

ESTUDIO DE VARIABILIDAD FOTOMÉTRICA EN ESTRELLAS DE TIPO  
T TAURI

FLAVIA VIRGINIA LOVOS

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación como parte  
de los requerimientos para la obtención del grado de Doctora en Astronomía de la  
UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA



Marzo 2019

Directora: Dra. Mercedes Gómez  
Colaborador: Dr. Javier Ahumada



Este trabajo se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución – No Comercial – Sin Obra Derivada 4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-nd/4.0/).

Flavia Virginia Lovos: *Estudio de variabilidad fotométrica en estrellas de tipo T Tauri*, FaMAF-UNC Marzo 2019

*Todos somos una parte insignificante pero importante de un todo  
del que todavía no tenemos conciencia.*

— *Frida Kahlo* — *Pintora mexicana (1907–1954)*.



— *Dedicado a Genaro y a mis padres...*  
*por estar infinitamente*



## RESUMEN

---

Las estrellas jóvenes de pre-secuencia principal de tipo T Tauri se dividen en dos subclases. Las CTTS (*classical T Tauri stars*) son las más jóvenes y activas, con edades del orden de unos pocos millones de años, poseen discos ricos en gas y polvo y evidencias observacionales de acreción de material del disco al objeto central. Las WTTS (*weak emission T Tauri stars*), con edades del orden de 10 millones años, en general no poseen evidencia observacional de la existencia de discos, o bien están asociadas a los llamados discos transicionales y/o residuales, en los que podrían estar formándose planetas. Las WTTS tendrían la edad adecuada para el inicio del proceso de formación planetaria de acuerdo a los modelos más aceptados en la actualidad.

Sin embargo, las T Tauri presentan algunos desafíos para la técnica clásica de detección de planetas extrasolares mediante tránsitos planetarios. Primero, las más cercanas se encuentran en regiones como Taurus o  $\rho$  Ophiuchi a 150 pc, por lo cual son relativamente débiles. Otro de los factores a considerar es que las T Tauri manifiestan diversas formas de variabilidad que, mayormente, se evidencian en sus curvas de luz. El objetivo fundamental de esta tesis doctoral es, por lo tanto, la profundización de nuestro entendimiento de la variabilidad de las estrellas de tipo T Tauri, como primer paso para comprender cómo ésta puede influir en la detectabilidad de potenciales embriones planetarios transitantes.

La parte central del trabajo de tesis doctoral presenta los resultados de dos programas observacionales llevados a cabo con los telescopios de 1.54 m de Bosque Alegre y de 2.15 m "Jorge Sahade" de CASLEO, y con ASH2 "Astrógrafo para el Hemisferio Sur 2" de CASLEO. Estos programas fueron diseñados para tratar de caracterizar la variabilidad fotométrica de estrellas de tipo T Tauri. Se presenta el análisis y la caracterización de variabilidad en distintas escalas temporales de todos los objetos en el campo de la región de formación estelar del proto-cúmulo de  $\rho$  Ophiuchi, y el monitoreo fotométrico de un grupo de estrellas T Tauri pertenecientes a regiones de formación estelar australes. En el caso de la región de  $\rho$  Ophiuchi se analiza la variabilidad de 29 estrellas jóvenes y 44 estrellas variables de campo. En total se caracteriza la variabilidad fotométrica de 52 T Tauri australes. Se analizan las dificultades que este tipo de variabilidades representa para la detección de embriones planetarios en estrellas en formación, y se indaga sobre la diversidad de los posibles orígenes físicos de las mismas. Entre los tipos de variabilidad observados, el más frecuente se debe a la presencia de manchas sobre la superficie estelar, así como otros relacionados con procesos de acreción y/o oscurecimiento por polvo en discos circunestelares.

## ABSTRACT

---

Young pre-main sequence stars of T Tauri type are classified into two sub-classes. The CTTS (classical T Tauri stars) are the youngest and most active, with ages of the order of a few million years. These stars have disks rich in gas and dust and show observational evidences of accretion of disk material onto the central object. The WTTS (weak emission T Tauri stars), with ages of the order of 10 million years, in general do not show observational evidence of disks. This type of young stars is associated with the so-called transitional and/or debris disks in which planets could be forming. Additionally, the WTTS would have appropriate ages for the beginning of the planetary formation process according to the currently most accepted models.

However, T Tauri stars offer some challenges for the classical techniques of extrasolar planets detection by means of planetary transits. First, they are relatively faint, since the closest ones are in star-forming regions like Taurus or  $\rho$  Ophiuchi at 150 pc. Another factor to be taken into account is that they have different types of variability that are mostly evident in their light curves. The main objective of this thesis is to improve our understanding of the variability of T Tauri stars, as a first step to learn how such variability may affect the detectability of transiting planetary embryos.

The central part of this thesis presents the results of two observational programs carried out with the 1.54-meter telescope at the Bosque Alegre, and the 2.15-meter "Jorge Sahade" telescope and the ASH2 "Astrograph for the Southern Hemisphere 2" telescope, at CASLEO. These programs were devised to characterize the photometric variability of T Tauri type stars. Particularly, an analysis and characterization of the variability in different temporal scales of all the objects in the field of the star-forming Ophiuchi proto-cluster and a photometric monitoring of a selected group of T Tauri stars belonging to Southern star-forming regions are presented. In the case of the Ophiuchi region, the variability of 29 young stars and 44 field variable stars are analyzed. In total, the photometric variability of 52 T Tauri stars is characterized. The difficulties that these types of variabilities impose for the detection of planetary embryos in young stars are analyzed, and the diversity of the possible physical causes for the variabilities are investigated. Among the types of variabilities, the most frequent are due to the presence of spots on the stellar surfaces, as well as others related to processes of accretion and/or darkening by dust in the circumstellar disks.



## AGRADECIMIENTOS

---

Primero me gustaría agradecer a mis directores y a mi comisión asesora, Mercedes y Javier principalmente, ya que sin su asesoramiento, predisposición y coordinación no hubiera podido finalizar este trabajo.

A los miembros del tribunal evaluador cuyos consejos y críticas sirvieron para mejorar este trabajo y para dar aliento a la etapa que viene. Les agradezco principalmente la calidez y humanidad de sus palabras.

A Romina que me permitió utilizar su programa FOTOMCC para realizar la fotometría. Y que además siempre estuvo a disposición por cualquier consulta o duda que surgiera, explicando con paciencia cada detalle.

A mi familia que a la distancia siempre tuvieron palabras de aliento y apoyo, estando presente en cada momento de mi vida. A mis papás por su amor incondicional, a mis hermanos por su compañerismo y enseñanzas y a mis nonitos por tenerme presente en cada momento. A todos ellos por mostrarme el camino del esfuerzo y el agradecimiento.

A Genaro quién supo contenerme y apoyarme en los momentos más complicados y me motivó para no bajar nunca los brazos. Gracias gordo por tu amor y compañerismo, te amo siempre.

A los chicos del Obse/Iate, especialmente Lechu, Lei, Carlita, Gai y Fede que estuvieron dándome aliento hasta último momento motivándome todos los días y mañoseándome otro poco.

A mis compañeros de oficina la mayor parte del doctorado, Huguito y Vir, por bancarse mis charlas con la computadora y otras tantas locuras.

A mis amigos de San Juan/Mendoza, principalmente Rose, Eli, Leo, Fabri y Lau que estuvieron desde el comienzo compartiendo todo y siendo parte de mi familia. Los quiero con el alma.

A mis queridas amigas de la pale, siempre locas, logrando hacerme reír y siendo parte de mi cable a tierra.

A los operadores de Bosque Alegre, Luisito y Ceci, que siempre tuvieron la mejor onda y predisposición, cumpliendo de manera excelente con su trabajo.

No quiero terminar estos agradecimientos sin mostrar mi gratitud a los Observatorios Nacionales de Bosque Alegre y al Complejo Astronómico el Leoncito, ya que la mayor parte de este trabajo fue realizada con datos tomados con el instrumental de los mismos. Principalmente me gustaría resaltar la calidad de los profesionales de nuestro país, que con tan poco hacen tanto.

Por último me gustaría resaltar que este trabajo fue realizado en el marco de una beca doctoral brindada por el Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas (CONICET) y llevado a cabo con recursos del Observatorio Astronómico de Córdoba (UNC).



# ÍNDICE GENERAL

---

INTRODUCCIÓN	1
<b>i ANTECEDENTES</b>	<b>3</b>
1 ESCENARIO DE FORMACIÓN DE ESTRELLAS DE MASA SOLAR Y MODELOS DE FORMACIÓN PLANETARIA	5
1.1 Escenario de Formación de Estrellas de Masa Solar	5
1.2 Estrellas T Tauri	7
1.2.1 Tipos de Excesos y Discos en Estrellas T Tauri Clásicas	9
1.2.2 Discos en estrellas de Clase III o WTTS	13
1.3 Discos <i>debris</i> o Discos de Escombros	16
1.4 Esquema Evolutivo de Discos Circunestelares	17
1.5 Modelos de Formación Planetaria	22
1.5.1 Modelo de Acreción del Núcleo	23
1.5.2 Modelo de Inestabilidad Gravitacional	27
2 ESTRELLAS T TAURI CON PLANETAS: PROPIEDADES DE ESTRELLAS Y PLANETAS	35
2.1 Introducción	35
2.2 Muestra seleccionada: planetas en estrellas jóvenes	35
2.2.1 Características de los objetos individuales	43
2.3 Características de estrellas T Tauri y planetas	54
2.3.1 Diagrama color-color $J-H$ vs. $H-K$	54
2.3.2 Planetas y discos en estrellas T Tauri	62
2.3.3 Planetas en estrellas T Tauri y en estrellas de secuencia principal	67
2.4 Planetas en estrellas jóvenes y modelos de formación planetaria	67
2.5 Planetas en cúmulos jóvenes	71
2.6 Resumen del capítulo 2	73
<b>ii VARIABILIDAD FOTOMÉTRICA DE ESTRELLAS JÓVENES</b>	<b>75</b>
3 OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS	77
3.1 Introducción	77
3.2 Telescopios e instrumental empleado	77
3.2.1 Telescopio ASH2, Complejo Astronómico El LEONCITO (CASLEO)	77
3.2.2 Telescopio Jorge Sahade, (CASLEO)	78
3.2.3 Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA)	78
3.3 Reducción de datos	78
3.4 Fotometría diferencial en campos de $\rho$ Oph	79
3.4.1 El <i>software</i> DIAPL	80
3.4.2 Identificación de variables en DIAPL	81
3.4.3 Procedimiento de búsqueda de estrellas de comparación y FOTOM_DIAPL	82
3.5 Fotometría diferencial de objetos individuales	84

3.6	Bases de datos usadas	85
4	VARIABILIDAD DE ESTRELLAS T TAURI PERTENECIENTES A LA REGIÓN DE FORMACIÓN ESTELAR AUSTRAL DE $\rho$ OPHIUCHI	87
4.1	Introducción	87
4.2	La región de $\rho$ Ophiuchi	87
4.3	Observaciones de $\rho$ Ophiuchi con ASH2	91
4.4	Variabilidad estelar en $\rho$ Ophiuchi	92
4.4.1	Antecedentes	92
4.4.2	Variables identificadas con ASH2 en $\rho$ Ophiuchi	96
4.4.3	Estrellas variables jóvenes en $\rho$ Ophiuchi 1	107
4.4.4	Estrellas variables jóvenes en $\rho$ Ophiuchi 2	131
4.5	Síntesis del Capítulo 4	139
5	MONITOREO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS ESTELARES JÓVENES EN REGIONES DE FORMACIÓN ESTELAR AUSTRALES	149
5.1	Introducción	149
5.2	Muestra seleccionada y datos disponibles para cada objeto	149
5.2.1	ROXs 42B	153
5.2.2	ROXs 42C	154
5.2.3	RXJ1608.6–3922	156
5.2.4	K2-33	160
5.2.5	CVSO 30	161
5.2.6	Nuevas estrellas T Tauri en Orión	165
5.3	Resumen	188
6	ANÁLISIS DE VARIABILIDAD FOTOMÉTRICA EN ESTRELLAS JÓVENES: CAPÍTULOS 4 Y 5	193
6.1	Introducción	193
6.2	Antecedentes	193
6.2.1	<i>Dippers</i>	193
6.2.2	<i>Bursters</i>	197
6.2.3	Estocásticas	199
6.2.4	Variables de largo período	199
6.2.5	Manchas	199
6.2.6	Binarias eclipsantes	200
6.2.7	Variables multi-periódicas	201
6.2.8	<i>Scallop-shell</i>	201
6.3	Clasificación de las curvas de las T Tauri de los Capítulos 4 y 5	202
6.4	Comentarios finales	214
iii	CARACTERIZACIÓN DE MANCHAS EN WTTS	217
7	PROPIEDADES DE MANCHAS EN WTTS	219
7.1	Introducción	219
7.2	Antecedentes de manchas en WTTS	219
7.3	Modelado de curvas de luz de WTTS con manchas	227
7.3.1	El código VARTOOLS	227
7.3.2	Muestra seleccionada	232
7.4	Características de las manchas frías en las WTTS	239
7.5	Síntesis del capítulo	246

8	EFFECTO DE MANCHAS FRÍAS EN EL PERFIL DEL TRÁNSITO DE PROTO—PLANETAS EN ESTRELLAS JÓVENES DE TIPO WTTS	255
8.1	Introducción	255
8.2	Código empleado y parámetros característicos	255
8.2.1	El código SOAP-T	255
8.2.2	Parámetros estelares, planetarios y de las manchas	256
8.3	Perfil de tránsito y mancha sin oscurecimiento hacia el limbo estelar	257
8.4	Perfil de tránsito y mancha con oscurecimiento hacia el limbo estelar	259
8.5	Perfil del tránsito con la inclusión de más de una mancha	261
8.6	Síntesis del capítulo	266
	RESULTADOS Y CONCLUSIONES GENERALES	269
	RESULTADOS Y CONCLUSIONES	271
	PERSPECTIVAS FUTURAS	274
iv	APÉNDICE	275
A	<i>scripts</i> IMPLEMENTADOS PARA LA REALIZACIÓN DE LA FOTOMETRÍA	277
A.1	<i>Script</i> FOTOM_DIAPL.CL	277
A.2	<i>Script</i> FOT_3.CL	280
A.3	<i>Script</i> COMPA_MEDIA.SH	283
B	PROGRAMAS EMPLEADOS PARA LA BÚSQUEDA DE PERÍODOS	285
B.1	Periodograma Lomb-Scargle generalizado	286
B.2	PERIOD 04	287
C	VARIABLES DE CAMPO DE LA REGIÓN DE $\rho$ OPHIUCHI	291
	BIBLIOGRAFÍA	319
	ÍNDICE DE FIGURAS	363
	ÍNDICE DE TABLAS	382



## INTRODUCCIÓN

---

Diversas evidencias observacionales y modelos teóricos indican que el tiempo de formación planetaria en discos alrededor de estrellas jóvenes de tipo solar es del orden de unos pocos a diez millones de años (Pollack et al., 1996; Haisch et al., 2001a; Hernández et al., 2007b; Mordasini et al., 2012). Las estrellas de pre-secuencia principal de tipo solar se clasifican en dos sub-grupos: las llamadas CTTS (*classic T Tauri stars*) y las WTTS (*weak emission T Tauri star*). En particular, éstas últimas poseen, en promedio, edades del orden de diez millones de años. Algunas de estas estrellas poseen discos o anillos que se asemejan al cinturón de Kuiper del sistema solar, conocidos como discos de tipo *debris*, de desechos o escombros (Espaillat et al., 2014), los cuales contrastan en gran medida con los discos primigenios o protoplanetarios, ricos en gas y polvo interestelar, principalmente asociados a las CTTS más jóvenes que tienen, en promedio, edades del orden del millón de años. El esquema evolutivo actual (Williams & Cieza, 2011) apunta a las WTTS como los objetos en los que buscar evidencia de la formación de planetas, ya que el material primigenio del disco ya habría sido procesado, en parte consumido en la formación de planetas o protoplanetas, en tanto que el resto estaría en forma de anillos circunestelares de escombros o desechos.

Las WTTS presentan, sin embargo, algunos desafíos para las técnicas clásicas de detección de planetas extrasolares, es decir, usando velocidades radiales de alta precisión, tránsitos planetarios e imagen directa. Primero, las más cercanas se encuentran en regiones como Taurus o  $\rho$  Ophiuchus a 150 pc, por lo que son relativamente débiles. Otro de los factores a considerar es que poseen manchas frías de origen magnético sobre la superficie que producen variabilidad (Bouvier & Bertout, 1989; Herbst et al., 1994; Grankin et al., 2008; Lanza et al., 2016) que, en algunos casos, pueden mimetizar el efecto que, sobre las velocidades radiales o en la curva de luz, podría producir un cuerpo planetario en órbita alrededor de la WTTS (ver, por ejemplo Huélamo et al. 2008).

El objetivo principal de esta tesis es el de profundizar y expandir nuestro entendimiento acerca de la variabilidad general de las estrellas T Tauri, como primer paso para comprender cómo dicha variabilidad podría influir en la detectabilidad de potenciales planetas, en particular de planetas transitantes. Al día de la fecha se pueden encontrar en la literatura un puñado de estos planetas, no siempre confirmados, y en gran medida de naturaleza controvertida o cuestionada (van Eyken et al., 2012; Ciardi et al., 2015). La detección, confirmación y el estudio de un número significativo de tales planetas constituirán un gran aporte a la comprensión de los modelos de formación planetaria.

El capítulo 1 provee una descripción del escenario de formación de las estrellas de tipo T Tauri, de los modelos de formación planetaria y de evolución de los discos circunestelares. El capítulo 2 presenta un análisis global de los planetas en estrellas jóvenes conocidos a la fecha. En el capítulo 3 se describen las observaciones y el proceso de reducción de los datos. En el capítulo 4 se presenta el estudio de la variabilidad estelar en la región de  $\rho$  Ophiuchi y, en el 5, el de estrellas jóve-

nes seleccionadas pertenecientes a varias regiones de formación estelar australes. En el capítulo 6 se describen los diferentes tipos de variabilidad fotométrica en las estrellas T Tauri y se analizan y clasifican las curvas presentadas en los capítulos 4 y 5.

De los resultados obtenidos en los capítulos anteriores se encuentra que el tipo de variabilidad más favorable para la búsqueda de planetas por la técnica de tránsitos corresponde a la modulación rotacional por manchas generalmente observadas en objetos WTTS. Por lo tanto, en el capítulo 7 se presenta el análisis y modelado del efecto de las manchas en las curvas de luz de las WTTS, en tanto que en capítulo 8 se analiza el perfil del tránsito planetario en una estrella con mancha/s como las que se esperan en una estrella WTTS. Finalmente se sintetizan las principales contribuciones de este trabajo.



Parte I

ANTECEDENTES



## ESCENARIO DE FORMACIÓN DE ESTRELLAS DE MASA SOLAR Y MODELOS DE FORMACIÓN PLANETARIA

---

### 1.1 ESCENARIO DE FORMACIÓN DE ESTRELLAS DE MASA SOLAR

Las estrellas se forman en nubes moleculares, constituidas principalmente por hidrógeno molecular ( $H_2$ ). Se estima que el 99 % de la masa de estas nubes es gaseosa en tanto que sólo el 1 % está formada por granos de polvo o minerales tales como silicatos. Estas nubes presentan un perfil jerárquico en densidad, el cual incluye regiones de alta densidad, los denominados núcleos moleculares densos, con densidades de  $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$ , temperaturas de 10 K y dimensiones típicas de 0.1 pc (Benson & Myers, 1989; Myers et al., 1991; Myers, 1998). Es justamente en estos núcleos densos donde se forman las estrellas.

Durante sus primeras etapas las estrellas poseen material circunestelar en forma de envoltantes y/o discos y, por lo tanto, muestran excesos de emisión en la región espectral del infrarrojo. Lada (1987) propuso un esquema evolutivo para las estrellas de masa solar basado en la forma de sus distribuciones espectrales de energía (SED) el cual contemplaba tres clases o etapas. En años subsiguientes se introdujo una nueva clase, de manera que el esquema actual incluye cuatro clases, los objetos de clase 0, I, II y III (Shu & Adams, 1987; Adams et al., 1987; Andre et al., 1993). La Figura 1 presenta este esquema evolutivo de pre-secuencia principal para estrellas de masa solar.

Los objetos de clase 0 son detectados en longitudes de onda mayores que 20  $\mu\text{m}$ . Sus SED emiten mayormente en el infrarrojo lejano (FIR, de sus siglas en inglés) hasta la región submilimétrica del espectro electromagnético. Poseen máximos alrededor de 100  $\mu\text{m}$  y pueden ser representadas por un cuerpo negro de temperatura extremadamente baja, entre 20 y 30 K. Se encuentran rodeados por densas envoltantes de gas y polvo que contienen mayor cantidad de masa que el propio centro proto-estelar. Poseen perfiles de línea en diversos trazadores de alta densidad (tales como: CS,  $C^{18}O$ ,  $NH_3$ , etc.) con una asimetría característica<sup>1</sup> que justamente indica una etapa de fuerte colapso gravitacional (Mardones et al., 1997; Evans, 1999). Simultáneamente los objetos de clase 0 poseen flujos bipolares moleculares altamente colimados y energéticos (Bachiller & Cernicharo, 1990). Estos objetos poseen edades de  $10^4$  años.

La clase I está constituida por objetos que se encuentran incrustados o embebidos en la nube madre pero que sin embargo son detectados en 2  $\mu\text{m}$ . Sus SED emiten mayormente en el infrarrojo medio (MIR) y en el FIR, y presentan máximos en las regiones del sub-milimétrico e FIR del espectro, evidenciando la presencia de grandes excesos infrarrojos y una clara absorción en 9.7  $\mu\text{m}$  debido al silicato interestelar. La principal componente es la envoltante, aunque es de menor masa que la de los objetos de clase 0. Poseen, además, un disco incipiente que alcanzará

<sup>1</sup> Perfiles con una absorción central y dos picos en emisión. Aquel corrido hacia el rojo es menos intenso que el correspondiente al azul. En la literatura esto se conoce como *self-absorbed profile*.

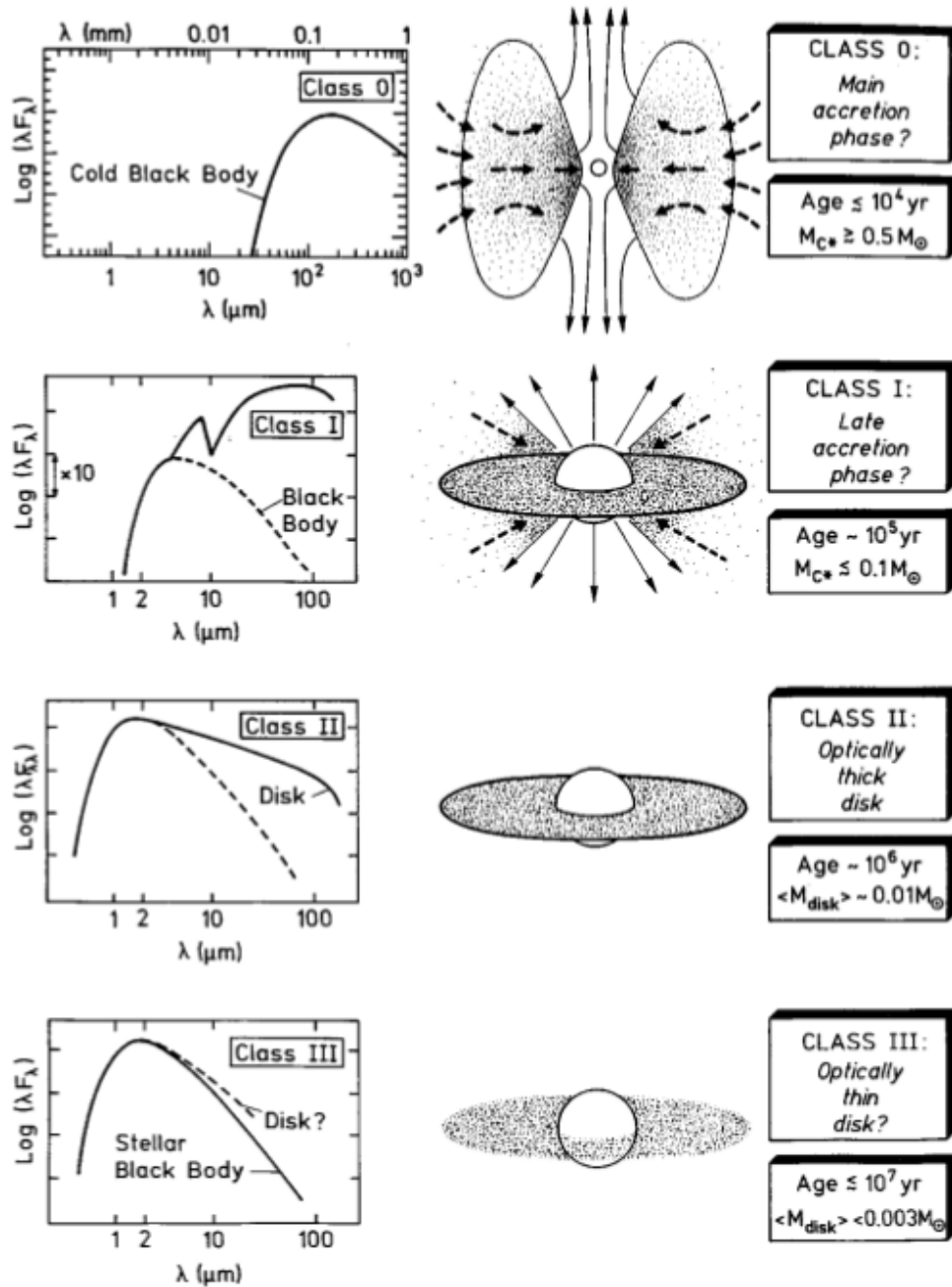


Figura 1: Esquema evolutivo de pre-secuencia principal de estrellas de baja masa (Bachiller, 1996).

su máximo desarrollo en los objetos de clase II. Tanto la envoltura como el disco transfieren masa al objeto central y, por lo tanto, se dice que se encuentra en estado de acreción. Están asociados con flujos moleculares bipolares y/o jets estelares. En general, estos son menos energéticos y presentan un grado de colimación menor que en los objetos de clase 0.

De acuerdo con el escenario más aceptado, el jet de la incipiente protoestrella comienza a limpiar su nube progenitora, empujando y barriendo el material circundante dando lugar a los flujos bipolares moleculares. En la etapa inicial están muy colimados (en la clase 0), pero luego tienden a perder esta colimación a medida que interactúan con la nube circundante. Por otra parte, los jets disipan parte de la envolvente generando cavidades bipolares en las mismas, haciendo posible que fotones infrarrojos escapen y puedan ser detectados. Los objetos de esta clase tienen edades del orden de  $10^5$  años.

Los objetos de clase II resultan observables en el óptico y evidencian características típicas de las estrellas T Tauri clásicas. Sus SED presentan picos en la región del visible o del infrarrojo cercano (NIR) con claros excesos no sólo en el infrarrojo, sino también en la región ultravioleta (UV) y óptica del espectro. Los primeros son atribuibles a la presencia de discos circunestelares de gas y polvo<sup>2</sup> mientras que los excesos UV/óptico son considerados evidencia de transferencia de masa (acreción) del disco al objeto central (Lynden-Bell & Pringle, 1974). Los objetos de clase II poseen edades del orden de  $10^6$  años.

La clase III corresponde a la etapa que precede inmediatamente a la secuencia principal. Los objetos de esta clase evidencian características típicas de estrellas T Tauri con emisión débil. Sus SED presentan picos en la región del NIR u óptico del espectro donde no se observan excesos significativos, por lo que pueden ser representadas por cuerpos negros de una determinada temperatura y difícilmente pueden diferenciarse de una estrella de secuencia principal. Por otro lado, las WTTS son fuertes emisoras en rayos X en comparación con estas últimas, propiedad muchas veces utilizada para su identificación (Walter et al., 1988; Wichmann et al., 1996). Los objetos de clase III poseen edades del orden de  $10^7$  años.

## 1.2 ESTRELLAS T TAURI

Las estrellas T Tauri son estrellas de pre-secuencia principal de baja masa,  $M_* \lesssim 3 M_{\odot}$ , y tipos espectrales F–M (o  $T_{\text{eff}}$  entre 7000 y 3000 K). Se las divide en dos grandes grupos: CTTS (*classical T Tauri stars*) y WTTS (*weak emission T Tauri stars*). Históricamente la distinción entre ambos grupos se basa en el ancho equivalente (EW, por sus siglas en inglés) de la línea  $H_{\alpha}$  en emisión (Strom et al., 1989). Las CTTS muestran fuerte emisión en  $H_{\alpha}$  con un  $\text{EW} > 10 \text{ \AA}$ , y presentan grandes excesos IR. En cambio, las WTTS exhiben una línea de  $H_{\alpha}$  con emisión débil y  $\text{EW} < 10 \text{ \AA}$  (Bertout, 1989). Dentro del esquema de la Figura 1 las CTTS se corresponden con los objetos de clase II y las WTTS con los de clase III.

La Figura 2 muestra los espectros ópticos y las correspondientes SED de cuatro estrellas T Tauri (Bertout, 1989). El panel superior de esta figura evidencia una variedad de características espectrales que van desde estrellas CTTS extremas, tales como DR Tau, sin rasgos fotosféricos y numerosas líneas en emisión (He I, Ca II, Ti II, Fe II), además de las líneas de Balmer, hasta las propiedades espectrales de TAP 57, una WTTS, la cual se corresponde con la de una estrella normal de tipo espectral tardío. La profundidad de las líneas fotosféricas decrece, desde las WTTS,

<sup>2</sup> Si bien, en masa, la fracción del polvo es mucho menor que la del gas (relación de 1 a 100, para el medio interestelar), es el polvo el que produce los excesos tanto en el infrarrojo como en la región milimétrica del espectro.

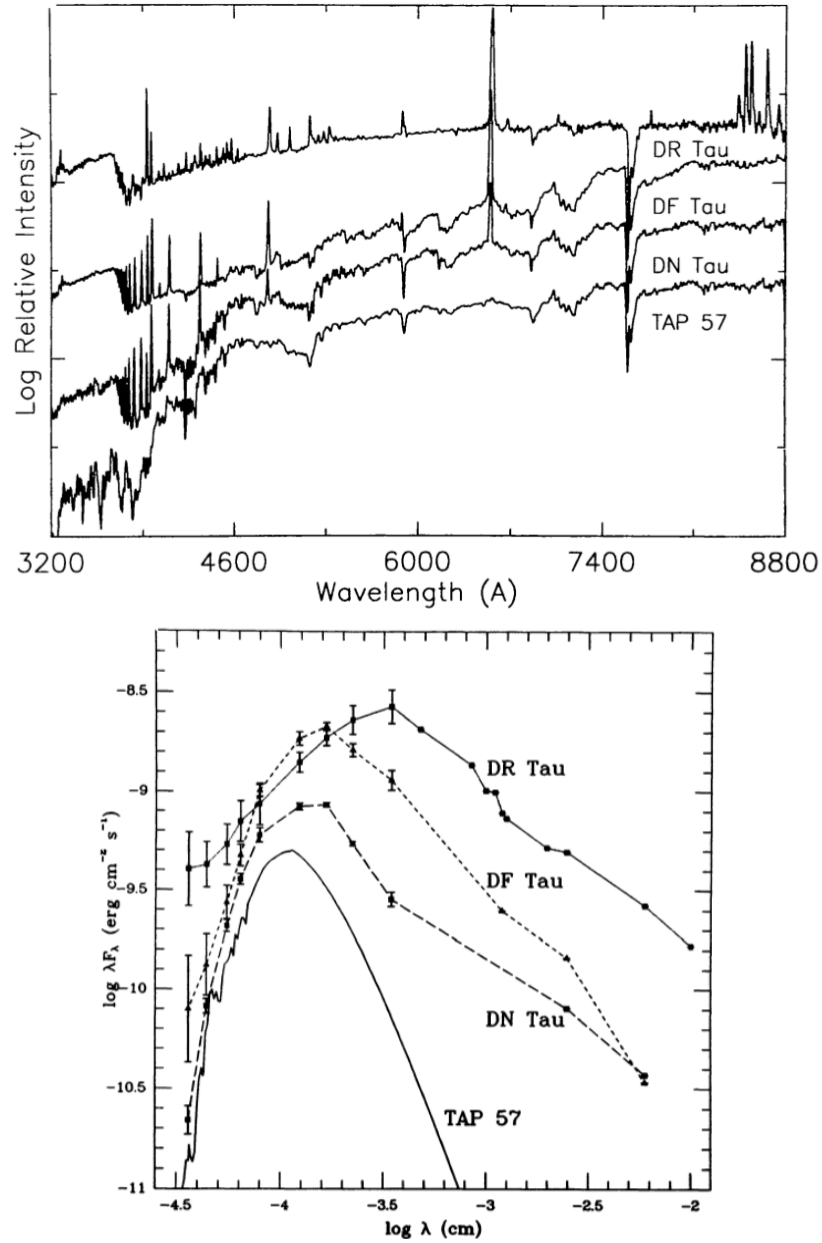


Figura 2: Espectros ópticos (panel superior) y SED (panel inferior) típicos para estrellas T Tauri (Bertout, 1989).

en este caso TAP 57, a las CTTS extremas, aquí DR Tau. Cuando las líneas espectrales tienen menor profundidad que las correspondientes a fotosferas normales del mismo tipo espectral, se dice que los espectros están “velados”.

Una característica espectral que distingue a todas las estrellas T Tauri (clásicas y con emisión débil) es la presencia de la línea del litio en 6707 Å, considerada

un indicador indiscutible de juventud<sup>3</sup>. Esta línea puede apreciarse en todos los espectros del panel superior de la Figura 2.

El panel inferior de la Figura 2 también muestra que los objetos con mayores excesos infrarrojos (DR Tau, en este caso) son, además, los que poseen los mayores excesos en el UV/óptico. Los primeros son atribuidos a la presencia de discos circunestelares de gas y polvo. El polvo circunestelar es el que reprocessa la luz estelar, re-emitiéndola en longitudes de onda más largas o del infrarrojo. Los excesos ultravioleta/óptico son considerados como evidencia de transferencia de masa (acreción) entre el disco y el objeto central. Básicamente, el material debe caer hacia un objeto central que rota a una velocidad de algunos pocos a algunas decenas de km/seg desde un disco en rotación kepleriana con velocidad del orden de cientos de km/seg (Hartmann et al., 1986; Artemenko et al., 2012; Hartmann et al., 2016). Se libera entonces una gran cantidad de energía que produce los excesos en el UV/óptico observados, además del velado de las líneas espectrales.

### 1.2.1 Tipos de Excesos y Discos en Estrellas T Tauri Clásicas

#### *Excesos Infrarrojos*

En sus primeras etapas de evolución las estrellas se encuentran rodeadas de un entorno complejo que las oscurece en las longitudes de ondas del óptico. A medida que evolucionan, fotones de la incipiente estrella barren el material de la nube progenitora, principalmente en la zona polar, permitiendo que la joven estrella pueda ser observada en el infrarrojo cercano y en el óptico (ver Figura 1). Esta etapa muestra tres componentes: la estrella joven, el disco circunestelar y la envoltura, los dos últimos compuestos de gas y polvo. Eventualmente, la envoltura se disipa, y la emisión es dominada por el sistema estrella-disco.

Los discos proto-planetarios en estrellas T Tauri clásicas son discos primigenios. Esta denominación hace referencia al hecho de que la relación masa de gas/masa de polvo es similar a la interestelar ( $\sim 100$ ) y su composición química también es similar a la del medio interestelar. Estos discos poseen masas entre  $0.001$  y  $0.1 M_{\odot}$ , con una mediana de  $0.01 M_{\odot}$ , valor del orden del de la nebulosa solar primigenia (Beckwith et al., 1990; Osterloh & Beckwith, 1995). Por lo tanto poseen suficiente masas para formar sistemas planetarios como el solar.

Los excesos infrarrojos pueden ser reproducidos por el disco de gas y polvo alrededor del objeto central. Los fotones emitidos por la estrella central son absorbidos y remitidos en longitudes de onda más largas por los granos del polvo en el disco, lo cual produce excesos de emisión en la región infrarroja del espectro. Un disco plano produce excesos moderados en tanto que un disco curvado o en forma de alas de mariposa puede producir excesos mayores (Kenyon & Hartmann, 1987; Chiang & Goldreich, 1997). Esta geometría permite que el disco capture una porción significativa de la radiación estelar en radios grandes donde el disco está

<sup>3</sup> El Li se quema a temperaturas de unos pocos millones de K, motivo por el cual no se observa Li en estrellas de secuencia principal de baja masa, ya que la convección en estas estrellas hace que todo este elemento se destruya al entrar en contacto con las temperaturas nucleares del orden de  $10^7$  K. La detección de Li en el espectro de una estrella es, por lo tanto, considerado un indicador confiable de juventud ya que las corrientes convectivas no han tenido tiempo de ponerlo en contacto con las temperaturas nucleares y por ende aún no ha sido destruido.

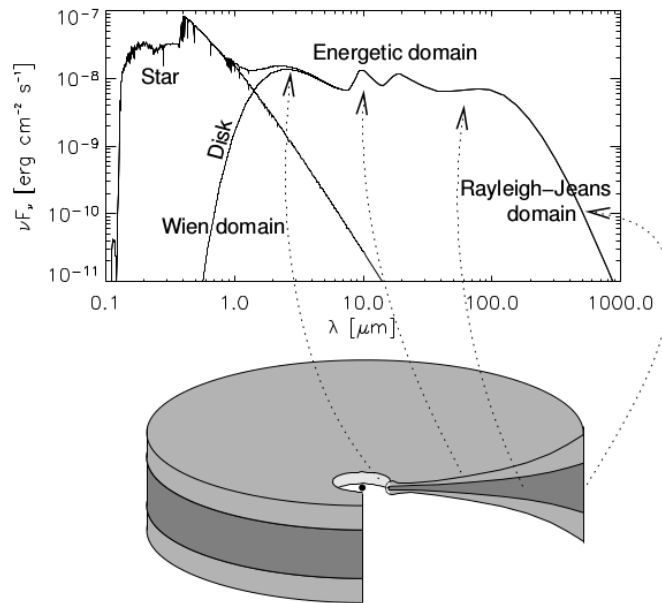


Figura 3: Esquema representativo de la SED de un disco curvado según [Dullemond et al. \(2007\)](#). Las flechas indican la distancia radial de donde proviene, preferentemente, la emisión del disco correspondiente a distintas longitudes de onda: el infrarrojo cercano de la parte interna, el medio de la zona central y el submilimétrico de la parte externa de disco.

más frío, aumentando así la emisión en el infrarrojo medio y lejano y en la región submilimétrica. La Figura 3 muestra, en forma esquemática, la contribución de las distintas distancias radiales de un disco curvado a la SED.

#### *Excesos Ultravioleta y Velado de las Líneas Espectrales*

Como se mencionó en las secciones anteriores las distribuciones espectrales de energía de los objetos de Clase II o estrellas T Tauri clásicas evidencian excesos de energía (con respecto al nivel fotosférico) también en longitudes de onda corta y/o en la región ultravioleta del espectro. Por otra parte estas estrellas jóvenes tienen espectros con líneas espectrales con profundidades menores a las de estrellas de secuencia principal del mismo tipo espectral. Este efecto, como también se mencionó antes, se conoce como *veiling* o velado de las líneas espectrales (ver Figura 2). En general se acepta que el efecto de *veiling* es originado por una fuente de emisión continua que se suma al espectro estelar. Esta fuente de emisión provendría de la acreción de material del disco hacia la estrella central. La medición o determinación del *veiling* permite estimar la tasa de acreción de masa del disco hacia la estrella central ([Hartigan et al., 1995](#); [Gullbring et al., 1998](#); [Gahm et al., 2008](#)).

Para explicar la transferencia de masa del disco hacia la estrella se han propuesto dos escenarios. El de “*boundary layer*” (o capa/zona de transición) y el de la “*acreción magnetosférica*”. A continuación se destacan las características principales de cada uno de ellos.



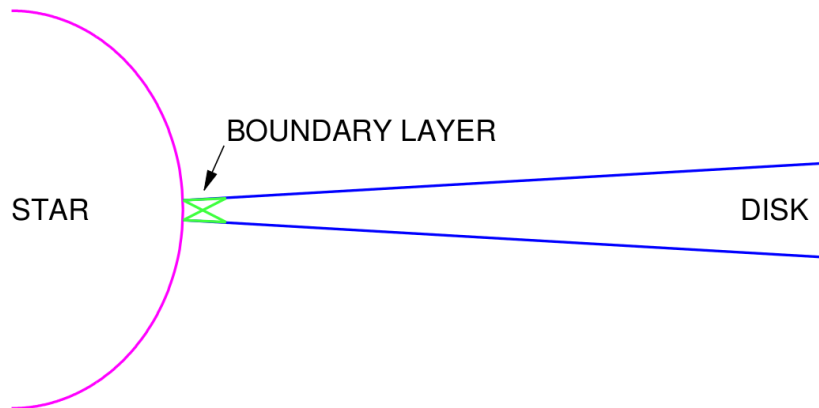


Figura 4: Representación esquemática del modelo de *boundary layer*, extraído de [Kenyon \(1999\)](#).

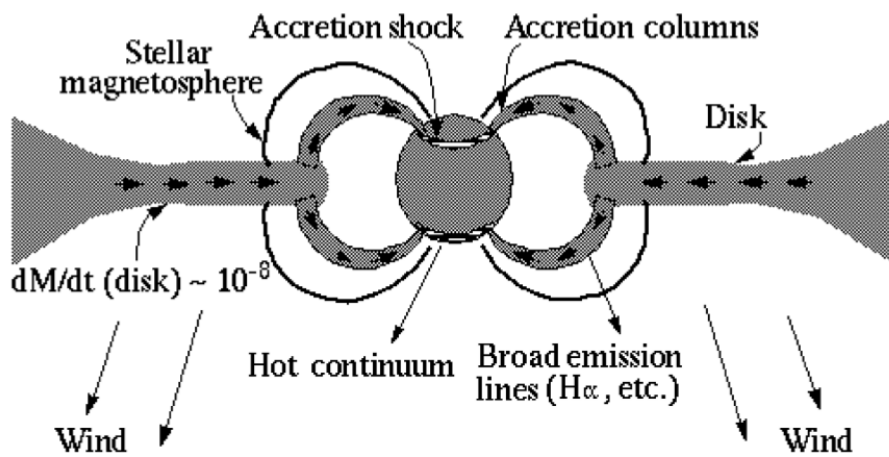


Figura 5: Representación esquemática del modelo de Acreción Magnética, extraído de [Hartmann \(1997\)](#).

La *boundary layer* es una zona de transición entre el disco y la estrella ([Pringle, 1977](#); [Papaloizou & Stanley, 1986](#); [Hartmann & Kenyon, 1990](#); [Bertout et al., 1993](#);

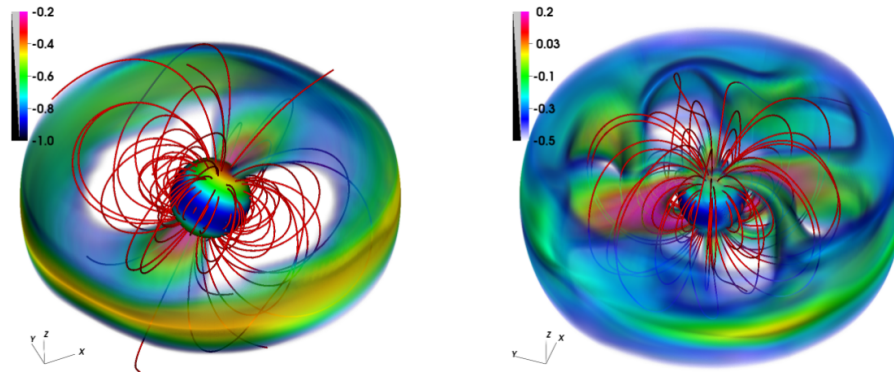


Figura 6: Modelo de Acreción Magnetosférica, extraído de [Kurosawa & Romanova \(2013\)](#).

[Godon, 1996](#); [Rekowski & Froehlich, 1997](#)). El material del disco, como se dijo, rota con velocidades Keplerianas ( $\sim$  cientos de km/seg) en tanto que la estrella central tiene velocidades de rotación de unos pocos a algunas decenas km/seg. Al caer sobre la fotosfera, el material del disco libera energía que produce los excesos en el IR y el *veiling* de las líneas espectrales. La Figura 4 muestra un esquema de este modelo. Sin embargo, este escenario es físicamente poco realista, motivo por el cual fue necesaria la introducción de otro modelo, conocido como *modelo de acreción magnética*, en el cual juegan un papel predominante los campos magnéticos ([Koenigl, 1991](#); [Shu et al., 1994](#); [Muzerolle et al., 1998](#); [Bouvier et al., 1999](#); [Donati et al., 2008](#)). Este modelo se basa en el hecho de que las estrellas T Tauri son objetos rotantes con envolventes convectivas, lo cual produce una magnetósfera. Esta magnetósfera interactúa con el campo magnético del disco, como resultado de lo cual el disco se trunca a una distancia de unos pocos radios estelares de la superficie de la estrella. La acreción del disco hacia la estrella se produce cuando el material del disco de acreción es conducido por las columnas de acreción magnética sobre la estrella. En la región de impacto sobre la superficie estelar se producen manchas brillantes o calientes (de mayor temperatura que la de la fotosfera circundante), dando origen a la emisión continua caliente que, entre otros efectos, produce el *veiling* y los excesos en el UV en las estrellas T Tauri clásicas. Además el material magnetofotosférico emite líneas de emisión anchas a medida que cae a lo largo de las columnas de acreción. La Figura 5 muestra esquemáticamente este modelo.

La Figura 6 muestra el modelo de la acreción magnetosférica para dos situaciones, desarrollado por [Kurosawa & Romanova \(2013\)](#). La acreción se produce desde el borde interno del disco hacia una estrella T Tauri con campos magnéticos. El panel izquierdo muestra una situación estacionaria con dos flujos polares. El panel

derecho corresponde a un régimen inestable con múltiples flujos. Como se mencionó en el párrafo anterior, el modelo de acreción magnética permite explicar los excesos UV en las SED y el *veiling* en las líneas espectrales. La Figura 6 muestra otra característica de las CTTS que es explicada por este modelo: la presencia de manchas calientes en la zona polar de la estrella.

### 1.2.2 Discos en estrellas de Clase III o WTTS

De acuerdo con lo mencionado en secciones previas, se observa que, entre la población de estrellas T Tauri, las más jóvenes (las CTTS, con edades de  $\sim 1 \times 10^6$  años) presentan discos primordiales ricos en gas y polvo que muestran fuertes excesos en el infrarrojo cercano en sus SED; sin embargo, a una edad de  $\sim 10 \times 10^6$  años, las WTTS en general no presentan evidencia observacional de discos o bien sus SED muestran excesos infrarrojos muy débiles, posiblemente debido a la presencia de discos residuales.

En las últimas décadas, con la puesta en marcha del telescopio Spitzer se llevaron a cabo distintos relevamientos de regiones de formación estelar cercanas con el objetivo de determinar la frecuencia de discos en estrellas de tipo WTTS y el estado de evolución de los mismos. Por dichos trabajos se sabe que los discos residuales no son comunes entre las WTTS (Padgett et al., 2006; Cieza et al., 2007; Wahhaj et al., 2010; Manoj et al., 2011).

Padgett et al. (2006) encontraron que un 6% (5 de 83) de las WTTS estudiadas en las cercanías de regiones de formación estelar (tales como Ophiuchus, Lupus, Chamaeleon y Taurus) presentan niveles detectables de exceso de emisión entre 3.6 y 70  $\mu\text{m}$ , lo que indicaría la presencia de polvo a distancias que van desde unas pocas décimas de UA hasta algunas decenas de UA. Estas WTTS yacen en las vecindades de regiones de formación estelar, en general fuera de los límites de las nubes moleculares. Por el contrario, Cieza et al. (2007) analizaron WTTS que yacen dentro de las propias nubes encontrando que sólo el 20% de un total de 230 WTTS observadas poseían excesos entre 3.6 y 8  $\mu\text{m}$ . Además, estos autores remarcaron que las SED del 20% que poseen excesos eran muy variadas, llegando a la conclusión que éstas no representan un grupo homogéneo.

Por otra parte, en cuanto a la evolución temporal de los discos, se ha observado que en escalas de  $5\text{--}10 \times 10^6$  años se detectan discos con un déficit significativo de flujo en el infrarrojo cercano y medio (2 – 20  $\mu\text{m}$ ), pero con excesos más allá de los 20  $\mu\text{m}$ , lo que indica que existe un vaciamiento del disco interno (Strom et al., 1989; Hillenbrand, 2005). Más recientemente Muzerolle et al. (2010), de acuerdo a un estudio realizado con datos de Spitzer, encuentran que existe un decaimiento de la fracción de discos observados en NIR con la edad, y que este resultado se corresponde con un aumento en la frecuencia de discos evolucionados que emiten en MIR. En la Figura 7 se muestran dos gráficos extraídos del trabajo de Muzerolle et al. (2010) donde se observa esta tendencia. Algunos de estos discos han sido, más recientemente, denominados “discos de transición” y son aquéllos que han experimentado un notable agotamiento del material en la parte interna del mismo. Este agotamiento de polvo en la parte interna de los discos probablemente esté relacionado con la formación de partículas más grandes en el período del inicio de la formación planetaria (Sargent et al., 2009; Ricci et al., 2010). La imagen que

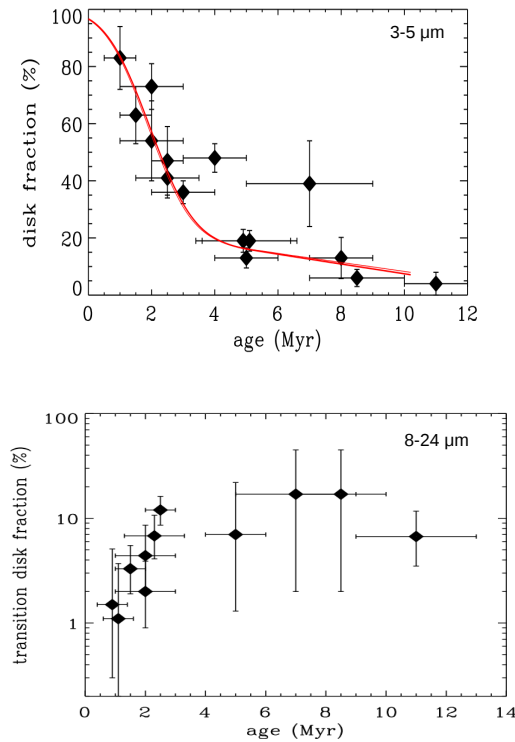


Figura 7: En el panel superior se observa que la fracción de discos observados en 3–5  $\mu\text{m}$  disminuye considerablemente a una edad de  $\sim 4\text{--}6 \times 10^6$  años. En el panel inferior se observa un aumento en el número de discos observado en 8–24  $\mu\text{m}$  para edades de más de  $\sim 3\text{--}4 \times 10^6$  años. Diagramas tomados de [Muzerolle et al. \(2010\)](#).

emerge es, entonces, la de una transición gradual en las propiedades de los discos de las estrellas T Tauri clásicas a las débiles.

Recientemente [Espaillat et al. \(2014\)](#) han propuesto un esquema que intenta explicar las diferentes morfologías de las SED observadas en las WTTS; en el mismo se relacionan las diferentes SED con un proceso evolutivo de los discos. La Figura 8 reproduce este esquema, que consta de tres clases o tipos de discos evolucionados:

- 1 Discos evolucionados completos (panel superior de la Figura 8): Estos son discos que presentan excesos de emisión en todas las longitudes de ondas del infrarrojo de forma continua. Sin embargo esta emisión es significativamente menor que aquella que presentan los discos asociados a las CTTS. En la Figura 8 se indica con línea discontinua la SED de un disco promedio para las CTTS en Taurus. El exceso de emisión en la región del NIR está dominado por la pared interna del disco que se corresponde con el radio de sublimación del polvo.
- 2 Discos pre-transicionales (panel del medio de la Figura 8): Estos discos muestran excesos significativos en el NIR (similares al promedio de las estrellas más jóvenes en Taurus), mientras que en la región del MIR presentan una depresión o déficit de emisión hasta aproximadamente los 20  $\mu\text{m}$ . A partir de esta longitud de onda evidencian excesos sustanciales nuevamente. Esto

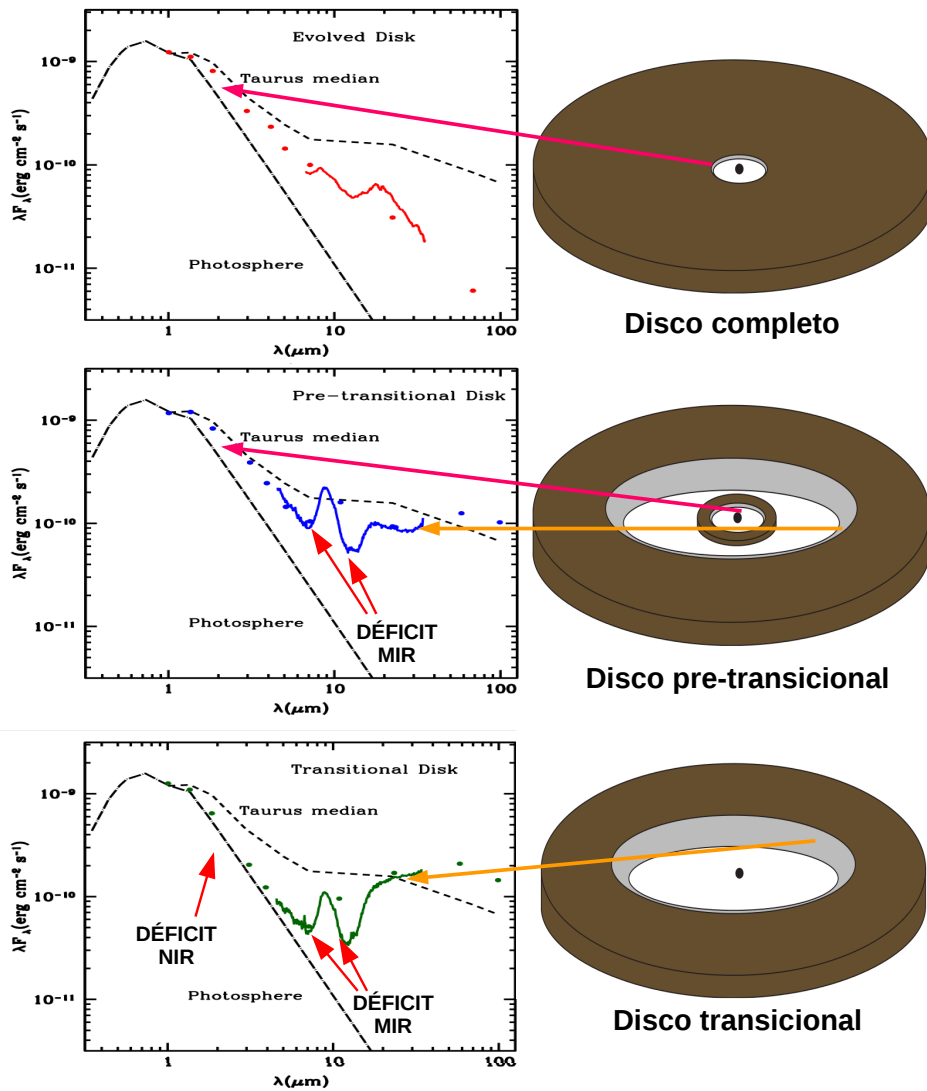


Figura 8: Esquemas de [Espaillat et al. \(2014\)](#) de tipos de discos de acuerdo a la morfología de las SED. Paneles superiores SED de un disco evolucionado (RECX 11), paneles medios de un disco pre-transicional (LkCa 15) y un disco transicional (GM Aur), paneles inferiores. Los paneles del lado izquierdo muestran las SEDs y los del lado derecho el esquema de la forma del disco correspondiente. En líneas punto-discontinuas se muestra la fotosfera estelar a modo de comparación. En líneas discontinuas se muestra la mediana de las SEDs de los discos primordiales de las CTTS en Taurus. Notar que un disco completo evolucionado (paneles superiores) tiene menos emisión en todas las longitudes de onda, un disco pre-transicional (paneles medios) posee un déficit de emisión en MIR (5–20  $\mu$ m), pero evidencia emisión en el NIR (1–5  $\mu$ m) y en longitudes de onda más largas, y un disco transicional (paneles inferiores) tiene un déficit de emisión en el NIR y MIR, y la emisión se observa en longitudes de onda más largas.

sugiere que se trata de discos donde el disco interno y externo (ambos ópticamente gruesos) se encuentran separados por un *gap* o anillo desprovisto de material. En este sentido el exceso en NIR está dominado por la emisión de la pared interna del disco interno directamente iluminada por la estrella, el déficit en MIR se debe al anillo vacío de material, y por último el aumento en emisión más allá del MIR se produce por la pared del disco externo, la cual irradia la iluminación que le llega desde la estrella (esta iluminación llega ensombrecida por la presencia del disco interno que hace de obstáculo).

- 3 Discos Transicionales (panel inferior de la Figura 8): Por último, las SED de estos discos no presentan excesos ni en el NIR ni en el MIR. Los excesos comienzan más allá de los 20  $\mu\text{m}$  y son comparables a los de un disco primordial. Se cree que el polvo caliente ha sido removido de las partes internas del disco mostrando la estructura de un gran hueco interno con un radio mucho mayor al radio de sublimación del polvo. El pico de emisión que se observa entre los 20 y 30  $\mu\text{m}$  se debe a que la pared interior del disco está directamente iluminada por la estrella dominando la emisión en esa región del espectro.

### 1.3 DISCOS *debris* O DISCOS DE ESCOMBROS

En la década de 1980 el satélite infrarrojo IRAS observó un grupo de estrellas brillantes de secuencia principal con edades del orden de  $10^8$ – $10^9$  años que mostraban emisión en el infrarrojo por encima de lo que se esperaría para la fotosfera de una estrella normal (Backman & Paresce, 1993). A este grupo se lo denominó estrellas de tipo Vega, porque fue justamente la estrella Vega ( $\alpha$  Lyrae) uno de los primeros objetos de este tipo que se observó. Otras estrellas conocidas que también pertenecen al grupo son:  $\beta$  Pictoris, Fomalhaut ( $\alpha$  Piscis Austrini) y  $\epsilon$  Eridani (Gillett, 1986).

Se cree que, de manera análoga a lo sucedido en el Sistema Solar, los discos de las estrellas de tipo Vega han procesado el material primigenio que componía al disco dando lugar a la formación de planetas y de otros cuerpos rocosos de diversos tamaños, desde unos pocos metros hasta cientos de kilómetros. Estos cuerpos colisionaron entre sí, liberando grandes cantidades de granos de polvo. Estas partículas de polvo de segunda generación serían las responsables de reprocesar la radiación de la estrella central produciendo los excesos en emisión en el infrarrojo observados en las estrellas de tipo Vega (Backman & Paresce, 1993; Wyatt, 2008). Surgió así la idea de los discos *debris* o de escombros, o de análogos al Cinturón de Kuiper. En la actualidad se dispone de imágenes de alta calidad de algunos de estos discos. La Figura 9 muestra algunos de ellos.

La masa de los discos *debris* es un parámetro incierto y difícil de determinar. Las distintas técnicas de observación son sensibles a distintos tamaños de granos de polvo; por ejemplo, las observaciones en el submilimétrico y milimétrico son sensibles a partículas de polvo con dimensiones entre 1  $\mu\text{m}$  y 1 mm, determinando un valor para la masa de estos discos entre 0.03–300  $M_{\text{Luna}}$ , lo cual constituye una cota inferior a la masa total. Tampoco es conocida con exactitud la relación gas/polvo en este tipo de discos, aunque se sabe que es menor que la del medio

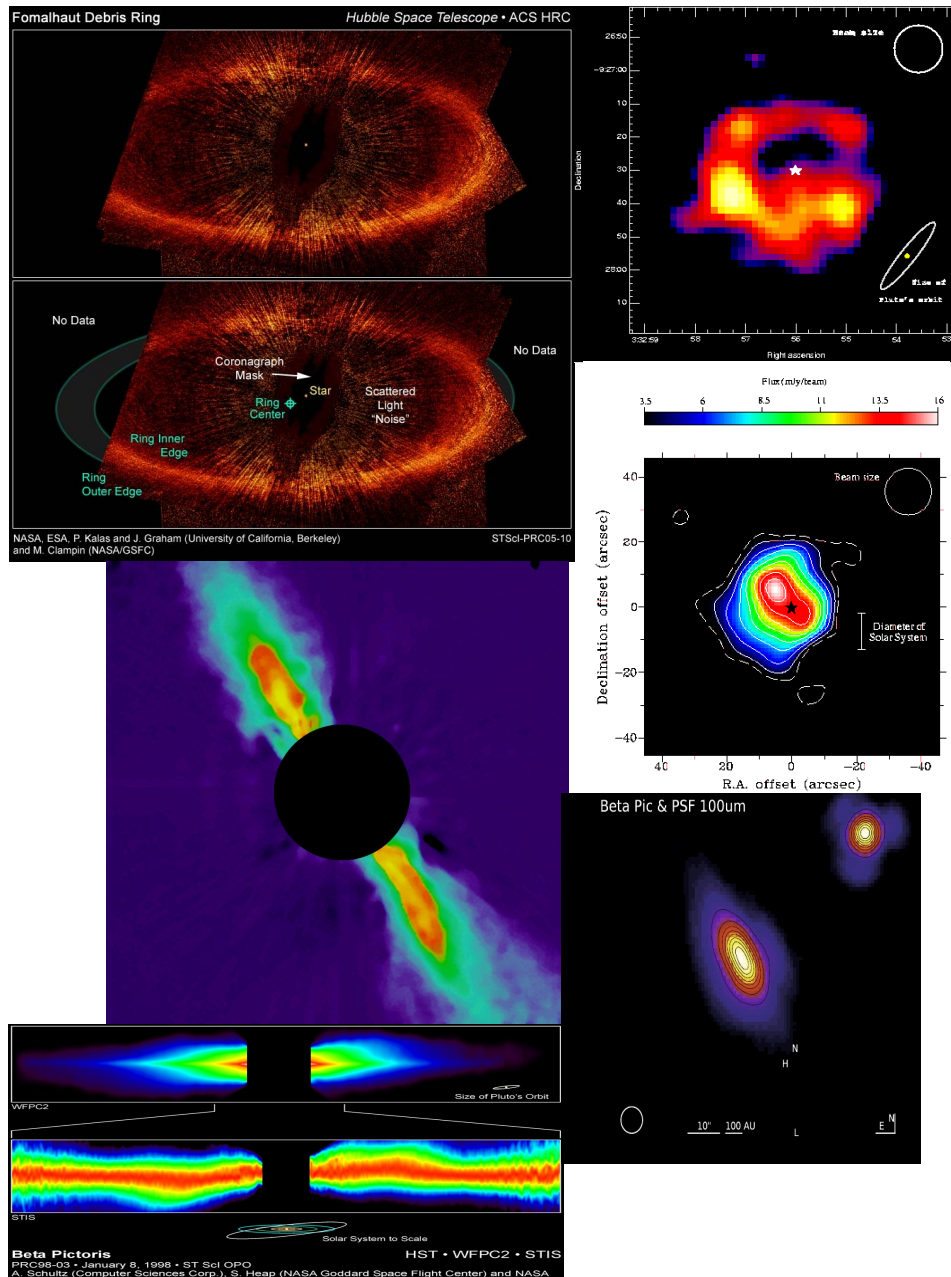


Figura 9: Discos de escombros en algunas estrellas de tipo Vega más conocidas. Imágenes extraídas de la web: <http://w.astro.berkeley.edu/kalas/disksite/pages/gallery.html>

interestelar. Actualmente se manejan valores inferiores a 0.1–10 para la relación gas/polvo en los discos *debris* (Zuckerman, 2001; Jura, 2004; Chen, 2006; Chen et al., 2007).

#### 1.4 ESQUEMA EVOLUTIVO DE DISCOS CIRCUNESTELARES

El estudio de los procesos físicos que producen la evolución de los discos circunestelares, desde primordiales a sistemas planetarios maduros, es crucial para nuestra comprensión de la formación planetaria. En esta sección se presenta el esquema

evolutivo de los discos circunestelares, más aceptado actualmente, propuesto por [Williams & Cieza \(2011\)](#), que considera los efectos que el proceso de formación planetaria imprime sobre los mismos, forzando una reestructuración completa de los discos a medida que la formación planetaria avanza. Así, por ejemplo, el material primigenio de los discos jóvenes ricos en gas y con una relación masa de gas a masa de polvo igual a la del medio interestelar (i.e., 100/1), será completamente procesado haciendo que los discos pasen de ópticamente gruesos a ópticamente delgados, formándose cuerpos de tamaños y masas planetarias. En la siguiente sección se considerarán los modelos o escenarios actuales de formación planetaria propiamente dichos. La Figura 10 muestra un esquema evolutivo completo de los discos circunestelares tomado de [Williams & Cieza \(2011\)](#). A continuación se resumen cada una de las etapas mostradas en el esquema.

**DISCO CURVADO MASIVO:** En una etapa muy temprana de la evolución, como se discutió antes, el disco transfiere masa a través de la acreción de materia hacia la estrella central. Esto hace que el disco disminuya paulatinamente su masa. Por otra parte, se cree que el proceso de fotoevaporación debido a la emisión ultravioleta del objeto central trunca el borde externo del disco, acotando su extensión a un tamaño de cientos de UA. Durante esta etapa el objeto central sería clasificado como CTTS basado en la presencia de indicadores de acreción.

**DISCO CON SEDIMENTACIÓN:** Los granos crecen en tamaño formando cuerpos más grandes que se asientan en el plano medio del disco donde, a su vez, pueden formar rocas y planetesimales. Por consiguiente, el disco inicialmente constituido por partículas pequeñas, más extendido o curvado en la dirección vertical, se vuelve más plano.

**DISCO CON HUECO INTERNO:** A medida que disminuye la masa del disco por la acreción, también lo hace la propia tasa de acreción de masa, porque el disco externo no es capaz de reabastecer al disco interno con material. Además, aumenta la producción de fotones más energéticos por parte de la estrella central. Estos fotones son capaces de penetrar el disco interno y la fotoevaporación se hace importante, formándose un agujero interno de unas pocas UA de radio en el disco. Una vez que este agujero interior se ha formado, los fotones energéticos impactan sobre la pared interior del disco y la tasa de fotoevaporación aumenta más, impidiendo que cualquier material del disco externo fluya dentro del agujero interno. Esto detiene la acreción de masa del disco a la estrella y da como resultado la transición entre la fase de CTTS y la etapa de WTTS.

**DISIPACIÓN DEL DISCO:** Una vez evaporado el resto del gas, la dinámica de las partículas sólidas está dominada por los efectos de la radiación. Los granos más pequeños son rápidamente expulsados por la presión de radiación, y aquellos ligeramente más grandes caen en espiral hacia la estrella debido al efecto Poynting-Robertson, evaporándose cuando alcanzan el radio de sublimación del polvo. El gas del disco es disipado o acretado por los embriones planetarios. Este proceso no sólo produce la formación de los planetas sino que también da lugar a la formación de cuerpos de diversos tamaños (planetesimales), los que muchas veces no



alcanzan a unirse para formar objetos más grandes; son estos sub-productos del proceso de formación planetaria los que luego dan origen a los discos *debris*.

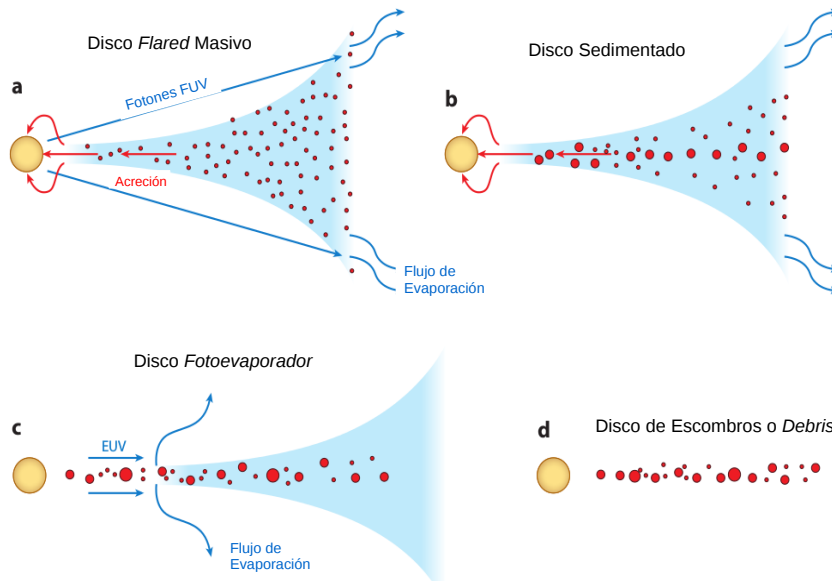


Figura 10: En los cuatro paneles, en color celeste se indica la distribución del gas, y en marrón la del polvo. Panel *a*: En las primeras etapas de la evolución, el disco transfiere parte de su masa a la estrella central. Al mismo tiempo la radiación ultravioleta de la propia estrella produce un efecto de fotoevaporación de la parte externa del disco, limitando su extensión. Panel *b*: Casi en forma simultánea los granos de polvo crecen en tamaño y se asientan en el plano medio del disco. Panel *c*: Cesa la acreción de masa del disco a la estrella, disminuye la masa del mismo. La radiación ultravioleta de la estrella aumenta produciendo un efecto de fotoevaporación más intenso y un agujero en la parte interna del disco. El disco externo ya no transfiere masa a la parte interna del mismo, y rápidamente se disipa desde el interior hacia el exterior. Panel *d*: Una vez que el gas residual es fotoevaporado, las partículas pequeñas de polvo son expulsadas ya sea mediante el efecto de la presión de la radiación estelar o por el llamado efecto Poynting-Robertson que hace que las mismas caigan a la estrella central y/o sean sublimadas al llegar al radio de sublimación (Williams & Cieza, 2011).

#### DISCOS OBSERVADOS CON ALMA

En los últimos años el *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA) ha provisto de las imágenes más impresionantes y de gran resolución de discos protoplanetarios que evidencian con todo detalle sus estructuras, sugiriendo que en los mismos se están formando planetas.

*HL Tauri*

HL Tau es una CTTS joven con una edad de  $1-2 \times 10^6$  años y de masa estimada de  $0.55 M_{\odot}$ , su tipo espectral  $K5 \pm 1$  y pertenece a la nube molecular de Taurus-Auriga (Welch et al., 2000; Salyk et al., 2013). Recientemente, ALMA Partnership et al. (2015), mediante observaciones del continuo en las bandas de 2.9 mm, 1.3 mm y 0.87 mm, presentaron imágenes del disco protoplanetario de HL Tau revelando por primera vez una notable morfología compuesta por un patrón de siete anillos brillantes y oscuros. En la Figura 11 se muestra una imagen del disco, en la que se puede observar la estructura bien definida de las lagunas (gaps) oscuras (definidas como  $D_{1...7}$ ) y anillos brillantes ( $B_{1...7}$ ).

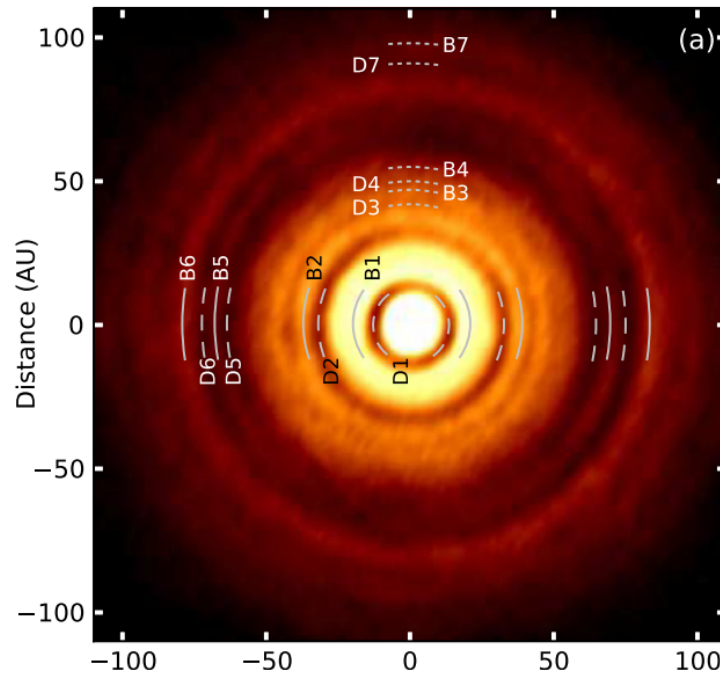


Figura 11: Imagen en 1.0 mm del disco protoplanetario de HL Tauri (ALMA Partnership et al., 2015). Los anillos brillantes están representados por  $B_{1...7}$  y los anillos oscuros por  $D_{1...7}$ .

Estos autores determinan que el polvo es ópticamente grueso en el centro como en los anillos brillantes, mientras que en los anillos oscuros (que no están completamente desprovistos de material) encuentran evidencia de crecimiento del polvo. Por otro lado, observan un aumento en las excentricidades de los anillos con el radio y detectan que muchos de los anillos oscuros se encuentran en resonancia, lo que sugiere que estos anillos oscuros son lagunas de baja densidad en el disco originados posiblemente a partir del proceso de formación planetaria.

*HD 163296*

HD 163296 es una estrella de pre-secuencia principal de tipo Herbig Ae/Be con una masa estimada de  $\sim 2.3 M_{\odot}$  y una edad de unos  $5 \times 10^6$  años (Montesinos

et al., 2009). Isella et al. (2016) publicaron una imagen en el continuo en 1.3 mm, obtenida con ALMA. La Figura 12 muestra esta imagen en la cual se evidencia una estructura de anillos en su disco. Esta estructura en el continuo del polvo se presenta como tres pares de anillos elípticos de baja y alta luminosidad. Los tres anillos oscuros son uno interno a 60 UA, uno medio a 100 UA y uno externo a 160 UA. Se supone que estos anillos oscuros representan lagunas desprovistas de polvo. Además estos autores obtienen datos de la emisión molecular en tres isótopos de CO, los cuales muestran que los dos anillos más externos tienen una densidad reducida de gas. Esto no ocurre en el anillo más interno. El vaciamiento o agujero de los dos anillos más externos resulta consistente con la existencia de perturbaciones gravitatorias causadas por dos planetas con masas de Saturno.

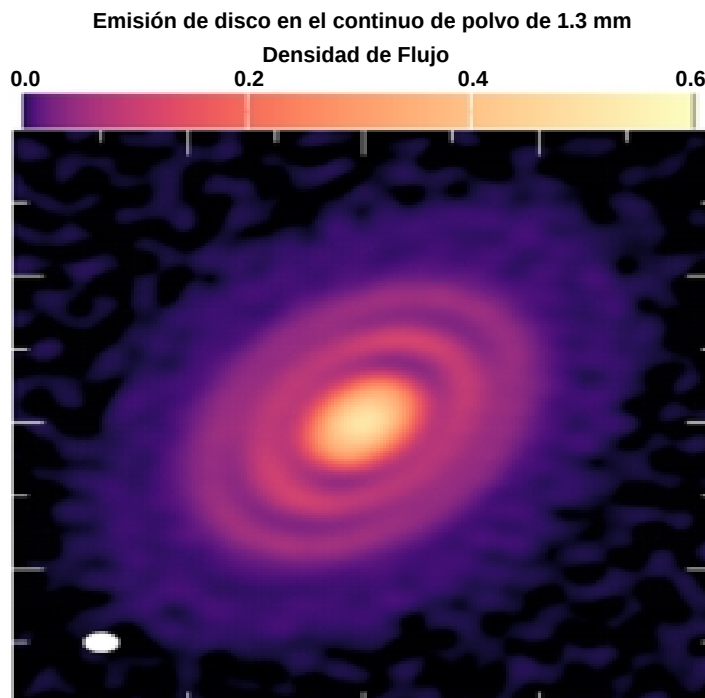


Figura 12: HD 163296: Emisión del disco en el continuo de polvo de 1.3 mm. Imagen tomada de Isella et al. (2016).

### *TW Hydrae*

TW Hya es una T Tauri de  $0.69 M_{\odot}$  con una edad estimada del orden de los 10 millones de años (Herczeg & Hillenbrand, 2014). A diferencia de los otros discos protoplanetarios observados por ALMA, el caso de TW Hya es el más favorecido por su cercanía con la Tierra (54 pc, van Leeuwen 2007). Andrews et al. (2016) detectan en el continuo a  $870 \mu\text{m}$  una serie de anillos oscuros angostos (1–6 UA) y zonas brillantes con un contraste de 5–30%, los cuales no podrían observarse con tal detalle y nivel de definición de no estar tan próximos. Adicionalmente estos autores encuentran evidencias del procesamiento del polvo en el disco con una población de partículas de mayor tamaño del orden de los centímetros o más grandes.

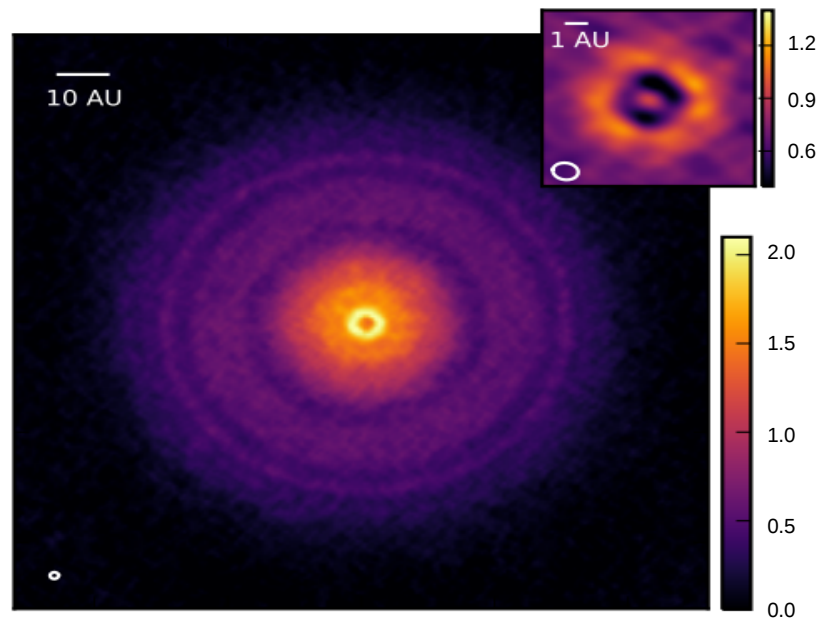


Figura 13: Imagen en  $870\ \mu\text{m}$  obtenida por ALMA del disco en TW Hya. El recuadro en el extremo superior derecho muestra un *zoom* de la parte central (10.8 UA). Los colores se corresponden con la escala de brillo superficial relativo indicada a la derecha. Imagen tomada de [Andrews et al. \(2016\)](#).

La Figura 13 muestra el disco y su estructura de anillos hasta una distancia de 60 UA, vistos desde el polo. El disco interno incluye un anillo brillante a 2.4 UA y un anillo oscuro a 1 UA. El disco externo muestra anillos oscuros a 22, 37 y 43 UA de la estrella central, separados por zonas extendidas brillantes. Estas concentraciones de polvo se asocian con zonas de mayor densidad cuya caída radial hacia la estrella central ha sido frenada por variaciones locales en la presión del gas. En particular, el anillo oscuro a 1 UA podría deberse a la interacción del material del disco con un planeta joven, más específicamente una super-Tierra.

### 1.5 MODELOS DE FORMACIÓN PLANETARIA

El proceso de formación planetaria involucra el estudio de fenómenos físicos que ocurren dentro de una escala de tamaño de 13 órdenes de magnitud: desde el tamaño típico del polvo interestelar ( $\sim 0.5\ \mu\text{m}$ ), al de un planeta como la Tierra ( $\sim 5000\ \text{km}$ ). En masa, el efecto de crecimiento es aún más llamativo, cubriendo 36 órdenes de magnitud: desde  $6 \times 10^{-9}\ \text{g}$  (masa típica de un grano de polvo) a  $6 \times 10^{27}\ \text{g}$ , la masa de un planeta como la Tierra. Todo esto debe ocurrir en una escala de tiempo, al menos para la formación de los planetas gigantes que requieren de la presencia de gas en el disco, inferior a  $10 \times 10^6$  años ([Haisch et al., 2001a](#); [Hernández et al., 2007b](#)). Entonces el desafío presentado para formar cuerpos tan grandes partiendo de partículas tan diminutas es enorme.

A continuación se delinearán los modelos de formación planetaria más conocidos con el propósito de proporcionar un panorama general. Para ello se introduce el concepto de *Línea del Hielo*. En el caso del Sistema Solar, la temperatura disminuye de forma progresiva con la distancia al Sol. Existe una circunferencia imaginaria en el disco, llamada “línea del hielo”, tal que en su interior los materiales con bajo punto de fusión (como el agua) se evaporan, y sólo permanecen otros, como los metales y los silicatos. Más lejos de ella, la temperatura es lo suficientemente baja como para que el hielo permanezca estable. En cercanías de la línea del hielo se acumula mucho material, ya que los granos que la atraviesan en dirección hacia el exterior del disco se empapan del hielo evaporado alrededor de la línea del hielo y de los que la atraviesan hacia el interior se desprenden de la capa de agua helada que los envuelve.

El primer modelo, llamado de “Acreción de Núcleos” (*Core Accretion*), ha sido desarrollado por distintos autores (Pollack et al., 1996; Ida & Lin, 2004; Hubickyj et al., 2005; Johnson & Li, 2012; Mordasini et al., 2012). Este modelo es de tipo jerárquico (de las escalas menores a las mayores) ya que postula la formación de planetas a partir de crecimiento de las partículas de polvo en el disco protoplanetario. Además el modelo de acreción del núcleo se produce de abajo hacia arriba, inicialmente en forma lenta y luego más rápido. El segundo modelo, de “Inestabilidad del Disco” (*Disk Inestability*) ha sido principalmente propuesto por Boss (1997, 1998, 2003, 2006), con la contribución de algunos otros autores (Youdin & Shu, 2002; Rafikov, 2005; Durisen et al., 2007). El mismo plantea la formación de planetas a través del colapso gravitacional del gas en el disco protoplanetario, mediante la fragmentación de un disco que posee un tamaño considerablemente mayor al de los planetas. Por otra parte, también se dice que este proceso se produce de arriba hacia abajo ya que, inicialmente, la formación del embrión planetario es muy rápida, y luego lentamente va barriendo y acretando planetesimales que se encuentran en el disco. El tercer modelo es un híbrido de los dos anteriores, donde la acreción de núcleos es acelerada por inestabilidades del disco (Klahr & Bodenheimer, 2003; Durisen et al., 2007).

### 1.5.1 Modelo de Acreción del Núcleo

#### *Formación de núcleos sólidos y de envolvente gaseosa*

El modelo de acreción de núcleos se basa en una combinación de acreción de planetesimales y acumulación gravitatoria del gas circundante. De acuerdo a este escenario, las etapas iniciales de crecimiento del planeta son idénticas tanto para planetas gigantes gaseosos como para los terrestres. En un principio, el polvo se asienta en el plano medio del disco y se aglomera en planetesimales de aproximadamente 1 km como mínimo. Estos continúan creciendo y aumentando su tamaño mediante colisiones inelásticas de a pares, formando así proto-planetas o embriones planetarios. Finalmente, los embriones planetarios más masivos acretan planetesimales más pequeños y gas circundante. Este modelo presenta algunas variantes, de las que aquí se considera aquella más ampliamente aceptada en la literatura.

**ETAPA I: DEL POLVO A LOS PLANETESIMALES** Los planetas se forman en los discos protoplanetarios primordiales. Estos discos son ricos en gas, con una relación gas/polvo presumiblemente similar a la del medio interestelar (100:1). Los granos de polvo son pequeños, con tamaños típicos submilimétricos, por lo que el crecimiento de los mismos es necesario para que comience la formación de cuerpos de mayor tamaño como los planetesimales, del orden de 1 km. En esta etapa los granos de polvo constituyen un enjambre de partículas que están acopladas al gas.

Cuanto menor es el tamaño de las partículas, menores son sus velocidades. Así, por ejemplo, para partículas con tamaños del orden 1 mm a 1 cm, las velocidades van desde alrededor de 0.1 a 10 m/s. La velocidad máxima se encuentra alrededor de un tamaño de 1 metro, donde pueden alcanzarse velocidades de 100 m/s. Para velocidades relativamente bajas (de 0.1 a 10 m/s) el proceso de aglutinamiento mediante colisiones de a pares es muy eficiente, y el crecimiento de las partículas es impulsado por el movimiento browniano de las mismas. Cuando los granos alcanzan tamaños del orden del centímetro comienzan a desacoplarse del gas, el cual orbita a velocidades sub-keplerianas debido al gradiente vertical de presión en el disco. Los granos de polvo “sienten” el arrastre del gas por la diferencia de velocidades y su movimiento orbital en el disco alrededor de la estrella central. Esto los lleva a sedimentar hacia el plano medio, creciendo a través de colisiones de a pares a lo largo del camino. Una vez en el plano medio, la densidad de los granos de polvo es mucho mayor, por lo que el crecimiento de los granos puede avanzar más rápidamente.

Sin embargo, cuando los cuerpos alcanzan tamaños del orden del metro comienzan a surgir algunos inconvenientes. Como se mencionó antes, a medida que el objeto va creciendo, se desacopla cada vez más del gas y ya no se mueve bajo la influencia del disco gaseoso; sin embargo, éste le genera una fuerza de fricción. Dicha fricción disminuye la velocidad orbital del objeto, le produce un efecto de arrastre en la dirección radial y hace que éste comience a caer en espiral hacia la estrella central. Si los objetos tienen tamaños del orden de aproximadamente 10–100 m su inercia es suficiente como para que el decaimiento sea lento, pero cuando los objetos son del orden de 1 m, el tiempo de caída es muy corto, menor a 100 años a una distancia de 1 UA. Los granos deben ganar rápidamente masa para resistir a la corriente radial antes de caer en la propia estrella. Por otro lado, las velocidades radiales grandes hacen que las colisiones de objetos de tamaño de 1 m sean más propensas a provocar la fragmentación que el crecimiento. Así, el gran problema de este mecanismo de formación es que no puede explicar cómo se forman los objetos de mayor tamaño si los más pequeños, de alrededor de 1 m, deberían caer todos a la estrella central. Este problema es conocido como la “barrera del metro”.

En este caso (la barrera del metro), como en otros en Astrofísica, se recurre a la turbulencia, la cual podría ayudar en el proceso de aglutinamiento concentrando el material en burbujas de mayor tamaño, superando el obstáculo del metro. Si bien no está claro el mecanismo mediante el cual se supera esta barrera, los cuerpos continúan su proceso de crecimiento, y cuando alcanzan el tamaño de 1 km ya están prácticamente desacoplados del gas y su dinámica está gobernada, principalmente, por las fuerzas de atracción gravitatoria más que por el gas. En esta

fase de la formación planetaria se habla de un “crecimiento ordenado” que tiende a igualar el tamaño de los cuerpos. Es corriente en la literatura el término *pebbles*, que podríamos traducir como “piedras”, para referirse a cuerpos de tamaños de cm a metros, y planetesimales para objetos de kilómetros (hasta aproximadamente 100 km). La formación de planetesimales ocurre en una escala temporal del orden de  $10^4$  años.

**ETAPA II: DE LOS PLANETESIMALES A LOS EMBRIONES PLANETARIOS** Al llegar al tamaño de 1 km, y mientras el gas se encuentra aún presente en el disco, las excentricidades de las órbitas de los planetesimales se amortiguan debido a la fricción con el mismo y, por lo tanto, las velocidades relativas entre los planetesimales se mantienen relativamente bajas. Mientras esto ocurre, aquellos cuerpos que son un poco más grandes que los de tamaño típico, aumentan su sección eficaz de captura gracias al efecto de enfoque gravitatorio, mediante el cual enfocan las trayectorias de los cuerpos que pasan en las cercanías, aumentando la probabilidad de colisiones, y por ende incrementando sus tasas de acreción de masa. En este momento la tasa de acreción crece como  $M^{4/3}$ , dando lugar a una etapa denominada crecimiento explosivo o descontrolado (del inglés *runaway growth*). En este régimen de crecimiento los cuerpos más grandes crecen más rápidamente que los cuerpos más pequeños. Por lo tanto, un planetesimal con una masa incluso ligeramente mayor que sus vecinos se descontrolará y se convertirá en el cuerpo dominante en su vecindario. El crecimiento explosivo se mantiene hasta que se alcanzan a formar cuerpos con un diámetro de 1000 km. La escala de tiempo para la formación de estos embriones es de  $10^5$  años.

El embrión en crecimiento orbita alrededor de la estrella central dentro de un enjambre de planetesimales. A medida que el embrión viaja a través del enjambre, choca con estos planetesimales, añadiendo el material de los mismos. La tasa de crecimiento no es tan fuertemente dependiente de su masa, y en lugar de mostrar el crecimiento descontrolado característico de la fase explosiva, experimentan un crecimiento convergente. Es decir, los embriones suelen tener una masa similar a la de los embriones vecinos, aunque mucho más grandes que los planetesimales todavía presentes. En general hay pocos cuerpos de gran tamaño inmersos en un enjambre de cuerpos de tamaños menores. Los cuerpos grandes perturban gravitatoriamente a los planetesimales de menor tamaño que se encuentran cerca y así las velocidades de los cuerpos con mayor tamaño se ven reducidas en tanto que la de los pequeños se incrementan por la fricción dinámica. Debido al aumento en las velocidades de los planetesimales más pequeños, el enfoque gravitatorio disminuye y el crecimiento de los objetos grandes se desacelera. En este momento la tasa de acreción es proporcional a  $M^{2/3}$ . Sin embargo, los cuerpos mayores continúan creciendo manteniendo una separación característica entre ellos. Esta fase de crecimiento se denomina de crecimiento oligárquico ya que son unos pocos los cuerpos que dominan la dinámica del sistema, con tasas de crecimiento reducidas y con un aumento de las interacciones entre embriones vecinos. Se forman así los llamados “embriones planetarios”.

**ETAPA III: DE LOS EMBRIONES PLANETARIOS A LOS PLANETAS TERRESTRES** Durante el régimen “oligárquico” aparecen zonas del disco dominadas por gran-

des embriones planetarios. El espaciamiento entre los embriones es también grande (10 radios de Hill<sup>4</sup>), porque de lo contrario colisionarían entre sí. Estos embriones planetarios siguen acumulando los planetesimales circundantes hasta que han barrido todo en su trayectoria, creando la llamada “zona de alimentación” del embrión. La masa final, luego de limpiar de planetesimales la zona de alimentación, se denomina “masa de aislamiento”, la cual depende de la densidad superficial de sólidos y de su semieje orbital. Se forman así núcleos sólidos.

**ETAPA IV: DE LOS NÚCLEOS SÓLIDOS A LOS PLANETAS GIGANTES** En el modelo de acreción de núcleos, un núcleo sólido de 10 masas terrestres se forma rápidamente (en aproximadamente  $10^6$  años), antes de la disipación del gas del disco, es decir, durante los primeros 10 millones de años. Esto ocurre más fácilmente más allá de la línea del hielo, donde la masa de aislamiento excede la masa crítica y la formación de planetas gigantes es más probable. En la parte externa del disco los hielos puede sobrevivir, por lo cual más núcleos sólidos pueden alcanzar las 10 masas terrestres en alrededor de un millón de años.

El núcleo sólido acreta el gas circundante. Esta acumulación comienza cuando la energía potencial gravitatoria del núcleo excede a la energía térmica del gas. Al comienzo esta acreción es lenta permitiendo que la envoltente se encuentre en un estado de equilibrio hidrostático (es decir, la presión del gas debida al calentamiento es equilibrada por la continua acreción de planetesimales y aumento de la energía potencial gravitatoria). Cuando se alcanza una determinada masa crítica (aproximadamente 10 masas terrestres en la que, a su vez, se igualan la masa del núcleo y de la envoltente), se desencadena una inestabilidad hidrodinámica que produce una acreción rápida del gas. Ese crecimiento descontrolado (*runaway growth*) no está limitado por la capacidad de enfriamiento del gas de la envoltente, sino por la disponibilidad de gas y termina cuando se disipa el gas del disco, abriéndose una brecha o *gap* en el disco. Este mecanismo puede llevar a la acreción de 100 masas terrestres de gas del disco y producir planetas gigantes en alrededor de 10 millones de años.

Notar que en las primeras etapas (de la I a la III) el núcleo crece a una tasa mayor que la envoltente. La energía proviene principalmente de la energía gravitatoria de los planetesimales acretados. Cuando la masa de la envoltente se hace igual a la masa del núcleo, la energía proveniente de la acreción de sólidos se vuelve insuficiente para contrarrestar el peso de las capas de gas, y la luminosidad de la envoltura comienza a estar dominada por la contracción de las capas de gas. Esta transición se produce de manera suave y continua, si bien es de corta duración. El valor de la masa del núcleo para el cual ocurre puede identificarse con la masa crítica, a partir de la cual el crecimiento del planeta se debe fundamentalmente a la acreción de gas.

En la práctica, este punto se alcanza cuando el núcleo y la envoltura tienen masas aproximadamente iguales (y de alrededor de 10 masas terrestres). En este escenario tanto la fusión de los granos de polvo como, posteriormente, de los pla-

<sup>4</sup> El radio de Hill define una esfera de estabilidad alrededor de un cuerpo, dentro de la cual su atracción gravitatoria domina en relación a la de un agente externo, como por ejemplo la distancia alrededor de un planeta respecto de la estrella que orbita. Se tiene  $R_{\text{Hill}} = a(m_p/3M_*)^{1/3}$ , donde  $a$  es la distancia entre el planeta y la estrella,  $m_p$  es la masa del planeta y  $M_*$  es la masa de la estrella (Murray & Dermott, 1998; Raymond, 2011).



netesimales son procesos que dependen fuertemente de la densidad de sólidos en el disco, es decir de su metalicidad. Una elevada metalicidad aumenta la probabilidad de crecimiento rápido del núcleo que luego acretará gas para formar un planeta gigante.

**ETAPA V: DE LOS PLANETAS GIGANTES A LOS PLANETAS TERRESTRES** Una vez formados, los gigantes aceleran la formación de los terrestres ya que todavía quedan enjambres de 10 a 100 embriones en el disco. Los gigantes vecinos perturban las excentricidades e inclinaciones de objetos cercanos, incrementando así las tasas de colisión. Estos cuerpos continúan evolucionando a través de una serie de colisiones hasta que alcanzan una configuración en la que el espaciamiento entre ellos conduce a una situación de estabilidad de largo plazo. Sistemas con planetas gigantes menos masivos no excitarán tanto las excentricidades de los embriones menores reduciendo el ancho de las zonas de alimentación e induciendo la formación de mayor cantidad de planetas terrestres que un sistema con gigantes gaseosos más masivos. Los planetas de tipo terrestre completan su formación en escalas de tiempo que rondan los 100 millones de años. La Figura 14, adaptada de Lunine et al. (2011), esquematiza las etapas principales del modelo de formación de acreción de núcleos.

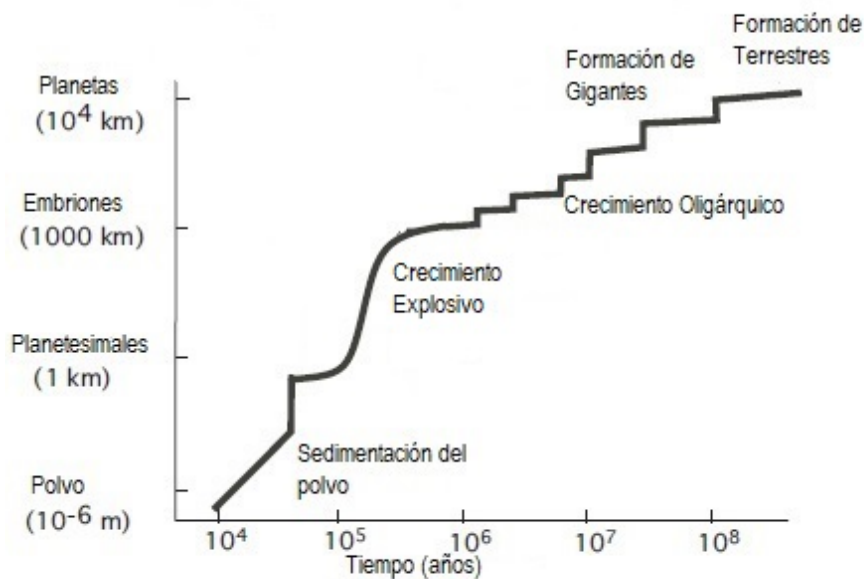


Figura 14: Esquema de las principales etapas para la formación planetaria de acuerdo a modelo de acreción de núcleos. Figura adaptada de Lunine et al. (2011).

### 1.5.2 Modelo de Inestabilidad Gravitacional

Esta teoría plantea que los planetas gigantes se forman desde la contracción y la acumulación de material en torno de un fragmento o grumo producto de la

inestabilidad gravitacional de un disco protoplanetario. Una inestabilidad en un disco en rotación surge cuando la gravedad del disco es mayor a la presión del gas, en pequeña escala, y a la fricción dinámica (debida a la rotación diferencial del propio disco), en mayor escala. En este modelo, el disco tiene que ser lo suficientemente masivo como para ser inestable debido a su propia gravedad. Esto conduce a la fragmentación directa del gas en planetas masivos. Para que esto ocurra la masa del disco debe caer en el extremo superior del rango de masas ( $\sim 0.1 M_{\odot}$ ) de los discos primigenios observados (Andrews & Williams, 2005a; Williams & Cieza, 2011). Por fragmentación se forman entonces grumos de gas con masas típicas de una masa de Júpiter. La escala de tiempo típica de este proceso es del orden algunas centenas de años. En este caso el disco se comporta como un fluido con una velocidad orbital que disminuye con la distancia al centro. Esto hace que se creen franjas circulares con diferentes velocidades lo cual provoca fricción entre ellas. En este escenario, con el paso del tiempo aparecen de manera esporádica turbulencias que provocan aglomeraciones de material por la propia gravedad. Sin embargo, simultáneamente surgen otras inestabilidades gravitacionales, si bien más débiles, que originan ondas espirales de densidad. Estas ondas transportan el momento angular hacia el exterior lo que conduciría a la desintegración del disco, disminuyendo su densidad superficial y haciéndolo gravitacionalmente estable. Se requiere, entonces, un enfriamiento rápido y/o una acreción masiva para formar un disco altamente inestable. Por lo tanto, los aglomerados estables (es decir, que no sean desintegrados) sólo pueden producirse en discos protoplanetarios con propiedades físicas muy atípicas, particularmente muy masivos y que sean capaces de enfriarse rápidamente.

La Figura 15, tomada del trabajo de Lufkin et al. (2004), muestra distintos momentos en una simulación numérica que reproduce este escenario. Este modelo presenta, sin embargo, algunas dificultades. Las inestabilidades del gas producirían planetas masivos de composición estelar, requiriendo un proceso separado para explicar la formación de núcleos rocosos y la presencia de elementos pesados. Por otro lado, la correlación planeta-metalicidad (Gonzalez, 1997; Fischer & Valenti, 2005) indica que las estrellas más ricas en metales tienen mayor probabilidad de albergar planetas gigantes. Esto es consistente con el requisito de tener suficientes elementos condensables para formar un núcleo masivo, pero va en contra de la necesidad de enfriamiento rápido del disco para formar grumos o protoplanetas duraderos. Por otra parte este modelo supone que los terrestres se forman como un sub-producto de la formación de los gigantes. En este escenario dominan las perturbaciones intensas de los gigantes sobre las interacciones gravitatorias débiles de los planetesimales.

### *Modelo Híbrido*

Este escenario plantea que la formación de planetas mediante el modelo de acreción de núcleos podría verse favorecido por la presencia de inestabilidades gravitacionales en el disco de gas. Estas inestabilidades producirían zonas (arcos o anillos) de mayor densidad en el disco en unos pocos miles de años, lo cual podría acelerar el mecanismo de acreción de núcleos. La formación de los anillos no solo implica un aumento en la densidad sino también un pico de presión en esa región.

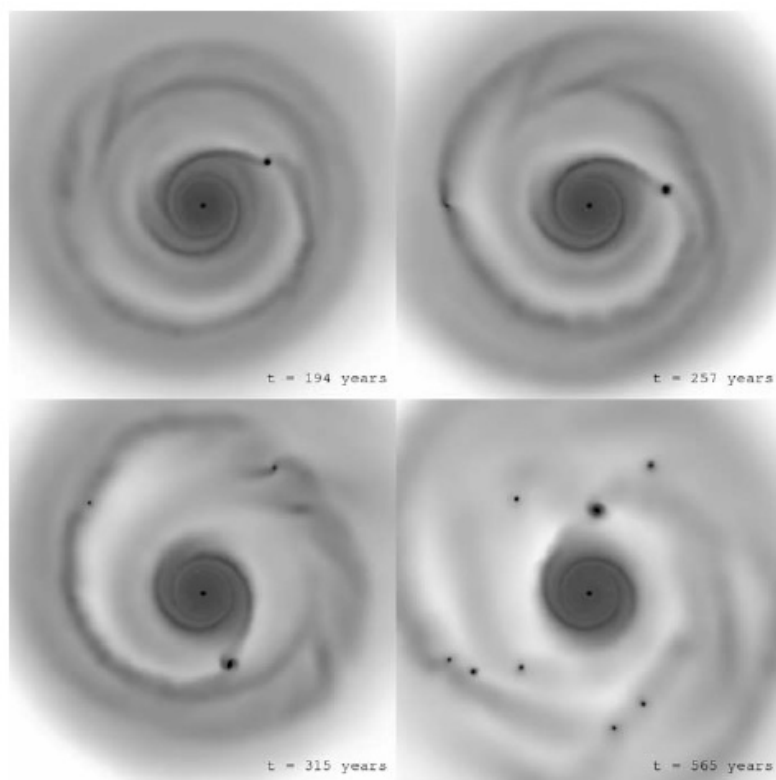


Figura 15: Capturas de distintas etapas de una simulación numérica de un disco inestable. El orden temporal de las mismas es de izquierda a derecha de arriba hacia abajo. Notar la formación de grumos que luego se transformarán en planetas. Figura tomada de [Lufkin et al. \(2004\)](#).

En la vecindad de regiones de alta presión la velocidad del gas puede ser súper o sub-kepleriana dependiendo del gradiente de presión. Los planetesimales, que sufren la fricción producida por el gas, se desplazan hacia afuera o hacia adentro, siendo el efecto neto una acumulación de sólidos en las regiones de alta presión. Esta acumulación podría llevar a la formación, más rápida y en gran cantidad, de planetesimales en esta zona y, consecuentemente, se aceleraría la formación del núcleo de los planetas gigantes, haciendo que todo el proceso sea más eficiente.

Finalmente, cabe mencionar que la acreción de núcleos y las inestabilidades gravitacionales son dos modelos mutuamente excluyentes, ya que probablemente no todos los planetas gigantes sean formados por el mismo mecanismo. Por un lado, resulta poco factible que se produzcan inestabilidades gravitacionales dentro de 40–100 UA, porque cualquier disco que sea lo suficientemente masivo como para ser inestable es demasiado caliente para enfriarse eficientemente a esas distancias. Por otro lado, la acumulación de núcleos no es eficiente más allá de 40 UA debido a la escasez de sólidos y las escalas de tiempo dinámicas crecientes con la distancia. La acreción de núcleos puede ser una buena explicación para la formación de los planetas gigantes relativamente cercanos, pero las inestabilidades gravitacionales pueden explicar mejor la formación de planetas gigantes a grandes distancias (a  $\gg 10$  UA) de la estrella central.

### *Migraciones Planetarias*

Los planetesimales se mueven alrededor de la estrella más rápido que el gas ya que éste, además de la rotación, posee una presión térmica que está ausente en los primeros. El efecto del gas sobre los planetesimales, afecta más a los más pequeños. Esta fuerza de arrastre reduce las excentricidades y las inclinaciones y produce pérdida o disipación del momento angular de los planetesimales, haciendo que lentamente caigan o migren hacia órbitas más cercanas.

El tema de las migraciones planetarias ha recibido mucha atención en la literatura (Rice et al., 2003; Rice & Armitage, 2005; Alibert et al., 2004, 2005; Nelson & Papaloizou, 2004; Chambers, 2009). Un planeta joven puede crear ondas en un disco. La materia en estas ondas puede tirar del planeta causando que las órbitas migren hacia adentro. El planeta puede continuar acretando masa aún después de que el agujero en el disco se halla formado.

Existen dos tipos principales de migraciones. Un planeta pequeño perturba el disco produciendo una onda de densidad que disipa momento angular. Como reacción contraria, el planeta migra hacia adentro por acción del torque neto aplicado sobre él. En general, como el planeta es pequeño, no altera la estructura a gran escala del disco, no abre una brecha en el mismo. Un planeta grande (con masa del orden o mayor que 10 masas de Júpiter) abre un agujero o brecha en el disco, alterando la estructura del propio disco.

Para los planetas de baja masa, como la Tierra, el mecanismo se produce cuando la órbita del planeta perturba el gas circundante o disco de planetesimales impulsando ondas de densidad espiral en ella. Un desequilibrio puede ocurrir entre la fuerza de la interacción con las espirales dentro y fuera de la órbita del planeta, haciendo que el planeta gane o pierda momento angular. Si el momento angular se pierde, el planeta migra hacia el interior, y si se gana, se desplaza hacia el exterior. Esto se conoce como migración de Tipo I y se produce en una escala de tiempo corta en relación al tiempo de vida del disco. En el caso de los planetas de gran masa, como Júpiter, su fuerte atracción gravitatoria abre una brecha considerable en el disco que termina la migración de Tipo I y permite que la de Tipo II asuma el control. Aquí el material entra en la brecha y, a su vez, mueve el planeta y el hueco hacia dentro durante el tiempo de vida del disco. Se cree que este mecanismo de migración explica por qué los exoplanetas llamados *Hot Jupiters*<sup>5</sup> se encuentran tan cerca ( $a < 0.1$  UA) de sus estrellas. La Figura 16, tomada de Armitage & Rice (2005) ilustra los casos de migraciones de Tipo I y II, respectivamente.

Casassus et al. (2013) reportaron la detección de chorros o corrientes de gas que fluyen a través de un hueco en el disco de una estrella joven (de unos pocos millones de años) de masa intermedia de tipo Herbig Ae/Be, HD 142527. La Figura 17, panel izquierdo, muestra una imagen obtenida con ALMA, en tanto que el panel derecho muestra una representación esquemática. El gas más denso que fluye a través de hueco (con un radio de alrededor de 10 UA), así como en la parte exterior del disco, se indica en color verde (observaciones en HCO<sup>+</sup>). En color azul se indica la componente más difusa del gas (trazado por CO), ubicada en el hueco central. En color rojo se indica la presencia de polvo, con un radio de alrededor

<sup>5</sup> Planetas gigantes con masas del orden de la masa de Júpiter, o más masivos, que orbitan a distancias muy próximas ( $< 0.1$  UA) de la estrella central.

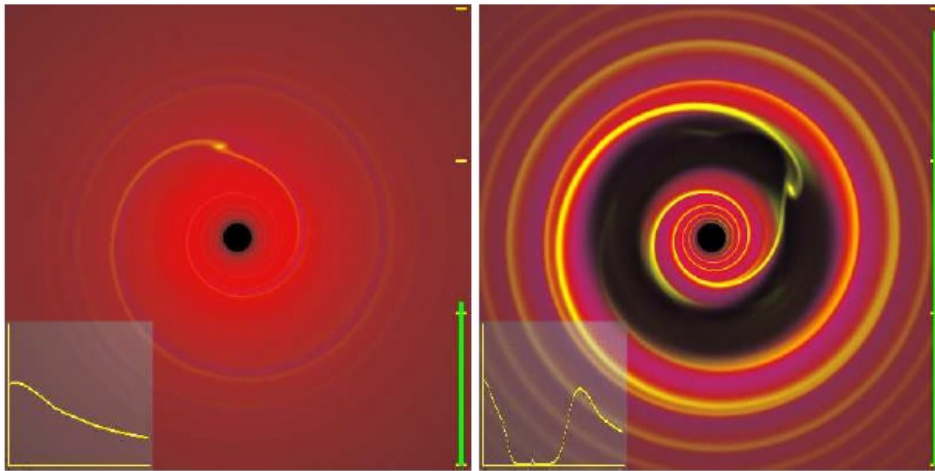


Figura 16: Representación esquemática de una migración de Tipo I (panel izquierdo) y otra de Tipo II (panel derecho). En el primer caso, el planeta es lo suficientemente pequeño para no alterar el perfil radial de densidad del disco (recuadro insertado en el extremo inferior izquierdo). Por el contrario, el planeta del panel derecho es lo suficientemente masivo (alrededor de  $10 M_{\text{Jup}}$ ) para abrir una brecha o agujero (*gap*) limpiando el material del disco. La densidad superficial en el agujero disminuye sustancialmente (ver recuadro inserto en el extremo inferior izquierdo) con relación a la del disco no perturbado (es decir sin planeta). Figura tomada del trabajo de [Armitage & Rice \(2005\)](#).

de 140 UA. La interpretación de esta imagen es que un supuesto planeta/s estaría canalizando chorros de gas (del disco externo) hacia adentro, mediante su propia gravedad. Parte del gas rebasa el/los planeta/s y fluye a la parte interna del disco, pudiendo llegar a caer sobre la propia estrella. Se trataría de un planeta o planetas todavía en proceso de formación, que a medida que crecen van despejando su órbita alrededor de la estrella. El polvo de la parte exterior del disco se muestra en rojo. El gas denso de los chorros que fluye a través del hueco, así como en la parte exterior del disco, se muestra en verde. El gas difuso del hueco central se muestra en azul. Los filamentos de gas pueden verse en las posiciones en ángulo recto y otro en un ángulo de  $150^\circ$ . El gas denso observado es  $\text{HCO}^+$ , y el gas difuso es CO.

Finalizamos este capítulo mostrando la Figura 18 que compila las imágenes de discos circunestelares protoplanetarios más recientes y que resumen las propiedades de los mismos descritas en los párrafos anteriores.

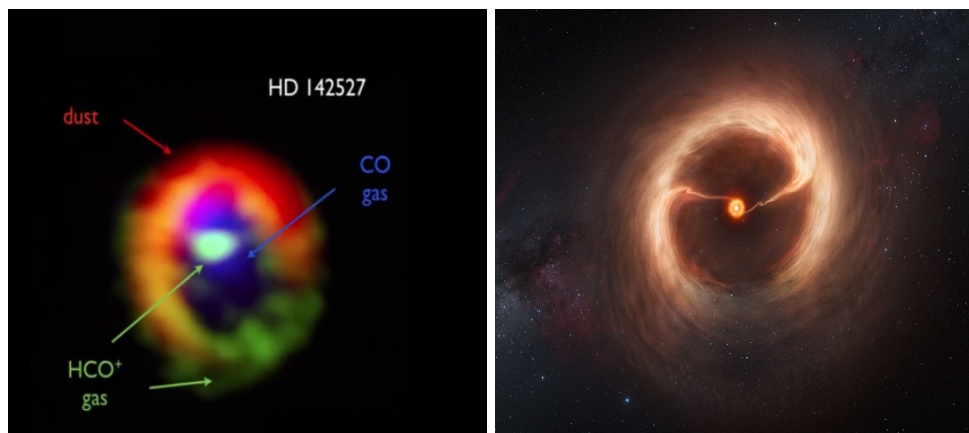


Figura 17: HD 142527. Panel izquierdo: Gas denso trazado en  $\text{HCO}^+$  en color verde, gas difuso en color azul indicado por la emisión en CO en el hueco y polvo indicado en color rojo. Notar la presencia de los chorros de gas (en color verdoso tenue), ubicados en ángulo recto y en otro de  $150^\circ$ , aproximadamente. Panel derecho: Representación artística. Crédito de esta imagen: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO) y Casassus et al. (2013).

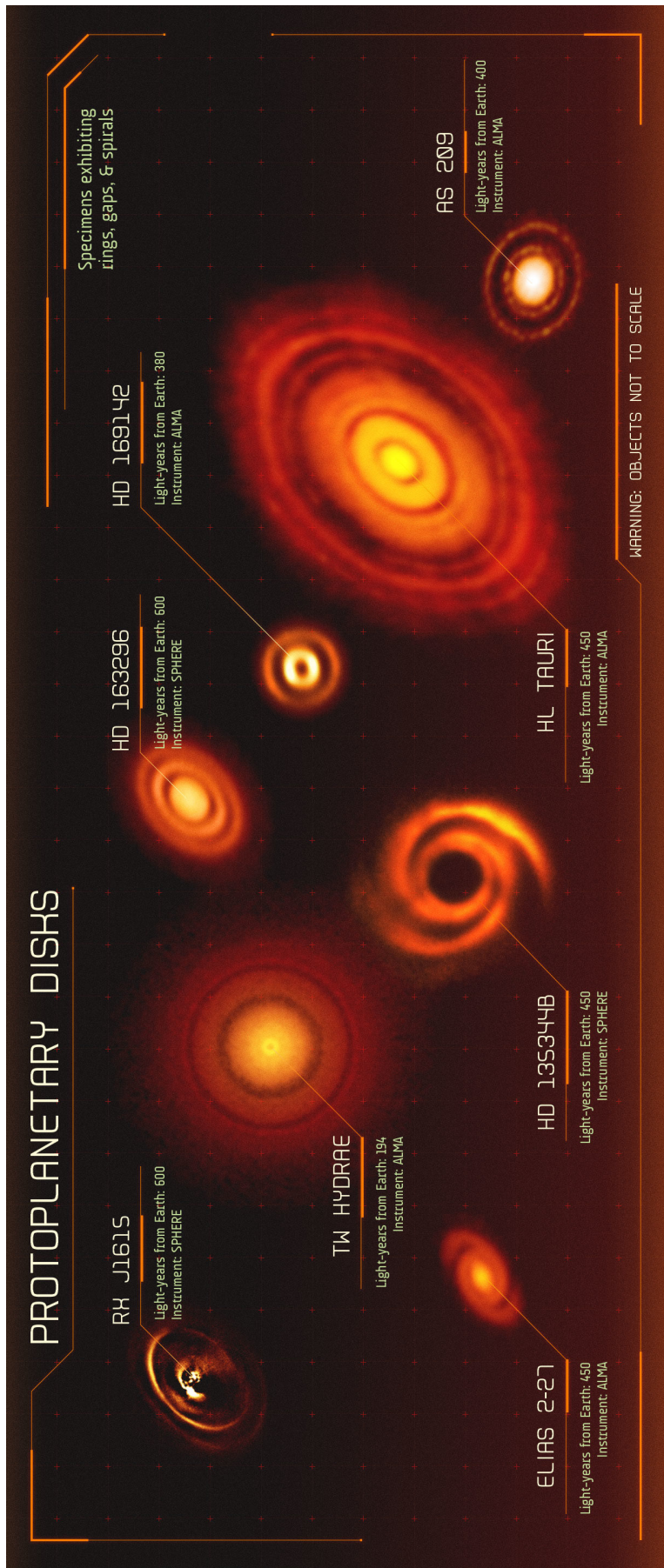


Figura 18: Imagen de discos circunestelares protoplanetarios. Esta imagen fue extraída de la web: [www.quantamagazine.org/stellar-disks-reveal-how-planets-get-made-20180521/](http://www.quantamagazine.org/stellar-disks-reveal-how-planets-get-made-20180521/).





## ESTRELLAS T TAURI CON PLANETAS: PROPIEDADES DE ESTRELLAS Y PLANETAS

---

### 2.1 INTRODUCCIÓN

En la actualidad el número de planetas extrasolares descubiertos al presente supera los 4000 objetos. Por muchos años las técnicas con mayor número de planetas detectados fueron las de Tránsitos y de Velocidades Radiales, en su gran mayoría asociados a estrellas de secuencia principal, cercanos a su estrella y de gran tamaño. Debido al desarrollo de los últimos años de la técnica de Imagen Directa es posible la detección de planetas en un mayor rango de edades estelares, en regiones alejadas de la estrella central por lo general inaccesibles para las primeras técnicas mencionadas.

La amplia variedad de sistemas planetarios descubiertos lleva al debate sobre los procesos implicados en la formación de los mismos, las escalas de tiempo involucradas y los fenómenos que tienen lugar durante el proceso. Como se discutió en el Capítulo 1, los dos modelos propuestos de formación planetaria en la actualidad son el “Modelo de acreción de núcleo” (Pollack et al., 1996; Lissauer & Stevenson, 2007) y el “Modelo de inestabilidad gravitacional” (Boss, 1997, 1998; Durisen et al., 2007). Una manera de verificar el grado de realidad de estos modelos es por medio del estudio de las propiedades de sistemas planetarios jóvenes con algunos pocos millones de años, es decir, sistemas aún en proceso de formación. Y, por otra parte, contrastar estas propiedades con aquellas de sistemas planetarios observados en la etapa de secuencia principal.

El objetivo de este capítulo es presentar un análisis estadístico de la presencia de planetas conocidos asociados a estrellas jóvenes (edades  $\lesssim 10^7$  años) de tipo T Tauri (*T Tauri stars*, TTS) pertenecientes a diversas regiones de formación estelar. La muestra incluye 31 planetas alrededor de 30 TTS, y 4 planetas libres. La mayoría de estos planetas (29 de 35) fueron detectados por Imagen Directa. Los 6 planetas restantes son objetos relativamente cercanos descubiertos con las técnicas de Velocidad Radial o de Tránsitos, que en la mayoría de los casos comparten características similares con los conocidos *Hot Jupiters* en estrellas de secuencia principal.

### 2.2 MUESTRA SELECCIONADA: PLANETAS EN ESTRELLAS JÓVENES

La muestra seleccionada consta de 35 objetos, de los cuales 31 son planetas asociados a estrellas de tipo T Tauri, con edades  $< 10 \times 10^6$  años, pertenecientes a las regiones de formación estelar Orión, Taurus, Ophiuchus, Scorpius-Centaurus, Lupus, Chamaeleon I y TW Hydrae, tomados de la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares*<sup>1</sup>. En esta discusión se incluyen cuatro objetos (Proplyd 133–533 b, 2M 1193–11 b, WISEA 1147–2040, [MPK2010b] 4450) que más bien correspon-

---

<sup>1</sup> <http://exoplanet.eu/>

den a la categoría de planetas libres<sup>2</sup> y que, por lo tanto, no tienen una estrella asociada. El 80 % de la muestra fue detectada por Imagen Directa (ID), por lo cual existe una gran incerteza en la determinación de sus masas. Así mismo, dentro de los errores estimados sus masas podrían ser planetarias, pero no se descarta que pudieran tratarse de enanas marrones<sup>3</sup>. Las propiedades de los planetas y de las estrellas de la muestra seleccionada se listan en las Tablas 1 y 2, respectivamente. La Tabla 3 proporciona las referencias bibliográficas de las Tablas 1 y 2.

Adicionalmente consideramos once objetos recientemente identificados por Best et al. (2017); Peña Ramírez et al. (2016); Esplin et al. (2017). Tres de ellos en la región de Taurus, uno en Chamaeleon I y los restantes en la asociación joven de Scorpius-Centaurus. Teniendo en cuenta las estimaciones de masas de estos autores, los primeros objetos probablemente pertenezcan a la categoría de planetas libres, en tanto que los últimos caen en el límite entre planetas y enanas marrones, considerando los errores en las masas. Sus propiedades y magnitudes se listan en la Tabla 4.

---

<sup>2</sup> Objetos de masa planetaria que no están ligados gravitacionalmente a ninguna estrella o enana marrón. En la literatura también se emplea el término *planemo* por sus siglas en inglés *planetary mass object* (Zapatero Osorio et al., 2002; Peña Ramírez et al., 2016; Schneider et al., 2016).

<sup>3</sup> En general, el límite entre planetas y enanas marrones se establece en  $\sim 13 M_{\text{Jup}}$  (Basri, 2000).

Tabla 1: Propiedades de planetas en estrellas T Tauri

ID	Masa [ $M_{\text{Jup}}$ ]	Radio [ $R_{\text{Jup}}$ ]	Período [día]	$a$ [UA]	$e$	$i$ [ $^{\circ}$ ]	T.E.	Método de detección
Proplyd 133–533	13.0	–	–	–	–	–	M9.5	Imagen, Esp.
CVSO 30 c	$4.7_{-2.0}^{+3.6}$	$1.63_{-0.34}^{+0.87}$	$9.9 \times 10^6$	$662.0 \pm 96.0$	–	–	T temp.	Imagen, Esp.
11 Oph b	$21 \pm 3$	–	$730000 \pm 36500$	$243.0 \pm 55.0$	–	–	M9.5	Imagen, Esp.
TWA 5 A(AB) b	4–145	–	–	86.0	0.45	–	M8–9	Imagen, Esp.
LkCa 15 b	$6.0 \pm 1$	–	40000	$15.7 \pm 2.1$	–	–	–	Imagen
ROXs 42B b	$9.0 \pm 3.0$	–	–	$140 \pm 10$	–	–	$L1.0 \pm 1.0$	Imagen, Esp.
1RXS 1609 b	$14_{-3}^{+2}$	1.7	–	330	–	–	$L4_{-2}^{+1}$	Imagen, Esp.
UScoCTIO 108 b	$14_{-8}^{+2}$	–	–	670	–	–	M9.5	Imagen, Esp.
CHXR 73 b	$12_{-5}^{+8}$	–	–	210	–	–	$\gtrsim$ M9.5	Imagen, Esp.
USco 1602–2401 b	$47_{-18}^{+20}$	–	–	$1000 \pm 140$	–	–	$M7.5 \pm 0.5$	Imagen, Esp.
USco 1610–1913 b	$20_{-3}^{+7}$	–	–	$840 \pm 90$	–	–	$M9 \pm 0.5$	Imagen, Esp.
USco 1612–1800 b	$26_{-7}^{+16}$	–	–	$430 \pm 40$	–	–	$M8.5 \pm 0.5$	Imagen, Esp.
FW Tau AB b	$10 \pm 4$	–	–	$330 \pm 30$	–	–	$L1 - L2$	Imagen, Esp.
ROXs 12 b	$16 \pm 4$	–	–	$210 \pm 20$	–	–	–	Imagen
FU Tau b	15	–	–	800	–	–	M9.25	Imagen, Esp.
DH Tau b	$11_{-0.003}^{+0.01}$	–	–	330.0	–	–	L2	Imagen, Esp.
CT Cha b	$17 \pm 6$	$2.2 \pm 0.6$	–	440	–	–	M8–L0	Imagen
GQ Lup b	$21.5 \pm 20.5$	1.8	–	$103 \pm 37$	–	–	$L1.5 \pm 2.5$	Imagen, Esp.
SR 12 AB c	$13 \pm 7$	–	–	$1083 \pm 217$	–	–	$M9.0 \pm 0.5$	Imagen, Esp.
2M 0441+23 b	$7.5 \pm 2.5$	–	–	$15.0 \pm 0.6$	–	–	$L1 \pm 1$	Imagen, Esp.
HIP 78530 b	$23.04 \pm 4.0$	–	–	$710.0 \pm 60.0$	–	–	$M8 \pm 1$	Imagen, Esp.
2M 11193–11 b	4.3–7.6	–	–	–	–	–	L7	Imagen, Esp.
WISEA 1147–2040 b	5–13	–	–	–	–	–	$L7 \pm 1$	Imagen, Esp.

Continúa en la siguiente página...

Tabla 1 – Continuación

ID	Masa [ $M_{\text{Jup}}$ ]	Radio [ $R_{\text{Jup}}$ ]	Período [día]	$a$ [UA]	$e$	$i$ [ $^{\circ}$ ]	T.E.	Método de detección
[MPK2010b]4450	2–3	–	–	–	–	–	T temp.	Imagen, Esp.
GSC 6214–210 b	$17.0 \pm 3.0$	–	–	320.0	–	–	$L0 \pm 1$	Imagen, Esp.
HIP 73990 c	$22^{+35}_{-6}$	–	–	$32.0 \pm 7.0$	–	–	–	Imagen
HIP 74865 b	$28^{+37}_{-10}$	–	–	$23.0 \pm 6.0$	–	–	–	Imagen
2M 1207–39 b	$4.0 \pm 1.0$	–	–	$46.0 \pm 5.0$	–	–	–	Imagen
PDS 70 b	$10.5 \pm 3.5$	$1.4-3.7$	43465.0	22.0	0.03	151.1	L	Imagen
K2-33 b	$3.6^{+0}_{-3.6}$	$0.451 \pm 0.033$	$5.42513 \pm 0.00029$	$0.0409 \pm 0.0023$	0	$89.1^{+0.6}_{-1.1}$	–	Tránsito, Velocidad Radial
Tap 26 b	$2.03 \pm 0.46$	–	$10.79 \pm 0.14$	$0.0968 \pm 0.0032$	–	$55 \pm 10$	–	Velocidad Radial, Img.Doppler
V830 Tau b	$0.77 \pm 0.15$	–	$4.93 \pm 0.05$	$0.057 \pm 0.001$	0.0	55.0	–	Velocidad Radial, Img.Doppler
CVSO 30 b	$6.2^{+1.9}_{-1.7}$	$1.91 \pm 0.21$	$0.448413 \pm 0.000040$	$0.00838 \pm 0.00072$	–	$61.8 \pm 3.7$	–	Tránsito, Velocidad Radial
CI Tau b	$8.08 \pm 1.53^*$	–	8.99	–	$0.28 \pm 0.16$	$45.7 \pm 1.1$	–	Velocidad Radial
AS 205A b	$19.25 \pm 1.96^*$	–	24.78	$0.162 \pm 0.04$	$0.35 \pm 0.06$	–	–	Velocidad Radial

Nota: \* El valor de masa planetaria tabulado en realidad corresponde a la cantidad  $M_p \times \sin \sim i$ .

Tabla 2: Propiedades de estrellas T Tauri con planetas o estrellas asociadas

Nombre	V	d [pc]	Masa [ $M_{\odot}$ ]	Radio [ $R_{\odot}$ ]	T.E.	Edad [ $\times 10^6$ años]	$T_{\text{eff}}$ [K]	Región
$\theta^1$ Ori C	-	$388 \pm 5$	-	-	O6	0.5	-	Orion
CVSO 30	16.26	330	$0.39 \pm 0.05$	1.39	M3	$2.65 \pm 3$	3740	Orion
11 Oph A	-	$145 \pm 20$	$0.0162^{+0.005}_{-0.005}$	-	M9	$5 \pm 2$	$2375 \pm 175$	Ophiuchus
TWA 5 A(AB)	12.12	$44 \pm 4$	0.4	-	M1.5	5 - 12	-	TW Hydrae
LkCa 15	11.91	$145 \pm 15$	$0.97 \pm 0.03$	-	K5 V	2	-	Taurus
ROXs 42B	14.27	$135 \pm 5$	0.6	-	M0	$6.8^{+3.4}_{-2.3}$	$2200 \pm 200$	Ophiuchus
1RXS 1609	-	$145 \pm 20$	$0.73 \pm 0.05$	1.35	K7 V	$11 \pm 2$	$4060 \pm 200$	Scorpius
UScoCTIO 108	-	$145 \pm 2$	$0.057 \pm 0.02$	-	M7	$11 \pm 2$	$2600 \pm 100$	Scorpius
CHXR 73	-	-	0.35	-	M3.25	2	-	Chamaeleon I
USco 1602-2401	-	-	-	-	K4	-	$4550 \pm 120$	Scorpius
USco 1610-1913	-	-	-	-	K7	-	$4140^{+160}_{-130}$	Scorpius
USco 1612-1800	-	-	-	-	M3	-	$3410^{+150}_{-130}$	Scorpius
FW Tau AB	15.5	$145 \pm 15$	$0.26 \pm 0.18$	-	M5/M5	$1.8^{+0.5}_{-1.0}$	$3270 \pm 70$	Taurus
ROXs 12	15.5	120	$0.87 \pm 0.08$	-	M0	$7.6^{+2.5}_{-4.1}$	$3850^{+70}_{-100}$	Ophiuchus
FU Tau	-	140	0.05	-	M7.25	1	2838	Taurus
DH Tau	13.71	-	$0.37 \pm 0.12$	-	M0.5	$1 \pm 0.3$	-	Taurus
CT Cha	12.36	$165 \pm 30$	-	-	K7	$2 \pm 2$	-	Chamaeleon I
GQ Lup	11.4	$140 \pm 50$	0.7	-	K7e V	$1 \pm 0.1$	-	Lupus
SR 12 AB	13.28	$125 \pm 25$	-	-	K4-M2.5	1	-	Ophiuchus
2M 04441+23 b	-	140	0.02	-	M8.5	1	-	Taurus
HIP 78530	7.18	$156.7 \pm 13.0$	2.5	-	B9 V	5/11	10500.0	Scorpius
-	-	$28.9 \pm 3.6$	-	-	-	$10 \pm 3$	-	TW Hydrae
-	-	$31.3 \pm 3.8$	-	-	-	$10 \pm 3$	-	TW Hydrae

Continúa en la siguiente página...

Tabla 2 – Continuación

Nombre	V	d [pc]	Masa [ $M_{\odot}$ ]	Radio [ $R_{\odot}$ ]	T.E.	Edad [ $\times 10^6$ años]	$T_{\text{eff}}$ [K]	Región
–	–	$\sim 100$	–	–	–	1	–	$\rho$ Ophiuchi
GSC 6214–210	–	$145.0 \pm 14.0$	0.6	–	K7–M1	5/11	–	Scorpius
HIP 73990	8.12	–	$1.72 \pm 0.1$	–	A9 V	15	$7450.0 \pm 80.0$	Scorpius
HIP 74865	9.0	$115.0 \pm 15.0$	$1.42 \pm 0.05$	–	F3 V	15	$6640.0 \pm 10.0$	Scorpius
2M 1207–39	20.15	$52.4 \pm 1.1$	0.035	–	M8	$8 \pm 3$	2710	TW Hydrae
PDS 70	12.233	$113.43 \pm 0.52$	$0.76 \pm 0.02$	$1.26 \pm 0.15$	K7	$5.4 \pm 1.0$	$3972 \pm 36$	Centaurus Superior-Lupus
K2-33	16.0	$145 \pm 5$	$0.54^{+0.11}_{-0.07}$	$1.06 \pm 0.07$	M3.3	$9.5^{+1.4}_{-1.1}$	$3540 \pm 70$	Scorpius
Tap 26	12.41	$147 \pm 3$	$1.04 \pm 0.10$	$1.36 \pm 0.17$	K7	17	$4620 \pm 50$	Taurus
V830 Tau	12.1	$131 \pm 3$	$1.0 \pm 0.05$	$2.0 \pm 0.2$	M0	2	$4250 \pm 50$	Taurus
CVSO 30	16.26	330	$0.39 \pm 0.05$	1.39	M3	$2.65 \pm 0.03$	3740	Orion
CI Tau	13.0	140	$0.8 \pm 0.02$	–	K4 IV	2	4060	Taurus
AS 205A	12.4	–	0.9	3.7	K5	0.5	$4300 \pm 300$	Scorpius

Tabla 3: Referencias Tablas 1 y 2

ID	Referencias
Proplyd 133–533	Fang et al. (2016)
CVSO 30 c	Schmidt et al. (2016)
11 Oph b	Close et al. (2007)
TWA 5 A(AB) b	Lowrance et al. (1999); Faherty et al. (2010); Neuhäuser et al. (2010)
LkCa 15 b	Kraus & Ireland (2012)
ROXs 42B b	Kraus et al. (2014); Currie et al. (2014a,b)
1RXS 1609 b	Lafrenière et al. (2008, 2010); Pécaut et al. (2012)
UScoCTIO 108 b	Béjar et al. (2008); Pécaut et al. (2012)
CHXR 73 b	Luhman et al. (2006)
USco 1602–2401 b	Aller et al. (2013)
USco 1610–1913 b	Aller et al. (2013)
USco 1612–1800 b	Aller et al. (2013)
FW Tau AB b	Kraus et al. (2014)
ROXs 12 b	Kraus et al. (2014)
FU Tau b	Luhman et al. (2009)
DH Tau b	Itoh et al. (2005); Luhman et al. (2006)
CT Cha b	Schmidt et al. (2008a); Patience et al. (2012); Wu et al. (2015)
GQ Lup b	Neuhäuser et al. (2005); Patience et al. (2012)
SR 12 AB c	Kuzuhara et al. (2011); Bowler et al. (2014)
2M 0441+23 b	Todorov et al. (2010); Bowler & Hillenbrand (2015)
HIP 78530 b	Lafrenière et al. (2011); Pécaut et al. (2012)
2M 11193–11 b	Kellogg et al. (2015, 2016)
WISEA 1147–2040	Schneider et al. (2016)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 3 – Continuación

ID	Referencias
[MPK2010b]4450	Marsh et al. (2010)
GSC 6214–210 b	Ireland et al. (2011); Bowler et al. (2011); Pecaat et al. (2012)
HIP 73990 c	Hinkley et al. (2015)
HIP 74865 b	Hinkley et al. (2015)
2M 1207–39 b	Chauvin et al. (2004); Song et al. (2006); Ducourant et al. (2008); Mohanty et al. (2013)
PDS 70	Pecaat & Mamajek (2016); Keppler et al. (2018); Müller et al. (2018); Wagner et al. (2018)
K2-33 b	Mann et al. (2016b); David et al. (2016)
Tap 26 b	Yú et al. (2017)
V830 Tau b	Donati et al. (2017)
CVSO 30 b	van Eyken et al. (2012)
CI Tau b	Johns-Krull et al. (2016)
AS 205A b	Almeida et al. (2017)



Tabla 4: Nuevos planemos y enanas marrones jóvenes: propiedades\*

Nombre	T.E.	Edad [ $\times 10^6$ años]	d [pc]	Masa [ $M_{\text{Jup}}$ ]	Región
Cha J11110675–7636030	M9–L2	1–3	160–170	3–6	Chamaeleon I
PSO J060.3+25	L1	$1.5 \pm 0.5$	$145 \pm 15$	$6^{+0.9}_{-0.8}$	Taurus
PSO J077.1+24	L2	$1.5 \pm 0.5$	$145 \pm 15$	$5.9^{+0.9}_{-0.8}$	Taurus
2MASS J0437+2331	L1	$1.5 \pm 0.5$	$145 \pm 15$	$7.1^{+1.1}_{-1.0}$	Taurus
Usco J15510.2–213457	L6 $\pm$ 1	< 10	$145 \pm 2$	8.4–10.5	Scorpius
PSO J228.6–29	L1	$16 \pm 1$	$140 \pm 15$	$15.1^{+0.6}_{-0.6}$	Scorpius
PSO J229.2–26	L0	$16 \pm 1$	$140 \pm 15$	$15.7^{+1.6}_{-1.5}$	Scorpius
PSO J231.7–26	L0	$16 \pm 1$	$140 \pm 15$	$20^{+4}_{-4}$	Scorpius
PSO J231.8–29	L0	$16 \pm 1$	$140 \pm 15$	$25^{+8}_{-6}$	Scorpius
PSO J237.1–23	M7	$11 \pm 2$	$145 \pm 15$	$36^{+15}_{-10}$	Scorpius
PSO J239.7–23	L0	$11 \pm 2$	$145 \pm 15$	$16.2^{+1.4}_{-1.2}$	Scorpius

Nota: \* Datos tomados de Best et al. (2017); Peña Ramírez et al. (2016); Esplin et al. (2017).

### 2.2.1 Características de los objetos individuales

#### *Proplyd 133–353*

Los llamados *proplyds* (del inglés *protoplanetary disks*) poseen estructuras cometarias con colas que apuntan en la dirección opuesta a estrellas masivas cercanas. Estas colas son consideradas las regiones externas de discos asociados a estrellas jóvenes que están siendo fotoevaporados por la radiación UV de dichas estrellas (O’deh et al., 1993; Balog et al., 2007; Wright et al., 2012; Kim et al., 2016). Ricci et al. (2008) publicaron un extenso catálogo de estos objetos en Orión, asociados a la estrella masiva  $\theta^1$  Orionis C, de tipo espectral O6 en el cúmulo Trapecio de la nebulosa de Orión. Uno de los *proplyds* catalogados por (Ricci et al., 2008), Proplyd 133–353, fue estudiado por Fang et al. (2016), quienes determinaron un tipo espectral M9.5 para el objeto central y una masa  $< 13 M_{\text{Jup}}$ , asumiendo una edad de 0.5 millones de años. Este *proplyd* posee un disco protoplanetario que está sufriendo un proceso de fotoevaporación dada su cercanía ( $\sim 0.11$  pc) a la estrella masiva  $\theta^1$  Ori C, en el centro del Trapecio. La cola del *proplyd* se extiende hasta una distancia de  $\sim 200$  UA.

#### *CVSO 30 b y c*

CVSO 30 (2MASS J05250755+0134243, PTFO 8–8695) es una WTTS de tipo espectral M3, perteneciente al cúmulo joven 25 Ori, de edad  $\sim 3 \times 10^6$  años, ubicado a  $\sim 330$  pc, en la región de Orión. Este cúmulo contiene una nutrida población de estrellas jóvenes de baja masa (Briceño et al., 2005; Hernández et al., 2007a). Hernández et al. (2007a) no encuentran excesos en las bandas de IRAC en 3.6, 4.5, 5.0 y 8  $\mu\text{m}$ , y por lo tanto consideran que la estrella no tiene disco. Este resultado es consistente con el análisis de la SED de Yu et al. (2015). Sin embargo Ciardi et al. (2015) y Yu et al. (2015) encuentran signos observacionales de acreción tanto en la

curva de luz como en la intensidad y amplitud del perfil de H $\alpha$ . Esto sugiere la presencia de un disco de acreción asociado con CVSO 30.

van Eyken et al. (2012) reportaron el hallazgo de un posible planeta transitante, CVSO 30 b, con un radio de  $\sim 1.91 R_{\text{Jup}}$  y un semieje orbital de 0.00838 UA. Sin embargo, los eventos periódicos ( $P \sim 0.45$  días,  $\Delta R \sim 0.03$ ) de tipo tránsitos planetarios, reportados en 2009 y 2010 (van Eyken et al., 2012), resultaron particularmente complejos y asimétricos con perfiles que variaban su forma y profundidad y que, además, desaparecían durante algunos meses y luego reaparecían. Varios trabajos (Barnes et al., 2013; Ciardi et al., 2015; Kamiaka et al., 2015; Koen, 2015b) reportan la no detección del tránsito, basados en la efemérides original de van Eyken et al. (2012). Se atribuyó esta característica a un posible desalineamiento entre los ejes de rotación y de la órbita, sumado a una forma achatada de la estrella, lo que condujo a la predicción de que los tránsitos desaparecían debido a un efecto de precesión. Sin embargo el período de la supuesta precesión resulta muy incierto (entre  $\sim 200$  y 800 días), con alrededor de  $\sim 75$  a 180 días sin observación del tránsito.

Más recientemente, Schmidt et al. (2016) detectaron un segundo planeta mediante la técnica de imagen directa, CVSO 30 c, con un radio de  $\sim 1.6 R_{\text{Jup}}$ , una separación  $\sim 662$  UA y  $P \sim 27250$  años. Para este planeta Schmidt et al. (2016) determinan un tipo espectral T temprano y una masa de  $\sim 4-5 M_{\text{Jup}}$ .

### 11 Oph AB

11 Oph AB (Oph 16222–2405) es una binaria de muy baja masa con una separación de 243 UA y masas de  $17 M_{\text{Jup}}$  para la componente A y de  $14 M_{\text{Jup}}$  para la componente B. El tipo espectral de la componente A es M9 y el de la B es M9.5. El período es de  $\sim 20000$  años. 11 Oph es entonces un sistema binario de masas planetarias. Se encuentra en la región de Ophiuchus, a una distancia de  $125 \pm 25$  pc (Allers et al., 2006). La edad estimada para el sistema es de  $\sim 5 \times 10^6$  años (Close et al., 2007). Esta binaria de masas planetarias también fue estudiada por Allers et al. (2006) y Jayawardhana & Ivanov (2006).

### TWA 5A(AB) b

TWA 5A es una T Tauri de tipo WTTS de tipo espectral M1.5 (Webb et al., 1999) con H $\alpha$  en emisión y variable, evidenciando signos de acreción (Mohanty et al., 2003). En realidad el objeto central está constituido por un par cercano (separación  $\lesssim 66$  mas), TWA 5A(AB), con una masa dinámica de  $0.71 \pm 0.14 M_{\odot}$  y un período de  $5.94 \pm 0.09$  años (Konopacky et al., 2007). El sistema pertenece a la asociación TW Hydrae a una distancia de 44 pc, con una edad de  $\sim 10 \times 10^6$  años. TWA 5A(AB) b es una enana marrón cuya masa posee una gran incerteza, entre 4 y  $145 M_{\text{Jup}}$ , a una separación de  $\sim 86$  UA de la componente principal. El tipo espectral de la componente b es M8–9 (Neuhäuser et al., 2010).

### LkCa 15 b

LkCa 15 es una estrella T Tauri de la región de formación estelar Taurus-Auriga. Posee una edad estimada de  $1-2 \times 10^6$  años (Kraus & Hillenbrand, 2009). Este objeto ha sido asociado con un típico disco de transición, intermedio entre los discos primordiales ricos en gas y los discos pobres en gas de tipo *debris* (Espaillat

et al., 2014). Andrews & Williams (2005a) estimaron una masas de  $\sim 55 M_{\text{Jup}}$  para el disco y la existencia de un posible *gap* o agujero. Más específicamente se ha detectado la presencia de polvo caliente en la región interna  $< 1$  UA y de polvo frío a distancias  $> 50$  UA. Además existe un déficit de emisión entre 10 y 20  $\mu\text{m}$ , lo cual situaría el *gap* a distancias intermedias (Espaillat et al., 2007). En general, diversos trabajos ubican al *gap* a una distancia de  $\sim 46$  UA (Piétu et al., 2007; Thalmann et al., 2010; Isella et al., 2014). Oh et al. (2016), empleando imágenes polarimétricas en la banda *H*, encuentran que el anillo interno se está deformando y que no se alinea con el externo. Estas deformaciones sugieren la presencia de un posible sistema planetario. Otros trabajos (Thalmann et al., 2014, 2015, 2016) remarcan el alto grado de asimetría del anillo interno que también apunta a la existencia de planetas.

Kraus & Ireland (2012) reportaron la detección de un protoplaneta rodeado por material circunestelar en el agujero del disco. Este planeta se encontraría en proceso de formación, por lo cual su masa ( $M \sim 6 M_{\text{Jup}}$ ,  $a = 15.7 \pm 2.1$  UA) representaría sólo un límite superior dado que la luminosidad observada podría deberse a su extrema juventud y al hecho de que todavía estaría en la etapa de acreción de materia. Sallum et al. (2016), empleando imágenes de alto contraste en las bandas *K* y *L*, reportan la detección de LKCa 15 b y de al menos un segundo planeta, LkCa 15 c. Un tercer candidato, LkCa 15 d, detectado sólo en la banda *L*, requiere confirmación. Además, Sallum et al. (2016) encuentran que LkCa 15 b emite en  $\text{H}\alpha$ , lo que indica su posible estado de acreción, aunque Whelan et al. (2015) no pueden confirmar que este planeta emite en  $\text{H}\alpha$  y sólo estiman un límite superior a la tasa de acreción.

#### ROXs 42B b

ROXs 42B (AB) o ROXs 42B pertenece a la región de Ophiuchus (con una edad de  $1-3 \times 10^6$  años). Fue catalogada como una binaria cerrada por Simon & Prato (1995) y Ratzka et al. (2005). El sistema (no-resuelto) posee un tipo espectral M0 y emisión en  $\text{H}\alpha$  consistente con una WTTS. Kraus et al. (2014) identifican un objeto de masa planetaria a una distancia de  $140 \pm 10$  pc del objeto central. En base a espectros en las bandas del infrarrojo cercano, obtenidos con NIFS en Gemini Norte, Bowler et al. (2014) estiman un tipo espectral  $\text{L}1.0 \pm 1.0$  para el objeto de masa planetaria. Currie et al. (2014b) estima una masa de  $9 \pm 3 M_{\text{Jup}}$  para el mismo objeto para una edad de  $1-3 \times 10^6$  años. El objeto central ROXs 42B no muestra evidencia clara de la presencia de disco (Cieza et al., 2007; Andrews & Williams, 2007b).

#### 1RXS J160929.1-210524 b

1RXS J160929.1-210524 es una estrella joven de masa solar que pertenece a la región superior de Scorpius. Se encuentra a una distancia de  $145 \pm 20$  pc (Preibisch et al., 2002) y posee una edad de  $\sim 11 \times 10^6$  años (Pecaut et al., 2012). Lafrenière et al. (2008, 2010) detectaron un objeto con una masa de  $8_{-2}^{+3} M_{\text{Jup}}$  y tipo espectral  $\text{L}4_{-2}^{+1}$  orbitando a una distancia de 330 UA. Kraus et al. (2014) confirman que el objeto planetario detectado por Lafrenière et al. (2008, 2010) se mueve junto con el objeto central.

*UScoCTIO 108 b*

UScoCTIO 108 es una enana marrón joven, de tipo espectral M7, que pertenece a la asociación Upper-Scorpius. Tiene una masa estimada en  $60 \pm 20 M_{\text{Jup}}$  y está asociado a otro objeto aún menos masivo, UScoCTIO 108 b, con masa de  $14_{-8}^{+2} M_{\text{Jup}}$  y tipo espectral M9.5. La distancia entre ambas componentes es de  $\sim 670$  UA (Béjar et al., 2008). Morales et al. (2012) detectaron polvo caliente en UScoCTIO 108 en las bandas  $W_3$  y  $W_4$  de WISE. A través del modelado de la SED del objeto central estiman un radio 43 UA para el disco.

*CHXR 73 b*

CHXR 73 es una estrella T Tauri con una masa de  $0.35 M_{\odot}$  y una edad de  $2 \times 10^6$  años perteneciente a la región de Chamaeleon I. Posee una compañera, CHXR 73 b, a una distancia de 210 UA y de tipo espectral  $\gtrsim$  M9.5, con una masa de  $12_{-5}^{+8} M_{\text{Jup}}$  (Luhman et al., 2006).

*USco 1602–2401 b*

USco 1602–2401 es miembro de la parte superior de Scorpius y posee un tipo espectral K4. Asumiendo una edad de  $5 \times 10^6$  años, tendría una masa de  $1.34_{-0.13}^{+0.12} M_{\odot}$ . USco1602–2401 b es un compañera físicamente ligada (Kraus & Hillenbrand, 2009) con una separación de  $1000 \pm 140$  UA. Para una edad de  $5 \times 10^6$  años, esta componente tendría una masa de  $47_{-18}^{+20} M_{\text{Jup}}$  (Aller et al., 2013). No es clara la presencia de disco.

*USco 1610–1913 b*

USco 1610–1913 es una estrella WTTS perteneciente a la región superior de Scorpius, posee un tipo espectral K7 y una masa de  $0.88_{-0.17}^{+0.14} M_{\odot}$ , asumiendo una edad de  $5 \times 10^6$  años (Preibisch et al., 2002). Esta estrella tiene una compañera asociada (USco 1610–1913 b) con un separación de  $840 \pm 90$  UA (Kraus & Hillenbrand, 2009). Aller et al. (2013) determinan un tipo espectral  $M9 \pm 0.5$  y una masa de  $19_{-4}^{+7} M_{\text{Jup}}$ , para una edad de  $5 \times 10^6$  años. Estos autores también consideran que no hay evidencia de disco en la componente primaria.

*USco 1612–1800 b*

USco 1612–1800 es una estrella de tipo WTTS que pertenece a la parte superior de Scorpius, de tipo espectral M3, con una masa de  $0.36_{-0.12}^{+0.14} M_{\odot}$  para una edad de  $5 \times 10^6$  años (Preibisch et al., 2002). USco1612–1800 b tiene una separación de  $430 \pm 40$  UA (Kraus & Hillenbrand, 2008), con un tipo espectral  $M8.5 \pm 0.5$  y una masa de  $23_{-6}^{+12} M_{\text{Jup}}$  para una edad de  $5 \times 10^6$  años (Aller et al., 2013). En base al índice de color ( $K_s - W_4$ ), Aller et al. (2013) concluyen que probablemente exista un disco en el sistema aunque no pueden determinar alrededor de cuál componente se encontraría.

*FW Tau AB b*

FW Tau AB es una binaria con una separación de 11 UA en la región de Taurus. El par está formado por dos estrellas de tipo espectral M5 con una masa total de 0.2–0.3  $M_{\odot}$ . Aunque [White & Ghez \(2001\)](#) detectaron marginalmente a FW Tau AB b en los filtros  $R_c$  e  $I_c$ , la detección fue de mayor significancia en un filtro angosto en  $H\alpha$ , indicando que hay emisión importante en esta línea, lo cual es un indicador de acreción. El objeto también muestra signos de acreción en espectros en el infrarrojo cercano ([Bowler et al., 2014](#)).

La separación entre FW Tau AB y FW Tau AB b es de 330 UA ([White & Ghez, 2001](#)). [Kraus et al. \(2014\)](#) determinan una masa de  $10 \pm 4 M_{\text{Jup}}$  y un tipo espectral L1–L2. FW Tau AB fue observada con ALMA por [Kraus et al. \(2015\)](#), quienes detectan emisión en 1.3 mm solamente asociada con FW Tau AB b. La emisión en 1.3 mm corresponde a una masa de 1–2 masas terrestres. Esto es consistente con el flujo en 850  $\mu\text{m}$  observado por [Andrews & Williams \(2005a\)](#), y con los flujos medidos por Herschel ([Howard et al., 2013](#)). En consecuencia, [Kraus et al. \(2015\)](#) reportan la detección de un posible disco alrededor del objeto de masa planetaria.

*ROXs 12 b*

ROXs 12 pertenece a la región de Ophiuchus y es una estrella de tipo WTTS de tipo espectral M0 ([Bouvier & Appenzeller, 1992](#)). Posee una masa de  $0.87 \pm 0.08 M_{\odot}$  y una edad de  $7.6_{-2.5}^{+4.1} \times 10^6$  años. [Kraus et al. \(2014\)](#) detectaron una compañera físicamente asociada a una distancia de  $\sim 210$  UA ([Ratzka et al., 2005](#)), ROXs 12 b, con una masa de  $16 \pm 4 M_{\text{Jup}}$ , asumiendo una edad de  $1\text{--}5 \times 10^6$  años. La primaria, ROXs 12, está probablemente asociada a un disco que se detecta mediante excesos significativos en  $W_3$  y  $W_4$  pero que, sin embargo, no es detectado en 1.3 mm ([Andrews & Williams, 2007b](#)), lo que sugiere que el disco es poco masivo.

*FU Tau b*

FU Tau A y B son dos objetos jóvenes muy poco masivos que forman un par binario con una separación de 800 UA, en la nube oscura Barnard 215, en la región de Taurus. El sistema fue descubierto y estudiado por [Luhman et al. \(2009\)](#). Ambas componentes son de tipo CTTS ( $W_{\lambda}(H_{\alpha}) = 93 \pm 7 \text{ \AA}$ ,  $W_{\lambda}(H_{\alpha}) \sim 70 \text{ \AA}$ , componentes A y B, respectivamente), con masas de  $\sim 15$  y  $\sim 5 M_{\text{Jup}}$ . Los correspondientes tipos espectrales son M7.25 y M9.25 ([Luhman et al., 2009](#)). Estos autores detectan excesos de emisión significativos para longitudes de onda  $> 4 \mu\text{m}$  y clasifican a ambas como de Clase II. La componente A, además, evidencia excesos en la región más azul del rango óptico y en el UV. [Monin et al. \(2013\)](#) detectaron un flujo bipolar molecular probablemente excitado por la componente A, cuyo espectro muestra evidencia de acreción, además de la presencia de líneas prohibidas [O I]  $\lambda 5577$  y [O I]  $\lambda 6300$  que sugieren la presencia de un flujo óptico ([Stelzer et al., 2010, 2013a](#)).

*DH Tau b*

DH Tau es una CTTS perteneciente a la región de Taurus, con tipo espectral M0.5 y masa de  $0.33 M_{\odot}$ . DH Tau b es una compañera que se encuentra a una distancia de 330 UA ([Itoh et al., 2005](#)), con una masa de  $11_{-3}^{+10} M_{\text{Jup}}$  ([Luhman et al., 2006](#)) y

tipo espectral L2 (Patience et al., 2012). Bryan et al. (2016) detectan una posible tercera componente a una distancia de  $\sim 400$  UA que, de resultar gravitacionalmente ligada al sistema, tendría una masa de  $\sim 1 M_{\text{Jup}}$ . Sin embargo, los mismos autores destacan la necesidad de continuar con el monitoreo astrométrico del objeto a fin de confirmar o descartar su pertenencia al sistema.

La SED de la componente A muestra excesos significativos desde el infrarrojo cercano hasta  $\sim 100 \mu\text{m}$  (Hartmann et al., 2005). Furlan et al. (2011) encuentran evidencia de silicatos cristalinos en espectros en el infrarrojo medio ( $\sim 10\text{--}35 \mu\text{m}$ ) obtenidos con el instrumento IRS de Spitzer. En particular, estos espectros muestran dos picos en  $9.3$  y  $11 \mu\text{m}$  debidos a la enstatita<sup>4</sup>. Sargent et al. (2009) estiman que  $\sim 45\%$  de la masa del polvo en las capas superficiales del disco de la componente A se encuentra en estado cristalino. Harris et al. (2012) detecta emisión en  $880 \mu\text{m}$  de la componente A, aunque no pueden resolver el disco. Gräfe et al. (2011), si bien tampoco pueden resolver el disco alrededor de la componente A en la banda  $N$  ( $10.49 \mu\text{m}$ ), determinan un hueco en el mismo con un radio de  $15.5^{+9.0}_{-2.0}$  UA. Finalmente, Zhou et al. (2014) determinan una tasa de acreción de  $\sim 10^{-11} M_{\odot}/\text{año}$  para la componente b, lo cual indicaría la existencia de un disco también alrededor de este objeto.

#### CT Cha b

CT Cha (T 14) es una CTTS en Chamaeleon I (Luhman, 2004). Su SED evidencia excesos en el infrarrojo (Manoj et al., 2011). Morales et al. (2012) encuentran excesos significativos en las bandas  $W_3$  y  $W_4$  de WISE, lo que indica la presencia de polvo tibio. CT Cha b se encuentra a una distancia de  $\sim 440$  UA de CT Cha y posee un tipo espectral M8–L0 (Schmidt et al., 2008b; Patience et al., 2012). Wu et al. (2015) estiman una masa de  $17 \pm 6 M_{\text{Jup}}$  para CT Cha b, y atribuyen un tipo espectral  $M_9 \pm 1$  a la componente b, basados en la medición del índice  $\text{H}_2\text{O}\text{--K}_2$  (Rojas-Ayala et al., 2012). Adicionalmente Wu et al. (2015) estiman una tasa de acreción de  $\sim 6 \times 10^{-10} M_{\odot}/\text{año}$ , para la componente b indicando la presencia de un disco en este objeto. Esta estimación se basa en el exceso de emisión detectado en la banda  $r'$  ( $0.62 \mu\text{m}$ ), lo cual indicaría una fuerte emisión en  $\text{H}\alpha$ .

#### GQ Lup b

GQ Lup es una CTTS de tipo espectral K7V, localizada en la nube Lupus I. Neuhäuser et al. (2005), mediante imagen directa en la banda  $K$ , detectan una compañera localizada a una distancia de  $\sim 100$  UA, con un masa estimada muy incierta ( $8\text{--}60 M_{\text{Jup}}$ ) pero que, según estos autores, muy probablemente corresponda al régimen de las enanas marrones (Seifahrt et al., 2007; Lavigne et al., 2009). Más recientemente Uyama et al. (2017a) limitan el rango de masa de la compañera subestelar a  $\sim 15\text{--}20 M_{\text{Jup}}$  y excluyen la posibilidad de otras compañeras más masivas que  $16 M_{\text{Jup}}$  a una distancia de  $70$  UA. GQ Lup b tiene un tipo espectral  $L_{1.5} \pm 2.5$  (Patience et al., 2012).

Dai et al. (2010) detectan emisión en  $1.3 \text{ mm}$  de un disco marginalmente resuelto asociado a la componente principal. Estos datos, junto con el modelado de la SED, indican que el disco en la componente primaria sería muy compacto con una masa

<sup>4</sup> Silicato de magnesio cristalino,  $\text{MgSiO}_3$ .

de  $\sim 3 M_{\text{Jup}}$ . No detectan emisión en 1.3 mm asociada con GQ Lup b. Sin embargo, [Zhou et al. \(2014\)](#) encuentran evidencia de acreción en ambas componentes, por lo cual ambas estarían asociadas a discos circunestelares. Recientemente, [MacGregor et al. \(2017\)](#), empleando datos obtenidos con ALMA en el continuo en 870  $\mu\text{m}$  y la línea de CO  $J = 3-2$ , resuelven el disco alrededor de la componente primaria, que efectivamente es muy compacto. El radio del disco de polvo resulta de  $\sim 30$  UA, en tanto que el de gas es de  $\sim 46$  UA. Estos autores determinan un ángulo de inclinación para el disco de  $60.5^\circ \pm 0.5^\circ$ . Finalmente y en base al límite de detección en 870  $\mu\text{m}$ , [MacGregor et al. \(2017\)](#) establecen un límite superior para la masa del disco de polvo alrededor de GQ Lup b de 0.04 masas terrestres.

#### *SR 12 AB c*

SR 12 AB, tipo espectral K4-M2.5 ([Bouvier & Appenzeller, 1992](#); [Gras-Velázquez & Ray, 2005](#)), es una binaria ubicada en la región de Ophiuchus con una separación de  $\sim 26$  UA entre ambas componentes. SR 12 AB c, a una distancia de  $\sim 1100$  UA del par central (para una distancia de 125 pc), posee una masa de  $13 \pm 7 M_{\odot}$  ([Kuzuhara et al., 2011](#)) y un tipo espectral  $M9.0 \pm 0.5$  ([Kuzuhara et al., 2011](#); [Bowler et al., 2014](#)).

#### *2Mo441+2301 AabBa b*

2Mo441+2301 AabBab es un sistema cuádruple joven (edad  $1-3 \times 10^6$  años) en la región de formación estelar de Taurus. Está constituido por dos pares de binarias que se encuentra a una distancia mutua de 1800 UA. El par más masivo 2Mo441+2301 Aab, está formado por una estrella de baja masa de tipo M4.5 y una enana marrón, con una separación de 33 UA. El otro par (Bab) se encuentra constituido por una enana marrón (Ba) de tipo espectral M8.5 y una compañera más débil (Bb) a una distancia de 15 UA ([Todorov et al., 2010](#)). Para esta componente, [Bowler & Hillenbrand \(2015\)](#) estiman una masa de  $9.8 \pm 1.8 M_{\text{Jup}}$  y tipo espectral  $L1 \pm 1$ . Adicionalmente proporcionan nuevas estimaciones de masas para las otras tres componentes:  $m_{\text{Aa}} = 200_{-50}^{+100} M_{\text{Jup}}$ ,  $m_{\text{Ab}} = 35 \pm 5 M_{\text{Jup}}$ , y  $m_{\text{Ba}} = 19 \pm 3 M_{\text{Jup}}$ .

Ambas componentes del pares Aab presentan signos de acreción, en particular Pa $\beta$  en emisión, lo cual indica tasas de acreción de masa de  $\sim 10^{-9}$  y  $\sim 10^{-11} M_{\odot}/\text{año}$ . No se encuentran emisión significativa en Pa $\beta$  para ninguna de las componentes del par Bab. Además los dos pares no resueltos (Aab y Bab) poseen excesos en el infrarrojo medio, que se asocian con las respectivas primarias aunque también podrían originarse en material circunestelar en las secundarias ([Adame et al., 2011](#); [Bulger et al., 2014](#); [Bowler & Hillenbrand, 2015](#)).

#### *HIP 78530 b*

HIP 78530 es una estrella de tipo espectral B9V (con una masa de  $2.5 M_{\odot}$ ) que pertenece a la asociación estelar joven de la parte superior de Scorpius. [Lafrenière et al. \(2011\)](#) reportaron la detección de una compañera subestelar con una masa de  $19-26 M_{\text{Jup}}$  a una distancia de  $\sim 700$  UA y tipo espectral  $M8 \pm 1$ . Más recientemente [Lachapelle et al. \(2015\)](#) estiman un tipo espectral M7 y una masas de  $21-25 M_{\text{Jup}}$ , para una edad de  $5-10 \times 10^6$  años. [Bailey et al. \(2013\)](#) no encuentran excesos en el infrarrojo cercano y medio en ninguna de las dos componentes.

*2M 11193–11 b*

2MASS J11193254–1137466 b fue identificada por Kellogg et al. (2015), como un objeto muy rojo ( $J-K_s = 2.58 \pm 0.03$ ) con un tipo espectral L7. Posteriormente Kellogg et al. (2016) establecen con un alto grado de confianza (92 %) la pertenencia de este objeto a la asociación joven TW Hydrae y estiman una masa de  $4.3\text{--}7.6 M_{\text{Jup}}$ , asumiendo una distancia cinemática para la asociación de  $28.9 \pm 3.6$  pc.

*WISEA 1147–2040 b*

WISEA J114724.10–204021.3 fue detectada durante un amplio relevamiento de búsqueda de enanas de tipo L, empleando colores de 2MASS y de ALLWISE<sup>5</sup>. En particular WISEA 1147–2040 b fue seleccionada por su índice ( $J-K_s$ )  $> 2.64$ , extremadamente rojo. Schneider et al. (2016) obtiene espectros en el infrarrojo cercano determinando un tipo espectral  $L7 \pm 1$  para el objeto, además de identificar varios indicadores de juventud. Asumiendo su pertenencia a la asociación joven TW Hydrae (edad de  $10 \pm 3 \times 10^6$  años, Bell et al. 2015), estiman una masa de  $5\text{--}13 M_{\text{Jup}}$ , para una distancia de  $31.3 \pm 3.8$  pc.

*[MPK2010b] 4450*

[MPK2010b] 4450 es un objeto de masa planetaria detectado por Marsh et al. (2010) durante un relevamiento espectroscópico en el infrarrojo cercano en busca de enanas marrones en la nube oscura  $\rho$  Ophiuchi. De acuerdo con estos autores el espectro de baja resolución en  $1.5\text{--}2.4 \mu\text{m}$  es consistente con una enana marrón enrojecida de  $T_{\text{eff}}$  entre 1200 y 1800 K y de un tipo espectral T temprano. Los mismos asumen una edad de  $\sim 10^6$  años que corresponden a una masa de  $2\text{--}3 M_{\text{Jup}}$ .

*GSC 06214–00210 b*

GSC 06214 – 00210 es una WTTS de tipo espectral K7–M1 que pertenece a la región superior de Scorpius, con una masa estimada en  $\sim 0.6 M_{\odot}$ . GSC06214 – 00210 b tiene un tipo espectral  $L0 \pm 1$ , y una masa de  $14\text{--}17 M_{\text{Jup}}$  y tiene una separación de 320 UA con respecto a la componente primaria (Ireland et al., 2011; Bowler et al., 2011, 2015; Lachapelle et al., 2015). Bowler et al. (2011) y Zhou et al. (2014) detectan evidencia de acreción en GSC 06214–00210 b, en particular Pa $\beta$  en emisión, lo cual se corresponde con una tasa de  $\sim 10^{-11} M_{\odot}/\text{año}$ . Bailey et al. (2013) detectaron excesos infrarrojos en GSC 06214–00210 b, probablemente debidos a la presencia de polvo cerca del límite de sublimación, así como también un exceso de emisión en  $24 \mu\text{m}$  no resuelto, es decir que no se puede atribuir a ninguna de las dos componentes. Recientemente Bowler et al. (2015), presentaron observaciones de ALMA en  $880 \mu\text{m}$ , no detectando ninguna de las dos componentes, lo que permite establecer límites superiores a la masa de polvo y la masa total de  $< 0.15 M_{\text{Tierra}}$  y  $< 0.05 M_{\text{Jup}}$ , respectivamente, para una razón masa del gas a masa del polvo de 100:1 y una temperatura de 10 a 20 K.

<sup>5</sup> <http://wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allwise/expsup/>



*HIP 73990 c*

HIP 73990, perteneciente a la asociación de Scorpius-Centaurus, se encuentra a una distancia de  $125_{-12}^{+15}$  pc, y posee un tipo espectral A. [Hinkley et al. \(2015\)](#) detectan dos compañeras subestelares: HIP 73990 b, con una masa de  $28_{-10}^{+37} M_{\text{Jup}}$ , que por lo tanto puede clasificarse con una enana marrón, y HIP 73990 c, que con una masa de  $22_{-6}^{+38} M_{\text{Jup}}$  queda muy próxima al límite entre enanas marrones y planetas gigantes.

*HIP 74865 b*

HIP 74865 es una estrella de tipo espectral F4 en la región de Scorpius-Centaurus, con una distancia estimada de  $115_{-14}^{+19}$  pc. [Hinkley et al. \(2015\)](#) detectan una compañera subestelar con una masa de  $28_{-10}^{+37} M_{\text{Jup}}$  a una distancia de  $23 \pm 6$  UA de la componente primaria.

*2MASS J1207334–393254 b*

2MASS J1207334–393254 (TWA 27) es miembro de la asociación joven TW Hydrae ([Gizis, 2002](#)), la cual posee una edad de  $\sim 8 \times 10^6$  años. [Chauvin et al. \(2004\)](#) detectaron una compañera con masa  $\sim 5 M_{\text{Jup}}$  y tipo espectral L5–L9.5, orbitando a una distancia de  $\sim 46$  UA de la primaria con una masa estimada en  $25 M_{\text{Jup}}$  (ver también ([Song et al., 2006](#))). El sistema se encuentra a una distancia de  $52.4 \pm 1.1$  pc ([Ducourant et al., 2008](#)). Basados en observaciones realizadas con Herschel/SPIRE y en el modelado de la SED desde el cercano infrarrojo al submilimétrico, [Riaz et al. \(2012\)](#) infieren la presencia de un disco con una masa de  $3 \pm 2 M_{\text{Jup}}$  y un radio externo de 50-100 alrededor de la componente principal, 2MASS J1207334–393254. Esta componente también se encuentra en una etapa de acreción con una tasa de  $\sim 10^{-10} M_{\odot}/\text{años}$  ([Scholz et al., 2005](#); [Stelzer et al., 2007](#)).

*PDS 70 b*

PDS 70 es una WTTS de tipo espectral K7 perteneciente a la sub-asociación Centaurus Superior-Lupus ([Riaud et al., 2006](#); [Pecaut & Mamajek, 2016](#)), con una edad de  $5.4 \times 10^6$  años ([Müller et al., 2018](#)) y que cuenta con un disco circunestelar ([Gregorio-Hetem & Hetem, 2002a](#); [Metchev et al., 2004](#)). A partir del modelado de la SED se predijo que la región interna del mismo se encuentra sustancialmente limpia de polvo, pero con un pequeño disco interno ópticamente grueso que emite en el infrarrojo cercano ([Hashimoto et al., 2012](#); [Dong et al., 2012](#)). Previamente en [Dodson-Robinson & Salyk \(2011\)](#) se propuso que tal región habría sido despejada por la existencia de uno o más planetas en formación. Recientemente, a partir de imágenes de alta resolución provistas por SPHERE [Beuzit et al. \(2008, Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch\)](#), [Keppler et al. \(2018\)](#) reportan la detección de un objeto de masa planetaria ( $\sim 10.5 M_{\text{Jup}}$ ) ubicado dentro de un *gap* o agujero central en el disco transicional de la estrella; además, este objeto estaría en una órbita circular coplanar con el disco ([Müller et al., 2018](#)). De acuerdo a [Keppler et al. \(2018\)](#), el planeta se encuentra a  $\sim 22$  UA dentro de un agujero que se extiende desde  $\lesssim 17$  UA hasta  $\sim 60$  UA. PDS 70 b es de tipo espectral L pero con colores más enrojecidos, lo que indicaría la presencia de polvo caliente a su

alrededor. De acuerdo al trabajo de [Wagner et al. \(2018\)](#) tanto la estrella central como el planeta presentan emisión en  $H_\alpha$  y por lo tanto están en proceso de acreción de material, incluso con una tasa de acreción comparable ( $\lesssim 10^{-8} M_{\text{Jup}}/\text{año}$ ); esto sugiere que el planeta podría estar desempeñando un papel de guía de materia a través del “vacío” entre el disco y la estrella, mientras acumula material sobre sí mismo. PDS 70 b resulta muy interesante ya que se encuentra entre los primeros ejemplos de un planeta observado durante su formación.

### *K2-33 b*

Recientemente, [Mann et al. \(2016b\)](#) y [David et al. \(2016\)](#), en base a la fotometría de la misión K2 ([Howell et al., 2014](#)), de la asociación OB de Scorpius superior, reportaron la detección de un planeta transitante del tamaño de Neptuno (K2-33 b,  $R_P \sim 5 R_{\text{Tierra}}$ ) orbitando una estrella T Tauri de tipo espectral M3, con una edad de  $5-10 \times 10^6$  años. El planeta (K2-33 b) posee un período de 5.4 días y semieje  $a = 0.04$  UA. K2-33 b es uno de los pocos objetos de este tipo.

K2-33 presenta características espectroscópicas distintivas de las estrellas T Tauri con emisión débil (WTTS). [Carpenter et al. \(2009\)](#) detectaron exceso de emisión para la estrella K2-33 en  $24 \mu\text{m}$ , lo cual podría deberse a un disco de polvo a una distancia de  $\sim 2$  UA y  $\sim 120$  K de temperatura. A la edad de K2-33 ( $5-10 \times 10^6$  años), no es claro si el anillo es de origen primordial, es decir el remanente de un disco rico en gas y polvo, o si bien es un disco de escombros resultante de la colisión de planetesimales pre-existentes.

### *Tap 26 b*

TAP 26 (HBC 376, NTTS 041559+1716) es una WTTS ([Feigelson et al., 1987](#); [Grankin et al., 2008](#); [Grankin, 2013a](#)) perteneciente a la región de Taurus. Posee un tipo espectral K7 y una SED de clase III ([Luhman et al., 2010](#)). [Wahhaj et al. \(2010\)](#) clasifican a este objeto como sin disco. [Yu et al. \(2017\)](#) emplean la técnica de imagen Zeeman-Doppler para derivar la distribución superficial de brillo y de manchas magnéticas, obteniendo que al menos un 12 % de la superficie estelar está cubierta por manchas frías y calientes. Estos autores aplican distintas técnicas para separar el efecto de *jitter* en las velocidades radiales debido a manchas, de aquél debido al reflejo del movimiento planetario. Si bien no pueden determinar el período orbital en forma unívoca su análisis arroja dos períodos posibles de  $10.79 \pm 0.14$  y de  $8.99 \pm 0.09$  días. Asumiendo que el período más probable es  $10.79 \pm 0.14$  días, estos autores determinan  $a = 0.0968 \pm 0.00232$  UA y  $M = 1.66 \pm 0.31 M_{\text{Jup}}$ . Si el planeta orbita en el plano ecuatorial, entonces  $i = 55^\circ$  y  $m_p = 2.03 \pm 0.46 M_{\text{Jup}}$ . Para un período de  $8.99 \pm 0.09$  días, estos valores resultan:  $a = 0.086 \pm 0.003$  UA,  $M = 1.71 \pm 0.31 M_{\text{Jup}}$ .

### *V830 Tau b*

V830 Tau es una WTTS sin excesos significativos en el infrarrojo cercano, lo cual implicaría que el disco interno de acreción se ha disipado. La estrella tiene una edad estimada en  $2 \times 10^6$  años y un período de rotación de 2.741 días. [Donati et al. \(2017\)](#) eliminan la posible contribución debida a la actividad estelar de V830 Tau ([Donati et al., 2015](#)) y modelan las curvas de velocidades radiales resultantes con

un planeta con las siguientes características:  $P = 4.93 \pm 0.05$  días,  $a = 0.057 \pm 0.001$  UA,  $m_p = 0.77 \pm 0.15 M_{\text{Jup}}$ .

#### *CI Tau b*

CI Tau es una CTTS con una edad de  $\sim 2 \times 10^6$  años, perteneciente a la región de Taurus. Johns-Krull et al. (2016) analizan velocidades radiales obtenidas en el óptico e infrarrojo y encuentran variaciones que podrían ser coherentes con un período de  $\sim 9$  días. En principio, estas variaciones podrían deberse a manchas frías y calientes, a un efecto de reflexión de la parte interna del disco sobre las velocidades radiales, y a la presencia de un planeta. Los autores analizan las distintas posibilidades y llegan a la conclusión que la hipótesis planetaria es la que mejor reproduce los datos disponibles. La amplitud en velocidad radial produce  $M \sin i = 8.08 \pm 1.53 M_{\text{Jup}}$ . Considerando mediciones de la literatura en 1.3  $\mu\text{m}$  para la masa del disco, la inclinación del propio disco, y asumiendo que el planeta yace en el plano del disco, estos autores obtienen para el mismo una masa de  $\sim 11.3 M_{\text{Jup}}$ .

#### *AS 205 b*

AS 205 A (V866 Sco) es una CTTS en Scorpius con una edad de  $0.5 \times 10^6$  años de tipo espectral K5V, que forma parte de un sistema triple. A una distancia de  $\sim 180$  UA de AS 205 A se encuentra una binaria espectroscópica de baja masa (K7/MO) detectada por diversos relevamientos (Ghez et al., 1993; Prato & Simon, 1997; Eisner et al., 2005).

La curva de luz presenta variaciones compatibles con dos períodos:  $P_1 = 6.78$  días y  $P_2 = 24.78$  días (Artemenko et al., 2010; Percy et al., 2010).  $P_1$  correspondería al período rotacional de la estrella y a la presencia de manchas frías.  $P_2$ , por el contrario, muestra una modulación en brillo y colores rojos que indican la presencia de una fuente fría (es decir, un planeta). Almeida et al. (2017) determinan que el semi-eje del planeta sería de 0.18 UA y yacería cerca del radio interno del disco  $R_{\text{in}} = 0.14$  UA, determinado mediante interferometría infrarroja por Eisner et al. (2005) y Andrews et al. (2009). Sin embargo Schegerer et al. (2013), base a observaciones interferométricas en 1.6 – 2.5  $\mu\text{m}$  no pueden confirmar la existencia de un *gap* en el disco. Almeida et al. (2017) también derivan  $e \sim 0.34$  y  $M \sin i = 19.25 M_{\text{Jup}}$  para el planeta.

#### *Otros planetas libres en regiones de formación estelar*

Recientemente, Best et al. (2017) reportaron la detección de 8 objetos con masas alrededor del límite entre las enanas marrones y los planetas pertenecientes a la región de Taurus y a la asociación joven OB de Scorpius-Centaurus. Estos objetos fueron identificados en base a fotometría óptica (Pan-STARR1<sup>6</sup>) e infrarroja media (WISE<sup>7</sup>). En todos los casos determinan tipos espectrales en base a espectros infrarrojos y, asumiendo la pertenencia a las regiones jóvenes mencionadas, estimaron

<sup>6</sup> *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System* (<https://panstarrs.stsci.edu/>).

<sup>7</sup> *Wide-Field Infrared Survey Explorer* ([https://www.nasa.gov/mission\\_pages/WISE/main/index.html](https://www.nasa.gov/mission_pages/WISE/main/index.html)).

masas para cada uno de los candidatos. Estos autores también analizan otro objeto (2MASS J04373705+233108) que había sido previamente detectado por [Luhman et al. \(2009\)](#). A estos objetos adicionamos 2 más detectados en la región Chamaeleon I y de Scorpius Superior reportados respectivamente por [Peña Ramírez et al. \(2016\)](#); [Esplin et al. \(2017\)](#). Las Tablas 4 y 7 listan la principales características de estos objetos. Notar que los objetos en Taurus son probablemente planetas libres ya que sus masas, dentro del error observacional, quedan por debajo de  $13\text{--}15 M_{\text{Jup}}$ , en tanto que los objetos de la región de Scorpius-Centaurus son probablemente enanas marrones jóvenes. Uno de los objetos de Scorpius-Centaurus, de tipo espectral M7 (PSO J237.1470–23.1489), evidencia excesos de emisión en el infrarrojo medio, indicando la presencia de un disco circunestelar.

## 2.3 CARACTERÍSTICAS DE ESTRELLAS T TAURI Y PLANETAS

### 2.3.1 Diagrama color-color $J\text{--}H$ vs. $H\text{--}K$

En las Tablas 5 y 6 se listan magnitudes para planetas (ver Tabla 1) y estrellas (ver Tabla 2). Las magnitudes  $J$  ( $1.25 \mu\text{m}$ ),  $H$  ( $1.65 \mu\text{m}$ ),  $K$  ( $2.17 \mu\text{m}$ ) de los planetas fueron recopiladas de la literatura. En el caso de las estrellas las magnitudes corresponden a las bandas  $J, H, K, W_1, W_2, W_3, W_4$ , las últimas cuatro corresponden a las bandas infrarrojas del WISE centradas en  $3.4, 4.6, 12,$  and  $22 \mu\text{m}$ , todas fueron tomadas del sitio del *NASA/IPAC Infrared Science Archive*<sup>8</sup>. Finalmente la Tabla 7 proporciona las magnitudes de los 12 objetos jóvenes recientemente identificados (ver Tabla 4).

La Figura 19 muestra la localización de las estrellas y de los planetas en el diagrama color-color  $J\text{--}H$  vs.  $H\text{--}K$ . Los planetas están representados por círculos de color rosa y las estrellas por triángulos de color azul. Se indican en líneas de trazo continuo los colores intrínsecos de estrellas de secuencia principal y de la rama de las gigantes ([Bessell & Brett, 1988](#)). De [Skrzypek et al. \(2015, 2016\)](#) se tomaron los colores de objetos de secuencia principal en más tardíos que M8 y hasta el tipo espectral L5, a fin de abarcar los de los planetas gigantes identificados. Las líneas discontinuas corresponden a la banda de enrojecimiento ([Rieke & Lebofsky, 1985](#)). La flecha indica el vector de enrojecimiento para una extinción de 5 magnitudes en la banda  $V$ .

Este tipo de diagrama de diagnóstico en el infrarrojo cercano es útil para identificar la presencia de polvo circundante, ya sea en discos o envolturas, que produce excesos de color intrínsecos, los cuales no responden al enrojecimiento propio del polvo interestelar de la nube molecular madre. Estos objetos se ubican hacia la derecha de las bandas de enrojecimiento (líneas discontinuas en la Figura 19), en tanto que los restantes pueden ser desenrojecidos siguiendo la dirección del vector de enrojecimiento. De izquierda a derecha, las dos primeras líneas indican la banda de enrojecimiento para tipos espectrales de B8 a M8, en tanto que la segunda y tercera lo hacen para tipos de M8 a L5. Notar que algunas estrellas yacen a la derecha de la primera banda y que, por lo tanto, poseen excesos intrínsecos. En forma análoga algunos planetas (ocho en total) quedan hacia la derecha de la tercera banda, por lo cual también poseen excesos de color atribuibles a la presencia

<sup>8</sup> <http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?submit=Selectprojshort=WISE>

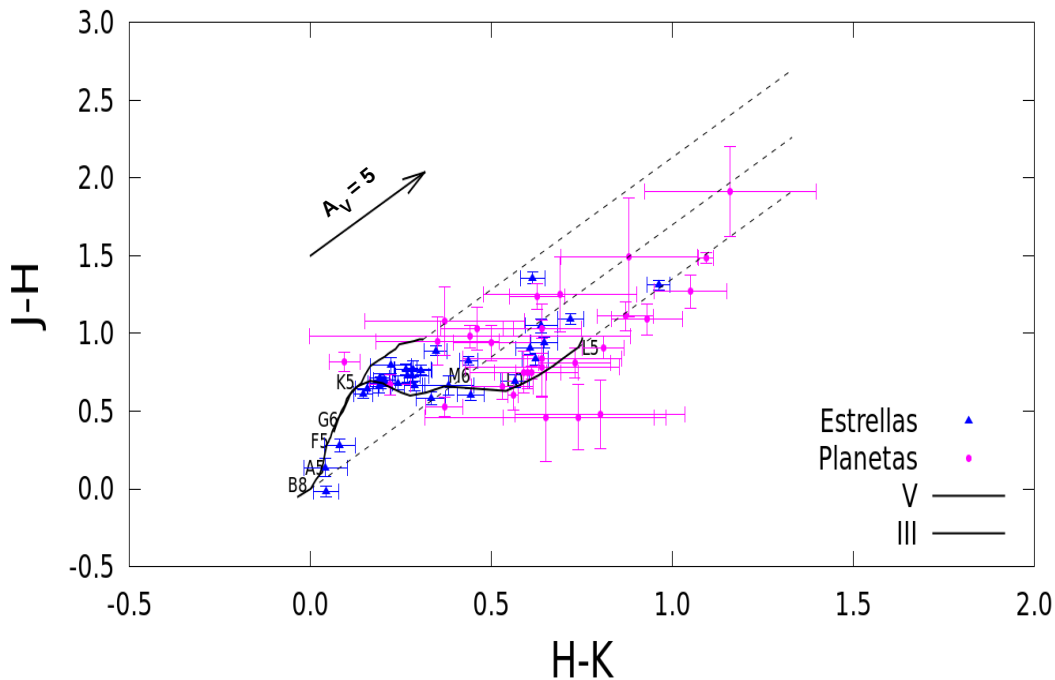
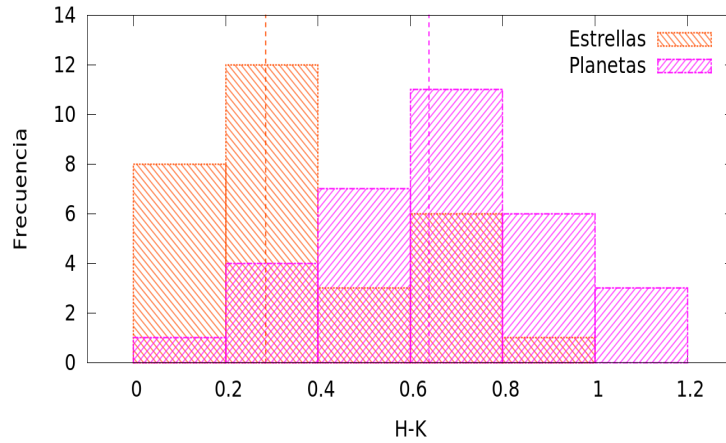


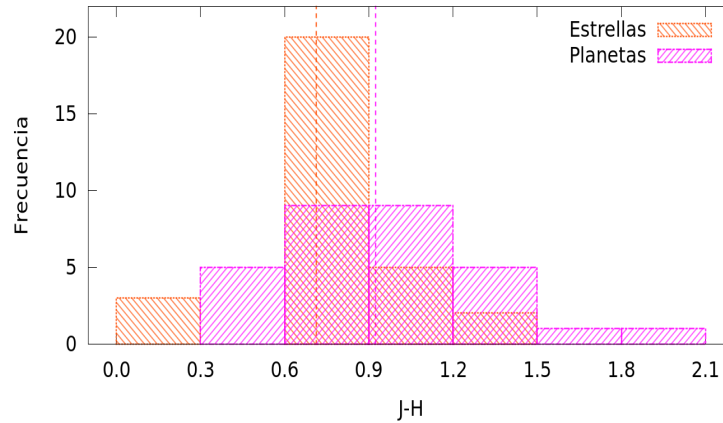
Figura 19: Diagrama color-color  $J-H$  vs.  $H-K$  de estrellas y planetas. Las estrellas se indican con triángulos de color azul y los planetas con círculos de color rosa. Las líneas continuas indican los colores de estrellas de secuencia principal y de la rama de las gigantes, son de (Bessell & Brett, 1988) y Skrzypek et al. (2015, 2016). Las líneas discontinuas corresponden a la banda de enrojecimiento (Rieke & Lebofsky, 1985) y la flecha muestra el vector de enrojecimiento para una extinción de 5 magnitudes en la banda  $V$ .

de materia circunestelar. La Figura 20 muestra la distribución de estrellas y planetas en los índices  $H-K$  y  $J-H$ . En general los planetas poseen colores más rojos que sus estrellas huéspedes, similares a los de las enanas marrones (Leggett et al., 2012).

Finalmente el diagrama color-color  $W_1-W_2$  vs.  $K-W_1$  de la Figura 21 muestra la ubicación de estrellas TTS, clasificadas en WTTS (triángulos rojos) y CTTS (cuadrados azules). En general las WTTS presentan excesos de color nulos o moderados, en tanto que las CTTS evidencian mayores excesos. Como se mencionó en el Capítulo 1 esto se debe, principalmente a que las CTTS son, en promedio, más jóvenes y poseen discos primigenios, en tanto que las WTTS, en general, están asociadas a discos transicionales o discos residuales (*debris*).



(a)



(b)

Figura 20: (a) Histogramas de colores  $H-K$  para estrellas y planetas. Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas para cada muestra:  $H-K_{\star} \sim 0.29$  y  $H-K_{\text{P}} \sim 0.64$ .

(b) Histogramas de colores  $J-H$  para estrellas y planetas. Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas calculadas para cada muestra:  $J-H_{\star} \sim 0.72$  y  $J-H_{\text{P}} \sim 0.92$ .

Tabla 5: Magnitudes de planetas

Nombre	J	H	K	Referencias
Proplyd 133–353	–	–	–	–
CVSO 30 c	$19.617 \pm 0.053$	$18.802 \pm 0.029$	$18.708 \pm 0.030$	Schmidt et al. (2016)
11 Oph b	$15.86 \pm 0.05$	$14.88 \pm 0.05$	$14.44 \pm 0.44$	Close et al. (2007)
TWA 5 A (AB)b	$12.6 \pm 0.2$	$12.14 \pm 0.06$	$11.4 \pm 0.2$	Patience et al. (2012)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 5 – Continuación

Nombre	J	H	K	Referencias
LkCa 15 b	–	–	–	–
ROXs 42B b	16.99 ± 0.07	15.88 ± 0.06	15.01 ± 0.05	Kraus et al. (2014)
1RXS J160929.1 b	17.90 ± 0.13	16.87 ± 0.09	16.23 ± 0.06	Kraus et al. (2014)
UScoCTIO 108 b	16.53 ± 0.13	15.75 ± 0.14	15.11 ± 0.16	Béjar et al. (2008)
CHXR 73 b	17.84 ± 0.37	16.35 ± 0.10	15.47 ± 0.16	Daemgen et al. (2013)
USco1602–2401 b	12.50 ± 0.06	11.97 ± 0.01	11.60 ± 0.05	Aller et al. (2013)
USco1610–1913 b	13.90 ± 0.09	13.30 ± 0.01	12.74 ± 0.01	Aller et al. (2013)
USco1612–1800 b	–	13.73 ± 0.01	13.20 ± 0.01	Aller et al. (2013)
FW Tau b	17.34 ± 0.07	16.25 ± 0.07	15.32 ± 0.07	Kraus et al. (2014)
ROXs 12 b	16.64 ± 0.07	15.37 ± 0.08	14.32 ± 0.06	Kraus et al. (2014)
FU Tau b	–	–	13.33	Luhman et al. (2009)
DH Tau b	15.69 ± 0.07	14.88 ± 0.07	14.15 ± 0.07	Kraus et al. (2014)
CT Cha b	16.6 ± 0.3	–	14.9 ± 0.3	Patience et al. (2012)
GQ Lup b	14.82 ± 0.11	13.79 ± 0.08	13.33 ± 0.06	Kraus et al. (2014)
SR 12 AB b	15.93 ± 0.03	15.18 ± 0.03	14.57 ± 0.03	Kuzuhara et al. (2011)
2M 04441+23 b	–	15.62 ± 0.10	14.94 ± 0.10	Bowler & Hillenbrand (2015)
HIP 78530 b	15.06 ± 0.05	14.39 ± 0.04	14.17 ± 0.04	Lafrenière et al. (2011)
2M 11193–11 b	17.330 ± 0.029	15.844 ± 0.017	14.751 ± 0.012	Kellogg et al. (2016)
WISEA 1147–2040 b	> 17.511	15.764 ± 0.112	14.872 ± 0.106	Schneider et al. (2016)
[MPK2010b]4450	19.573 ± 0.070	18.335 ± 0.047	17.709 ± 0.060	Marsh et al. (2010)
GSC 06214–00210 b	16.30 ± 0.08	15.55 ± 0.07	14.95 ± 0.06	Kraus et al. (2014)
HIP 73990 c	–	–	–	–
HIP 74864 b	–	–	–	–
2M 1207–39 b	20.0 ± 0.2	18.09 ± 0.21	16.93 ± 0.11	Patience et al. (2012)
PDS 70 b	–	–	–	–
K2-33 b	–	–	–	–
Tap 26 b	–	–	–	–
V830 Tau b	–	–	–	–
CVSO 30 b	–	–	–	–
CI Tau b	–	–	–	–
AS 205 A	–	–	–	–

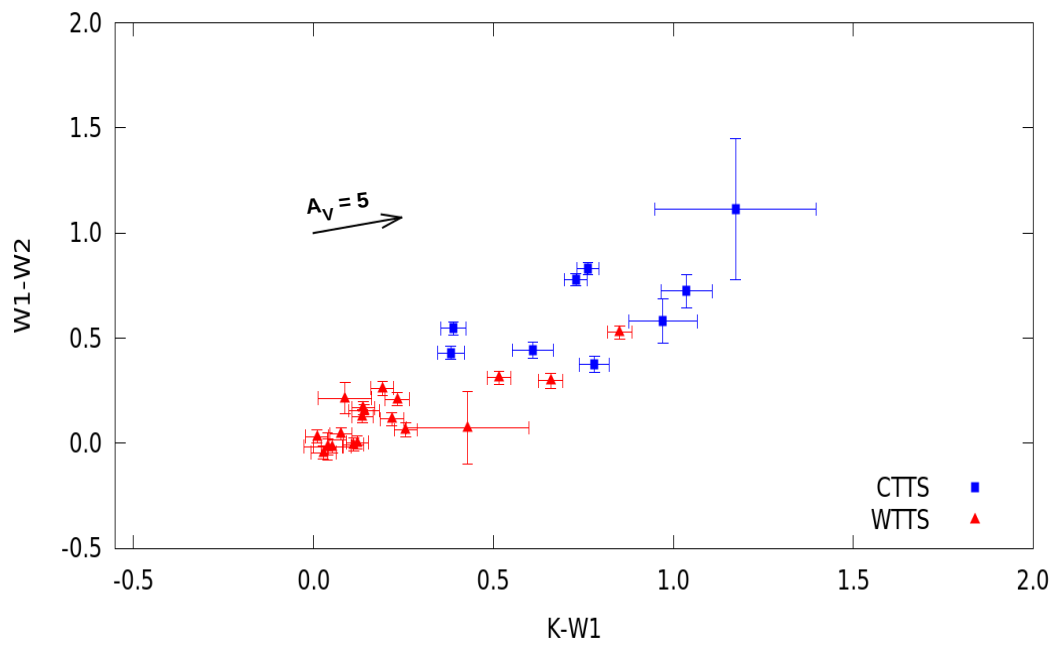


Figura 21: Diagrama color-color de estrellas CTTS y WTTS con planetas en las bandas del WISE. Los triángulos rojos corresponden a las CTTS y los cuadrados azules a las WTTS. La flecha indica el vector de enrojecimiento para una extinción de 5 magnitudes en la banda V.



Tabla 6: Magnitudes de estrellas T Tauri con planetas o estrellas asociadas

Nombre	W1	W2	W3	W4	J	H	K
CVSO 30	11.219 ± 0.024	11.051 ± 0.021	11.096 ± 0.138	8.59	12.232 ± 0.028	11.55 ± 0.026	11.357 ± 0.021
Oph 11A	12.813 ± 0.026	12.370 ± 0.026	11.876 ± 0.414	7.868 ± 0.2	14.472 ± 0.039	13.804 ± 0.049	13.423 ± 0.051
TWA 5 A(AB)	6.657 ± 0.071	6.443 ± 0.023	6.405 ± 0.016	6.243 ± 0.057	7.669 ± 0.026	6.987 ± 0.034	6.745 ± 0.023
LkCa 15	7.504 ± 0.028	7.207 ± 0.019	5.696 ± 0.015	3.565 ± 0.022	9.424 ± 0.020	8.600 ± 0.018	8.163 ± 0.018
ROXs 42B	8.453 ± 0.023	8.338 ± 0.020	8.233 ± 0.031	7.673 ± 0.240	9.906 ± 0.024	9.017 ± 0.022	8.671 ± 0.023
1RSX1609	8.794 ± 0.022	8.790 ± 0.020	8.684 ± 0.028	8.531 ± 0.370	9.820 ± 0.027	9.121 ± 0.023	8.916 ± 0.021
UScoCTIO108	12.125 ± 0.023	11.694 ± 0.023	9.630 ± 0.045	7.560 ± 0.159	13.422 ± 0.028	12.840 ± 0.027	12.507 ± 0.030
CHXR73	10.275 ± 0.169	10.201 ± 0.020	10.108 ± 0.051	9.406	12.674 ± 0.028	11.317 ± 0.024	10.703 ± 0.023
USco1602-2401	8.850 ± 0.022	8.806 ± 0.018	8.762 ± 0.033	8.397 ± 0.398	9.726 ± 0.024	9.083 ± 0.024	8.927 ± 0.021
USco1610-1913	8.737 ± 0.024	8.672 ± 0.021	8.536 ± 0.026	8.262 ± 0.324	10.026 ± 0.026	9.256 ± 0.022	8.993 ± 0.021
USco1612-1800	10.127 ± 0.023	9.917 ± 0.020	9.479 ± 0.043	8.432 ± 0.404	11.351 ± 0.026	10.627 ± 0.026	10.360 ± 0.024
FW Tau	9.196 ± 0.026	8.934 ± 0.021	8.747 ± 0.034	7.742 ± 0.240	10.340 ± 0.022	9.675 ± 0.022	9.388 ± 0.018
ROXs12	8.360 ± 0.023	7.831 ± 0.021	5.983 ± 0.017	3.784 ± 0.025	11.021 ± 0.024	9.930 ± 0.026	9.211 ± 0.025
FU Tau	8.595 ± 0.022	7.817 ± 0.020	6.071 ± 0.016	4.596 ± 0.031	10.781 ± 0.026	9.945 ± 0.027	9.324 ± 0.024
DH Tau	7.397 ± 0.032	7.022 ± 0.020	5.756 ± 0.016	3.032 ± 0.023	9.767 ± 0.021	8.824 ± 0.026	8.178 ± 0.026
CT Cha	7.898 ± 0.023	7.067 ± 0.020	4.859 ± 0.015	2.729 ± 0.019	9.715 ± 0.024	8.944 ± 0.047	8.661 ± 0.021
GQ Lup	6.125 ± 0.093	5.544 ± 0.050	4.342 ± 0.015	2.379 ± 0.020	8.605 ± 0.021	7.702 ± 0.033	7.096 ± 0.020
SR 12 AB	8.267 ± 0.022	8.112 ± 0.020	7.779 ± 0.026	3.687 ± 0.032	9.424 ± 0.023	8.631 ± 0.044	8.408 ± 0.036
2Mo441+23	-	-	-	-	14.419 ± 0.026	13.726 ± 0.029	13.161 ± 0.025
HIP 78530	6.864 ± 0.062	6.879 ± 0.020	6.933 ± 0.018	6.718 ± 0.104	6.928 ± 0.021	6.946 ± 0.029	6.903 ± 0.020
-	-	-	-	-	-	-	-
-	-	-	-	-	-	-	-

Continúa en la siguiente página...

Tabla 6 – Continuación

Nombre	W1	W2	W3	W4	J	H	K
—	—	—	—	—	—	—	—
GSC 6214–210	9.099 ± 0.022	9.114 ± 0.019	8.996 ± 0.033	8.138 ± 0.294	9.998 ± 0.027	9.342 ± 0.024	9.152 ± 0.021
HIP 73990	7.280 ± 0.032	7.297 ± 0.020	7.087 ± 0.018	5.649 ± 0.039	7.499 ± 0.021	7.362 ± 0.055	7.321 ± 0.024
HIP 74864	7.909 ± 0.024	7.953 ± 0.019	7.931 ± 0.020	7.912 ± 0.207	8.298 ± 0.021	8.018 ± 0.034	7.937 ± 0.026
2M 1207–39A	11.556 ± 0.023	11.009 ± 0.020	9.459 ± 0.027	8.029 ± 0.174	12.995 ± 0.026	12.388 ± 0.027	11.945 ± 0.026
PDS 70	8.026 ± 0.023	7.714 ± 0.020	5.716 ± 0.016	3.357 ± 0.019	9.553 ± 0.024	8.823 ± 0.04	8.542 ± 0.023
K2-33	9.890 ± 0.023	9.762 ± 0.021	9.610 ± 0.049	8.412	11.095 ± 0.023	10.332 ± 0.022	10.026 ± 0.019
Tab 26	9.158 ± 0.022	9.164 ± 0.021	9.076 ± 0.032	8.358	10.026 ± 0.021	9.416 ± 0.019	9.270 ± 0.018
V830 Tau	8.412 ± 0.023	8.380 ± 0.020	8.264 ± 0.031	8.329 ± 0.368	9.325 ± 0.021	8.613 ± 0.016	8.422 ± 0.021
CI Tau	6.756 ± 0.068	6.032 ± 0.038	4.367 ± 0.014	2.412 ± 0.026	9.480 ± 0.020	8.431 ± 0.040	7.793 ± 0.020
AS 205A	4.611 ± 0.223	3.497 ± 0.250	1.309 ± 0.026	–0.497 ± 0.015	8.056 ± 0.019	6.746 ± 0.027	5.784 ± 0.017

Tabla 7: Nuevo planetas y enanas marrones jóvenes: fotometría\*

Nombre	J	H	K	W1	W2	W3	W4
Cha J11110675-7636030	-	-	-	-	-	-	-
PSO J060.3+25	16.81 ± 0.17	15.73 ± 0.14	15.36 ± 0.17	14.99 ± 0.04	14.32 ± 0.04	> 11.98	9.58 ± 0.39
PSO J077.1+24	16.93 ± 0.14	16.47 ± 0.25	15.82 ± 0.22	15.15 ± 0.05	14.49 ± 0.07	> 11.78	> 8.61
2MASS J0437+2331	17.38 ± 0.19	16.13 ± 0.15	15.44 ± 0.15	14.45 ± 0.03	13.90 ± 0.05	> 11.68	> 9.10
USCO J15510.2-213457	18.127 ± 0.060	17.219 ± 0.042	16.410 ± 0.039	15.845 ± 0.063	15.261 ± 0.123	-	-
PSO J228.6-29	16.79 ± 0.19	15.95 ± 0.15	15.31 ± 0.16	14.82 ± 0.03	14.22 ± 0.05	> 11.83	> 8.90
PSO J229.2-26	16.46 ± 0.13	15.98 ± 0.18	15.18 ± 0.15	14.73 ± 0.04	14.37 ± 0.06	> 12.34	> 8.98
PSO J231.7-26	15.96 ± 0.08	15.21 ± 0.11	14.62 ± 0.10	14.18 ± 0.03	13.79 ± 0.04	> 12.55	> 8.99
PSO J231.8-29	15.77 ± 0.09	14.83 ± 0.07	14.33 ± 0.08	13.88 ± 0.03	13.43 ± 0.03	> 11.79	> 8.35
PSO J237.1-23	14.79 ± 0.05	14.13 ± 0.07	13.60 ± 0.05	12.92 ± 0.03	12.40 ± 0.03	10.93 ± 0.15	8.75 ± 0.45
PSO J239.7-23	16.30 ± 0.11	15.35 ± 0.11	15.00 ± 0.13	14.43 ± 0.03	13.94 ± 0.05	> 12.26	> 8.41

Nota: \* Datos tomados de Best et al. (2017); Peña Ramírez et al. (2016); Esplin et al. (2017).

### 2.3.2 Planetas y discos en estrellas T Tauri

En la Tabla 8 se presentan datos recopilados de la literatura acerca de la existencia de discos en las estrellas TTS con planetas de la Tabla 2. De las 30 estrellas en la muestra únicamente 26 presentan algún estudio o búsqueda de la presencia de material circunestelar o discos. Las columnas 2 a 5 listan propiedades específicas de los discos, tales como la presencia de los mismos, los distintos tipos de radios, excesos IR y evidencias de acreción. La columna 6 identifica al planeta, y de la columna 7 a la 9 se indican algunas propiedades del planeta, tales como el semieje mayor de la órbita ( $a$ ), indicios de discos en los planetas detectados a través de excesos IR (columna 8), o mediante la existencia de signos observacionales de acreción (columna 9).

En particular, en la columna 3 de la Tabla 8 se indican los radios de los discos obtenidos de la literatura. En general se da un tamaño del disco externo ( $R_{\text{ext}}$ ) como radio estimado para la máxima extensión del disco de acuerdo a los excesos IR observados, y un radio de la pared interna del disco ( $R_p^i$ ) que, por lo general, para un disco completo coincide con el radio de sublimación del polvo. Dentro de la muestra se encontró que algunos de los discos, ya evolucionados, presentaron diferentes estructuras. De acuerdo con el esquema evolutivo de discos en estrellas TTS que se presentó en el Capítulo 1, existen dos tipos de discos: los llamados discos pre-transicionales con estructuras de anillos y vacíos anulares (*gaps*), y los llamados discos transicionales, con un agujero central conforme el disco interno se va disipando. La Figura 22 muestra un esquema de estos tipos de discos y en ella se identifican los distintos tipos de radios que se indican en la columna 3 de la Tabla 8. Estos radios son:  $R_p^i$  (radio de la pared interna del disco),  $R_{\text{int}}$  (radio de disco interno),  $R_p^e$  (radio de la pared del disco externo) y  $R_{\text{ext}}$  (radio del disco externo) para un disco pre-transicional; y para un disco transicional cuyo disco interno se encuentra disipado, se muestra de igual forma que en el caso anterior un  $R_{\text{ext}}$  y un  $R_{\text{Hole}}$  (radio del hueco central).

De las 26 estrellas de la Tabla 8, 15 (57%) muestran clara presencia de disco. Otras 4 (TWA 5A, 1RXS 1609, USco 1612-1800 y 2M 0441+23) presentan excesos infrarrojos significativos para los cuales, sin embargo, no es posible indentificar cuál de las componentes del sistema es la emisora de los mismos. Finalmente 2 de las estrellas de la Tabla 8 (USco 1610-1913 y GSC 6214-210) muestran un pequeño exceso en el infrarrojo medio que no es posible atribuir fehacientemente a un disco. Particularmente, en el caso de GSC 6214-210 no se puede discernir si el exceso proviene de un disco evolucionado en la primaria o de un disco masivo alrededor de la compañera de masa planetaria (Bailey et al., 2013; Bowler et al., 2015). Como se mencionó antes, las 5 estrellas restantes no tienen búsquedas o estudios de disco reportados en la literatura.

De la Tabla 8, columna 8, resulta que 13 de 26 planetas poseen discos de polvo, detectables a través de excesos en el infrarrojo (ver también Figura 19). Además algunos planetas muestran signos de acreción, como por ejemplo FW Tau AB b y DH Tau b, los cuales presentan una intensa emisión en las líneas de  $H\alpha$  y  $Pa\beta$  (Zhou et al., 2014; Kraus et al., 2015), evidenciando un estado evolutivo temprano en el cual el planeta aún está formándose.

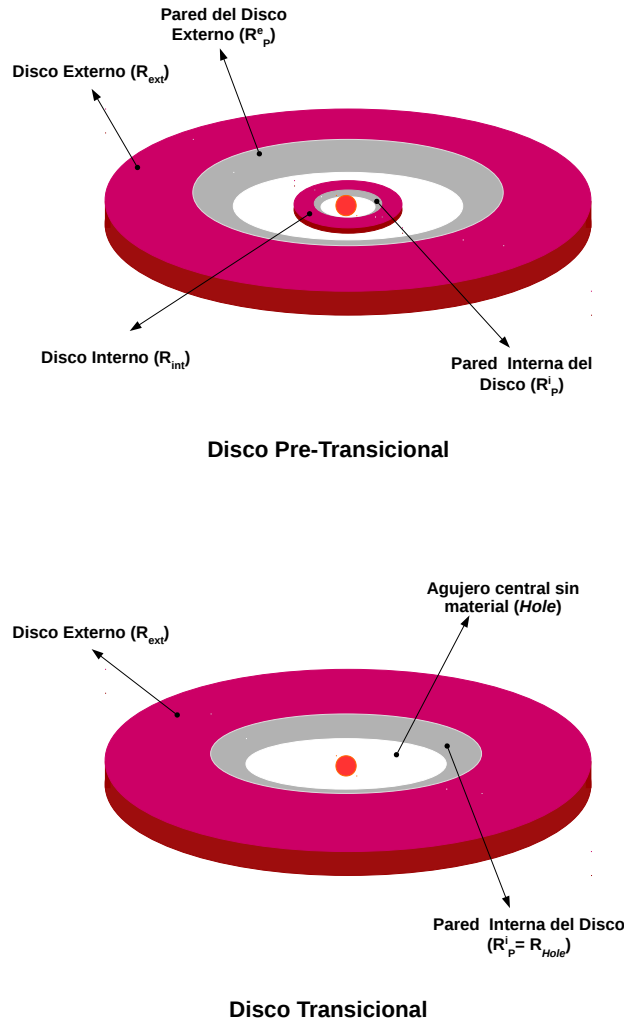


Figura 22: *Panel superior:* Disco de tipo pre-transicional. En el esquema se muestran las regiones vacías entre el disco interno y el disco externo, cuyos radios de máxima extensión son  $R_{int}$  y  $R_{ext}$  respectivamente. En el radio de sublimación del polvo se ubica la pared interna del disco interno ( $R_p^i$ ). El disco externo se trunca internamente en la pared del mismo y su radio es  $R_p^e$ .  
*Panel inferior:* Disco transicional. El disco interno se ha disipado por lo tanto se presenta un agujero central desprovisto de polvo. La pared interna del disco se encuentra mucho más alejada de la estrella central que en el caso pre-transicional. En este caso el  $R_p^i$  se lo puede denominar  $R_{Hole}$  como el radio del hueco central.

La Figura 23 muestra un esquema representativo de las extensiones de los discos de las estrellas en comparación con la ubicación de los respectivos planetas listados en la Tabla 22. Las líneas de color cian representan los discos, mientras que los círculos de color rojo son los planetas de cada sistema. Los tamaños de los círculos son proporcionales a las masas de los planetas.

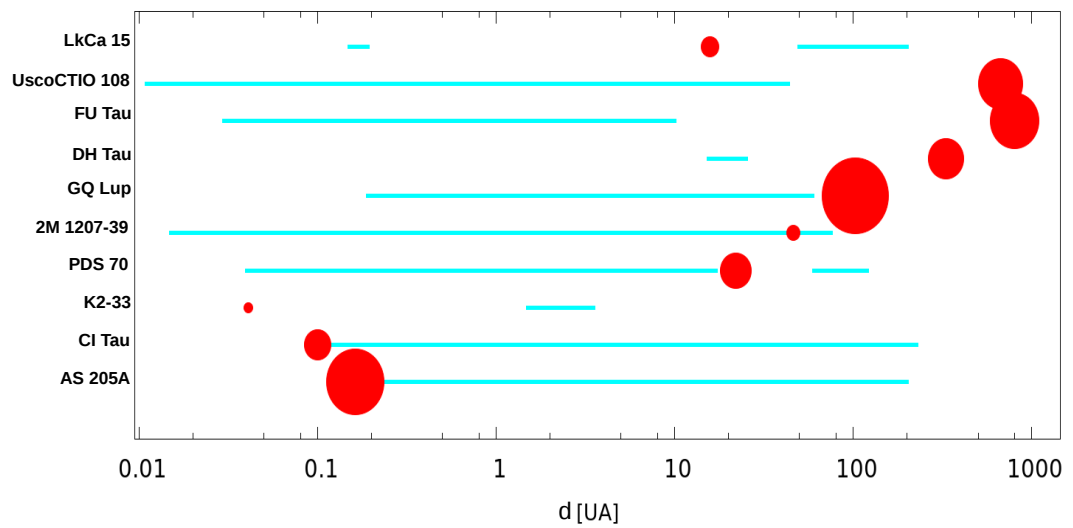


Figura 23: Representación esquemática de los discos circunestelares en comparación con las distancias donde se ubican los planetas respecto de la estrella central. Las líneas continuas de color cian representan la extensión de los discos mientras que los círculos rojos representan a los respectivos planetas. Los tamaños de los círculos son proporcionales a las masas de los correspondientes planetas.

Tabla 8: Propiedades de discos y planetas en estrellas T Tauri

Estrella	Disco <sup>a</sup> [Si/No/Tipo]	$R_D^b$ [UA]	Excesos IR	Acreción	Planeta	$a$ [UA]	Excesos IR	Acreción	Referencias
11 Oph A	Si	-	MIR	Si	b	$243.0 \pm 55.0$	Si	Si	Jayawardhana & Ivanov (2006); Allers et al. (2006); Close et al. (2007)
TWA 5A(AB)	Si*	-	-	Si	b	86.0	Si*	-	Neuhäuser et al. (2010)
LkCa 15	Si (Pre-T)	$R_p^i = 0.15, R_{int} = 0.19,$ $R_p^e = 50-58, R_{ext} = 200$	NIR	-	b	$15.7 \pm 2.1$	-	Si	Espaillet et al. (2010); Sallum et al. (2015); Huang et al. (2017)
ROXs 42B	No	-	No	-	b	$140 \pm 10$	-	Si	Andrews & Williams (2007a); Kraus et al. (2014)
1RXS 1609	Si*	-	MIR	No	b	330	Si*	-	Bailey et al. (2013); Wu et al. (2017)
UScoCTIO 108	Si	$R_{ext} = 43$	MIR	Si	b	670	-	-	Béjar et al. (2008); Morales et al. (2012)
USco 1602-2401	Si (Deb/Ev)	-	MIR	No	b	$1000 \pm 140$	-	-	Luhman & Mamajek (2012); Aller et al. (2013)
USco 1610-1913	Possible	-	NIR	Si	b	$840 \pm 90$	-	-	Luhman & Mamajek (2012); Aller et al. (2013)
USco 1612-1800	Si* (Deb/Ev)	-	MIR	No	b	$430 \pm 40$	Si*	-	Luhman & Mamajek (2012); Aller et al. (2013)
FW Tau AB	No	-	No	No	b	$330 \pm 30$	Possible	Si	Kraus et al. (2014, 2015)
ROXs 12	Si	-	MIR	No	b	$210 \pm 20$	No	No	Kraus et al. (2014); Bowler et al. (2017)
FU Tau	Si	$R_p^i = 0.009-0.03,$ $R_{ext} \sim 10$	MIR	Si	b	800	Si	Si	Luhman et al. (2009); Moinin et al. (2013); Seizler et al. (2013a)
DH Tau	Si (T)	$R_H = 15.5 \begin{smallmatrix} +9.0 \\ -2.0 \end{smallmatrix},$ $R_{ext} = 25 \begin{smallmatrix} +97.5 \\ -2.5 \end{smallmatrix}$	MIR, 1.3 mm	No	b	330.0	Si	Si	Gräfe et al. (2011); Wolff et al. (2017); Wu et al. (2017)
CT Cha	Si	-	MIR	Si	b	440	Si	Si	Schmidt et al. (2008a); Manoj et al. (2011); Wu et al. (2015, 2017)
GQ Lup	Si	$R_{ext} = 59 \pm 12,$ $R_D = 46.5 \pm 1.8$	MIR, HIR	Si	b	$103 \pm 37$	Si	Si	Seperuelo Duarte et al. (2008); MacGregor et al. (2017); Wu et al. (2017)
2M 0441+23	Si*	-	MIR	Si	b	$15.0 \pm 0.6$	Si*	-	Bowler & Hillenbrand (2015)
HIP 78530	No	-	No	No	b	$710.0 \pm 60.0$	No	No	Luhman & Mamajek (2012); Bailey et al. (2013)
CSC 6214-210	Possible	-	Si	-	b	320.0	Si	Si	Bowler et al. (2015); Wu et al. (2017)
HIP 73990	Si (Deb)	-	MIR	-	c	$32.0 \pm 7.0$	-	-	Hinkley et al. (2015)
2M 1207-39	Si	$R_p^i = 0.015 \begin{smallmatrix} +0.005 \\ -0.003 \end{smallmatrix},$ $R_{ext} < 75$	NIR, MIR	Si	b	$46.0 \pm 5.0$	Si	-	Riaz et al. (2012)
PDS 70	Si (T)	$R_p^i \sim 0.04, R_{int} < 17,$ $R_p^e \sim 60, R_{ext} \sim 120$	MIR, NIR	Si	b	22.0	Si	Si	Riaz & Gizis (2012) Keppler et al. (2018); Müller et al. (2018); Wagner et al. (2018)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 8 – Continuación

Estrella	Disco <sup>a</sup> [Si/No/Tipo]	$R_p^i$ [UA]	Excesos IR	Acreción	Planeta	$\alpha$ [UA]	Excesos IR	Acreción	Referencias
K2-33	Si (Deb)	$R_p^i = 2$ (anillo delgado)	MIR	No	b	$0.0499 \pm 0.0023$	-	-	Luhman & Mamajek (2012); Mann et al. (2016)
Tap 26	No	-	No	-	b	$0.0968 \pm 0.0032$	-	-	Yu et al. (2017)
V830 Tau	No	-	No	-	b	$0.057 \pm 0.001$	-	-	Donati et al. (2016)
CI Tau	Si	$R_p^i = 0.12, R_{ext} = 225 \pm 50$	Si	Si	b	$0.068-0.10$	-	-	Andrews & Williams (2007b); Johns-Krull et al. (2016)
AS 205A	Si	$R_p^i = 0.07-0.14, R_{ext} = 200 \begin{smallmatrix} +1.0 \\ -2.5 \end{smallmatrix}$	Si	Si	b	$0.162 \pm 0.04$	-	-	Andrews & Williams (2007b); Almeida et al. (2017)

<sup>a</sup>Tipos de discos: T (Transicional), Pre-T (Pre-transicional), Deb (Debris), Ev (Evolucionado).

<sup>b</sup>No se distingue a cuál de las componentes del sistema pertenecen los excesos.

<sup>b</sup>Los índices indican: Disco (D), disco de gas (Dg), disco interno (int), disco externo (ext), pared interna del disco ( $\dot{p}$ ), pared del disco externo ( $\dot{p}$ ), agujero central (H), de 'Hole').

Nota general: El símbolo - indica que no hay datos al respecto.



### 2.3.3 Planetas en estrellas T Tauri y en estrellas de secuencia principal

La Figura 24 muestra la frecuencia normalizada de la distribución de masa de 1157 planetas extrasolares con masas estimadas que orbitan estrellas de secuencia principal, y de 35 planetas en TTS junto con los 11 planetas libres (ver Tablas 1 y 4 respectivamente), haciendo un total de 46 planetas jóvenes. Las líneas discontinuas verticales corresponden a las medianas obtenidas para cada distribución ( $M_{SP} \sim 0.73 M_{Jup}$  y  $M_{TTS} \sim 13 M_{Jup}$ ). En general, en estrellas TTS se han detectado planetas de mayor masa que en estrellas de secuencia principal. Esto probablemente refleje un sesgo observacional. En secuencia principal las técnicas más exitosas, con un 98% de planetas detectados, son la técnica de Tránsitos y de Velocidad Radial, siendo de un 2% los detectados por Imagen Directa. Por el contrario para los planetas en TTS,  $\sim 80\%$  de las detecciones corresponden a Imagen Directa y sólo un  $\sim 20\%$  a Tránsitos y Velocidad Radial.

La escasa detección de planetas alrededor de TTS por Velocidad Radial y Tránsitos está probablemente relacionada con el hecho de que las TTS son muy activas. En particular las WTTS tienen grandes manchas frías (Bouvier & Bertout, 1989; Siwak et al., 2011; Lanza et al., 2016) que producen distorsiones en las curvas de luz y de velocidades radiales que no siempre son fáciles de distinguir de las producidas por tránsitos planetarios (Huélamo et al., 2008; Lovos et al., 2016). Por otra parte, ya que a la edad típica de las WTTS ( $\sim 10^7$  años) no quedaría gas en los discos (Haisch et al., 2001b; Hernández et al., 2007b), los actuales planetas exteriores (semiejes orbitales de algunos cientos de UA) no podrían migrar y contribuir a la población de *Hot Jupiters* una vez que la estrella llegue a la secuencia principal.

De estos 46 planetas, 19 de la Tabla 1 poseen masas dentro del rango planetario y 6 de la Tabla 4 mientras que los restantes podrían tratarse de enanas marrones jóvenes. Los 2 detectados con Tránsitos presentan masas de tipo planetario, y los 2 detectados con Velocidad Radial poseen únicamente límites superiores para las masas. De cualquier modo, al menos CI Tau b tendría una masa dentro del rango planetario. Los últimos 6 planetas de la Tabla 1 detectados por Tránsitos y Velocidad Radial son objetos relativamente cercanos que, en la mayoría de los casos, comparten características similares con los conocidos *Hot Jupiters* en estrellas de secuencia principal.

La Figura 25 corresponde a las frecuencias normalizadas de la distribución en semieje mayor ( $a$ ) para 311 planetas en estrellas de tipo T Tauri y 1842 en estrellas de secuencia principal con  $a$  calculados. La primera distribución claramente distingue dos poblaciones, la de los planetas cercanos, detectados por Velocidad Radial y Tránsitos, y la de los lejanos por Imagen Directa. En el caso de los planetas en estrellas de secuencia principal, sin bien se observa un predominio de los planetas cercanos, la distribución no es bi-modal como en el caso anterior, encontrándose planetas para todos los valores del semieje.

## 2.4 PLANETAS EN ESTRELLAS JÓVENES Y MODELOS DE FORMACIÓN PLANETARIA

De la Tabla 1 claramente se distinguen dos tipos de planetas: aquellos detectados por la técnica de imagen directa son planetas masivos u objetos sub-estelares

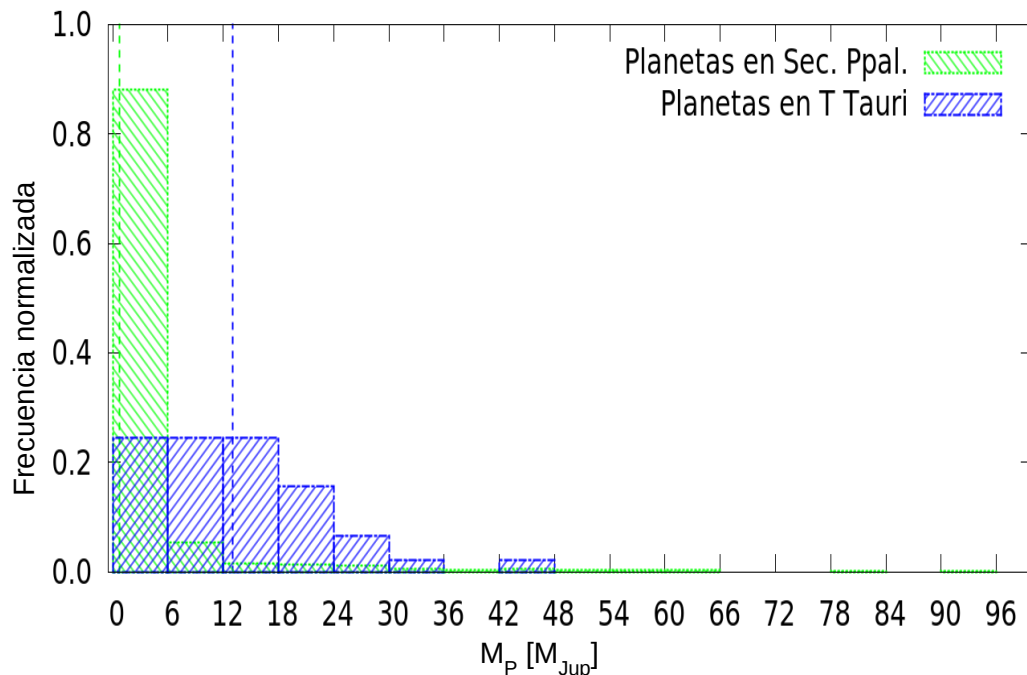


Figura 24: Frecuencia normalizada de la distribución de masas de planetas detectados en estrellas jóvenes más *planemos* (en color azul) en comparación con los detectados en estrellas de secuencia principal (en color verde). Datos extraídos de la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares*. Las líneas discontinuas verticales corresponden a las medianas para cada muestra:  $M_{SP} \sim 0.73 M_{Jup}$  y  $M_{TTS} \sim 13 M_{Jup}$ .

( $M \sim 5 - 30 M_{Jup}$ ) y externos ( $a \sim 15 - 1000$  UA)<sup>9</sup> y los detectados por las técnicas de tránsitos planetarios y velocidades radiales que son planetas también masivos ( $M \sim 0.5 - 20 M_{Jup}$ ) y muy cercanos a la estrella central ( $a \sim 0.01 - 0.2$  UA). Los pertenecientes a este segundo grupo son del tipo *Hot Jupiter* con la salvedad que están asociados a estrellas de unos pocos millones de años. Los mecanismos de formación serían los discutidos en el Capítulo 1. Cabe notar en este caso la edad de la estrella huésped es compatible con la escala de tiempo de disipación del gas en el disco ( $< 10^7$  años, [Hernández et al. 2007b](#)).

Por el contrario, los planetas lejanos son los que imponen un desafío a los dos modelos principales (acreción de núcleos e inestabilidad del disco) discutidos en el Capítulo 1. Sin embargo, como se discute en la presente sección, ninguno de los dos modelos puede ser descartado ya que, marginalmente o bajo condiciones muy extremas o restrictivas, tanto uno como otro podrían “acomodarse” para explicar la formación de este tipo de planetas u objetos de masas sub-estelares. Se mencionarán, además, otras alternativas que han sido planteadas en la literatura.

La formación *in-situ* de planetas tan masivos y lejanos resulta un problema para el modelo de acreción de núcleos ya que el tiempo necesario para el crecimiento

<sup>9</sup> En la literatura se suele referir a este tipo de planetas como *Cold Jupiters*, en analogía con los conocidos *Hot Jupiters*.

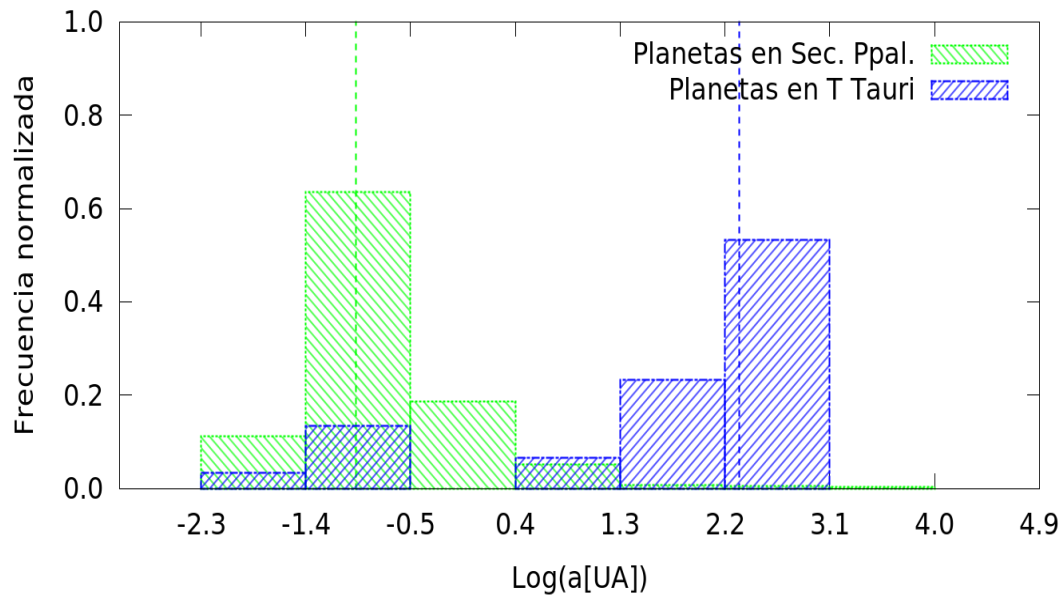


Figura 25: Frecuencia normalizada de la distribución de los semiejes  $a$  de planetas detectados en estrellas jóvenes (en color azul) en comparación con los detectados en estrellas de secuencia principal (en color verde). Los valores de los semi-ejes están expresados en logaritmos. Datos tomados de la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares* (<http://exoplanet.eu/>). Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas para cada muestra:  $\log a_{\text{SP}} \sim -0.97$  (0.11 UA) y  $\log a_{\text{TTS}} \sim 2.32$  (210 UA).

de un objeto tan masivo a distancias tan grandes ( $> 10^8$  años) resulta mayor que el tiempo en que se dispersa el gas del disco ( $< 10^7$  años). Este modelo opera mejor a distancias  $< 5$  UA, donde las densidades de los discos protoplanetarios son lo suficientemente altas como para permitir que el polvo y los hielos se aglutinen para formar cuerpos planetarios. De todos modos este escenario podría ser complementado por migraciones radiales de adentro hacia afuera como discutiremos más adelante.

El modelo de inestabilidad del disco puede formar planetas gigantes, sin mayores dificultades, a distancias de entre 10 y 100 UA. Para distancias mayores no hay un consenso en la literatura aunque ciertamente no se puede descartar que, para discos muy masivos, este mecanismo también pueda formar planetas masivos (Boley, 2009; Vorobyov & Basu, 2010; Stamatellos & Herczeg, 2015). Sin embargo, las masas de discos requeridas estarían en el extremo superior de las masas de discos protoplanetarios en estrellas jóvenes (Andrews & Williams, 2005a, 2007b; Williams & Cieza, 2011).

De acuerdo con el modelo de formación tipo estrella, como resultado del colapso gravitacional de una nube, la formación del objeto de masa planetaria es el producto de la fragmentación de la nube progenitora (que presenta estructuras filameta-

rias con zonas localizadas de mayor densidad), que da lugar a sistemas múltiples dinámicamente inestables, y a la eyección de los mismos antes de que los objetos de baja masa puedan acretar suficiente gas para alcanzar las masas estelares (Bate et al., 2002, 2003; Bate, 2009). Notar que límite de opacidad para la fragmentación corresponde a unas pocas  $M_{\text{Jup}}$  (Bate, 2009). La formación de gigantes gaseosos en separaciones extremas podría haber ocurrido de esta manera, con los planetas expulsados hacia órbitas más lejanas en una escala de tiempo relativamente corta. Además, una vez formado el par estrella-planeta a edades tempranas, la primaria (la estrella huésped) ganaría en la acumulación de gas (acreción competitiva) inhibiendo el crecimiento de la secundaria (el planeta). Sin embargo, tanto las separaciones grandes entre las componentes del par binario como las relaciones de masas extremas no son fácilmente admisibles dentro de esta hipótesis. Finalmente podríamos mencionar el modo de formación estándar para las binarias, donde la fragmentación y la evolución de la órbita podría dar lugar a separaciones amplias y a componentes con masas muy desiguales (Fisher, 2004; Offner et al., 2010; Bate, 2012).

Una posibilidad ampliamente explorada en la literatura propone un escenario en que la formación del planeta gigante ocurre a distancias cercanas ( $\sim 5$  UA) de la estrella huésped y luego el mismo evoluciona hacia la parte externa del sistema. Entre los mecanismos que llevaría al planeta hacia el exterior se mencionan interacciones dinámicas con otro planeta masivo (interacción de tipo planeta-planeta), como resultado de las cuales el planeta en cuestión, en general el menos masivo de los dos, es llevado o expulsado hacia distancias grandes (Boss, 2006; Crida et al., 2009; Scharf & Menou, 2009). Sin embargo para que este mecanismo (que podríamos llamar de dispersión gravitacional) opere, requiere la existencia de una población aún mayor de objetos cercanos de mayor masa. Es bien conocido el hecho de que las enanas marrones compañeras de estrellas de tipo solar son raras para distancias menores que 5 UA (esto se conoce como “el desierto de las enanas marrones”, Marcy & Butler 2000). Una variante de este escenario contempla sistemas planetarios de originalmente varios planetas gigantes que podrían dispersar algunos de ellos a grandes separaciones (Scharf & Menou, 2009; Veras et al., 2009). Sin embargo, continúa siendo cierto que los planetas más masivos son menos propensos a alcanzar órbitas mayores. Finalmente, dentro de estas interacciones se proponen migraciones resonantes cuando todavía hay gas en el disco y los planetas están embebidos dentro del gas. Como contraparte cabe mencionar que esos eventos caóticos probablemente destruyen el disco protoplanetario.

Este escenario podría aplicarse al caso de CVSO 30 b y c (Schmidt et al., 2016). Notar que las masas de ambos planetas son comparables (ver Tabla 1) y que, además, el caso de este sistema se parece mucho a la simulación presentada por Nagasawa & Ida (2011), con un objeto a 300 UA con un planeta interno con el cual interactúa gravitacionalmente. Como contraposición a este ejemplo, más recientemente Bryan et al. (2016) analizaron un conjunto de ocho sistemas con compañeros planetarios a grandes distancias, descartando la existencia de terceras componentes con masas  $< 7 M_{\text{Jup}}$  y separaciones entre 15–50 UA para siete de ellos. Estos resultados sugieren que, si bien la dispersión gravitatoria puede operar en algunos casos, no parecería ser el mecanismo dominante para la formación de compañeros a grandes distancias.

La respuesta a la pregunta sobre cuál es el mecanismo dominante o dónde opera mejor cada uno de ellos permanece abierta. Los grandes relevamientos usando las técnicas de velocidad radial proporcionarán restricciones reales en la frecuencia de planetas gigantes de 5 a 10 UA a medida que aumenten su base de tiempo, mientras que los relevamientos mediante imagen directa y/o imágenes coronográficas permitirán cubrir separaciones lineales mayores. La determinación de la frecuencia y tipo planetario en función de la distancia radial es de vital importancia para soportar los distintos escenarios propuestos. Esto sin embargo no excluye la posibilidad de que un mecanismo no dominante pueda operar bajo determinadas condiciones y explicar mejor una configuración planetaria particular.

## 2.5 PLANETAS EN CÚMULOS JÓVENES

Se cierra este capítulo mencionando la detección de planetas en cúmulos estelares jóvenes con edades de algunos cientos de millones de años, que cubren la brecha entre los planetas en estrellas en formación ( $< 10$  millones de años) y aquellos en estrellas de secuencia principal (algunos miles de millones de años). La Tabla 9 muestra un recuento actual de estos planetas, contabilizándose alrededor de 20 en un total de 5 cúmulos, relativamente cercanos. Son todos planetas del tamaño de Júpiter o Neptuno asociados a estrellas huéspedes, principalmente, de tipos espectrales G–M.

Algunos trabajos han tratado de estimar la frecuencia de planetas en cúmulos abiertos con relación a aquella en estrellas de campo (Sato et al., 2007; Quinn et al., 2012; Brucalassi et al., 2016, 2017; Gaidos et al., 2017; Mann et al., 2017). En el caso de Praesepe (NGC 2632) y M67 (NGC 2682), aunque se han estimado frecuencias compatibles con la de las estrellas de campo (Quinn et al., 2012; Brucalassi et al., 2017), factores de incompletitud en las muestras actuales (Gaidos et al., 2017; Mann et al., 2017) dificultan obtener resultados definitivos al respecto. De cualquier manera tanto la detección como la frecuencia de planetas de distinto tipo en cúmulos de diversas edades es un tema de gran interés, dada la gran proporción de estrellas de la Galaxia que se encuentran en cúmulos; éste sería el ambiente corriente para la formación y existencia de planetas.

Tabla 9: Planetas en cúmulos

Cúmulo	Distancia [pc]	Edad [ $\times 10^6$ años]	T.E. Estrella Huésped	No. de Planetas	Tipo de Planeta	Período [días]	Técnica de Detección	Referencias
Híades	46	650	K0 III, K4.5 V, M4.5	3	Giant, Hot-Jupiter, Neptuno	549.9, 6.1, 3.5	VR, Tránsito	Sato et al. (2007); Quinn et al. (2014); Mann et al. (2016a)
Pleiades	136	120	K temprana	1*	Super-Tierra	8.2	Tránsito	Gaidos et al. (2017)
NGC 6811	1215	630	G0 V, G9 V	2	Super-Tierra	17.8, 15.7	Tránsito	Meibom et al. (2013)
M67	908	2500	F9 V, G5 V, G5 V, K3 III, K4 III, -	4+2**	3 Hot Jupiter, 2 2 Giant, -	4.1, 7.0, 5.1, 120.9, 511.2, -	Velocidad Radial	Brucalassi et al. (2017)
Preasepe	187	730	G0 V, G9 V	1+2***	Hot-Jupiter, Hot-Jupiter, Giant	4.4, 2.1, >3500	Velocidad Radial	Quinn et al. (2012); Malavolta et al. (2016)
			Go V, K3 V, K3.6, M0.4, M1.2, M2.7, M2.0	6+1****	7 planetas de tipo Neptuno	1.7, 14.7, 9.9, 21.2, 2.0, 1.6, 10.1	Tránsito	Barros et al. (2016); Pope et al. (2016); Libralato et al. (2016); Obermeier et al. (2016); Mann et al. (2017); Pepper et al. (2017)

\* La pertenencia de la estrella huésped a las Pleiades ha sido cuestionada por Gaidos et al. (2017).

\*\* Dos planetas candidatos asociados a YBY778 y S978. No se proporcionan datos sobre este último planeta (Brucalassi et al., 2017).

\*\*\* Se detectó un segundo planeta en la estrella huésped de tipo G9V (Malavolta et al., 2016).

\*\*\*\* Uno de los planetas (EPIC 211901114 b) requiere confirmación (Mann et al., 2017). Se han encontrado otros 7 planetas en la región del cúmulo, no pertenecientes a él.

## 2.6 RESUMEN DEL CAPÍTULO 2

En este capítulo se presentó un análisis global de planetas conocidos asociados a estrellas jóvenes de pre-secuencia principal (con menos de 10 millones de años). Para ésto se construyó una muestra de 35 planetas jóvenes, 31 de los cuales orbitan estrellas de tipo T Tauri. El 48 % de las estrellas T Tauri con planetas además tienen indicios de la presencia de discos. El 82 % (29 de 35) de estos objetos han sido detectados por Imagen Directa. En general se trata de objetos gigantes que orbitan a cientos de UA de la estrella central. Sólo 16 de estos objetos poseen masas dentro del régimen planetario (i.e.,  $\lesssim 13 M_{\text{Jup}}$ ) mientras que el resto podría corresponder al régimen de las enanas marrones. Por otro lado, la posición de estos objetos gigantes en el diagrama  $J-H$  vs.  $H-K$  indica que, en su gran mayoría, poseen tipos espectrales L tempranos. Además, 8 de ellos presentan excesos intrínsecos de color lo cual sugiere la existencia de material alrededor del objeto central todavía en proceso de formación.

El déficit en la detección de planetas jóvenes cercanos ( $<0.1$  UA), detectados por las técnicas de velocidad radial o tránsitos, en contraste con lo que sucede en secuencia principal (mayor población de *Hot Jupiters*), sugiere un sesgo observacional. Ésto probablemente esté relacionado con la gran actividad que muestran las estrellas T Tauri y a sus grandes distancias de nosotros, por lo cual, en su mayoría, son planetas gigantes orbitando a cientos de UA de la estrella central detectados por la técnica de Imagen Directa. De acuerdo a los modelos los actuales planetas exteriores ( $a \gtrsim 10$  UA) no podrían migrar y contribuir a la población de *Hot Jupiters* una vez que la estrella llegue a Secuencia Principal, ya que a la edad de  $10^7$  años el gas del disco se habría disipado.

Por último las dos poblaciones observadas de planetas jóvenes siguen planteando un desafío para los dos modelos de formación planetaria actualmente en boga. Por un lado, confirman el tiempo máximo para las migraciones del orden de  $10^7$  años, y por el otro, sugieren que ninguno de los dos modelos puede descartarse. Ya que para ninguno de los dos modelos es factible formar planetas gigantes a tan grandes distancias donde no habría suficiente masa en el disco para una formación in situ.

En los siguientes capítulos se presenta un estudio observacional fotométrico de estrellas T Tauri australes con el principal objetivo de caracterizar la variabilidad presente en estos objetos. Con lo cual se busca dilucidar las posibles implicancias que la variabilidad fotométrica en las estrellas jóvenes pueda tener sobre la detectabilidad de posibles embriones planetarios por la técnica de tránsitos.





Parte II

VARIABILIDAD FOTOMÉTRICA DE ESTRELLAS  
JÓVENES



### 3.1 INTRODUCCIÓN

En este capítulo se presentan las observaciones llevadas a cabo para esta Tesis y se describen los procesos de reducción de los datos obtenidos para la caracterización de la variabilidad de estrellas de pre-secuencia principal. Dentro de un contexto más general, esta caracterización constituye un elemento necesario para la evaluación de la medida en que dicha variabilidad pueda comprometer la detección de proto-planetas con la técnica de tránsitos planetarios. En los capítulos 4 y 5 estas observaciones serán analizadas en conjunto con datos de grandes relevamientos de acceso público tales como los *Catalina Surveys* y el *WASP Project* a fin de realizar un estudio tan exhaustivo como sea posible. Al final del presente capítulo se incluye una breve descripción de los mencionados relevamientos.

Con relación a las observaciones propias, en primer lugar, en el capítulo 4 se presenta una búsqueda de variabilidad fotométrica en la región de formación estelar austral  $\rho$  Ophiuchi, observada exclusivamente con el telescopio de gran campo ASH2 (Astrógrafo para el Hemisferio Sur 2) de 0.45 m del Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO, San Juan, Argentina). El telescopio ASH2 permite la observación simultánea de muchas estrellas esparcidas en zonas amplias del cielo, del orden de 1 grado cuadrado.

En segundo lugar, en el capítulo 5 se presentan los resultados de un monitoreo sistemático de un grupo selecto de 23 estrellas de pre-secuencia principal australes. Estas observaciones fueron realizadas con los telescopios ASH2 y Jorge Sahade de 2.15 m de CASLEO, y con el telescopio de 1.54 m de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA, Córdoba, Argentina). Con el telescopio ASH2 se observaron estrellas jóvenes localizadas en dos campos o regiones particulares en la región de formación estelar de Orión. Con los telescopios de la EABA y Jorge Sahade se realizaron seguimientos individuales para cada objeto de programa.

### 3.2 TELESCOPIOS E INSTRUMENTAL EMPLEADO

#### 3.2.1 Telescopio ASH2, Complejo Astronómico El LEONCITO (CASLEO)

El Astrógrafo para el Hemisferio Sur 2 (ASH2) es un reflector de 0.45 m fabricado por Astro Works Corporation (modelo Centurion 18-C), instalado en el cerro Burek, dentro del predio de CASLEO. Es operado gracias a un acuerdo entre el Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA) y el CASLEO. La escala de este instrumento es de  $1.47''/\text{pixel}$ . Está equipado con un CCD SBIG 11000 M de  $4008 \times 2672$  pixeles cuadrados, cada uno de tamaño  $9 \mu\text{m} \times 9 \mu\text{m}$ . El campo cubierto por el CCD es de  $97.8' \times 65.2'$ . El CCD está enfriado por efecto Peltier. Se emplea un filtro centrado en  $5500 \text{ \AA}$ , con un ancho de banda de  $3000 \text{ \AA}$ , denominado *Luminance* (L). Según el

sitio web de CASLEO<sup>1</sup>, la corrección que se debe aplicar a una magnitud obtenida con el filtro  $L$  para convertirla a magnitud  $R$  es  $R \approx L + 0.84$ .

### 3.2.2 Telescopio Jorge Sahade, (CASLEO)

Se utilizó el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m equipado con un CCD Roper Scientific, fabricado por Princeton Instruments, de  $2048 \times 2048$  pixeles; cada pixel es de  $13.5 \mu\text{m} \times 13.5 \mu\text{m}$ . Se trata de un CCD delgado con recubrimiento de tipo *unichrome UV*, iluminado por detrás, que con el empleo del reductor focal proporciona una escala de  $0.45''/\text{pixel}$  y un campo circular de  $9'$  de diámetro. El CCD es enfriado con nitrógeno líquido, y la carga es por presión. Se usó el filtro  $R$  de Jonhson.

### 3.2.3 Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA)

Las observaciones fueron realizadas con el telescopio de 1.54 m y con un CCD Apogee Alta F16M de  $4096 \times 4096$  pixeles. Cada pixel posee un tamaño de  $9 \mu\text{m} \times 9 \mu\text{m}$ . La escala del detector es de  $0.25''/\text{pixel}$  y el campo observado es de  $16.8' \times 16.8'$ , aunque el campo útil es algo menor debido a la presencia de coma en la periferia del mismo. Este CCD es enfriado mediante efecto termoeléctrico con aire forzado. En todos los casos se empleó el filtro  $R$  de Jonhson.

## 3.3 REDUCCIÓN DE DATOS

Las imágenes CCD obtenidas con el telescopio ASH2 cubren dos campos de la región de formación estelar  $\rho$  Ophiuchi, centrados en  $\alpha = 16^{\text{h}} 26^{\text{m}} 30^{\text{s}}$ ,  $\delta = -24^{\circ} 20'$  y  $\alpha = 16^{\text{h}} 32^{\text{m}} 30^{\text{s}}$ ,  $\delta = -24^{\circ} 45'$ , y otros dos campos en la región de formación estelar de Orión, centrados en  $\alpha = 05^{\text{h}} 25^{\text{m}} 07^{\text{s}}$ ,  $\delta = 01^{\circ} 34' 24''$  y  $\alpha = 05^{\text{h}} 21^{\text{m}} 28^{\text{s}}$ ,  $\delta = -01^{\circ} 32' 46''$ . Todas las exposiciones con ASH2 fueron de 60 segundos. La Tabla 10 proporciona detalles sobre los campos observados en  $\rho$  Ophiuchi y en Orión.

Para las imágenes CCD de objetos individuales obtenidas con los telescopios Jorge Sahade de CASLEO y el de 1.54 m de la EABA se emplearon tiempos de exposición de entre 15 y 120 segundos de acuerdo con la calidad de la noche y la magnitud  $V$  de los objetos, que típicamente está entre 13 y 16 magnitudes. Se intentó observar un objeto por noche o seguirlo durante todo el tiempo que estuviera visible con una altura superior a  $40^{\circ}$ .

Para la reducción de imágenes de ciencia se utilizaron las imágenes de calibración habituales, que comprenden *bias*, *darks* y *flatfields* de cielo y de cúpula. Estas imágenes fueron procesadas con el *software* IRAF<sup>2</sup>. Las imágenes de *bias* fueron combinadas en un único *frame* el cual fue sustraído de todas la imágenes de la noche. De la misma manera también se sustrajeron los *darks* correspondientes a cada tiempo de exposición. Finalmente los *flats* fueron combinados y la imagen re-

<sup>1</sup> <https://casleo.conicet.gov.ar/ash/>

<sup>2</sup> IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

Tabla 10: Observaciones de  $\rho$  Oph y Orión realizadas con el telescopio ASH2

Objeto	Semestre	Fecha	No. de imágenes
Campo 1 en $\rho$ Oph	2014A	26,29,30,31/05 y 01,20,23-30/06	405
Campo 2 en $\rho$ Oph	2014A	26,29,30,31/05 y 01,20,23-30/06	384
Campo 1 en $\rho$ Oph	2015A	21,23/05 y 11,14,16-20/06	410
Campo 2 en $\rho$ Oph	2015A	21,23/05 y 11,14,16-20/06	354
Campo 1 en $\rho$ Oph	2017A	19,22-24/04	422
Campo 2 en $\rho$ Oph	2017A	26-30/04 y 01/05	741
Campo 1 en Orión	2016B	02,03,05,22,25,26,28,30/12	626
Campo 2 en Orión	2016B	02,03,05,22,25,26,28,30/12	650
Campo 1 en Orión	2017B	18-20,22/11 y 14,19/12	640
Campo 2 en Orión	2017B	16-20,22/11 y 14,19/12	700

sultante, una vez normalizada, fue empleada como divisor de todas las restantes. Siempre se prefirieron los *flats* de cielo, convenientemente filtrados por la mediana para eliminar estrellas presentes, cuando se dispuso de ellos.

A diferencia de lo que ocurre con el telescopio de EABA y el Jorge Sahade, las observaciones con el ASH2 se realizan en modo *service observing*, es decir, se envía previamente el programa con todas las especificaciones necesarias (coordenadas, tiempos de exposición, etc.) para la ejecución del mismo por parte de los responsables del instrumento. Para la reducción de la colección de imágenes de ciencia del ASH2 se utilizaron las imágenes de calibración (*bias*, *darks*, *flatfields*) proporcionadas por los mismos operadores del telescopio. El procedimiento seguido es el mismo que se describió más arriba.

### 3.4 FOTOMETRÍA DIFERENCIAL EN SERIES DE IMÁGENES DE LOS DOS CAMPOS ESTELARES EN $\rho$ OPHIUCHI

Dado el objetivo científico propuesto, es decir, la búsqueda y el análisis de variabilidad estelar a partir de series de numerosas imágenes que cubren dos áreas amplias de cielo en el proto-cúmulo de  $\rho$  Ophiuchi, se eligió como metodología conveniente el llamado “Análisis Diferencial de Imágenes” (*Differential Image Analysis*, DIA). El procedimiento (Alard & Lupton, 1998; Alard, 2000) consiste en la sustracción de una imagen de referencia de todas y cada una de las imágenes de la colección obteniéndose, de esta manera, una serie de imágenes diferenciales. Esta sustracción se realiza convolucionando la *point-spread function* (PSF) de la imagen de referencia mediante el uso de un *kernel* apropiado para cada una de las otras imágenes, para así obtener las PSF respectivas de éstas y poder hacer de esta manera una sustracción que tenga sentido. Luego se identifican las posibles variables a partir de las diferencias de flujo observadas en la serie de imágenes diferenciales; básicamente, si no hay detección de variaciones de flujo al nivel de los errores fotométricos, la estrella es considerada no variable. Como último paso se procede a la fotometría de las estrellas, que puede utilizar los flujos diferenciales en la serie de imágenes diferenciales, sumándolos con su signo al flujo total del objeto correspondiente en la imagen de referencia, o bien puede medir directamente los flujos

totales sobre toda la serie de imágenes originales. En ambos casos se obtienen las curvas de luz de las variables, a la que cada imagen aporta un punto.

### 3.4.1 El software DIAPL

Para llevar a cabo el proceso de búsqueda de variables que acabamos de describir se utilizó el *software* DIA llamado “DIAPL” (Wozniak, 2000). Las tareas que ejecuta “DIAPL” sobre las imágenes reducidas se pueden resumir de la siguiente manera:

- 1 Medición del *full-width-half-maximum* (FWHM) estelar característico y del nivel de fondo de cielo medio de cada imagen.
- 2 Selección de imágenes individuales para la imagen de referencia. Considerando los valores determinados en (1) se selecciona un grupo de las 5 a 10 mejores imágenes que van a ser combinadas para construir la imagen de referencia. Este subgrupo de imágenes es, además, examinado a ojo para buscar defectos tales como trazas de satélites que deterioren la imagen de referencia; en ese caso también se descarta la imagen correspondiente.
- 3 Detección de estrellas. Para detectar “fuentes puntuales” la PSF se aproxima a una Gaussiana con un FWHM típico. DIAPL calcula un coeficiente de correlación con este modelo de PSF aproximado en cada pixel por medio de la convolución con un filtro Gaussiano y la renormalización con la intensidad del modelo y una estima del ruido local. La imagen convolucionada tiene valores del pixel entre 0 y 1. Los máximos locales de esta imagen, definidos por el pixel más brillante en un vecindario cuadrado de  $\pm 4$  pixeles con un coeficiente de correlación igual o superior a 0.7 son considerados estrellas y agregados a una lista.
- 4 Alineación de la serie de imágenes. Se hace una identificación cruzada de las estrellas identificadas como se describe en (3) en todas las imágenes, para luego alinear éstas.
- 5 Construcción de la imagen de referencia. Dado el gran tamaño de cada imagen del ASH2 ( $4000 \times 2700$  pixeles), en este punto se las subdivide para aliviar el costo computacional del procesamiento y reducir el orden de los polinomios que ajustan el fondo de cielo y la variación de la PSF. La práctica indicó una división de seis subimágenes (3 en sentido horizontal  $\times$  2 en sentido vertical) como la mejor opción. Una imagen en particular de cada subzona es tomada como referencia de las coordenadas en la misma.
- 6 Sustracción de la imagen de referencia. La PSF de la imagen de referencia para cada una de las subzonas es convolucionada con un *kernel* definido como una combinación lineal de tres funciones Gaussianas de base (Alard, 2000). El *kernel* es una función variable de la posición sobre la imagen; es la función que minimiza, pixel a pixel, la diferencia entre la imagen de referencia convolucionada y la imagen a sustraer. Una vez hecha la convolución se procede a la sustracción propiamente dicha; la imagen resultante de la sustracción (“imagen diferencial”) tiene la misma PSF que la imagen a la que se le sustrajo la referencia, pero está normalizada a la escala de intensidades de ésta.

- 7 El siguiente paso es la búsqueda de posibles variables en las imágenes diferenciales. El procedimiento se describe en detalle a continuación.

### 3.4.2 Identificación de variables en DIAPL

La metodología que DIAPL sigue para detectar objetos variables utiliza algunas mediciones preliminares de variabilidad basadas en la serie entera de imágenes diferenciales del campo observado. La idea principal es caracterizar los tipos básicos de variabilidad en un número igual de “imágenes de variabilidad”, encontrar las variables en estas imágenes y calcular sus centroides. Un único valor del centroide para cada variable se calcula utilizando la serie entera de imágenes diferenciales. De este modo se construye una lista de candidatos a variables.

El algoritmo que emplea DIAPL para encontrar las variables se llama GETVAR. En primer lugar GETVAR rechaza la fracción de las imágenes que tenga el peor *seeing*; en nuestro caso tomamos el 10%. Luego considera curvas de luz individuales en cuadrados de  $3 \times 3$  píxeles centrados en cada píxel. Esto equivale a suavizar toda la imagen con un filtro cuadrado de 3 píxeles de lado. Algunos puntos son rechazados por saturación o inactividad (*dead pixels*), requiriéndose, para aceptar estas curvas de luz, que al menos el 50% de las mediciones no hayan sido rechazadas. Para cada curva de luz GETVAR toma el flujo medio como referencia o piso y analiza los cocientes entre los apartamientos de este valor y las estimaciones del ruido. Para incluir variables periódicas o cuasi-periódicas que varían continuamente, y binarias eclipsantes o fenómenos transitorios como *flares*, hay dos canales para la selección de los píxeles variables. Un píxel es declarado “variable” si cumple una de estas dos condiciones:

- 1 Hay al menos 3 puntos consecutivos que se apartan como mínimo  $3\sigma$  del piso en una dada dirección (hacia arriba o hacia abajo).
- 2 Hay al menos 10 puntos que se apartan como mínimo  $4\sigma$  del piso en la misma dirección, no necesariamente consecutivos.

En el paso siguiente los píxeles declarados “variables” son clasificados de acuerdo con el cociente entre el número de puntos que se apartan (siguiendo los cortes mencionados) hacia arriba y el número de los que se apartan hacia abajo. Si el cociente está entre 0.5 y 2.0, se asigna a este píxel el rótulo de variable “continua” en la imagen de variabilidad correspondiente. En cualquier otro caso, el píxel es señalado como variable “transitoria” (*transient*). Como medida de la variabilidad del píxel se usa el valor:

$$D = \sum_i |F_i - F_0|, \quad (1)$$

con  $F_i$  el flujo y  $F_0$  el piso del flujo. Para variables “continuas” el valor del píxel en la imagen de variabilidad es:

$$(D_{\text{up}} + D_{\text{down}})/(n_{\text{up}} + n_{\text{down}}), \quad (2)$$

donde  $n$  es el número de puntos por encima o por debajo de  $F_0$ . Para la imagen de variabilidad “transitoria” se consideran  $D_{\text{up}}/n_{\text{up}}$  o  $D_{\text{down}}/n_{\text{down}}$  dependiendo de si  $n_{\text{up}} \geq n_{\text{down}}$  o  $n_{\text{up}} < n_{\text{down}}$ , respectivamente.

Después que las imágenes de variabilidad son construidas, se buscan grupos de píxeles variables que correspondan a “estrellas”. Con la definición de  $D$  dada arriba, variables con una relación señal/ruido lo suficientemente alta producirán grupos de píxeles que se agruparán produciendo una distribución de intensidad cuya forma debería asemejarse al perfil de la PSF local. Por eso, el último paso es la detección de “fuentes puntuales” en las imágenes de variabilidad usando un modelo de PSF, en un procedimiento similar al descrito en el punto (3) de la Sección 3.4.1. Finalmente GETVAR genera dos listas de candidatos de los tipos básicos mencionados; en dichas listas pueden haber objetos que aparezcan en ambas, por lo que se debe hacer un control cruzado entre ellas.

### 3.4.3 Procedimiento de búsqueda de estrellas de comparación y FOTOM\_DIAPL

Dado que la motivación principal de este trabajo es el análisis de *variabilidad* de objetos estelares jóvenes, hemos elegido como el procedimiento fotométrico adecuado la técnica de fotometría diferencial. Ésta consiste en obtener el flujo (o magnitud) de un objeto relativo al de otro objeto, supuesto constante. En otras palabras, no se busca la determinación de las magnitudes estándar. Se aconseja, por razones prácticas (Howell, 1992), que el objeto de comparación sea una estrella que se encuentre cerca de la estrella variable, y que tenga, si es posible, color no muy diferente al de ésta; al cumplirse estos requisitos, se puede presumir que la diferencia entre las masas de aire que atraviesa la luz de los objetos es despreciable, y segundo, que la extinción es, para ambos, similar. De esta manera se puede asumir que la atmósfera afecta ambas estrellas de la misma manera y que la variación observada se debe únicamente al cambio real del flujo de la variable. Este procedimiento sencillo permite, si la medición es realizada con una apertura óptima (del orden del FWHM, véase Howell 1992) obtener curvas de luz de calidad razonable para nuestros propósitos, al menos dentro de cierto rango de magnitudes.

De acuerdo a esto, una vez identificadas las posibles variables se procedió a obtener las curvas de luz de las mismas mediante fotometría diferencial. Para esto se utilizaron las imágenes originales de cada uno de los campos observados, sin subdividir. Primero se realizó una identificación cruzada, entre las subzonas y los campos completos, de las coordenadas  $x$  e  $y$  de cada una de las estrellas catalogadas como posibles variables. Esto se hizo para cada noche. Posteriormente se efectuó la búsqueda de posibles comparaciones, tarea que resultó muy complicada. Las Figuras 26 y 27 muestran los dos campos observados en  $\rho$  Ophiuchi. La presencia de nebulosidades produce variaciones en el brillo del fondo de las estrellas cercanas. En las regiones fuera de la nube, como por ejemplo en  $\rho$  Oph 2, se observa una alta densidad de estrellas de fondo, muy próximas entre sí, por lo cual no resultan adecuadas para ser utilizadas como comparación. Finalmente muchas de las estrellas localizadas en/o alrededor de la nube (las zonas oscurecidas en las imágenes de las Figuras 26 y 27) son principalmente estrellas jóvenes variables.

El procedimiento utilizado consistió en identificar dentro de los campos de  $97.8' \times 65.2'$ , de cada región, entre 4 y 6 estrellas relativamente brillantes ( $V = 12-$





Figura 26: Imagen reducida del campo 1 en  $\rho$  Ophiuchi.

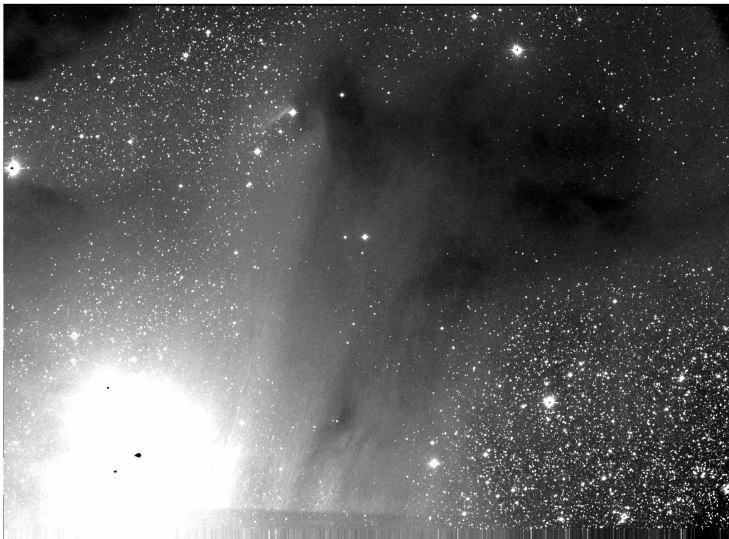


Figura 27: Imagen reducida del campo 2 en  $\rho$  Ophiuchi.

14) bien repartidas en toda el área cubierta y que no fuesen variables conocidas previamente según se verificó mediante el empleo de la base de datos SIMBAD. Finalmente se adoptaron 4 comparaciones para cada región, las cuales se listan en la Tabla 11. Las mismas se utilizan para obtener la fotometría diferencial de cada variable en función de la proximidad en el campo.

Una vez seleccionadas las comparaciones para cada caso, se realizó la fotometría diferencial con el programa `FOTOM-DIAPL` (Apéndice A), desarrollado con la colaboración del Dr. J. Ahumada, para ser utilizado en el entorno de IRAF. `FOTOM-DIAPL` obtiene directamente magnitudes instrumentales diferenciales, utiliza una apertura de típicamente 1.5 FWHM, y requiere como parámetros de entrada una lista de las imágenes, ganancia, ruido de lectura y nivel de saturación, nivel del cielo y desviación estándar del mismo. Previamente a dar proceso a la fotome-

Tabla 11: Estrellas de comparación utilizadas para  $\rho$  Ophiuchi

#	ID	$\alpha(2000.0)$ [h:m:s]	$\delta(2000.0)$ [°:':"]
Campo 1			
1	BKLT J162411-244144	16:24:11.46	-24:41:45.0
2	VSS II-17	16:24:16.26	-24:32:48.36
3	[EWM 2001] 3-10	16:26:16.73	-24:00:06.84
4	EPIC 203922445	16:29:17.05	-24:24:07.97
Campo 2			
1	VSS II-52	16:31:07.42	-24:50:53.21
2	VSS II-55	16:31:35.25	-25:08:32.34
3	VSS II-61	16:32:16.90	-24:50:55.00
4	—	16:31:25.00	-24:22:53.64

tría, el programa debe editarse indicando la estrella utilizada como comparación. De esta forma el programa calcula las magnitudes diferenciales y sus respectivos errores. Este código se muestra en detalle en la sección A.1 del Apéndice A. En la práctica, el diámetro de la apertura utilizada en todas las mediciones de imágenes con el ASH2 estuvo alrededor de los 6", bastante estable a lo largo del tiempo.

### 3.5 FOTOMETRÍA DIFERENCIAL DE OBJETOS INDIVIDUALES

Para el caso de las estrellas jóvenes individuales seleccionadas en la región de Orión se obtuvieron las magnitudes diferenciales con el *script* FOTOM\_DIAPL, de manera análoga a lo descrito en la sección 3.4.3. Para identificar comparaciones adecuadas para cada objeto de interés se consultó la base de datos *Simbad*<sup>3</sup> y el trabajo de Karim et al. (2016) para evitar toda variable cercana ya conocida.

Para los objetos observados con el telescopio de la EABA y el Jorge Sahade de CASLEO, las magnitudes instrumentales de los objetos individuales fueron obtenidas con fotometría de apertura mediante la aplicación del *script* FOT\_3 (Apéndice A: sección A.2) que, de igual forma que FOTOM\_DIAPL, fue desarrollado con la colaboración del Dr. J. Ahumada y formulado para operar en el entorno de IRAF. FOT\_3 mide las magnitudes instrumentales utilizando una apertura fija, que usualmente hemos tomado igual a 2 FWHM<sup>4</sup> para maximizar la relación señal-ruido. El *script* requiere como entrada la lista de las imágenes; cada una de ellas debe tener asociada un archivo con las coordenadas de las estrellas a medir, la ganancia, el ruido de lectura y el nivel de saturación, el nivel del cielo y la desviación estándar del mismo. Antes de ejecutar este *script*, las imágenes fueron alineadas con el programa FOTOMCC desarrollado por la Dra. R. Petrucci (Petrucci & Jofré, 2016).

<sup>3</sup> <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

<sup>4</sup> Notar que la apertura tomada en este caso es mayor que para el caso de FOTOM\_DIAPL de 1.5 FWHM. Esto se debe a que las imágenes obtenidas con el ASH2 son más ruidosas que las del JS y EABA, además de que presentan una mayor cantidad de objetos apiñados. Utilizando una apertura menor se evita la introducción de ruido innecesario. Las aperturas típicas para las observaciones con el 1.54 m tienen un diámetro que va desde los 5" a los 7", en tanto que para el 2.15 m están entre 9" y 12".

Una vez obtenidas las magnitudes instrumentales de cada estrella identificada en el campo, se buscaron las estrellas de comparación. La fotometría diferencial requiere del uso de estrellas de comparación apropiadas; para ello se buscaron entre 3 y 5 estrellas, manifiestamente no variables, con índices de color similares al del objeto de interés, que yacían en el campo del detector y que, en el mejor de los casos, eran más brillantes que la variable. Con las estrellas seleccionadas se construyó una “estrella de comparación media” cuya magnitud es la magnitud promedio de las individuales, y el error de la magnitud es la raíz de la suma cuadrática de los errores de las magnitudes individuales. Esto se realizó con un *script* Unix llamado `COMPA-MEDIA.SH` (Apéndice A, sección A.3). Previo a su ejecución, este *script* debe ser editado para indicar cuáles son las estrellas que serán combinadas. El *script* lee como entrada el archivo con las magnitudes salida del `FOT_3`, y como su propia salida genera otro archivo igual pero con una fila extra con la magnitud y el error de la nueva estrella “artificial”. Una vez construidas, estas estrellas de comparación se utilizaron sistemáticamente en todas las observaciones de una dada variable, independientemente del telescopio.

### 3.6 BASES DE DATOS USADAS

Como se mencionó en la introducción del presente capítulo, además de las observaciones obtenidas, se emplearon datos de dos relevamientos de acceso público, los cuales se describen a continuación:

#### *El relevamiento Catalina*

El relevamiento Catalina consta de dos proyectos principales: el *Catalina Sky Survey* (CSS) y el *Catalina Real-time Transient Survey* (CRTS). El primero está principalmente dedicado al estudio de “Objetos de Paso Cercano a la Tierra” (*NEO*, *Near Earth Objects*) en movimiento rápido, y el segundo busca “Fuentes Transitorias Ópticas Estacionarias” (*OT*, *Stationary Optical Transients*). Disponen de tres telescopios: Mt. Lemmon Survey 1.5 m (MLS), CSS Catalina Sky Survey 0.7 m Schmidt y SSS Siding Springs Survey 0.5 m Schmidt. El primero cubre el cielo entre  $+5^\circ$  y  $-5^\circ$  de latitud eclíptica, el segundo entre  $-25^\circ$  y  $+70^\circ$ , y el tercero en  $-80^\circ < \delta < 0^\circ$ . Cada uno de los telescopios está equipado con un CCD de  $4k \times 4k$  píxeles, y los tres obtienen datos en la banda V. Con el objetivo de evitar campos estelares muy poblados se excluye la observación del plano galáctico para latitudes galácticas entre  $-10^\circ$  y  $10^\circ$ . Para la reducción de datos emplean el paquete `SEXTRACTOR`, que realiza la fotometría de apertura tanto de fuentes puntuales como de extendidas (Drake et al., 2009). Estos datos pueden ser bajados de la página del relevamiento<sup>5</sup> indicando la posición o el nombre del objeto de interés.

#### *El relevamiento Super Wasp*

Super Wasp (*Wide Angle Search for Planets*) consta de dos instrumentos robóticos, uno ubicado en la isla de La Palma (Canarias, España), en el Observatorio Roque de Los Muchachos, y el otro en Sudáfrica, en el Observatorio Astronómico de Sudáfrica (SAAO), lo cual garantiza el cubrimiento completo de ambos hemisferios

<sup>5</sup> <http://nesssi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>

celestes. Cada instrumento consta de ocho lentes, cada una con una apertura de 11.1 cm y razón focal  $f/1.8$ , equipadas con cámaras CCD de  $2048 \times 2048$  píxeles. La escala es de  $13.7''/\text{pix}$ . Los 8 objetivos conforman el instrumento (el telescopio) que, como un todo, posee montura ecuatorial. Cada lente u objetivo cubre un campo de  $7.8 \times 7.8$  grados o 61 grados cuadrados, proporcionando un cubrimiento total de casi 490 grados cuadrados por telescopio. Estos instrumentos toman imágenes sin filtro con una cadencia típica de 1 minuto. Cada 45 minutos, los dos instrumentos pueden monitorear el cielo completo.

Los datos son procesados mediante un *pipeline* que aplica las correcciones estándar para fotometría CCD, empleando imágenes de calibración (*flatfields*, *bias* y *darks*) que son tomadas sistemáticamente cada noche de observación. La fotometría de apertura se realiza con el código Starlink EXTRACTOR (Pollacco et al., 2006). Los datos pueden descargarse de la página web del proyecto<sup>6</sup>. Aunque el objetivo principal de Super Wasp es la detección de tránsitos planetarios, los datos producidos pueden también ser empleados para una gran variedad de otros estudios astrofísicos como, en particular, la obtención de curvas de luz de estrellas TTS.

---

<sup>6</sup> <http://wasp.cerit-sc.cz/form>

## VARIABILIDAD DE ESTRELLAS T TAURI PERTENECIENTES A LA REGIÓN DE FORMACIÓN ESTELAR AUSTRAL DE $\rho$ OPHIUCHI

---

### 4.1 INTRODUCCIÓN

En este capítulo se realiza un primer estudio fotométrico que consiste en la detección de variabilidad observando todos los objetos dentro de una región de formación estelar. Para esto se seleccionó una de las regiones australes con mayor número de objetos concentrados en una zona relativamente pequeña,  $\rho$  Ophiuchi. Este nube oscura tiene las dimensiones adecuadas posible de cubrir con un par de campos de observación, seleccionados de forma conveniente para el telescopio ASH2 ( $\sim 1$  grado cuadrado; ver sección 3.2.1).

De acuerdo a esto, a lo largo del capítulo se presentan las curvas de luz y los períodos determinados para las estrellas variables identificadas dentro de la región de  $\rho$  Ophiuchi, según el procedimiento descrito en el Capítulo 3.

En primer lugar se sintetizan algunas características del proto-cúmulo de  $\rho$  Ophiuchi, luego se consideran los estudios previos de variabilidad estelar en la región, y finalmente se presentan los objetos jóvenes encontrados a partir de observaciones con el telescopio ASH2 de CASLEO. En el Apéndice C se describen las estrellas variables encontradas pero no identificadas con estrellas T Tauri<sup>1</sup> y que, por lo tanto, son objetos de campo no asociados a la nube molecular en la cual se encuentra el proto-cúmulo de  $\rho$  Ophiuchi.

### 4.2 LA REGIÓN DE $\rho$ OPHIUCHI

El complejo molecular oscuro de  $\rho$  Ophiuchi yace en el borde del sub-grupo *Upper Scorpius* en la asociación OB de Scorpius-Centaurus, a una distancia de  $119 \pm 6$  pc (Lombardi et al., 2008b); posee una extensión de decenas de pársecs en el plano del cielo (en contraste con Orión que posee algunas centenas de pársecs, Lombardi et al. 2014) y está constituido por varias nubes de morfología elongada (filamentosa) de baja densidad, con algunas nubes más densas y de formas más redondeadas (de Geus, 1992). En particular se destacan dos nubes densas: Lynds 1688 y Lynds 1689. La primera (L1688) es también conocida como la nube principal de  $\rho$  Ophiuchi, ya que es la región más activa en la formación de estrellas. El núcleo propiamente dicho, la región de mayor densidad, posee dimensiones de  $1 \times 2$  pc, con una extinción visual superior a las 50 magnitudes (Wilkling & Lada, 1983), y se encuentra cerca de una nebulosa de reflexión iluminada por la estrella B2III/IV HD 147889, aproximadamente un grado hacia el Sur del sistema estelar cuádruple brillante  $\rho$  Oph. La Figura 28 muestra una imagen óptica de la región.

---

<sup>1</sup> Esta identificación se llevó a cabo a partir de la literatura y de la base de datos del SIMBAD: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.



Figura 28: Imagen óptica del complejo molecular  $\rho$  Ophiuchi orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El campo tiene  $4.5 \text{ grados} \times 6 \text{ grados}$ . El objeto brillante hacia el Norte, asociado a una nebulosa de reflexión, es el sistema estelar cuádruple  $\rho$  Oph. HD 147889 (B2 III/IV) ilumina la nebulosa de reflexión que se ubica hacia el Oeste de la nube principal L1688. 22 Sco es el par de estrellas que se encuentra hacia el Este del centro de la imagen, entre las nubes L1688 y L1689 (la nube más tenue, hacia el Este). Hacia el Sur se encuentra una gran nebulosa de reflexión iluminada por la supergigante  $M \alpha$  Scorpius (Antares). Imagen tomada del sitio <http://www.robgendlerastropics.com/Rhomosaic.html>. Crédito: Robert Gendler, Jim Misti, Steve Mazlin.

L1688 alberga una nutrida población de pre-secuencia principal, con cientos de Objetos Estelares Jóvenes (*Young Stellar Objects*, YSO) con edades menores a un millón de años, localizados dentro de unos pocos pársecs y descubiertos mediante numerosos estudios en rayos X, ópticos e infrarrojos (Wilking et al., 2008a,b). Otras varias nubes filamentosas, tales como como L1709, L1740, L1744, L1755 y L1765, se extienden desde L1688 en dirección Noreste conformando una red de nubes oscuras que, en la literatura, se conocen como la “Serpentina de  $\rho$  Ophiuchi”. L1689 se encuentra al Sureste de L1688 y también contiene nubes filamentosas, tales como: L1712 y L1729, que se extienden aproximadamente en la misma dirección que las de L1688 (hacia el Noreste) por más de 10 pc. Sin embargo, el gas es menos denso que en L1688 y, a diferencia de esta nube, la nube L1689 parece tener una actividad de formación de estrellas relativamente baja, que sólo se manifiesta en un pequeño número de fuentes jóvenes aisladas. La Figura 29, tomada de Lombardi et al. (2008a), muestra un mapa de la extinción en la banda K ( $2.2 \mu\text{m}$ ) en la región de

$\rho$  Oph (marcada por el recuadro) y zonas cercanas. Este mapa ha sido derivado mediante recuentos estelares. La Figura 30 muestra la emisión integrada en  $^{13}\text{CO}$  en la región (Ridge et al., 2006), la cual evidencia una estructura filamentosa o elongada del gas en la dirección NO-SE.

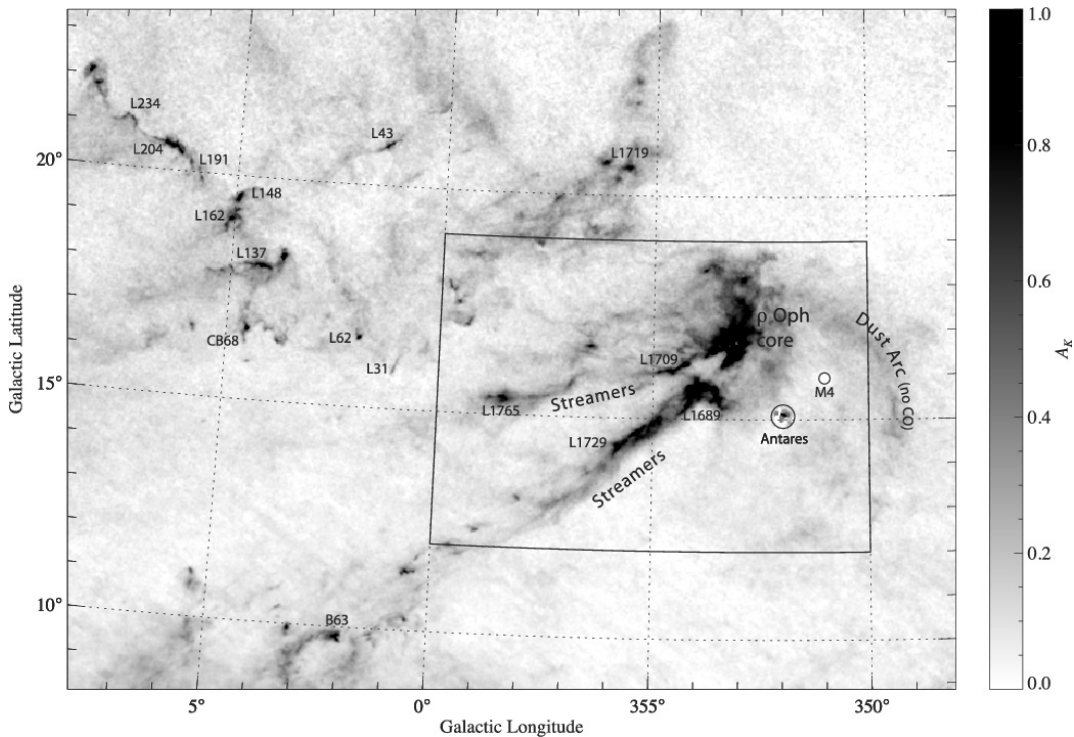


Figura 29: Extinción en la banda K en la región de  $\rho$  Oph, indicada por el recuadro, y en zonas cercanas. Se identifican distintas nubes oscuras, correspondientes a los catálogos de Barnard (1919), Lynds (1962) y Clemens & Barvainis (1988). También se indican la posición de la estrella Antares ( $\alpha$  Sco) y del cúmulo globular M4 (NGC 6121), como referencias. Notar, además, que se identifican dos estructuras elongadas en la nube (*streamers*) y otra en forma de arco que no es detectada en CO. Figura tomada de Lombardi et al. (2008a).

La Figura 31 muestra la distribución espacial de distintos tipos o clases de YSO, proyectados sobre la emisión en  $\text{C}^{18}\text{O}$  en la región de L1688. Como se mencionó anteriormente, esta nube alberga una nutrida población de pre-secuencia principal, que contabiliza al presente más de 300 objetos confirmados (Wilking et al., 2008a; Rebollido et al., 2015) y otros cientos de candidatos que requieren confirmación (ver, por ejemplo, Alves de Oliveira et al. 2010; Barsony et al. 2012). Los objetos miembros de la nube incluyen desde fuentes de clase 0, extremadamente jóvenes y embebidas en el propio material de la nube, hasta objetos de clase III, fuentes ópticamente visibles con discos residuales y próximas a la secuencia principal (ver Capítulo 1).

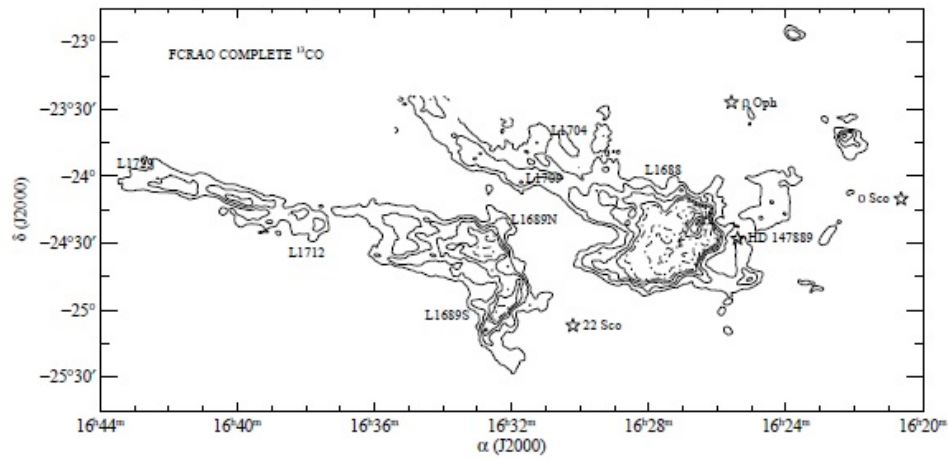


Figura 30: Emisión integrada en  $^{13}\text{CO}$  obtenida por *the COMPLETE Survey of Star-Forming Regions* (Ridge et al., 2006). Figura tomada del trabajo de Wilking et al. (2008a).

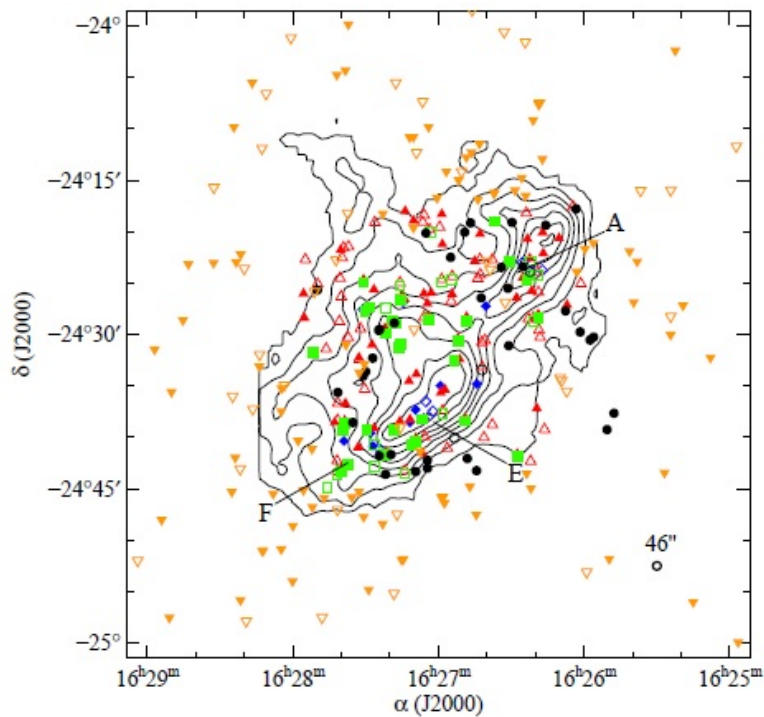


Figura 31: Distribución espacial de los YSOs en L1688, superpuestos a los contornos de emisión integrada en  $\text{C}^{18}\text{O}$ . Las letras mayúsculas (A, E, F) indican la localización de núcleos densos en la nube detectados en  $\text{DCO}^+$ . Los rombos azules corresponden a objetos de clase I, los cuadrados verdes a fuentes con espectros planos (Greene & Lada, 1997; Luhman & Rieke, 1999), los triángulos rojos a objetos de clase II, y los círculos negros a objetos de clase III. Los triángulos invertidos de color naranja corresponden a fuentes en la región no clasificadas, con emisión en rayos X (símbolos sin relleno) y sin emisión en X (símbolos rellenos). Figura tomada de Wilking et al. (2008a).



4.3 OBSERVACIONES DE  $\rho$  OPHIUCHI CON ASH2

La Figura 32 indica las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul, ver Cap. 3) en relación a la extinción de la nube y la posición de las estrellas T Tauri en la zona. Cada una de estas regiones tiene un tamaño de  $97.8' \times 65.2'$ .

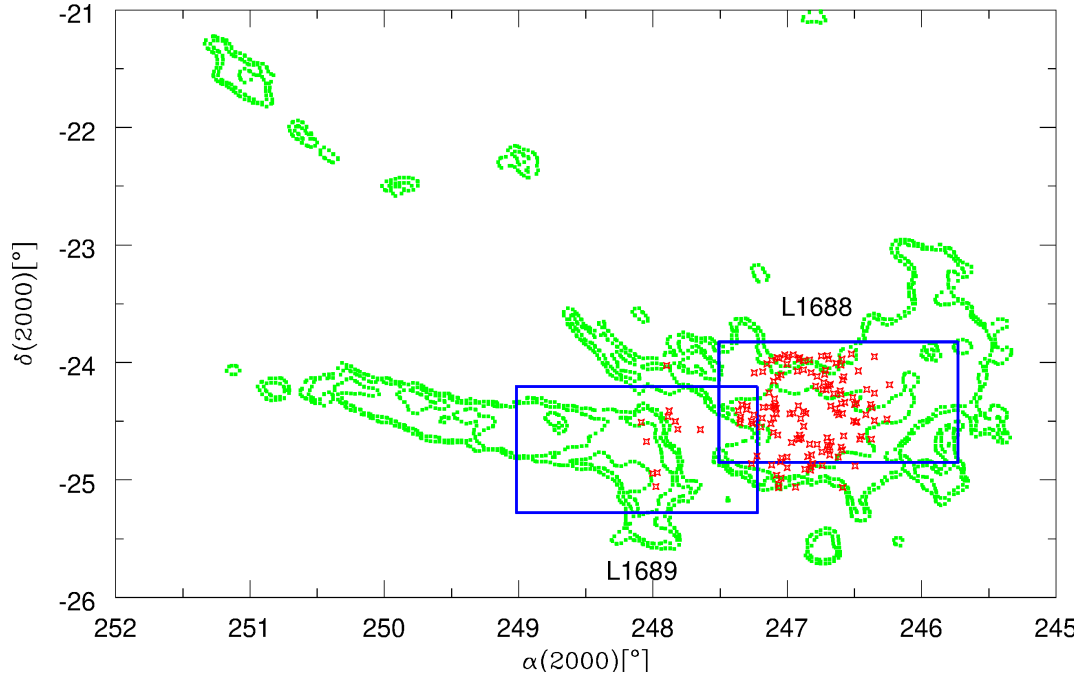


Figura 32: Regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul) de  $97.8' \times 65.2'$  cada una. Los contornos en color verde indican la extinción en la región, y fueron tomados de [Ridge et al. \(2006\)](#). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . Los símbolos en forma de estrellas de color rojo indican las posiciones de las estrellas T Tauri en las nubes oscuras L1688 ([Wilking et al., 2005](#)) y L1689 ([McClure et al., 2010](#)).

La Figura 33 muestra la distribución, proyectada sobre el plano del cielo, de todas las fuentes detectadas en las regiones observadas en relación a la posición de la nube. Para obtener las coordenadas de estos objetos se realizó la astrometría empleando inicialmente el sitio [Astrometry.net](http://nova.astrometry.net)<sup>2</sup>, para lo cual fue necesario dividir cada una de las dos regiones en seis zonas, de  $32.6' \times 32.6'$  cada una, a los fines de obtener una mejor solución de placa. Cada una de estas zonas para las dos regiones observadas se muestran en las Figuras 34 y 35 para la regiones 1 y 2, respectivamente. Una vez derivada una solución de placa inicial se utilizó la aplicación ds9 con el catálogo USNO UCAC4 para obtener la astrometría final de las fuentes detectadas. En unos pocos casos, particularmente en la regiones muy oscuras, fue necesario emplear el catálogo 2MASS (en el infrarrojo cercano), como referencia para las posiciones estelares, para identificar un número significativo de fuentes a los fines de obtener coordenadas confiables. Como es de esperarse, notar la carencia de detecciones en las regiones de mayor extinción o densidad en la nube (ver Figura 33).

<sup>2</sup> <http://nova.astrometry.net/>

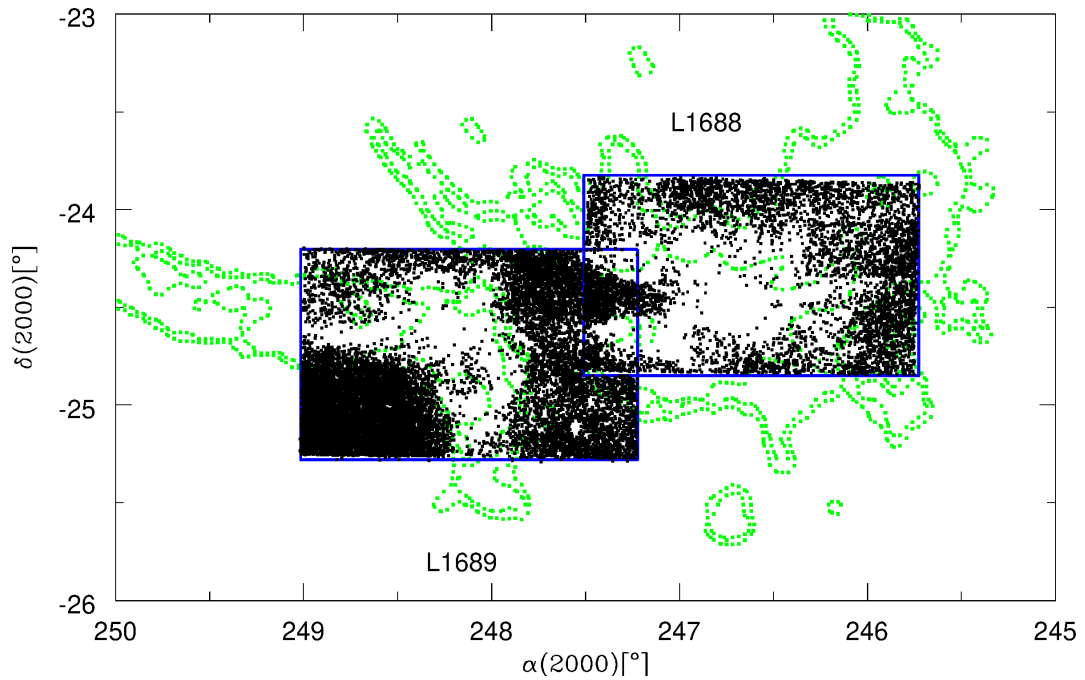


Figura 33: Fuentes detectadas en las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los contornos en color verde indican la extinción en la región tomados de Ridge et al. (2006). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ .

La Figura 36 muestra la distribución en magnitud de las fuentes detectadas en ambas áreas. Dado que sólo se disponía de magnitudes instrumentales, se emplearon alrededor de 200 estrellas en cada área obtenidas del catálogo USNO-A2.0 para transformar estas magnitudes a la banda  $R$  en forma aproximada. Tal transformación tuvo como único objeto la estimación de los límites de completitud y de detección aproximados en estas regiones. Sin embargo, cabe mencionar que la corrección aplicada a las magnitudes obtenidas en el filtro  $L$  para llevarlas a las magnitudes en  $R$  del USNO-A2.0 se corresponde con la indicada en el Cap. 3.

En el caso del área asociada a L1688 se detectaron 5828 fuentes. Para la región observada en la nube L1689 se detectaron un total de 12676 fuentes, más del doble que en la región anterior, lo cual refleja probablemente la menor densidad del gas molecular en esta región. Se estima el límite de completitud, en ambos casos, en  $R \sim 19$  ( $5\sigma$ ), y el de detección en 21 ( $1\sigma$ ). En la Figura 36 se indican las medianas de ambas distribuciones ( $R = 18.3$  y  $18.2$ , respectivamente).

#### 4.4 VARIABILIDAD ESTELAR EN $\rho$ OPHIUCHI

##### 4.4.1 Antecedentes

La región de  $\rho$  Ophiuchi y, en particular, la nube oscura L1688, han sido objeto de diversos estudios de variabilidad principalmente con un enfoque de tipo estadístico. A continuación se mencionan los principales trabajos al respecto:

Shevchenko & Herbst (1998) reportaron fotometría  $UBVR$  de 6 WTTS y 11 CTTS en  $\rho$  Oph, obtenida durante un período de siete años, entre 1986 y 1993. En particular,

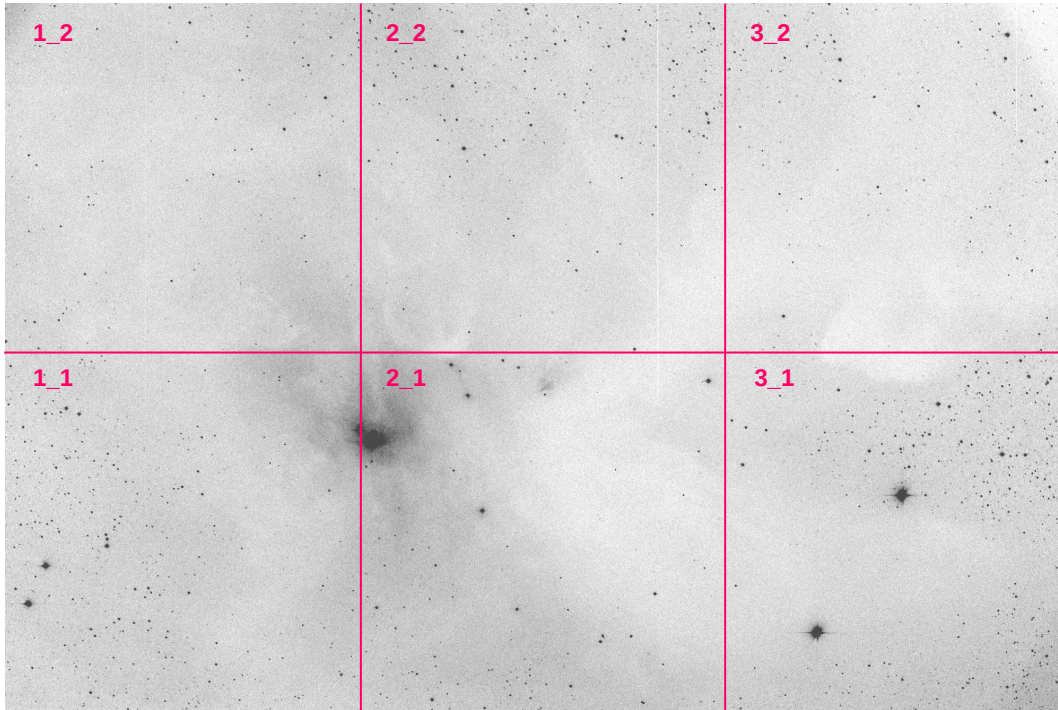


Figura 34: Región 1 de  $\rho$  Ophiuchi correspondiente a la nube L1688, orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la derecha. En la imagen se muestran las seis zonas en las que se dividió esta región.

las variaciones en las WTTS, con períodos entre 1 y 6.5 días, son atribuidas a la presencia de manchas frías sobre la superficie.

Barsony et al. (2005) realizaron un estudio de variabilidad en el infrarrojo medio de  $\rho$  Oph, encontrando que un número significativo de los YSO observados presentan variabilidad en dicha zona del espectro.

Alves de Oliveira & Casali (2008) llevaron a cabo un estudio de variabilidad en el infrarrojo cercano de  $\rho$  Oph empleando observaciones obtenidas en 14 épocas con la *Wide Field Camera (WFCAM)* del telescopio UKIRT. Encuentran que el 41 % de las estrellas jóvenes en  $\rho$  Oph presentan variabilidad en el infrarrojo cercano y la asocian a diversos factores tales como la existencia de manchas en la superficie estelar, variaciones de la extinción circunestelar, o cambios en la geometría del disco de acreción.

Scholz (2012) emplea datos en el infrarrojo cercano de 2MASS, UKIDSS y *Denís* para investigar variaciones de largo período de estrellas T Tauri en distintas regiones de formación estelar, incluida  $\rho$  Oph. La fotometría analizada cubre un lapso de 8 años y detecta variaciones (dentro de  $2\sigma$ ) en la mitad de la muestra analizada (800 objetos). Sin embargo, sólo el 2 % de los objetos exhiben variaciones de 0.5 mag en al menos dos de las bandas del infrarrojo cercano.

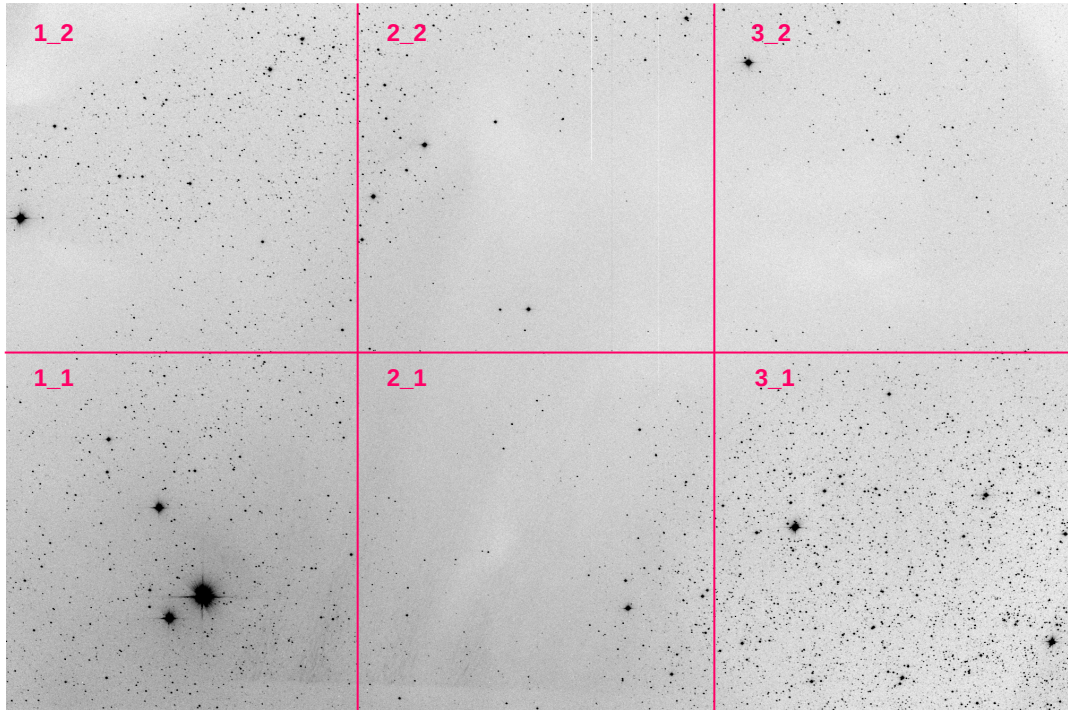


Figura 35: Región 2 de  $\rho$  Ophiuchi correspondiente a la nube L1689, orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la derecha. En la imagen se muestran las seis zonas en las que se dividió esta región.

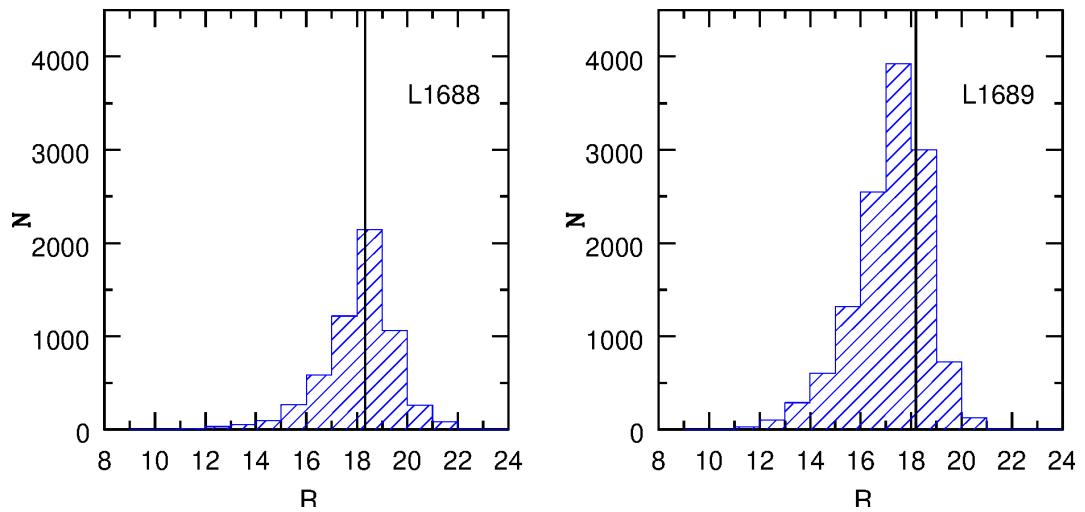


Figura 36: Distribución en magnitudes (banda  $R$  del catálogo USNO-A2.O) de las fuentes detectadas en la regiones observadas asociadas con L1688 (panel izquierdo) y L1689 (panel derecho). Se indican las medianas, con valores de 18.3 y 18.2 magnitudes, respectivamente.

Faesi et al. (2012) identificaron variaciones sobre una base temporal de 40 días (con amplitudes entre 0.2 y 0.4 mag) en el infrarrojo medio en 4 de los 5 YSO en  $\rho$  Oph por ellos estudiados. Estos autores sugieren que las variaciones estén probablen-

te relacionadas con la extrema juventud de los objetos analizados (clase I) y, por lo tanto, con eventos de acreción.

Günther et al. (2014) presentaron resultados del *Young Stellar Object Variability Survey* (YSOVAR<sup>3</sup>), reportando observaciones de la *warm mission* de Spitzer cubriendo una base temporal de 1.6 años. De todos los YSO pertenecientes a la nube oscura Lynds 1688 (L1688) en  $\rho$  Oph, 57 muestran niveles de variación significativos en el infrarrojo medio. Estos niveles son más importantes en los objetos más embebidos en la nube. Diez de ellos tienen variaciones periódicas en las curvas de luz con períodos típicamente entre 3 y 7 días. Sin embargo, todas las fuentes estudiadas, incluidas las 10 periódicas mencionadas, presentan otras variaciones no periódicas en escalas de tiempo que se incrementan cuanto más embebido está el objeto. Alrededor de la mitad de todas las fuentes exhiben colores más rojos cuando la magnitud es más débil. Esto es compatible con una absorción variable hacia el YSO en cuestión. La otra mitad se vuelve más azul cuando es más débil. Estas variaciones sugieren que el disco interno experimenta cambios importantes en su estructura.

Parks et al. (2014) realizaron un estudio de variabilidad en el infrarrojo cercano empleando datos del 2MASS de más de 1500 fuentes en la región de  $\rho$  Oph. Los datos analizados poseen una cadencia de  $\sim 1$  día cubriendo un lapso de 2.5 años. En particular, de los 72 miembros jóvenes de  $\rho$  Oph incluidos en el relevamiento, el 79% son variables. Además, otras 22 estrellas variables son identificadas como posibles miembros jóvenes de  $\rho$  Oph. Estos autores, estudiando la muestra completa (la que no sólo incluye miembros jóvenes de  $\rho$  Oph), distinguen variabilidad de largo período y también variables irregulares. El tipo de variabilidad, junto con el comportamiento de los colores, es usado para indagar sobre las posibles causas de la mencionada variabilidad. Encuentran que las manchas frías y/o calientes producirían modulaciones periódicas entre 0.49 y 9 días en 21 fuentes (18 y 3, manchas frías y calientes respectivamente). Otras 6 fuentes presentan variaciones de tipo eclipse con períodos entre 3 y 8 días, las cuales podrían ser producidas por asimetrías en el material circunestelar, quizá por la presencia de un proto-planeta localizado cerca del radio de co-rotación. Variaciones a-periódicas, en escalas de tiempo largas, de 64 a 790 días, podrían deberse a extinción o a tasa de acreción variables. Sin embargo, la mayoría de las estrellas variables identificadas (40) exhiben variabilidad esporádica y a-periódica a lo largo de una escala de tiempo no determinada, y cuyo mecanismo de producción tampoco está identificado.

Rebull et al. (2014), empleando datos del relevamiento YSOVAR, estudian la variabilidad entre 3.6 y 4.5  $\mu\text{m}$  de objetos jóvenes en distintas regiones, incluyendo L1688 en  $\rho$  Oph. Determinan que la fracción de miembros en cada región que son variables en escalas de tiempo largas (del orden de 6 a 7 años) es función de la proporción de miembros de clase I con respecto al número total de miembros, de modo que los grupos o regiones con una fracción más alta de objetos de clase I también tienen una fracción mayor de variables de largo período. Para objetos con períodos determinados por YSOVAR y con colores [3.6] – [8], encuentran

---

<sup>3</sup> <http://ysovar.ipac.caltech.edu>

que cuanto más largo sea el período, mayor será la probabilidad de excesos en el infrarrojo.

Numerosos trabajos han empleado datos de la misión K2<sup>4</sup> para estudiar la variabilidad de estrellas jóvenes en  $\rho$  Ophiuchi (Ansdell et al., 2016; Stauffer et al., 2017; Cody et al., 2017; Rizzuto et al., 2017; Rebull et al., 2018; Hedges et al., 2018; Cody & Hillenbrand, 2018). Estos trabajos serán discutidos en el Capítulo 6.

La Figura 37 indica las áreas cubiertas por los trabajos de Alves de Oliveira & Casali (2008, línea celeste), de Günther et al. (2014, línea roja), de Parks et al. (2014, línea negra), y de la misión K2 en relación a las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los demás trabajos mencionados en esta sección se refieren a objetos puntuales ubicados en L1688.

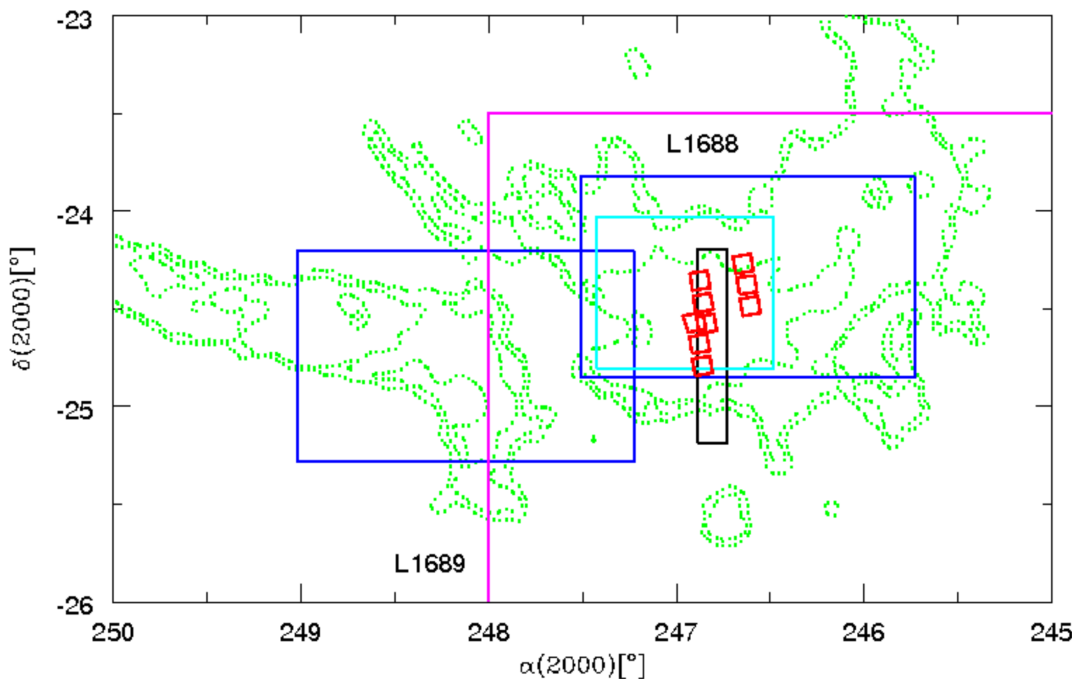


Figura 37: Áreas cubiertas por los relevamientos de Alves de Oliveira & Casali (2008, línea celeste), de Günther et al. (2014, línea roja), de Parks et al. (2014, línea negra) y de la misión K2 (línea magenta) en relación a las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los contornos en color verde indican la extinción en la región, según Ridge et al. (2006). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ .

#### 4.4.2 Variables identificadas con ASH2 en $\rho$ Ophiuchi

El procedimiento empleado para identificar estrellas variables en toda la región observada de  $\rho$  Ophiuchi ha sido descrito en el Capítulo 3. La Figura 38 muestra la posición de las variables detectadas con relación a la ubicación de la nube. Los símbolos rojos indican estrellas jóvenes, en tanto que los negros señalan objetos variables no identificados como estrellas en formación. Notar que las variables

<sup>4</sup> <https://keplerscience.arc.nasa.gov/>

de tipo TTS se localizan preferentemente sobre la nube, en tanto que las otras variables se ubican principalmente fuera de ella. Se identifica un nutrido grupo de variables no jóvenes en el borde inferior izquierdo de la región del Sur. El segundo grupo se ubica entre las dos nubes.

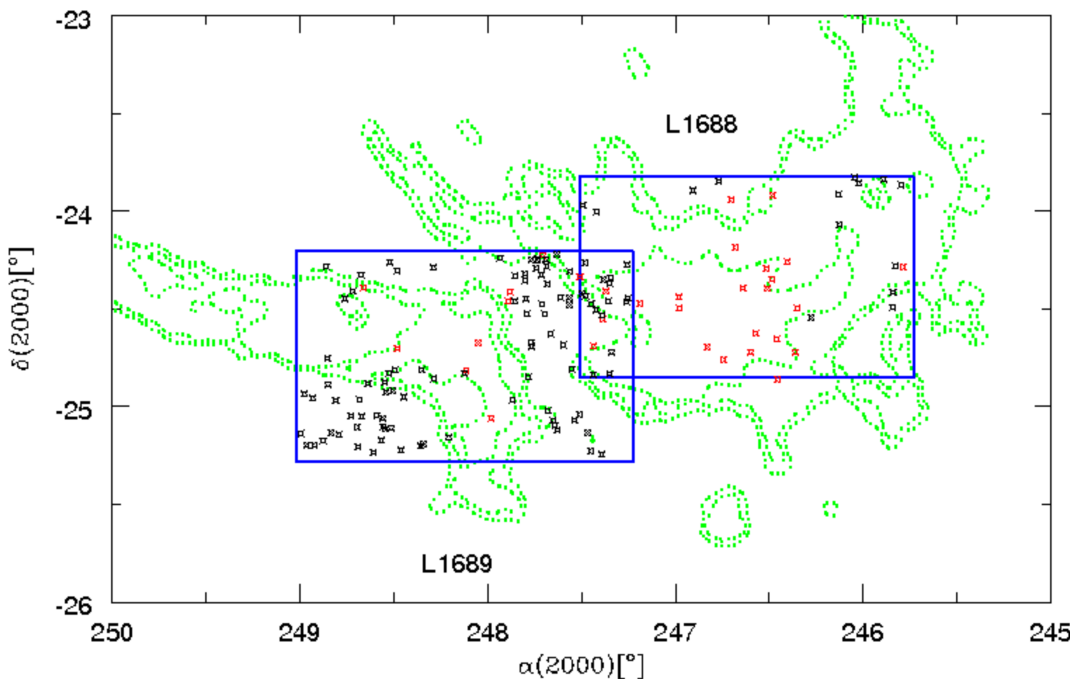


Figura 38: Estrellas variables detectadas en las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los símbolos rojos indican estrellas jóvenes, y los negros variables no identificadas como estrellas en formación. Los contornos en color verde indican la extinción en la región, tomados de [Ridge et al. \(2006\)](#). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . Los símbolos en forma de estrellas de color rojo indican las posiciones de las estrellas T Tauri en las nubes oscuras L1688 ([Wilking et al., 2005](#)) y L1689 ([McClure et al., 2010](#)).

La Tabla 12 lista las variables identificadas en la región de  $\rho$  Ophiuchi, en la cual se indica la sub-región (ver Figuras 34 y 35) en la que se encuentra la variable correspondiente. Se incluye una columna (la quinta) en la que se indica si el objeto es una estrella de tipo T Tauri o un objeto candidato a estrella en formación. El resto de las variables, no identificadas como estrellas en formación, así como sus curvas de luz, son presentadas en el Apéndice C.

La Tabla 13 proporciona las identificaciones más usadas en la literatura para cada uno de los objetos jóvenes. Las Tablas 14 y 15 listan algunas propiedades físicas y magnitudes de los mismos. En las siguientes subsecciones se presentan las curvas de luz de las variables jóvenes de la Tabla 12. Además, a modo de completitud se emplean datos disponibles de los relevamientos *The Catalina Surveys* y *Super Wasp*. Tanto para las estrellas jóvenes como para los objetos de campo (Apéndice C) se realiza una búsqueda de períodos empleando los métodos descritos en el Apéndice B. Finalmente, en la Tabla 16 se muestran los períodos obtenidos y las amplitudes para las variables jóvenes, en comparación con los períodos de la literatura. En el Apéndice C se presentan datos análogos para las estrellas no identificadas como jóvenes de la Tabla 12.

Tabla 12: Estrellas variables en la región de  $\rho$  Ophiuchi

#	$\alpha(2000.0)$ (h:m:s)	$\delta(2000.0)$ ( $^{\circ}$ : $'$ : $''$ )	ID	Tipo
<b><math>\rho</math> Oph 1</b>				
Región 1-1				
1	16:23:21.8	-24:24:57.8*	2MASS J16232181-2424577	fuentes IR
2	16:23:22.1	-24:29:33.0	-	-
3	16:25:07.3	-24:32:26.8*	2MASS J16250731-2432268	fuentes IR
Región 1-2				
4	16:23:09.2	-24:17:05.2	2MASS J16230923-2417047	candidato a YSO
5	16:23:11.6	-23:51:57.5	-	-
6	16:23:18.7	-24:16:54.1	-	-
7	16:23:34.1	-23:50:20.1	-	-
8	16:24:05.6	-23:51:25.0	-	-
9	16:24:10.7	-23:49:36.4	-	-
10	16:24:30.4	-24:04:07.4*	-	-
11	16:24:31.7	-23:54:47.3	-	-
Región 2-1				
12	16:25:24.4	-24:29:44.8	EM* SR 22	TTS
13	16:25:26.9	-24:43:09.9	EM* SR 8	TTS
14	16:25:49.6	-24:51:32.0	ROX 3	TTS
15	16:25:50.5	-24:39:14.8	ROX 4	TTS
16	16:25:56.3	-24:20:48.5	EM* SR 4	TTS
17	16:26:03.0	-24:23:36.6	Haro 1-6	TTS
18	16:26:19.5	-24:37:27.4	ROXR1 20	TTS
19	16:26:23.7	-24:43:13.8	DoAr 25	TTS
20	16:26:34.2	-24:23:28.3*	ROX 14	TTS
21	16:26:58.4	-24:45:31.8	EM* SR 24B	TTS
22	16:27:19.5	-24:41:40.4	EM* SR 12	TTS
Región 2-2				
23	16:25:36.7	-24:15:42.9	YLW 19	candidato a YSO
24	16:25:55.9	-23:55:08.5	EM* SR 5	TTS
25	16:26:03.3	-24:17:47.1	VSSG 19	TTS
26	16:26:43.1	-24:11:10.4	EPIC 203972954	TTS
27	16:26:46.1	-23:48:45.7	-	-
28	16:26:48.7	-23:56:35.4	WSB 40	TTS
29	16:27:04.5	-23:50:44.4*	VII-32	fuentes IR
30	16:27:39.0	-23:58:18.7	DoAr 33	TTS

Continúa en la siguiente página...



Tabla 12 – Continuación

#	$\alpha(2000.0)$ (h:m:s)	$\delta(2000.0)$ ( $^{\circ}$ : $'$ : $''$ )	ID	Tipo
31	16:27:37.7	-23:53:36.0*	-	-
Región 3-1				
32	16:27:55.6	-24:26:18.0	EM* SR 10	TTS
33	16:27:54.5	-24:29:44.5	EM* SR 11	TTS
34	16:28:45.3	-24:28:19.0	EM* SR 13	TTS
35	16:29:23.4	-24:49:46.3	BKLT J162923-244943	fuelle IR
36	16:29:44.5	-24:49:58.6	-	-
37	16:29:44.3	-24:41:21.8	NTTS 162645-2434	candidato a YSO
38	16:29:47.5	-24:28:25.9	-	-
Región 3-2				
39	16:29:41.0	-24:00:05.2*	-	-
40	16:29:58.2	-23:58:05.8	-	-
<b><math>\rho</math> Oph 2</b>				
Región 1-1				
41	16:29:48.3	-25:13:16.0	-	-
42	16:30:08.4	-25:04:04.3	EPIC 203749579	-
43	16:30:11.8	-24:48:23.9	-	-
Región 1-2				
44	16:29:30.2	-24:32:17.0	2MASS J16293279-2433059	candidato a YSO
45	16:29:54.9	-24:26:01.0*	-	-
46	16:29:59.4	-24:25:20.0	-	-
47	16:30:22.2	-24:20:07.5	2MASS J16300220-2420075	candidato a YSO
48	16:30:38.8	-24:37:31.7	-	-
49	16:30:43.0	-24:22:19.4	-	-
50	16:30:45.5	-24:14:42.9	-	-
51	16:30:50.3	-24:20:22.5	-	-
52	16:30:56.2	-24:14:58.4	-	-
53	16:31:04.0	-24:14:51.5	-	-
Región 2-1				
54	16:31:27.4	-24:57:47.0	-	-
55	16:31:54.7	-25:03:24.1	WSB 74	TTS
56	16:32:27.1	-24:48:43.5	2MASS J16322710-2448432	candidato a YSO
57	16:32:49.5	-25:09:17.2	-	-

Continúa en la siguiente página...

Tabla 12 – Continuación

#	$\alpha(2000.0)$ (h:m:s)	$\delta(2000.0)$ (°:':")	ID	Tipo
58	16:32:21.4	-25:11:28.1	-	-
Región 2-2				
59	16:31:23.3	-24:27:52.6	-	-
60	16:31:30.9	-24:24:39.9	DoAr 43	-
61	16:32:11.9	-24:40:21.6	DoAr 51	-
62	16:33:09.4	-24:17:18.3	VSS II-74	fuentes IR
Región 3-1				
63	16:33:50.0	-25:13:10.6	-	-
64	16:33:58.3	-24:48:45.5	-	-
65	16:34:30.3	-25:06:26.8	-	-
66	16:35:23.4	-24:53:10.1	-	-
67	16:35:24.0	-24:45:06.4	-	-
68	16:35:53.0	-24:55:57.8	-	-
Región 3-2				
69	16:33:55.6	-24:42:50.3	2MASS J16335560-2442049	candidato a YSO
70	16:34:41.6	-24:19:42.7	-	-
71	16:34:52.3	-24:24:35.8	-	-
72	16:35:02.5	-24:26:12.9	-	-
73	16:35:25.7	-24:17:12.9	-	-

Nota: \*Coordenadas de 2MASS. Para el resto de las fuentes se empleó el catálogo USNO UCAC4.

Tabla 13: Estrellas jóvenes variables: Identificaciones más comunes en la literatura

#	Nombre	Otras ID	Tipo	Referencia
4	2MASS J16230923-2417047	EPIC 203950167/IRAS 16201-2410	candidato a YSO	Evans et al. (2009)
12	EM* SR 22	V852 Oph/DoAr 19/EPIC 203899786/HBC 258/ROXR1 3/WSB 23	CTTS	Wahhaj et al. (2010)
13	EM* SR 8	EPIC 203844249/ROXR1 4/VSS II-148	WTTS	Wilking et al. (2005)
14	ROX 3	V2245 Oph/EPIC 203807162/HBC 636	WTTS	Massarotti et al. (2005)
15	ROX 4	EPIC 203860653/ISO-Oph 5/VSS II-23/WLY 2-10	WTTS	Wilking et al. (2005)
16	EM* SR 4	V2058 Oph/DoAr 20/EPIC 203935537/HBC 259/ISO-Oph 6/WSB 25/YLW 25	CTTS	Wilking et al. (2005)
17	Haro 1-6	V2246 Oph/DoAr 21/EPIC 203924502/HBC 637/ISO-Oph 10/VSS II-93/YLW 26	WTTS	Massarotti et al. (2005)
18	ROXR1 20	EPIC 203867961	CTTS	Wilking et al. (2005)
19	DoAr 25	EPIC 203843911/IRAS 16234-2436/ISO-Oph 38/VSS II-25/WSV 29/YLW 34	CTTS	Wilking et al. (2005)
20	ROX 14	EPIC 203925053/IRAS 16235-2416/ISO-Oph 48/VSS II-26/YLW 36	WTTS	Wilking et al. (2005)
21	EM* SR 24B	EPIC 203833873/WSB 41/YLW 3A	CTTS	Wahhaj et al. (2010)
22	EM* SR 12	V2247 Oph/HBC 263/ISO-Oph 130/YLW 13A/EPIC 203850605	CTTS	Pecaut & Mamajek (2016)
23	YLW 19	EPIC 203955457/ISO-Oph 1/YLW 19	candidato a YSO	Evans et al. (2009)
24	EM* SR 5	ROXR2 14/ROX 5	WTTS	Ageorges et al. (1997)
25	VSSG 19	EPIC 203947410/ISO-Oph 11/ROXR1 14/VSSG 19	WTTS	Wilking et al. (2005)
26	EPIC 203972954	2MASS J16264310-2411095	WTTS	Wilking et al. (2005)
28	WSB 40	IRAS 16237-2349/WSB 40	CTTS	Wilking et al. (2005)
30	DoAr 33	ROXs 30C/WSB 53	CTTS	Wilking et al. (2005)
32	EM* SR 10	V2059 Oph/DoAr 31/EPIC 203913804/HBC 265/ISO-Oph 187/WSB 57/YLW 56	CTTS	Wilking et al. (2005)
33	EM* SR 11	2MASS J16275447-2429444/VSS II-33	TTS	Wilking et al. (2005)
34	EM* SR 13	V853 Oph/DoAr 40/EPIC 203905625/HBC 266/ISO-Oph 199/ROX 34/WSB 62	CTTS	Wilking et al. (2005)
37	NTTS 162645-2434	EPIC 203851860/2MASS J16294427-2441218	candidato a YSO	Evans et al. (2009)
44	2MASS J16293279-2433059	EPIC 203885994	WTTS	Alves de Oliveira & Casali (2008)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 13 – Continuación

#	Nombre	Otras ID	Tipo	Referencia
47	2MASS J16300220-2420075		candidato a YSO	Evans et al. (2009)
55	WSB 74	IRAS 16289-2457/ISO-Oph 207/WSB 74	CTTS	Cieza et al. (2010)
56	2MASS J16322710-2448432		candidato a YSO	Evans et al. (2009)
60	DoAr 43/DoAr 46	2MASS J16313087-2424399/WSB 71a/b	CTTS	Torres et al. (2006)
61	DoAr 51	V2248 Oph/HBC 647/ROX 47/VSS II-62/WSB 76	WTTS	Wahhaj et al. (2010)
69	2MASS J16335560-2442049		candidato a YSO	Evans et al. (2009)

Tabla 14: Estrellas jóvenes variables: Propiedades

#	Nombre	V	K	TE	Log L/L $_{\odot}$	R/R $_{\odot}$	M/M $_{\odot}$	Log Edad [edad en años]	Referencia
4	2MASS J16230923-2417047	12.75	8.07	M D	0.69	3.8	0.886	-	Kim et al. (2013); Huber et al. (2016)
12	EM* SR 22	-	9.446	M4	-	0.387	0.425	-	Huber et al. (2016)
13	EM* SR 8	13.80	8.662	K2	0.079	59	0.810	7.04	Wahhaj et al. (2010); Huber et al. (2016)
14	ROX 3	13.12	8.784	K6 (o K8)	-0.20	7.123	0.92	-	Massarotti et al. (2005)
15	ROX 4	15.49	8.33	K2	0.21	1.425	1.283	-	Cheetham et al. (2015); Huber et al. (2016)
16	EM* SR 4	12.80	7.52	K5	0.18	1.350	1.30	-	Natta et al. (2006); Huber et al. (2016)
17	Haro 1-6	14.01	6.227	K0	1.23	4.06	2.56	6.4	Natta et al. (2006); Huber et al. (2016)
18	ROXR1 20	16.67	10.104	M4.5	-	2.913	1.086	-	Herczeg & Hillenbrand (2014)
19	DoAr 25	-	7.847	K5	0.13	10.503	1.079	-	Huber et al. (2016)
20	ROX 14	16.53	6.317	B4	-	15.444	0.943	-	Huber et al. (2016)
21	EM* SR 24B	11.56	7.549	M0	0.76	11.547	1.141	5.51	Wahhaj et al. (2010); Huber et al. (2016)
22	EM* SR 12	13.28	8.408	K4/M2	-0.149	-	0.5	6	Pecaut & Mamajek (2016)
23	YLW 19	16.4	8.38	K4	0.21	-	0.549	-	Natta et al. (2006); Cheetham et al. (2015)
24	EM* SR 5	13.72	8.382	K7	-	-	0.98	-	Cheetham et al. (2015)
25	VSSG 19	16.49	9.115	M2	-0.18	-	0.32	-	Natta et al. (2006); Cheetham et al. (2015)
26	EPIC 203972954	16.24	10.069	K8	-	12.846	1.159	-	Zacharias et al. (2004); Huber et al. (2016)
28	WSB 40	12.88	8.449	K5.5	-	-	1.15	-	Cheetham et al. (2015)
30	DoAr 33	14.55	8.205	K5.5	0.16	-	1.15	-	Cheetham et al. (2015)
32	EM* SR 10	14.19	8.896	M2	-0.66	1.1719	1.132	-	Tripathi et al. (2017); Zacharias et al. (2004)
33	EM* SR 11	12.94	9.837	K5	-	-	-	-	Huber et al. (2016); Sartori et al. (2003)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 14 – Continuación

#	Nombre	V	K	TE	Log L/L $_{\odot}$	R/R $_{\odot}$	M/M $_{\odot}$	Log Edad [edad en años]	Referencia
34	EM* SR 13	13.6	7.996	M4	0.48	10.564	0.882	-	Huber et al. (2016); Tripathi et al. (2017)
37	NTTS 162645-2434	14.93	9.144	M4	-	0.324	0.348	-	Cheetham et al. (2015); Huber et al. (2016)
44	2MASS J16293279-2433059	15.76	10.9	-	-	13.853	1.018	-	Huber et al. (2016); Zacharias et al. (2004)
47	2MASS J16300220-2420075	15.480	6.748	-	-	-	-	-	-
55	WSB 74	12.74	7.749	K7	2.66	-	1.53	-	Kim et al. (2013)
56	2MASS J16322710-2448432	15.69	6.024	-	0.98	-	-	-	Evans et al. (2009)
60	DoAr 43/DoAr 46	15.23	7.900	K2	-0.45	-	-	-	Sartori et al. (2003); Torres et al. (2006)
61	DoAr 51	13.65	7.929	K7+M0	0.187	-	1.5	5.91	Bouvier & Appenzeller (1992); Wahhaj et al. (2010)
69	2MASS J16335560-2442049	-	8.797	K7	0.017	-	0.98	-	Cheetham et al. (2015); Tripathi et al. (2017)

Tabla 15: Estrellas jóvenes variables: Magnitudes en el infrarrojo medio y cercano

#	Nombre	W <sub>1</sub>	W <sub>2</sub>	W <sub>3</sub>	W <sub>4</sub>	J	H	K
4	2MASS J16230923-2417047	7.219±0.029	6.777±0.019	5.367p m.0.017	2.235±0.022	10.320	8.997	8.070
12	EM* SR 22	8.566±0.023	8.059±0.019	5.279±0.015	2.176±0.024	10.748	9.871	9.446
13	EM* SR 8	8.515±0.024	8.472±0.021	8.195±0.117	6.001±0.166	9.832	8.976	8.662
14	ROX 3	8.647±0.023	8.608±0.020	8.381±0.061	7.551±0.243	9.776	9.045	8.784
15	ROX 4	7.991±0.023	7.885±0.021	7.211±0.072	5.675	9.984	8.818	8.331
16	EM* SR 4	6.217±0.063	5.835±0.040	3.373±0.012	0.849±0.019	9.154	8.145	7.518
17	Haro 1-6	5.840±0.169	5.678±0.070	4.431±0.043	1.562±0.054	8.090	6.862	6.227
18	ROXR1 20	9.850±0.027	9.513±0.025	9.390±0.280	6.992	11.192	10.404	10.104
19	DoAr 25	7.161±0.043	6.780±0.021	5.436±0.022	3.069±0.043	9.391	8.397	7.847
20	ROX 14	-	-	-	-	8.859	7.261	6.317
21	EM* SR 24B	6.926±0.286	5.940±0.220	3.504±0.090	1.197±0.053	10.365	8.635	7.549
22	EM* SR 12	8.267±0.022	8.112±0.020	7.779±0.026	3.687±0.032	9.424	8.631	8.408
23	YLW 19	7.573±0.029	7.044±0.021	4.919±0.024	3.247±0.068	10.419	9.038	8.380
24	EM* SR 5	8.226±0.023	8.134±0.019	7.955±0.092	7.194±0.243	9.729	8.773	8.383
25	VSSG 19	8.897±0.023	8.730±0.021	9.155±0.068	7.975	10.673	9.576	9.115
26	EPIC 203972954	9.451±0.023	9.376±0.022	11.305±0.345	8.495	11.172	10.069	9.679
28	WSB 40	7.572±0.032	7.034±0.020	5.329±0.017	2.874±0.023	10.431	9.184	8.449
30	DoAr 33	7.223±0.027	6.746±0.020	5.526±0.018	3.862±0.036	9.896	8.722	8.206
32	EM* SR 10	8.145±0.024	7.625±0.020	5.888±0.018	4.496±0.037	10.143	9.329	8.896
33	EM* SR 11	9.760±0.023	9.828±0.021	9.159±0.119	6.799±0.150	10.647	9.994	9.837
34	EM* SR 13	7.223±0.034	6.636±0.023	4.567±0.015	2.649±0.026	9.213	8.412	7.997
37	NITTS 162645-2434	8.954±0.022	8.697±0.020	7.566±0.024	5.521±0.048	10.082	9.479	9.144
44	2MASS J16293279-2433059	10.690±0.022	10.712±0.020	10.972±0.226	8.533	12.004	11.182	10.917

Continúa en la siguiente página...

Tabla 15 – Continuación

#	Nombre	W <sub>1</sub>	W <sub>2</sub>	W <sub>3</sub>	W <sub>4</sub>	J	H	K
47	2MASS J16300220–2420075	6.628±0.039	6.598±0.020	6.081±0.017	5.463±0.046	8.365	7.279	6.748
55	WSB 74	6.831±0.071	6.298±0.027	4.381±0.015	1.812±0.017	10.141	8.660	7.749
56	2MASS J16322710–2448432	5.811±0.112	5.573±0.053	5.288±0.016	4.753±0.037	8.184	6.685	6.024
60	DoAr 43/DoAr 46	6.420±0.080	5.587±0.048	3.902±0.015	1.914±0.017	10.827	9.291	7.900
61	DoAr 51	7.506±0.031	7.302±0.019	6.509±0.016	4.770±0.033	9.245	8.351	7.929
69	2MASS J16335560–2442049	8.664±0.024	8.430±0.021	7.845±0.031	3.767±0.026	10.463	9.358	8.797

Nota: Magnitudes obtenidas de <http://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?submit=Selectprojshort=WISE>.



4.4.3 Estrellas variables jóvenes en  $\rho$  Ophiuchi 1

## 2MASS J16230923–2417047

Es un candidato a objeto estelar joven (YSO) de tipo espectral M (Evans et al., 2009). McClure et al. (2010) reportan excesos de color significativos en el rango 13 a 31  $\mu\text{m}$ , lo que indica la presencia de un disco. Kim et al. (2013) sostienen la presencia de un disco circunestelar del tipo pre-transicional, cuyo disco externo comienza alrededor de las 29.2 UA. Más recientemente, Cox et al. (2017) obtuvieron una imagen del disco transicional con ALMA en longitudes de ondas milimétricas (870  $\mu\text{m}$ ).

En la Figura 39 se presentan las curvas de luz obtenidas de los datos tomados con el telescopio ASH2, para los años 2015 y 2017. En el panel superior se muestra la curva de luz en fase para un período de 7.41 días. Cody & Hillenbrand (2018) determinan un período de 8.09 días para esta estrella (ver Tabla 16). En el panel inferior de la Figura 39 se muestran las curvas en HJD para las dos épocas mencionadas. La caída de magnitud observada en 2015 tiene una amplitud de unos 0.45 mag y podría estar relacionada con una estructura de polvo orbitando dentro del disco.

## EM\* SR 22

EM\* SR 22 es una CTTS de tipo espectral M<sub>4</sub>, que presenta emisión en H $\alpha$  variable con anchos equivalentes (EW, *Equivalent Widths*) entre 31 y 170 Å (Wilking et al., 2005; Cody et al., 2017). Posee una SED correspondiente a un objeto de clase II en el rango de 2–25  $\mu\text{m}$ , indicando la existencia de un disco primordial con una masa de 0.002 M $_{\odot}$  (Andrews & Williams, 2007a). Rebollido et al. (2015) detectan el disco en 70  $\mu\text{m}$  y reportan una deficiencia en su SED que sugiere un hueco interno, en tanto que Evans et al. (2003) y Rebull et al. (2018) reportan excesos en el infrarrojo cercano en 3.5  $\mu\text{m}$ .

Este objeto cuenta con períodos estimados en varios trabajos (ver Tabla 16), los cuales están dentro de un rango de entre 5.92 y 7 días. Particularmente, en Rizzuto et al. (2017) estiman un período de rotación de 5.92 días, por lo tanto el período cercano a 7 días puede deberse a un efecto de variabilidad ajeno a la rotación.

La Figura 40 muestra las curvas obtenidas con los datos del ASH2 durante 2014, 2015 y 2017, en el panel superior en fase con un período de 5.88 días, y en el panel inferior en HJD separadas por época. En la curva en fase se puede ver una amplitud global de variabilidad de unas 1.4 magnitudes, mientras que en el panel inferior de las curvas en HJD se observa, además, una variabilidad menor de 0.6 magnitudes (particularmente en 2017). Por otro lado, en la Figura 41 se grafican curvas de luz con los datos extraídos del Super Wasp pertenecientes a tres épocas distintas<sup>5</sup>. Se obtuvieron períodos diferentes pero cercanos entre sí para cada una de las curvas de la Figura 41, siendo dichos períodos, desde el panel superior hacia el inferior de 5.88, 4.4 y 5.45 días respectivamente. Estas épocas corresponden a datos de 2006, 2007 y 2008, respectivamente.

<sup>5</sup> Debido a la ventana temporal de visibilidad de la región, se produce una discontinuidad en el muestreo de la curva de luz.

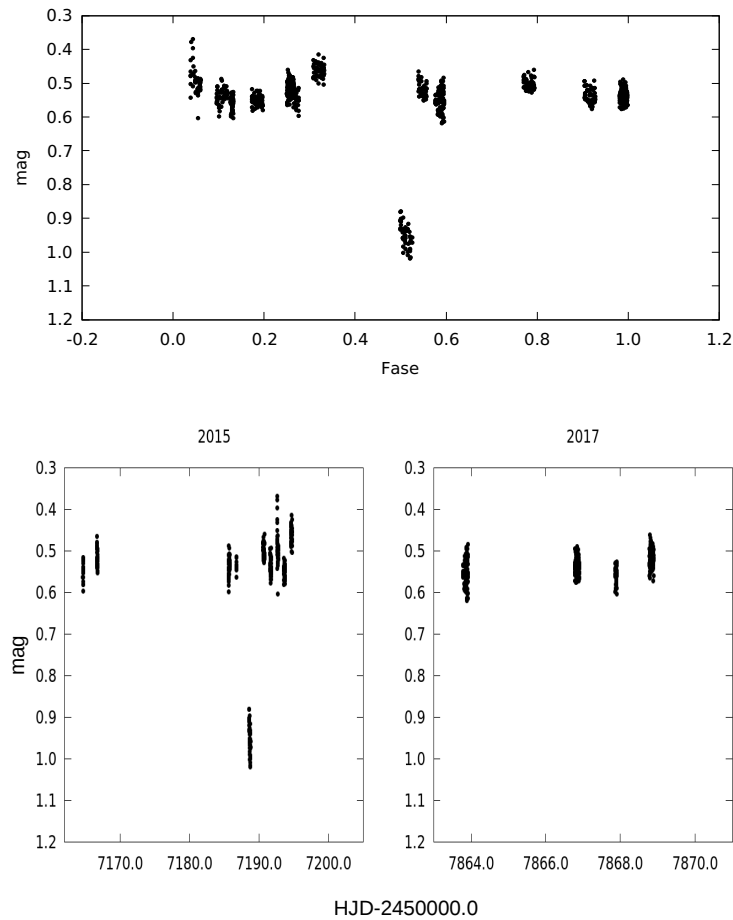


Figura 39: 2MASS J16230923–2417047: curvas de luz del ASH2 para las épocas 2015 y 2017. El panel superior muestra las observaciones puestas en fase con un período de 7.41 días. El panel inferior grafica las curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.016$  mag.

### EM\* SR 8

EM\* SR 8 es una WTTS de tipo espectral K2 con una edad de unos 11 millones de años. Presenta emisión en la línea de  $H_{\alpha}$  con un EW de  $1.3 \text{ \AA}$  (Wahhaj et al., 2010). Varios trabajos hacen referencia a la carencia de disco en este objeto (Cieza et al., 2007; Cheetham et al., 2015; Rebull et al., 2018). En la Figura 42 se presentan las curvas de luz obtenidas con los datos del ASH2 para los tres años de observación. En este caso se obtuvo un período de 2.61 días, casi idéntico al de la literatura de 2.62 días (Rizzuto et al., 2017; Rebull et al., 2018). En el panel superior de la Figura 42 se muestran las curvas para los años 2014 y 2017 (izquierda) y 2015 (derecha), ambas con el mismo período de 2.61 días. Notar que los datos de 2015 presentan la particularidad de una amplitud mayor (0.18 magnitudes) que en el caso de 2014 y 2017 (0.12 magnitudes). Este efecto también puede verse en el panel inferior de la Figura 42, donde se muestran las curvas individuales, para cada época de observación, en HJD.

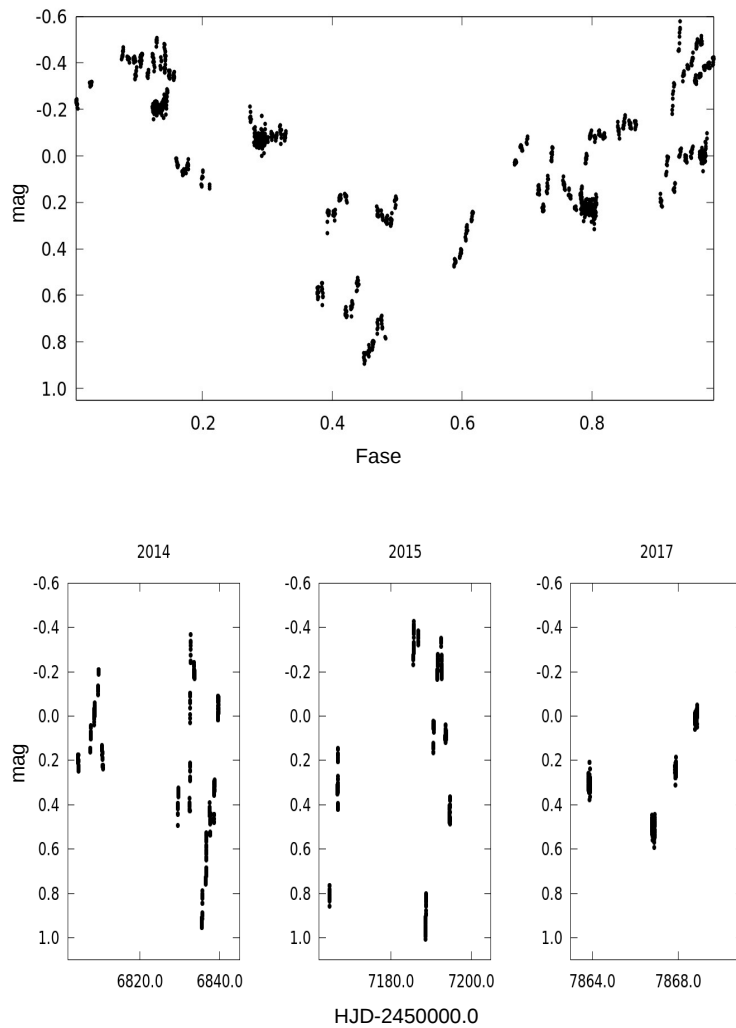


Figura 40: EM\* SR 22: Panel superior, curva de luz del AHS2 en fase con un período de 5.88 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag.

### ROX 3

ROX 3 es una WTTS de tipo espectral K6 (Massarotti et al., 2005) con débil emisión en  $H_{\alpha}$  (EW de 2.7 Å, Cieza et al. 2007). Existe controversia en la literatura acerca de la existencia de un disco. Mientras que algunos trabajos (ver, por ejemplo, Cieza et al. 2007; Andrews & Williams 2007a; Cheetham et al. 2015) indican que no posee disco, más recientemente Rebull et al. (2018) detectan excesos infrarrojos en 22  $\mu\text{m}$  que podrían originarse en un disco.

El panel superior de la Figura 43 muestra las observaciones obtenidas con el AHS2, en fase, para los años 2014, 2015 y 2017. El período determinado es de 11.18 días, consistente con los de la literatura (ver Tabla 16). El panel inferior de la Figura 43 muestra las curvas en HJD, donde se puede notar que la variabilidad presente tiene, en general, una amplitud de 0.20 magnitudes como máximo. Por otro lado,

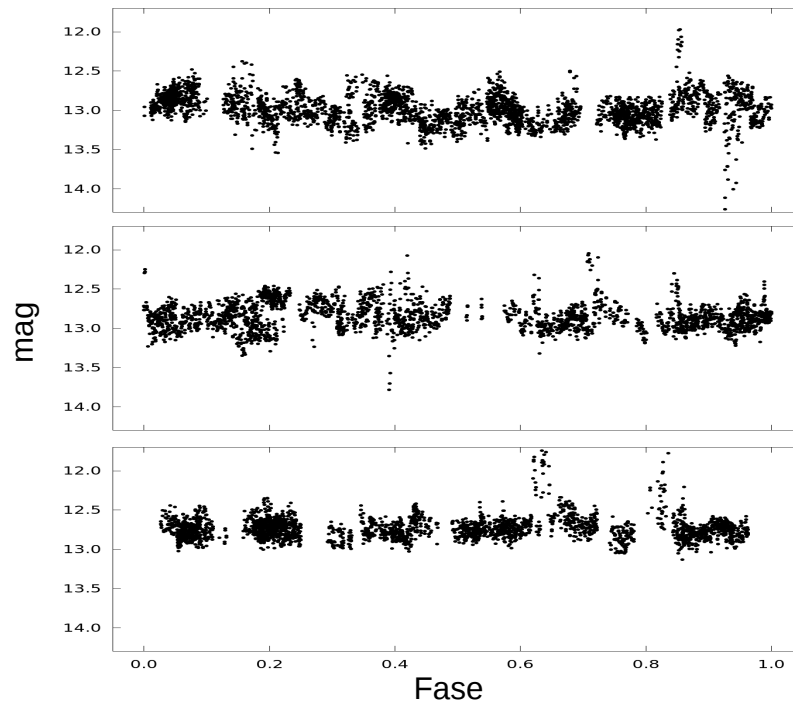


Figura 41: EM\* SR 22: curva de luz con datos del Super Wasp. Panel superior, época 1 (de mayo a agosto de 2006) en fase con un período de 5.88 días. Panel del medio, época 2 (de marzo a agosto de 2007) en fase con un período de 4.4 días. Panel inferior, curva en fase para la época 3 (desde marzo hasta mayo de 2008) con un período de 5.45 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

en la Figura 44 se muestra una curva en fase para los datos del Super Wasp, con los cuales se determinó un período de 11.18 días, consistente con el derivado de los datos del ASH2 y con los de la literatura.

#### ROX 4

ROX 4 es una WTTS de tipo espectral K2 (Wilking et al., 2005; Huber et al., 2016), presenta un  $EW(H_{\alpha})$  de 2.5 Å, y ha sido identificada como fuente de rayos X por Grosso et al. (2000). Al parecer no tiene disco (Cieza et al., 2007). Este objeto fue observado con el ASH2 durante el 2014 y 2015, datos que se muestran en la Figura 45. En el panel superior se muestra la curva de luz puesta en fase con un período de 3.52 días, en buena correspondencia con los períodos de la literatura de la Tabla 16. En el panel inferior de la Figura 45 se presentan los datos en HJD para las dos épocas observadas. En todas las curvas se observa una amplitud de 0.18 magnitudes. Este objeto posee, además, datos en el catálogo Catalina, con los que se obtuvo un período de 3.55 días. La curva resultante se muestra en la Figura 46.

#### EM\* SR 4

EM\* SR 4 es una T Tauri clásica de tipo espectral K5 (Wilking et al., 2005; Mohanty et al., 2013) muy estudiada. Presenta emisión en  $H_{\alpha}$  altamente variable. Bouvier (1990) obtuvo un rango de anchos equivalentes para esta línea de 84 a

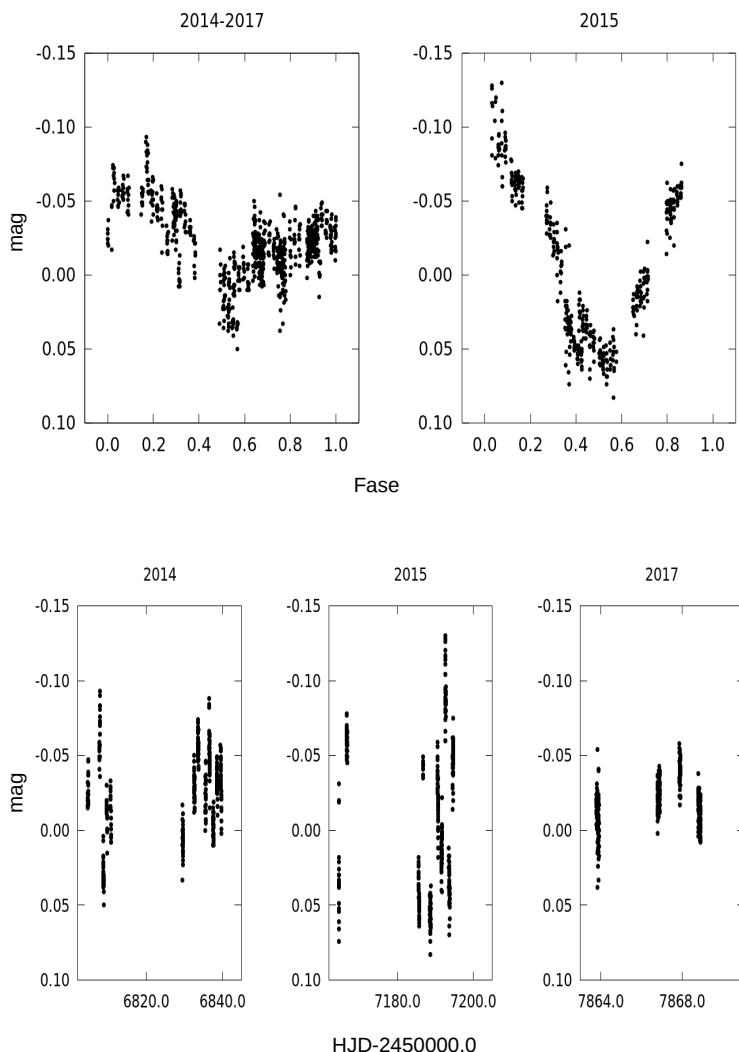


Figura 42: EM\* SR 8: Panel superior: curva de luz para los datos del ASH2, en fase con período de 2.61 días. Panel inferior: curvas luz en HJD para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.005$  mag.

220 Å. Recientemente, [Cody et al. \(2017\)](#) encontraron valores similares:  $EW(H_{\alpha})=67, 87$  y  $220$  Å. Este objeto posee una tasa de acreción alta, estimada entre  $10^{6.7}-10^{6.8} M_{\odot}$  por año ([Natta et al., 2006](#); [Andrews et al., 2010](#)).

EM\* SR 4 está asociada con un disco detectado y analizado en múltiples oportunidades ([Cheetham et al., 2015](#); [Rebull et al., 2018](#)). En base al modelado de la SED, [Andrews & Williams \(2007a\)](#) estiman un masa para el disco de  $0.004 M_{\odot}$  y lo clasifican como un disco de un objeto de clase II en base a su emisión en  $850 \mu\text{m}$ . Posteriormente, [Andrews et al. \(2010\)](#) observan el disco con el *Submillimeter Array* y predicen un radio para el disco interno de  $0.07$  UA. [Ricci et al. \(2010\)](#), con observaciones en el milimétrico y submilimétrico, obtienen un radio para el disco externo de  $100$  a  $300$  UA, también detectado por [Rebollido et al. \(2015\)](#) con datos de Herschel. Por último, este disco fue mapeado en el continuo de  $1.25$  mm

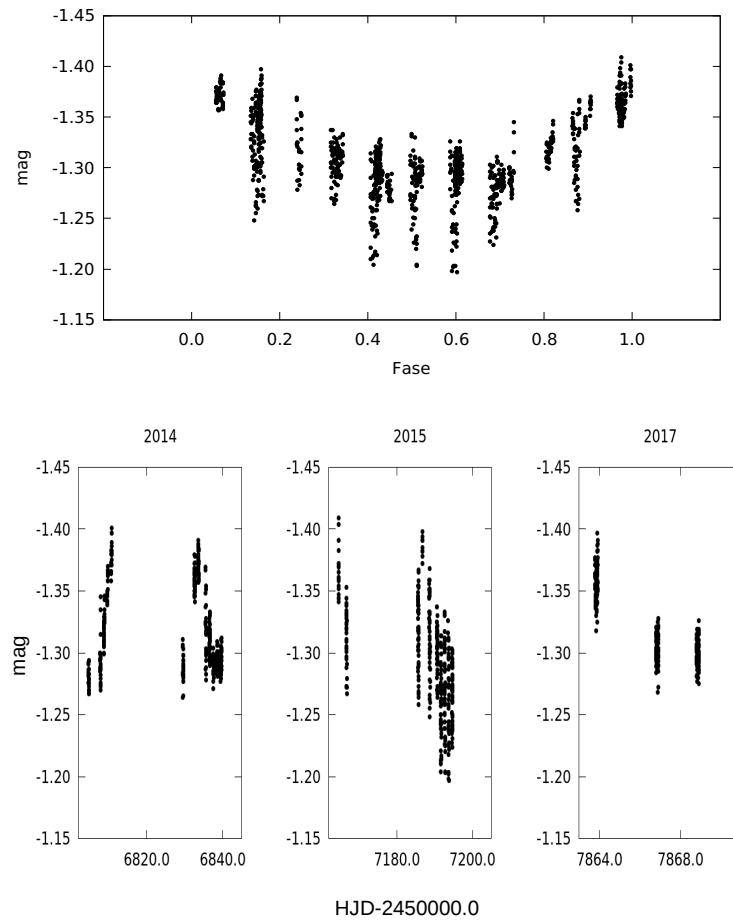


Figura 43: ROX 3: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 11.06 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

con ALMA, revelando dos subestructuras, una brillante (B, *bright*) y una oscura (D, *dark*), a distancias del centro de  $D=11$  UA y  $B=18$  UA (Huang et al., 2018).

Para este objeto se tienen datos del ASH2 para los tres años de observación (2014, 2015 y 2017). En la Figura 47 se muestran estos datos, en fase en el panel superior, y en HJD en el panel inferior. El período calculado es de 2.37 días. La curva muestra una amplitud de 0.2 mag con saltos en magnitud bastante asimétricos.

Se analizaron observaciones extraídas del Super Wasp y del Catalina disponibles para este objeto. Se obtuvieron períodos de 19.10 días y de 2.10 días respectivamente. Las correspondientes curvas se presentan en la Figura 48. Es interesante notar que los datos del Catalina arrojan un período similar al del ASH2, mientras que los del Super Wasp corresponden a un período cercano al de Cody & Hillenbrand (2018) de 19.47 días. Esto podría deberse a la forma en la que los datos fueron obtenidos, es decir, al muestreo temporal. En el caso del ASH2 y del Catalina se trata de observaciones continuas durante unas pocas noches, en tanto que Super Wasp y K2 lo hacen por períodos de tiempo más prolongados, 80 días en el último caso.

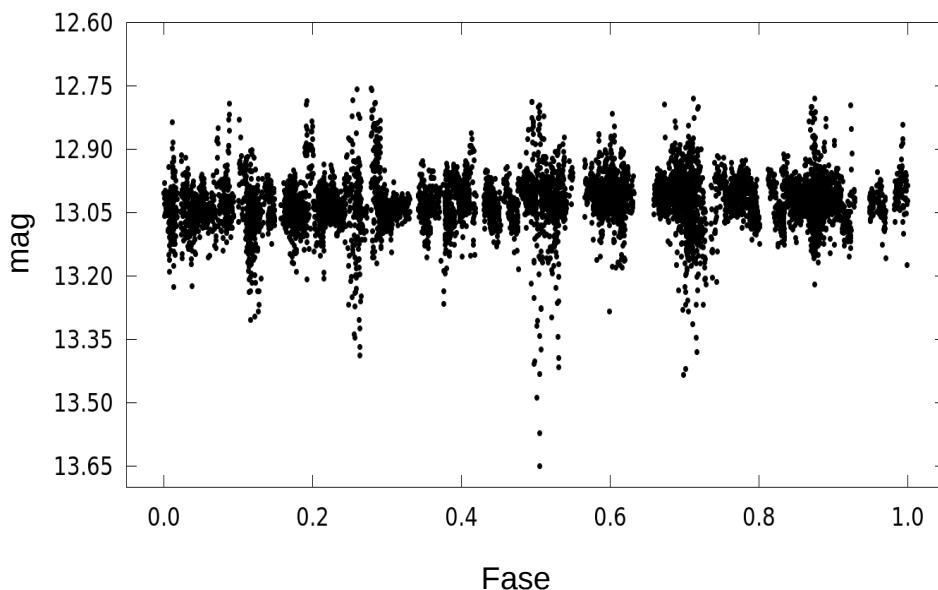


Figura 44: ROX 3: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período de 11.18 días. El error de cada punto es  $\sim 0.1$  mag.

#### Haro 1–6

Haro 1–6 es una WTTS de tipo espectral K0 (Massarotti et al., 2005; Cieza et al., 2010; Cheetham et al., 2015), que pertenece a un sistema binario detectado interferométricamente en radio. De acuerdo a Loinard et al. (2008) el sistema tiene una separación proyectada de entre 1.2 y 1.8 UA ( $0.015''$ ). Posteriormente, Cieza et al. (2010) determinan una separación de 0.62 UA ( $0.005''$ ). A partir de espectros de rayos X de alta resolución de Chandra Jensen et al. (2009), se revela una corona muy luminosa dominada por plasma a temperaturas de hasta  $10^8$  K.

Jensen et al. (2009) y Cieza et al. (2010) detectan la presencia de un disco residual circumbinario a partir de excesos de emisión en infrarrojo medio (entre 24 y 70  $\mu\text{m}$ ), cuyo agujero central se extendería hasta unas 100 UA del centro. Estos autores sugieren que esta región se originó a partir de una pequeña zona de fotodisociación generada por la propia estrella. Se estima una masa para el disco de  $\sim 1.1 \times 10^{-3} M_{\odot}$ . En ninguno de los trabajos mencionados se encuentra evidencia de acreción.

Las curvas de luz del ASH2, en fase, para cada año de observación, se muestran en la Figura 49. Debido a la distancia entre componentes del sistema en relación a la apertura típica (de unos  $6''$ , ver Sección 3.4.3) de la fotometría realizada, se infiere que se observaron las dos estrellas juntas. Los períodos obtenidos para cada época coinciden y resulta de 3.55 días, que además es del orden de los reportados en la literatura (ver Tabla 16). En el panel inferior de la Figura 49 se muestran las curvas en HJD para 2014, 2015 y 2017, en las que se observa una clara tendencia de aumento de brillo con los años, desde un promedio de  $-2.08$  magnitudes en 2014 hasta una magnitud diferencial de alrededor de  $-2.25$  en 2017. Por este motivo,

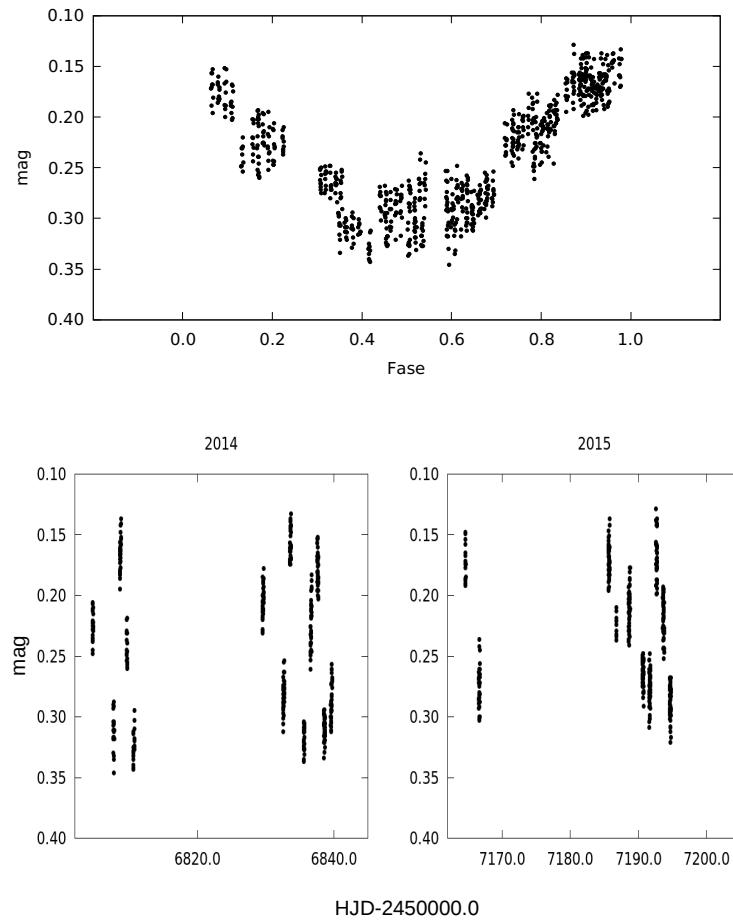


Figura 45: ROX 4: Panel superior: curva de luz del ASH2 para los datos de 2014 y 2015, en fase, para un período e 3.52 días. En el panel inferior se presentan las curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag.

en el panel superior de la Figura 49 se presentan las curvas en fase para las tres épocas por separado. En todos los casos las curvas de luz mostradas corresponden al sistema no resuelto.

Del análisis de los datos del Super Wasp y del Catalina se obtuvieron resultados similares, con períodos de 3.39 días para el Super Wasp y de 3.53 días para los datos del Catalina. Las curvas correspondientes se presentan en la Figura 50. La amplitud de las curvas es cercana a 0.10 mag.

#### ROXR<sub>1</sub> 20

ROXR<sub>1</sub> 20 es una CTTS de tipo espectral de M4.5 (Wilking et al., 2005; Huber et al., 2016). Esta estrella presenta emisión en  $H_{\alpha}$  con un EW de  $4.8 \text{ \AA}$  (Andrews & Williams, 2007a). Se ha detectado la existencia de un disco con una masa de  $5.8 \times 10^{-4} M_{\odot}$  (Cieza et al., 2008), el cual se encontraría en proceso de fotoevaporación (Cieza et al., 2010). Por otra parte el disco también fue clasificado como el de un objeto de clase II Gutermuth et al. (2009) y detectado en  $5.8 \mu\text{m}$  por Rebull et al. (2018).



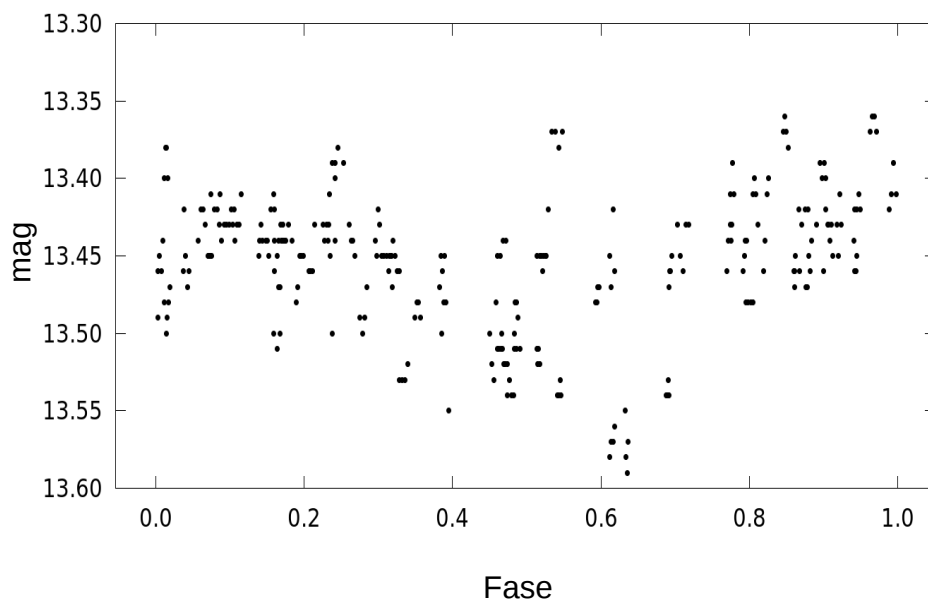


Figura 46: ROX 4: curva de luz obtenida con los datos del Catalina, en fase con el período de 3.55 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

La Figura 51 presenta las curvas de luz de los datos del ASH2 para 2014, 2015 y 2017. Como en los objetos anteriores, el panel superior muestra la curva en fase para un período de 3.34 días, cercano a los determinados en trabajos previos (Rizzuto et al., 2017; Rebull et al., 2018). El panel inferior muestra la curva de luz en HJD para cada época de observación. La amplitud de la variación fotométrica es de 0.20 mag.

#### DoAr 25

DoAr 25 es una T Tauri clasificada como clásica de tipo espectral K5, con emisión en  $H_{\alpha}$  con un EW de  $16.10 \text{ \AA}$  (Wahhaj et al., 2010) y una muy alta tasa de acreción ( $\sim 10^{-7.2} M_{\odot}$  por año; Andrews et al. 2008). Posee un disco circunestelar relativamente masivo de  $0.0300 M_{\odot}$  que muestra un importante crecimiento del tamaño del polvo en su región interna (Wilking et al., 2005; Andrews & Williams, 2007a; Andrews et al., 2008; Cieza et al., 2010; Rebull et al., 2018). Este disco fue numerosas veces estudiado, y recientemente fue mapeado con ALMA en el continuo de 1.25 mm con una resolución espacial de 5 UA, revelando gran número de subestructuras anulares (B, *bright*) y vacíos (D, *dark*), con radios de  $D = 74, 98$  y  $125$  UA y  $B = 86, 111$  y  $137$  UA (Cox et al., 2017; Huang et al., 2018).

De los datos del ASH2 en las tres épocas (2014, 2015 y 2017) se obtuvo un período de 9.07 días. Con los datos obtenidos del relevamiento Super Wasp se obtuvo un período muy cercano, 8.91 días. Ambos son consistentes con los períodos de la literatura listados en la Tabla 16. La curva de luz correspondiente al ASH2, en fase para un período de 9.07 días, se muestra en el panel superior de la Figura 52. En el panel inferior se grafican las curvas individuales, para cada época, en HJD. En

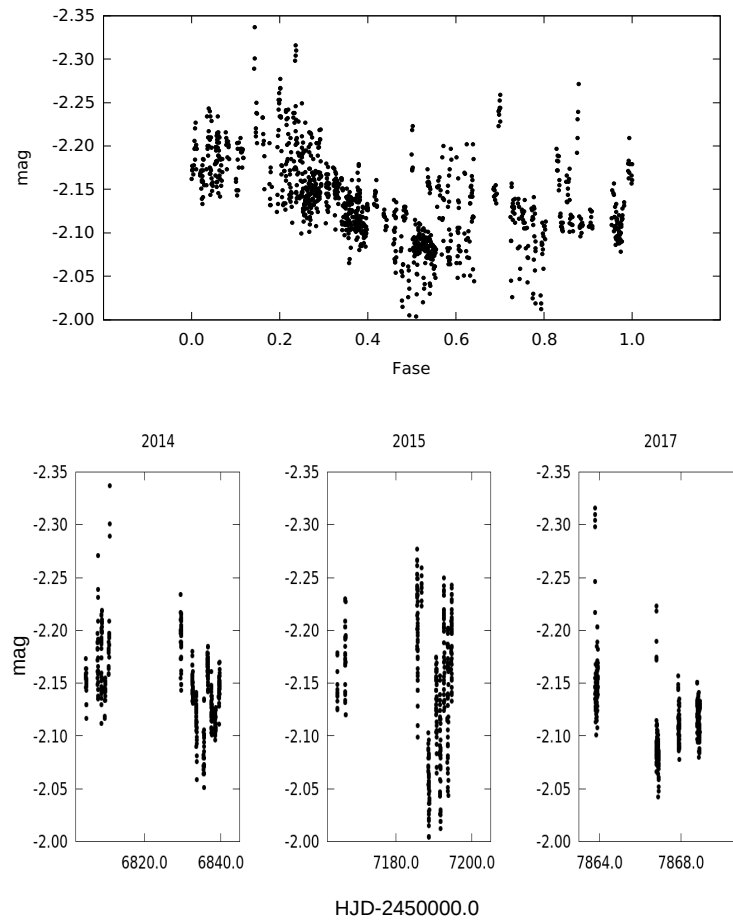


Figura 47: EM\* SR 4: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 2.37 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.008$  mag.

estas curvas se estima una amplitud de casi 0.5 mag. La curva en fase de los datos del Super Wasp se muestra en la Figura 53, en la que se observa una amplitud mínima de 0.5 mag, además de otros eventos de mayor amplitud (de casi 1 mag cerca de la fase 0.5).

#### ROX 14

ROX 14 es una WTTS de tipo espectral B4 (Wilking et al., 2005) que, de acuerdo a Barsony et al. (2005); Cheetham et al. (2015), pertenece a un sistema binario con una separación de  $0.020''$ ; el sistema tiene una razón de brillo de 4.3 ( $-1.6$  mag) en la banda K (Richichi et al., 2005). Este objeto no tiene un disco detectado a la fecha (Andrews & Williams, 2007a; Cieza et al., 2007; Cheetham et al., 2015). Por otro lado, de acuerdo a Cieza et al. (2007), presenta absorción en  $H_{\alpha}$  con un EW de  $3.5 \text{ \AA}$ .

ROX 14 fue observada con ASH2 durante 2014, 2015 y 2017. En la Figura 54 se observan las curvas correspondientes. En el panel superior se muestra una curva en fase de acuerdo al período obtenido de 6.11 días, con una amplitud muy peque-

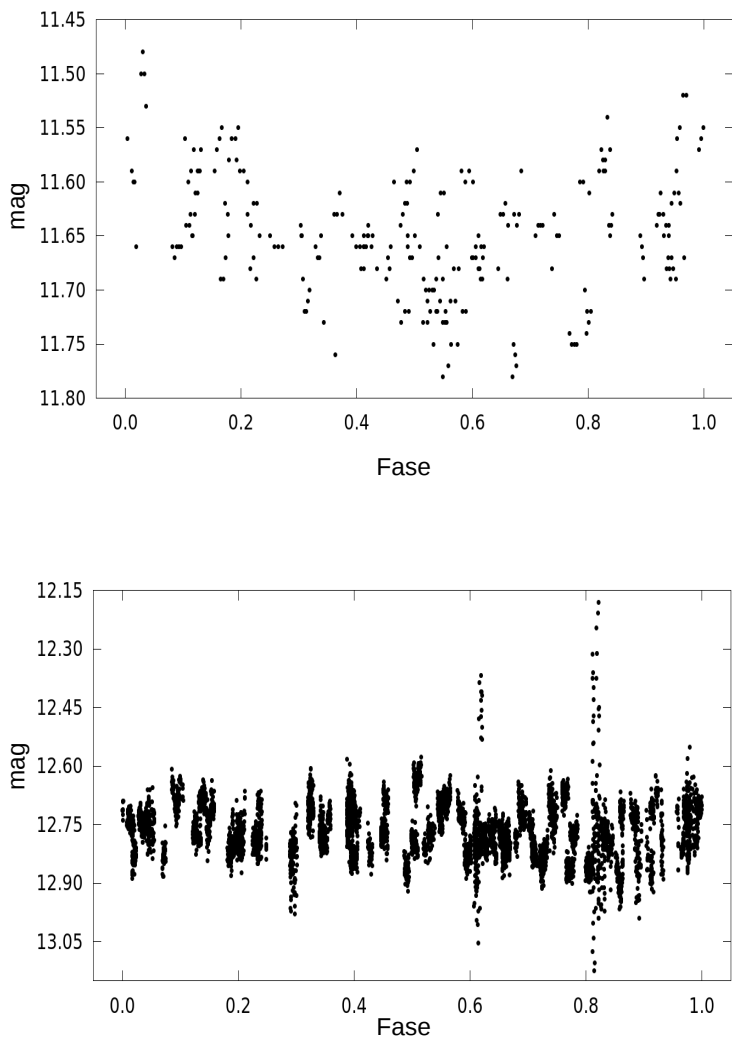


Figura 48: EM\* SR 4: Panel superior: curva de luz con datos del Catalina, en fase con un período de 2.10 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior: curva de luz con datos del Super Wasp, en fase con un período de 19.10 días. El error correspondiente a cada punto es  $\sim 0.04$  mag.

ña, de alrededor de 0.08 mag. En el panel inferior se muestran los datos en HJD para los tres años.

#### EM\* SR 24B

EM\* SR 24B es una CTTS de tipo espectral M0, componente Norte del sistema EM\* SR 24 (Simon & Prato, 1995; Ratzka et al., 2005; Barsony et al., 2005). Posee  $EW(H_\alpha)$  de 24 Å en Correia et al. (2006) y de 73.00 Å en emisión Wahhaj et al. (2010), con evidencia de acreción.

EM\* SR 24 es un sistema triple, cuya componente EM\* SR 24A, de tipo espectral K2 y también CTTS, está muy separada con un semieje orbital de 832 UA ( $5''$ ), y el sistema EM\* SR 24B es una binaria cerrada con una distancia de 32 UA ( $0.1''$ ) (Correia et al., 2006; Andrews & Williams, 2005b). La binaria separada tiene una

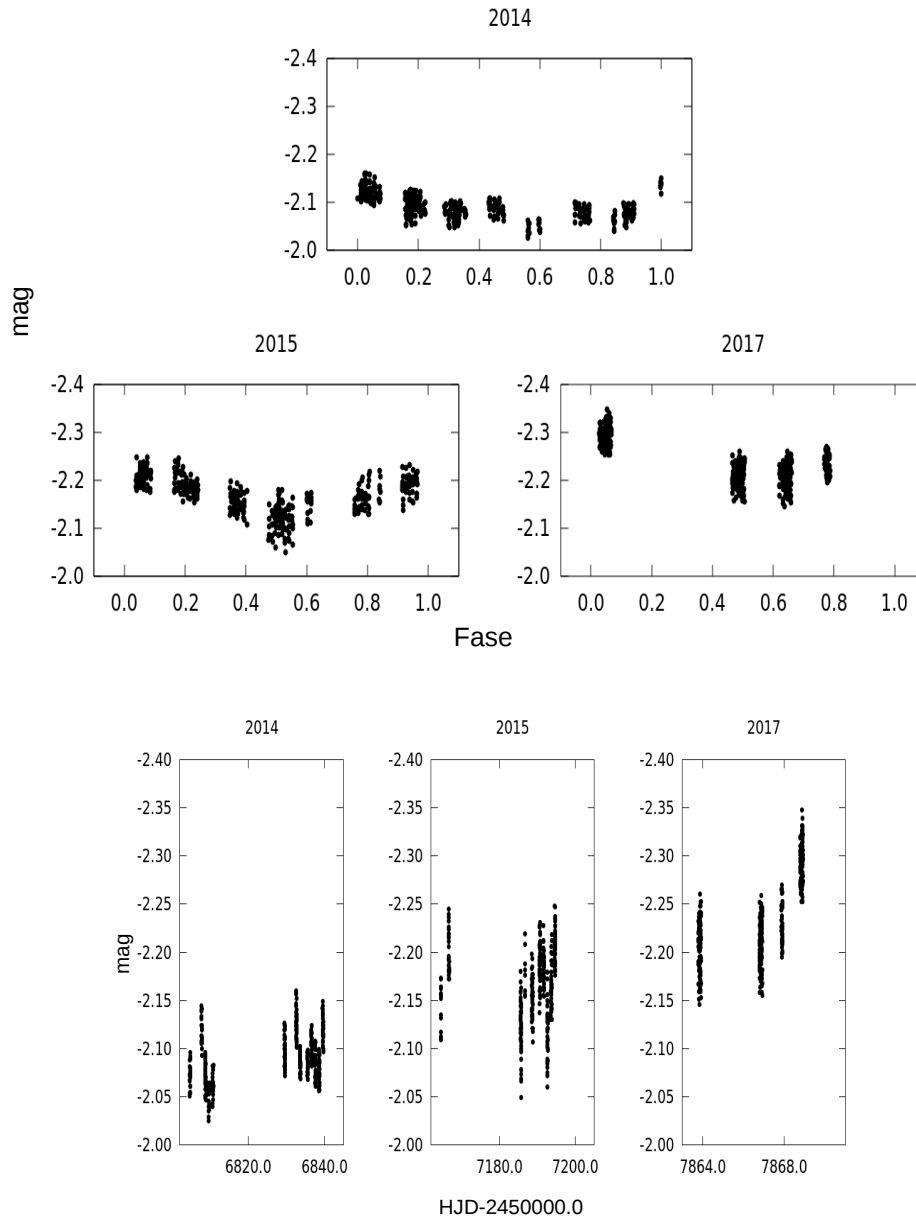


Figura 49: Haro 1-6: panel superior, curvas de luz del ASH2 para cada época de observación en fase con un período de 3.55 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.014$  mag.

razón de flujo en la banda K de 0.5 ( $\Delta K \approx 0.75$ ), mientras que para la binaria cerrada, la razón de flujo se encuentra entre de 0.46 y 1.5 (con  $\Delta K$  entre 0.84 y  $-0.4$  mag; [Schaefer et al. 2018](#)). Por otra parte, [Andrews & Williams \(2005b\)](#) sugieren, en base a emisión de líneas de CO, que la binaria (EM\* SR 24B) puede estar rodeada al menos por un disco. Más recientemente, [Cox et al. \(2017\)](#) efectivamente detectan con ALMA un disco circumbinario de tipo transicional con un semi-eje de  $0.6''$  ( $\sim 70$  UA). Posteriormente a partir del modelado de SED, [Rebull et al. \(2018\)](#) detectan excesos desde los  $3.5 \mu\text{m}$  en ambas componentes (EM\* SR 24A y EM\* SR 24B).

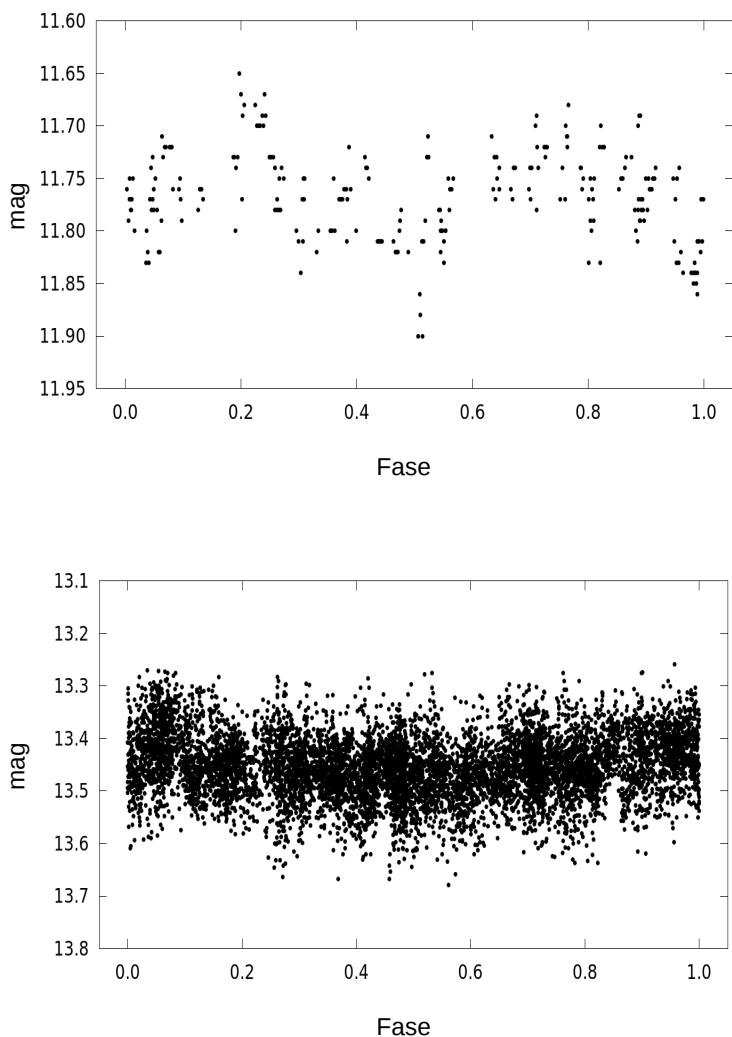


Figura 50: Haro 1-6: Panel superior: curva de luz con datos del Catalina, en fase con el período de 3.53 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior: curva de luz con datos del Super Wasp, en fase con un período de 3.39 días. El error de cada punto es  $\sim 0.06$  mag.

El período obtenido del análisis de los datos del ASH2 es de 17.95 días. La curva de luz en fase correspondiente se muestra en el panel superior de la Figura 55. En ella, además, puede notarse la superposición de dos curvas con el mismo período pero distinta amplitud, con lo cual se puede estimar que la amplitud general varía de 0.40 a 0.50 mag. El rango de variación de amplitud también puede observarse en el panel inferior de la misma figura, donde se muestran las curvas de luz individuales para cada una de las tres épocas en HJD. Dado que el diámetro de la apertura empleada es de  $\sim 6''$  (ver Sección 3.4.3), las curvas de luz de Figura 55 muy probablemente están contaminadas por la contribución del brillo de la componente A.

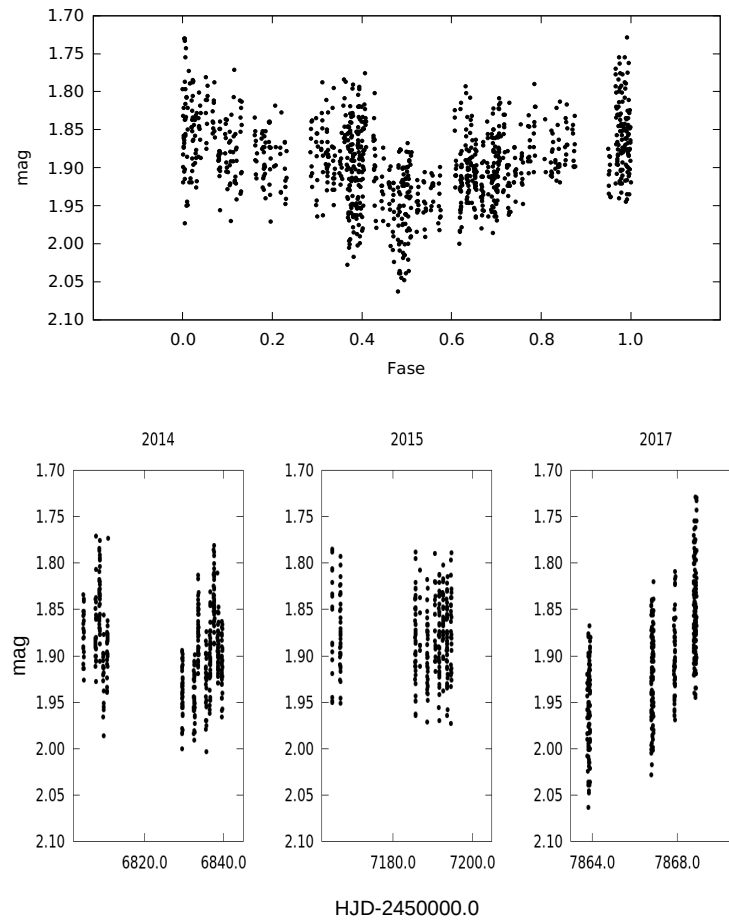


Figura 51: ROXR1 20: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 3.34 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada observación individual es  $\sim 0.032$  mag.

### EM\* SR 12

EM\* SR 12 es un sistema binario de tipo espectral K4–M2.5 (Bouvier & Appenzeller, 1992; Gras-Velázquez & Ray, 2005) con una separación de  $\sim 26$  UA ( $\approx 0.2''$ ) y un  $\Delta K \approx 0.05$  mag (razón flujos de 0.95; Schaefer et al. 2018). Este sistema tiene un planeta detectado por imagen directa (SR 12 AB a  $\sim 1100$  UA; ver Cap. 2). Al menos la primaria del sistema EM\* SR 12 es una CTTS (Pecaut & Mamajek, 2016), con EW de la línea de  $H_{\alpha}$  en emisión variable, de  $8.8 \text{ \AA}$  (Cieza et al., 2007),  $3.00 \text{ \AA}$  (Wahhaj et al., 2010) y  $10.8 \text{ \AA}$  (Pecaut & Mamajek, 2016).

Aunque Cieza et al. (2007) y Cheetham et al. (2015) no reportan un disco en este sistema, más recientemente Rebull et al. (2018) y Cody & Hillenbrand (2018) encontraron, a partir de datos de Spitzer y WISE, que presenta excesos infrarrojos consistentes con la presencia de un disco a partir de  $12 \mu\text{m}$ .

Esta T Tauri fue estudiada por Bouvier & Bertout (1989), quienes encuentran que la variabilidad se corresponde con la presencia de una mancha fría y obtienen un período de 3.5 días (ver Capítulo 7). Trabajos posteriores estiman períodos consistentes con los de Bouvier & Bertout (1989) (ver Tabla 16).

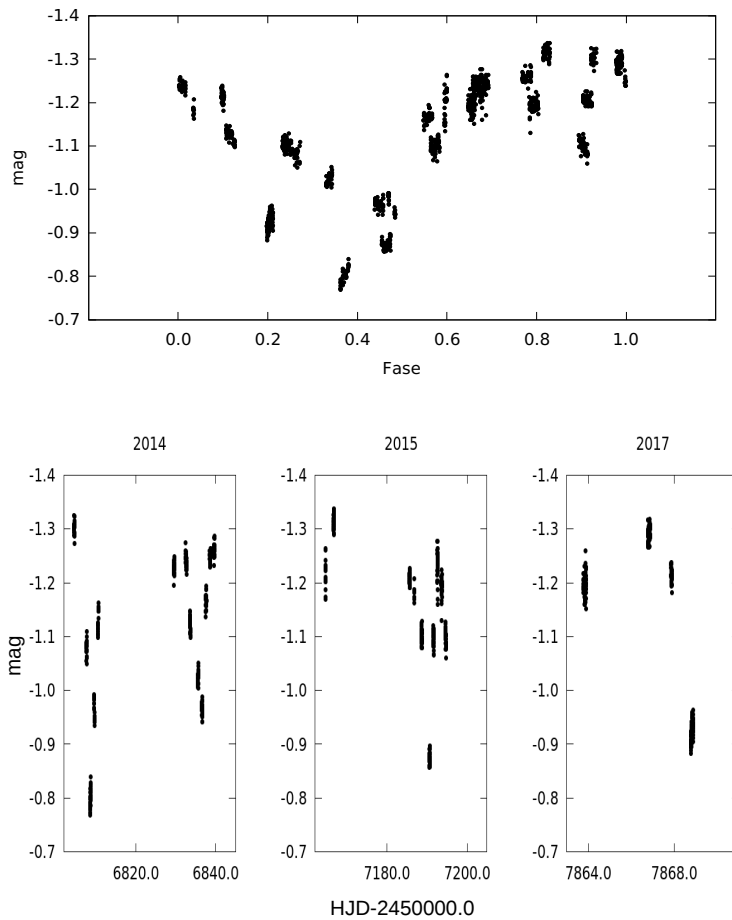


Figura 52: DoAr 25: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 9.07 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.009$  mag.

En la Figura 56, panel superior, se presentan las curvas en fase para un período de 3.92 días correspondientes a los datos del ASH2. Los datos se muestran de forma separada (2014 y 2017 panel izquierdo, 2016 panel derecho), dada la diferencia en las amplitudes observadas, entre 0.15 y 0.25 mag, lo cual se visualiza en las curvas individuales para cada año en HJD del panel inferior de la Figura 56. Dada la pequeña separación entre las componentes ( $\approx 0.2''$ ; Schaefer et al. 2018), las curvas de luz de la Figura 56 corresponden al par no resuelto. El diámetro de la apertura empleada en la Sección 3.4.3 es de  $\sim 6''$ .

En la Figura 57 se muestran las curvas de luz de los datos del Catalina en fase con un período de 3.92 días en el panel superior (panel (a)). En el panel inferior (panel (b)) de la misma figura se muestran las curvas para dos épocas del Super Wasp por separado, la curva de arriba corresponde a un período de 3.93 días y la de abajo a uno de 3.51 días. Cada uno de estos períodos coincide con alguno de los previamente reportados en la literatura (ver Tabla 16).

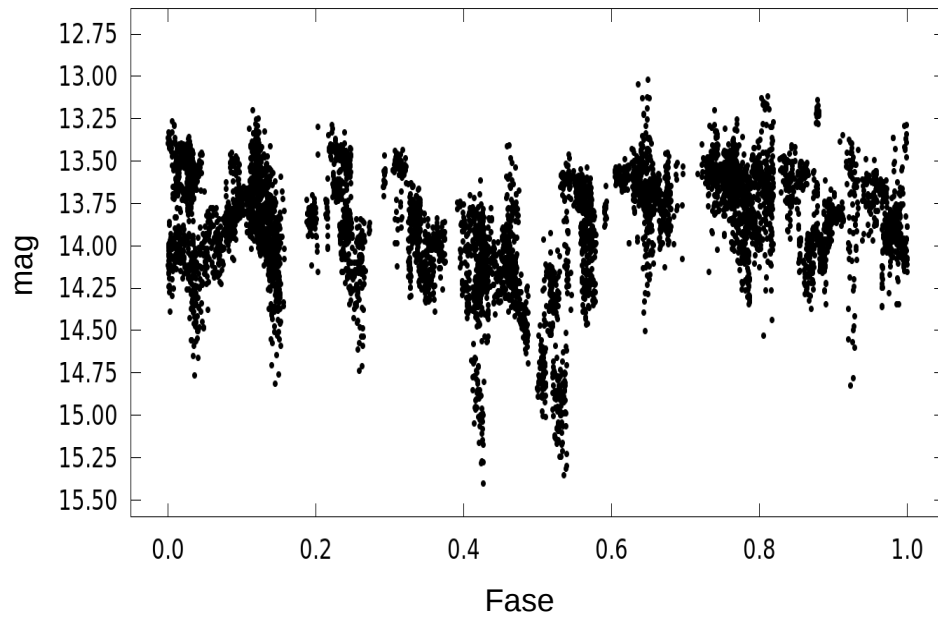


Figura 53: DoAr 25: curva de luz para las observaciones del Super Wasp, en fase con el período de 8.904 días. El error de cada punto es  $\sim 0.15$  mag.

#### YLW 19

YLW 19 es un objeto estelar joven de tipo espectral K4, que tiene evidencia observacional de la existencia un disco circunestelar primordial con una masa de  $0.0050 M_{\odot}$  (Andrews & Williams, 2007a; Evans et al., 2009; Duchêne, 2010; Cheetham et al., 2015). Presenta emisión en  $H_{\alpha}$  (EW de  $2.8 \text{ \AA}$ ; Erickson et al. 2011) y la línea de  $P_{\beta}$  (EW  $< 0.7 \text{ \AA}$ ) con una tasa de acreción  $< 10^{-9} M_{\odot}$  por año (Manara et al., 2015).

Cody & Hillenbrand (2018) determinan un período de variación para esta estrella de 34.78 días. Dado que el intervalo temporal de observación más largo del ASH2 es de 11 noches, no es posible corroborar el período previamente reportado. La Figura 58 muestra las curvas de luz individuales correspondientes a cada año de observación. Puede notarse la tendencia de variabilidad en una escala de tiempo larga, con un aumento en magnitud de casi 0.25 mag en el tiempo de observación.

#### EM\* SR 5

EM\* SR 5 un sistema binario de tipo espectral de K7 y clasificado como WTTS (Ageorges et al., 1997; Cheetham et al., 2015). La binaria tiene una separación de  $0.13''$  y una razón de flujos de 0.408 ( $\Delta K \approx 0.97$  mag) según Ageorges et al. (1997); Ratzka et al. (2005). Varios estudios (Cieza et al., 2007; Andrews & Williams, 2007a) sugieren que este sistema no tiene disco. Presenta emisión en  $H_{\alpha}$  con EW de  $1.4 \text{ \AA}$  (Cieza et al., 2007).

La Figura 59 muestra las curvas de luz obtenidas con ASH2, en el panel superior en fase y en el panel inferior en HJD. De acuerdo con el tamaño de la apertura



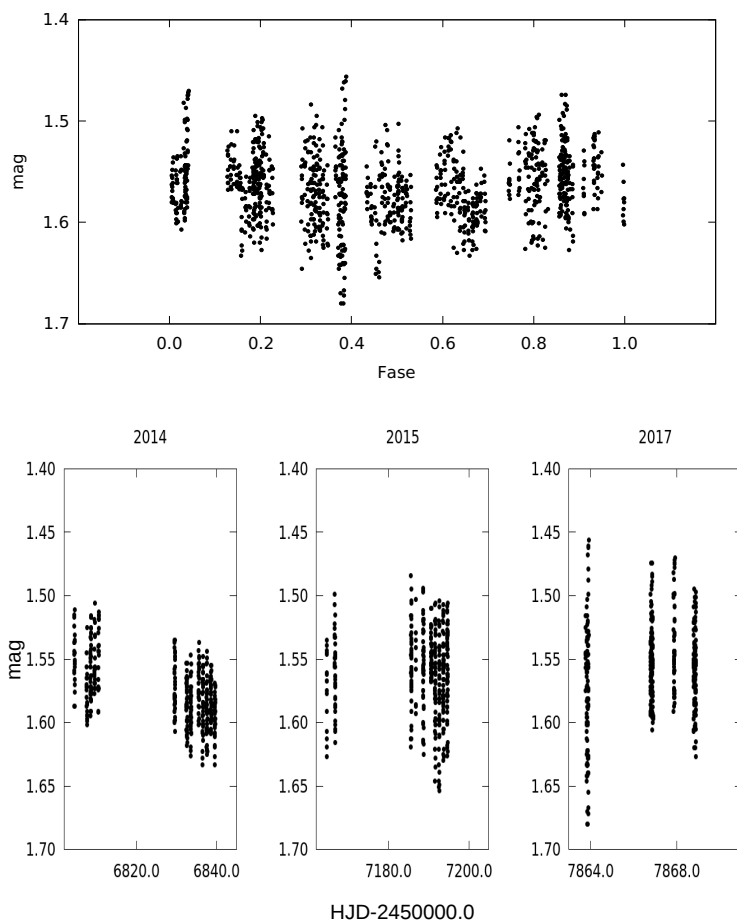


Figura 54: ROX 14: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con un período de 6.11 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.027$  mag.

empleada para la fotometría ( $\sim 6''$ , ver Sección 3.4.3), las curvas de luz obtenidas corresponden a ambas componentes. Para este objeto se analizaron, además, datos extraídos del Super Wasp. La correspondiente curva de luz se muestra en la Figura 60. Los períodos obtenidos con ASH2 y Super Wasp son similares, resultando de 3.76 días y de 3.86 días respectivamente. Ambas curvas de luz muestran amplitudes consistentes de unos 0.15 a 0.18 mag, en cada caso.

### VSSG 19

VSSG 19 es una binaria espectroscópica de doble línea clasificada como WTTS de tipo espectral M2 (Wilking et al., 2005; Prato, 2007; Cheetham et al., 2015). Este sistema no presenta disco (Cieza et al., 2007; Cheetham et al., 2015), muestra emisión en  $H_{\alpha}$  con un EW de  $2.1 \text{ \AA}$  (Wilking et al., 2005; Cieza et al., 2007), y se le estima una tasa de acreción inferior a  $10^{-9.14} M_{\odot}$  por año (Manara et al., 2015). Además, de acuerdo a Grosso et al. (2000) es identificada como emisora en rayos X con un luminosidad de  $\sim 29.9 \text{ erg/s}$ .

La Figura 61 presenta los datos obtenidos del ASH2. En el panel superior se muestra la curva en fase con un período de 5.88 días, con una amplitud de 0.14 mag.

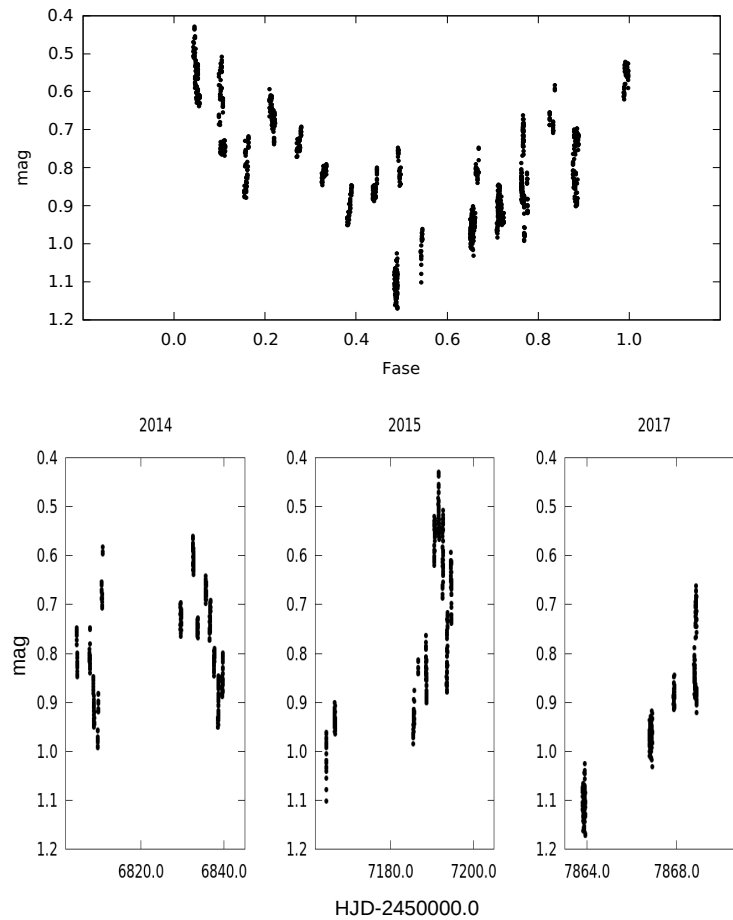


Figura 55: EM\* SR 24B: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 17.95 días. Panel inferior, curvas individual en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag.

En el panel inferior se muestran los mismos datos en HJD para cada época de observación (2014, 2015 y 2017). Se analizaron, además, datos del relevamiento Catalina, para los cuales se obtuvo un período de 5.69 días. La curva correspondiente se presenta en la Figura 62. Los períodos obtenidos son cercanos a los reportados en la Tabla 16.

#### EPIC 203972954

EPIC 203972954 es una WTTS de tipo espectral K8 (Wilking et al., 2005), que no presenta evidencias de disco circunestelar (Evans et al., 2003; Rebull et al., 2018). Por otro lado cuenta con emisión en  $H_{\alpha}$  consistente con su clasificación de WTTS, con un EW de  $0.70 \text{ \AA}$  (Wilking et al., 2005).

Para este objeto se dispone únicamente de datos del ASH2 de los años 2014 y 2015. La Figura 63 muestra estos datos: en el panel superior se presenta la curva en fase con un período de 12.89 días, y una amplitud de unas 0.10 mag. Este período es similar a los reportados anteriormente por otros autores (12.49 y 13.10 días, ver Table 16).

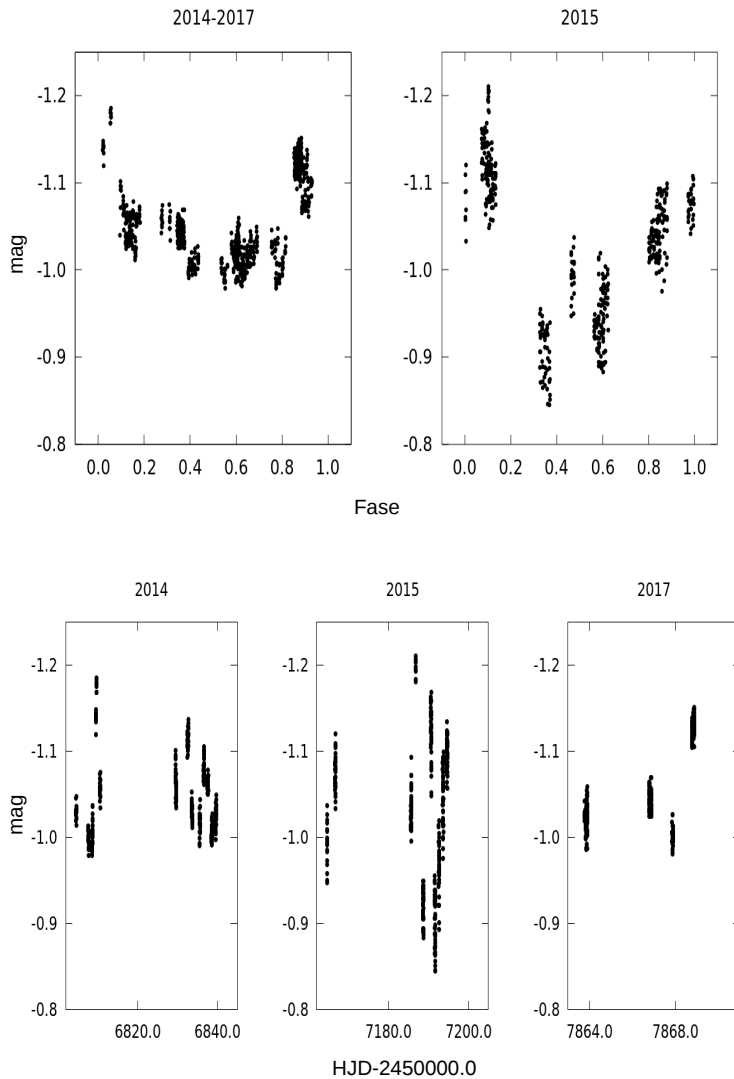


Figura 56: EM\* SR 12: Panel superior: curvas de luz del ASH2 en fase para un período de 3.92 días. Panel inferior: curvas individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

#### WSB 40

WSB 40 es una CTTS de tipo espectral K5.5 (Wilking et al., 2005; Cheetham et al., 2015). En Ruíz-Rodríguez et al. (2016) es identificada como una binaria cuya separación es de  $0.017''$  (2.26 UA) y con un  $\Delta K = 0.35$  mag. Presenta emisión en  $H_{\alpha}$  con un EW de  $23.0 \text{ \AA}$  (Wilking et al., 2005), y hay evidencia observacional de la presencia de un disco (Evans et al., 2003; Wilking et al., 2005; Cheetham et al., 2015). Este disco transicional fue resuelto con ALMA, tiene una dimensión de unos  $0.082''$  y una masa estimada de  $0.53 M_{Jup}$  de acuerdo con Cox et al. (2017).

Para este sistema joven cuenta únicamente con observaciones del ASH2 de los años 2014, 2015 y 2017, las cuales pueden verse en función de HJD en la Figura 64. Dada la separación de las componentes, las curvas de luz corresponden al par no resuelto. En las mismas se aprecia una amplitud de 0.4 a 0.8 mag. La búsqueda de

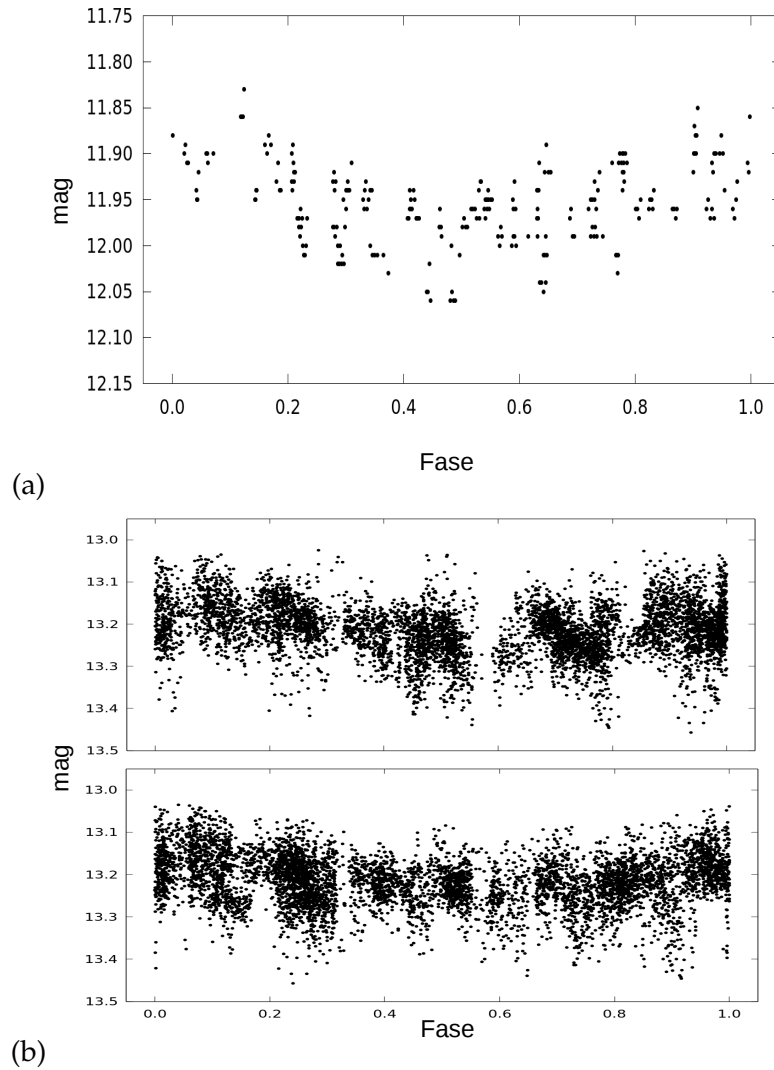


Figura 57: EM\* SR 12. Panel superior (a): curva de los datos del Catalina, en fase con un período de 3.92 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior (b): curvas de luz para los datos del Super Wasp. La primera curva corresponde a la época 1 y se la muestra en fase con un período de 3.93 días. La segunda curva es de la época 2, y está en fase con un período de 3.51 días. El error de cada punto en ambas curvas es  $\sim 0.1$  mag.

período para estos datos arroja un valor de 11.14 días. Sin embargo, al poner los datos en fase no se puede observar ninguna periodicidad clara.

### DoAr 33

DoAr 33 es una CTTS de tipo espectral K5.5, esta presenta un  $EW(H_{\alpha})$  de  $53 \text{ \AA}$  y una tasa de acreción de  $10^{-9.6} M_{\odot}$  por año (Wiling et al., 2005; Ratzka et al., 2005).

Tiene un disco detectado por Cieza et al. (2010) con una masa de  $5.4 M_{Jup}$ , que ha sido también reportado por otros estudios basados en la detección de excesos

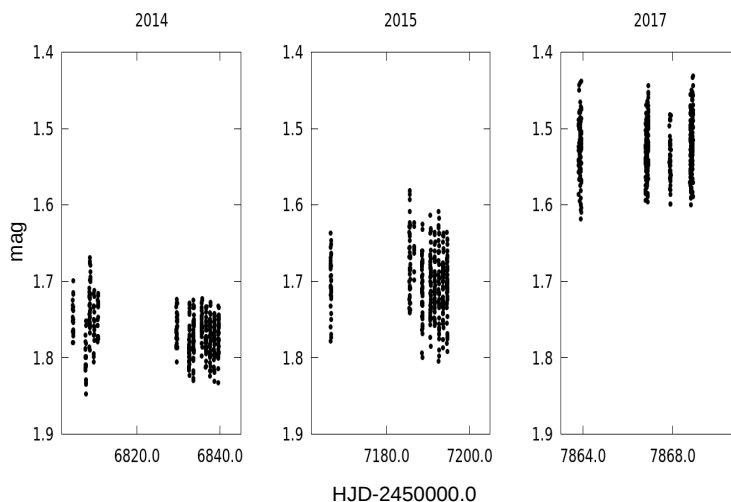


Figura 58: YLW 19: curvas de luz del ASH2 en HJD para cada época de observación. El error de cada observación es  $\sim 0.026$ .

infrarrojos (Wilking et al., 2005; Cheetham et al., 2015). Este disco fue resuelto con ALMA: muestra dos subestructuras anulares, una oscura o vacía con un radio de 9 UA, y una brillante con un radio de 17 UA (Cox et al., 2017; Huang et al., 2018); se estima una masa para el disco de  $4.64 M_{\text{Jup}}$  (Cox et al., 2017).

De acuerdo a Barsony et al. (2003), DoAr 33 es la secundaria de un sistema triple que conforma con DoAr 32 (binaria), la separación, entre DoAr 33 y DoAr 32, es de  $48''$ . Las curvas de luz de este objeto para las observaciones del ASH2 se muestran en el panel superior la Figura 65, en fase con un período de 5.73 días; la amplitud es de 0.4 mag. En el panel inferior de la Figura 65 se grafican las curvas individuales para cada época en HJD. En la Figura 66 se encuentra la curva para los datos del Super Wasp en fase con un período, algo mayor, de 6.1 días. La amplitud es de unas 0.4 mag igual que en la curva del ASH2.

#### *EM\* SR 10*

*EM\* SR 10* es una CTTS de tipo espectral M2 (Valenti et al., 2003; Wilking et al., 2005), clasificada fotométricamente con curva de luz irregular por Satyvdiev (1982). De acuerdo a varios autores se trata de una estrella simple, sin compañera (Ratzka et al., 2005; Cheetham et al., 2015). Además, ha sido identificada como fuente de rayos X con ROSAT (Casanova et al., 1995). Posee emisión en  $H_{\alpha}$ , He I y Fe II reportadas por Appenzeller et al. (1983) y Wilking et al. (2005). Algunas mediciones actuales del  $\text{EW}(H_{\alpha})$  muestran variabilidad con valores como 43, 53, 108 Å (Cody et al., 2017). Natta et al. (2006) estiman una tasa de acreción de  $10^{-7.95} M_{\odot}$  por año y Najita et al. (2015) obtienen una tasa menor de  $10^{-8.3} M_{\odot}$  por año. Posee un disco circunestelar correspondiente a un objeto de clase II con un límite superior para su masa de  $0.005 M_{\odot}$ , basado en observaciones en 1.3 mm (Andrews & Williams, 2007a; Mohanty et al., 2013). Este disco ha sido detectado por otros autores (Cheetham et al., 2015; Rebollido et al., 2015; Rebull et al., 2018).

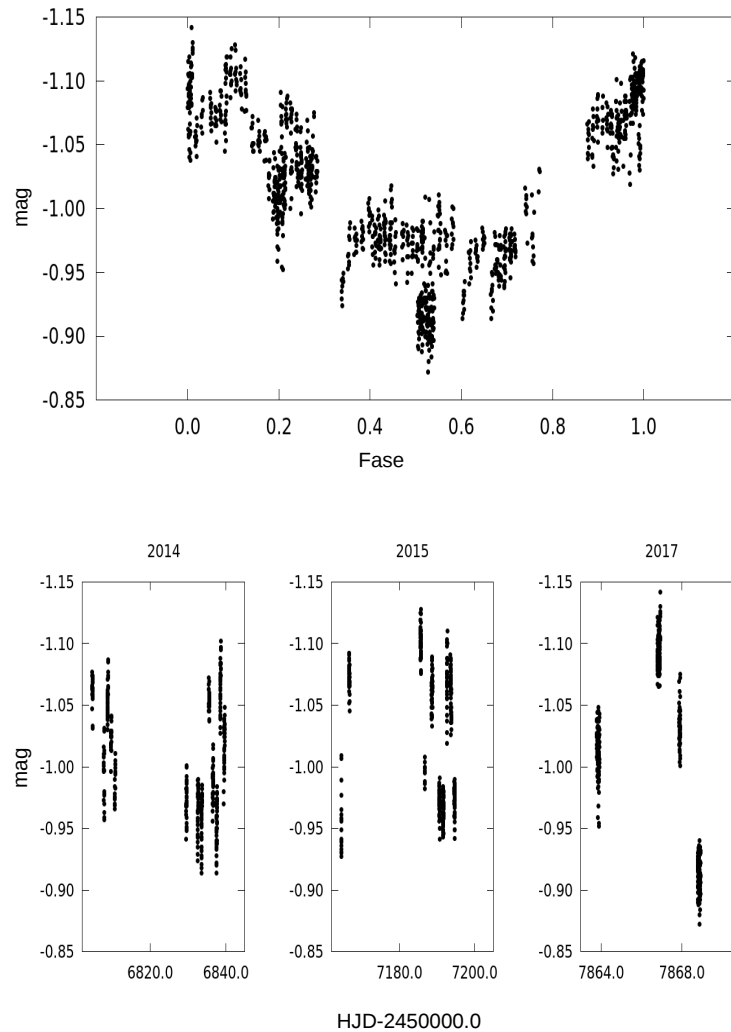


Figura 59: EM\* SR 5: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con un período de 3.76 días. Panel inferior curvas en HJD para cada época. El error de cada observación es  $\sim 0.009$  mag.

A partir de los datos del ASH2 no se logró obtener ningún período confiable por lo que se muestran las observaciones obtenidas en HJD (Figura 67). Estas curvas evidencian una marcada diferencia de amplitud de entre 0.35 y 0.50 mag. De los datos del Super Wasp se obtuvo un período de 20.75 días, dentro de los límites reportados en la literatura (ver Tabla 16). Las observaciones del Super Wasp en fase se muestran en la Figura 68. Si bien en esta curva no se observa una periodicidad clara, sí se notan rasgos de variabilidad muy marcados.

#### EM\* SR 11

EM\* SR 11 es una TTS de tipo espectral K5 (Skiff, 2014), catalogada por Struve & Rudkjøbing (1949). No evidencia excesos infrarrojos y, por lo tanto, parecería no poseer disco (Evans et al., 2003). Para este objeto se dispone de datos del ASH2

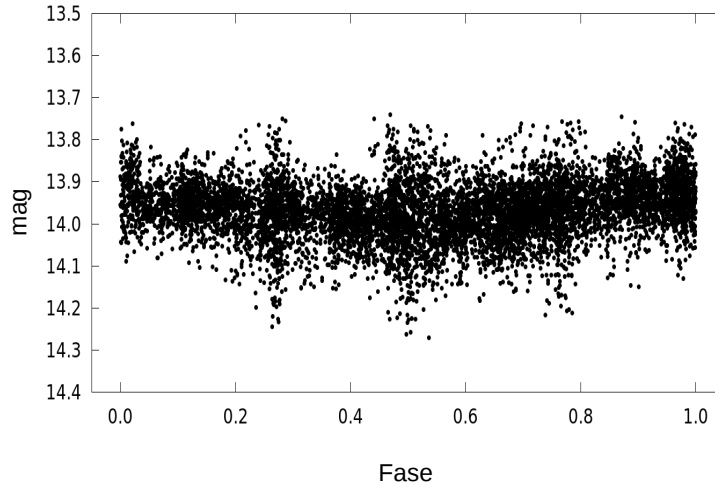


Figura 60: EM\* SR 5: curva de luz de los datos del Super Wasp, en fase con un período de 3.86 días. El error de cada punto es  $\sim 0.06$  mag.

en los tres años, los que se muestran en HJD en la Figura 69. De estos datos se obtuvo un período de 2.34 días. Sin embargo, al poner las observaciones en fase no se evidencia ninguna periodicidad clara. Se analizaron, además, los datos del Catalina, de los cuales se deriva el mismo período. En forma análoga a las curvas de ASH2, no se observa periodicidad alguna en la curva de luz del Catalina.

### EM\* SR 13

EM\* SR 13 es un sistema triple de tipo espectral M4 (Valenti et al., 2003; Mohanty et al., 2013). La componente A es, a su vez, una binaria, la cual se encuentra separada de la componente B por  $0.399''$  con un  $\Delta K$  de 0.2 mag. La binaria interna (Aa-Ab, ambas CTTS) tiene una separación de  $0.013''$  (Schaefer et al., 2006; Ghez et al., 1993; Simon & Prato, 1995; Ratzka et al., 2005).

EM\* SR 13 presenta emisión variable en  $H_{\alpha}$  de 30–48 Å (Bouvier & Appenzeller, 1992) y una tasa de acreción de  $10^{-8.31} M_{\odot}$  por año (Natta et al., 2006). Se ha detectado la presencia del disco en numerosas ocasiones. Rebollido et al. (2015) reportan emisiones del disco de 70 a 500  $\mu\text{m}$ , Andrews & Williams (2007a) miden una masa para el mismo de  $0.01 M_{\odot}$  ( $\sim 10 M_{\text{Jup}}$ ), entre otros como Mohanty et al. (2013); Cheetham et al. (2015). También se sabe que ambas componentes, a su vez, presentan disco Cox et al. (2017): la componente Aab tiene un disco transicional circumbinario de  $9 M_{\text{Jup}}$ , y la componente B tiene un disco de  $0.04 M_{\text{Jup}}$ . En cuanto a su variabilidad fotométrica, presenta variaciones en  $V$  de entre 2 y 1 mag; ha sido clasificada como variable de tipo irregular por muchos autores (Herbst et al., 1994; Shevchenko & Herbst, 1998; Grankin et al., 2007).

Este objeto posee un período previamente determinado por Rizzuto et al. (2017) de 8.40 días. Además, Cody & Hillenbrand (2018) reportan un período de 24.97 días y lo clasifican como *burster* a-periódico. Del análisis de los datos del ASH2 se obtuvo un período de 8.47 días, muy parecido al período de rotación de Rizzuto et al. (2017). La curva en fase de los datos del ASH2 se muestra en el panel superior

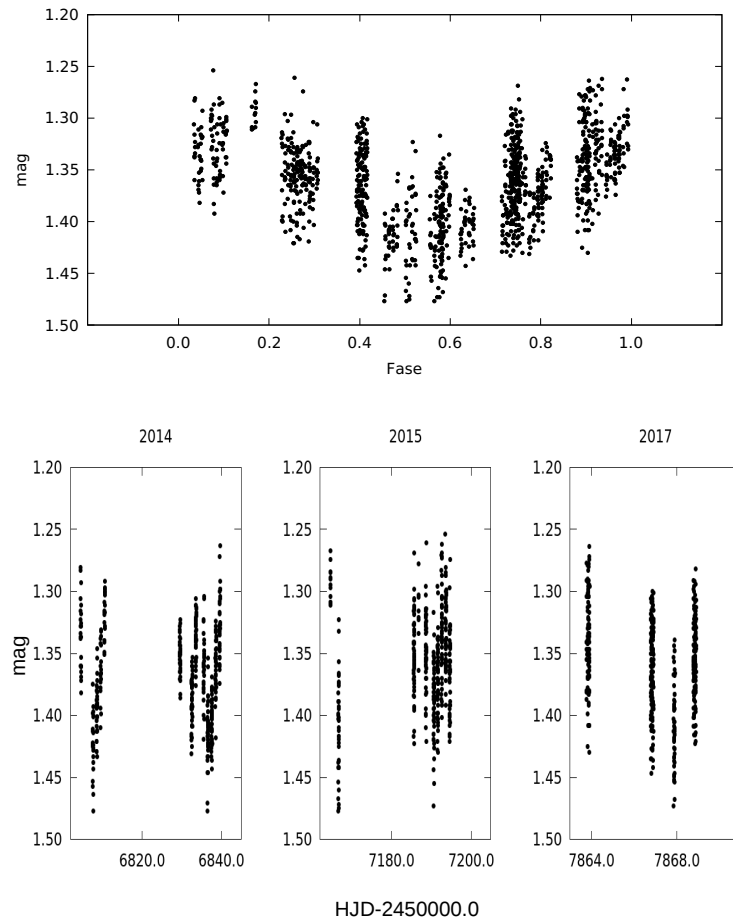


Figura 61: VSSG 19. Panel superior: curva de luz en fase para un período de 5.88 días con los datos de ASH2. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es de  $\sim 0.023$  mag.

en la Figura 70. En el panel inferior de esta figura se muestran los datos en HJD para cada época de observación. Se detecta una amplitud de entre 0.6 y 0.5 magnitudes. Dada la separación entre las componentes las curvas de luz mostradas corresponden a un sistema no resuelto.

De las observaciones del Catalina y del Super Wasp se obtuvieron períodos de 26.86 y de 24.48 días respectivamente, más bien cercanos al período reportado por [Cody & Hillenbrand \(2018\)](#). Las curvas correspondientes a estos datos se presentan en la Figura 71, en cuyo panel superior se muestra la curva de luz de los datos del Catalina, y en el panel inferior la curva con datos del Super Wasp. Nuevamente, la explicación para esta diferencia podría relacionarse con lo ya mencionado para EM\* SR 4 y EPIC 203972954.

#### *NTTS 162645–2434*

NTTS 162645–2434 es un objeto estelar joven de tipo espectral M4 que cuenta con indicios de un disco ([Evans et al., 2009](#); [Cieza et al., 2010](#); [Cheetham et al., 2015](#)). [Cieza et al. \(2010\)](#) detectan a este objeto como un sistema triple por medio de observaciones en la banda K del VLT con óptica adaptativa. El sistema está



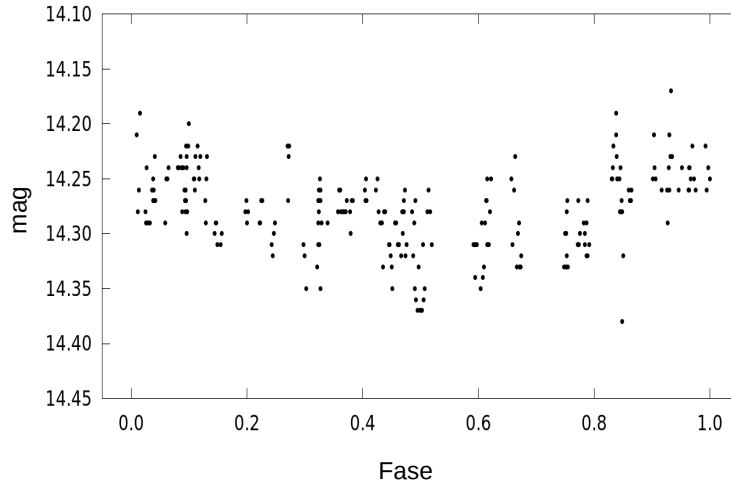


Figura 62: VSSG 19: curva de luz para los datos del Catalina. La curva se muestra en fase para un período de 5.69 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

compuesto por una primaria (A) separada unos  $0.84''$  ( $\sim 105$  UA) del sistema binario cerrado (Bab). El brillo relativo es de  $0.04$  mag ( $\Delta K$ ). Por otro lado, el sistema Bab tiene una separación de  $0.05''$  (6.6 UA) y las componentes son consistentes con objetos de igual brillo. Estos mismos autores sostienen que ninguna de las componentes muestra signos de acreción, y detectan excesos en infrarrojo medio determinando que puede pertenecer, o bien a un disco circumbinario transicional en Bab, o bien a un disco en proceso de fotoevaporación en la componente A. La masa definida para el disco es inferior a  $2.5 M_{\text{Jup}}$ .

De las observaciones obtenidas con el ASH2 se derivaron múltiples períodos para este objeto (ver Tabla 16). Se empleó el período de 1.68 días para poner en fase las observaciones. Esto se muestra en el panel superior de la Figura 72. En el panel inferior de la misma figura se presentan los datos en HJD para cada época de observación. Cabe mencionar que estas curvas corresponden al sistema no resuelto.

#### 4.4.4 Estrellas variables jóvenes en $\rho$ Ophiuchi 2

##### *2MASS J16293279–2433059*

*2MASS J16293279–2433059* es una WTTS que no presenta disco de acuerdo a (Evans et al., 2003; Rebull et al., 2018). Alves de Oliveira & Casali (2008), a partir de un estudio en el infrarrojo cercano, detectan variabilidad que asignan a la presencia de una mancha fría, pero no determinan un período. Por otro lado, Rebull et al. (2018) encuentran un período de 12.0546 días.

Del análisis de las observaciones de ASH2 se obtuvo un período de 6.024 días. En el panel (a) superior de la Figura 73 se muestra la curva en fase con este período. Considerando que es la mitad del período reportado en la literatura, también se presentan los datos en fase con un período de 12.048 días, en el panel (a) inferior

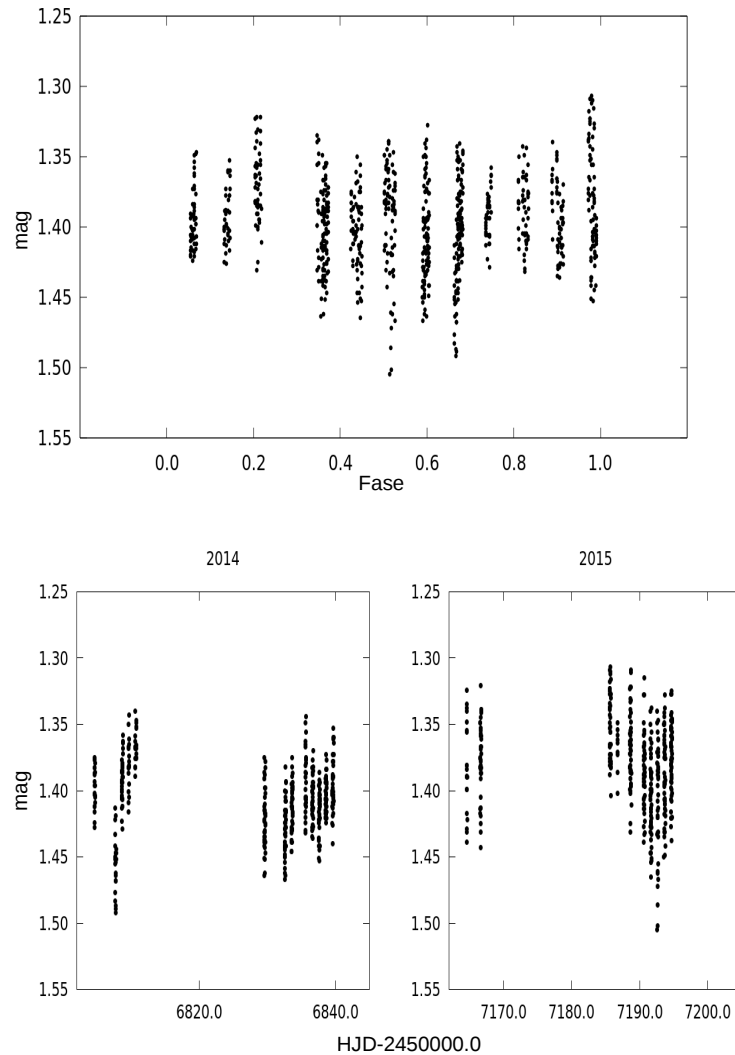


Figura 63: EPIC 203972954: curvas de luz del ASH2 para 2014 y 2015. Panel superior: curva en fase con un período de 12.89 días. Panel inferior: curvas de luz individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.020$  mag.

de la misma figura. En el panel (b) de la Figura 73 se muestran los datos en HJD para los dos años en que se obtuvieron datos de esta estrella, 2015 y 2017.

#### *2MASS J16300220–2420075*

*2MASS J16300220–2420075* es un candidato a objeto estelar joven. Muestra excesos en el infrarrojo medio (Evans et al., 2003, 2009), por lo cual podría tener un disco. De las observaciones obtenidas con el ASH2 para los años 2014, 2015 y 2017 no fue posible obtener un período de variabilidad, y por lo tanto sólo se muestran las observaciones en HJD. Las curvas para cada una de las épocas se presentan en la Figura 74. La amplitud cambia entre 0.3 mag en el 2014 a 0.2 mag en los años 2015 y 2017. Al observar las curvas en HJD se aprecian los cambios de forma

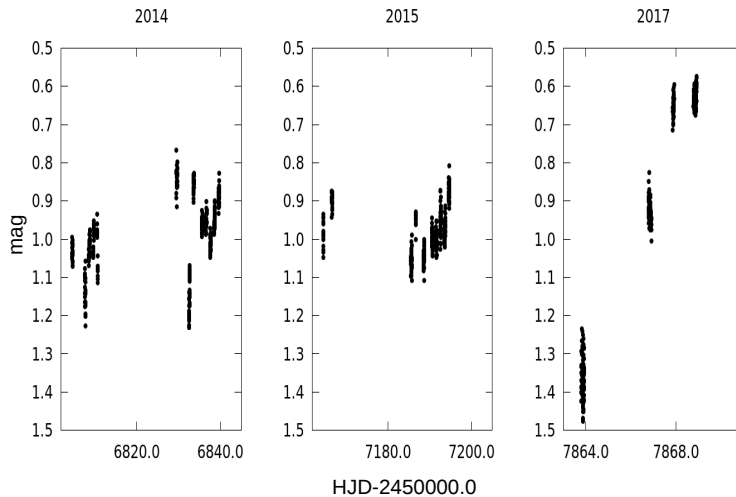


Figura 64: WSB 40: curvas de luz para los datos del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag.

gradual, que se producen en escalas de tiempo más grandes que para la mayoría de las estrellas estudiadas en este capítulo.

#### WSB 74

WSB 74 es una binaria espectroscópica de línea doble y tipo espectral compuesto K7+K9, de la que al menos la primaria es una CTTS. La separación de par binario es  $< 0.043''$ , con  $\Delta R \approx 0.42$  mag (razón de flujo = 0.68; (Ruíz-Rodríguez et al., 2016)). Por otro lado, presentan  $H_{\alpha}$  en emisión de  $8.4 \text{ \AA}$  (Ratzka et al., 2005; Kohn et al., 2016; Ruíz-Rodríguez et al., 2016) y cuentan con un disco circumbinario pretransicional, con una masa de  $< 1.1 M_{\text{Jup}}$  y una tasa de acreción de  $10^{-8.3} M_{\odot}$  por año (Cieza et al., 2010; Kim et al., 2013; Cox et al., 2017).

No presenta antecedentes previos de estimación de períodos. Los datos del ASH2 fueron primero analizados en forma conjunta, es decir usando todos los datos de los tres años de observación, y luego en forma individual. En el primer caso se obtuvo un período de 6.64 días. La curva en fase se muestra en el panel (a) de la Figura 75. En el segundo caso se obtuvieron, para las curvas individuales, períodos de 6.75 días, para el 2014, de 5.29 días para 2015, y de 5.92 días para 2017. Las curvas para cada época se muestran en fase en el panel (b) de la Figura 75. En el panel (c) de la Figura 75 se muestran las observaciones en HJD. La amplitud varía entre 0.4 y 0.7 mag. En todos los casos las curvas de luz analizadas corresponden al par no resuelto.

#### 2MASS J16322710–2448432

2MASS J16322710–2448432 es un objeto estelar joven con excesos en el infrarrojo medio, por lo que podría presentar un disco circunestelar (Evans et al., 2003, 2009). Esta estrella no tiene períodos reportados en la literatura, y de los datos disponibles del ASH2 tampoco se pudo derivar un período. La Figura 76 muestra las

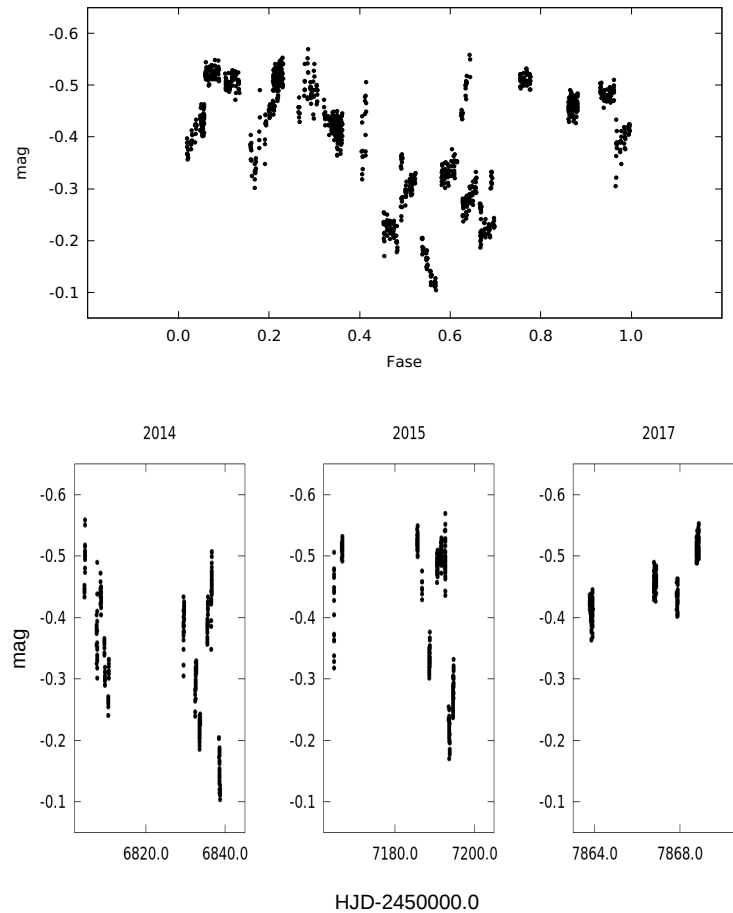


Figura 65: DoAr 33: panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con período de 5.73 días. Panel inferior: curvas de luz individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag.

observaciones mencionadas en HJD. La variabilidad presente tiene una amplitud que oscila entre 0.2 y 0.4 mag.

### DoAr 43

DoAr 43 es la componente primaria de un sistema binario joven con una separación de 600 UA ( $\approx 4.8''$ ) y un  $\Delta K$  entre 1.7 y 2.1 mag (Simon et al., 1995; Jensen et al., 2004). DoAr 43 tiene un tipo espectral K2 y es del tipo CTTS.

Salyk et al. (2013) encuentran evidencia de acreción y de la existencia de un disco primordial. Duchêne (2010) reportan excesos infrarrojos para el sistema. Cox et al. (2017) logran resolver discos individuales y medir sus tamaños angulares con ALMA, obteniendo un disco correspondiente a un objeto de clase II para la primaria (DoAr 43) de  $0.267'' \times 0.110''$  con una masa de  $2.21 M_{Jup}$ , y un disco de  $0.121'' \times 0.111''$  y una masa de  $0.4 M_{Jup}$  para la secundaria.

Se dispone de datos del ASH2 para 2014, 2015 y 2017, de los cuales no fue posible obtener un período, ni tampoco de la literatura. La Figura 77 muestra las curvas de luz para cada época en HJD. El objeto es altamente variable con amplitudes que llegan hasta 0.9 mag. Particularmente, en 2014 muestra un comportamiento de rá-

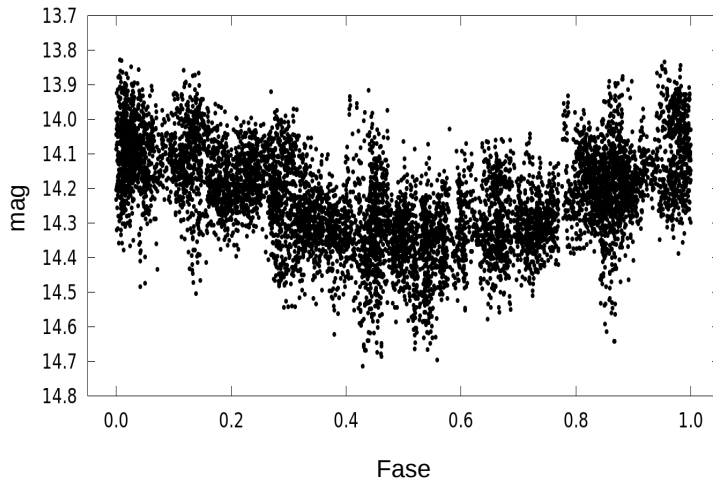


Figura 66: DoAr 33: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período de 6.10 días. El error de cada punto es  $\sim 0.08$  mag.

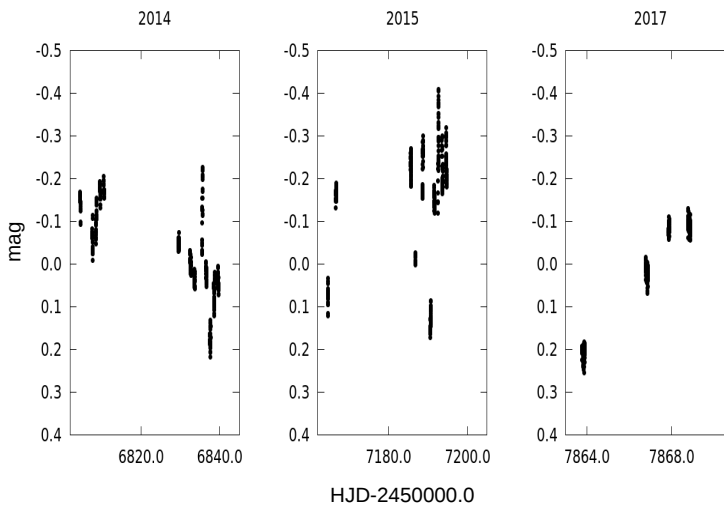


Figura 67: EM\* SR 10: curva de luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.007$  mag.

fagas muy energéticas, que se atenúan hacia 2015, mientras que en 2017 muestra una curva más suave del tipo causado por una mancha estelar. Dado que la apertura típica utilizada para realizar la fotometría fue de  $\sim 6''$  (ver Sección 3.4.3), ambas componentes del sistema binario fueron observadas juntas.

#### DoAr 51

DoAr 51 es un sistema triple WTTS de tipo espectral K7+M0 (Bouvier & Apenzeller, 1992; Wahhaj et al., 2010). Está compuesto por un par separado (AB-C) a unos  $0.784''$  detectado en banda K (Barsony et al., 2003; Ratzka et al., 2005), y una binaria cerrada (A-B) detectada por interferometría y radio (VLBA) cuya se-

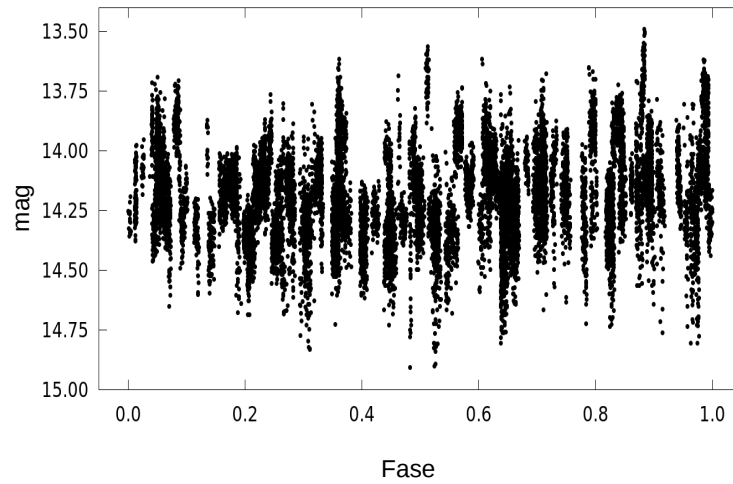


Figura 68: EM\* SR 10: curva de luz para datos del Super Wasp, en fase con un período de 20.75 días. El error de cada punto es  $\sim 0.09$  mag.

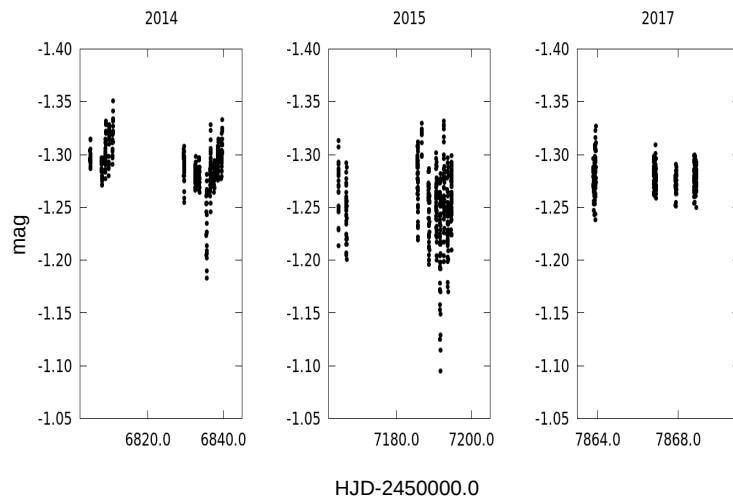


Figura 69: EM\* SR 11: curva de luz para los datos del ASH2 para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

paración es de unos  $0.033''$  (Barsony et al., 2003; Rizzuto et al., 2016). Las razones de flujo ( $f$ ) en la banda K entre las componentes son variables. Los valores más recientes son:  $f_{AB} \sim 0.97$  ( $\Delta K = 0.03$  mag),  $f_{CA} \sim 1.7$  ( $\Delta K = -0.57$  mag) y  $f_{CB} \sim 1.6$  ( $\Delta K = -0.51$  mag). La componente C es probablemente la más brillante (Schaefer et al., 2018). Este sistema tiene evidencia de un disco primordial evolucionado con excesos atenuados en infrarrojo cercano, por lo tanto se espera que tenga un hueco interno (Cieza et al., 2013). Además, presenta indicios de acreción débil, pues  $EW(H_{\alpha}) = 9.2 \text{ \AA}$  (Wahhaj et al., 2010).

Como con WSB 74, los datos obtenidos con ASH2 fueron analizados, primero, en forma conjunta para las tres épocas, y luego de manera individual. En todos los casos se obtuvo un período de 1.559 días. En el panel (a) de la Figura 78 se

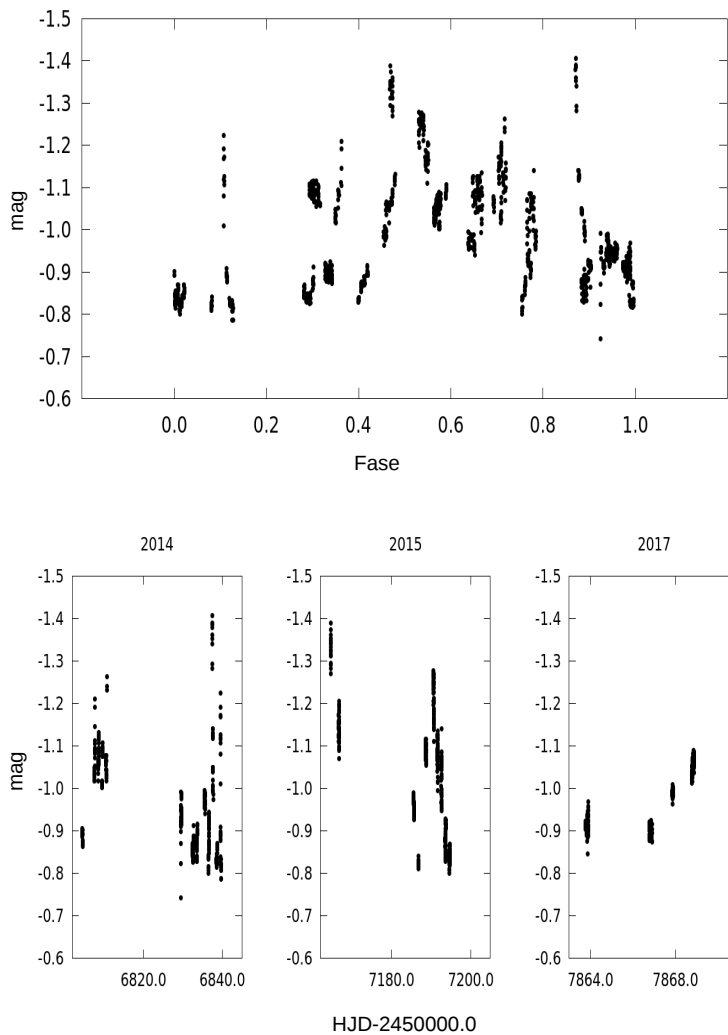


Figura 70: EM\* SR 13: Panel superior, curva para los datos del ASH2 en fase para un período de 8.47 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

muestran las observaciones de todas las épocas juntas, en fase. En el panel (b) de la Figura 78 se muestran las curvas de luz de las épocas individuales en fase; arriba se muestra la curva de 2014, abajo hacia la izquierda de 2015, y abajo hacia la derecha de 2017. Finalmente, en el panel (c) se muestran las curvas en HJD. Para este objeto, además, se analizaron datos del Super Wasp, con los cuales también se obtuvo el período de 1.559 días. Esta curva se muestra en la Figura 79. En todos los casos los períodos se corresponden perfectamente con el reportado por [Watson et al. \(2006\)](#). Cabe señalarse que las curvas de luz de DoAr 51 corresponden al sistema triple no resuelto.

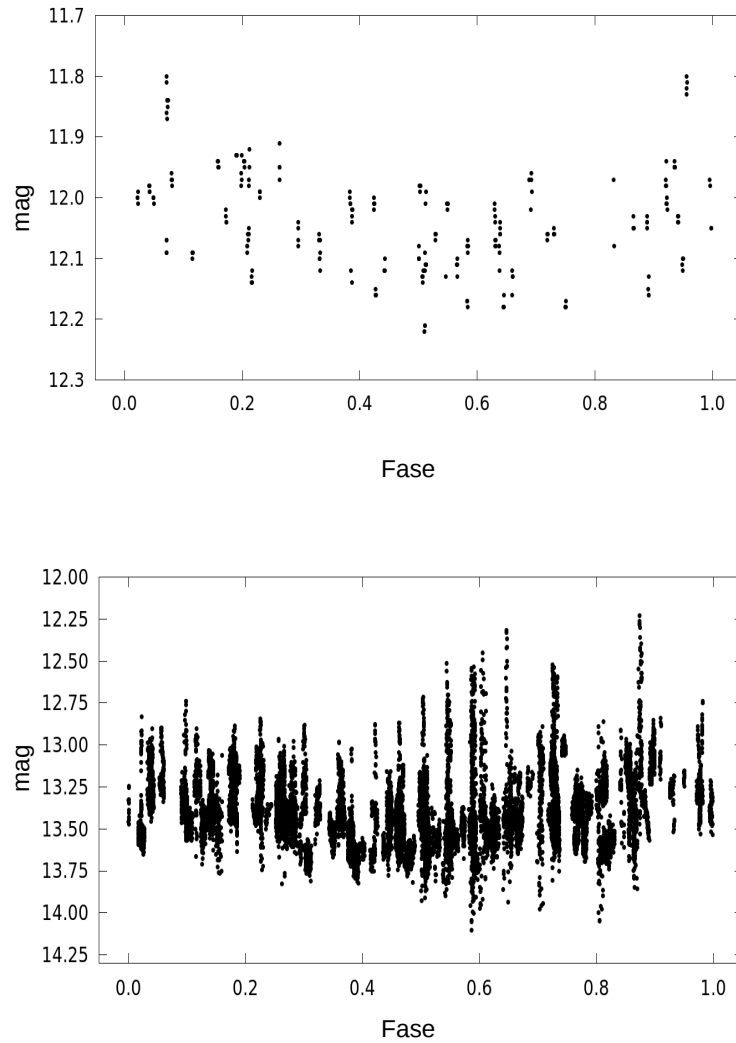


Figura 71: EM\* SR 13: Panel superior, curvas de luz para los datos del Catalina, en fase con el período de 26.86 días. Panel inferior, curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con el período obtenido de 24.48 días. El error de cada punto en los dos grupos de datos es  $\sim 0.05$  mag.

#### *2MASS J16335560–2442049*

*2MASS J16335560–2442049* es un objeto estelar joven de tipo espectral K7. Muestra signos de acreción con una tasa débil de  $10^{-9.8} M_{\odot}$  por año. Además, tiene un disco transicional masivo ( $11 M_{\text{Jup}}$ ) con un hueco interno (Evans et al., 2009; Cieza et al., 2010; Tripathi et al., 2017). De las observaciones del ASH2 se obtuvo un período de 9.32 días. La Figura 80 muestra la curva de luz en fase en el panel superior y en HJD en el panel inferior. En ambas se puede ver un doble efecto de modulación, uno con una amplitud de unas 0.45 mag y otro más profundo de casi 0.60 mag. Incluso muestra una caída mucho más profunda de 0.90 mag.



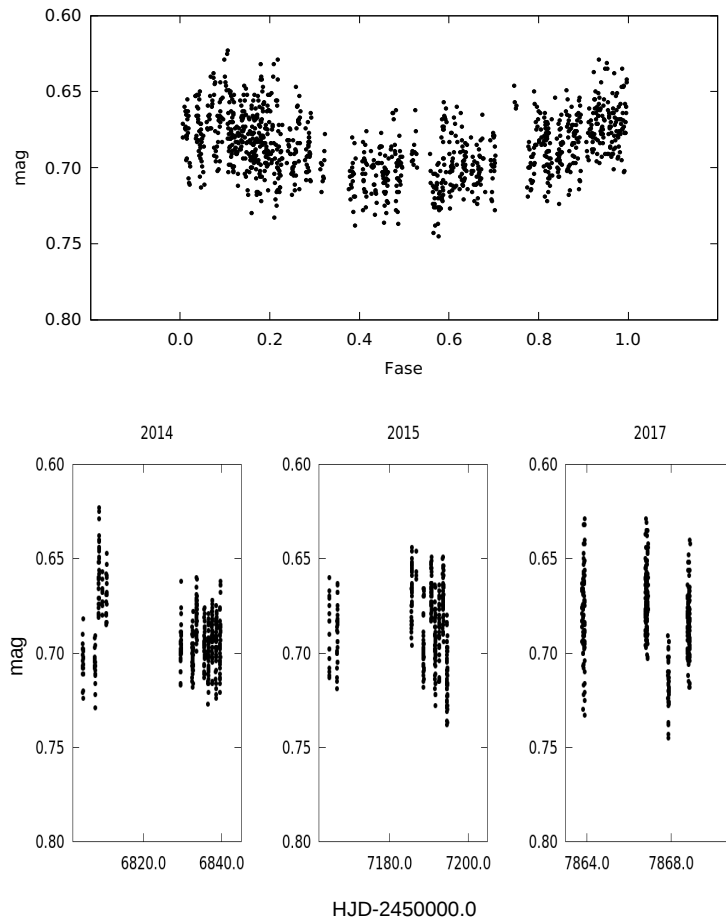


Figura 72: NTS 162645–2434: panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 1.68 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag.

#### 4.5 SÍNTESIS DEL CAPÍTULO 4

En este capítulo se presentaron los datos de estrellas variables jóvenes obtenidos con el telescopio ASH2 de CASLEO en dos regiones de la zona de formación estelar  $\rho$  Ophiuchi durante tres años: 2014, 2015 y 2017. Las campos observados se centraron en las nubes L1688 y L1689.

En primer lugar, se detectaron estrellas variables dentro de cada región con el procedimiento descrito en la sección 3.4.1 del Capítulo 3. Se identificaron un total de 73 variables, que están listadas en la Tabla 12. De esas variables, 29 resultaron estrellas jóvenes previamente conocidas, en tanto que 44 son, probablemente, estrellas de campo. Para todas las variables se realizó una búsqueda de períodos y un primer análisis de variabilidad utilizando los programas VARTOOLS y PERIOD04 (ver Apéndice B). Los resultados obtenidos para las variables jóvenes se muestran en la Tabla 16 y se presentan las curvas de luz correspondientes. En los análisis realizados para las estrellas jóvenes se emplearon datos de los relevamientos de Catalina y Super Wasp. Los períodos para las variables de campo y las correspondientes curvas de luz se muestran en el Apéndice C.

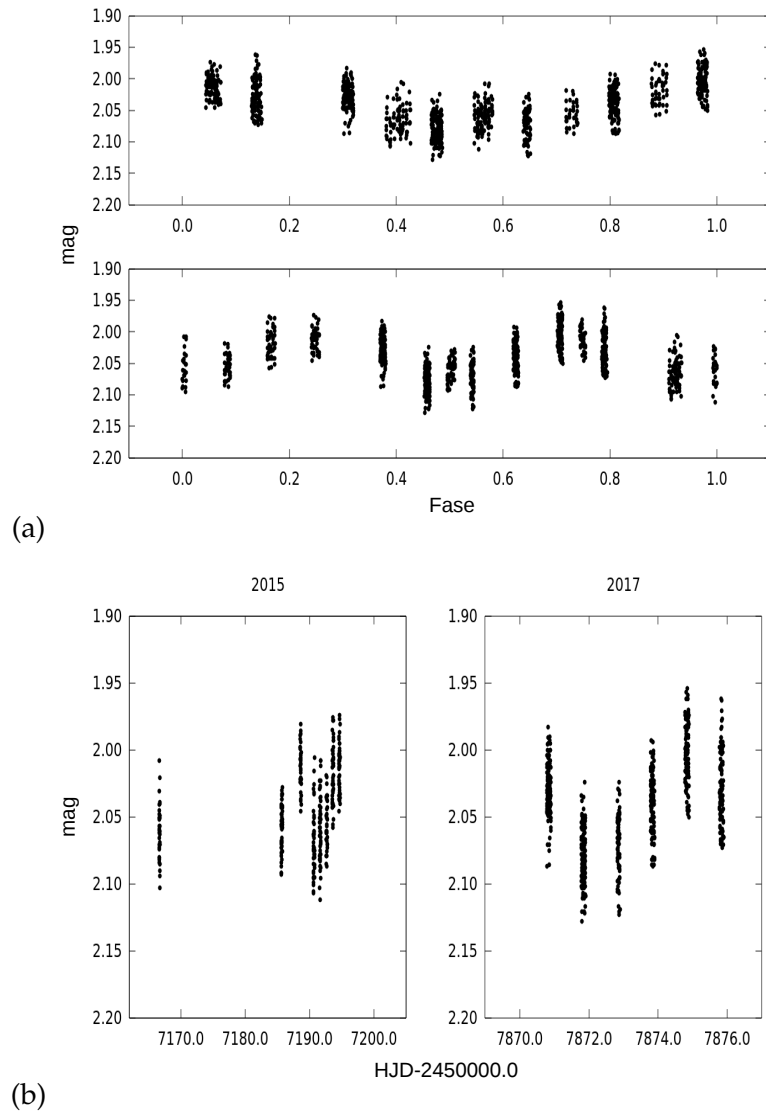


Figura 73: 2MASS J16293279–2433059. Panel (a) superior : curva de luz del ASH2 en fase con período de 6.024 días. Panel (a) inferior: curva de luz en fase con período de 12.048. Panel (b): curvas del luz del ASH2 en HJD para las dos épocas observadas. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag.

Se observa que las curvas muestran un amplio rango de tipos de variabilidad con amplitudes y períodos muy diferentes: éstos últimos tienen valores desde 1.55 hasta 18 días, en tanto que las amplitudes están entre 0.06 y 1 mag (ver Tabla 16). Un análisis de los tipos de variabilidad en este tipo de estrellas y sus causas físicas se presenta en el Capítulo 6.

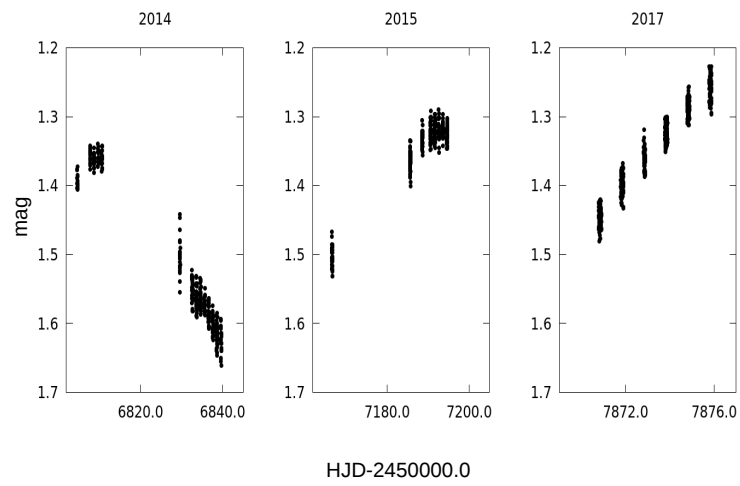


Figura 74: 2MASS J16300220–2420075: curvas del luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag.

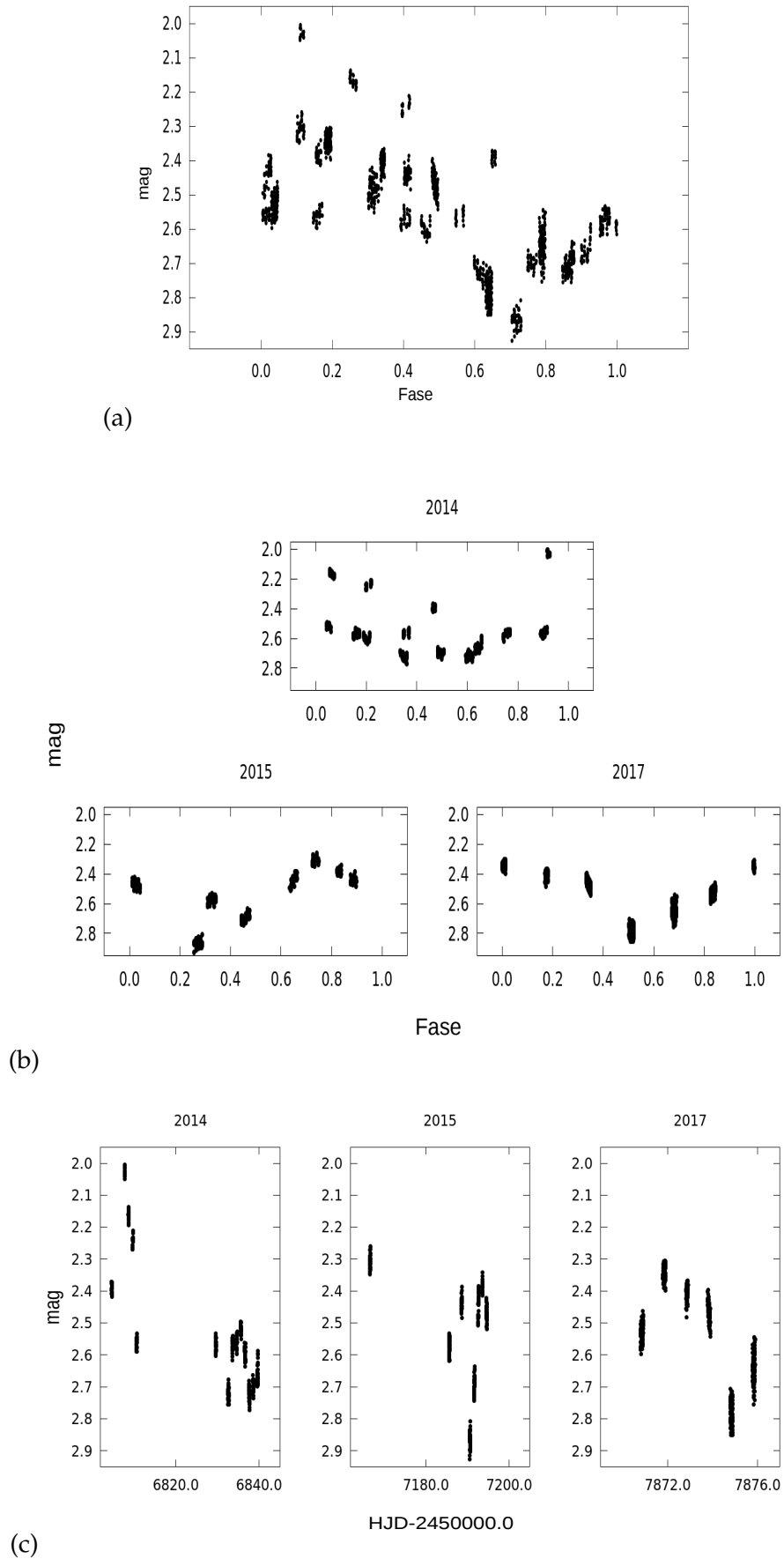


Figura 75: WSB 74. Panel (a): curva de luz del ASH2 en fase con un período de 6.64 días. Panel (b): curvas de luz individuales en fase, para 2014 con un período de 6.75 días, para 2015 con período de 5.29 días, y para 2017 con período de 5.92 días. Panel (c): curvas individuales en JHD para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag.

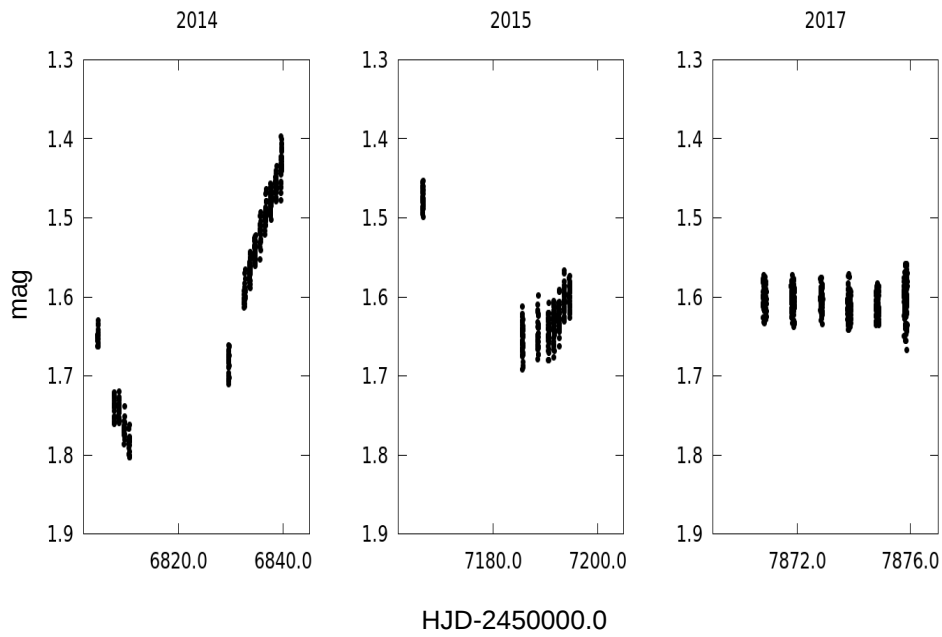


Figura 76: 2MASS J16322710–2448432: curvas del luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag.

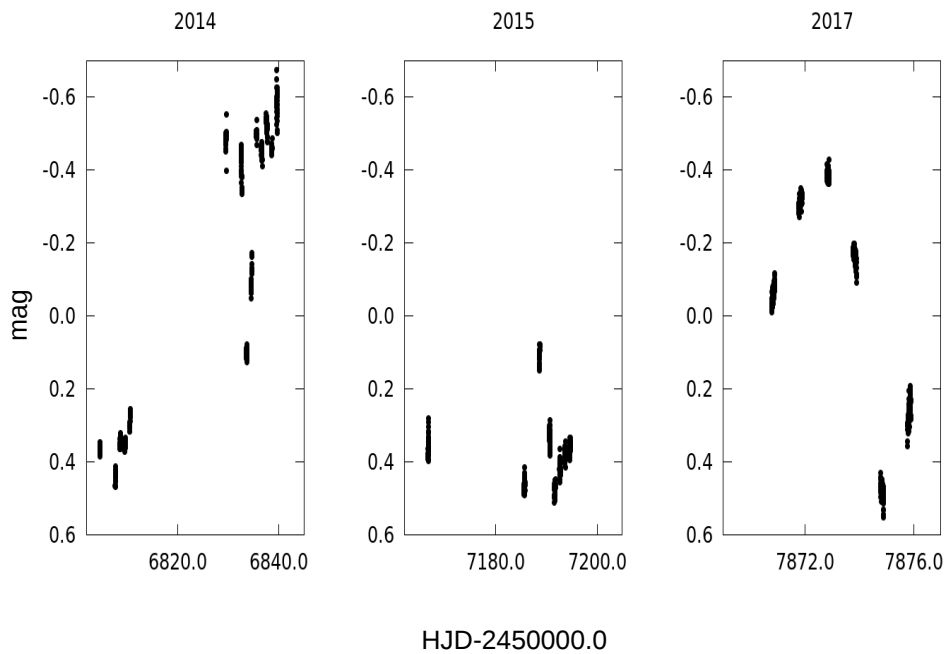


Figura 77: DoAr 43: curvas del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.009$  mag.

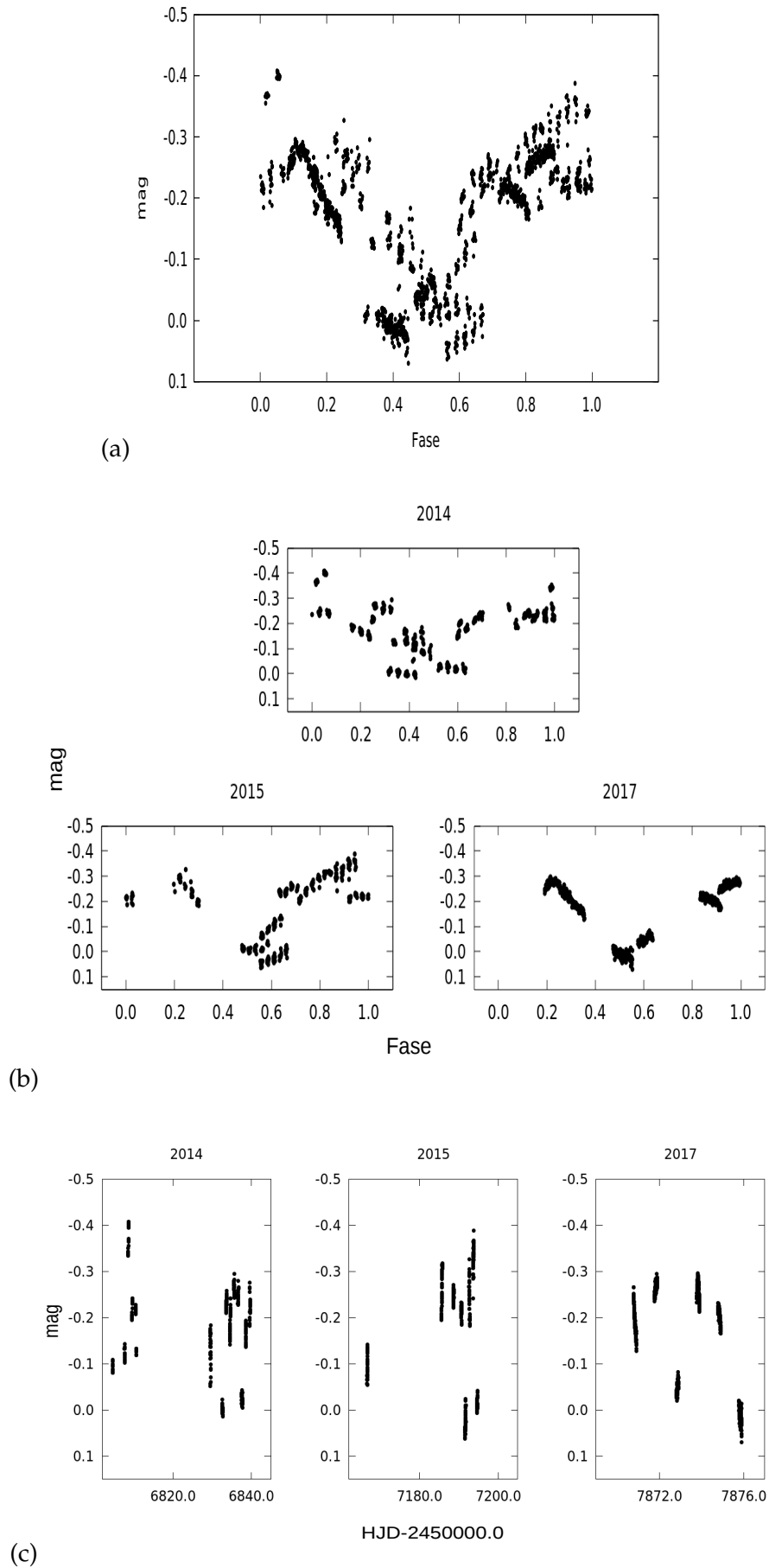


Figura 78: DoAr 51: Panel (a): curva del luz del ASH2 para las tres épocas conjuntas en fase con un período de 1.559 días. Panel (b): Se muestran las curvas de luz para las épocas individuales en fase con el mismo período. Panel (c): Se muestran las curvas de luz individuales en HJD. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

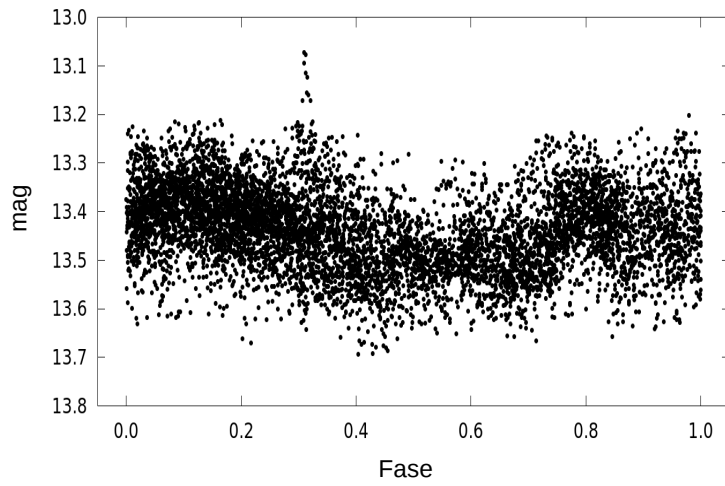


Figura 79: DoAr 51: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período obtenido de 1.559 días. El error de cada punto es  $\sim 0.12$  mag.

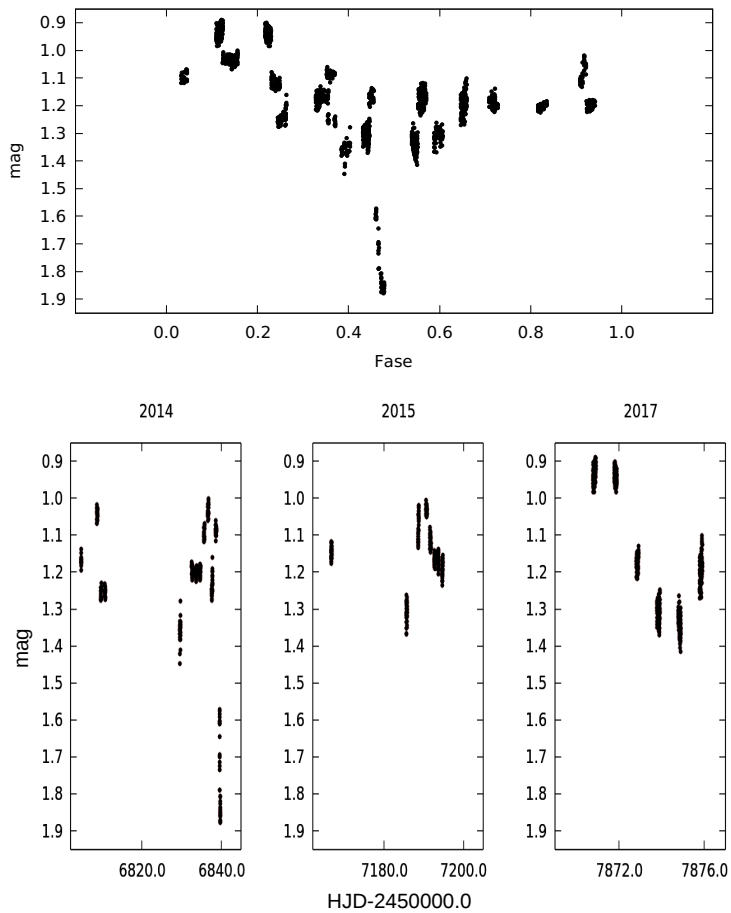


Figura 80: 2MASS J16335560-2442049: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con período de 9.32 días. Panel inferior curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

Tabla 16: Estrellas jóvenes variables en  $\rho$  Ophiuchi: Períodos

#	ID	Período [día]	Amag	Período literatura [día]	Referencias	Figura
<b><math>\rho</math> Oph 1</b>						
Región 1-2						
4	2MASS J16230923-2417047	7.41	0.45	8.09	Cody & Hillenbrand (2018)	39
Región 2-1						
12	EM* SR 22	5.88	0.60-1.40	7.0270, 5.92*, 5.9434, 5.95	Parks et al. (2014), Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018); Cody & Hillenbrand (2018)	40
13	EM* SR 8	2.61	0.12-0.18	2.65*, 2.6385	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	42
14	ROX 3	11.06	0.20	11.22*, 11.1838	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	43
15	ROX 4	3.52	0.18	3.556*, 3.5552	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	45
16	EM* SR 4	2.37	0.20	19.78	Cody & Hillenbrand (2018)	47
17	Haro 1-6	3.55	0.10 <sup>1</sup>	3.4650*, 3.4610, 3.47	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018); Cody & Hillenbrand (2018)	49
18	ROXR1 20	3.34	0.20	3.25*, 3.2438	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	51
19	DoAr 25	9.07	0.50	8.96, 8.96, 8.9030*, 8.8930, 8.93	Watson et al. (2006); Bodman et al. (2017); Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018); Cody & Hillenbrand (2018)	52
20	ROX 14	6.11	0.08	6.21*, 6.23	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	54
21	EM* SR 24B	17.95	0.40-0.50	3.1090, 14.55	Rebull et al. (2018); Cody & Hillenbrand (2018)	55
22	EM* SR 12	3.92	0.15-0.25	1.39±3.48, 7.027, 3.516, 3.9176, 3.5199, 3.91	Herbst & Shevchenko (1999); Watson et al. (2006); Grankin et al. (2008); Rebull et al. (2018); Cody & Hillenbrand (2018)	56
Región 2-2						
23	YLW 19	-	0.25	34.78	Cody & Hillenbrand (2018)	58
24	EM* SR 5	3.76	0.18	-	-	59
25	VSSG 19	5.88	0.14	5.68*, 5.6968	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	61
26	EPIC 203972954	12.89	0.10	13.10*, 12.4936	Rizzuto et al. (2017); Rebull et al. (2018)	63
28	WSB 40	11.14	0.40-0.80	-	-	64
30	DoAr 33	5.73	0.40	-	-	65

Continúa en la siguiente página...



Tabla 16 – Continuación

#	ID	Período [día]	$\Delta mag$	Período literatura [día]	Referencias	Figura
<b>Región 3-1</b>						
32	EM <sup>+</sup> SR 10	–	0.35-0.50	23.49*, 13.53*	Rizzuto et al. (2017); Cody & Hillenbrand (2018)	67
33	EM <sup>+</sup> SR 11	2.34	0.06-0.08	–	–	69
34	EM <sup>+</sup> SR 13	8.47	0.50	8.40**, 24.97	Rizzuto et al. (2017); Cody & Hillenbrand (2018)	70
37	NTTS 162645-2434	1.68, 0.769, 1.019	0.07	3.519*, 3.52	Rizzuto et al. (2017); Cody & Hillenbrand (2018)	72
<b><math>\rho</math> Oph 2</b>						
<b>Región 1-2</b>						
44	2MASS J16293279-2433059	6.024	0.10	12.0546	Rebull et al. (2018)	73
47	2MASS J16300220-2420075	–	0.20-0.30	–	–	74
<b>Región 2-1</b>						
55	WSB 74	6.64, 6.75, 5.29, 5.92	0.40-0.70	–	–	75
56	2MASS J16322710-2448432	–	0.20-0.40	–	–	76
<b>Región 2-2</b>						
60	DoAr 43	–	0.40-0.90	–	–	77
61	DoAr 51	1.559	0.40	1.5592	Watson et al. (2006)	78
<b>Región 3-2</b>						
69	2MASS J16355560-2442049	9.32	0.45/0.90	–	–	80

\*Períodos de rotación de Rizzuto et al. (2017). †-Amplitud de variación que se observa en cada época individual.



## MONITOREO FOTOMÉTRICO DE OBJETOS ESTELARES JÓVENES EN REGIONES DE FORMACIÓN ESTELAR AUSTRALES

---

### 5.1 INTRODUCCIÓN

En este capítulo se presenta un segundo estudio que consiste en el seguimiento fotométrico de un grupo seleccionado de 23 estrellas T Tauri variables pertenecientes a regiones de formación estelar australes. Las observaciones fueron realizadas desde CASLEO (telescopios Jorge Sahade y ASH2) y Bosque Alegre (telescopio de 1.52 m). Estos datos son combinados con observaciones de los relevamientos *The Catalina Surveys* y *Super Wasp*, ya introducidos en el Capítulo 3, así como también otros datos provenientes de diversas fuentes. Los objetos seleccionados resultan particularmente interesantes por ciertas propiedades específicas. El objetivo del presente capítulo es caracterizar la variabilidad fotométrica y periodicidad de los mismos, como paso previo a la búsqueda de tránsitos planetarios.

Para el análisis de periodicidad se utilizaron los programas VARTOOLS 1.35 (Hartman & Bakos, 2016) y PERIOD04 (Lenz & Breger, 2004, 2005) que utilizan diferentes técnicas de búsqueda y determinación de períodos. VARTOOLS es también utilizado en el Capítulo 7 para modelar curvas de luz de estrellas jóvenes con manchas. Dentro de este código se usa el periodograma LS (Lomb-Scargle generalizado, Zechmeister & Kürster 2009; Lomb 1976; Scargle 1982). El código Periodo4 utiliza la Transformada Discreta de Fourier con un algoritmo de minimización de residuos que permite obtener múltiples períodos. Ambos programas se describen con más detalle en el Apéndice B.

### 5.2 MUESTRA SELECCIONADA Y DATOS DISPONIBLES PARA CADA OBJETO

La gran mayoría de los objetos seleccionados para este estudio de variabilidad pertenecen a la región de Orion (Muench et al., 2008), y el resto a las regiones de  $\rho$  Ophiuchi (ver Cap. 4), Lupus (Comerón, 2008) y Scorpius (Preibisch & Mamajek, 2008). Son todos objetos jóvenes con edades de entre  $10^6$  y  $10^7$  años, en su mayoría de subclase WTTS, y poseen tipos espectrales K y M. En las Tablas 17, 18 y 19 se muestran algunas características de esta muestra. En las siguientes subsecciones se detallan propiedades particulares de cada uno de los objetos y se presentan los datos disponibles en cada caso. Cabe aclarar que en la Tabla 19 no se indican las características físicas de las ocho últimas estrellas, que fueron identificadas como variables jóvenes por Karim et al. (2016) y aún no cuentan con propiedades físicas publicadas, porque recién serán presentadas por Briceño et al. (2019), trabajo en proceso de arbitraje.

Tabla 17: Muestra seleccionada

Nombre	$\alpha(2000)$ h m s	$\delta(2000)$ ° ' "	V	R	Región
ROXs 42B	16 31 15.016	-24 32 43.70	14.27	13.03	$\rho$ Oph
ROXs 42C	16 31 15.745	-24 34 02.23	12.05	12.06	$\rho$ Oph
RXJ1608.6-3922/V1094 Sco	16 08 36.183	-39 23 02.51	13.48	12.47	Lupus
K2-33/EPIC 205117205	16 10 14.738	-19 19 09.55	15.714	14.700	Scorpius
CVSO 30/PTFO 8-8695	05 25 07.557	+01 34 24.33	16.26	15.88	Orion
CVSO 6	05 20 18.85	-01 49 01.0	13.97	13.8	Orion
CVSO 12	05 22 07.91	-01 10 05.9	13.84	14.3	Orion
CVSO 28	05 24 47.77	+01 36 28.4	14.85	15.2	Orion
CVSO 38	05 26 06.39	+01 37 11.6	15.18	15.4	Orion
CVSO 39	05 26 22.33	+01 38 59.6	15.92	14.95	Orion
CVSO 44	05 27 11.82	+01 44 31.3	14.72	13.8	Orion
CVSO 46	05 27 29.35	+01 42 51.1	14.38	14.5	Orion
CVSO 63	05 29 34.41	-01 44 19.3	13.26	-	Orion
CVSO 220	05 25 38.88	+02 01 29.9	14.01	13.8	Orion
CVSO 232	05 26 11.18	+01 54 52.2	14.70	13.8	Orion
CVSO 516	05 22 05.05	+01 44 52.1	-	13.8	Orion
CVSO 614	05 23 30.91	+01 51 18.8	14.28	-	Orion
CVSO 629	05 23 42.78	+01 25 54.8	13.15	-	Orion
CVSO 659	05 24 08.96	+01 43 53.7	16.11	15.09	Orion
CVSO 744	05 25 05.66	+01 21 10.2	14.94	14.10	Orion
CVSO 777	05 25 28.05	+01 37 17.5	14.2	13.4	Orion
CVSO 778	05 25 29.14	+01 24 13.1	-	13.45	Orion
CVSO 871	05 26 30.43	+01 05 13.9	-	14.2	Orion

Tabla 18: Muestra seleccionada: Magnitudes en el infrarrojo medio y cercano

Nombre	W1	W2	W3	W4	J	H	K
ROXs 42B	8.453 ± 0.023	8.338 ± 0.020	8.233 ± 0.031	7.673 ± 0.240	9.906 ± 0.024	9.017 ± 0.022	8.671 ± 0.023
ROXs 42C	6.766 ± 0.056	6.462 ± 0.024	4.778 ± 0.015	2.624 ± 0.024	8.357 ± 0.027	7.512 ± 0.051	7.129 ± 0.024
RXJ1608.6-3922	7.884 ± 0.024	7.486 ± 0.020	6.286 ± 0.015	4.639 ± 0.029	9.884 ± 0.026	9.043 ± 0.023	8.658 ± 0.021
K2-33	9.890 ± 0.023	9.762 ± 0.021	9.610 ± 0.049	8.412	11.095 ± 0.023	10.332 ± 0.022	10.026 ± 0.019
CVSO 30	11.219 ± 0.024	11.051 ± 0.021	11.096 ± 0.138	8.591	12.232 ± 0.028	11.559 ± 0.026	11.357 ± 0.021
CVSO 6	10.868 ± 0.022	10.807 ± 0.020	10.843 ± 0.099	8.712	11.659 ± 0.023	11.059 ± 0.022	10.855 ± 0.019
CVSO 12	10.508 ± 0.023	10.424 ± 0.021	10.265 ± 0.088	8.908	11.551 ± 0.024	10.869 ± 0.027	10.639 ± 0.021
CVSO 28	11.444 ± 0.023	11.376 ± 0.021	11.561 ± 0.221	8.4	12.428 ± 0.021	11.723 ± 0.021	11.536 ± 0.021
CVSO 38	11.697 ± 0.024	11.607 ± 0.021	11.2 ± 0.183	8.567	12.795 ± 0.027	12.063 ± 0.021	11.834 ± 0.017
CVSO 39	11.347 ± 0.023	11.22 ± 0.02	11.136 ± 0.165	8.913	12.303 ± 0.027	11.618 ± 0.022	11.423 ± 0.017
CVSO 44	11.432 ± 0.023	11.418 ± 0.022	11.7 ± 0.258	8.82	12.299 ± 0.021	11.642 ± 0.025	11.557 ± 0.027
CVSO 46	11.067 ± 0.023	11 ± 0.022	10.863 ± 0.128	9.015	12.021 ± 0.023	11.331 ± 0.024	11.118 ± 0.023
CVSO 63	10.276 ± 0.024	10.253 ± 0.02	9.808 ± 0.107	8.046 ± 0.363	11.181 ± 0.024	10.585 ± 0.024	10.392 ± 0.021
CVSO 220	10.962 ± 0.023	10.961 ± 0.021	10.622 ± 0.091	8.998	11.756 ± 0.023	11.138 ± 0.024	10.98 ± 0.026
CVSO 232	10.395 ± 0.022	10.335 ± 0.021	10.267 ± 0.063	8.87	11.389 ± 0.021	10.757 ± 0.026	10.524 ± 0.019
CVSO 516	10.467 ± 0.024	10.406 ± 0.021	10.405 ± 0.079	8.927	11.361 ± 0.021	10.728 ± 0.02	10.573 ± 0.019
CVSO 614	11.156 ± 0.023	11.103 ± 0.022	11.102 ± 0.145	8.25	12.115 ± 0.026	11.416 ± 0.022	11.258 ± 0.026
CVSO 629	10.949 ± 0.037	10.956 ± 0.036	10.851 ± 0.156	8.436	11.766 ± 0.041	11.157 ± 0.05	11.037 ± 0.042
CVSO 659	11.244 ± 0.023	11.118 ± 0.021	10.889 ± 0.125	8.396	12.25 ± 0.021	11.577 ± 0.02	11.369 ± 0.023
CVSO 744	10.731 ± 0.023	10.638 ± 0.021	10.525 ± 0.098	8.231	11.759 ± 0.026	11.059 ± 0.022	10.842 ± 0.019
CVSO 777	10.697 ± 0.023	10.643 ± 0.021	10.329 ± 0.069	8.346	11.591 ± 0.021	10.977 ± 0.024	10.8 ± 0.021
CVSO 778	11.004 ± 0.022	11.012 ± 0.02	10.773 ± 0.124	9.038	11.905 ± 0.024	11.31 ± 0.026	11.141 ± 0.023
CVSO 871	11.311 ± 0.023	11.3 ± 0.021	11.34 ± 0.163	8.753	12.291 ± 0.023	11.607 ± 0.02	11.437 ± 0.024

Nota: Magnitudes obtenidas de <https://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?submit=Selectproject&short=WISE>.

Tabla 19: Muestra seleccionada: Características

Nombre	EW(H $\alpha$ ) [Å]	EW(Li) [Å]	T.E.	T <sub>eff</sub> [K]	Lum. [L <sub>⊙</sub> ]	Radio [R <sub>⊙</sub> ]	Masa [M <sub>⊙</sub> ]	Edad [× 10 <sup>6</sup> años]	Referencias
ROXs 42B	1.7	–	K5–M1(M0)	3630	0.63	–	0.6	6.8	1, 2, 3, 4
ROXs 42C	1.60	–	K6	3200	3.80	–	0.30	2.5	5, 6, 4
RXJ1608.6–3922	14.20		K6	4200	2.18	–	–	3	5, 6
K2-33	1.3	0.60	M3.3	3540	0.15	1.05	0.56	9.3	7, 8
CVSO 30	11.40	0.40	M3	3470	0.25	1.39	0.34	2.68	9
CVSO 6	0.30	0.70	K5	4350	0.49	1.23	0.92	13.10	9
CVSO 12	2.70	0.30	K7	4060	0.55	1.50	0.78	4.99	9
CVSO 28	3.70	0.60	M1	3720	0.22	1.14	0.47	6.12	9
CVSO 38	7.50	0.50	M2	3580	0.17	1.06	0.38	5.93	9
CVSO 39	5.10	0.30	M2	3580	0.29	1.41	0.39	2.72	9
CVSO 44	1.50	0.50	K6	4205	0.27	0.98	0.82	22.97	9
CVSO 46	4.30	0.30	M0	3850	0.35	1.33	0.58	4.91	9
CVSO 63	2.20	0.50	K4	4590	1.44	1.90	1.32	5.46	9
CVSO 220	0.70	0.40	K4	–	–	–	–	–	10
CVSO 232	3.70	0.30	M2	–	–	–	–	–	10
CVSO 516	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 614	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 629	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 659	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 744	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 777	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 778	–	–	–	–	–	–	–	–	–
CVSO 871	–	–	–	–	–	–	–	–	–

Referencias: 1-Kraus et al. (2014), 2-Currie et al. (2014b), 3-Currie et al. (2014a), 4-Nuernberger et al. (1998), 5-Wahhaj et al. (2010), 6-Uyama et al. (2017b), 7-Mann et al. (2016b), 8-David et al. (2016), 9-Briceño et al. (2005), 10-Briceño et al. (2007),

## 5.2.1 ROXs 42B

ROXs 42B es una WTTS perteneciente a la región de  $\rho$  Ophiuchi y posee un planeta detectado por imagen directa (Kraus et al. 2014, ver Capítulo 2). ROXs 42B se encuentra en el cielo a una distancia de  $1.3'$  de ROXs 42C y, por lo tanto, cae en el campo de los detectores utilizados cuando se centra esta última estrella. Simon & Prato (1995) y Ratzka et al. (2005) catalogan a ROXs 42B como un sistema binario cercano ( $\approx 0.056''$ ) con un  $\Delta K = 1.1$ .

Se dispusieron de los datos de los relevamientos de Catalina y Super Wasp para los cuales se determinaron períodos con los códigos mencionados (VARTOOLS y PERIODO4). A partir de 3004 datos de Super Wasp tomados entre 2005 y 2013 se obtuvo un período de 1.605 días, en excelente acuerdo con el derivado para las observaciones del relevamiento Catalina de 1.604 días, a partir de 192 observaciones. Las curvas de luz fueron convertidas a fase como se muestra en la Figura 81, en cuyo panel superior está Catalina y en el inferior, Super Wasp. Notar la buena concordancia entre ambas curvas, que muestran una amplitud  $\lesssim 0.20$  mag.

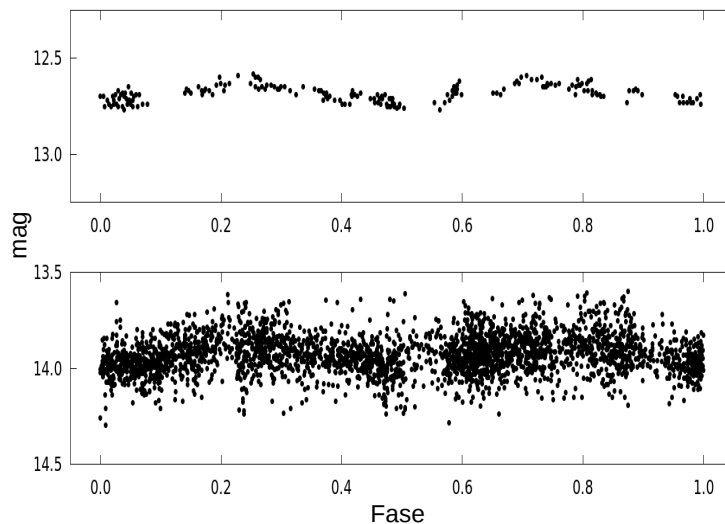


Figura 81: Panel superior: Curva de luz para ROXs 42B con datos de Catalina de los meses de marzo, abril y mayo de 2008, expresados en fase con un período de 1.604 días. Panel inferior: Curva de luz para ROXs 42B con datos de Super Wasp de entre agosto de 2005 y mayo de 2013. Los datos se encuentran en fase con un período de 1.605 días.

Desde CASLEO y la EABA se observó este objeto un total de cinco noches, con filtro  $R$  (ver Tabla 20). La Figura 82 muestra las curvas obtenidas con los datos de EABA en fracción de HJD. En la curva del panel de la izquierda se observa un aumento en brillo de  $\sim 0.16$  mag en más de 6 horas (30 de mayo de 2016), mientras que la curva de la derecha, de la noche del 29 de junio, muestra un posible máximo con una amplitud observada de  $\sim 0.075$  mag y tope cerca de  $\Delta R > -1.25$ .

En la Figura 83 se presentan las curvas obtenidas con los datos de CASLEO en 2017 que, al igual que las de EABA, se muestran en fracción de HJD. Las curvas de los dos paneles superiores corresponden a dos noches consecutivas, 18 y 19 de abril. La primera presenta una curvatura convexa muy sutil, algo plana en el centro

Tabla 20: Datos de Bosque Alegre (EABA) y CASLEO para el objeto ROXs 42B

Noche	Telescopio	Número de observaciones	Figura
30/05/2016	EABA (1.5m)	887	82
29/06/2016	EABA (1.5m)	868	82
18/04/2017	JS (2.15m)	1301	83
19/04/2017	JS (2.15m)	951	83
22/05/2017	JS (2.15m)	2564	83

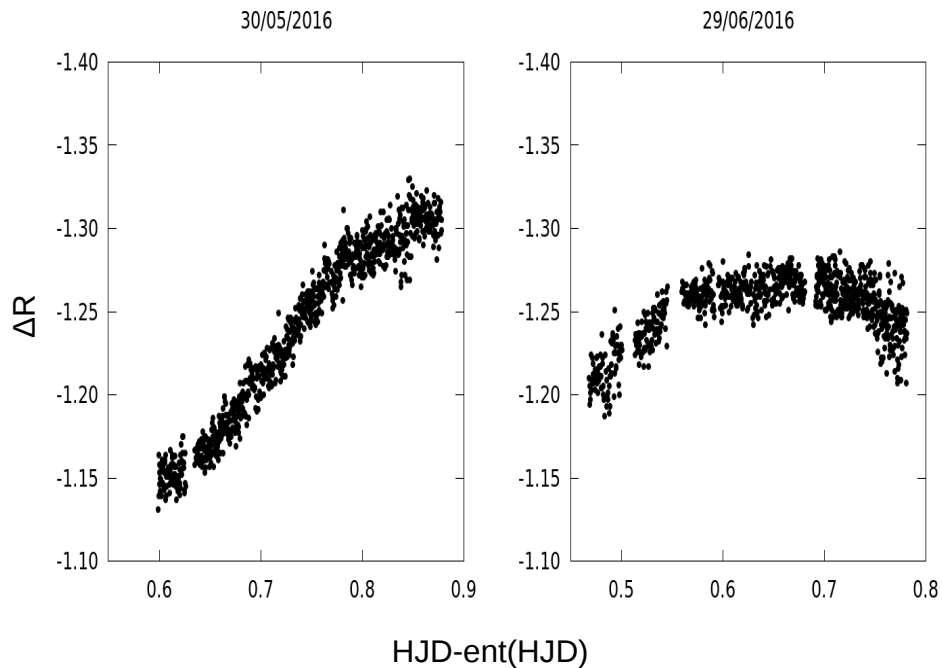


Figura 82: Curvas de luz en fracción de HJD para ROXs 42B con datos de Bosque Alegre, correspondientes a la noche del 30/05/16 de HJD=2457538 (panel izquierdo) y a la noche del 29/06/16 de HJD=2457567 (panel derecho). En ambos paneles el error de cada punto es del orden de  $\sim 0.015$  mag.

cerca de  $\Delta R \sim -1.10$ , lo que podría indicar la presencia de un mínimo de brillo. Mientras que la noche siguiente, curva de la derecha, muestra un aumento en 0.15 mag en unas 4 horas. Finalmente la curva del panel inferior que corresponde a la noche del 22 de mayo de 2017, presenta un crecimiento muy similar al de la noche del 30 de mayo de 2016 en la EABA (panel izquierdo de la Fig. 82), evidenciando un aumento de casi 0.16 mag en más de 6 horas. En general puede verse que las variaciones en brillo reportadas por estos datos se corresponden bien con las de Catalina y Super Wasp.

### 5.2.2 ROXs 42C

ROXs 42C es una binaria espectroscópica de doble línea con órbita excéntrica y período orbital de 35.95 días (Mathieu et al., 1989). Ghez et al. (1993) descubrieron



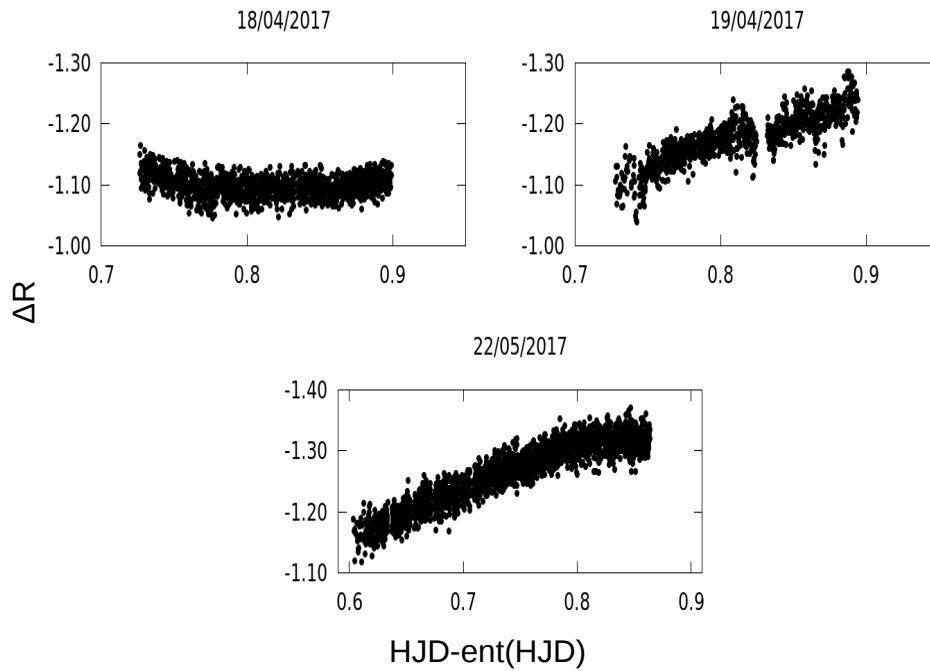


Figura 83: Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para ROXs 42B con datos de CASLEO. Las noches corresponden a  $\text{HJD}=2457860$  para 18/04/17,  $\text{HJD}=2457861$  para 19/04/17 y  $\text{HJD}=2457894$  para 22/05/17. En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.030$  mag.

una tercera componente con un período orbital de más de 56 años, por lo cual ROXs 42C y la componente detectada por estos autores constituirían un sistema triple. ROXs 42C se encuentra a una distancia de  $1.3'$  de ROXs 42B, y si bien no estarían ligadas gravitacionalmente, la nomenclatura puede prestarse a confusión. ROXs 42C presenta características típicas de una estrella joven y activa dada su emisión en  $\text{H}\alpha$  con ancho equivalente variable. Además presenta excesos infrarrojos en buen acuerdo con la presencia de un disco transicional [Cieza et al. \(2010\)](#). Es una de las pocas binarias de pre-secuencia principal conocidas al presente.

Para este sistemas se dispusieron de datos de los relevamientos de Super Wasp y de Catalina. El análisis de un total de 4967 observaciones (obtenidas entre agosto de 2006 y mayo de 2008) reportadas por Super Wasp arrojaron un período de 34.98 días, muy parecido al período espectroscópico (35.95 días, [Mathieu et al. 1989](#)). La curva en fase para estos datos se muestra en la Figura 84. La cadencia de los datos del relevamiento Catalina es insuficiente, ya que se dispone de cuatro observaciones por noche, con una única noche por mes, con intervalos sin datos de más de 40 días.

Este objeto fue observado desde CASLEO y la EABA conjuntamente con ROXs 42B. La Tabla 21 resume los datos obtenidos. En la Figura 85 se muestran las curvas de la EABA en fracción de HJD. En el panel izquierdo de la figura está la curva del 30 de mayo de 2016, en la que se observa un leve aumento en brillo de  $\sim 0.05$  mag en unas 6 horas. Por otro lado la curva de la derecha, de la noche del 29 de junio, se mantuvo constante en  $\Delta R \sim -3.20$  casi por 7 horas con una sutil caída hacia el final.

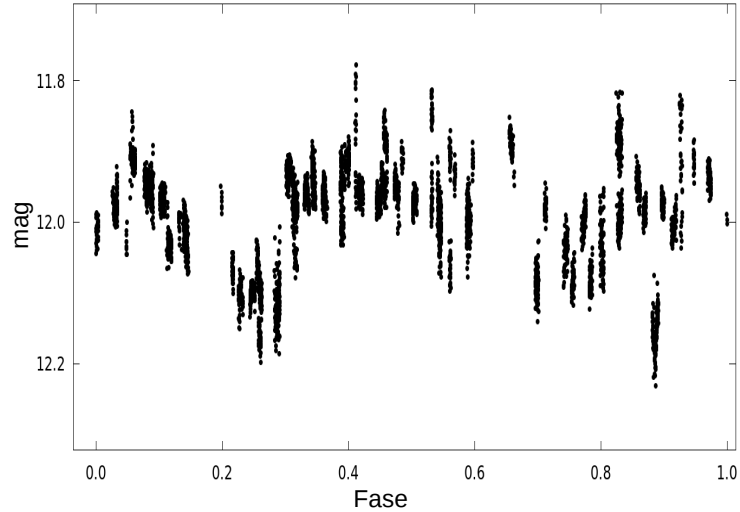


Figura 84: Curva de luz para ROXs 42C con datos de Super Wasp tomados entre agosto de 2006 y mayo de 2008. Los datos se encuentran en fase para un período de 34.98 días.

Tabla 21: Datos de Bosque Alegre (EABA) y CASLEO para el objeto ROXs 42C

Noche	Telescopio	Número de observaciones	Figura
30/05/2016	EABA (1.5m)	877	85
29/06/2016	EABA (1.5m)	858	85
18/04/2017	JS (2.15m)	1295	86
19/04/2017	JS (2.15m)	922	86
22/05/2017	JS (2.15m)	2470	86

En la Figura 86 se presentan las curvas obtenidas a partir de los datos de CASLEO de 2017. Las curvas de los dos paneles superiores corresponden a dos noches consecutivas, 18 y 19 de abril. La de la izquierda se mantiene constante en  $\Delta R \sim -3.10$  hasta fracción de día 0.78, y a partir de allí comienza a aumentar. Hacia el final de la noche aumenta en brillo unas 0.06 mag (hasta  $\Delta R \sim -3.17$ ) en alrededor de 3 horas. En el panel superior derecho se muestra la curva de la noche siguiente: esta curva se mantiene constante en brillo durante toda la noche en  $\Delta R \sim -3.17$ , de acuerdo con esto podría considerarse que se encuentra en un máximo. Por último, la curva del panel inferior de la noche del 22 de mayo de 2017 se muestra constante en  $\Delta R \sim -3.10$ .

### 5.2.3 *RXJ1608.6–3922*

*RXJ1608.6–3922* (V1094 Sco) está en la región de Lupus. Esta estrella joven posee un disco masivo (Tsukagoshi et al., 2011), de tipo transicional (Bustamante et al., 2015). Joergens et al. (2001), en base a observaciones espectroscópicas, descartan la existencia de compañeras secundarias con un límite inferior de masa de  $24 M_{\text{Jup}}$  y un período de 7.2 días. Estos mismos autores determinan variaciones fotométricas,

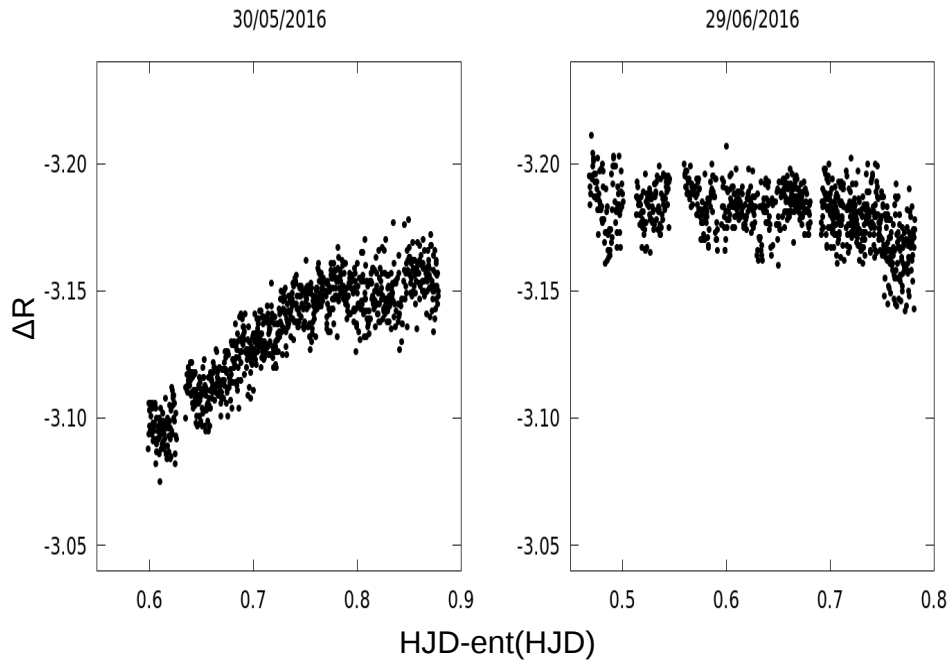


Figura 85: Curvas de luz en fracción de HJD para ROXs 42C con datos tomados en Bosque Alegre. Los mismos corresponden a la noche del 30/05/16 de HJD=2457538 (panel izquierdo) y a la noche del 29/06/16 de HJD=2457567 (panel derecho). En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

originadas por manchas en la superficie estelar, de 0.2 mag con un período de 3.6 días. Sin embargo, la amplitud de la variación cambia con la época, de 0.5 a 0.2 mag en unos pocos años, debido a modificaciones en las propiedades de la región con manchas. Por otro lado, no descartan del todo un segundo período de 7.2 días dado que la cobertura temporal de sus observaciones es menor a 7 días. Recientemente, [Uyama et al. \(2017b\)](#) descartan la existencia de compañeras secundarias dentro de un contraste de 8.3, 9.6, 10.7, 11.7, 11.8 y 12.0 mag (con  $5\sigma$ ) en la banda  $H$  para distancias de 0.25, 0.5, 0.75, 1.0, 5.5, 2.0, 3.0'' respecto de la estrella central, donde 0.25'' corresponde aproximadamente a 3.5 UA y 3.0'' a 420 UA de la estrella. Para la fuente central, V1094 Sco, estos autores obtienen  $H = 9.04 \pm 0.02$ .

Esta estrella fue observada por el relevamiento Super Wasp, del cual se obtuvieron 4259 observaciones, obtenidas entre los meses de mayo y agosto de 2006, con períodos de observación continuos de hasta seis días. Con estos datos se calculó un período de 3.5 días, el cual se condice perfectamente con el determinado por [Joergens et al. \(2001\)](#) de 3.6 días. Se pusieron los datos en fase teniendo en cuenta el período de 3.5 días y un período de  $\sim 7$  días (doble del primero); las curvas correspondientes se muestran en la Figura 87.

RXJ1608.6–3922 fue observada con el telescopio Jorge Sahade en el filtro  $R$  los meses de mayo de 2016 y abril de 2017 (ver Tabla 22). Dada la discontinuidad temporal de las observaciones disponibles, las curvas de luz se muestran en función de fracción de día Juliano Heliocéntrico (HJD). En la Figura 88 pueden verse dos de estas noches, y en la Figura 89 se muestra la curva correspondiente a la noche

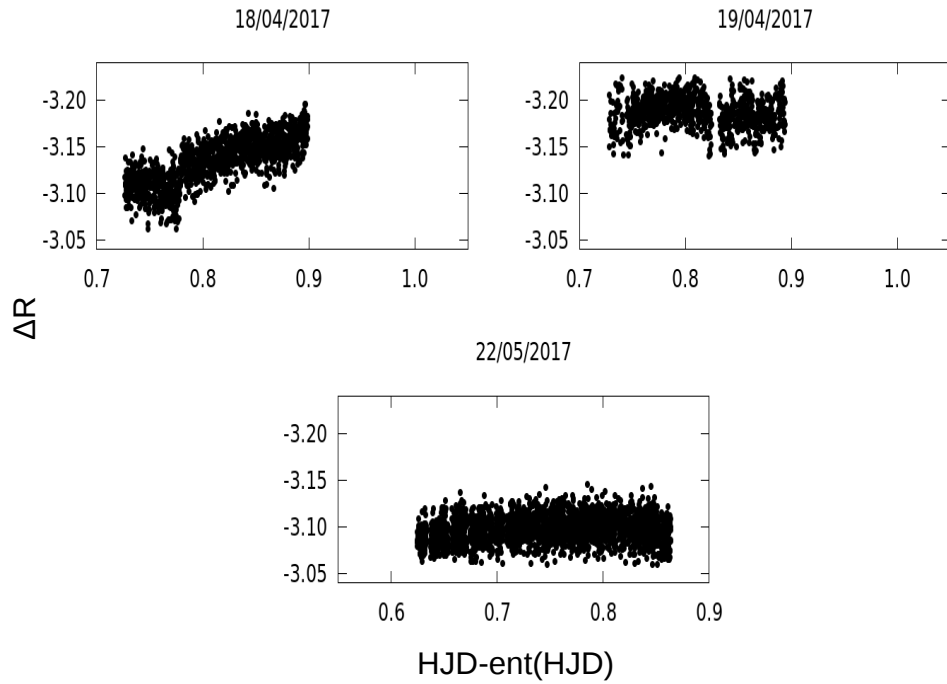


Figura 86: Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para ROXs 42C con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD=2457860 para 18/04/17, de HJD=2457861 para 19/04/17, y de HJD=2457894 para 22/05/17. En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.030$  mag.

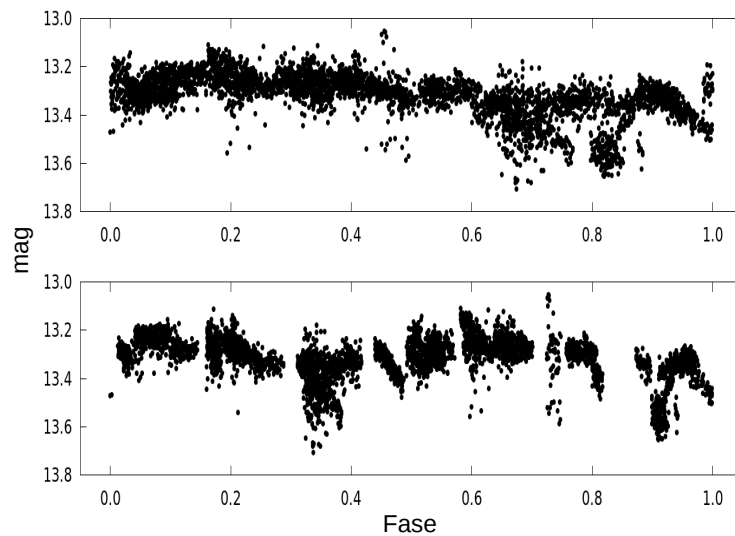


Figura 87: Curvas de luz para RXJ1608.6-3922/V1094 Sco con datos extraídos del Super Wasp tomados entre mayo y agosto de 2006. Los datos se encuentran en fase con un período de 3.5 días (panel superior) y con un período de 7.034 días (panel inferior).

del 21 de abril de 2017. De las dos curvas en la Figura 88 la más notable es la de la noche del 20 de abril de 2017 (panel superior derecho), en ella se observa un continuo aumento de brillo de  $\sim 0.1$  mag en unas 4 horas. De acuerdo a lo mencionado

Tabla 22: Datos de CASLEO para el objeto RXJ1608.6–3922/V1094 Sco

Noche	Telescopio	Número de observaciones	Figura
07/05/2016	JS (2.15m)	1710	88
20/04/2017	JS (2.15m)	662	88
21/04/2017	JS (2.15m)	1043	89

en Joergens et al. (2001), este aumento puede deberse a la finalización del pasaje de una mancha fría por el hemisferio visible de la estrella a medida que rota. Por otro lado, la noche del 7 de mayo de 2016 (panel superior izquierdo de la Fig. 88) presenta una muy leve disminución de brillo.

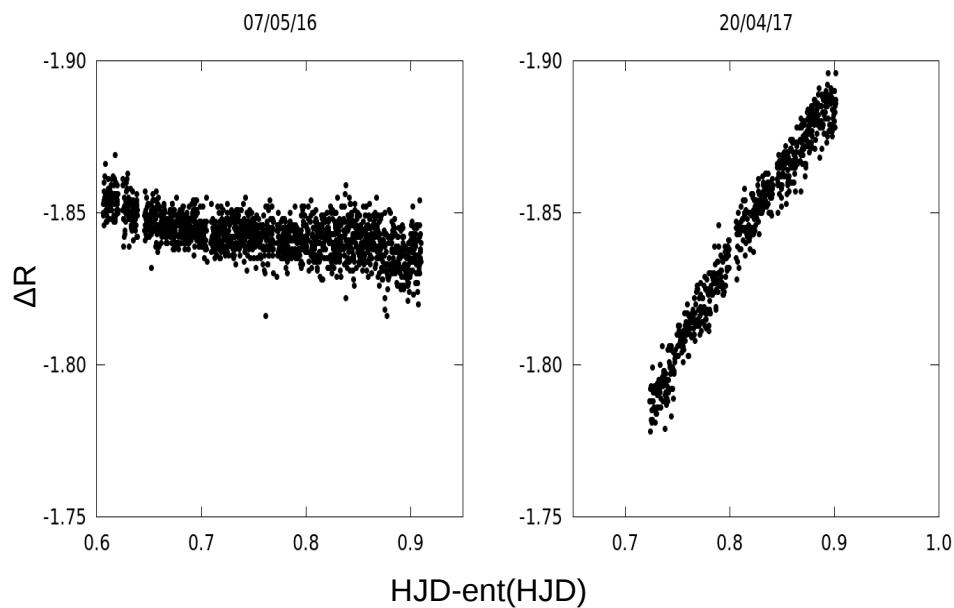


Figura 88: Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para RXJ1608.6–3922. Las noches corresponden a  $HJD=2457516$  para 07/05/16 y  $HJD=2457864$  para 20/04/17. En ambos paneles el error de cada punto es del orden de 0.020 mag.

Por último, la noche del 21 de abril de 2017 (ver Fig. 89), luego de una corta fracción de tiempo en el que se observa aparentemente constante, presenta una notoria caída de brillo de  $\sim 0.1$  mag en casi 4 horas (3.6 horas). Esta caída podría corresponderse con el aumento del mismo orden de la noche anterior (20/04/2017: panel superior derecho de la Fig. 88) y se interpretaría como el inicio del paso de una mancha fría por el hemisferio visible. Además esta curva se trunca repentinamente cerca de 0.78 días cayendo nuevamente en brillo en  $\sim 0.04$  mag, esta caída es rápida y dura aproximadamente unos 40 minutos, retomando a su forma anterior en 0.81 días. Este rasgo podría explicarse como una disminución de brillo debida a un tránsito planetario (o de un objeto subestelar) alrededor de una estrella con

manchas. Este tipo de curva de luz es similar a las modeladas en el Capítulo 8 (ver panel del medio de la Figura 164).

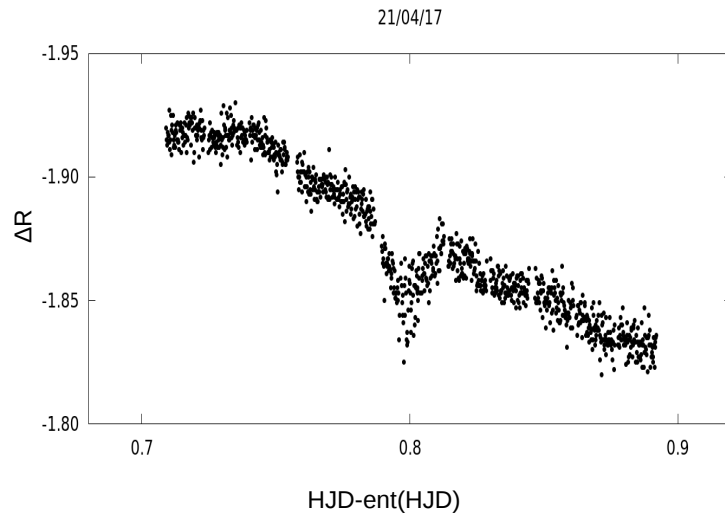


Figura 89: Curva de luz en fracción de HJD para RXJ1608.6–3922. Se trata de la noche de 21/04/17 con HJD=2457865. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag.

#### 5.2.4 K2-33

K2-33, de igual forma que ROXs 42B, fue analizada en el Capítulo 2 porque la misma posee un planeta transitante descubierto por la misión K2 (Howell et al., 2014). K2-33 es una WTTS, localizada en la región de Scorpius, que presenta un disco tenue a unas 2 UA, más allá de las  $\sim 0.04$  UA de semieje orbital del planeta. Los tránsitos detectados en los trabajos de Mann et al. (2016b) y David et al. (2016) muestran una atenuación del 0.23 % ( $\Delta\text{mag} \sim 0.0023$ ) con una duración aproximada de 4.2 horas, estos se repiten en un período de 5.4 días. Los tránsitos se encuentran superpuestos a variaciones de mayor amplitud y duración, que se evidencian como marcadas modulaciones en las curvas de luz, muy probablemente debidas a la presencia de manchas frías.

Se obtuvieron las observaciones ( $\sim 77.5$  días consecutivos) de la misión K2 reportadas en los trabajos del descubrimiento (Mann et al., 2016b; David et al., 2016). Dado que el objetivo de este trabajo es considerar todo tipo de variabilidad presente en estas estrellas que no sean debidas a tránsitos, los mismos fueron removidos de los datos extraídos. Estos datos fueron separados en dos grupos, ya que a partir del 6 octubre de 2014 muestran un salto de  $\sim 0.02$  mag, hecho que no es mencionado en los trabajos de descubrimiento. Los períodos obtenidos son de 6.24 días para el primer grupo (entre 24 de agosto y el 5 de octubre de 2014), y de 6.3 días para el segundo (entre el 6 de octubre y el 10 de noviembre de 2014). Empleando las mismas observaciones, David et al. (2016) obtienen un período de  $6.35 \pm 0.2$  días y Mann et al. (2016b) de  $6.29 \pm 0.17$  días. En la Figura 90 se muestran las curvas de luz en fase, empleando los períodos determinados en el presente trabajo.

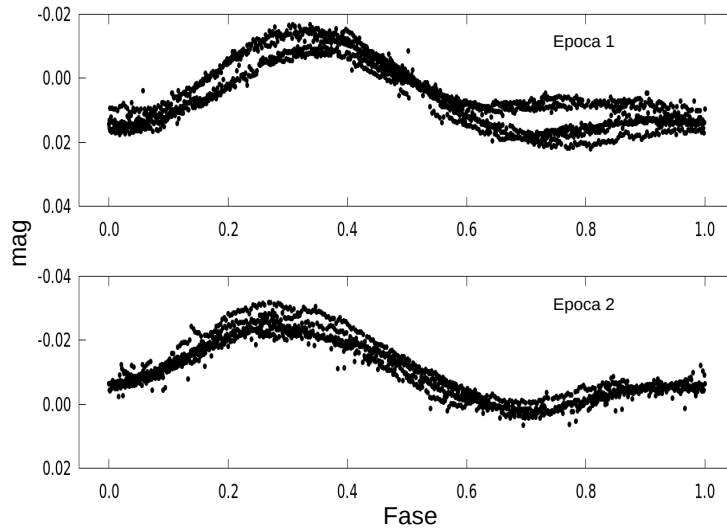


Figura 90: Curvas de luz en fase para K2-33 con datos de la misión K2.

Panel superior: Primer grupo de datos (entre 24 de agosto y el 5 de octubre 2014) puestos en fase con un período de 6.24 días. Panel inferior: Segundo grupo (entre el 6 de octubre y el 10 de noviembre de 2014) puestos en fase con un período de 6.30 días.

Tabla 23: Datos de CASLEO para el objeto K2-33

Noche	Telescopio	Número de observaciones	Figura
26/04/2017	JS (2.15m)	270	91
06/05/2017	JS (2.15m)	464	91
02/06/2017	JS (2.15m)	448	91
13/06/2017	JS (2.15m)	369	91

Si bien este objeto fue observado por el relevamiento Catalina, la cadencia en la obtención de los datos es tal que los hace inútiles, ya que hay no más de 4 observaciones por noche, éstas con una separación temporal de al menos 10 días y de hasta 150 días. K2-33 fue observada cuatro noches con el telescopio de 2.15 m de CASLEO en el filtro *R* (ver Tabla 23). Las noches fueron seleccionadas de acuerdo a las efemérides de los trabajos de descubrimiento (Mann et al., 2016b; David et al., 2016). En la Figura 91 se muestran las curvas obtenidas en fracción de HJD, las cuales no evidencian ninguna variabilidad clara atribuible a manchas. Cabe mencionar que la detección de la caída debida al tránsito queda fuera del alcance de la precisión de estas observaciones, ya que la misma es del orden de las milésimas de magnitud.

### 5.2.5 CVSO 30

Introducido en el Capítulo 2, CVSO 30 resulta particularmente interesante para un monitoreo fotométrico debido a la complejidad del sistema. CVSO 30 (o PTFO 8–8695) es una WTTS de tipo espectral M3 perteneciente a la región de Orión

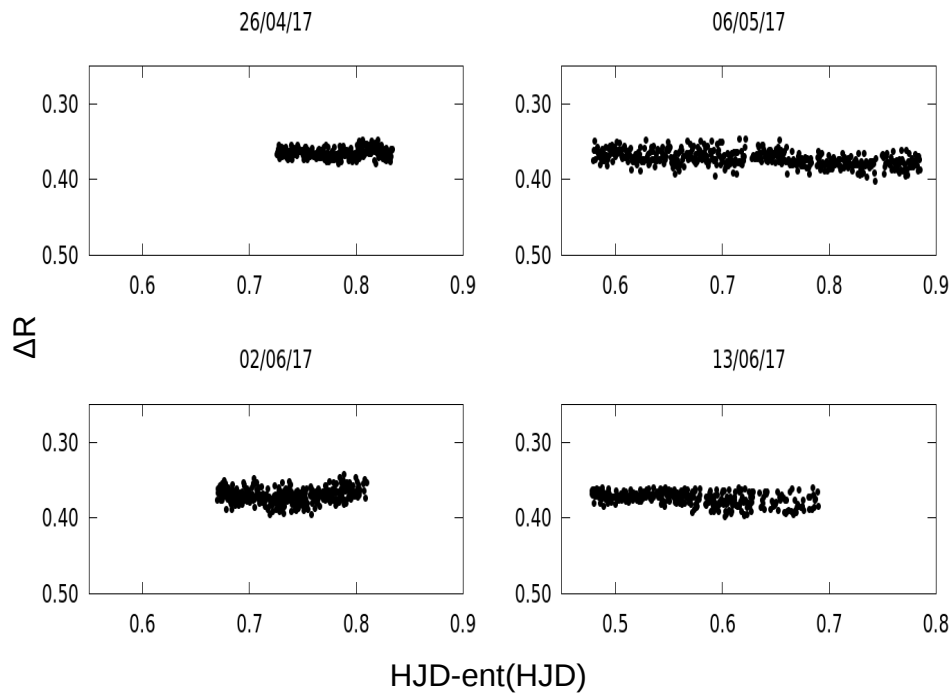


Figura 91: Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para K2-33 con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD de 2457870 para 26/04/17, de 2457880 para 06/05/17, de 2457907 para 02/06/17 y de 2457918 para 13/06/17. En cada uno de los paneles el error en cada punto es  $\sim 0.010$ – $0.015$  mag

candidata a poseer un sistema planetario con dos planetas (uno transitante y el otro detectado por imagen directa, ver Cap. 2).

van Eyken et al. (2012) reportaron el hallazgo de CVSO 30 b mediante el análisis de curvas de luz, las cuales presentan eventos periódicos ( $P \sim 0.45$  días,  $\Delta R \sim 0.03$ – $0.04$ ) típicos de tránsitos planetarios. Sin embargo, estos eventos presentan perfiles asimétricos con modificaciones tanto en forma como en amplitud, llegando a desaparecer en algunos ciclos. Estas modificaciones en los perfiles podrían atribuirse a la presencia de manchas frías y/o a un posible desalineamiento entre los ejes de rotación y de la órbita. A estos efectos podría sumarse la forma achatada de la estrella. Todo esto contribuiría a que los tránsitos desaparezcan debido a un efecto de precesión. Por otro lado, la estrella parecería corrotar con el período orbital del planeta, lo que conduciría a observar el tránsito y la mancha simultáneamente, motivo por el cual van Eyken et al. (2012) deducen que el período de variabilidad fotométrica sería similar al período orbital.

Numerosos trabajos posteriores, basados en la efemérides de van Eyken et al. (2012), reportan la no detección del tránsito Ciardi et al. (2015); Yu et al. (2015); Onitsuka et al. (2017). Particularmente Ciardi et al. (2015), a partir de nuevas observaciones obtenidas en 2012 y 2013 con Spitzer y LCOGT (*Las Cumbres Observatory Global Telescope*), sostiene la hipótesis de una órbita en precesión y con presencia de manchas, lo cual complica el cálculo de parámetros precisos para el sistema.

Los datos obtenidos con el LCOGT se muestran en las curvas de la Figura 92. En el panel superior se muestran los datos de Spitzer en la banda de  $4.5 \mu\text{m}$  de



abril de 2012, mientras que los paneles inferiores muestran los datos en el óptico, correspondientes a las noches de diciembre de 2012 en la izquierda, y noviembre de 2013 a la derecha. Las flechas de color rosa indican en todos los casos la posición del tránsito de acuerdo a la efemérides de [van Eyken et al. \(2012\)](#). En la noche de diciembre de 2012 no se observa un tránsito pero sí un aumento en brillo. Estos autores proponen, entonces, un posible evento de acreción como resultado de la evaporación del planeta en una órbita muy excéntrica y cercana al límite de Roche. En las otras dos noches se observa una modulación de larga duración superpuesta a los tránsitos como resultado, probablemente, de la variabilidad estelar propia de estrellas jóvenes.

[Raetz et al. \(2016\)](#), mediante la campaña YETI (*Young Exoplanet Transit Initiative*), obtuvieron durante cinco años nuevos datos fotométricos y recalcularon con mayor precisión la efemérides de CVSO 30, alcanzando resultados ligeramente diferentes a los del trabajo de descubrimiento. Además, calcularon un período de rotación estelar de  $\sim 0.5$  días, algo mayor al período orbital reportado previamente. Este período es consistente con el propuesto por [Koen \(2015b\)](#) de 0.33 días, y está de acuerdo con el reportado por [Karim et al. \(2016\)](#).

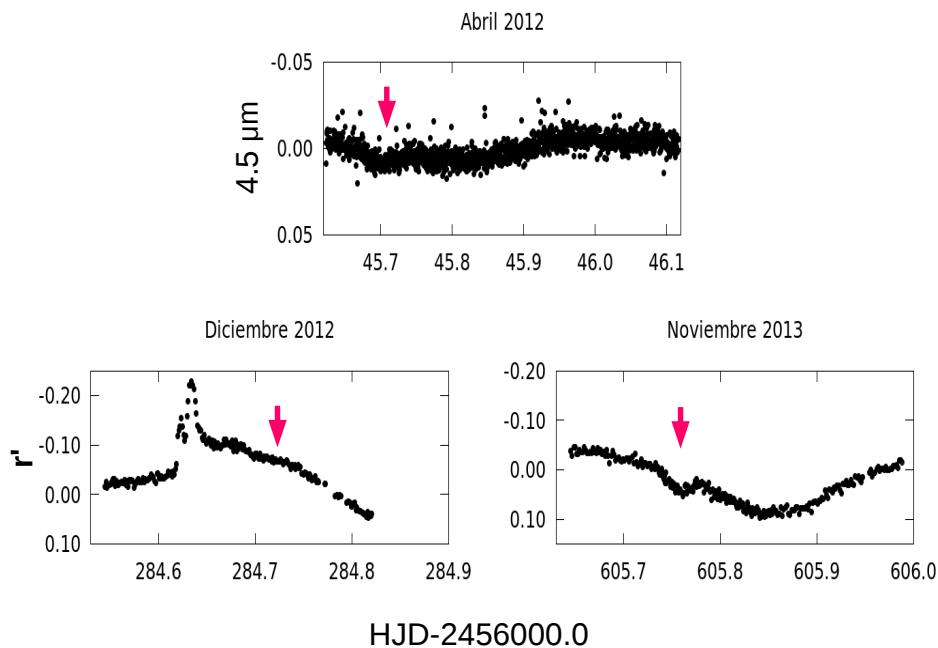


Figura 92: Curvas de luz en HJD para los datos de CVSO 30 reportados por [Ciardi et al. \(2015\)](#). Las flechas indican la posición del tránsito de acuerdo a la efemérides de [van Eyken et al. \(2012\)](#).

En las Figuras 93, 94 y 95 se muestran las curvas de luz en HJD de los datos obtenidos por el Proyecto *Palomar Transient Factory* (PTF) reportados por [van Eyken et al. \(2012\)](#), tomados de la página web del *Zwicky Transient Facility* (ZTF)<sup>1</sup>. De estos datos se obtuvo un período de variabilidad de 0.4391 días, muy cercano, como era de esperar, al propuesto por [van Eyken et al. \(2012\)](#) de 0.448 días. Debido

<sup>1</sup> <https://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?projshort=PTFmission=irsa>

a la ambigüedad de las efemérides y al posible solapamiento entre los tránsitos y la/s mancha/s, no fue posible remover los tránsitos y analizar únicamente la variabilidad fotométrica intrínseca. Por este motivo las observaciones son mostradas en HJD y no en fase. Las flechas indican los sectores de las curvas donde están los tránsitos. No todos los paneles cubren el momento del evento.

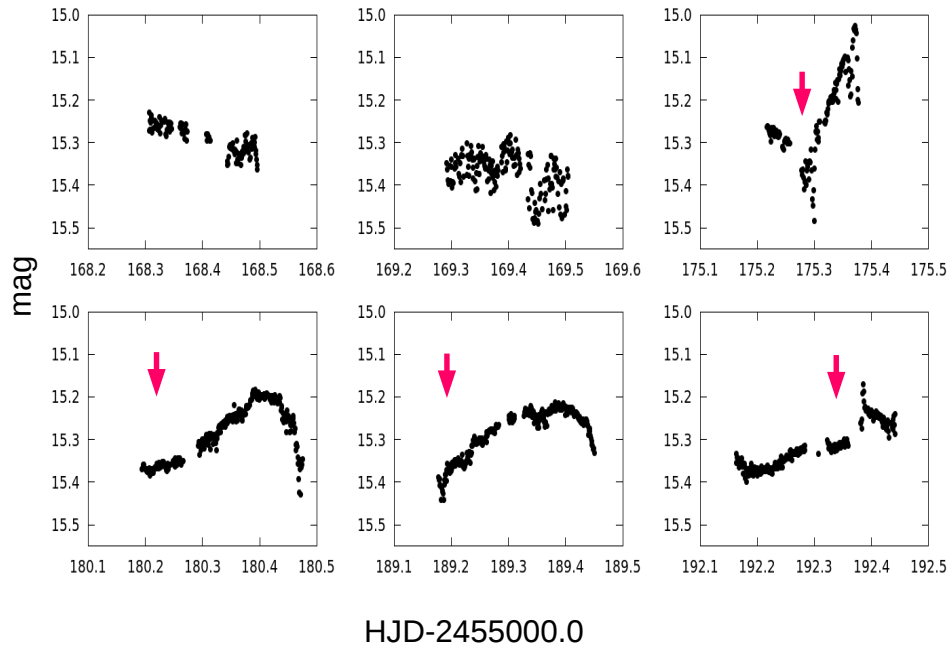


Figura 93: Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#) durante diciembre de 2009. Las flechas señalan la posición de los tránsitos.

De acuerdo a las dos efemérides propuestas ([van Eyken et al., 2012](#); [Raetz et al., 2016](#)), se planificaron y obtuvieron dos noches de observación en la EABA y seis en CASLEO. Todas las observaciones fueron obtenidas en el filtro *R*. En la Tabla 24 se listan las ocho noches y en las Figuras 96 y 97 se muestran las curvas en fracción de HJD. Se emplearon los códigos `VARTOOLS` y `PERIODO4` para buscar períodos en estos datos, determinándose un valor 0.31 días, muy similar al obtenido por [Koen \(2015b\)](#). Sin embargo, al no disponerse de un tiempo de tránsito ( $HJD_0$ ) claro, no resulta posible poner las observaciones en fase. Se observa en general que, al igual que en todos los trabajos previos sobre este objeto, las curvas son muy variables pero con diferentes perfiles, y las caídas en brillo no coinciden con las efemérides propuestas.

Cabe notar que la noche del 30 de noviembre de 2016 (panel derecho de la Figura 96) muestra, al inicio de las observaciones, una caída que coincide con la efemérides dada por ([Raetz et al., 2016](#)); sin embargo, no fue posible cubrir totalmente el ingreso al tránsito, cuyo inicio (caída en el brillo) está indicado con una flecha rosa. La noche del 22 de diciembre de 2016 (panel superior derecho de la Figura 97) muestra una caída que está en buen acuerdo con la efemérides de ([van Eyken et al., 2012](#)), entre 0.6 y 0.7 días (indicada con flecha); sin embargo, la misma se solapa con un mínimo de mayor duración probablemente resultado de

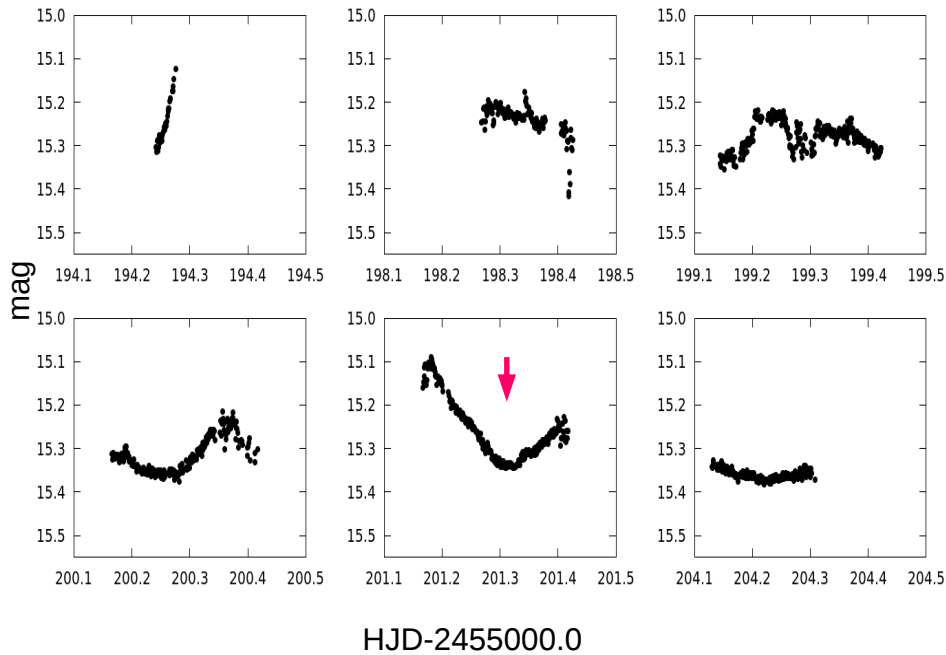


Figura 94: Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#) correspondientes a diciembre de 2009 (panel superior izquierdo) y enero de 2010 (el resto). Las flechas señalan la posición de los tránsitos.

la presencia de mancha/s fría/s por su forma cuasi-sinusoidal. En el panel inferior izquierdo de la Figura 97, correspondiente a la noche del 20 de noviembre de 2017, se indica con una flecha una caída con  $\Delta R \lesssim 0.03$ , compatible con la caída del tránsito reportado. Sin embargo, no coincide con el momento del tránsito en la noche y, además, es de menor duración. Tanto la forma como la duración podrían verse afectados por la presencia de manchas en la superficie estelar.

### 5.2.6 Nuevas estrellas T Tauri en Orión

En esta sección se presentan las curvas de luz para 18 estrellas jóvenes pertenecientes a la región de formación estelar de Orión seleccionadas del relevamiento

Tabla 24: Datos de CASLEO para el objeto CVSO 30

Noche	Telescopio	Número de observaciones	Figura
25/10/2016	EABA (1.5m)	119	96
30/11/2016	EABA (1.5m)	117	96
24/11/2016	JS (2.15m)	1289	97
22/12/2016	JS (2.15m)	377	97
16/11/2017	JS (2.15m)	243	97
20/11/2017	JS (2.15m)	274	97
12/12/2017	JS (2.15m)	115	97
17/12/2017	JS (2.15m)	292	97

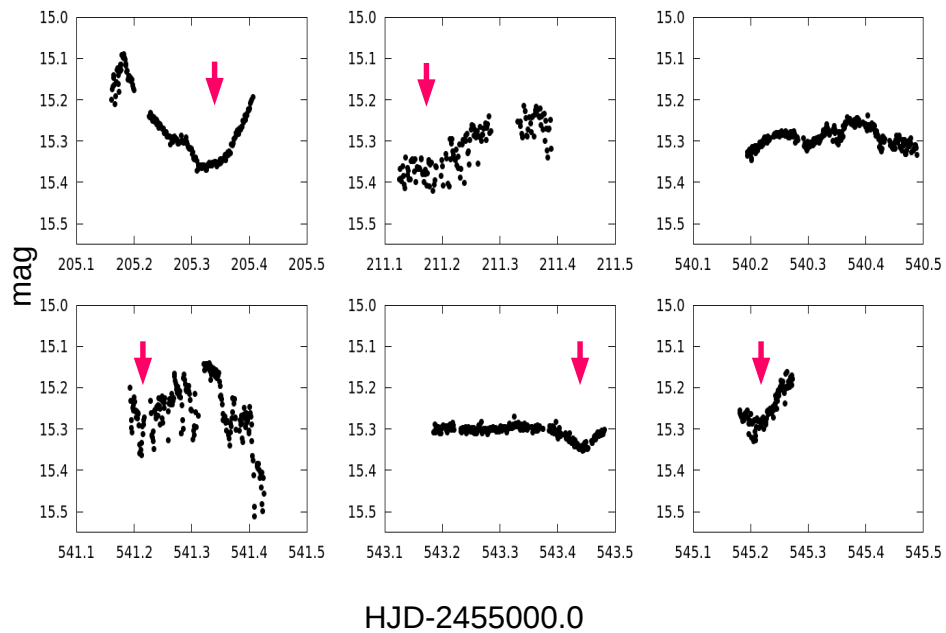


Figura 95: Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#), los dos paneles superiores de la izquierda corresponden a enero de 2010, los demás son de diciembre de 2010. Las flechas señalan la posición de los tránsitos.

*CIDA Variability Survey in Orión* (CVSO) realizado por [Briceño et al. \(2005, 2007, 2019\)](#). Más específicamente, las estrellas seleccionadas pertenecen a las asociaciones Orión OB 1a, 1b y al agregado estelar 25 Ori.

Orión OB 1a y 1b son dos de las cuatro principales sub-asociaciones estelares identificadas por ([Blaauw, 1964, 1991](#)) en base a la distribución de las estrellas OB en la región de Orion ([Warren & Hesser, 1977](#)). La sub-asociación Orion OB 1a se extiende hacia el Norte y el Este del Cinturón de Orión y abarca un área de  $\sim 13^\circ \times 8^\circ$  ( $\sim 74 \times 46$  pc, a la distancia de  $\sim 400$  pc). Orion OB 1b abarca una zona de  $4.6^\circ \times 2.5^\circ$  ( $\sim 35 \times 19$  pc) y comprende las tres conocidas estrellas del Cinturón:  $\delta$ ,  $\epsilon$  y  $\zeta$  Ori, además de la estrella  $\sigma$  Ori asociada al cúmulo joven del mismo nombre y parte de la nube molecular de Orion B ([Maddalena et al., 1986](#)), en la cual se encuentran varios proto-cúmulos muy conocidos: NGC 2023, NCG 2024, NGC 2068 y NGC 2071. 25 Ori es un grupo o agregado de estrellas de presecuencia principal localizado dentro de  $\sim 1^\circ$  de la posición de la estrella de tipo espectral B1 V, 25 Ori (HD 35439), en la asociación Orion OB 1b ([Briceño et al., 2007](#)).

Dado que algunas de estas estrellas son de reciente descubrimiento, se dispone de muy poca o escasa bibliografía sobre ellas. Las curvas de luz fueron obtenidas en CASLEO con el telescopio ASH2 y Jorge Sahade de 2.15 m, y con el telescopio de 1.54 m de EABA, particularmente para CVSO 63. En la Tabla 25 se presentan las observaciones de estos objetos realizadas en ambos observatorios. En la Figura 98 se muestra la región 1 de Orión observada con ASH2, con una cobertura de  $97.8' \times 65.2'$  (Ver 3.3): la mayoría de los objetos descritos en esta sección se encuentran

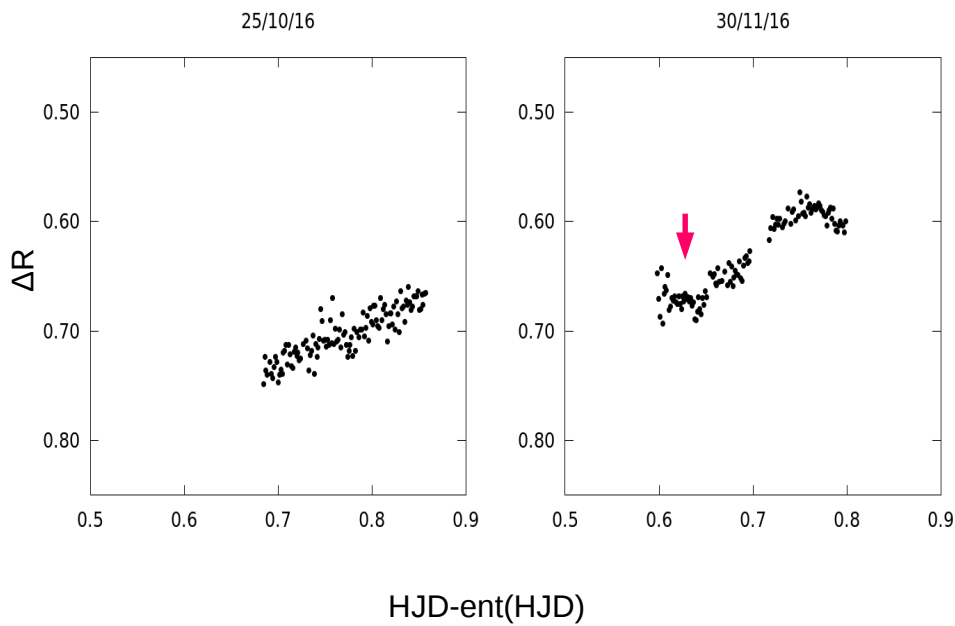


Figura 96: Curvas de luz en fracción de HJD para CVSO 30 con datos tomados en Bosque Alegre. Los mismos corresponden a la noche del 25/10/2016 de HJD= 2457687 (panel izquierdo) y a la noche del 30/11/2016 de HJD= 2457723. En el panel izquierdo el error es del orden de 0.014 mag y en el panel derecho de 0.008 mag. La flecha rosa indica un tránsito que coincide con la efemérides dada por (Raetz et al., 2016).

dentro de la misma. En esta figura se puede observar la ubicación de cada objeto, con excepción de CVSO 6 y CVSO 12, que están en la región 2, y CVSO 63, que no fue observado con ASH2. Por otro lado, CVSO 6 y 12 cuentan, además, con observaciones del telescopio Jorge Sahade en el filtro R. Cabe aclarar que, como CVSO 63 no fue observado con el ASH2, tiene observaciones con el telescopio de 2.15 m y con el de EABA en busca de una mayor cobertura para el análisis.

Se dispone, además, de datos del relevamiento Catalina (Drake et al., 2014). Estos datos fueron obtenidos en banda V en un rango temporal que cubre entre octubre de 2005 y septiembre de 2013, aproximadamente. Para alguna de estas estrellas (CVSO 220, CVSO 232, CVSO 777, CVSO 778) los datos de Catalina no resultaron de utilidad, principalmente por la cadencia de las observaciones y/o la precisión de las mismas, o bien porque se disponía de un número muy reducido de observaciones. Adicionalmente, todas estas estrellas, a excepción de CVSO 63, fueron recientemente observadas y reportadas como variables por Karim et al. (2016).

### CVSO 6

CVSO 6 está ubicada en la región de Orión en la sub-asociación OB 1a (Briceño et al., 2005). Esta estrella fue observada con el telescopio ASH2 en 2016 y 2017 y con el JS el 23 de diciembre de 2016 (ver Tabla 25). A partir de los datos del ASH2 se derivó un período de 5.58 días, en muy buen acuerdo con el obtenido por

Tabla 25: Datos de CASLEO y EABA para los objetos del relevamiento CVSO

Estrella	Noches	Telescopio	Número de observaciones	Figura
CVSO 6	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	656	99
	16-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	691	99
	23/12/2016	JS (2.15m)	388	100
CVSO 12	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	574	102
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	471	102
	18/11/2017	JS (2.15m)	398	103
	09/12/2017	JS (2.15m)	353	103
CVSO 28	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	612	105
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 38	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	622	107
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 39	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	621	109
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 44	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	625	111
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 46	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	626	113
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 63	17/11/2017	JS (2.15m)	449	114 (panel superior)
	18/12/2017	JS (2.15m)	233	
	19/12/2017	JS (2.15m)	475	
	13/11/2018	EABA (1.5m)	100	114 (panel inferior)
	14/11/2018	EABA (1.5m)	201	
	20/11/2018	EABA (1.5m)	169	
	21/11/2018	EABA (1.5m)	137	
	02/12/2018	EABA (1.5m)	192	
CVSO 220	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	624	115
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	638	
CVSO 232	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	626	116
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 516	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	617	118
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 614	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	622	120
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 629	02,03,05,22,26,28,30/12/2016	ASH2	549	122
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 659	22,25,26,30/12/2016	ASH2	417	124
	18,20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	632	
CVSO 744	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	623	126
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 777	02,03,22,25,26/12/2016	ASH2	624	127
	18-20,22/11 y 14,19/12/2017	ASH2	639	
CVSO 778	02,03,05,25,26,28,30/12/2016	ASH2	525	128
CVSO 871	02,03,05,22,25,26,28,30/12/2016	ASH2	594	130
	20,22/11/2017	ASH2	345	

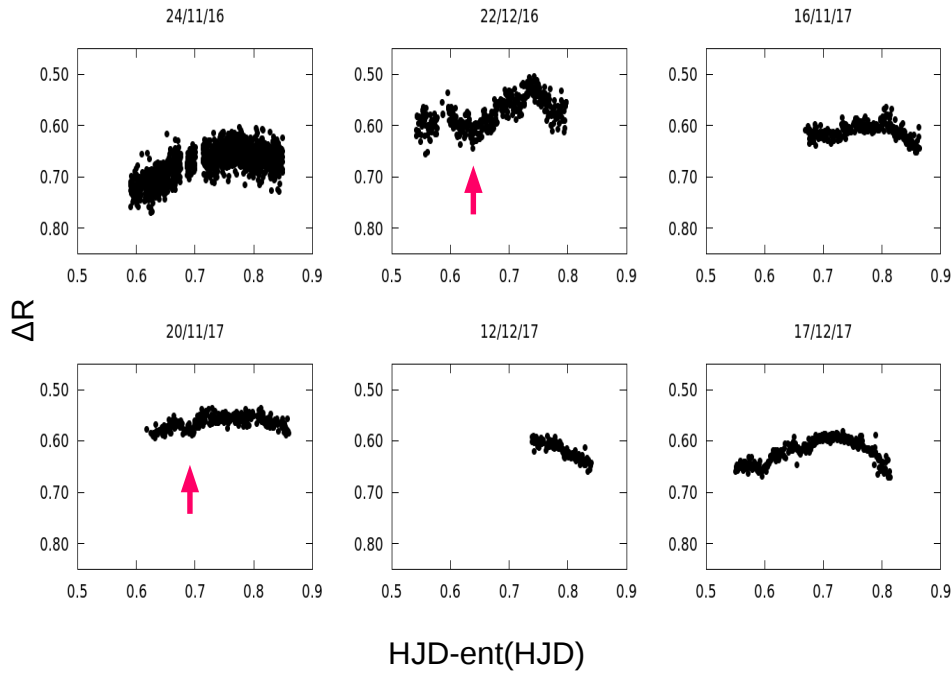


Figura 97: Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 30 con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD= 2457717 para 24/11/2016, HJD= 2457745 para 22/12/2016, HJD= 2458074 para 16/11/2017, HJD= 2458078 para 20/11/2017, HJD= 2458100 para 12/12/2017 y HJD= 2458105 para 17/12/2017. En la noche del 24/11/2016 el error es del orden de 0.030 mag, en el resto de las noches son del orden de 0.012 mag. En el panel superior del medio se muestra con una flecha una caída que está en buen acuerdo con la efemérides de (van Eyken et al., 2012).

Karim et al. (2016) de 5.62 días. La Figura 99 muestra estas observaciones puestas en fase con el período obtenido, las mismas muestran una variabilidad del orden de 0.15 magnitudes. Karim et al. (2016) detectan una variación de  $\sim 0.2$  en la banda V. Por último, en la Figura 100 se muestra la única noche (23 de diciembre de 2016) obtenida con el telescopio de 2.15 m CASLEO en el filtro R para este objeto (ver Tabla 25). La curva se muestra en fracción de HJD y no presenta mayores variaciones. Esto se debe a que el período de variabilidad de la estrella, como ya se mencionó, es superior a los 5 días, es decir, mayor al rango temporal cubierto por estos datos. Si bien este objeto puede encontrarse en el relevamiento Catalina, el cubrimiento temporal de estas observaciones, de no más de 3 días consecutivos de observación con sólo 4 puntos por noche, no resulta suficiente para un estudio de variabilidad adecuado.

### CVSO 12

CVSO 12 es una WTTS ubicada en la región de Orión en la sub-asociación OB 1a (Briceño et al., 2005). Drake et al. (2014), en base a los datos del relevamiento Catalina, clasifican a la curva de luz de esta estrella como de tipo W UMA con una amplitud en V de 0.07 magnitudes y un período  $\sim 1.45$  días. Adicionalmente en

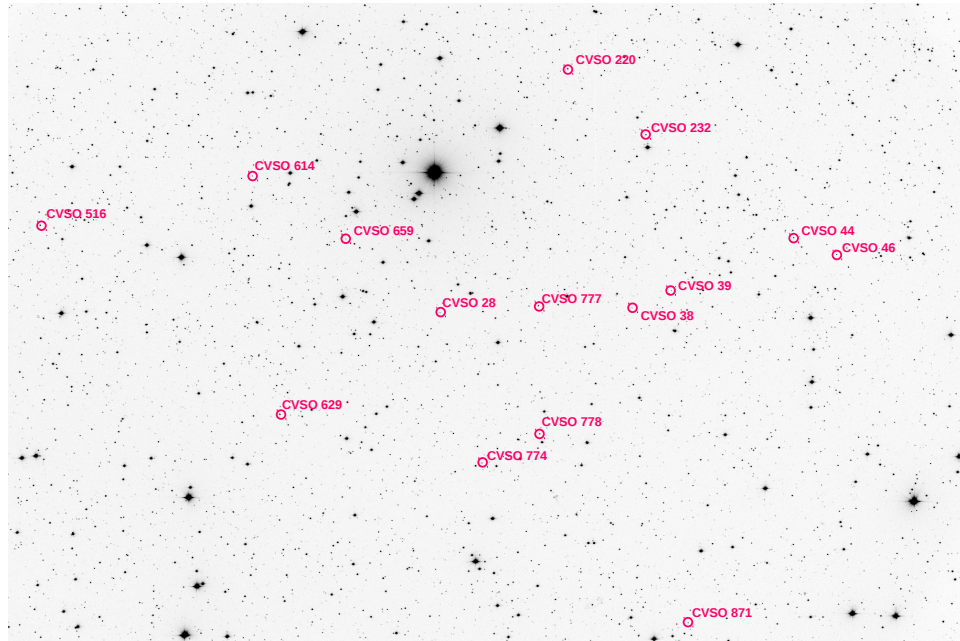


Figura 98: Región 1 de Orión observado con el telescopio ASH2. En color rosa se identifican la mayoría de las estrellas variables jóvenes de la región. El campo es de  $97.8' \times 65.2'$ . El Norte está hacia arriba, el Este hacia la derecha.

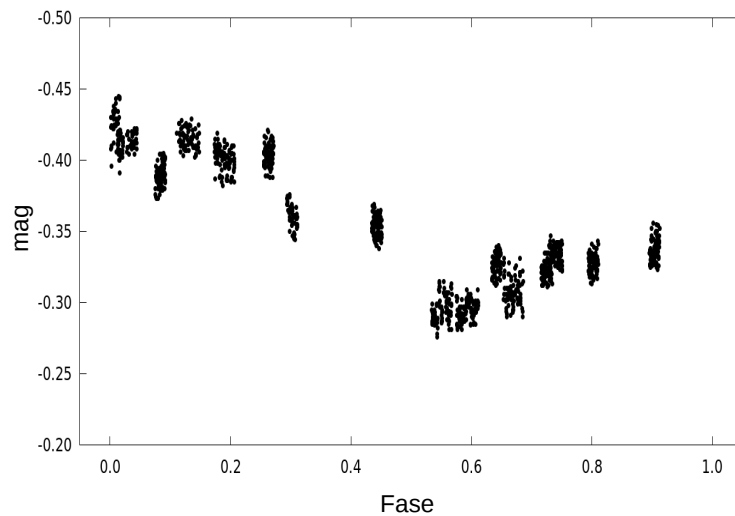


Figura 99: Curva de luz para CVSO 6 con datos obtenidos por el ASH2 desde CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con un período de 5.58 días. El error en cada punto es  $\sim 0.020$  mag.

[Karim et al. \(2016\)](#) detectan un período de variabilidad de 0.73 días consecuente con la mitad del obtenido por [Drake et al. \(2014\)](#).

Se utilizaron datos tomados del relevamiento Catalina y los obtenidos con el telescopio ASH2 de CASLEO. A partir de 271 observaciones extraídas de la base de datos del Catalina se determinó un período de 0.725 días y su doble de 1.45



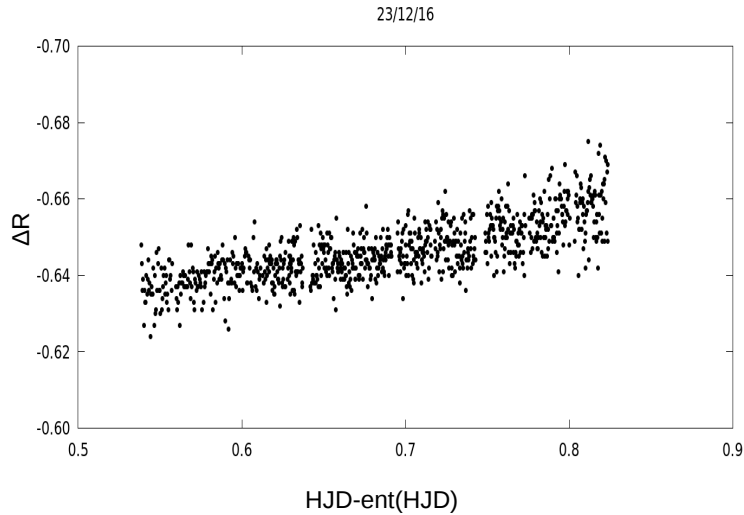


Figura 100: Curva de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 6 obtenida con datos tomados en CASLEO con el telescopio de 2.15 m. La noche corresponde a HJD de 2457746. El error en cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

días, consistentes con los propuestos en la literatura (Karim et al., 2016; Drake et al., 2014). Las curvas de luz en fase para ambos períodos se muestran en la Figura 101.

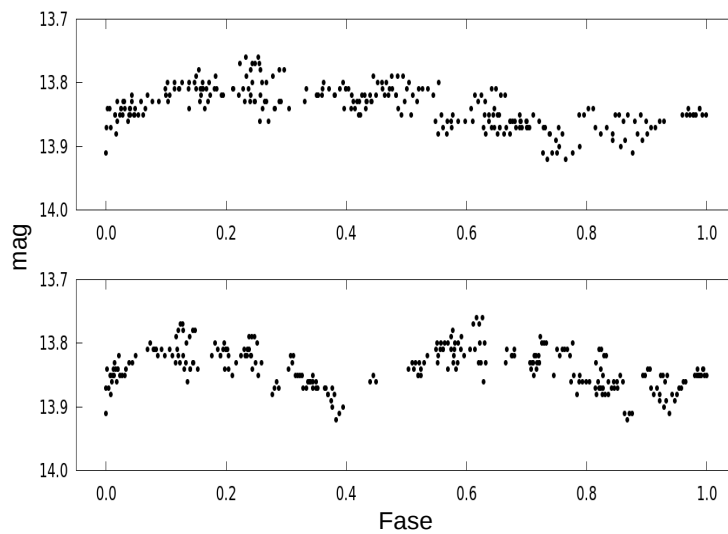


Figura 101: Curva de luz para CVSO 12 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta octubre de 2013 en banda  $V$ , puestos en fase con los dos períodos obtenidos: 0.725 días (panel superior) y 1.45 días (panel inferior).

En la Tabla 25 se detallan las noches con observaciones obtenidas en CASLEO para este objeto, tanto empleando el telescopio ASH2 como dos noches de 2017 observadas con el JS. Los períodos determinados de los datos del ASH2 resultan coincidentes con los del Catalina y con los de la literatura (Karim et al., 2016). Las

observaciones fueron puestas en fase empleando ambos períodos. En la Figura 102 se muestran estos datos en fase. Se estima una variación de  $\sim 0.15$  magnitudes.

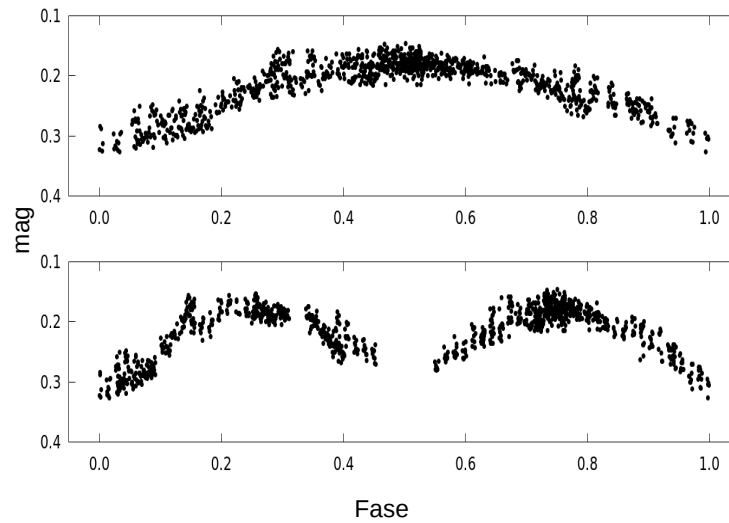


Figura 102: Curva de luz para CVSO 12 con datos obtenidos por el ASH2 desde CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos obtenidos, de 0.725 días (panel superior) y de 1.45 días (panel inferior). El error en cada punto es del orden de 0.016 mag.

Las curvas de luz correspondientes a las dos noches de 2017 observadas con el JS se muestran en la Figura 103, ambas en fracción de HJD. Se evidencian rasgos de variabilidad, en primer lugar la noche del 18 de noviembre muestra una atenuación de  $\sim 0.08$  mag durante  $\sim 3.6$  horas sin haberse detectado el final de la caída. En segundo lugar, y más interesante, es la noche del 9 de diciembre, ya que además de mostrar una sutil atenuación de brillo durante todo el período de observación, muy cerca de fracción de día 0.64, la curva presenta una brusca caída de  $\sim 0.11$  mag que dura unos 11 minutos. Este tipo de caída no se observó en datos anteriores.

### CVSO 28

De acuerdo a Briceño et al. (2005) CVSO 28, es una WTTS de tipo espectral M1 ubicada en la región de Orión en la sub-asociación OB 1a. En base a los datos del relevamiento Catalina, la estrella presenta una amplitud fotométrica en V de 0.18 magnitudes y un período  $\sim 0.97$  días (Drake et al., 2014). El período de variabilidad obtenido por Karim et al. (2016) es de 0.49 días que se corresponde con aproximadamente la mitad del obtenido por Drake et al. (2014). De 316 datos extraídos del Catalina se obtuvo un período de  $\sim 0.48$  días y su doble de 0.97 días, ambos coherentes con los propuestos en la literatura (Karim et al., 2016; Drake et al., 2014). Las curvas de luz en fase para ambos períodos se muestran en la Figura 104.

Particularmente para este objeto, de los datos obtenidos del ASH2 (ver Tabla 25) se derivaron dos períodos. El primer período es consistente con los mencionados de la literatura de 0.47 días, y el segundo es de 0.64 días. Estas observaciones fueron expresadas en fase para los dos períodos, las curvas resultantes se presentan en la Figura 105. La amplitud inferida de variabilidad es de 0.2 magnitudes.

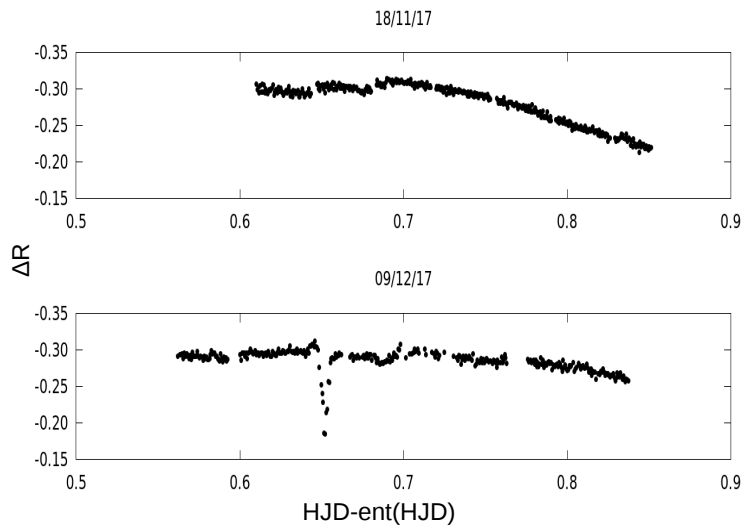


Figura 103: Curva de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 12 obtenida con datos tomados en CASLEO con el telescopio de 2.15 m. Las noches corresponden a  $HJD=2458076$  para el 18/11/2017 y a  $HJD=2458097$  para el 09/12/2017. En cada panel el error es del orden de 0.005 mag.

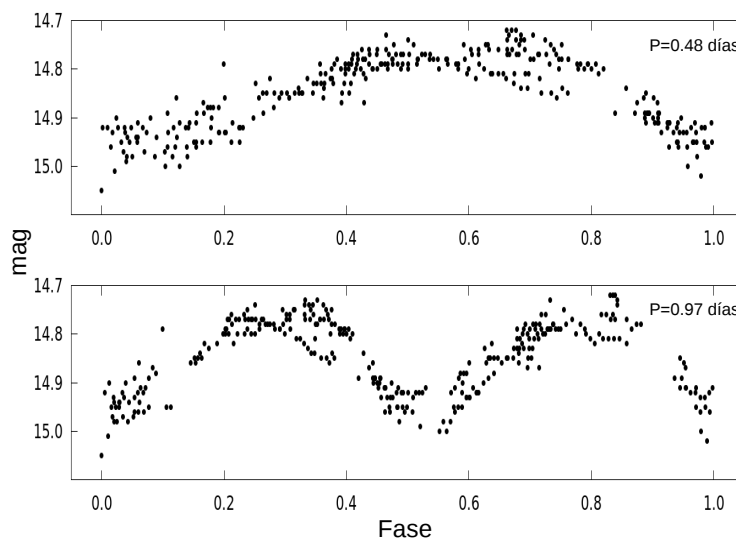


Figura 104: Curva de luz para CVSO 28 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con los dos periodos obtenidos, de 0.48 días (panel superior) y de 0.97 días (panel inferior).

### CVSO 38

CVSO 38 es una WTTS de tipo espectral M2 que pertenece a la región de 25 Ori. De acuerdo con [Drake et al. \(2014\)](#), presenta una amplitud de variabilidad de 0.17 magnitudes y un período de 1.15 días o su doble de 2.3 días. [Karim et al. \(2016\)](#) reportan una amplitud de  $\sim 0.3$  magnitudes y un período de 3.57 días en banda R.

A partir de 259 observaciones del Catalina se obtuvo un período de 2.76 días, cercano pero no idéntico al de 2.3 días propuesto por [Drake et al. \(2014\)](#). La curva

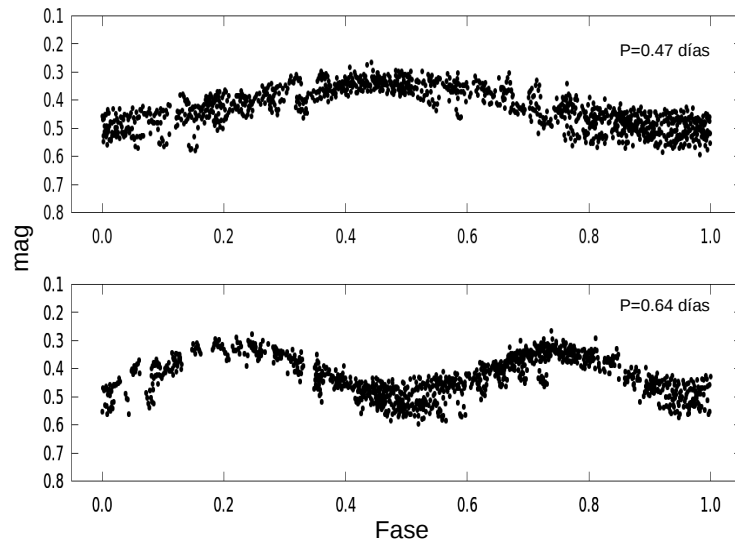


Figura 105: Curva de luz para CVSO 28 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 en CASLEO durante diciembre de 2016 y noviembre y diciembre de 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos obtenidos: 0.47 días (panel superior) y 0.64 días (panel inferior). El error en cada punto es del orden de 0.020 mag.

de luz en fase se muestra en la Figura 106. De las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se calculó un período consistente con el de [Karim et al. \(2016\)](#) de 3.57 días. La amplitud de la curva de  $\sim 0.25$  magnitudes también es similar a la reportada por estos autores. La Figura 107 muestran los datos del ASH2 puestos en fase.

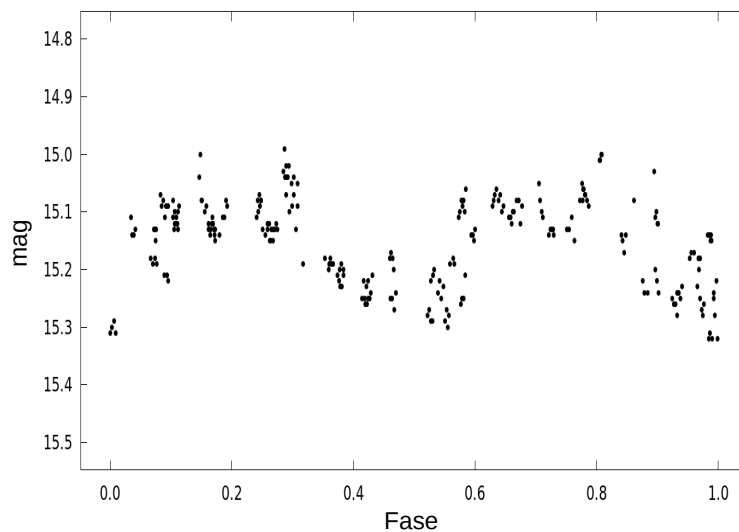


Figura 106: Curva de luz para CVSO 38 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con el período de 2.76 días.

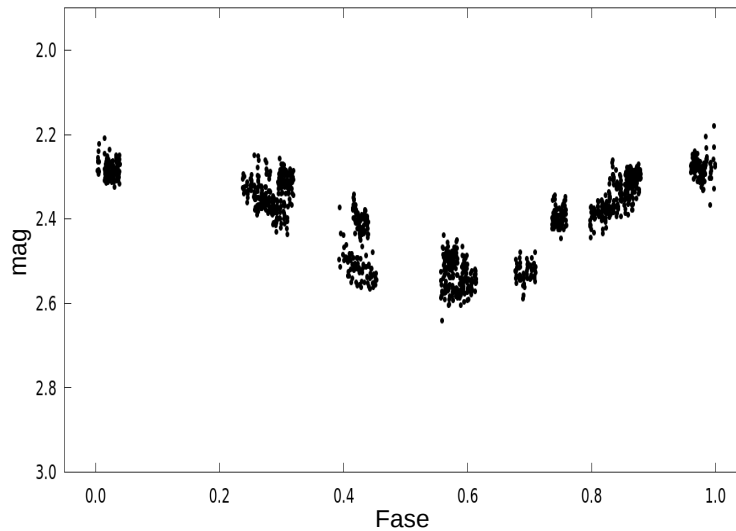


Figura 107: Curva de luz para CVSO 38 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 en CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con el período de 3.57 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag.

#### CVSO 39

La WTTS CVSO 39, de tipo espectral M2, pertenece a la sub-asociación Orion OB 1a (Briceño et al., 2005). Karim et al. (2016) reportan datos en la banda R para este objeto con una variabilidad de 0.2 magnitudes y un período de 0.62 días. Del catálogo Catalina se extrajeron 235 observaciones en banda V. Con estos datos se obtuvo para CVSO 39 un período de 0.61/0.62 días, igual al obtenido en banda R por Karim et al. (2016). La Figura 108 muestra la curva de luz de los datos del Catalina en fase.

El período resultante del análisis para las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 es similar a los anteriores, de  $\sim 0.62$  días. La correspondiente curva de luz en fase se muestra en la Figura 109. Notar que esta curva muestra un doble pico (en  $\sim$  fases 0.2 y 0.6, respectivamente) de diferente intensidad, los cuales escasamente se insinúan en los datos del Catalina (ver Figura 108).

#### CVSO 44

CVSO 44 es una WTTS de tipo espectral K6 ubicada en la sub-asociación de Orión OB 1a (Briceño et al., 2005). Esta estrella presenta excesos entre 22 y 24  $\mu\text{m}$  recientemente determinados por (Meng et al., 2017). Karim et al. (2016) analizan la variabilidad de esta estrella en tres bandas, V, R e I, de lo cual derivan tres períodos. Finalmente adoptan un período general de 2.55 días. De los datos extraídos del Catalina resultó idénticamente un período de 2.55 días. La curva de luz en fase se muestra en la Figura 110.

De las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se derivó un período de 2.57 días el cual es muy cercano al derivado anteriormente. La curva en fase resultante se muestra en la Figura 111, la cual muestra una amplitud de 0.15 magnitudes.

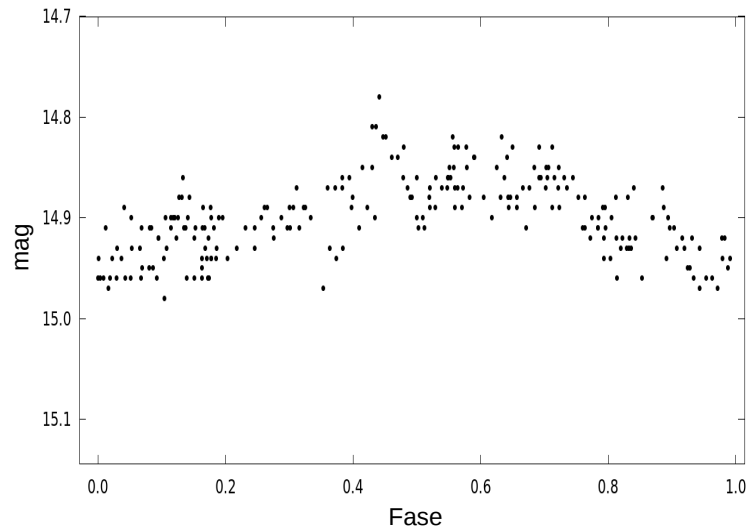


Figura 108: Curva de luz para CVSO 39 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con un período de 0.62 días.

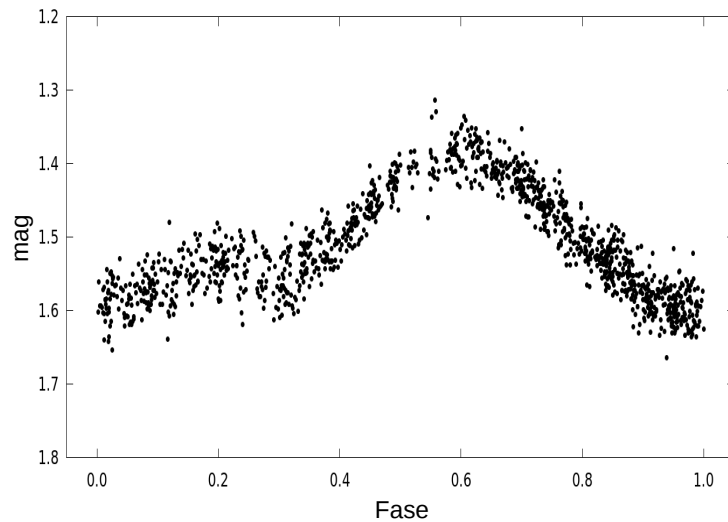


Figura 109: Curva de luz para CVSO 39 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con un período de 0.62 días. El error en cada punto es del orden de 0.020 mag.

### CVSO 46

CVSO 46 es una WTTS ubicada en las sub-asociación OB 1a de tipo espectral M0 (Briceño et al., 2005). Para este objeto Drake et al. (2014) proponen un período de 2.22 días (o su doble de 4.44 días) en la banda  $V$  y una amplitud de 0.19 magnitudes. Karim et al. (2016) determinan un período de 0.69 días y una amplitud de  $\sim 0.4$  magnitudes en la banda  $R$ .

De los datos tomados de Catalina (238 puntos en banda  $V$ ) se obtuvo un período de 2.22 días. La Figura 112 muestra la curva de luz en fase. Por otro lado, de las observaciones con ASH2 se obtuvo un período de 0.688 días, en concordancia con

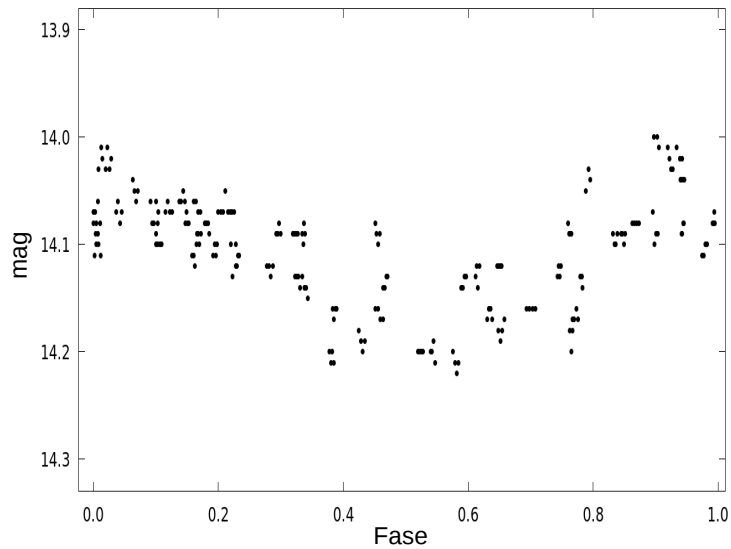


Figura 110: Curva de luz para CVSO 44 con 236 datos extraídos del Catalina, puestos en fase con un período de 2.55 días.

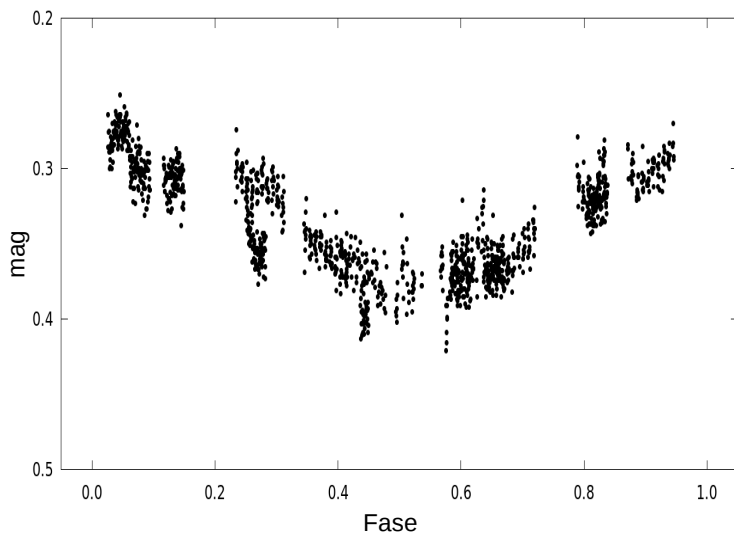


Figura 111: Curva de luz para CVSO 44 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 desde CASLEO puestos en fase con un período de 2.57 días. El error en cada punto es del orden de 0.011 mag.

el propuesto por [Karim et al. \(2016\)](#). La Figura 113 muestra la curva de luz en fase, la cual presenta una clara modulación cuasi-sinusoidal con una amplitud de  $\sim 0.6$  magnitudes.

### CVSO 63

CVSO 63 pertenece a la región de Orión OB 1b. Fue clasificada como una WTTS de tipo espectral K4 por [Briceño et al. \(2005\)](#). Este objeto fue observado por el relevamiento Catalina, aunque sólo se reportan 93 observaciones durante el período que va entre octubre de 2005 y octubre de 2012. Usando el algoritmo de detección

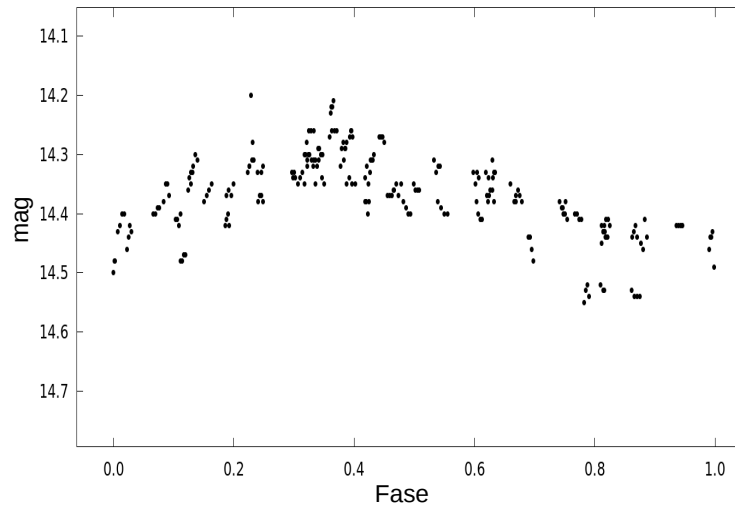


Figura 112: Curva de luz de CVSO 46 de los datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período de 2.22 días.

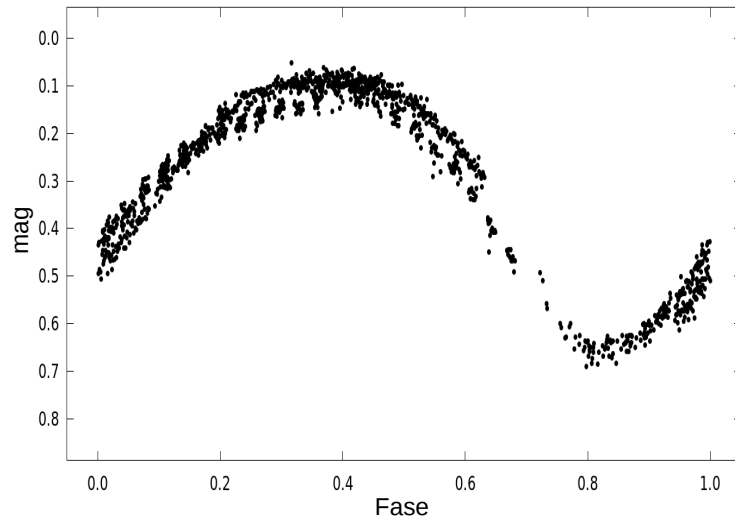


Figura 113: Curva de luz de CVSO 46 de los datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO puestos en fase con un período de 0.688 días. El error en cada punto es del orden de 0.016 mag.

de periodicidad disponible en la página web del relevamiento, para estas observaciones resulta un período de 1.101 días.

CVSO 63 fue observada en CASLEO con el telescopio JS en el filtro *R* durante tres noches en 2017, y con el telescopio de 1.5 m de EABA durante cinco noches en 2018. Las curvas resultantes de la fotometría diferencial se muestran en la Figura 114 en fase con un período de 0.79 días obtenido del análisis de las ocho noches. Se muestran, por separado, las curvas obtenidas con cada telescopio: en el panel superior de la figura está la curva de las noches de CASLEO con una amplitud  $\sim 0.18$ , mientras que en el panel inferior se grafica la curva correspondiente a las noches de la EABA, la que tiene una amplitud ligeramente menor  $\sim 0.16$ . Esta



diferencia podría deberse a las condiciones de la noche en que fueron obtenidas las últimas, que no fueron las mejores. Por otro lado, las curvas se muestran bien comportadas y presentan una suave modulación rotacional.

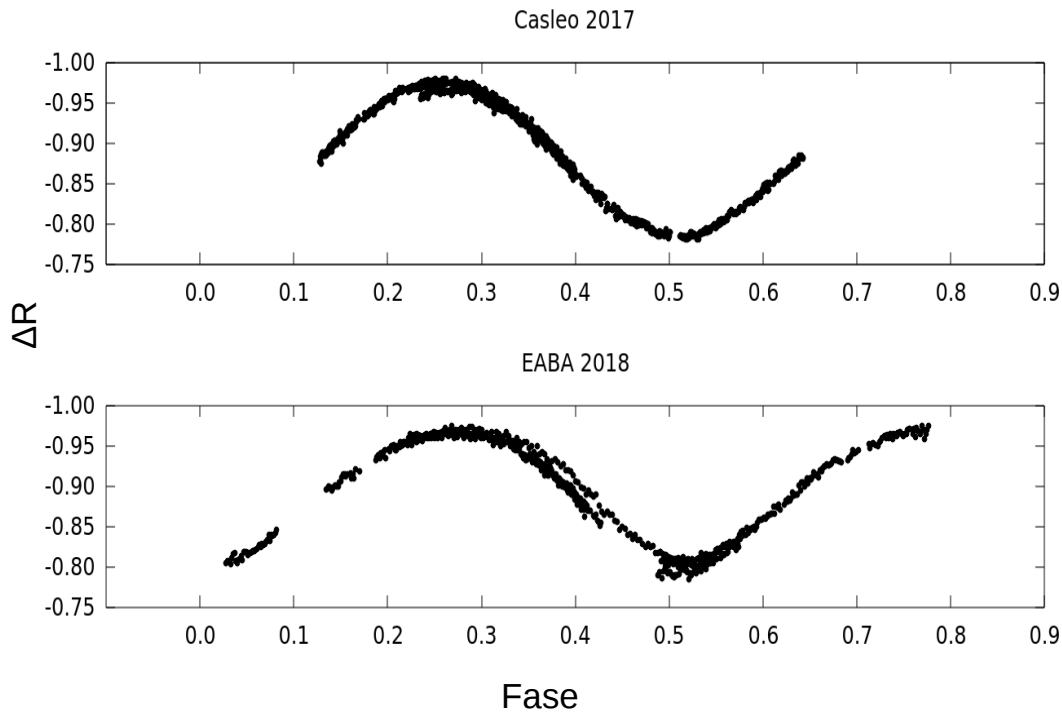


Figura 114: Curvas de luz de CVSO 63 con datos tomados en CASLEO en el panel superior y en la EABA en el panel inferior; los datos fueron puestos en fase de acuerdo al período obtenido de 0.79 días. Las noches corresponden a HJD=2458075 para 17/11/17, HJD=2458106 para 18/12/17 y HJD=2458107 para 19/12/17 para CASLEO. Mientras que las cinco noches de EABA corresponden a HJD=2458436 para el 13/11/18, a HJD=2458437 14/11/18, a HJD=2458443 para el 20/11/18, a HJD=2458444 para el 21/11/18 y a HJD=2458455 para el 02/12/18. En el panel superior el error es del orden de 0.008 mag, y en el panel inferior es de 0.007 mag.

### CVSO 220

CVSO 220 se encuentra en la región 25 Orionis y es una WTTS de tipo espectral K4 (Briceño et al., 2007). De los datos extraídos del Catalina y utilizando los dos métodos propuestos aquí no se logró obtener un período definido, probablemente debido al muestreo del relevamiento y a la fuerte dispersión que muestran los datos.

A partir de las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se infirió un período de variabilidad fotométrica de 2.34 días. Este valor se corresponde aproximadamente con la mitad del período de 4.77 días reportado por Karim et al. (2016). Por este motivo, los datos fueron puestos en fase utilizando el período obtenido (2.34 días) y su doble (4.68 días). Las correspondientes curvas de luz se muestran

en la Figura 115, las cuales tienen una amplitud de 0.15 magnitudes, coincidente con las curvas de [Karim et al. \(2016\)](#).

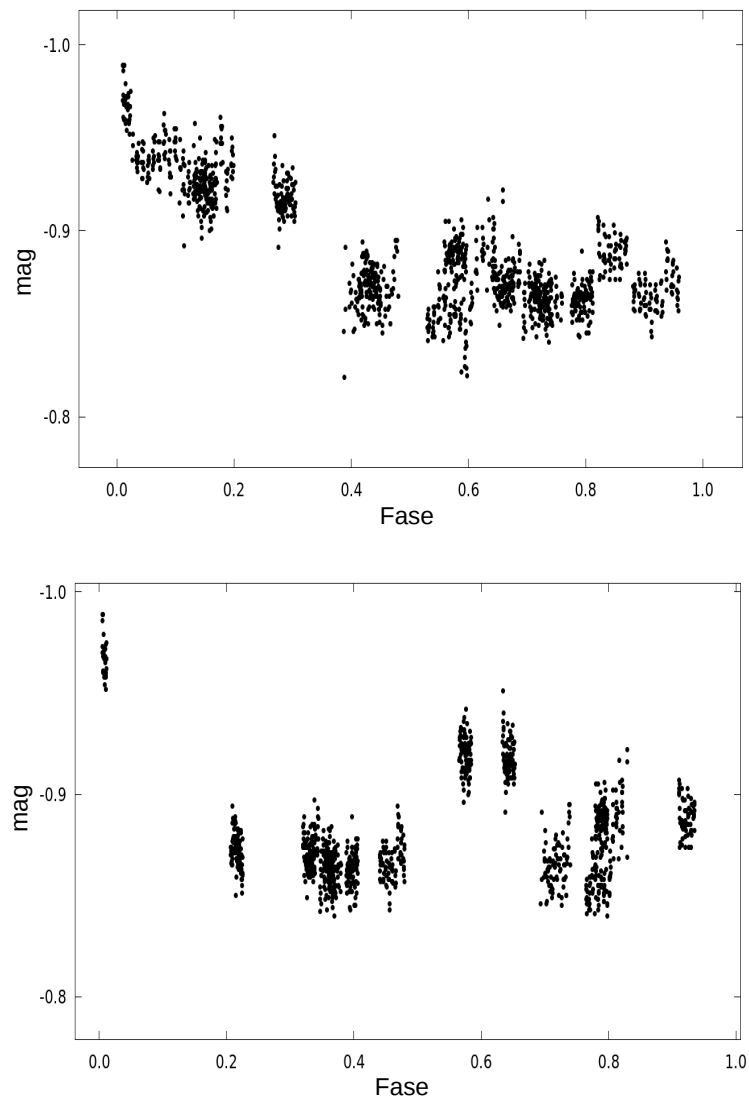


Figura 115: Curva de luz de CVSO 220 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 en CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos considerados, de 2.34 días (panel superior) y de 4.68 días (panel inferior). El error en cada panel es de  $\sim 0.015$  mag.

### CVSO 232

CVSO 232 es una estrella joven del tipo WTTS con un tipo espectral M2 ([Briceño et al., 2007](#)). A partir de los datos del Catalina no se obtuvo un resultado aceptable, posiblemente debido a la baja amplitud de variabilidad que muestran los datos en conjunto con un muestreo desfavorable. De los datos disponibles para este objeto obtenidos con el telescopio ASH2 para las noches de noviembre y diciembre de 2016 y 2017, se obtuvo un período de 2.4 días, que se corresponde bien con el determinado por [Karim et al. \(2016\)](#) de 2.27 días. La Figura 116 muestra la curva de luz en fase para un período de 2.4 días. Éstas muestran una amplitud de 0.1

magnitudes. Notar la presencia de dos máximos que no coinciden en amplitud en fases  $\sim 0.4$  y  $0.8$ , respectivamente.

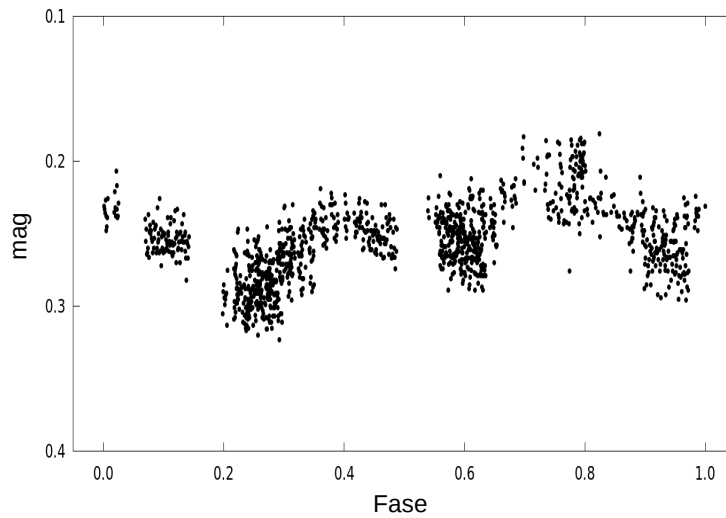


Figura 116: Curva de luz de CVSO 232 con datos obtenidos con el telescopio ASH2, puestas en fase para un período de 2.4 días. El error en cada punto es del orden de 0.011 mag.

#### CVSO 516

CVSO 516 es una WTTS perteneciente a la región de Orión OB 1a (Briceño et al., 2019). Para este objeto Karim et al. (2016) reportan un período de 3.33 días con una variación de 0.10 magnitudes, en buen acuerdo con el período determinado para los datos de Catalina, de 3.32 días. En la Figura 117 se muestra la curva de luz correspondiente a estos datos. De las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se derivó un período de 3.34 días y se observa una amplitud de  $< 0.10$  mag. La curva de luz puesta en fase se muestra en la Figura 118.

#### CVSO 614

CVSO 614 también es una WTTS que se localiza en la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019). Con los datos extraídos del Catalina se determinó un período de 1.23 días el cual coincide con el de Drake et al. (2014). Karim et al. (2016) derivan un período de 1.24 días. De los datos obtenidos con el telescopio ASH2 para este objeto se obtuvo un período de 1.24 días, idéntico al de Karim et al. (2016). Las curvas de luz, expresadas en fase, se muestran en la Figura 119 para los datos del Catalina y, en la Figura 120, para las observaciones del ASH2. En ambas puede notarse una modulación rotacional suave, principalmente en la Figura 120. Además, en la misma Figura 120, puede notarse una superposición de curvas con diferente amplitud, una de  $\sim 0.7$  magnitudes correspondiente a la época de 2016, y otra de 0.4 magnitudes de 2017.

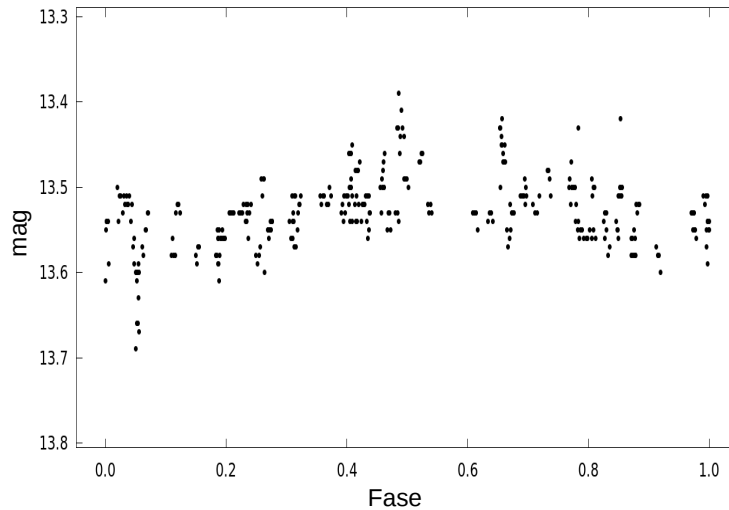


Figura 117: Curva de luz de CVSO 516 con datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período de 3.32 días.

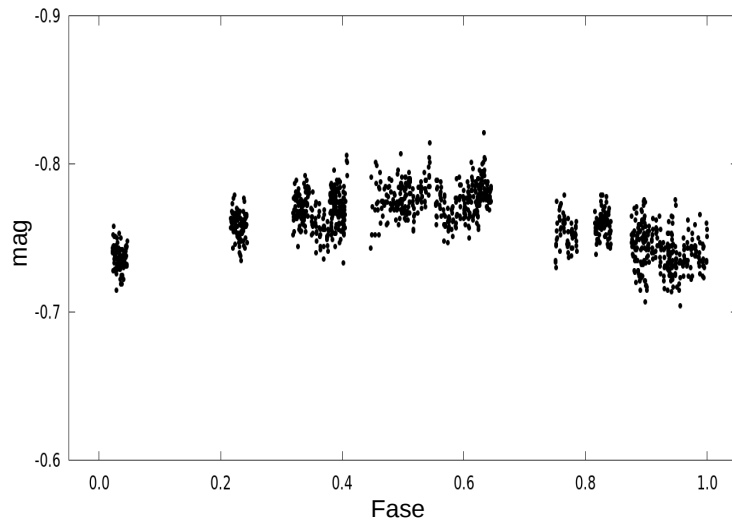


Figura 118: Curva de luz de CVSO 516 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 de CASLEO expresados en fase para un período 3.34 días. El error en cada punto es del orden de 0.012 mag.

### CVSO 629

CVSO 629 es un WTTS que se encuentra en la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019). Karim et al. (2016) reportan un período de variabilidad fotométrica de 5.41 días con una amplitud  $\sim 0.15$  magnitudes. De los datos del relevamiento Catalina para este objeto se derivó un período muy cercano de 5.40 días. La correspondiente curva de luz se muestra en la Figura 121. De las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se determinó un período de 5.43 días, muy similar a los anteriores. La curva de luz, en fase, correspondiente a los datos de 2016 y 2017 es muestra en la Figura 122. La amplitud de la variación es de  $\sim 0.2$  magnitudes.

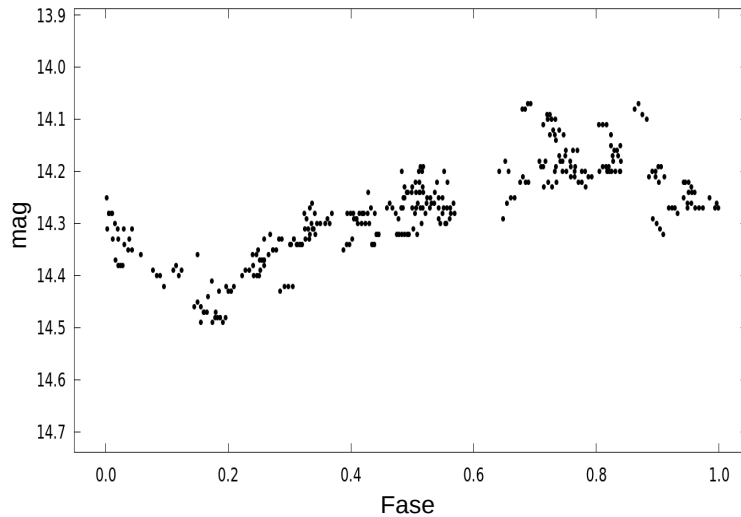


Figura 119: Curva de luz de CVSO 614 para los datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período 1.23 días.

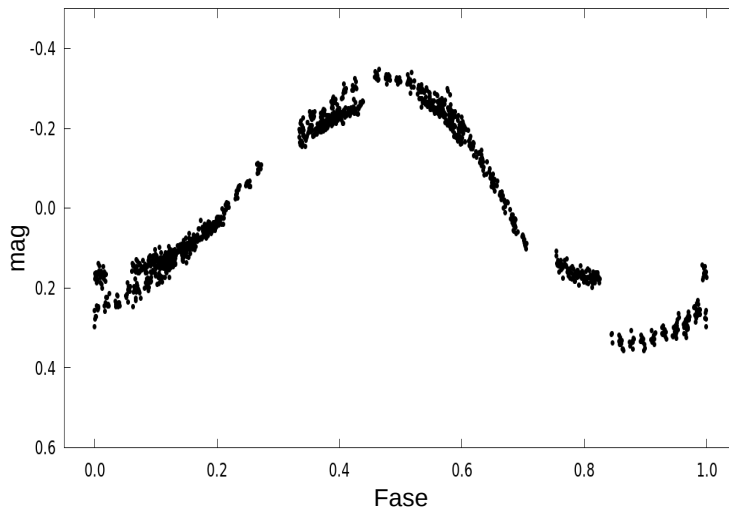


Figura 120: Curva de luz de CVSO 614 para las observaciones de ASH2, puestas en fase con un período de 1.24 días. El error en cada punto es del orden de 0.017 mag.

### CVSO 659

Esta estrella es una WTTS localizada en 25 Orionis (Briceño et al., 2019). Estudios respecto a la evidencia observacional de discos muestran que esta estrella no presenta excesos infrarrojos consistentes con la presencia de uno (Hernández et al., 2007a; Meng et al., 2017). Por otro lado muestra variabilidad fotométrica con un período de 1.85 días y una amplitud de  $\sim 0.2$  magnitudes (Karim et al., 2016). Este período es muy cercano al determinado con datos del Catalina (329 puntos) de 1.84 días, a pesar de que éstos muestran una amplitud inferior a 0.10 mag. La curva de luz correspondiente se muestra en la Figura 123. De las observaciones realizadas con el telescopio ASH2 se deriva un período de 2.86 días, que no coincide con los

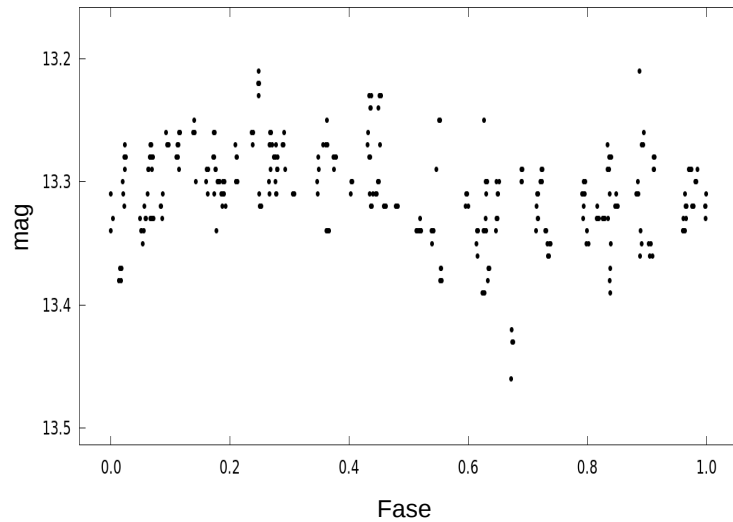


Figura 121: Curva de luz para CVSO 629 con datos extraídos del Catalina puestos en fase para un período de 5.40 días.

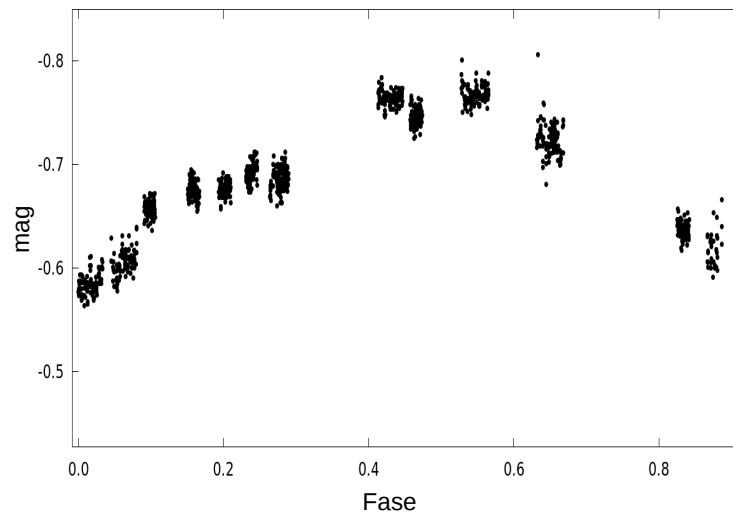


Figura 122: Curva de luz para CVSO 629 para las observaciones realizadas por el telescopio ASH2 en CASLEO, puestos en fase para un período de 5.43 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag.

reportados previamente. La curva de luz con los datos del ASH2, puesta en fase para un período de 2.86 días, se muestra en la Figura 124; aquí la amplitud es de 0.10 mag.

#### CVSO 744

CVSO 744 es otra WTTS de la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019). Karim et al. (2016) obtienen para esta estrella joven un período de 1.43 días. De los datos extraídos del Catalina (326 observaciones) resulta el mismo período. Lo mismo ocurre con el período obtenido a partir de los datos del telescopio ASH2. Las

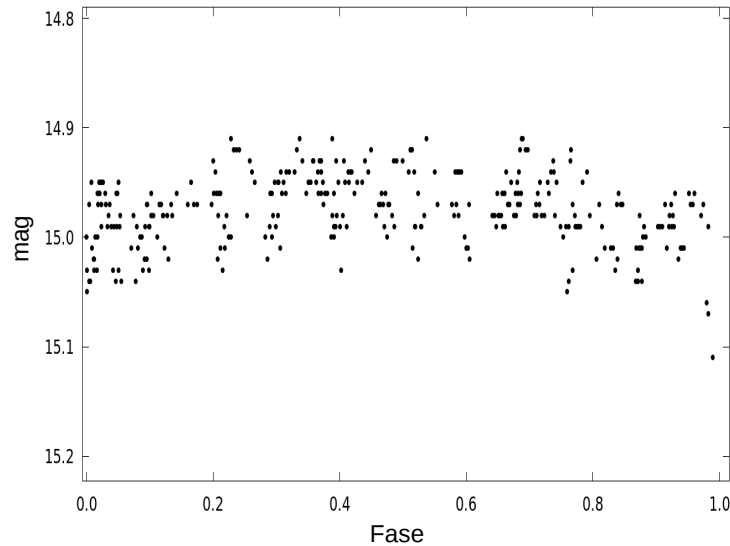


Figura 123: Curva de luz de CVSO 659 con datos tomados del Catalina y puestos en fase para un período de 1.84 días.

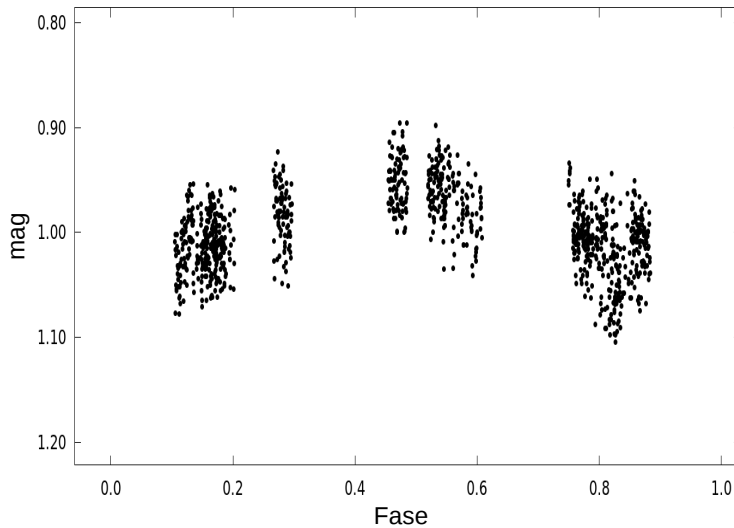


Figura 124: Curva de luz de CVSO 659 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 durante 2016 y 2017, puestos en fase para un período de 2.86 días. El error en cada punto es del orden de 0.020 mag.

respectivas curvas de luz en fase se presentan en las Figuras 125 y 126. Particularmente, en la curva de luz de la Figura 126 se observa una variación de  $\sim 0.2-0.3$ .

### CVSO 777

CVSO 777 es una WTTS de la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019), para la que Karim et al. (2016) reportan un período de 2.11 días. Para este objeto no fue factible determinar un período con los datos del Catalina debido a que presentan una dispersión del orden de la amplitud de variabilidad que se esperaba obtener,  $\sim 0.2$  magnitudes. Por otro lado, a partir de las observaciones realizadas con el

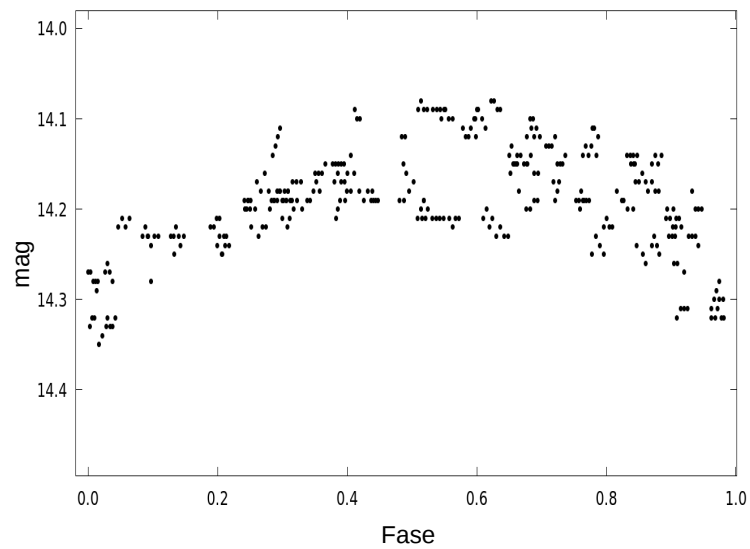


Figura 125: Curva de luz de CVSO 744 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase para un período de 1.43 días.

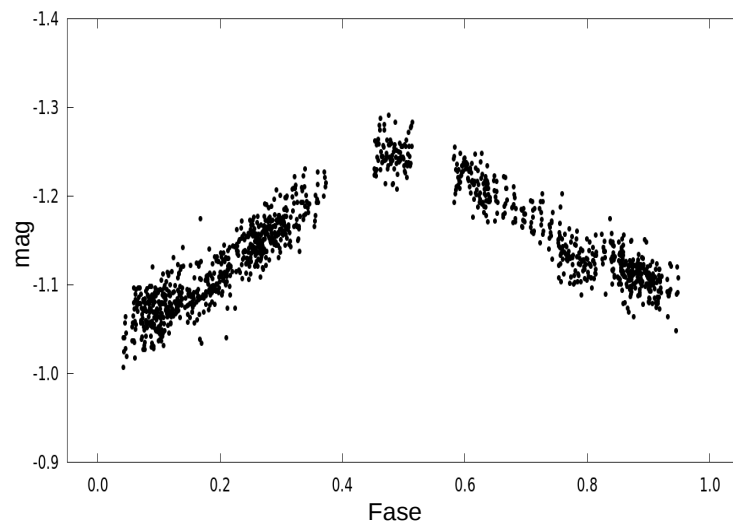


Figura 126: Curva de luz de CVSO 744 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO, puestos en fase para un período de 1.43 días. El error en cada punto es del orden de 0.025 mag.

telescopio ASH2 se obtuvo el mismo valor para el período que el propuesto por [Karim et al. \(2016\)](#). Al pasar las observaciones del ASH2 a fase se detectó una diferencia entre las curvas de ambas épocas. Por tal motivo se las muestra por separado, el panel superior de la Figura 127 corresponde a las noches de 2016, mientras que el panel inferior de la misma figura corresponde a las noches de 2017. Puede notarse que la curva de 2016 muestra un aumento en brillo más lento que en 2017. Además presentan diferentes amplitudes, siendo de  $\sim 0.2$  magnitudes para 2016 y de  $\sim 0.3$  magnitudes para 2017.



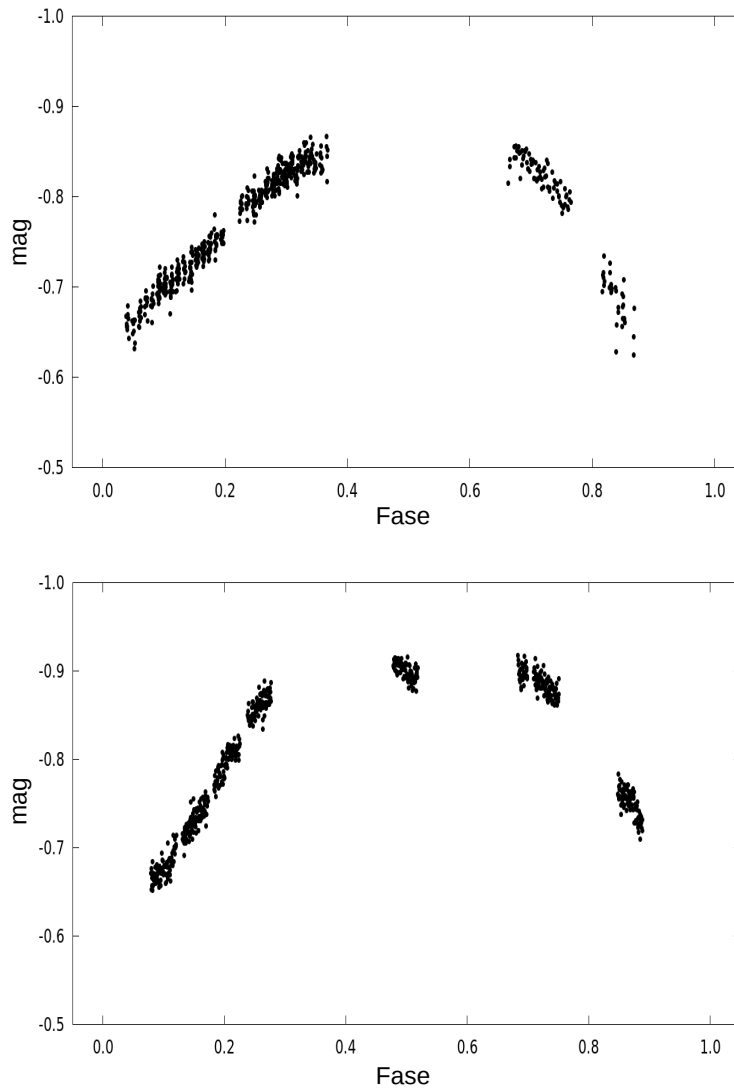


Figura 127: Curvas de luz de CVSO 777 con datos obtenidos por ASH2 desde CASLEO durante diciembre de 2016 (panel superior), y durante noviembre y diciembre de 2017 (panel inferior), ambas en fase con un período de 2.11 días. En cada panel el error en cada punto es del orden de 0.012 mag.

### CVSO 778

CVSO 778 también se encuentra en la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019). De este objeto tampoco se pudo determinar un período adecuado de los datos del Catalina, probablemente debido al muestreo, ya que el propuesto por el algoritmo en la web del propio relevamiento es de 401 días. Por otra parte, de las observaciones obtenidas con el telescopio ASH2 resulta un período de 4.52 días, el cual es bastante similar al determinado por Karim et al. (2016) de 4.50 días. La curva de luz en fase para el período de 4.52 días se muestra en la Figura 128; allí se observa también una variabilidad de 0.20 magnitudes.

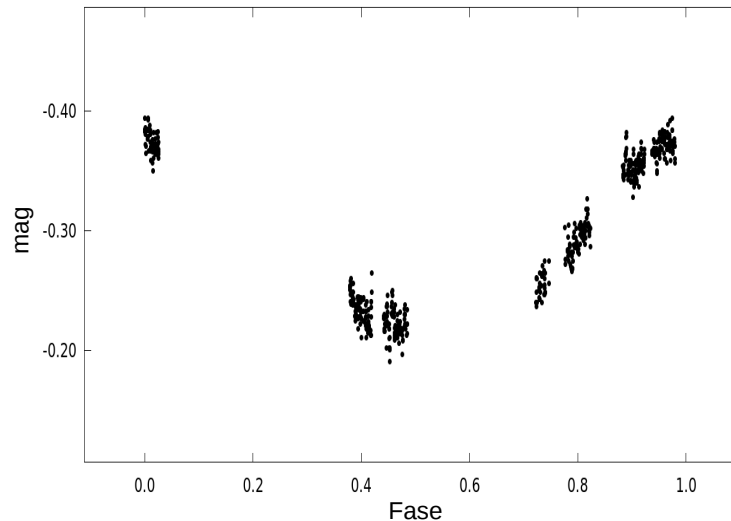


Figura 128: Curva de luz de CVSO 778 para los datos obtenidos con el telescopio ASH2 en CASLEO puestos en fase para un período 4.52 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag.

### CVSO 871

CVSO 871 es una WTTS perteneciente a la región de 25 Orionis (Briceño et al., 2019). Karim et al. (2016) determinan un período de variabilidad de 0.81 días. Este período es el mismo que el obtenido del análisis de los datos extraídos del Catalina, con 240 observaciones, así como también que el calculado para las observaciones con ASH2. La Figura 129 muestra la curva de luz de Catalina, y la Figura 130 las obtenidas con el telescopio ASH2. Todas las curvas de luz están en fase y muestran una modulación rotacional. En los datos del Catalina se observa una amplitud de 0.1 mag. Por otro lado las curvas del ASH2, separadas en 2016 (panel superior de la Figura 130) y en 2017 (panel inferior de la Figura 130) muestran dos mínimos. Particularmente el mínimo central varía en amplitud de  $\sim 0.07$  mag en 2016 a  $\sim 0.18$  mag en 2017.

### 5.3 RESUMEN

En este capítulo se realizó un estudio de periodicidad y variabilidad fotométrica de 23 estrellas T Tauri pertenecientes a las regiones de formación estelar australes  $\rho$  Ophiuchi, Lupus, Scorpius y Orión. Este estudio se realizó con datos de un monitoreo fotométrico llevado a cabo con los telescopios ASH2 Y JS de CASLEO, y con el telescopio de la Estación Astrofísica de Bosque Alegre, complementados con observaciones de los relevamientos Catalina y Super Wasp.

Para el análisis de periodicidad se utilizaron los programas VARTOOLS y PERIOD-04 (ver Apéndice B). Los períodos y amplitudes de cada curva de luz se presentan en la Tabla 26. Finalmente, se muestran las curvas de luz para cada objeto. En general los períodos obtenidos resultaron confiables, compatibles con los reportados en la literatura. Los valores derivados para estos van de unas horas a más de 30 días (0.3–35 días), mientras que las amplitudes que exhiben las curvas cubren un

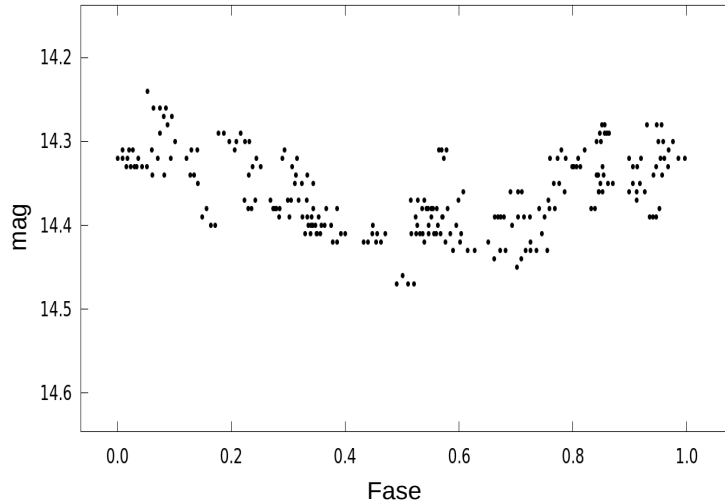


Figura 129: Curva de luz de CVSO 871 para los datos extraídos del Catalina, puestos en fase para un período de 0.807 días.

rango de 0.10 a 0.70 mag. La mayoría de los objetos analizados en este capítulo muestran patrones de modulaciones rotacionales compatibles con la presencia de manchas frías de características variables.

Dos de las estrellas observadas (CVSO 30 y K2-33) poseen tránsitos planetarios previamente reportados, por lo cual se programó la observación de los mismos de acuerdo a las efemérides publicadas. En el caso de CVSO 30 atribuimos la no detección del tránsito a la complejidad del sistema, el cual ya ha mostrado previamente períodos en los cuales la señal del tránsito desaparece de la curva de luz (ver Sección 5.2.5). En el caso de K2-33, la profundidad del tránsito (de sólo 0.00023 mag) quedaba fuera de la precisión alcanzable con nuestras observaciones. Sin embargo, el análisis realizado evidencia claramente la presencia del efecto de mancha el cual introduce una modulación suave en la curva de luz.

Otros casos interesantes son los de los objetos RXJ1608.6–3922 y CVSO 12, que muestran ciertos rasgos de variabilidad particular. En el caso de RXJ1608.6–3922, en la curva del 21 de abril de 2017 se muestra lo que podría ser un tránsito de alguna compañera (estelar o sub-estelar) superpuesta a la modulación de una posible mancha fría. En el caso de CVSO 12 se observa, en la curva del 9 de diciembre de 2017, una caída de brillo brusca y de forma triangular de aproximadamente 11 minutos, que resulta de interés ya que podría tratarse de un tipo de variabilidad llamada *dipper* (Ver Cap. 6). Una clasificación más exhaustiva de estas curvas se presentará en el Capítulo 6, donde se discutirán los procesos físicos que pueden producir estas variaciones.

Finalmente, cabe mencionar el hecho de que la mayoría de las curvas de luz analizadas en este capítulo (19 de 23) muestran variaciones suaves debidas a la presencia de mancha o manchas. Como se mostró en el Capítulo 4, éste no es el único tipo de variación observada en las T Tauri. Atribuimos la abundancia de manchas entre los objetos del presente capítulo a un efecto de selección de la muestra, ya que se eligieron T Tauri australes con indicios previos de variabilidad en la literatura. La variabilidad más estudiada y conocida de larga data de las

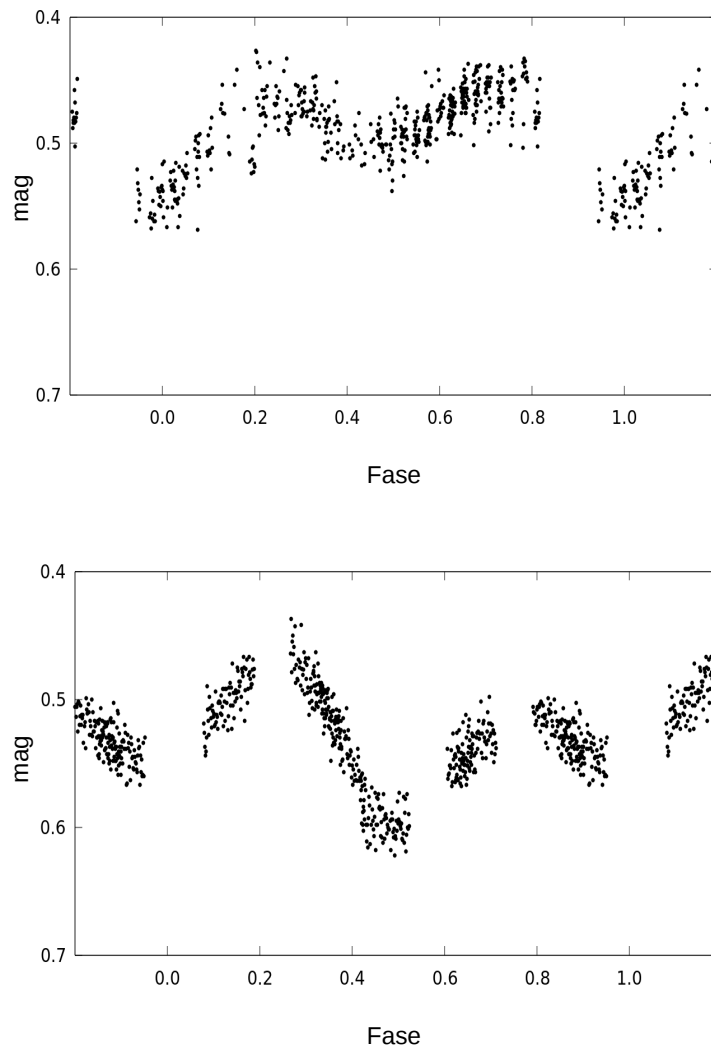


Figura 130: Curva de luz de CVSO 871 para datos obtenidos con el telescopio ASH2 durante 2016 (panel superior) y 2017 (panel inferior), puestos en fase para un período de 0.808 días. El error en cada punto es de  $\sim 0.015$  mag.

T Tauri es justamente la de las manchas (Bouvier & Bertout, 1989). Otros tipos de variabilidad (como las indicados en el Capítulo 4 y sobre las cuales se profundizará en el Capítulo 6) han sido reportados recientemente (Cody et al., 2014; Cody & Hillenbrand, 2018; Rebull et al., 2018) y han surgido como resultado del monitoreo fotométrico sistemático y uniforme de todas las T Tauri de una dada región de formación estelar, similar al presentado en el Capítulo 4.

Tabla 26: Estrellas variables jóvenes analizadas en el presente capítulo

Nombre	Periodo [día]	$\Delta mag$	Periodo literatura [día]	Referencias	Figura
ROXs 42B	1.6	$\leq 0.20$	-	-	81, 82, 83
ROXs 42C	35	0.25	-	-	84, 85, 86
RXJ1608.6-3922/V1094 Sco	3.5/7	0.20-0.50	-	-	87, 88, 89
K2-33/EPIC 205117205	6.3	0.04	5.4*, 6.29, 6.35, 6.2895	David et al. (2016); Mann et al. (2016b); Rebull et al. (2018)	91
CVSO 30/PTFO 8-8695	0.31-0.43	0.20	0.448, 0.5	Watson et al. (2006); Karim et al. (2016)	96, 97
CVSO 6	5.58	0.15	5.62	Karim et al. (2016)	99, 100
CVSO 12	0.72/1.45	0.15	0.7757, 1.4514, 0.73	Watson et al. (2006); Drake et al. (2014); Karim et al. (2016)	101, 102, 103
CVSO 28	0.47/0.64	0.20	0.4870, 0.9740, 0.49	Watson et al. (2006); Drake et al. (2014); Karim et al. (2016)	104, 105
CVSO 38	3.57	0.25	1.159, 3.57	Watson et al. (2006); Drake et al. (2014); Karim et al. (2016)	106, 107
CVSO 39	0.62	0.20	0.62	Karim et al. (2016)	108, 109
CVSO 44	2.57	0.15	2.55	Karim et al. (2016)	110, 111
CVSO 46	0.68	0.60	0.6884, 4.446, 0.69	Watson et al. (2006); Drake et al. (2014); Karim et al. (2016)	112, 113
CVSO 63	0.79	0.20	-	-	114
CVSO 220	2.34/4.68	0.15	4.77	Karim et al. (2016)	115
CVSO 232	2.4	0.10	2.27	Karim et al. (2016)	116
CVSO 516	3.34	$\lesssim 0.10$	3.33	Karim et al. (2016)	117, 118
CVSO 614	1.24	0.40-0.70	1.23975, 1.24	Watson et al. (2006); Drake et al. (2014); Karim et al. (2016)	119, 120
CVSO 629	5.43	0.20	5.41	Karim et al. (2016)	121, 122
CVSO 659	2.86	0.10	1.85	Karim et al. (2016)	123, 124
CVSO 744	1.43	0.20-0.30	1.43	Karim et al. (2016)	125, 126
CVSO 777	2.11	0.20-0.30	2.11	Watson et al. (2006); Karim et al. (2016)	127
CVSO 778	4.52	0.20	4.50	Karim et al. (2016)	128
CVSO 871	0.81	0.10	0.81	Karim et al. (2016)	129, 130

Nota: \*Periodo correspondiente al tránsito.



## ANÁLISIS DE VARIABILIDAD FOTOMÉTRICA EN ESTRELLAS JÓVENES: CAPÍTULOS 4 Y 5

---

### 6.1 INTRODUCCIÓN

En los capítulos 4 y 5 de esta Tesis se presentaron las curvas de luz de 52 estrellas T Tauri previamente conocidas, en diversas regiones de formación estelar australes, principalmente  $\rho$  Ophiuchi (Capítulo 4) y Orión (Capítulo 5), obtenidas a partir de observaciones desde la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA) y el Complejo Astronómico el Leoncito (CASLEO). Allí se puede apreciar la gran diversidad morfológica que presentan las curvas. El propósito principal de este capítulo es ahondar en las diferentes tipologías de variabilidad observadas, por medio del cotejo con información disponible en la literatura. En primer lugar, se sintetizan algunos tipos de curvas de luz recientemente identificadas; luego se adopta un esquema de clasificación, y finalmente se clasifican las 52 curvas de luz. Como cierre se discuten las consecuencias que esta diversidad morfológica de las curvas puede tener para la búsqueda y detección de embriones planetarios mediante la técnica de tránsitos.

### 6.2 ANTECEDENTES

Numerosos trabajos recientes han identificado diversos tipos de morfologías en las curvas de luz ópticas de las estrellas T Tauri (ver, por ejemplo, [Cody & Hillenbrand 2018](#); [Rebull et al. 2018](#)). En las Figuras 131 y 132 se muestran algunas curvas de luz representativas. En las siguientes subsecciones se describen estos tipos de variabilidad teniendo en cuenta las interpretaciones físicas más aceptadas, presentes en la literatura.

#### 6.2.1 *Dippers*

La palabra *dipper* en inglés significa "cucharón", y hace referencia a una caída muy profunda en el brillo estelar. También suelen utilizarse los términos *fader* (que se apaga, desvanece o extingue, o bien que empalidece), o *UX Orionis-like*, es decir con variaciones similares a las de las estrellas tipo UX Orionis<sup>1</sup> ([Rodríguez et al., 2017](#); [Osborn et al., 2017](#)).

Los *dippers* se manifiestan como disminuciones de brillo óptico de gran amplitud en intervalos de tiempo relativamente cortos (0.5–2 días). Por lo general, estos eventos son muy profundos, entre un 10% y 60% en flujo, y muestran una forma triangular que cubre menos de 0.15 en fase ([Rodríguez et al., 2017](#); [Stauffer et al.,](#)

---

<sup>1</sup> Históricamente el fenómeno de las estrellas UX Orionis ha sido definido para las estrellas de tipo Herbig Ae/Be, es decir estrellas jóvenes de masa intermedia. Actualmente se lo extiende a las T Tauri ([Waters & Waelkens, 1998](#)).

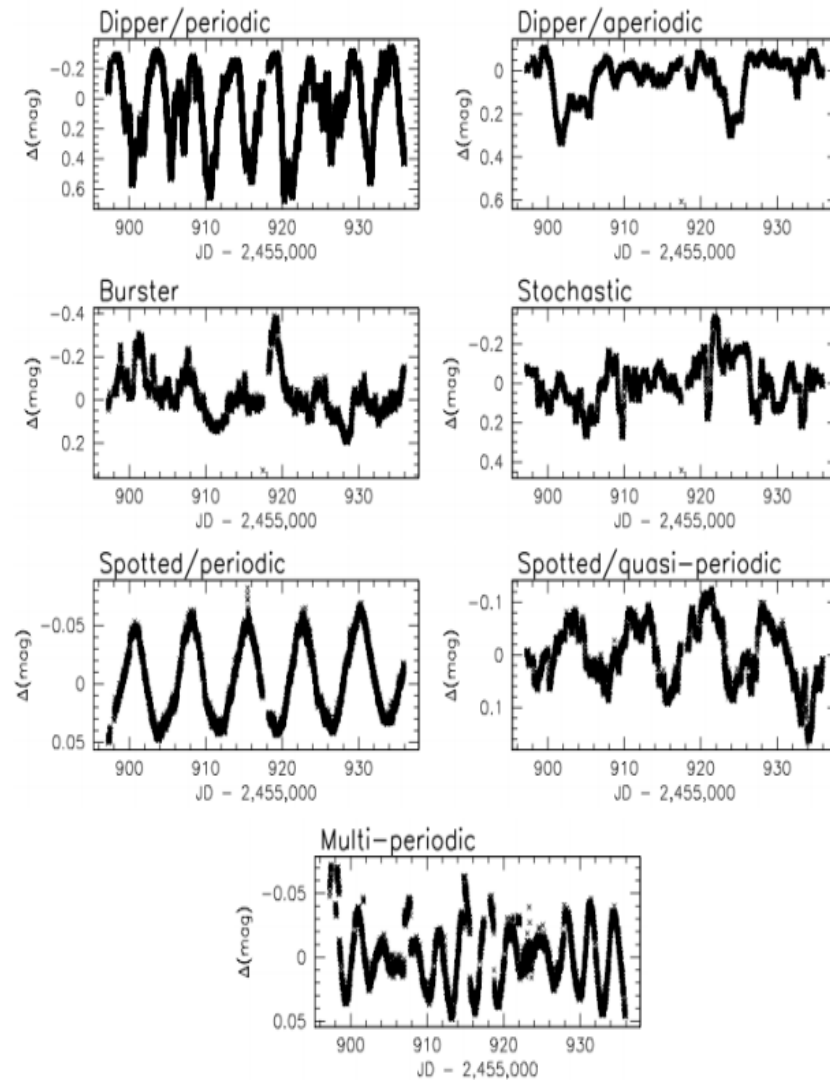


Figura 131: Figura tomada de [Venuti et al. \(2017\)](#). En la fila de arriba se muestran dos curvas de *dippers*, a la izquierda uno periódico y a la derecha uno aperiódico. La segunda fila muestra dos curvas de luz que se corresponden con un *burster* en el panel de la izquierda, y una curva estocástica en el panel de la derecha. En la tercera fila se presentan curvas causadas por manchas: la de la izquierda es periódica, y la de la derecha casi-periódica. En la última fila se representa una curva de variabilidad multiperiódica.

[2017](#)). Fuera de ellos, las curvas tienen formas casi planas o pueden mostrar modulaciones sinusoidales consistentes con la presencia de manchas frías en la fotosfera de la estrella.

Las variaciones de tipo *dipper* pueden ser periódicas, casi-periódicas o aperiódicas, e incluso pueden mostrar cambios en la forma de la caída de flujo y en su profundidad. En la fila superior de la Figura 131 se muestran dos curvas de *dippers*: el panel de la izquierda muestra un *dipper* periódico, y el de la derecha uno aperiódico (figuras tomadas de [Venuti et al. \(2017\)](#)). Los *dippers* periódicos se repiten con un período similar al período de rotación estelar ( $P_{\text{dip}}=P_{\text{rot}}$ ), sin



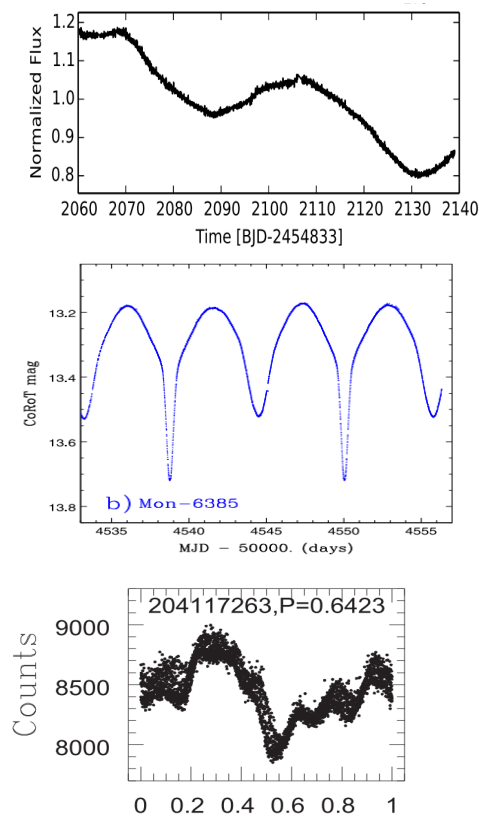


Figura 132: *Panel superior*: curva de luz variable de largo período de [Cody & Hillenbrand \(2018\)](#). *Panel del medio*: curva de luz de una binaria eclipsante tomada de [Stauffer et al. \(2015\)](#). *Panel Inferior*: curva de luz de una variable de tipo *scallop-shell* de [Stauffer et al. \(2018\)](#).

modificar su forma y profundidad. Las variaciones de tipo *dipper* cuasi-periódicas son aquellas que aparecen a intervalos periódicos pero con formas y profundidades variables, en tanto que las aperiódicas aparecen estocásticamente y varían en forma y profundidad. Las estrellas T Tauri que muestran curvas con el fenómeno de *dipper* poseen evidencias de la presencia de discos circunestelares no muy masivos con excesos IR débiles e indicios de tasas de acreción (ancho equivalente de la línea de  $H_{\alpha}$ ) más bien moderadas.

Las variaciones de tipo *dipper* han sido atribuidas principalmente a la presencia de extinción variable por material circunestelar a lo largo de la línea de visión. Esta extinción variable puede ser producida por la parte interna del disco con deformaciones, o por la existencia de grumos de material en un disco de canto que ocultan parte de la estrella<sup>2</sup> ([Bouvier et al., 1999](#); [Terquem & Papaloizou, 2000](#)). Representaciones esquemáticas de estos tipos de configuraciones se puede ver en la Figura 133, en el panel superior puede observarse un disco deformado, mientras que en el panel inferior se observa un disco con la presencia de grumos de material (un proto-planeta) orbitando la estrella.

Las deformaciones en la parte interna del disco pueden originarse por la interacción del propio disco interno con la magnetósfera estelar (ver Figura 5 del Capítulo

<sup>2</sup> Si el material del disco interno está en co-rotación con la estrella se obtendría un *dipper* periódico.

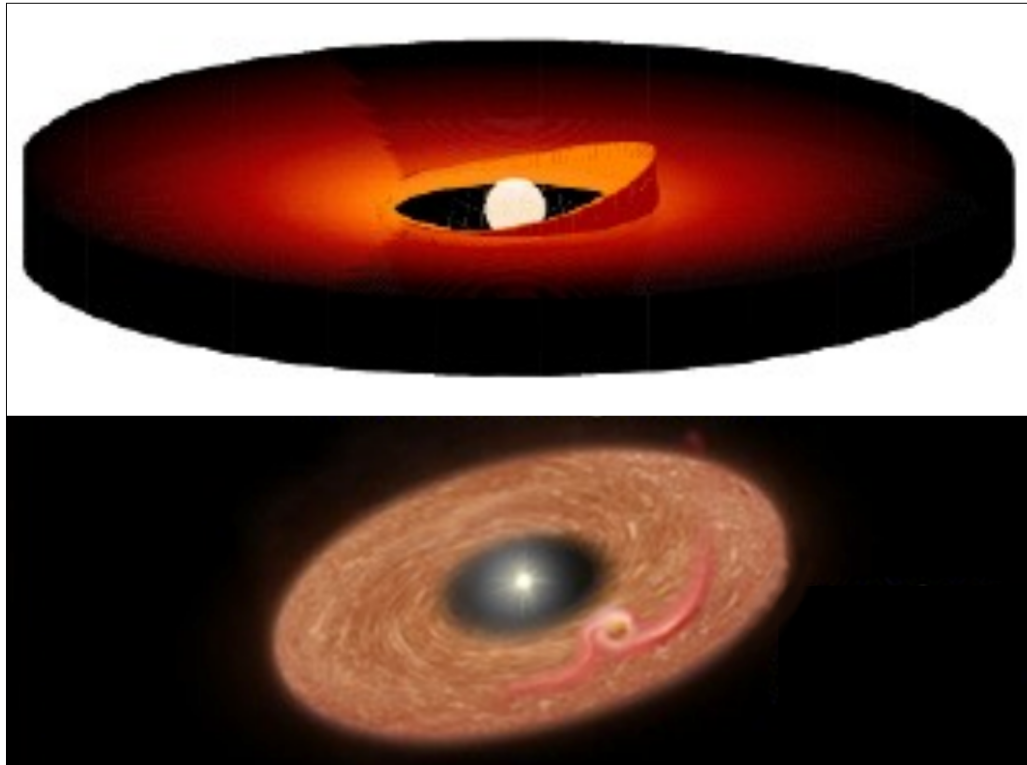


Figura 133: Esquema cualitativo del efecto de *dipper*. *Panel Superior*: disco interno deformado; crédito: Mario Giuseppe Guarcello - INAF Osservatorio Astronomico di Palermo. *Panel Inferior*: proto-planeta (o grumo) formándose en el disco; crédito: A. Feild - NASA/ESA.

1) generando cambios en la escala de altura del disco (Terquem & Papaloizou, 2000; Cody et al., 2014; Ansdell et al., 2016; Rodriguez et al., 2017; Rebull et al., 2018). En otros casos las variaciones de tipo *dipper* también podrían originarse en la existencia de polvo en las columnas del flujo de acreción (Blinova et al., 2016; Bodman et al., 2017). Un esquema de esta hipótesis se muestra en la Figura 134.

Una variedad o sub-categoría de los *dippers* son los sistemas llamados *Disk-Eclipsing*, en los cuales la estrella en formación experimenta grandes eventos de atenuación fotométrica aperiódica por parte del material del disco, que podría contener estados avanzados de formación planetaria (grumos). Los eventos varían en profundidad y duración, y las escalas de tiempo son de días a meses. Si los desvanecimientos son causados por “estructuras” (grumos) en un disco geoméricamente delgado, entonces el disco tendría que verse casi de canto. Alternativamente, en el caso de una estrella de pre-secuencia principal rodeada por un disco circunstelar con inclinaciones menores a  $45^{\circ}$ – $68^{\circ}$ , la detección de variaciones de tipo *dipper* sugiere que el disco podría estar ensanchado en la parte interna y/o poseer deformaciones verticales significativas (Rodriguez et al., 2017).



Figura 134: Esquema del efecto de *dipper* producido por la existencia de polvo en las columnas de acreción del disco a la estrella central; crédito: Lynne A. Hillenbrand - California Institute of Technology.

### 6.2.2 *Bursters*

Los *bursters* (del verbo inglés *to burst*, “estallar repentina y violentamente”) son objetos que incrementan su brillo en forma súbita. En las curvas de luz, se manifiestan como eventos de repentino incremento en el flujo, con intervalos de entre 0.1 y 10 días, seguidos por caídas en escalas comparables, generando curvas de luz irregulares y caóticas, con amplitudes extremas desde 10% al 700%. Por lo general son estallidos con perfiles casi simétricos y con un comportamiento secuencial diverso. Pueden producirse en una serie de “ráfagas” o eventos de brillantamientos continuos, o bien pueden dar estallidos individuales en uno o dos episodios aislados, frecuentemente superpuestos a un comportamiento o modulación cuasi-periódica (Stauffer et al., 2014; Cody et al., 2017) que no es propia del *burster*, es decir, que no tiene el mismo origen que el estallido propiamente dicho. En la segunda fila, panel izquierdo de la Figura 131, se muestra una curva de luz de tipo *burster*, en la que se puede observar el comportamiento en ráfagas mencionado y el perfil casi simétrico de cada uno de ellos.

La forma caótica de las curvas y, en particular, los eventos de brillantamiento de las mismas, sugieren que podrían estar relacionados con la acreción de material del disco a la proto-estrella central. Los *bursters* son observados preferentemente en las CTTS, las cuales presentan grandes excesos UV y emisión de  $H_{\alpha}$  muy intensa (así como en otras líneas de Balmer, He I y Ca II en emisión) atribuidas a la acreción de

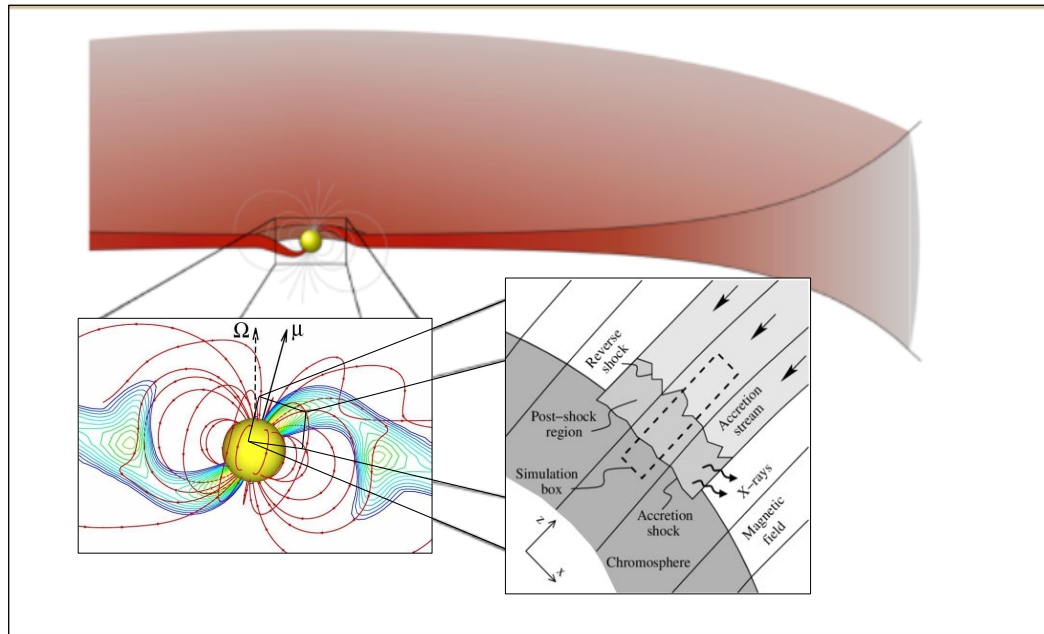


Figura 135: Esquema del efecto de *burster*. El panel superior muestra una estrella rodeada por el disco circunestelar, el campo magnético y las columnas de acreción magnética, a través de las cuales fluye material del disco a la estrella en formación. La ampliación en la parte inferior izquierda muestra, con mayor detalle, las mencionadas columnas de acreción. En el panel inferior derecho se esquematiza la zona de impacto de la columna de acreción sobre la atmósfera estelar, que da origen a una mancha caliente. Notar las dimensiones del disco (típicamente de cientos de unidades astronómicas) en relación a la región de las columnas de acreción (décimas de UA). Imagen de [de Sá et al. \(2014\)](#).

materia (ver Capítulo 1). En la Figura 135 se muestra un esquema de una estrella con columnas de acreción del material que proviene del disco. En su mayoría, los *bursters* son aperiódicos, lo cual se corresponde con el hecho de que la tasa de acreción, en general, no es constante. En cuanto a los *bursters* periódicos, se cree que su origen está en manchas calientes en la superficie estelar ligadas a las columnas de acreción que rotan con la estrella. Con el tiempo las manchas pueden cambiar su posición, produciendo, en definitiva, períodos más erráticos ([Blinova et al., 2016](#); [Rebull et al., 2018](#)).

A la inversa de lo que ocurre para los *dippers*, cuya detección está favorecida para inclinaciones de canto del disco, en el caso de los *bursters*, inclinaciones alejadas a la de canto ( $i = 15^\circ - 50^\circ$ ) favorecerían una visión directa de las columnas de acreción y, por lo tanto, de las regiones más calientes de impacto cerca de los polos estelares ([Cody et al., 2017](#)).

### 6.2.3 Estocásticas

Las curvas de luz estocásticas evidencian variaciones ópticas de flujo prominentes, como saltos hacia arriba o hacia abajo sin preferencia, e incluso, en muchos casos, parecen simétricas respecto de un nivel de flujo medio. En cuanto a la o las escalas temporales de variabilidad, éstas no presentan una marcada periodicidad. Una curva con este tipo de variabilidad puede observarse, a modo de ejemplo, en la Figura 131, cuyo panel derecho de la segunda fila muestra el tipo de comportamiento estocástico.

Este tipo de variabilidad óptica se observa tanto en las CTTS como en las WTTS. Se cree que esta morfología podría ser el resultado de la superposición de un efecto de acreción inestable o no constante (*bursters*) y de uno de extinción variable (*dippers*). En esta concepción, los aumentos de flujo se relacionan con eventos de acreción variable sobre la fotosfera que inducen la formación de manchas calientes transitorias. Las disminuciones se deben a los efectos de oscurecimiento por extinción variable.

En general, para las variaciones de tipo estocásticas la frecuencia de los eventos de acreción es mayor que para las variables de tipo *bursters*; sin embargo, las primeras son de menor amplitud que estos últimos. Por este motivo se las observa en estrellas con tasas de acreción moderadas (Stauffer et al., 2016; Cody & Hillenbrand, 2018). Por otro lado, la tasa de acreción para las variables de tipo estocásticas son similares a la de estrellas con curvas de luz de tipo *dippers*.

### 6.2.4 Variables de largo período

Estas variables presentan variaciones graduales de flujo en escalas de tiempo largos de más de 50 días, y típicamente de años a miles de años. Los cambios de amplitud son bastante notorios, de entre 0.08 a 0.6 magnitudes (Cody et al., 2014) y, en general, el flujo medio no permanece constante de una época a otra, disminuyendo o aumentando sistemáticamente (Parks et al., 2014). La Figura 132 muestra, en su panel superior, una curva de luz representativa de este tipo de variabilidad; en ella se observa cómo disminuye su flujo de forma gradual, pero con algunos saltos en los cuales el brillo se incrementa. Como se trata de variaciones de larga duración, se las asocia a eventos que ocurren en la parte externa del disco<sup>3</sup>.

### 6.2.5 Manchas

Las curvas de luz presentan modulaciones graduales del flujo con formas sinusoidales, que en general varían de acuerdo al período de rotación estelar. Estas variaciones son originadas por la presencia de manchas frías y/o calientes en la fotosfera estelar, y pueden ser estrictamente periódicas o cuasi-periódicas. Dos curvas de este estilo se muestran en la tercer fila de la Figura 131, hacia la izquierda se observa una curva periódica con forma sinusoidal, mientras que en el panel de

<sup>3</sup> Para un gradiente kepleriano de velocidades, las partes externas del disco rotan más lentamente y, por lo tanto, los períodos debidos a eventos como, por ejemplo, oscurecimiento por presencia de grumos de polvo, son más largos.

la derecha se muestra una cuasi-periódica donde la modulación se ve modificada o interrumpida por otros efectos de variabilidad.

Estas curvas de luz se observan tanto en WTTS como en CTTS, pero en las WTTS por lo general se producen por manchas frías en tanto que en las CTTS por ambos tipos de manchas (Bouvier & Bertout, 1989; Bouvier et al., 1995; Grankin, 1998; Lanza et al., 2016). De acuerdo a esto, es más probable que las CTTS presenten curvas de luz cuasi-periódicas, ya que en ellas coexisten diversos mecanismos, como por ejemplo efectos de acreción, y evolución temporal de manchas fotosféricas; provocando de esta forma, una sucesión de variaciones de más corta duración. Así la morfología de las curvas de luz puede mostrar cambios rápidos, donde la modulación por la mancha es interrumpida o superpuesta a eventos cíclicos o no de acreción de tipo *burster* (Cody & Hillenbrand, 2018; Venuti et al., 2017). Por otro lado, si la estrella presenta grumos en su disco, o polvo en las columnas de acreción podría también mostrar superposiciones con desvanecimientos por extinción variable.

Por el contrario, las variaciones en las WTTS son más simples causadas por la modulación rotacional de manchas frías estables y de larga duración, lo que lleva a una curva de luz estable en decenas o cientos de ciclos de rotación. Sin embargo en algunos casos, las curvas de luz de las WTTS pueden reflejar la migración de la mancha en escalas de tiempo de unos pocos períodos estelares y en este caso resultar en curvas de luz cuasi-periódicas (Venuti et al., 2017).

#### 6.2.6 Binarias eclipsantes

Las binarias eclipsantes presentan variaciones periódicas del flujo debidas a eclipses entre las componentes, que no pueden separarse visualmente. Puede tratarse de un sistema compuesto por dos estrellas o por una estrella y una componente subestelar (enana marrón o planeta). Las curvas de luz tienen dos mínimos, uno primario y otro secundario. Una curva de luz de una binaria eclipsante se muestra en el panel del medio de la Figura 132; allí se pueden apreciar los dos mínimos mencionados, siendo el primario el de mayor profundidad. El mínimo primario se produce cuando es ocultada la componente con mayor brillo, y al revés en el caso de mínimo secundario. Las profundidades y duración de los mínimos pueden ser diferentes, ya que dependen de la distancia entre las componentes y de sus radios y brillos relativos. Las amplitudes varían de décimas a milésimas de magnitud cuando se trata de dos estrellas, o de una estrella y un planeta respectivamente. Además, el plano de la órbita debe tener cierta inclinación óptima respecto de la visual para que se produzcan los eclipses, cercana a  $90^\circ$ . Si el sistema es separado, fuera de los eclipses la curva es plana, y si son más cercanos la forma cambia y se obtienen curvas más moduladas.

Este tipo de variabilidad se da tanto en CTTS como en WTTS. En algunas situaciones la forma de las curvas puede verse afectada por efectos de variabilidad propios de las estrellas T Tauri. Es decir, pueden tener discos individuales o circumbinarios, con lo cual pueden tener asociado cualquier tipo de variabilidad de las mencionadas en los apartados anteriores, como flujos de acreción que permitan observar efectos de tipo *bursters* y/o regiones internas deformadas cuya extinción variable generen efectos de *dippers* (Artymowicz & Lubow, 1996). Inclusive pue-

den tener efectos de manchas frías y/o calientes en cada una de las componentes (Gillen et al., 2017).

### 6.2.7 Variables multi-periódicas

Exhiben curvas que presentan múltiples períodos. Muchas veces son el resultado de la combinación de varios tipos de variabilidad. El panel inferior izquierdo (cuarta fila) de la Figura 131 muestra una de estas curvas de luz donde pueden notarse modulaciones periódicas combinadas. Algunos casos son consistentes con la presencia de varias manchas frías en la superficie estelar observadas gracias a la escasez relativa de material que produce oscurecimiento (como, por ejemplo, grumos en un disco) y/o acreción (Cody & Hillenbrand, 2018). Para estrellas que presentan rotación diferencial en latitud este efecto suele ser muy notable ya que las manchas tienen distintos períodos (aunque cercanos entre sí) de acuerdo a su ubicación sobre la fotosfera estelar. Estas curvas de luz también pueden ser resultado de la migración de manchas frías y calientes sobre la fotosfera (Rebull et al., 2018). En otros casos, pueden reflejar un efecto de binaridad o multiplicidad estelar, con los diferentes períodos de rotación de los miembros del sistema (Rebull et al., 2018).

### 6.2.8 Scallop-shell

El término *scallop-shell* en inglés se refiere a la forma festoneada u ondulada del caparazón de una ostra marina. Las curvas de luz contienen entre 3 y 6 picos por período, presentan múltiples estructuras (“jorobas” y “arcos”) que se asemejan justamente al borde de una ostra de mar, de ahí su denominación. Estas estructuras abarcan menos del 20 % del período completo y la amplitud de la variación puede llegar como máximo al 10 % del flujo. Un ejemplo de este tipo de curva de luz se observa en el panel inferior de la Figura 132, donde se puede observar cómo la curva mantiene su estructura con relación a la fase orbital. En otras palabras, las curvas mantienen una estructura subyacente relativamente estable. Sin embargo, en algunos casos, se observan cambios repentinos debido a eventos de tipo *flare* (destello súbito), retornando a su forma previa inmediatamente después (Stauffer et al., 2017, 2018).

Este tipo de curvas de luz son observadas en enanas de baja masa de tipo espectral M de pre-secuencia principal. En general son rotadores rápidos que presentan períodos de menos de 1 día (incluso  $P < 0.65$  días), no muestran evidencias de acreción, ni excesos infrarrojos (Stauffer et al., 2017; Rebull et al., 2018). Aproximadamente la mitad de las estrellas reportadas con este tipo de variabilidad pertenecen a sistemas binarios (Stauffer et al., 2018).

La complejidad de las curvas de luz de este tipo sugiere que no todas puedan ser atribuidas a procesos físicos relativamente sencillos, como por ejemplo a una distribución asimétrica de manchas moduladas por el período de rotación. En la mayoría de los casos es necesario recurrir a modelos más elaborados, como por ejemplo un toro de gas y polvo en co-rotación con la estrella, donde las estructuras observadas son el resultado de extinción variable en el toro que se encuentra alineado con la línea de la visión (Stauffer et al., 2017, 2018).

### 6.3 CLASIFICACIÓN DE LAS CURVAS DE LAS T TAURI DE LOS CAPÍTULO 4 Y 5

En esta sección se presenta la clasificación y el análisis de las curvas de luz de las 52 estrellas T Tauri de los capítulos 4 y 5. La Tabla 27 sintetiza la clasificación propuesta. En la siguientes subsecciones se incluye una breve discusión de los aspectos o características de las curvas de luz en base a los cuales se las clasifica.



Tabla 27: Estrellas jóvenes variables: Clasificación de las curvas de luz

Estrella	Tipo	Clasificación de curva de luz	Figura	Clasificación de otros autores	Referencia
2MASS J16230923–2417047	YSO	<i>dipper</i>	39	<i>dipper</i> aperiódico	Cody & Hillenbrand (2018)
EM* SR 22	CTTS	mancha / <i>burster</i>	40	<i>burster</i>	Cody & Hillenbrand (2018)
EM* SR 8	WTTS	mancha / candidata a <i>scallop-shell</i>	42	–	–
ROX 3	WTTS	mancha	43	–	–
ROX 4	WTTS	mancha	45	–	–
EM* SR 4	CTTS	mancha / <i>burster</i>	47	<i>burster</i>	Cody & Hillenbrand (2018)
Haro 1-6	WTTS	mancha / variable de largo período	49	periódica	Cody & Hillenbrand (2018)
ROXR1 20	CTTS	mancha / <i>dipper</i> cuasi-periódico	51	–	–
DoAr 25	CTTS	mancha / <i>dipper</i> cuasi-periódico	52	<i>dipper</i> cuasi-periódico	Cody & Hillenbrand (2018)
ROX 14	WTTS	mancha	54	–	–
EM* SR 24B	CTTS	estocástica	55	estocástica	Cody & Hillenbrand (2018)
EM* SR 12	CTTS	mancha	56	multi- <i>periódica</i>	Cody & Hillenbrand (2018)
YLW 19	YSO	variable de largo período	58	variable de largo período	Cody & Hillenbrand (2018)
EM* SR 5	WTTS	mancha	59	–	–
VSSG 19	WTTS	mancha	61	–	–
EPIC 203972954	WTTS	mancha	63	–	–
WSB 40	CTTS	estocástica	64	–	–
DoAr 33	CTTS	mancha + <i>dipper</i> / candidata a <i>scallop-shell</i>	65	–	–
EM* SR 10	CTTS	estocástica	67	estocástica	Cody & Hillenbrand (2018)
EM* SR 11	TTS	–	69	–	–
EM* SR 13	CTTS	<i>burster</i>	70	<i>burster</i> aperiódico	Cody & Hillenbrand (2018)
NTTS 162645–2434	YSO	mancha	72	multi- <i>periódica</i>	Cody & Hillenbrand (2018)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 27 – Continuación

Estrella	Tipo	Clasificación de curva de luz	Figura	Clasificación de otros autores	Referencia
2MASS J16293279–2433059	WTTS	mancha	73	mancha	Alves de Oliveira & Casali (2008)
2MASS J16300220–2420075	YSO	–	74	–	–
WSB 74	CTTS	<i>dipper</i>	75	–	–
2MASS J16322710–2448432	YSO	–	76	–	–
DoAr 43	CTTS	estocástica	77	–	–
DoAr 51	WTTS	<i>dipper</i> /candidata a <i>scallop-shell</i>	78	–	–
2MASS J16335560–2442049	YSO	mancha + <i>dipper</i> ( <i>disk-eclipsing</i> )	80	–	–
ROXs 42B	WTTS	mancha	81	–	–
ROXs 42C	WTTS	mancha	84	–	–
RXJ1608.6–3922	WTTS	<i>dipper</i>	87, 89	mancha	Joergens et al. (2001)
K2-33	WTTS	mancha	90	mancha+tránsito	Mann et al. (2016b); David et al. (2016)
CVSO 30	WTTS	mancha	96,97	mancha+tránsito	van Eyken et al. (2012)
CVSO 6	WTTS	mancha	99,100	–	–
CVSO 12	WTTS	mancha / <i>dipper</i>	102, 103	–	–
CVSO 28	WTTS	mancha	105	mancha	Watson et al. (2006)
CVSO 38	WTTS	mancha	107	mancha	Watson et al. (2006)
CVSO 39	WTTS	mancha	109	–	–
CVSO 44	WTTS	mancha / <i>dipper</i> ?	111	–	–
CVSO 46	WTTS	mancha	113	mancha	Watson et al. (2006)
CVSO 63	WTTS	mancha	114	–	–
CVSO 220	WTTS	mancha/candidata a <i>scallop-shell</i>	115	–	–
CVSO 232	WTTS	candidata a <i>scallop-shell</i>	116	–	–

Continúa en la siguiente página...

Tabla 27 – Continuación

Estrella	Tipo	Clasificación de curva de luz	Figura	Clasificación de otros autores	Referencia
CVSO 516	WTTS	mancha	118	-	-
CVSO 614	WTTS	mancha	120	-	-
CVSO 629	WTTS	mancha	122	-	-
CVSO 659	WTTS	mancha	124	-	-
CVSO 744	WTTS	mancha	126	-	-
CVSO 777	WTTS	mancha	127	mancha	Watson et al. (2006)
CVSO 778	WTTS	mancha	128	-	-
CVSO 871	WTTS	mancha	130	-	-

*2MASS J16230923–2417047*

En general se observa que la curva muestra (ver Figura 39) una variación gradual con una amplitud de unas 0.10 mag, a la cual se superpone una caída de brillo mucho mayor de unas 0.45 mag que aparece en una de las noches de 2015, manteniéndose durante  $\sim 5$  horas. Este efecto se caracteriza como *dipper*. Un comportamiento similar fue observado por Cody & Hillenbrand (2018), quienes la clasifican como *dipper* aperiódico, ya que las caídas se producen en forma irregular y con distintas profundidades. Como se mencionó previamente, 2MASS J16230923–2417047 está asociada a un disco circunestelar de tipo pre-transicional (Kim et al., 2013), por lo que estas atenuaciones profundas podrían ser atribuidas a la ocurrencia de eclipses causados por deformaciones en el mismo.

*EM\* SR 22*

La curva de luz en fase de la Figura 40 muestra un comportamiento errático, con saltos súbitos en brillo de hasta 0.2 mag en escalas de algunas horas (ver curvas en HJD, paneles inferiores de la Figura 40) superpuesto a una modulación que bien podría deberse a la presencia de manchas sobre la fotosfera estelar. Esta modulación tiene una amplitud de más de una magnitud.

Estos saltos en “ráfagas” mencionados podrían estar ligados a una tasa de acreción variable del disco hacia la estrella. Eventos de este tipo son comunes en estrella de tipo CTTS como EM\* SR 22. Por este motivo se la clasifica como un *burster* modulado por la presencia de manchas. Esta clasificación se corresponde con la propuesta por Cody & Hillenbrand (2018).

*EM\* SR 8*

La curva de luz en fase (Figura 42) cambia de amplitud en 2015, aumentando su profundidad en alrededor de 0.06 mag con relación a 2014 y 2017. Este tipo de variabilidad podría deberse a la presencia de manchas frías que modulan rotacionalmente la curva de luz. Los cambios en amplitud pueden ser provocados por la migración de las manchas o cambios en la distribución de las mismas sobre la fotosfera estelar, resultando en una curva de luz cuasi-periódica. La existencia de manchas frías es común en estrellas de tipo WTTS como EM\* SR 8. Por otro lado, las curvas de luz en fase para 2014 y 2017 evidencian subestructuras como ondulaciones de menor amplitud o “jorobas”. Éstas también aparecen en la curva de luz 2015 pero más “estiradas” (entre fase 0.0 y 0.6). Este comportamiento es similar a las llamadas *scallop-shell* y, por lo tanto, se la clasifica tentativamente dentro de esta clase. Cabe notar, sin embargo, que EM\* SR 8 posee un tipo espectral algo más temprano (K2, ver Tabla 14) que las conocidas *scallop-shell* de tipo M (Stauffer et al., 2017).

*ROX 3*

La Figura 43 muestra una modulación suave, probablemente debida a la presencia de manchas frías de origen magnético, consistente con el tipo WTTS de ROX 3. A esta modulación relativamente larga se superponen variaciones de más corta duración que podrían atribuirse a un efecto de *dipper*. ROX 3 presenta excesos en

infrarrojo medio (Rebull et al., 2018) y, por lo tanto, estaría asociada a un disco, cuyas deformaciones podrían producir eclipses.

#### ROX 4

La curva de luz en fase de la Figura 45 muestra un modulación rotacional propia de una o varias manchas frías, lo cual es consistente con el tipo WTTS de ROX 4. Esto también concuerda con su identificación como fuente de rayos X (Grosso et al., 2000).

#### EM\* SR 4

La curva de luz en fase de la Figura 47 evidencia una forma muy irregular con aumentos de brillo individuales de baja amplitud (0.10 mag) superpuestos a una modulación rotacional con una amplitud de  $\approx 0.20$  mag. EM\* SR 4 es una CTTS que presenta emisión muy variable en  $H_{\alpha}$ . Los aumentos repentinos de brillo se corresponden con los de los *bursters* aperiódicos, originados en una tasa de acreción variable. Cody & Hillenbrand (2018) la clasifican como de tipo *burster*, con una duración, para este tipo de eventos, de hasta algunos días. La modulación general de la curva de luz probablemente se deba a la presencia de manchas frías y/o calientes sobre la fotosfera estelar. De acuerdo con esto se la clasifica como un *burster* con manchas.

#### Haro 1–6

Haro 1-6 es un sistema binario cerrado, con una separación de  $0.015''$  (Loinard et al., 2008). Sus curvas de luz en fase para cada año (ver Figura 49, paneles superiores), presentan una modulación suave con un período de 3.55 días y una amplitud de hasta 0.10 mag. Por otro lado, las curvas en HJD (paneles inferiores de la Figura 49) evidencian un aumento de brillo gradual a razón de  $\sim -0.06$  mag por año. Haro 1–6 es una WTTS, por lo cual es de esperarse la presencia de manchas frías. El aumento gradual de brillo podría estar relacionado a variaciones de más largo período provocadas por eventos en un disco circumbinario externo más allá de 100 UA (Jensen et al., 2009; Cieza et al., 2010). Cody & Hillenbrand (2018) la clasifican como periódica, ya que ellos detectan una variabilidad periódica compatible con el período de rotación. Dado que las observaciones de Cody & Hillenbrand (2018) cubren en forma continua solamente unos 80 días, no detectan indicios de variaciones de largo período.

#### ROXR1 20

La curva de luz en fase de la Figura 51 muestra una modulación con una caída de hasta 0.20 mag. Superpuesto a este efecto se evidencian disminuciones de brillo de muy corta duración. ROXR1 20 es una estrella CTTS rodeada por un disco (Cieza et al., 2008). La modulación de largo período podría atribuirse al efecto de manchas, en tanto que las variaciones de mayor frecuencia podrían ser de tipo *dipper* cuasi-periódico, asociado a eclipses causados por las deformaciones en el disco, o bien a la presencia de polvo en las columnas de acreción magnéticas, comunes en estrellas de tipo CTTS.

*DoAr 25*

La curva de luz en fase de la Figura 52 evidencia variaciones con amplitud entre 0.3 y 0.5 mag, con una duración de alrededor de 7 días. Estas variaciones se corresponden con decaimientos de forma triangular que se repiten de forma periódica, y que cambian su profundidad en cada ciclo, por lo tanto se puede decir que representa una curva de un *dipper* cuasi-periódico. Fuera del *dipper* (la caída), la curva presenta algunas variaciones secundarias que podrían atribuirse a la presencia de manchas calientes y/o frías. DoAr 25 es una CTTS que posee un disco con indicios de crecimiento del tamaño del polvo (Cieza et al., 2010). Esto podría estar indicando el inicio de un proceso de formación planetaria y, tal vez, la presencia de grumos o conglomerados de polvo en el disco que producen los eclipses. Cody & Hillenbrand (2018), analizando datos de la misión K2, proponen una clasificación similar.

*ROX 14*

La curva de luz de la Figura 54 muestra una suave modulación de muy pequeña amplitud, inferior a 0.10 mag. ROX 14 es una WTTS, lo cual sugiere la presencia de manchas frías que podrían producir la modulación observada.

*EM\* SR 24B*

La curva en fase de la Figura 55 muestra un caída pronunciada con amplitud variable de entre 0.2 y 0.5 mag. De las curvas en HJD (paneles inferiores de la Figura 55) se observa que presenta tanto aumentos como caídas de brillo alternados entre sí, con distintas intensidades y sin evidenciar ningún patrón definido. EM\* SR 24B es del tipo CTTS con disco (Andrews & Williams, 2005b; Cox et al., 2017), por lo que es probable que en la curva de luz se superpongan eventos de acreción y de extinción variable, resultado en una curva de luz asimétrica, cambiante de época en época y compleja. Se la clasifica entonces como estocástica, en concordancia con Cody & Hillenbrand (2018).

De acuerdo a lo mencionado en la sección 4.4.3, EM\* SR 24B es una binaria cerrada con una tercera componente (EM\* SR 24A) a una distancia de 5'', motivo por el cual no se puede descartar que, en alguna medida, las curvas de luz analizadas estén contaminadas por efectos presentes en las otras dos estrellas.

*EM\* SR 12*

La Figura 56 muestra las curvas en fase del sistema binario EM\* SR 12. Las componentes tienen una separación de  $\approx 0.2''$  (Schaefer et al., 2018), por lo cual siempre se observaron juntas. Las curvas se muestran separadas en 2014 y 2017 por un lado (panel izquierdo), y 2015 por el otro (panel derecho), dado que tienen diferentes amplitudes (entre 0.15 y 0.25 mag). Las curvas de luz son bastante irregulares, lo cual podría deberse a la combinación de varios factores sobre una o ambas componentes: acreción variable (Cieza et al., 2007; Wahhaj et al., 2010; Pecaú & Mamajek, 2016), manchas calientes o frías que podrían migrar sobre la superficie estelar y/o poseer rotación diferencial, si las mismas están ubicadas a

distinta latitud, extinción variable, etc. EM\* SR 12 es una CTTS con disco y con evidencia de acreción variable (Rebull et al., 2018; Cody & Hillenbrand, 2018), lo que da sustento a lo expresado antes. En relación a lo observado en nuestras curvas, se la clasifica como variable de manchas. Por otro lado, este sistema posee varios períodos determinados en la literatura (ver Tabla 16) y es clasificada como multi-periódica (Cody & Hillenbrand, 2018), en buena concordancia con lo ya dicho.

#### YLW 19

La Figura 58 muestra nuestras observaciones en HJD, que no evidencian una variabilidad clara, aunque sí parecerían sugerir alguna periodicidad de larga duración, ya que el brillo aumenta a razón de  $\sim -0.09$  mag/año. Cody & Hillenbrand (2018) clasifican a YLW 19 como variable de largo período. YLW 19 posee un disco primordial masivo (Andrews & Williams, 2007a). Si efectivamente se trata de una variable de largo período, la causa de esta variabilidad podría vincularse con la parte externa del disco.

#### EM\* SR 5

Las curvas mostradas en la Figura 59 corresponden al sistema binario EM\* SR 5. Sus componentes tienen una separación de  $0.13''$  y un  $\Delta K \approx 0.97$  mag (Ageorges et al., 1997; Ratzka et al., 2005). Estas curvas muestran una modulación que varía en amplitud de época en época, con un valor máximo de 0.2 mag. Esto podría deberse a la presencia de manchas que van cambiando su distribución sobre la superficie estelar.

#### VSSG 19

Las curvas de luz de la Figura 61 corresponden al sistema binario espectroscópico VSSG 19. La curva en fase (panel superior) muestra una modulación suave probablemente debida a una o varias manchas frías, lo cual se condice con el tipo WTTS de VSSG 19. Por otro lado, el sistema no tiene evidencias de disco ni signos de acreción.

#### EPIC 203972954

La curva de luz en fase de la Figura 63 evidencia una modulación de escasa amplitud, de menos de 0.10 mag. EPIC 203972954 es una WTTS sin disco ni evidencia de acreción, por lo cual manchas frías podrían ser las causantes de la variabilidad observada.

#### WSB 40

WSB 40 es un sistema binario cerrado cuya separación es de  $0.017''$  y con un  $\Delta K = 0.35$  mag (Ruíz-Rodríguez et al., 2016). La Figura 64 muestra las curvas de luz del sistema, en HJD, con amplitudes variables para las tres épocas de observación, de 0.35, 0.20 y 0.80 mag, para 2014, 2015 y 2017, respectivamente. Adicionalmente, las curvas son muy irregulares, lo que podría sugerir una combinación de diversos factores tales como, por ejemplo, la posibilidad de variabilidad de ambas

componentes. WSB 40 es una CTTS con disco (Cox et al., 2017), por lo cual podrían coexistir efectos de acreción y de extinción variable en una o ambas estrellas. Se la clasifica como estocástica.

#### *DoAr 33*

La Figura 65 muestra la curva de luz en fase, la cual es muy irregular con una modulación con amplitud de unos 0.4 mag. A esta modulación se superponen debilitamientos de entre 0.1 y 0.2 mag. Esto podría atribuirse al efecto combinado de mancha/s y caídas de brillo ocasionales de tipo *dipper* producidas por la presencia de un disco con deformaciones. Cabe notarse que, en general, la curva de luz muestra numerosas estructuras con arcos y ondulaciones, por lo cual este objeto podría clasificarse como de tipo *scallop-shell*. DoAr 33 es una CTTS con disco (Cieza et al., 2010), lo cual es coherente con el alto grado de variabilidad fotométrica de sus curvas de luz.

#### *EM\* SR 10*

Las curvas de luz de la Figura 67 muestran una morfología irregular, con variaciones con amplitudes de entre 0.35 y 0.50 mag durante unos días, y otras de menor amplitud inferiores a 0.10 mag, en intervalos de tiempo de entre 2 y 5 horas. En general la variabilidad observada parecería ser más bien aleatoria, motivo por el cual se la clasifica como estocástica y, como se mencionó anteriormente, podría deberse a la combinación de varios factores. Esto es consistente con la clasificación CTTS de EM\* SR 10, con disco y evidencia de acreción variable (Andrews & Williams, 2007a; Mohanty et al., 2013; Cody et al., 2017). Cody & Hillenbrand (2018) observan el mismo comportamiento de variabilidad irregular, tanto temporal como en brillo.

#### *EM\* SR 11*

La Figura 69 muestra las curvas de luz en HJD. La estrella es claramente variable pero de pequeña amplitud ( $<0.10$  mag) y sin una periodicidad clara. EM\* SR 11 es una TTS sin evidencia de disco ni de acreción. No resulta posible clasificar su curva de luz.

#### *EM\* SR 13*

Como se mencionó en la sección 4.4.3, EM\* SR 13 es un sistema triple compuesto por una binaria cerrada separada de una tercera componente por  $0.4''$ . Por lo tanto, las curvas de luz de la Figura 70 incluyen la contribución de las tres componentes. La curva de luz en fase se muestra altamente variable y caótica, con abramientos repentinos y secuenciales, con amplitudes de hasta 0.6 mag. Cada estallido individual parecería contribuir a un aumento general del nivel de brillo. EM\* SR 13 es una CTTS, y cada componente presenta un disco (circumbinario en la binaria interna; Andrews & Williams 2007a; Mohanty et al. 2013), por lo que la curva de luz podría ser el resultado de un efecto de acreción variable y de la aparición de manchas fotosféricas calientes en la zona del choque en cada componente.



*NTTS 162645–2434*

NTTS 162645–2434 es un sistema triple y sus curvas de luz están en la Figura 72. La componente primaria está separada  $0.84''$  de un sistema binario cerrado, con un  $\Delta K$  de 0.04 mag (ver sección 4.4.3). Las curvas de luz en fase (panel superior) muestran una variabilidad periódica de baja amplitud ( $\sim 0.070$  mag) que podría deberse a la presencia de manchas. Por otro lado, [Cody & Hillenbrand \(2018\)](#) la clasifican como variable multiperiodica, lo cual es coherente con su multiplicidad.

*2MASS J16293279–2433059*

La curva de luz en fase de la Figura 73 muestra una modulación suave con una amplitud de 0.10 mag, producida probablemente por una mancha fría, lo cual es consistente con el tipo WTTS de esta estrella joven. Esta clasificación concuerda con la obtenida por [Alves de Oliveira & Casali \(2008\)](#).

*2MASS J16300220–2420075*

La Figura 74 muestra la curva de luz en HJD para cada año de observación. El comportamiento es claramente variable, con una amplitud mínima de 0.30 mag en un intervalo 30 días. Sin embargo, no ha sido posible derivar un período para la misma ni clasificar la curva de luz.

*WSB 74*

Los paneles superiores de la Figura 75 muestran las curvas de luz en fase del sistema binario espectroscópico WSB 74. Las componentes tienen un  $\Delta R \approx 0.42$  mag ([Ruíz-Rodríguez et al., 2016](#)). En las curvas se observan caídas del brillo cuasi-periódicas o con períodos dentro de un rango de 5.3 a 6.8 días. Las caídas son muy profundas, de hasta 0.6 mag, de amplitud variable y de forma casi triangular. De acuerdo con esto, se puede decir que se trata de un efecto de *dipper*. WSB 74 es un sistema CTTS con un disco circumbinario de tipo pre-transicional ([Cieza et al., 2010](#)), por lo que el efecto de extinción variable podría estar relacionado con deformaciones del propio disco.

*2MASS J16322710–2448432*

La Figura 76 muestra las curvas de luz en HJD para cada época de observación. Se trata de una estrella altamente variable con amplitudes de decenas de magnitud. No ha sido posible obtener una periodicidad definida ni clasificar su curva de luz.

*DoAr 43*

DoAr 43 pertenece a un sistema binario con una separación de unos  $4.8''$  y con un  $\Delta K \approx 2$  mag ([Simon et al., 1995](#); [Jensen et al., 2004](#)). De acuerdo a lo mencionado en la sección 4.4.4 se observaron ambas componentes del sistema conjuntamente.

La Figura 77 muestra las curvas de luz en HJD para cada año de observación. Las curvas aparecen altamente variables, con amplitudes entre 0.4 y 0.9 mag; dan la impresión de ser el resultado de la combinación de efectos de *burster* y de *dipper*. DoAr 43 es una CTTS con evidencia de acreción y presencia de disco ([Salyk et al.,](#)

2013; Cox et al., 2017). Dada la alta irregularidad de las curvas de luz, se la clasifica como variable estocástica.

#### DoAr 51

La Figura 78 muestra las curvas de luz muy variables del sistema triple DoAr 51. Como se mencionó en la sección 4.4.4, el sistema está compuesto por una binaria cerrada separada de una tercera componente por  $0.784''$  y con razones de flujo variables en banda K. Siempre se han observado las tres componentes juntas.

Las curvas de luz en fase muestran subestructuras con amplitudes de 0.4 mag, por lo cual podría ser considerada de tipo *scallop-shell*, con superposición de distintos efectos, en particular con la presencia de efecto de tipo *dipper* cuasi-periódico. DoAr 51 es una WTTS que carece de disco interno (Cieza et al., 2013). Es interesante notar que la mitad de las *scallop-shell* detectadas pertenecen a sistemas binarios con componentes de tipo espectral M (Stauffer et al., 2018).

#### 2MASS J16335560–2442049

La Figura 80 muestra la curva de luz en fase, con una caída de brillo consistente con *dippers*; en particular, uno de estos eventos evidencia una gran profundidad de casi 1 mag con una duración de un par de días. Fuera de esta caída, la curva muestra una modulación suave, probablemente debida a manchas fotosféricas.

2MASS J16335560–2442049 está asociada a un disco de tipo transicional, evolucionado (Cieza et al., 2010), cuya parte interna, deformada, podría eclipsar a la estrella joven dando lugar al efecto sobre la curva de luz conocido como *disk-eclipsing*.

#### ROXs 42B

La Figura 81 muestra la curva de luz en fase del sistema binario cercano ROXs 42B obtenida de los datos de Catalina. Las componentes binarias tienen una separación de  $\approx 0.056''$  y  $\Delta K = 1.1$  mag (Simon & Prato, 1995; Ratzka et al., 2005). En las curvas mencionadas se observa una suave modulación con una amplitud inferior a 0.20 mag. Este efecto se debe probablemente a la presencia de manchas frías, consistente con la clasificación WTTS de ROXs 42B.

#### ROXs 42C

La Figura 84 muestra la curva de luz en fase obtenida con los datos de Super Wasp. La misma presenta una suave modulación, con una amplitud 0.20–0.25 mag, probablemente debido a la presencia de manchas frías fotosféricas, ya que se trata de una WTTS (ver Tabla 27).

#### RXJ1608.6–3922

La Figura 87 muestra los datos de Super Wasp, los cuales muestran claros signos de variabilidad, más bien irregular. A esta variabilidad se suma la presencia de debilitamientos del brillo de corta duración (ver Figura 89). RXJ1608.6–3922 posee un disco masivo (Tsukagoshi et al., 2011; Bustamante et al., 2015), por lo que los

episodios de debilitamiento pueden estar originados en un efecto de extinción variable.

#### K2-33

La Figura 90 muestra la curva de luz en fase obtenida por la misión K2, en la cual se observa una modulación debida a la presencia de manchas frías. Las curvas poseen distinta amplitud, lo cual podría estar relacionado con evolución temporal (migración) de las manchas.

#### CVSO 30

Las Figuras 96 y 97 muestran las curvas de luz en HJD de esta estrella, las cuales evidencia una clara variabilidad más bien irregular, con eventuales caídas de brillo de tipo tránsito (van Eyken et al., 2012). Sin embargo, la veracidad de los mismos ha sido cuestionada (Ciardi et al., 2015). Como se mencionó en la Sección 5.2.5, CVSO 30 es un sistema muy complejo e irregular. Parte de esta complejidad podría atribuirse a la presencia de manchas frías, lo cual es compatible con el tipo WTTS de esta estrella.

CVSO 6/CVSO 12/CVSO 28/CVSO 38/CVSO 39/CVSO 44/CVSO 46/CVSO 63/CVSO 516/CVSO 614/CVSO 629/CVSO 659/CVSO 744/CVSO 777/CVSO 871

Las Figuras de la 99 hasta la 114, y de la 118 hasta la 130 (ver columna 4 de la Tabla 27) muestran curvas de luz que exhiben una variación suave, probablemente atribuible a la presencia de manchas frías. Esto es compatible con la clasificación WTTS de estos objetos (ver Tabla 27). Las amplitudes observadas se encuentran entre 1.1 y hasta 0.7 mag. En algunos casos estas amplitudes varían de año a año (por ejemplo CVSO 614, ver Figura 120), e incluso pueden presentar más de un pico (CVSO 39 y CVSO 871, ver Figuras 109 y 130). Probablemente esto es debido a cambios en las propiedades de las manchas (temperatura y tamaño) y/o migración de las mismas. CVSO 12 y CVSO 44 presentan, además, algunos desvanecimientos sutiles de corta duración (ver panel inferior de la Figura 103 y Figura 111), probablemente asociados a eventos de extinción variable. CVSO 44 tiene evidencia de la presencia de polvo circunestelar (Meng et al., 2017).

#### CVSO 220

CVSO 220 muestra una curva de luz con una modulación compleja (ver Figura 115). Esto podría originarse por la presencia de manchas en distintas latitudes de la estrella, con cambios en amplitud por migración o rotación diferencial. Alternativamente también podría tratarse de una candidata a *scallop-shell*, ya que la curva evidencia estructuras ("jorobas" y arcos). Sin embargo cabe recordar que las curvas de luz de tipo *scallop-shell* de la literatura (Stauffer et al., 2017) son de tipo espectral M, en tanto que CVSO 220 es de tipo espectral K.

#### CVSO 232

Las curvas de la Figura 116 muestran dos o tres máximos con forma de "jorobas" con amplitudes  $< 0.1$  mag. Esto es compatible con las curvas de luz de tipo

*scallop-shell*. En este caso, el tipo espectral de la estrella, M2 (Briceño et al., 2007), concuerda con el de las estrellas de tipo *scallop-shell* de la literatura (Stauffer et al., 2017).

#### 6.4 COMENTARIOS FINALES

Como se mencionó en la Introducción, el objetivo fundamental de esta tesis doctoral es la profundización y expansión de nuestro entendimiento de la variabilidad de las estrellas en formación, para comprender mejor cómo dicha variabilidad puede comprometer la detectabilidad de potenciales embriones planetarios. En los capítulos 4, 5 y en el presente capítulo se analizó la variabilidad de 52 estrellas T Tauri australes, que evidencian una amplia variedad y complejidad de curvas de luz, con amplitudes y períodos diferentes e incluso, en algunos casos, con variaciones de tipo estocástico. Las causas físicas postuladas para estas variaciones son también muy diversas, y van desde tasas de acreción variables (variaciones de tipo *burster*) a grumos proto-planetarios que eclipsan a la estrella en formación (variaciones de tipo *dipper*). Estas características representan un desafío importante para la técnica de tránsitos planetarios, donde la señal del tránsito o profundidad es del orden de tan sólo milésimas o, a lo sumo, décimas de magnitud.

En la Tabla 27 se muestran las clasificaciones propuestas de las curvas. Treinta y tres (33) de las 52 estrellas estudiadas no han sido clasificadas previamente. Para las restantes se encuentra un buen acuerdo con las clasificaciones de la literatura. De las 52 T Tauri analizadas, 8 resultan tener curvas de luz de tipo *dipper* o con eventos de extinción variable, 3 de tipo *burster*, 4 muestran un comportamiento estocástico, 2 son variables de largo período, 28 muestran un efecto únicamente debido a manchas, y 4 son candidatas a *scallop-shell*. Por otro lado, 3 estrellas (EM\* SR 11, 2MASS J16293279 – 2433059 y 2MASS J16322710 – 2448432) no pudieron clasificarse, dado que no presentaban un tipo de variabilidad clara y/o periodicidad alguna.

Varias de las curvas de luz de la Tabla 27 evidencian efectos superpuestos, como por ejemplo de *dipper* y/o *burster*, más una modulación suave originada por la presencia de manchas. De acuerdo a esto, de las 8 clasificadas como *dippers*, 6 muestran este efecto combinado, y lo mismo sucede en 2 de las 3 clasificadas como *burstes* y en una de las variables de largo período. De los objetos propuestos como candidatos a *scallop-shell*, la variabilidad podría también atribuirse al efecto de una combinación de dos o más manchas. Por lo tanto, se estima que un 70% (37/52) de la muestra presenta modulaciones o efectos atribuibles a la presencia de manchas, superpuestas, en algunos casos, a otros factores. Veinticinco WTTS poseen variaciones atribuibles únicamente al efecto de manchas.

En consecuencia se observa que existe un subgrupo de las T Tauri, mayoritariamente formado por WTTS, cuyas curvas de luz presentan modulaciones rotacionales suaves que se pueden atribuir a la presencia de manchas frías. Este subgrupo no tiene evidencias de acreción, y carece también de las complicaciones de los efectos tipo *burstes*. Tampoco están asociadas a discos primordiales de gas y polvo masivo, como es el caso de las CTTS, por lo cual el efecto de *dipper* no es dominante. En pocas palabras, es el subgrupo que presenta las curvas de luz más sencillas. Además, las WTTS son, en promedio, más evolucionadas que las CTTS con edades

de 10 millones de años, por lo cual este subgrupo emerge entonces como el más “favorable” para la búsqueda de tránsitos planetarios.

Sin embargo las manchas, aunque mejor conocidas y de efectos “suaves”, también introducen variaciones fotométricas que, de una manera u otra, compiten o enmascaran posibles tránsitos planetarios. Nuevamente recordemos que la caída debida a un tránsito planetario típicamente está entre unas pocas centésimas y algunas milésimas de magnitud. Es decir, se trata de señales muy pequeñas en comparación con los otros tipos de variación, incluido el efecto de manchas. Por lo tanto, dentro de las WTTS, los objetos más convenientes para la detección de tránsitos planetarios son aquellos que presentan curvas moduladas suaves, mejor comportadas y definidas. Dentro de las WTTS con manchas analizadas en este trabajo, unas pocas muestran este tipo de curvas: ROX 3, ROX 4, 2MASS J16293279–2433059, CVSO 28, CVSO 39, CVSO 46, CVSO 63 y CVSO 614.

En el siguiente capítulo (Capítulo 7) se presenta un modelado de manchas frías de estrellas WTTS con datos obtenidos de los relevamientos Catalina y Super Wasp. El objetivo de este modelado es derivar propiedades típicas de las manchas (tales como temperatura, tamaño y localización sobre el disco estelar) presentes en este grupo particular de estrellas en formación, con el objetivo de entender mejor cuál es su influencia en las curvas de luz de las WTTS. De acuerdo con lo observado en las curvas de luz presentadas, el modelado de estas variaciones, a diferencia de lo que ocurre con las de tipo *dipper* o *burster*, podría de alguna manera “restarse” o eliminarse de las curvas de luz de manera relativamente simple, con el fin último de resaltar mejor potenciales señales de tránsitos protoplanetarios.



### Parte III

## CARACTERIZACIÓN DE MANCHAS EN WTTS





## PROPIEDADES DE MANCHAS EN WTTS

---

### 7.1 INTRODUCCIÓN

Las estrellas T Tauri son estrellas variables en escalas de tiempo que van desde unos pocos días a algunas semanas o meses (Bouvier & Bertout, 1989; Vrba et al., 1993; Herbst et al., 1994). Las WTTS presentan una modulación rotacional debida a la presencia de manchas frías de origen magnético sobre la fotosfera, en tanto que CTTS se asocian a una combinación de manchas frías y calientes sobre la superficie. Las manchas calientes están asociadas a la acreción de material desde el disco hacia la estrella central y, en general, se considera que son las que producen el conocido efecto del *veiling* de las líneas espectrales. Además, las manchas calientes suelen originar variaciones de gran amplitud (varias magnitudes), particularmente en los filtros *U* y *B*, debido a las elevadas temperaturas ( $\sim 10^4$  K) típicas de las zonas de acreción.

En el presente capítulo se analizan las propiedades de las manchas frías en las WTTS, para lo cual se realiza una recopilación bibliográfica de antecedentes en la literatura. Empleando datos del *Catalina Survey Data Release 2* (CSDR 2)<sup>1</sup> y del *Super Wasp Data Release 1* (DR1)<sup>2</sup>, y mediante el uso del código VARTOOLS<sup>3</sup>, se modelan las curvas de luz de 18 WTTS. Se derivan parámetros característicos de las manchas, como temperatura, tamaño y ubicación sobre la superficie estelar. Combinando los parámetros de las manchas derivados de este modelado con datos obtenidos de la literatura, caracterizamos las propiedades de las manchas frías en las WTTS.

### 7.2 ANTECEDENTES DE MANCHAS EN WTTS

Bouvier & Bertout (1989) presentan las primeras curvas de luz de un grupo de 15 TTS (10 WTTS y 5 CTTS) cuyas variaciones son atribuidas a la presencia de manchas frías y/o calientes moduladas por rotación. Modelan las curvas de luz de 11 de estas estrellas, obteniendo parámetros de las manchas tales como la diferencia  $T_{\text{eff}} - T_{\text{mancha}}$ ,  $f$  (fracción de la superficie estelar cubierta o factor de llenado), y la latitud de la mancha. En particular, para las 6 WTTS modeladas con manchas frías, las temperaturas resultan varios cientos de grados inferiores a las fotosféricas, cubren aproximadamente el 10 % de la superficie estelar, y se encuentran a variadas latitudes, observándose una ligera tendencia a localizarse en latitudes, en módulo, inferiores a los  $40^\circ$ .

Otros trabajos pioneros en la determinación de parámetros físicos de las manchas a través de curvas de luz son los de Covino et al. (1992); Vrba et al. (1993); Bouvier et al. (1993a); Herbst et al. (1994); Batalha et al. (1998). En particular los últimos dos trabajos se destacan por el número de objetos observados. Herbst

<sup>1</sup> <http://nessi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>

<sup>2</sup> <http://wasp.cerit-sc.cz/form>

<sup>3</sup> <http://www.astro.princeton.edu/~jhartman/vartools>

et al. (1994) publican un extenso catálogo en *UBVRI* de variabilidad en estrellas de T Tauri y Herbig Ae/Be y, en particular, derivan características básicas de las manchas en las WTTS y CTTS. Batalha et al. (1998) estudiaron la variabilidad de TTS australes obteniendo períodos para 13 nuevos objetos.

Trabajos posteriores se caracterizan por el número de objetos estudiados. Grankin et al. (2008) presentan una base de datos homogénea en *UBVRI* obtenida durante un intervalo de 20 años para 48 estrellas WTTS, determinando los períodos de variación para 35 de ellas. Concluyen que las variaciones detectadas se deben a la presencia de manchas frías, moduladas por la rotación estelar y, en general, de pequeña amplitud (del orden de 0.1 – 0.2 mag). Frasca et al. (2009) reportaron observaciones en 6 bandas (*VRIJHK*) de estrellas de pre-secuencia principal en la región de la nebulosa de Orión. Determinaron períodos de rotación para 29 objetos. Para las WTTS observaron un decaimiento en la amplitud de las curvas de luz con la longitud de onda, como es de esperar en el caso de manchas frías. Finalmente derivaron temperaturas y tamaños de las manchas. Percy et al. (2010) presentaron un estudio de variabilidad de 162 TTS y Herbig Ae/Be, determinando el ciclo de actividad para muchas de ellas.

A partir de la década de 2010, se comenzaron a emplear datos de grandes relevamientos satelitales. Tal es el caso del trabajo de Siwak et al. (2011), usando datos obtenidos por el satélite MOST de dos WTTS en Taurus (V410 Tau y V987 Tau) y dos en Lupus (Lupus 3-14 y Lupus 3-48), modelan las respectivas curvas de luz y derivan parámetros para las manchas. Cody et al. (2013) modelan curvas de luz con datos de MOST de 5 TTS/Herbig Ae/Be y Lanza et al. (2016) modelan las curvas de luz de 5 WTTS en la región de NGC 2264 observadas por CoRoT.

La Tabla 28 lista las WTTS de la literatura con manchas. La Tabla 29 lista los parámetros de las manchas obtenidos de la literatura. En particular, en la Tabla 29 se indican los métodos empleados en la determinación de los parámetros de las manchas. Sintéticamente, en general la modulación de las curvas de luz de las WTTS se atribuye a la presencia de manchas frías que se observan a medida que la estrella rota. Los llamados métodos fotométricos emplean la amplitud de la variación en distintos filtros o longitudes de onda para determinar la fracción máxima de la superficie estelar cubierta por la mancha  $f$  (lo que usualmente se conoce como el factor de llenado o *filling factor*, en inglés) y la temperatura efectiva de las manchas estelares (ver, por ejemplo Vogt 1981; Covino et al. 1992; Bouvier et al. 1993b, 1995; Grankin et al. 2008; Koen 2016). Los métodos que modelan las curvas de luz emplean el perfil de las mismas así como la profundidad de las variaciones para determinar no sólo la temperatura y radio de las manchas sino también su ubicación sobre la superficie estelar (latitud y longitud). Diferentes códigos han sido empleados con este propósito (ver, por ejemplo Siwak et al. 2011; Frasca et al. 2009; Lanza et al. 2016). Las imágenes Doppler de las superficies estelares se obtienen mediante el análisis de las variaciones en los perfiles de las líneas espectrales durante el período de rotación (ver, por ejemplo, Donati et al. 2000; Dunstone et al. 2008; Yu et al. 2017). En la mayoría de los métodos el valor de  $f$  representa un límite inferior al área de la estrella cubierta por manchas, a excepción de los métodos que determinan directamente el tamaño de las manchas (i.e. VARTOOLS, ver sección 7.3.1).

Además, en la Tabla 29 se muestran los parámetros obtenidos por los métodos mencionados como el número de manchas modelado para cada estrella (columna 3) en el caso que se modele más de una mancha,  $\Delta T$ , latitud y longitud, radio angular ( $\alpha$ ),  $f$  y los períodos de variabilidad (excepto para el sistema binario V824 Ara cuyo período es orbital). Por último se proporcionan referencias adicionales para otros trabajos en la literatura que estudian y caracterizan las propiedades de las manchas frías en las WTTS, algunos de los cuales son más recientes que los adoptados para la tabla, pero que a los fines del presente trabajo resultan menos específicos. Particularmente en los casos de V819 Tau y V830 Tau se adoptaron los ajustes de Grankin (1998) por encima de los de Imagen Doppler de Donati et al. (2015, 2017), ya que estos últimos no especifican temperaturas para las manchas. Una situación similar resultó para V410 Tau, cuyas curvas de luz fueron modeladas con dos manchas por Siwak et al. (2011), en buen acuerdo con los trabajos previos de Skelly et al. (2010), resultados que se adoptaron en lugar de los de Carroll et al. (2012) obtenidos con el método de Imagen Zeeman Doppler. Es importante mencionar que, si bien el método de Imagen Zeeman Doppler es muy utilizado para mapear superficies de estrellas con sus manchas, es prioridad en estos estudios la determinación de los campos magnéticos y no de las temperaturas.

Tabla 28: Parámetros estrellas WTTs con manchas obtenidos de la Literatura

No.	Nombre	V	K	TE	Log L/L <sub>⊙</sub>	R/R <sub>⊙</sub>	M/M <sub>⊙</sub>	Log Edad [edad en años]	Referencia
1	V987 Tau	9.03	6.87	G5IVe	0.76	2.62	2.02	6.6	Strassmeier & Rice (1998)
2	V410 Tau	10.75	7.63	K3Ve	0.12	2.26	0.94	6.4	Pala & Stahler (2002); Harris et al. (2012); McDonald et al. (2017)
3	Lupus 3-14	10.58	8.36	K0Ve	-	-	1.25	7.20	Galli et al. (2015)
4	Lupus 3-48	10.88	8.21	K2 D	-	-	1.86	6.67	Galli et al. (2015)
5	V819 Tau	13.14	8.42	K7 D	-0.32	1.46	0.72	6.5	Heczeg & Hillenbrand (2014)
6	V827 Tau	12.18	8.23	K7 D	-0.43	1.52	0.48	6.4	Heczeg & Hillenbrand (2014)
7	V830 Tau	12.08	8.42	M0-1 D	-0.24	1.58	0.73	6.5	Heczeg & Hillenbrand (2014)
8	V836 Tau	13.02	8.59	K7/MOVe D	-0.58	1.30	0.58	6.6	Heczeg & Hillenbrand (2014)
9	TW Hya	10.50	7.30	K6Ve	-0.72	0.997	0.685	7.0	Heczeg & Hillenbrand (2014)
10	AS 205	12.63	5.78	Koe	0.005	2.34	0.55	6.1	Heczeg & Hillenbrand (2014)
11	Wa Oph/2	-	-	K2Ve	0.19	-	-	6.7	Luhman & Mamajek (2012)
12	Wa Oph/3	10.83	7.49	KoIV(e)	-0.50	-	0.51	-	Barenfeld et al. (2016)
13	Wa CrA/2	10.51	8.35	G5e	0.12	-	> 2.5	6.7	James et al. (2006)
14	Hubble I 4	12.00	7.29	K7 D	0.04	2.25	0.59	6.1	Heczeg & Hillenbrand (2014)
15	CD-36 3202	11.22	8.74	K2V(e)	-0.49	0.77	-	-	Kinaga (2012)
16	CD-49 1902	11.29	9.64	G7Vc	-0.11	0.989	-	-	Heczeg & Hillenbrand (2014)
17	CD-66 395	10.87	8.99	KoIV	-	-	-	-	-
18	CD-72 248	10.77	8.66	KoIV	-0.02	1.28	-	-	Heczeg & Hillenbrand (2014)
19	V1529 Ori	14.01	9.88	K8V D	-0.18	1.98	0.70	6.2	Frasca et al. (2009)
20	2MASS 05352617-0545084	16.05	11.24	-	-0.39	1.25	1.00	7	Frasca et al. (2009)
21	V1490 Ori	15.23	10.54	K8 D	0.02	-	-	-	Frasca et al. (2009)
22	V482 Ori	15.34	11.29	M3	-0.27	1.26	1.10	7.2	Frasca et al. (2009)
23	UX Tau A	11.15	7.55	K2Ve	0.205	1.775	1.495	6.7	Heczeg & Hillenbrand (2014)
24	FK 2	12.18	8.23	K7 D	-0.43	1.52	0.48	6.6	Heczeg & Hillenbrand (2014)
25	WK 2	12.08	8.42	M0-1 D	-0.24	1.58	0.73	6.5	Heczeg & Hillenbrand (2014)
26	DN Tau	11.50	8.01	M1:Ve	-0.08	2.05	0.55	6.1	Heczeg & Hillenbrand (2014)
27	SY Cha	-	8.63	K5Ve	-0.24	-	-	-	Luhman (2007)
28	SR 12	13.28	8.41	K4/M2.5e D	-	-	0.82	-	Cheetham et al. (2015)
29	IW Tau	12.59	8.27	K7Ve	-0.28	1.73	0.51	6.3	Heczeg & Hillenbrand (2014)
30	LkCa 4	-	8.32	K7:Ve D	-0.29	1.775	0.465	6.25	Heczeg & Hillenbrand (2014)

Continúa en la siguiente página...

Tabla 28 – Continuación

No.	Nombre	V	K	TE	Log L/L <sub>⊙</sub>	R/R <sub>⊙</sub>	M/M <sub>⊙</sub>	Log Edad [edad en años]	Referencia
31	LkCa 7	12.25	8.26	Mo D	-0.34	1.65	0.49	6.3	Heczeg & Hillenbrand (2014)
32	LkCa 19	11.12	8.15	KoVe	0.13	1.75	1.39	6.6	Heczeg & Hillenbrand (2014)
33	TAP 40	12.51	9.50	K5e D	-0.47	-	-	7.26	Palla & Stahler (2002)
34	CoRoT 223959652	13.33	11.31	Go D	-	-	-	-	-
35	CoRoT 616849446	14.68	11.40	K1 D	-	-	-	-	-
36	CoRoT 223983407	15.12	11.68	K5 D	-	-	-	-	-
37	CoRoT 223988965	14.57	11.47	K6 D	-	-	-	-	-
39	CoRoT 616919771	14.69	11.55	K5 D	-	-	-	-	-
39	Par 1724	10.54	7.27	Ko III	1.67	-	3.75	-	Hillenbrand et al. (1998)
40	TWA 6	11.45	8.04	MoVe	-0.655	1.013	0.7555	7.05	Heczeg & Hillenbrand (2014)
41	TWA 17	12.7	9.01	K5 E	-0.453	-	-	6.95	Nascimbene et al. (2016)
42	V716 Per	6.72	10.47	M1.25 D	-0.14	2.1	0.31	-	Le Blanc et al. (2011)
43	V826 Ara A	-	4.70	K1Vp	-	-	-	-	-
44	V826 Ara B	-	-	-	-	-	-	-	-
45	TAP 26	12.41	9.27	K7e D	-0.34	1.18	1.03	7.0	Heczeg & Hillenbrand (2014)
46	RX J1508.6-4423	10.64	8.81	G8IVe C	0.40	-	7.17	-	Wähhaj et al. (2010)

Tabla 29: Parámetros de manchas en WTTS obtenidos de la literatura

No.	Nombre	Mancha#	$\Delta T$ [K]	Lat. [°]	Log. [°]	$\alpha$ [°]	f	Época	Período [día]	Método	Referencias	Otras referencias
1	V987 Tau	1	1450	13.9	-	13.7	-	19/10-9/11/2009	1.52206	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	Strassmeier & Rice (1998)
2	V410 Tau	2	1450	73.6	-	24.1	-	19/10-9/11/2009	1.53052	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	Skelly et al. (2010); Rice et al. (2011); Carroll et al. (2012)
		1	900	75.4	-	84.8	-	19/10-9/11/2009	1.87301	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
3	Lupus 3-14	2	900	-52.3	-	44.6	-	19/10-9/11/2009	1.87266	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
		1	1700 <sup>(1)</sup>	86.1	-	33.4	-	18/4-30/4/2009	1.2681	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
		2	1700 <sup>(1)</sup>	33.7	-	15.5	-	18/4-30/4/2009	1.2605	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
4	Lupus 3-48	1	1500 <sup>(1)</sup>	60.4	-	13.4	-	18/4-30/4/2009	2.01973	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
		2	1500 <sup>(1)</sup>	7.5	-	10.5	-	18/4-30/4/2009	2.01973	Modelado de CL	Siwak et al. (2011)	
5	V819 Tau	1	850	-	-	-	0.865	1990-1996	5.6	Fotométrico	Grankin (1998); Bouvier (1990)	Donati et al. (2015)
6	V827 Tau	1	600	-	-	-	0.735	1990-1996	3.75	Fotométrico	Grankin (1998); Bouvier (1990)	Prato et al. (2008)
7	V830 Tau	1	550	-	-	-	0.52	1990-1996	2.75	Fotométrico	Grankin (1998); Bouvier (1990)	Donati et al. (2015); Donati et al. (2017)
8	V836 Tau	1	700	-	-	-	0.54	1990-1996	7	Fotométrico	Grankin (1998); Bouvier (1990)	Prato et al. (2008)
9	TW Hya	1	1000	54	-	-	0.07	02-03/2008	3.56	Curva de VR	Huelamo et al. (2008)	
10	AS 205	1	605	-	-	-	0.21	1990	2.7	Fotométrico	Covino et al. (1992)	
11	Wa Oph/2	1	1025	-	-	-	0.11	1989	3.8	Fotométrico	Covino et al. (1992)	
		1	-835	-	-	-	0.04	1990		Fotométrico	Covino et al. (1992)	
12	Wa Oph/3	1	540	-	-	-	0.41	1989	2.8	Fotométrico	Covino et al. (1992)	
		1	655	-	-	-	0.12	1990	2.8	Fotométrico	Covino et al. (1992)	
13	Hubble I 4	1	1200	45	-	25	-	2008-2010	1.55	Curva de VR	Mahmud et al. (2011)	
14	CD-36 3202	1	790	-	-	-	0.11	30/12/2013-3/1/2014	0.235	Fotométrico	Koen (2015a)	
15	CD-49 1902	1	1140	-	-	-	0.18	7-13/12/2011	0.908	Fotométrico	Koen (2015a)	
16	CD-66 395	1	670	-	-	-	0.28	14-29/1/2012	0.27	Fotométrico	Koen (2015a)	
17	CD-72 248	1	760	-	-	-	0.19	10/12/2011-25/12/2013	0.236	Fotométrico	Koen (2015a)	
18	V1529 Ori	1	270	45	42	20.4	0.05 <sup>(2)</sup> (0.17)	1/11/2006	0.5627	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
		2	270	40	170	13.3	-	1/11/2006	-	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	

Continúa en la siguiente página...

Tabla 29 – Continuación

No.	Nombre	Mancha#	$\Delta T$ [K]	Lat. [°]	Log. [°]	$\alpha$ [°]	f	Época	Período [día]	Método	Referencias	Otras referencias
19	2MASS J05352617-0545084	1	990	0	126	27.6	0.075 <sup>(2)</sup> (0.29)	1/11/2006	5.816	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
20	V4490 Ori	2	990	0	55	15.6	-	1/11/2006	-	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
		1	1020	45	240	29.3	0.08 <sup>(2)</sup> (0.34)	3/11/2006	4.047	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
21	V482 Ori	2	1020	25	150	18.2	-	3/11/2006	-	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
		1	1280	45	33	31.6	0.95 <sup>(2)</sup> (0.37)	8/9/2005	8.435	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
22	UX Tau A	2	1280	30	265	18.3	-	8/9/2005	-	Modelado de CL	Frasca et al. (2009)	
		1	750	0	-	-	0.095	1/1986	2.3	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
23	FK 2 <sup>a</sup>	1	1205	71	-	-	0.101	12/1986	3.75	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
24	WK 2 <sup>a</sup>	1	790	5	-	-	0.03	12/1986	2.75	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
25	DN Tau <sup>a</sup>	1	895	15	-	-	0.111	12/1984	6	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
26	SY Cha <sup>a</sup>	1	880	48	-	-	0.093	02/1984	6.1	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
27	SR 12	1	2680	4	-	-	0.076	05/1984	3.5	Fotométrico	Bouvier & Bertout (1989)	
28	IW Tau	1	705	-	-	-	0.07	17/11/1990-16/1/1991	5.6	Fotométrico	Bouvier et al. (1993b)	
29	LkCa 4	1	1350	-	-	-	0.80±0.05	11/1997-11/2015	3.37	Espectroscopico	Gully-Santiago et al. (2017)	Donati et al. (2014)
30	LkCa 7	1	1510	-	-	-	0.11-0.4	17/11/1990-16/1/1991	5.64	Fotométrico	Bouvier et al. (1993b); Vba et al. (1993)	
31	LkCa 19	1	470	-	-	-	0.13	17/11/1990-16/1/1991	2.24	Fotométrico	Bouvier et al. (1993b)	Huerta et al. (2008)
32	TAP 40	1	1125	-	-	-	0.04	17/11/1990-16/1/1991	3.38	Fotométrico	Bouvier et al. (1993b)	
33	CoRoT 223959652	1	-	14.41	183.64	-	0.1431	1/12/2011-3/1/2012	3.7971	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
		2	-	9.57	355.81	-	0.2995	1/12/2011-3/1/2012	3.6811	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
34	CoRoT 616840446	1	-	19.68	94.19	-	0.268	1/12/2011-3/1/2012	4.4112	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
		2	-	20.29	251.59	-	0.16	1/12/2011-3/1/2012	4.2005	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
35	CoRoT 223985407	1	-	39.36	208.02	-	0.1172	1/12/2011-3/1/2012	2.584	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
		2	-	50.73	34.53	-	0.1176	1/12/2011-3/1/2012	2.6319	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
36	CoRoT 223988965	1	-	87.78	231.03	-	0.077	1/12/2011-3/1/2012	5.0562	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
		2	-	48.91	13.12	-	0.043	1/12/2011-3/1/2012	2.9084	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
37	CoRoT 616919771	1	-	97.08	312.53	-	0.2617	1/12/2011-3/1/2012	6.4979	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
		2	-	69.6	25.21	-	0.2672	1/12/2011-3/1/2012	10.4917	Modelado de CL	Lanza et al. (2016)	
38	Par 1724	1	1250	30	-	-	0.21 <sup>(3)</sup>	10/1967-11/2008	5.6793	Imagen Doppler	Savanov (2010)	
39	TWA 6	1	700	60-90	-	-	0.095 <sup>(3)</sup>	11-20/2/2006	0.5409	Imagen Doppler	Skelly et al. (2008)	
40	TWA 17	1	1000	60-90	-	-	-	11-20/2/2006	0.685	Imagen Doppler	Skelly et al. (2009)	

Continúa en la siguiente página...

Tabla 29 – Continuación

No.	Nombre	Mancha#	$\Delta T$ [K]	Lat. [ $^{\circ}$ ]	Log. [ $^{\circ}$ ]	$\alpha$ [ $^{\circ}$ ]	f	Época	Periodo [día]	Método	Referencias	Otras referencias
41	V716 Per	1	1000	-	-	-	0.5	2003-2005	7.5	Fotométrico	Barsunova et al. (2016)	
42	V824 Ara A	1	1250	60-90	-	-	0.18(3)	31/03-4/4/2007	1.6816463*	Imagen Doppler	Dunstone et al. (2008)	
43	V824 Ara B	1	1263	60-90	-	-	0.15(3)	31/03-4/4/2007	1.6816463*	Imagen Doppler	Dunstone et al. (2008)	
44	TAP 26	1	-	30-60	-	-	0.06(3)	11/2015-01/2016	0.7135	Imagen Doppler	Yu et al. (2017)	
45	RX J1508.6-4423	1	1500	90-50	-	-	0.18(3)	6-10/5/1998	0.3098	Imagen Doppler	Donati et al. (2000)	

\* Período orbital.

(1) Temperaturas estimadas a partir de la relación de flujos del trabajo original.

(2) Fracción de área de las dos manchas sobre la superficie estelar total. Entre paréntesis se indica f respecto del disco estelar visible, considerando toda la mancha sobre el disco visible.

(3) En el caso de los modelos obtenidos por Imagen Doppler el mapeo estelar obtenido depende de la inclinación adoptada para la estrella. Los valores de f listados corresponden a la fracción de área con manchas frías de la superficie completa observada de la estrella.

<sup>a</sup> Presenta modelos de manchas en tres épocas desde 1984 a 1986. En la tabla se muestra el modelo de la época que mejor ajusta a la curva de luz.



### 7.3 MODELADO DE CURVAS DE LUZ DE WTTS CON MANCHAS

#### 7.3.1 El código VARTOOLS

Para el modelado de las curvas de luz se utilizó el código VARTOOLS (*VARTOOLS Light Curve Analysis Program*), versión 1.35 (Hartman & Bakos, 2016). Este código suministra un gran número de herramientas para procesar y analizar series de datos astronómicos, en particular curvas de luz. Cuenta con una colección de tareas que pueden calcular datos estadísticos de las curvas, realizar ajustes de modelos, simular curvas de luz, etc.

Para acceder al código se emplean comandos en línea que se ingresan por terminal. Los datos de entrada que en principio se necesitan son la curva de luz observada en formato de texto ascii (o una lista de curvas de luz, en caso que se desee analizar varias curvas de luz a la vez), y la especificación del formato de la curva dada, como se indica en la siguiente línea de comandos:

```
vartools -i lc.txt -inputlcformat t:1,mag:2,err:3,
```

donde `-i` indica que la entrada es una curva de luz individual cuyo formato está indicado por medio del comando `-inputlcformat`. La primera columna del archivo es el tiempo (por defecto en días julianos), la segunda son las magnitudes o flujo, y la tercera columna son los errores de estas últimas. La información mínima que puede contener el archivo de entrada de la curva de luz observada es el instante de observación (tiempo) y magnitud (o flujo).

Luego de la línea de comando que indica la entrada se invocan los comandos de trabajo (a aplicar sobre la curva) con sus respectivos parámetros de control. Estos son, por ejemplo, algoritmos para la búsqueda de períodos en las curvas de luz por medio de periodogramas. Algunos de los métodos usados son: L-S (el periodograma de *Lomb-Scargle* generalizado, Zechmeister & Kürster 2009; Lomb 1976; Scargle 1982) y el método de Análisis de Varianza de (Schwarzenberg-Czerny, 1989), entre otros. Los comandos respectivos para estos métodos son `-LS` y `-aov`, a partir de los cuales se obtiene como resultado una lista de posibles períodos de variabilidad con sus respectivas probabilidades de falsa alarma. Para los ajustes presentados en este capítulo, y como punto de partida para la iteración, en general se empleó el valor del período de “mayor consenso” en la literatura, que a su vez fue previamente corroborado por los algoritmos mencionados.

Los ajustes de las variaciones causadas por manchas y los parámetros de las mismas son obtenidos mediante el comando o tarea `-Starspot`. Este método desarrollado por Dorren (1987) ajusta a la curva de luz observada con un modelo de estrella esférica más una mancha simple, circular, y de temperatura uniforme. Calcula la diferencia de magnitudes ( $\Delta \text{mag}$ ) entre la superficie de la estrella con la mancha y la superficie de la misma sin la mancha mediante integración directa sobre la superficie de la mancha:

$$M(t) = M_0 - 2.5 \log[1 - (aA(\alpha, \beta(t)) + bB(\alpha, \beta(t)))], \quad (3)$$

donde  $M_0$  es la magnitud fuera del tránsito de la mancha,  $A$  y  $B^4$  son expresiones que dependen de  $\alpha$ , radio angular de la mancha, y de  $\beta$ , ángulo entre la línea de la visual y la superficie normal al centro de la mancha (ver Figura 136). Por último,  $a$  y  $b$  son coeficientes relacionados con la razón de flujos entre mancha ( $F_m$ ) y fotosfera estelar ( $F_*$ ) dados por:

$$a = \frac{(1 - \mu_*) - (1 - \mu_m) \frac{F_m}{F_*}}{\pi(1 - \mu_*/3)} \quad (4)$$

$$b = \frac{\mu_* - \mu_m \frac{F_m}{F_*}}{\pi(1 - \mu_*/3)} \quad (5)$$

donde  $\mu_*$  y  $\mu_m$  son los coeficientes de oscurecimiento hacia el limbo para la estrella y mancha respectivamente<sup>5</sup>. Los flujos, dependientes de la longitud de onda, en este capítulo fueron calculados empleando la aproximación de cuerpo negro.

Por lo general, y para una mejor comparación de los valores de los diferentes parámetros obtenidos por VARTOOLS con los de la literatura, en lugar de utilizar el parámetro  $\alpha$  (radio angular de la mancha) se empleó el llamado “factor de llenado” (*filling factor*), el cual representa el porcentaje del área del disco estelar visible cubierta por la mancha. De acuerdo con Dorren (1987) este factor puede calcularse como  $(\sin \alpha)^2$ . Dado que el parámetro  $a$  está relacionado directamente con los flujos y éstos, a su vez, con las temperaturas (ver Ecuación (4)), en este capítulo sólo se reportarán los valores de estas últimas.

De acuerdo a este modelo los parámetros de entrada para -Starspot están indicados en la siguiente línea:

```
-Starspot fix P0 a0 b0 alpha0 i0 chi0 psi00 mconst0 fitP fita fitb fitalpha
fiti fitchi fitpsi0 fitmconst correctlc omodel /home/ajuste/,
```

donde *fix* especifica que se adopta un valor fijo para el período  $y$ , además, se tiene: período inicial ( $P0$ ), los parámetros  $a0$ ,  $b0$  y  $alpha0$  corresponden al radio angular de la mancha,  $i0$  a la inclinación del eje de rotación estelar respecto a la línea de visual,  $chi0$  a la latitud de la mancha ( $0^\circ$  en el ecuador de la estrella),  $psi00$  es la longitud del centro de la mancha en el primer instante de la curva de luz ( $0^\circ$  hacia el observador y aumentando en sentido horario), y  $mconst0$  es el valor inicial para la magnitud constante sin la presencia de mancha (con  $-1$  este parámetro se determina de forma automática). Luego continúan ocho parámetros de ajuste ( $1$  indica el orden del ajuste y  $0$  que el mismo es fijo) y, por último, hay dos parámetros para indicar si se requiere restar el mejor ajuste de la curva de luz observada y si se desea guardar el archivo de ajuste; al final se indica el directorio donde guardar el ajuste obtenido.

<sup>4</sup> La expresión para ambos parámetros pueden verse en Dorren (1987).

<sup>5</sup> En todos los casos, en el presente capítulo se consideraron  $\mu_*$  y  $\mu_m$  nulos, con lo cual resulta:  $a = \frac{1 - F_m/F_*}{\pi}$  y  $b = 0$ .

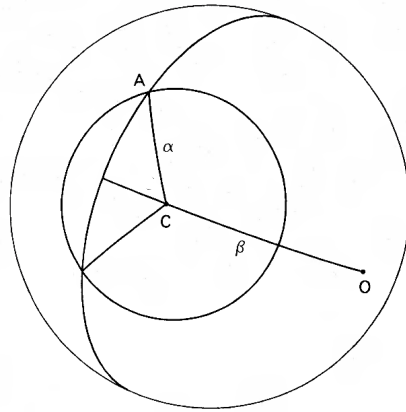


Figura 136: Esquema del modelo de estrella esférica con mancha tomado de [Dorren \(1987\)](#). El radio angular de la mancha  $\alpha$  está representado por el arco entre los puntos A y C. El punto O representa el centro del hemisferio visible y C el centro de la mancha,  $\beta$  es el arco del círculo máximo que pasa entre los puntos C y O. El círculo máximo que corta la esfera en el punto A es la intersección de la esfera con el plano del cielo.

#### *Aplicación del procedimiento de modelado de curvas de luz con manchas*

En esta sección se presenta el modelado de las curvas de luz de dos estrellas, LkCa 4, LkCa 7, ampliamente estudiadas en la literatura ([Vrba et al., 1993](#); [Bouvier et al., 1993b](#); [Grankin et al., 2008](#)). El objetivo de este análisis es comparar los parámetros obtenidos por VARTOOLS con los de la literatura y verificar la confiabilidad del empleo de este código para derivar parámetros de manchas.

Como se mencionó en las secciones anteriores, la tarea -Starspot involucra el ajuste de 8 parámetros: período ( $P_0$ ), parámetros  $a_0$  y  $b_0$  relacionados directamente con las temperaturas, radio angular de la mancha ( $\alpha_0$ ), inclinación de la estrella ( $i_0$ ), latitud ( $\chi_0$ ) y longitud ( $\phi_0$ ) de la mancha, y por último, magnitud fuera del tránsito de la mancha ( $m_{\text{const}0}$ ). Con el propósito de disminuir el número de parámetros libres se buscaron los mejores ajustes para cuatro valores fijos de  $\Delta T$ , comprendidos entre 500 y 1400 K, con pasos de 300 K (i.e., 500, 800, 1100 y 1400 K). Este rango se corresponde con el rango de temperaturas de manchas para las WTTS previamente reportado ([Grankin et al., 2008](#); [Koen, 2016](#)). A partir de cada  $\Delta T$  se obtuvo mediante la ecuación (4) el valor de entrada para  $a_0$ .

Para cada uno de los cuatro  $\Delta T$  fijos se iteró dejando variar los parámetros restantes, cuyos valores iniciales se seleccionaron de acuerdo a ciertos criterios. El período inicial es el de rotación estelar tomado de la literatura, el cual se intentó refinar para cada época particular de la curva de luz observada analizada. El valor inicial de  $\alpha$  fue el correspondiente a la menor área de cobertura de manchas para las WTTS (30%–90%, [Grankin et al. 2008](#)). En cuanto a la inclinación estelar y a la

latitud de la mancha como valores iniciales, se adoptaron de  $90^{\circ 6}$  y  $0^{\circ}$  respectivamente, es decir una estrella vista de canto y con una mancha circular en el ecuador estelar. Por último, para el valor de  $m\text{const}\theta$  se indicó con  $-1$  que se realizara un ajuste automático.

Una vez obtenido el mejor ajuste para cada  $\Delta T$ , es decir aquél con menor  $\chi^2$ <sup>7</sup>, se realizó una iteración más, pero esta vez dejando variar al parámetro  $a\theta$  relacionado con la temperatura, con el fin de refinar el valor de  $T_m$ , manteniendo fijos los demás parámetros en los valores del modelo previamente seleccionado. Por lo general, en este tipo de ajustes con varios parámetros libres, existe cierta degeneración entre algunos de los parámetros ajustados, en el sentido de que variaciones de los mismos producen el mismo ajuste. Es éste, por ejemplo, el caso de  $\alpha$ ,  $i$  y la latitud de la mancha, dado que al modificar uno de ellos también se modifican los otros dos produciendo el mismo efecto en la curva de luz sintéticas.

Como se mencionó en la sección 3.6, las observaciones empleadas para construir las curvas de luz fueron obtenidas de los relevamientos Catalina Survey DR2 (CSDR2) y Super Wasp DR1 (SWDR1). Al presente, los datos disponibles de Catalina cubren un intervalo temporal de aproximadamente siete años, entre 2005 y 2013, es decir, unos 3000 días. Para la mayoría de nuestros objetos de interés, estrellas T Tauri en regiones de formación estelar cercanas, se dispone de unas pocas observaciones por noche en forma continua durante 10–30 noches, a lo largo de un período de varios meses, con intervalos de  $\sim 200$ –300 días sin datos, que corresponde a la parte del año en la cual el objeto no es visible. Los datos disponibles del Super Wasp para la mayoría de las T Tauri en regiones de formación estelar cercanas cubren un lapso de  $\sim 800$  días comprendidos entre los años 2004 y 2007. Sin embargo, las observaciones se agrupan en tres épocas, constituidas por varias noches cuasi-consecutivas, con 20–50 puntos por noche. Entre época y época hay intervalos de 200–300 días sin datos, correspondientes al período de invisibilidad del objeto. En comparación con Catalina, los datos de Super Wasp aparecen más discontinuos. Dada la discontinuidad temporal de las observaciones de Super Wasp, se procedió a separar en épocas, cada una de ellas indicadas en la Tabla 30. Con SW se indican las épocas correspondientes al Super Wasp y con CAT a las correspondientes al Catalina. En todo los casos se eliminaron observaciones muy discordantes de las demás que probablemente fueron afectadas por factores climáticos durante el momento de la observación; en general se eliminaron todas las observaciones con un error mayor a 0.3 mag.

La Tabla 30 lista los parámetros obtenidos para los dos objetos analizados, LkCa 4 y LkCa 7. La columna 2 indica la época de las observaciones y, por lo tanto, el relevamiento del cual se obtuvo la curva de luz modelada, como se dijo en el párrafo anterior. En las Figuras 137 y 138 se muestran las curvas de luz observadas indicadas con puntos de color violeta con sus respectivas barras de error, y las curvas modeladas de color celeste (ajuste). Para poner datos observados en fase se adoptó el período obtenido del ajuste y un tiempo inicial  $HJD_0$  (día juliano heliocéntrico) determinado de los datos del relevamiento Super Wasp DR1. Los paneles

6 A menos de que hubiese en la literatura alguna estimación previa para el ángulo de inclinación, en cuyo caso se adoptó este valor.

7  $\chi^2$  representa el valor que hace mínima la suma de los residuos  $(O-C)^2$ .

Tabla 30: Parámetros de las manchas de LkCa 4 y LkCa 7 obtenidos del ajuste con VAR-TOOLS

Nombre	Época	$\Delta\text{mag}$ [mag]	$\Delta T$ [K]	Período [día]	$\alpha$ [°]	$f$	$i$ [°]	Lat [°]	Long [°]	$\chi^2$
LkCa 4	SW (07–09/2004)	0.57	1287	3.377373	64.7	0.817	21	74	200	12.95
	SW (09/2006–01/2007)	0.53	1393	3.373762	65.5	0.828	20	77	299	10.67
	CAT (04/2005–10/2013)	0.37	1185	3.374532	64.4	0.813	18	78	116	9.97
LkCa 7	SW (07–09/2004)	0.23	1353	5.663915	30.4	0.256	44	58	143	3.26
	SW (09/2006–01/2007)	0.38	1314	5.665336	43.8	0.479	27	55	18	8.09
	CAT (04/2005–10/2013)	0.21	1174	5.754621	30.9	0.264	38	56	10	12.17

Tabla 31: Parámetros de las manchas de LkCa 4 y LkCa 7 extraídos de la literatura

Nombre	Período [día]	$i$ [°]	TE	$T_{\text{ef}}$ [K]	$\Delta T$ [K]	$f$	Referencias
LkCa 4	3.374	$\sim 70$	K7	$4100 \pm 100$	1000–1400	$0.80 \pm 0.05$	1, 2, 3
LkCa 7	5.6638	$36 \pm 1$	K7	4040	$\sim 1500$	$0.11\text{--}0.40$	4, 5, 6, 7

Referencias: 1-Gully-Santiago et al. (2017); 2-Donati et al. (2014); 3-Bouvier et al. (1993b); 4-Grankin (2013b); 5-Sestito et al. (2008); 6-Grankin (1992); 7-Vrba et al. (1993)

superiores y medios de ambas figuras corresponden a las observaciones del relevamiento SWDR<sub>1</sub>, en tanto que en los paneles inferiores se muestran las curvas de luz del relevamiento CSDR<sub>2</sub>. Notar la mayor dispersión de estos últimos datos.

En la Tabla 31 se listan los parámetros de las manchas de ambas estrellas, tomados de la literatura. Comparando los valores de las Tablas 30 y 31, se encuentra que los períodos ajustados coinciden hasta la segunda cifra significativa con los previamente determinados, con excepción del correspondiente al relevamiento CSDR<sub>2</sub> para LkCa 7. Esta diferencia puede deberse a que el código busca un período de variabilidad debido al movimiento de la mancha sobre la superficie estelar, que no siempre es exactamente igual al período de rotación de la estrella, dado que las manchas pueden migrar, desaparecer y reaparecer (Grankin et al., 2008; Siwak et al., 2011) lo cual puede producir cambios en los períodos de época a época. Otro factor que podría contribuir a esta diferencia es la mayor dispersión en los datos observados para esta época.

Los valores determinados para los demás parámetros resultaron, en línea general concordantes con los de la literatura. Los valores de  $\Delta T$  se mantienen dentro de los rangos estimados para LkCa 4 y LkCa 7 obtenidos de la literatura. En cuanto a las áreas de cobertura de las manchas, éstas están dentro de los límites previamente reportados. La inclinación resultó similar dentro de  $\pm 10^\circ$  para LkCa 7, mientras que para LkCa 4 resultó muy diferente de la propuesta en la literatura. Estas diferencias, como se mencionó antes, podrían deberse a la degeneración entre los parámetros inclinación, latitud de la mancha y radio angular, con lo cual una variación en la inclinación de la estrella (dentro de  $\pm 10^\circ$ ), podría hacer variar la latitud de las manchas e inclusive sus tamaños.

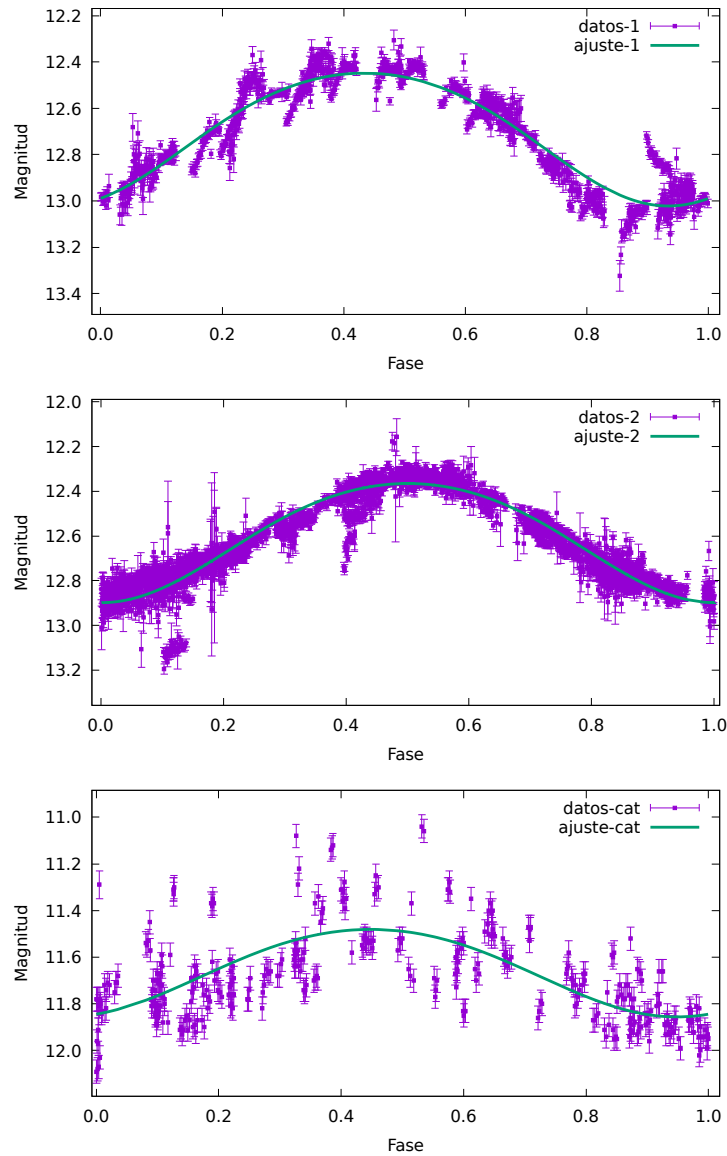


Figura 137: Curvas de luz para LkCa 4. Panel superior: Datos de SWDR<sub>1</sub> (julio a septiembre de 2004). Panel medio: Datos de SWDR<sub>1</sub> (septiembre de 2006 a enero de 2007). Panel inferior: Datos de CSDR<sub>2</sub> (abril de 2005 a octubre de 2013).

### 7.3.2 Muestra seleccionada

A continuación se presenta la muestra seleccionada para el modelado de manchas en WTTS con sus principales características. La Tabla 32 muestra las propiedades de las 18 WTTS modeladas pertenecientes a diversas regiones de formación estelar. Los objetos fueron principalmente seleccionados de [Wilking et al. \(2005\)](#) y [Wahhaj et al. \(2010\)](#). Para la selección se consideró que pertenecieran a los campos de observación de los relevamientos Catalina y Super Wasp y que, además, no tuvieran modelados de manchas previos en la literatura. En la tabla se indican algunas propiedades físicas de las mismas y la región de formación a la que pertenecen. Además se muestran en la columna (5) períodos extraídos de la literatura, que se tuvieron en cuenta para los modelados de la sección siguiente. En aquellas

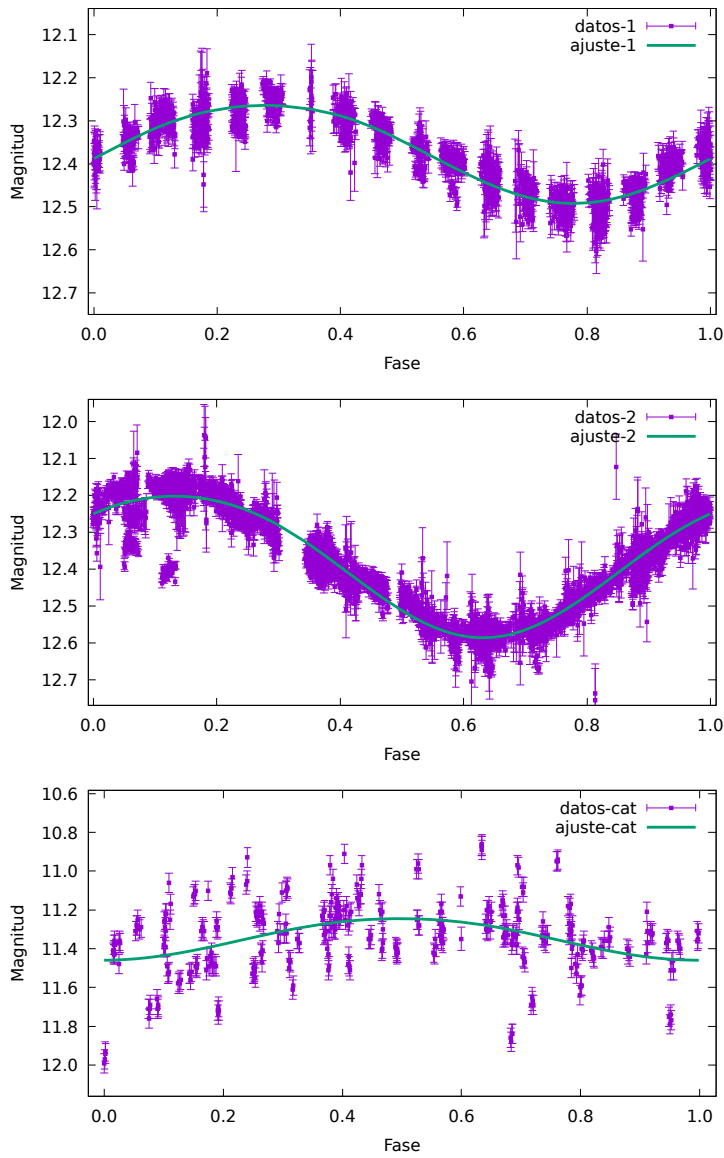


Figura 138: Curvas de luz para LkCa 7. Panel superior: Datos de SWDR<sub>1</sub> (julio a septiembre de 2004). Panel medio: Datos de SWDR<sub>1</sub> (septiembre de 2006 a enero de 2007). Panel inferior: Datos de CSDR<sub>2</sub> (abril de 2005 a octubre de 2013).

estrellas sin períodos previamente definidos se indican los períodos más probables de acuerdo a los propuestos en la base de datos de Catalina.

Tabla 32: Muestra de WTTS seleccionadas

Nombre	V	K	TE	Periodo [día]	$\log L/L_{\odot}$	Radio/ $R_{\odot}$	Masa/ $M_{\odot}$	log Edad [edad en años]	Región	Referencias
IS Tau	-	8.64	K7	7.53 <sup>a</sup>	0.04	-	0.70 ± 0.06	6.2	Taurus	Sestito et al. (2008); Correia et al. (2013)
LkH $\alpha$ 325	13.43	8.83	K5:e E	8.16 <sup>a</sup>	-	-	1.99	6.99	Perseus	Herbig (1977); Azimlu et al. (2015)
VY Tau	9.00	8.96	M0Ve C	5.36995	-0.56	1.18	0.54	6.7	Taurus	Grankin (2013b)
LkCa 5	13.25	9.05	M2	1.411 <sup>b1</sup>	-0.52	1.44	0.37	6.4	Taurus	Grankin (2013b)
LkCa 21	13.40	8.45	M3	0.915 <sup>b1</sup>	-0.35	1.89	0.31	6.1	Taurus	Grankin (2013b)
V1200 Tau	11.56	8.81	K2	1.411 <sup>c</sup>	-0.2	1.1	1.0	7.3	Taurus	Bouvier et al. (1997)
V1207 Tau	11.86	8.80	K7	0.915 <sup>c</sup>	-0.2	1.6	0.5	6.3	Taurus	Bouvier et al. (1997)
ROXR1 31 (GY 112)	17.07	9.57	M3.5	0.605 <sup>a</sup>	-0.48	-	0.2	6.05	Ophiuchi	Wilking et al. (2005); Pillitteri et al. (2010); Rigliaco et al. (2016)
PDS 89	12.219	8.038	M0-K7	8.21 <sup>d</sup>	-	1.68	-	-	L152	Gregorio-Hetem & Hetem (2002b)
PDS 99	13.3	8.311	K0	8.49 <sup>a</sup>	-	1.39	-	-	CrA	Gregorio-Hetem & Hetem (2002b)
SZ 65	12.13	7.982	M0-K7	5.98 <sup>a</sup>	0.54	-	0.56 ± 0.08	5.65	Lupus	Wahhaj et al. (2010); Galli et al. (2015)
PDS 70	12.199	8.542	K7	1.076 <sup>a</sup>	-	1.39	-	-	Centaurus	Gregorio-Hetem & Hetem (2002b)
PDS 45	11.119	6.710	M2	4.8-4.9 <sup>e</sup>	-0.67	1.53	-	-	TW Hya	Herczeg & Hillenbrand (2014); Steizler et al. (2013b)
ISO-Oph 96	-	9.837	K8	3.53 <sup>a</sup>	-0.48	-	0.9	-	Ophiuchi	Rigliaco et al. (2016)
SZ 82	-	7.739	M0	7.42-8.1 <sup>f</sup>	0.36	2.69	1.4	5.46	Lupus	Alcalá et al. (2017); Wahhaj et al. (2010)
RX J1625.2-2455	14.41	8.27	K7	2.84 <sup>a</sup>	-0.3	-	1.04	6.0	Ophiuchi	Wahhaj et al. (2010); Rigliaco et al. (2016)
RX J1621.4-2312	13.79	8.74	K7	2.92 <sup>a</sup>	-0.14	-	-	6.4	Ophiuchi	Wahhaj et al. (2010)
FX Tau	14.40	7.92	M1	6.402 <sup>b1</sup> , 1.026 <sup>b2</sup>	-0.285 ± 0.215	-	1.70 ± 0.18	4.8	Taurus	Andrews et al. (2013); Simon et al. (2017)

<sup>a</sup> Proporcionado por Catalina Survey <http://nessi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>;<sup>b1</sup> Xiao et al. (2012), <sup>b2</sup> Rodriguez et al. (2017); <sup>c</sup>Grankin et al. (2008); <sup>d</sup>Kiraga (2012); <sup>e</sup>Messina et al. (2010); <sup>f</sup>Siwak et al. (2016).



*Parámetros de las manchas para la muestra seleccionada*

La Tabla 33 lista los parámetros de las manchas derivados por los ajustes y en la última columna se mencionan las figuras de las curvas de luz observadas y modeladas. Como los datos fueron extraídos de dos relevamientos, Super Wasp y Catalina, se procesaron por separado y, a su vez, en cada caso además se separaron en épocas para realizar un mejor ajuste de las curvas, ya que las observaciones se encontraban discontinuadas por meses o años. Como muchas de las estrellas fueron observadas en más de una época, éstas se indican en la columna 2 de la tabla con el intervalo de observación entre paréntesis, y donde SW y CAT indican Super Wasp y Catalina, respectivamente.

Para poner en fase a los datos observacionales se adoptó como el período más probable obtenido de los ajustes al calculado por VARTOOLS con el método L-S (el periodograma de *Lomb-Scargle* generalizado, [Zechmeister & Kürster 2009](#); [Lomb 1976](#); [Scargle 1982](#)). La mayoría de los períodos obtenidos son similares a los encontrados en la literatura y a los automáticos proporcionados por Catalina.

En particular, la WTTS FX Tau presentó dos períodos más probables, los cuales tienen antecedentes en la literatura,  $P_1 = 6.402$  ([Xiao et al., 2012](#)) y  $P_1 = 1.026$  ([Rodríguez et al., 2017](#)). Si bien FX Tau resulta ser un sistema binario, es una binaria visual muy separada con un  $a=132$  UA y un período de 417 años ([Csépany et al., 2017](#)). Con lo cual no corresponde a ninguno de los períodos analizados.

Finalmente en los parámetros mostrados en la Tabla 33 son: amplitud de las curvas ajustadas  $\Delta mag$ ,  $\Delta T$ , período de variabilidad en días, radio angular de la mancha  $\alpha$ , factor de llenado respecto del disco estelar visible, inclinación de la estrella, latitud del centro de la mancha, longitud de la mancha en el instante de inicio de las observaciones para cada época, magnitud fuera del tránsito de la mancha  $M_{const0}$  y el  $\chi^2$  del ajuste.

Tabla 33: Parámetros de las manchas obtenidos del ajuste con VARTOOLS para la muestra de la Tabla 32

Nombre	Época	$\Delta\text{mag}$ [mag]	$\Delta T$ [K]	Período [día]	$\alpha$ [°]	$f$	$i$ [°]	Lat [°]	Long [°]	Mconst0 [mag]	$\chi^2$	Figura
IS Tau	SW (07-09/2004)	0.24	503	7.580191	85.9	0.995	15	12	11	14.12	1.12	139
	SW (09/2006-02/2007)	0.20	571	7.030879	67.1	0.848	14	10	10	14.18	14.36	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.12	503	7.549563	60.2	0.753	11	10	42	13.04	2.28	
	CAT (11/2006-12/2013)	0.22	470	7.536792	69.1	0.873	18	12	184	13.04	2.62	
LkHa 325	SW (07-09/2004)	0.20	520	8.162542	60.3	0.755	21	5	244	13.02	2.60	140
	SW (09/2006-01/2007)	0.20	527	8.249962	75.5	0.938	15	5	290	12.92	6.26	
	SW (09/2007-12/2007)	0.38	520	8.171127	77.0	0.949	29	5	316	12.86	12.88	
	CAT (09/2005-10/2013)	0.18	458	8.164871	78.0	0.957	15	6	170	11.74	3.14	
VY Tau	SW (08-09/2004)	0.04	858	5.151879	13.1	0.051	31	31	11	13.38	0.95	141
	SW (09/2006-02/2007)	0.10	842	5.367087	21.0	0.128	30	31	231	13.35	3.04	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.10	771	6.705564	22.4	0.145	30	24	239	12.11	5.69	
LkCa 5	SW (07-09/2004)	0.08	1087	1.411252	27.0	0.206	47	78	282	13.27	0.58	142
	SW (09/2006-01/2007)	0.08	1015	1.411371	28.0	0.220	42	77	264	13.25	1.25	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.13	1004	1.415118	33.0	0.297	40	75	100	12.04	4.48	
LkCa 21	SW (07-09/2004)	0.03	1087	0.914516	16.0	0.076	47	74	358	12.76	2.15	143
	SW (09/2006-01/2007)	0.02	951	0.924213	12.0	0.043	43	72	183	12.78	2.05	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.02	1098	0.914799	11.7	0.041	41	67	205	11.98	7.08	
V1200 Tau	CAT (10/2005-12/2012)	0.15	565	2.158714	39.7	0.408	73	62	113	10.26	1.51	144
V1207 Tau	CAT (11/2005-10/2013)	0.07	1367	7.760965	17.9	0.094	30	50	10	10.93	1.49	145
ROXR1 31	CAT (05/2006-05/2012)	0.12	883	0.631125	29.2	0.237	62	74	42	14.56	0.15	146
	CAT (04/2006-07/2013)	0.21	872	0.605246	36.0	0.346	59	70	37	14.44	0.63	
PDS89	CAT (04/2005-06/2013)	0.21	1250	8.209018	37.0	0.362	24	59	267	11.07	2.54	147
	CAT (08/2005-05/2013)	0.13	1108	8.207318	28.3	0.225	31	61	94	10.78	0.72	
PDS99	CAT (05/2006-03/2013)	0.18	1211	8.497313	43.8	0.479	21	67	134	12	1.65	148
SZ 65	CAT (07/2005-07/2013)	0.16	911	5.989667	31.0	0.265	35	62	40	10.85	1.23	149
PDS70	CAT (07/2005-05/2013)	0.11	518	1.076194	42.6	0.458	76	74	251	11.45	1.20	150
PDS45	CAT (12/2005-01/2013)	0.10	529	4.845301	39.5	0.404	10	46	108	9.84	0.46	151
ISO-Oph96	CAT (07/2005-07/2013)	0.14	712	3.534749	43.6	0.476	39	76	107	16.05	0.59	152
SZ 82	CAT (08/2005-03/2013)	0.22	797	7.253096	34.2	0.316	45	56	95	10.51	1.38	153
RX J1625.2-2455	SW (03/2007-08/2007)	0.21	984	2.847965	28.0	0.221	84	33	127	14.13	0.59	154
	SW (03/2008-05/2008)	0.27	1154	2.851764	31.8	0.278	86	37	286	14.08	1.11	
	CAT (07/2005-07/2013)	0.16	1016	2.849103	24.9	0.178	83	38	51	12.81	1.03	
RX J1621.4-2312	SW (05/2006-08/2006)	0.16	1099	2.929631	41.3	0.436	19	68	279	13.30	1.39	155
	SW (03/2007-05/2008)	0.16	1080	2.919107	39.3	0.402	31	74	64	13.40	1.52	
	CAT (08/2005-07/2013)	0.17	1073	2.920101	39.2	0.399	36	75	11	12.30	1.06	
FX Tau (P <sub>1</sub> )	SW (07-09/2004)	0.16	508	6.643830	49.2	0.573	66	78	159	13.18	19.46	156
	SW (09/2006-02/2007)	0.12	414	6.174886	58.9	0.732	70	82	245	13.13	12.47	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.1	520	6.422735	52.2	0.625	54	84	61	11.60	8.74	
FX Tau (P <sub>2</sub> )	SW (07-09/2004)	0.35	457	1.035934	46.1	0.520	72	55	307	13.20	8.82	157
	SW (09/2006-02/2007)	0.16	500	0.988151	44.0	0.482	55	78	348	13.14	10.79	
	CAT (04/2005-10/2013)	0.14	575	0.974889	46.2	0.521	53	81	61	11.66	8.71	

En un análisis global de los ajustes obtenidos y mostrados en la Tabla 33 se pueden notar ciertas tendencias y/o propiedades. En líneas generales, al comparar los ajustes obtenidos para los dos relevamientos no se observan mayores diferencias entre los  $\chi^2$  entre Super Wasp y Catalina, salvo en las estrellas VY Tau, LkCa 5 y LkCa 21, donde los  $\chi^2$  para el Catalina son algo superiores a los obtenidos para los datos del Super Wasp. Lo mismo se nota en la dispersión de los datos en las figuras 141, 142, 143. Esto podría deberse a la pequeña amplitud de las curvas de luz ( $\Delta\text{mag} < 0.1 \text{ mag}$ ).

Para aquellas estrellas que cuentan con ajustes en más de una época se observa una buena concordancia entre los parámetros obtenidos para cada época. Los  $\Delta T$  obtenidos no difieren más de 170 K entre épocas, y además caen dentro del rango propuesto en la literatura ( $\sim 500\text{--}1400 \text{ K}$ , Grankin et al. 2008; Koen 2016). Los períodos de variabilidad obtenidos son muy parecidos entre épocas y son cercanos a los de la literatura que en su mayoría son períodos de rotación (ver Tabla 17). Si bien hay diferencias, esto puede deberse a rotación diferencial de la estrella, o a migración, aparición y desaparición de las manchas.

Existe buena correlación para los  $f$  (como para los  $\alpha$ ) obtenidos en diferentes épocas. En algunos casos particulares se observa para una misma estrella una relación inversa entre  $\Delta T$  y  $\alpha$ , es decir que cuando uno aumenta el otro disminuye y a la inversa; esto puede deberse a una ambigüedad en el ajuste, dado que esos dos parámetros están relacionados con la profundidad de la curva (ver ajustes de IS Tau en Tabla 33). En otros casos, donde las variaciones en  $\alpha$  no se corresponden con un cambio en  $\Delta T$ , probablemente las diferencias en  $\alpha$  de época en época sea resultado de cambios en el nivel de actividad de la estrella.

Por otro lado, en relación con la inclinación y la latitud resultantes, ya se mencionó anteriormente que tales parámetros se encuentran mayormente degenerados, por lo que probablemente no sean los correctos. Particularmente para RX J1625.2–2455 se confía en que se obtuvo un buen ajuste para estos parámetros. Ya que el perfil plano del máximo en las curvas de luz (ver Figura 154) indica una inclinación  $\sim 90^\circ$  para la estrella. Esto se debería a que hay fases donde la mancha no es visible y se oculta por completo.

Finalmente, en la Tabla 34 se muestran los valores promedios de los parámetros ajustados para las manchas de las estrellas de la muestra con más de una época. En cuanto a los promedios de los parámetros obtenidos de ajustes sobre datos de dos relevamientos diferentes, el Catalina observa en el  $V$ , mientras que el Super Wasp lo hace sin filtro, con lo cual su mayor contribución es en el visual y, por tanto, consideramos que no hay mayores objeciones en promediar sus resultados.

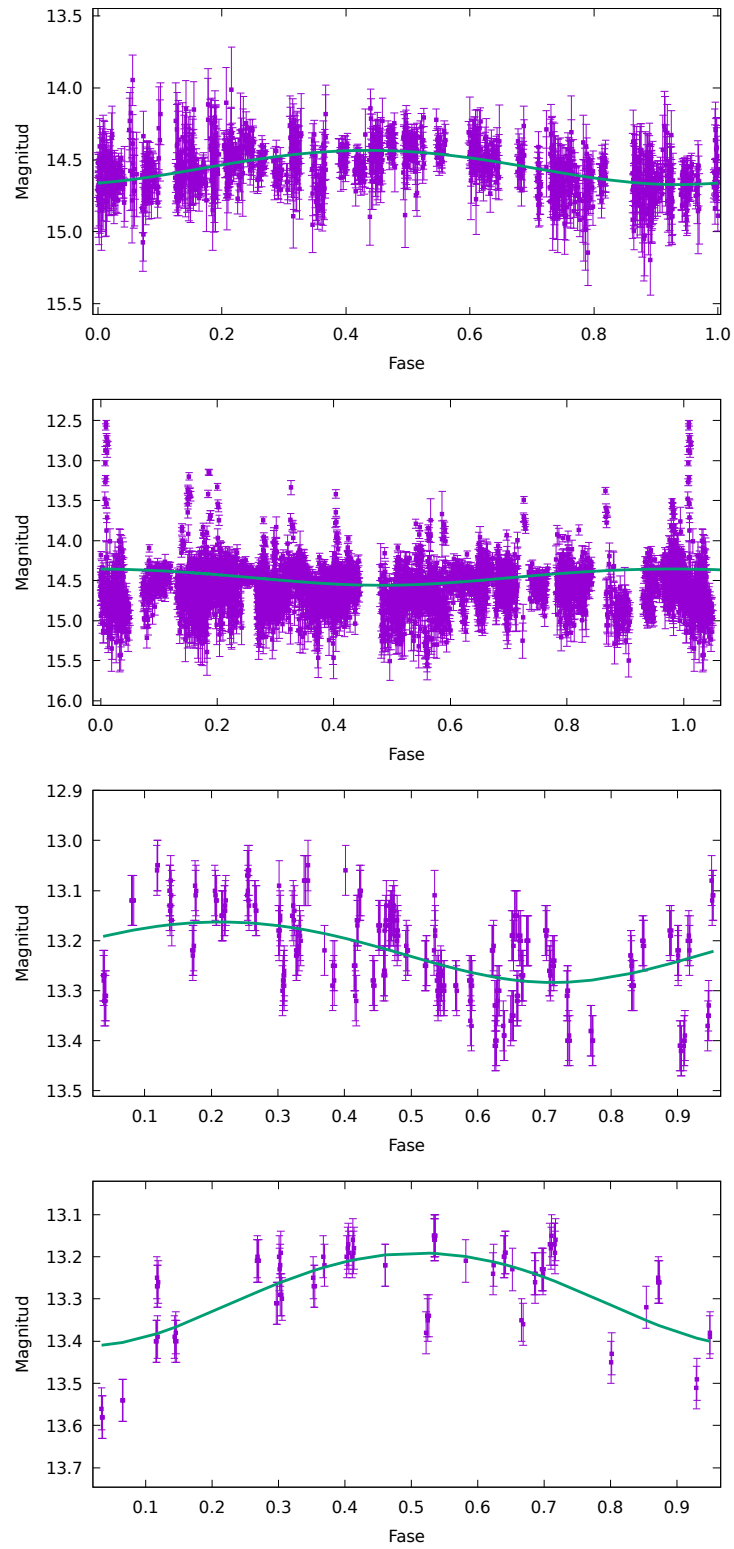


Figura 139: Curvas de luz para IS Tau. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y los dos inferiores a las dos épocas del CAT.

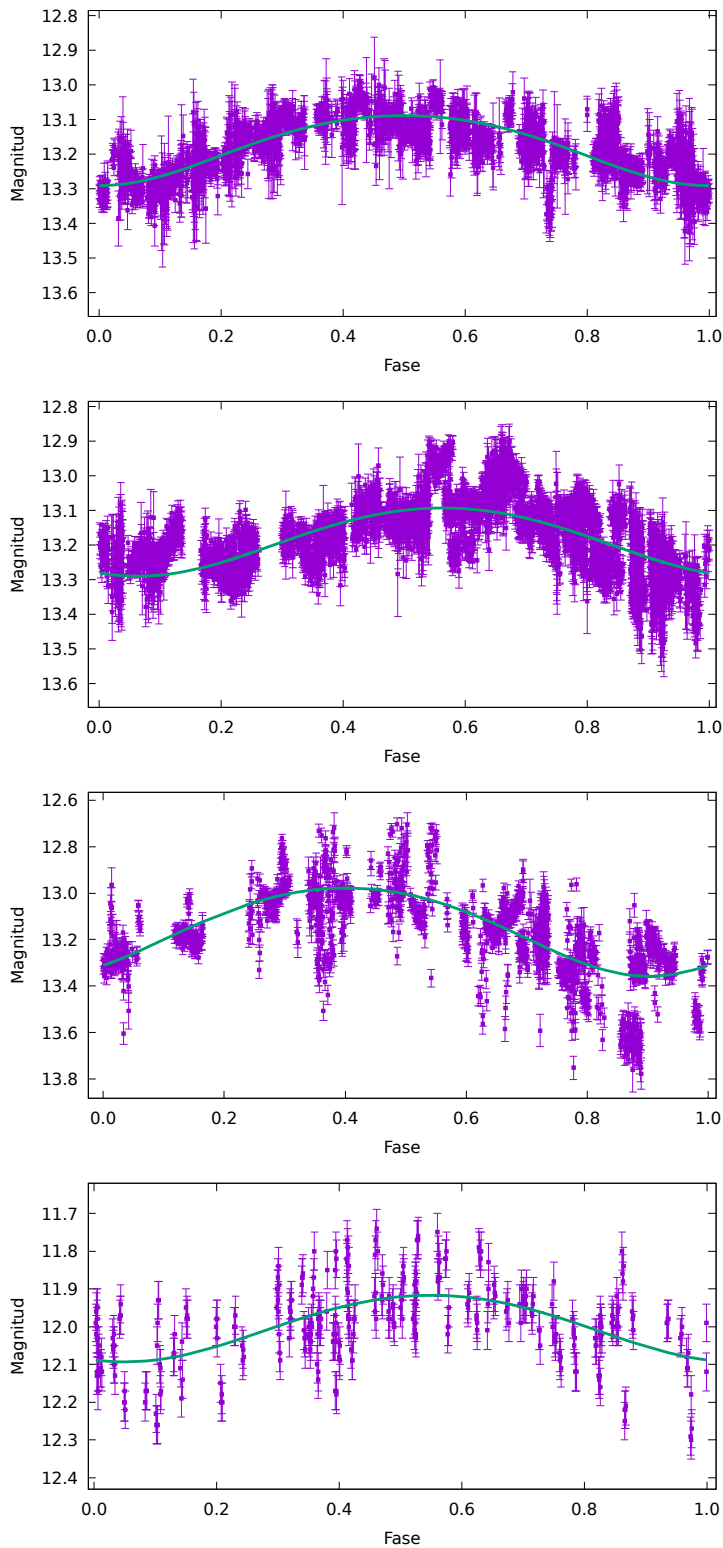


Figura 140: Curvas de luz para LkHa 325. Los tres paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

#### 7.4 CARACTERÍSTICAS DE LAS MANCHAS FRÍAS EN LAS WTTS

Dado que los parámetros de manchas obtenidos con VARTOOLS y reportados en la Tabla 33 son compatibles con los extraídos de la literatura (ver Tabla 29), se

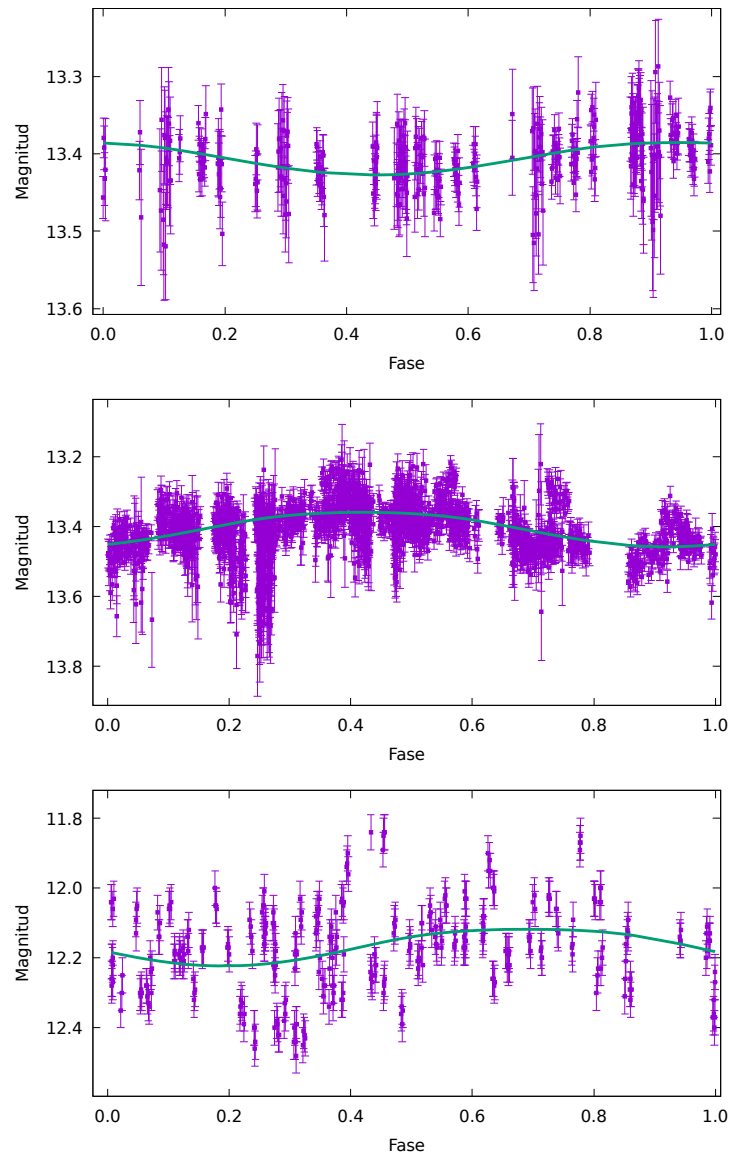


Figura 141: Curvas de luz para VY Tau. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

los combinó para realizar un análisis global de las manchas en estrellas WTTS. El objetivo principal es caracterizar las manchas frías en estas estrellas. La muestra total para este análisis combina los datos de las Tablas 33 (para estrellas con una sola época) y 34 (para estrellas con más de una época), con los datos de manchas en WTTS de la literatura Tablas 29.

En cuanto a los modelados de este trabajo (Tablas 33 y 34), en el caso de FX Tau, que cuenta con modelos para dos períodos, el modelo utilizado para el análisis fue el correspondiente a  $P_2 \sim 1.026$  días, ya que resultó ser el mejor ajuste tanto visualmente (ver Figuras 157 y 156), como considerando el  $\chi^2$ .

Dentro de los datos extraídos de la literatura (Tabla 29) se presentan, para las estrellas Wa Oph/2 y Wa Oph/3, modelos de manchas en dos épocas, 1989 y 1990. En el caso de Wa Oph/2, en 1990 se modela una mancha caliente y en 1989

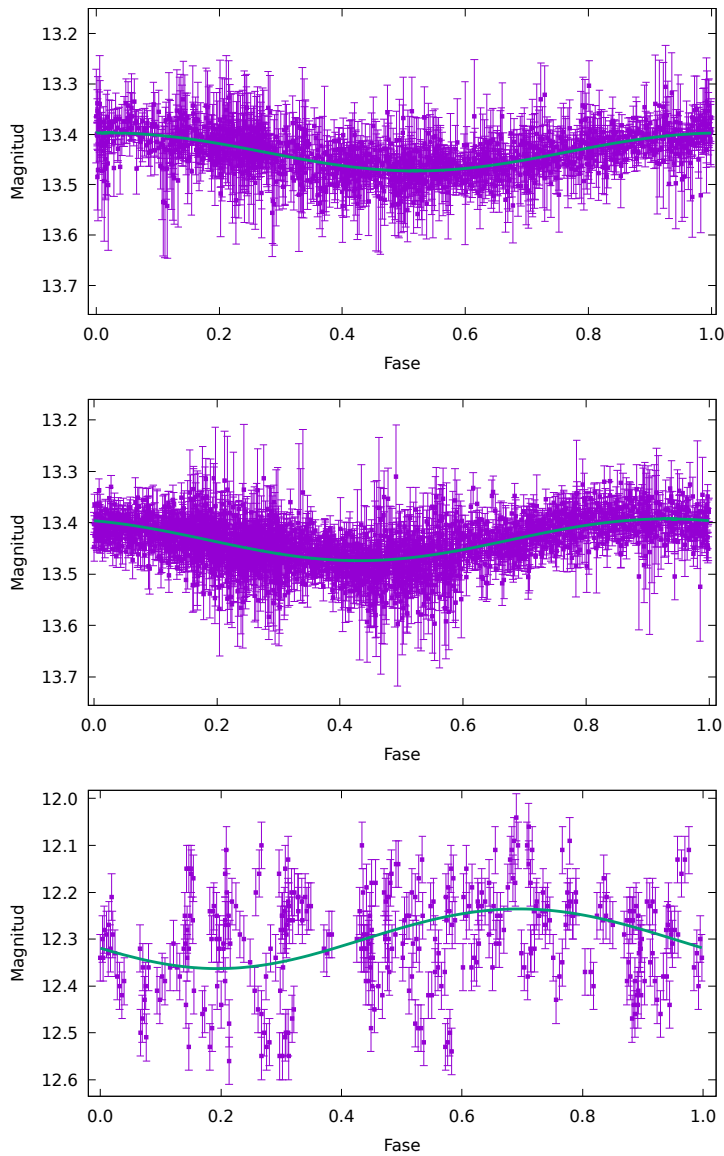


Figura 142: Curvas de luz para LkCa 5. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

una mancha fría. Como el objetivo de este trabajo es caracterizar manchas frías en estrellas jóvenes, para el análisis estadístico se consideró el modelo de mancha fría de 1989, que además presenta un  $\chi^2$  menor. Para Wa Oph/3, si bien ambos modelos son de manchas frías, se consideró mejor el de 1990 que muestra un mejor ajuste y un  $\chi^2$  menor.

Finalmente, se muestran histogramas para cada uno de los parámetros analizados para una muestra compuesta por 63 estrellas TTS y 76 manchas (algunas TTS cuentan con dos manchas modeladas). En la Figura 158 se muestra un histograma de  $\Delta T$ , en el se observa que, si bien el rango de temperaturas es amplio (entre  $\sim 250$  y  $2600$  K), la mayoría poseen  $\Delta T$  entre  $700$  y  $1200$  K, con una mediana de  $990$  K. La distribución de períodos de variabilidad se muestra en el histograma de la Figura 159. Éste muestra preferentemente valores de unos pocos días ( $< 5$  días), compa-

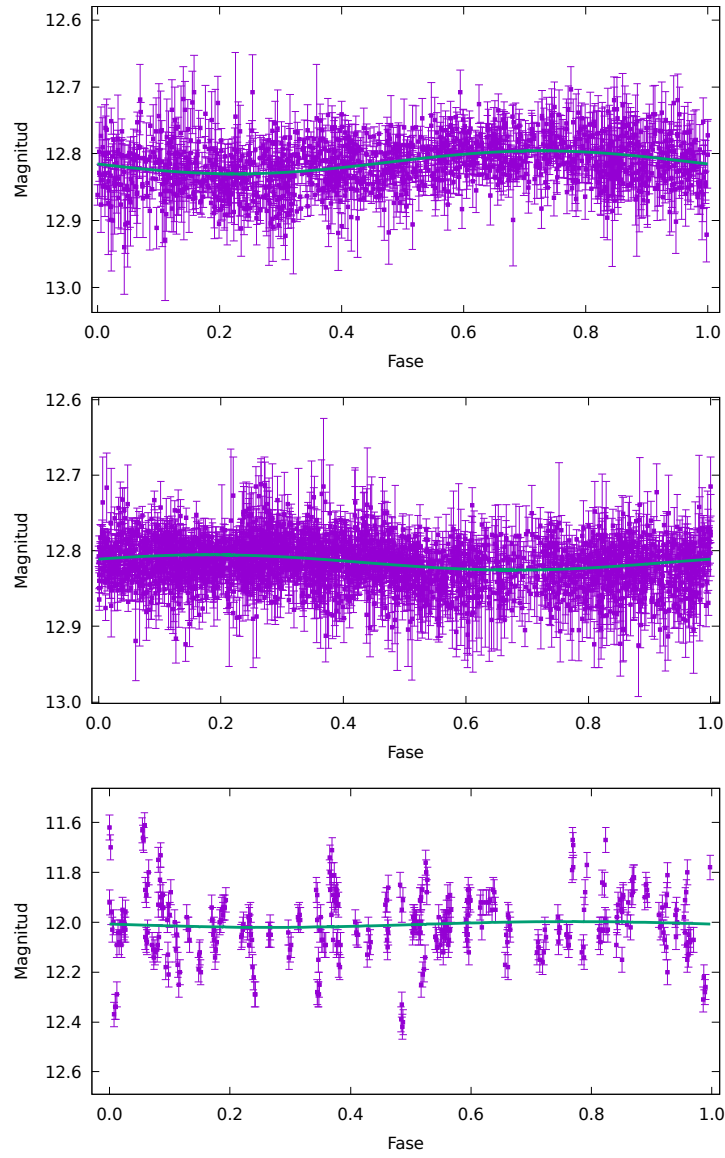


Figura 143: Curvas de luz para LkCa 21. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

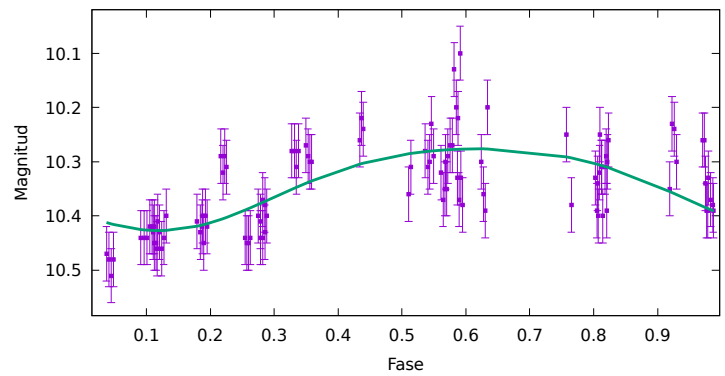


Figura 144: Curva de luz para V1200 Tau con datos del CAT.



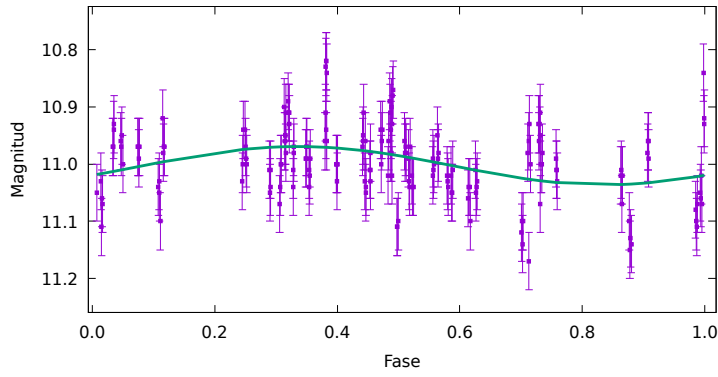


Figura 145: Curva de luz para V1207 Tau con datos del CAT.

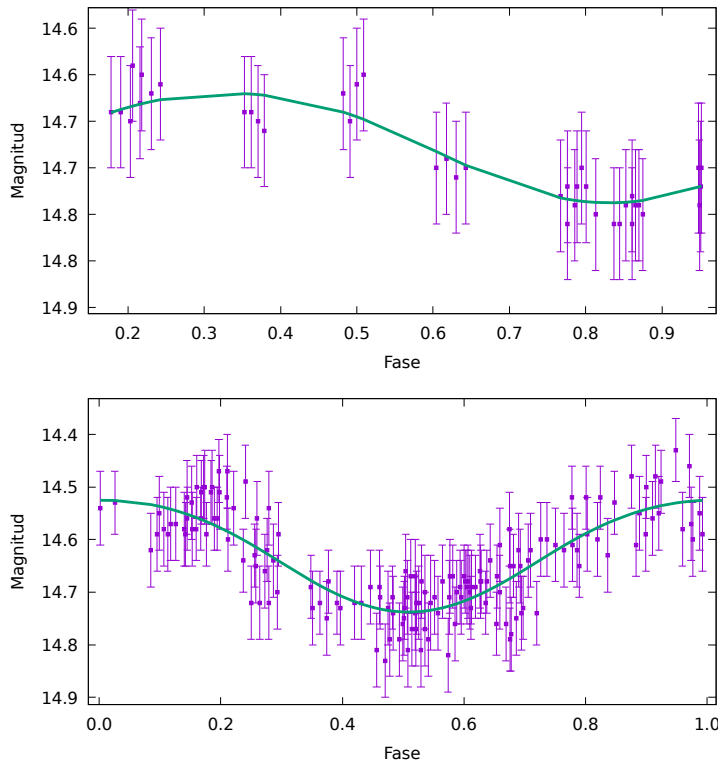


Figura 146: Curvas de luz para ROXR1 31. Ambos corresponden a datos del CAT. Panel superior época 1 y panel inferior época 2.

tible con los períodos de rotación de estas estrellas (Stauffer & Hartmann, 1986). El histograma del factor de llenado, como el de radio angular ( $\alpha$ ) de las manchas (Figura 160) indica que, en general, las manchas son relativamente pequeñas, ya que más de la mitad poseen un  $f < 20\%$ , con una mediana de  $\alpha$  para las manchas de  $\sim 30^\circ$ .

Para el histograma de la latitud se consideraron las latitudes en valor absoluto, ya que se busca encontrar tendencias de ubicación hacia el ecuador o polos de las estrellas. Este histograma se muestra en la Figura 161, donde se encuentra que prácticamente no hay preferencias por ninguna latitud en particular. Tal vez existe un pequeño exceso de manchas polares lo cual podría directamente estar relacio-

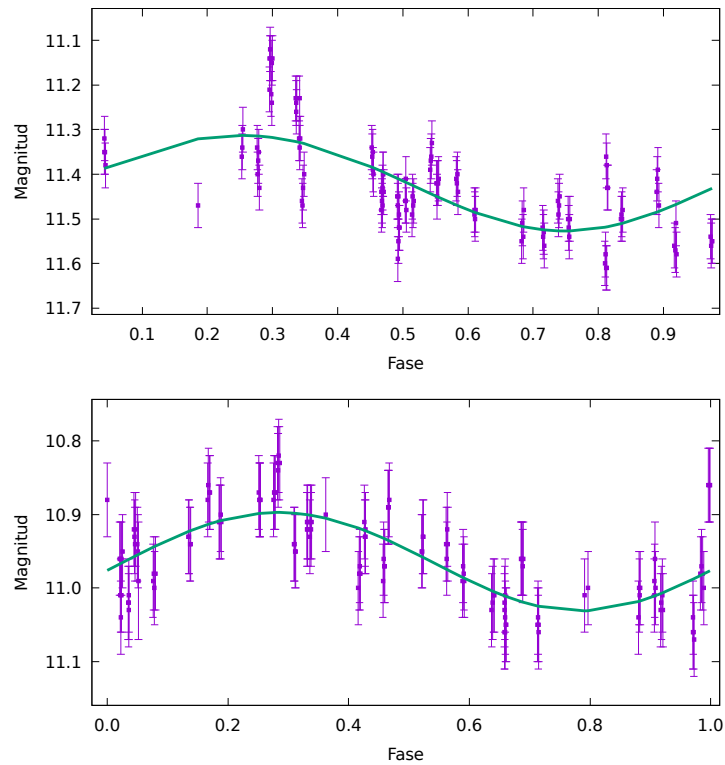


Figura 147: Curvas de luz para PDS 89. Panel superior época 1 de CAT y panel inferior época 2 del CAT.

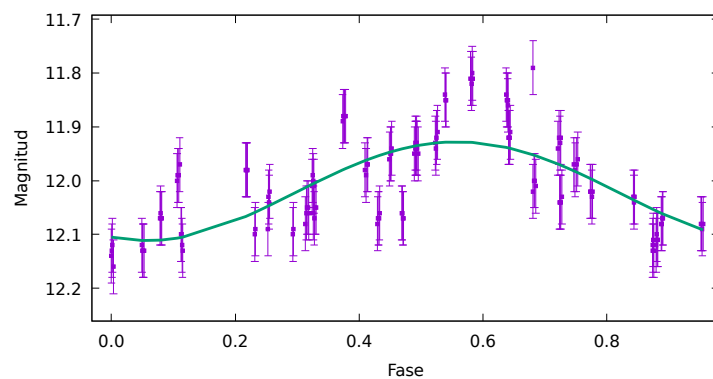


Figura 148: Curva de luz para PDS 99 con datos del CAT.

nado con los campos magnéticos muy fuertes en este tipo de estrellas, mayormente convectivas (Carroll et al., 2012; Donati et al., 2015).

En la Tabla 35 se presentan las propiedades estadísticas de la muestra total de estrellas jóvenes con manchas. La primera columna muestra el parámetro analizado, la segunda da el número de datos para ese parámetro (N es menor al número de manchas de la muestra, dado que no todas las manchas cuentan con todos los parámetros), la tercera columna da el rango de valores que toman los parámetros, y la cuarta, quinta y sexta columnas presentan la mediana, el promedio y desviación estándar respectivamente.

Tabla 34: Promedios de los parámetros de las manchas para aquellas estrellas con más de una época obtenidos del ajuste con VARTOOLS

Nombre	$\langle \Delta T \rangle$ [K]	$\langle \text{Período} \rangle$ [día]	$\langle \alpha \rangle$ [°]	$\langle f \rangle$	$\langle i \rangle$ [°]	$\langle \text{Lat} \rangle$ [°]
IS Tau	512 ± 42	7.424 ± 0.263	70.6 ± 10.9	0.867 ± 0.100	14 ± 3	11 ± 1
LkHa 325	506 ± 32	8.187 ± 0.042	72.7 ± 8.3	0.900 ± 0.097	20 ± 7	5.3 ± 0.5
VY Tau	824 ± 46	5.742 ± 0.842	18.8 ± 5.0	0.108 ± 0.050	30 ± 1	29 ± 4
LkCa 5	1035 ± 45	1.413 ± 0.002	29.3 ± 3.2	0.241 ± 0.049	43 ± 4	77 ± 2
LkCa 21	1045 ± 82	0.918 ± 0.005	13.2 ± 2.4	0.054 ± 0.019	44 ± 3	71 ± 4
ROXR1 31	878 ± 7	0.618 ± 0.018	32.6 ± 4.8	0.292 ± 0.077	60 ± 2	72 ± 3
PDS89	1179 ± 101	8.208 ± 0.001	32.7 ± 6.1	0.294 ± 0.097	27 ± 5	60 ± 1
RX J1625.2–2455	1052 ± 90	2.850 ± 0.002	28.3 ± 3.5	0.226 ± 0.050	84 ± 2	36 ± 3
RX J1621.4–2312	1084 ± 14	2.923 ± 0.006	39.9 ± 1.2	0.412 ± 0.020	29 ± 9	72 ± 3
FX Tau (P <sub>1</sub> )	480 ± 58	6.414 ± 0.235	53.4 ± 4.9	0.643 ± 0.081	63 ± 8	81 ± 3
FX Tau (P <sub>2</sub> )	511 ± 60	1.000 ± 0.032	45.4 ± 1.3	0.508 ± 0.022	60 ± 10	71 ± 14

Tabla 35: Propiedades de las manchas de la muestra total de estrellas WTTS

Parámetro	N	Rango	Mediana	Promedio	Desviación estándar
$\Delta T$ [K]	65	(270–2680)	990	990	399
Período [día]	70	(0.235–10.5)	3.15	3.63	2.51
f	70	(0.03–0.96)	0.20	0.27	0.23
$\alpha$ [°]	35	(10–85)	29.3	31.9	17.4
Lat [°]	59	(0–90)	49	48	27

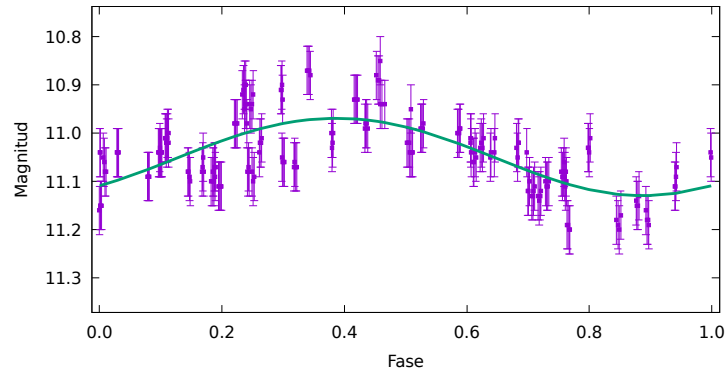


Figura 149: Curva de luz para SZ 65 con datos del CAT.

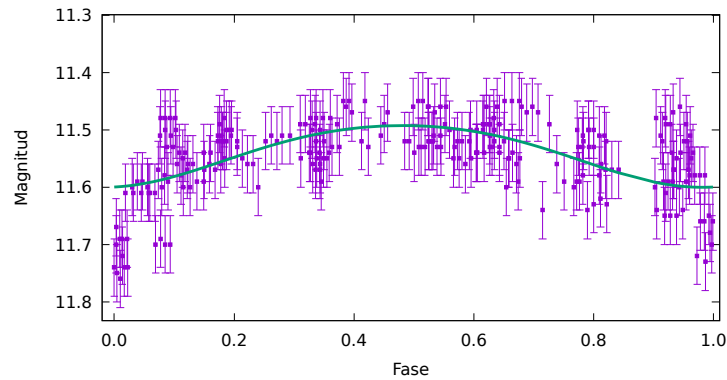


Figura 150: Curva de luz para PDS 70 con datos del CAT.

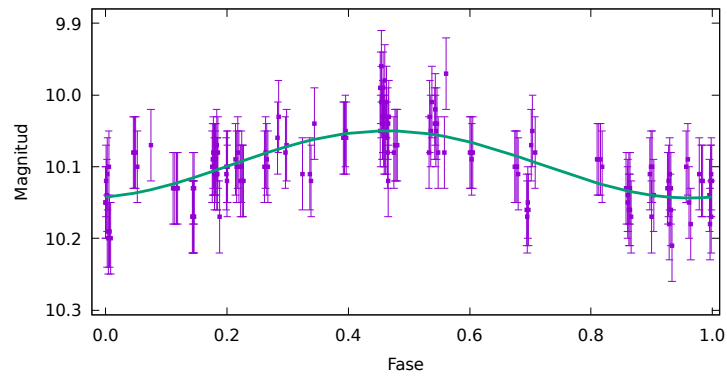


Figura 151: Curva de luz para PDS 45 con datos del CAT.

## 7.5 SÍNTESIS DEL CAPÍTULO

En este capítulo se modelaron curvas de luz de 18 WTTS de diferentes regiones de formación estelar, para lo cual se utilizaron datos de acceso público (Catalina y Super Wasp) y el código VARTOOLS. Se obtuvieron parámetros de las manchas, tales como:  $\Delta T$ , período de modulación, radio angular, factor de llenado, latitud de la mancha e inclinación de la estrella. La muestra mencionada se combinó con los datos de 45 WTTS con parámetros de manchas ya publicados en la literatura. Se analizaron los parámetros de las manchas para una muestra total de 63 WTTS. De

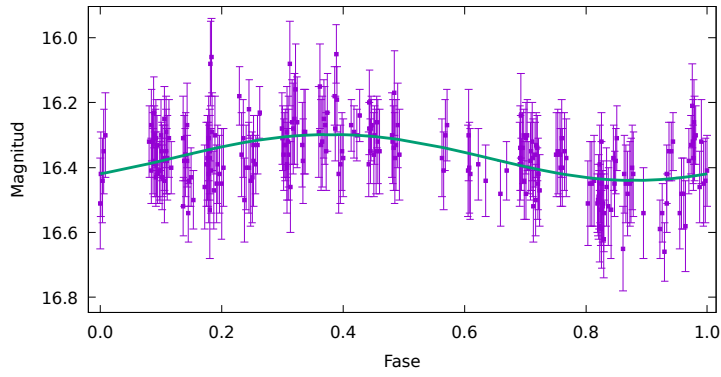


Figura 152: Curva de luz para ISO–Oph 96 con datos del CAT.

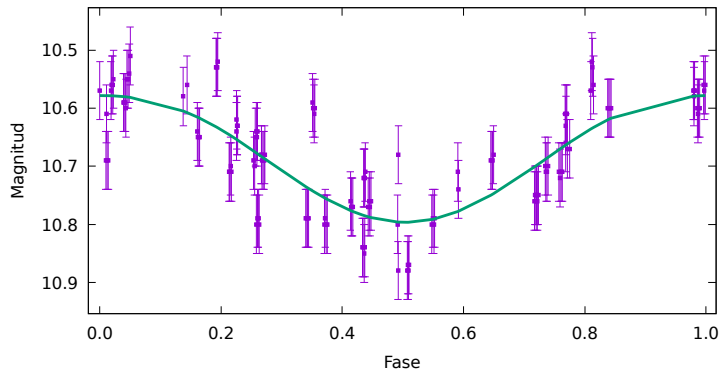


Figura 153: Curva de luz para SZ 82 con datos del CAT.

este análisis se obtuvo una distribución de  $\Delta T$  desde 700 a 1200 K con una mediana de unos 1000 K. La distribución de períodos resultó compatible con los períodos de rotación estimados en WTTS, los cuales presentaron un rango de 0.3 a 10 días. Por otra parte, los histogramas de factor de llenado y radio angular indican que las manchas son relativamente pequeñas, con una mediana para el factor de llenado de 0.20 y de unos  $30^\circ$  para el radio angular ( $\alpha$ ). En cuanto a la ubicación de las manchas sobre la superficie estelar no se encontró preferencia alguna en latitud. Como se ha discutido en este y anteriores capítulos, las WTTS despliegan curvas de luz con modulaciones generalmente relacionadas a manchas frías. Estas variaciones se muestran estables con el tiempo lo cual, en principio, debería facilitar su sustracción de las curvas de luz observadas para, de este modo, favorecer la posible detección de señales de tránsitos proto-planetarios. Los modelos derivados aquí proveen una corrección de primer orden a tener en cuenta en la búsqueda dichos tránsitos.

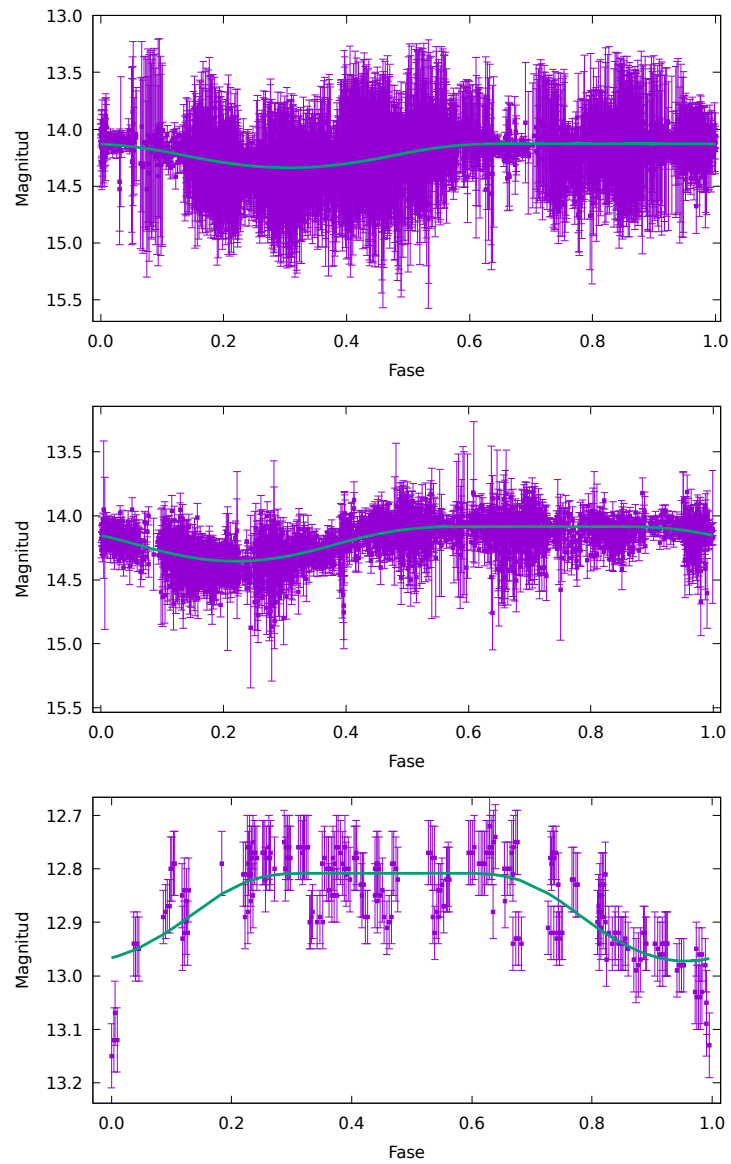


Figura 154: Curvas de luz para RX J1625.2–2455. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

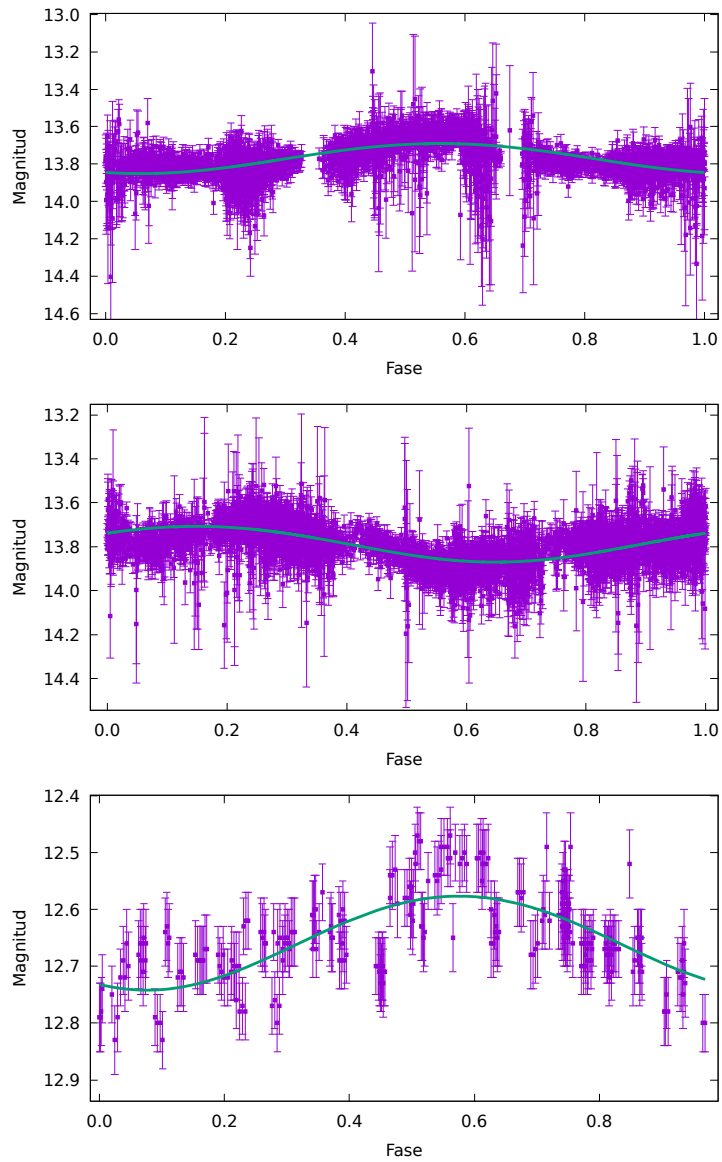


Figura 155: Curvas de luz para RX J1621.4–2312. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

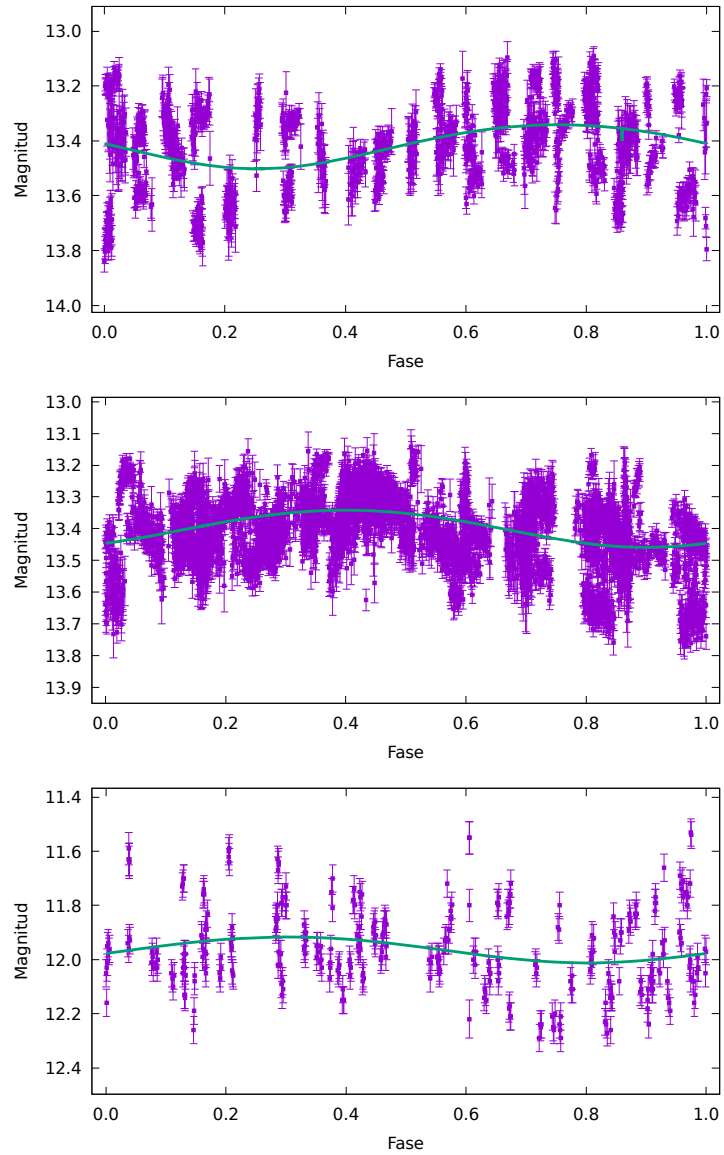


Figura 156: Curvas de luz para FX Tau (P<sub>2</sub>). Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.



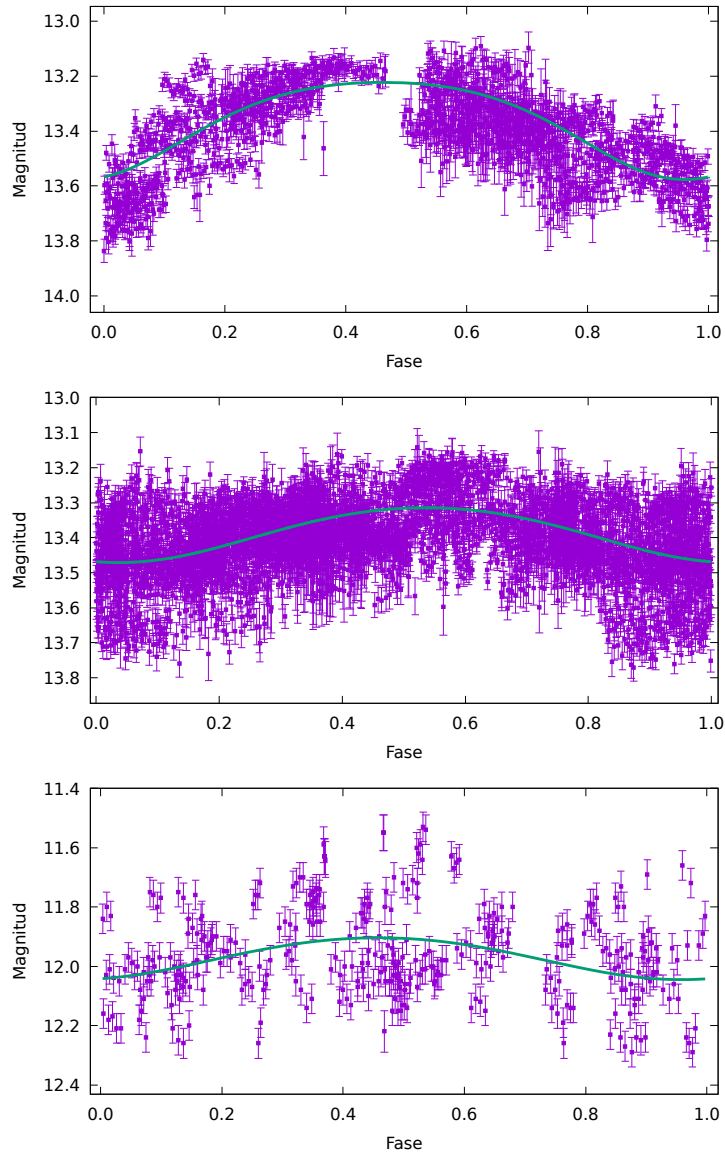


Figura 157: Curvas de luz para FX Tau (P<sub>2</sub>). Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT.

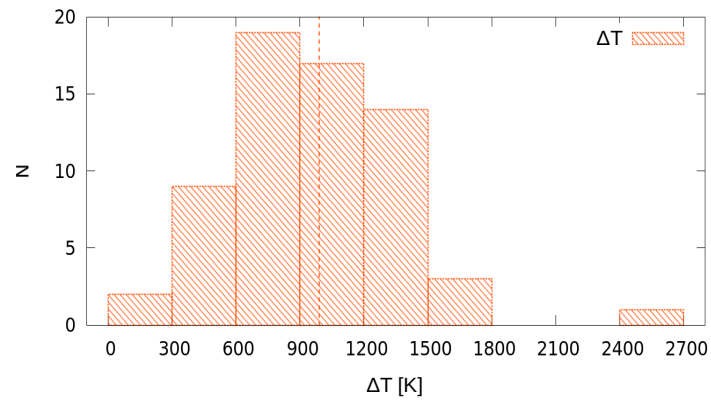


Figura 158: Histograma de  $\Delta T$ . En línea discontinua se muestra la mediana de la muestra  $\sim 990$  K.

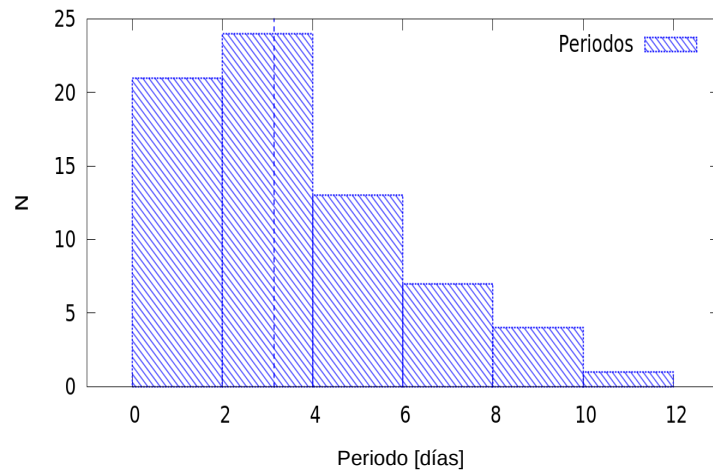


Figura 159: Histograma de los períodos. La línea vertical discontinua muestra la mediana de  $\sim 3.15$  días.

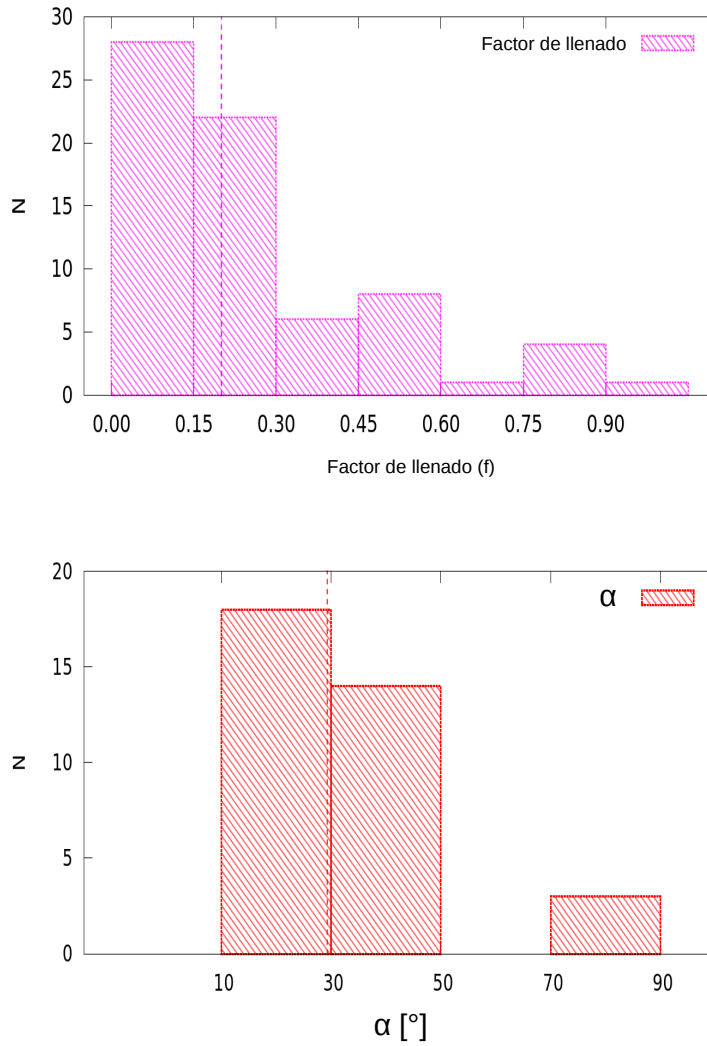


Figura 16o: *Arriba*: Histograma del factor de llenado  $f$ , en línea discontinua se presenta la mediana de 0.20. *Abajo*: Histograma del radio angular de la mancha  $\alpha$ , en línea discontinua vertical se muestra la mediana con un valor de  $29.3^\circ$ .

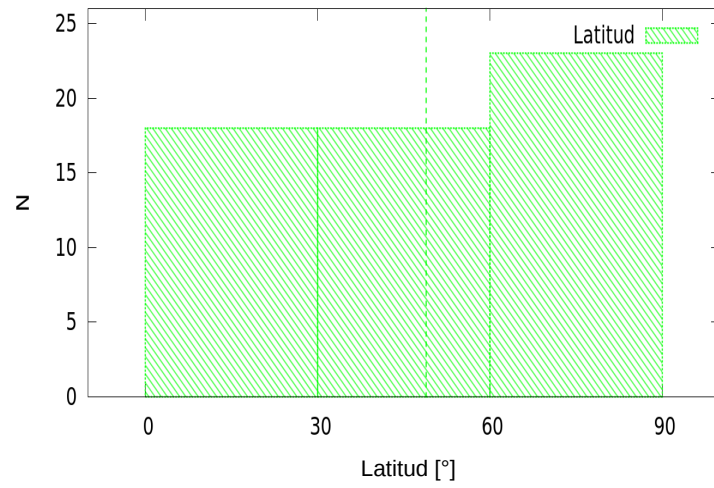


Figura 161: Histograma de latitudes del centro de la mancha. La mediana de  $\sim 49^\circ$  se muestra en líneas discontinuas.

## EFFECTO DE MANCHAS FRÍAS EN EL PERFIL DEL TRÁNSITO DE PROTO-PLANETAS EN ESTRELLAS JÓVENES DE TIPO WTTS

---

### 8.1 INTRODUCCIÓN

Como se discutió en el Capítulo 7, la presencia de manchas frías de origen magnético es un fenómeno muy frecuente en estrellas de tipo WTTS. Por otra parte, como se trató en el Capítulo 1, estudios observacionales y teóricos coinciden en sostener que la formación planetaria se inicia en discos circunestelares asociados a estrellas de alrededor de 10 millones de años, edad típica de las WTTS.

Dentro de los diferentes tipos de variabilidad encontrados en este tipo de estrella se cree que el más favorable para el estudio de tránsitos planetarios se debe a la presencia de manchas. A pesar de que éstas producen cierta dificultad a la hora detectar tránsitos, su tipo de variabilidad resulta bien comportada y estable a diferencia de los *dippers*, *bursters*, y otros. Por lo tanto, en el presente capítulo se indaga sobre la dificultad que impone la presencia de manchas al problema de la detección de tránsitos planetarios en estrellas de tipo WTTS. Primero se considera un modelo simple de estrella con una única mancha circular sobre el ecuador sin incluir efectos secundarios pero importantes como, por ejemplo, el oscurecimiento hacia el limbo estelar. Este efecto, así como también la posibilidad de la inclusión de varias manchas con distintas distribuciones y ubicaciones sobre el disco estelar, son posteriormente considerados. Para llevar a cabo este objetivo se emplean curvas de luz sintéticas generadas con el código SOAP-T (Oshagh et al., 2013) con parámetros estelares y planetarios típicos para edades del orden de 10 millones de años.

### 8.2 CÓDIGO EMPLEADO Y PARÁMETROS CARACTERÍSTICOS

#### 8.2.1 El código SOAP-T

El código SOAP-T (Oshagh et al., 2013)<sup>1</sup> es una versión mejorada del original *Spot Oscillation And Planet* (SOAP, Boisse et al. 2012), código de acceso libre que simula el efecto de manchas estelares en curvas de luz y de velocidad radial<sup>2</sup>. Esta nueva versión permite generar curvas de luz y de velocidad radial sintéticas para sistemas que constan de una estrella con zonas activas (manchas) y de un planeta transitante, en función de la fase de rotación estelar, lo que permite estudiar las anomalías presentes en las curvas cuando el planeta transita la mancha.

SOAP-T está escrito en Python con funciones en lenguaje C, y se puede acceder en la página web <http://astro.up.pt/resources/soap-t/>. El usuario debe completar un archivo de configuración, provisto por el sitio, con las condiciones

<sup>1</sup> <http://astro.up.pt/resources/soap-t/>

<sup>2</sup> <http://astro.up.pt/soap/>.

iniciales del sistema. Estas condiciones incluyen valores de partida para una serie de parámetros de la estrella, el planeta y la mancha. En lo que sigue se considerarán únicamente los parámetros relacionados con las curvas de luz; aquellos asociados a las curvas de velocidad radial tales como la velocidad del sistema,  $V_\gamma$ , no fueron utilizados. En total son 20 parámetros, de los cuales 6 están relacionados con el modelo de la estrella, 9 con el planeta y su configuración orbital, y 5 con la estructura y distribución de las manchas. El código permite incluir hasta 10 manchas.

Los parámetros para la estrella son: dos coeficientes de oscurecimiento hacia el limbo para la ley cuadrática, el radio estelar ( $R_*$ ) en radios solares, el período de rotación ( $P_{rot}$ ) en días, el ángulo de inclinación estelar ( $i$ ) en grados y la fase inicial ( $\psi$ ). Los parámetros necesarios para el planeta y su órbita corresponden al período orbital del mismo ( $P_p$ ), excentricidad ( $e$ ), tiempo de pasaje por el periastro ( $T_0$ ) y argumento del periastro ( $w$ )<sup>3</sup>, inclinación del plano orbital en grados ( $i_p$ ), ángulo entre el eje de rotación estelar y el eje normal a la órbita proyectados sobre el plano del cielo (ángulo de desalineamiento  $\lambda$ ), semieje mayor de la órbita ( $a$ ) en radios estelares, radio del planeta ( $R_p$ ) en radios estelares, y la diferencia entre las fases de rotación estelar y orbital del planeta ( $t$ ).

Por último, los parámetros de configuración para cada una de las manchas incluyen: parámetro 'check<sub>i</sub>' de activación de manchas (1 para activar, 0 para desactivar), longitud y latitud de la mancha en grados (long: de 0°–360°, lat: 0° en el ecuador y +/- 90° en los polos), radio de la mancha ( $R_M$ ) expresado como proyección lineal del radio estelar, y por último el brillo de la mancha, que se expresa como un factor en relación a los flujos de la estrella y de la mancha<sup>4</sup>. Valores positivos entre 0 y 1 corresponden a manchas oscuras o frías, 1 resulta igual al flujo estelar y, superior a 1, para manchas brillantes o calientes.

Una vez editados los parámetros de entrada, se carga el archivo de configuración en la página web y se corre el programa. El código devuelve como resultado un archivo de salida ('output.dat') que contiene la curva de luz generada en unidades de flujo normalizado en función de la fase de rotación estelar. Es decir que el código genera curvas de luz sintéticas en base a los valores de los parámetros ingresados por el usuario, pero no realiza ajustes con datos observacionales. Este tipo de simulaciones son útiles, por ejemplo, cuando se desea analizar los distintos efectos producidos por las componentes de los sistemas (estrella, planeta y mancha/s) sobre la curva de luz.

### 8.2.2 Parámetros estelares, planetarios y de las manchas

Para fijar los parámetros típicos de una estrella de masa solar con una edad de 10 millones de años, se usaron las trayectorias evolutivas de estrellas de pre-secuencia principal de Baraffe et al. (2002). Entonces, de acuerdo a estas trayectorias, para  $M_* = 1 M_\odot$  y una edad de  $10^7$  años, se obtiene:  $R_* = 1.32 R_\odot$  y  $T_{eff} = 4011$  K. La

<sup>3</sup> Los valores fijados para estos últimos dos parámetros son indistintos ya que se consideraron órbitas circulares ( $e = 0$ ).

<sup>4</sup> Al igual que en el Capítulo 7 para el cálculo de los flujos se consideró la aproximación de cuerpo negro.

Figura 162 muestra las mencionadas trayectorias evolutivas e isócronas, indicando la ubicación de la estrella joven adoptada.

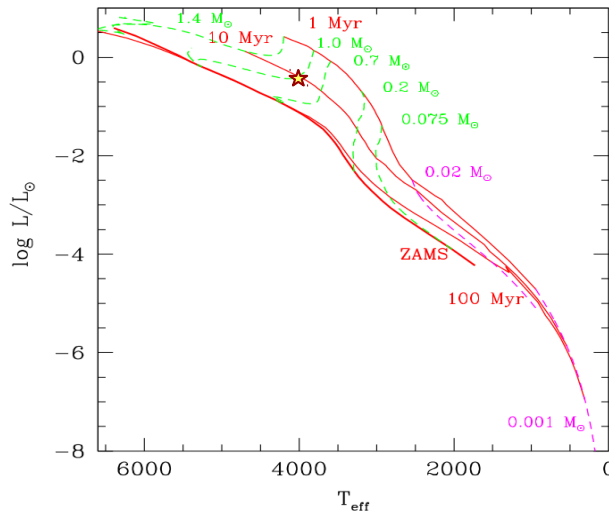


Figura 162: Trayectorias evolutivas de estrellas de pre-secuencia principal de Baraffe et al. (2002). El símbolo en forma de estrella indica la posición de una WTTS de  $M_{\star} = 1 M_{\odot}$ , con una edad de  $10^7$  años.

Para el período de rotación estelar se adoptó un valor de 3 días que se corresponde con los observados en estrellas de tipo WTTS de la misma masa, edad y radio estelar. Las velocidades ecuatoriales de rotación para estrellas T Tauri se encuentran entre los 10 y 20 km/s (Stauffer & Hartmann, 1986), es decir que rotan bastante más rápido que estrellas de tipo solar de secuencia principal.

Para el proto-planeta asociado a la estrella joven fijamos un radio de 2 radios de Júpiter, comparable o algo superior a los de los planetas gigantes que orbitan estrellas de secuencia principal ( $1 - 2 R_{\text{Jup}}$ ). Este radio planetario también está de acuerdo con los tamaños predichos por los modelos evolutivos de Baraffe et al. (2002) para un objeto de  $\sim 1$  y 5 masas de Júpiter con una edad de 10 millones de años. Para la configuración orbital planetaria se adoptaron los siguientes parámetros: inclinación  $i_p = 90^\circ$ , semieje mayor  $a = 0.05$  UA y período orbital de 4 días.

### 8.3 PERFIL DEL TRÁNSITO PARA UNA MANCHA ÚNICA Y CIRCULAR SIN EFECTO DE OSCURECIMIENTO HACIA EL LIMBO ESTELAR

En esta sección se presenta el modelado de los efectos, sobre una curva de luz, producidos por una única mancha y un planeta, sin considerar el efecto de oscurecimiento hacia el limbo estelar. Para la mancha se adoptó una forma circular, ubicada sobre el ecuador de la estrella, con el radio ( $R_M$ ), parametrizado en función del radio planetario ( $R_P$ ). La Tabla 36 lista cuatro radios para las manchas con diferencias de temperatura ( $\Delta T$ ) de 500 y 1400 K menores que la temperatura superficial de la estrella. Estos valores se corresponden con los reportados en la literatura para las WTTS (Grankin et al., 2008; Sokoloff et al., 2008; Carroll et al.,

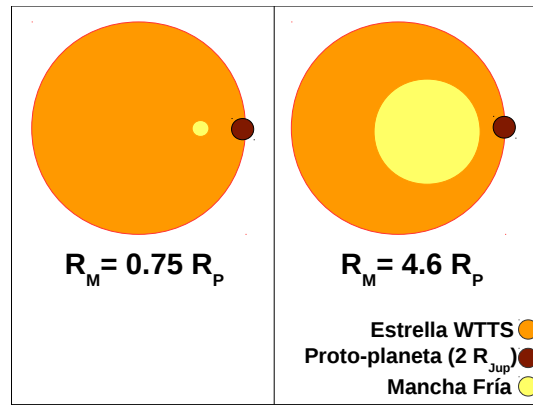


Figura 163: Configuración del sistema estrella+mancha+planeta para dos tamaños de manchas. En el panel izquierdo la mancha es de  $0.75 R_P$ . En el panel derecho la mancha tiene un radio  $4.6 R_P$ . En ambos casos el disco mayor (de color naranja) representa al disco estelar, el disco interno (de color amarillo) a la mancha, y el disco sombreado más oscuro (de color bordó) representa al planeta.

2012) y los derivados en el Capítulo 7. La Figura 163 muestra un esquema a escala de dos de los sistemas modelados. El de la izquierda corresponde a la mancha menor, con un tamaño de  $0.75 R_P$ , y el de la derecha a la mancha mayor, con un radio de  $4.6 R_P$ .

En la Figura 164 se muestran las curvas para la mancha de  $1 R_P$ , correspondientes a tres posibles configuraciones mancha-planeta, generadas por el código SOAP-T. El caso más simple se muestra en el panel superior. El planeta y la mancha no coinciden en su paso delante del hemisferio estelar observado. La curva obtenida es simplemente la combinación directa de las curvas individuales, de la modulación dada por la mancha y el perfil plano del tránsito (dado que no se incluye, en esta aproximación, el efecto del oscurecimiento hacia el limbo estelar).

Tabla 36: Profundidad de mínimos ( $\Delta\text{mag}$ ) producidos por manchas

Radio mancha ( $R_P$ )	Área cubierta (%)	$\Delta\text{mag}$	
		$\Delta T=500 \text{ K}$	$\Delta T=1400 \text{ K}$
<b>0.75</b>	0.63	0.009	0.013
<b>1</b>	1.12	0.016	0.024
<b>3</b>	10	0.149	0.237
<b>4.6</b>	25	0.405	0.699

En el panel del medio de la Figura 164, proto-planeta y mancha coinciden en su pasaje sobre el hemisferio estelar visible. La curva producida por la mancha modula al tránsito planetario y lo hace más profundo. Por último, el efecto más interesante puede observarse en el panel inferior de la Figura 164. Cuando mancha y planeta están visibles puede suceder que en algún momento del tránsito el embrión planetario eclipse la mancha. En tal caso, debido a que el planeta está bloqueando una zona más fría y, por lo tanto, menos luminosa de la superficie estelar,



se produce un aumento en el flujo medido, a diferencia de lo que ocurre cuando eclipsa una región sin mancha y relativamente más caliente y luminosa.

En la Figura 165 se muestran de forma comparativa las curvas de luz del sistema estrella+mancha+planeta para cuatro tamaños de manchas (0.75, 1, 3 y 4.6  $R_p$ ), para el caso particular en que el planeta eclipsa la mancha. El panel izquierdo corresponde a un  $\Delta T=500$  K y el derecho a un  $\Delta T=1400$  K. En todos los casos, independientemente del tamaño y temperatura de la mancha, cuando el planeta eclipsa la mancha se produce un aumento abrupto del flujo.

El tránsito de un planeta de  $2 R_{Jup}$  produce una caída de aproximadamente 0.025 mag<sup>5</sup>. La Tabla 36 muestra las profundidades de las curvas para distintas manchas. Radios de manchas de 3 y 4.6  $R_p$  producen variaciones más profundas para ambas temperaturas.

El perfil del tránsito, con un incremento abrupto del flujo en el momento en que el planeta eclipsa la mancha, ha sido observado en estrellas de secuencia principal con manchas, en general, de tamaños comparables a los radios planetarios (Rabus et al., 2009; Sanchis-Ojeda et al., 2011). En el caso de las WTTS, las manchas, en general, presentan una mayor cobertura de área estelar ( $\sim 25\%$ ). Para el caso en que el radio de la mancha es más del doble del radio planetario (para un planeta gigante de  $2 R_{Jup}$ ), la mancha produce una variabilidad fotométrica de algunas décimas de magnitud. Sin embargo, también en este caso, la modulación de la mancha se ve distorsionada por el perfil del tránsito. La profundidad del rasgo debido al tránsito es muy pequeña (0.025 mag) pero detectable con fotometría de alta precisión ( $\sim 0.005$  mag, ver por ejemplo Petrucci et al. 2015).

#### 8.4 PERFIL DEL TRÁNSITO PARA MANCHA ÚNICA Y CIRCULAR CON EFECTO DEL OSCURECIMIENTO HACIA EL LIMBO ESTELAR

Aquí se analiza el perfil del tránsito para un sistema estrella + mancha + proto-planeta, pero ahora teniendo en cuenta el efecto de oscurecimiento hacia el limbo estelar. De esta forma se espera la generación de curvas sintéticas más realistas, que se correspondan mejor con las observadas. Se muestra el caso de una mancha con un  $\Delta T = 500$  K, ya que sólo se intenta hacer un análisis cualitativo de los efectos combinados.

El código SOAP-T permite introducir los efectos del oscurecimiento hacia el limbo, descrito éste ya sea con una ley lineal o con una ley cuadrática. Aquí se utilizan los coeficientes de la ley cuadrática de Claret & Bloemen (2011). Como se sabe, el efecto de oscurecimiento hacia el limbo depende de la longitud de onda. De acuerdo a esto se modelan las curvas para cuatro de las bandas del sistema de Johnson:  $V$  ( $\lambda_{central} = 5500\text{\AA}$ ),  $R$  ( $\lambda_{central} = 7000\text{\AA}$ ),  $I$  ( $\lambda_{central} = 9000\text{\AA}$ ) y  $J$  ( $\lambda_{central} = 12500\text{\AA}$ ).

En la Figura 166 se muestran, para facilitar su comparación, las curvas de luz obtenidas en cada una de las bandas para una mancha circular con  $\Delta T=500$  K, y con los radios de las manchas indicados. La Tabla 37 lista la profundidad en los mínimos por el efecto de manchas frías, incluyendo el oscurecimiento hacia el limbo. Tanto en la Figura 166 como de la Tabla 37 puede verse que el efecto del oscurecimiento hacia el limbo disminuye con la longitud de onda.

5 La caída en flujo viene dada por  $\Delta F = (R_p/R_*)^2$  (Seager & Mallén-Ornelas, 2003).

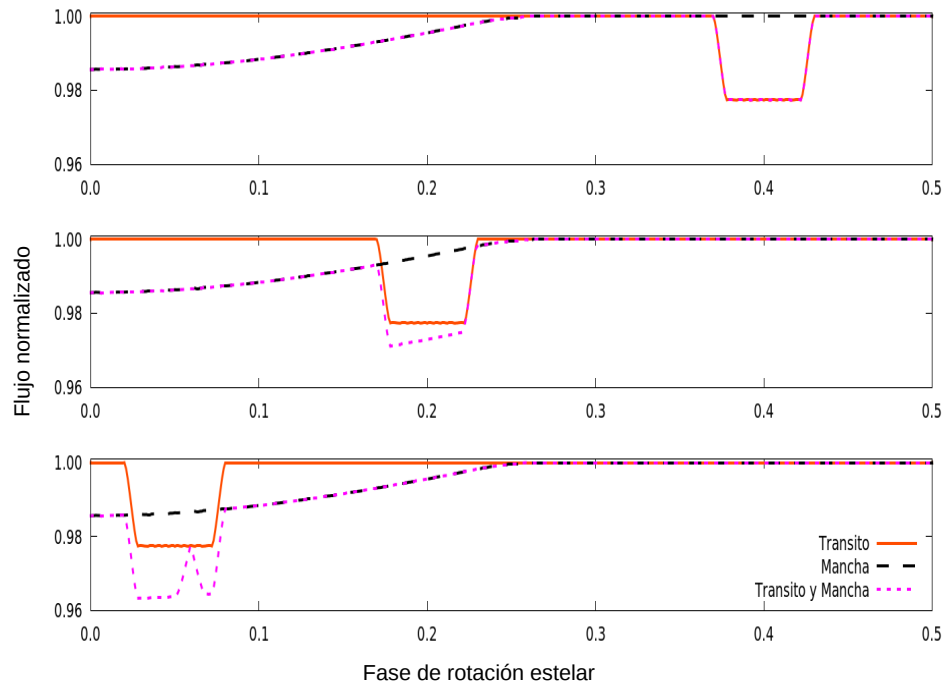


Figura 164: Curvas de luz que muestran los efectos de mancha y protoplaneta en tres situaciones. El panel superior corresponde al caso en el que mancha y planeta no son visibles simultáneamente. El panel del medio, al caso cuando planeta y mancha son visibles al mismo tiempo pero sin cruzarse. En la situación del panel inferior, el planeta eclipsa la mancha y se produce una anomalía en el perfil del tránsito. En cada panel se muestran tres curvas de luz: estrella+mancha (línea de trazos largos y puntos), estrella+planeta, es decir la curva del tránsito puro (línea continua), y sistema estrella+mancha+planeta, combinando los efectos de mancha y planeta (línea de trazos cortos). Todos los casos corresponden a la mancha de  $1 R_p$  y  $\Delta T=500$  K.

Tabla 37: Profundidad de mínimos ( $\Delta mag$ ) debidos a manchas con  $\Delta T = 500$  K, incluyendo oscurecimiento hacia el limbo

Radio mancha ( $R_p$ )	$\Delta mag$			
	$V$	$R$	$I$	$J$
<b>0.75</b>	0.002	0.0015	0.0009	0.0005
<b>1</b>	0.003	0.0026	0.0017	0.0009
<b>3</b>	0.028	0.021	0.014	0.0072
<b>4.6</b>	0.052	0.040	0.027	0.014

Las Figuras 167, 168, 169 y 170 muestran el perfil del tránsito en las bandas  $V$ ,  $R$ ,  $I$  y  $J$  para el sistema estrella+mancha+planeta. Cada figura tiene dos paneles, el de la izquierda corresponde a las curvas sin oscurecimiento hacia el limbo, en tanto que el de la derecha incluye el oscurecimiento hacia el limbo. En todos los casos, como era de esperarse, la presencia del oscurecimiento hacia el limbo produce tránsitos más redondeados, con una caída más gradual que en las curvas sin el

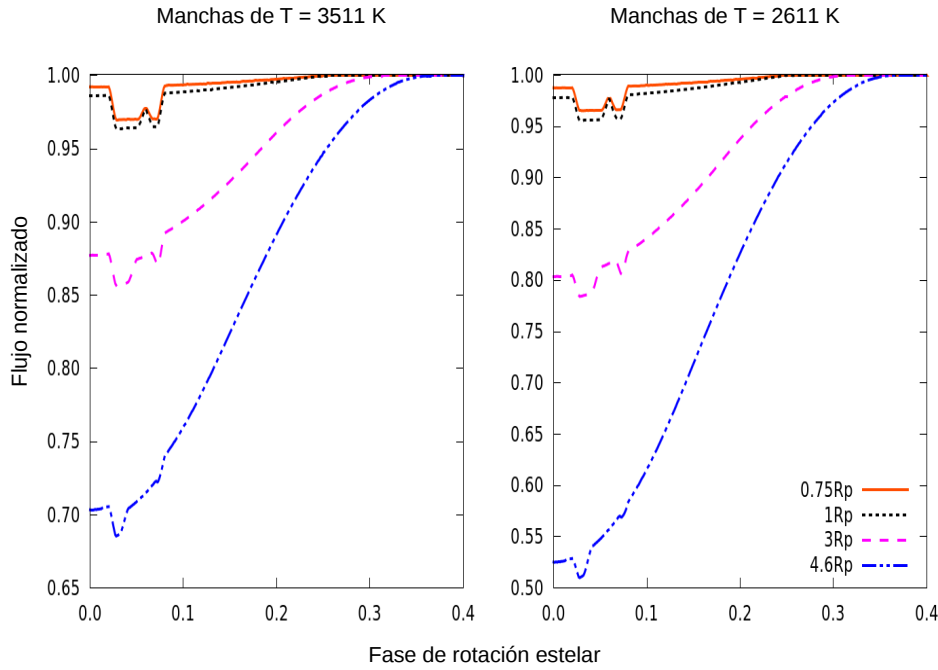


Figura 165: Curvas de luz del sistema estrella+mancha-planeta para manchas de 0.75, 1, 3 y 4.6  $R_p$ . El panel izquierdo corresponde a manchas con  $\Delta T=500$  K, y el derecho a  $\Delta T=1400$  K. Se muestran las fases alrededor del momento en que el planeta eclipsa la mancha.

efecto. Como era también previsible, este efecto de redondeo disminuye con la longitud de onda, particularmente en la banda  $J$ .

## 8.5 PERFIL DEL TRÁNSITO CON LA INCLUSIÓN DE MÁS DE UNA MANCHA

El modelo de mancha única, circular y de temperatura homogénea en toda su superficie es una simplificación que pocas veces se contempla en la literatura. En general se considera la fracción de la superficie estelar cubierta por manchas. Puede entonces tratarse de varias manchas, en diferentes posiciones sobre el disco estelar, las cuales pueden o no acompañar el movimiento de rotación estelar debido a rotación diferencial. Además, estas manchas o patrón de manchas pueden migrar y/o aparecer y desaparecer en función del tiempo.

En esta sección se considera el efecto que un dado patrón de manchas produce sobre el perfil del tránsito. De acuerdo con esto, se asume que existen 5 manchas, con un  $\Delta T=500$  K y un  $R_M$  de  $0.3 R_\star$  ( $2 R_p$ ), que cubren el 23% del área estelar. La Figura 171, paneles izquierdo y derecho, muestra los patrones de manchas propuestos correspondientes a los Modelos A y B. Notar que la única diferencia entre los mismos es la ubicación de una de las manchas.

La Figura 172 muestra las curvas de luz correspondientes a ambos modelos. La curva del Modelo A tiene un mínimo más profundo con una disminución del flujo del  $\sim 23\%$  que se produce en fase rotacional 0.0. En la curva del Modelo B el mínimo es menos profundo (disminución del flujo  $\sim 14\%$ ) y aparece desplazado

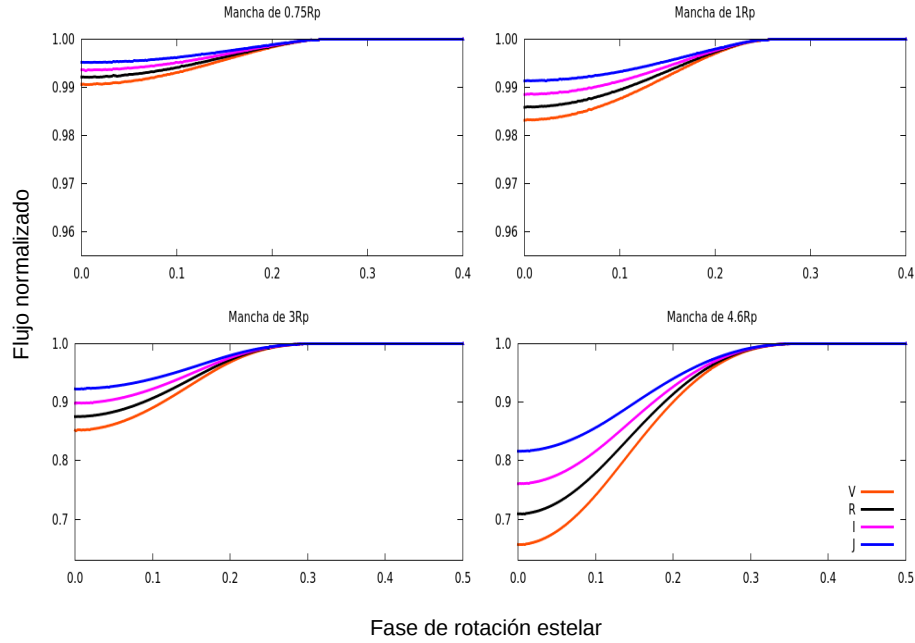


Figura 166: Curvas de luz en bandas  $V$ ,  $R$ ,  $I$  y  $J$  considerando oscurecimiento hacia el limbo para manchas de  $0.75$ ,  $1$ ,  $3$  y  $4.6 R_p$  con  $\Delta T=500$  K. Cada panel corresponde a un determinado tamaño de mancha. En el panel del extremo inferior derecho se indica el color empleado para graficar la curva de luz en cada filtro.

de fase  $0.0$  (fase  $\sim -0.16$ ). La diferencia en las profundidades de los mínimos se debe a que en el Modelo A todas las manchas son visibles de forma completa en fase  $= 0.0$ , lo cual no ocurre en el Modelo B. El desplazamiento del mínimo del Modelo B con respecto a fase  $= 0.0$ , se debe a que en fases anteriores se observa una fracción mayor del área manchada, que luego disminuye en fase  $0.0$ . Dada las posiciones de las manchas sobre el disco estelar, no es posible ver el patrón completo en un mismo instante.

Se consideran ahora los dos modelos de estrellas con manchas (Modelo A y B) transitados por un planeta de  $R_p = 2 R_{Jup}$  (como en secciones anteriores). La configuración de la órbita sigue siendo  $i = 90^\circ$ ,  $a = 0.05$  UA y período orbital de 4 días. Sin embargo en lo que sigue se introduce un ángulo entre el eje de rotación estelar y el eje normal a la órbita (ángulo de desalineamiento  $\lambda$ ) diferente de  $0^\circ$ . En este sentido se analizan tres configuraciones para cada modelo, con  $\lambda = 0^\circ, 45^\circ$  y  $90^\circ$ .

Las Figuras 173 y 174, paneles superiores izquierdos, muestran un esquema de las configuraciones orbitales, para tres valores de  $\lambda$ , para los Modelos A y B, respectivamente. El círculo pequeño negro representa a escala el disco planetario. En ambas figuras, los paneles corresponden de izquierda a derecha y de arriba hacia abajo, al movimiento de rotación estelar entre fases  $0.01$  y  $0.08$ , en las que ocurre el evento del tránsito planetario.

En la Figura 175 se muestra la zona del tránsito planetario para los esquemas representados en las Figuras 173 y 174. El panel izquierdo corresponde al Modelo A y el derecho al Modelo B, para los tres ángulos de desalineamiento considerados.

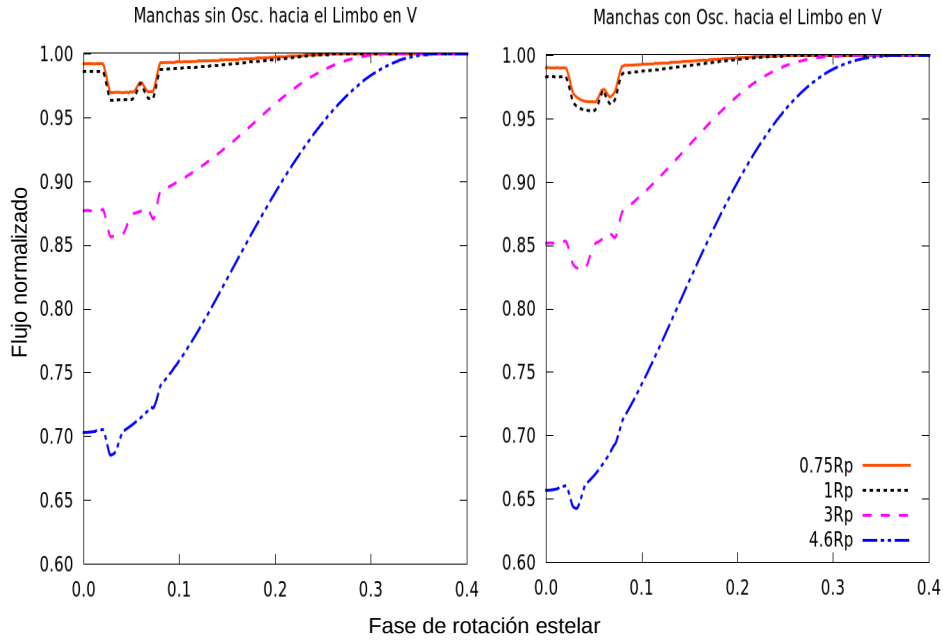


Figura 167: Perfil de tránsito en la banda V (sin oscurecimiento hacia el limbo, panel de la izquierda, y con oscurecimiento hacia el limbo, panel de la derecha) para un sistema estrella+mancha+planeta para manchas de 0.75, 1, 3 y 4.6  $R_p$  con  $\Delta T=500$  K.

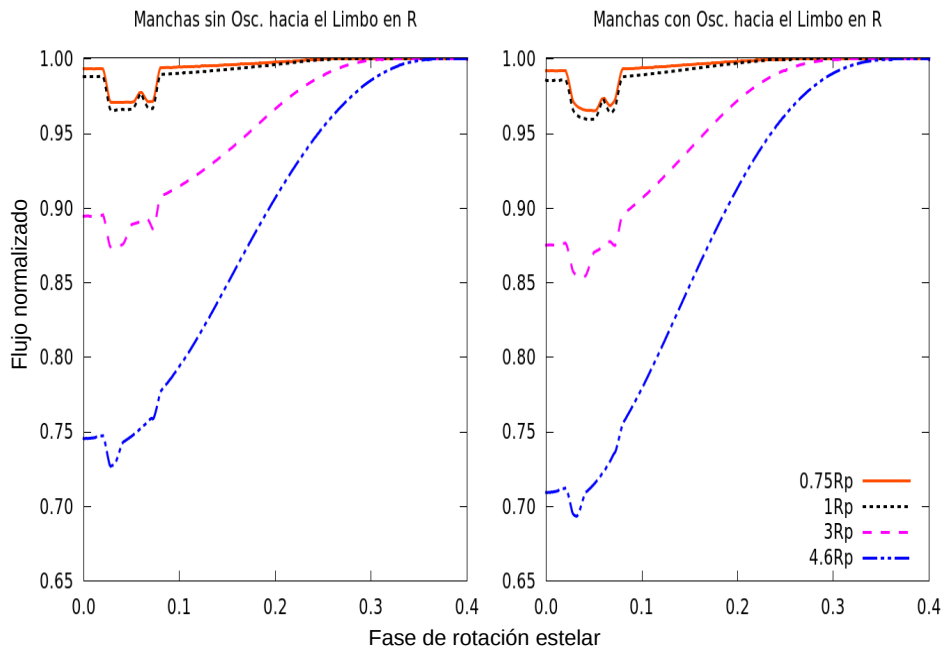


Figura 168: Idem a la Figure 167 para el filtro R.

La mayor diferencia entre ambos paneles se nota para  $\lambda = 90^\circ$  (curva a trazos color

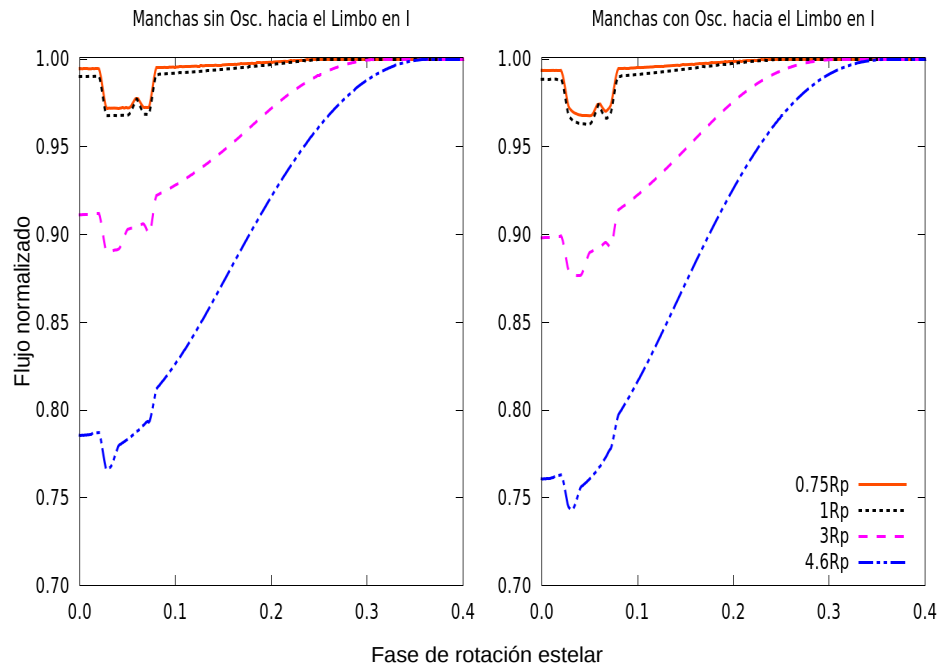


Figura 169: Idem a la Figure 167 para el filtro I.

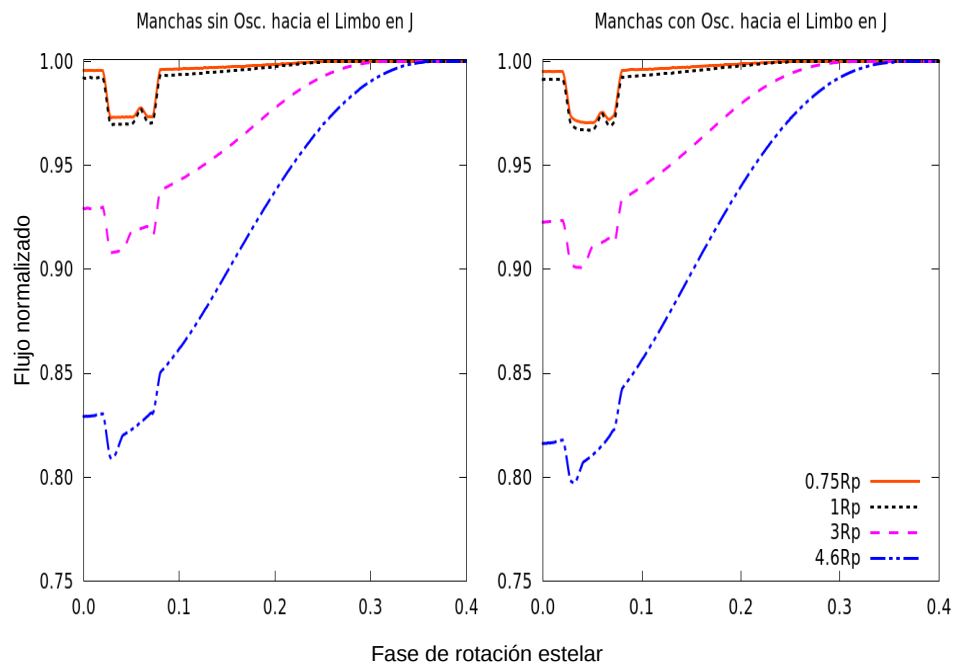


Figura 170: Idem a la Figure 167 para el filtro J.

rosa). En el Modelo A se observa que el planeta eclipsa las tres manchas ubicadas en longitud  $0^\circ$ , la primera la transita pasando por su centro, en tanto que las dos siguientes fuera del mismo, siendo el último tránsito el más rasante. En cambio, en

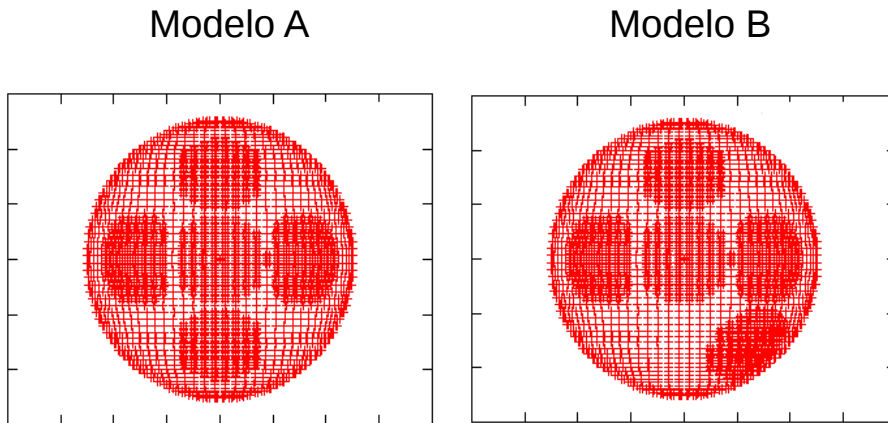


Figura 171: Patrones de distribuciones de manchas. Cada modelo está compuesto por cinco manchas de  $R_M$  de  $0.3 R_\star$  y  $\Delta T = 500$  K. Notar que ambos modelos (A y B) sólo difieren en la ubicación de una de las manchas.

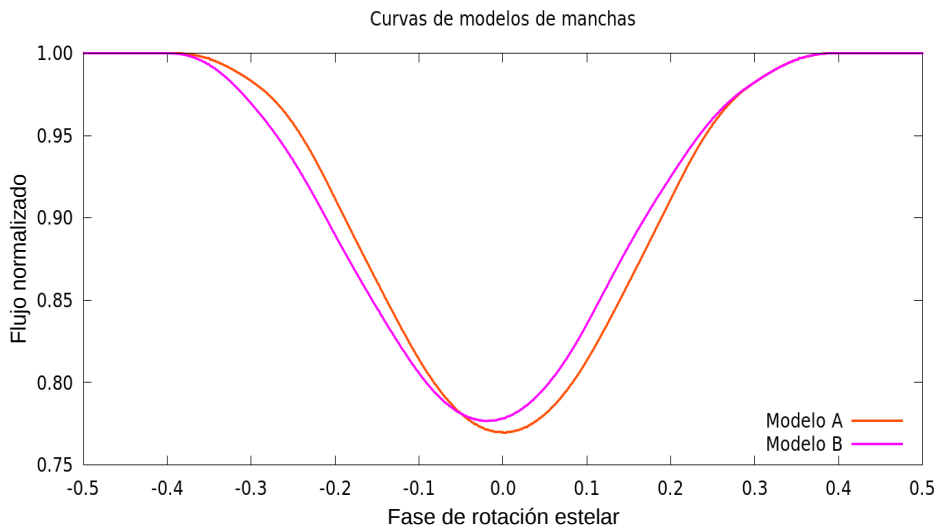


Figura 172: Curvas de luz correspondientes a los patrones de manchas de los Modelos A y B de la Figura 171.

el modelo B sólo se observa el aumento de flujo debido al eclipse de dos manchas ubicadas en longitud  $0^\circ$ .

## Modelo A

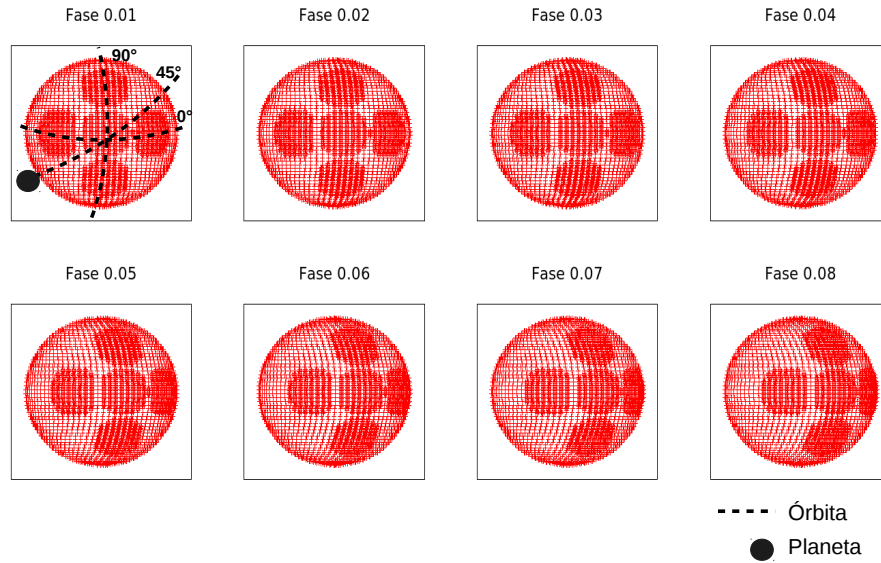


Figura 173: Representación esquemática del movimiento de rotación estelar entre fases 0.01 y 0.08 para el Modelo A. El panel superior izquierdo muestra las tres configuraciones orbitales de acuerdo a los ángulos  $\lambda$  considerados:  $0^\circ$ ,  $45^\circ$  y  $90^\circ$ . El rango de fases mostrado se corresponde con el evento del tránsito planetario.

## 8.6 SÍNTESIS DEL CAPÍTULO

En este capítulo se discutió la dificultad de la detección de tránsitos planetarios debida a la presencia de manchas frías en la superficie estelar de las WTTS, indagando en las modificaciones que éstas imponen en el perfil de dichos tránsitos. Se mostraron curvas de luz sintéticas obtenidas mediante el código SOAP-T, para el caso de una estrella con propiedades físicas típicas de una WTTS, con manchas y un proto-planeta transitante.

En una primera instancia se analizó un sistema con una única mancha circular sobre el ecuador estelar y no se consideraron efectos de oscurecimiento hacia el limbo. A la mancha se le asignaron diferentes temperaturas, más frías que la de la fotosfera estelar, y con diferentes tamaños. En cada caso se observó una modulación del perfil del tránsito cuya profundidad se ve afectada por la contribución propia de la mancha. Cuando el proto-planeta eclipsa una zona estelar con mancha se produce un aumento en el flujo en perfil del tránsito. Principalmente se observó que al modelar una mancha pequeña, en relación al tamaño del proto-planeta, los tránsitos, de unas centésimas de magnitud, no resultaron del todo afectados por el efecto de la mancha. Al modelar manchas más grandes la modulación fue mucho mayor (décimas de magnitud) con lo cual el tránsito se muestra como una distorsión a la curva de la mancha.

Posteriormente se introdujeron los efectos de oscurecimiento hacia el limbo en las bandas V, R, I y J. Se observa que el perfil de los tránsitos ya no resulta plano,



## Modelo B

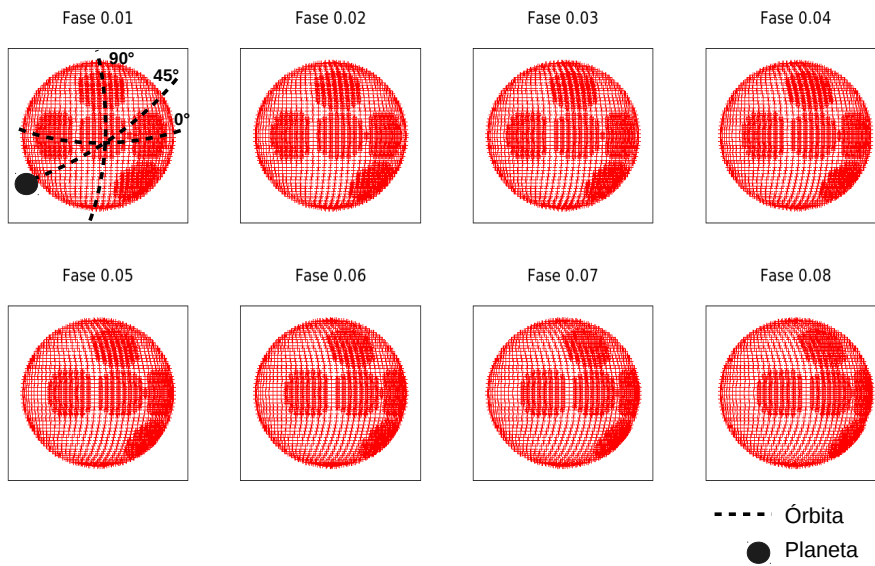


Figura 174: Representación esquemática del movimiento de rotación estelar entre fases 0.01 y 0.08 para el Modelo B. El panel superior izquierdo muestra las tres configuraciones orbitales de acuerdo a los ángulos  $\lambda$  considerados:  $0^\circ$ ,  $45^\circ$  y  $90^\circ$ . El rango de fases mostrado se corresponde con el evento del tránsito planetario.

sino redondeado con una caída gradual. Este efecto es menor si se observa en longitudes de onda más largas. Todo esto confirma el conocido efecto de oscurecimiento hacia el limbo estelar, el cual, sin duda, introduce un factor adicional que compromete la detección de tránsitos planetarios. Finalmente se analizaron configuraciones en las que existen varias manchas, distribuidas de distintas maneras sobre la superficie. Se obtuvieron curvas de luz con tránsitos más complejos, cuyas profundidades se vieron afectadas por los eclipses sucesivos de las diferentes manchas.

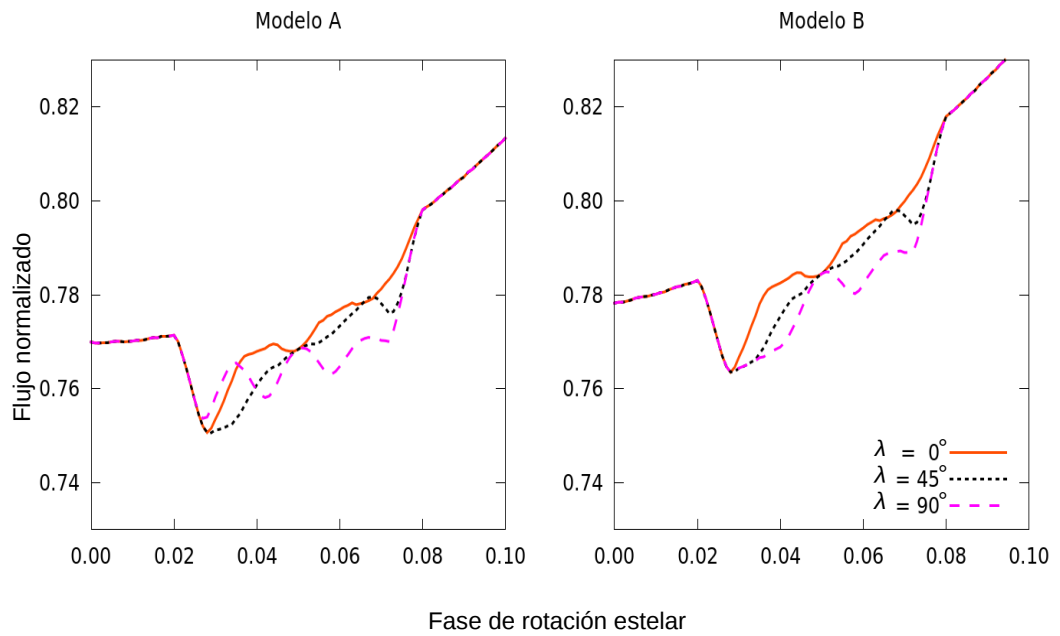


Figura 175: Curvas de luz del sistema estrella–manchas–planeta para los Modelos A y B, de las Figuras 173 y 174.

## RESULTADOS Y CONCLUSIONES GENERALES



## RESULTADOS Y CONCLUSIONES

---

Como se ha mencionado a lo largo de este trabajo de tesis, el objetivo principal del mismo fue la profundización del conocimiento sobre la variabilidad de las estrellas en formación. En particular, buscábamos comprender cómo dicha variabilidad podía comprometer la detectabilidad de embriones planetarios. El trabajo se presenta dividido en tres partes.

La parte I incluye los capítulos 1 y 2, en los que se introduce el contexto teórico general del tema. En el capítulo 1 se describen los escenarios de formación de estrellas de tipo T Tauri, los modelos de formación planetaria más aceptados en el presente, y el esquema evolutivo de los discos circunestelares. En el capítulo 2 se presenta un análisis global de planetas conocidos asociados a estrellas jóvenes de tipo T Tauri, de menos de 10 millones de años. A partir de una muestra total de 35 planetas, 31 asociados a 30 estrellas jóvenes y 4 conocidos como planetas libres o planetas, se concluye que existe un sesgo observacional. Dadas la actividad y/o variabilidad que usualmente se observan en las estrellas jóvenes, y a sus distancias, la mayoría de los planetas descubiertos son planetas gigantes que orbitan la estrella central a cientos de unidades astronómicas, planetas que son, en general, detectados por la técnica de imagen directa. En consecuencia, son escasos los planetas cercanos—digamos, a distancias inferiores a 0.1 UA de sus estrellas—detectados por las técnicas de velocidad radial o de tránsitos.

La parte II (capítulos 3 al 6) presenta un análisis de variabilidad fotométrica en estrellas jóvenes basado en observaciones propias. En el capítulo 3 se presentan las observaciones realizadas. Se detallan las características principales de los telescopios—ASH2 y Jorge Sahade de CASLEO, y 1.54 m de Bosque Alegre—y los correspondientes detectores utilizados, y se describen los procesos de reducción de datos. Se explica el método de detección de variables denominado “Análisis Diferencial de Imágenes”, aplicado a dos regiones de la nube molecular  $\rho$  Ophiuchi. Se describen brevemente los *scripts* de IRAF desarrollados para realizar la fotometría diferencial, FOTOM\_DIAPL y FOT\_3. Finalmente, se incluye una descripción de los relevamientos Catalina y Super Wasp, muy utilizados en este trabajo de tesis.

En el capítulo 4 se presenta el análisis de variables en  $\rho$  Ophiuchi. Se identificaron un total de 29 variables de tipo T Tauri previamente conocidas, además de 44 variables de campo. Se realizó una búsqueda de períodos con los códigos PERIOD04 y VARTOOLS, y se muestran las curvas de luz obtenidas. Las mismas evidencian distintos tipos de variabilidad con amplitudes entre 0.06 y 1 magnitudes, y períodos desde 1.55 hasta 18 días. El capítulo 4 se dedica específicamente al análisis de las 29 variables jóvenes, asociadas con la región de formación estelar de  $\rho$  Ophiuchi, en particular con las nubes oscuras L1688 y L1689. Las 44 variables de campo son presentadas en el Apéndice C.

En el capítulo 5 se realiza un estudio de variabilidad de 23 estrellas T Tauri pertenecientes a diversas regiones de formación estelar australes, principalmente Orión. De igual forma que en el capítulo 4, se realizó aquí una búsqueda de período-

dos, y se muestran las curvas de luz para cada objeto. Los períodos obtenidos van desde unas horas a más de 30 días, y las amplitudes observadas cubren un rango de 0.10 a 0.70 mag. La mayoría de los objetos analizados en este capítulo muestran patrones de modulaciones suaves.

El análisis de la variabilidad de las 52 estrellas T Tauri de los capítulos 4 y 5 se presenta en el capítulo 6. Se observa una amplia variedad de curvas de luz. Se profundiza sobre las posibles causas físicas involucradas que pueden explicar tales curvas: desde tasas de acreción variables (*bursters*), a grumos proto-planetarios que producen eclipses (*dippers*); algunas pueden incluso ser combinación de estos procesos y/o evidenciar comportamientos estocásticos. Se observan, además, curvas con modulaciones suaves originadas por manchas en la fotosfera, y otras muestran curvas con estructuras de tipo “joroba” de tipo *scallop-shell*. De la clasificación realizada se obtienen: 9 *dippers*, 3 *bursters*, 3 estocásticas, 2 variables de largo período, 27 estrellas con manchas y 5 candidatas a *scallop-shell*. En algunos casos la variabilidad observada podría resultar de la combinación o superposición de dos o más efectos. En los casos más frecuentes, el efecto de manchas se superpone con alguno de los mencionados.

Se identifica, entonces, un subgrupo de las T Tauri mayoritariamente formado por WTTS tales como ROX 3, ROX 4, 2MASS J16293279–2433059, CVSO 28, CVSO 39, CVSO 46, CVSO 63 y CVSO 614, cuyas curvas de luz presentan modulaciones rotacionales suaves que se pueden atribuir a manchas frías. Este subgrupo no muestra evidencias de acreción, y carece también de las complicaciones de los efectos de *bursters*. Tampoco están asociadas a discos primordiales de gas y polvo masivo, como es el caso de las CTTS, por lo cual el efecto de *dipper* no es dominante. En pocas palabras, conforman el subgrupo con curvas de luz más sencillas. Además las WTTS son, en promedio, más evolucionadas que las CTTS, con edades de 10 millones de años, por lo cual este subgrupo emerge entonces como el más favorable para la búsqueda de tránsitos planetarios.

En la parte III del trabajo se presenta una caracterización de manchas en estrellas T Tauri, particularmente en las WTTS (capítulo 7), y un análisis de los efectos de manchas sobre los perfiles de tránsitos planetarios (capítulo 8). El capítulo 7 presenta el modelado de manchas frías de 18 estrellas WTTS aplicando el código VARTOOLS y empleando observaciones de los relevamientos Catalina y Super Wasp. En combinación con parámetros de manchas publicados en la literatura para 45 WTTS adicionales, se derivan propiedades típicas de las manchas en estas estrellas. Se obtuvieron valores medios de  $\Delta T$  de alrededor de 1000 K, con tamaños promedios de las manchas de  $30^\circ$ .

En el capítulo 8 se discuten las dificultades que, para la detección de tránsitos planetarios, pueden introducir las manchas frías en la superficie de las WTTS. Para esto se presentan curvas de luz sintéticas obtenidas con el código SOAP-T para una estrella WTTS típica, con manchas y un proto-planeta transitante. En los casos en que el planeta eclipsa también a la mancha, el tránsito muestra un aumento abrupto en el flujo.

De todas maneras, como se dijo anteriormente, el efecto de manchas parece ser el que menos dificultades introduce cuando el objetivo científico es la detección de tránsitos planetarios. En la Figura 176 se muestra una curva de luz sintética

realizada con el código SOAP-T para una WTTS típica de  $1 M_{\odot}$ , con un período de rotación de 10 días y con una mancha 1000 K más fría que la estrella y ubicada a una latitud de  $50^{\circ}$ . La estrella está orbitada por un proto-planeta transitante de  $2 R_{Jup}$  con un período orbital de 1.5 días. El perfil de la curva muestra la modulación debida a la mancha de 0.12 mag de amplitud. Las caídas sucesivas son los tránsitos del proto-planeta con una profundidad de 0.025 mag.

El modelado del efecto de manchas permitiría, en principio, la sustracción del mismo, rectificando la curva de luz y resaltando la presencia de los sucesivos tránsitos. Notar que en este caso típico la mancha produce una variación de 1 orden de magnitud mayor que el efecto del tránsito, por lo que éste último debería ser detectable con fotometría de alta precisión.

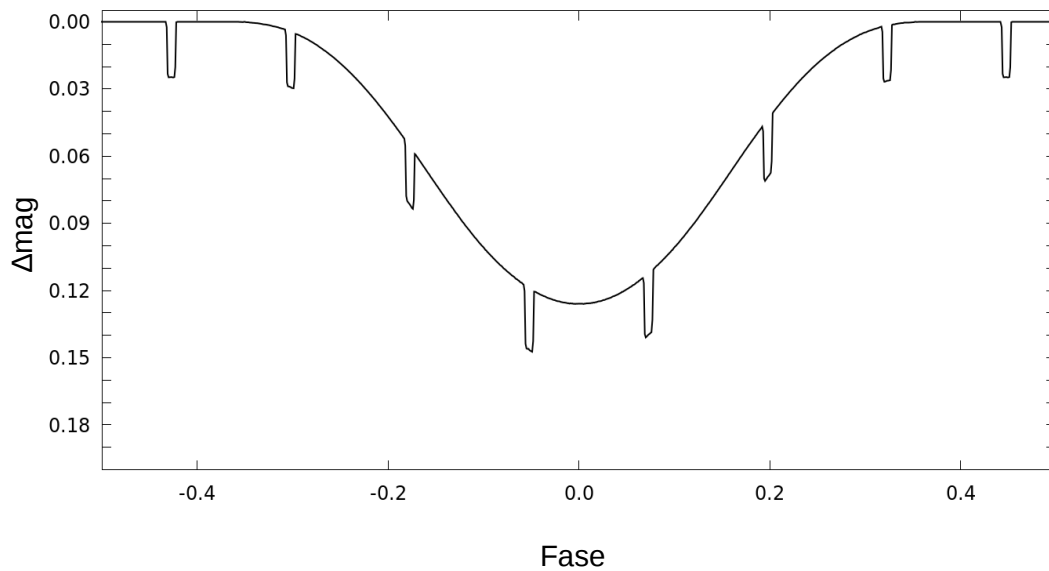


Figura 176: Perfil de la curva de luz de una WTTS típica de  $1 M_{\odot}$ , con una mancha 1000 K más fría que la estrella. La estrella tiene un proto-planeta transitante de  $2 R_{Jup}$  con un período orbital de 1.5 días.

## PERSPECTIVAS FUTURAS

---

A lo largo de esta tesis discutimos los tipos de variabilidad observados en las curvas de luz de las estrellas T Tauri estudiadas, y los relacionamos con diferentes fenómenos físicos que ocurren en estos tipos de objetos. El objetivo principal fue evaluar cómo estos fenómenos podrían perjudicar la posible detección de embriones planetarios mediante la técnica de tránsitos planetarios. Finalmente concluimos que existe una amplia variedad de fenómenos, los cuales no resultan fácilmente discriminables y pueden disimular la presencia de tránsitos observables.

Sin embargo, identificamos y propusimos al subgrupo de las WTTS cuyas curvas sólo muestren variabilidad debido a manchas frías (modulaciones rotacionales suaves), como aquellas indicadas para realizar un seguimiento fotométrico de alta precisión. Dado que en estos objetos la técnica de tránsitos podría dar resultados favorables, ya que el efecto de las manchas podría modelarse y rectificar la curva de luz, con lo cual sólo los tránsitos serían visibles. De acuerdo a los objetos observados en este trabajo, cuyas magnitudes  $V$  se encuentran entre 12 y 14, un seguimiento fotométrico con telescopios de 2 m como el Jorge Sahade de CASLEO resultaría factible para detectar tránsitos del orden de las centésimas de magnitud, además se debería de disponer de algunas semanas (un par como mínimo) consecutivas de observación.

Por otro lado, un factor muy importante dentro de la técnica de tránsitos, y desconocido para nosotros, es la inclinación del plano orbital. Dado que para que se efectúe un tránsito, la inclinación debe ser lo más cercana posible a  $90^\circ$  respecto al plano del cielo. En relación a esto y asumiendo una distribución de inclinaciones aleatoria, se propone aumentar la probabilidad de observar proto-planetas con inclinaciones dispuestas adecuadamente, incrementando el número de objetos observados. Para lograr esto se recomienda realizar los monitoreos fotométricos en relevamientos de gran área, observando regiones que contengan un gran número de estrellas WTTS. De esta forma se incrementa la chance de observar embriones planetarios detectables por la técnica de tránsitos. Este tipo de relevamiento podría realizarse utilizando telescopios como el ASH2 de CASLEO (de unos 0.40 m de diámetro) empleando tiempos de exposición mayores (del orden de los 2 minutos) para obtener la precisión requerida. Un programa observacional apto resultaría de disponer de algunos meses de observación por año para poder cubrir, por ejemplo, algunos campos dentro de la región de Orión.



Parte IV

APÉNDICE





## SCRIPTS IMPLEMENTADOS PARA LA REALIZACIÓN DE LA FOTOMETRÍA

---

### A.1 *script* FOTOM\_DIAPL.CL

```
# Script fotom_diapl para realizar fotometria diferencial de objetos
# encontrados con diapl.
# Por ahora usamos la misma apertura para todas las imagenes, 1.5xFWHM (aprox)
# F. Lovos & J. Ahumada, octubre de 2017. (version 07/03/2018)
```

```
procedure fotom_diapl
```

```
file images {"imagenes",prompt="Lista de imagenes"}
real ruido {10., prompt="Ruido de lectura (en electrones)"}
real gan {1.54, prompt="Ganancia (en e/ADU)"}
real adusat {61000., prompt="Num de ADU para el cual satura el CCD"}
real sigma {15.,prompt="Sigma del cielo"}
real cielo {950.,prompt="Valor aprox del cielo"}
string *inlist1
string *inlist2
```

```
begin
```

```
real v2,v3,v5,v6,v7,v8,v9,e1,e2
real v11,v12,v13,v14,v15,v16
string lista1,n1
```

```
#####
```

```
# IMPORTANTE: esta es la estrella cuya magnitud se va a sustraer
# de todas las demas:
```

```
e1=9
```

```
#####
```

```
#####
```

```
# IMPORTANTE: este es el radio de la apertura, tipicamente 1.5xFWHM:
```

```
e2=3
```

```
#####
```

```

print(" ")
print("Estrella de comparacion: ", e1)
print(" ")
print("Radio de la apertura: ", e2)

# No se aconseja hacer esto dentro de un script:
#noao.obsutil
#noao.digiphot

delete ("magnitudes,mags,magsdumped,lineas,cumpa", verify=no, >&
"dev$null")

listal=images
inlist1=listal

count(files=(images), >> "lineas")
fields(files="lineas",lines=1,fields="1") | scan(v9)

print("")
print("Procesando imagen:")
print("")

printf("# Imagen HJD-2450000 N Xc Yc mag merr dif errdif masaire\n",
>> "magnitudes")

print("# Estrella de comparacion: ",e1, >> "magnitudes")
print("# Radio de la apertura: ",e2, >> "magnitudes")

j=0

# Aqui comienza el loop:

while (fscan (inlist1, s3) != EOF) {

j=j+1
v7=0.

printf(" %4d ",j)
printf("de %4d",v9)
printf(" %25s \n",s3)

#Toma del header el HJD y le resta un entero para hacerlo
#mas manejable
imgets(image=(s3),param="HJD")
v8=real(imgets.value)-2450000.

#Toma del header la masaire

```

```

imgets(image=(s3),param="AIRMASS")
v16=real(imgets.value)

#Toma el prefijo de cada imagen (ie, de cada noche)
print(s3, >> "nombre")
#!cut -f1 -d"." nombre > prefijo
!sed 's/[0123456789.]*//' nombre > prefijo
type prefijo | scan(s1)
delete ("nombre,prefijo", verify=no, >& "dev$null")

s2=s1//".coo"

# Fotometria de las estrellas con la apertura de 1.5FWHM

phot (image=s3, coords=(s2),interac=no,verify=no,
      verbose=no,output="mags",
      calgori="centroid",cbox=5.,cthresh=0.0,
      scale=1, fwhmpsf=3.0, sigma=sigma, datamin=INDEF,
      datamax=adusat, readnoi=ruido, epadu=gan,
      exposur="EXPTIME",itime=1.0,ccdread="",gain="",
      airmass="",filter="",obstime="",xairmass=INDEF,
      ifilter=INDEF,otime=INDEF,
      salgori="mode",annulus=8.,dannulus=3.,skyvalue=cielo,
      weighti="constant",zmag=21.,apertur=(e2))
# weighti="constant",zmag=21.,apertur=3.)

#NB: Arriba: lineas 1 y 2 son parametros phot
#      linea 3 son parametros de centerpars
#      lineas 4-8 son parametros de datapars
#      linea 9 son parametros de fitskypars
#      linea 10 son parametros de photpars

# Impresion del archivo de salida

pdump(infiles="mags",fields="xcenter,ycenter,mag,merr",expr=yes,
      headers=no, >> "magsdumped")

#Extrae la magnitud de la comparacion de numero e1.
head(input_fi="magsdumped",nlines=(e1), >> "cumpa")
tail(input_fi="cumpa",nlines=1) | scan(v11,v12,v7,v14)
delete ("cumpa", verify=no, >& "dev$null")

k=0
inlist2="magsdumped"

while (fscan (inlist2, v2,v3,v5,v6) != EOF) {

```

```

k=k+1
v13=v5-v7
v15=sqrt(v6**2+v14**2)

printf("%-20s%2w",s3, >> "magnitudes")
#printf("%16.8f%2w", real(imgets.value), >> "magnitudes")
printf("%16.8f%2w", v8, >> "magnitudes")
if (k<10) {
printf("%3w0%1d%2w%7.3f%2w%7.3f%2w%6.3f%2w%5.3f%2w%6.3f%2w%5.3f%3w%5.3f\n",
k,v2,v3,v5,v6,v13,v15,v16, >> "magnitudes")
}
else
printf("%3w%2d%2w%7.3f%2w%7.3f%2w%6.3f%2w%5.3f%2w%6.3f%2w%5.3f%3w%5.3f\n",
k,v2,v3,v5,v6,v13,v15,v16, >> "magnitudes")
}

delete ("mags,magsdumped", verify=no, >& "dev$null")

# Fin del loop.
}

delete ("lineas", verify=no, >& "dev$null")
list=""
inlist1=""
inlist2=""
print("")
print("El archivo de salida es 'magnitudes'.")
print("")

bye

end

```

## A.2 *script* FOT\_3.CL

```

# Script fot_3 para realizar fotometría de varias estrellas en
# una secuencia de imágenes en un campo. F. Lovos & J. Ahumada, agosto
de 2016.

```

```

procedure fot_3

```

```

file images {"imagenes",prompt="Lista de imagenes"}
real ruido {1.4, prompt="Ruido de lectura (en electrones)"}
real gan {1.4, prompt="Ganancia (en e/ADU)"}

```

```

real adusat {50000., prompt="Num de ADU para el cual satura el CCD"}
real sigma {35.,prompt="Sigma del cielo"}
real cielo {2420.,prompt="Valor aprox del cielo"}
string *inlist1
string *inlist2

begin

real radio,v1,v2,v3,v4,v5,v6,v7,v8,v9,v10
string lista1

# No se aconseja hacer esto dentro de un script:
#noao.obsutil
#noao.digiphot

# Descomentar la sgte linea sólo para hacer pruebas
# delete ("fwhm,magnitudes,cursorinput,logpsf,mags,magsdumped,
# cuentas,lineas",verify=no, >& "dev$null")

!echo -e "q" > cursorinput

lista1=images
inlist1=lista1

count(files=(images), >> "cuentas")
fields(files="cuentas",lines=1,fields="1") | scan(v9)

print("")
print("Procesando imagen:")
print("")
printf("# Imagen          HJD      FWHM  N  mag      merr\n", >>
"magnitudes")

j=0

# Aqui comienza el loop:

while (fscan (inlist1, s3) != EOF) {

j=j+1

printf("  %4d ",j)
printf("de %4d",v9)
printf("  %25s",s3)

imgets(image=(s3),param="HJD")

```

```

s2=s3//".coo.1"

# Determinacion del FWHM de cada imagen.

psfmeasure(images=(s3),coords="markall",display=no,size="FWHM",saturat=adusat,
  ignore=yes,logfile="logpsf",imagecu=(s2),iterati=3,graphcu="cursorinput",
  >G "dev$null", >& "dev$null")

!tac logpsf | awk 'NF{print $NF; exit}' > fwhm

# Fotometria de las estrellas con la apertura de 2FWHM

fields(files="fwhm",fields="1") | scan(v1)
printf("      FWHM = %4.1f\n",v1)

phot (image=s3, coords=(s2),interac=no,verify=no,
      verbose=no,output="mags",
calgori="centroid",cbox=5.,cthresh=0.0,
  scale=1, fwhmpsf=(v1), sigma=sigma, datamin=INDEF,
datamax=adusat, readnoi=ruido, epadu=gan,
exposur="EXPTIME",itime=1.0,ccdread="",gain="",
airmass="",filter="",obstime="",xairmass=INDEF,
ifilter=INDEF,otime=INDEF,
salgori="mode",annulus=(4*(v1)),dannulus=(v1),skyvalue=cielo,
weighti="constant",zmag=21.,apertur=(2*v1))

# Impresion del archivo de salida

pdump(infiles="mags",fields="mag,merr",expr=yes,headers=no, >> "magsdumped")

inlist2="magsdumped"
k=0

while (fscan (inlist2, v5,v6) != EOF) {
k=k+1
#print(v5,v6)
printf("%-25s%2w",s3, >> "magnitudes")
printf("%15.7f%2w", real(imgets.value), >> "magnitudes")
#printf("%4.1f%2w",v1, >> "magnitudes")
#printf("%6.3f%2w%5.3f%2w",v2,v3, >> "magnitudes")
#v7=v5
#v8=sqrt(v6**2+v3**2)
printf("%2w%2d%2w%6.3f%2w%5.3f\n",k,v5,v6, >> "magnitudes")
}

delete ("fwhm,logpsf,mags,magsdumped,lineas", verify=no, >& "dev$null")

```



```

sleep 2

# Fin del loop.
}

delete ("cursorinput,cuentas", verify=no, >& "dev$null")
list=""
inlist1=""
inlist2=""
print("")
print("El archivo de salida es 'magnitudes'.")
print("")

bye

end

```

### A.3 *script* COMPA\_MEDIA.SH

```

#!/bin/bash

# compa_media.sh (F. Lovos & J. Ahumada, junio de 2017)

# Archivo que debe estar presente en el mismo
# directorio que este script: ŽmagnitudesŽ,
# obtenido con 'fotom_3.cl'.

# Poner los numeros de las estrellas a promediar
# de menor a mayor, por ej.:
# ESTRELLAS="2,5,7,9,14"

ESTRELLAS="12,13,14,34"

rm -vf magnitudes1

# Cuenta el numero de estrellas observadas
TOTALSTARS=$(/usr/bin/awk '{print $4}' magnitudes | tail -1 |
/usr/lib/klibc/bin/cat)

# Descabeza el archivo 'magnitudes'
tail -n +2 magnitudes > sincabeza.tmp

```

```

# Verticaliza la lista de estrellas a promediar y las cuenta
echo $ESTRELLAS | tr ',' '\n' > estrellas_ver.tmp
NUMEROSTARS=$(wc -l < estrellas_ver.tmp | /usr/lib/klibc/bin/cat)

# Loops para el calculo de la magnitud y error promedio y guardado
# de los datos en nueva tabla
printf "%s\t\t%s\t\t\t%s\t\t%3s  %s %s\n" "# Imagen" HJD FWHM N mag
merr > magnitudes1

CUMPA=0.
SIGMACUMPA=0.
while IFS=" " read -r imagen hjd fwhm nstar magnitud error

do
    printf "%s\t\t%s\t\t\t%s\t\t%3s  %s %s\n" $imagen $hjd $fwhm $nstar
    $magnitud $error >> magnitudes1

while IFS=" " read -r comparacion
do
    if [ $nstar -eq $comparacion ]
    then
    echo $comparacion >> /dev/null

```

## PROGRAMAS EMPLEADOS PARA LA BÚSQUEDA DE PERÍODOS

---

Para identificar señales periódicas, se emplea el método del periodograma. Un periodograma es el espectro de frecuencias de una señal que varía con el tiempo. Está basado en el análisis de Fourier, por el cual una serie temporal es transformada al espacio de frecuencias mediante el ajuste de una serie de senos y cosenos, evaluando muchas frecuencias posibles y señales periódicas candidatas. La significancia o importancia estadística de cada frecuencia se calcula con un algoritmo particular.

Para el análisis de periodicidad se utilizaron los programas VARTOOLS 1.35 (*VARTOOLS Light Curve Analysis Program*; [Hartman & Bakos 2016](#)) y PERIODO4 ([Lenz & Breger, 2004, 2005](#)), que utilizan diferentes técnicas de búsqueda y determinación de períodos, todos basados en la Transformada de Fourier para datos cuyo muestreo no es uniforme en el tiempo.

El primero de ellos, VARTOOLS, cuenta con varios métodos conocidos:

- 1 El periodograma de Lomb-Scargle generalizado (método de L-S, [Zechmeister & Kürster 2009](#); [Lomb 1976](#); [Scargle 1982](#); [Press & Rybicki 1989](#)), que se utiliza para buscar señales periódicas sinusoidales, como es el caso, por ejemplo, de las modulaciones rotacionales debidas a manchas oscuras en una superficie estelar.
- 2 El método de Análisis de Varianza ([Schwarzenberg-Czerny, 1989](#); [Devor, 2005](#)), utilizado en los casos de variabilidad periódica en general. Este método es más sensible a señales no-astrofísicas del tipo atmosféricas y/o instrumentales.
- 3 El método *Box-fitting Least Squares* (BLS [Kovács et al. 2002](#)), para buscar eclipses, entre otros fenómenos.

Dada la naturaleza de las variaciones en las curvas de luz de las TTS, se adoptó el algoritmo de L-S generalizado para su uso en VARTOOLS. El código se ejecuta por medio de comandos y opciones en línea que se ingresan por terminal; la opción correspondiente al método L-S es `-LS`. Como entrada se necesita la curva de luz observada en formato de texto ascii, como se muestra en la siguiente línea de comandos:

```
vartools -i lc.txt -LS minp maxp subsample Npeak,
```

donde `-i` indica que la entrada es una curva de luz individual. El archivo de entrada debe contener como mínimo dos columnas compuestas por el instante de observación (tiempo) y magnitud (o flujo)<sup>1</sup>. Los parámetros `minp` y `maxp` indican

---

<sup>1</sup> Para un mayor detalle sobre el formato veasé la sección [7.3.1](#)

la cota inferior y superior para los períodos, el parámetro `subsample` indica la resolución frecuencial inicial, y `Npeak` es el número de picos significativos.

Por otro lado, el programa `PERIODO4` cuenta con una interfaz gráfica orientada hacia la interacción con el usuario. `PERIODO4` se basa en el algoritmo de Transformada Discreta de Fourier modificado para analizar series de tiempo muestreadas de forma irregular. El código permite extraer frecuencias individuales del contenido multiperiodico de las series temporales, y posee una interfaz flexible para realizar los ajustes de múltiples frecuencias. Está compuesto por tres módulos: el primero permite administrar las series temporales, dividir las, combinarlas, seleccionar pesos, etc; el segundo es el módulo de ajuste, en el cual se pueden realizar ajustes por mínimos cuadrados de un número de frecuencias, además dispone de varias técnicas de cálculo de incertidumbres de los parámetros ajustados; por último, módulo de Fourier permite extraer nuevas frecuencias a partir de los datos. De igual forma que el método L-S, `PERIODO4` busca patrones sinusoidales, con la diferencia de que, mediante la combinación del análisis de Fourier y del ajuste por mínimos cuadrados, permite el análisis de frecuencias múltiples.

### B.1 PERIODOGRAMA LOMB-SCARGLE GENERALIZADO

El periodograma Lomb-Scargle, desarrollado por [Lomb \(1976\)](#) y [Scargle \(1982\)](#) de forma independiente, es un método basado en el ajuste de funciones sinusoidales que permite el cálculo de un espectro de frecuencias de tipo Fourier. El método está basado en las transformadas discretas de Fourier, y fue introducido por Lomb para permitir el análisis de datos temporales muestreados de manera desigual.

De acuerdo a [VanderPlas \(2018\)](#), si se tiene una serie de datos  $g(t_i)$ , con  $i = 1, \dots, N$ , correspondientes a los tiempos de observación  $t_i$ , y si se considera que la transformada de Fourier de los mismos  $F\{g\}$  permite obtener una descripción del comportamiento de la señal en el espacio de las frecuencias de oscilación, entonces el espectro de potencias estará dado por el cuadrado de esa transformada de Fourier:

$$P_g \equiv |F\{g\}|^2, \quad (6)$$

de lo cual resulta una función real y positiva que cuantifica la contribución de cada frecuencia ( $f$ ) a la señal total, resultando en:

$$P_g(f) = \frac{1}{2} \frac{(\sum_i g_i \cos(2\pi f[t_i - \tau]))^2}{\sum_i \cos^2(2\pi f[t_i - \tau])} + \frac{(\sum_i g_i \sin(2\pi f[t_i - \tau]))^2}{\sum_i \sin^2(2\pi f[t_i - \tau])}, \quad (7)$$

en la que  $\tau$  se define a partir de:

$$\tan(4\pi f\tau) = \frac{[\sum_i \sin(4\pi f t_i)]}{[\sum_i \cos(4\pi f t_i)]}. \quad (8)$$

$\tau$  representa la fase espectral y fue introducido por Scargle para lograr que el periodograma sea invariante a los desplazamientos temporales en el origen. En cualquier frecuencia individual  $f$ , este método proporciona la misma potencia que un ajuste de mínimos cuadrados de sinusoides de esa frecuencia, de la forma:

$$A \sin(2\pi f t) + B \cos(2\pi f t) + C,$$

donde  $C$  representa la media de los datos, la cual se sustrae previamente al cálculo del periodograma.

De acuerdo al espectro de potencias calculado según la Ecuación (7), el máximo en dicho espectro corresponde a la frecuencia que represente mejor a la serie de datos temporales.

## B.2 PERIOD 04

PERIOD04 es un programa desarrollado por (Lenz & Breger, 2004, 2005), orientado al análisis estadístico de series extensas de tiempo astronómicas muestreadas de forma irregular. El programa cuenta con una serie de herramientas accesibles de forma interactiva en su interfaz gráfica, que permiten tanto el escaneo de frecuencias como la posibilidad de examinar variaciones de amplitud y fase. En particular, permite hacer el análisis multiperiódico de la señal fotométrica por medio del método de Fourier discreto y el ajuste de mínimos cuadrados. Este ajuste a la serie de observaciones de  $m$  está dado por la siguiente fórmula estándar:

$$m(t) = Z + \sum A_i \sin(2\pi(\Omega_i t + \Phi_i)), \quad (9)$$

donde  $Z$  representa el “punto cero” (magnitud promedio),  $A_i$  es la amplitud del modo  $i$  (altura del espectro de Fourier),  $\Omega_i$  es la frecuencia del modo  $i$ , y  $\Phi_i$  es la fase para el mismo modo.

Fundamentalmente, el programa está compuesto de tres módulos:

- 1 Módulo de la serie de tiempos. En este módulo el usuario administra los datos de la serie de tiempos. Puede dividir una serie en varios conjuntos de datos o viceversa, combinar conjuntos de datos, seleccionar pesos, etc. Un ejemplo de este módulo se puede ver en la Figura 177.
- 2 Módulo de ajuste. En este módulo se puede realizar un ajuste por mínimos cuadrados de un número de frecuencias seleccionadas previamente, de acuerdo a la ecuación 9. También se encuentran disponibles varias técnicas de cálculo de incertidumbres de los parámetros ajustados. La Figura 178 muestra las opciones mencionadas. Incluso en este apartado es posible visualizar las curvas de luz en fase de acuerdo a cada período.
- 3 Módulo de Fourier. Aquí el usuario tiene la posibilidad de la extracción de nuevas frecuencias a partir de los datos originales o los ajustados previamente. Además puede visualizar el espectro de potencias obtenido. La Figura 179 muestra la interfaz de este módulo.

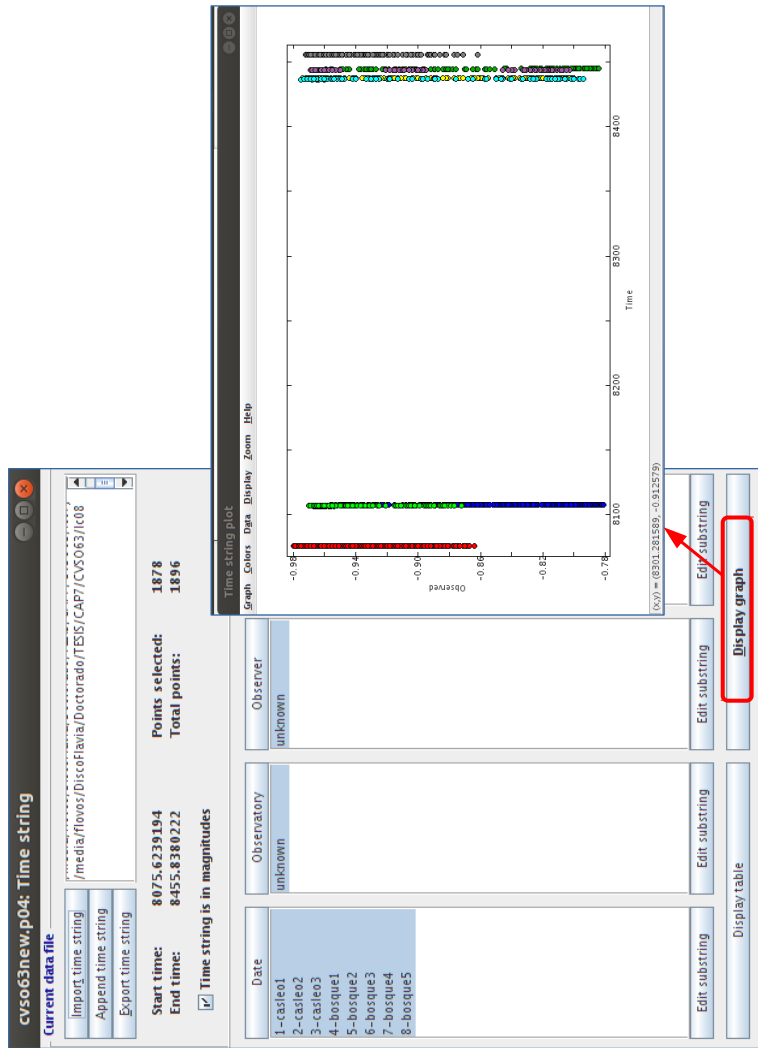


Figura 177: Panel izquierdo: módulo para editar series de tiempo; en el panel derecho se observan las diferentes series temporales en distintos colores.

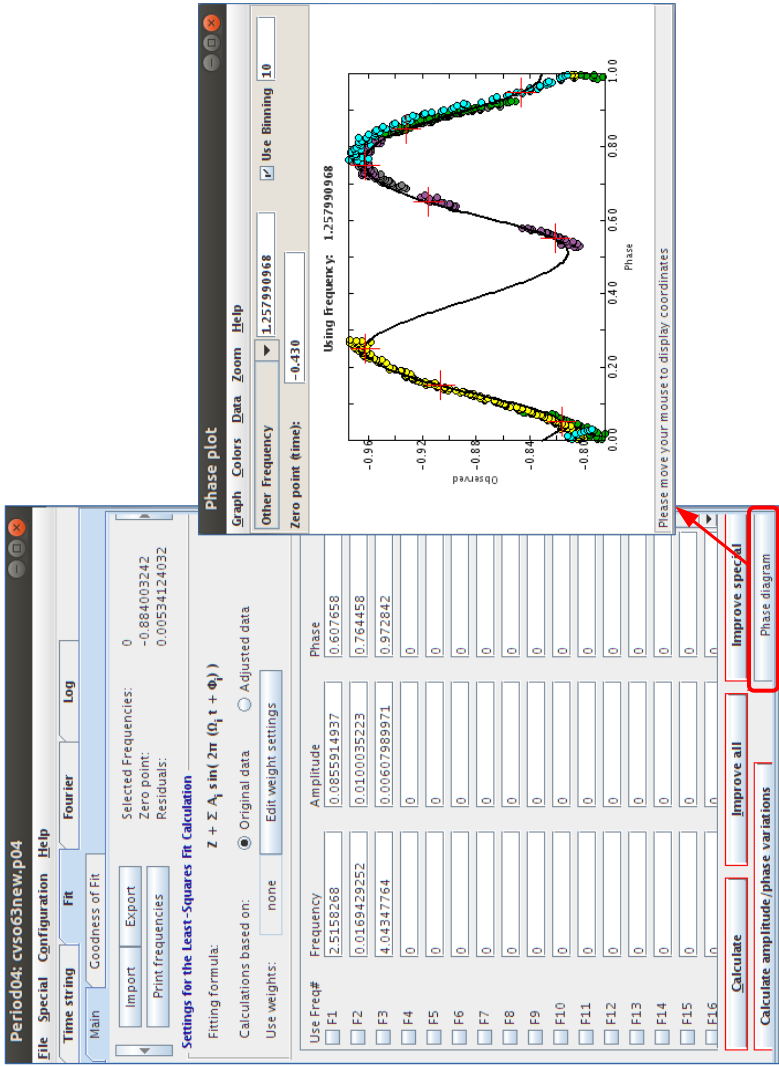


Figura 178: Módulo para el ajuste por mínimos cuadrados; en el panel de la derecha se observan la curvas de luz en fase para una de las frecuencias obtenidas.

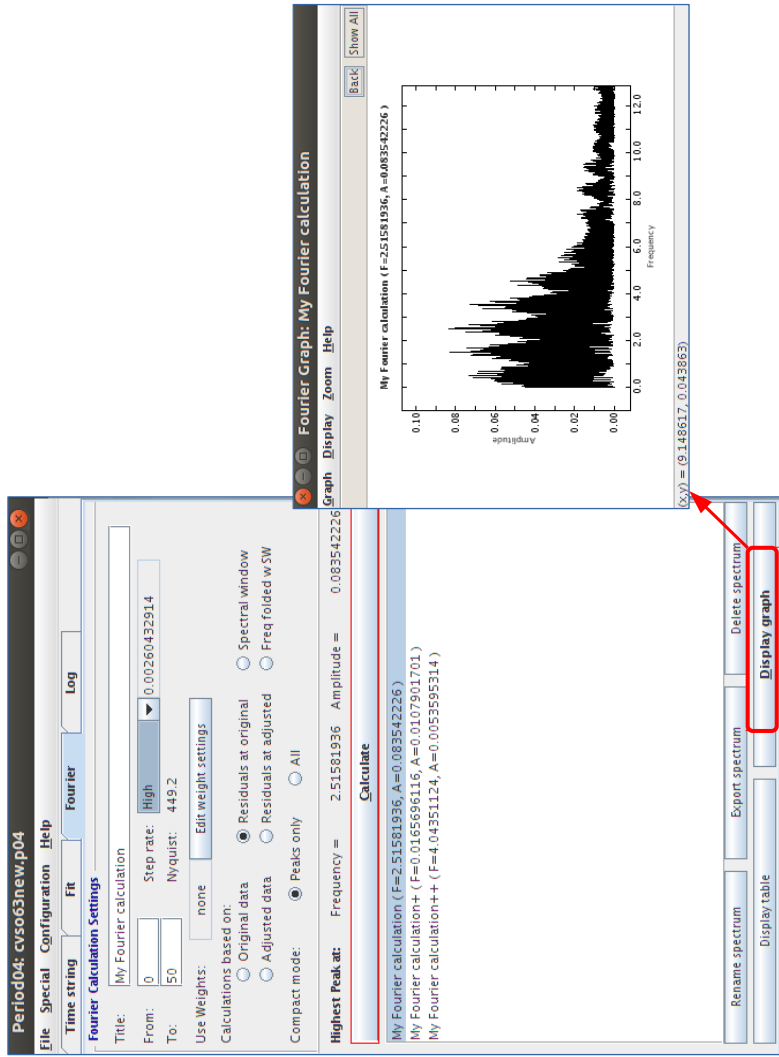


Figura 179: Módulo de Fourier para obtener las frecuencias; el gráfico corresponde al espectro de potencias obtenido.



VARIABLES DE CAMPO DE LA REGIÓN DE  $\rho$  OPHIUCHI

En este apéndice se presentan las curvas de luz de estrellas observadas con el telescopio ASH2 de CASLEO en las dos regiones de  $\rho$  Ophiuchi que fueron analizadas en el Capítulo 4. Las curvas que aquí se muestran pertenecen a los objetos que fueron clasificados como variables, pero que no son identificados como estrellas jóvenes.

En la Tabla 38 se presentan algunas características de las curvas de luz: en la columna 3 se dan los períodos obtenidos, en la columna 4 se listan las amplitudes de las curvas, en la columna 5 se indica la figura correspondiente a cada objeto, y la columna 6 se reserva para comentarios.

De las 44 variables de campo, 13 (# 1, 3, 29, 31, 38, 43, 51, 54, 57, 58, 62, 68, 71) muestran curvas de luz de tipos similares a las mostradas en el capítulo 4 con modulaciones parecidas al fenómeno de manchas, variaciones de largo período, e incluso una parecería mostrar un efecto de *dipper* (Figura 213). Esto resulta llamativo y podría indicar que, en realidad, se trata de estrellas jóvenes pertenecientes a la nube molecular de  $\rho$  Oph, no identificadas previamente. Para confirmar o descartar esta sugerencia son necesarias otras observaciones, tales como espectros (para detectar H $\alpha$  en emisión y la línea del Li en 6707 Å; ver 1).

Otras 3 variables de campo (Figuras 181, 199, 201) presentan curvas de binarias eclipsantes, particularmente 2 de ellas muestran curvas de tipo W Ursae Majoris (W UMa). Las restantes 28 se clasificaron como “variables tentativas” para las cuales sería necesario continuar el monitoreo fotométrico a fin de determinar el tipo o clase de variabilidad.

Tabla 38: Estrellas variables: Propiedades de las curvas de luz

#	ID	Período [día]	$\Delta$ mag	Figura	Comentarios
<b>Rho Oph 1</b>					
Región 1–1					
1*	VSS II–143	1.36	0.1	180	variable
2	–	0.3747	0.6	181	variable de tipo W UMa
3*	VSS II–22	1.81	<0.1	182	variable
Región 1–2					
5	–	1.02	<0.1	183	variable tentativa
6	–	0.39	<0.1	184	variable tentativa
7	–	1.42	0.1	185	variable tentativa
8	–	1.69	0.1	186	variable tentativa

Continúa en la siguiente página...

Tabla 38 – Continuación

#	ID	Período [día]	$\Delta$ mag	Figura	Comentarios
9	–	5.23	0.1	187	variable tentativa
10	–	0.889	0.1	188	variable tentativa
11	–	0.78	<0.1	189	variable tentativa
Región 2–2					
27	–	1.23	<0.1	190	variable tentativa
29*	VSS II–32	13.003	>0.15	191	variable
31*	–	5.15	0.1	192	variable
Región 3–1					
35	BKLT J162923–244943	0.45	0.1	193	variable tentativa
36	–	6.45	<0.1	194	variable tentativa
38*	–	0.93	0.1	195	variable
Región 3–2					
39	–	0.33	<0.1	196	variable tentativa
40	–	1.37	<0.1	197	variable tentativa
<b>Rho Oph 2</b>					
Región 1–1					
41	–	2.29?	<0.1	198	variable tentativa
42	EPIC 203749579	0.95	0.35	199	variable tipo EB; otros: EB (0.4775 días) <sup>1</sup> , EBS (0.95 días) <sup>2,3</sup>
43*	–	17.96	0.3	200	variable
Región 1–2					
45	–	0.392	0.5	201	variable de tipo W UMa
46	–	–	0.1	202	variable tentativa
48	–	5.06	<0.1	203	variable tentativa
49	–	–	<0.1	204	variable tentativa
50	–	–	<0.1	205	variable tentativa
51*	–	6.47	<0.1	206	variable
52	–	–	<0.1	207	variable tentativa
53	–	–	0.1	208	variable tentativa
Región 2–1					
54*	–	6.50	<0.1	209	variable
57*	–	11.50	<0.1	210	variable
58*	–	55.60	0.3	211	variable
Región 2–2					
59	–	2.23	0.15	212	variable tentativa

Continúa en la siguiente página...

Tabla 38 – Continuación

#	ID	Período [día]	$\Delta$ mag	Figura	Comentarios
62*	VSS II-74	6.25	>0.1	213	variable
Región 3-1					
63	-	3.61	<0.1	214	variable tentativa
64	-	3.21	<0.1	215	variable tentativa
65	-	9.02	0.1	216	variable tentativa
66	-	3.33	<0.1	217	variable tentativa
67	-	6.24	<0.1	218	variable tentativa
68*	-	-	0.4	219	variable
Región 3-2					
70	-	1.22?	0.3	220	variable tentativa
71*	-	-	0.25	221	variable
72	-	0.86?	0.1	222	variable tentativa
73	-	0.36?	0.1	223	variable tentativa

Notas: W UMa: W Ursae Majoris; EB: Binaria eclipsante; EBS: Binaria eclipsante semi-separada.

\*Curvas de luz similares a las de las estrellas jóvenes.

Referencias: 1-Barros et al. (2016); 2-Chen et al. (2018); 3- Watson et al. (2006).

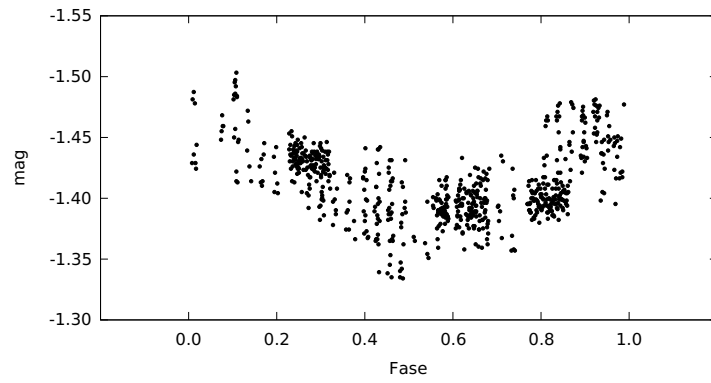


Figura 180: Variable 01 (VSS II-143): épocas 2015 y 2017. En fase con período de 1.36 días. Error típico de  $\sim 0.007$  mag.

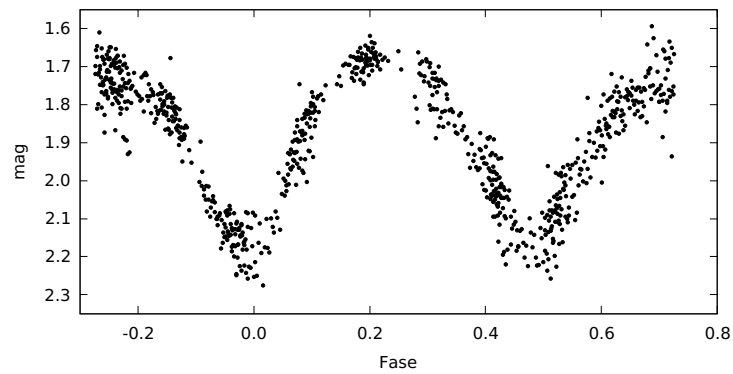


Figura 181: Variable 02: candidata a binaria tipo W Ursae Majoris, épocas 2015 y 2017. En fase con período de 0.3747 días. El error de cada punto es  $\sim 0.027$  mag.

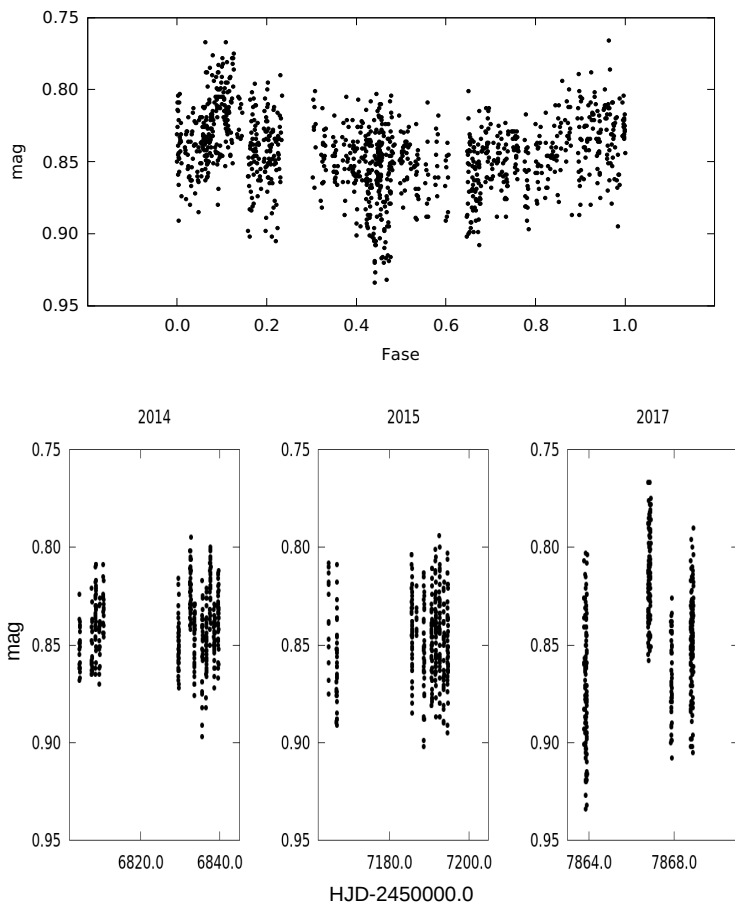


Figura 182: Variable 03 (VSS II-22): 2014, 2015 y 2017. En fase con período de 1.81 días. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag.

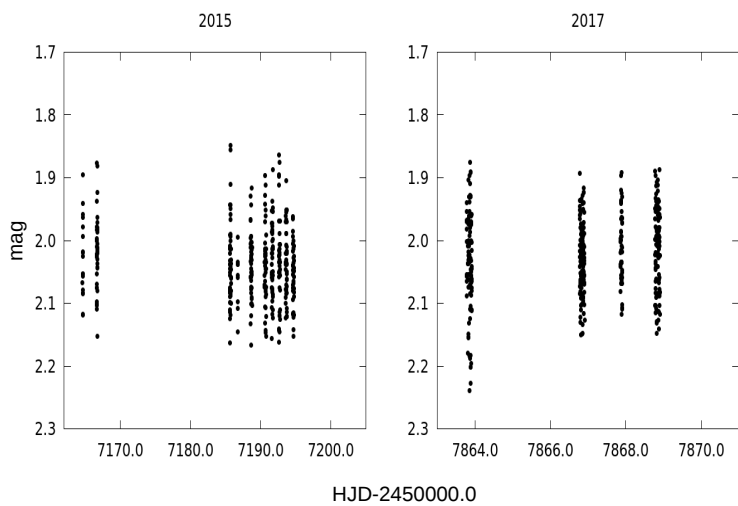


Figura 183: Variable 05: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es de  $\sim 0.050$  mag.

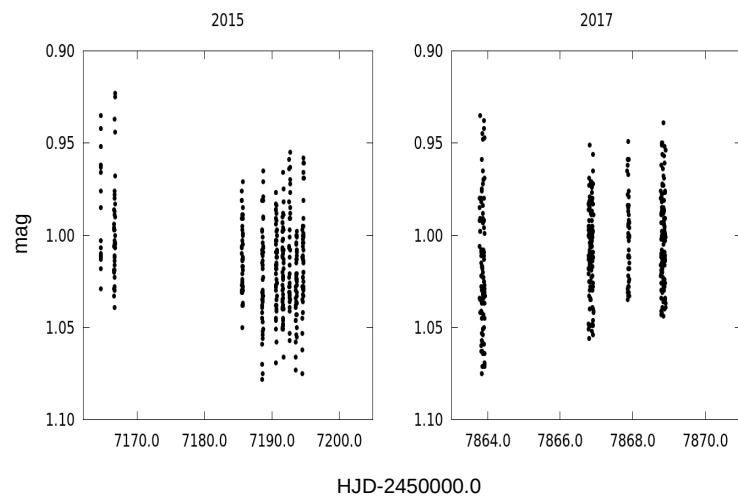


Figura 184: Variable 06: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.022$  mag.

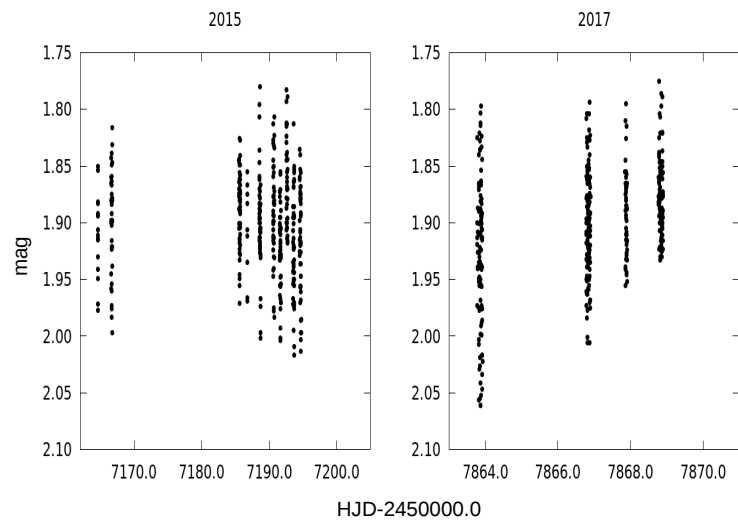


Figura 185: Variable 07: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.040$  mag.

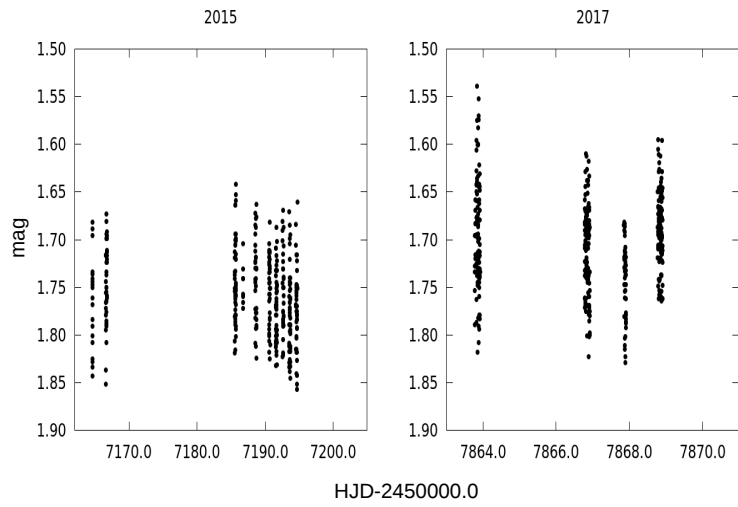


Figura 186: Variable 08: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag.

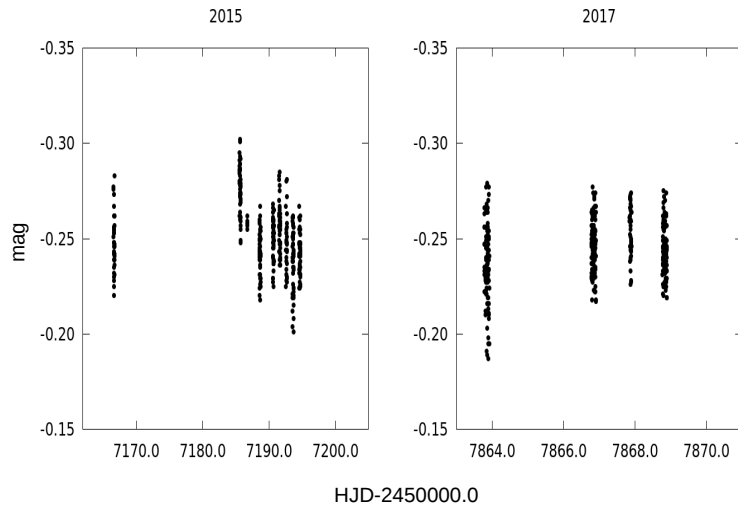


Figura 187: Variable 09: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag.

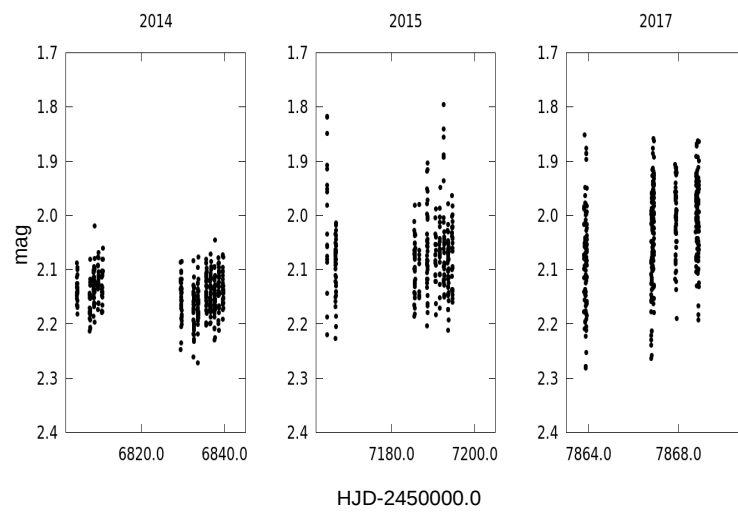


Figura 188: Variable 10: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.062$  mag.

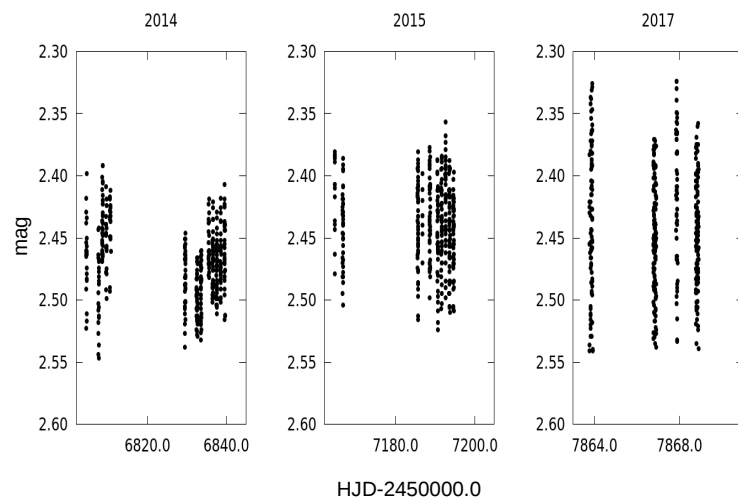


Figura 189: Variable 11: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.040$  mag.



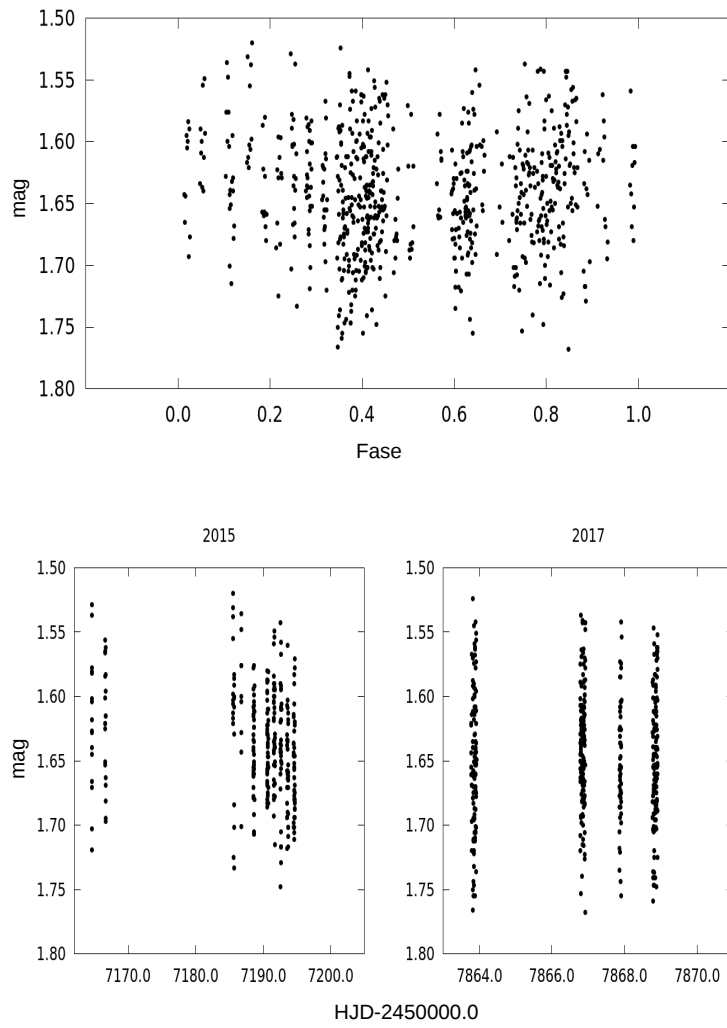


Figura 190: Variable 27: épocas 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 1.23 días. El error de cada punto es  $\sim 0.034$  mag.

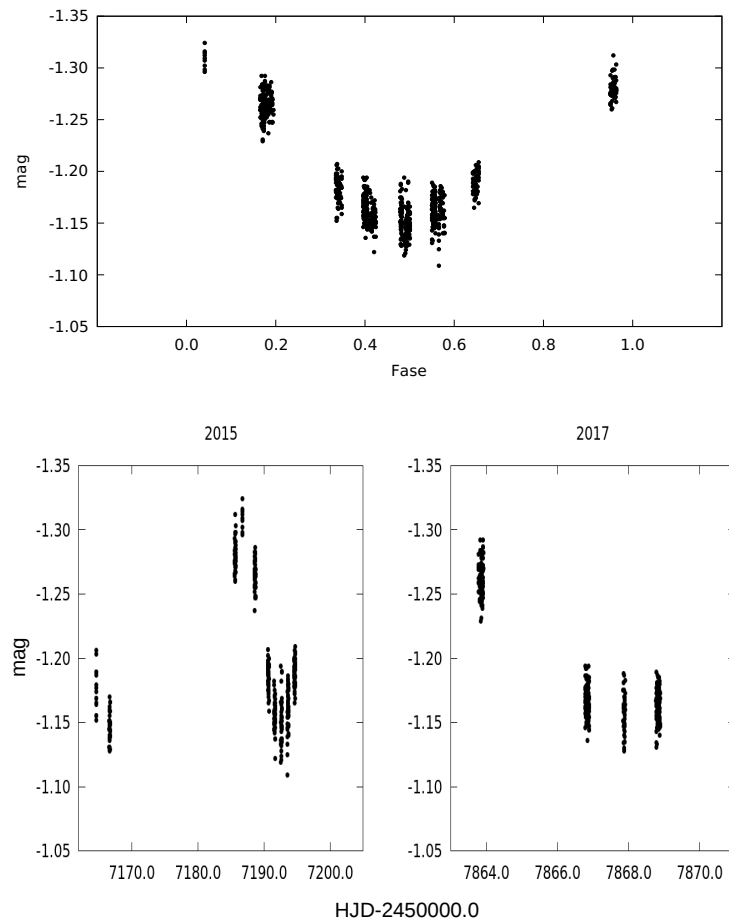


Figura 191: Variable 29 (VSS II-32): épocas 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 13 días. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag.

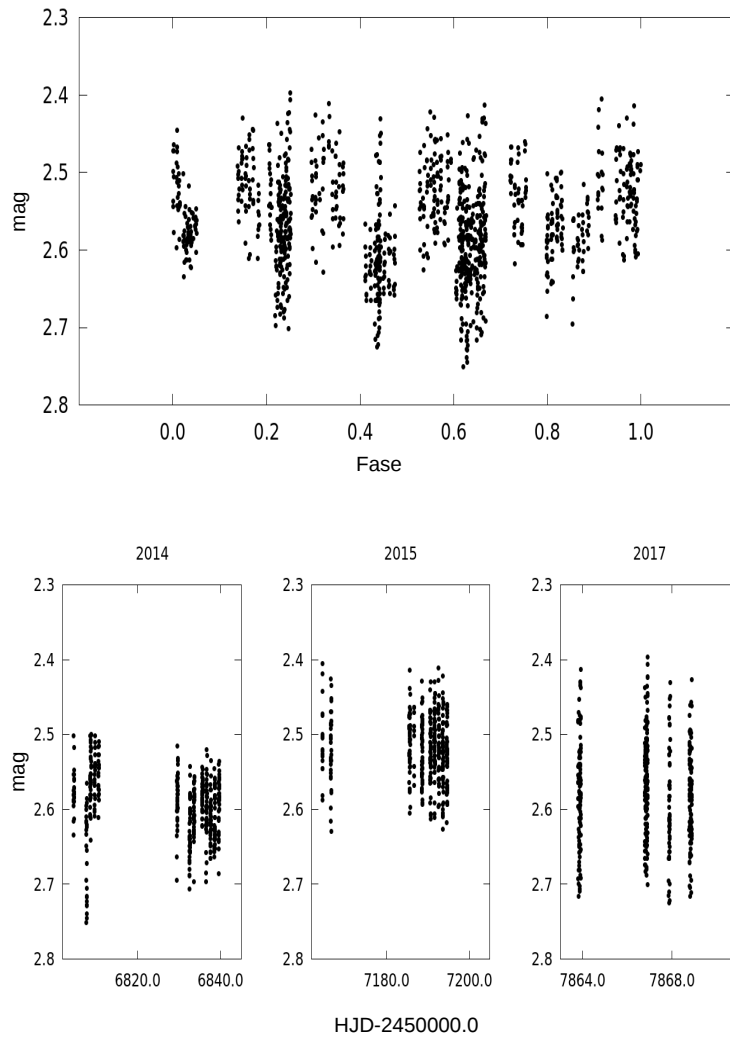


Figura 192: Variable 31: épocas 2014, 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 5.15 días. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag.

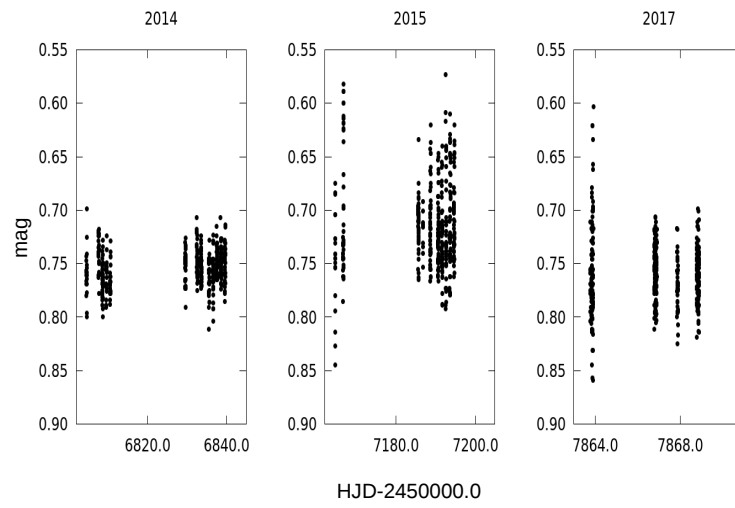


Figura 193: Variable 35 (BKLT J162923–244943): épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.016$  mag.

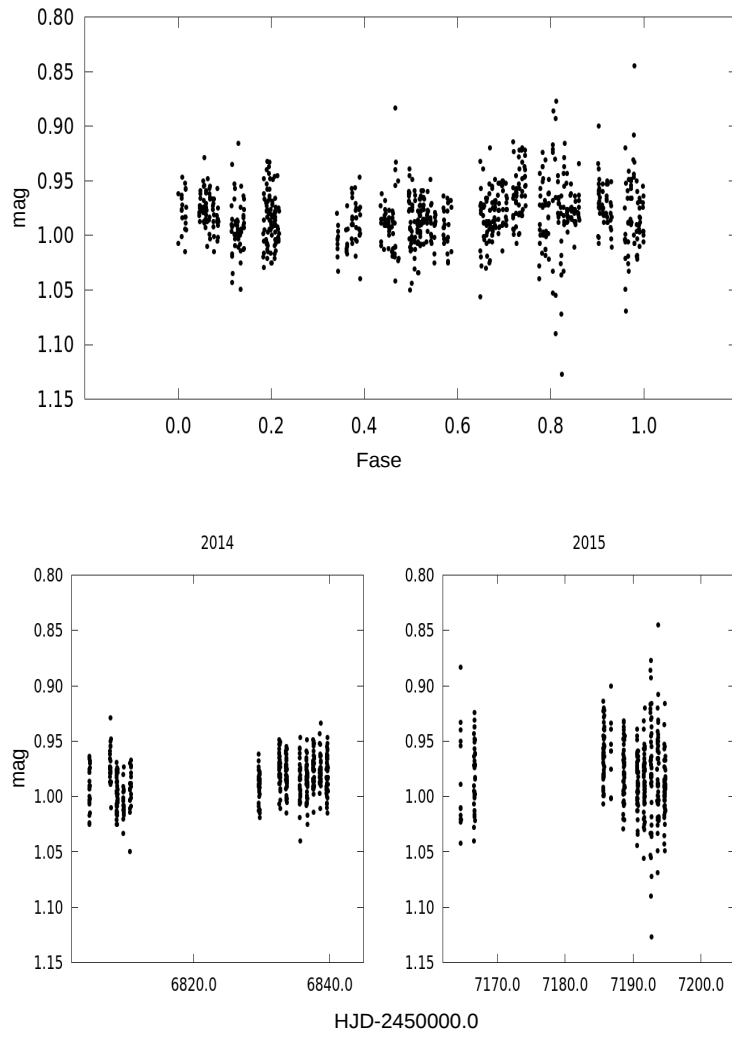


Figura 194: Variable 36: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 6.45 días. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

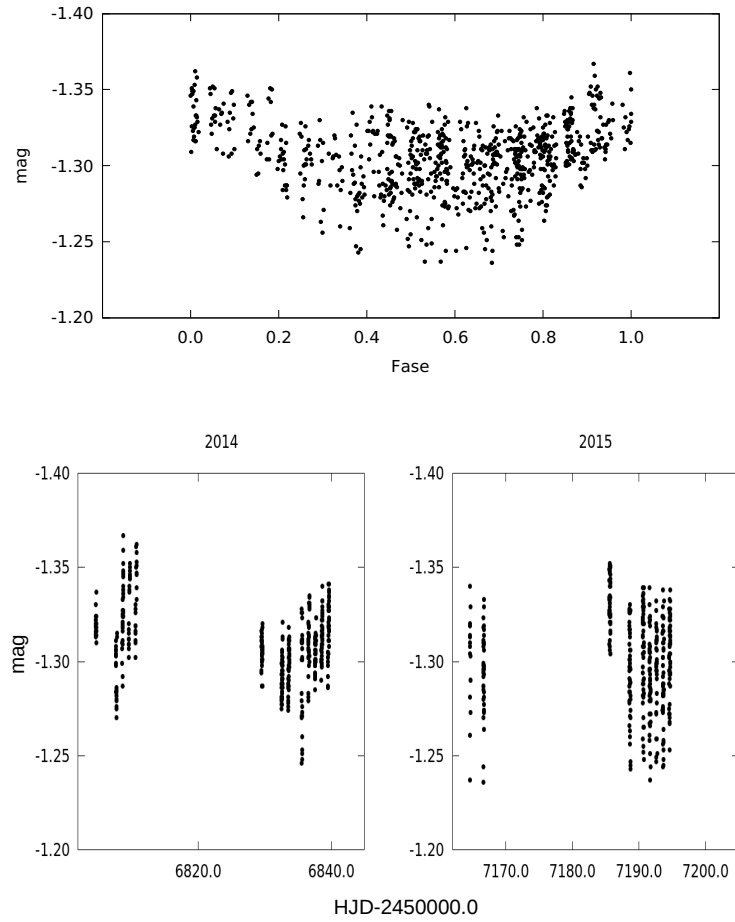


Figura 195: Variable 38: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 0.93 días. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag.

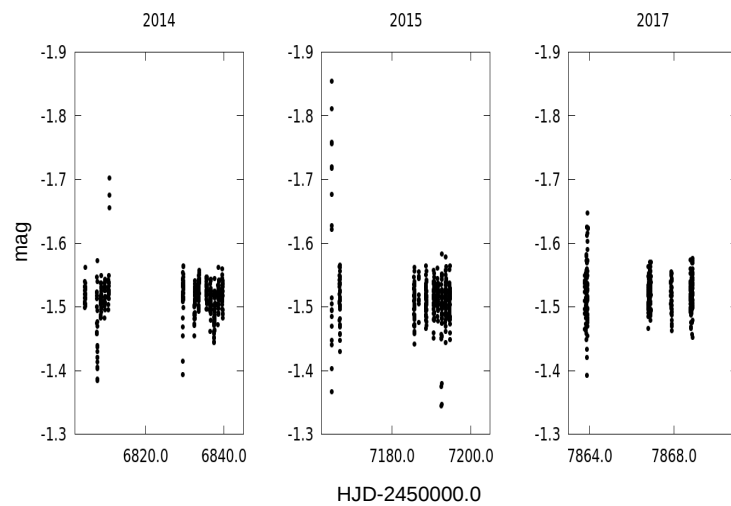


Figura 196: Variable 39: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

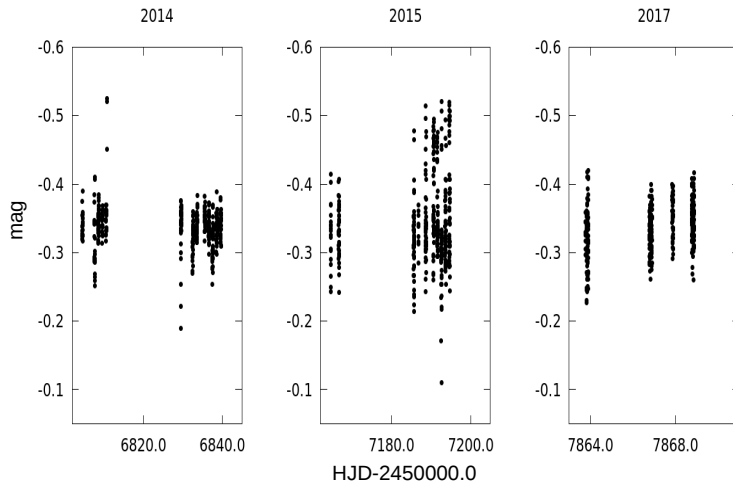


Figura 197: Variable 40: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag.

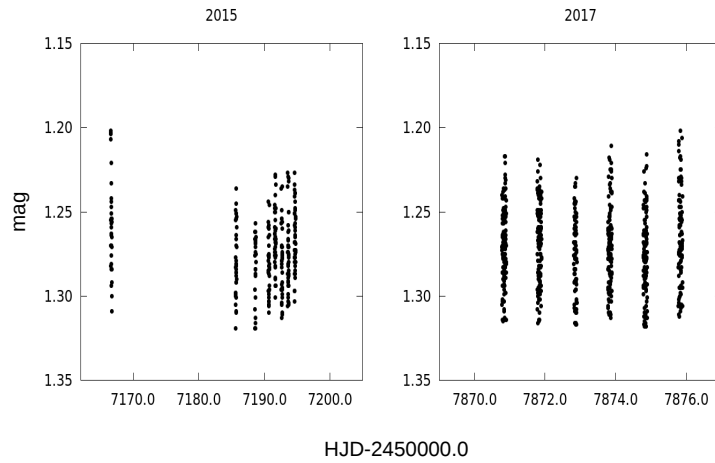


Figura 198: Variable 41: épocas 2015 y 2017 región 1–1 de  $\rho$  Oph 2. El error de cada punto es  $\sim 0.019$  mag.

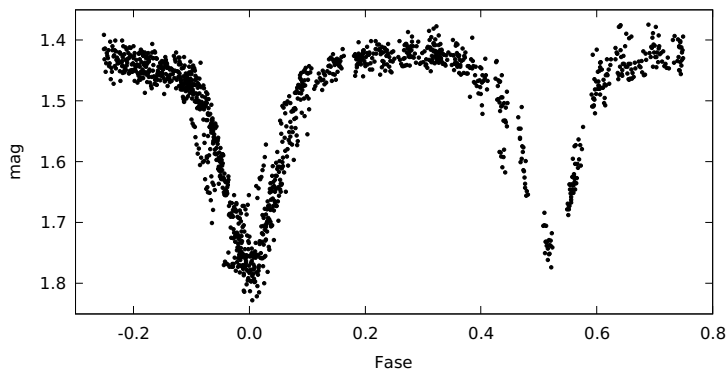


Figura 199: Variable 42 (EPIC 203749579): épocas 2014, 2015 y 2017, en fase con un período de 0.95 días. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag.

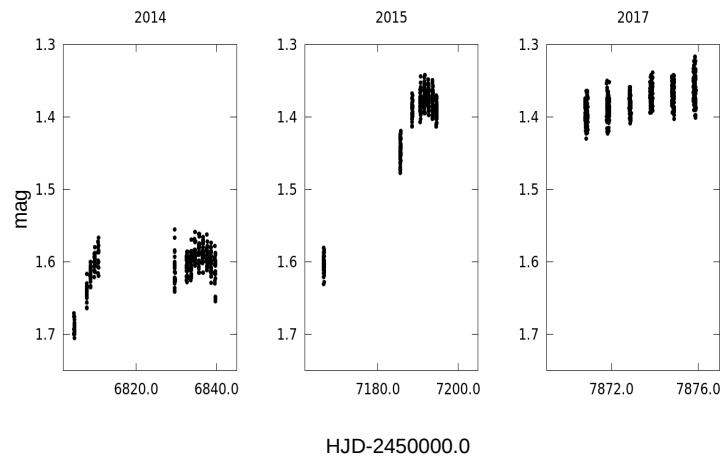


Figura 200: Variable 43: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag.

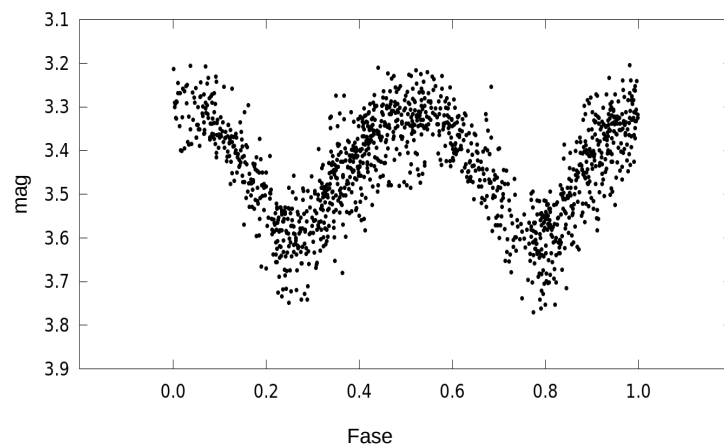


Figura 201: Variable 45: épocas 2014, 2015 y 2017, en fase con un período de 0.392 días. El error de cada punto es  $\sim 0.043$  mag.



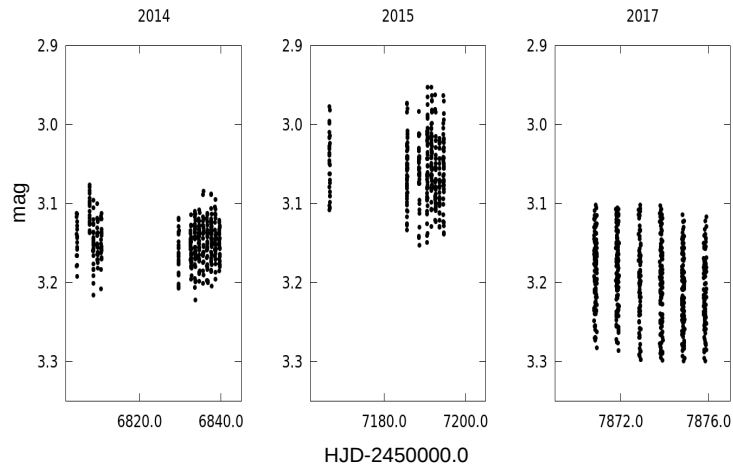


Figura 202: Variable 46: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag.

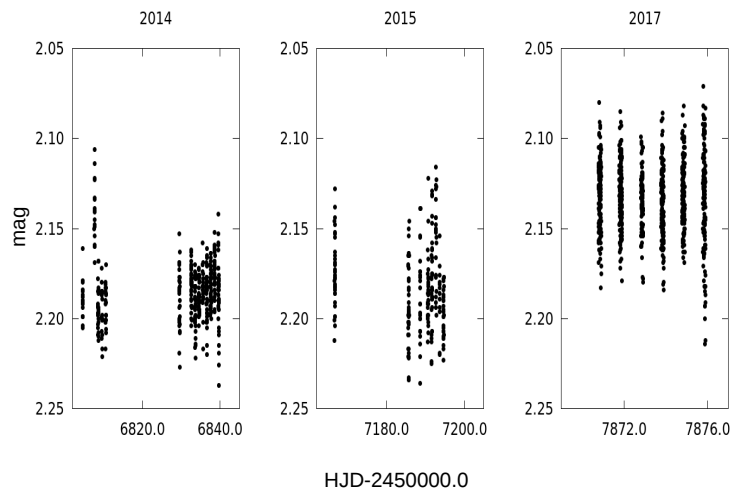


Figura 203: Variable 48: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.013$  mag.

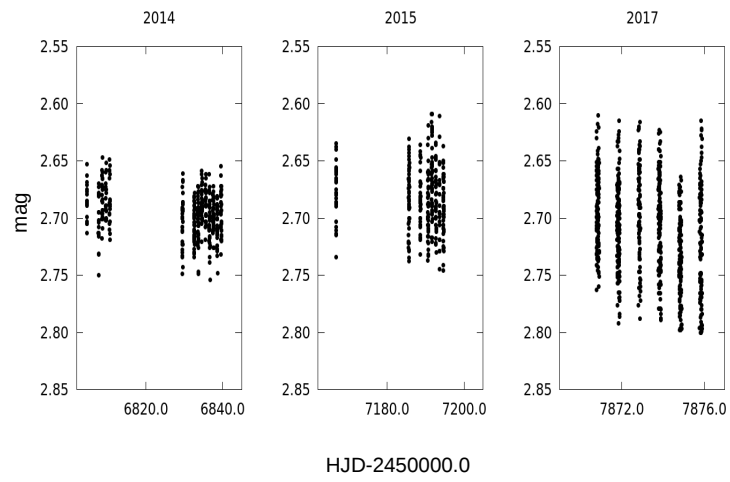


Figura 204: Variable 49: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.024$  mag.

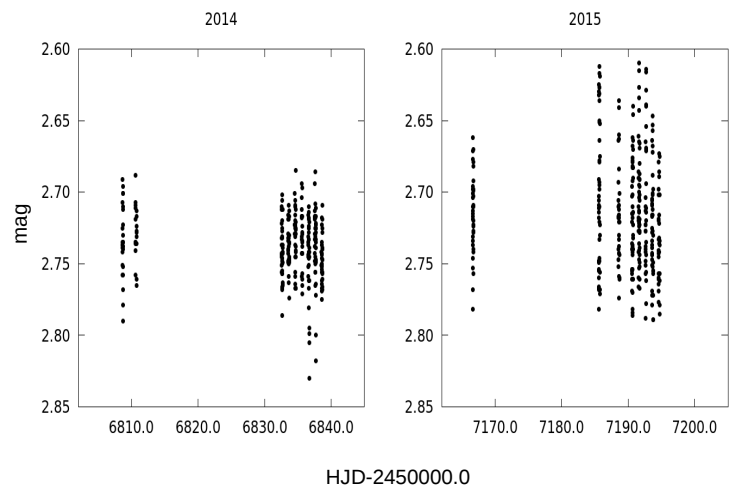


Figura 205: Variable 50: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.027$  mag.

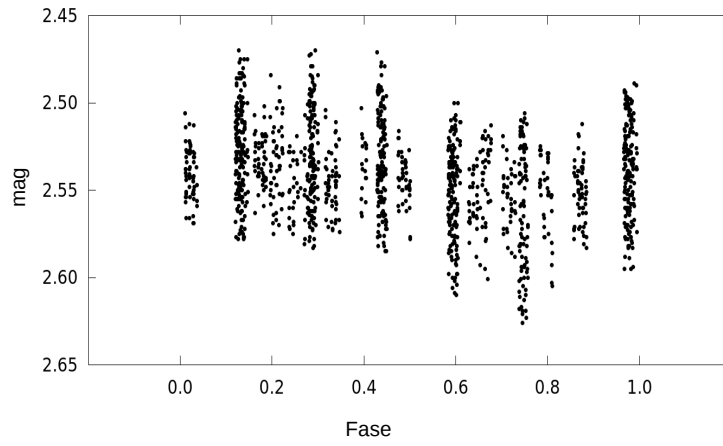


Figura 206: Variable 51: en fase con un período de 6.47 días. El error de cada punto es  $\sim 0.022$  mag.

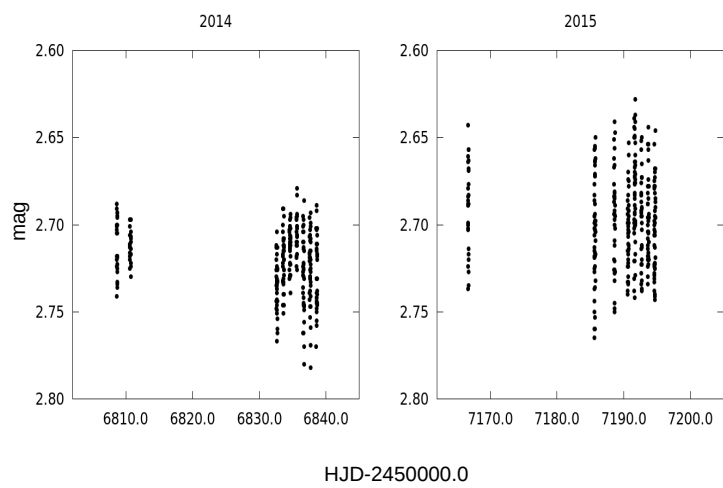


Figura 207: Variable 52: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.026$  mag.

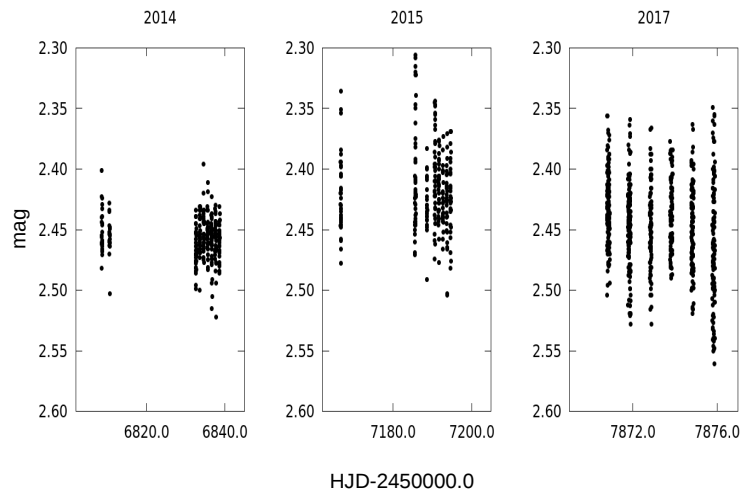


Figura 208: Variable 53: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.024$  mag.

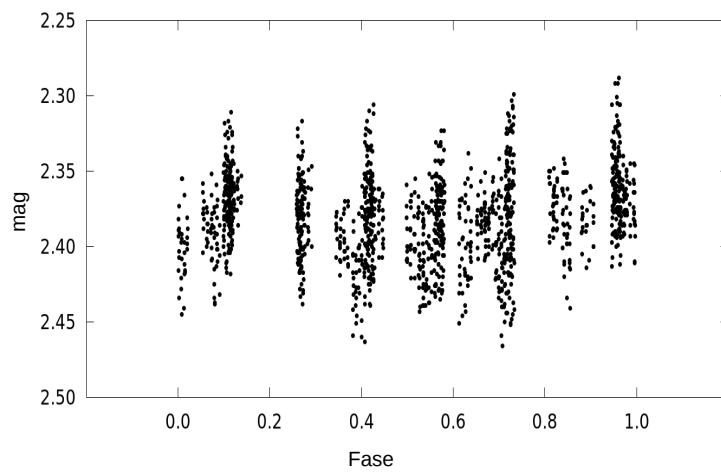


Figura 209: Variable 54: período de 6.50 días. El error de cada punto es  $\sim 0.020$  mag.

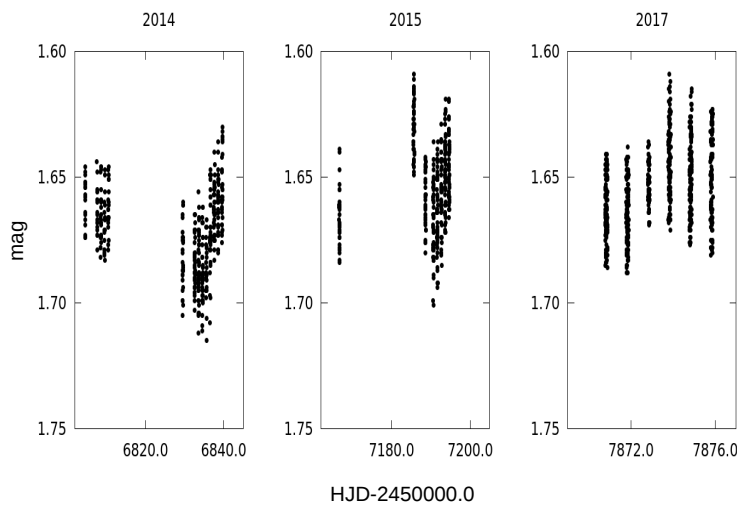


Figura 210: Variable 57: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag.

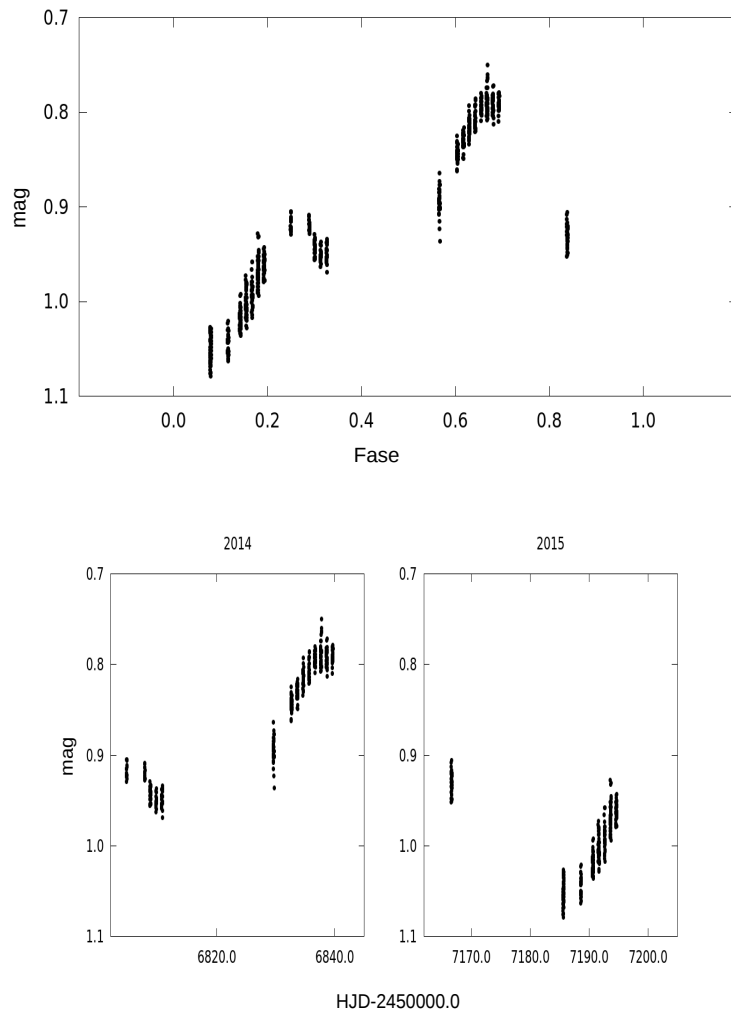


Figura 211: Variable 58: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 55.6 días. El error de cada punto es  $\sim 0.008$  mag.

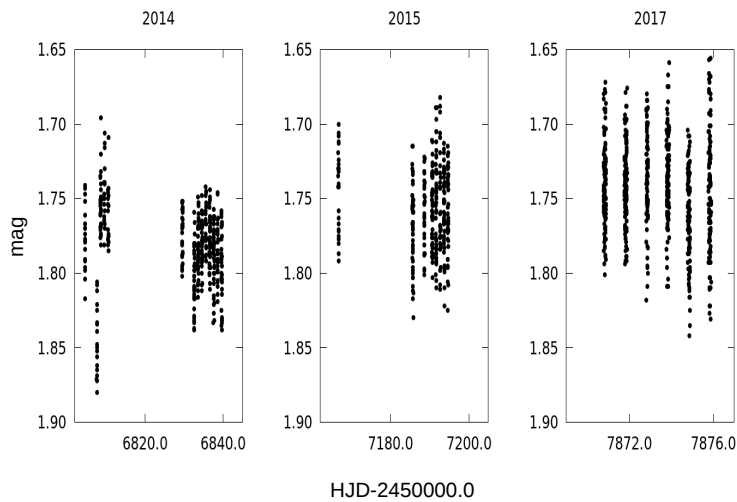


Figura 212: Variable 59: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.022$  mag.

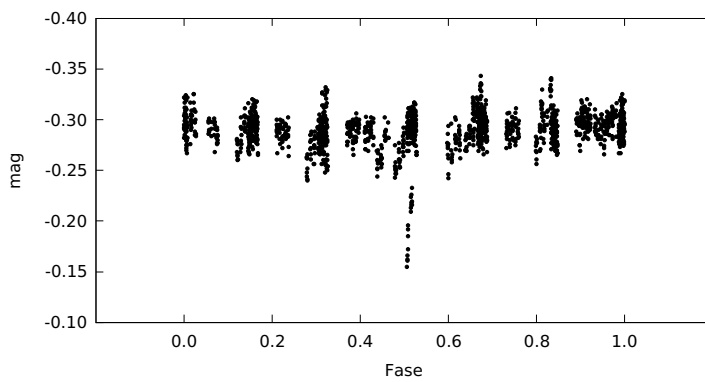


Figura 213: Variable 62: en fase con período de 6.25 días. El error de cada punto es  $\sim 0.008$  mag.

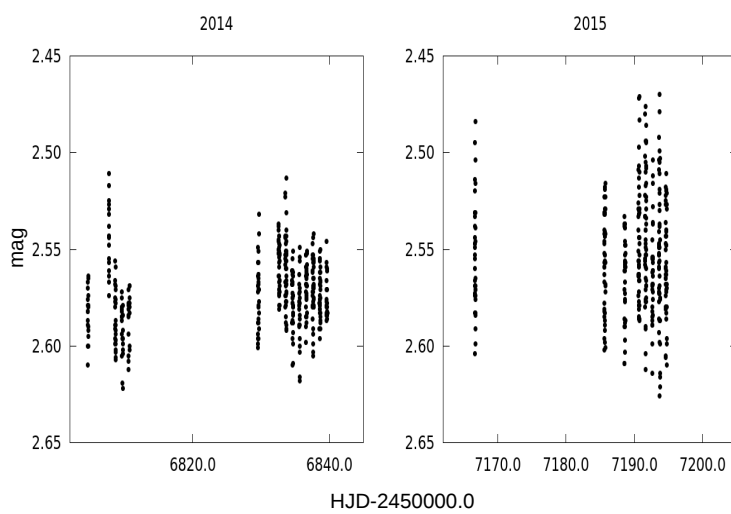


Figura 214: Variable 63: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.026$  mag.

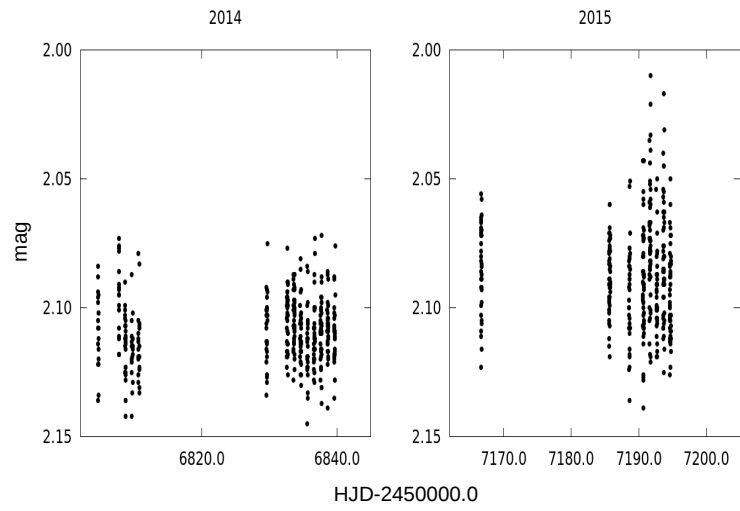


Figura 215: Variable 64: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag.

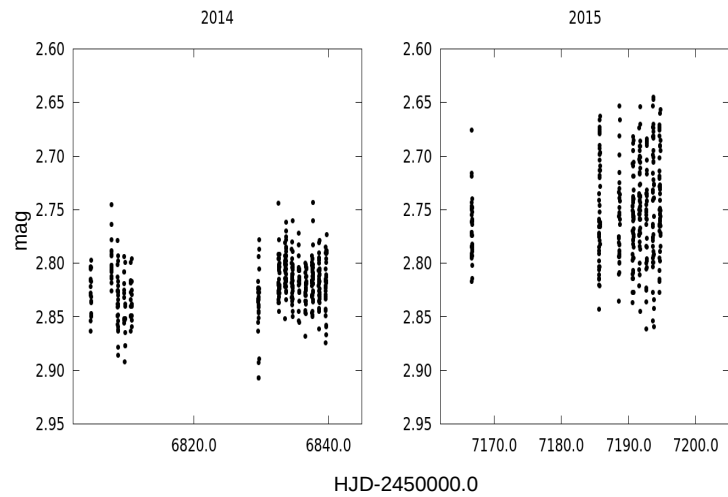


Figura 216: Variable 65: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.028$  mag.



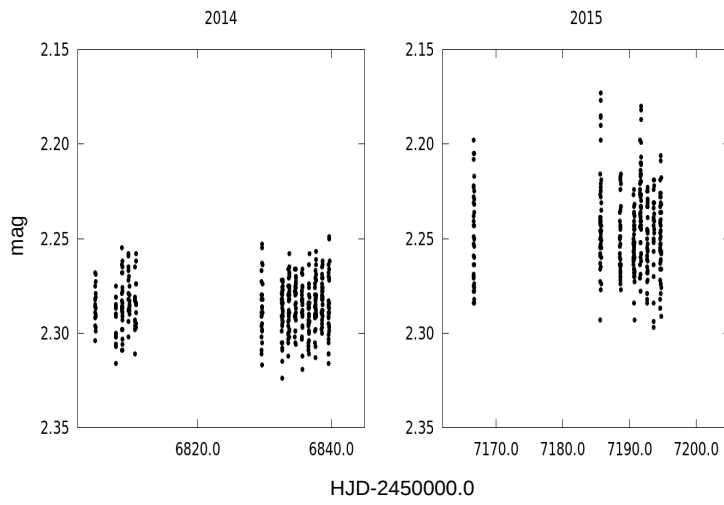


Figura 217: Variable 66: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.016$  mag.

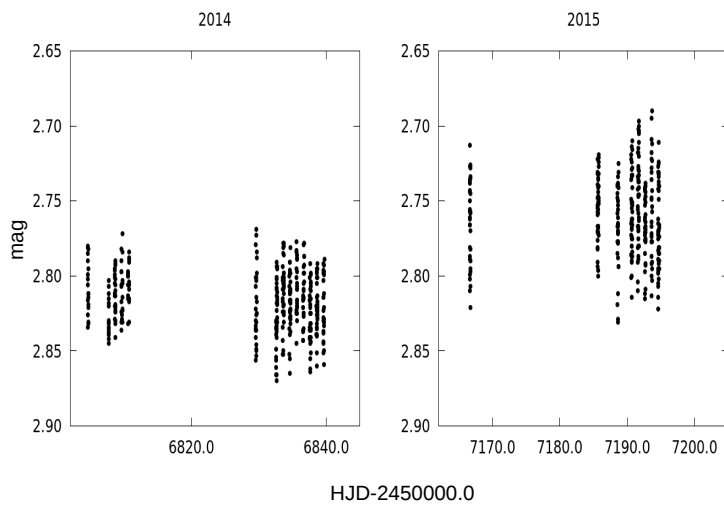


Figura 218: Variable 67: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es  $\sim 0.024$  mag.

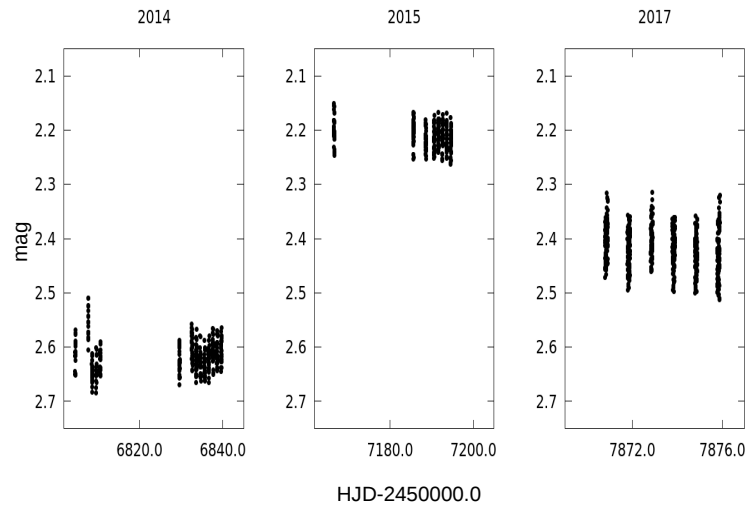


Figura 219: Variable 68: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.020$  mag.

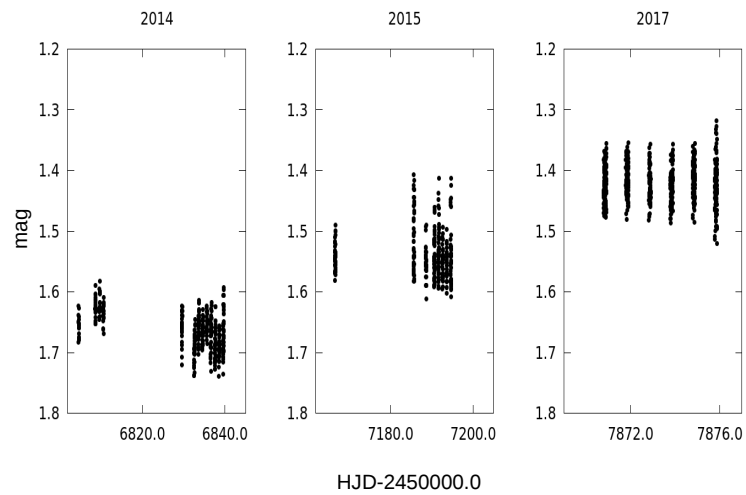


Figura 220: Variable 70: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag.

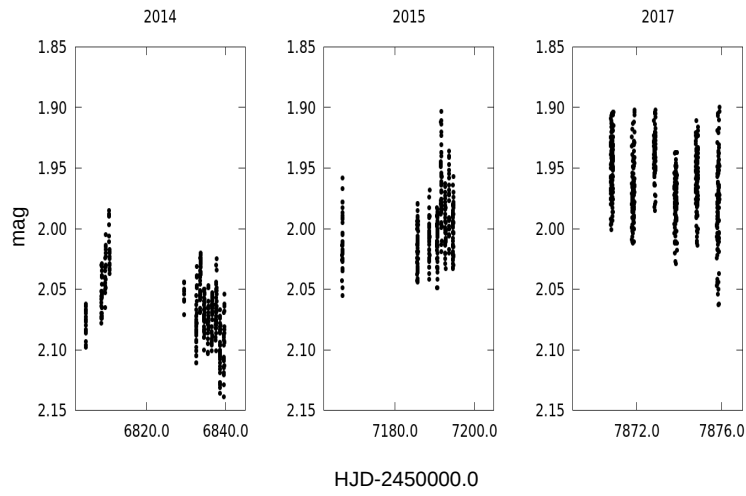


Figura 221: Variable 71: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.014$  mag.

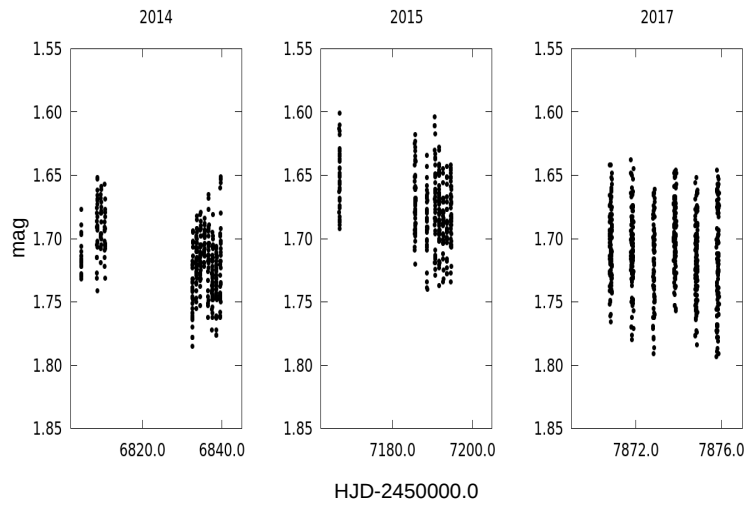


Figura 222: Variable 72: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.020$  mag.

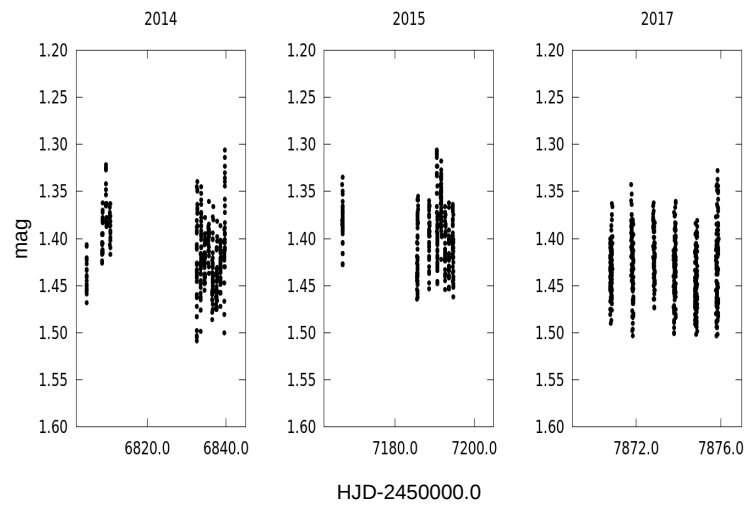


Figura 223: Variable 73: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag.

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Adame, L., N. Calvet, K. L. Luhman, P. D'Alessio, E. Furlan, M. K. McClure, L. Hartmann, W. J. Forrest, & D. M. Watson  
2011. Spitzer Spectroscopy of the Circumprimary Disk in the Binary Brown Dwarf 2MASS J04414489+2301513. *ApJ*, 726:L3.
- Adams, F. C., C. J. Lada, & F. H. Shu  
1987. Spectral evolution of young stellar objects. *ApJ*, 312:788–806.
- Ageorges, N., A. Eckart, J.-L. Monin, & F. Menard  
1997. New multiple young stellar objects discovered by near-infrared speckle imaging. *A&A*, 326:632–639.
- Alard, C.  
2000. Image subtraction using a space-varying kernel. *A&AS*, 144:363–370.
- Alard, C. & R. H. Lupton  
1998. A Method for Optimal Image Subtraction. *ApJ*, 503:325–331.
- Alcalá, J. M., C. F. Manara, A. Natta, A. Frasca, L. Testi, B. Nisini, B. Stelzer, J. P. Williams, S. Antonucci, K. Biazzo, E. Covino, M. Esposito, F. Getman, & E. Rigliaco  
2017. X-shooter spectroscopy of young stellar objects in Lupus. Accretion properties of class II and transitional objects. *A&A*, 600:A20.
- Alibert, Y., C. Mordasini, & W. Benz  
2004. Migration and giant planet formation. *A&A*, 417:L25–L28.
- Alibert, Y., C. Mordasini, W. Benz, & C. Winisdoerffer  
2005. Models of giant planet formation with migration and disc evolution. *A&A*, 434:343–353.
- Aller, K. M., A. L. Kraus, M. C. Liu, W. S. Burgett, K. C. Chambers, K. W. Hodapp, N. Kaiser, E. A. Magnier, & P. A. Price  
2013. A Pan-STARRS + UKIDSS Search for Young, Wide Planetary-mass Companions in Upper Scorpius. *ApJ*, 773:63.
- Allers, K. N., J. E. Kessler-Silacci, L. A. Cieza, & D. T. Jaffe  
2006. Young, Low-Mass Brown Dwarfs with Mid-Infrared Excesses. *ApJ*, 644:364–377.
- ALMA Partnership, C. L. Brogan, L. M. Pérez, T. R. Hunter, W. R. F. Dent, A. S. Hales, R. E. Hills, S. Corder, E. B. Fomalont, C. Vlahakis, Y. Asaki, D. Barkats, A. Hirota, J. A. Hodge, C. M. V. Impellizzeri, R. Kneissl, E. Liuzzo, R. Lucas, N. Marcelino, S. Matsushita, K. Nakanishi, N. Phillips, A. M. S. Richards, I. Toledo, R. Aladro, D. Brogiere, J. R. Cortes, P. C. Cortes, D. Espada, F. Galarza, D. Garcia-Appadoo, L. Guzman-Ramirez, E. M. Humphreys, T. Jung, S. Kamenno,

- R. A. Laing, S. Leon, G. Marconi, A. Mignano, B. Nikolic, L.-A. Nyman, M. Radiszcz, A. Remijan, J. A. Rodón, T. Sawada, S. Takahashi, R. P. J. Tilanus, B. Vila Vilaro, L. C. Watson, T. Wiklind, E. Akiyama, E. Chapillon, I. de Gregorio-Monsalvo, J. Di Francesco, F. Gueth, A. Kawamura, C.-F. Lee, Q. Nguyen Luong, J. Mangum, V. Pietu, P. Sanhueza, K. Saigo, S. Takakuwa, C. Ubach, T. van Kempen, A. Wootten, A. Castro-Carrizo, H. Francke, J. Gallardo, J. Garcia, S. Gonzalez, T. Hill, T. Kaminski, Y. Kurono, H.-Y. Liu, C. Lopez, F. Morales, K. Plarre, G. Schieven, L. Testi, L. Videla, E. Villard, P. Andreani, J. E. Hibbard, & K. Tatematsu  
2015. The 2014 ALMA Long Baseline Campaign: First Results from High Angular Resolution Observations toward the HL Tau Region. *ApJ*, 808:L3.
- Almeida, P. V., J. F. Gameiro, P. P. Petrov, C. Melo, N. C. Santos, P. Figueira, & S. H. P. Alencar  
2017. Evidence of a substellar companion around a very young T Tauri star. *A&A*, 600:A84.
- Alves de Oliveira, C. & M. Casali  
2008. Deep near-IR variability survey of pre-main-sequence stars in  $\rho$  Ophiuchi. *A&A*, 485:155–166.
- Alves de Oliveira, C., E. Moraux, J. Bouvier, H. Bouy, C. Marmo, & L. Albert  
2010. The low-mass population of the  $\rho$  Ophiuchi molecular cloud. *A&A*, 515:A75.
- Andre, P., D. Ward-Thompson, & M. Barsony  
1993. Submillimeter continuum observations of Rho Ophiuchi A - The candidate protostar VLA 1623 and prestellar clumps. *ApJ*, 406:122–141.
- Andrews, S. M., A. M. Hughes, D. J. Wilner, & C. Qi  
2008. The Structure of the DoAr 25 Circumstellar Disk. *ApJ*, 678:L133.
- Andrews, S. M., K. A. Rosenfeld, A. L. Kraus, & D. J. Wilner  
2013. The Mass Dependence between Protoplanetary Disks and their Stellar Hosts. *ApJ*, 771:129.
- Andrews, S. M. & J. P. Williams  
2005a. Circumstellar Dust Disks in Taurus-Auriga: The Submillimeter Perspective. *ApJ*, 631:1134–1160.
- Andrews, S. M. & J. P. Williams  
2005b. Submillimeter Array Observations of Disks in the SR 24 Multiple Star System. *ApJ*, 619:L175–L178.
- Andrews, S. M. & J. P. Williams  
2007a. A Submillimeter View of Circumstellar Dust Disks in  $\rho$  Ophiuchi. *ApJ*, 671:1800–1812.
- Andrews, S. M. & J. P. Williams  
2007b. High-Resolution Submillimeter Constraints on Circumstellar Disk Structure. *ApJ*, 659:705–728.

- Andrews, S. M., D. J. Wilner, A. M. Hughes, C. Qi, & C. P. Dullemond  
2009. Protoplanetary Disk Structures in Ophiuchus. *ApJ*, 700:1502–1523.
- Andrews, S. M., D. J. Wilner, A. M. Hughes, C. Qi, & C. P. Dullemond  
2010. PROTOPLANETARY DISK STRUCTURES IN OPHIUCHUS. II. EXTENSION TO FAINTER SOURCES. *The Astrophysical Journal*, 723(2):1241–1254.
- Andrews, S. M., D. J. Wilner, Z. Zhu, T. Birnstiel, J. M. Carpenter, L. M. Pérez, X.-N. Bai, K. I. Öberg, A. M. Hughes, A. Isella, & L. Ricci  
2016. Ringed Substructure and a Gap at 1 au in the Nearest Protoplanetary Disk. *ApJ*, 820:L40.
- Ansdell, M., E. Gaidos, S. A. Rappaport, T. L. Jacobs, D. M. LaCourse, K. J. Jek, A. W. Mann, M. C. Wyatt, G. Kennedy, J. P. Williams, & T. S. Boyajian  
2016. Young “Dipper” Stars in Upper Sco and Oph Observed by K2. *ApJ*, 816:69.
- Appenzeller, I., I. Jankovics, & J. Krautter  
1983. Spectroscopy and infrared photometry of southern T Tauri stars. *A&AS*, 53:291–309.
- Armitage, P. J. & W. K. M. Rice  
2005. Planetary migration. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Artemenko, S. A., K. N. Grankin, & P. P. Petrov  
2010. A search for Keplerian periods in the brightness variations of T Tauri and Ae Herbig stars. *Astronomy Reports*, 54:163–172.
- Artemenko, S. A., K. N. Grankin, & P. P. Petrov  
2012. Rotation effects in classical T Tauri stars. *Astronomy Letters*, 38:783–792.
- Artymowicz, P. & S. H. Lubow  
1996. Mass Flow through Gaps in Circumbinary Disks. *ApJ*, 467:L77.
- Azimlu, M., J. R. Martínez-Galarza, & A. A. Muench  
2015. A WISE Census of Young Stellar Objects in the Perseus OB2 Association. *AJ*, 150:95.
- Bachiller, R.  
1996. Bipolar Molecular Outflows from Young Stars and Protostars. *ARA&A*, 34:111–154.
- Bachiller, R. & J. Cernicharo  
1990. Extremely high-velocity emission from molecular jets in NGC 6334 I and NGC 1333 (HH 7-11). *A&A*, 239:276–286.
- Backman, D. E. & F. Paresce  
1993. Main-sequence stars with circumstellar solid material - The VEGA phenomenon. In *Protostars and Planets III*, E. H. Levy & J. I. Lunine, eds., Pp. 1253–1304.
- Bailey, V., P. M. Hinz, T. Currie, K. Y. L. Su, S. Esposito, J. M. Hill, W. F. Hoffmann, T. Jones, J. Kim, J. Leisenring, M. Meyer, R. Murray-Clay, M. J. Nelson, E. Pinna, A. Puglisi, G. Rieke, T. Rodigas, A. Skemer, M. F. Skrutskie, V. Vaitheeswaran, &

- J. C. Wilson  
2013. A Thermal Infrared Imaging Study of Very Low Mass, Wide-separation Brown Dwarf Companions to Upper Scorpius Stars: Constraining Circumstellar Environments. *ApJ*, 767:31.
- Balog, Z., J. Muzerolle, G. H. Rieke, K. Y. L. Su, E. T. Young, & S. T. Megeath  
2007. Spitzer/IRAC-MIPS Survey of NGC 2244: Protostellar Disk Survival in the Vicinity of Hot Stars. *ApJ*, 660:1532–1540.
- Baraffe, I., G. Chabrier, F. Allard, & P. H. Hauschildt  
2002. Evolutionary models for low-mass stars and brown dwarfs: Uncertainties and limits at very young ages. *A&A*, 382:563–572.
- Barenfeld, S. A., J. M. Carpenter, L. Ricci, & A. Isella  
2016. ALMA Observations of Circumstellar Disks in the Upper Scorpius OB Association. *ApJ*, 827:142.
- Barnard, E. E.  
1919. On the dark markings of the sky, with a catalogue of 182 such objects. *ApJ*, 49.
- Barnes, J. W., J. C. van Eyken, B. K. Jackson, D. R. Ciardi, & J. J. Fortney  
2013. Measurement of Spin-orbit Misalignment and Nodal Precession for the Planet around Pre-main-sequence Star PTFO 8-8695 from Gravity Darkening. *ApJ*, 774:53.
- Barros, S. C. C., O. Demangeon, & M. Deleuil  
2016. New planetary and eclipsing binary candidates from campaigns 1-6 of the K2 mission. *A&A*, 594:A100.
- Barsony, M., K. E. Haisch, K. A. Marsh, & C. McCarthy  
2012. A Significant Population of Candidate New Members of the  $\rho$  Ophiuchi Cluster. *ApJ*, 751:22.
- Barsony, M., C. Koresko, & K. Matthews  
2003. A Search for Close Binaries in the  $\rho$  Ophiuchi Star-forming Region. *ApJ*, 591:1064–1074.
- Barsony, M., M. E. Ressler, & K. A. Marsh  
2005. A Mid-Infrared Imaging Survey of Embedded Young Stellar Objects in the  $\rho$  Ophiuchi Cloud Core. *ApJ*, 630:381–399.
- Barsunova, O. Y., V. P. Grinin, A. A. Arharov, A. O. Semenov, S. G. Sergeev, & N. V. Efimova  
2016. Periodic Brightness Modulation of the T Tauri Star V716 Per Based on Optical and Infrared Photometry. *Astrophysics*, 59:147–163.
- Basri, G.  
2000. Observations of Brown Dwarfs. *ARA&A*, 38:485–519.
- Batalha, C. C., G. R. Quast, C. A. O. Torres, P. C. R. Pereira, M. A. O. Terra, F. Jablonski, R. P. Schiavon, J. R. de La Reza, & M. J. Sartori  
1998. Photometric variability of southern T Tauri stars. *A&AS*, 128:561–571.



- Bate, M. R.  
2009. Stellar, brown dwarf and multiple star properties from hydrodynamical simulations of star cluster formation. *MNRAS*, 392:590–616.
- Bate, M. R.  
2012. Stellar, brown dwarf and multiple star properties from a radiation hydrodynamical simulation of star cluster formation. *MNRAS*, 419:3115–3146.
- Bate, M. R., I. A. Bonnell, & V. Bromm  
2002. The formation mechanism of brown dwarfs. *MNRAS*, 332:L65–L68.
- Bate, M. R., S. H. Lubow, G. I. Ogilvie, & K. A. Miller  
2003. Three-dimensional calculations of high- and low-mass planets embedded in protoplanetary discs. *MNRAS*, 341:213–229.
- Beckwith, S. V. W., A. I. Sargent, R. S. Chini, & R. Guesten  
1990. A survey for circumstellar disks around young stellar objects. *AJ*, 99:924–945.
- Béjar, V. J. S., M. R. Zapatero Osorio, A. Pérez-Garrido, C. Álvarez, E. L. Martín, R. Rebolo, I. Villó-Pérez, & A. Díaz-Sánchez  
2008. Discovery of a Wide Companion near the Deuterium-burning Mass Limit in the Upper Scorpius Association. *ApJ*, 673:L185.
- Bell, C. P. M., E. E. Mamajek, & T. Naylor  
2015. A self-consistent, absolute isochronal age scale for young moving groups in the solar neighbourhood. *MNRAS*, 454:593–614.
- Benson, P. J. & P. C. Myers  
1989. A survey for dense cores in dark clouds. *ApJS*, 71:89–108.
- Bertout, C.  
1989. T Tauri stars - Wild as dust. *ARA&A*, 27:351–395.
- Bertout, C., J. Bouvier, W. J. Duschl, & W. M. Tscharnuter  
1993. Accretion Disks around T-Tauri Stars - Part Four - the Disk-Star Boundary Layer. *A&A*, 275:236.
- Bessell, M. S. & J. M. Brett  
1988. JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors. *PASP*, 100:1134–1151.
- Best, W. M. J., M. C. Liu, E. A. Magnier, B. P. Bowler, K. M. Aller, Z. Zhang, M. C. Kotson, W. S. Burgett, K. C. Chambers, P. W. Draper, H. Flewelling, K. W. Hodapp, N. Kaiser, N. Metcalfe, R. J. Wainscoat, & C. Waters  
2017. A Search for L/T Transition Dwarfs with Pan-STARRS<sub>1</sub> and WISE. III. Young L Dwarf Discoveries and Proper Motion Catalogs in Taurus and Scorpius-Centaurus. *ApJ*, 837:95.
- Beuzit, J.-L., M. Feldt, K. Dohlen, D. Mouillet, P. Puget, F. Wildi, L. Abe, J. Antichi, A. Baruffolo, P. Baudoz, A. Boccaletti, M. Carbillet, J. Charton, R. Claudi, M. Downing, C. Fabron, P. Feautrier, E. Fedrigo, T. Fusco, J.-L. Gach, R. Gratton,

T. Henning, N. Hubin, F. Joos, M. Kasper, M. Langlois, R. Lenzen, C. Moutou, A. Pavlov, C. Petit, J. Pragt, P. Rabou, F. Rigal, R. Roelfsema, G. Rousset, M. Saisse, H.-M. Schmid, E. Stadler, C. Thalmann, M. Turatto, S. Udry, F. Vakili, & R. Waters

2008. SPHERE: a 'Planet Finder' instrument for the VLT. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II*, volume 7014 of , P. 701418.

Blaauw, A.

1964. The O Associations in the Solar Neighborhood. *ARA&A*, 2:213.

Blaauw, A.

1991. OB Associations and the Fossil Record of Star Formation. In *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, C. J. Lada & N. D. Kylafis, eds., volume 342 of *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, P. 125.

Blinova, A. A., M. M. Romanova, & R. V. E. Lovelace

2016. Boundary between stable and unstable regimes of accretion. Ordered and chaotic unstable regimes. *MNRAS*, 459:2354–2369.

Bodman, E. H. L., A. C. Quillen, M. Ansdell, M. Hippke, T. S. Boyajian, E. E. Mamajek, E. G. Blackman, A. Rizzuto, & J. H. Kastner

2017. Dippers and dusty disc edges: new diagnostics and comparison to model predictions. *MNRAS*, 470:202–223.

Boisse, I., X. Bonfils, & N. C. Santos

2012. SOAP. A tool for the fast computation of photometry and radial velocity induced by stellar spots. *A&A*, 545:A109.

Boley, A. C.

2009. The Two Modes of Gas Giant Planet Formation. *ApJ*, 695:L53–L57.

Boss, A. P.

1997. Giant planet formation by gravitational instability. *Science*, 276:1836–1839.

Boss, A. P.

1998. Evolution of the Solar Nebula. IV. Giant Gaseous Protoplanet Formation. *ApJ*, 503:923–937.

Boss, A. P.

2003. Rapid Formation of Outer Giant Planets by Disk Instability. *ApJ*, 599:577–581.

Boss, A. P.

2006. On the Formation of Gas Giant Planets on Wide Orbits. *ApJ*, 637:L137–L140.

Bouvier, J.

1990. Rotation in T Tauri stars. II - Clues for magnetic activity. *AJ*, 99:946–964.

Bouvier, J. & I. Appenzeller

1992. A magnitude-limited spectroscopic and photometric survey of Rho Ophiuchus X-ray sources. *A&AS*, 92:481–516.

- Bouvier, J. & C. Bertout  
1989. Spots on T Tauri stars. *A&A*, 211:99–114.
- Bouvier, J., S. Cabrit, M. Fernandez, E. L. Martin, & J. M. Matthews  
1993a. COYOTES - Part One - Multisite UBVRI Photometry of 24 Pre Main Sequence Stars of the Taurus-Auriga Cloud. *A&AS*, 101:485.
- Bouvier, J., S. Cabrit, M. Fernandez, E. L. Martin, & J. M. Matthews  
1993b. Coyotes-I - the Photometric Variability and Rotational Evolution of T-Tauri Stars. *A&A*, 272:176.
- Bouvier, J., A. Chelli, S. Allain, L. Carrasco, R. Costero, I. Cruz-Gonzalez, C. Dougados, M. Fernández, E. L. Martín, F. Ménard, C. Mennessier, R. Mujica, E. Recillas, L. Salas, G. Schmidt, & R. Wichmann  
1999. Magnetospheric accretion onto the T Tauri star AA Tauri. I. Constraints from multisite spectrophotometric monitoring. *A&A*, 349:619–635.
- Bouvier, J., E. Covino, O. Kovo, E. L. Martin, J. M. Matthews, L. Terranegra, & S. C. Beck  
1995. COYOTES II: SPOT properties and the origin of photometric period variations in T Tauri stars. *A&A*, 299:89.
- Bouvier, J., R. Wichmann, K. Grankin, S. Allain, E. Covino, M. Fernandez, E. L. Martin, L. Terranegra, S. Catalano, & E. Marilli  
1997. COYOTES IV: the rotational periods of low-mass Post-T Tauri stars in Taurus. *A&A*, 318:495–505.
- Bowler, B. P., S. M. Andrews, A. L. Kraus, M. J. Ireland, G. Herczeg, L. Ricci, J. Carpenter, & M. E. Brown  
2015. An ALMA Constraint on the GSC 6214-210 B Circum-Substellar Accretion Disk Mass. *ApJ*, 805:L17.
- Bowler, B. P. & L. A. Hillenbrand  
2015. Near-infrared Spectroscopy of 2M0441+2301 AabBab: A Quadruple System Spanning the Stellar to Planetary Mass Regimes. *ApJ*, 811:L30.
- Bowler, B. P., A. L. Kraus, M. L. Bryan, H. A. Knutson, M. Brogi, A. C. Rizzuto, G. N. Mace, A. Vanderburg, M. C. Liu, L. A. Hillenbrand, & L. A. Cieza  
2017. The Young Substellar Companion ROXs 12 B: Near-infrared Spectrum, System Architecture, and Spin-Orbit Misalignment. *AJ*, 154:165.
- Bowler, B. P., M. C. Liu, A. L. Kraus, & A. W. Mann  
2014. Spectroscopic Confirmation of Young Planetary-mass Companions on Wide Orbits. *ApJ*, 784:65.
- Bowler, B. P., M. C. Liu, A. L. Kraus, A. W. Mann, & M. J. Ireland  
2011. A Disk around the Planetary-mass Companion GSC 06214-00210 b: Clues about the Formation of Gas Giants on Wide Orbits. *ApJ*, 743:148.
- Briceño, C., N. Calvet, J. Hernández, A. K. Vivas, L. Hartmann, J. J. Downes, & P. Berlind  
2005. The CIDA Variability Survey of Orion OB1. I. The Low-Mass Population of Ori OB1a and 1b. *AJ*, 129:907–926.

- Briceño, C., N. Calvet, J. Hernandez, A. K. Vivas, C. Mateu, J. J. Downes, J. Loerincs, A. Perez-Blanco, P. Berlind, C. Espaillat, L. Allen, L. Hartmann, M. Mateo, & J. Bailey, III  
2019. The CIDA Variability Survey of Orion OB1 II: demographics of the young, low-mass stellar populations. *ArXiv e-prints*.
- Briceño, C., L. Hartmann, J. Hernández, N. Calvet, A. K. Vivas, G. Furesz, & A. Szentgyorgyi  
2007. 25 Orionis: A Kinematically Distinct 10 Myr Old Group in Orion OB1a. *ApJ*, 661:1119–1128.
- Brucalassi, A., J. Koppenhoefer, R. Saglia, L. Pasquini, M. T. Ruiz, P. Bonifacio, L. R. Bedin, M. Libralato, K. Biazzo, C. Melo, C. Lovis, & S. Randich  
2017. Search for giant planets in M 67. IV. Survey results. *A&A*, 603:A85.
- Brucalassi, A., L. Pasquini, R. Saglia, M. T. Ruiz, P. Bonifacio, I. Leão, B. L. Canto Martins, J. R. de Medeiros, L. R. Bedin, K. Biazzo, C. Melo, C. Lovis, & S. Randich  
2016. Search for giant planets in M67. III. Excess of hot Jupiters in dense open clusters. *A&A*, 592:L1.
- Bryan, M. L., B. P. Bowler, H. A. Knutson, A. L. Kraus, S. Hinkley, D. Mawet, E. L. Nielsen, & S. C. Blunt  
2016. Searching for Scatterers: High-Contrast Imaging of Young Stars Hosting Wide-Separation Planetary-Mass Companions. *ApJ*, 827:100.
- Bulger, J., J. Patience, K. Ward-Duong, C. Pinte, H. Bouy, F. Ménard, & J.-L. Monin  
2014. The Taurus Boundary of Stellar/Substellar (TBOSS) Survey. I. Far-IR disk emission measured with Herschel. *A&A*, 570:A29.
- Bustamante, I., B. Merín, Á. Ribas, H. Bouy, T. Prusti, G. L. Pilbratt, & P. André  
2015. Identification of new transitional disk candidates in Lupus with Herschel. *A&A*, 578:A23.
- Carpenter, J. M., J. Bouwman, E. E. Mamajek, M. R. Meyer, L. A. Hillenbrand, D. E. Backman, T. Henning, D. C. Hines, D. Hollenbach, J. S. Kim, A. Moro-Martin, I. Pascucci, M. D. Silverstone, J. R. Stauffer, & S. Wolf  
2009. Formation and Evolution of Planetary Systems: Properties of Debris Dust Around Solar-Type Stars. *ApJS*, 181:197–226.
- Carroll, T. A., K. G. Strassmeier, J. B. Rice, & A. Künstler  
2012. The magnetic field topology of the weak-lined T Tauri star V410 Tauri. New strategies for Zeeman-Doppler imaging. *A&A*, 548:A95.
- Casanova, S., T. Montmerle, E. D. Feigelson, & P. Andre  
1995. ROSAT X-ray sources embedded in the rho Ophiuchi cloud core. *ApJ*, 439:752–770.
- Casassus, S., G. van der Plas, S. P. M, W. R. F. Dent, E. Fomalont, J. Hagelberg, A. Hales, A. Jordán, D. Mawet, F. Ménard, A. Wootten, D. Wilner, A. M. Hughes, M. R. Schreiber, J. H. Girard, B. Ercolano, H. Canovas, P. E. Román, & V. Salinas  
2013. Flows of gas through a protoplanetary gap. *Nat*, 493:191–194.

- Chambers, J. E.  
2009. Planetary Migration: What Does It Mean for Planet Formation? *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 37:321–344.
- Chauvin, G., A.-M. Lagrange, C. Dumas, B. Zuckerman, D. Mouillet, I. Song, J.-L. Beuzit, & P. Lowrance  
2004. A giant planet candidate near a young brown dwarf. Direct VLT/NACO observations using IR wavefront sensing. *A&A*, 425:L29–L32.
- Cheetham, A. C., A. L. Kraus, M. J. Ireland, L. Cieza, A. C. Rizzuto, & P. G. Tuthill  
2015. Mapping the Shores of the Brown Dwarf Desert. IV. Ophiuchus. *ApJ*, 813:83.
- Chen, C. H.  
2006. Dust and Gas Debris around Main Sequence Stars. In *New Horizons in Astronomy: Frank N. Bash Symposium*, S. J. Kannappan, S. Redfield, J. E. Kessler-Silacci, M. Landriau, & N. Drory, eds., volume 352 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, P. 63.
- Chen, C. H., A. Li, C. Bohac, K. H. Kim, D. M. Watson, J. van Cleve, J. Houck, K. Stapelfeldt, M. W. Werner, G. Rieke, K. Su, M. Marengo, D. Backman, C. Beichman, & G. Fazio  
2007. The Dust and Gas Around  $\beta$  Pictoris. *ApJ*, 666:466–474.
- Chen, X., S. Wang, L. Deng, R. de Grijs, & M. Yang  
2018. Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) Catalog of Periodic Variable Stars. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 237:28.
- Chiang, E. I. & P. Goldreich  
1997. Spectral Energy Distributions of T Tauri Stars with Passive Circumstellar Disks. *ApJ*, 490:368–376.
- Ciardi, D. R., J. C. van Eyken, J. W. Barnes, C. A. Beichman, S. J. Carey, C. J. Crockett, J. Eastman, C. M. Johns-Krull, S. B. Howell, S. R. Kane, J. N. Mclane, P. Plavchan, L. Prato, J. Stauffer, G. T. van Belle, & K. von Braun  
2015. Follow-up Observations of PTFO 8-8695: A 3 Myr Old T-Tauri Star Hosting a Jupiter-mass Planetary Candidate. *ApJ*, 809:42.
- Cieza, L., D. L. Padgett, K. R. Stapelfeldt, J.-C. Augereau, P. Harvey, N. J. Evans, II, B. Merín, D. Koerner, A. Sargent, E. F. van Dishoeck, L. Allen, G. Blake, T. Brooke, N. Chapman, T. Huard, S.-P. Lai, L. Mundy, P. C. Myers, W. Spiesman, & Z. Wahhaj  
2007. The Spitzer c2d Survey of Weak-Line T Tauri Stars. II. New Constraints on the Timescale for Planet Building. *ApJ*, 667:308–328.
- Cieza, L. A., J. Olofsson, P. M. Harvey, I. Evans, Neal J., J. Najita, T. Henning, B. Merín, A. Liebhart, M. Güdel, J.-C. Augereau, & C. Pinte  
2013. The Herschel DIGIT Survey of Weak-line T Tauri Stars: Implications for Disk Evolution and Dissipation. *ApJ*, 762:100.

- Cieza, L. A., M. R. Schreiber, G. A. Romero, M. D. Mora, B. Merin, J. J. Swift, M. Orellana, J. P. Williams, P. M. Harvey, & I. Evans, Neal J.  
2010. The Nature of Transition Circumstellar Disks. I. The Ophiuchus Molecular Cloud. *ApJ*, 712:925–941.
- Cieza, L. A., J. J. Swift, G. S. Mathews, & J. P. Williams  
2008. The Masses of Transition Circumstellar Disks: Observational Support for Photoevaporation Models. *ApJ*, 686:L115.
- Clemens, D. P. & R. Barvainis  
1988. A catalog of small, optically selected molecular clouds - Optical, infrared, and millimeter properties. *ApJS*, 68:257–286.
- Close, L. M., B. Zuckerman, I. Song, T. Barman, C. Marois, E. L. Rice, N. Siegler, B. Macintosh, E. E. Becklin, R. Campbell, J. E. Lyke, A. Conrad, & D. Le Mignant  
2007. The Wide Brown Dwarf Binary Oph 1622-2405 and Discovery of a Wide, Low-Mass Binary in Ophiuchus (Oph 1623-2402): A New Class of Young Evaporating Wide Binaries? *ApJ*, 660:1492–1506.
- Cody, A. M. & L. A. Hillenbrand  
2018. The Many-faceted Light Curves of Young Disk-bearing Stars in Upper Sco – Oph Observed by K2 Campaign 2. *AJ*, 156:71.
- Cody, A. M., L. A. Hillenbrand, T. J. David, J. M. Carpenter, M. E. Everett, & S. B. Howell  
2017. A Continuum of Accretion Burst Behavior in Young Stars Observed by K2. *ApJ*, 836:41.
- Cody, A. M., J. Stauffer, A. Baglin, G. Micela, L. M. Rebull, E. Flaccomio, M. Morales-Calderón, S. Aigrain, J. Bouvier, L. A. Hillenbrand, R. Gutermuth, I. Song, N. Turner, S. H. P. Alencar, K. Zwintz, P. Plavchan, J. Carpenter, K. Findeisen, S. Carey, S. Terebey, L. Hartmann, N. Calvet, P. Teixeira, F. J. Vrba, S. Wolk, K. Covey, K. Poppenhaeger, H. M. Günther, J. Forbrich, B. Whitney, L. Affer, W. Herbst, J. Hora, D. Barrado, J. Holtzman, F. Marchis, K. Wood, M. Medeiros Guimarães, J. Lillo Box, E. Gillen, A. McQuillan, C. Espaillat, L. Allen, P. D'Alessio, & F. Favata  
2014. CSI 2264: Simultaneous Optical and Infrared Light Curves of Young Disk-bearing Stars in NGC 2264 with CoRoT and Spitzer Evidence for Multiple Origins of Variability. *AJ*, 147:82.
- Cody, A. M., J. Tayar, L. A. Hillenbrand, J. M. Matthews, & T. Kallinger  
2013. Precise High-cadence Time Series Observations of Five Variable Young Stars in Auriga with MOST. *AJ*, 145:79.
- Comerón, F.  
2008. *The Lupus Clouds*, P. 295.
- Correia, S., G. Duchêne, B. Reipurth, H. Zinnecker, S. Daemgen, M. G. Petrotzens, R. Köhler, T. Ratzka, C. Aspin, Q. M. Konopacky, & A. M. Ghez  
2013. Stellar and circumstellar properties of visual binaries in the Orion Nebula Cluster. *A&A*, 557:A63.

- Correia, S., H. Zinnecker, T. Ratzka, & M. F. Sterzik  
2006. A VLT/NACO survey for triple and quadruple systems among visual pre-main sequence binaries. *A&A*, 459:909–926.
- Covino, E., L. Terranegra, M. Franchini, C. Chavarría-K., & R. Stalio  
1992. UBV(RI)C photometric monitoring of Orion population stars in the Southern Hemisphere. *A&AS*, 94:273–290.
- Cox, E. G., R. J. Harris, L. W. Looney, H.-F. Chiang, C. Chandler, K. Kratter, Z.-Y. Li, L. Perez, & J. J. Tobin  
2017. Protoplanetary Disks in  $\rho$  Ophiuchus as Seen from ALMA. *ApJ*, 851:83.
- Crida, A., F. Masset, & A. Morbidelli  
2009. Long Range Outward Migration of Giant Planets, with Application to Fomalhaut b. *ApJ*, 705:L148–L152.
- Csépany, G., M. van den Ancker, P. Ábrahám, R. Köhler, W. Brandner, F. Hormuth, & H. Hiss  
2017. Multi-epoch observations with high spatial resolution of multiple T Tauri systems. *A&A*, 603:A74.
- Currie, T., A. Burrows, & S. Daemgen  
2014a. A First-look Atmospheric Modeling Study of the Young Directly Imaged Planet-mass Companion, ROXs 42Bb. *ApJ*, 787:104.
- Currie, T., S. Daemgen, J. Debes, D. Lafreniere, Y. Itoh, R. Jayawardhana, T. Ratzka, & S. Correia  
2014b. Direct Imaging and Spectroscopy of a Candidate Companion Below/Near the Deuterium-burning Limit in the Young Binary Star System, ROXs 42B. *ApJ*, 780:L30.
- Daemgen, S., M. G. Petr-Gotzens, S. Correia, P. S. Teixeira, W. Brandner, W. Kley, & H. Zinnecker  
2013. Protoplanetary disk evolution and stellar parameters of T Tauri binaries in Chamaeleon I. *A&A*, 554:A43.
- Dai, Y., D. J. Wilner, S. M. Andrews, & N. Ohashi  
2010. Millimeter Dust Emission in the GQ Lup System. *AJ*, 139:626–629.
- David, T. J., L. A. Hillenbrand, E. A. Petigura, J. M. Carpenter, I. J. M. Crossfield, S. Hinkley, D. R. Ciardi, A. W. Howard, H. T. Isaacson, A. M. Cody, J. E. Schlieder, C. A. Beichman, & S. A. Barenfeld  
2016. A Neptune-sized transiting planet closely orbiting a 510-million-year-old star. *Nature*, 534:658–661.
- de Geus, E. J.  
1992. Interactions of stars and interstellar matter in Scorpio Centaurus. *A&A*, 262:258–270.
- de Sá, L., J.-P. Chièze, C. Stehlé, T. Matsakos, L. Ibgui, T. Lanz, & I. Hubeny  
2014. Accretion shock stability on a dynamically heated YSO atmosphere with

- radiative transfer. In *European Physical Journal Web of Conferences*, volume 64, P. 04002.
- Devor, J.  
2005. Solutions for 10,000 Eclipsing Binaries in the Bulge Fields of OGLE II Using DEBiL. *ApJ*, 628:411–425.
- Dodson-Robinson, S. E. & C. Salyk  
2011. Transitional Disks as Signposts of Young, Multiplanet Systems. *ApJ*, 738:131.
- Donati, J.-F., E. Hébrard, G. Hussain, C. Moutou, K. Grankin, I. Boisse, J. Morin, S. G. Gregory, A. A. Vidotto, J. Bouvier, S. H. P. Alencar, X. Delfosse, R. Doyon, M. Takami, M. M. Jardine, R. Fares, A. C. Cameron, F. Ménard, C. Dougados, G. Herczeg, & Matysse Collaboration  
2014. Modelling the magnetic activity and filtering radial velocity curves of young Suns : the weak-line T Tauri star LkCa 4. *MNRAS*, 444:3220–3229.
- Donati, J.-F., E. Hébrard, G. A. J. Hussain, C. Moutou, L. Malo, K. Grankin, A. A. Vidotto, S. H. P. Alencar, S. G. Gregory, M. M. Jardine, G. Herczeg, J. Morin, R. Fares, F. Ménard, J. Bouvier, X. Delfosse, R. Doyon, M. Takami, P. Figueira, P. Petit, I. Boisse, & MaTYSSSE Collaboration  
2015. Magnetic activity and hot Jupiters of young Suns: the weak-line T Tauri stars V819 Tau and V830 Tau. *MNRAS*, 453:3706–3719.
- Donati, J.-F., M. M. Jardine, S. G. Gregory, P. Petit, F. Paletou, J. Bouvier, C. Dougados, F. Ménard, A. Collier Cameron, T. J. Harries, G. A. J. Hussain, Y. Unruh, J. Morin, S. C. Marsden, N. Manset, M. Aurière, C. Catala, & E. Alecian  
2008. Magnetospheric accretion on the T Tauri star BP Tauri. *MNRAS*, 386:1234–1251.
- Donati, J. F., C. Moutou, L. Malo, C. Baruteau, L. Yu, E. Hébrard, G. Hussain, S. Alencar, F. Ménard, J. Bouvier, P. Petit, M. Takami, R. Doyon, & A. C. Cameron  
2016. A hot Jupiter orbiting a 2-million-year-old solar-mass T Tauri star. *Nat*, 534:662–666.
- Donati, J.-F., G. A. Wade, J. D. Landstreet, & S. L. S. Shorlin  
2000. Zeeman-Doppler imaging of active stars using the MuSiCoS spectropolarimeter. In *Magnetic Fields of Chemically Peculiar and Related Stars*, Y. V. Glagolevskij & I. I. Romanyuk, eds., Pp. 129–131.
- Donati, J.-F., L. Yu, C. Moutou, A. C. Cameron, L. Malo, K. Grankin, E. Hébrard, G. A. J. Hussain, A. A. Vidotto, S. H. P. Alencar, R. D. Haywood, J. Bouvier, P. Petit, M. Takami, G. J. Herczeg, S. G. Gregory, M. M. Jardine, J. Morin, & MaTYSSSE Collaboration  
2017. The hot Jupiter of the magnetically active weak-line T Tauri star V830 Tau. *MNRAS*, 465:3343–3360.
- Dong, R., J. Hashimoto, R. Rafikov, Z. Zhu, B. Whitney, T. Kudo, T. Muto, T. Brandt, M. K. McClure, J. Wisniewski, L. Abe, W. Brandner, J. Carson, S. Egner, M. Feldt, M. Goto, C. Grady, O. Guyon, Y. Hayano, M. Hayashi, S. Hayashi, T. Henning,



- K. W. Hodapp, M. Ishii, M. Iye, M. Janson, R. Kandori, G. R. Knapp, N. Kusakabe, M. Kuzuhara, J. Kwon, T. Matsuo, M. McElwain, S. Miyama, J.-I. Morino, A. Moro-Martin, T. Nishimura, T.-S. Pyo, E. Serabyn, H. Suto, R. Suzuki, M. Takami, N. Takato, H. Terada, C. Thalmann, D. Tomono, E. Turner, M. Watanabe, T. Yamada, H. Takami, T. Usuda, & M. Tamura  
2012. The Structure of Pre-transitional Protoplanetary Disks. I. Radiative Transfer Modeling of the Disk+Cavity in the PDS 70 System. *ApJ*, 760:111.
- Dorren, J. D.  
1987. A new formulation of the starspot model, and the consequences of starspot structure. *ApJ*, 320:756–767.
- Drake, A. J., S. G. Djorgovski, A. Mahabal, E. Beshore, S. Larson, M. J. Graham, R. Williams, E. Christensen, M. Catelan, A. Boattini, A. Gibbs, R. Hill, & R. Kowalski  
2009. First Results from the Catalina Real-Time Transient Survey. *ApJ*, 696:870–884.
- Drake, A. J., M. J. Graham, S. G. Djorgovski, M. Catelan, A. A. Mahabal, G. Torrealba, D. García-Álvarez, C. Donalek, J. L. Prieto, R. Williams, S. Larson, E. Christensen, V. Belokurov, S. E. Koposov, E. Beshore, A. Boattini, A. Gibbs, R. Hill, R. Kowalski, J. Johnson, & F. Shelly  
2014. The Catalina Surveys Periodic Variable Star Catalog. *ApJS*, 213:9.
- Duchêne, G.  
2010. Planet Formation in Binary Systems: A Separation-Dependent Mechanism? *ApJ*, 709:L114–L118.
- Ducourant, C., R. Teixeira, G. Chauvin, G. Daigne, J.-F. Le Campion, I. Song, & B. Zuckerman  
2008. An accurate distance to 2M1207Ab. *A&A*, 477:L1–L4.
- Dullemond, C. P., D. Hollenbach, I. Kamp, & P. D'Alessio  
2007. Models of the Structure and Evolution of Protoplanetary Disks. *Protostars and Planets V*, Pp. 555–572.
- Dunstone, N. J., G. A. J. Hussain, A. Collier Cameron, S. C. Marsden, M. Jardine, H. C. Stempels, J. C. Ramirez Velez, & J.-F. Donati  
2008. The first magnetic maps of a pre-main-sequence binary star system - HD155555. *MNRAS*, 387:481–496.
- Durisen, R. H., A. P. Boss, L. Mayer, A. F. Nelson, T. Quinn, & W. K. M. Rice  
2007. Gravitational Instabilities in Gaseous Protoplanetary Disks and Implications for Giant Planet Formation. *Protostars and Planets V*, Pp. 607–622.
- Eisner, J. A., L. A. Hillenbrand, R. J. White, R. L. Akeson, & A. I. Sargent  
2005. Observations of T Tauri Disks at Sub-AU Radii: Implications for Magnetospheric Accretion and Planet Formation. *ApJ*, 623:952–966.
- Erickson, K. L., B. A. Wilking, M. R. Meyer, J. G. Robinson, & L. N. Stephenson  
2011. The Initial Mass Function and Disk Frequency of the  $\rho$  Ophiuchi Cloud: An Extinction-limited Sample. *AJ*, 142:140.

- Españolat, C., N. Calvet, P. D'Alessio, J. Hernández, C. Qi, L. Hartmann, E. Furlan, & D. M. Watson  
2007. On the Diversity of the Taurus Transitional Disks: UX Tauri A and LkCa 15. *ApJ*, 670:L135–L138.
- Españolat, C., P. D'Alessio, J. Hernández, E. Nagel, K. L. Luhman, D. M. Watson, N. Calvet, J. Muzerolle, & M. McClure  
2010. Unveiling the Structure of Pre-transitional Disks. *ApJ*, 717:441–457.
- Españolat, C., J. Muzerolle, J. Najita, S. Andrews, Z. Zhu, N. Calvet, S. Kraus, J. Hashimoto, A. Kraus, & P. D'Alessio  
2014. An Observational Perspective of Transitional Disks. *Protostars and Planets VI*, Pp. 497–520.
- Esplin, T. L., K. L. Luhman, J. K. Faherty, E. E. Mamajek, & J. J. Bochanski  
2017. A Survey for Planetary-mass Brown Dwarfs in the Chamaeleon I Star-forming Region. *AJ*, 154:46.
- Evans, Neal J., I., L. E. Allen, G. A. Blake, A. C. A. Boogert, T. Bourke, P. M. Harvey, J. E. Kessler, D. W. Koerner, C. W. Lee, L. G. Mundy, P. C. Myers, D. L. Padgett, K. Pontoppidan, A. I. Sargent, K. R. Stapelfeldt, E. F. van Dishoeck, C. H. Young, & K. E. Young  
2003. From Molecular Cores to Planet-forming Disks: An SIRTf Legacy Program. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115:965–980.
- Evans, Neal J., I., M. M. Dunham, J. K. Jørgensen, M. L. Enoch, B. Merín, E. F. van Dishoeck, J. M. Alcalá, P. C. Myers, K. R. Stapelfeldt, T. L. Huard, L. E. Allen, P. M. Harvey, T. van Kempen, G. A. Blake, D. W. Koerner, L. G. Mundy, D. L. Padgett, & A. I. Sargent  
2009. The Spitzer c2d Legacy Results: Star-Formation Rates and Efficiencies; Evolution and Lifetimes. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 181:321–350.
- Evans, II, N. J.  
1999. Physical Conditions in Regions of Star Formation. *ARA&A*, 37:311–362.
- Faesi, C. M., K. R. Covey, R. Gutermuth, M. MoralesCalderón, J. Stauffer, P. Plavchan, L. Rebull, I. Song, & J. P. Lloyd  
2012. Potential Drivers of Mid-Infrared Variability in Young Stars: Testing Physical Models with Multiepoch Near-Infrared Spectra of YSOs in  $\rho$  Oph. *PASP*, 124:1137.
- Faherty, J. K., A. J. Burgasser, A. A. West, J. J. Bochanski, K. L. Cruz, M. M. Shara, & F. M. Walter  
2010. The Brown Dwarf Kinematics Project. II. Details on Nine Wide Common Proper Motion Very Low Mass Companions to Nearby Stars. *AJ*, 139:176–194.
- Fang, M., J. S. Kim, I. Pascucci, D. Apai, & C. F. Manara  
2016. A Candidate Planetary-mass Object with a Photoevaporating Disk in Orion. *ApJ*, 833:L16.

- Feigelson, E. D., J. M. Jackson, R. D. Mathieu, P. C. Myers, & F. M. Walter  
1987. An X-ray survey for pre-main-sequence stars in the Taurus-Auriga and Perseus molecular cloud complexes. *AJ*, 94:1251–1259.
- Fischer, D. A. & J. Valenti  
2005. The Planet-Metallicity Correlation. *ApJ*, 622:1102–1117.
- Fisher, R. T.  
2004. A Turbulent Interstellar Medium Origin of the Binary Period Distribution. *ApJ*, 600:769–780.
- Frasca, A., E. Covino, L. Spezzi, J. M. Alcalá, E. Marilli, G. Zrózsz@Fzrész, & D. Gandolfi  
2009. REM near-IR and optical photometric monitoring of pre-main sequence stars in Orion. Rotation periods and starspot parameters. *A&A*, 508:1313–1330.
- Furlan, E., K. L. Luhman, C. Espaillat, P. D’Alessio, L. Adame, P. Manoj, K. H. Kim, D. M. Watson, W. J. Forrest, M. K. McClure, N. Calvet, B. A. Sargent, J. D. Green, & W. J. Fischer  
2011. The Spitzer Infrared Spectrograph Survey of T Tauri Stars in Taurus. *ApJS*, 195:3.
- Gahm, G. F., F. M. Walter, H. C. Stempels, P. P. Petrov, & G. J. Herczeg  
2008. Unveiling extremely veiled T Tauri stars. *A&A*, 482:L35–L38.
- Gaidos, E., A. W. Mann, A. Rizzuto, L. Nofi, G. Mace, A. Vanderburg, G. Feiden, N. Narita, Y. Takeda, T. M. Esposito, R. J. De Rosa, M. Ansdell, T. Hirano, J. R. Graham, A. Kraus, & D. Jaffe  
2017. Zodiacal exoplanets in time (ZEIT) - II. A ‘super-Earth’ orbiting a young K dwarf in the Pleiades Neighbourhood. *MNRAS*, 464:850–862.
- Galli, P. A. B., C. Bertout, R. Teixeira, & C. Ducourant  
2015. Evolution of the T Tauri star population in the Lupus association. *A&A*, 580:A26.
- Ghez, A. M., G. Neugebauer, & K. Matthews  
1993. The multiplicity of T Tauri stars in the star forming regions Taurus-Auriga and Ophiuchus-Scorpius: A 2.2 micron speckle imaging survey. *AJ*, 106:2005–2023.
- Gillen, E., S. Aigrain, C. Terquem, J. Bouvier, S. H. P. Alencar, D. Gandolfi, J. Stauffer, A. Cody, L. Venuti, P. V. Almeida, G. Micela, F. Favata, & H. J. Deeg  
2017. CoRoT 223992193: Investigating the variability in a low-mass, pre-main sequence eclipsing binary with evidence of a circumbinary disk. *A&A*, 599:A27.
- Gillett, F. C.  
1986. IRAS observations of cool excess around main sequence stars. In *Light on Dark Matter*, F. P. Israel, ed., volume 124 of *Astrophysics and Space Science Library*, Pp. 61–69.
- Gizis, J. E.  
2002. Brown Dwarfs and the TW Hydrae Association. *ApJ*, 575:484–492.

- Godon, P.  
1996. Accretion Disk Boundary Layers in Classical T Tauri Stars. *ApJ*, 463:674.
- Gonzalez, G.  
1997. The stellar metallicity-giant planet connection. *MNRAS*, 285:403–412.
- Gräfe, C., S. Wolf, V. Roccatagliata, J. Sauter, & S. Ertel  
2011. Mid-infrared observations of the transitional disks around DH Tauri, DM Tauri, and GM Aurigae. *A&A*, 533:A89.
- Grankin, K. N.  
1992. Discovery of 5.66 Day Periodicity of HBC 379 = NTTS 041636+2743 = TAP 29 = LkCa 7. *Information Bulletin on Variable Stars*, 3720.
- Grankin, K. N.  
1998. Analysis of long-term observations of four weak-line T Tauri stars. *Astronomy Letters*, 24:497–506.
- Grankin, K. N.  
2013a. Magnetically active stars in Taurus-Auriga: Photometric variability and basic physical parameters. *Astronomy Letters*, 39:251–266.
- Grankin, K. N.  
2013b. Magnetically active stars in Taurus-Auriga: Photometric variability and basic physical parameters. *Astronomy Letters*, 39:251–266.
- Grankin, K. N., J. Bouvier, W. Herbst, & S. Y. Melnikov  
2008. Results of the ROTOR-program. II. The long-term photometric variability of weak-line T Tauri stars. *A&A*, 479:827–843.
- Grankin, K. N., S. Y. Melnikov, J. Bouvier, W. Herbst, & V. S. Shevchenko  
2007. Results of the ROTOR-program. I. The long-term photometric variability of classical T Tauri stars. *A&A*, 461:183–195.
- Gras-Velázquez, À. & T. P. Ray  
2005. Weak-line T Tauri stars: circumstellar disks and companions. I. Spectral energy distributions and infrared excesses. *A&A*, 443:541–556.
- Greene, T. P. & C. J. Lada  
1997. Near-Infrared Spectra of Flat-Spectrum Protostars: Extremely Young Photospheres Revealed. *AJ*, 114:2157.
- Gregorio-Hetem, J. & A. Hetem  
2002a. Classification of a selected sample of weak T Tauri stars. *MNRAS*, 336:197–206.
- Gregorio-Hetem, J. & A. Hetem  
2002b. Classification of a selected sample of weak T Tauri stars. *MNRAS*, 336:197–206.
- Grosso, N., T. Montmerle, S. Bontemps, P. André, & E. D. Feigelson  
2000. X-rays and regions of star formation: a combined ROSAT-HRI/near-to-mid IR study of the rho Oph dark cloud. *A&A*, 359:113–130.

- Gullbring, E., L. Hartmann, C. Briceño, & N. Calvet  
1998. Disk Accretion Rates for T Tauri Stars. *ApJ*, 492:323–341.
- Gully-Santiago, M. A., G. J. Herczeg, I. Czekala, G. Somers, K. Grankin, K. R. Covey, J. F. Donati, S. H. P. Alencar, G. A. J. Hussain, B. J. Shappee, G. N. Mace, J.-J. Lee, T. W.-S. Holoien, J. Jose, & C.-F. Liu  
2017. Placing the Spotted T Tauri Star LkCa 4 on an HR Diagram. *ApJ*, 836:200.
- Günther, H. M., A. M. Cody, K. R. Covey, L. A. Hillenbrand, P. Plavchan, K. Poppenhaefer, L. M. Rebull, J. R. Stauffer, S. J. Wolk, L. Allen, A. Bayo, R. A. Gutermuth, J. L. Hora, H. Y. A. Meng, M. Morales-Calderón, J. R. Parks, & I. Song  
2014. YSOVAR: Mid-infrared Variability in the Star-forming Region Lynds 1688. *AJ*, 148:122.
- Gutermuth, R. A., S. T. Megeath, P. C. Myers, L. E. Allen, J. L. Pipher, & G. G. Fazio  
2009. A Spitzer Survey of Young Stellar Clusters Within One Kiloparsec of the Sun: Cluster Core Extraction and Basic Structural Analysis. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 184:18–83.
- Haisch, Jr., K. E., E. A. Lada, & C. J. Lada  
2001a. Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters. *ApJ*, 553:L153–L156.
- Haisch, Jr., K. E., E. A. Lada, & C. J. Lada  
2001b. Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters. *ApJ*, 553:L153–L156.
- Harris, R. J., S. M. Andrews, D. J. Wilner, & A. L. Kraus  
2012. A Resolved Census of Millimeter Emission from Taurus Multiple Star Systems. *ApJ*, 751:115.
- Hartigan, P., S. Edwards, & L. Ghandour  
1995. Disk Accretion and Mass Loss from Young Stars. *ApJ*, 452:736.
- Hartman, J. D. & G. Á. Bakos  
2016. VARTOOLS: A program for analyzing astronomical time-series data. *Astronomy and Computing*, 17:1–72.
- Hartmann, L.  
1997. The Observational Evidence for Accretion. In *Herbig-Haro Flows and the Birth of Stars*, B. Reipurth & C. Bertout, eds., volume 182 of *IAU Symposium*, Pp. 391–405.
- Hartmann, L., G. Herczeg, & N. Calvet  
2016. Accretion onto Pre-Main-Sequence Stars. *ARA&A*, 54:135–180.
- Hartmann, L., R. Hewett, S. Stahler, & R. D. Mathieu  
1986. Rotational and radial velocities of T Tauri stars. *ApJ*, 309:275–293.
- Hartmann, L., S. T. Megeath, L. Allen, K. Luhman, N. Calvet, P. D’Alessio, R. Franco-Hernandez, & G. Fazio  
2005. IRAC Observations of Taurus Pre-Main-Sequence Stars. *ApJ*, 629:881–896.

- Hartmann, L. W. & S. J. Kenyon  
1990. Optical veiling, disk accretion, and the evolution of T Tauri stars. *ApJ*, 349:190–196.
- Hashimoto, J., R. Dong, T. Kudo, M. Honda, M. K. McClure, Z. Zhu, T. Muto, J. Wisniewski, L. Abe, W. Brandner, T. Brandt, J. Carson, S. Egner, M. Feldt, M. Fukagawa, M. Goto, C. A. Grady, O. Guyon, Y. Hayano, M. Hayashi, S. Hayashi, T. Henning, K. Hodapp, M. Ishii, M. Iye, M. Janson, R. Kandori, G. Knapp, N. Kusakabe, M. Kuzuhara, J. Kwon, T. Matsuo, S. Mayama, M. W. McElwain, S. Miyama, J.-I. Morino, A. Moro-Martín, T. Nishimura, T.-S. Pyo, G. Serabyn, T. Suenaga, H. Suto, R. Suzuki, Y. Takahashi, M. Takami, N. Takato, H. Terada, C. Thalmann, D. Tomono, E. L. Turner, M. Watanabe, T. Yamada, H. Takami, T. Usuda, & M. Tamura  
2012. Polarimetric Imaging of Large Cavity Structures in the Pre-transitional Protoplanetary Disk around PDS 70: Observations of the Disk. *ApJ*, 758:L19.
- Hedges, C., S. Hodgkin, & G. Kennedy  
2018. Discovery of new dipper stars with K2: a window into the inner disc region of T Tauri stars. *MNRAS*, 476:2968–2998.
- Herbig, G. H.  
1977. Radial velocities and spectral types of T Tauri stars. *ApJ*, 214:747–758.
- Herbst, W., D. K. Herbst, E. J. Grossman, & D. Weinstein  
1994. Catalogue of UBVRI photometry of T Tauri stars and analysis of the causes of their variability. *AJ*, 108:1906–1923.
- Herbst, W. & V. S. Shevchenko  
1999. A Photometric Catalog of Herbig AE/BE Stars and Discussion of the Nature and Cause of the Variations of UX Orionis Stars. *AJ*, 118:1043–1060.
- Herczeg, G. J. & L. A. Hillenbrand  
2014. An Optical Spectroscopic Study of T Tauri Stars. I. Photospheric Properties. *ApJ*, 786:97.
- Hernández, J., N. Calvet, C. Briceño, L. Hartmann, A. K. Vivas, J. Muzerolle, J. Downes, L. Allen, & R. Gutermuth  
2007a. Spitzer Observations of the Orion OB1 Association: Disk Census in the Low-Mass Stars. *ApJ*, 671:1784–1799.
- Hernández, J., L. Hartmann, T. Megeath, R. Gutermuth, J. Muzerolle, N. Calvet, A. K. Vivas, C. Briceño, L. Allen, J. Stauffer, E. Young, & G. Fazio  
2007b. A Spitzer Space Telescope Study of Disks in the Young  $\sigma$  Orionis Cluster. *ApJ*, 662:1067–1081.
- Hillenbrand, L. A.  
2005. Observational Constraints on Dust Disk Lifetimes: Implications for Planet Formation. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Hillenbrand, L. A., S. E. Strom, N. Calvet, K. M. Merrill, I. Gatley, R. B. Makidon, M. R. Meyer, & M. F. Skrutskie  
1998. Circumstellar Disks in the Orion Nebula Cluster. *AJ*, 116:1816–1841.

- Hinkley, S., A. L. Kraus, M. J. Ireland, A. Cheetham, J. M. Carpenter, P. Tuthill, S. Lacour, T. M. Evans, & X. Haubois  
2015. Discovery of Seven Companions to Intermediate-mass Stars with Extreme Mass Ratios in the Scorpius-Centaurus Association. *ApJ*, 806:L9.
- Howard, C. D., G. Sandell, W. D. Vacca, G. Duchêne, G. Mathews, J.-C. Augereau, D. Barrado, W. R. F. Dent, C. Eiroa, C. Grady, I. Kamp, G. Meeus, F. Ménard, C. Pinte, L. Podio, P. Riviere-Marichalar, A. Roberge, W.-F. Thi, S. Vicente, & J. P. Williams  
2013. Herschel/PACS Survey of Protoplanetary Disks in Taurus/Auriga Observations of [O I] and [C II], and Far-infrared Continuum. *ApJ*, 776:21.
- Howell, S. B.  
1992. Introduction to Differential Time-Series Astronomical Photometry Using Charged-Coupled Devices. In *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*, S. B. Howell, ed., volume 23 of ASPC, P. 105.
- Howell, S. B., C. Sobeck, M. Haas, M. Still, T. Barclay, F. Mullally, J. Troeltzsch, S. Aigrain, S. T. Bryson, D. Caldwell, W. J. Chaplin, W. D. Cochran, D. Huber, G. W. Marcy, A. Miglio, J. R. Najita, M. Smith, J. D. Twicken, & J. J. Fortney  
2014. The K2 Mission: Characterization and Early Results. *PASP*, 126:398.
- Huang, J., S. M. Andrews, C. P. Dullemond, A. Isella, L. M. Pérez, V. V. Guzmán, K. I. Öberg, Z. Zhu, S. Zhang, X.-N. Bai, M. Benisty, T. Birnstiel, J. M. Carpenter, A. M. Hughes, L. Ricci, E. Weaver, & D. J. Wilner  
2018. The Disk Substructures at High Angular Resolution Project (DSHARP). II. Characteristics of Annular Substructures. *ApJ*, 869:L42.
- Huang, J., K. I. Öberg, C. Qi, Y. Aikawa, S. M. Andrews, K. Furuya, V. V. Guzmán, R. A. Loomis, E. F. van Dishoeck, & D. J. Wilner  
2017. An ALMA Survey of DCN/H<sup>13</sup>CN and DCO<sup>+</sup>/H<sup>13</sup>CO<sup>+</sup> in Protoplanetary Disks. *ApJ*, 835:231.
- Huber, D., S. T. Bryson, M. R. Haas, T. Barclay, G. Barentsen, S. B. Howell, S. Sharma, D. Stello, & S. E. Thompson  
2016. The K2 Ecliptic Plane Input Catalog (EPIC) and Stellar Classifications of 138,600 Targets in Campaigns 1-8. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 224:2.
- Hubickyj, O., P. Bodenheimer, & J. J. Lissauer  
2005. Accretion of the gaseous envelope of Jupiter around a 5–10 Earth-mass core. *ApJ*, 179:415–431.
- Huélamo, N., P. Figueira, X. Bonfils, N. C. Santos, F. Pepe, M. Gillon, R. Azevedo, T. Barman, M. Fernández, E. di Folco, E. W. Guenther, C. Lovis, C. H. F. Melo, D. Queloz, & S. Udry  
2008. TW Hydrae: evidence of stellar spots instead of a Hot Jupiter.
- Huerta, M., C. M. Johns-Krull, L. Prato, P. Hartigan, & D. T. Jaffe  
2008. Starspot-Induced Radial Velocity Variability in LkCa 19. *ApJ*, 678:472–482.

- Ida, S. & D. N. C. Lin  
2004. Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. I. A Desert in the Mass and Semimajor Axis Distributions of Extrasolar Planets. *ApJ*, 604:388–413.
- Ireland, M. J., A. Kraus, F. Martinache, N. Law, & L. A. Hillenbrand  
2011. Two Wide Planetary-mass Companions to Solar-type Stars in Upper Scorpius. *ApJ*, 726:113.
- Isella, A., C. J. Chandler, J. M. Carpenter, L. M. Pérez, & L. Ricci  
2014. Searching for Circumplanetary Disks around LkCa 15. *ApJ*, 788:129.
- Isella, A., G. Guidi, L. Testi, S. Liu, H. Li, S. Li, E. Weaver, Y. Boehler, J. M. Carperter, I. De Gregorio-Monsalvo, C. F. Manara, A. Natta, L. M. Pérez, L. Ricci, A. Sargent, M. Tazzari, & N. Turner  
2016. Ringed Structures of the HD 163296 Protoplanetary Disk Revealed by ALMA. *Physical Review Letters*, 117(25):251101.
- Itoh, Y., M. Hayashi, M. Tamura, T. Tsuji, Y. Oasa, M. Fukagawa, S. S. Hayashi, T. Naoi, M. Ishii, S. Mayama, J.-i. Morino, T. Yamashita, T.-S. Pyo, T. Nishikawa, T. Usuda, K. Murakawa, H. Suto, S. Oya, N. Takato, H. Ando, S. M. Miyama, N. Kobayashi, & N. Kaifu  
2005. A Young Brown Dwarf Companion to DH Tauri. *ApJ*, 620:984–993.
- James, D. J., C. Melo, N. C. Santos, & J. Bouvier  
2006. Fundamental properties of pre-main sequence stars in young, southern star forming regions: metallicities. *A&A*, 446:971–983.
- Jayawardhana, R. & V. D. Ivanov  
2006. Discovery of a Young Planetary-Mass Binary. *Science*, 313:1279–1281.
- Jensen, E. L. N., D. H. Cohen, & M. Gagné  
2009. No Transition Disk? Infrared Excess, PAH, H<sub>2</sub>, and X-Rays from the Weak-Lined T Tauri Star DoAr 21. *ApJ*, 703:252–269.
- Jensen, E. L. N., R. D. Mathieu, A. X. Donar, & A. Dullighan  
2004. Testing Protoplanetary Disk Alignment in Young Binaries. *ApJ*, 600:789–803.
- Joergens, V., E. Guenther, R. Neuhäuser, M. Fernández, & J. Vijapurkar  
2001. The T Tauri star RX J1608.6-3922 - not an eclipsing binary but a spotted single star. *A&A*, 373:966–973.
- Johns-Krull, C. M., J. N. McLane, L. Prato, C. J. Crockett, D. T. Jaffe, P. M. Hartigan, C. A. Beichman, N. I. Mahmud, W. Chen, B. A. Skiff, P. W. Cauley, J. A. Jones, & G. N. Mace  
2016. A Candidate Young Massive Planet in Orbit around the Classical T Tauri Star CI Tau. *ApJ*, 826:206.
- Johnson, J. L. & H. Li  
2012. The First Planets: The Critical Metallicity for Planet Formation. *ApJ*, 751:81.



Jura, M.

2004. Gas in Debris Disks. In *Debris Disks and the Formation of Planets*, L. Caroff, L. J. Moon, D. Backman, & E. Praton, eds., volume 324 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, P. 93.

Kamiaka, S., K. Masuda, Y. Xue, Y. Suto, T. Nishioka, R. Murakami, K. Inayama, M. Saitoh, M. Tanaka, & A. Yonehara

2015. Revisiting a gravity-darkened and precessing planetary system PTFO 8-8695: A spin-orbit non-synchronous case. *PASJ*, 67:94.

Karim, M. T., K. G. Stassun, C. Briceño, A. K. Vivas, S. Raetz, C. Mateu, J. J. Downes, N. Calvet, J. Hernández, R. Neuhäuser, M. Mugrauer, H. Takahashi, K. Tachihara, R. Chini, G. A. Cruz-Dias, A. Aarnio, D. J. James, & M. Hackstein

2016. The Rotation Period Distributions of 4-10 Myr T Tauri Stars in Orion OB1: New Constraints on Pre-main-sequence Angular Momentum Evolution. *AJ*, 152:198.

Kellogg, K., S. Metchev, J. Gagné, & J. Faherty

2016. The Nearest Isolated Member of the TW Hydrae Association is a Giant Planet Analog. *ApJ*, 821:L15.

Kellogg, K., S. Metchev, K. B. K. Hicks, J. D. Kirkpatrick, & R. Kurtev

2015. A Targeted Search for Peculiarly Red L and T Dwarfs in SDSS, 2MASS, and WISE: Discovery of a Possible L7 Member of the TW Hydrae Association. *AJ*, 150:182.

Kenyon, S. J.

1999. Accretion Disks and Eruptive Phenomena. In *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, C. J. Lada & N. D. Kylafis, eds., volume 540 of *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, P. 613.

Kenyon, S. J. & L. Hartmann

1987. Spectral energy distributions of T Tauri stars - Disk flaring and limits on accretion. *ApJ*, 323:714-733.

Keppler, M., M. Benisty, A. Müller, T. Henning, R. van Boekel, F. Cantalloube, C. Ginski, R. G. van Holstein, A.-L. Maire, A. Pohl, M. Samland, H. Avenhaus, J.-L. Baudino, A. Boccaletti, J. de Boer, M. Bonnefoy, G. Chauvin, S. Desidera, M. Langlois, C. Lazzoni, G.-D. Marleau, C. Mordasini, N. Pawellek, T. Stolker, A. Vigan, A. Zurlo, T. Birnstiel, W. Brandner, M. Feldt, M. Flock, J. Girard, R. Gratton, J. Hagelberg, A. Isella, M. Janson, A. Juhasz, J. Kemmer, Q. Kral, A.-M. Lagrange, R. Launhardt, A. Matter, F. Ménard, J. Milli, P. Mollière, J. Olofsson, L. Pérez, P. Pinilla, C. Pinte, S. P. Quanz, T. Schmidt, S. Udry, Z. Wahhaj, J. P. Williams, E. Buenzli, M. Cudel, C. Dominik, R. Galicher, M. Kasper, J. Lannier, D. Mesa, D. Mouillet, S. Peretti, C. Perrot, G. Salter, E. Sissa, F. Wildi, L. Abe, J. Antichi, J.-C. Augereau, A. Baruffolo, P. Baudoz, A. Bazzon, J.-L. Beuzit, P. Blanchard, S. S. Brems, T. Buey, V. De Caprio, M. Carillet, M. Carle, E. Cascone, A. Cheetham, R. Claudi, A. Costille, A. Delboulbé, K. Dohlen, D. Fantinel, P. Feautrier, T. Fusco, E. Giro, L. Gluck, C. Gry, N. Hubin, E. Hugot, M. Jaquet,

- D. Le Mignant, M. Llored, F. Madec, Y. Magnard, P. Martinez, D. Maurel, M. Meyer, O. Möller-Nilsson, T. Moulin, L. Mugnier, A. Origné, A. Pavlov, D. Perret, C. Petit, J. Pragt, P. Puget, P. Rabou, J. Ramos, F. Rigal, S. Rochat, R. Roelfsema, G. Rousset, A. Roux, B. Salasnich, J.-F. Sauvage, A. Sevin, C. Soenke, E. Stadler, M. Suarez, M. Turatto, & L. Weber  
2018. Discovery of a planetary-mass companion within the gap of the transition disk around PDS 70. *A&A*, 617:A44.
- Kim, J. S., C. J. Clarke, M. Fang, & S. Facchini  
2016. Proplyds around a b1 star: 42 orionis in ngc 1977. *The Astrophysical Journal Letters*, 826(1):L15.
- Kim, K. H., D. M. Watson, P. Manoj, W. J. Forrest, J. Najita, E. Furlan, B. Sargent, C. Espaillat, J. Muzerolle, S. T. Megeath, N. Calvet, J. D. Green, & L. Arnold  
2013. Transitional Disks and Their Origins: An Infrared Spectroscopic Survey of Orion A. *ApJ*, 769:149.
- Kiraga, M.  
2012. ASAS Photometry of ROSAT Sources. I. Periodic Variable Stars Coincident with Bright Sources from the ROSAT All Sky Survey. , 62:67–95.
- Klahr, H. H. & P. Bodenheimer  
2003. Turbulence in Accretion Disks: Vorticity Generation and Angular Momentum Transport via the Global Baroclinic Instability. *ApJ*, 582:869–892.
- Koen, C.  
2015a. Multicolour time series photometry of four short-period weak-lined T Tauri stars. *MNRAS*, 449:1704–1715.
- Koen, C.  
2015b. Multicolour time series photometry of the T Tauri star CVSO 30. *MNRAS*, 450:3991–3998.
- Koen, C.  
2016. Exploring a simple method to estimate spot temperatures in weak-lined T Tauri stars. *MNRAS*, 463:4383–4395.
- Koenigl, A.  
1991. Disk accretion onto magnetic T Tauri stars. *ApJ*, 370:L39–L43.
- Kohn, S. A., E. L. Shkolnik, A. J. Weinberger, J. K. Carlberg, & J. Llama  
2016. Searching for Spectroscopic Binaries within Transition Disk Objects. *ApJ*, 820:2.
- Konopacky, Q. M., A. M. Ghez, G. Duchêne, C. McCabe, & B. A. Macintosh  
2007. Measuring the Mass of a Pre-Main-Sequence Binary Star through the Orbit of TWA 5A. *AJ*, 133:2008–2014.
- Kovács, G., S. Zucker, & T. Mazeh  
2002. A box-fitting algorithm in the search for periodic transits. *A&A*, 391:369–377.

- Kraus, A. L., S. M. Andrews, B. P. Bowler, G. Herczeg, M. J. Ireland, M. C. Liu, S. Metchev, & K. L. Cruz  
2015. An ALMA Disk Mass for the Candidate Protoplanetary Companion to FW Tau. *ApJ*, 798:L23.
- Kraus, A. L. & L. A. Hillenbrand  
2008. Spatial Distributions of Young Stars. *ApJ*, 686:L111.
- Kraus, A. L. & L. A. Hillenbrand  
2009. Unusually Wide Binaries: Are They Wide or Unusual? *ApJ*, 703:1511–1530.
- Kraus, A. L. & M. J. Ireland  
2012. A Young Exoplanet Caught at Formation. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #219*, volume 219 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, P. 228.03.
- Kraus, A. L., M. J. Ireland, L. A. Cieza, S. Hinkley, T. J. Dupuy, B. P. Bowler, & M. C. Liu  
2014. Three Wide Planetary-mass Companions to FW Tau, ROXs 12, and ROXs 42B. *ApJ*, 781:20.
- Kurosawa, R. & M. M. Romanova  
2013. Spectral variability of classical T Tauri stars accreting in an unstable regime. *MNRAS*, 431:2673–2689.
- Kuzuhara, M., M. Tamura, M. Ishii, T. Kudo, S. Nishiyama, & R. Kandori  
2011. The widest-separation substellar companion candidate to a binary t tauri star. *The Astronomical Journal*, 141(4):119.
- Lachapelle, F.-R., D. Lafrenière, J. Gagné, R. Jayawardhana, M. Janson, C. Helling, & S. Witte  
2015. Characterization of Low-mass, Wide-separation Substellar Companions to Stars in Upper Scorpius: Near-infrared Photometry and Spectroscopy. *ApJ*, 802:61.
- Lada, C. J.  
1987. Star formation - From OB associations to protostars. In *Star Forming Regions*, M. Peimbert & J. Jugaku, eds., volume 115 of *IAU Symposium*, Pp. 1–17.
- Lafrenière, D., R. Jayawardhana, M. Janson, C. Helling, S. Witte, & P. Hauschildt  
2011. Discovery of an  $\sim 23 M_{\text{Jup}}$  Brown Dwarf Orbiting  $\sim 700$  AU from the Massive Star HIP 78530 in Upper Scorpius. *ApJ*, 730:42.
- Lafrenière, D., R. Jayawardhana, & M. H. van Kerkwijk  
2008. Direct Imaging and Spectroscopy of a Planetary-Mass Candidate Companion to a Young Solar Analog. *ApJ*, 689:L153.
- Lafrenière, D., R. Jayawardhana, & M. H. van Kerkwijk  
2010. The Directly Imaged Planet Around the Young Solar Analog 1RXS J160929.1 - 210524: Confirmation of Common Proper Motion, Temperature, and Mass. *ApJ*, 719:497–504.

- Lanza, A. F., E. Flaccomio, S. Messina, G. Micela, I. Pagano, & G. Leto  
2016. Spot modelling of periodic weak-line T Tauri stars observed by CoRoT in NGC 2264. *A&A*, 592:A140.
- Lavigne, J.-F., R. Doyon, D. Lafrenière, C. Marois, & T. Barman  
2009. Near-Infrared Observations of GQ Lup b Using the Gemini Integral Field Spectrograph NIFS. *ApJ*, 704:1098–1106.
- Le Blanc, T. S., K. R. Covey, & K. G. Stassun  
2011. Spectral Energy Distributions of Young Stars in IC 348: The Role of Disks in Angular Momentum Evolution of Young, Low-mass Stars. *AJ*, 142:55.
- Leggett, S. K., D. Saumon, M. S. Marley, K. Lodders, J. Canty, P. Lucas, R. L. Smart, C. G. Tinney, D. Homeier, F. Allard, B. Burningham, A. Day-Jones, B. Fegley, M. Ishii, H. R. A. Jones, F. Marocco, D. J. Pinfield, & M. Tamura  
2012. The Properties of the 500 K Dwarf UGPS J072227.51-054031.2 and a Study of the Far-red Flux of Cold Brown Dwarfs. *ApJ*, 748:74.
- Lenz, P. & M. Breger  
2004. Periodo4: A software package to extract multiple frequencies from real data. In *The A-Star Puzzle*, J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, eds., volume 224 of *IAU Symposium*, Pp. 786–790.
- Lenz, P. & M. Breger  
2005. Periodo4 User Guide. *Communications in Asteroseismology*, 146:53–136.
- Libralato, M., D. Nardiello, L. R. Bedin, L. Borsato, V. Granata, L. Malavolta, G. Piotto, P. Ochner, A. Cunial, & V. Nascimbeni  
2016. A PSF-based approach to Kepler/K2 data - II. Exoplanet candidates in Praesepe (M 44). *MNRAS*, 463:1780–1796.
- Lissauer, J. J. & D. J. Stevenson  
2007. Formation of Giant Planets. *Protostars and Planets V*, Pp. 591–606.
- Loinard, L., R. M. Torres, A. J. Mioduszewski, & L. F. Rodríguez  
2008. A Preliminary VLBA Distance to the Core of Ophiuchus, with an Accuracy of 4%. *ApJ*, 675:L29.
- Lomb, N. R.  
1976. Least-squares frequency analysis of unequally spaced data. *Ap&SS*, 39:447–462.
- Lombardi, M., H. Bouy, J. Alves, & C. J. Lada  
2014. Herschel-Planck dust optical-depth and column-density maps. I. Method description and results for Orion. *A&A*, 566:A45.
- Lombardi, M., C. J. Lada, & J. Alves  
2008a. 2MASS wide field extinction maps. II. The Ophiuchus and the Lupus cloud complexes. *A&A*, 489:143–156.
- Lombardi, M., C. J. Lada, & J. Alves  
2008b. Hipparcos distance estimates of the Ophiuchus and the Lupus cloud complexes. *A&A*, 480:785–792.

- Lovos, F. V., M. Gómez, J. A. Ahumada, R. Petrucci, & J. E. Jofré  
2016. Modelado del efecto de manchas frías en el perfil del tránsito de proto-  
planetas en estrellas jóvenes de tipo WTTS. *Boletín de la Asociación Argentina de  
Astronomía La Plata Argentina*, 58:84–86.
- Lowrance, P. J., C. McCarthy, E. E. Becklin, B. Zuckerman, G. Schneider, R. A. Webb,  
D. C. Hines, J. D. Kirkpatrick, D. W. Koerner, F. Low, R. Meier, M. Rieke, B. A.  
Smith, R. J. Terile, & R. I. Thompson  
1999. A Candidate Substellar Companion to CD -33deg 7795(TWA5). *ApJ*, 512 :  
L69 – –L72.
- Lufkin, G., T. Quinn, J. Wadsley, J. Stadel, & F. Governato  
2004. Simulations of gaseous disc-embedded planet interaction. *MNRAS*,  
347:421–429.
- Luhman, K. L.  
2004. A Census of the Chamaeleon I Star-forming Region. *ApJ*, 602:816–842.
- Luhman, K. L.  
2007. The Stellar Population of the Chamaeleon I Star-forming Region. *ApJS*,  
173:104–136.
- Luhman, K. L., P. R. Allen, C. Espaillat, L. Hartmann, & N. Calvet  
2010. The Disk Population of the Taurus Star-Forming Region. *ApJS*, 186:111–  
174.
- Luhman, K. L. & E. E. Mamajek  
2012. The Disk Population of the Upper Scorpius Association. *ApJ*, 758:31.
- Luhman, K. L., E. E. Mamajek, P. R. Allen, A. A. Muench, & D. P. Finkbeiner  
2009. Discovery of a Wide Binary Brown Dwarf Born in Isolation. *ApJ*, 691:1265–  
1275.
- Luhman, K. L. & G. H. Rieke  
1999. Low-Mass Star Formation and the Initial Mass Function in the  $\rho$  Ophiuchi  
Cloud Core. *ApJ*, 525:440–465.
- Luhman, K. L., J. C. Wilson, W. Brandner, M. F. Skrutskie, M. J. Nelson, J. D. Smith,  
D. E. Peterson, M. C. Cushing, & E. Young  
2006. Discovery of a Young Substellar Companion in Chamaeleon. *ApJ*, 649:894–  
899.
- Lunine, J. I., D. P. O'Brien, S. N. Raymond, A. Morbidelli, T. Quinn, & A. L. Graps  
2011. Dynamical Models of Terrestrial Planet Formation. *Advanced Science Letters*,  
4:325–338.
- Lynden-Bell, D. & J. E. Pringle  
1974. The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables.  
*MNRAS*, 168:603–637.
- Lynds, B. T.  
1962. Catalogue of Dark Nebulae. *ApJS*, 7:1.

- MacGregor, M. A., D. J. Wilner, I. Czekala, S. M. Andrews, Y. S. Dai, G. J. Herczeg, K. M. Kratter, A. L. Kraus, L. Ricci, & L. Testi  
2017. ALMA Measurements of Circumstellar Material in the GQ Lup System. *ApJ*, 835:17.
- Maddalena, R. J., M. Morris, J. Moscowitz, & P. Thaddeus  
1986. The large system of molecular clouds in Orion and Monoceros. *ApJ*, 303:375–391.
- Mahmud, N. I., C. J. Crockett, C. M. Johns-Krull, L. Prato, P. M. Hartigan, D. T. Jaffe, & C. A. Beichman  
2011. Starspot-induced Optical and Infrared Radial Velocity Variability in T Tauri Star Hubble I 4. *ApJ*, 736:123.
- Malavolta, L., V. Nascimbeni, G. Piotto, S. N. Quinn, L. Borsato, V. Granata, A. S. Bonomo, F. Marzari, L. R. Bedin, M. Rainer, S. Desidera, A. F. Lanza, E. Poretti, A. Sozzetti, R. J. White, D. W. Latham, A. Cunial, M. Libralato, D. Nardiello, C. Boccato, R. U. Claudi, R. Cosentino, E. Covino, R. Gratton, A. Maggio, G. Micela, E. Molinari, I. Pagano, R. Smareglia, L. Affer, G. Andreuzzi, A. Aparicio, S. Benatti, A. Bignamini, F. Borsa, M. Damasso, L. Di Fabrizio, A. Harutyunyan, M. Esposito, A. F. M. Fiorenzano, D. Gandolfi, P. Giacobbe, J. I. González Hernández, J. Maldonado, S. Masiero, M. Molinaro, M. Pedani, & G. Scandariato  
2016. The GAPS programme with HARPS-N at TNG. XI. Pr 0211 in M 44: the first multi-planet system in an open cluster. *A&A*, 588:A118.
- Manara, C. F., L. Testi, A. Natta, & J. M. Alcalá  
2015. X-Shooter study of accretion in  $\rho$ -Ophiucus: very low-mass stars and brown dwarfs. *A&A*, 579:A66.
- Mann, A. W., E. Gaidos, G. N. Mace, M. C. Johnson, B. P. Bowler, D. LaCourse, T. L. Jacobs, A. Vanderburg, A. L. Kraus, K. F. Kaplan, & D. T. Jaffe  
2016a. Zodiacal Exoplanets in Time (ZEIT). I. A Neptune-sized Planet Orbiting an M4.5 Dwarf in the Hyades Star Cluster. *ApJ*, 818:46.
- Mann, A. W., E. Gaidos, A. Vanderburg, A. C. Rizzuto, M. Ansdell, J. V. Medina, G. N. Mace, A. L. Kraus, & K. R. Sokal  
2017. Zodiacal Exoplanets in Time (ZEIT). IV. Seven Transiting Planets in the Praesepe Cluster. *AJ*, 153:64.
- Mann, A. W., E. R. Newton, A. C. Rizzuto, J. Irwin, G. A. Feiden, E. Gaidos, G. N. Mace, A. L. Kraus, D. J. James, M. Ansdell, D. Charbonneau, K. R. Covey, M. J. Ireland, D. T. Jaffe, M. C. Johnson, B. Kidder, & A. Vanderburg  
2016b. Zodiacal Exoplanets in Time (ZEIT). III. A Short-period Planet Orbiting a Pre-main-sequence Star in the Upper Scorpius OB Association. *AJ*, 152:61.
- Manoj, P., K. H. Kim, E. Furlan, M. K. McClure, K. L. Luhman, D. M. Watson, C. Espaillat, N. Calvet, J. R. Najita, P. D'Alessio, L. Adame, B. A. Sargent, W. J. Forrest, C. Bohac, J. D. Green, & L. A. Arnold  
2011. Spitzer Infrared Spectrograph Survey of Young Stars in the Chamaeleon I Star-Forming Region. *ApJS*, 193:11.

- Marcy, G. W. & R. P. Butler  
2000. Planets Orbiting Other Suns. *PASP*, 112:137–140.
- Mardones, D., P. C. Myers, M. Tafalla, D. J. Wilner, R. Bachiller, & G. Garay  
1997. A Search for Infall Motions toward Nearby Young Stellar Objects. *ApJ*, 489:719–733.
- Marsh, K. A., J. D. Kirkpatrick, & P. Plavchan  
2010. A Young Planetary-Mass Object in the  $\rho$  Oph Cloud Core. *ApJ*, 709:L158–L162.
- Massarotti, A., D. W. Latham, G. Torres, R. A. Brown, & B. D. Oppenheimer  
2005. A Search for Substellar Companions around 15 Weak-Lined T Tauri Stars with the Planetary Camera 2 of the Hubble Space Telescope. *AJ*, 129:2294–2307.
- Mathieu, R. D., F. M. Walter, & P. C. Myers  
1989. The discovery of six pre-main-sequence spectroscopic binaries. *AJ*, 98:987–1001.
- McClure, M. K., E. Furlan, P. Manoj, K. L. Luhman, D. M. Watson, W. J. Forrest, C. Espaillat, N. Calvet, P. D’Alessio, B. Sargent, J. J. Tobin, & H.-F. Chiang  
2010. The Evolutionary State of the Pre-main Sequence Population in Ophiuchus: A Large Infrared Spectrograph Survey. *ApJS*, 188:75–122.
- McDonald, I., A. A. Zijlstra, & R. A. Watson  
2017. Fundamental parameters and infrared excesses of Tycho-Gaia stars. *MNRAS*, 471:770–791.
- Meibom, S., G. Torres, F. Fressin, D. W. Latham, J. F. Rowe, D. R. Ciardi, S. T. Bryson, L. A. Rogers, C. E. Henze, K. Janes, S. A. Barnes, G. W. Marcy, H. Isaacson, D. A. Fischer, S. B. Howell, E. P. Horch, J. M. Jenkins, S. C. Schuler, & J. Crepp  
2013. The same frequency of planets inside and outside open clusters of stars. *Nat*, 499:55–58.
- Meng, H. Y. A., G. H. Rieke, K. Y. L. Su, & A. Gáspár  
2017. The First 40 Million Years of Circumstellar Disk Evolution: The Signature of Terrestrial Planet Formation. *ApJ*, 836:34.
- Messina, S., S. Desidera, M. Turatto, A. C. Lanzafame, & E. F. Guinan  
2010. RACE-OC project: Rotation and variability of young stellar associations within 100 pc. *A&A*, 520:A15.
- Metchev, S. A., L. A. Hillenbrand, & M. R. Meyer  
2004. Ten Micron Observations of Nearby Young Stars. *ApJ*, 600:435–450.
- Mohanty, S., J. Greaves, D. Mortlock, I. Pascucci, A. Scholz, M. Thompson, D. Apai, G. Lodato, & D.Looper  
2013. Protoplanetary Disk Masses from Stars to Brown Dwarfs. *ApJ*, 773:168.
- Mohanty, S., R. Jayawardhana, & D. Barrado y Navascués  
2003. Magellan Echelle Spectroscopy of TW Hydrae Brown Dwarfs. *ApJ*, 593:L109–L112.

- Monin, J.-L., E. T. Whelan, B. Lefloch, C. Dougados, & C. Alves de Oliveira  
2013. A molecular outflow driven by the brown dwarf binary FU Tauri. *A&A*, 551:L1.
- Montesinos, B., C. Eiroa, A. Mora, & B. Merín  
2009. Parameters of Herbig Ae/Be and Vega-type stars. *A&A*, 495:901–917.
- Morales, F. Y., D. L. Padgett, G. Bryden, M. W. Werner, & E. Furlan  
2012. WISE Detections of Dust in the Habitable Zones of Planet-bearing Stars. *ApJ*, 757:7.
- Mordasini, C., Y. Alibert, H. Klahr, & T. Henning  
2012. Characterization of exoplanets from their formation. I. Models of combined planet formation and evolution. *A&A*, 547:A111.
- Muench, A., K. Getman, L. Hillenbrand, & T. Preibisch  
2008. *Star Formation in the Orion Nebula I: Stellar Content*, P. 483.
- Müller, A., M. Keppler, T. Henning, M. Samland, G. Chauvin, H. Beust, A.-L. Maire, K. Molaverdikhani, R. van Boekel, M. Benisty, A. Boccaletti, M. Bonnefoy, F. Cantalloube, B. Charnay, J.-L. Baudino, M. Gennaro, Z. C. Long, A. Cheetham, S. Desidera, M. Feldt, T. Fusco, J. Girard, R. Gratton, J. Hagelberg, M. Janson, A.-M. Lagrange, M. Langlois, C. Lazzoni, R. Ligi, F. Ménard, D. Mesa, M. Meyer, P. Mollière, C. Mordasini, T. Moulin, A. Pavlov, N. Pawellek, S. P. Quanz, J. Ramos, D. Rouan, E. Sissa, E. Stadler, A. Vigan, Z. Wahhaj, L. Weber, & A. Zurlo  
2018. Orbital and atmospheric characterization of the planet within the gap of the PDS 70 transition disk. *A&A*, 617:L2.
- Murray, C. D. & S. F. Dermott  
1998. *Solar System Dynamics*. Cambridge University Press.
- Muzerolle, J., L. E. Allen, S. T. Megeath, J. Hernández, & R. A. Gutermuth  
2010. A Spitzer Census of Transitional Protoplanetary Disks with AU-scale Inner Holes. *ApJ*, 708:1107–1118.
- Muzerolle, J., L. Hartmann, & N. Calvet  
1998. Emission-Line Diagnostics of T Tauri Magnetospheric Accretion. I. Line Profile Observations. *AJ*, 116:455–468.
- Myers, P. C.  
1998. Cluster-forming Molecular Cloud Cores. *ApJ*, 496:L109–L112.
- Myers, P. C., G. A. Fuller, A. A. Goodman, & P. J. Benson  
1991. Dense cores in dark clouds. VI - Shapes. *ApJ*, 376:561–572.
- Nagasawa, M. & S. Ida  
2011. Orbital Distributions of Close-in Planets and Distant Planets Formed by Scattering and Dynamical Tides. *ApJ*, 742:72.
- Najita, J. R., S. M. Andrews, & J. Muzerolle  
2015. Demographics of transition discs in Ophiuchus and Taurus. *MNRAS*, 450:3559–3567.



- Nascimbeni, V., G. Piotto, S. Ortolani, G. Giuffrida, P. M. Marrese, D. Magrin, R. Razzoni, I. Pagano, H. Rauer, J. Cabrera, D. Pollacco, A. M. Heras, M. Deleuil, L. Gizon, & V. Granata  
2016. An all-sky catalogue of solar-type dwarfs for exoplanetary transit surveys. *MNRAS*, 463:4210–4222.
- Natta, A., L. Testi, & S. Randich  
2006. Accretion in the  $\rho$ -Ophiuchi pre-main sequence stars. *A&A*, 452:245–252.
- Nelson, R. P. & J. C. B. Papaloizou  
2004. The interaction of giant planets with a disc with MHD turbulence - IV. Migration rates of embedded protoplanets. *MNRAS*, 350:849–864.
- Neuhäuser, R., E. W. Guenther, G. Wuchterl, M. Mugrauer, A. Bedalov, & P. H. Hauschildt  
2005. Evidence for a co-moving sub-stellar companion of GQ Lup. *A&A*, 435:L13–L16.
- Neuhäuser, R., T. O. B. Schmidt, V. V. Hambaryan, & N. Vogt  
2010. Orbital motion of the young brown dwarf companion TWA 5 B. *A&A*, 516:A112.
- Nuernberger, D., W. Brandner, H. W. Yorke, & H. Zinnecker  
1998. Millimeter continuum observations of X-ray selected TTauri stars in Ophiuchus. *A&A*, 330:549–558.
- Obermeier, C., T. Henning, J. E. Schlieder, I. J. M. Crossfield, E. A. Petigura, A. W. Howard, E. Sinukoff, H. Isaacson, D. R. Ciardi, T. J. David, L. A. Hillenbrand, C. A. Beichman, S. B. Howell, E. Horch, M. Everett, L. Hirsch, J. Teske, J. L. Christiansen, S. Lépine, K. M. Aller, M. C. Liu, R. P. Saglia, J. Livingston, & M. Kluge  
2016. K2 Discovers a Busy Bee: An Unusual Transiting Neptune Found in the Beehive Cluster. *AJ*, 152:223.
- O’deh, C. R., Z. Wen, & X. Hu  
1993. Discovery of new objects in the Orion nebula on HST images - Shocks, compact sources, and protoplanetary disks. *ApJ*, 410:696–700.
- Offner, S. S. R., K. M. Kratter, C. D. Matzner, M. R. Krumholz, & R. I. Klein  
2010. The Formation of Low-mass Binary Star Systems Via Turbulent Fragmentation. *ApJ*, 725:1485–1494.
- Oh, D., J. Hashimoto, M. Tamura, J. Wisniewski, E. Akiyama, T. Currie, S. Mayama, M. Takami, C. Thalmann, T. Kudo, N. Kusakabe, L. Abe, W. Brandner, T. D. Brandt, J. C. Carson, S. Egner, M. Feldt, M. Goto, C. A. Grady, O. Guyon, Y. Hayano, M. Hayashi, S. S. Hayashi, T. Henning, K. W. Hodapp, M. Ishii, M. Iye, M. Janson, R. Kandori, G. R. Knapp, M. Kuzuhara, J. Kwon, T. Matsuo, M. W. Mcelwain, S. Miyama, J.-I. Morino, A. Moro-Martín, T. Nishimura, T.-S. Pyo, E. Serabyn, T. Suenaga, H. Suto, R. Suzuki, Y. H. Takahashi, N. Takato, H. Tera-da, E. L. Turner, M. Watanabe, T. Yamada, H. Takami, & T. Usuda  
2016. Near-infrared imaging polarimetry of LkCa 15: A possible warped inner disk<sup>a</sup>. *PASJ*, 68:L3.

- Onitsuka, M., A. Fukui, N. Narita, T. Hirano, N. Kusakabe, T. Ryu, & M. Tamura  
2017. Multi-color simultaneous photometry of the T-Tauri star with planetary candidate, CVSO 30. *PASJ*, 69:L2.
- Osborn, H. P., J. E. Rodriguez, M. A. Kenworthy, G. M. Kennedy, E. E. Mamajek, C. E. Robinson, C. C. Espillat, D. J. Armstrong, B. J. Shappee, A. Bieryla, D. W. Latham, D. R. Anderson, T. G. Beatty, P. Berlind, M. L. Calkins, G. A. Esquerdo, B. S. Gaudi, C. Hellier, T. W.-S. Holoién, D. James, C. S. Kochanek, R. B. Kuhn, M. B. Lund, J. Pepper, D. L. Pollacco, J. L. Prieto, R. J. Siverd, K. G. Stassun, D. J. Stevens, K. Z. Stanek, & R. G. West  
2017. Periodic eclipses of the young star PDS 110 discovered with WASP and KELT photometry. *MNRAS*, 471:740–749.
- Oshagh, M., I. Boisse, G. Boué, M. Montalto, N. C. Santos, X. Bonfils, & N. Haghighipour  
2013. SOAP-T: a tool to study the light curve and radial velocity of a system with a transiting planet and a rotating spotted star. *A&A*, 549:A35.
- Osterloh, M. & S. V. W. Beckwith  
1995. Millimeter-wave continuum measurements of young stars. *ApJ*, 439:288–302.
- Padgett, D. L., L. Cieza, K. R. Stapelfeldt, N. J. Evans, II, D. Koerner, A. Sargent, M. Fukagawa, E. F. van Dishoeck, J.-C. Augereau, L. Allen, G. Blake, T. Brooke, N. Chapman, P. Harvey, A. Porras, S.-P. Lai, L. Mundy, P. C. Myers, W. Spiesman, & Z. Wahhaj  
2006. The SPITZER c2d Survey of Weak-Line T Tauri Stars. I. Initial Results. *ApJ*, 645:1283–1296.
- Palla, F. & S. W. Stahler  
2002. Star Formation in Space and Time: Taurus-Auriga. *ApJ*, 581:1194–1203.
- Papaloizou, J. C. B. & G. Q. G. Stanley  
1986. The structure and stability of the accretion disc boundary layer. *MNRAS*, 220:593–610.
- Parks, J. R., P. Plavchan, R. J. White, & A. H. Gee  
2014. Periodic and Aperiodic Variability in the Molecular Cloud  $\rho$  Ophiuchus. *ApJS*, 211:3.
- Patience, J., R. R. King, R. J. De Rosa, A. Vigan, S. Witte, E. Rice, C. Helling, & P. Hauschildt  
2012. Spectroscopy across the brown dwarf/planetary mass boundary. I. Near-infrared JHK spectra. *A&A*, 540:A85.
- Peña Ramírez, K., V. J. S. Béjar, & M. R. Zapatero Osorio  
2016. A new free-floating planet in the Upper Scorpius association. *A&A*, 586:A157.
- Pecaut, M. J. & E. E. Mamajek  
2016. The star formation history and accretion-disc fraction among the K-type members of the Scorpius-Centaurus OB association. *MNRAS*, 461:794–815.

- Pecaut, M. J., E. E. Mamajek, & E. J. Bubar  
2012. A Revised Age for Upper Scorpius and the Star Formation History among the F-type Members of the Scorpius-Centaurus OB Association. *ApJ*, 746:154.
- Pepper, J., E. Gillen, H. Parviainen, L. A. Hillenbrand, A. M. Cody, S. Aigrain, J. Stauffer, F. J. Vrba, T. David, J. Lillo-Box, K. G. Stassun, K. E. Conroy, B. J. S. Pope, & D. Barrado  
2017. A Low-mass Exoplanet Candidate Detected by K2 Transiting the Praesepe M Dwarf JS 183. *AJ*, 153:177.
- Percy, J. R., S. Grynko, R. Seneviratne, & W. Herbst  
2010. Self-Correlation Analysis of the Photometric Variability of T Tauri Stars. II. A Survey. *PASP*, 122:753.
- Petrucci, R. & E. Jofré  
2016. FOTOMCAp: a new quasi-automatic code for high-precision photometry. *ArXiv e-prints*.
- Petrucci, R., E. Jofré, M. Melita, M. Gómez, & P. Mauas  
2015. Transit timing variation analysis in southern stars: the case of WASP-28. *MNRAS*, 446:1389–1398.
- Piétu, V., A. Dutrey, & S. Guilloteau  
2007. Probing the structure of protoplanetary disks: a comparative study of DM Tau, LkCa 15, and MWC 480. *A&A*, 467:163–178.
- Pillitteri, I., S. Sciortino, E. Flaccomio, B. Stelzer, G. Micela, F. Damiani, L. Testi, T. Montmerle, N. Grosso, F. Favata, & G. Giardino  
2010. Results from DROXO. III. Observation, source list, and X-ray properties of sources detected in the “Deep Rho Ophiuchi XMM-Newton Observation”. *A&A*, 519:A34.
- Pollacco, D., I. Skillen, A. Collier Cameron, D. Christian, J. Irwin, T. Lister, R. Street, R. West, W. Clarkson, N. Evans, A. Fitzsimmons, C. Haswell, C. Hellier, S. Hodgkin, K. Horne, B. Jones, S. Kane, F. Keenan, A. Norton, J. Osborne, R. Ryans, & P. Wheatley  
2006. The WASP Project and SuperWASP Camera. *Ap&SS*, 304:253–255.
- Pollack, J. B., O. Hubickyj, P. Bodenheimer, J. J. Lissauer, M. Podolak, & Y. Greenzweig  
1996. Formation of the Giant Planets by Concurrent Accretion of Solids and Gas. *Icarus*, 124:62–85.
- Pope, B. J. S., H. Parviainen, & S. Aigrain  
2016. Transiting exoplanet candidates from K2 Campaigns 5 and 6. *MNRAS*, 461:3399–3409.
- Prato, L.  
2007. A Survey for Young Spectroscopic Binary K7-M4 Stars in Ophiuchus. *ApJ*, 657:338–346.

- Prato, L., M. Huerta, C. M. Johns-Krull, N. Mahmud, D. T. Jaffe, & P. Hartigan  
2008. A Young-Planet Search in Visible and Infrared Light: DN Tauri, V836 Tauri,  
and V827 Tauri. *ApJ*, 687:L103.
- Prato, L. & M. Simon  
1997. Are Both Stars in a Classic T Tauri Binary Classic T Tauri Stars? *ApJ*,  
474:455–463.
- Preibisch, T., A. G. A. Brown, T. Bridges, E. Guenther, & H. Zinnecker  
2002. Exploring the Full Stellar Population of the Upper Scorpius OB Associa-  
tion. *AJ*, 124:404–416.
- Preibisch, T. & E. Mamajek  
2008. *The Nearest OB Association: Scorpius-Centaurus (Sco OB2)*, P. 235.
- Press, W. H. & G. B. Rybicki  
1989. Fast algorithm for spectral analysis of unevenly sampled data. *ApJ*,  
338:277–280.
- Pringle, J. E.  
1977. Soft X-ray emission from dwarf novae. *MNRAS*, 178:195–202.
- Quinn, S. N., R. J. White, D. W. Latham, L. A. Buchhave, J. R. Cantrell, S. E. Dahm,  
G. Fűrész, A. H. Szentgyorgyi, J. C. Geary, G. Torres, A. Bieryla, P. Berlind, M. C.  
Calkins, G. A. Esquerdo, & R. P. Stefanik  
2012. Two “b”s in the Beehive: The Discovery of the First Hot Jupiters in an  
Open Cluster. *ApJ*, 756:L33.
- Quinn, S. N., R. J. White, D. W. Latham, L. A. Buchhave, G. Torres, R. P. Stefanik,  
P. Berlind, A. Bieryla, M. C. Calkins, G. A. Esquerdo, G. Fűrész, J. C. Geary, &  
A. H. Szentgyorgyi  
2014. HD 285507b: An Eccentric Hot Jupiter in the Hyades Open Cluster. *ApJ*,  
787:27.
- Rabus, M., R. Alonso, J. A. Belmonte, H. J. Deeg, R. L. Gilliland, J. M. Almenara,  
T. M. Brown, D. Charbonneau, & G. Mandushev  
2009. A cool starspot or a second transiting planet in the TrES-1 system? *A&A*,  
494:391–397.
- Raetz, S., T. O. B. Schmidt, S. Czesla, T. Klocová, L. Holmes, R. Errmann, M. Kitze,  
M. Fernández, A. Sota, C. Briceño, J. Hernández, J. J. Downes, D. P. Dimitrov,  
D. Kjurkchieva, V. Radeva, Z.-Y. Wu, X. Zhou, H. Takahashi, T. Henych, M. See-  
liger, M. Mugrauer, C. Adam, C. Marka, J. G. Schmidt, M. M. Hohle, C. Ginski,  
T. Pribulla, L. Treppl, M. Moualla, N. Pawellek, J. Gelszinnis, S. Buder, S. Masda,  
G. Maciejewski, & R. Neuhäuser  
2016. YETI observations of the young transiting planet candidate CVSO 30 b.  
*MNRAS*, 460:2834–2852.
- Rafikov, R. R.  
2005. Can Giant Planets Form by Direct Gravitational Instability? *ApJ*, 621:L69–  
L72.

- Ratzka, T., R. Köhler, & C. Leinert  
2005. A multiplicity survey of the  $\rho$  Ophiuchi molecular clouds. *A&A*, 437:611–626.
- Raymond, S.  
2011. *Hill Radius/Sphere*, Pp. 757–757. Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg.
- Rebollido, I., B. Merín, Á. Ribas, I. Bustamante, H. Bouy, P. Riviere-Marichalar, T. Prusti, G. L. Pilbratt, P. André, & P. Ábrahám  
2015. Infrared study of transitional disks in Ophiuchus with Herschel. *A&A*, 581:A30.
- Rebull, L. M., A. M. Cody, K. R. Covey, H. M. Günther, L. A. Hillenbrand, P. Plavchan, K. Poppenhaeger, J. R. Stauffer, S. J. Wolk, R. Gutermuth, M. Morales-Calderón, I. Song, D. Barrado, A. Bayo, D. James, J. L. Hora, F. J. Vrba, C. Alves de Oliveira, J. Bouvier, S. J. Carey, J. M. Carpenter, F. Favata, K. Flaherty, J. Forbrich, J. Hernandez, M. J. McCaughrean, S. T. Megeath, G. Micela, H. A. Smith, S. Terebey, N. Turner, L. Allen, D. Ardila, H. Bouy, & S. Guieu  
2014. Young Stellar Object VARIability (YSOVAR): Long Timescale Variations in the Mid-infrared. *AJ*, 148:92.
- Rebull, L. M., J. R. Stauffer, A. M. Cody, L. A. Hillenbrand, T. J. David, & M. Pinsonneault  
2018. Rotation of Low-mass Stars in Upper Scorpius and  $\rho$  Ophiuchus with K2. *AJ*, 155:196.
- Rekowski, M. V. & H.-E. Froehlich  
1997. Accretion disk boundary layers in classical T Tauri stars. *A&A*, 319:225–234.
- Riaud, P., D. Mawet, O. Absil, A. Boccaletti, P. Baudoz, E. Herwats, & J. Surdej  
2006. Coronagraphic imaging of three weak-line T Tauri stars: evidence of planetary formation around PDS 70. *A&A*, 458:317–325.
- Riaz, B. & J. E. Gizis  
2012. Herschel PACS and SPIRE observations of TW Hydrae association brown dwarf disks. *A&A*, 548:A54.
- Riaz, B., G. Lodato, D. Stamatellos, & J. E. Gizis  
2012. Herschel SPIRE observations of the TWA brown dwarf disc 2MASSW J1207334-393254. *MNRAS*, 422:L6–L10.
- Ricci, L., M. Robberto, & D. R. Soderblom  
2008. The Hubble Space Telescope/Advanced Camera for Surveys Atlas of Protoplanetary Disks in the Great Orion Nebula. *AJ*, 136:2136–2151.
- Ricci, L., L. Testi, A. Natta, & K. J. Brooks  
2010. Dust grain growth in  $\rho$ -Ophiuchi protoplanetary disks. *A&A*, 521:A66.
- Rice, J. B., K. G. Strassmeier, & M. Kopf  
2011. The Surface of V410 Tauri. *ApJ*, 728:69.

- Rice, W. K. M. & P. J. Armitage  
2005. Quantifying Orbital Migration from Exoplanet Statistics and Host Metallicities. *ApJ*, 630:1107–1113.
- Rice, W. K. M., P. J. Armitage, M. R. Bate, & I. A. Bonnell  
2003. Astrometric signatures of self-gravitating protoplanetary discs. *MNRAS*, 338:227–232.
- Richichi, A., I. Percheron, & M. Khristoforova  
2005. CHARM2: An updated Catalog of High Angular Resolution Measurements. *A&A*, 431:773–777.
- Ridge, N., J. Alves, J. Pineda, J. Foster, & A. Goodman  
2006. The COMPLETE Density Structure of Star Forming Cores: IR-extinction mapping in Ophiuchus. NOAO Proposal.
- Rieke, G. H. & M. J. Lebofsky  
1985. The interstellar extinction law from 1 to 13 microns. *ApJ*, 288:618–621.
- Rigliaco, E., B. Wilking, M. R. Meyer, R. D. Jeffries, M. Cottaar, A. Frasca, N. J. Wright, A. Bayo, R. Bonito, F. Damiani, R. J. Jackson, F. Jiménez-Esteban, V. M. Kalari, A. Klutsch, A. C. Lanzafame, G. Sacco, G. Gilmore, S. Randich, E. J. Alfaro, A. Bragaglia, M. T. Costado, E. Franciosini, C. Lardo, L. Monaco, L. Morbidelli, L. Prisinzano, S. G. Sousa, & S. Zaggia  
2016. The Gaia-ESO Survey: Dynamical analysis of the L1688 region in Ophiuchus. *A&A*, 588:A123.
- Rizzuto, A. C., M. J. Ireland, T. J. Dupuy, & A. L. Kraus  
2016. Dynamical Masses of Young Stars. I. Discordant Model Ages of Upper Scorpius. *ApJ*, 817:164.
- Rizzuto, A. C., A. W. Mann, A. Vanderburg, A. L. Kraus, & K. R. Covey  
2017. Zodiacal Exoplanets in Time (ZEIT). V. A Uniform Search for Transiting Planets in Young Clusters Observed by K2. *AJ*, 154:224.
- Rodríguez, J. E., M. Ansdell, R. J. Oelkers, P. A. Cargile, E. Gaidos, A. M. Cody, D. J. Stevens, G. Somers, D. James, T. G. Beatty, R. J. Siverd, M. B. Lund, R. B. Kuhn, B. S. Gaudi, J. Pepper, & K. G. Stassun  
2017. Identification of Young Stellar Variables with KELT for K2. I. Taurus Dippers and Rotators. *ApJ*, 848:97.
- Rojas-Ayala, B., K. R. Covey, P. S. Muirhead, & J. P. Lloyd  
2012. Metallicity and Temperature Indicators in M Dwarf K-band Spectra: Testing New and Updated Calibrations with Observations of 133 Solar Neighborhood M Dwarfs. *ApJ*, 748:93.
- Ruíz-Rodríguez, D., M. Ireland, L. Cieza, & A. Kraus  
2016. The frequency of binary star interlopers amongst transitional discs. *MNRAS*, 463:3829–3847.

- Sallum, S., J. Eisner, L. M. Close, P. M. Hinz, K. B. Follette, K. Kratter, A. J. Skemer, V. P. Bailey, R. Briguglio, D. Defrere, B. A. Macintosh, J. R. Males, K. M. Morzinski, A. T. Puglisi, T. J. Rodigas, E. Spalding, P. G. Tuthill, A. Vaz, A. Weinberger, & M. Xomperio  
2016. Imaging protoplanets: observing transition disks with non-redundant masking. In *Optical and Infrared Interferometry and Imaging V*, volume 9907 of , P. 99070D.
- Sallum, S., K. B. Follette, J. A. Eisner, L. M. Close, P. Hinz, K. Kratter, J. Males, A. Skemer, B. Macintosh, P. Tuthill, V. Bailey, D. Defrère, K. Morzinski, T. Rodigas, E. Spalding, A. Vaz, & A. J. Weinberger  
2015. Accreting protoplanets in the LkCa 15 transition disk. *Nat*, 527:342–344.
- Salyk, C., G. J. Herczeg, J. M. Brown, G. A. Blake, K. M. Pontoppidan, & E. F. van Dishoeck  
2013. Measuring Protoplanetary Disk Accretion with H I Pfund  $\beta$ . *ApJ*, 769:21.
- Sanchis-Ojeda, R., J. N. Winn, M. J. Holman, J. A. Carter, D. J. Osip, & C. I. Fuentes  
2011. Starspots and Spin-orbit Alignment in the WASP-4 Exoplanetary System. *ApJ*, 733:127.
- Sargent, B. A., W. J. Forrest, C. Tayrien, M. K. McClure, D. M. Watson, G. C. Sloan, A. Li, P. Manoj, C. J. Bohac, E. Furlan, K. H. Kim, & J. D. Green  
2009. Dust Processing and Grain Growth in Protoplanetary Disks in the Taurus-Auriga Star-Forming Region. *ApJS*, 182:477–508.
- Sartori, M. J., J. R. D. Lépine, & W. S. Dias  
2003. Formation scenarios for the young stellar associations between galactic longitudes  $l = 280\text{degr} - 360\text{degr}$ . *A&A*, 404:913–926.
- Sato, B., H. Izumiura, E. Toyota, E. Kambe, Y. Takeda, S. Masuda, M. Omiya, D. Murata, Y. Itoh, H. Ando, M. Yoshida, M. Ikoma, E. Kokubo, & S. Ida  
2007. A Planetary Companion to the Hyades Giant  $\epsilon$  Tauri. *ApJ*, 661:527–531.
- Satyvoldiev, V.  
1982. Observations of Variable Stars in the Association Scorpius / Ophiuchus - Part Two - Irregular. *Peremennyye Zvezdy Prilozhenie*, 4:127.
- Savanov, I. S.  
2010. Spots and active longitudes on the surface of the young star Par 1724 in Orion. *Astronomy Reports*, 54:228–233.
- Scargle, J. D.  
1982. Studies in astronomical time series analysis. II - Statistical aspects of spectral analysis of unevenly spaced data. *ApJ*, 263:835–853.
- Schaefer, G. H., L. Prato, & M. Simon  
2018. Orbital Motion of Young Binaries in Ophiuchus and Upper Centaurus-Lupus. *AJ*, 155:109.
- Schaefer, G. H., M. Simon, T. L. Beck, E. Nelan, & L. Prato  
2006. Dynamical Mass Estimates for Incomplete Orbits: Young Multiple Stars in Taurus and Ophiuchus. *AJ*, 132:2618–2633.

- Scharf, C. & K. Menou  
2009. Long-Period Exoplanets From Dynamical Relaxation. *ApJ*, 693:L113–L117.
- Scheegerer, A. A., T. Ratzka, P. A. Schuller, S. Wolf, L. Mosoni, & C. Leinert  
2013. Multiwavelength interferometric observations and modeling of circumstellar disks. *A&A*, 555:A103.
- Schmidt, T. O. B., R. Neuhäuser, C. Briceño, N. Vogt, S. Raetz, A. Seifahrt, C. Ginski, M. Mugrauer, S. Buder, C. Adam, P. Hauschildt, S. Witte, C. Helling, & J. H. M. M. Schmitt  
2016. Direct Imaging discovery of a second planet candidate around the possibly transiting planet host CVSO 30. *A&A*, 593:A75.
- Schmidt, T. O. B., R. Neuhäuser, A. Seifahrt, N. Vogt, A. Bedalov, C. Helling, S. Witte, & P. H. Hauschildt  
2008a. Direct evidence of a sub-stellar companion around CT Chamaeleontis. *A&A*, 491:311–320.
- Schmidt, T. O. B., R. Neuhäuser, A. Seifahrt, N. Vogt, A. Bedalov, C. Helling, S. Witte, & P. H. Hauschildt  
2008b. Direct evidence of a sub-stellar companion around CT Chamaeleontis. *A&A*, 491:311–320.
- Schneider, A. C., J. Windsor, M. C. Cushing, J. D. Kirkpatrick, & E. L. Wright  
2016. WISEA J114724.10-204021.3: A Free-floating Planetary Mass Member of the TW Hya Association. *ApJ*, 822:L1.
- Scholz, A.  
2012. The frequency of large variations in the near-infrared fluxes of T Tauri stars. *MNRAS*, 420:1495–1502.
- Scholz, A., R. Jayawardhana, & A. Brandeker  
2005. Whims of an Accreting Young Brown Dwarf: Exploring the Emission-Line Variability of 2MASSW J1207334-393254. *ApJ*, 629:L41–L44.
- Schwarzenberg-Czerny, A.  
1989. On the advantage of using analysis of variance for period search. *MNRAS*, 241:153–165.
- Seager, S. & G. Mallén-Ornelas  
2003. A Unique Solution of Planet and Star Parameters from an Extrasolar Planet Transit Light Curve. *ApJ*, 585:1038–1055.
- Seifahrt, A., R. Neuhäuser, & P. H. Hauschildt  
2007. Near-infrared integral-field spectroscopy of the companion to GQ Lupi. *A&A*, 463:309–313.
- Seperuelo Duarte, E., S. H. P. Alencar, C. Batalha, & D. Lopes  
2008. Spectrophotometric analysis of the T Tauri star GQ Lupi A. *A&A*, 489:349–357.



- Sestito, P., F. Palla, & S. Randich  
2008. An assessment of Li abundances in weak-lined and classical T Tauri stars of the Taurus-Auriga association. *A&A*, 487:965–973.
- Shevchenko, V. S. & W. Herbst  
1998. The Search for Rotational Modulation of T Tauri Stars in the Ophiuchus Dark Clouds. *AJ*, 116:1419–1431.
- Shu, F., J. Najita, E. Ostriker, F. Wilkin, S. Ruden, & S. Lizano  
1994. Magnetocentrifugally driven flows from young stars and disks. 1: A generalized model. *ApJ*, 429:781–796.
- Shu, F. H. & F. C. Adams  
1987. Star formation and the circumstellar matter of young stellar objects. In *Circumstellar Matter*, I. Appenzeller & C. Jordan, eds., volume 122 of *IAU Symposium*, Pp. 7–22.
- Simon, M., A. M. Ghez, C. Leinert, L. Cassar, W. P. Chen, R. R. Howell, R. F. Jameson, K. Matthews, G. Neugebauer, & A. Richichi  
1995. A Lunar Occultation and Direct Imaging Survey of Multiplicity in the Ophiuchus and Taurus Star-forming Regions. *ApJ*, 443:625.
- Simon, M., S. Guilloteau, E. Di Folco, A. Dutrey, N. Grosso, V. Piétu, E. Chapillon, L. Prato, G. H. Schaefer, E. Rice, & Y. Boehler  
2017. Dynamical Masses of Low-mass Stars in the Taurus and Ophiuchus Star-forming Regions. *ApJ*, 844:158.
- Simon, M. & L. Prato  
1995. Disk Dissipation in Single and Binary Young Star Systems in Taurus. *ApJ*, 450:824.
- Siwak, M., W. Ogloza, S. M. Rucinski, A. F. J. Moffat, J. M. Matthews, C. Cameron, D. B. Guenther, R. Kuschnig, J. F. Rowe, D. Sasselov, & W. W. Weiss  
2016. Stable and unstable accretion in the classical T Tauri stars IM Lup and RU Lup as observed by MOST. *MNRAS*, 456:3972–3984.
- Siwak, M., S. M. Rucinski, J. M. Matthews, R. Kuschnig, D. B. Guenther, A. F. J. Moffat, D. Sasselov, & W. W. Weiss  
2011. Analysis of MOST light curves of five young stars in Taurus-Auriga and Lupus 3 star-forming regions. *MNRAS*, 415:1119–1124.
- Skelly, M. B., J.-F. Donati, J. Bouvier, K. N. Grankin, Y. C. Unruh, S. A. Artemenko, & P. Petrov  
2010. Dynamo processes in the T Tauri star V410 Tau. *MNRAS*, 403:159–169.
- Skelly, M. B., Y. C. Unruh, J. R. Barnes, W. A. Lawson, J.-F. Donati, & A. Collier Cameron  
2009. Doppler images and chromospheric variability of TWA 17. *MNRAS*, 399:1829–1838.

- Skelly, M. B., Y. C. Unruh, A. Collier Cameron, J. R. Barnes, J.-F. Donati, W. A. Lawson, & B. D. Carter  
2008. Doppler images and chromospheric variability of TWA 6. *MNRAS*, 385:708–718.
- Skiff, B. A.  
2014. VizieR Online Data Catalog: Catalogue of Stellar Spectral Classifications (Skiff, 2009-2016). *VizieR Online Data Catalog*, P. B/mk.
- Skrzypek, N., S. J. Warren, & J. K. Faherty  
2016. Photometric brown-dwarf classification. II. A homogeneous sample of 1361 L and T dwarfs brighter than  $J = 17.5$  with accurate spectral types. *A&A*, 589:A49.
- Skrzypek, N., S. J. Warren, J. K. Faherty, D. J. Mortlock, A. J. Burgasser, & P. C. Hewett  
2015. Photometric brown-dwarf classification. I. A method to identify and accurately classify large samples of brown dwarfs without spectroscopy. *A&A*, 574:A78.
- Sokoloff, D. D., S. N. Nefedov, A. A. Ermash, & S. A. Lamzin  
2008. Dynamo model with a small number of modes and magnetic activity of T Tauri stars. *Astronomy Letters*, 34:761–771.
- Song, I., G. Schneider, B. Zuckerman, J. Farihi, E. E. Becklin, M. S. Bessell, P. Lowrance, & B. A. Macintosh  
2006. HST NICMOS Imaging of the Planetary-mass Companion to the Young Brown Dwarf 2MASSW J1207334-393254. *ApJ*, 652:724–729.
- Song, I., G. Schneider, B. Zuckerman, J. Farihi, E. E. Becklin, M. S. Bessell, P. Lowrance, & B. A. Macintosh  
2006. Hst nicmos imaging of the planetary-mass companion to the young brown dwarf 2massw j1207334â393254. *The Astrophysical Journal*, 652(1):724.
- Stamatellos, D. & G. J. Herczeg  
2015. The properties of discs around planets and brown dwarfs as evidence for disc fragmentation. *MNRAS*, 449:3432–3440.
- Stauffer, J., A. M. Cody, A. Baglin, S. Alencar, L. Rebull, L. A. Hillenbrand, L. Venuti, N. J. Turner, J. Carpenter, P. Plavchan, K. Findeisen, S. Carey, S. Terebey, M. Morales-Calderón, J. Bouvier, G. Micela, E. Flaccomio, I. Song, R. Gutermuth, L. Hartmann, N. Calvet, B. Whitney, D. Barrado, F. J. Vrba, K. Covey, W. Herbst, G. Furesz, S. Aigrain, & F. Favata  
2014. CSI 2264: Characterizing Accretion-burst Dominated Light Curves for Young Stars in NGC 2264. *AJ*, 147:83.
- Stauffer, J., A. M. Cody, P. McGinnis, L. Rebull, L. A. Hillenbrand, N. J. Turner, J. Carpenter, P. Plavchan, S. Carey, S. Terebey, M. Morales-Calderón, S. H. P. Alencar, J. Bouvier, L. Venuti, L. Hartmann, N. Calvet, G. Micela, E. Flaccomio, I. Song, R. Gutermuth, D. Barrado, F. J. Vrba, K. Covey, D. Padgett, W. Herbst,

- E. Gillen, W. Lyra, M. Medeiros Guimaraes, H. Bouy, & F. Favata  
2015. CSI 2264: Characterizing Young Stars in NGC 2264 With Short-Duration Periodic Flux Dips in Their Light Curves. *AJ*, 149:130.
- Stauffer, J., A. M. Cody, L. Rebull, L. A. Hillenbrand, N. J. Turner, J. Carpenter, S. Carey, S. Terebey, M. Morales-Calderón, S. H. P. Alencar, P. McGinnis, A. Sousa, J. Bouvier, L. Venuti, L. Hartmann, N. Calvet, G. Micela, E. Flaccomio, I. Song, R. Gutermuth, D. Barrado, F. J. Vrba, K. Covey, W. Herbst, E. Gillen, M. Medeiros Guimarães, H. Bouy, & F. Favata  
2016. CSI 2264: Characterizing Young Stars in NGC 2264 with Stochastically Varying Light Curves. *AJ*, 151:60.
- Stauffer, J., A. Collier Cameron, M. Jardine, T. J. David, L. Rebull, A. M. Cody, L. A. Hillenbrand, D. Barrado, S. Wolk, J. Davenport, & M. Pinsonneault  
2017. Orbiting Clouds of Material at the Keplerian Co-rotation Radius of Rapidly Rotating Low-mass WTTs in Upper Sco. *AJ*, 153:152.
- Stauffer, J., L. Rebull, T. J. David, M. Jardine, A. Collier Cameron, A. M. Cody, L. A. Hillenbrand, D. Barrado, J. van Eyken, C. Melis, & C. Briceño  
2018. More Rapidly Rotating PMS M Dwarfs with Light Curves Suggestive of Orbiting Clouds of Material. *AJ*, 155:63.
- Stauffer, J. B. & L. W. Hartmann  
1986. The rotational velocities of low-mass stars. *PASP*, 98:1233–1251.
- Stelzer, B., J. M. Alcalá, A. Scholz, A. Natta, S. Randich, & E. Covino  
2013a. X-shooter spectroscopy of FU Tauri A. *A&A*, 551:A106.
- Stelzer, B., A. Frasca, J. M. Alcalá, C. F. Manara, K. Biazzo, E. Covino, E. Rigliaco, L. Testi, S. Covino, & V. D'Elia  
2013b. X-shooter spectroscopy of young stellar objects. III. Photospheric and chromospheric properties of Class III objects. *A&A*, 558:A141.
- Stelzer, B., A. Scholz, C. Argiroffi, & G. Micela  
2010. The enigmatic young brown dwarf binary FUTau: accretion and activity. *MNRAS*, 408:1095–1102.
- Stelzer, B., A. Scholz, & R. Jayawardhana  
2007. Emission Line Variability of the Accreting Young Brown Dwarf 2MASSW J1207334-393254: From Hours to Years. *ApJ*, 671:842–852.
- Strassmeier, K. G. & J. B. Rice  
1998. Doppler imaging of stellar surface structure. IX. A high-resolution image of the weak-lined T Tauri star HDE 283572 = V987 Tauri. *A&A*, 339:497–506.
- Strom, K. M., S. E. Strom, S. Edwards, S. Cabrit, & M. F. Skrutskie  
1989. Circumstellar material associated with solar-type pre-main-sequence stars - A possible constraint on the timescale for planet building. *AJ*, 97:1451–1470.
- Struve, O. & M.øbing@  
1949. Stellar Spectra with Emission Lines in the Obscuring Clouds of Ophiuchus and Scorpius. *ApJ*, 109:92.

- Terquem, C. & J. C. B. Papaloizou  
2000. The response of an accretion disc to an inclined dipole with application to AA Tau. *A&A*, 360:1031–1042.
- Thalmann, C., C. A. Grady, M. Goto, J. P. Wisniewski, M. Janson, T. Henning, M. Fukagawa, M. Honda, G. D. Mulders, M. Min, A. Moro-Martín, M. W. McElwain, K. W. Hodapp, J. Carson, L. Abe, W. Brandner, S. Egner, M. Feldt, T. Fukue, T. Golota, O. Guyon, J. Hashimoto, Y. Hayano, M. Hayashi, S. Hayashi, M. Ishii, R. Kandori, G. R. Knapp, T. Kudo, N. Kusakabe, M. Kuzuhara, T. Matsuo, S. Miyama, J.-I. Morino, T. Nishimura, T.-S. Pyo, E. Serabyn, H. Shibai, H. Suto, R. Suzuki, M. Takami, N. Takato, H. Terada, D. Tomono, E. L. Turner, M. Watanabe, T. Yamada, H. Takami, T. Usuda, & M. Tamura  
2010. Imaging of a Transitional Disk Gap in Reflected Light: Indications of Planet Formation Around the Young Solar Analog LkCa 15. *ApJ*, 718:L87–L91.
- Thalmann, C., M. Janson, A. Garufi, A. Boccaletti, S. P. Quanz, E. Sissa, R. Gratton, G. Salter, M. Benisty, M. Bonnefoy, G. Chauvin, S. Daemgen, S. Desidera, C. Dominik, N. Engler, M. Feldt, T. Henning, A.-M. Lagrange, M. Langlois, J. Lannier, H. Le Coroller, R. Ligi, F. Ménard, D. Mesa, M. R. Meyer, G. D. Mulders, J. Olofsson, C. Pinte, H. M. Schmid, A. Vigan, & A. Zurlo  
2016. Resolving the Planet-hosting Inner Regions of the LkCa 15 Disk. *ApJ*, 828:L17.
- Thalmann, C., G. D. Mulders, K. Hodapp, M. Janson, C. A. Grady, M. Min, M. de Juan Ovelar, J. Carson, T. Brandt, M. Bonnefoy, M. W. McElwain, J. Leisenring, C. Dominik, T. Henning, & M. Tamura  
2014. The architecture of the LkCa 15 transitional disk revealed by high-contrast imaging. *A&A*, 566:A51.
- Thalmann, C., G. D. Mulders, M. Janson, J. Olofsson, M. Benisty, H. Avenhaus, S. P. Quanz, H. M. Schmid, T. Henning, E. Buenzli, F. Ménard, J. C. Carson, A. Garufi, S. Messina, C. Dominik, J. Leisenring, G. Chauvin, & M. R. Meyer  
2015. Optical Imaging Polarimetry of the LkCa 15 Protoplanetary Disk with SPHERE ZIMPOL. *ApJ*, 808:L41.
- Todorov, K., K. L. Luhman, & K. K. McLeod  
2010. Discovery of a planetary-mass companion to a brown dwarf in taurus. *The Astrophysical Journal Letters*, 714(1):L84.
- Torres, C. A. O., G. R. Quast, L. da Silva, R. de La Reza, C. H. F. Melo, & M. Sterzik  
2006. Search for associations containing young stars (SACY). I. Sample and searching method. *A&A*, 460:695–708.
- Tripathi, A., S. M. Andrews, T. Birnstiel, & D. J. Wilner  
2017. A millimeter Continuum Size-Luminosity Relationship for Protoplanetary Disks. *ApJ*, 845:44.
- Tsukagoshi, T., M. Saito, Y. Kitamura, M. Momose, Y. Shimajiri, M. Hiramatsu, N. Ikeda, K. Kamegai, G. Wilson, M. S. Yun, K. Scott, J. Auermann, T. Perera, D. Hughes, I. Aretxaga, P. Mauskopf, H. Ezawa, K. Kohno, & R. Kawabe  
2011. Detection of Strong Millimeter Emission from the Circumstellar Dust Disk

- around V<sub>1094</sub> Sco: Cold and Massive Disk around a T Tauri Star in a Quiescent Accretion Phase? *ApJ*, 726:45.
- Uyama, T., J. Hashimoto, M. Kuzuhara, S. Mayama, E. Akiyama, T. Currie, J. Livingston, T. Kudo, N. Kusakabe, L. Abe, W. Brandner, T. D. Brandt, J. C. Carson, S. Egner, M. Feldt, M. Goto, C. A. Grady, O. Guyon, Y. Hayano, M. Hayashi, S. S. Hayashi, T. Henning, K. W. Hodapp, M. Ishii, M. Iye, M. Janson, R. Kandori, G. R. Knapp, J. Kwon, T. Matsuo, M. W. Mcelwain, S. Miyama, J.-I. Morino, A. Moro-Martin, T. Nishimura, T.-S. Pyo, E. Serabyn, T. Suenaga, H. Suto, R. Suzuki, Y. H. Takahashi, M. Takami, N. Takato, H. Terada, C. Thalmann, E. L. Turner, M. Watanabe, J. Wisniewski, T. Yamada, H. Takami, T. Usuda, & M. Tamura  
2017a. The SEEDS High-Contrast Imaging Survey of Exoplanets Around Young Stellar Objects. *AJ*, 153:106.
- Uyama, T., J. Hashimoto, M. Kuzuhara, S. Mayama, E. Akiyama, T. Currie, J. Livingston, T. Kudo, N. Kusakabe, L. Abe, W. Brandner, T. D. Brandt, J. C. Carson, S. Egner, M. Feldt, M. Goto, C. A. Grady, O. Guyon, Y. Hayano, M. Hayashi, S. S. Hayashi, T. Henning, K. W. Hodapp, M. Ishii, M. Iye, M. Janson, R. Kandori, G. R. Knapp, J. Kwon, T. Matsuo, M. W. Mcelwain, S. Miyama, J.-I. Morino, A. Moro-Martin, T. Nishimura, T.-S. Pyo, E. Serabyn, T. Suenaga, H. Suto, R. Suzuki, Y. H. Takahashi, M. Takami, N. Takato, H. Terada, C. Thalmann, E. L. Turner, M. Watanabe, J. Wisniewski, T. Yamada, H. Takami, T. Usuda, & M. Tamura  
2017b. The SEEDS High-Contrast Imaging Survey of Exoplanets Around Young Stellar Objects. *AJ*, 153:106.
- Valenti, J. A., A. A. Fallon, & C. M. Johns-Krull  
2003. An IUE Atlas of Pre-Main-Sequence Stars. III. Co-added Final Archive Spectra from the Long-Wavelength Cameras. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 147:305–336.
- van Eyken, J. C., D. R. Ciardi, K. von Braun, S. R. Kane, P. Plavchan, & C. F. Bender  
2012. The PTF Orion Project: A Possible Planet Transiting a T-Tauri Star. *ApJ*, 755:42.
- van Leeuwen, F.  
2007. Validation of the new Hipparcos reduction. *A&A*, 474:653–664.
- VanderPlas, J. T.  
2018. Understanding the Lomb-Scargle Periodogram. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 236:16.
- Venuti, L., J. Bouvier, A. M. Cody, J. R. Stauffer, G. Micela, L. M. Rebull, S. H. P. Alencar, A. P. Sousa, L. A. Hillenbrand, & E. Flaccomio  
2017. CSI 2264: Investigating rotation and its connection with disk accretion in the young open cluster NGC 2264. *A&A*, 599:A23.
- Veras, D., J. R. Crepp, & E. B. Ford  
2009. Formation, Survival, and Detectability of Planets Beyond 100 AU. *ApJ*, 696:1600–1611.

- Vogt, S. S.  
1981. A method for unambiguous determination of starspot temperatures and areas - Application to II Pegasi, BY Draconis, and HD 209813. *ApJ*, 250:327–340.
- Vorobyov, E. I. & S. Basu  
2010. Formation and Survivability of Giant Planets on Wide Orbits. *ApJ*, 714:L133–L137.
- Vrba, F. J., P. F. Chugainov, W. B. Weaver, & J. S. Stauffer  
1993. Photometric and spectroscopic monitoring of AA Tau, DN Tau, UX Tau A, T Tau, RY Tau, LK CA 4, and LK CA 7. *AJ*, 106:1608–1626.
- Wagner, K., K. B. Follete, L. M. Close, D. Apai, A. Gibbs, M. Keppler, A. Müller, T. Henning, M. Kasper, Y.-L. Wu, J. Long, J. Males, K. Morzinski, & M. McClure  
2018. Magellan Adaptive Optics Imaging of PDS 70: Measuring the Mass Accretion Rate of a Young Giant Planet within a Gapped Disk. *ApJ*, 863:L8.
- Wahhaj, Z., L. Cieza, D. W. Koerner, K. R. Stapelfeldt, D. L. Padgett, A. Case, J. R. Keller, B. Merín, N. J. Evans, II, P. Harvey, A. Sargent, E. F. van Dishoeck, L. Allen, G. Blake, T. Brooke, N. Chapman, L. Mundy, & P. C. Myers  
2010. The Spitzer c2d Survey of Weak-line T Tauri Stars. III. The Transition from Primordial Disks to Debris Disks. *ApJ*, 724:835–854.
- Walter, F. M., A. Brown, R. D. Mathieu, P. C. Myers, & F. J. Vrba  
1988. X-ray sources in regions of star formation. III - Naked T Tauri stars associated with the Taurus-Auriga complex. *AJ*, 96:297–325.
- Warren, Jr., W. H. & J. E. Hesser  
1977. A photometric study of the Orion OB 1 association. 2: Photometric analysis. *ApJS*, 34:207–231.
- Waters, L. B. F. M. & C. Waelkens  
1998. Herbig Ae/Be Stars. *ARA&A*, 36:233–266.
- Watson, C. L., A. A. Henden, & A. Price  
2006. The International Variable Star Index (VSX). *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 25:47.
- Webb, R. A., B. Zuckerman, I. Platais, J. Patience, R. J. White, M. J. Schwartz, & C. McCarthy  
1999. Discovery of Seven T Tauri Stars and a Brown Dwarf Candidate in the Nearby TW Hydrae Association. *ApJ*, 512:L63–L67.
- Welch, W. J., L. Hartmann, T. Helfer, & C. Briceño  
2000. High-Resolution, Wide-Field Imaging of the HL Tauri Environment in  $^{13}\text{CO}$  (1-0). *ApJ*, 540:362–371.
- Whelan, E. T., N. Huélamo, J. M. Alcalá, J. Lillo-Box, H. Bouy, D. Barrado, J. Bouvier, & B. Merín  
2015. Spectro-astrometry of LkCa 15 with X-Shooter: Searching for emission from LkCa 15b. *A&A*, 579:A48.

- White, R. J. & A. M. Ghez  
2001. Observational Constraints on the Formation and Evolution of Binary Stars. *ApJ*, 556:265–295.
- Wichmann, R., J. Krautter, J. H. M. M. Schmitt, R. Neuhaeuser, J. M. Alcala, H. Zinnecker, R. M. Wagner, R. Mundt, & M. F. Sterzik  
1996. New weak-line T Tauri stars in Taurus-Auriga. *A&A*, 312:439–454.
- Wilking, B. A., M. Gagné, & L. E. Allen  
2008a. *Star Formation in the  $\rho$  Ophiuchi Molecular Cloud*, P. 351.
- Wilking, B. A., M. Gagne, & L. E. Allen  
2008b. VizieR Online Data Catalog: JKH photometry in LDN 1688 (Wilking+, 2008). *VizieR Online Data Catalog*, 2289:351–380.
- Wilking, B. A. & C. J. Lada  
1983. The discovery of new embedded sources in the centrally condensed core of the Rho Ophiuchi dark cloud - The formation of a bound cluster. *ApJ*, 274:698–716.
- Wilking, B. A., M. R. Meyer, J. G. Robinson, & T. P. Greene  
2005. Optical Spectroscopy of the Surface Population of the  $\rho$  Ophiuchi Molecular Cloud: The First Wave of Star Formation. *AJ*, 130:1733–1751.
- Williams, J. P. & L. A. Cieza  
2011. Protoplanetary Disks and Their Evolution. *ARA&A*, 49:67–117.
- Wolff, S. G., F. Ménard, C. Caceres, C. Lefèvre, M. Bonnefoy, H. Cánovas, S. Maret, C. Pinte, M. R. Schreiber, & G. van der Plas  
2017. An Upper Limit on the Mass of the Circumplanetary Disk for DH Tau b. *AJ*, 154:26.
- Wozniak, P. R.  
2000. Difference Image Analysis of the OGLE-II Bulge Data. I. The Method. , 50:421–450.
- Wright, N. J., J. J. Drake, J. E. Drew, M. G. Guarcello, R. A. Gutermuth, J. L. Hora, & K. E. Kraemer  
2012. Photoevaporating Proplyd-like Objects in Cygnus OB2. *ApJ*, 746:L21.
- Wu, Y.-L., L. M. Close, J. A. Eisner, & P. D. Sheehan  
2017. An Explanation of the Very Low Radio Flux of Young Planet-mass Companions. *ArXiv e-prints*.
- Wu, Y.-L., L. M. Close, J. R. Males, T. S. Barman, K. M. Morzinski, K. B. Follette, V. Bailey, T. J. Rodigas, P. Hinz, A. Puglisi, M. Xompero, & R. Briguglio  
2015. New Extinction and Mass Estimates from Optical Photometry of the Very Low Mass Brown Dwarf Companion CT Chamaeleontis B with the Magellan AO System. *ApJ*, 801:4.
- Wyatt, M. C.  
2008. Evolution of Debris Disks. *ARA&A*, 46:339–383.

- Xiao, H. Y., K. R. Covey, L. Rebull, D. Charbonneau, G. Mandushev, F. O'Donovan, C. Slesnick, & J. P. Lloyd  
2012. A Census of Rotation and Variability in L1495: A Uniform Analysis of Trans-atlantic Exoplanet Survey Light Curves for Pre-main-sequence Stars in Taurus. *ApJS*, 202:7.
- Youdin, A. N. & F. H. Shu  
2002. Planetesimal Formation by Gravitational Instability. *ApJ*, 580:494–505.
- Yu, L., J.-F. Donati, E. M. Hébrard, C. Moutou, L. Malo, K. Grankin, G. Hussain, A. Collier Cameron, A. A. Vidotto, C. Baruteau, S. H. P. Alencar, J. Bouvier, P. Petit, M. Takami, G. Herczeg, S. G. Gregory, M. Jardine, J. Morin, F. Ménard, & Matysse Collaboration  
2017. A hot Jupiter around the very active weak-line T Tauri star TAP 26. *MNRAS*, 467:1342–1359.
- Yu, L., J. N. Winn, M. Gillon, S. Albrecht, S. Rappaport, A. Bieryla, F. Dai, L. Delrez, L. Hillenbrand, M. J. Holman, A. W. Howard, C. X. Huang, H. Isaacson, E. Jehin, M. Lendl, B. T. Montet, P. Muirhead, R. Sanchis-Ojeda, & A. H. M. J. Triaud  
2015. Tests of the Planetary Hypothesis for PTF0 8-8695b. *ApJ*, 812:48.
- Zacharias, N., D. G. Monet, S. E. Levine, S. E. Urban, R. Gaume, & G. L. Wycoff  
2004. The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 205, P. 48.15.
- Zapatero Osorio, M. R., V. J. S. Béjar, E. L. Martín, D. Barrado y Navascués, & R. Rebolo  
2002. Activity at the Deuterium-burning Mass Limit in Orion. *ApJ*, 569:L99–L102.
- Zechmeister, M. & M. Kürster  
2009. The generalised Lomb-Scargle periodogram. A new formalism for the floating-mean and Keplerian periodograms. *A&A*, 496:577–584.
- Zhou, Y., G. J. Herczeg, A. L. Kraus, S. Metchev, & K. L. Cruz  
2014. Accretion onto Planetary Mass Companions of Low-mass Young Stars. *ApJ*, 783:L17.
- Zuckerman, B.  
2001. Dusty Circumstellar Disks. *ARA&A*, 39:549–580.



## ÍNDICE DE FIGURAS

---

- Figura 1 Esquema evolutivo de pre-secuencia principal de estrellas de baja masa (Bachiller, 1996). 6
- Figura 2 Espectros ópticos (panel superior) y SED (panel inferior) típicos para estrellas T Tauri (Bertout, 1989). 8
- Figura 3 Esquema representativo de la SED de un disco curvado según Dullemond et al. (2007). Las flechas indican la distancia radial de donde proviene, preferentemente, la emisión del disco correspondiente a distintas longitudes de onda: el infrarrojo cercano de la parte interna, el medio de la zona central y el submilimétrico de la parte externa de disco. 10
- Figura 4 Representación esquemática del modelo de *boundary layer*, extraído de Kenyon (1999). 11
- Figura 5 Representación esquemática del modelo de Acreción Magnética, extraído de Hartmann (1997). 11
- Figura 6 Modelo de Acreción Magnético, extraído de Kurosawa & Romanova (2013). 12
- Figura 7 En el panel superior se observa que la fracción de discos observados en 3–5  $\mu\text{m}$  disminuye considerablemente a una edad de  $\sim 4\text{--}6 \times 10^6$  años. En el panel inferior se observa un aumento en el número de discos observado en 8–24  $\mu\text{m}$  para edades de más de  $\sim 3\text{--}4 \times 10^6$  años. Diagramas tomados de Muzerolle et al. (2010). 14
- Figura 8 Esquemas de Espaillat et al. (2014) de tipos de discos de acuerdo a la morfología de las SED. Paneles superiores SED de un disco evolucionado (RECX 11), paneles medios de un disco pre-transicional (LkCa 15) y un disco transicional (GM Aur), paneles inferiores. Los paneles del lado izquierdo muestran las SEDs y los del lado derecho el esquema de la forma del disco correspondiente. En líneas punto-discontinuas se muestra la fotosfera estelar a modo de comparación. En líneas discontinuas se muestra la mediana de las SEDs de los discos primordiales de las CTTS en Taurus. Notar que un disco completo evolucionado (paneles superiores) tiene menos emisión en todas las longitudes de onda, un disco pre-transicional (paneles medios) posee un déficit de emisión en MIR (5–20  $\mu\text{m}$ ), pero evidencia emisión en el NIR (1–5  $\mu\text{m}$ ) y en las longitudes de onda más largas, y un disco transicional (paneles inferiores) tiene un déficit de emisión en el NIR y MIR, y la emisión se observa en longitudes de onda más largas. 15

- Figura 9 Discos de escombros en algunas estrellas de tipo Vega más conocidas. Imágenes extraídas de la web: <http://w.astro.berkeley.edu/kalas/disksite/pages/gallery.html> 17
- Figura 10 En los cuatro paneles, en color celeste se indica la distribución del gas, y en marrón la del polvo. Panel *a*: En las primeras etapas de la evolución, el disco transfiere parte de su masa a la estrella central. Al mismo tiempo la radiación ultravioleta de la propia estrella produce un efecto de fotoevaporación de la parte externa del disco, limitando su extensión. Panel *b*: Casi en forma simultánea los granos de polvo crecen en tamaño y se asientan en el plano medio del disco. Panel *c*: Cesa la acreción de masa del disco a la estrella, disminuye la masa del mismo. La radiación ultravioleta de la estrella aumenta produciendo un efecto de fotoevaporación más intenso y un agujero en la parte interna del disco. El disco externo ya no transfiere masa a la parte interna del mismo, y rápidamente se disipa desde el interior hacia el exterior. Panel *d*: Una vez que el gas residual es fotoevaporado, las partículas pequeñas de polvo son expulsadas ya sea mediante el efecto de la presión de la radiación estelar o por el llamado efecto Poynting-Robertson que hace que las mismas caigan a la estrella central y/o sean sublimadas al llegar al radio de sublimación (Williams & Cieza, 2011). 19
- Figura 11 Imagen en 1.0 mm del disco protoplanetario de HL Tauri (ALMA Partnership et al., 2015). Los anillos brillantes están representados por B<sub>1...7</sub> y los anillos oscuros por D<sub>1...7</sub>. 20
- Figura 12 HD 163296: Emisión del disco en el continuo de polvo de 1.3 mm. Imagen tomada de Isella et al. (2016). 21
- Figura 13 Imagen en 870 μm obtenida por ALMA del disco en TW Hya. El recuadro en el extremo superior derecho muestra un *zoom* de la parte central (10.8 UA). Los colores se corresponden con la escala de brillo superficial relativo indicada a la derecha. Imagen tomada de Andrews et al. (2016). 22
- Figura 14 Esquema de las principales etapas para la formación planetaria de acuerdo a modelo de acreción de núcleos. Figura adaptada de Lunine et al. (2011). 27
- Figura 15 Capturas de distintas etapas de una simulación numérica de un disco inestable. El orden temporal de las mismas es de izquierda a derecha de arriba hacia abajo. Notar la formación de grumos que luego se transformarán en planetas. Figura tomada de Lufkin et al. (2004). 29

- Figura 16 Representación esquemática de una migración de Tipo I (panel izquierdo) y otra de Tipo II (panel derecho). En el primer caso, el planeta es lo suficientemente pequeño para no alterar el perfil radial de densidad del disco (recuadro insertado en el extremo inferior izquierdo). Por el contrario, el planeta del panel derecho es lo suficientemente masivo (alrededor de  $10 M_{\text{Jup}}$ ) para abrir una brecha o agujero (*gap*) limpiando el material del disco. La densidad superficial en el agujero disminuye sustancialmente (ver recuadro inserto en el extremo inferior izquierdo) con relación a la del disco no perturbado (es decir sin planeta). Figura tomada del trabajo de [Armitage & Rice \(2005\)](#). 31
- Figura 17 HD 142527. Panel izquierdo: Gas denso trazado en  $\text{HCO}^+$  en color verde, gas difuso en color azul indicado por la emisión en CO en el hueco y polvo indicado en color rojo. Notar la presencia de los chorros de gas (en color verdoso tenue), ubicados en ángulo recto y en otro de  $150^\circ$ , aproximadamente. Panel derecho: Representación artística. Crédito de esta imagen: ALMA (ESO/NAOJ/NRAO) y [Casassus et al. \(2013\)](#). 32
- Figura 18 Imagen de discos circunestelares protoplanetarios. Esta imagen fue extraída de la web: [www.quantamagazine.org/stellar-disks-reveal-how-planets-get-made-20180521/](http://www.quantamagazine.org/stellar-disks-reveal-how-planets-get-made-20180521/). 33
- Figura 19 Diagrama color-color  $J-H$  vs.  $H-K$  de estrellas y planetas. Las estrellas se indican con triángulos de color azul y los planetas con círculos de color rosa. Las líneas continuas indican los colores de estrellas de secuencia principal y de la rama de las gigantes, son de [Bessell & Brett, 1988](#)) y [Skrzypek et al. \(2015, 2016\)](#). Las líneas discontinuas corresponden a la banda de enrojecimiento ([Rieke & Lebofsky, 1985](#)) y la flecha muestra el vector de enrojecimiento para una extinción de 5 magnitudes en la banda V. 55
- Figura 20 (a) Histogramas de colores  $H-K$  para estrellas y planetas. Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas para cada muestra:  $H-K_\star \sim 0.29$  y  $H-K_p \sim 0.64$ . (b) Histogramas de colores  $J-H$  para estrellas y planetas. Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas calculadas para cada muestra:  $J-H_\star \sim 0.72$  y  $J-H_p \sim 0.92$ . 56
- Figura 21 Diagrama color-color de estrellas CTTS y WTTS con planetas en las bandas del WISE. Los triángulos rojos corresponden a las CTTS y los cuadrados azules a las WTTS. La flecha indica el vector de enrojecimiento para una extinción de 5 magnitudes en la banda V. 58

- Figura 22 *Panel superior:* Disco de tipo pre-transicional. En el esquema se muestran las regiones vacías entre el disco interno y el disco externo, cuyos radios de máxima extensión son  $R_{\text{int}}$  y  $R_{\text{ext}}$  respectivamente. En el radio de sublimación del polvo se ubica la pared interna del disco interno ( $R_{\text{p}}^{\text{i}}$ ). El disco externo se trunca internamente en la pared del mismo y su radio es  $R_{\text{p}}^{\text{e}}$ . *Panel inferior:* Disco transicional. El disco interno se ha disipado por lo tanto se presenta un agujero central desprovisto de polvo. La pared interna del disco se encuentra mucho más alejada de la estrella central que en el caso pre-transicional. En este caso el  $R_{\text{p}}^{\text{i}}$  se lo puede denominar  $R_{\text{Hole}}$  como el radio del hueco central. 63
- Figura 23 Representación esquemática de los discos circunestelares en comparación con las distancias donde se ubican los planetas respecto de la estrella central. Las líneas continuas de color cyan representan la extensión de los discos mientras que los círculos rojos representan a los respectivos planetas. Los tamaño de los círculos son proporcionales a las masas de los correspondientes planetas. 64
- Figura 24 Frecuencia normalizada de la distribución de masas de planetas detectados en estrellas jóvenes más *planemos* (en color azul) en comparación con los detectados en estrellas de secuencia principal (en color verde). Datos extraídos de la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares*. Las líneas discontinuas verticales corresponden a las medianas para cada muestra:  $M_{\text{SP}} \sim 0.73 M_{\text{Jup}}$  y  $M_{\text{TTS}} \sim 13 M_{\text{Jup}}$ . 68
- Figura 25 Frecuencia normalizada de la distribución de los semiejes  $a$  de planetas detectados en estrellas jóvenes (en color azul) en comparación con los detectados en estrellas de secuencia principal (en color verde). Los valores de los semi-ejes están expresados en logaritmos. Datos tomados de la *Enciclopedia de los Planetas Extrasolares* (<http://exoplanet.eu/>). Las líneas discontinuas verticales corresponden a los valores de las medianas para cada muestra:  $\log a_{\text{SP}} \sim -0.97$  (0.11 UA) y  $\log a_{\text{TTS}} \sim 2.32$  (210 UA). 69
- Figura 26 Imagen reducida del campo 1 en  $\rho$  Ophiuchi. 83
- Figura 27 Imagen reducida del campo 2 en  $\rho$  Ophiuchi. 83

- Figura 28 Imagen óptica del complejo molecular  $\rho$  Ophiuchi orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la izquierda. El campo tiene  $4.5 \text{ grados} \times 6 \text{ grados}$ . El objeto brillante hacia el Norte, asociado a una nebulosa de reflexión, es el sistema estelar cuádruple  $\rho$  Oph. HD 147889 (B2 III/IV) ilumina la nebulosa de reflexión que se ubica hacia el Oeste de la nube principal L1688. 22 Sco es el par de estrellas que se encuentra hacia el Este del centro de la imagen, entre las nubes L1688 y L1689 (la nube más tenue, hacia el Este). Hacia el Sur se encuentra una gran nebulosa de reflexión iluminada por la supergigante M  $\alpha$  Scorpius (Antares). Imagen tomada del sitio <http://www.robgendlerastropics.com/Rhomoaic.html>. Crédito: Robert Gendler, Jim Misti, Steve Mazlin. 88
- Figura 29 Extinción en la banda K en la región de  $\rho$  Oph, indicada por el recuadro, y en zonas cercanas. Se identifican distintas nubes oscuras, correspondientes a los catálogos de Barnard (1919), Lynds (1962) y Clemens & Barvainis (1988). También se indican la posición de la estrella Antares ( $\alpha$  Sco) y del cúmulo globular M4 (NGC 6121), como referencias. Notar, además, que se identifican dos estructuras elongadas en la nube (*streamers*) y otra en forma de arco que no es detectada en CO. Figura tomada de Lombardi et al. (2008a). 89
- Figura 30 Emisión integrada en  $^{13}\text{CO}$  obtenida por *the COMPLETE Survey of Star-Forming Regions* (Ridge et al., 2006). Figura tomada del trabajo de Wilking et al. (2008a). 90
- Figura 31 Distribución espacial de los YSOs en L1688, superpuestos a los contornos de emisión integrada en  $\text{C}^{18}\text{O}$ . Las letras mayúsculas (A, E, F) indican la localización de núcleos densos en la nube detectados en  $\text{DCO}^+$ . Los rombos azules corresponden a objetos de clase I, los cuadrados verdes a fuentes con espectros planos (Greene & Lada, 1997; Luhman & Rieke, 1999), los triángulos rojos a objetos de clase II, y los círculos negros a objetos de clase III. Los triángulos invertidos de color naranja corresponden a fuentes en la región no clasificadas, con emisión en rayos X (símbolos sin relleno) y sin emisión en X (símbolos rellenos). Figura tomada de Wilking et al. (2008a). 90
- Figura 32 Regiones observadas con  $\text{ASH}_2$  (rectángulos de color azul) de  $97.8' \times 65.2'$  cada una. Los contornos en color verde indican la extinción en la región, y fueron tomados de Ridge et al. (2006). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . Los símbolos en forma de estrellas de color rojo indican las posiciones de las estrellas T Tauri en las nubes oscuras L1688 (Wilking et al., 2005) y L1689 (McClure et al., 2010). 91

- Figura 33 Fuentes detectadas en las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los contornos en color verde indican la extinción en la región tomados de [Ridge et al. \(2006\)](#). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . 92
- Figura 34 Región 1 de  $\rho$  Ophiuchi correspondiente a la nube L1688, orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la derecha. En la imagen se muestran las seis zonas en las que se dividió esta región. 93
- Figura 35 Región 2 de  $\rho$  Ophiuchi correspondiente a la nube L1689, orientada con el Norte hacia arriba y el Este hacia la derecha. En la imagen se muestran las seis zonas en las que se dividió esta región. 94
- Figura 36 Distribución en magnitudes (banda R del catálogo USNO-A2.O) de las fuentes detectadas en las regiones observadas asociadas con L1688 (panel izquierdo) y L1689 (panel derecho). Se indican las medianas, con valores de 18.3 y 18.2 magnitudes, respectivamente. 94
- Figura 37 Áreas cubiertas por los relevamientos de [Alves de Oliveira & Casali \(2008\)](#), (línea celeste), de [Günther et al. \(2014\)](#), (línea roja), de [Parks et al. \(2014\)](#), (línea negra) y de la misión K2 (línea magenta) en relación a las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los contornos en color verde indican la extinción en la región, según [Ridge et al. \(2006\)](#). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . 96
- Figura 38 Estrellas variables detectadas en las regiones observadas con ASH2 (rectángulos de color azul). Los símbolos rojos indican estrellas jóvenes, y los negros variables no identificadas como estrellas en formación. Los contornos en color verde indican la extinción en la región, tomados de [Ridge et al. \(2006\)](#). El contorno más externo corresponde a  $A_V = 3$ . Los símbolos en forma de estrellas de color rojo indican las posiciones de las estrellas T Tauri en las nubes oscuras L1688 ([Wilking et al., 2005](#)) y L1689 ([McClure et al., 2010](#)). 97
- Figura 39 2MASS J16230923–2417047: curvas de luz del ASH2 para las épocas 2015 y 2017. El panel superior muestra las observaciones puestas en fase con un período de 7.41 días. El panel inferior grafica las curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.016$  mag. 108
- Figura 40 EM\* SR 22: Panel superior, curva de luz del AHS2 en fase con un período de 5.88 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag. 109

- Figura 41 EM\* SR 22: curva de luz con datos del Super Wasp. Panel superior, época 1 (de mayo a agosto de 2006) en fase con un período de 5.88 días. Panel del medio, época 2 (de marzo a agosto de 2007) en fase con un período de 4.4 días. Panel inferior, curva en fase para la época 3 (desde marzo hasta mayo de 2008) con un período de 5.45 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. 110
- Figura 42 EM\* SR 8: Panel superior: curva de luz para los datos del ASH2, en fase con período de 2.61 días. Panel inferior: curvas luz en HJD para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.005$  mag. 111
- Figura 43 ROX 3: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 11.06 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. 112
- Figura 44 ROX 3: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período de 11.18 días. El error de cada punto es  $\sim 0.1$  mag. 113
- Figura 45 ROX 4: Panel superior: curva de luz del ASH2 para los datos de 2014 y 2015, en fase, para un período e 3.52 días. En el panel inferior se presentan las curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag. 114
- Figura 46 ROX 4: curva de luz obtenida con los datos del Catalina, en fase con el período de 3.55 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. 115
- Figura 47 EM\* SR 4: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 2.37 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.008$  mag. 116
- Figura 48 EM\* SR 4: Panel superior: curva de luz con datos del Catalina, en fase con un período de 2.10 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior: curva de luz con datos del Super Wasp, en fase con un período de 19.10 días. El error correspondiente a cada punto es  $\sim 0.04$  mag. 117
- Figura 49 Haro 1-6: panel superior, curvas de luz del ASH2 para cada época de observación en fase con un período de 3.55 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.014$  mag. 118
- Figura 50 Haro 1-6: Panel superior: curva de luz con datos del Catalina, en fase con el período de 3.53 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior: curva de luz con datos del Super Wasp, en fase con un período de 3.39 días. El error de cada punto es  $\sim 0.06$  mag. 119
- Figura 51 ROXR1 20: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 3.34 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada observación individual es  $\sim 0.032$  mag. 120

- Figura 52 DoAr 25: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con período de 9.07 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.009$  mag. [121](#)
- Figura 53 DoAr 25: curva de luz para las observaciones del Super Wasp, en fase con el período de 8.904 días. El error de cada punto es  $\sim 0.15$  mag. [122](#)
- Figura 54 ROX 14: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con un período de 6.11 días. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.027$  mag. [123](#)
- Figura 55 EM\* SR 24B: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 17.95 días. Panel inferior, curvas individual en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag. [124](#)
- Figura 56 EM\* SR 12: Panel superior: curvas de luz del ASH2 en fase para un período de 3.92 días. Panel inferior: curvas individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. [125](#)
- Figura 57 EM\* SR 12. Panel superior (a): curva de los datos del Catalina, en fase con un período de 3.92 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Panel inferior (b): curvas de luz para los datos del Super Wasp. La primera curva corresponde a la época 1 y se la muestra en fase con un período de 3.93 días. La segunda curva es de la época 2, y está en fase con un período de 3.51 días. El error de cada punto en ambas curvas es  $\sim 0.1$  mag. [126](#)
- Figura 58 YLW 19: curvas de luz del ASH2 en HJD para cada época de observación. El error de cada observación es  $\sim 0.026$ . [127](#)
- Figura 59 EM\* SR 5: Panel superior: curva de luz del ASH2 en fase con un período de 3.76 días. Panel inferior curvas en HJD para cada época. El error de cada observación es  $\sim 0.009$  mag. [128](#)
- Figura 60 EM\* SR 5: curva de luz de los datos del Super Wasp, en fase con un período de 3.86 días. El error de cada punto es  $\sim 0.06$  mag. [129](#)
- Figura 61 VSSG 19. Panel superior: curva de luz en fase para un período de 5.88 días con los datos de ASH2. Panel inferior: curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es de  $\sim 0.023$  mag. [130](#)
- Figura 62 VSSG 19: curva de luz para los datos del Catalina. La curva se muestra en fase para un período de 5.69 días. El error de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. [131](#)
- Figura 63 EPIC 203972954: curvas de luz del ASH2 para 2014 y 2015. Panel superior: curva en fase con un período de 12.89 días. Panel inferior: curvas de luz individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.020$  mag. [132](#)
- Figura 64 WSB 40: curvas de luz para los datos del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag. [133](#)



- Figura 65 DoAr 33: panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con período de 5.73 días. Panel inferior: curvas de luz individuales en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag. 134
- Figura 66 DoAr 33: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período de 6.10 días. El error de cada punto es  $\sim 0.08$  mag. 135
- Figura 67 EM\* SR 10: curva de luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.007$  mag. 135
- Figura 68 EM\* SR 10: curva de luz para datos del Super Wasp, en fase con un período de 20.75 días. El error de cada punto es  $\sim 0.09$  mag. 136
- Figura 69 EM\* SR 11: curva de luz para los datos del ASH2 para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. 136
- Figura 70 EM\* SR 13: Panel superior, curva para los datos del ASH2 en fase para un período de 8.47 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. 137
- Figura 71 EM\* SR 13: Panel superior, curvas de luz para los datos del Catalina, en fase con el período de 26.86 días. Panel inferior, curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con el período obtenido de 24.48 días. El error de cada punto en los dos grupos de datos es  $\sim 0.05$  mag. 138
- Figura 72 NTTs 162645–2434: panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con un período de 1.68 días. Panel inferior, curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag. 139
- Figura 73 2MASS J16293279–2433059. Panel (a) superior : curva de luz del ASH2 en fase con período de 6.024 días. Panel (a) inferior: curva de luz en fase con período de 12.048. Panel (b): curvas del luz del ASH2 en HJD para las dos épocas observadas. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag. 140
- Figura 74 2MASS J16300220–2420075: curvas del luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag. 141
- Figura 75 WSB 74. Panel (a): curva de luz del ASH2 en fase con un período de 6.64 días. Panel (b): curvas de luz individuales en fase, para 2014 con un período de 6.75 días, para 2015 con período de 5.29 días, y para 2017 con período de 5.92 días. Panel (c): curvas individuales en JHD para cada época de observación. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag. 142
- Figura 76 2MASS J16322710–2448432: curvas del luz del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag. 143
- Figura 77 DoAr 43: curvas del ASH2 en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.009$  mag. 143

- Figura 78 DoAr 51: Panel (a): curva del luz del ASH2 para las tres épocas conjuntas en fase con un período de 1.559 días. Panel (b): Se muestran las curvas de luz para las épocas individuales en fase con el mismo período. Panel (c): Se muestran las curvas de luz individuales en HJD. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. [144](#)
- Figura 79 DoAr 51: curva de luz para los datos del Super Wasp, en fase con un período obtenido de 1.559 días. El error de cada punto es  $\sim 0.12$  mag. [145](#)
- Figura 80 2MASS J16335560–2442049: Panel superior, curva de luz del ASH2 en fase con período de 9.32 días. Panel inferior curvas en HJD para cada época. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag. [145](#)
- Figura 81 Panel superior: Curva de luz para ROXs 42B con datos de Catalina de los meses de marzo, abril y mayo de 2008, expresados en fase con un período de 1.604 días. Panel inferior: Curva de luz para ROXs 42B con datos de Super Wasp de entre agosto de 2005 y mayo de 2013. Los datos se encuentran en fase con un período de 1.605 días. [153](#)
- Figura 82 Curvas de luz en fracción de HJD para ROXs 42B con datos de Bosque Alegre, correspondientes a la noche del 30/05/16 de HJD=2457538 (panel izquierdo) y a la noche del 29/06/16 de HJD=2457567 (panel derecho). En ambos paneles el error de cada punto es del orden de  $\sim 0.015$  mag. [154](#)
- Figura 83 Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para ROXs 42B con datos de CASLEO. Las noches corresponden a HJD=2457860 para 18/04/17, HJD=2457861 para 19/04/17 y HJD=2457894 para 22/05/17. En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.030$  mag. [155](#)
- Figura 84 Curva de luz para ROXs 42C con datos de Super Wasp tomados entre agosto de 2006 y mayo de 2008. Los datos se encuentran en fase para un período de 34.98 días. [156](#)
- Figura 85 Curvas de luz en fracción de HJD para ROXs 42C con datos tomados en Bosque Alegre. Los mismos corresponden a la noche del 30/05/16 de HJD=2457538 (panel izquierdo) y a la noche del 29/06/16 de HJD=2457567 (panel derecho). En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag. [157](#)
- Figura 86 Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para ROXs 42C con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD=2457860 para 18/04/17, de HJD=2457861 para 19/04/17, y de HJD=2457894 para 22/05/17. En cada panel el error de cada punto es  $\sim 0.030$  mag. [158](#)
- Figura 87 Curvas de luz para RXJ1608.6–3922/V1094 Sco con datos extraídos del Super Wasp tomados entre mayo y agosto de 2006. Los datos se encuentran en fase con un período de 3.5 días (panel superior) y con un período de 7.034 días (panel inferior). [158](#)

- Figura 88 Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para RXJ1608.6–3922. Las noches corresponden a HJD=2457516 para 07/05/16 y HJD=2457864 para 20/04/17. En ambos paneles el error de cada punto es del orden de 0.020 mag. 159
- Figura 89 Curva de luz en fracción de HJD para RXJ1608.6–3922. Se trata de la noche de 21/04/17 con HJD=2457865. El error de cada punto es  $\sim 0.011$  mag. 160
- Figura 90 Curvas de luz en fase para K2-33 con datos de la misión K2. Panel superior: Primer grupo de datos (entre 24 de agosto y el 5 de octubre 2014) puestos en fase con un período de 6.24 días. Panel inferior: Segundo grupo (entre el 6 de octubre y el 10 de noviembre de 2014) puestos en fase con un período de 6.30 días. 161
- Figura 91 Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para K2-33 con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD de 2457870 para 26/04/17, de 2457880 para 06/05/17, de 2457907 para 02/06/17 y de 2457918 para 13/06/17. En cada uno de los paneles el error en cada punto es  $\sim 0.010$ – $0.015$  mag 162
- Figura 92 Curvas de luz en HJD para los datos de CVSO 30 reportados por [Ciardi et al. \(2015\)](#). Las flechas indican la posición del tránsito de acuerdo a la efemérides de [van Eyken et al. \(2012\)](#). 163
- Figura 93 Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#) durante diciembre de 2009. Las flechas señalan la posición de los tránsitos. 164
- Figura 94 Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#) correspondientes a diciembre de 2009 (panel superior izquierdo) y enero de 2010 (el resto). Las flechas señalan la posición de los tránsitos. 165
- Figura 95 Curvas de luz en HJD de CVSO 30 con datos del trabajo de [van Eyken et al. \(2012\)](#), los dos paneles superiores de la izquierda corresponden a enero de 2010, los demás son de diciembre de 2010. Las flechas señalan la posición de los tránsitos. 166
- Figura 96 Curvas de luz en fracción de HJD para CVSO 30 con datos tomados en Bosque Alegre. Los mismos corresponden a la noche del 25/10/2016 de HJD= 2457687 (panel izquierdo) y a la noche del 30/11/2016 de HJD= 2457723. En el panel izquierdo el error es del orden de 0.014 mag y en el panel derecho de 0.008 mag. La flecha rosa indica un tránsito que coincide con la efemérides dada por ([Raetz et al., 2016](#)). 167

- Figura 97 Curvas de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 30 con datos tomados en CASLEO. Las noches corresponden a HJD= 2457717 para 24/11/2016, HJD= 2457745 para 22/12/2016, HJD= 2458074 para 16/11/2017, HJD= 2458078 para 20/11/2017, HJD= 2458100 para 12/12/2017 y HJD= 2458105 para 17/12/2017. En la noche del 24/11/2016 el error es del orden de 0.030 mag, en el resto de las noches son del orden de 0.012 mag. En el panel superior del medio se muestra con una flecha una caída que está en buen acuerdo con la efemérides de (van Eyken et al., 2012). 169
- Figura 98 Región 1 de Orión observado con el telescopio ASH2. En color rosa se identifican la mayoría de las estrellas variables jóvenes de la región. El campo es de  $97.8' \times 65.2'$ . El Norte está hacia arriba, el Este hacia la derecha. 170
- Figura 99 Curva de luz para CVSO 6 con datos obtenidos por el ASH2 desde CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con un período de 5.58 días. El error en cada punto es  $\sim 0.020$  mag. 170
- Figura 100 Curva de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 6 obtenida con datos tomados en CASLEO con el telescopio de 2.15 m. La noche corresponde a HJD de 2457746. El error en cada punto es  $\sim 0.015$  mag. 171
- Figura 101 Curva de luz para CVSO 12 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta octubre de 2013 en banda V, puestos en fase con los dos períodos obtenidos: 0.725 días (panel superior) y 1.45 días (panel inferior). 171
- Figura 102 Curva de luz para CVSO 12 con datos obtenidos por el ASH2 desde CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos obtenidos, de 0.725 días (panel superior) y de 1.45 días (panel inferior). El error en cada punto es del orden de 0.016 mag. 172
- Figura 103 Curva de luz en fracción de Día Juliano Heliocéntrico (HJD) para CVSO 12 obtenida con datos tomados en CASLEO con el telescopio de 2.15 m. Las noches corresponden a HJD=2458076 para el 18/11/2017 y a HJD=2458097 para el 09/12/2017. En cada panel el error es del orden de 0.005 mag. 173
- Figura 104 Curva de luz para CVSO 28 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con los dos períodos obtenidos, de 0.48 días (panel superior) y de 0.97 días (panel inferior). 173
- Figura 105 Curva de luz para CVSO 28 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 en CASLEO durante diciembre de 2016 y noviembre y diciembre de 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos obtenidos: 0.47 días (panel superior) y 0.64 días (panel inferior). El error en cada punto es del orden de 0.020 mag. 174

- Figura 106 Curva de luz para CVSO 38 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con el período de 2.76 días. 174
- Figura 107 Curva de luz para CVSO 38 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 en CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con el período de 3.57 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag. 175
- Figura 108 Curva de luz para CVSO 39 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestos en fase con un período de 0.62 días. 176
- Figura 109 Curva de luz para CVSO 39 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase con un período de 0.62 días. El error en cada punto es del orden de 0.020 mag. 176
- Figura 110 Curva de luz para CVSO 44 con 236 datos extraídos del Catalina, puestos en fase con un período de 2.55 días. 177
- Figura 111 Curva de luz para CVSO 44 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 desde CASLEO puestos en fase con un período de 2.57 días. El error en cada punto es del orden de 0.011 mag. 177
- Figura 112 Curva de luz de CVSO 46 de los datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período de 2.22 días. 178
- Figura 113 Curva de luz de CVSO 46 de los datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO puestos en fase con un período de 0.688 días. El error en cada punto es del orden de 0.016 mag. 178
- Figura 114 Curvas de luz de CVSO 63 con datos tomados en CASLEO en el panel superior y en la EABA en el panel inferior; los datos fueron puestos en fase de acuerdo al período obtenido de 0.79 días. Las noches corresponden a HJD=2458075 para 17/11/17, HJD=2458106 para 18/12/17 y HJD=2458107 para 19/12/17 para CASLEO. Mientras que las cinco noches de EABA corresponden a HJD= 2458436 para el 13/11/18, a HJD=2458437 14/11/18, a HJD=2458443 para el 20/11/18, a HJD=2458444 para el 21/11/18 y a HJD=2458455 para el 02/12/18. En el panel superior el error es del orden de 0.008 mag, y en el panel inferior es de 0.007 mag. 179
- Figura 115 Curva de luz de CVSO 220 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 en CASLEO durante 2016 y 2017, puestos en fase de acuerdo a los períodos considerados, de 2.34 días (panel superior) y de 4.68 días (panel inferior). El error en cada panel es de ~ 0.015 mag. 180
- Figura 116 Curva de luz de CVSO 232 con datos obtenidos con el telescopio ASH2, puestas en fase para un período de 2.4 días. El error en cada punto es del orden de 0.011 mag. 181
- Figura 117 Curva de luz de CVSO 516 con datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período de 3.32 días. 182

- Figura 118 Curva de luz de CVSO 516 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 de CASLEO expresados en fase para un período 3.34 días. El error en cada punto es del orden de 0.012 mag. 182
- Figura 119 Curva de luz de CVSO 614 para los datos extraídos del Catalina puestos en fase con un período 1.23 días. 183
- Figura 120 Curva de luz de CVSO 614 para las observaciones de ASH2, puestas en fase con un período de 1.24 días. El error en cada punto es del orden de 0.017 mag. 183
- Figura 121 Curva de luz para CVSO 629 con datos extraídos del Catalina puestos en fase para un período de 5.40 días. 184
- Figura 122 Curva de luz para CVSO 629 para las observaciones realizadas por el telescopio ASH2 en CASLEO, puestas en fase para un período de 5.43 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag. 184
- Figura 123 Curva de luz de CVSO 659 con datos tomados del Catalina y puestos en fase para un período de 1.84 días. 185
- Figura 124 Curva de luz de CVSO 659 con datos obtenidos con el telescopio ASH2 durante 2016 y 2017, puestas en fase para un período de 2.86 días. El error en cada punto es del orden de 0.020 mag. 185
- Figura 125 Curva de luz de CVSO 744 con datos extraídos del Catalina desde octubre de 2005 hasta septiembre de 2013, puestas en fase para un período de 1.43 días. 186
- Figura 126 Curva de luz de CVSO 744 con datos obtenidos por el telescopio ASH2 de CASLEO, puestas en fase para un período de 1.43 días. El error en cada punto es del orden de 0.025 mag. 186
- Figura 127 Curvas de luz de CVSO 777 con datos obtenidos por ASH2 desde CASLEO durante diciembre de 2016 (panel superior), y durante noviembre y diciembre de 2017 (panel inferior), ambas en fase con un período de 2.11 días. En cada panel el error en cada punto es del orden de 0.012 mag. 187
- Figura 128 Curva de luz de CVSO 778 para los datos obtenidos con el telescopio ASH2 en CASLEO puestas en fase para un período 4.52 días. El error en cada punto es del orden de 0.010 mag. 188
- Figura 129 Curva de luz de CVSO 871 para los datos extraídos del Catalina, puestas en fase para un período de 0.807 días. 189
- Figura 130 Curva de luz de CVSO 871 para datos obtenidos con el telescopio ASH2 durante 2016 (panel superior) y 2017 (panel inferior), puestas en fase para un período de 0.808 días. El error en cada punto es de  $\sim 0.015$  mag. 190

- Figura 131 Figura tomada de [Venuti et al. \(2017\)](#). En la fila de arriba se muestran dos curvas de *dippers*, a la izquierda uno periódico y a la derecha uno aperiódico. La segunda fila muestra dos curvas de luz que se corresponden con un *burster* en el panel de la izquierda, y una curva estocástica en el panel de la derecha. En la tercera fila se presentan curvas causadas por manchas: la de la izquierda es periódica, y la de la derecha cuasi-peródica. En la última fila se representa una curva de variabilidad multiperiodica. 194
- Figura 132 *Panel superior*: curva de luz variable de largo período de [Cody & Hillenbrand \(2018\)](#). *Panel del medio*: curva de luz de una binaria eclipsante tomada de [Stauffer et al. \(2015\)](#). *Panel Inferior*: curva de luz de una variable de tipo *scallop-shell* de [Stauffer et al. \(2018\)](#). 195
- Figura 133 Esquema cualitativo del efecto de *dipper*. *Panel Superior*: disco interno deformado; crédito: Mario Giuseppe Guarcello - INAF Osservatorio Astronomico di Palermo. *Panel Inferior*: proto-planeta (o grumo) formándose en el disco; crédito: A. Feild - NASA/ESA. 196
- Figura 134 Esquema del efecto de *dipper* producido por la existencia de polvo en las columnas de acreción del disco a la estrella central; crédito: Lynne A. Hillenbrand - California Institute of Technology. 197
- Figura 135 Esquema del efecto de *burster*. El panel superior muestra una estrella rodeada por el disco circunestelar, el campo magnético y las columnas de acreción magnética, a través de las cuales fluye material del disco a la estrella en formación. La ampliación en la parte inferior izquierda muestra, con mayor detalle, las mencionadas columnas de acreción. En el panel inferior derecho se esquematiza la zona de impacto de la columna de acreción sobre la atmósfera estelar, que da origen a una mancha caliente. Notar las dimensiones del disco (típicamente de cientos de unidades astronómicas) en relación a la región de las columnas de acreción (décimas de UA). Imagen de [de Sá et al. \(2014\)](#). 198
- Figura 136 Esquema del modelo de estrella esférica con mancha tomado de [Dorren \(1987\)](#). El radio angular de la mancha  $\alpha$  está representado por el arco entre los puntos A y C. El punto O representa el centro del hemisferio visible y C el centro de la mancha,  $\beta$  es el arco del círculo máximo que pasa entre los puntos C y O. El círculo máximo que corta la esfera en el punto A es la intersección de la esfera con el plano del cielo. 229
- Figura 137 Curvas de luz para LkCa 4. Panel superior: Datos de SWDR1 (julio a septiembre de 2004). Panel medio: Datos de SWDR1 (septiembre de 2006 a enero de 2007). Panel inferior: Datos de CSDR2 (abril de 2005 a octubre de 2013). 232

- Figura 138 Curvas de luz para LkCa 7. Panel superior: Datos de SWDR<sub>1</sub> (julio a septiembre de 2004). Panel medio: Datos de SWDR<sub>1</sub> (septiembre de 2006 a enero de 2007). Panel inferior: Datos de CSDR<sub>2</sub> (abril de 2005 a octubre de 2013). 233
- Figura 139 Curvas de luz para IS Tau. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y los dos inferiores a las dos épocas del CAT. 238
- Figura 140 Curvas de luz para LkHa 325. Los tres paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 239
- Figura 141 Curvas de luz para VY Tau. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 240
- Figura 142 Curvas de luz para LkCa 5. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 241
- Figura 143 Curvas de luz para LkCa 21. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 242
- Figura 144 Curva de luz para V<sub>1200</sub> Tau con datos del CAT. 242
- Figura 145 Curva de luz para V<sub>1207</sub> Tau con datos del CAT. 243
- Figura 146 Curvas de luz para ROXR<sub>1</sub> 31. Ambos corresponden a datos del CAT. Panel superior época 1 y panel inferior época 2. 243
- Figura 147 Curvas de luz para PDS 89. Panel superior época 1 de CAT y panel inferior época 2 del CAT. 244
- Figura 148 Curva de luz para PDS 99 con datos del CAT. 244
- Figura 149 Curva de luz para SZ 65 con datos del CAT. 246
- Figura 150 Curva de luz para PDS 70 con datos del CAT. 246
- Figura 151 Curva de luz para PDS 45 con datos del CAT. 246
- Figura 152 Curva de luz para ISO–Oph 96 con datos del CAT. 247
- Figura 153 Curva de luz para SZ 82 con datos del CAT. 247
- Figura 154 Curvas de luz para RX J1625.2–2455. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 248
- Figura 155 Curvas de luz para RX J1621.4–2312. Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 249
- Figura 156 Curvas de luz para FX Tau (P<sub>2</sub>). Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 250
- Figura 157 Curvas de luz para FX Tau (P<sub>2</sub>). Los dos paneles superiores corresponden a datos del SW y el inferior a la época del CAT. 251
- Figura 158 Histograma de  $\Delta T$ . En línea discontinua se muestra la mediana de la muestra  $\sim 990$  K. 252



- Figura 159 Histograma de los períodos. La línea vertical discontinua muestra la mediana de  $\sim 3.15$  días. 252
- Figura 160 *Arriba*: Histograma del factor de llenado  $f$ , en línea discontinua se presenta la mediana de 0.20. *Abajo*: Histograma del radio angular de la mancha  $\alpha$ , en línea discontinua vertical se muestra la mediana con un valor de  $29.3^\circ$ . 253
- Figura 161 Histograma de latitudes del centro de la mancha. La mediana de  $\sim 49^\circ$  se muestra en líneas discontinuas. 254
- Figura 162 Trayectorias evolutivas de estrellas de pre-secuencia principal de Baraffe et al. (2002). El símbolo en forma de estrella indica la posición de una WTTS de  $M_\star = 1 M_\odot$ , con una edad de  $10^7$  años. 257
- Figura 163 Configuración del sistema estrella+mancha+planeta para dos tamaños de manchas. En el panel izquierdo la mancha es de  $0.75 R_p$ . En el panel derecho la mancha tiene un radio  $4.6 R_p$ . En ambos casos el disco mayor (de color naranja) representa al disco estelar, el disco interno (de color amarillo) a la mancha, y el disco sombreado más oscuro (de color bordó) representa al planeta. 258
- Figura 164 Curvas de luz que muestran los efectos de mancha y protoplaneta en tres situaciones. El panel superior corresponde al caso en el que mancha y planeta no son visibles simultáneamente. El panel del medio, al caso cuando planeta y mancha son visibles al mismo tiempo pero sin cruzarse. En la situación del panel inferior, el planeta eclipsa la mancha y se produce una anomalía en el perfil del tránsito. En cada panel se muestran tres curvas de luz: estrella+mancha (línea de trazos largos y puntos), estrella+planeta, es decir la curva del tránsito puro (línea continua), y sistema estrella+mancha+planeta, combinando los efectos de mancha y planeta (línea de trazos cortos). Todos los casos corresponden a la mancha de  $1 R_p$  y  $\Delta T=500$  K. 260
- Figura 165 Curvas de luz del sistema estrella+mancha-planeta para manchas de  $0.75$ ,  $1$ ,  $3$  y  $4.6 R_p$ . El panel izquierdo corresponde a manchas con  $\Delta T=500$  K, y el derecho a  $\Delta T=1400$  K. Se muestran las fases alrededor del momento en que el planeta eclipsa la mancha. 261
- Figura 166 Curvas de luz en bandas  $V$ ,  $R$ ,  $I$  y  $J$  considerando oscurecimiento hacia el limbo para manchas de  $0.75$ ,  $1$ ,  $3$  y  $4.6 R_p$  con  $\Delta T=500$  K. Cada panel corresponde a un determinado tamaño de mancha. En el panel del extremo inferior derecho se indica el color empleado para graficar la curva de luz en cada filtro. 262
- Figura 167 Perfil de tránsito en la banda  $V$  (sin oscurecimiento hacia el limbo, panel de la izquierda, y con oscurecimiento hacia el limbo, panel de la derecha) para un sistema estrella+mancha+planeta para manchas de  $0.75$ ,  $1$ ,  $3$  y  $4.6 R_p$  con  $\Delta T=500$  K. 263

- Figura 168 Idem a la Figure 167 para el filtro R. 263
- Figura 169 Idem a la Figure 167 para el filtro I. 264
- Figura 170 Idem a la Figure 167 para el filtro J. 264
- Figura 171 Patrones de distribuciones de manchas. Cada modelo está compuesto por cinco manchas de  $R_M$  de  $0.3 R_*$  y  $\Delta T = 500$  K. Notar que ambos modelos (A y B) sólo difieren en la ubicación de una de las manchas. 265
- Figura 172 Curvas de luz correspondientes a los patrones de manchas de los Modelos A y B de la Figura 171. 265
- Figura 173 Representación esquemática del movimiento de rotación estelar entre fases 0.01 y 0.08 para el Modelo A. El panel superior izquierdo muestra las tres configuraciones orbitales de acuerdo a los ángulos  $\lambda$  considerados:  $0^\circ$ ,  $45^\circ$  y  $90^\circ$ . El rango de fases mostrado se corresponde con el evento del tránsito planetario. 266
- Figura 174 Representación esquemática del movimiento de rotación estelar entre fases 0.01 y 0.08 para el Modelo B. El panel superior izquierdo muestra las tres configuraciones orbitales de acuerdo a los ángulos  $\lambda$  considerados:  $0^\circ$ ,  $45^\circ$  y  $90^\circ$ . El rango de fases mostrado se corresponde con el evento del tránsito planetario. 267
- Figura 175 Curvas de luz del sistema estrella–manchas–planeta para los Modelos A y B, de las Figuras 173 y 174. 268
- Figura 176 Perfil de la curva de luz de una WTTS típica de  $1 M_\odot$ , con una mancha 1000 K más fría que la estrella. La estrella tiene un proto-planeta transitante de  $2 R_{Jup}$  con un período orbital de 1.5 días. 273
- Figura 177 Panel izquierdo: módulo para editar series de tiempo; en el panel derecho se observan las diferentes series temporales en distintos colores. 288
- Figura 178 Módulo para el ajuste por mínimos cuadrados; en el panel de la derecha se observan la curvas de luz en fase para una de las frecuencias obtenidas. 289
- Figura 179 Módulo de Fourier para obtener las frecuencias; el gráfico corresponde al espectro de potencias obtenido. 290
- Figura 180 Variable 01 (VSS II–143): épocas 2015 y 2017. En fase con período de 1.36 días. Error típico de  $\sim 0.007$  mag. 294
- Figura 181 Variable 02: candidata a binaria tipo W Ursae Majoris, épocas 2015 y 2017. En fase con período de 0.3747 días. El error de cada punto es  $\sim 0.027$  mag. 294
- Figura 182 Variable 03 (VSS II–22): 2014, 2015 y 2017. En fase con período de 1.81 días. El error de cada punto es  $\sim 0.017$  mag. 295
- Figura 183 Variable 05: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es de  $\sim 0.050$  mag. 295
- Figura 184 Variable 06: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.022$  mag. 296

- Figura 185 Variable 07: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.040$  mag. [296](#)
- Figura 186 Variable 08: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag. [297](#)
- Figura 187 Variable 09: épocas 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag. [297](#)
- Figura 188 Variable 10: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.062$  mag. [298](#)
- Figura 189 Variable 11: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.040$  mag. [298](#)
- Figura 190 Variable 27: épocas 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 1.23 días. El error de cada punto es  $\sim 0.034$  mag. [299](#)
- Figura 191 Variable 29 (VSS II–32): épocas 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 13 días. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag. [300](#)
- Figura 192 Variable 31: épocas 2014, 2015 y 2017. Panel superior en fase con período de 5.15 días. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag. [301](#)
- Figura 193 Variable 35 (BKLT J162923–244943): épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.016$  mag. [302](#)
- Figura 194 Variable 36: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 6.45 días. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag. [303](#)
- Figura 195 Variable 38: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 0.93 días. El error de cada punto es  $\sim 0.006$  mag. [304](#)
- Figura 196 Variable 39: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.015$  mag. [304](#)
- Figura 197 Variable 40: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.018$  mag. [305](#)
- Figura 198 Variable 41: épocas 2015 y 2017 región 1–1 de  $\rho$  Oph 2. El error de cada punto es  $\sim 0.019$  mag. [305](#)
- Figura 199 Variable 42 (EPIC 203749579): épocas 2014, 2015 y 2017, en fase con un período de 0.95 días. El error de cada punto es  $\sim 0.012$  mag. [305](#)
- Figura 200 Variable 43: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.010$  mag. [306](#)
- Figura 201 Variable 45: épocas 2014, 2015 y 2017, en fase con un período de 0.392 días. El error de cada punto es  $\sim 0.043$  mag. [306](#)
- Figura 202 Variable 46: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.035$  mag. [307](#)
- Figura 203 Variable 48: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.013$  mag. [307](#)
- Figura 204 Variable 49: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es  $\sim 0.024$  mag. [308](#)

Figura 205	Variable 50: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.027 mag. <a href="#">308</a>
Figura 206	Variable 51: en fase con un período de 6.47 días. El error de cada punto es ~ 0.022 mag. <a href="#">309</a>
Figura 207	Variable 52: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.026 mag. <a href="#">309</a>
Figura 208	Variable 53: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.024 mag. <a href="#">310</a>
Figura 209	Variable 54: período de 6.50 días. El error de cada punto es ~ 0.020 mag. <a href="#">310</a>
Figura 210	Variable 57: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.011 mag. <a href="#">311</a>
Figura 211	Variable 58: épocas 2014 y 2015. Panel superior en fase con período de 55.6 días. El error de cada punto es ~ 0.008 mag. <a href="#">312</a>
Figura 212	Variable 59: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.022 mag. <a href="#">313</a>
Figura 213	Variable 62: en fase con período de 6.25 días. El error de cada punto es ~ 0.008 mag. <a href="#">313</a>
Figura 214	Variable 63: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.026 mag. <a href="#">313</a>
Figura 215	Variable 64: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.015 mag. <a href="#">314</a>
Figura 216	Variable 65: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.028 mag. <a href="#">314</a>
Figura 217	Variable 66: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.016 mag. <a href="#">315</a>
Figura 218	Variable 67: épocas 2014 y 2015. El error de cada punto es ~ 0.024 mag. <a href="#">315</a>
Figura 219	Variable 68: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.020 mag. <a href="#">316</a>
Figura 220	Variable 70: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.018 mag. <a href="#">316</a>
Figura 221	Variable 71: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.014 mag. <a href="#">317</a>
Figura 222	Variable 72: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.020 mag. <a href="#">317</a>
Figura 223	Variable 73: épocas 2014, 2015 y 2017. El error de cada punto es ~ 0.018 mag. <a href="#">318</a>

## ÍNDICE DE TABLAS

---

Tabla 1	Propiedades de planetas en estrellas T Tauri <a href="#">37</a>
---------	---

Tabla 2	Propiedades de estrellas T Tauri con planetas o estrellas asociadas	39	
Tabla 3	Referencias Tablas 1 y 2	41	
Tabla 4	Nuevos planetas y enanas marrones jóvenes: propiedades*		43
Tabla 5	Magnitudes de planetas	56	
Tabla 6	Magnitudes de estrellas T Tauri con planetas o estrellas asociadas	59	
Tabla 7	Nuevo planetas y enanas marrones jóvenes: fotometría*		61
Tabla 8	Propiedades de discos y planetas en estrellas T Tauri	65	
Tabla 9	Planetas en cúmulos	72	
Tabla 10	Observaciones de $\rho$ Oph y Orión realizadas con el telescopio ASH2	79	
Tabla 11	Estrellas de comparación utilizadas para $\rho$ Ophiuchi	84	
Tabla 12	Estrellas variables en la región de $\rho$ Ophiuchi	98	
Tabla 13	Estrellas jóvenes variables: Identificaciones más comunes en la literatura	101	
Tabla 14	Estrellas jóvenes variables: Propiedades	103	
Tabla 15	Estrellas jóvenes variables: Magnitudes en el infrarrojo medio y cercano	105	
Tabla 16	Estrellas jóvenes variables en $\rho$ Ophiuchi: Períodos	146	
Tabla 17	Muestra seleccionada	150	
Tabla 18	Muestra seleccionada: Magnitudes en el infrarrojo medio y cercano	151	
Tabla 19	Muestra seleccionada: Características	152	
Tabla 20	Datos de Bosque Alegre (EABA) y CASLEO para el objeto ROXs 42B	154	
Tabla 21	Datos de Bosque Alegre (EABA) y CASLEO para el objeto ROXs 42C	156	
Tabla 22	Datos de CASLEO para el objeto RXJ1608.6–3922/V1094 Sco	159	
Tabla 23	Datos de CASLEO para el objeto K2-33	161	
Tabla 24	Datos de CASLEO para el objeto CVSO 30	165	
Tabla 25	Datos de CASLEO y EABA para los objetos del relevamiento CVSO	168	
Tabla 26	Estrellas variables jóvenes analizadas en el presente capítulo	191	
Tabla 27	Estrellas jóvenes variables: Clasificación de las curvas de luz	203	
Tabla 28	Parámetros estrellas WTTS con manchas obtenidos de la Literatura	222	
Tabla 29	Parámetros de manchas en WTTS obtenidos de la literatura	224	
Tabla 30	Parámetros de las manchas de LkCa 4 y LkCa 7 obtenidos del ajuste con VARTOOLS	231	
Tabla 31	Parámetros de las manchas de LkCa 4 y LkCa 7 extraídos de la literatura	231	
Tabla 32	Muestra de WTTS seleccionadas	234	

Tabla 33	Parámetros de las manchas obtenidos del ajuste con VAR-TOOLS para la muestra de la Tabla 32	236
Tabla 34	Promedios de los parámetros de las manchas para aquellas estrellas con más de una época obtenidos del ajuste con VARTOOLS	245
Tabla 35	Propiedades de las manchas de la muestra total de estrellas WTTS	245
Tabla 36	Profundidad de mínimos ( $\Delta\text{mag}$ ) producidos por manchas	258
Tabla 37	Profundidad de mínimos ( $\Delta\text{mag}$ ) debidos a manchas con $\Delta T = 500$ K, incluyendo oscurecimiento hacia el limbo	260
Tabla 38	Estrellas variables: Propiedades de las curvas de luz	291