

Universidad Nacional de Córdoba
Facultad de Matemática, Astronomía y Física
Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

Búsqueda de Planemos en la Nube Oscura Lynds 1495

Luciana Heredia

Directora: Mercedes Gómez

Mayo, 2011

Resumen

En este trabajo se presenta una búsqueda de Planemos (“Planetary Mass Objects”) en la nube oscura L 1495 en el complejo molecular de Tauro. Se emplean observaciones en las bandas K(2.2 μm) y H(1.6 μm) obtenidas con la cámara CAMILA del telescopio de 2.1 m del Observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, México. Las mismas se han complementado con los datos del 2MASS, que, además de cubrir un área mayor, proporcionan magnitudes en la banda J(1.25 μm). De esta manera, el número de candidatos a Planemos (94) detectados en L 1495 supera a la cantidad de estrellas de baja masa y objetos sub-estelares en la región (55) en un factor ~ 2 . Este resultado podría indicar que los Planemos son comunes en el Universo.

Palabras claves: planetas extrasolares, enanas marrones, planetas libres

97.20.Vs Low luminosity stars, subdwarfs, and brown dwarfs,
97.82.Cp Photometric and spectroscopic detection; coronagraphic
detection; interferometric detection, 97.82.Fs Substellar
companions; planets, 97.82.Jw Infrared excess; debris disks;
protoplanetary disks; exo-zodiacal dust

Agradecimientos

Durante los años de mi carrera, mucha gente estuvo conmigo, apoyándome en los buenos y malos momentos. Principalmente quiero agradecer a mi familia, mi papá, mi mamá y mis hermanas, que hicieron todo lo posible para que yo pueda estudiar y terminar con mi carrera. A mi novio, Luciano, que desde el primer momento en que decidí estudiar la Licenciatura en Astronomía estuvo conmigo. A mi directora, Mercedes Gómez, por la paciencia y el apoyo que me brindó en los años que estuve con ella. A mis amigas de toda la vida, Flori, Jesu, Vicky y Alfon, quienes en los malos momentos siempre me daban palabras de aliento. A mis amigas y compañeros de la carrera, con los cuales he compartido y seguiré compartiendo muchísimas cosas. A mis compañeros de oficina, Luciana y Luciano, por sacarme de apuro cuando lo necesité. Y por último, quiero agradecer a mis abuelos, Donato y Neli, que siempre confiaron en mi, y aunque ella, por esas cuestiones de la vida, ya no esté más conmigo, estoy segura que, donde esté, se encuentra muy orgullosa y contenta por este logro.

Índice general

Resumen	2
Agradecimientos	3
Introducción	6
1. PLANEMOS (“Planetary Mass Objects”)	8
1.1. Planetas Extrasolares.....	8
1.1.1. Técnica Doppler.....	8
1.1.1.1. Propiedades de los Planetas Doppler.....	9
1.1.2. Tránsitos Planetarios.....	11
1.1.2.1. Kepler.....	13
1.1.2.2. Campo de visión de Kepler.....	14
1.1.3. Imagen Directa.....	20
1.1.4. Astrometría.....	23
1.1.5. Lentes Gravitacionales.....	24
1.2. Enanas Marrones.....	26
1.2.1. Diagrama T_c vs. Edad.....	27
1.2.2. Tipos Espectrales.....	28
1.3. Planemos.....	30
1.3.1. Sigma Orionis.....	31
1.3.2. Función Inicial de Masa en el Rango Sub-estelar.....	39
1.3.3. Distribuciones Espectrales de Energía (SEDs) de los Planemos y Discos.....	42
1.3.4. Planemo.....	44
2. La Nube Oscura Lynds 1495	46
2.1. Estructura y Características.....	46
2.2. La población de pre-secuencia principal de L 1495.....	48
3. El Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (México) y el Telescopio de 2.1 m	53
3.1. Telescopios.....	54
3.1.1. Telescopio de 84 cm.....	54
3.1.2. Telescopio de 1.5 m.....	55
3.1.3. Telescopio de 2.1 m.....	57
3.2. Filtros.....	59
3.3. CAMILA.....	59

4. Reducción de Datos	61
4.1. IRAF.....	61
4.1.1. Imágenes de Calibración: Flatfield.....	61
4.1.2. Corrección por la contribución del fondo del cielo.....	66
4.1.3. Alineación y combinación de las imágenes individuales.....	68
4.2. Fotometría.....	69
4.2.1. Constantes de Calibración.....	70
4.2.2. Magnitudes.....	71
5. Búsqueda de Planemos en L 1495 empleando los datos del 2MASS	74
5.1. Introducción.....	74
5.1.1. Datos del 2MASS.....	74
5.2. Colores de los Planemos.....	75
5.2.1. Colores observados de los Planemos en Sigma Orionis.....	75
5.2.2. Colores teóricos de los Planemos y ubicación de los mismos en el diagrama color-color.....	76
5.3. Candidatos a Planemos en L 1495.....	79
5.3.1. Índice de color J-K y temperaturas de los Planemos en L 1495.....	84
5.4. Los candidatos a Planemos en L 1495 y los Planemos de Sigma Orionis: Posibles Escenarios de Formación.....	86
5.5. Resultados.....	89
Conclusiones y perspectivas futuras.....	89
Referencias.....	92

INTRODUCCIÓN

El incremento en la sensibilidad de los relevamientos fotométricos en cúmulos abiertos jóvenes y regiones de formación estelar (con edades de 1 a 10 millones de años), ha dado lugar a la detección directa de objetos sub-estelares con masas teóricas que se encuentran por debajo de la masa límite de combustión del deuterio ($0.013 M_{\text{Sol}}$ para la metalicidad solar; Chabrier & Baraffe 2000). Esta masa límite ha sido utilizada por varios autores como una condición de borde o límite para separar las enanas marrones de los objetos con masas planetarias (Planemos). El primer Planemo detectado fue encontrado como un objeto aislado en un cúmulo abierto muy joven (Béjar et al. 1999, Zapatero Osorio et al. 2000; Lucas & Roche 2000; Najita, Tiede & Carr 2000), y el primer dato espectroscópico fue obtenido por Zapatero Osorio et al. (2000), el cual confirmó la presencia de atmósferas frías en varios de estos objetos, que parecían ser muy similares a aquéllas pertenecientes a planetas gigantes orbitando estrellas. El origen de los Planemos todavía permanece incierto. Una hipótesis sostiene que estos se forman como una extensión natural de los procesos de formación de estrellas de baja masa y, probablemente, de las enanas marrones; y la otra, hace referencia a que ellos también pueden formarse en discos proto-planetarios o núcleos pre-estelares y ser eyectados a través de interacciones dinámicas (Boss 2000; Reipurth & Clarke 2001; Bate, Bonnel & Bromm 2002).

En particular, el cúmulo Sigma Orionis es de gran importancia para el estudio de la formación, evolución y caracterización de objetos estelares y sub-estelares, debido a su juventud ($3-5 \times 10^6$ años) y cercanía (~ 352 pc). Además se encuentra relativamente expuesto, con escasa extinción en la región del óptico ($A_v < 1$ mag). A partir del año 2000 hasta la fecha, en él se han confirmado decenas de objetos con masas planetarias, mientras que en otras regiones solo se han detectado unos pocos de ellos. Entonces cabe preguntarse, ¿es casualidad que en Sigma Orionis se hayan encontrado tantos de estos objetos?, ¿las regiones habitadas por Planemos tienen características particulares?, ¿o realmente son abundantes en el Universo y, por cuestiones de tipo tecnológicas (límite de sensibilidad instrumental, área colectora de los telescopios actuales, etc.), ha sido sólo posible detectar un número relativamente reducido de estos objetos?

Con el objetivo de valorar las hipótesis anteriores, en este trabajo se realiza una búsqueda de Planemos en la región de formación estelar Taurus-Auriga empleando imágenes profundas en el infrarrojo cercano, en particular en los filtros H y K.

En el Capítulo 1 se introducen los grupos de objetos relacionados con los Planemos, los Planetas Extrasolares y las Enanas Marrones. También se considera el caso particular del cúmulo Sigma Orionis y se propone una definición de Planemos. Se seleccionó la región o nube oscura de L 1495 en el complejo molecular de Taurus para realizar una búsqueda de Planemos en otra región de formación estelar diferente a Sigma Orionis. El Capítulo 2 presenta una síntesis bibliográfica de L 1495.

El instrumental empleado para realizar las observaciones es descrito en el Capítulo 3. El Capítulo 4 corresponde a la reducción de los datos. En el Capítulo 5 se analizan las observaciones realizadas, en combinación con los datos obtenidos del 2MASS, y se presentan los resultados de este Trabajo Especial. Finalmente, en la sección Conclusiones y Perspectivas Futuras se resumen los resultados y conclusiones derivadas de este Trabajo y se delinear algunas observaciones futuras que permitirán confirmar y entender mejor a los candidatos a Planemos detectados en L 1495.

CAPÍTULO 1

PLANEMOS (“Planetary Mass Objects”)

Dado que al presente existe una gran controversia para establecer una definición clara de los denominados Planetas Libres (Free Floating Planets) o PLANEMOS (del inglés “Planetary Mass Objects”), primero se realizará una breve introducción sobre dos clases de objetos que, de cierta manera, se encuentran muy emparentados con los mismos. Una de estas clases es la de los Planetas Extrasolares, de los cuales detallaremos sus propiedades y técnicas de detección. El otro grupo es el de las Enanas Marrones, de las que también se destacarán sus características principales. Finalmente, se realizará una breve introducción histórica sobre lo que se conoce hasta el momento de los Planemos, para luego concluir con una definición de los mismos.

1.1. Planetas Extrasolares

En esta sección se describen las cinco técnicas más empleadas en la detección de los llamados Planetas Extrasolares, que orbitan estrellas distintas al Sol. El continuo perfeccionamiento de los instrumentos de observación ha permitido que estas técnicas de detección tengan una mayor efectividad para hallar objetos débiles. Es por ello que continuamente se incrementa la lista de nuevos Planetas Extrasolares descubiertos.

1.1.1. Técnica Doppler

Sin duda alguna, ésta es la técnica más efectiva hasta el momento para la búsqueda de planetas extrasolares. Mediante la misma se han detectado al presente uno 500 planetas.

Dos cuerpos ligados gravitacionalmente entre sí, giran alrededor de su centro de masa. De esta manera, la presencia de un planeta (no visible) orbitando una estrella hace que la posición de la misma oscile levemente (Figura 1.1). En particular, la componente de la velocidad de la estrella en la dirección de la visual (la velocidad radial), en un determinado momento será de aproximación hacia el observador y en otro de alejamiento. Dado que la estrella es entonces una fuente en movimiento que emite radiación, esta radiación (o la luz de la estrella) experimentará el llamado *Efecto Doppler*. Cuando la fuente se aleja del observador, la luz se corre hacia el rojo; inversamente cuando la fuente se aproxima al observador, la radiación se desplaza hacia el azul. En otras palabras, al acercarse se observará un corrimiento de las líneas espectrales hacia las longitudes de onda más cortas (azul) y al alejarse, hacia las longitudes de onda más largas (rojo). De esta manera, la velocidad radial de la estrella y la longitud de onda de una dada línea espectral están relacionadas por la conocida expresión: $(\lambda' - \lambda)/\lambda = V_r/c$, donde λ' es la posición medida de la línea, λ la longitud de onda en reposo de la misma, c la velocidad de la luz y V_r la velocidad radial de la estrella. Tomando espectros para distintos momentos del período orbital, es posible determinar una curva de velocidades radiales como la que se indica en la Figura 1.2. En

este caso se trata de la curva de velocidades radiales de 51 Pegasi, cuya amplitud es de varios m/s (Mayor & Queloz 1995).

La curva de velocidades radiales puede expresarse de la siguiente manera:

$$V_r \text{ [m/s]} = V_o + K(\text{ecos}(\varpi) + \cos(v + \varpi)), \quad (1.1)$$

donde V_o es la velocidad del centro de masa, ϖ es la longitud del periastro y v la anomalía verdadera. Uno de los parámetros que se puede obtener inmediatamente de las curvas de velocidades radiales es el período del planeta. Las curvas también proporcionan la amplitud K de la variación en velocidad radial, la cual puede expresarse como:

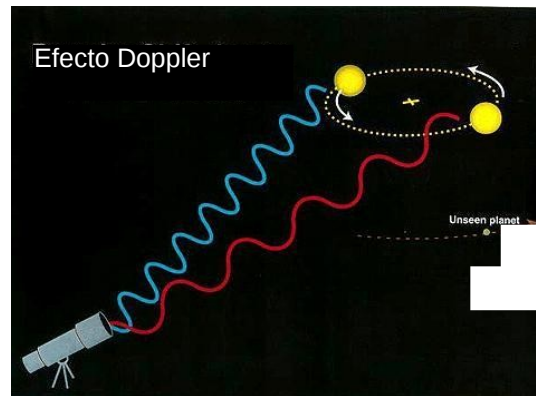
$$(1.2)$$

donde T es el período y a es el semieje del planeta, m la masa del mismo, m_o la masa de la estrella y $\text{sen}(i)$ el seno de la inclinación de la órbita. La técnica Doppler no permite determinar la inclinación i de la órbita del planeta respecto del plano del cielo.

Como la amplitud K se conoce a partir de la curva observada, se puede determinar el valor de $m \text{sen}(i)$. Con el valor de $m \text{sen}(i)$ se determina el semieje a a partir de la tercera ley de Kepler. De la expresión (1.2) se obtiene la masa, si se conoce la inclinación. En caso contrario, sólo es posible estimar una masa mínima o cota inferior para la masa del planeta. De esto surge la importancia de conocer i . Esta incertidumbre en la inclinación se puede salvar mediante la técnica de tránsitos.

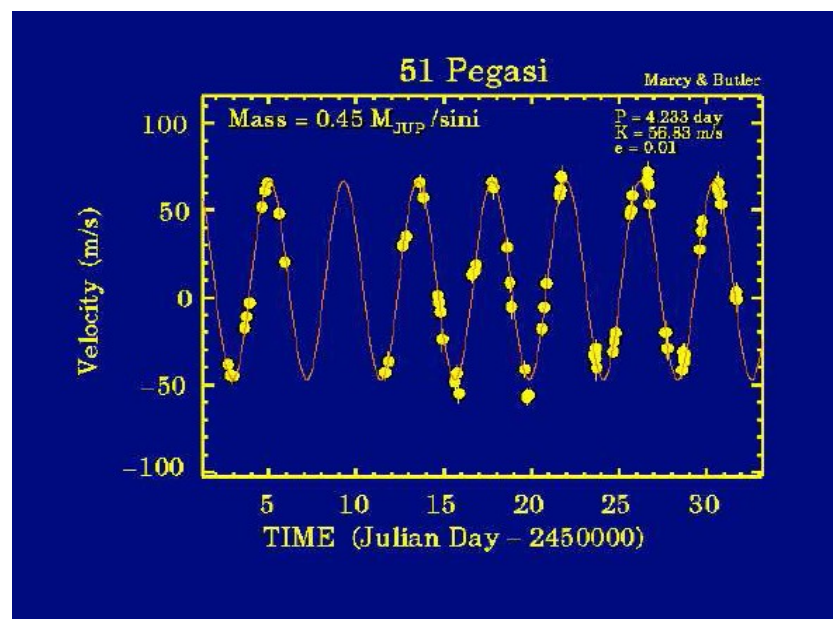
1.1.1.1. Propiedades de los Planetas Doppler

La técnica Doppler favorece la detección de planetas de gran tamaño y cercanos a su estrella, debido a que los planetas chicos producen una perturbación menor que no puede ser medida con los instrumentos actualmente disponibles. Típicamente los planetas detectados por la técnica Doppler poseen masas de varias veces la masa de Júpiter. Además, son planetas que se encuentran muy cercanos a su estrella (unas 8 veces más cerca que la distancia entre Mercurio y el Sol), lo que hace que sus



temperaturas sean extremadamente altas. Por tener masas grandes y muy elevadas temperaturas, en la literatura se los conoce como “Hot Jupiters” o “Júpiteres Calientes”. Muchos de ellos forman parte de sistemas planetarios múltiples. En la actualidad se conocen alrededor de 50 sistemas planetarios múltiples¹. La Figura 1.3 muestra una representación de un Júpiter Caliente y la Figura 1.4 algunos de los sistemas planetarios múltiples conocidos.

Figura 1.1: Representación esquemática del Efecto Doppler. Al acercarse la estrella hacia el observador produce un corrimiento de las líneas espectrales hacia las longitudes de onda más cortas (azul), al alejarse, hacia las longitudes de onda más largas (rojo). Figura tomada del sitio web: www.exoplanets.org.



¹Enciclopedia de los Planetas Extrasolares (<http://exoplanet.eu/>).

Figura 1.2: Curva de velocidades radiales de la estrella 51 Pegasi. La forma sinusoidal de la curva refleja el hecho de que la excentricidad de la órbita del planeta es chica. Figura tomada del sitio web: www.exoplanets.org.

Dos de los sistemas planetarios más numerosos que se conocen en la actualidad son los asociados con las estrellas Gliese 581 y HD 10180. Gliese 581 es una estrella con una masa de $0.31M_{\text{Sol}}$, que se encuentra a una distancia de 6.20 pc. Esta estrella está asociada con al menos cuatro planetas (Gl 581 b,c,d,e) con masas entre 0.01 y $0.05 M_{\text{Jup}}$ (3 y $16 M_{\text{Tierra}}$) y semiejes mayores (a) entre 0.07 y 0.22 UA (Mayor et al. 2009, Vogt et al. 2010). Un quinto planeta (Gl 581 f), localizado en la parte más externa del sistema ($a = 0.76$ UA) y con una masa de $0.023 M_{\text{Jup}}$ o $7 M_{\text{Tierra}}$, no ha sido, hasta el presente, confirmado (Vogt et al. 2010). Gl 581g yace dentro de la llamada “Zona de Habitabilidad”² de Gliese 581.



Figura 1.3: Representación gráfica de los “Júpiteres Calientes”.

HD10180 tiene una masa de $1.06 M_{\text{Sol}}$ y se encuentra a una distancia de 39.4 pc. Esta estrella estaría asociada con el sistema planetario extrasolar más numeroso conocido al presente, con un total de al menos 6 planetas detectados. Los planetas HD10180 c, d, e, f, g, h poseen masas entre 0.036 y $0.2 M_{\text{Jup}}$ (11 y $64 M_{\text{Tierra}}$) y semiejes mayores entre 0.06 y 3.4 AU. El séptimo planeta HD10180b, el más próximo a la estrella central ($a=0.02$ UA), con una masa de $0.004 M_{\text{Jup}}$ o $1.3 M_{\text{Tierra}}$ debe ser confirmado (Lovis et al. 2011).

1.1.2. Tránsitos Planetarios

Otra de las técnicas de detección es la de Tránsitos Planetarios. Un tránsito ocurre cuando el planeta pasa por delante de la estrella, provocando una disminución en su brillo. Para que esto ocurra, la inclinación del plano orbital, respecto al plano del cielo,

² La “Zona de Habitabilidad” es la distancia a la cual podría existir agua en estado líquido en la superficie de un planeta.

debe ser cercana a los 90°. La Figura 1.5 muestra una representación esquemática de un tránsito planetario.

Es muy difícil detectar planetas mediante la técnica de tránsitos planetarios ya que las variaciones en brillo de la estrella son muy pequeñas. Por ejemplo: un tránsito de Júpiter le produce al Sol una variación en brillo de aproximadamente el 1%, mientras que la Tierra de aproximadamente el 0.01%, es decir 1 parte en 10000.

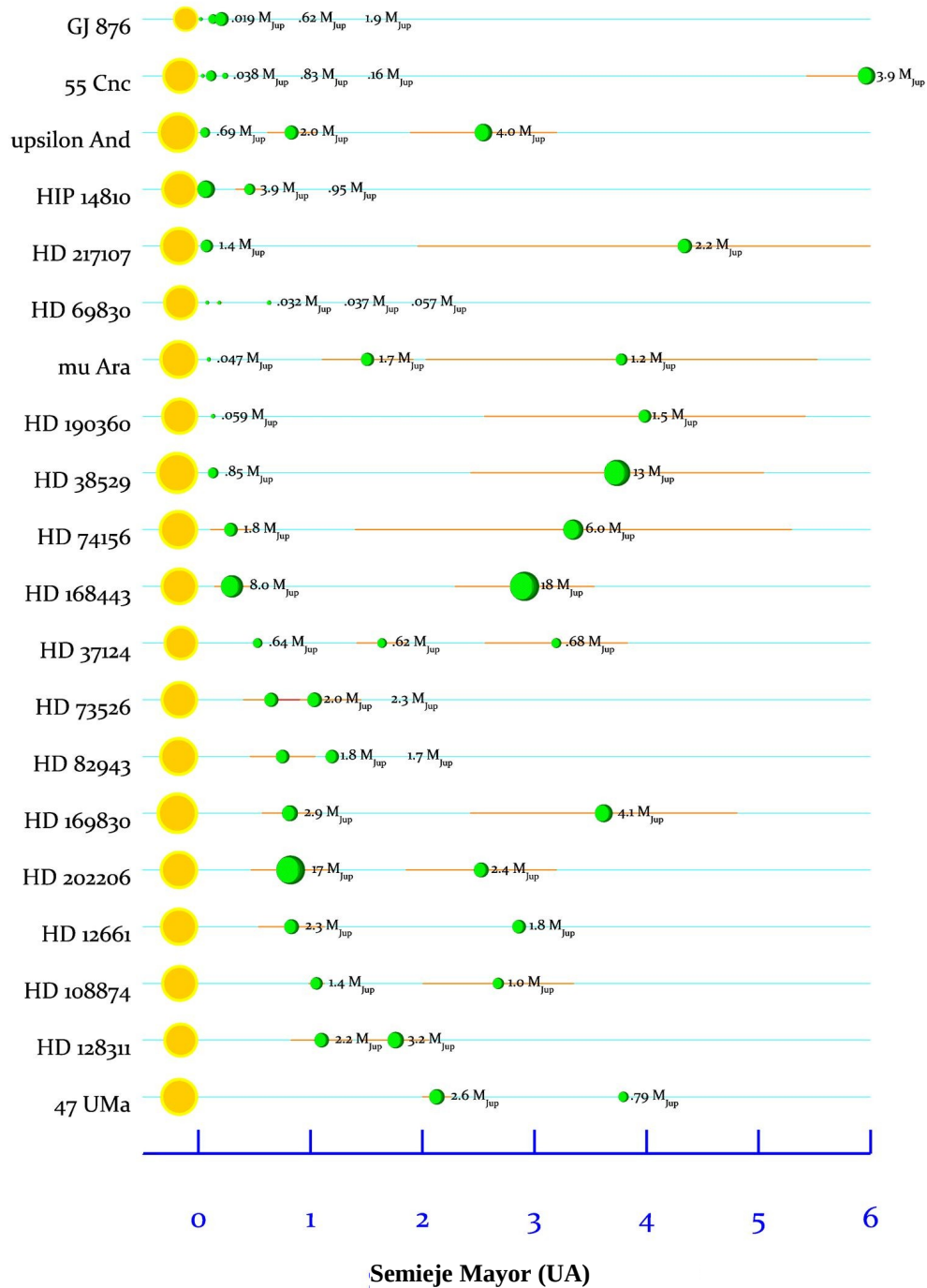


Figura 1.4: Sistemas Planetarios múltiples detectados mediante la técnica Doppler. Figura tomada del sitio web: www.exoplanets.org.

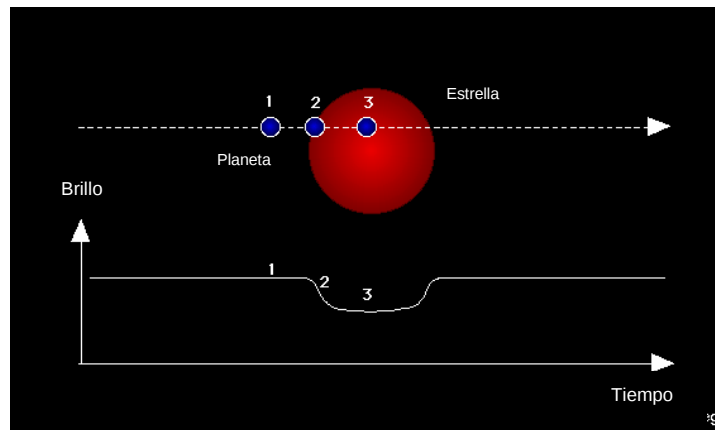


Figura 1.5: Representación esquemática de un Tránsito Planetario.

1.1.2.1. KEPLER

El 6 de marzo de 2009 fue lanzado por la NASA el satélite artificial KEPLER. El mismo gira alrededor del Sol en una órbita elíptica de 372 días, buscando planetas extrasolares del tamaño de la Tierra, mediante la medición de tránsitos planetarios. Las características más importantes de este satélite se detallan a continuación:

- Telescopio de 95 cm de diámetro.
- Contiene un arreglo de 42 CCDs de 2200 x 1024 píxeles (95 millones de píxeles en total), que cubren un campo de 105 grados cuadrados.
- Tiene planeado realizar el monitoreo sistemático de 150000 estrellas.
- Realizará 4 mediciones por objeto.
- La duración de la misión se estima en 4 años, por lo tanto podrá medir 4 tránsitos de un planeta tipo Tierra a 1 UA de su sol.
- Rango dinámico: $V = 9 - 15$ mag.
- Precisión: $V = 12 \pm 0.00001$ mag.
- Eclipse de Tierra $\Delta m = 0.0001$ mag, con una duración de 2 a 16 hs.

Notar que la precisión en la magnitud visual 12 es 10 veces mejor que la caída de brillo que le produce al Sol un tránsito de un planeta del tamaño de la Tierra (esto es, 1 parte en 10000).

¿Por qué Kepler necesita monitorear cientos de miles de estrellas?

Para que un tránsito ocurra, la inclinación del plano orbital, respecto al plano del cielo, debe ser próxima a 90° . Más precisamente, para que ocurra un eclipse, se debe cumplir la siguiente relación: $\text{tg } i > a/R$, donde i es la inclinación, a el semieje mayor de la órbita y R el radio de la estrella. Por ejemplo, para un planeta con un radio de $1 R_{\text{Jup}}$, orbitando a una distancia de 0.1 UA de una estrella como el Sol, i debe valer entre 87.3° y 90° . Para orientaciones distribuidas al azar, se cumple que la probabilidad de que un dado planeta posea un ángulo de inclinación i , viene dada por $P(i - 90^\circ) = \cos i$.

Algunas estimaciones aproximadas indican que sólo un 5% de las estrellas poseen planetas de tipo “Júpiter Caliente”. De este 5%, sólo un 5% poseen inclinaciones favorables para que se produzcan los tránsitos. De modo que la probabilidad de detectar un tránsito es del orden $0.05 \times 0.05 = 0.0025$. De manera que cada 1000 estrellas, estadísticamente, sólo en 2 de ellas sería factible detectar tránsitos del tipo “Júpiter Caliente”. Entonces para poder detectar algunas decenas o centenares de este tipo de planetas por la técnica de tránsitos es necesario monitorear algunas decenas o centenas de ciento de miles de estrellas.

1.1.2.2. *Campo de visión de Kepler*

Como se puede ver en la Figura 1.6, el campo de visión de Kepler se ha elegido en una dirección privilegiada, ya que la misma se encuentra hacia uno de los brazos espirales de la Galaxia (el llamado brazo de Orión), no hacia el centro de la Galaxia donde la densidad de estrellas es tan elevada que no permitiría medir tránsitos con la precisión necesaria. Tampoco hacia el anti-centro galáctico donde existen muy pocas estrellas como para monitorear un número estadísticamente significativo de ellas con el fin de garantizar el éxito de la misión. La Figura 1.7 muestra que el campo de visión de Kepler se encuentra cercano a la constelación del Cisne y de Lyra en el Hemisferio Norte. Las coordenadas ecuatoriales del centro del mismo son $\alpha = 19\text{h } 22\text{m } 40\text{s}$, $\delta = +44^\circ 30' 30''$ (2000.0).

Primera luz de Kepler

La Figura 1.8 muestra la primera imagen tomada por Kepler (primera luz) en la cual se identifican la estrella TrES-2, que posee un planeta de tipo “Júpiter Caliente” detectado mediante la técnica de tránsitos desde Tierra, y también al cúmulo NGC 6791.

Calibración de Kepler

Para verificar la calibración de Kepler, se emplearon las observaciones obtenidas de la estrella HAT-P-7. Esta estrella, ubicada en la constelación del Cisne a una distancia

de 320 pc, posee una masa de alrededor de 1.5 veces la masa del Sol y una temperatura efectiva de 6350 K. El planeta asociado posee una masa de 1.8 veces la masa de Júpiter, un semieje mayor (a) de 0.04 UA y un período orbital (T) de 2.20 días (Pal et al. 2008).

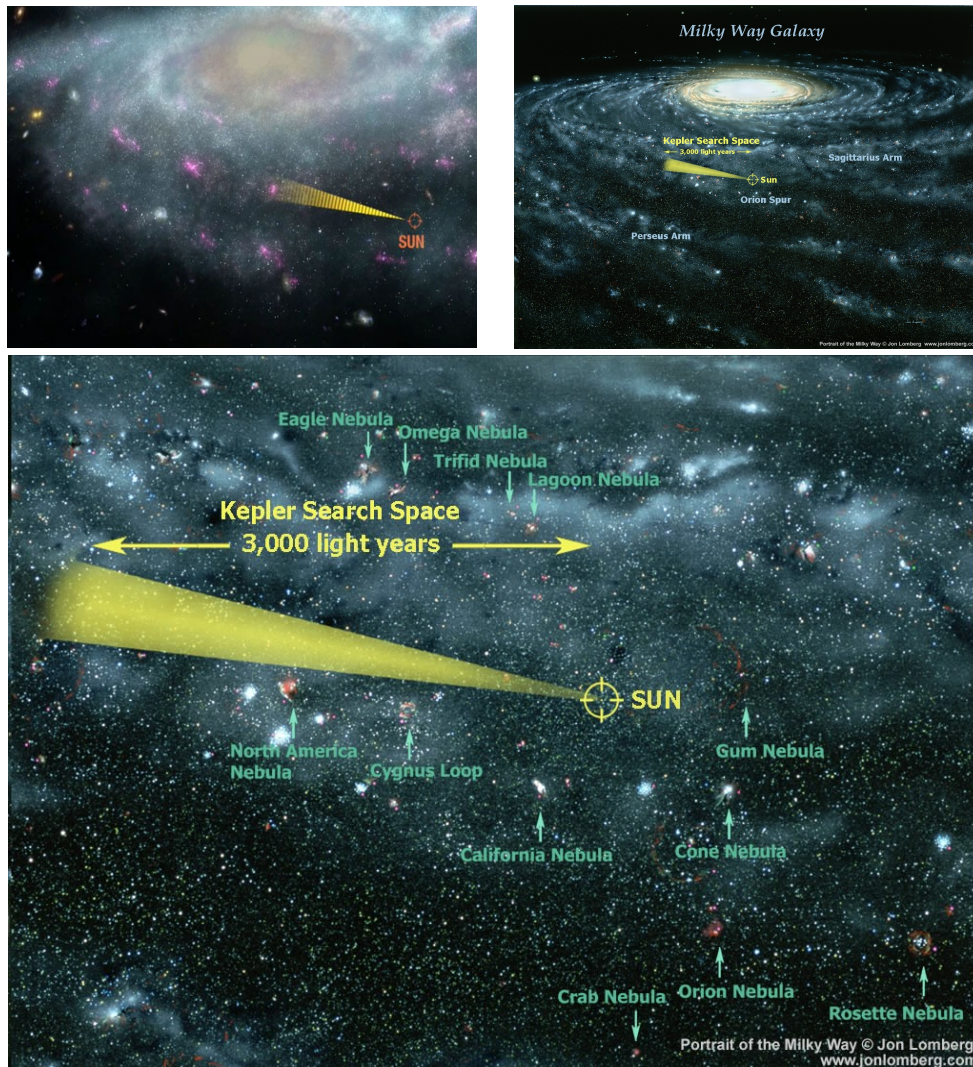


Figura 1.6: Campo de visión del satélite Kepler. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

La Figura 1.9 presenta la curva de luz obtenida por Kepler de HAT-P-7 (Borucki et al. 2009). Las mediciones efectuadas muestran la caída de brillo durante el eclipse primario o tránsito de aproximadamente el 0.6%, confirmando la detección previamente realizada desde Tierra. Además se evidencia una segunda caída en el brillo mucho más sutil, de aproximadamente 0.01%. La misma puede apreciarse mejor en el panel central (B) de la Figura 1.9, en el cual el flujo ha sido amplificado en un factor 100. Esta caída corresponde al eclipse secundario o la ocultación del planeta y es debida a la suma de dos factores: la pérdida de la luz reflejada por el planeta y la pérdida de la emisión

térmica del mismo, ya que el planeta, además de reflejar la luz estelar, emite su propia radiación (es un planeta gigante y caliente). Estas dos contribuciones se pierden cuando el planeta queda oculto por la estrella. Como se observa en la Figura 1.9, esta variación de brillo es de aproximadamente una centésima de magnitud. Notar que esta es la variación que un tránsito de un planeta del tamaño de la Tierra le produciría a una estrella como el Sol. De esta manera es posible afirmar que Kepler cuenta con la precisión necesaria para detectar planetas del tamaño de la Tierra orbitando estrellas como el Sol.

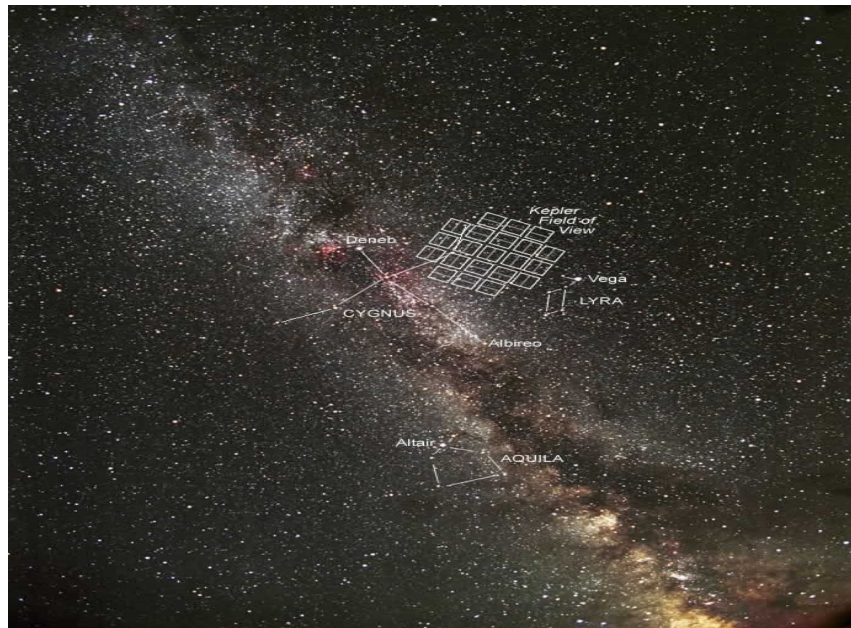


Figura 1.7: Campo de visión del satélite Kepler en el que se muestra la ubicación de los 42 CCDs. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

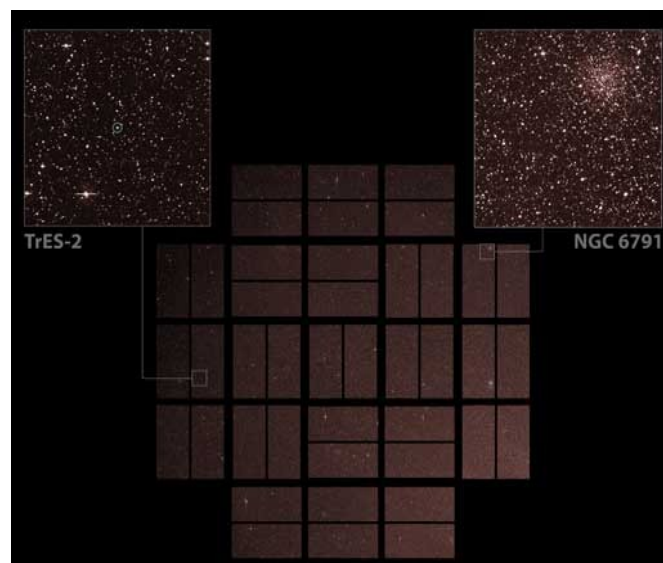
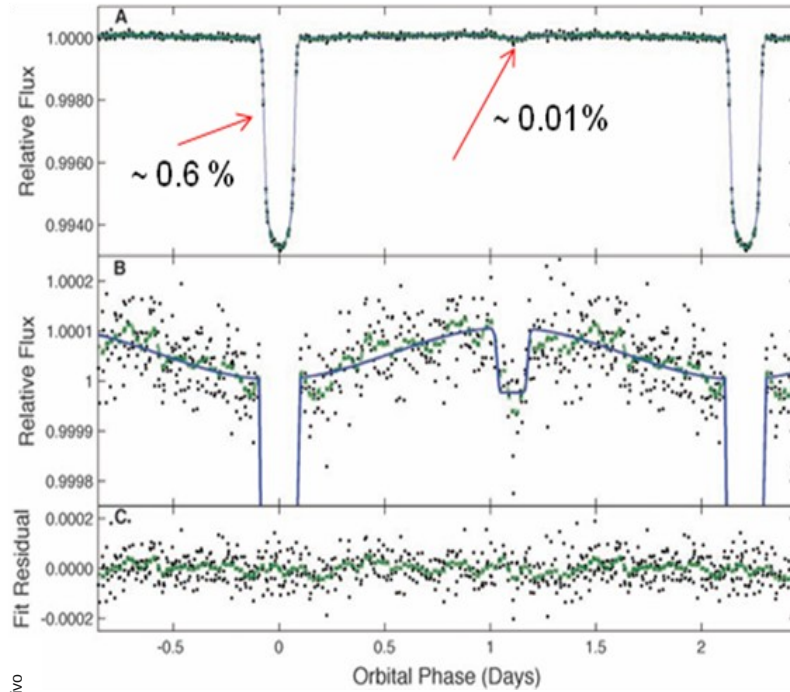


Figura 1.8: Primera luz del satélite Kepler. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

Los Descubrimientos de Kepler

Al Kepler ha



presente

descubierto un total de 15 nuevos planetas. Dos de ellos, todavía, deben ser confirmados. Kepler-9 es el primer sistema planetario múltiple detectado por Kepler. Este sistema posee dos planetas Kepler-9b y Kepler-9c, cuyos períodos orbitales se encuentran muy próximos a la resonancia de movimientos medios 2:1. Kepler-9d, el posible tercer planeta con una masa estimada en $1.6 M_{\text{Tierra}}$, debe aún ser confirmado (Holman et al. 2010). El otro planeta aún no confirmado está asociado con la estrella Kepler-10 (Batalha et al. 2011).

Flujo Relativo

Ajuste Residual

Fase Orbital (Días)

Figura 1.9: Curva de luz de HAT-P-7b. Los datos fueron obtenidos durante los diez primeros días de la misión y presentados en fase empleando el período orbital del planeta. Los puntos corresponden a las observaciones individuales y las cruces de color verde a un promedio de los datos en intervalos de 0.1 días. La curva de color azul representa un modelo simple de los datos. El panel superior (A) muestra la profundidad completa del tránsito y una incipiente ocultación. El panel central (B) es una visión ampliada

de la misma curva en la cual se evidencia claramente la ocultación. El panel inferior (C) muestra los residuos del modelo adoptado. Figura tomada del trabajo de Borucki et al. (2009).

Los cinco primeros planetas detectados poseen masas entre 1.5 y 0.8 M_{Jup} y períodos orbitales entre 3 y 5 días. Cabe mencionar que los nuevos planetas detectados por Kepler se denominan Kepler 4b, 5b, 6b, etc. ya que Kepler 1b, 2b y 3b se corresponden con planetas previamente detectados desde Tierra. La Figura 1.10 muestra las curvas de luz de los primeros 5 planetas (Kepler 4b a 8b) detectados.

Como se ha mencionado, Kepler detectó un sistema planetario múltiple mediante la técnica de la variación de los tiempos de mínimo. Holman et al. (2010) detectaron dos planetas del tamaño de Saturno con períodos de 19.2 y 38.9 días. Estos períodos se incrementan y disminuyen a razón de 4 y 39 minutos, por órbita, respectivamente. Este efecto es atribuido al hecho de que los planetas se encuentran próximos a la resonancia 2:1 de sus movimientos medios. Además de la detección de Kepler 9b y 9c, Holman et al. (2010) encontraron algunas evidencias de lo que parecería ser un tercer tránsito, mucho más pequeño o de menor profundidad. El mismo es consistente con la presencia de un planeta del tipo Super-Tierra con alrededor de 1.5 veces el radio de la Tierra, y una órbita con un período de alrededor de 1.6 días.

En Enero de 2011, Batalha et al. (2011) reportaron la detección del primer planeta rocoso encontrado por Kepler, Kepler-10b y un posible segundo planeta Kepler-10c, aún no confirmado. Kepler-10b tiene un período de alrededor de 0.84 días y un semieje mayor de sólo 0.017 UA, en tanto que Kepler-10c, tendría un período de 45.3 días y un semieje mayor de 0.24 UA. Además de la curva de luz, se dispone de una curva de velocidades radiales, obtenida con el telescopio Keck de 10 m. El modelado combinado de ambas curvas ha permitido estimar una masa de 4.5 M_{Tierra} , un Radio de 1.4 R_{Tierra} y una densidad de 8.8 g/cm^3 para Kepler-10b, comparable a 5.5 g/cm^3 de la Tierra.

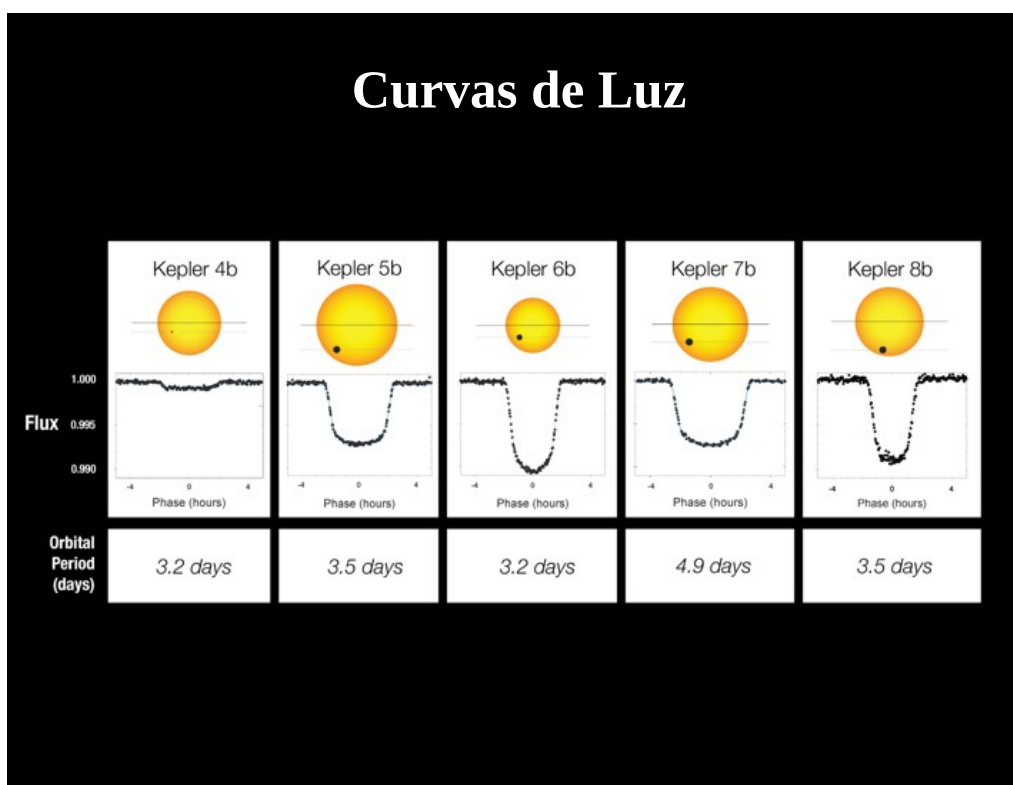


Figura 1.10: Curvas de Luz de los 5 nuevos planetas descubiertos por Kepler. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

Lissauer et al. (2011), en Febrero de 2011, anunciaron la detección de un sistema planetario de 6 planetas orbitando la estrella Kepler-11. Los tránsitos producidos por un único planeta en órbita Kepleriana alrededor de su sol deben ser estrictamente periódicos. Por el contrario, en un sistema múltiple las interacciones gravitatorias entre los distintos planetas hacen que sus velocidades sean ligeramente mayores o menores lo cual produce desviaciones en la estricta periodicidad de ocurrencia de los tránsitos. Estas variaciones son mayores cuando existe conmensurabilidad de movimientos medios (como es el caso de Kepler 9b y 9c, discutido anteriormente) o cuando los planetas orbitan muy próximos uno de otro como es el caso de los planetas asociados a Kepler-11. La variación en los tiempos de los tránsitos fue la técnica empleada por Lissauer et al. (2011) para detectar los 6 planetas en Kepler-11.

Kepler-11 es una estrella de tipo solar que se encuentra a una distancia de 613 pc. Los planetas Kepler-11b, c, d, e, f (los 5 primeros) poseen masas entre 2 y 14 M_{Tierra} , radios entre 2 y 5 R_{Tierra} , períodos entre 10 y 47 días y semiejes mayores entre 0.09 y 0.25 UA, todos ellos más próximos a su estrella, que Mercurio del Sol. El sexto planeta Kepler-11g, tiene una masa $< 300 M_{Tierra}$, un radio de 3.7 R_{Tierra} , un semieje de 0.46 UA y un período de alrededor de 188 días. La Figura 1.11 muestra los tamaños relativos de todos los planetas detectados por Kepler confirmados al 2 de Febrero de 2011 y la comparación con los tamaños de la Tierra y Júpiter.

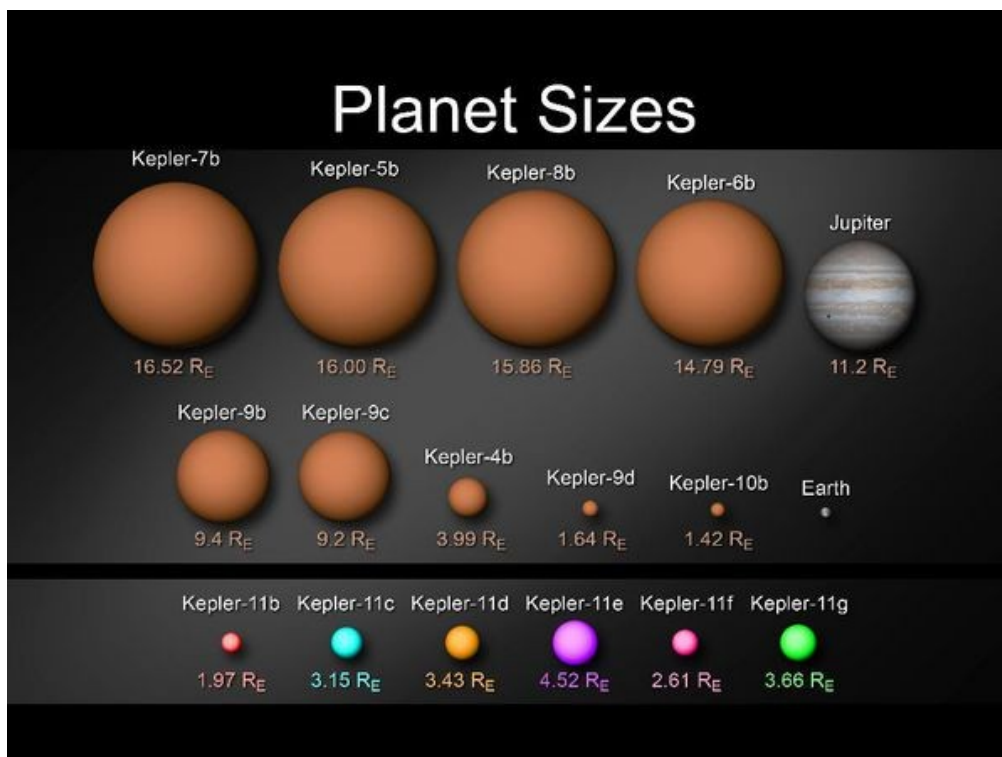


Figura 1.11: Tamaños relativos de todos los planetas detectados por Kepler confirmados al 2 de Febrero de 2011 y la comparación con los tamaños de la Tierra y Júpiter. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

Al presente Kepler ha identificado un total de 1235 candidatos a planetas (Figura 1.12), de los cuales aproximadamente 68 tendrían tamaños comparables a la Tierra, 288 serían clasificados como Super-Tierras (con tamaños de varias veces el de nuestro planeta), 662 serían del tamaño de Neptuno, 165 serían de tipo Júpiter y 19 serían de tamaño mayor. De los 54 nuevos candidatos encontrados en la zona habitable, cinco tendrían tamaño cercano al de la Tierra y los 49 restantes tendrían tamaños que van desde super-Tierras (desde 2 veces el tamaño de la Tierra) hasta mayores que Júpiter.

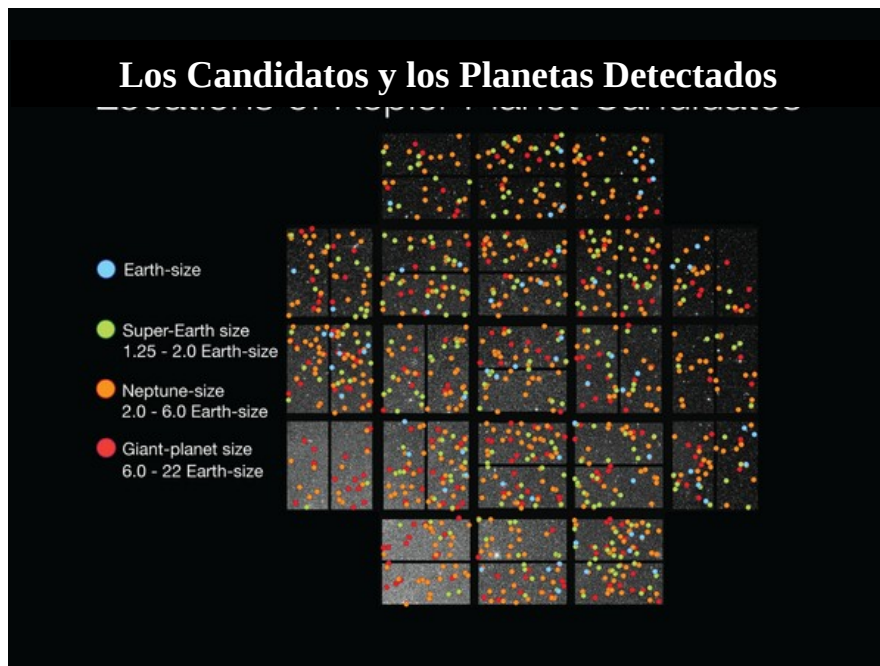


Figura 1.12: Candidatos a planetas identificados por Kepler. Figura tomada del sitio web: www.kepler.nasa.gov.

1.1.3. Imagen Directa

Esta técnica no ha resultado muy eficiente a la hora de buscar planetas extrasolares, debido a que la diferencia de brillo entre un planeta y su estrella es muy grande (en el espectro de luz visible la estrella es miles de millones de veces más brillante que el planeta), lo que hace que sea casi imposible detectarlos con los detectores actuales. Sin embargo, el empleo de máscaras coronográficas que bloquean la luz de la estrella central, ha posibilitado la detección de alrededor de una decena de planetas mediante esta técnica.

Uno de los planetas identificados mediante *Imagen Directa* es Fomalhaut b. La Figura 1.13 muestra una imagen coronográfica de Fomalhaut tomada por el Telescopio Espacial Hubble y presentada por Kalas et al. (2005). Estos autores detectan la

presencia de un anillo de polvo de 25 UA de ancho y un radio interno de 133 UA, que presenta la peculiaridad de estar desplazado alrededor de 15 UA con relación a la posición de la propia estrella. Además, el borde interno del anillo presenta una caída muy abrupta de brillo. La falta de concentricidad entre la posición de la estrella y el centro del anillo, así como también la peculiaridad en la forma del perfil de brillo del mismo sugieren la presencia de un objeto de masa planetaria orbitando Fomalhaut. Kalas et al. (2008) reportaron la detección de un planeta con una masa del orden de 3 veces la masa de Júpiter que yace a una distancia de 119 UA de la estrella central. Para la detección del planeta se emplearon imágenes del Hubble separadas por un intervalo de tiempo de 1.73 años mediante las cuales se pudo verificar que el planeta y la estrella están ligados gravitacionalmente.

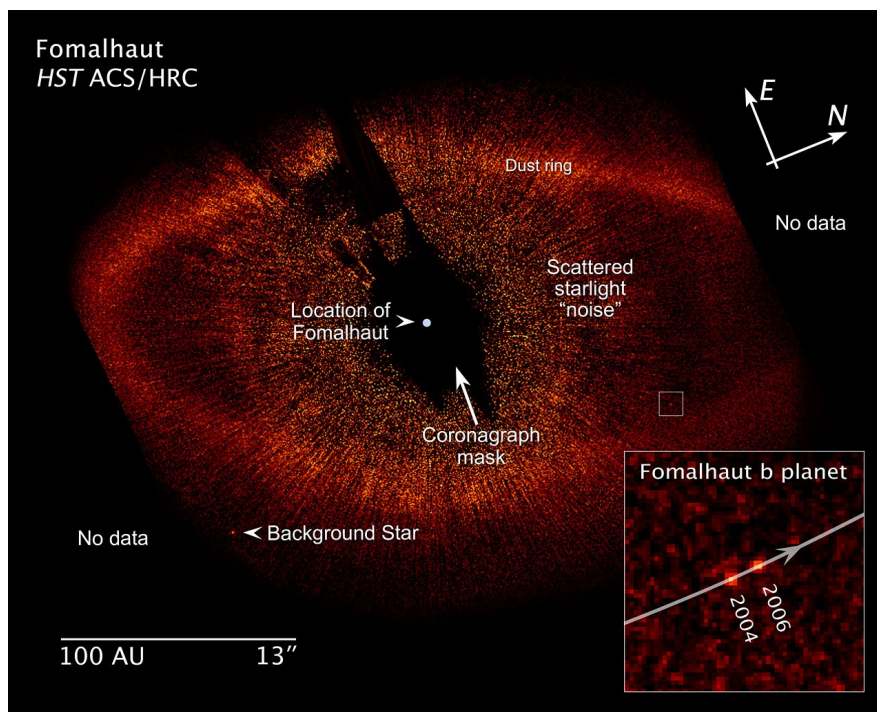


Figura 1.13: Imagen coronográfica óptica (0.6 μm) de la estrella Fomalhaut, tomada con la cámara ACS (“Advanced Camera for Surveys”) del Telescopio Hubble. El recuadro inserto en el extremo inferior derecho muestra la posición de Fomalhaut b para los años 2004 y 2006, prácticamente embebido en el material del disco, yaciendo cercano al borde interno del mismo. Figura tomada del trabajo de Kalas et al. (2008).

Otro caso es el de la estrella HR 8799, a la que se le han detectado 4 planetas mediante la técnica de imagen directa. Los tres primeros en 2008 (Marois et al. 2008) y el cuarto en 2010 (Marois et al. 2010).

En la Figura 1.14 se presenta una imagen tomada por Gemini, en la que se observan claramente los planetas HR 8799b y HR 8799c. También se alcanza a vislumbrar la

existencia de un tercer planeta (HR 8799d) pero que, sin embargo, no puede ser confirmado en base a esta imagen. La Figura 1.15 muestra una imagen tomada con el telescopio Keck en la cual se identifica claramente a HR 8799d.

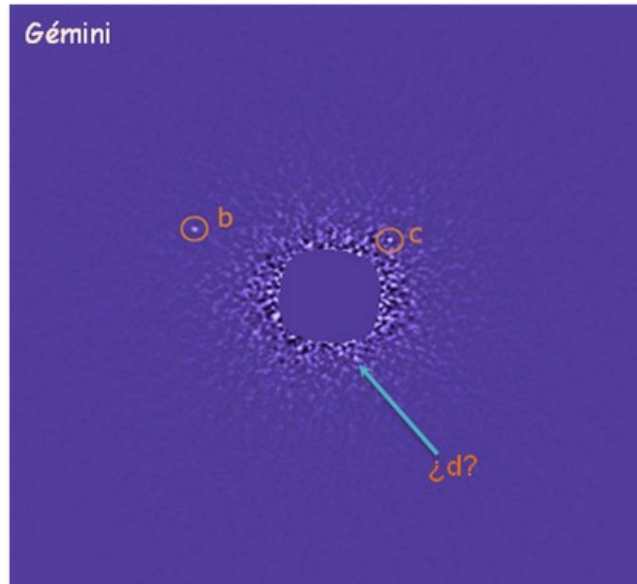


Figura 1.14: Imagen de la estrella HR 8799, tomada con el telescopio Gemini y la cámara infrarroja NIRC2. Figura tomada del trabajo de Marois et al. (2008).

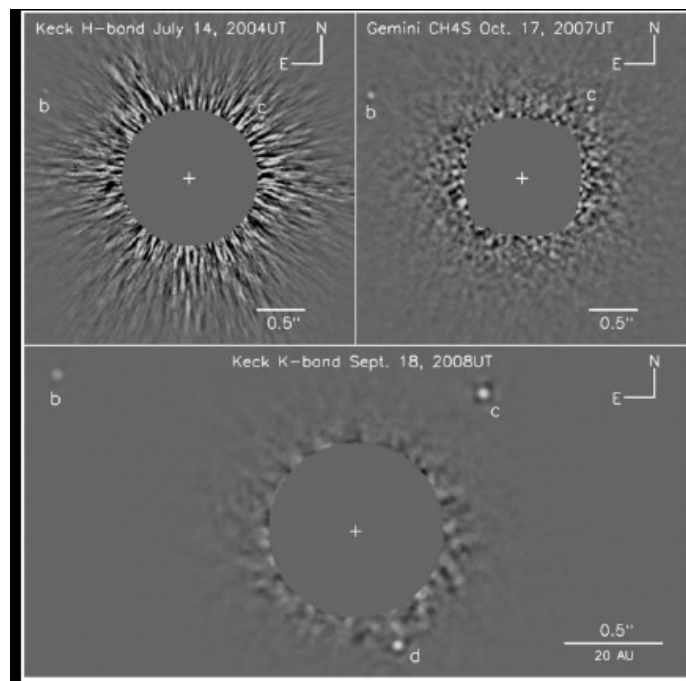


Figura 1.15: Imagen de la estrella HR 8799, tomada con el telescopio Keck y la cámara infrarroja NIRC2. Figura tomada del trabajo de Marois et al. (2008).

La Figura 1.16, tomada del trabajo de Marois et al. (2010), muestra las imágenes en la banda L' (panel superior izquierdo) del 21 de julio de 2010, en K_s (panel superior

derecho) del 13 de julio de 2010 y la del 1 de noviembre de 2009 (panel inferior). Todas las imágenes fueron tomadas con el telescopio Keck II. En ellas claramente se detecta la presencia de HR 8799e, indicado con una flecha en los paneles superiores. Marois et al. (2010) confirmaron que el cuarto planeta, así como los tres anteriores, están ligados gravitacionalmente a la estrella central, mediante la determinación de los movimientos propios. Los cuatro planetas tienen masas entre 7 y 10 M_{Jup} y distancias proyectadas a la estrella central entre 68 UA (HR 8799b) y 9 UA (HR 8799e).

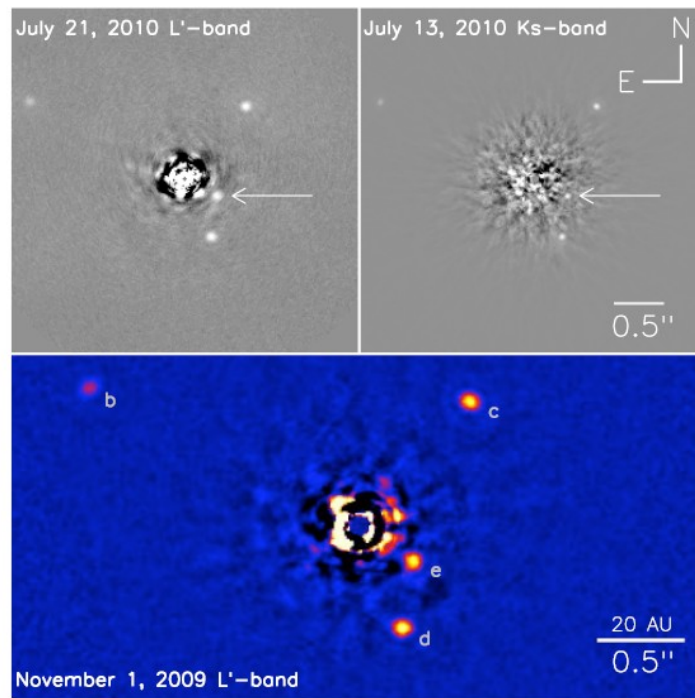


Figura 1.16: Imágenes de la estrella HR 8799 tomadas con el telescopio Keck II. En la misma figura se indica la banda y la fecha en la que fue tomada cada una de las imágenes. Figura tomada del trabajo de Marois et al. (2010).

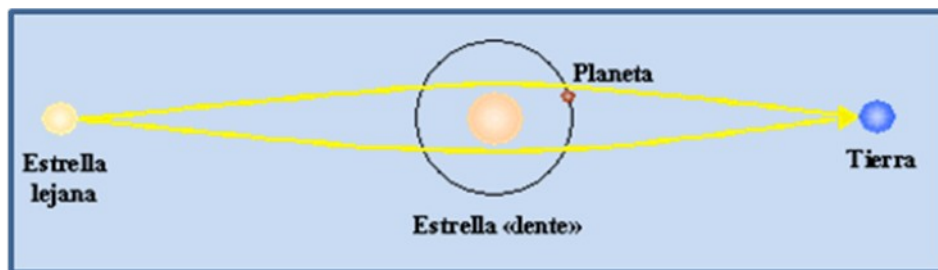
1.1.4. Astrometría

La técnica consiste en obtener mediciones precisas de la posición de la estrella en el cielo y registrar sus variaciones. Si la estrella posee un planeta (ligado gravitacionalmente) la misma describe una órbita elíptica alrededor del centro de masa del sistema. Esta técnica ha permitido confirmar la presencia de un planeta, Gliese 876b (Benedict et al. 2002), que había sido previamente encontrado mediante la técnica de las velocidades radiales de alta precisión (Marcy et al 1998). Sin embargo, en la actualidad no se registran nuevas detecciones mediante esta técnica.

La Astrometría es una técnica potencialmente muy interesante ya que puede detectar planetas a grandes distancias de la estrella central. En contraposición, requiere de intervalos de tiempo largos ya que los planetas más distantes poseen períodos mayores. Esta técnica será empleada en algunas de las misiones espaciales futuras como la “Space Interferometry Mission” de la NASA.

1.1.5. Lentes Gravitacionales

El efecto de las lentes gravitacionales se observa cuando los campos de gravedad del planeta y la estrella que lo alberga actúan para aumentar o focalizar la luz de una estrella distante. Para que el método funcione, los tres objetos (planeta, estrella que alberga al planeta o estrella lente y estrella lejana) tienen que estar casi perfectamente alineados.



La Figura 1.17 muestra un esquema que indica la disposición de los tres cuerpos en cuestión con relación a la Tierra. La Figura 1.18 corresponde a la amplificación del brillo de la estrella de fondo en el instante en que ésta, la estrella lente y la Tierra están alineadas. El pico secundario corresponde al momento en que el planeta, la Tierra y la estrella de fondo están alineados.

Figura 1.17: Esquematación del efecto de Lentes Gravitacionales.

OGLE (“Optical Gravitational Lensing Experiment”) consiste en un telescopio de 1.3 m de diámetro ubicado en el Observatorio de Las Campanas (Chile) que desde 1992 está dedicado a la detección de planetas por el método de las lentes gravitacionales³.

Los objetos celestes principales del proyecto son las Nubes de Magallanes y el Bulbo Galáctico, dado el alto número de estrellas que pueden ser sistemáticamente monitoreadas en busca de eventos de microlentes gravitatorias.

Las ventajas de esta técnica son:

³ Para mayor información, consultar la página <http://ogle.astrouw.edu.pl/>.

- Al mismo tiempo que se buscan planetas extrasolares, se pueden realizar otros descubrimientos astronómicos de interés.
- Permite detectar tanto planetas con masas mucho mayores que la de Júpiter como planetas de tipo Tierra.
- Es un método basado en observaciones terrestres que, además, no requiere de grandes telescopios para realizar la primera selección de los candidatos. Esto lo convierte en un método relativamente “económico” comparado con otro.

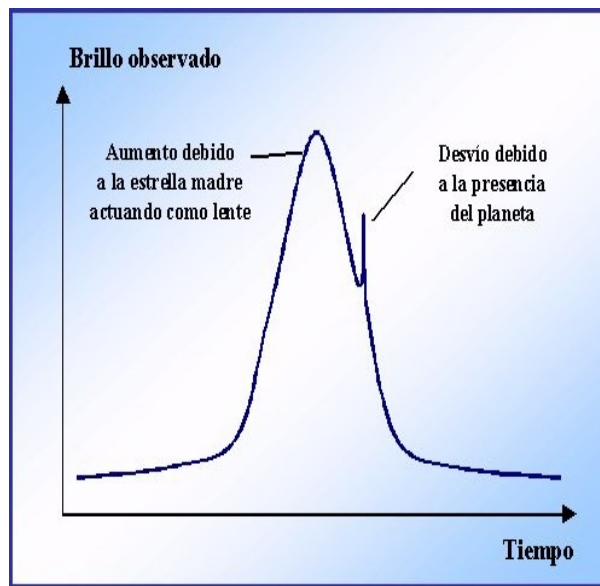


Figura 1.18: Variación del brillo observado de una estrella de fondo cuando ésta se alinea con la estrella lente y la Tierra. El pico secundario corresponde al instante de alineación entre la estrella lejana, el planeta y la Tierra.

Entre las desventajas podemos mencionar:

- Ofrece una estadística algo pobre, pues debe producirse una alineación perfecta entre la estrella, el planeta y la Tierra. Si no se produce dicha alineación, no hay manera de detectar el planeta.
- En general no se trata de eventos repetitivos. Es decir es muy poco probable que se repita la alineación en un intervalo de tiempo razonable.
- Requiere de observaciones sistemáticas de muchas estrellas durante mucho tiempo para obtener resultados de interés.

La Tabla 1.1 muestra las principales características de algunos de los planetas detectados con el método de micro-lentes. De la misma se observa que todos los planetas detectados se encuentran a distancias muy grandes. Esto hace que sea prácticamente imposible confirmar su hallazgo mediante otras técnicas de detección.

Tabla 1.1

Características principales de algunos de los planetas detectados con el método de lentes gravitacionales.

Planeta	Masa (Planeta)	Semieje Mayor (UA)	Descubrimiento (Año)	Distancia (pc)	Mag. Aparente (Estrella)	Masa (Estrella)
MOA-2008-BLG-310-L b	0.23 M_{Jup}	1.25	2009	> 6000	H=23.38	0.67 M_{Sol}
OGLE 235-MOA53 b	2.6 M_{Jup}	5.1	2004	5200	I=19.7	0.63 M_{Sol}
MOA-2007-BLG-400-L b	0.9 M_{Jup}	0.85	2008	6000	-----	0.35 M_{Sol}
OGLE-2007-BLG-368L b	0.0694 M_{Jup}	3.3	2008	-----	-----	-----
MOA-2007-BLG-192-L b	0.01 M_{Jup}	0.62	2008	1000	J=19.6	0.06 M_{Sol}
OGLE-06-109L b	0.727 M_{Jup}	2.3	2008	1510	H=17.17	0.51 M_{Sol}
OGLE-05-169L b	0.04 M_{Jup}	2.8	2005	2700	I=20.4	0.49 M_{Sol}
OGLE-05-390L b	0.017 M_{Jup}	2.1	2005	6500	I=15.7	0.22 M_{Sol}
OGLE-05-071L b	3.5 M_{Jup}	3.6	2005	3300	I=19.5	0.46 M_{Sol}

1.2. Enanas Marrones

En las últimas décadas, además de los planetas extrasolares, se han incorporado los descubrimientos de las llamadas Enanas Marrones. Una *Enana Marrón* es una clase de objeto intermedia entre las Estrellas y los Planetas Gigantes. Se las suele denominar “Estrellas Fallidas”, ya que son objetos que se forman como estrellas pero no tienen suficiente masa para producir la fusión del H. Además, por ser objetos con tamaño y constituyentes atmosféricos similares a los planetas gigantes, también se les da el nombre de “Super Júpiter”.

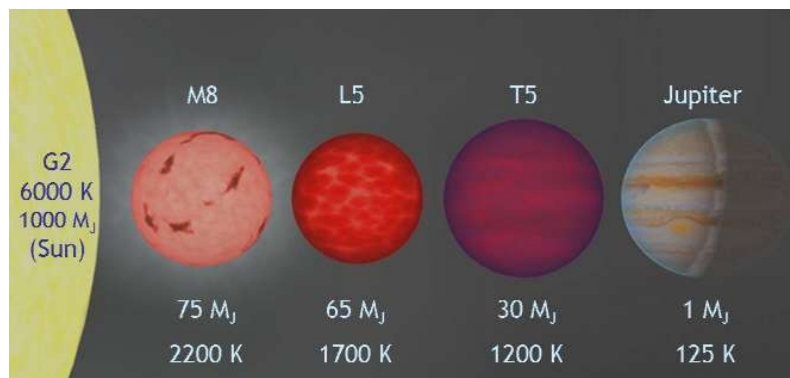


Figura 1.19: Escala comparativa de tamaños entre el Sol, Júpiter y tres objetos sub-estelares de baja masa o enanas marrones.

Objetos con masas superiores a 0.075 - 0.08 M_{Sol} o 75 - 80 M_{Jup} (dependiendo de la metalicidad) son clasificados como Estrellas. Aquéllos en el rango de 75 - 80 M_{Jup} hasta 13 - 15 M_{Jup} (también dependiendo de la metalicidad) son Enanas Marrones. Finalmente, objetos con masas inferiores a 13 - 15 M_{Jup} son Planetas.

Otra característica a destacar de las Enanas Marrones es que sus radios no son tan diferentes de los radios de los planetas. En la Figura 1.19 se muestra una escala comparativa entre el Sol, Júpiter y tres objetos (sub-estelares) de baja masa o enanas marrones. Estas últimas tienen radios muy similares al radio de Júpiter, a pesar de la gran diferencia existente de masas y, como se indica en la Figura 1.19, también en temperatura. Notar que prácticamente una enana marrón del mismo volumen que el planeta Júpiter, contiene una masa hasta 65 veces mayor.

1.2.1. Diagrama T_c vs. Edad

En la Figura 1.20, tomada del trabajo de Chabrier & Baraffe (2000), se muestra cómo varía la temperatura central (T_c) de objetos de muy baja masa en función de la edad. Para este modelo, objetos con masas de $0.013 M_{\text{Sol}}$ ($13 M_{\text{Jup}}$), $0.06 M_{\text{Sol}}$ ($60 M_{\text{Jup}}$) y $0.075 M_{\text{Sol}}$ ($75 M_{\text{Jup}}$) alcanzan, en algún momento de su evolución las temperaturas necesarias para llegar a los límites de combustión del Deuterio, del Litio y del Hidrógeno, respectivamente.

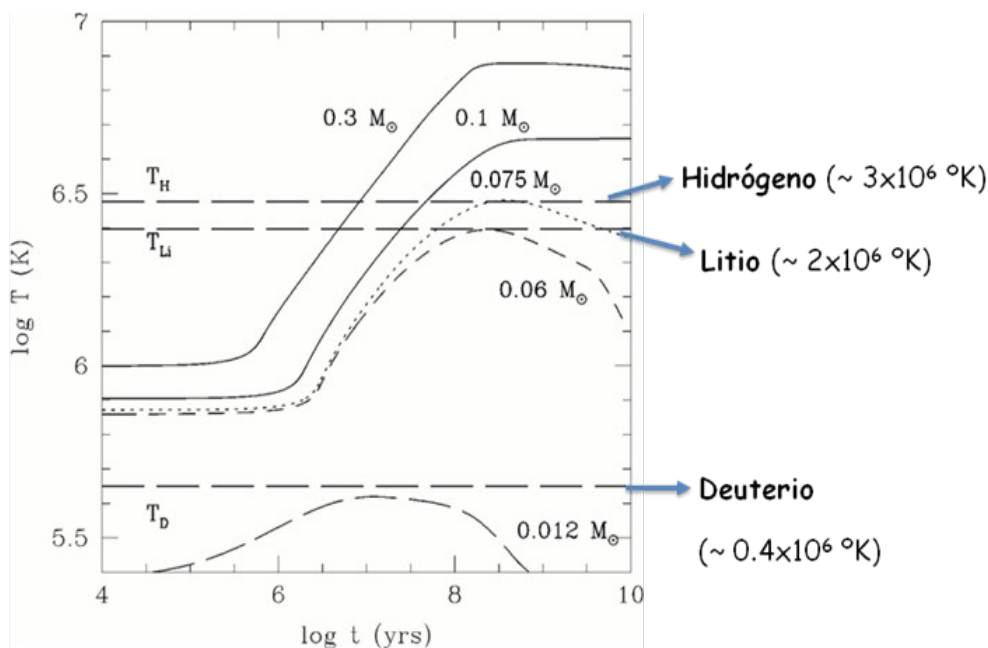


Figura 1.20: Evolución de la temperatura central en función de la edad para objetos de diferente masa: $0.012 M_{\text{Sol}}$ ($12 M_{\text{Jup}}$), $0.06 M_{\text{Sol}}$ ($60 M_{\text{Jup}}$), $0.075 M_{\text{Sol}}$ ($75 M_{\text{Jup}}$), $0.1 M_{\text{Sol}}$ ($100 M_{\text{Jup}}$) y $0.3 M_{\text{Sol}}$ ($300 M_{\text{Jup}}$). Con línea de trazos largos, se han indicado las temperaturas mínimas requeridas (o límites) para la combustión del Deuterio ($\sim 0.4 \times 10^6$ K), del Litio ($\sim 2 \times 10^6$ K) y del Hidrógeno ($\sim 3 \times 10^6$ K). Figura tomada del trabajo de Chabrier & Baraffe (2000).

Objetos con masas inferiores a $13 M_{\text{Jupiter}}$ nunca alcanzan temperaturas centrales para producir ningún tipo de fusión nuclear. Estos objetos son los planetas. En el rango de masas $13 M_{\text{Jup}} < M < 75 M_{\text{Jup}}$, los objetos sub-estelares alcanzan la temperatura necesaria para quemar el Deuterio, al menos durante algún período de su evolución. Además en el rango de $60 M_{\text{Jup}} < M < 75 M_{\text{Jup}}$, pueden quemar el Li, al menos temporariamente. Estos

objetos, con $13 M_{\text{Jup}} < M < 75 M_{\text{Jup}}$, que durante algún período de su evolución producen algún tipo de fusión nuclear son las enanas marrones. Finalmente objetos con $M > 75 M_{\text{Jup}}$ producen la combustión del hidrógeno en forma sostenida y son las estrellas.

Una definición alternativa de “*Enana Marrón*” es la de un objeto que no produce la combustión del hidrógeno en forma sostenida. Esta definición deja abierta la posibilidad de que eventualmente se quemé el H en el interior. Sin embargo esto no se produce durante períodos de tiempos largos o significativos.

1.2.2. Tipos espectrales

La detección de un número cada vez mayor de estrellas de muy baja masa ($M < 0.3 M_{\text{Sol}}$) y de enanas marrones, con características espectrales no contempladas en los tradicionales tipos espectrales de Harvard (O, B, A, F, G, K, M), hicieron necesaria la introducción de dos nuevos tipos espectrales. Los tipos *L* y *T* (Kirkpatrick 2005). Los objetos de muy baja masa pueden dividirse en tres clases.

- I.* Las Enanas de tipo *M* tienen temperaturas entre 2100 y 3800 K y abarcan enanas marrones jóvenes y estrellas de baja masa.
- II.* Las Enanas de tipo *L*, cuyas temperaturas van desde 1300 hasta 2100 K se caracterizan por ser Enanas Marrones de baja masa y estrellas viejas.
- III.* Las Enanas de tipo *T* tienen temperaturas menores a 1300 K. Todos los objetos de tipo espectral *T* son Enanas Marrones. Estos son los objetos sub-estelares más fríos conocidos al presente.

La Figura 1.21, tomada del trabajo de Burgasser et al. (2003), muestra la evolución de la temperatura efectiva (T_{ef}), en función de la edad, para objetos de distinta masa. En particular se marcan las trayectorias evolutivas para objetos de 90, 80, 75, 70, 60, 50, 40, 30, 20 y 10 M_{Jup} . En color verde se considera el rango de temperaturas de los tipos espectrales *M*, en rojo los *L* y en azul los *T*. De esta figura puede verse que para objetos con masas inferiores a 75 - 70 M_{Jup} se observa una fuerte dependencia de la T_{ef} con la edad. Por ejemplo, un objeto con $M \sim 60 M_{\text{Jup}}$ es una enana de tipo *M* hasta que alcanza una edad de ~ 1 Gyr, luego es una enana de tipo *L* entre 1 - 2.5 Gyr y finalmente se convierte en una enana de tipo *T*.

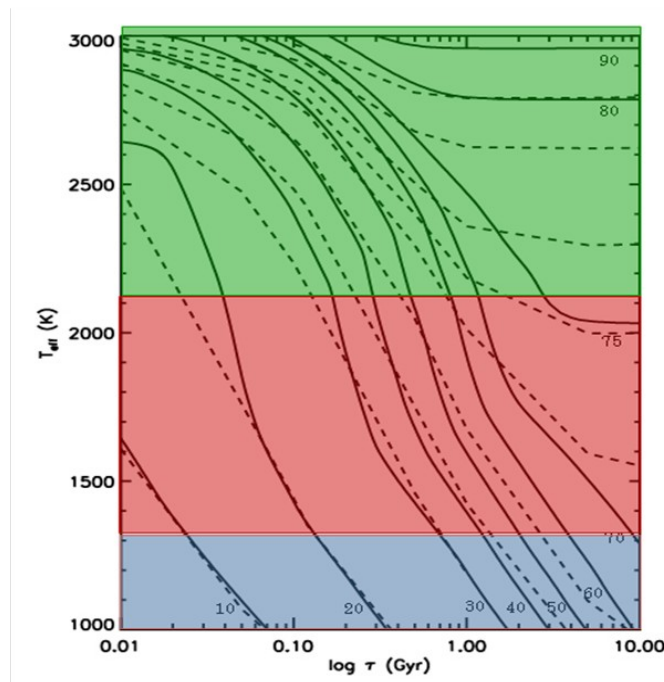


Figura 1.21: Evolución de la temperatura efectiva con la edad para objetos con masas entre $10 M_{Jup}$ y $90 M_{Jup}$. La región de color verde corresponde a los tipos espectrales M. La roja a los L y la azul a los T. Figura tomada del trabajo de Burgasser et al. (2003).

Las principales características espectrales que se observan en los tipos M, L y T son las siguientes:

- I. Los espectros de las *Enanas M* están dominados por la presencia del TiO, VO, H₂O, CO en absorción, además de líneas de metales alcalinos.
- II. En los de las *Enanas L*, los óxidos son reemplazados por los hidruros (FeH, CrH, MgH, CaH) y son prominentes las líneas de los metales alcalinos.
- III. Las *Enanas T* exhiben espectros con fuertes bandas del metano (CH₄) y agua (H₂O), así como también líneas de Na I y K I.

En la Figura 1.22 se muestran los espectros de una enana de tipo espectral M (verde), una de tipo L (rojo) y otra de tipo T (azul).

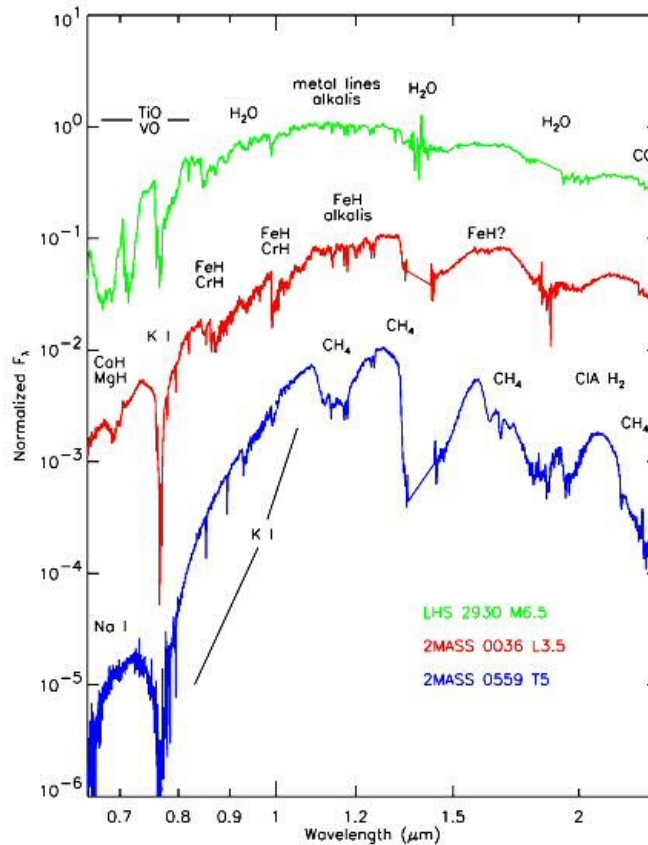


Figura 1.22: Espectros correspondientes a una enana de tipo espectral M (verde), una de tipo L (rojo) y otra de tipo T (azul). Se identifican los principales rasgos espectrales. Figura adaptada del trabajo de Kirkpatrick (2005).

1.3 PLANEMOS (“Planetary Mass Objects”)

En las secciones anteriores se describieron las características principales de los planetas extrasolares y de las enanas marrones. En lo que hace a los Planemos, existe en la literatura gran controversia sobre la definición de los mismos. Al tratarse de objetos relativamente “nuevos”, se conoce muy poco de ellos. Por este motivo, antes de intentar dar una definición de *Planemos* es conveniente realizar una breve síntesis histórica de lo que se conoce hasta el presente sobre este tipo de objetos.

A medida que incrementaba la sensibilidad de los detectores astronómicos, se realizaban distintos relevamientos cada vez más profundos de cúmulos jóvenes y cercanos con el propósito de identificar objetos con masas que se encuentren por debajo del límite de combustión del hidrógeno.

En el año 1995 Rebolo y colaboradores anuncian el primer descubrimiento de una enana marrón en el cúmulo de las Pleiades. A partir de allí se comenzaron a hacer

relevamientos en distintos cúmulos, tales como Praesepe, Hyades, Chamaleon I, IC 348 con el objetivo de determinar hasta qué punto la Función Inicial de Masas (IMF “Initial Mass Function”) de Salpeter (1955), $N(M) = CM^{-\alpha}$ (donde $N(M)$ es el número de objetos por intervalo de masa, C una constante y α el exponente de la ley de potencia), se extiende con el mismo exponente en el dominio sub-estelar. Notar que usualmente la IMF se presenta en el plano Log-Log. Por esta razón se habla de la pendiente de la IMF de Salpeter. Básicamente estos relevamientos intentaban determinar el número de objetos sub-estelares.

En 1999, Béjar y colaboradores realizan un relevamiento profundo en las bandas RIZ en el cúmulo joven Sigma Orionis. Este estudio detectó una numerosa población de estrellas de muy baja masa y enanas marrones con edades comprendidas entre $1-5 \times 10^6$ años. El objeto más rojo encontrado en ese relevamiento fue S Ori 47, al cual se le realizó un seguimiento detallado con fotometría infrarroja y espectroscopía óptica, estimándose para el mismo una masa de aproximadamente $15 M_{Jup}$. S Ori 47 se convirtió, entonces, en el objeto menos masivo (aislado) flotando libremente descubierto hasta ese momento en Sigma Orionis.

1.3.1. *Sigma Orionis*

El cúmulo Sigma Orionis (Figura 1.23) es de gran importancia para el estudio de la formación, evolución y caracterización de objetos estelares y sub-estelares, debido a su juventud ($3-5 \times 10^6$ años) y cercanía (~ 352 pc). Además se encuentra relativamente expuesto, con escasa extinción en la región del óptico ($A_v < 1$ mag).

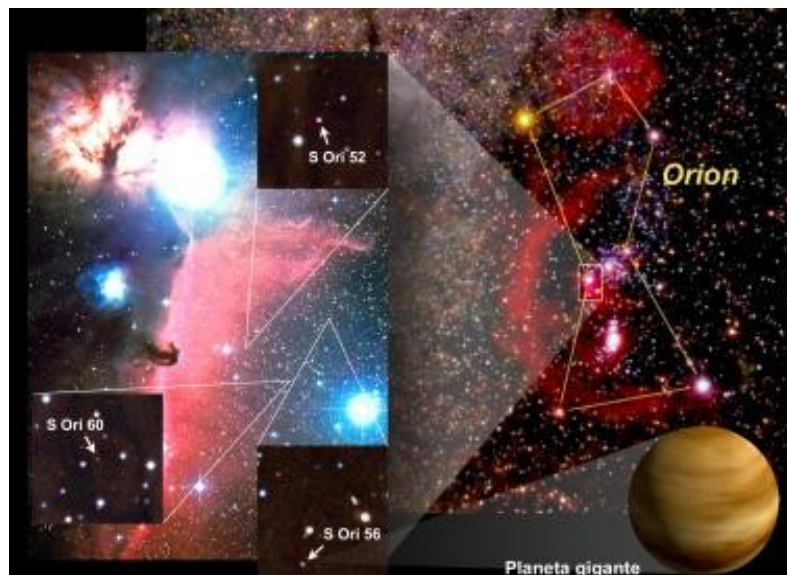


Figura 1.23: Cúmulo Sigma Orionis.

En la Figura 1.24 se muestra el diagrama Color-Magnitud I vs. $(I - J)$ de Sigma Orionis, obtenido del trabajo de Zapatero Osorio et al. (1999), en el que se han ubicado todos los objetos de baja masa detectados por estos autores. En especial se destaca la

localización de S Ori 47, que permite inferir la naturaleza de pre-secuencia principal del mismo. La línea continua corresponde a la secuencia promedio de las enanas de muy baja masa desplazada a la distancia del cúmulo. Las líneas de rayas y de puntos corresponden a las isócronas teóricas de Burrows et al. (1997, 3×10^6 años) y Baraffe et al. (1998, 5×10^6 años).

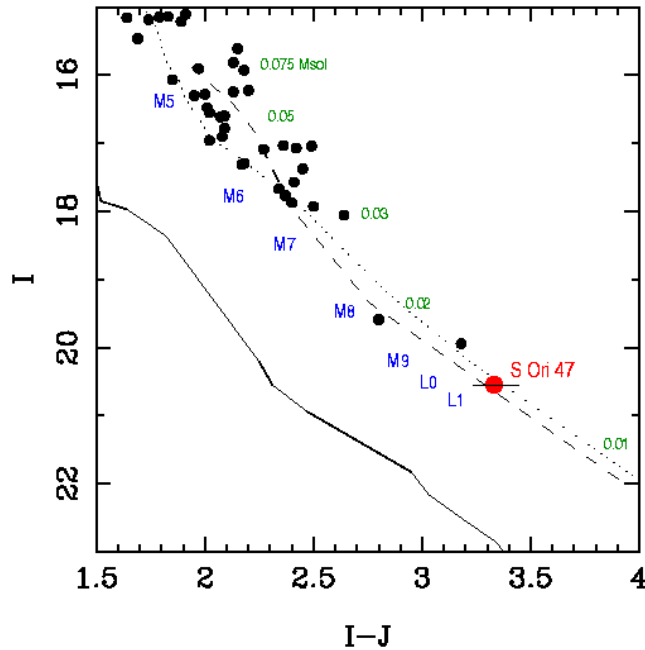


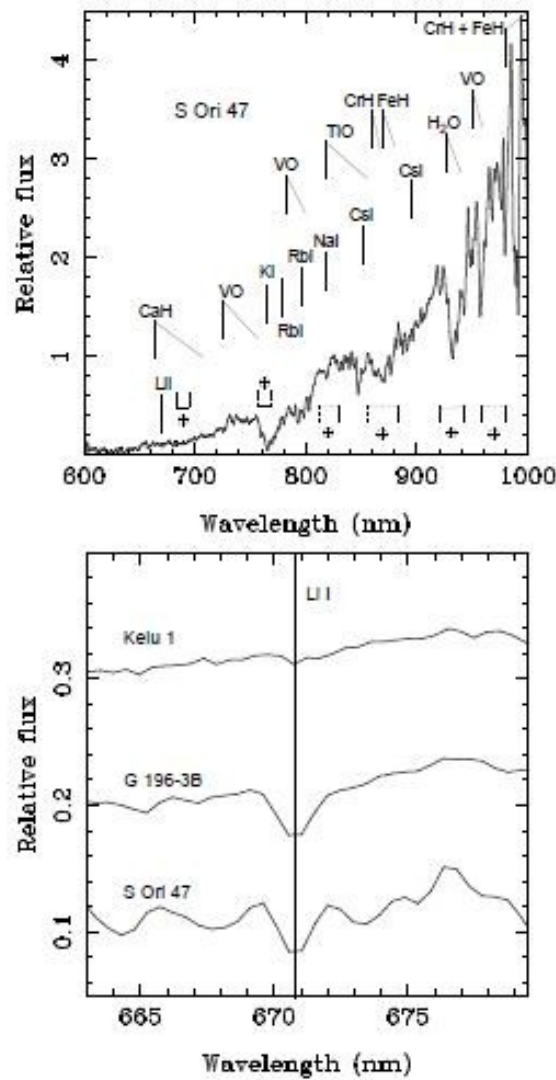
Figura 1.24: Diagrama Color-Magnitud I vs. (I - J) del cúmulo Sigma Orionis. La línea continua corresponde a la secuencia promedio de las enanas de muy baja masa desplazada a la distancia del cúmulo. Las líneas de raya y puntos corresponden a las isócronas de Burrows et al. (1997, 3×10^6 años) y Baraffe et al. (1998, 5×10^6 años). Figura tomada del trabajo de Zapatero Osorio et al. (1999).

Para la determinación del tipo espectral de S Ori 47, Zapatero Osorio et al. (1999) tomaron un espectro de baja resolución (Figura 1.25a), en el que se observan bandas de absorción moleculares de TiO en el rango de 640-740 nm muy débiles, mientras que los hidruros CaH, CrH y FeH son tan fuertes como el VO. Utilizando los criterios de clasificación propuestos por Kirkpatrick et al. (1999) y Martín et al. (1999), Zapatero Osorio determina un tipo espectral *L1.5* para S Ori 47.

La Figura 1.25b muestra una ampliación del espectro de baja resolución de S Ori 47, mostrado en la Figura 1.25a, alrededor de la línea Li I (670.8 nm). La presencia de Litio en este objeto es suficiente para confirmar su naturaleza sub-estelar. Como se mencionó en la Sección 1.2.1, el litio se quema a una temperatura de $\sim 2 \times 10^6$ K, algo menor que los $\sim 3 \times 10^6$ K requeridos para la fusión del H. La detección del Li indica la naturaleza sub-estelar del objeto ya que si no ha alcanzado la temperatura para quemar el Li, tampoco puede quemar H. Notar que este tipo de objetos son puramente convectivos, por lo que cualquier contenido de Li de la atmósfera es puesto, eventualmente, en

contacto con la región nuclear de elevada temperatura. Si esta temperatura supera o es del orden de 2×10^6 K, el Li es quemado. Notar, además, que el llamado “*Test del Litio*” para las enanas marrones no es perfecto ya que para objetos sub-estelares con masas entre 60 y 75 M_{Jup} el núcleo alcanza la temperatura para el quemado del Li pero no la del hidrógeno.

Figura 1.25: a) Panel superior: Espectro de baja resolución de S Ori 47. b) Panel inferior: Ampliación del mismo espectro alrededor de la línea del Li I (670.8 nm). Figura tomada del trabajo de Zapatero Osorio et al. (1999).



Posteriormente, Zapatero Osorio et al. (2000) realizaron otro relevamiento fotométrico profundo en el óptico y en el infrarrojo cercano cubriendo un área de 847 arcmin² alrededor de la estrella múltiple, de gran masa y tipo espectral O9.5, σ Orionis. Las observaciones fueron obtenidas en las bandas J (1.2 μm), I y Z. Se correlacionaron las posiciones de las fuentes detectadas en cada filtro y se determinaron las contrapartes ópticas en I – Z de aquéllas detectadas en J. Zapatero Osorio et al. (2000) estimaron

magnitudes límites de $I=23.8$ y $J=21.2$ para sus observaciones, en tanto que el relevamiento sería completo en un 90% hasta $I = 21.5$ y $J = 19.5$. Estos autores también realizaron observaciones adicionales en la banda K ($2.2 \mu\text{m}$) de algunos de los objetos individuales, especialmente seleccionados.

La Figura 1.26a muestra el diagrama Color-Magnitud I vs. $(I - J)$ para 18 candidatos sub-estelares identificados en este relevamiento por Zapatero Osorio et al. (2000). Los cuales continúan la secuencia fotométrica esperada para Sigma Orionis. Esta secuencia estaba definida en el intervalo de magnitud $I=16-20.5$ por todos los objetos conocidos previamente (Béjar et al. 1999, Zapatero Osorio et al. 1999). En este trabajo, Zapatero Osorio et al. (2000) detectaron 18 candidatos con $I > 20.5$ y $(I-J) > 3.1$, es decir, más débiles y rojos, que incluso, S Ori 47 ($I=20.53$, $(I-J)=3.15$). En la Figura 1.26b se presenta el diagrama Color-Magnitud I vs. $(I-K)$, de Zapatero Osorio et al. (2000), donde la fotometría en la banda K está disponible sólo para el 70% de la muestra.

En la Figura 1.27, extraída también del trabajo de Zapatero Osorio et al. (2000), se muestran los espectros ópticos de S Ori 52 y S Ori 56 y el espectro en el infrarrojo cercano de S Ori 60. Las líneas a rayas verticales indican la zona del espectro en el infrarrojo cercano afectada por las bandas telúricas, las cuales se deben a la absorción del vapor de agua en la atmósfera terrestre. En la figura se marcan también las principales características espectrales presentes en los espectros. Los espectros de S Ori 47 y de la enana marrón de campo Denis-P J1228-1547 son mostrados para comparación. Los tres candidatos S Ori 52, S Ori 56 y S Ori 69 evidencian características espectrales propias de las clases $L0-L5$, con temperaturas efectivas entre 1700 K y 2200 K.

La baja resolución espectral y modesta relación señal sobre ruido de los espectros disponibles, no permitieron a Zapatero Osorio et al. (2000) realizar un estudio detallado de la pertenencia al cúmulo de los candidatos. Sin embargo, estos autores realizaron una estimación de la probabilidad de pertenencia individual de cada uno de los objetos, teniendo en cuenta su clasificación espectral, localización en los diagramas Color-Magnitud, las magnitudes absolutas y las incertezas de las magnitudes. Zapatero Osorio et al. (2000) concluyen que los 18 candidatos, son miembros del cúmulo, dentro de un elevado grado de probabilidad.

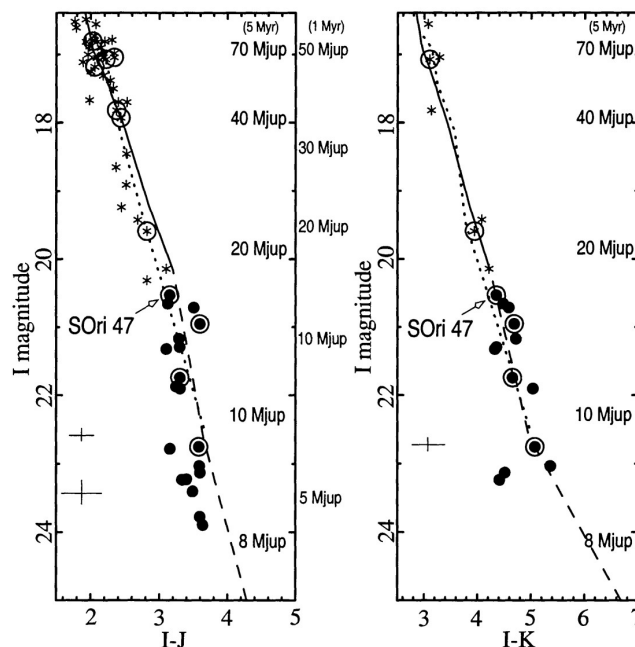
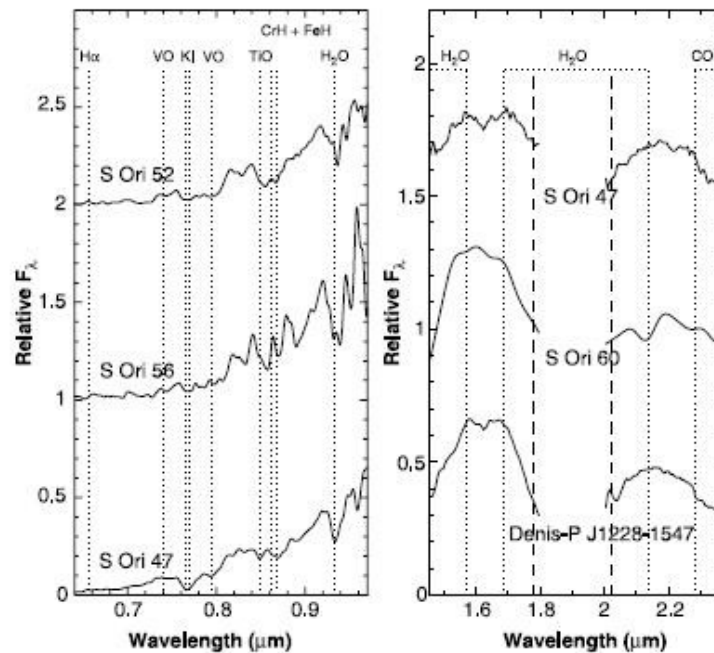


Figura 1.26: a) Diagrama Color-Magnitud I vs. (I – J) y b) Diagrama Color-Magnitud K vs (I-K) para 18 candidatos sub-estelares detectados por Zapatero Osorio et al. (2000). Con círculos negros se indican los candidatos más débiles que S Ori 47, con masas estimadas cercanas o inferiores al límite de combustión del deuterio ($13 M_{Jup}$), en tanto que los asteriscos corresponden a enanas marrones, con masas por encima de este límite. Los miembros del cúmulo espectroscópicamente confirmados son marcados con un símbolo abierto alrededor del símbolo correspondiente. Las barras de errores son graficadas en el lado izquierdo de cada panel cuando son mayores que el tamaño de los símbolos. Las líneas de trazos continuos y a raya corresponden a las isócronas de 5×10^6 años para la metalicidad solar determinadas por Baraffe et al. (1998) y Chabrier et al. (2000). La línea de puntos corresponde al modelo de Burrows et al. (1997). Las masas correspondientes a dos edades, 5×10^6 y 1×10^6 años, son indicadas del lado derecho. Figura tomada del trabajo de Zapatero Osorio et al. (2000).

En la Tabla 1.2 se presentan algunas características de los 18 candidatos más débiles y rojos que S Ori 47 detectados por Zapatero Osorio et al. (2000). La masa de estos objetos fueron estimadas utilizando las trayectorias evolutivas teóricas de Baraffe et al. (1999) y Chabrier et al. (2000), por un lado, y las de Burrows et al. (1997), por el otro. Si se adopta para el cúmulo la isócrona de 5×10^6 años, la edad más vieja, se estima un rango de masas entre 8 y $15 M_{Jup}$ para los candidatos. Si por el contrario se adopta para el cúmulo una edad de 1×10^6 años, algunos de los candidatos podrían tener masas de $\sim 5 M_{Jup}$.

Martín et al. (2001) publicaron un trabajo que consistió en realizar fotometría en la banda K y espectroscopía de baja resolución en el infrarrojo cercano desde 1.44 a 2.45 μm de los candidatos a miembros del cúmulo que flotan libremente (o aislados) de masas planetarias detectados por Zapatero Osorio et al. (2000). Los datos fueron obtenidos con la cámara NIRC del telescopio Keck I. En la Figura 1.28 se muestran los espectros obtenidos para cuatro de los objetos y, además, se incluyen los espectros de estrellas estándares de tipos espectrales conocidos.

Figura 1.27: Espectros ópticos para S Ori 52 y S Ori 56 e infrarrojo cercano para S Ori 60. Los espectros



de S Ori 47 y de la enana marrón de campo Denis-P J1228-1547 son mostrados para comparación. Las líneas verticales, a raya, indican la zona del espectro afectada por las absorciones telúricas (vapor de agua en la atmósfera terrestre). También se marcan las principales características espectrales presentes en los espectros. Figura tomada del trabajo de Zapatero Osorio et al. (2000).

La secuencia espectroscópica de la Figura 1.28 cubre todo el rango de las subclases L. El objeto más débil encontrado fue clasificado como de clase T0. Todos los objetos, excepto uno, analizados por Martín et al. (2001), fueron confirmados como miembros del cúmulo. Este resultado confirma el predominio de los objetos de masas planetarias en la región.

Con el objetivo de establecer la pertenencia al cúmulo de Sigma Orionis en forma más certera de los 18 candidatos detectados por Zapatero Osorio et al. (2000), y en general, de los candidatos conocidos de muy baja masa, Barrado y Navascués et al. (2003) emplearon espectroscopía óptica obtenida con el instrumento FORS del Telescopio VLT (Paranal, Chile) y fotometría en el infrarrojo cercano del 2MASS.

Tabla 1.2

Principales características de los 18 candidatos más débiles y rojos que S Ori 47 detectados por Zapatero Osorio et al. (2000).

Nombre	I	I - J	I - K	Tipo Espectral	Masa (M_{Jup})
S Ori 47	20.53±0.02	3.15±0.08	4.72±0.10	L1.5	19

S Ori 50	20.66±0.03	3.13±0.05	4.48±0.05	M9.0	17
S Ori 51	20.72±0.03	3.51±0.05	4.58±0.10	M9.0	21
S Ori 52	20.96±0.02	3.24±0.15	5.53±0.15	L0.0	-----
S Ori 53	21.17±0.02	3.28±0.06	4.72±0.09	M9.0	14
S Ori 54	21.30±0.05	3.31±0.09	4.35±0.10	-----	-----
S Ori 55	21.32±0.03	3.10±0.07	4.32±0.10	-----	-----
S Ori 56	21.74±0.03	3.30±0.08	4.65±0.10	L0.5	-----
S Ori 57	21.88±0.03	3.24±0.09	-----	-----	-----
S Ori 58	21.91±0.03	3.31±0.09	5.03±0.20	-----	-----
S Ori 60	22.76±0.05	3.59±0.13	5.07±0.10	L2.0	8
S Ori 61	22.78±0.05	3.16±0.16	-----	-----	-----
S Ori 62	23.04±0.07	3.59±0.15	5.36±0.15	L2.0	8
S Ori 64	23.13±0.13	3.60±0.17	4.51±0.25	-----	-----
S Ori 65	23.24±0.12	3.34±0.22	4.41±0.30	-----	-----
S Ori 66	23.23±0.12	3.40±0.22	-----	-----	-----
S Ori 67	23.41±0.09	3.49±0.20	-----	-----	-----
S Ori 68	23.78±0.17	3.60±0.30	-----	-----	-----
S Ori 69	23.89±0.16	3.60±0.40	-----	-----	-----

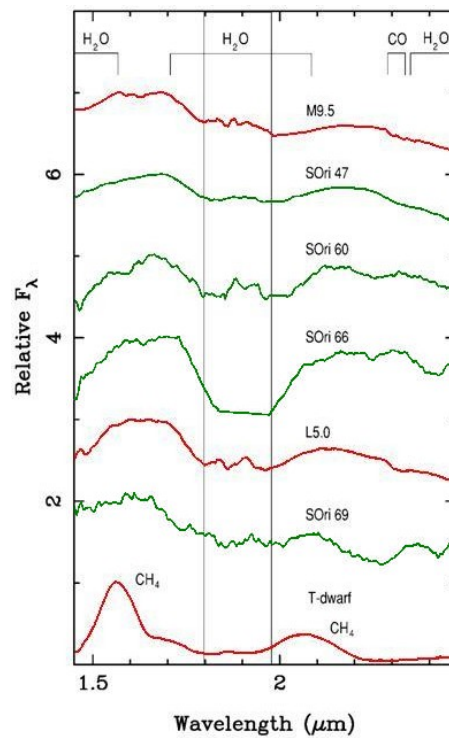
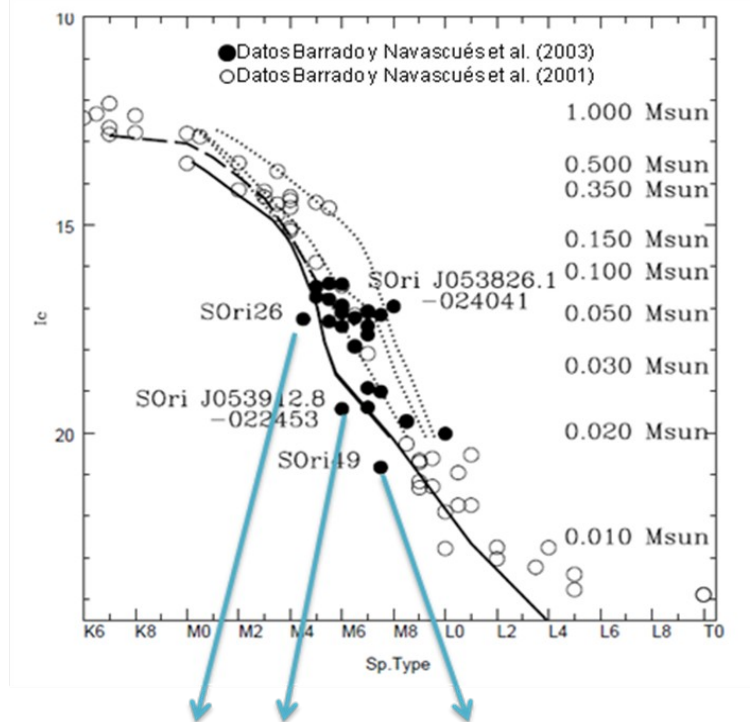


Figura 1.28: Espectros obtenidos para S Ori 47, S Ori 60, S Ori 66 y S Ori 69 con el telescopio Keck I y el instrumento NIRC. Se incluyen, además, los espectros de tres enanas ultra-frías de campo para comparación; la enana M9.5 BRI 0021-0214, la enana L5 DENIS-P J1228.2-1547AB y la enana de tipo T 2MASSJ 1047539+212423. Las líneas verticales marcan la región espectral fuertemente afectada por absorciones telúricas. Figura tomada del trabajo de Martín et al. (2001).

La Figura 1.29 muestra un diagrama I_c vs. Tipo Espectral, en el que se han ubicado los objetos del cúmulo. Se puede observar una secuencia continua de objetos estelares y sub-estelares, desde el tipo espectral K6 hasta T0. Sin embargo, esta secuencia podría extenderse hasta el tipo T6 luego del hallazgo de S Ori 70. Esto permite obtener una evidencia adicional de la pertenencia al cúmulo de todos los candidatos, a excepción de tres de ellos, que yacen por debajo de las isócronas teóricas.

Desde el
hasta el
realizaron



año 2003 y
2008, se
otros varios

¿Falsos miembros de σ Orionis?

relevamientos en Sigma Orionis, descubriéndose un total de aproximadamente 30 objetos de masas extremadamente bajas que flotaban libremente. La Tabla 1.3, tomada del trabajo de Caballero (2008) lista la magnitud I y la masa de estos candidatos cuando ha sido posible estimarla.

Figura 1.29: Diagrama I_c vs. Tipo Espectral correspondiente a Sigma Orionis. Los círculos negros corresponden a datos presentados por Barrado y Navascués et al. (2003) en tanto que los círculos abiertos

son de los trabajos de Barrado y Navascués et al. (2001), Martín et al. (2001), Béjar et al. (2001) y Zapatero Osorio et al. (2002). La posición del límite sub-estelar para la distancia y edad del cúmulo se encuentra alrededor de $I_c = 16$ mag. Las líneas representan la isócrona de 3×10^6 años, para varias escalas de temperatura y valores de gravedad, obtenidos del trabajo de Baraffe et al. (1998). Las masas son indicadas en el lado derecho del diagrama. Figura tomada del trabajo de Barrado y Navascués et al. (2003).

Tabla 1.3

Magnitud I y masa de los candidatos a Planemos pertenecientes al cúmulo de Sigma Orionis. Datos tomados del trabajo de Caballero et al. (2007) y Caballero (2008).

Nombre	I (mag)	Masa (M_{Jup})
S Ori 47	20.53±0.05	19
S Ori 50	20.66±0.02	17
S Ori 51	20.71±0.01	21
S Ori 52	20.95±0.02	-----
S Ori 53	21.17±0.02	14
S Ori 54	21.29±0.05	-----
S Ori 55	21.32±0.03	-----
S Ori 56	21.74±0.03	-----
S Ori 57	21.87±0.03	-----
S Ori 58	21.90±0.03	-----
S Ori 60	22.75±0.05	8
S Ori 61	22.78±0.05	-----
S Ori 62	23.03±0.07	8
S Ori 64	23.13±0.13	-----
S Ori 65	23.23±0.12	-----
S Ori 66	23.23±0.12	-----
S Ori 67	23.40±0.09	-----
S Ori 68	23.77±0.17	-----
S Ori 69	23.89±0.16	-----
S Ori 71	20.03±0.03	19
S Ori J053849.5-024934	20.08±0.02	18
S Ori J053944.5-025959	20.74±0.04	13
S Ori J054007.0-023604	21.14±0.03	12
S Ori J053956.8-025315	21.25±0.04	12
S Ori J053858.6-025228	22.19±0.05	11
S Ori J053949.5-023130	22.04±0.04	8
S Ori J053844.5-025512	22.77±0.06	7
S Ori J054008.5-024551	22.80±0.07	7
S Ori J053932.4-025220	22.83±0.07	7
S Ori J054011.6-025135	22.95±0.07	6

En la Figura 1.30 se muestra el diagrama Color-Magnitud I vs. (I - J) de Sigma Orionis, tomado del trabajo de Caballero et al. (2007). La línea continua muestra el límite considerado como criterio para la determinación de la pertenencia al cúmulo. Los distintos símbolos se indican en la leyenda de la Figura 1.30. La gran mayoría de los candidatos propuestos, indicados con distintos símbolos de color rojo en la Figura 1.30, satisfacen este criterio y por lo tanto son miembros del cúmulo.

1.3.2. Función Inicial de Masa en el Rango Sub-estelar

La Función Inicial de Masa (IMF), como se dijo, se define como el número de objetos por intervalo de masa. Es usual usar una escala logarítmica para expresar la IMF, $\xi(\log m) = dN/d(\log m)$. Alternativamente también se puede usar el espectro de masa, $\Phi(m) = dN/dm$. En el año 1955, Salpeter encuentra que para estrellas con masas entre 1 y $10 M_{\text{sol}}$, la IMF puede ser expresada por una ley de potencia de la forma $dN/dm \sim m^{-\alpha}$ con $\alpha = 2.35$. Para obtener la IMF, primero se obtiene la función Luminosidad $\Phi(M_v)$ y a partir de ella se calcula la $\xi(\log m)$, empleando la relación Masa-Luminosidad.

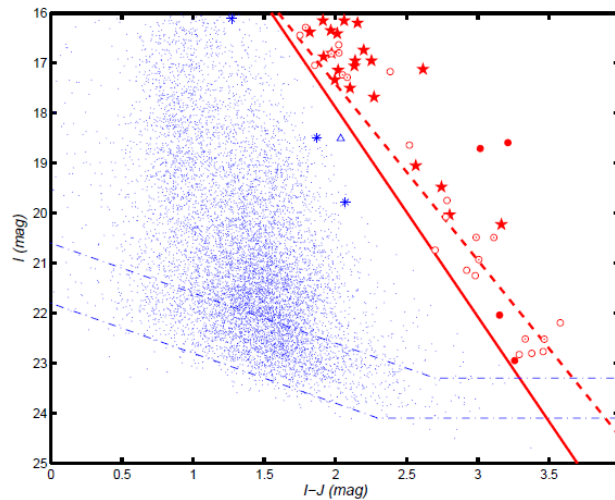
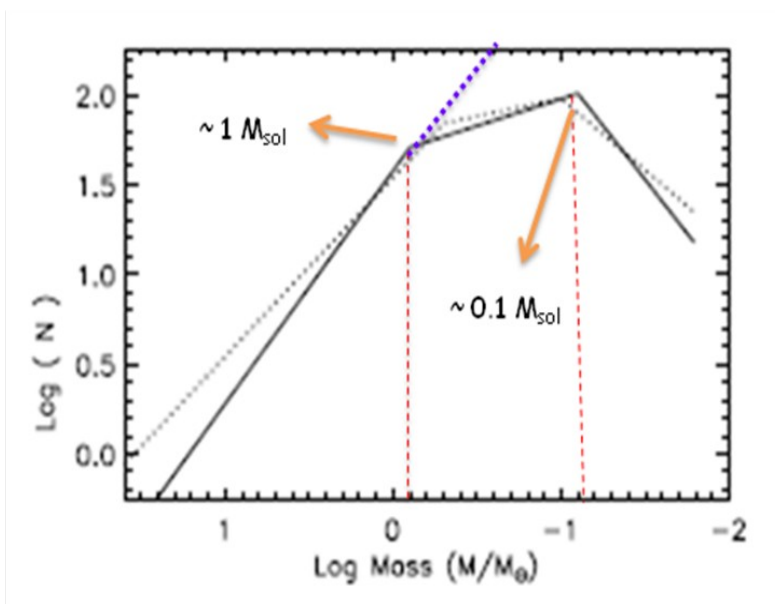


Figura 1.30: Diagrama Color – Magnitud I vs. (I – J) para el cúmulo Sigma Orionis. Los diferentes símbolos corresponden a: estrellas que se encuentran tanto por delante (“foreground”) como por detrás (“background”) del cúmulo, indicadas con puntos azules pequeños, b: miembros del cúmulo espectroscópicamente confirmados, símbolos estrellas, c: candidatos con tipos espectrales determinados, símbolo del Sol, d: candidatos sin tipos espectrales determinados, círculos abiertos, e: cuatro nuevos candidatos presentados en el trabajo de Caballero et al. (2007), círculos llenos. El triángulo indica la posición de S Ori J053948.1-022914 y los asteriscos azules tres objetos que no son miembros del cúmulo. La línea de puntos y raya indica los límites de completitud y detección del relevamiento. La línea de raya es la envolvente inferior de los miembros confirmados del cúmulo con indicios de juventud. La línea continua indica el límite considerado como un criterio de selección. Figura tomada del trabajo de Caballero et al. (2007).

Debido a que Sigma Orionis es un cúmulo muy joven, se espera que su Función de Masa Actual sea muy parecida a la Función Inicial de Masa (IMF), ya que no ha transcurrido mucho tiempo como para que se produzca una evolución dinámica significativa para los miembros del cúmulo.

La Figura 1.31 muestra la forma más aceptada para la IMF. La misma ha sido determinada por Muench et al. (2002) en el conocido cúmulo del Trapecio. Para estrellas de gran masa hasta alrededor $1 M_{\text{Sol}}$, la IMF se corresponde con la IMF de

Salpeter (1955), es decir, que ambas tienen la misma pendiente. En $1 M_{\text{sol}}$ se produce un quiebre o cambio de pendiente en el comportamiento de la IMF. Entre $1 M_{\text{sol}}$ y el límite de combustión del hidrógeno, Muench et al. (2002) proponen también una ley de potencias para la IMF pero con una pendiente más suave que para el caso de los objetos de grandes masas. Es decir que en este rango habría menos estrellas de baja masa que las que predice la ley de Salpeter (1955). Finalmente, en el rango sub-estelar, para masas inferiores al límite de combustión del hidrógeno, se produce una caída muy marcada en el número de objetos en este rango de masas. A grandes rasgos, el comportamiento de la IMF de Muench et al. (2002) también es compatible con la de Kroupa (2001) determinada para la Vecindad Solar.

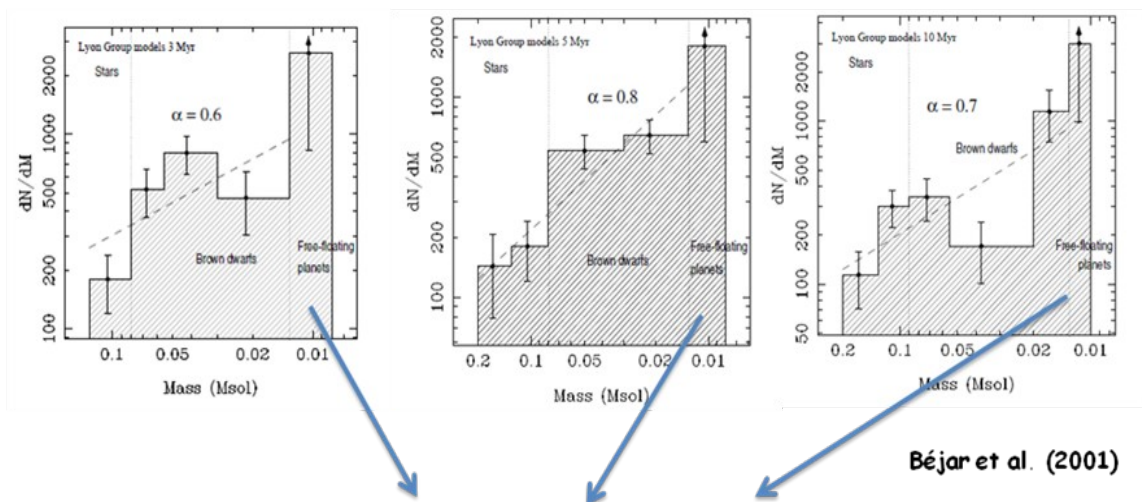


Muench et al. (2002)

Figura 1.31: Forma más aceptada de la IMF. La pendiente de la IMF de Salpeter (1955) se indica con una línea de raya. Con líneas verticales a raya se indican las posiciones de los quiebres en la IMF de Muench et al. (2002). Esta IMF coincide con la de Salpeter en el rango de las estrellas de gran masa. Figura adaptada del trabajo de Muench et al. (2002).

La Figura 1.32 muestra la IMF para Sigma Orionis en el régimen sub-estelar, desde las enanas marrones a los planetas ($\sim 13M_{\text{Jup}}$), determinada por Béjar et al. (2001), considerando distintas edades probables para el cúmulo: 3×10^6 , 5×10^6 y 10×10^6 años, paneles izquierdo, central y derecho, respectivamente. La ley de potencias ($dN/dM \propto M^{-\alpha}$) que produce el mejor ajuste para la edad más probable del cúmulo, 5×10^6 años, tiene pendiente: $\alpha = 0.8 \pm 0.4$.

El comportamiento de la IMF para Sigma Orionis, en el régimen sub-estelar (Figura 1.32), no es compatible con la forma más aceptada para la IMF (Figura 1.31). En el caso de Sigma Orionis la pendiente es positiva y por lo tanto el número de objetos crece para



Gran población de objetos de baja masa

objetos de menor masa. Esta tendencia es opuesta a la de la Figura 1.31. Se observa, entonces, la existencia de gran población de objetos de masa extremadamente baja en el caso de Sigma Orionis, ya que la pendiente no decae como lo hace se aceptada de la Figura 1.31. Esto indica que los objetos de masas planetarias aislados que flotan libremente serían abundantes en Sigma Orionis.

Figura 1.32: IMF para el cúmulo de Sigma Orionis en el régimen sub-estelar, adoptando tres edades plausibles para el mismo: 3×10^6 , 5×10^6 y 10×10^6 años, paneles izquierdo, central y derecho, respectivamente. La ley de potencias ($dN/dM \propto M^{-\alpha}$) que produce el mejor ajuste en el régimen de las enanas marrones hasta los planetas ($\sim 13M_{\text{Jup}}$) para la edad más probable del cúmulo, 5×10^6 años, tiene pendiente: $\alpha = 0.8 \pm 0.4$. Las barras de errores corresponden a las incertezas de Poisson (para un número finito de objetos), excepto para el intervalo de masas planetarias, donde el límite superior (las flechas) indican la incompletitud de los relevamientos fotométricos y espectroscópicos. La barra inferior de los errores tiene en cuenta posibles contaminaciones provenientes de miembros falsos del cúmulo (ver Zapatero Osorio et al. 2000). Figura tomada del trabajo de Béjar et al. (2001).

1.3.3. Distribuciones Espectrales de Energía (SEDs) de los "Planu

En la Figura 1.33 se muestran las SEDs (Distribuciones Espectrales de Energía), desde la banda I hasta la banda [8.0] (centrada en $8 \mu\text{m}$) de 9 de los miembros confirmados del cúmulo de Sigma Orionis con masas sub-estelares ($M < 13 M_{\text{Jup}}$), obtenidas del trabajo de Caballero et al. (2007); estas SEDs observadas se indican con símbolos en forma de estrellas. Los cuadrados abiertos corresponden a las SEDs de enanas ultra-frías con los mismos tipos espectrales que los objetos sub-estelares de Sigma Orionis. Se observa claramente que 6 objetos sub-estelares presentan excesos en el infrarrojo, por encima de los niveles fotosféricos, indicados, en este caso, por las SEDs de las enanas ultra-frías correspondientes. Estos excesos son atribuidos a la presencia de discos de gas y polvo alrededor de los objetos centrales, como se discute más abajo. Se estima, entonces, que un 47% de los candidatos con masas entre 15 y $72 M_{\text{Jup}}$ podrían poseer discos asociados.

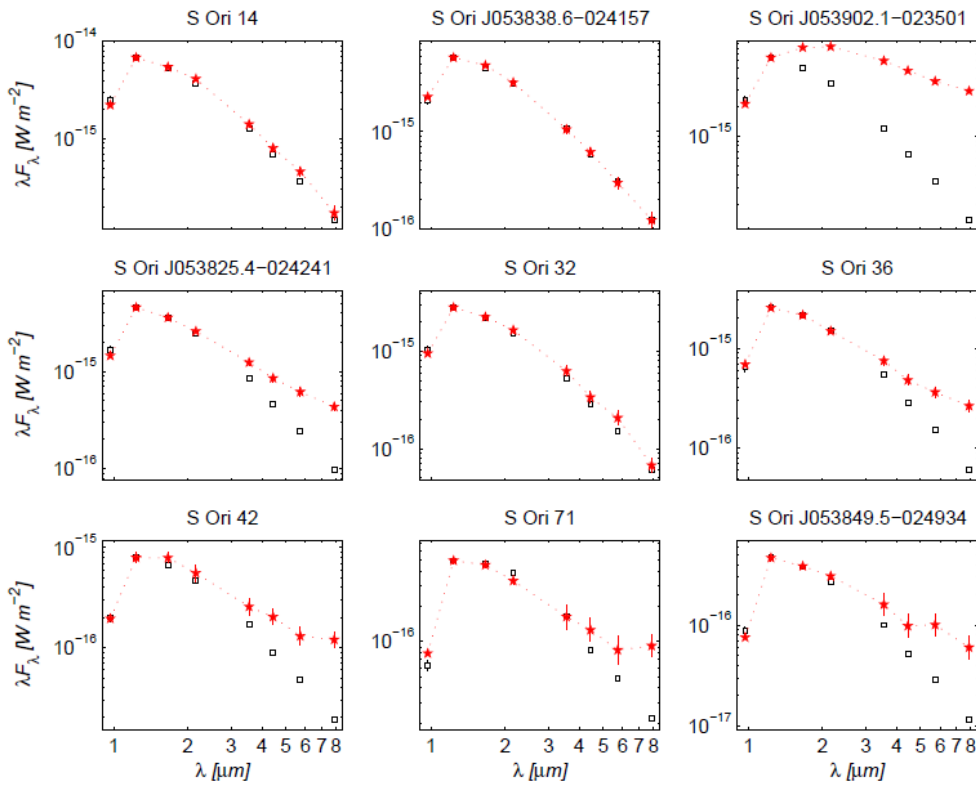


Figura 1.33: Distribuciones espectrales de energía (SEDs), desde la banda I hasta [8.0] (centrada en 8 μm) de 9 de los miembros confirmados con masas sub-estelares del cúmulo de Sigma Orionis. Los símbolos en forma de estrella corresponden a los flujos en las bandas indicadas. Los cuadrados abiertos corresponden a las distribuciones espectrales de energía de enanas ultra-frías de tipos espectrales similares a los de los objetos sub-estelares en Sigma Orionis. Las distribuciones espectrales de energía han sido normalizadas a la banda J. Figura tomada el trabajo de Caballero et al. (2007).

La Figura 1.34 (panel superior derecho) muestra la distribución espectral de energía (SED) de una estrella más el disco de gas y polvo asociado (ver panel inferior de la Figura 1.34). En ausencia del disco y, en primera aproximación, la SED de la estrella puede aproximarse por la de un cuerpo de temperatura igual a la temperatura efectiva de la estrella. El polvo del disco absorbe la radiación estelar y la re-emite en longitudes de onda más largas, produciendo los excesos infrarrojos que se pueden ver en la SED del sistema estrella+disco. El panel superior izquierdo de la Figura 1.34 muestra el gradiente radial de temperatura del sistema mencionado.

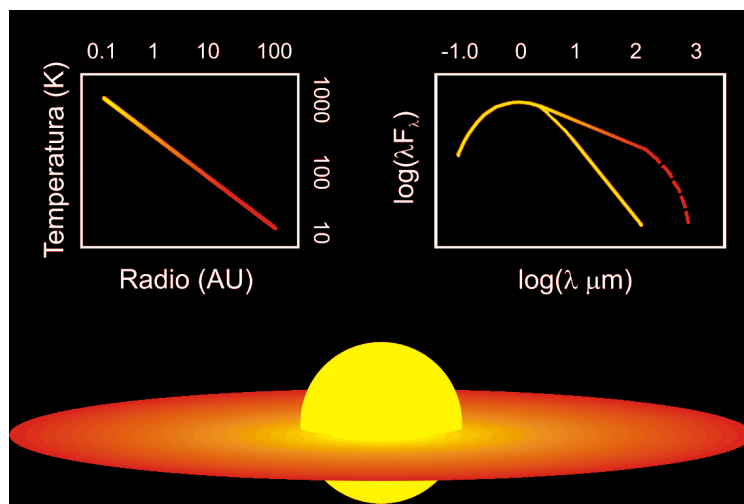


Figura 1.34: Representación esquemática de la SED (Distribución Espectral de Energía) del sistema estrella+disco.

1.3.4. PLANEMO

En las secciones anteriores se presentó una síntesis de los principales aspectos de los llamados *Planemos*, planetas libres, detectados en el cúmulo de Sigma Orionis. Damos ahora una definición de estos objetos.

Un *PLANEMO* (*Planetary Mass Objects*) es un objeto redondeado por su propia gravedad, cuyo núcleo no llega a sufrir la fusión nuclear de ningún elemento químico durante ninguna etapa de su vida, independientemente de su órbita. La Figura 1.35 muestra una representación esquemática de un Planemo en comparación con el Sol, por un lado, y Júpiter, por el otro.

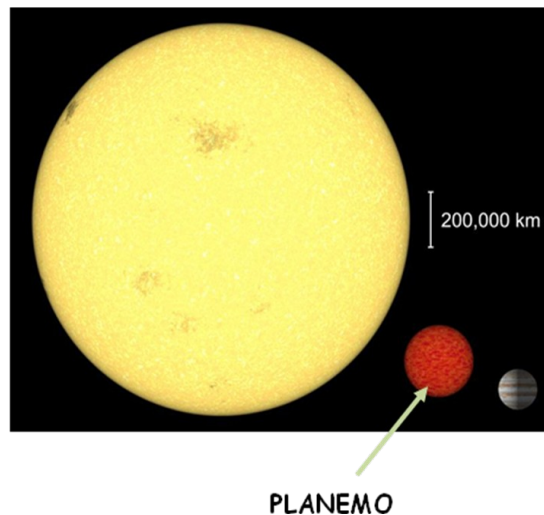


Figura 1.35: Representación gráfica de un PLANEMO, en comparación con el Sol y con Júpiter.

Teniendo en cuenta, entonces, la definición de Planemo anterior, *un PLANETA es un Planemo que orbita un fusor*, definiéndose como *FUSOR a todo objeto que produce la fusión nuclear de algún elemento químico, sea cual fuere éste, en algún momento de su vida*. Entonces, con estas nuevas definiciones, las Enanas Marrones y las Estrellas serían clasificadas como Fusores.

Podríamos preguntarnos ahora si los objetos de masa planetaria aislados o planetas libres son el eslabón que faltaba en la conexión entre los planetas extrasolares y las enanas marrones. Otro cuestionamiento que surge es si sólo es una mera casualidad que en Sigma Orionis se hayan encontrado tantos de estos objetos o si realmente son abundantes en el Universo y simplemente Sigma Orionis, por su cercanía y baja extinción visual, ha permitido la detección de estos objetos con la tecnología presente.

Con el objetivo de contribuir al esclarecimiento de los puntos anteriores es que en este Trabajo Especial se presenta una búsqueda de Planemos en otra región de formación estelar, en este caso la nube oscura L 1495 en el complejo molecular de Taurus-Auriga en el hemisferio Norte. Para ello analizamos imágenes en las bandas K y H obtenidas con la cámara infrarroja CAMILA del telescopio de 2.1 m del Observatorio de San Pedro Mártir, Ensenada, Baja California, México. Estos datos serán complementados con magnitudes en J, H y K tomados de 2MASS ya que esto ofrece dos ventajas fundamentales: la primera es que se dispone de datos en J y la segunda, que los datos extraídos de 2MASS cubren un área de la nube mucho mayor a la observada con CAMILA, lo cual permite extender la búsqueda de los Planemos a toda el área abarcada por L 1495.

CAPÍTULO 2

La Nube Oscura Lynds 1495

2.1. Estructura y características

La nube molecular de Taurus-Auriga es una región de formación estelar cercana, situada a una distancia de 140 pc (Kenyon et al. 1994) y bastante extendida, ya que cubre un área en el cielo de aproximadamente 100 grados cuadrados. Esta nube posee niveles relativamente bajos de extinción (A_v promedio de alrededor de 3-5 mag; ver, por ejemplo, Padoan et al. 2002, Lombardi et al. 2010, Pineda et al. 2010), lo cual ha facilitado estudiar el proceso de formación estelar tanto en el óptico como en el infrarrojo cercano.

Sin la presencia de estrellas luminosas O y B, la nube oscura de Taurus-Auriga contiene una gran masa de gas neutro, principalmente hidrógeno en estado molecular, con una masa de $3-4 \times 10^4 M_{\text{Sol}}$. Diversos mapeos en la región, llevados a cabo con distintos trazadores tales como: $^{12}\text{C}^{16}\text{O}$, $^{13}\text{C}^{16}\text{O}$ y OH, confirman la presencia de estructuras en forma de filamentos que también son visibles en mapas ópticos e infrarrojos de la extinción en la región. La Figura 2.1, tomada del trabajo de Pineda et al. (2010), muestra mapas en CO (panel superior) y en A_v (panel inferior) de la región de Taurus-Auriga donde claramente se puede apreciar la correspondencia entre los filamentos detectados en CO y en A_v .

La Figura 2.2, tomada del trabajo de Kainulainen et al. (2009), muestra el mapa de extinción de la región de Taurus-Auriga obtenido por estos autores utilizando las imágenes en JHK de 2MASS. Estas imágenes cubren un área de $7.5^\circ \times 7.5^\circ$ (18 pc x 18 pc a la distancia de Taurus-Auriga de 140 pc). En el panel superior se emplea una escala lineal en densidad, en tanto que en el inferior una logarítmica, lo cual resalta las regiones de baja densidad columnar. Las cruces en el panel inferior indican la posición de los objetos jóvenes en la región, obtenidos del trabajo de Rebull et al. (2010). En esta figura puede notarse claramente la presencia de estructuras en forma de filamentos. En particular se indica la posición de L 1495.

L 1495 es una de las nubes oscuras del catálogo de Lynds (1962), el cual lista la posición, el tamaño angular y la opacidad de nebulosas oscuras visibles en las placas del Palomar Sky Survey. En particular, L 1495 posee coordenadas $\alpha(2000) = 04^{\text{h}} 18.1^{\text{m}}$, $\delta(2000) = 27^\circ 37'$ ($l = 169.27^\circ$, $b = -16.23^\circ$), abarca un área de 2.6 grados cuadrados y corresponde a la clase de opacidad 5 dentro de la escala de Lynds, donde 6 corresponde al máximo y 1 al mínimo. Esta nube se corresponde con las nubes B7, B10, B211, B209 y B216 del catálogo de Barnard (1919) y con la DoH1211 del trabajo de Dobashi et al. (2005).

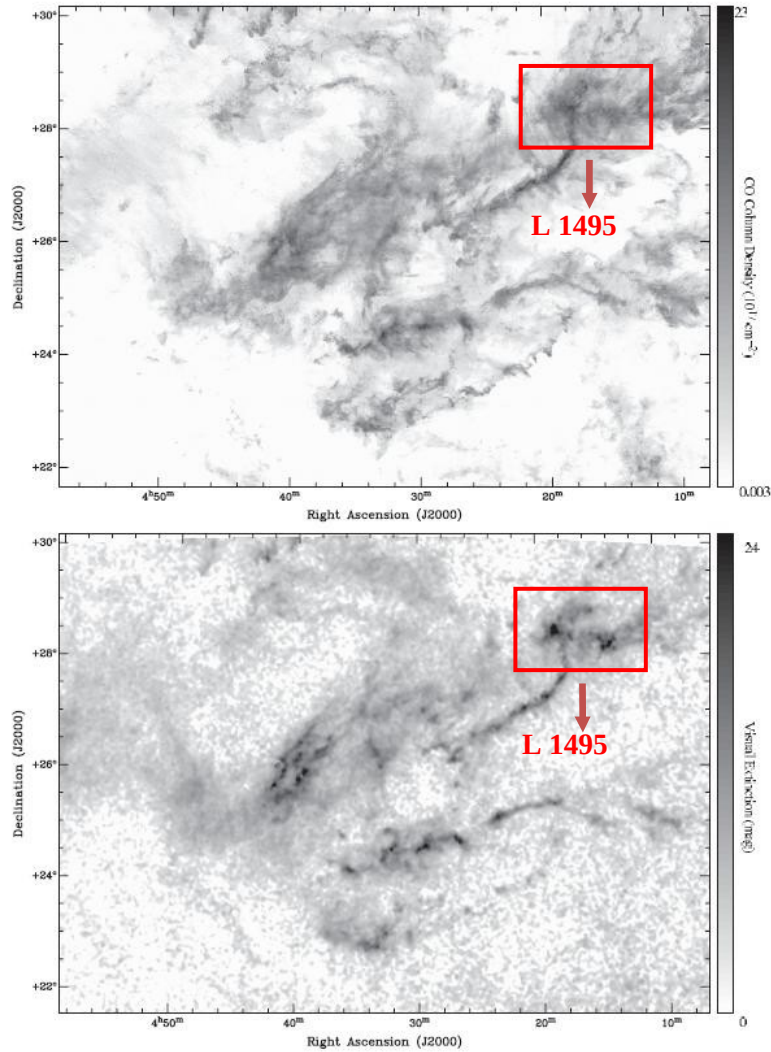


Figura 2.1: Mapa de densidad columnar en CO (panel superior) y de la extinción visual A_v (panel inferior), de la nube molecular de Taurus-Auriga. La escala de grises en ambos paneles corresponde a la raíz cuadrada de la densidad columnar. La resolución angular de los datos es de $40''$ para el panel superior y de $200''$ para el inferior. Figura tomada del trabajo de Pineda et al. (2010).

Recientemente Schmalzl et al. (2010) presentaron un estudio muy detallado de esta nube en forma de filamento, utilizando imágenes profundas en el infrarrojo cercano. En particular, detectaron 39 núcleos moleculares densos con masas entre 0.4 y $10 M_{\text{Sol}}$. La Figura 2.3, tomada del trabajo citado anteriormente, muestra un mapa de extinción del filamento L 1495. La posición de los núcleos moleculares densos detectados por estos autores corresponden a regiones muy localizadas, con dimensiones de unas pocas décimas de pc y valores de $A_v > 25\text{-}35$ mag (ver también Pineda et al. 2010).

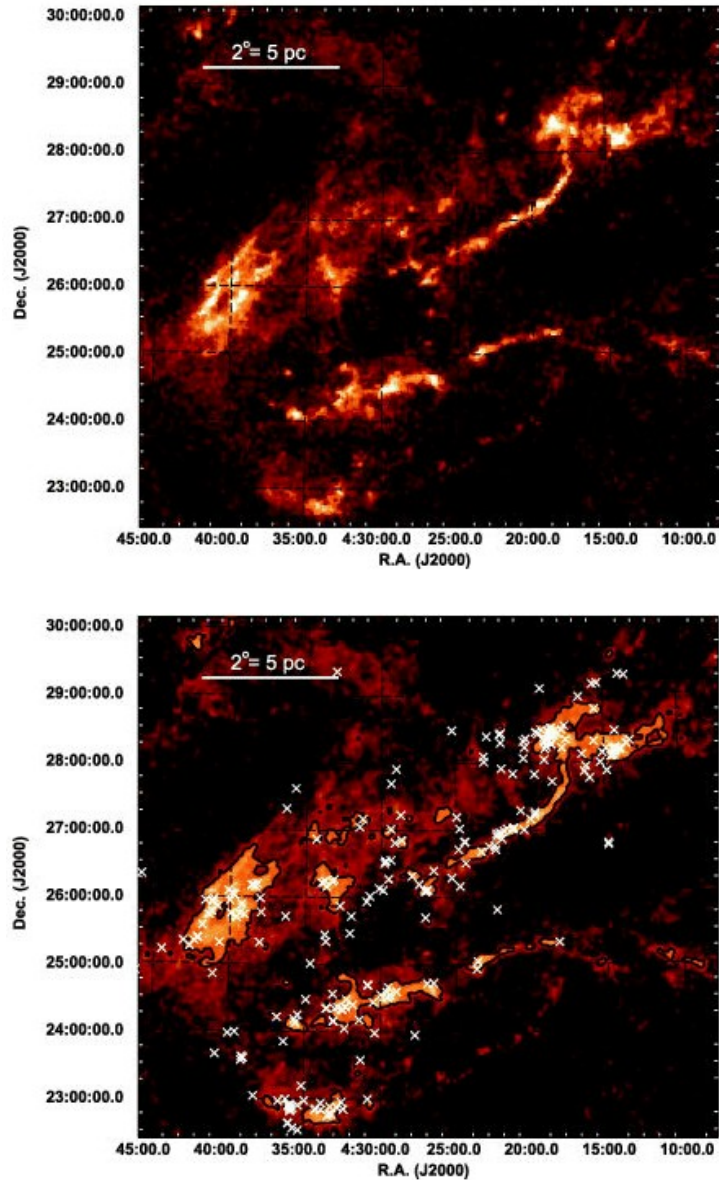


Figura 2.2: Panel superior: Mapa de extinción del complejo molecular de Taurus-Auriga. Este mapa cubre un área de $7.5^\circ \times 7.5^\circ$ (18 pc x 18 pc, a la distancia de 140 pc) y posee una resolución (FWHM) de $2.4'$. El panel inferior abarca exactamente la misma región, pero empleando una escala logarítmica para la densidad columnar, lo cual permite resaltar las regiones de menor densidad. Los contornos corresponden a $A_v = 4 \text{ mag}$. Las cruces indican la posición de los objetos jóvenes en la región obtenidos del trabajo de Rebull et al. (2010). Figura tomada del trabajo de Kainulainen et al. (2009).

2.2. La población de pre-secuencia principal de L 1495

La nube molecular de Taurus-Auriga y, en particular, L 1495 han sido intensamente observadas en distintas longitudes de onda, con el objeto de detectar la población de pre-secuencia principal de la región. El trabajo de Kenyon et al. (2008) presenta una recopilación detallada de todas las búsquedas o relevamientos llevados a cabo desde los

años 80's. Para el caso específico de L 1495, además del trabajo de Kenyon et al. (2008), conviene citar los trabajos de Kenyon & Hartmann (1995), Hartmann et al. (2005), Luhman (2006), Luhman et al. (2006), Guieu et al. (2006) y Luhman et al. (2009), los cuales presentan distintos datos observacionales de esta nube oscura. En particular para el presente trabajo concentraremos nuestra atención en la región comprendida para α (J2000) entre $04^{\text{h}} 10^{\text{m}}$ y $04^{\text{h}} 25^{\text{m}}$, y para δ (J2000) entre $+27^{\circ}$ y $+29^{\circ}$, la cual corresponde a la zona más densa del filamento, ubicado en el extremo NW y coincidiendo con la nube B10 de la Figura 2.3. La Figura 2.4, adaptada del trabajo de Kenyon et al. (2008), recuadra la región indicada. Dentro de esta región los trabajos antes mencionados han detectado un total de 55 estrellas de baja masa y enanas marrones jóvenes que se detallan en la Tabla 2.1 y que se han ubicado en el diagrama color-color J-H vs. H-K de la Figura 2.5.

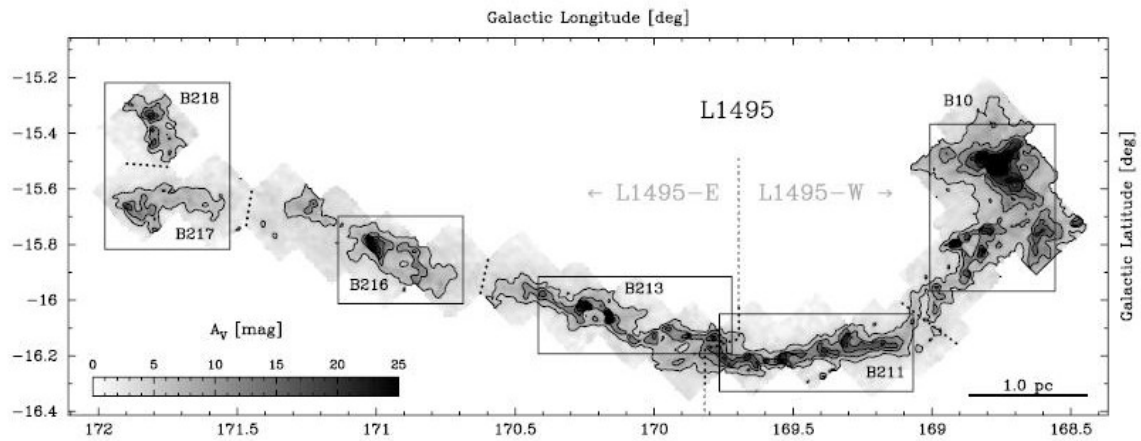


Figura 2.3: Mapa de extinción visual de filamento L 1495 para el cual posee una resolución de $0.9'$. Las curvas de nivel han sido espaciadas por $A_v = 5$ mag. Se indican distintas sub-regiones dentro del filamento que corresponden a las nubes oscuras del catálogo de Barnard et al. (1919). Figura tomada del trabajo de Schmalzl et al. (2010).

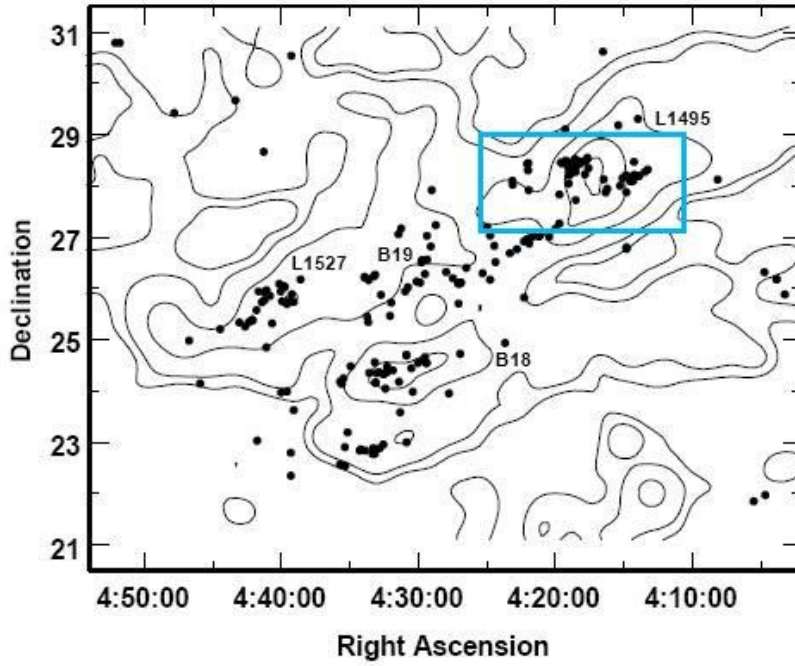


Figura 2.4: Contornos de la densidad columnar en CO tomados del trabajo de Ungerechts & Thaddeus (1987). Los puntos indican la posición de las estrellas jóvenes en la región. El recuadro indica, en forma aproximada, la región comprendida para α (J2000) entre $04^{\text{h}} 10^{\text{m}}$ y $04^{\text{h}} 25^{\text{m}}$, y para δ (J2000) entre $+27^{\circ}$ y $+29^{\circ}$. Figura adaptada del trabajo de Kenyon et al. (2008).

Tabla 2.1

Estrellas de baja masa y enanas marrones jóvenes detectadas en la nube L 1495 o B10 listadas en el trabajo de Luhman et al. (2006).

2MASS	J - H	H - K	K	[3.6]	[4.5]	[5.8]	[8.0]
J04144739+2803055	0.63	0.25	9.92	-----	-----	-----	-----
J04145234+2805598	1.32	0.50	7.71	-----	-----	-----	-----
J04151471+2800096	0.85	0.47	13.77	-----	-----	-----	-----
J04153916+2818586	0.94	0.38	9.24	-----	-----	-----	-----
J04154278+2909597	0.95	0.38	9.38	-----	-----	-----	-----
J04155799+2746175	0.76	0.46	10.52	-----	-----	-----	-----
J04161885+2752155	0.77	0.43	11.35	-----	-----	-----	-----
J04163911+2858491	0.88	0.56	11.28	-----	-----	-----	-----
J04173372+2820468	0.86	0.37	8.60	7.85 ± 0.03	7.56 ± 0.06	7.22 ± 0.03	6.69 ± 0.02
J04174955+2813318	0.75	0.35	10.79	10.75 ± 0.03	10.32 ± 0.03	9.78 ± 0.02	8.84 ± 0.02
J04174965+2829362	1.29	0.65	9.08	-----	7.75 ± 0.05	6.43 ± 0.03	-----
J04180796+2826036	0.73	0.37	10.45	9.99 ± 0.06	9.89 ± 0.05	9.77 ± 0.03	9.75 ± 0.03
J04181710+2828419	1.29	0.70	10.96	-----	9.82 ± 0.06	8.81 ± 0.03	-----
J04182239+2824375	2.89	1.53	10.73	9.80 ± 0.04	9.46 ± 0.05	9.27 ± 0.03	9.28 ± 0.03
J04182909+2826191	3.27	1.70	9.94	8.87 ± 0.04	8.53 ± 0.05	8.35 ± 0.03	8.34 ± 0.03
J04183030+2743208	0.61	0.26	11.01	10.63 ± 0.04	10.53 ± 0.05	10.44 ± 0.03	10.48 ± 0.04
J04183110+2827162	0.66	0.16	7.63	7.26 ± 0.04	7.32 ± 0.04	7.22 ± 0.03	7.21 ± 0.02
J04183112+2816290	1.15	0.80	7.88	6.41 ± 0.03	5.73 ± 0.03	5.21 ± 0.03	4.42 ± 0.02
J04183158+2816585	0.74	0.41	9.36	8.39 ± 0.04	7.55 ± 0.05	6.53 ± 0.02	4.98 ± 0.02
J04183203+2831153	2.82	2.09	10.27	-----	6.98 ± 0.04	5.47 ± 0.03	-----
J04183444+2830302	3.06	1.49	9.21	-----	8.04 ± 0.05	7.46 ± 0.03	-----

Tabla 2.1 - Continuación

2MASS	J - H	H - K	K	[3.6]	[4.5]	[5.8]	[8.0]
J04184023+2824245	2.68	1.28	9.69	8.81 ± 0.04	8.56 ± 0.05	8.38 ± 0.03	8.42 ± 0.03

J04184061+2819155	1.73	1.23	5.79	< 5.04	3.58±0.03	-----	-----
J04184133+2827250	3.30	1.87	11.05	9.48±0.07	8.79±0.05	8.33±0.03	7.91±0.03
J04184250+2818498	1.83	0.84	9.26	8.65±0.05	8.53±0.05	8.39±0.04	8.33±0.08
J04184505+2820528	2.99	1.48	11.93	10.94±0.04	10.70±0.07	10.50±0.04	10.48±0.04
J04184703+2820073	0.92	0.34	7.29	7.03±0.04	7.00±0.04	6.91±0.03	6.92±0.02
J04185115+2814332	0.68	0.49	12.75	12.21±0.07	12.07±0.04	11.99±0.05	11.86±0.07
J04185147+2820264	1.38	0.52	10.97	10.28±0.04	8.90±0.05	7.62±0.02	5.77±0.02
J04185813+2812234	1.43	1.17	11.18	9.12±0.04	8.47±0.09	7.76±0.03	6.78±0.03
J04190110+2819420	0.93	0.47	9.13	8.79±0.05	8.63±0.07	8.49±0.04	8.24±0.02
J04190126+2802487	0.82	0.56	14.93	13.93±0.06	13.54±0.05	13.17±0.10	12.63±0.06
J04190197+2822332	1.20	0.63	10.15	9.59±0.05	9.47±0.06	9.37±0.03	9.36±0.03
J04191281+2829330	0.79	0.39	9.31	-----	8.34±0.05	-----	7.39±0.02
J04192625+2826142	0.85	0.22	8.42	8.14±0.03	8.13±0.06	8.05±0.03	8.00±0.03
J04193545+2827218	0.58	0.40	9.97	9.34±0.04	8.79±0.06	8.17±0.02	7.21±0.03
J04194127+2749484	0.74	0.12	8.26	7.95±0.04	7.98±0.07	7.95±0.03	7.94±0.03
J04194148+2716070	1.30	0.79	12.62	11.28±0.06	10.35±0.05	9.86±0.03	9.29±0.03
J04194657+2712552	3.69	2.14	11.89	-----	-----	-----	-----
J04195844+2709570	3.03	2.57	11.58	8.40±0.05	-----	6.28±0.03	-----
J04201611+2821325	0.66	0.57	12.55	-----	-----	-----	-----
J04202144+2813491	1.07	0.70	14.05	-----	-----	-----	-----
J04202583+2819237	1.91	1.70	11.72	-----	-----	-----	-----
J04202606+2804089	0.66	0.25	9.70	-----	-----	-----	-----
J04203918+2717317	0.63	0.30	9.56	-----	-----	-----	-----
J04210795+2702204	1.79	1.52	10.54	-----	-----	-----	-----
J04210934+2750368	0.57	0.30	10.36	-----	-----	-----	-----
J04214013+2814224	0.59	0.31	11.03	-----	-----	-----	-----
J04215740+2826355	1.03	0.73	5.39	-----	-----	3.48±0.03	< 2.78
J04215884+2818066	0.41	0.14	6.87	6.77±0.04	6.80±0.05	6.72±0.04	6.74±0.03
J04220313+2825389	0.79	0.22	8.45	8.14±0.03	8.15±0.09	8.10±0.03	8.05±0.03
J04230607+2801194	0.63	0.41	11.20	10.56±0.03	10.27±0.05	9.89±0.04	9.35±0.03
J04230776+2805573	1.58	1.19	10.41	8.37±0.04	7.77±0.05	7.21±0.03	6.42±0.02
J04244506+2701447	0.63	0.26	10.46	10.14±0.06	10.06±0.04	10.02±0.04	10.06±0.03
J04245708+2711565	0.89	0.54	8.35	7.70±0.06	7.44±0.05	7.18±0.03	6.49±0.03

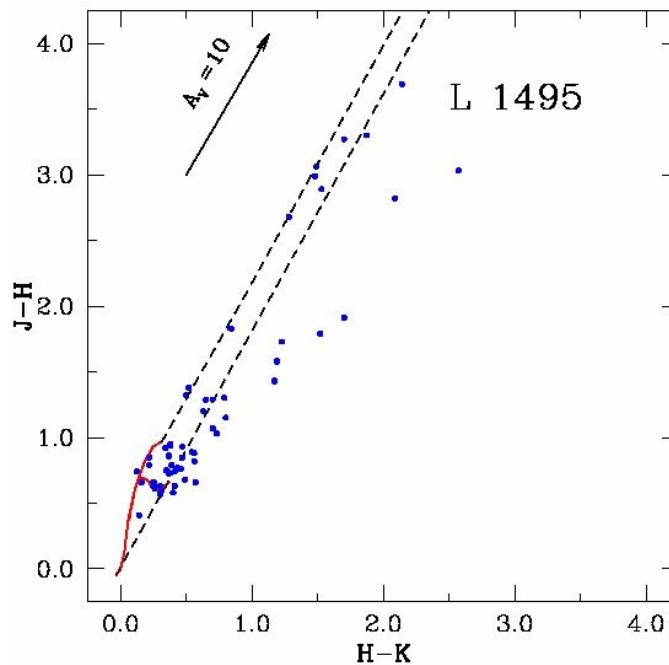


Figura 2.5: Diagrama color-color J-H vs. H-K. Las líneas de trazo continuo rojo indican la posición de la Secuencia Principal y de la Rama de las Gigantes (Bessell & Brett 1988). Las líneas de trazo quebrado negro corresponden a la banda de enrojecimiento que se extiende desde los extremos de la Secuencia Principal (Rieke & Lebofsky 1985). La flecha indica el vector de enrojecimiento para un monto de extinción en la banda V de 10 magnitudes. Los puntos azules corresponden a las estrellas de baja masa y enanas marrones detalladas en la Tabla 2.1.

La nube oscura L 1495 presenta, entonces, condiciones favorables para la detección de Planemos. Es una de las regiones de formación estelar más cercana y, además, las estrellas jóvenes en la región poseen edades similares a la del cúmulo de Sigma Orionis. Por lo tanto, si estos objetos son abundantes en el Universo, debería ser posible detectarlos en esta región.

CAPÍTULO 3

El Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (México) y el Telescopio de 2.1 m

El Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir (OAN-SPM, Figura 3.1) está situado en la sierra homónima, en el estado de Baja California, México. Fue construido por la Universidad Nacional Autónoma de México y se trata del observatorio más importante del país. Se encuentra a una altura 2.830 msnm (metros sobre el nivel del mar), su longitud geográfica es de 115° 27' 49" Oeste y su latitud geográfica de 31° 02' 39" Norte.



Figura 3.1:
Astronómico
San Pedro Mártir
Figura tomada del

Observatorio
Nacional de
(OAN-SPM).
sitio web:

www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

Una de las características deseadas de un observatorio astronómico es su aislamiento de los centros urbanos para evitar los factores de contaminación lumínica y atmosférica que producen los centros de población. La sierra de San Pedro Mártir cumple con este objetivo. La base de operación del OAN-SPM se encuentra en la ciudad de Ensenada. Esta base de operación es también un centro de investigación y docencia, la sede Ensenada del Instituto de Astronomía de la UNAM. Desde esta base se mantiene una organización logística y operativa bien coordinada de apoyo para las tareas científicas que se realizan en el OAN.

A pesar de que los telescopios con los que cuenta actualmente el OAN-SPM son de tamaño modesto, la competitividad internacional se ha mantenido en gran medida gracias a la calidad del sitio y a los esfuerzos propios de desarrollo de instrumentación

para los telescopios que permiten hacer investigación con casi todas las técnicas modernas.

3.1. Telescopios

El Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir cuenta con tres telescopios cuyas características se detallan a continuación.

3.1.1. Telescopio de 84 cm

El telescopio de 84 cm (Figura 3.2) cuenta con un espejo primario que fue diseñado y pulido por personal del IA-UNAM y se encuentra en el OAN-SPM desde 1972; el secundario es f/15. Muchas partes de la montura mecánica original han sido reemplazadas.

Características:

- Longitud=15° 27' 58" Oeste
- Latitud=31° 02' 42" Norte
- Altitud=2.790 metros
- Diseño Ritchey-Chretien
- Secundario: f/15 (~ 16.43 "/mm)
- Límite AH: $\pm 5^{\text{h}} 29^{\text{m}}$
- Límites DEC: +75° y -39°

Instrumentos disponibles para este telescopio:

- Imagen directa
 - Rueda de filtros Mexman
 - Filtros para imagen directa
 - Simulador de tiempos de exposición desarrollado por Alan Watson



Figura 3.2: Cúpula del telescopio de 84 cm del OAN-SPM. Figura tomada del sitio web: www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

- CCDs científicos ⁴
- Fotómetro Danés
- Fotómetro cuentapulsos
- Espectroscopía óptica de baja y mediana dispersión⁵
- Guiador

3.1.2. *Telescopio de 1.5 m*

El telescopio de 1.5 m (Figura 3.3) fue instalado en San Pedro en 1970, en colaboración con la Universidad de Arizona, bajo el entusiasta auspicio del astrónomo Americano Harold Johnson. El primario original de aluminio fue substituido por un espejo de Cer-Vit. Muchas partes de la montura mecánica original han sido reemplazadas.

Características:

- Longitud = 115° 28' 0" Oeste.
- Latitud = 31° 02' 43" Norte.
- Altitud = 2.790 metros.
- Diseño Ritchey-Chretien.
- Secundario: f/13.05 (~ 10.54 "/mm).
- Límite AH: ±5h 30m

⁴ Los CCDs científicos son tres: SITe1 y SITe3 (1024 x 1024 píxeles de 24 μm x 24 μm cada uno); Thomson 2k (2048 x 2048 píxeles de 14 μm x 14 μm cada uno).

⁵ Para la espectroscopía óptica se utiliza el espectrógrafo Bolitas (escala de placa espacial en el espectro ~ 45"/mm).

- Límites DEC: +59°40' y -39° 59' 59".



Figura 3.3: Telescopio de 1.5 m del OAN-SPM. Figura tomada del sitio web: www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

Instrumentos disponibles para este telescopio:

- Imagen directa
 - Rueda de filtros La Ruca
 - Filtros
 - Simulador de tiempos de exposición desarrollado por Alan Watson
- CCDs científicos⁶
- Fotómetro Danés
- Fotómetro cuentapulsos
- Espectroscopia óptica de baja y mediana dispersión (Espectrógrafo Bolitas cuya escala de placa es $\sim 11''/\text{mm}$)
- Guiador

3.1.3. Telescopio de 2.1 m

El telescopio de 2.1 m (Figura 3.4) es el mayor telescopio en el OAN-SPM y cuenta con las siguientes características:

- Longitud = 115° 27' 49" Oeste
- Latitud = 31° 02' 39" Norte

⁶ Los CCDs científicos son los mismos que para el telescopio de 84 cm.

- Altitud = 2.800 metros
- Diseño Ritchey-Chretien.
- Secundarios: f/7.5 (~ 13.0 "/mm), f/13.5 (~ 7.15 "/mm) y f/30 (~ 3.25 "/mm).
- Límite AH: 5.5h.
- Límites DEC: +69°40' y -40°.
- Platina giratoria manual.
- El gajo de la cúpula tiene 2 segmentos que pueden ponerse arriba o abajo (los 2 o 1) según sea la región del cielo que se observa. La Figura 3.5 indica las zonas visibles con las tres configuraciones de los gajos.
- Estación meteorológica.

Los instrumentos disponibles para este telescopio son:

- Espectroscopía Óptica
 - Espectrógrafo Boller & Chivens (Resolución entre 1.6 Å y 12.8 Å)
 - Espectrógrafo échelle clásico REOSC (Su máxima resolución es $R = 18000$ a 5000 Å)
 - Espectrógrafo échelle nebular MES-SPM
 - Interferómetro Fabry-Perot PUMA
- Camila: imagen y espectroscopía, IR cercano (256 x 256 píxeles; 1 a 2.5 micras NICHOS)
- CID: imagen y espectroscopía, IR medio (256 x 256 píxeles; 1 a 20 micras, InSb, BIB)



Figura 3.4: Telescopio de 2.1 m del OAN-SPM. Figura tomada del sitio web: www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

- Imagen directa óptico
 - Rueda de filtros Mexman.
 - Rueda de filtros italiana.
 - Filtros.
 - Simulador de tiempos de exposición para imagen directa desarrollado por Alan Watson.

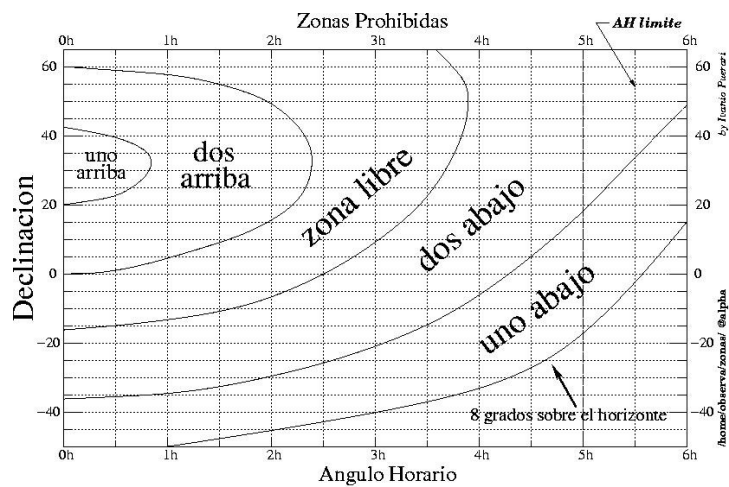


Figura 3.5: Zonas visibles con las tres configuraciones de los gajos. Figura tomada del sitio web: www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

- CCDs científicos⁷
- Guiador

3.2. Filtros

⁷ Los CCDs científicos son los mismos que para los telescopios de 84 y 150 cm.

- Filtros de banda ancha (de uso general)
 - ✓ Filtros UBVRI series I y II
 - ✓ Filtros UBVRI serie III
 - ✓ Filtros Strømgren
 - ✓ Filtros Thuan-Gunn

- Filtros nebulares (de uso general)
 - ✓ Serie I galáctico (redondos, 50 mm de diámetro)
 - ✓ Serie II galáctico (50mm cuadrados)
 - ✓ Serie extragaláctico

- Filtros para distintos instrumentos
 - ✓ Filtros instalados en la rueda [italiana](#)
 - ✓ Filtros nebulares de la rueda [Mexman](#)
 - ✓ Filtros del PUMA
 - ✓ Filtros adicionales [Halpa para el PUMA](#)
 - ✓ Filtros nebulares del espectrógrafo MES-SPM
 - ✓ Filtros cortadores de orden para el [espectrógrafo Boller & Chivens](#)

Dado que trabajamos con imágenes obtenidas por este telescopio utilizando la cámara infrarroja CAMILA, a continuación se proporcionan algunas características de la misma.

3.3. CAMILA

"CAMILA" (Figura 3.6) es un sistema basado en un detector NICMOS3, con un formato de 256 x 256 pixeles. Es sensible de 1 a 2.5 micras. El sistema incluye un diafragma enfriado para reducir el nivel de la radiación de fondo y una rueda con 11 filtros: J, H, K, HeI, Pa β , Pa γ , Br γ , FeII, H₂, CO y cK. El sistema óptico consiste de un espejo y un reductor focal diseñado para el secundario f/13.5 del telescopio de 2.1 m, dando un campo de 123" x 123". Las magnitudes límites (5 sigma, 1 min de integración) son: K=16, H=17 y J=17.6. En particular, nuestras imágenes fueron tomadas con los filtros H ($\lambda = 1.6 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.3 \mu\text{m}$) y K ($\lambda = 2.2 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.4 \mu\text{m}$).

En julio de 1996 CAMILA fue modificada para incluir una opción espectroscópica. Las especificaciones generales son:

DIRECTA

	Escala placa	campo
Camara f/13.5	0.3 "/pix	1.2' x 1.2'

Camara f/4.5

0.85 "/pix

3.6' x 3.6'

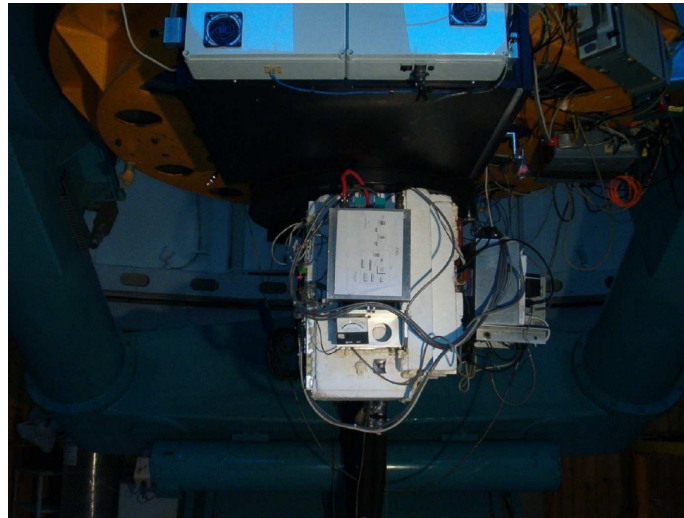


Figura 3.6: Cámara infrarroja CAMILA utilizada en el telescopio de 2.1 m del OAN-SPM. Figura tomada del sitio web: www.astrossp.unam.mx/indexspm.html.

ESPECTROSCOPIA (en banda K)

	Dispersión	Resolución
f/13.5	6 Å/pix	1500
f/4.5	16 Å/pix	500

Cuenta con 2 rendijas: 3 mm x 100 micras, 3 mm x 200 micras.

En resumen, el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir cuenta con excelentes facilidades observacionales y, en particular, con instrumentación en el infrarrojo cercano, lo cual hace posible la búsqueda y detección de Planemos en la nube oscura Lynds 1495.

CAPÍTULO 4

Reducción de datos

4.1. IRAF

La reducción de las imágenes infrarrojas tomadas con CAMILA se realizó utilizando el programa **IRAF**. Esta abreviatura corresponde a las siglas en inglés *Image Reduction and Analysis Facility*, el cual, como su nombre lo indica, proporciona un amplio conjunto de herramientas para el análisis y el procesado de imágenes

astronómicas. Fue desarrollado a mediados de los años '80 por el *National Optical Astronomy Observatories (NOAO)* en Tucson, Arizona. Con el transcurso del tiempo, se ha hecho popular en la comunidad astronómica entre otras cosas por haber sido seleccionado como el sistema sobre el cual se basan los programas de reducción y análisis de datos del *Telescopio Espacial Hubble (HST)*. Su arquitectura permite que se añadan paquetes externos con facilidad; de hecho existen paquetes de aplicaciones específicas que se distribuyen separadamente como lo son *STSDAS (Space Telescope Science Data Analysis System)* y *TABLES*, ambos desarrollados en el *STScI (Space Telescope Science Institute)* con muchas utilidades, incluyendo herramientas para procesar los datos del propio HST, VLT, Gemini, etc.

En el presente capítulo se realiza una descripción detallada del proceso de reducción de datos empleado para el tratamiento de las imágenes obtenidas con la cámara CAMILA del telescopio de 2.1 m del Observatorio de San Pedro Mártir. Las mismas fueron obtenidas por el Dr. Héctor Bravo Alfaro, astrónomo del Departamento de Astronomía de la Universidad de Guanajuato (Guanajuato, México). Si bien el mencionado proceso de reducción fue empleado para los datos obtenidos de nuestras observaciones, el presente capítulo contiene los lineamientos generales para el procesamiento de imágenes infrarrojas obtenidas con cualquier otro instrumento y/o telescopio.

4.1.1. Imágenes de calibración: Flatfield

La región observada (que ocupa un área de aproximadamente 49 arcmin^2 y está centrada en $\alpha=04^{\text{h}}14^{\text{m}}17.67^{\text{s}}$, $\delta=+28^{\circ}06'09.48''$) se dividió en cuatro campos diferentes, uno para cada noche de observación (Figura 4.1). Las coordenadas aproximadas del centro de estas cuatro regiones son:

- Noche 1 (29/10/09; campo "A"): $\alpha=04^{\text{h}}14^{\text{m}}13^{\text{s}}$, $\delta=+28^{\circ}09'59''$ (J2000)
- Noche 2 (30/10/09; campo "B"): $\alpha=04^{\text{h}}14^{\text{m}}19.65^{\text{s}}$, $\delta=+28^{\circ}05'35.47''$ (J2000)
- Noche 3 (31/10/09; campo "C"): $\alpha=04^{\text{h}}13^{\text{m}}58^{\text{s}}$, $\delta=+28^{\circ}12'14''$ (J2000)
- Noche 4 (01/11/09; campo "D"): $\alpha=04^{\text{h}}14^{\text{m}}05^{\text{s}}$, $\delta=+28^{\circ}09'02''$ (J2000)

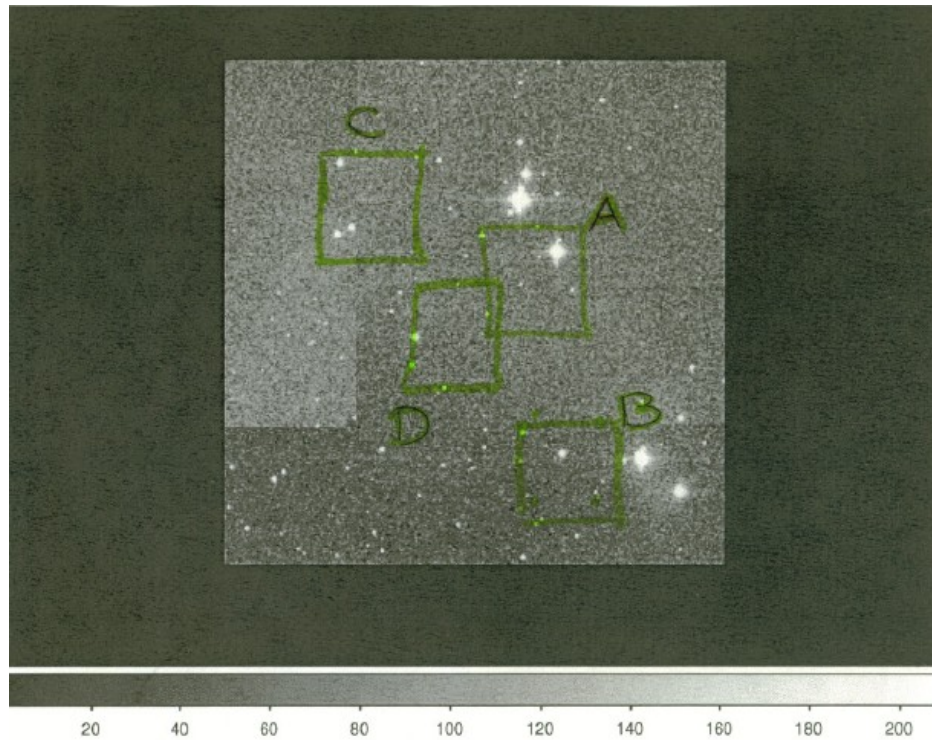


Figura 4.1: Región observada correspondiente a L 1495. Se resaltan en color verde los cuatro campos de observación en los que se dividió la región.

Luego, se observaron sistemáticamente, en los tres filtros (J, H y K), las estrellas estándares FS110 y FS150 del sistema de Casali & Hawarden (1992: UKIRT Newsletter, 4, 33). Las Tablas 4.1 y 4.2 indican el número de imágenes individuales en cada filtro y el correspondiente tiempo de exposición para cada una de las estándares observadas en cada noche y para cada uno de los campos en L 1495.

Tabla 4.1

Número de imágenes para cada noche de observación, en cada filtro correspondientes a las estrellas estándares FS110 y FS150.

Noche	Número de imágenes (Tiempo de exposición)					
	FS110			FS150		
	J	H	K	J	H	K
29/10/2009	12 (20 seg)	13 (15 seg)	13 (60 seg)	12 (10 seg)	12 (10 seg)	15 (10 seg)
30/10/2009	10 (20 seg)	10 (15 seg)	11 (60 seg)	14 (10 seg)	14 (10 seg)	16 (10 seg)
31/10/2009	10 (20 seg)	15 (15 seg)	15 (60 seg)	15 (10 seg)	15 (10 seg)	17 (10 seg)
01/11/2009	10 (20 seg)	10 (15 seg)	13 (60 seg)	12 (10 seg)	10 (10 seg)	12 (10 seg)

Tabla 4.2

Número de imágenes para cada noche de observación, en cada filtro correspondientes a la región L 1495.

Noche	Número de imágenes (Tiempo de exposición) para L 1495	
	H	K

29/10/2009	30 (60 seg)	45 (60 seg)
30/10/2009	36 (60 seg)	45 (60 seg)
31/10/2009	38 (60 seg)	56 (60 seg)
01/11/2009	30 (60 seg)	36 (60 seg)

De esta manera, para cada noche de observación se tomaron una serie de imágenes de flatfield en cada uno de los filtros. Estos flatfields son flats de lámpara y, en el caso del infrarrojo cercano, se toman dos conjuntos de flats en cada filtro; uno con la lámpara encendida y otro con la lámpara apagada. Los flats obtenidos con la lámpara apagada permiten corregirlos por la contribución debida a la emisión térmica del medio ambiente (cúpula, telescopio, etc). Se empleó la tarea **“display”** para inspeccionar visualmente cada una de las imágenes de flat disponibles en cada filtro (J, H y K), eventualmente eliminando aquéllas que presentaban alguna anomalía. Luego, mediante la tarea **“imstat”** se distinguieron los **“flats oscuros”** (aquéllos obtenidos con lámpara apagada) de los **“flats brillantes”** (aquéllos obtenidos con la lámpara encendida), creando los siguientes archivos:

- **“lista_flats_oscuros_(filtro)”**
- **“lista_flats_brillantes_(filtro)”**

El número de imágenes de “flats brillantes” en el filtro J estuvo comprendido entre 10 y 30; en el filtro H, entre 10 y 20; y en el filtro K, entre 10 y 30. Por otra parte, el número de imágenes de “flats oscuros” osciló en el filtro J, entre 15 y 20; en el filtro H, entre 15 y 20; y en el filtro K, entre 5 y 15.

Se utilizó la tarea **“imcombine”** para combinar los flats obtenidos con la lámpara apagada en cada filtro. Para dicha combinación se empleó a la mediana como operador. En la práctica se procedió de la siguiente manera:

>imcombine @lista_flats_oscuros_(filtro) Flat_oscuro_(filtro)

Luego a cada flat obtenido con la luz encendida se le restó el flat con luz apagada resultante de la combinación indicada anteriormente en cada filtro. Para ello se empleó la tarea **“imarith”**, como se indica a continuación:

- *>imarith @lista_flats_brillantes_(filtro) – Flat_oscuro_(filtro)
@lista_flat_(filtro)_restado*

Una vez realizada esta corrección, se construyó una lista que incluía a todas las imágenes de flat en todos los filtros, ya corregidos por la emisión térmica ambiental. A esta lista se la llamó **“lista_flats”**.

Para la normalización de los flats se utilizó la tarea **“imsurfit”**, la cual permite modelar la distribución superficial de brillo de cada imagen (en este caso de cada imagen de flat). Esta tarea se configuró de la siguiente manera:

PACKAGE = imfit

TASK = imsurfit

```

input =          @lista_flats  Input images to be fit
output = @lista_flats_imsurfit  Output images
xorder =          1  Order of function in x
yorder =          1  Order of function in y
(type_ou=        response)  Type of output (fit,residual,response,clean)
(funcio=        spline3)  Function to be fit (legendre,chebyshev,spline3)
(cross_t=        yes)  Include cross-terms for polynomials?
(xmedian=        1)  X length of median box
(ymedian=        1)  Y length of median box
(median_=        50.)  Minimum fraction of pixels in median box
(lower =         0.)  Lower limit for residuals
(upper =         0.)  Upper limit for residuals
(ngrow =         0)  Radius of region growing circle
(niter =         0)  Maximum number of rejection cycles
(regions=        all)  Good regions (all,rows,columns,border,sections,
(rows =          *)  Rows to be fit
(columns=        *)  Columns to be fit
(border =        50)  Width of border to be fit
(section=        )  File name for sections list
(circle =        )  Circle specifications
(div_min=        INDEF)  Division minimum for response output
(mode =         ql)

```

Una vez normalizados los flats individuales se los combinó mediante la tarea **“imcombine”**. Como tipo de combinación se eligió la mediana. Se crearon las siguientes listas que contenían los flats individuales para cada filtro, que fueron luego procesadas por la mencionada tarea:

- *lista_flat_imcombine_J*
- *lista_flat_imcombine_H*
- *lista_flat_imcombine_K*

A continuación se listan los parámetros de la tarea **“imcombine”** utilizados para realizar la mencionada combinación.

PACKAGE = immatch
 TASK = imcombine

input = @lista_flat_imcombine_(filtro) List of images to combine
 output = Flat_(filtro) List of output images
 (rejmask=) List of rejection masks (optional)
 (plfile =) List of pixel list files (optional)
 (sigma =) List of sigma images (optional)
 (logfile= STDOUT) Log file
 (combine= median) Type of combine operation
 (reject = none) Type of rejection
 (project= no) Project highest dimension of input images?
 (outtype= real) Output image pixel datatype
 (offsets= none) Input image offsets
 (masktyp= none) Mask type
 (maskval= 0.) Mask value
 (blank = 0.) Value if there are no pixels
 (scale = none) Image scaling
 (zero = none) Image zero point offset
 (weight = none) Image weights
 (statsec=) Image section for computing statistics
 (expname=) Image header exposure time keyword
 (lthresh= INDEF) Lower threshold
 (hthresh= INDEF) Upper threshold
 (nlow = 1) minmax: Number of low pixels to reject
 (nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
 (nkeep = 1) Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg
 (mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
 (lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
 (hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
 (rdnoise= 40) ccdclip: CCD readout noise (electrons)
 (gain = 15) ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
 (snoise = 0.) ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
 (sigscal= 0.1) Tolerance for sigma clipping scaling correction
 (pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
 (grow = 0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
 (mode = ql)

Para la corrección por flatfield se procedió a dividir cada una de las imágenes de programa por el correspondiente flatfield normalizado como se indica a continuación:

- *imarith FS110_J001.d.fits / Flat_J FS110J001.flat.fits*

- *imarith* *FS110_J002.d.fits / Flat_J FS110J002.flat.fits*
- *imarith* *FS110_J003.d.fits / Flat_J FS110J003.flat.fits*
-
-

Este ejemplo corresponde a las imágenes de la estrella estándar FS110 para el filtro J.

4.1.2. Corrección por la contribución del fondo del cielo

En el infrarrojo cercano resulta particularmente importante realizar la corrección por el fondo del cielo. La idea es combinar todas las imágenes tomadas durante un intervalo de tiempo relativamente breve y en aproximadamente la misma región del cielo. Esto es generalmente factible ya que para evitar la saturación del detector, debido a la contribución del fondo del cielo, se toma una serie de imágenes de corta exposición ligeramente desplazadas (*dither frames*) que luego se alinean y combinan apropiadamente. La imagen de cielo es sustraída de las imágenes de los objetos en cuestión, realizándose, de esta manera, la corrección por el fondo del cielo (*background correction*). Cabe señalar que el proceso de construcción de las imágenes de cielo debe adecuarse a cada instrumento y lugar de observación. Para el caso de las observaciones con CAMILA se procedió de la siguiente manera, siguiendo las recomendaciones para la reducción de datos obtenidos con esta cámara.

Se normalizaron las imágenes individuales, corregidas por flat, para cada filtro. Para ello se empleó la tarea “*imstat*” que permite calcular, entre otras cosas, el valor correspondiente a la mediana de la distribución de intensidad de cada imagen. A continuación se listan los valores de los parámetros tales como fueron empleados en esta tarea:

TASK = imstatistics

```

images =                List of input images
(fields = image,mean)  Fields to be printed
(lower = INDEF)        Lower limit for pixel values
(upper = INDEF)        Upper limit for pixel values
(nclip = 0)            Number of clipping iterations
(lsigma = 3.)          Lower side clipping factor in sigma
(usigma = 3.)          Upper side clipping factor in sigma
(binwid= 0.1)          Bin width of histogram in sigma
(format = yes)         Format output and print column labels?
(cache = no)           Cache image in memory?
(mode = ql)

```

Una vez determinada la mediana de cada imagen se procedió a su normalización mediante la tarea “**imarith**” como se indica a continuación:

- *imarith FS110J001.flat.fits / 73.21 FS110J001.norm.fits*
- *imarith FS110J002.flat.fits / 73.74 FS110J002.norm.fits*
- *imarith FS110J003.flat.fits / 73.92 FS110J003.norm.fits*
-

Luego se procedió a combinar (mediante la tarea “**imcombine**” con tipo de combinación igual a la mediana) todas las imágenes corregidas por flat y normalizadas correspondientes a un dado objeto y un determinado filtro. Por ejemplo, para el objeto FS110 en el filtro J se obtuvo la imagen “*sky_FS110_J.fits*”, correspondiente a la contribución del fondo en la banda J. Dado de que para construir este cielo se emplearon imágenes normalizadas, a los fines de obtener una corrección de cielo que se corresponda con el nivel real de la contribución en cada imagen individual se procedió a multiplicar esta imagen de cielo por la mediana de cada imagen individual. De este modo se obtuvo una imagen de cielo para cada exposición individual. A continuación se indica un ejemplo de esto:

- *imarith sky_FS110_J * 73.21 FS110J001.sky.fits*
- *imarith sky_FS110_J * 73.74 FS110J002.sky.fits*
- *imarith sky_FS110_J * 73.92 FS110J003.sky.fits*
-
-

Finalmente se procedió a aplicar la corrección por la contribución del fondo del cielo, restando a cada imagen individual su correspondiente valor de cielo de la siguiente manera:

- *imarith FS110J001.flat.fits - FS110J001.sky.fits cielo_FS110J001*
- *imarith FS110J002.flat.fits - FS110J002.sky.fits cielo_FS110J002*
- *imarith FS110J003.flat.fits - FS110J003.sky.fits cielo_FS110J003*
-

De manera análoga se obtuvieron las imágenes corregidas por cielo en cada uno de los filtros.

4.1.3. Alineación y combinación de las imágenes individuales

Dado que se disponían de varias imágenes, ligeramente desplazadas entre sí, en cada filtro para cada objeto, fue necesario alinear todas las imágenes antes de combinarlas en una única imagen resultante por objeto y por filtro. Para ello se midieron las posiciones x , y sobre el detector de tres o cuatro estrellas comunes a todos los *frames*, empleando en este caso la tarea “*phot*” en el paquete *noao.digi.apphot*. Tomando como referencia la primera de la serie se determinaron los desplazamientos en x e y que fueron aplicados a las respectivas imágenes a fin de lograr el alineamiento de las mismas. La tarea “*imshift*” fue la que permitió realizar los mencionados desplazamientos. A continuación se listan los parámetros seleccionados en esta tarea, donde el archivo “*correcciones_FS110J*” contiene los desplazamientos, ordenados línea a línea, es decir, que se deben corresponder con el orden en que se procesan las imágenes y aquél en que se indican los respectivos corrimientos.

TASK = imshift

```
input = @lista_entrada_imagenes_FS110J  Input images to be fit
output = @ lista_salida_imagenes_FS110J  Output images
xshift =                                0.  Fractional pixel shift in x
yshift =                                0.  Fractional pixel shift in y
(shifts_=      correcciones_FS110J) Text file containing shifts for each image
(interp_=      nearest) Interpolant (nearest,linear,poly3,poly5,spline3
(boundar=      constant) Boundary (constant,nearest,reflect,wrap)
(constan=      0.) Constant for boundary extension
(mode =      ql)
```

Una vez alineadas las imágenes individuales, se procedió a combinarlas para lo cual se empleó nuevamente la tarea “*imcombine*” con el promedio como tipo de combinación. Seguidamente se muestran los parámetros definidos en la mencionada tarea.

PACKAGE = immatch

TASK = imcombine

```
input = @lista_salida_imagenes_FS110J  List of images to combine
output =      FS110J_shift  List of output images
(rejmask=      ) List of rejection masks (optional)
(plfile =      ) List of pixel list files (optional)
```

(sigma =)	List of sigma images (optional)
(logfile=	STDOUT)	Log file
(combine=	average)	Type of combine operation
(reject =	none)	Type of rejection
(project=	no)	Project highest dimension of input images?
(outtype=	real)	Output image pixel datatype
(offsets=	none)	Input image offsets
(masktyp=	none)	Mask type
(maskval=	0.)	Mask value
(blank =	0.)	Value if there are no pixels
(scale =	none)	Image scaling

Cabe mencionar que si bien todo el proceso de reducción sólo fue detallado para el caso particular de la estrella estándar FS110 en el filtro J, el mismo procedimiento fue empleado para procesar los datos de la otra estándar (FS150) y del objeto de interés (L 1495) en los filtros H y K. De esta manera todas las imágenes disponibles deberían estar en condiciones de ser empleadas para la obtención de la fotometría.

Sin embargo, notamos una dificultad adicional en algunas de las imágenes. En particular, aquellas imágenes combinadas resultantes de las dos primeras noches (29/10/2009 y 30/10/2009) para el objeto L 1495, tanto para el filtro H como para el filtro K, presentaban imágenes fantasmas o residuales. Para verificar esto se empleó, en primer lugar, la tarea “*imexam*”, mediante la cual se determinó que estas imágenes residuales no presentaban el perfil de brillo Gaussiano de las imágenes estelares. Por otro lado, la comparación con los campos del 2MASS no mostraban ningún objeto real en la posición de los objetos residuales mencionados. La tarea “*imedit*” permitió eliminar estos fantasmas. En particular se reemplazó la región rectangular donde se encontraba este defecto por otra obtenida mediante un ajuste de los valores de cielo que se encuentran rodeando a la porción de la imagen no deseada.

4.2. FOTOMETRÍA

Una vez aplicadas las correcciones por *flatfield* y *background*, las imágenes se encuentran en condiciones de utilizarse para obtener la fotometría.

4.2.1. Constantes de Calibración

El primer paso consiste en la determinación de las constantes de calibración al *Sistema Standard* en cada filtro. Para ello se midieron las magnitudes de dos estrellas estándares, FS110 y FS150, en los tres filtros utilizando la tarea “*phot*” dentro del paquete *noao.digi.apphot*. Para la elección del tamaño de la apertura se realizó un perfil radial del objeto en cuestión empleando la tarea “*imexam*”. Las imágenes estelares

examinadas poseen un FWHM (full width at half máximo – ancho de la imagen a la mitad de su intensidad de pico) de 3 pixeles (0.9 arcsec). Se fijó entonces el radio de la apertura en 6 pixeles, lo cual corresponde al doble de tamaño típico de las imágenes. En particular, dentro del paquete *apphot* se fijaron los siguientes parámetros:

PACKAGE = apphot
 TASK = datapars

(Scale = 1.) Image scale in units per pixel
 (fwhmpsf = 3.) FWHM of the PSF in scale units
 (emissio = yes) Features are positive?
 (sigma = INDEF) Standard deviation of background in counts
 (datamin = INDEF) Minimum good data value
 (datamax = INDEF) Maximum good data value
 (noise = poisson) Noise model
 (ccdread =) CCD readout noise image header keyword
 (gain =) CCD gain image header keyword
 (readnoi = 0.) CCD readout noise in electrons
 (epadu = 1.) Gain in electrons per count
 (exposur = EXPTIME) Exposure time image header keyword
 (airmass =) Airmass image header keyword
 (filter =) Filter image header keyword
 (obstime =) Time of observation image header keyword
 (itime = 1.) Exposure time
 (xairmas = INDEF) Airmass
 (ifilter = INDEF) Filter
 (otime = INDEF) Time of observation
 (mode = ql)

PACKAGE = apphot
 TASK = photpars

(weighti = constant) Photometric weighting scheme for wphot
 (apertur = 6) List of aperture radii in scale units
 (zmag = 0.) Zero point of magnitude scale
 (mkapert= no) Draw apertures on the display
 (mode = ql)

Para realizar la corrección por la contribución del fondo de cielo dentro de la apertura, se fijó un radio interno de 10 pixeles y un ancho de 10 pixeles para el mencionado anillo. Se empleó la tarea *fitskypars* en la cual se adoptaron los siguientes valores:

PACKAGE = apphot

TASK = fitskypars

(salgori= centroid) Sky fitting algorithm
 (annulus= 10.) Inner radius of sky annulus in scale units
 (dannulu= 10.) Width of sky annulus in scale units
 (skyvalu= 0.) User sky value
 (smaxite= 10) Maximum number of sky fitting iterations
 (sloclip= 0.) Lower clipping factor in percent
 (shiclip= 0.) Upper clipping factor in percent
 (snrejec= 50) Maximum number of sky fitting rejection iterations
 (sloreje= 3.) Lower K-sigma rejection limit in sky sigma
 (shireje= 3.) Upper K-sigma rejection limit in sky sigma
 (khist= 3.) Half width of histogram in sky sigma
 (binsize= 0.1) Binsize of histogram in sky sigma
 (smooth= no) Boxcar smooth the histogram
 (rgrow= 0.) Region growing radius in scale units
 (mksky= no) Mark sky annuli on the display
 (mode= ql)

Se midieron las magnitudes instrumentales en los filtros J, H y K de las dos estrellas estándares (FS110 y FS150) observadas durante las cuatro noches de observación. Se emplearon los valores de las mismas en el Sistema Standard publicados por Casali & Hawarden (1992: UKIRT Newsletter, 4, 33) para calcular las constantes de calibración para cada filtro. Cada estándar permitió determinar un valor para cada constante, adoptándose el promedio de las mismas para cada noche. La Tabla 4.3 muestra los valores obtenidos.

4.2.2. Magnitudes

Tomando las constantes de calibración obtenidas en la sección anterior como punto cero en la escala de magnitudes dentro de la tarea “*photpars*”, se midieron las magnitudes en los filtros H y K de todos los objetos detectados en nuestras imágenes con sus correspondientes errores, y se obtuvieron los índices de color H-K de aquellos objetos observados en ambos filtros (Tabla 4.4).

Tabla 4.3
Constantes de calibración correspondientes a las cuatro noches de observación

Noche	C _J	C _H	C _K
29/10/09	20.37	20.01	19.75
30/10/09	20.40	20.16	19.85
31/10/09	20.55	20.17	19.96

01/11/09	20.58	20.25	19.95
----------	-------	-------	-------

Cabe señalar que para nuestro objeto de interés (L 1495) solo se disponen de imágenes en los filtros H y K, por lo cual se obtiene únicamente el índice de color H-K.

Tabla 4.4
Magnitudes e Índices de Color de los objetos detectados en L 1495.

Noche: 29/10/09 ($\alpha=04^h14^m13^s$, $\delta=+28^{\circ}09'59''$)									
Objeto	x (pix)	y (pix)	H	x (pix)	y (pix)	K	H-K	2MASS (H)*	2MASS (K)*
A1	59.57	162.36	13.325±0.050	7.47	229.15	12.206±0.034	1.119±0.060	Si	Si
A2	105.16	202.62	12.202±0.030	-----	-----	-----	-----	Si	-----
A3	141.45	236.38	15.382±0.150	-----	-----	-----	-----	Si	-----
A4	153.42	182.52	16.016±0.183	-----	-----	-----	-----	Si	-----
A5	159.71	131.25	16.736±0.283	-----	-----	-----	-----	No	-----
A6	220.46	79.43	15.759±0.158	166.50	146.65	14.421±0.095	1.338±0.184	Si	Si
A7	130.50	83.46	14.779±0.099	77.69	150.59	13.681±0.067	1.098±0.120	Si	Si
A8	77.08	30.95	16.809±0.271	25.40	98.81	13.870±0.073	2.939±0.281	Si	Si
A9	36.89	126.40	17.411±0.345	-----	-----	-----	-----	Si	-----
Noche: 30/10/09 ($\alpha=04^h14^m19.649^s$, $\delta=+28^{\circ}05'35.47''$)									
B1	20.54	127.11	13.116±0.042	18.40	184.62	12.068±0.030	1.048±0.052	Si	Si
B2	62.46	103.43	16.324±0.191	59.62	161.23	15.664±0.171	0.660±0.256	Si	Si
B3	86.66	151.40	18.071±0.469	-----	-----	-----	-----	No	-----
B4	127.75	112.36	16.883±0.252	124.49	170.00	16.603±0.280	0.280±0.377	No	No
B5	163.04	49.81	15.724±0.143	159.11	108.36	15.007±0.120	0.717±0.187	Si	Si
B6	152.16	30.74	15.235±0.114	148.44	89.43	14.504±0.095	0.731±0.148	Si	Si
B7	157.49	20.76	15.734±0.144	153.68	79.39	15.092±0.129	0.642±0.193	Si	Si
B8	196.63	87.46	13.205±0.044	192.53	145.43	12.105±0.031	1.100±0.054	Si	Si
B9	204.82	68.26	16.554±0.233	-----	-----	-----	-----	No	-----
B10	90.19	92.44	10.519±0.013	87.16	150.38	9.738±0.010	0.781±0.016	Si	Si
B11	-----	-----	-----	32.58	75.52	15.232±0.141	-----	-----	Si
B12	-----	-----	-----	60.18	38.99	14.950±0.121	-----	-----	Si
B13	-----	-----	-----	51.37	30.16	14.657±0.102	-----	-----	Si
B14	-----	-----	-----	121.47	14.11	13.690±0.064	-----	-----	Si

Notas: En las imágenes obtenidas el Este se ubica hacia la derecha (sentido creciente de x) y el Norte hacia arriba (sentido creciente de y). La escala de placa es 0.3''/pix.

*Objetos detectados por 2MASS en las bandas H y K.

Tabla 4.4 – Continuación

Noche: 31/10/09 ($\alpha=04^h13^m58^s$, $\delta=+28^{\circ}12'14''$)									
Objeto	x (pix)	y (pix)	H	x (pix)	y (pix)	K	H-K	2MASS (H)*	2MASS (K)*
C1	50.89	242.93	12.103±0.026	36.60	206.40	10.055±0.011	2.048±0.028	Si	Si
C2	55.41	121.16	11.715±0.022	40.86	85.99	10.535±0.014	1.180±0.026	Si	Si
C3	76.80	133.59	13.791±0.058	62.42	98.47	11.651±0.024	2.140±0.063	Si	Si
C4	167.23	30.11	16.335±0.227	-----	-----	-----	-----	Si	-----
C5	-----	-----	-----	164.52	224.53	15.187±0.125	-----	-----	Si
C6	-----	-----	-----	203.16	221.91	12.480±0.035	-----	-----	Si
C7	-----	-----	-----	227.08	141.29	14.761±0.101	-----	-----	Si
C8	-----	-----	-----	61.76	227.27	14.740±0.102	-----	-----	Si
C9	-----	-----	-----	79.65	155.96	16.371±0.231	-----	-----	No
C10	-----	-----	-----	122.54	126.49	16.066±0.194	-----	-----	No
C11	-----	-----	-----	155.99	41.37	17.167±0.416	-----	-----	No
Noche: 01/11/09 ($\alpha=04^h14^m05^s$, $\delta=+28^{\circ}09'02''$)									
D1	36.78	107.30	11.462±0.019	30.82	105.51	10.046±0.011	1.416±0.022	Si	Si

D2	33.49	60.32	12.654±0.033	27.51	59.39	11.707±0.024	0.947±0.041	Si	Si
D3	102.73	199.57	16.533±0.205	95.67	196.66	14.697±0.099	1.836±0.228	No	Si
D4	107.55	148.06	17.704±0.379	-----	-----	-----	-----	No	-----
D5	154.00	152.83	16.255±0.179	146.32	150.52	13.702±0.062	2.553±0.189	No	Si
D6	151.19	106.90	14.523±0.078	-----	-----	-----	-----	No	-----
D7	147.93	60.10	15.600±0.130	-----	-----	-----	-----	No	-----
D8	208.21	206.56	14.810±0.090	199.48	203.34	13.570±0.058	1.240±0.107	Si	Si
D9	-----	-----	-----	195.10	91.63	15.830±0.175	-----	-----	No
D10	-----	-----	-----	85.53	24.13	14.739±0.102	-----	-----	Si
D11	-----	-----	-----	53.20	59.37	16.363±0.234	-----	-----	No
D12	-----	-----	-----	130.70	41.07	16.623±0.272	-----	-----	No
D13	-----	-----	-----	106.28	245.69	14.952±0.112	-----	-----	Si
D14	-----	-----	-----	17.51	79.35	15.432±0.144	-----	-----	Si

Notas: En las imágenes obtenidas el Este se ubica hacia la derecha (sentido creciente de x) y el Norte hacia arriba (sentido creciente de y). La escala de placa es 0.3''/pix.

*Objetos detectados por 2MASS en las bandas H y K.

De esta manera, finalizado el proceso de reducción de datos, se obtuvieron las magnitudes en las bandas H y K de las 48 fuentes detectadas. En el próximo capítulo (5) estas magnitudes, en combinación con datos de 2MASS, serán empleadas en la búsqueda de Planemos en L 1495.

CAPÍTULO 5

Búsqueda de Planemos en L 1495 empleando los datos del 2MASS

5.1. Introducción

En el Capítulo 4, comentamos la detección de varias fuentes débiles y con colores muy rojos que podrían corresponderse con los llamados Planemos. Sin embargo, la realización de una búsqueda detallada de este tipo de objetos se dificultó debido a que carecíamos de observaciones en la banda J y además el área cubierta era relativamente pequeña. De esta manera, con el propósito de llevar a cabo este análisis en una región de

mayor extensión es que se complementaron las observaciones presentadas en el Capítulo 4 con los datos del 2MASS.

5.1.1. Datos del 2MASS

Se obtuvieron del 2MASS todas aquellas fuentes detectadas dentro de un área de 2 grados cuadrados centrada en $\alpha = 04^{\text{h}} 17^{\text{m}} 30^{\text{s}}$, $\delta = +28^{\circ}$ (J2000.0). De un total de 23899 fuentes, 21478 tienen magnitudes en las tres bandas (J, H y K). Se consideró la posición en el diagrama color-color de estas fuentes y se decidió trabajar con aquellas con $K < 15.5$ ya que el resto posee errores relativamente grandes que hacen muy inciertos sus respectivos índices de color. De esta manera, el total de fuentes finalmente consideradas fue de 11137. La Figura 5.1 muestra la posición de las mismas en el diagrama color-color. Como se verá más adelante, de las fuentes ubicadas a la derecha de la banda de enrojecimiento surgirán las que posteriormente serán consideradas como posibles candidatos a Planemos.

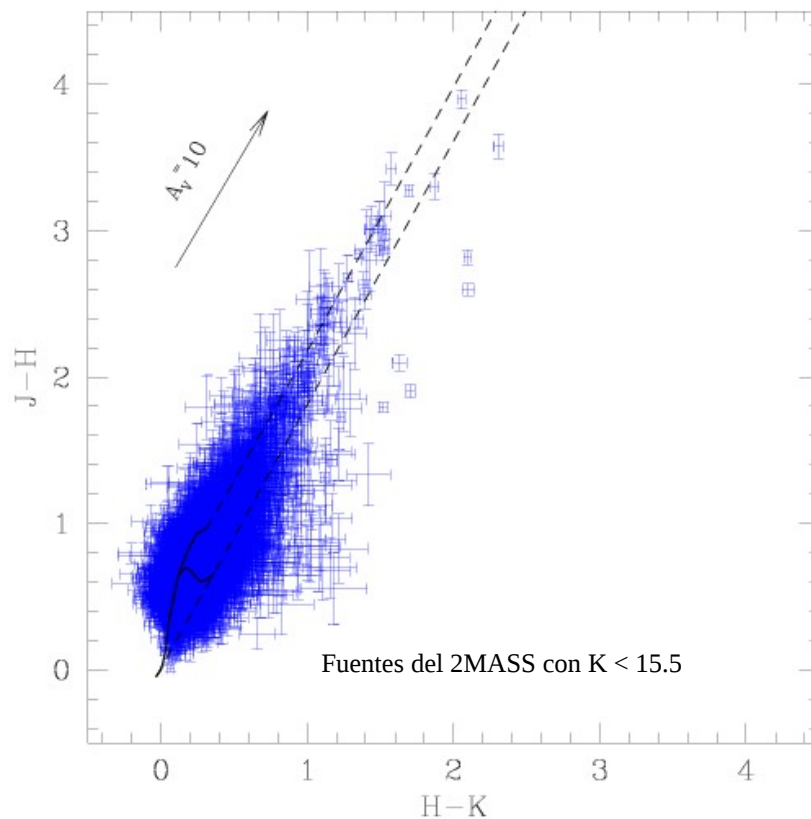


Figura 5.1: Diagrama color-color J-H vs. H-K correspondiente a las fuentes detectadas por 2MASS con $K < 15.5$. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal y de la Rama de las Gigantes (Bessell & Brett 1988). Las líneas de trazo quebrado negro corresponden a la banda de enrojecimiento que se extiende desde los extremos de la Secuencia Principal (Rieke & Lebofsky 1985).

La flecha indica el vector de enrojecimiento para un monto de extinción en la banda V de 10 magnitudes. Cada una de las fuentes ubicadas en este diagrama muestra las barras de errores correspondientes a los índices de color J-H y H-K.

5.2. Colores de los Planemos

5.2.1. Colores observados de los Planemos en Sigma Orionis

Como se mencionó en el Capítulo 1, el cúmulo joven Sigma Orionis alberga un número importante de Planemos. La Figura 5.2 muestra la localización en el diagrama color-color J-H vs. H-K de un sub-grupo de 6 de estos Planemos, los cuales han sido obtenidos del trabajo de Caballero et al. (2007). Estos objetos fueron seleccionados por poseer magnitudes en los tres filtros y por tener errores en J-H y H-K relativamente moderados.

El recuadro color azul de la Figura 5.2 define, empíricamente, la región en este diagrama donde yacen estos objetos. Específicamente esta región está comprendida entre $0.35 < H-K < 1.00$ y $0.45 < J-H < 0.95$. Cabe destacar que el resto de los Planemos presentados en el trabajo de Caballero et al. (2007) también caen dentro de la misma región, pero debido a que los mismos poseen errores grandes es que se considera inapropiado emplearlos en la definición de la región mencionada.

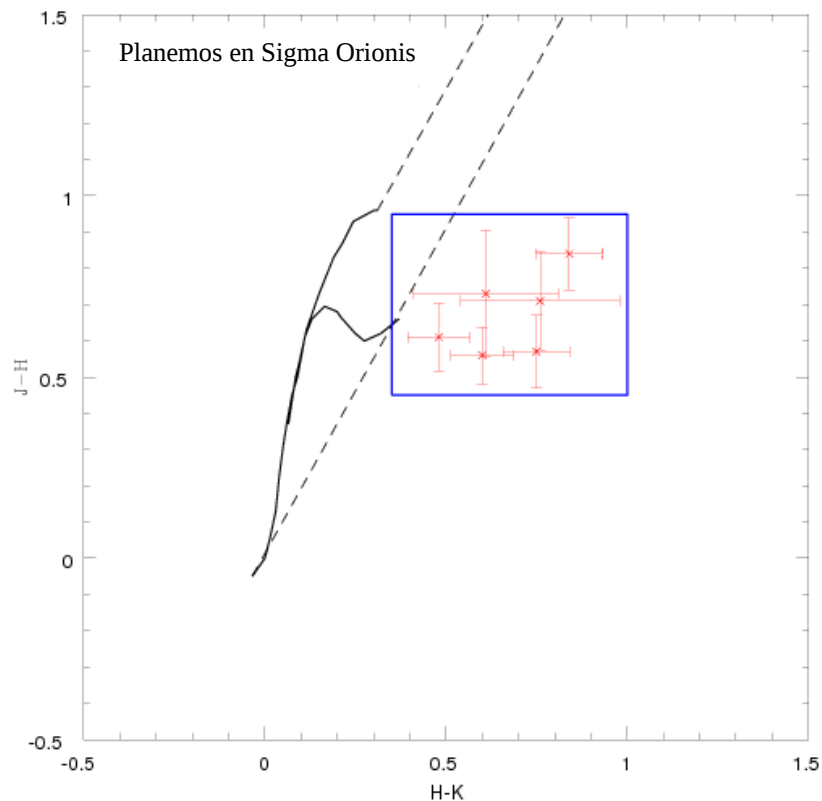


Figura 5.2: Diagrama color-color J-H vs. H-K correspondiente a los Planemos detectados en Sigma Orionis obtenidos del trabajo de Caballero et al. (2007). Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal y de la Rama de las Gigantes (Bessell & Brett 1988). Las líneas de trazo quebrado negro corresponden a la banda de enrojecimiento que se extiende desde los extremos de la Secuencia Principal (Rieke & Lebofsky 1985). El recuadro color azul define empíricamente la región del diagrama donde se localizan los Planemos.

5.2.2. Colores teóricos de los Planemos y ubicación de los mismos en el diagrama color-color

Con el propósito de determinar en los diagramas color-color y color-magnitud la región ocupada por objetos que posean propiedades características de los planetas, es que hemos adoptado las isócronas y las trayectorias evolutivas del modelo de Baraffe y Chabrier (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002) para estrellas de muy baja masa, enanas marrones y planetas gigantes correspondientes a 1×10^6 y a 5×10^6 años. En la Figura 5.3 se ha remarcado (en color magenta) la región antes mencionada en el diagrama color-color donde yacen aquellos objetos con masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter y con edades aproximadas a un millón de años. Esta región rectangular, comprendida entre $0.39 < H-K < 0.82$ y $0.42 < J-H < 1.03$, define la zona del mencionado diagrama donde, de acuerdo al modelo teórico empleado, se localizan objetos con edades de un millón de años dentro de rango de masas indicado.

El modelo de Baraffe y Chabrier calcula las trayectorias evolutivas (Figura 5.4) para objetos con masas $0.001 \leq M \leq 1.4 M_{\text{Sol}}$ y edades entre 1×10^6 y 1×10^9 años. Para objetos con $T_{\text{eff}} \geq 2300$ K se emplean los modelos de atmósfera no gris de Hauschildt et al. (1999), en tanto que para objetos con $T_{\text{eff}} \leq 2800$ K se utilizan los modelos de atmósfera de Allard et al. 2001, los cuales incluyen la presencia de polvo. Cabe mencionar que si bien las trayectorias evolutivas y las isócronas obtenidas se han ubicado en un diagrama HR en la Figura 5.4, el modelo de Baraffe y Chabrier también permite determinar las magnitudes absolutas mediante las cuales se obtienen los índices de color, como se muestra en la Tabla 5.1 en la que se lista el modelo para un objeto de $80 M_{\text{Jup}}$.

Notar que de la Figura 5.4 resulta evidente por qué es más conveniente detectar a los Planemos cuando son jóvenes. Esto es así ya que cuanto más joven sea el objeto también será más brillante y por lo tanto, fácil de detectar.

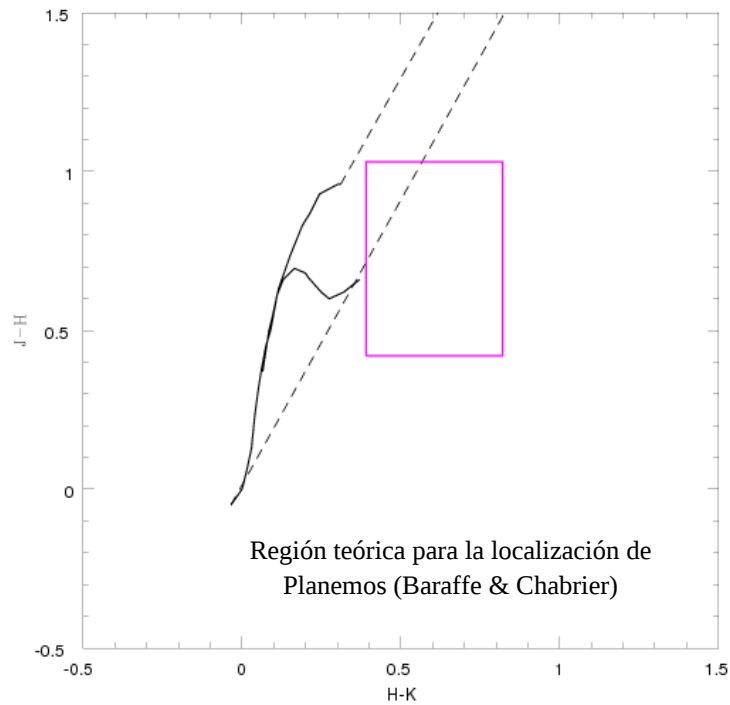


Figura 5.3: Diagrama color-color J-H vs. H-K. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal y de la Rama de las Gigantes (Bessell & Brett 1988). Las líneas de trazo quebrado negro corresponden a la banda de enrojecimiento que se extiende desde los extremos de la Secuencia Principal (Rieke & Lebofsky 1985). El recuadro color magenta define teóricamente la región del diagrama donde se localizan los objetos con edades de un millón de años y masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter, adoptando las isócronas y trayectorias evolutivas del modelo de Baraffe y Chabrier (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002).

La Figura 5.5, compara la región definida empíricamente en la Figura 5.2 (en color azul), con la teórica de la Figura 5.3 (en color magenta). Como se puede observar, ambas regiones se corresponden razonablemente bien. En lo que sigue adoptaremos la zona delimitada por el rectángulo de la Figura 5.3 como la región donde yacen objetos con índices de color J-H y H-K compatibles con los de los Planemos con masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter y con edades aproximadas de 1 millón de años.

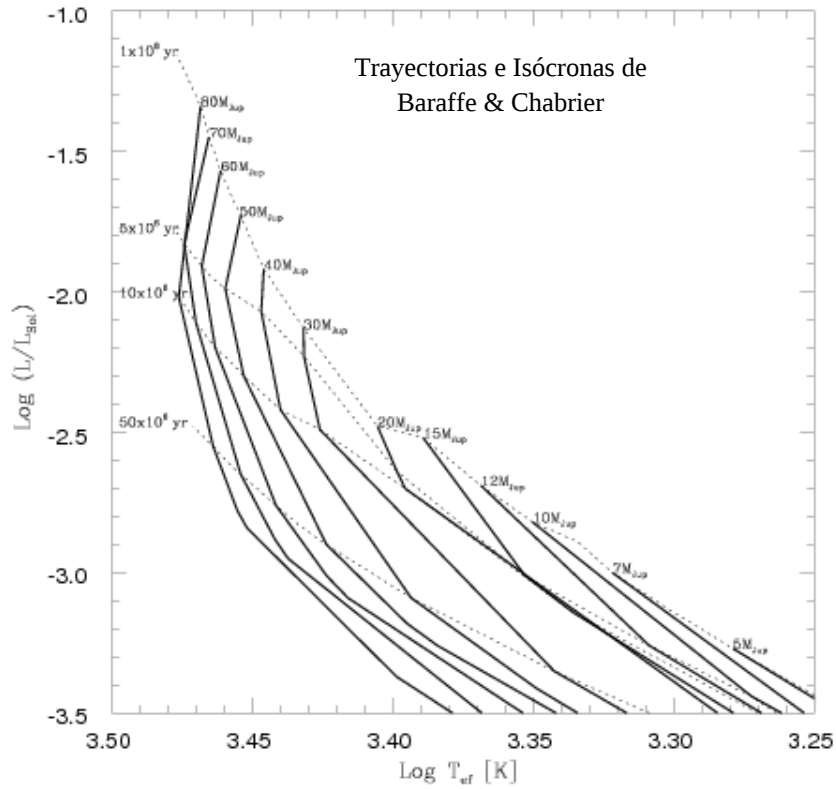


Figura 5.4: Isócronas y trayectorias evolutivas del modelo de Baraffe y Chabrier (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002) para objetos con masas $0.001 \leq M \leq 1.4 M_{\text{Sol}}$ y edades entre 1×10^6 y 1×10^9 años.

Tabla 5.1

Modelo de Baraffe y Chabrier para un objeto de $80 M_{\text{Jup}}$

M/M_S	T_{ef}	L/L_S	g	R	Li/Li_0	M_V	M_R	M_I	M_J	M_H	M_K	$M_{L'}$	M_M
0.080	2941	-1.34	3.50	0.829	1.000	11.01	9.61	7.88	6.08	5.64	5.35	4.88	4.95
0.080	2994	-2.02	4.22	0.365	1.000	12.41	11.09	9.44	7.79	7.35	7.06	6.60	6.69
0.080	2911	-2.55	4.70	0.210	0.965	13.91	12.52	10.76	9.07	8.63	8.34	7.85	7.98
0.080	2854	-2.78	4.89	0.169	0.066	14.65	13.19	11.36	9.61	9.16	8.87	8.36	8.52
0.080	2831	-2.84	4.94	0.159	0.000	14.87	13.39	11.53	9.75	9.30	9.01	8.50	8.66
0.080	2505	-3.37	5.25	0.111	0.000	17.56	15.56	13.27	10.95	10.47	10.18	9.51	9.79
0.080	2358	-3.54	5.32	0.103	0.000	18.66	16.41	14.00	11.38	10.86	10.57	9.80	10.08
0.080	2295	-3.61	5.34	0.100	0.000	19.12	16.77	14.32	11.57	11.03	10.73	9.91	10.20
0.080	2297	-3.61	5.34	0.100	0.000	19.11	16.76	14.31	11.56	11.02	10.72	9.91	10.20

5.3. Candidatos a Planemos en L 1495

De acuerdo al modelo de Baraffe y Chabrier, Planemos con masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter que se encuentran a la distancia de Tauro (140 pc), poseen magnitudes en K comprendidas entre 15.69 y 13.75, respectivamente. De esta manera, de las 11137 fuentes detectadas por 2MASS, se seleccionaron aquellas con K entre 13.5 y 15.5 y con índices de color $0.39 < H-K < 0.82$ y $0.42 < J-H < 1.03$ (ver Figura 5.3). Se obtuvieron un total de 1602 fuentes que satisficieron esta condición. La Figura 5.6

muestra la localización de estos objetos en el diagrama color-magnitud K vs H-K. En el mismo se han superpuesto las isócronas para 1 y 5 millones de años del trabajo de Baraffe y Chabrier y la Secuencia Principal (SP) de los trabajos de Koorneef (1983) y de Bessell & Brett (1988). En ambos casos, las isócronas y la SP han sido colocadas a la distancia de Tauro (modulo de distancia = 5.7 pc) y enrojecidas por un valor promedio de A_v . En este caso se ha adoptado $A_v = 3$ mag ($A_k = 0.336$, $E(H-K) = 0.189$, de acuerdo a la ley de enrojecimiento de Rieke & Lebofsky 1985).

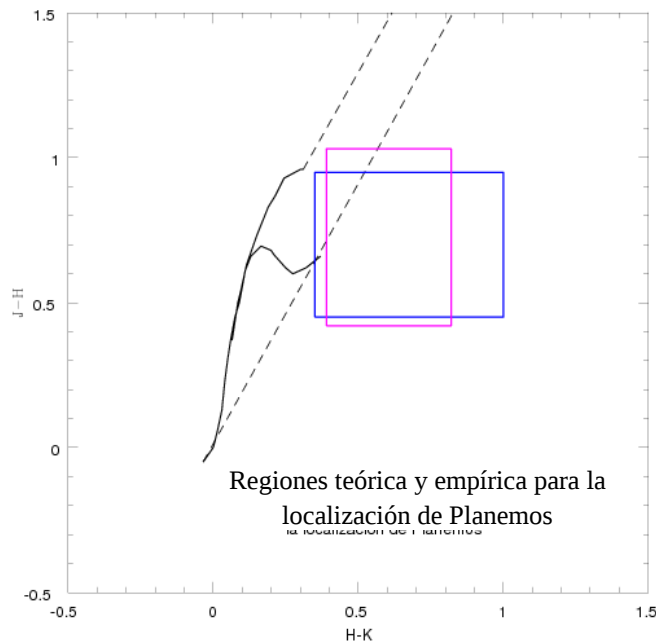


Figura 5.5: Diagrama color-color J-H vs. H-K en el que se comparan las regiones definidas empírica (color azul) y teóricamente (color magenta) representadas en las Figuras 5.2 y 5.3 respectivamente. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal y de la Rama de las Gigantes (Bessell & Brett 1988). Las líneas de trazo quebrado negro corresponden a la banda de enrojecimiento que se extiende desde los extremos de la Secuencia Principal (Rieke & Lebofsky 1985).

Aquellos candidatos que yacen a la derecha de la isócrona de 1 millón de años, o eventualmente de 5 millones de años, poseen magnitudes, índices de color y edades compatibles con su pertenencia a la región de formación estelar de Tauro. La Figura 5.7 muestra la localización de 85 candidatos que satisfacen estas condiciones. La inclusión de los errores, tanto en J-H como en H-K (ver Figura 5.8), puede dar una mejor idea de la confiabilidad de los candidatos seleccionados. En general los errores son grandes, sin embargo todos ellos pueden ser considerados como candidatos a Planemos.

En la Figura 5.9 se indica la posición de 9 candidatos seleccionados en base a los datos presentados en el Capítulo 4 que poseen magnitudes en la banda K entre 13.5 y 15.5. Notar que algunos de ellos presentan excesos en H-K muy significativos. Esto, en

analogía con las estrellas de tipo T Tauri, podría estar relacionado con la presencia de discos. Esta sugerencia, sin embargo, debe ser complementada con datos adicionales (por ejemplo, fotometría en el infrarrojo medio) que permitan asegurar la naturaleza de los excesos encontrados.

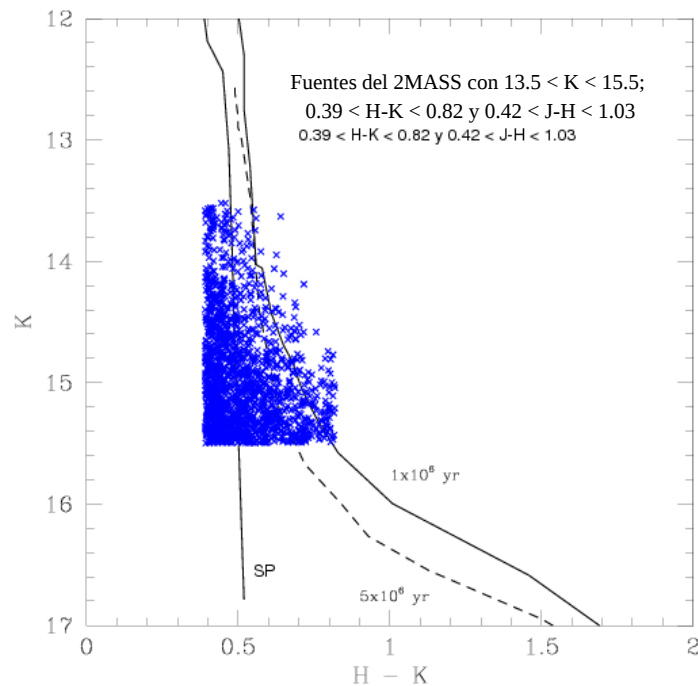


Figura 5.6: Diagrama color-magnitud K vs. H-K en el que se localizan todas aquellas fuentes con $13.5 < K < 15.5$ y con índices de color $0.39 < H-K < 0.82$ y $0.42 < J-H < 1.03$. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal (Koorneef 1983, Bessell & Brett 1988) y de la isócrona de un millón de años. La línea de trazo quebrado negro corresponde a la isócrona de cinco millones de años (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002).

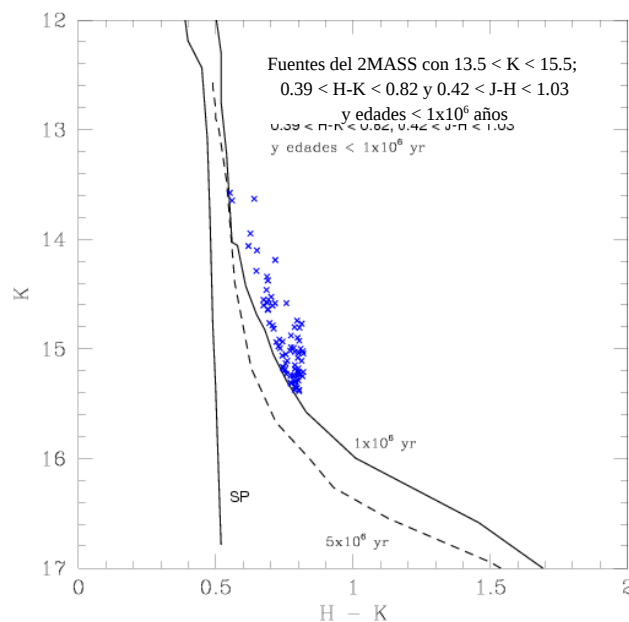


Figura 5.7: Diagrama color-magnitud K vs. H-K en el que se localizan todas aquellas fuentes con $13.5 < K < 15.5$, con índices de color $0.39 < H-K < 0.82$ y $0.42 < J-H < 1.03$ y que yacen a la derecha de la isócrona de un millón de años. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal (Koorneef 1983, Bessell & Brett 1988) y de la isócrona de un millón de años. La línea de trazo quebrado negro corresponde a la isócrona de cinco millones de años (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002).

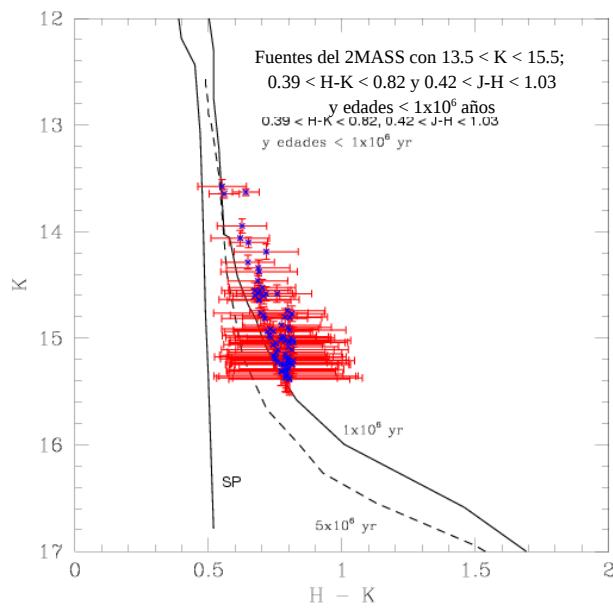


Figura 5.8: Diagrama color-magnitud K vs. H-K en el que se localizan todas aquellas fuentes con $13.5 < K < 15.5$, con índices de color $0.39 < H-K < 0.82$ y $0.42 < J-H < 1.03$ y con edades menores a un millón de años. En el mismo se incluyen los errores tanto en K como en H-K. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal (Koorneef 1983, Bessell & Brett 1988) y de la isócrona de un millón de años. La línea de trazo quebrado negro corresponde a la isócrona de cinco millones de años (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002).

La Tabla 5.2 lista todos los candidatos a Planemos presentados en este Trabajo Especial, tanto aquellos seleccionados del 2MASS como los obtenidos del Capítulo 4.

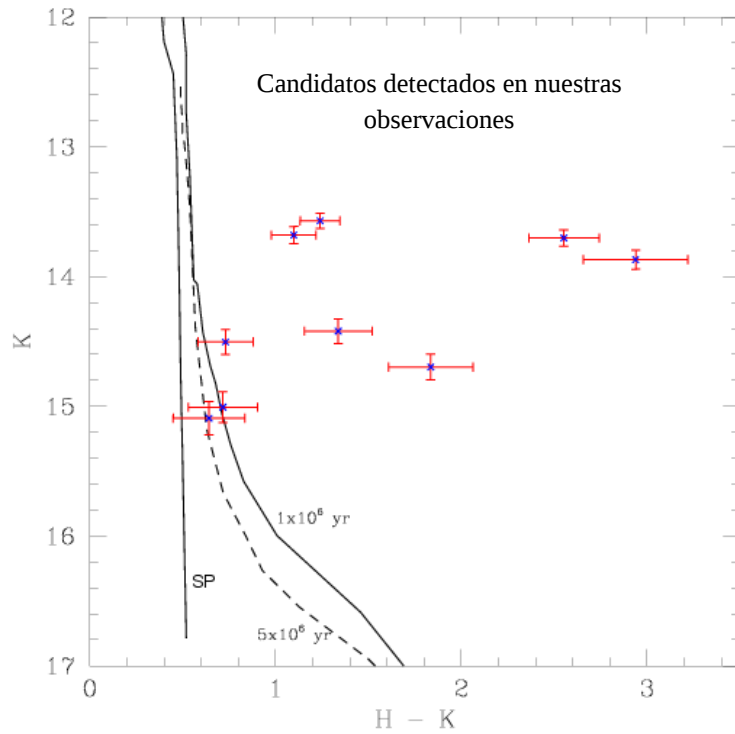


Figura 5.9: Diagrama color-magnitud K vs. H-K en el que se localizan aquellos candidatos seleccionados en base a los datos presentados en el Capítulo 4. En el mismo se incluyen los errores tanto en K como en H-K. Las líneas de trazo continuo negro indican la posición de la Secuencia Principal (Koorneef 1983, Bessell & Brett 1988) y de la isócrona de un millón de años. La línea de trazo quebrado negro corresponde a la isócrona de cinco millones de años (Chabrier et al. 2000; Baraffe et al. 2002).

Tabla 5.2

Candidatos a Planemos seleccionados del 2MASS y de los datos presentados en el Capítulo 4. Estos últimos se remarcen en color azul

α	δ	2MASS	J	H	K	J-H	H-K
63.554333	28.170114	-----	-----	14.810±0.090	13.570±0.058	-----	1.2400
63.873803	27.796028	04152971+2747457	14.918±0.065	14.127±0.062	13.576±0.066	0.7910	0.5510
63.847865	28.825130	04152348+2849304	15.294±0.042	14.270±0.038	13.630±0.033	1.0240	0.6400
64.489925	28.475723	04175758+2828326	15.221±0.039	14.204±0.041	13.645±0.039	1.0170	0.5590
63.554333	28.169833	-----	-----	14.779±0.099	13.681±0.067	-----	1.0980
63.539208	28.158169	-----	-----	16.255±0.179	13.702±0.062	-----	2.5530
63.539208	28.158169	-----	-----	16.809±0.271	13.870±0.073	-----	2.9390
63.674442	27.438883	04144186+2726199	15.516±0.061	14.573±0.063	13.947±0.068	0.9430	0.6260
63.465938	27.496569	04135182+2729476	15.496±0.072	14.680±0.083	14.061±0.072	0.8160	0.6190
64.005735	28.408434	04160137+2824303	15.742±0.057	14.752±0.053	14.102±0.048	0.9900	0.6500
64.943658	27.428753	04194647+2725435	15.835±0.085	14.905±0.095	14.188±0.073	0.9300	0.7170

Tabla 5.2 - Continuación

α	δ	2MASS	J	H	K	J-H	H-K
65.289187	27.379843	04210940+2722474	15.757±0.074	14.936±0.075	14.288±0.066	0.8210	0.6480
63.656663	28.869692	04143759+2852108	15.906±0.078	15.027±0.092	14.340±0.075	0.8790	0.6870
63.693174	27.335936	04144636+2720093	15.779±0.088	15.065±0.097	14.375±0.106	0.7140	0.6900
63.578292	28.167608	-----	-----	15.759±0.158	14.421±0.095	-----	1.3380
64.195619	28.822681	04164694+2849216	15.971±0.070	15.148±0.089	14.463±0.068	0.8230	0.6850
63.588958	28.087325	-----	-----	15.235±0.114	14.504±0.095	-----	0.7310
64.065935	28.905890	04161582+2854212	16.073±0.075	15.228±0.099	14.526±0.075	0.8450	0.7020

63.511468	27.666458	04140275+2739592	16.003±0.077	15.243±0.092	14.551±0.072	0.7600	0.6920
63.834311	27.178625	04152023+2710430	16.145±0.090	15.226±0.100	14.552±0.074	0.9190	0.6740
65.252308	27.375929	04210055+2722333	16.242±0.092	15.268±0.102	14.580±0.076	0.9740	0.6880
63.374964	28.904963	04132999+2854178	16.261±0.098	15.339±0.101	14.582±0.082	0.9220	0.7570
64.668794	27.310270	04184051+2718369	16.264±0.084	15.299±0.089	14.583±0.067	0.9650	0.7160
65.075489	28.134575	04201811+2808044	16.169±0.068	15.276±0.069	14.602±0.063	0.8930	0.6740
65.363385	27.885317	04212721+2753071	16.310±0.098	15.313±0.088	14.606±0.074	0.9970	0.7070
63.710832	28.733986	04145059+2844023	16.345±0.110	15.328±0.126	14.638±0.082	1.0170	0.6900
64.498342	27.853636	04175960+2751130	16.048±0.070	15.334±0.094	14.644±0.072	0.7140	0.6900
63.526292	28.169836	-----	-----	16.533±0.205	14.697±0.099	-----	1.8360
64.016467	28.311163	04160395+2818401	16.356±0.106	15.538±0.118	14.742±0.077	0.8180	0.7960
64.782996	28.863110	04190791+2851471	16.451±0.119	15.460±0.130	14.764±0.120	0.9910	0.6960
65.251030	27.011335	04210024+2700408	16.543±0.094	15.583±0.098	14.770±0.073	0.9600	0.8130
63.973258	28.307576	04155358+2820152	16.268±0.091	15.493±0.096	14.786±0.080	0.7750	0.7070
63.288140	28.237251	04130915+2812261	16.135±0.089	15.588±0.137	14.801±0.080	0.5470	0.7870
65.067832	27.284716	04201627+2717049	16.342±0.083	15.612±0.093	14.807±0.076	0.7300	0.8050
63.419153	27.961216	04134059+2757403	16.365±0.109	15.526±0.134	14.815±0.088	0.8390	0.7110
63.513053	28.044498	04140313+2802401	16.186±0.097	15.652±0.111	14.878±0.095	0.5340	0.7740
64.518909	28.587080	04180453+2835134	16.668±0.127	15.696±0.129	14.898±0.099	0.9720	0.7980
64.309786	28.627348	04171434+2837384	16.383±0.114	15.646±0.151	14.915±0.100	0.7370	0.7310
64.465328	28.992807	04175167+2859341	16.450±0.130	15.729±0.173	14.925±0.121	0.7210	0.8040
65.079877	28.733453	04201917+2808004	16.691±0.121	15.676±0.116	14.933±0.090	1.0150	0.7430
65.241256	27.720728	04205790+2743146	16.502±0.114	15.659±0.119	14.938±0.108	0.8430	0.7210
64.546563	28.596786	04181117+2835484	16.401±0.108	15.705±0.141	14.976±0.106	0.6960	0.7290
63.470067	27.143368	04135281+2708361	16.489±0.124	15.760±0.131	14.986±0.116	0.7290	0.7740
64.518957	28.733464	04180454+2844011	16.541±0.111	15.774±0.142	14.990±0.099	0.7670	0.7840
63.413247	27.978630	04133917+2758430	16.241±0.089	15.729±0.132	14.995±0.105	0.5120	0.7340
65.433250	27.669741	04214398+2740110	16.641±0.115	15.807±0.135	14.998±0.093	0.8340	0.8090
63.592083	28.091492	-----	-----	15.724±0.143	15.007±0.120	-----	0.7170
64.223615	28.495686	04165366+2829444	16.260±0.088	15.787±0.157	15.016±0.107	0.4730	0.7710
64.129446	27.050936	04163106+2703033	16.646±0.123	15.837±0.177	15.020±0.123	0.8090	0.8170
65.013725	28.154976	04200329+2809179	16.623±0.115	15.814±0.140	15.026±0.097	0.8090	0.7880
64.649398	27.935303	04183585+2756070	16.847±0.146	15.840±0.189	15.038±0.113	1.0070	0.8020
64.431738	28.720022	04174361+2843120	16.799±0.141	15.861±0.160	15.042±0.107	0.9380	0.8190
63.551652	28.622599	04141239+2837213	16.360±0.104	15.804±0.149	15.049±0.099	0.5560	0.7550
63.383307	28.895464	04133199+2853436	16.658±0.132	15.804±0.152	15.062±0.105	0.8540	0.7420
64.049253	28.247147	04161182+2814497	16.679±0.137	15.880±0.159	15.081±0.100	0.7990	0.7990
63.590208	28.085103	-----	-----	15.734±0.144	15.092±0.129	-----	0.6420
64.153948	27.272411	04163694+2716206	16.636±0.140	15.922±0.178	15.109±0.113	0.7140	0.8130
64.167066	27.776339	04164009+2746348	16.569±0.123	15.869±0.174	15.109±0.120	0.7000	0.7600
63.517746	27.544247	04140425+2732392	16.701±0.143	15.885±0.142	15.131±0.115	0.8160	0.7540
64.171044	28.974037	04164105+2858265	16.709±0.142	15.937±0.174	15.149±0.120	0.7720	0.7880
64.590935	27.931168	04182182+2755522	16.612±0.129	15.906±0.160	15.162±0.123	0.7060	0.7440
64.552279	28.553318	04181254+2833119	16.961±0.176	15.978±0.179	15.177±0.119	0.9830	0.8010
64.129590	28.544186	04163110+2832390	16.702±0.135	15.922±0.180	15.177±0.130	0.7800	0.7450
64.628868	28.751781	04183092+2845064	16.815±0.139	15.970±0.172	15.182±0.128	0.8450	0.7880
64.684947	27.273441	04184438+2716243	16.922±0.153	15.938±0.145	15.185±0.116	0.9840	0.7530
63.384624	28.851727	04133230+2851062	16.473±0.113	15.941±0.168	15.192±0.115	0.5320	0.7490
64.079547	28.462355	04161909+2827444	16.693±0.137	16.010±0.191	15.207±0.115	0.6830	0.8030
63.282967	27.304232	04130791+2718152	16.772±0.143	16.007±0.183	15.209±0.118	0.7650	0.7980
64.501256	27.472921	04180030+2728225	16.736±0.128	16.029±0.192	15.210±0.124	0.7070	0.8190
65.179224	28.176781	04204301+2810364	16.775±0.118	15.985±0.153	15.228±0.110	0.7900	0.7570
64.779457	27.320930	04190706+2719153	16.664±0.112	16.030±0.160	15.230±0.121	0.6340	0.8000
64.495319	28.482744	04175887+2828578	16.802±0.141	16.041±0.175	15.233±0.131	0.7610	0.8080
64.678212	27.818775	04184277+2749075	16.653±0.112	16.016±0.148	15.243±0.117	0.6370	0.7730
63.938970	28.832138	04154535+2849556	16.897±0.153	16.026±0.165	15.244±0.117	0.8710	0.7820

Tabla 5.2 - Continuación

α	δ	2MASS	J	H	K	J-H	H-K
63.577023	27.429661	04141848+2725467	16.622±0.124	16.033±0.175	15.249±0.103	0.5890	0.7840
63.466117	28.327461	04135186+2819388	16.755±0.138	16.065±0.185	15.249±0.112	0.6900	0.8160
64.452785	27.819977	04174866+2749119	16.932±0.167	16.044±0.184	15.249±0.140	0.8880	0.7950
65.347639	27.100731	04212343+2706026	16.789±0.129	16.090±0.147	15.289±0.113	0.6990	0.8010
63.844877	28.954317	04152277+2857155	16.699±0.126	16.087±0.177	15.295±0.121	0.6120	0.7920
64.904804	27.644148	04193715+2738389	16.673±0.114	16.089±0.146	15.302±0.121	0.5840	0.7870
64.959176	28.068464	04195020+2804064	16.865±0.149	16.078±0.150	15.306±0.139	0.7870	0.7720
65.506970	28.047007	04220167+2802492	16.683±0.123	16.089±0.158	15.315±0.127	0.5940	0.7740
64.863698	28.829704	04192728+2849469	16.776±0.120	16.127±0.169	15.337±0.131	0.6490	0.7900
64.035488	28.007746	04160851+2800278	16.719±0.147	16.146±0.223	15.355±0.152	0.5730	0.7910
64.458046	28.269472	04174993+2816100	17.020±0.171	16.153±0.213	15.357±0.141	0.8670	0.7960
64.082379	27.338070	04161977+2720170	16.784±0.154	16.177±0.220	15.373±0.161	0.6070	0.8040
65.137405	27.412809	04203297+2724461	16.700±0.117	16.161±0.147	15.374±0.129	0.5390	0.7870
64.847745	28.454947	04192345+2827178	16.901±0.156	16.189±0.186	15.386±0.130	0.7120	0.8030
64.292635	28.723595	04171023+2843249	17.248±0.230	16.248±0.258	15.432±0.163	1.0000	0.8160
63.758621	27.496395	04150206+2729470	17.254±0.206	16.254±0.203	15.443±0.163	1.0000	0.8110
64.583056	28.780233	04181993+2846488	17.219±0.220	16.255±0.229	15.446±0.148	0.9640	0.8090
65.179200	28.035452	04204300+2802076	16.759±0.125	16.256±0.176	15.447±0.148	0.5030	0.8090

65.051334	28.639395	04201232+2838218	16.889±0.137	16.280±0.178	15.467±0.130	0.6090	0.8130
65.199370	27.252401	04204784+2715086	17.056±0.146	16.293±0.177	15.488±0.144	0.7630	0.8050

5.3.1. Índice de color J-K y temperaturas de los Planemos en L 1495

La Figura 5.10, panel superior, muestra una correlación entre el índice de color J-K y el tipo espectral para enanas frías y enanas marrones obtenidas del trabajo de Dahn et al. (2002). El panel inferior de la misma figura corresponde a la relación tipo espectral-temperatura efectiva derivada por los mismos autores.

La Figura 5.11 indica la posición en el plano K vs J-K de los candidatos a Planemos en L 1495 seleccionados del 2MASS. En esta figura se han tenido en cuenta diferentes valores de A_v (= 0, 1, 2 y 3), en acuerdo con los valores típicos de extinción hacia la región discutidos en el Capítulo 2. En cada uno de los paneles, las magnitudes y los índices de color han sido des-enrojecidos de acuerdo a la ley de extinción de Rieky y Lebofsky (1985).

En la Figura 5.11 puede notarse que el índice J-K depende marcadamente del valor de A_v . Comparando la Figura 5.10, panel superior, con la Figura 5.11, se podría concluir que, en el caso de $A_v=0$, todos los candidatos poseen índices de color J-K correspondientes a tipos espectrales entre M5 y L7. En el otro extremo, para el caso de $A_v=3$ alrededor del 60% de la muestra tendría tipos espectrales entre M5 y L3 y el 40% restante, tipos espectrales más tempranos que M5, hasta K5-K7 aproximadamente (Bessell and Brett 1988). El panel inferior de la Figura 5.10 indica, entonces, que se trata de objetos muy fríos con temperaturas entre 2700 y 1800 K.

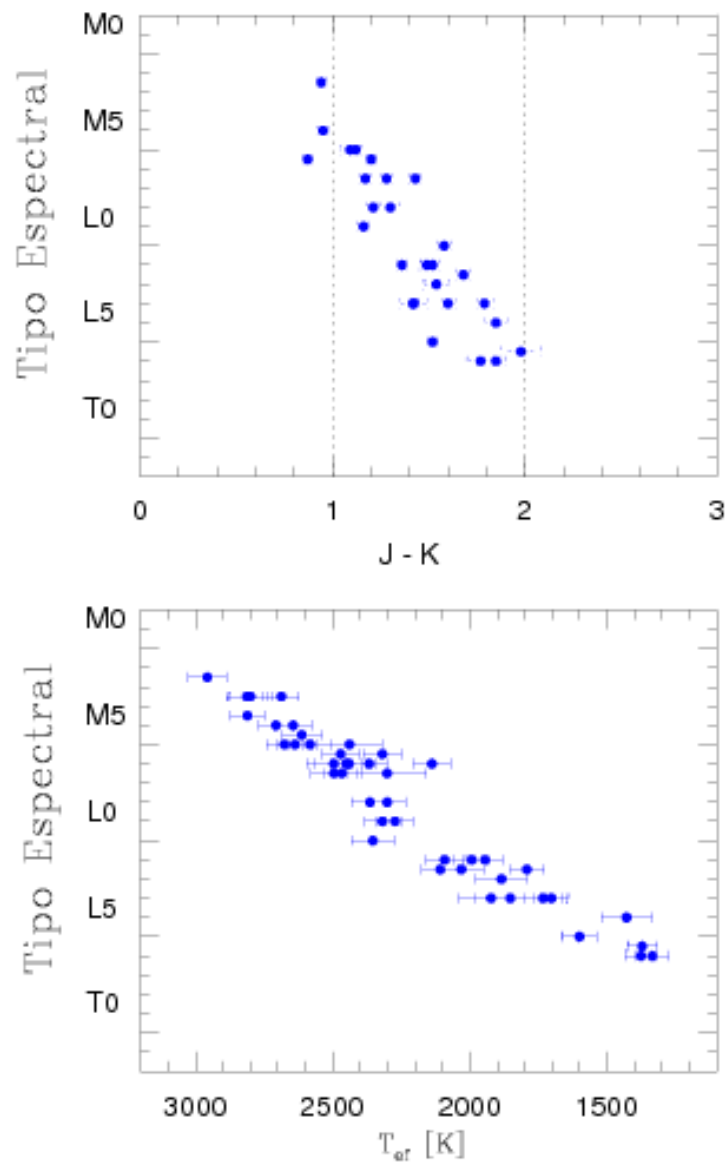


Figura 5.10: El panel superior corresponde a la correlación entre el tipo espectral y el índice de color J-K para una muestra de enanas frías y enanas marrones obtenida del trabajo de Dahn et al. (2002). La línea de punto delimita la región correspondiente a $1 < J-K < 2$. El panel inferior muestra la relación entre el tipo espectral y la temperatura para la misma muestra de objetos, obtenidos del trabajo de Dahn et al. (2002).

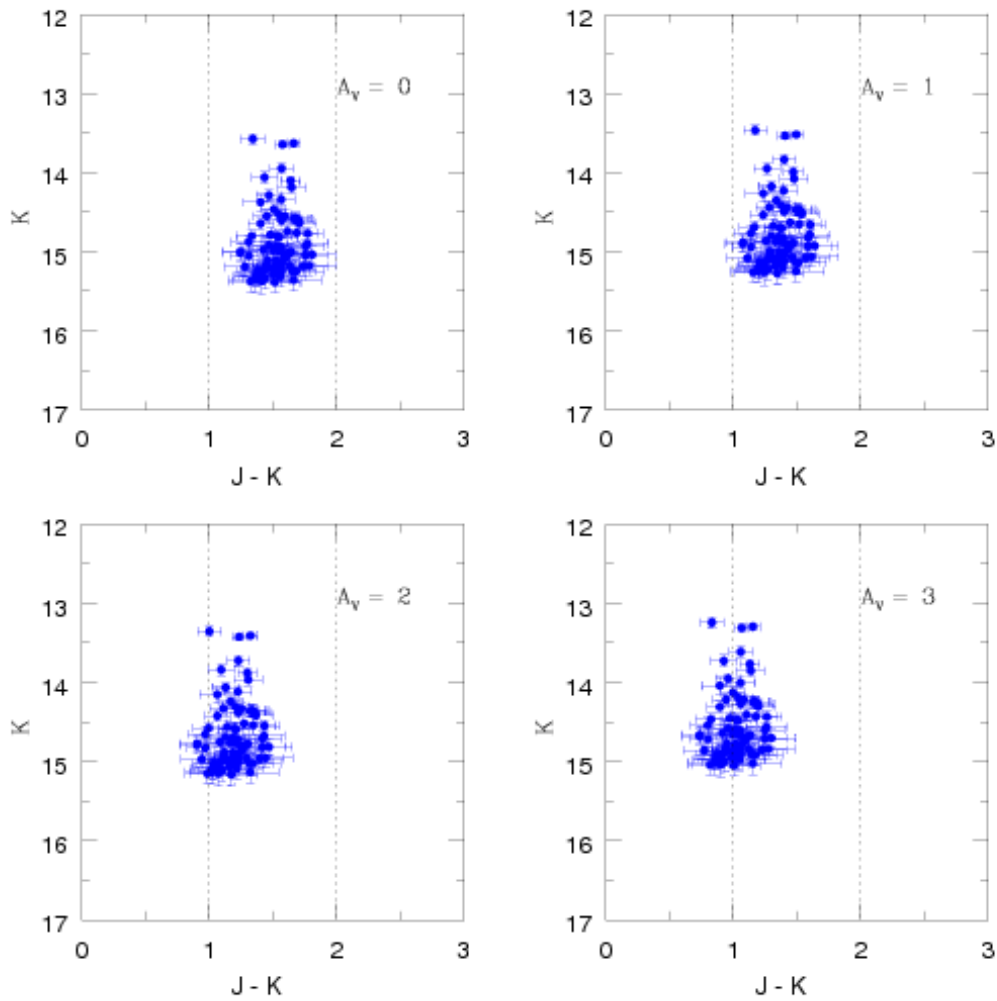


Figura 5.11: Localización de los candidatos a Planemos en L 1495, listados en la Tabla 5.1, en el plano K vs J-K, para distintos valores de A_v ($A_v=0$, panel superior izquierdo, $A_v=1$, panel superior derecho, $A_v=2$, panel inferior izquierdo y $A_v=3$, panel inferior derecho). La línea de punto delimita la región correspondiente a $1 < J-K < 2$.

5.3.2. Los candidatos a Planemos en L 1495 y los Planemos de Sigma Orionis: Posibles Escenarios de Formación

En el Capítulo 1 se presentó una descripción sintética del cúmulo joven de Sigma Orionis, para el cual se ha estimado una edad de $3-5 \times 10^6$ años y una población de aproximadamente 700 objetos estelares y sub-estelares, los cuales yacen dentro de un radio de $30'$ y a una distancia de ~ 352 pc. También se mencionó que el mismo alberga alrededor de 30 Planemos confirmados (ver, por ejemplo, González-García et al. 2006, Caballero et al. 2007, Zapatero Osorio 2008, Bihain et al. 2009), además de unos 250 candidatos a Planemos aún no confirmados (Béjar et al. 1999, 2001, 2004). Para los Planemos confirmados, espectroscopía en baja resolución tanto óptica como infrarroja,

ha permitido estimar tipos espectrales entre M6 y L5 (Bejar et al. 1999, Martin et al. 2001, Barrado y Navascues et al. 2001, 2003, Zapatero Osorio et. 2008). Además, la determinación de la Función Inicial de Masa (IMF) para Sigma Orionis en el régimen sub-estelar muestra un crecimiento del número de objetos de baja masa, contrariamente a lo que se indica en la forma más aceptada de la IMF determinada por Muench et al. (2002) en el conocido cúmulo del Trapecio, lo que sugiere la existencia de una gran población de objetos de masa extremadamente baja en Sigma Orionis. Como también se mencionó en el Capítulo 1, otros trabajos han determinado que un porcentaje que va entre el 30% y 50% de estos Planemos poseen excesos de color que sugieren la presencias de discos de gas y polvo alrededor de los mismos (Caballero et al. 2007, Zapatero Osorio et al. 2007, Scholz & Jayawardhana 2008). En una región de 2 grados cuadrados en la nube de L 1495, se han encontrado un total de 94 candidatos a Planemos, con tipos espectrales entre M y L, algunos de los cuales (aproximadamente 6) podrían estar asociados con discos.

En Sigma Orionis existen alrededor de 300 candidatos a Planemos (incluyendo los ya confirmados) en relación a 700 estrellas y enanas marrones jóvenes en la región. Es decir que la fracción de Planemos a estrellas y objetos sub-estelares es de un 43%. En L 1495 se han detectado 94 candidatos a Planemos y 55 estrellas jóvenes de baja masa en formación. La relación candidatos a Planemos / objetos estelares y sub-estelares, en este caso, es del 170%, es decir que L 1495 albergaría una población de casi el doble de Planemos que de estrellas+enanas marrones jóvenes. De confirmarse los Planemos en L 1495, este resultado indicaría que los mismos son abundantes o comunes en el Universo.

Resulta interesante el hecho de que una fracción importante de los Planemos en Sigma Orionis, y potencialmente, algunos candidatos en L 1495 presenten evidencias de la presencia de discos. Esto podría indicar que los Planemos se forman de manera similar a las estrellas T Tauri y, posiblemente, las enanas marrones, a través del colapso de una nube madre, con la presencia de un disco a través del cual el objeto central sigue acretaando materia una vez finalizada la etapa inicial del colapso. El otro escenario propone que los Planemos son embriones eyectados, es decir núcleos en formación que son expulsados de la nube madre antes de adquirir la masa necesaria para transformarse en estrellas. Este mecanismo se espera que opere, preferentemente, en proto-cúmulos donde los pasajes cercanos entre sus miembros pueden resultar en la eyección de algunos de ellos. Este escenario también puede ocurrir en un disco proto-planetario, es decir que los Planemos se originen en un disco (como los planetas propiamente dicho) pero que resulten eyectados por interacciones dinámicas.

Desafortunadamente, la evidencia observacional actual no permite ser concluyente con relación a ningún posible mecanismo de formación de los Planemos. En regiones densas como en Sigma Orionis tenemos Planemos con discos. En Tauro, dada la baja densidad, se esperaría que el mecanismo favorecido sea el de tipo estrella T Tauri, sin embargo la distribución espacial de los Planemos en L 1495 no permite descartar al escenario de los embriones eyectados. La Figura 5.12 muestra la distribución proyectada sobre el plano del cielo de las estrellas T Tauri y de los Planemos en L 1495.

Notar que, mientras que la mayoría de las estrellas tienden a agruparse en una región muy definida, los Planemos presentan una distribución más uniforme sobre el plano del cielo.

Los modelos de eyección actuales para estrellas T Tauri en sistemas triples o múltiples predicen velocidades de eyección del orden de unos pocos km/s (Sterzik & Durisen 1995; 1998, Armitage & Clarke 1997, Bonnell et al. 2001, Reipurth & Clarke 2001, Kroupa & Bouvier 2003). Asumiendo una velocidad de eyección de 3 km/s y suponiendo que los Planemos se formaron en la misma región que las estrellas T Tauri, se obtiene que los Planemos en L 1495 han recorrido una distancia del orden de 3 pc (o 1.3 grados) en 1 millón de años. Notar que en la Figura 5.12 los Planemos se apartan del centroide de la distribución de las estrellas T Tauri en aproximadamente este valor. Es decir que la distribución espacial proyectada de los Planemos en L 1495 es consistente con las velocidades de los modelos de eyección actualmente propuestos.

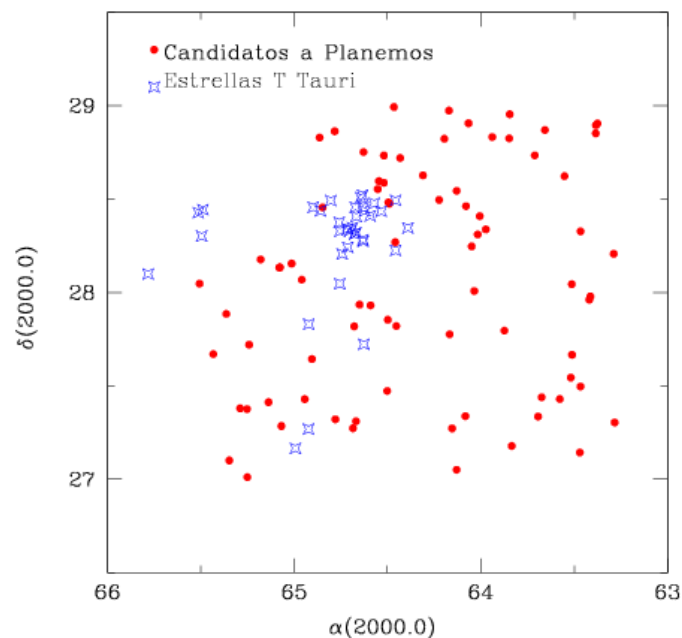


Figura 5.12: distribución proyectada sobre el plano del cielo de las estrellas T Tauri y de los Planemos en L 1495.

Por otro lado, los datos actualmente disponibles no son ni lo suficientemente sensibles, ni cubren un rango espectral amplio como para abordar, en forma apropiada, la presencia de discos en estos objetos. Solo hemos detectado unos pocos candidatos con alguna evidencia de discos. La confirmación de los candidatos en L 1495 y su posterior estudio en longitudes de onda más largas (para confirmar y/o detectar evidencias de discos) puede realizar un aporte concreto para tratar de esclarecer si existe un único mecanismo de formación de los Planemos o, si por el contrario, los tres escenarios propuestos son válidos.

5.4. Resultados

En este capítulo se han empleado los datos del 2MASS para seleccionar fuentes en la región de L 1495 con magnitudes e índices de color compatibles con los esperados

para objetos con edades de 1-5 millones de años, pertenecientes a la nube de Tauro ($d=140$ pc) y con masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter. Se seleccionaron 85 candidatos del 2MASS y se han agregado 9 nuevos candidatos a Planemos obtenidos de las observaciones reportadas en el Capítulo 4.

El número de candidatos a Planemos detectados en L 1495 (94) supera a la cantidad de estrellas de baja masa y objetos sub-estelares en la región (55) en un factor ~ 2 . Este resultado podría indicar que los Planemos son comunes en el Universo. Sin embargo observaciones futuras de mayor sensibilidad y cubrimiento espectral son necesarias para confirmar esta afirmación

Se empleó el índice de color J-K para estimar, en forma aproximada, la temperatura de los candidatos seleccionados. Para valores de A_v entre 0 y 3, las temperaturas de estos candidatos oscilan entre 2700 y 1800 K. Se trata entonces de objetos muy fríos, típicamente de tipos espectrales L.

La distribución espacial de los Planemos en L 1495 es consistente con las velocidades de eyección de los modelos actualmente propuestos. Además, al menos algunos de los candidatos detectados tienen excesos de color que podrían deberse a la presencia de discos. De modo que, por el momento, no es posible distinguir entre los dos principales escenarios de formación propuestos, el de eyección de embriones planetarios y el de formación tipo estrella T Tauri, con un disco.

En un futuro próximo, se espera poder obtener datos en el infrarrojo medio a fin de intentar garantizar la naturaleza planetaria de estos objetos. Dado que los Planemos son extremadamente fríos y rojos, la región de los 10 micrones (el infrarrojo medio) es la zona espectral más adecuada para llevar a cabo este estudio.

Conclusiones y perspectivas futuras

En el presente Trabajo Especial se presenta una búsqueda de los llamados Planemos en la nube oscura L 1495 en el complejo molecular de Tauro, una de las regiones de formación de estrellas de baja masa más cercanas ($d=140$ pc). Se emplearon observaciones en las bandas K($2.2 \mu\text{m}$) y H($1.6 \mu\text{m}$) obtenidas con la cámara CAMILA del telescopio de 2.1 m del Observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, México, que cubren una región relativamente pequeña de la nube ($\sim 49 \text{ arcmin}^2$) pero que permitieron detectar nuevos candidatos a Planemos, además de familiarizarse con las técnicas de reducción y análisis de este tipo de datos.

Con el propósito de realizar una búsqueda más completa de los mencionados Planemos en L 1495, se emplearon datos del 2MASS abarcando un área de 2 grados² centrados en $\alpha = 04\text{h } 17\text{m } 30\text{s}$, $\delta = +28^\circ$ (2000.0). Estos datos, además de cubrir un área mayor, proporcionan magnitudes en la banda J($1.25 \mu\text{m}$), lo cual combinado con las

bandas K y H permite construir el conocido diagrama de diagnóstico en el infrarrojo cercano J-H vs H-K.

Se emplearon los colores J-H y H-K de un grupo de Planemos en Sigma Orionis, así como también los colores de objetos con masas entre 4 y 15 veces la masa de Júpiter y edades del orden de 1×10^6 años obtenidos de las isócronas y trayectorias evolutivas de Baraffe y Chabrier para seleccionar un grupo de aproximadamente 94 candidatos a Planemos con magnitudes K entre 13.5 y 15.5, de acuerdo a lo estimado por el mencionado modelo para objetos ubicados a una distancia de 140 pc. Entre los 94 candidatos se incluyen 9 candidatos adicionales encontrados en las imágenes obtenidas con el telescopio de 2.1 m de San Pedro Mártir (México).

El número de candidatos a Planemos (94) detectados en L 1495 supera a la cantidad de estrellas de baja masa y objetos sub-estelares en la región (55) en un factor ~ 2 . Este resultado podría indicar que los Planemos son comunes en el Universo. Sin embargo, observaciones futuras de mayor sensibilidad y cubrimiento espectral son necesarias para confirmar esta afirmación.

Se emplearon los índices de color J-K y las temperaturas efectivas para un grupo de estrellas enanas muy frías y enanas marrones obtenidas del trabajo de Dahn et al.(2002) para estimar el rango de temperatura de los candidatos seleccionados, obteniéndose que las mismas oscilan entre 1800 y 2700 K, correspondiendo a objetos muy fríos de tipo espectral L.

En un futuro próximo se espera emplear el telescopio de San Pedro Mártir y la cámara CAMILA para re-observar los candidatos seleccionados en las tres bandas (J, H y K) del infrarrojo cercano a fin de obtener magnitudes con errores significativamente menores que los mostrados en la Figura 5.8. Esto permitirá confirmar si los mismos efectivamente presentan índices de color y magnitudes compatibles con los esperados por el modelo de Baraffe y Chabrier.

Se espera, además, realizar observaciones en el infrarrojo medio donde los candidatos, por sus bajas temperaturas, serán más brillantes que en el infrarrojo cercano. En este sentido se planean obtener datos en las bandas N($10 \mu\text{m}$) y Q($20 \mu\text{m}$) con el instrumento Michelle del telescopio Gemini Norte, además de observaciones en L($3.6 \mu\text{m}$) y M($5 \mu\text{m}$) con la cámara NIRI, también de Gemini Norte. Adicionalmente se podrá hacer uso de las magnitudes en [3.6], [4.5], [5.8] y [8.0] obtenidas con la cámara IRAC del telescopio Spitzer, que ya pertenecen al dominio público.

La combinación de datos fotométricos en las diversas bandas mencionadas permitirá construir las SEDs de los candidatos seleccionados a fin de determinar si presentan o no excesos infrarrojos atribuibles a la presencia de discos como ocurre con algunos de los Planemos de Sigma Orionis mencionados en el Capítulo 1 (Caballero et al. 2007). También estos datos permitirán derivar las luminosidades bolométricas de estos objetos.

La obtención de espectros en el infrarrojo cercano, empleando por ejemplo los instrumentos NIRI o GNIRS del telescopio Gemini Norte, permitirá determinar el tipo espectral de cada uno de los candidatos seleccionados y, por lo tanto, derivar la temperatura efectiva de cada uno de ellos en forma precisa.

Las luminosidades bolométricas y los tipos espectrales posibilitarán colocar a los candidatos en el diagrama HR y, mediante el empleo de trayectorias evolutivas como las de Baraffe y Chabrier, obtener las masas individuales de cada uno de ellos. Esto permitirá estimar, entre otras cosas, cuál es la contribución de los Planemos a la IMF de L 1495, en particular, y de Tauro, en general. De esta manera se podrá estimar de manera más confiable y precisa cuán comunes son este tipo de objetos en esta región de formación estelar.

Se espera, entonces, continuar con el estudio de los candidatos seleccionados en el presente Trabajo Especial de Licenciatura, a fin de entender mejor su naturaleza física y estimar su posible contribución a la IMF. También se espera poder relacionar de manera más certera a los Planemos con los exoplanetas gigantes y gaseosos que orbitan estrellas similares a nuestro Sol, por un lado, y con el grupo de las enanas marrones, por el otro.

Referencias

1. Armitage, P. J., Clarke, C. J. 1997, MNRAS, 285, 540

2. Barrado y Navascués, D., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., Martín, E.L., Mundt, R., Bailer-Jones, C. A. L. 2001, AJ, 122, 2047
3. Barrado y Navascués, D., Béjar, V. J. S., Mundt, R., Martín, E. L., Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Bailer-Jones, C. A. L. 2003, A&A, 404, 171
4. Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., Hauschildt, P. H. 1998, A&A, 337, 403
5. Barnard, E. E. 1919, ApJ, 49, 1
6. Barrado y Navascués, D., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S. et al. 2001, A&A, 377, L9
7. Barrado y Navascués, D., Béjar, V. J. S., Mundt, R. et al. 2003, A&A, 404, 1771
8. Batalha, N. M.; Borucki, W. J., Bryson, S. T., Buchhave, L. A., Caldwell, D. A., et al. 2011, ApJ, in press
9. Bate, M. R, Bonnell, I. A., Bromm, V. 2003, MNRAS, 332, 65
10. Benedict, G. F., McArthur, B. E., Forveille, T., Delfosse, X., et al. 2002, ApJ, 581, L115
11. Béjar, V. J. S., Zapatero Osorio, M. R., Rebolo, R. 1999, ApJ, 521, 671
12. Béjar, V. J. S., Martín, E. L., Zapatero Osorio, M. R. et al. 2001, ApJ, 556, 830
13. Béjar, V. J. S., Caballero, J. A., Rebolo, R. et al. 2004, Ap&SS, 292, 339
14. Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., Pringle, J. E. 2001, 323, 785
15. Borucki, W. J., Koch, D., Jenkins, J., Sasselov, D., et al. 2009, Science, 325, 709
16. Boss, A. P. 2000, 536, 101
17. Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., et al. 1997, ApJ, 491, 856
18. Caballero, J. A., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., Eisloffel, J., et al. 2007, A&A, 470, 903
19. Caballero, J. A. 2008, A&A, 478, 667
20. Chabrier, G., Baraffe, I. 2000, A&A, 38, 337
21. Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., Hauschildt, P. 2000, ApJ, 542, 464
22. Dahn, Conrad C., Harris, Hugh C., Vrba, Frederick J., 2002, AJ, Volume 124, Issue 2, pp. 1170-1189

23. Dobashi, K., Uehara, H., Kandori, R., Sakurai, T., Kaiden, M., Umemoto, T., Sato, F., 2005, PASJ, 57, 1
24. González-García, B. M., Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., et al. 2006, A&A, 460, 799
25. Guieu, S., Dougados, C., Monin, J. L., et al. 2006, A&A, 446, 485
26. Hartmann, L., Megeath, S. T., Allen, L., et al. 2005, ApJ, 629, 881
27. Holman, M. J., Fabrycky, D. C., Ragozzine, D., Ford, E. B., et al. 2010, Science, 330, 51
28. Kainulainen, J., Beuther, H., Henning, T., Plume, R. 2009, A&AL, 35, 38
29. Kalas, P., Graham, J. R., Clampin, M. 2005, Nature, 435, 1067
30. Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., Fitzgerald, M. P., et al. 2008, Science, 322, 1345
31. Kenyon, S.J., Dobrzycka, D., Hartmann, L. 1994, AJ, 108, 1872
32. Kenyon, S.J., Hartmann, L. 1995, ApJS, 101, 117
33. Kenyon, S.J., Gomez, M., Whitney, B. A. 2008, en Handbook of Star Forming Regions, Volume I: The Northern Sky – ASP Monograph Publications, Vol. 4. pag. 405 – Editor Bo Reipurth
34. Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., Cutri, R. M., et al. 1999, ApJ, 519, 802
35. Kirkpatrick, J. D. 2005, ARA&A, 43, 195
36. Kroupa, P. 2001, MNRAS, 322, 231
37. Kroupa, P., Bouvier, J. 2003, MNRAS, 346, 369
38. Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., Ford, E. B., Borucki, W. J., et al. 2001, Nature, 470, 53
39. Lombardi, M., Lada, C. J., Alvez, J., 2010, A&A, 512, 67
40. Lovis, C., Ségransan, D., Mayor, M., Udry, S., et al. 2011, A&A. in press
41. Lucas, P. W., Roche, P. F. 2000, MNRAS, 314, 858
42. Luhman, K. L. 2006, ApJ, 645, 676
43. Luhman, K. L., Whitney, B. A., Meade, M. R., et al. 2006, ApJ, 647, 1180
44. Luhman, K. L., Mamajek, E. F., Allen, P.R., Cruz, K. L. 2009, ApJ, 703, 399

45. Lynds, B. T. 1962, *ApJS*, 7, 1
46. Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Fischer, D., Lissauer, J. J. 1998, *ApJ*, 505, L147
47. Martín, E. L., Delfosse, X., Basri, G., Goldman, B., et al. 1999, *AJ*, 118, 2466
48. Martín, E. L., Zapatero Osorio, M. R., Barrado y Navascués, D., Béjar, V. J. S., Rebolo, R. 2001, *ApJ*, 558: L117-L121
49. Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., Zuckerman, B., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
50. Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., Barman, T. 2011, *Nature*, 468, 1080
51. Mayor, M., Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
52. Mayor, M., Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., et al. 2009, *A&A*, 507, 487
53. Muench, A. A., Lada, E. A., Lada, C. J., Alves, J. 2002, *ApJ*, 573, 366
54. Najita, J. R., Tiede, G. P., Carr, J. S. 2000, *ApJ*, 541, 977
55. Padoan, P., Cambrésy, L., Langer, W. 2002, *ApJL*, 580, 57
56. Pal, A., Bakos, G., Torres, G., Noyes, R., et al. 2008, *ApJ*, 680, 1450
57. Pineda, J. L., Goldsmith, P. F., Chapman, N., et al. 2010, *ApJ*, 721, 686
58. Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Martín, E. L. 1995, *Nature*, 377, 129
59. Rebull, L. M., Padgett, D. L., McCabe, C.-E., Hillenbrand, L. A., et al. 2010, *ApJS*, 186, 259
60. Reipurth, B., Clarke, C. 2001, *AJ*, 122, 432
61. Salpeter, E. E. 1995, *ApJ*, 121, 161
62. Schmalzl M., Kainulainen, J., Launhardt, R., et al. 2010, *ApJ*, 725, 1327
63. Scholz, A., Jayawardhana, R. 2008, *ApJ*, 672, L49
64. Sterzik, M. F., Durisen, R. H. 1995, *A&A*, 304, L9
65. Sterzik, M. F., Durisen, R. H. 1998, *A&A*, 339, 95
66. Ungerechts, H., Thaddeus, P. 1987, *ApJS*, 63, 645
67. Vogt, S. S., Butler, R. P., Rivera, E. J., Haghighipour, N., et al. 2010, *ApJ*, 723, 954

68. Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., Martín, E. L., Basri, G. 1999, ApJ, 524, 155
69. Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Martín, E. L., Rebolo, R., et al. 2000, Science, 290, 103
70. Zapatero Osorio, M. R., Caballero, J. A., Béjar, V. J. S. et al. 2007, A&A, 472, L9
71. Zapatero Osorio, M. R., Béjar, V. J. S., Bihain, G. et al. 2008, A&A, 477, 895