

UNIVERSIDAD NACIONAL DE CÓRDOBA

# Material circunestelar en estrellas de tipo enanas blancas

Por Leila Yamila Saker

Presentado ante la Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación como parte de los requerimientos para la obtención del grado de Doctor en Astronomía

Directora: Dra. Mercedes Gómez

- Marzo 2020 -



Material circunestelar en estrellas de tipo enanas blancas por Leila Yamila Saker se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución – No Comercial – Sin Obra Derivada 4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-nd/4.0/).

*No dejes que la realidad de cada día mate los sueños de toda tu vida.*  
*– Jorge Díaz Otañez (1938-2021)–*



# Resumen

La búsqueda y detección de cuerpos sub-estelares asociados a estrellas en diferentes etapas evolutivas, proporcionaría indicios de la evolución de los sistemas planetarios y como es su adaptación a las distintas fases evolutivas de las estrellas. Si bien al presente no hay aún ningún planeta confirmado alrededor de enanas blancas (objetos que representan la etapa evolutiva final de estrellas como el Sol), existen algunas evidencias observacionales que sugieren la existencias de sistemas planetarios en estas estrellas. Tanto las líneas de metales que contaminan las atmósferas de algunas enanas blancas como así también la presencia de discos de polvo, que se manifiestan a través de excesos infrarrojos en sus distribuciones espectrales de energía, podrían ser el resultado de un bombardeo de cuerpos rocosos menores hacia el objeto central.

Se han encontrado además discos de gas en un grupo de estas enanas blancas con discos de polvo, a través de la detección en sus espectros de líneas de emisión inusuales del triplete de Ca II en 8600 Å. Sin embargo, estrellas de características similares tienen un disco de gas mientras que otras no. En este contexto, se han obtenido espectros ópticos GMOS/GEMINI para trece enanas blancas con excesos IR, seleccionados de nuestra muestra de 29 estrellas con discos *debris*, con el objetivo de encontrar la contraparte gaseosa a los discos de polvo. Con el fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos gaseosos en enanas blancas con discos de polvo, se combinaron estos 13 objetos, con las 14 estrellas analizadas en la literatura. Para esta muestra ampliada, se presenta un estudio comparativo de las principales propiedades físicas (temperaturas efectivas, masas, gravedades superficiales y tiempos de enfriamiento) y de parámetros relacionados al disco de polvo (colores y excesos IR) de las enanas blancas con y sin discos de gas detectados.

Si bien se duplicó el número de objetos a los que se les ha buscado el triplete de Ca II en emisión, solo el ~33 % de la muestra ampliada (9 de 27 objetos) presenta un disco de gas. Los resultados obtenidos en esta tesis doctoral, junto con los encontrados en la literatura, indicarían que el disco de gas es un fenómeno transitorio, y que tiene menor duración que el disco de polvo. Teniendo esto en cuenta, se propone un escenario de evolución de los discos de polvo y gas.

Adicionalmente, se aplicó la técnica de *Eclipse Timing Variation* (ETV) en una muestra de ocho sistemas binarios eclipsantes formados por enana blanca+estrella de secuencia principal. Dicha técnica permite medir variaciones en el período de ocurrencia de los eclipses de sistemas binarios eclipsantes debido a la presencia de un tercer cuerpo. Para ello, se obtuvieron observaciones propias con los telescopios argentinos localizados en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA; Córdoba, Argentina) y el telescopio Jorge Sahade en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO; San Juan, Argentina). Las curvas de luz obtenidas, fueron complementadas con las disponibles en las bases de datos del *Catalina Sky Survey* (CSS) y *Kepler+K2*.

Los tiempos de mínimo fueron obtenidos mediante el uso del conocido código Wilson & Devinney. Se realizó también una búsqueda de tiempos de mínimo en la literatura, para cada uno de los objetos que conforman la muestra. De los ocho sistemas, solo dos presentan una variación en su período. Para estos 2 objetos, se discuten los mecanismos que los pueden estar afectando. La baja detección de variaciones en el período aquí obtenida, en combinación con los resultados de la literatura, podría estar indicando que la existencia de cuerpos subestelares en este tipo de binarias podría no ser muy frecuente.

# Abstract

The search and detection of sub-stellar bodies associated with stars in different evolutionary stages will provide clues of the evolution of planetary systems and how they adapt to the different evolutionary stars phases. Although at present there are still no confirmed planets around white dwarfs (objects that represent the final evolutionary stage of stars like the Sun), there is some observational evidence that suggests the existence of planetary systems in these stars. Both the lines of metals that contaminate the atmospheres of some white dwarfs as well as the presence of dust disks, which manifest themselves through infrared excesses in their spectral energy distributions, could be the result of a bombardment of smaller rocky bodies towards the center object.

Gas disks have also been found around a handful of these white dwarfs with debris disks, through the detection in their spectra of unusual emission lines of the 8600 Å CaII triplet. However, stars with similar characteristics have a disk of gas while others do not. In this context, GMOS/GEMINI optical spectra have been obtained for thirteen white dwarfs with infrared excesses, selected from our sample of 29 stars with debris disks, with the aim of finding the gaseous counterpart to dust disks. In order to analyze the existence of gaseous disks in white dwarfs with dusty disks on a larger number of objects, these 13 objects were combined with the 14 stars analyzed in the literature. For this extended sample, a comparative study of the main physical properties (effective temperatures, masses, surface gravities, and cooling times) and dust disk-related parameters (IR colors and excesses) for white dwarfs with and without gas disks detected is presented.

Despite doubled the number of objects that the Ca II triplet in emission have been searched, only ~33% of the enlarged sample (9 of 27 objects) present a gas disk. The results obtained in this PhD thesis, together with those found in the literature, would indicate that the gas disk is a transient phenomenon, and that it has a shorter duration than the dust disk. Bearing this in mind, an evolution scenario for gas and dust disks is proposed.

Additionally, the Eclipse Timing Variation (ETV) technique was applied to a sample of eight eclipsing binary systems formed by a white dwarf + main sequence star. This technique allows to measure variations in the period of occurrence of the eclipses of eclipsing binary systems due to the presence of a third body. For this, own observations were obtained with the Argentine telescopes located at the Estación Astrofísica de Bosque (EABA; Córdoba, Argentina) and the Jorge Sahade telescope at the Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO; San Juan, Argentina). The light curves obtained were complemented with those available in the Catalina Sky Survey (CSS) and *Kepler*+*K2*databases.

The minimum times were obtained by using the well-known Wilson & Devinney code. A search for minimum times in the literature was also carried out for each of the objects that make up the sample. Of the eight systems, only two present a variation in their period. For these 2 objects, the mechanisms that may be affecting them are discussed. The low detection of variations in the period obtained here, in combination with the results of the literature, could be indicating that the existence of substellar bodies in this type of binaries could not be frequent.



# Agradecimientos

En primer lugar quiero agradecer a mi directora Mercedes Gómez, ya que sin su constante asesoramiento, acompañamiento y paciencia durante todo el doctorado no hubiera podido realizar este trabajo. A la comisión asesora, ya que sus devoluciones y sugerencias ayudaron a enriquecer el trabajo. A los miembros del tribunal, cuyos consejos y correcciones permitieron mejorar esta tesis.

A la universidad pública y gratuita, ya que me permitió completar mi formación académica. Al apoyo financiero de CONICET, a través de la beca doctoral, que me permitió realizar este doctorado sin necesidad de abandonar el país.

A las chicas del obse: Leti, Gaia, Carlita y Fla (el *inframundo team*), cuya amistad, compañerismo y aliento, hicieron (y hacen) que ir a la oficina todos los días sea lindo y divertido. A los chicos del obse/IATE, por los momentos compartidos.

A los observatorios Bosque Alegre, CASLEO y Gemini por el tiempo asignado para llevar a cabo las observaciones de esta tesis. A los operadores de Bosque Alegre y CASLEO, por la buena onda y predisposición en los turnos de observación. A Luciano García, por su buena predisposición al ayudarme a preparar los pedidos a Gemini y a Carlos Escudero, por su paciencia y buena onda como *principal/additional support* en la Fase II de Gemini. A Romina Petrucci, por permitirme utilizar su programa FOTOMCC para la fotometría, y estar siempre a disposición por cualquier duda o consulta. Y a Fla (nuevamente), por enseñarme a realizar la fotometría con dicho programa.

A quienes de alguna manera se cruzaron en este camino y lo hicieron ameno y agradable.

Por último, el agradecimiento más importante: a mi familia. A mis padres y hermanas, cuyo amor incondicional, incentivo y apoyo absoluto me acompañan en cada paso de mi vida. Son mi ejemplo y mi orgullo, sin uds yo no estaría acá!. A mis padrinos mágicos, por su amor, apoyo y fe absoluta en mí. A mis tios/as por su cariño y palabras de aliento. A mis abuelos, cuyas enseñanzas me acompañan siempre.

GRACIAS!



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>iv</b>
<b>Abstract</b>	<b>v</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>vii</b>
<b>Introducción</b>	<b>xix</b>
<b>1 Detección de planetas y discos en estrellas evolucionadas</b>	<b>1</b>
1.1 Introducción . . . . .	1
1.2 Planetas en estrellas gigantes y sub-gigantes . . . . .	1
1.2.1 Planetas en estrellas gigantes . . . . .	2
1.2.2 Planetas en estrellas subgigantes . . . . .	5
1.2.3 Propiedades de los planetas en subgigantes y gigantes . . . . .	6
1.3 Diagrama O–C . . . . .	7
1.4 Planetas en estrellas subenanas B . . . . .	8
1.5 Planetas y discos en púlsares . . . . .	10
<b>2 Evidencias indirectas de planetas en estrellas enanas blancas</b>	<b>16</b>
2.1 Introducción . . . . .	16
2.2 Enanas blancas . . . . .	16
2.3 Discos <i>debris</i> en enanas blancas . . . . .	19
2.3.1 G29-38 . . . . .	19
2.3.2 Atmósferas contaminadas por metales . . . . .	21
2.3.3 Excesos IR . . . . .	26
2.3.4 ¿Detección de tránsitos de planetesimales? . . . . .	30
2.4 Discos gaseosos en enanas blancas . . . . .	33
2.4.1 ¿Detección de un planeta en una enana blanca? . . . . .	38
2.4.2 Origen del disco de gas . . . . .	40
<b>3 Análisis de evidencias de planetas en enanas blancas</b>	<b>46</b>
3.1 Índices de color en el infrarrojo cercano y medio de enanas blancas con y sin discos de escombros . . . . .	46
3.1.1 Resultados . . . . .	49
3.2 Discos <i>debris</i> en estrellas centrales de nebulosas planetarias . . . . .	51
3.3 Modelado de discos en estrellas centrales de nebulosas planetarias . . . . .	53
3.3.1 Resultados . . . . .	56

<b>4</b>	<b>Búsqueda de discos gaseosos en enanas blancas</b>	<b>58</b>
4.1	Introducción . . . . .	58
4.2	Muestra seleccionada . . . . .	58
4.3	Observaciones . . . . .	59
4.4	Reducción de datos . . . . .	60
4.5	Triplete de Ca II . . . . .	61
4.6	Muestra ampliada . . . . .	68
4.6.1	¿La no detección del triplete del Ca II en emisión implica que no existe la componente gaseosa? . . . . .	70
4.7	Análisis de la muestra ampliada . . . . .	72
4.8	Escenario propuesto . . . . .	81
4.9	Síntesis y resultados . . . . .	82
<b>5</b>	<b>Sistemas binarios y efectos de variación del período orbital</b>	<b>85</b>
5.1	Introducción . . . . .	85
5.2	Estrellas binarias . . . . .	85
5.3	Clasificación . . . . .	85
5.3.1	Según el método de detección . . . . .	85
5.3.2	Según la configuración del sistema (clasificación de Kopal) . . . . .	89
5.4	Evolución . . . . .	91
5.5	Mecanismos que modifican el período . . . . .	94
5.5.1	Transferencia de masa . . . . .	95
5.5.2	Pérdida del momento angular . . . . .	96
5.5.3	Emisión de ondas gravitacionales . . . . .	97
5.5.4	Frenado magnético . . . . .	98
5.5.5	Mecanismo Applegate . . . . .	99
5.5.6	Presencia de un tercer cuerpo . . . . .	101
<b>6</b>	<b>Cuerpos subestelares en sistemas binarios con una componente evolucionada</b>	<b>103</b>
6.1	Introducción . . . . .	103
6.2	Planetas en sistemas sub-enana B + estrella secuencia principal . . . . .	104
6.3	Planetas en sistemas enana blanca + estrella secuencia principal . . . . .	106
6.4	Planetas en binarias cataclísmicas . . . . .	108
6.5	PSR B1620–26 . . . . .	109
6.6	Sistemas binarios enana blanca + enana marrón . . . . .	110
<b>7</b>	<b>Búsqueda de planetas en sistemas binarios con una componente enana blanca</b>	<b>114</b>
7.1	Introducción . . . . .	114
7.2	Muestra seleccionada . . . . .	115
7.2.1	Muestra principal . . . . .	116
7.2.2	Muestra secundaria . . . . .	117
7.3	Obtención de las curvas de luz . . . . .	118
7.3.1	Instrumental utilizado . . . . .	118
7.3.2	Fotometría de apertura . . . . .	120
7.4	Datos obtenidos de bases públicas . . . . .	121
7.4.1	Relevamiento Catalina . . . . .	122
7.4.2	Misión K2 . . . . .	123
7.5	Curvas de luz . . . . .	123
7.5.1	Muestra principal . . . . .	123

7.5.2	Muestra secundaria . . . . .	132
7.6	Determinación de los tiempos de mínimo . . . . .	135
7.6.1	Unidades de los tiempos de mínimo . . . . .	135
7.6.2	Código Wilson & Devinney . . . . .	137
7.7	Diagramas O–C . . . . .	142
7.8	Análisis de los diagramas O–C . . . . .	151
7.9	Síntesis y resultados . . . . .	153
	<b>Resultados y conclusiones</b>	<b>157</b>
	<b>Apéndices</b>	<b>162</b>
A	<b>Reducción espectros GMOS</b>	<b>162</b>
B	<b>Espectros obtenidos</b>	<b>168</b>
C	<b>Mann-Whitney U-Test</b>	<b>174</b>
D	<b>Reducción fotométrica y fotometría de apertura</b>	<b>175</b>
D.0.1	Reducción fotométrica estándar con IRAF . . . . .	175
D.0.2	Fotometría de apertura: FOTOMCC . . . . .	176
E	<b>Tiempos de mínimo de cada objeto</b>	<b>177</b>
	<b>Referencias</b>	<b>177</b>

# Lista de figuras

1.1	Efecto doppler. . . . .	2
1.2	Velocidades radiales de $\iota Dra$ . . . . .	3
1.3	Curvas de velocidad radial de las estrellas gigantes K HD 40956 y HD 111591. . . . .	4
1.4	Esquema de un tránsito planetario. . . . .	5
1.5	Curvas de luz obtenidas con la misión K2 de las gigantes K2-132 y K2-97. . . . .	5
1.6	Curva de velocidad radial de la subgigante HD 185269. . . . .	6
1.7	Distribución normalizada de metalicidad e histograma de frecuencias acumuladas para la muestra de gigantes con y sin planetas. . . . .	7
1.8	Diagrama O–C de V391 Pegasi. . . . .	9
1.9	Representación esquemática de V391 Pegasi. . . . .	9
1.10	Diagrama distancia orbital vs. masa planetaria para cuerpos subestelares detectados en sdB. . . . .	10
1.11	Variaciones en el período de pulsación de PSR 1257+12. . . . .	11
1.12	Representación esquemática del sistema solar y de PSR 1257+12. . . . .	12
1.13	Zona de habitabilidad en púlsares. . . . .	13
1.14	SED de 4U 0142+61. . . . .	14
2.1	Diagrama H-R para una estrella de $1 M_{\odot}$ . . . . .	17
2.2	Distribución de masas de enanas blancas. . . . .	18
2.3	Esquema del interior de una enana blanca. . . . .	19
2.4	SED de la enana blanca G29-38. . . . .	20
2.5	Emisión de silicatos alrededor de $10 \mu\text{m}$ en la enana blanca G29-38. . . . .	21
2.6	Espectro de G29-38. . . . .	21
2.7	Espectros de cuatro enanas blancas, con atmósferas contaminadas por elementos pesados. . . . .	23
2.8	Espectro de SDSS J073842.56+183509.06. . . . .	24
2.9	Composiciones químicas determinadas para algunas enanas blancas. . . . .	25
2.10	SED de GD 362. . . . .	27
2.11	Espectros de 6 enanas blancas con excesos IR. . . . .	27
2.12	Modelo de disco de acreción en enanas blancas. . . . .	28
2.14	SEDs de enanas blancas, modeladas con el código de discos <i>debris</i> de <a href="#">Wolf &amp; Hillenbrand (2003)</a> . . . . .	30
2.15	Tránsitos detectados alrededor de WD 1145+017. . . . .	31
2.16	Representación artística de un sistema planetario alrededor de WD 1145+017. . . . .	31
2.17	Panel superior: Representación esquemática de una estrella que es transitada por un cuerpo extendido. Panel inferior: Curva de luz de WD 1145+017. . . . .	32
2.18	Espectro de SDSS 1228+1040. . . . .	33
2.19	Figura que explica la forma de doble pico de las líneas de emisión, en discos gaseosos. . . . .	34

2.20	Panel superior: Espectros normalizados de SDSS J1617+1620 que muestran el cambio en la intensidad del triplete de Ca II en emisión. Panel inferior: Tiempo vs. ancho equivalente del Ca II. . . . .	35
2.21	Espectros normalizados de SDSS J0845+2257 que muestran el cambio en la morfología del triplete de Ca II en emisión. . . . .	36
2.22	Líneas de emisión de distintos elementos en espectros normalizados de SDSS 1228+1040. . . . .	37
2.23	Líneas de absorción asociadas a un disco de gas alrededor de WD 1124–293. . . .	38
2.24	Espectro óptico normalizado de WD J0914+1914. . . . .	39
2.25	Representación artística del planeta gigante orbitando a WD J0914+1914 en el disco de gas. . . . .	40
2.26	Esquema representativo del modelo de formación del disco gaseoso por sublimación del polvo en el borde interno del disco <i>debris</i> . . . . .	41
2.27	Representación artística de la “cascada colisional”. . . . .	42
2.28	Espectros normalizados de SDSS J1228+1040 que muestran el cambio en la morfología del triplete de Ca II en emisión. . . . .	43
2.29	Distribución de intensidad en el espacio de velocidad del triplete de Ca II. . . . .	44
3.1	Distribución de metalicidad para las enanas blancas con y sin disco. . . . .	47
3.2	Distribuciones de índices de color H–K y W1–W2 para las enanas blancas con y sin disco. . . . .	48
3.3	Diagramas color-color W1–W3 vs. W1–W2 y J–H vs. H–W1. . . . .	49
3.4	Diagrama H–W2 vs. J–H. . . . .	50
3.5	H–W1 vs. Metalicidad. . . . .	50
3.6	Campos que muestran la región central de NGC 7293. . . . .	52
3.7	SED de WD 2226+210 . . . . .	52
3.8	Ejemplos de ECNP con excesos IR. . . . .	54
3.9	Esquema de NGC 7293. . . . .	55
4.1	Instrumento GMOS, montado en Gemini Norte. . . . .	60
4.2	Espectro normalizado de GD 40 y GD 16, en la región comprendida entre los 8470-8750 Å. . . . .	62
4.3	Espectro normalizado de WD 1150–153 y WD 1541+650, en la región comprendida entre los 8470-8750 Å. . . . .	63
4.3	Espectros normalizados, obtenidos en este trabajo en la región comprendida entre 8470-8750 Å. . . . .	64
4.4	Espectros normalizados de tres enanas blancas, en la región comprendida entre 7900-9000 Å. . . . .	67
4.5	Espectro normalizado de GD 61, en la región comprendida entre 3930-3970 Å. . .	68
4.6	Perfiles de línea de emisión de un disco de acreción con variación en el radio externo $R_{max}$ mientras que el interno $R_{min}$ se mantiene constante, y viceversa. . . .	71
4.7	Perfiles de línea de emisión de un disco de acreción ópticamente delgado, para distintos ángulos de inclinación. . . . .	72
4.8	Histogramas de parámetros estelares . . . . .	74
4.9	SED de WD 0420–731. . . . .	75
4.10	Histogramas de parámetros del disco . . . . .	75
5.1	Esquema de un sistema binario. . . . .	86
5.2	Binaria visual . . . . .	86
5.3	Binaria astrométrica . . . . .	87

5.4	Binaria espectroscópica . . . . .	88
5.5	Binarias eclipsantes. . . . .	89
5.6	Geometría de Roche de un sistema binario estelar. . . . .	90
5.7	Lóbulos de Roche de un sistema binario. . . . .	91
5.8	Esquemas de sistemas binarios según la clasificación de Kopal. . . . .	92
5.9	Esquema evolutivo del sistema binario PSR J1952+2630. . . . .	94
5.10	Esquema evolutivo de un sistema binario formado por un púlsar de milisegundo y una enana blanca, en una órbita excéntrica. . . . .	95
5.11	Curvas de luz de XZ Leo en las bandas V, R e I, y los máximos I y II de las curvas de luz. . . . .	96
5.12	Diagrama O–C de la binaria de contacto XZ Leo. . . . .	97
5.13	Diagrama O–C de la binaria HW Vir. . . . .	99
5.14	Diagrama donde se puede ver como se deforma la estrella debido al mecanismo Applegate. . . . .	99
5.15	Diagrama O–C de V839 Oph. . . . .	100
5.16	Diagrama que representa como un tercer cuerpo invisible en órbita alrededor de una binaria causa un cambio de período en el sistema. . . . .	101
6.1	Número de binarias eclipsantes con al menos una componente enana blanca. . . . .	103
6.2	Diagrama O–C del sistema HW Vir. . . . .	105
6.3	Diagrama O–C del sistema NN Serpentis. . . . .	107
6.4	Representación esquemática de una binaria cataclísmica. . . . .	108
6.5	Diagrama O–C de UZ For. . . . .	109
6.6	Esquema del proceso de formación para el sistema triple PSR B1620–26. . . . .	111
6.7	SEDs de las 4 enanas blancas candidatas a tener una compañera enana marrón. . . . .	112
7.1	Telescopios de Bosque Alegre y CASLEO. . . . .	119
7.2	Eficiencia de las cámaras Apogee Alta U9 y Apogee Alta F16M . . . . .	119
7.3	Eficiencia de la cámara Roper Scientific . . . . .	120
7.4	Campos cubiertos por los CCD Apogee Alta F16M en la EABA y Roper 2048B en CASLEO. . . . .	122
7.5	Curvas de luz para el objeto SDSS J0857+0342. . . . .	124
7.6	Curvas de luz para el objeto SDSS J1212–0123. . . . .	125
7.7	Curva de luz K2 para el objeto SDSS J1212–0123 . . . . .	126
7.8	Curvas de luz para el objeto SDSS J1223–0056. . . . .	127
7.9	Curvas de luz para el objeto OU Vir. . . . .	128
7.10	Curvas de luz para el objeto SDSS J1642–0634. . . . .	129
7.11	Curvas de luz del CSS para el objeto SDSS J2205–0622. . . . .	130
7.12	Curvas de luz para el objeto SDSS J0138–0016. . . . .	131
7.13	Curvas de luz para el objeto SDSS J0303+0054. . . . .	132
7.14	Curvas de luz para el objeto SDSS J1415–0109. . . . .	133
7.15	Curvas de luz para el objeto CTCV J1940–4724. . . . .	134
7.16	Curvas de luz para el objeto CTCV J0333–4451. . . . .	135
7.17	Ajuste WD para 4 objetos de la muestra. . . . .	140
7.18	Ajuste WD para 4 objetos de la muestra. . . . .	141
7.19	Ejemplos de determinación de errores con el WD. . . . .	142
7.20	Diagramas O–C para el objeto SDSS J0857+0342. . . . .	144
7.21	Diagramas O–C para el objeto SDSS J1212–0123. . . . .	145

A.1	Imágenes <i>bias</i> , <i>flat</i> y lámpara Cuar crudas, tomadas en $\lambda_c = 8550 \text{ \AA}$ para el objeto GD 61. . . . .	165
A.2	Imágenes del <i>master bias</i> y <i>flat</i> normalizado en $\lambda_c = 8550 \text{ \AA}$ para el objeto GD 61. . . . .	166
A.3	Ejemplo de reducción para el objeto GD 61 en $\lambda_c = 8550$ . . . . .	167
B.2	Espectros normalizados, obtenidos en este trabajo. . . . .	169
B.3	Espectro de absorción telúrica. . . . .	173

# Lista de tablas

1.1	Principales características de los planetas detectados en HD 62509, HD 137759, HD 122430, HD 47536 y HD 104985. . . . .	3
2.1	Valores promedios de parámetros estelares de enanas blancas . . . . .	18
2.2	Valores de $\log g$ para distintas estrellas. . . . .	18
3.1	Valores de las medianas en las distribuciones de metalicidad e índices de color H–K y W1–W2, para las enanas blancas con y sin disco. . . . .	47
3.2	Valores obtenidos en este trabajo de $T_D$ y $R_D$ de las 10 ECNP analizadas y dimensiones aparentes de las nebulosas asociadas. . . . .	55
4.1	Características de las enanas blancas analizadas. . . . .	59
4.2	Detalles de los datos espectroscópicos adquiridos. . . . .	61
4.3	Muestra final analizada. . . . .	69
4.4	Parámetros estelares, excesos en 5 y 10 $\mu\text{m}$ e índices de color para la sub-muestra con disco de gas detectado. . . . .	76
4.5	Parámetros estelares, excesos en 5 y 10 $\mu\text{m}$ e índices de color para la sub-muestra sin disco de gas detectado. . . . .	76
4.6	Resultados obtenidos al aplicar el <i>Mann-Whitney U-Test</i> . . . . .	77
6.1	Características de los planetas detectados alrededor de sistemas tipo HW Vir. . . . .	106
6.2	Características de los planetas en sistemas enana blanca + estrella secuencia principal. . . . .	107
6.3	Características de los planetas en sistemas CV. . . . .	109
6.4	Características del planeta detectado alrededor de PSR B1620–26. . . . .	110
6.5	Características de los sistemas enana blanca + enana marrón. . . . .	112
7.1	Características de los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y los objetos secundarios. . . . .	115
7.2	Parámetros estelares y efemérides orbitales de los sistemas que conforman la muestra principal. . . . .	117
7.3	Características de los datos obtenidos para los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y de los objetos de la muestra secundaria. . . . .	121
7.4	Características de los datos obtenidos de la base de datos <i>Catalina Sky Survey</i> para los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y de los objetos de la muestra secundaria. . . . .	123
7.5	Parámetros del modelo de Wilson & Devinney. . . . .	139
E.1	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J0857+0342. . . . .	178
E.2	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J1212–0123. . . . .	179
E.3	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J1223–0056. . . . .	182
E.4	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de OU Vir. . . . .	183

E.5	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J1642–0634. . . . .	183
E.6	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J2205–0622. . . . .	184
E.7	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J0138–0016. . . . .	185
E.8	Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $\text{BMJD}_{TDB}$ ) de SDSS J0303+0054. . . . .	186



# Introducción

Al presente, de los más de  $\sim 3099$  sistemas planetarios conocidos<sup>1</sup>, solo una pequeña fracción está asociada a estrellas que están transitando las etapas finales de su evolución. Si bien se han detectado planetas en estrellas gigantes y subgigantes, en subenanas B, en púlsares y en sistemas binarios con una componente evolucionada, al presente no hay aún ningún planeta confirmado alrededor de enanas blancas aisladas (objetos que representan la etapa evolutiva final de estrellas como el Sol). Sin embargo, existen algunas evidencias observacionales que sugieren la existencias de sistemas planetarios en estas estrellas. Tanto las líneas de metales que contaminan las atmósferas de algunas enanas blancas, como así también la presencia de discos de polvo alrededor de ellas podrían ser el resultado de la destrucción tidal de cuerpos rocosos menores (como asteroides, cometas, planetesimales, etc). El estudio de estas evidencias podría, eventualmente, proporcionar indicios sobre las etapas finales de los sistemas planetarios extrasolares y en particular, de nuestro propio Sistema Solar.

Del número total de enanas blancas conocidas ( $\sim 54672$ ) solo una pequeña fracción posee discos de polvo, de las cuales solo nueve poseen además discos de gas. Por lo tanto, no es posible llevar a cabo ningún estudio estadísticamente significativo. En este trabajo de tesis doctoral, se obtuvieron espectros ópticos GMOS/Gemini, de trece enanas blancas con excesos IR, seleccionados de nuestra muestra de 29 objetos con discos, con el objetivo de encontrar la contraparte gaseosa a los de polvo. Con el fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos gaseosos en enanas blancas con discos de polvo, se combinan estos 13 objetos, con las 14 estrellas analizadas previamente en la literatura. Se presenta un estudio comparativo de las principales propiedades físicas (temperaturas efectivas, masas, gravedades superficiales y tiempos de enfriamiento) y de parámetros relacionados al disco de polvo (colores y excesos IR) de las enanas blancas con y sin discos de gas detectados.

Se han detectado planetas en sistemas binarios que poseen una componente evolucionada enana blanca, mediante la técnica de *Eclipse Timing Variation* (ETV). Esta técnica, permite la detección de un tercer cuerpo (el planeta) en sistemas estelares binarios eclipsantes que experimentan variaciones en la cadencia del mínimo debido justamente a la presencia del cuerpo adicional. En esta tesis doctoral, se aplicó la técnica ETV en un grupo de ocho sistemas binarios eclipsantes que han sido poco analizados previamente en la literatura. Para recolectar el mayor número de curvas de luz, se obtuvieron observaciones propias con los telescopios argentinos localizados en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA; Córdoba, Argentina) y el telescopio Jorge Sahade en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO; San Juan, Argentina). Las curvas de luz obtenidas, fueron complementadas con las disponibles en las bases de datos del *Catalina Sky Survey* (CSS) y *Kepler+K2*, y con datos de la literatura. Los tiempos de mínimo fueron obtenidos mediante el uso del conocido código Wilson & Devinney.

En el Capítulo 1, se detallan los resultados encontrados en la literatura referidos a la búsqueda y detección de planetas y discos en estrellas evolucionadas aisladas (subgigantes, gigantes, subenanas

---

<sup>1</sup>Planetas descubiertos hasta febrero de 2020, de acuerdo con la Enciclopedia de Planetas Extrasolares: <http://exoplanet.eu/>

B y púlsares). En el Capítulo 2, se describen las evidencias indirectas de planetas en enanas blancas: excesos en sus distribuciones espectrales de energía (SEDs), atmósferas contaminadas por elementos pesados asociados a discos *debris*, detección de líneas de emisión inusuales del triplete de CaII, asociados a discos gaseosos y detección de tránsitos de planetesimales. En el Capítulo 3, se muestran resultados obtenidos con respecto al análisis de índices de color en el infrarrojo cercano y medio de enanas blancas (con y sin discos de polvo), y se presenta la detección de excesos IR en las SEDs de estrellas centrales de nebulosas planetarias, junto al modelado de discos en estas estrellas. En el Capítulo 4, se presenta la muestra de enanas blancas con discos *debris* analizada, el proceso de reducción y los resultados obtenidos en la búsqueda y análisis de la contraparte gaseosa de los discos de polvo.

En el Capítulo 5, se describen las características de los sistemas binarios, en particular la clasificación y evolución, y los mecanismos que modifican el período. En el Capítulo 6 se detallan los resultados obtenidos de la literatura respecto a la detección de planetas en sistemas binarios con una componente evolucionada. En el Capítulo 7, se presenta la muestra analizada en la búsqueda de planetas en binarias con una componente enana blanca, el proceso de obtención de las curvas de luz (el instrumental utilizado, la reducción de datos y el programa usado para la fotometría de apertura) y los resultados obtenidos.



# Capítulo 1

## DetECCIÓN DE PLANETAS Y DISCOS EN ESTRELLAS EVOLUCIONADAS

### 1.1 Introducción

El aumento en el radio y luminosidad de la estrella, durante la evolución de la misma, tiene consecuencias importantes para un sistema planetario ya existente. Los modelos de [Schröder & Smith \(2008\)](#) estiman que sólo los planetas con órbita inicial por encima de 1.15 UA sobreviven; esto implica que la Tierra será engullida por el Sol. La destrucción de un planeta, sin embargo, no es segura; se ha sugerido que puede ser que algunos planetas sobrevivan a la evolución de su estrella ([Soker et al., 1984](#); [Siess & Livio, 1999](#)). Por lo tanto, la búsqueda y detección de cuerpos sub-estelares asociados a estrellas en diferentes etapas evolutivas, proporciona indicios de la evolución de los sistemas planetarios y cómo es su adaptación a las distintas fases evolutivas de las estrellas.

Al presente, de los más de  $\sim 2800$  sistemas planetarios conocidos, solo una pequeña fracción está asociada a estrellas que están transitando las etapas finales de su evolución. En este Capítulo, se presentan los resultados encontrados hasta el momento sobre planetas en estrellas gigantes y sub-gigantes (Sección 1.2), planetas en subenanas B (Sección 1.4) y planetas y discos en púlsares (Sección 1.5). Se describen en cada caso tanto las técnicas utilizadas para la detección de cuerpos subestelares en estas estrellas evolucionadas, como las características de los planetas.

### 1.2 Planetas en estrellas gigantes y sub-gigantes

Una de las técnicas que ha proporcionado un número considerable de detecciones de planetas es el método de velocidad radial, basada en el efecto Doppler. El planeta, al orbitar la estrella central, ejerce una fuerza gravitacional sobre ésta de manera que la estrella gira sobre el centro de masa común del sistema. Debido a esto, se producen desplazamientos periódicos de las líneas espectrales de la estrella, corriéndose hacia el azul si ésta se acerca a nosotros, o hacia el rojo si se aleja (panel izquierdo de la Figura 1.1). Estos desplazamientos se corresponden con la variación en la velocidad radial de la estrella, ocasionada justamente por la presencia del planeta. El gráfico que muestra estas variaciones en velocidad radial en función del tiempo se conoce como curva de velocidad radial. A partir de ella es posible determinar la amplitud  $K$  de velocidad radial, definida como:

$$K = \left( \frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_p \sin(i)}{(M_* + M_p)^{2/3}} \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}} \quad (1.1)$$

donde  $G$  es la constante de gravitación universal,  $P$  es el período orbital del planeta,  $M_p$  es la masa del planeta,  $M_*$  es la masa de la estrella,  $e$  es la excentricidad de la órbita e  $i$  es la inclinación orbital del sistema.

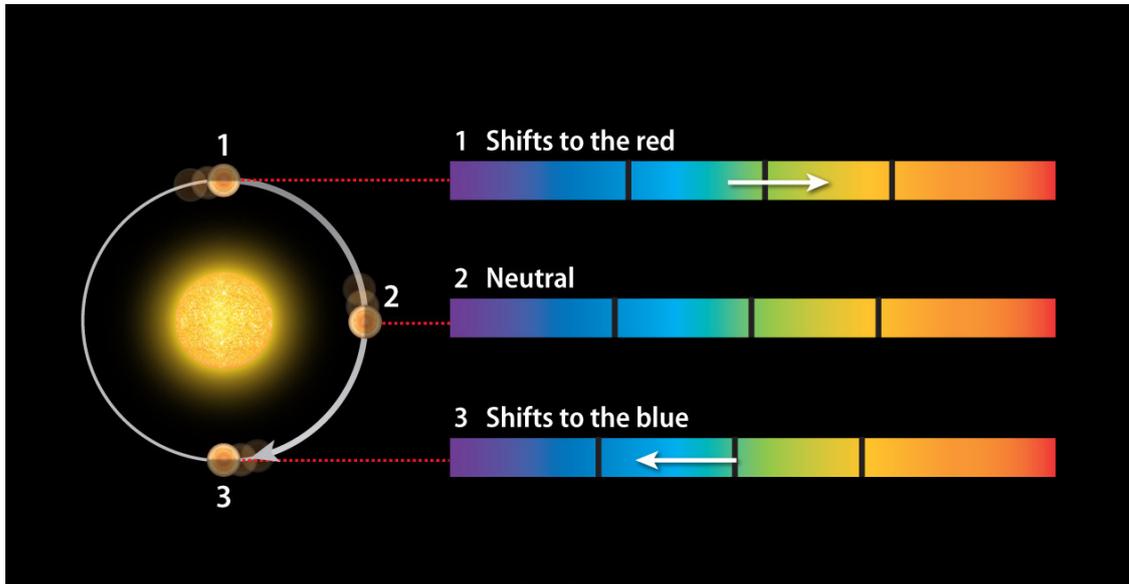


Figura 1.1: Efecto Doppler: esquema que representa el corrimiento de las líneas espectrales de la estrella (posición 2) conforme esta se aleja (posición 1) o se acerca (posición 3). Figura extraída de <https://myhubbleabode.com/2019/10/12/how-did-we-discover-exoplanets/>.

Debido a que estrellas de secuencia principal más masivas que  $1.2 M_{\odot}$  tienen menor número de líneas espectrales y además estas están ensanchadas por la alta rotación estelar, se hace muy difícil obtener velocidades radiales de alta precisión para detectar planetas alrededor de estrellas más tempranas que F7. Con el objeto de superar esta dificultad e investigar un amplio rango de masas estelares se iniciaron varios relevamientos de velocidad radial alrededor de estrellas evolucionadas, tales como subgigantes y gigantes. Para estos relevamientos se utilizaron distintos instrumentos, tales como el *Hamilton Spectrograph* (*Lick Observatory*, Frink et al., 2001, 2002; Reffert et al., 2006; Mitchell et al., 2013; Trifonov et al., 2014), FEROS (*La Silla Observatory*, Setiawan et al., 2003b,a, 2005), HIDES (*Okayama Observatory*, Sato et al., 2003, 2007, 2008a,b, 2010, 2012), BOES (*Bohynsan Observatory*, Han et al., 2010; Lee et al., 2012a,b, 2013; Jeong et al., 2018), entre otros. Los progenitores de secuencia principal de estos objetos evolucionados corresponden a tipos espectrales G5V-A2V para subgigantes y G5V-B8V para gigantes, lo cual permitió estudiar el rango de masas entre  $0.9-4 M_{\odot}$ , aproximadamente.

### 1.2.1 Planetas en estrellas gigantes

Los primeros indicios de compañeros sub-estelares alrededor de gigantes rojas fueron encontrados por Hatzes & Cochran (1993), quienes descubrieron variaciones de baja amplitud y largo período en la velocidad radial de tres estrellas gigantes de tipo espectral K, entre las que se encontraba  *$\beta$  Gem* (HD 62509). Estos autores atribuyeron estas variaciones a pulsaciones, actividad estelar o compañeros de baja masa. Sin embargo, el descubrimiento del planeta gigante alrededor de  *$\iota$  Dra* (HD 137759) por Frink et al. (2002) es considerado el primer planeta confirmado alrededor de una estrella gigante. En la Figura 1.2, se muestra la curva de velocidades radiales obtenida por estos autores.

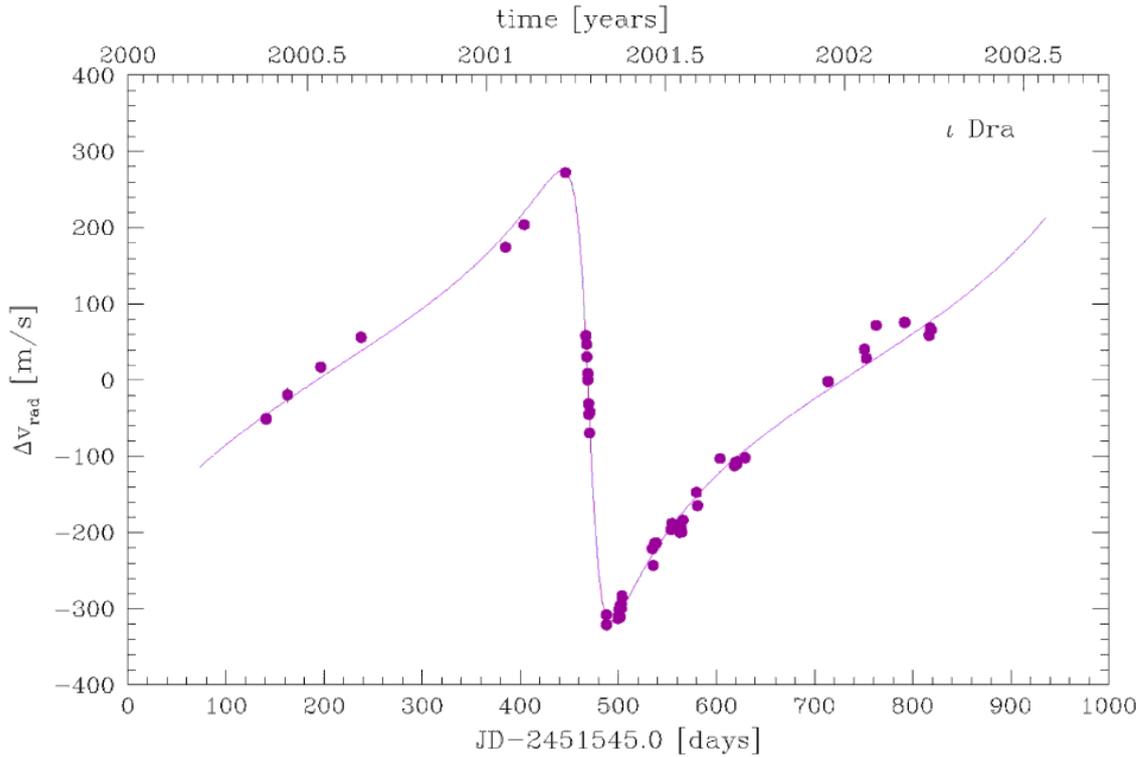


Figura 1.2: Velocidades radiales relativas durante un período de aproximadamente 2 años, medidas en  $\iota$  Dra. La línea continua corresponde a la órbita Kepleriana de mejor ajuste. Figura obtenida del trabajo de Frink et al. (2002).

Posteriormente, (Setiawan et al., 2003b,a) detectaron un compañero sub-estelar en HD 122430 y dos exoplanetas en HD 47536. En el mismo año, Sato et al. (2003) reportaron un planeta alrededor de una estrella G9 III (HD 104985). Hatzes et al. (2006) confirmaron que las variaciones en la velocidad radial encontradas por Hatzes & Cochran (1993) en  $\beta$  Gem eran, de hecho, debido a un compañero planetario. En la Tabla 1.1, se detallan las características de estos primeros planetas detectados en gigantes rojas. Al presente, se han detectado unos 112 planetas en estrellas gigantes mediante VR<sup>1</sup>. En la Figura 1.3, se muestran a modo de ejemplo las curvas de velocidad radial de dos gigantes K con planetas (HD 40956 y HD 111591) detectadas recientemente por Jeong et al. (2018).

Tabla 1.1: Principales características de los planetas detectados en HD 62509, HD 137759, HD 122430, HD 47536 y HD 104985. Datos extraídos de la Enciclopedia de Planetas Extrasolares.

Planeta	Masa [ $M_{JUP}$ ]	Período [días]	Semieje Mayor [AU]	Excentricidad
HD 62509 b	2.9(0.1)	589.64(0.81)	1.69(0.03)	0.02(0.03)
HD 137759 b	9.39 <sup>(+11.91)</sup> <sub>(-1.29)</sub>	510.72 (0.07)	1.275(0.074)	0.713(0.008)
HD 122430 b*	3.71	344.95(1.08)	1.02	0.68(0.09)
HD 47536 b	5.0	430.0	1.61	0.2(0.08)
HD 47536 c*	7.0	2500.0	-	-
HD 104985 b	8.3	199.505(0.085)	0.95	0.09 (0.009)

\* Candidatos no confirmados aún.

<sup>1</sup>Lista de planetas descubiertos alrededor de estrellas gigantes, realizada por Reffert: <https://www.lsw.uni-heidelberg.de/users/sreffert/giantplanets/giantplanets.php>.

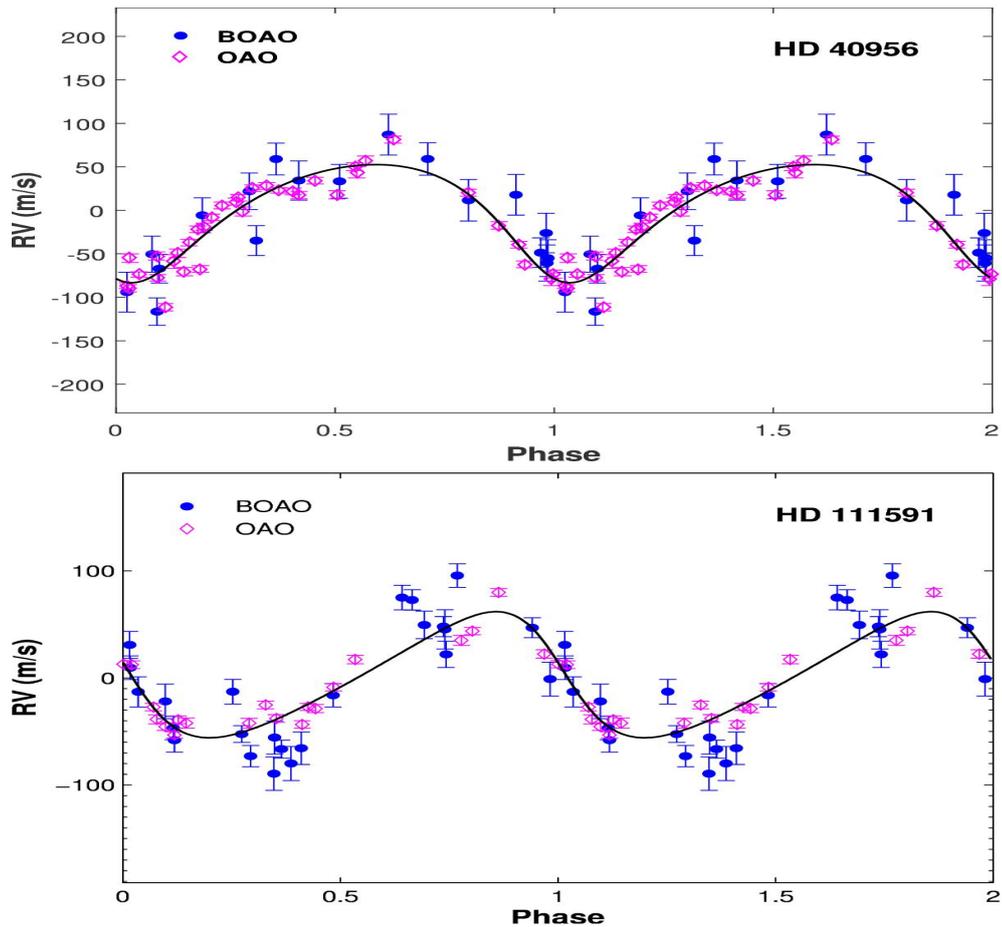


Figura 1.3: Curvas de velocidad radial de las estrellas gigantes K HD 40956 y HD 111591. Los círculos azules corresponden a los datos obtenidos con el instrumento BOES, instalado en el telescopio BOAO de 1.8 m y los rombos violetas corresponden a los datos obtenidos con HIDES, instalado en el telescopio OAO de 1.88 m. Figuras obtenidas del trabajo de [Jeong et al. \(2018\)](#).

Adicionalmente, se han detectado planetas en gigantes rojas mediante la técnica de tránsitos planetarios, gracias a la misión *K2* del telescopio espacial *Kepler*. Esta técnica consiste en la detección de la disminución del brillo de la estrella debido a un planeta (cuyo plano orbital es perpendicular al plano del cielo) que pasa en frente del disco estelar (Figura 1.4). Este efecto se repite con el período orbital del planeta, y puede ser detectado a través de un monitoreo fotométrico continuo de la estrella. En particular, [Grunblatt et al. \(2017\)](#) reportaron la detección de un planeta en las gigantes K2-132 y K2-97, cuyas curvas de luz se muestran en la Figura 1.5.

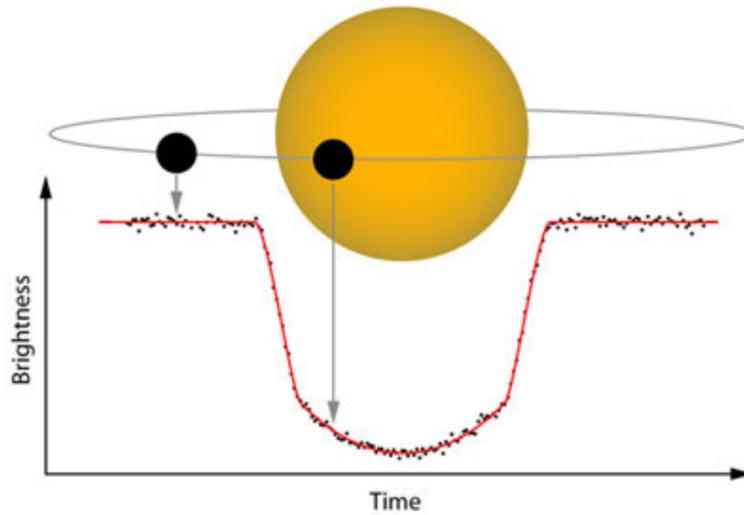


Figura 1.4: Esquema de un tránsito planetario. Figura extraída y adaptada de <http://www.ifa.hawaii.edu/info/press-releases/JohnsonDec08/>.

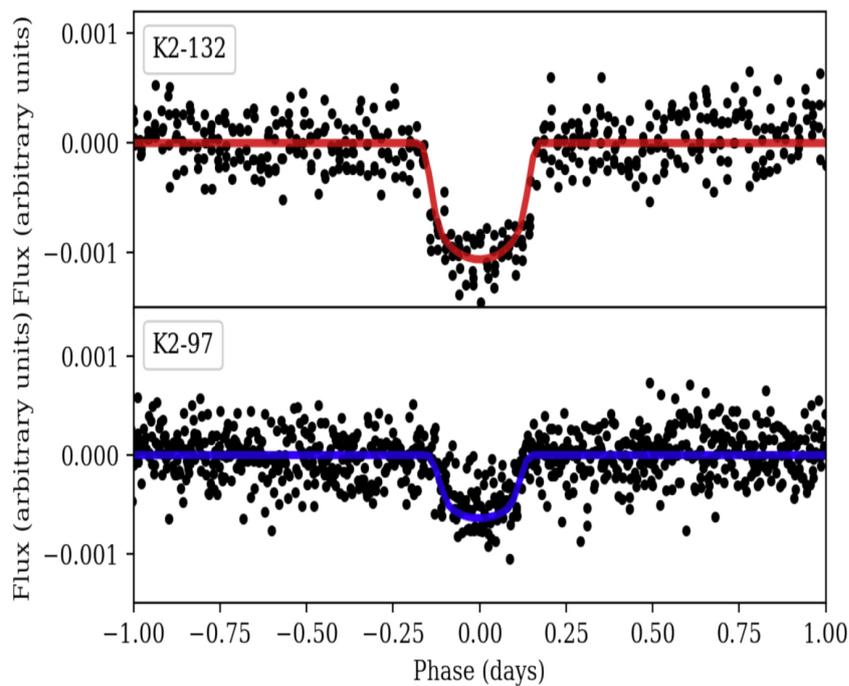


Figura 1.5: Curvas de luz obtenidas con la misión K2 de las gigantes K2-132 y K2-97. Figura obtenida de [Grunblatt et al. \(2017\)](#).

### 1.2.2 Planetas en estrellas subgigantes

[Johnson et al. \(2006\)](#) llevaron a cabo el relevamiento de búsqueda de planetas más grande alrededor de estrellas subgigantes, analizando alrededor de 150 objetos seleccionados del catálogo Hipparcos. Las progenitoras de secuencia principal de estas estrellas corresponden a tipos espectrales  $\sim$ F5V-A0V. Estos autores, reportaron el descubrimiento de un planeta en una órbita excéntrica ( $e=0.30$ ) con límite de masa  $M_{\text{sen}(i)}=0.94$ , alrededor de la subgigante HD 185269. La curva de

velocidad radial de esta estrella, se muestra en la Figura 1.6. Hasta el momento, este monitoreo ha reportado más de 30 planetas (Johnson et al., 2006, 2007b, 2008, 2010a,b; Harakawa et al., 2010), y sumados a los planetas descubiertos por otros programas, actualmente el número de subgigantes con planetas es  $\sim 45$ .

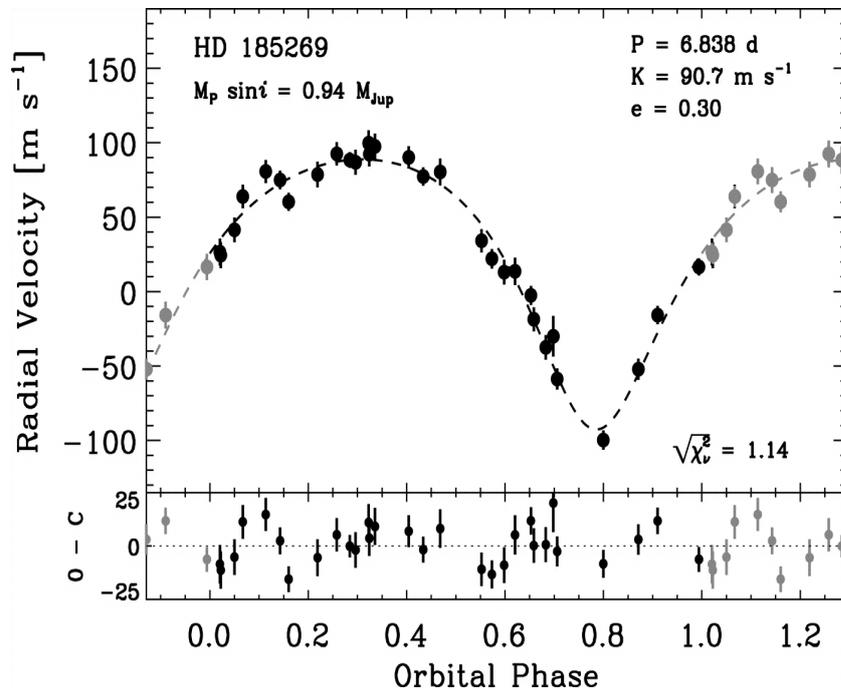


Figura 1.6: Curva de velocidad radial de la subgigante HD 185269. Figura obtenida de Johnson et al. (2006).

### 1.2.3 Propiedades de los planetas en subgigantes y gigantes

El número creciente de estrellas subgigantes y gigantes con planetas, permitió analizar algunas propiedades orbitales de estos planetas detectados mediante velocidades radiales.

**Semieje mayor:** Existe una falta o “desierto” de planetas alrededor de estrellas gigantes y subgigantes con distancias orbitales menores a  $\sim 0.5$  UA (Johnson et al., 2007b; Sato et al., 2008a,b, 2010; Niedzielski et al., 2009). Se han propuesto varios escenarios para explicar esta distribución observada. La primera idea sugiere que los planetas se destruyen a medida que giran en espiral hacia sus estrellas anfitrionas como resultado de interacciones tidales (Villaver & Livio, 2009; Kunitomo et al., 2011). En un segundo escenario, los mecanismos de formación y evolución de planetas alrededor de estrellas más masivas que el Sol (teniendo en cuenta la corta vida útil de los discos protoplanetarios internos), promueven que haya menor frecuencia de planetas gigantes gaseosos a distancias orbitales cortas (Johnson et al., 2007b; Burkert & Ida, 2007; Currie, 2009; Kretke et al., 2009).

**Masa planetaria:** Una tendencia interesante es que los planetas alrededor de estrellas evolucionadas tienden a ser más masivos que los encontrados alrededor de estrellas enanas de tipo solar (Johnson et al., 2007a; Lovis & Mayor, 2007; Pasquini et al., 2007, 2008; Johnson et al., 2010b).

**Metalicidad:** Otra propiedad analizada es el vínculo entre la metalicidad y la presencia de planetas gigantes en este tipo de estrellas. El análisis de las metalicidades de las subgigantes

con planetas ha revelado que estas estrellas tienen la misma correlación planeta-metalicidad que presentan las estrellas de secuencia principal. Es decir, las estrellas subgigantes con planetas son, en promedio, más ricas en metales. Sin embargo, existe una falta de consenso con respecto a la metalicidad de las estrellas gigantes con planetas. Los primeros estudios indicaban que los planetas en estrellas gigantes se encuentran preferencialmente alrededor de estrellas de metalicidad solar o sub-solar. Estos resultados, estaban basados en muestras pequeñas y/o no homogéneas: [Schuler et al. \(2005\)](#), una estrella gigante con planeta; [Sadakane et al. \(2005\)](#), 4 objetos con planeta; [Pasquini et al. \(2007\)](#), 10 estrellas. Contrariamente, [Jofré et al. \(2015\)](#), analizaron una muestra de 157 gigantes con  $M > 1.5 M_{\odot}$  (56 con planetas), y no encontraron ninguna diferencia clara entre las distribuciones de metalicidad de las estrellas con y sin planetas. En la Figura 1.7, se presenta el histograma obtenido por [Jofré \(2015\)](#).

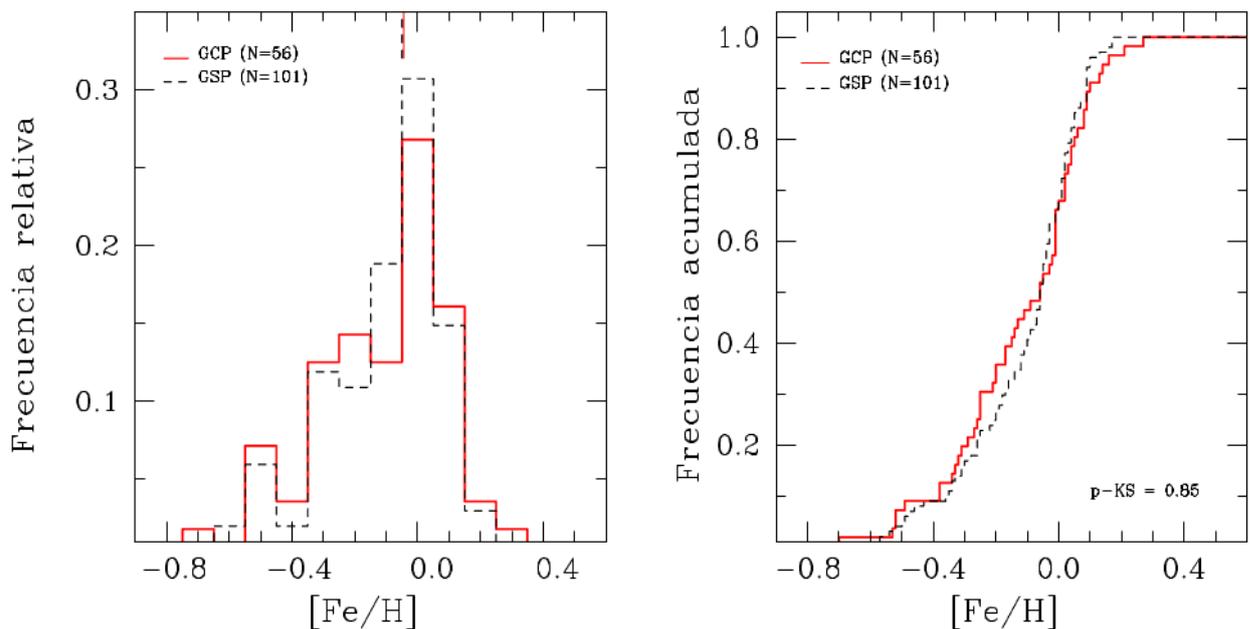


Figura 1.7: Distribución normalizada de metalicidad (panel izquierdo) e histograma de frecuencias acumuladas (panel derecho) para la muestra de gigantes con planetas (GCP, línea continua roja) en comparación con la muestra de estrellas sin planetas (GSP, línea negra a trazos). Los valores de las medianas están indicados con líneas verticales en el panel izquierdo. La prueba de K-S, establece que la probabilidad de que estas muestras deriven de la misma población es de  $\sim 85\%$ . Figura obtenida de [Jofré \(2015\)](#).

### 1.3 Diagrama O–C

El diagrama O–C (Observado-Calculado) es una herramienta de diagnóstico, que en astronomía se utiliza para determinar si los tiempos de ocurrencia de un evento dado en fenómenos cíclicos están sujetos a irregularidades. Es decir, permite medir las variaciones de una función periódica, comparando los tiempos de mínimo (o máximo) observados, con los calculados a partir de una efemérides. El eje vertical muestra los tiempos observados de un evento (O) menos los calculados de acuerdo con una efemérides adoptada en función del tiempo (C). El eje horizontal de un diagrama O–C está en función del tiempo, normalmente expresado en días (suele utilizarse principalmente el día Juliano de la observación), ciclos o fases. El aspecto de un diagrama de O–C depende fuertemente de la fórmula de efemérides utilizada. Tradicionalmente, la fórmula de

efemérides utilizada es la aproximación lineal donde el tiempo del mínimo primario  $T$  viene dado por:

$$T = T_o + P_{orb} \times E \quad (1.2)$$

donde  $T_o$  es el tiempo correspondiente al primer mínimo observado,  $P_{orb}$  el período de la binaria y  $E$  es un número entero que denota la cantidad de ciclos transcurridos desde  $T_o$ . Cuando un período de pulsación cambia linealmente en el tiempo, este diagrama tiene una forma parabólica.

## 1.4 Planetas en estrellas subenanas B

Las estrellas subenanas B (sdB) son estrellas con masas menores a  $0.5 M_{\odot}$ , que se encuentran en la etapa de combustión de He en su núcleo. Se forman cuando la estrella progenitora pierde gran parte de su envoltura por vientos estelares durante su ascenso por la rama roja. Luego de abandonar la etapa de gigante, se asientan sobre la rama horizontal extrema. Debido a la pérdida de masa, poseen una envoltura muy delgada y no pueden alcanzar la rama asintótica de las gigantes. Se piensa que las sdB evolucionan hacia enanas blancas sin pasar por la fase de nebulosa planetaria.

[Silvotti et al. \(2007\)](#) realizaron la primera detección de un compañero subestelar en la sdB V391 Pegasi. Debido a su estructura compacta, estos sistemas pulsantes tienen un período de oscilación muy estable, por lo que si se manifiestan diferencias en el tiempo de llegada de los fotones, en principio pueden asociarse a un compañero de baja masa. Para V391 Pegasi, un simple polinomio de segundo orden no da un ajuste satisfactorio en el diagrama O–C, quedando residuos sinusoidales (Figura 1.8). La explicación más simple para estos residuos, es la oscilación del baricentro de la estrella debido a la presencia de un compañero de baja masa ([Silvotti et al., 2007](#)). Este planeta tendría una masa de  $3.7 M_{JUP}$ , se encuentra a una distancia de 1.7 UA de la estrella y completa una órbita cada 3.2 años.

[Silvotti \(2008\)](#), establecieron que el radio máximo de la gigante roja precursora de V391 Pegasi pudo haber alcanzado las 0.7 UA, por lo que se estima que la distancia orbital del planeta durante la fase de secuencia principal de la estrella era de aproximadamente 1 UA. Estos autores propusieron que estos resultados demuestran que planetas con distancias orbitales inferiores a 2 UA pueden sobrevivir la fase de gigante roja de su estrella (Figura 1.9).

Actualmente se conocen  $\sim 15$  sdB con  $\sim 18$  planetas (o enanas marrones). Estos se pueden clasificar en tres grupos diferentes, dependiendo de su distancia orbital y masa planetaria, y corresponden a tres métodos de detección diferentes. Teniendo en cuenta un orden decreciente en la distancia orbital, estos 3 grupos tienen las siguientes características:

- con períodos orbitales entre 3.2 y  $\sim 16$  años (es decir, órbitas bien amplias), y masas entre  $\sim 2$  y  $40 M_{JUP}$  ([Silvotti et al., 2007](#); [Lee et al., 2009](#); [Beuermann et al., 2012a,b](#); [Qian et al., 2009b, 2012b](#); [Schuh et al., 2014](#)). Hay ocho candidatos a planeta o enana marrón en este grupo, y fueron detectados mediante *timing*. V391 Pegasi pertenece a este grupo.

- períodos orbitales entre 5.3 y 19.5 hs (órbitas mas cercanas al objeto central), con masas del tamaño de la Tierra, probablemente remanentes de núcleos planetarios ([Charpinet et al., 2011](#); [Silvotti et al., 2014b](#)). Hay cinco candidatos a planetas en este grupo, y se detectaron mediante la técnica *illumination effects*. La sdB KIC 05807616 (cuyos 2 candidatos a planeta fueron detectados por *Kepler*) pertenece a este grupo.

- períodos orbitales entre 1.8 y 7 hs, con masas del orden de enanas marrones ([Geier et al., 2011, 2012](#); [Schaffenroth et al., 2014](#)). Hay al menos cinco candidatos a enana marrón en este grupo, y se detectaron mediante la técnica de velocidades radiales. La sdB PHL 457, con un

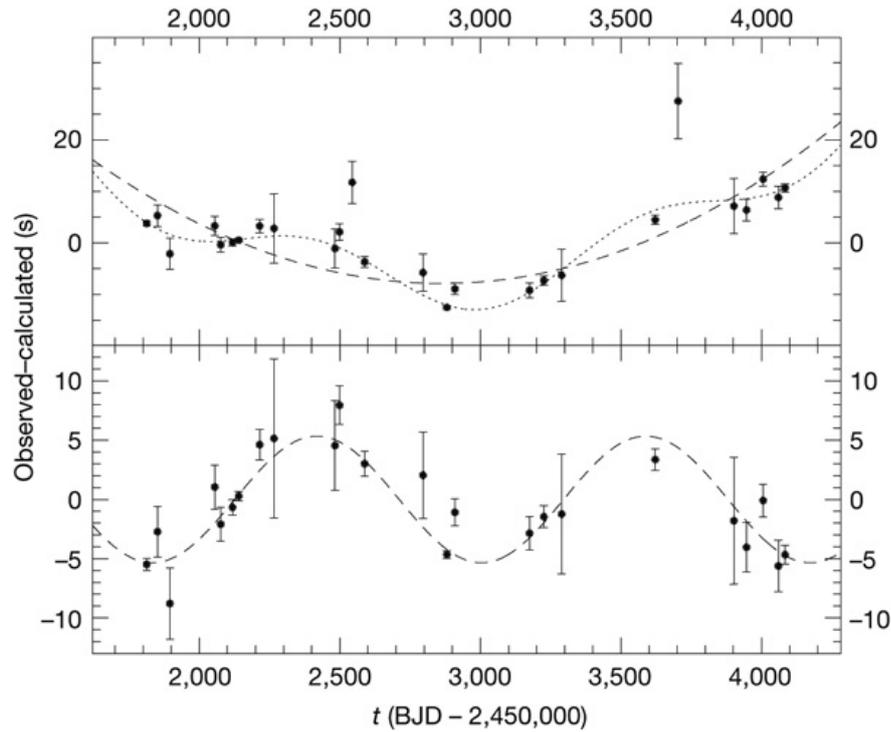


Figura 1.8: Diagrama O-C de V391 Pegasi, en el que se puede ver que un polinomio de segundo orden no da un ajuste satisfactorio (panel superior), quedando residuos sinusoidales (panel inferior). Imagen extraída del trabajo de [Silvotti et al. \(2007\)](#).

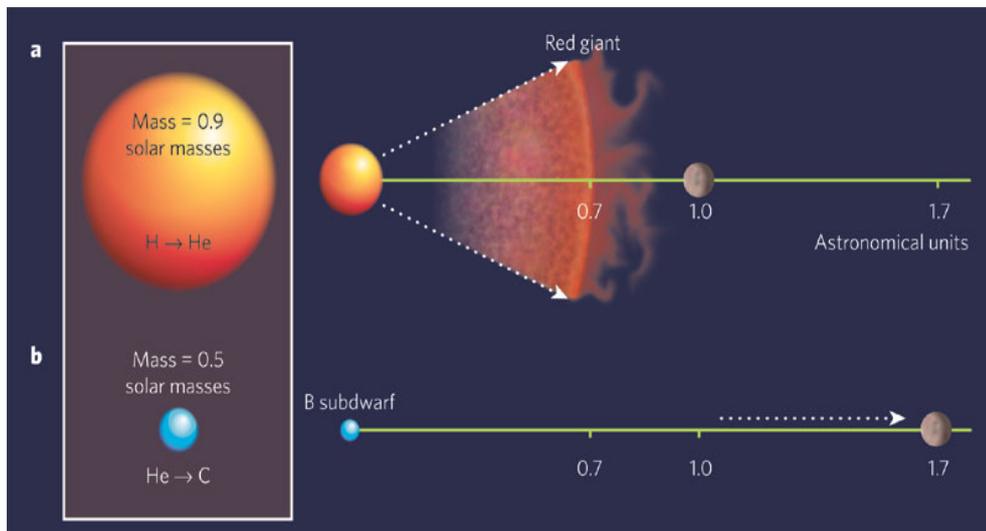


Figura 1.9: Representación esquemática de V391 Pegasi que muestra el tamaño de la estrella y la posición del planeta durante la fase de gigante roja y la etapa actual. Imagen extraída del trabajo de [Silvotti et al. \(2007\)](#).

candidato a enana marrón (masa estimada  $\sim 28 M_{JUP}$ ), pertenece a este grupo ([Schaffenroth et al., 2014](#)).

La Figura 1.10, muestra las diferentes regiones que ocupan estos tres grupos en el diagrama distancia orbital vs. masa planetaria. Allí se puede ver que los planetas cercanos se dividen en dos grupos con masas muy diferentes. Se trata de un aspecto interesante, que podría no solo estar relacionado con los diferentes métodos de detección utilizados, sino también con las dos clases diferentes de objetos que sobrevivieron al engullimiento: aquellos con una masa suficiente para no haber sido alterados significativamente en su estructura, y aquellos con una masa más baja que se

han roto en uno o más fragmentos de núcleos planetarios. Se debe tener en cuenta, sin embargo, que ninguno de estos candidatos a planeta o enana marrón ha sido confirmado con al menos dos métodos de detección independientes.

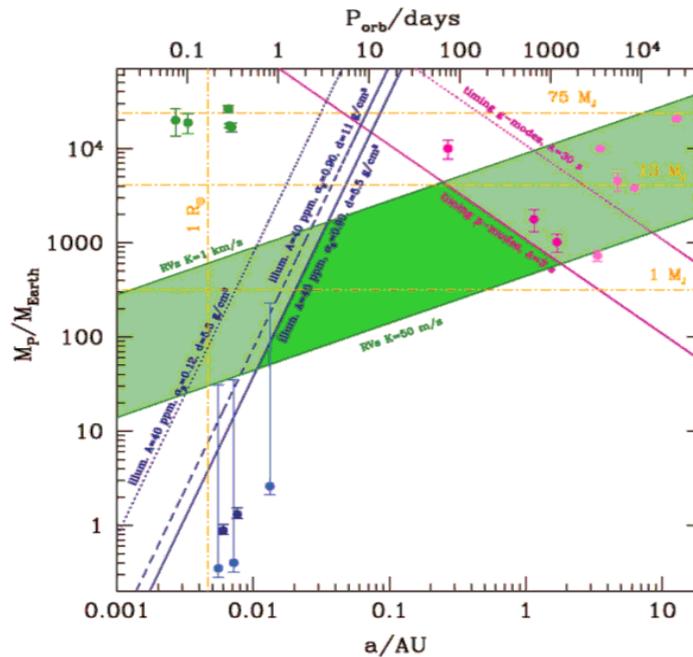


Figura 1.10: Distancia orbital vs. masa planetaria. Los candidatos a planeta (o enana marrón) se ubican en 3 regiones bien separadas, correspondientes a los 3 métodos de detección. Los puntos verdes corresponden a los detectados por velocidades radiales (en la parte superior izquierda), los puntos rosas a los detectados por *timing* (en la parte superior derecha) y los puntos azules a los detectados por *illumination effects* (en la parte inferior izquierda). Imagen extraída del trabajo de [Silvotti et al. \(2014a\)](#).

## 1.5 Planetas y discos en púlsares

Las estrellas de neutrones se forman a partir de explosiones de supernovas y comienzan sus vidas rodeadas por un disco con una masa  $0.1\text{-}0.2 M_{\odot}$  ([Fryer & Heger, 2000](#)). Estos discos tienen una metalicidad igual o superior al promedio galáctico y, por lo tanto, son ricos en polvo. Las estrellas de neutrones se clasifican (en términos generales) en cuatro categorías, de acuerdo con el mecanismo principal que impulsa su emisión:

- radio-púlsares (ó PSR, por sus siglas en inglés) jóvenes, estrellas de neutrones altamente magnetizadas con velocidades de rotación elevadas y alimentados por su energía de rotación. Se han detectado  $\geq 2500$  objetos;
- radio-púlsares de milisegundos ó MSPs (siglas en inglés de *millisecond radio pulsars*), que han acretado material de una estrella compañera. Se conocen  $\sim 400$  objetos;
- estrellas de neutrones aisladas con emisión térmica débil ó DINS (siglas en inglés de *dim isolated neutron stars*), alimentadas por su enfriamiento térmico y acreción del medio interestelar. Solo hay 7 objetos conocidos;
- estrellas de neutrones de acreción ó ANS (siglas en inglés de *accreting neutron stars*), impulsado por la acumulación de gas de una estrella compañera. Solo hay unos pocos cientos de objetos detectados.

Estas categorías comprenden casi todas las estrellas de neutrones conocidas, con excepción de objetos raros, como por ejemplo los magnetares.

Wolszczan & Frail (1992) detectaron pequeñas variaciones en el período de pulsación de PSR B1257+12, con el radiotelescopio de 305 m. ubicado en Arecibo. Estas variaciones, tienen forma de oscilación periódica, con una amplitud máxima en torno a  $0,7 \text{ m/s}$  (Figura 1.11). El período de un púlsar es extremadamente preciso, por lo que estas anomalías se interpretaron como una oscilación de la estrella, debido a la influencia gravitatoria de dos o más planetas girando alrededor de la misma. Este método de detección se conoce como “*timing*”. Wolszczan (1994) estimó que uno de estos planetas es un objeto pequeño, con  $\sim 0.02 M_{\oplus}$  mientras que los otros dos son supertierras de  $\sim 4 M_{\oplus}$  (Wolszczan, 1994). La Figura 1.12, es una representación esquemática que permite comparar los tamaños y distancias a la estrella de los planetas interiores del Sistema Solar y de los detectados alrededor de PSR B1257+12.

De los 2702 radio-púlsares en el catálogo ATNF (Manchester et al., 2005), solo a 5 se les han detectado mediante esta técnica compañeros de masa planetaria (masas menores a  $10^{-2} M_{\odot}$ ). El sistema PSR J1719–1438 es un MSP, rodeado por un compañero de masa de Júpiter (conocido como “planeta de diamante”) y se cree que se formó a través de la ablación de material de su estrella donante (Bailes et al., 2011). J1311–3430 (Pletsch et al., 2012), PSR J0636+5128 (Stovall et al., 2014) y PSR J2322–2650 (Spiewak et al., 2018) son los restantes objetos a los cuales se les ha detectado un compañero subestelar. Cabe notar que estas 5 estrellas son todas MSP, alrededor de los cuales es relativamente fácil detectar compañeros de baja masa mediante *timing*. Kerr et al. (2015) monitorearon más de 151 púlsares luminosos jóvenes, en busca de variaciones en el tiempo de llegada de los pulsos, pero no pudieron detectar ningún compañero subestelar. Sin embargo, establecieron límites a la existencia de planetas alrededor de los púlsares, indicando que no se encuentran planetas con una masa superior a  $0.4 M_{\oplus}$  y con períodos inferiores a un año alrededor de sus púlsares muestreados.

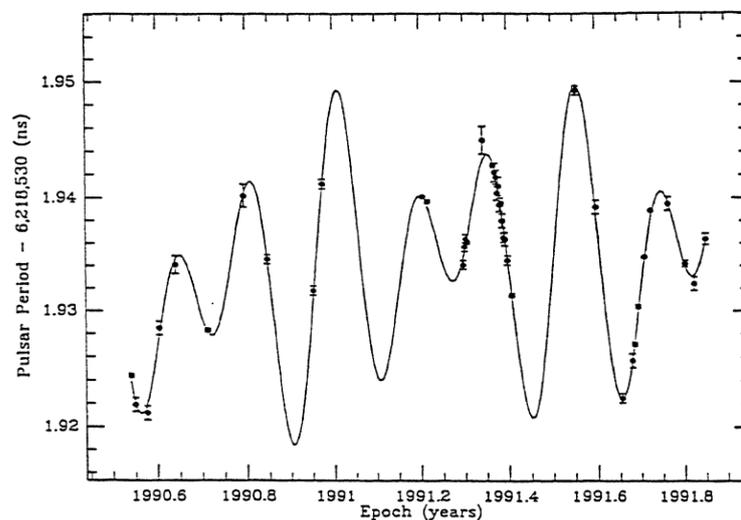


Figura 1.11: Variaciones en el período de pulsación de PSR 1257+12 a causa de la presencia de tres planetas a su alrededor. Imagen extraída del trabajo de Wolszczan & Frail (1992).

Podsiadlowski (1993) y Phinney & Hansen (1993) clasificaron los modelos de formación planetaria alrededor de púlsares en dos grupos:

1. Los planetas se formaron alrededor de una estrella ordinaria, y sobrevivieron a la evolución de la misma que terminó como una estrella de neutrones giratoria. O una estrella de neutrones, colisionó con una estrella de secuencia principal de tipo solar, capturando el sistema planetario de la misma.

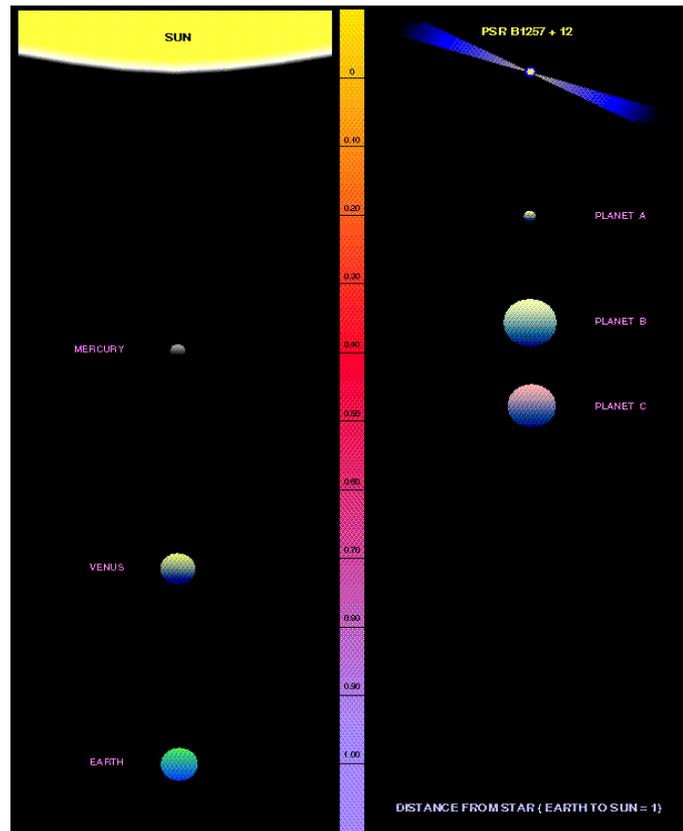


Figura 1.12: Representación esquemática que permite comparar los tamaños y distancias a la estrella de los planetas interiores del sistema solar y de los detectados alrededor de PSR 1257+12. Imagen extraída de: [http://hera.ph1.uni-koeln.de/~heintzma/NS1/PSR\\_planets.htm](http://hera.ph1.uni-koeln.de/~heintzma/NS1/PSR_planets.htm).

2. Los planetas se formaron poco después de que el púlsar naciera, en una explosión de supernova.

Shannon et al. (2013), propusieron que las variaciones de *timing* observadas alrededor del MSP PSR J1937+21 podrían estar relacionadas con la presencia de un cinturón de asteroides; una idea similar fue propuesta para el radio-púlsar joven PSR J0738–4042 (Brook et al., 2014). Más aún, la explosión de rayos gamma GRB 101225A fue propuesta como consecuencia de la destrucción tidal de un cuerpo menor alrededor de una estrella de neutrones (Campana et al., 2011) y algunos autores han explicado el fenómeno enigmático de las “explosiones de radio rápidas” como colisiones de asteroides y/o cometas con estrellas de neutrones (Geng & Huang, 2015).

La habitabilidad de un planeta se define generalmente en términos de la temperatura, debida a la energía radiante que recibe de su estrella anfitriona. Dicha radiación estelar, en una primera aproximación de cuerpo negro, alcanza su máximo alrededor del IR cercano, óptico ó UV, y las zonas habitables típicas se establecen en unas pocas unidades astronómicas. En el caso de las estrellas de neutrones, la radiación de cuerpo negro emitida puede alcanzar un pico en rayos X (ya que están presentes abundantes cantidades de partículas ionizantes de alta energía) y casi no se emite radiación en el IR cercano, óptico ó UV y, por lo tanto, es necesario considerar diferentes mecanismos. Patruno & Kama (2017), analizaron el efecto de la radiación producida por las estrellas de neutrones en las atmósferas planetarias y definieron una zona de habitabilidad para el caso particular en el que la radiación UV y óptica son bajas, los rayos X son moderados y hay un alto flujo de partículas relativistas y de rayos gamma. Estos autores encontraron que, si parte de la energía del púlsar se inyecta en la atmósfera planetaria, los tres planetas de PSR B1257+12 pueden estar en la zona de habitabilidad (Figura 1.13).

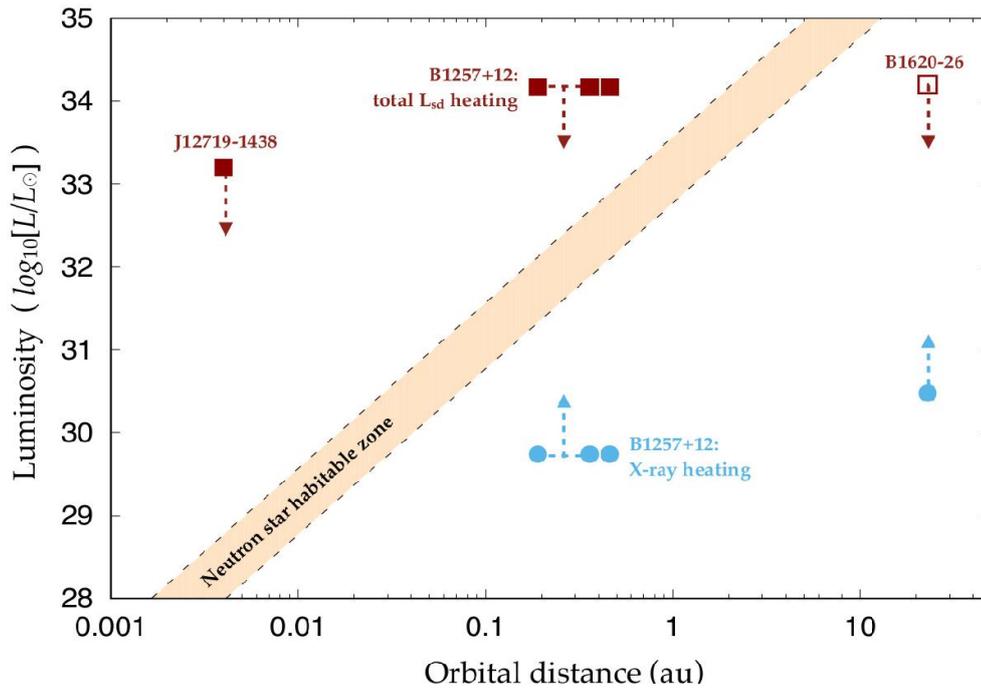


Figura 1.13: Luminosidad producida por la estrella de neutrones (como viento de púlsar o radiación de rayos X) en función de la distancia planetaria. La zona habitable es el área naranja entre las líneas grises punteadas. Los símbolos abiertos son límites superiores. Imagen extraída del trabajo de [Patruno & Kama \(2017\)](#).

Adicionalmente, se realizaron varios relevamientos de púlsares cercanos, con el fin de encontrar discos de polvo alrededor de ellos. El más amplio de estos estudios fue el realizado por [van Buren & Terebey \(1993\)](#), quienes analizaron 478 púlsares del catálogo de IRAS. Se hicieron otros relevamientos más pequeños pero más sensibles, tanto en el infrarrojo ([Foster & Fischer, 1996](#); [Koch-Miramond et al., 2002](#); [Lazio & Fischer, 2004](#)) como en longitudes de onda submilimétricas ([Phillips & Chandler, 1994](#); [Greaves & Holland, 2000](#); [Löhmer et al., 2004](#)).

[Wang et al. \(2006\)](#), fueron los primeros en reportar el descubrimiento de emisión en el IR medio, asociado a un disco frío, alrededor del púlsar 4U 0142+61 (Figura 1.14). Ellos estimaron que este disco tiene una masa  $\sim 10 M_{\oplus}$ , y radio interno y externo de 2,9 y 9,7  $R_{\odot}$  respectivamente. [Bryden et al. \(2006\)](#), indicaron que estos sistemas son difíciles de detectar, debido a la distancia a la que se encuentran estas estrellas. 1E 2259+586 fue el segundo púlsar al que se le detectó emisión en el IR medio, pero solo presentaba exceso en la banda Ks (2.1  $\mu\text{m}$ , [Hulleman et al., 2001](#)). No obstante, [Kaplan et al. \(2009\)](#) determinaron que la emisión IR de este objeto es similar a la de 4U 0142+61, y sugirieron la posible existencia de un disco de escombros. [Wang & Chakrabarty \(2002\)](#) anunciaron el tercer púlsar con exceso en el IR medio, 1E 1048.1–5937.

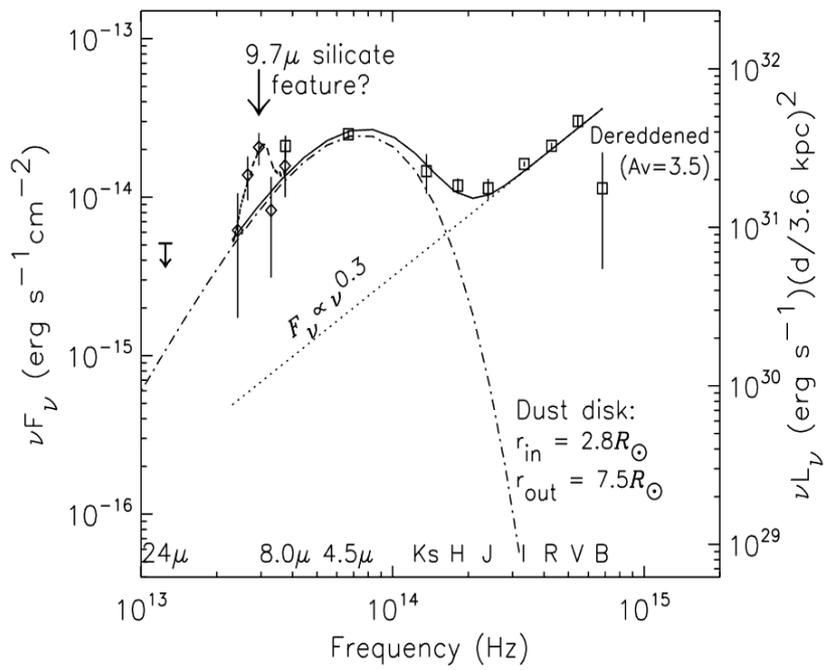


Figura 1.14: SED de 4U 0142+61, que presenta excesos infrarrojos asociados a un disco. Figura extraída de Wang (2014).



# Capítulo 2

## Evidencias indirectas de planetas en estrellas enanas blancas

### 2.1 Introducción

Al presente, está bien establecido que los planetas y cuerpos rocosos menores (como asteroides y cometas), son comunes alrededor de estrellas de secuencia principal. Más aún, se espera que estos sobrevivan a las distintas etapas de la evolución estelar (Debes & Sigurdsson, 2002). Como se vió en el Capítulo anterior, de los más de  $\sim 2800$  sistemas planetarios conocidos, solo una pequeña fracción está asociada a estrellas que están transitando las etapas finales de su evolución.

Si bien se han detectado planetas en púlsares, sub-gigantes, gigantes rojas y sub-enanas B, no hay aún ningún planeta confirmado alrededor de enanas blancas aisladas. Estos objetos representan el estado final de la evolución estelar para estrellas de secuencia principal de masa baja e intermedia (masas  $< 8-10 M_{\odot}$ ). Las enanas blancas son, por lo tanto, los remanentes estelares más comunes en la Galaxia y se espera que tengan sistemas planetarios que hayan sobrevivido a su evolución.

En los últimos años, se han detectado algunas evidencias observacionales que sugieren, en forma indirecta, la existencias de sistemas planetarios en estas estrellas. El estudio de estas evidencias podría, eventualmente, proporcionar indicios sobre las etapas finales de los sistemas planetarios extrasolares y en particular, de nuestro propio sistema solar. En este Capítulo, se detallan los resultados obtenidos hasta el momento referidos tanto al hallazgo como al estudio de estos indicios indirectos de planetas en enanas blancas.

### 2.2 Enanas blancas

Las estrellas enanas blancas representan uno de los estadios evolutivos finales de las estrellas, y se cree que será el destino final de  $\sim 97\%$  de las estrellas, incluido nuestro sol. En la Figura 2.1, se presenta un diagrama de Hertzsprung-Russell donde se puede ver la evolución de la luminosidad y la temperatura de una estrella de  $1 M_{\odot}$ , desde la etapa de secuencia principal, hasta convertirse en una enana blanca.

La distribución de masa de estos objetos tiene un valor medio de  $0.6 M_{\odot}$  (Figura 2.2), y tienen radios entre  $0.008-0.02 R_{\odot}$ , una cifra muy cercana al radio terrestre ( $\sim 0.009 R_{\odot}$ ). Esto da como resultado densidades de  $\sim 1 \times 10^6 \text{ g/cm}^{-3}$ , y gravedades superficiales ( $\log g$ ) varios órdenes de magnitud mayores que en estrellas de secuencia principal. En la Tabla 2.1 se indican los valores promedios de las propiedades generales de estos objetos, mientras que en la Tabla 2.2, se muestran, a modo comparativo, los valores promedios de  $\log g$  para estrellas de secuencia principal, sub-gigantes y gigantes rojas y enanas blancas. Estas estrellas son, por lo tanto, objetos muy densos y

compactos que ya no experimentan reacciones nucleares en su interior, por lo que se encuentran soportadas por la presión del gas degenerado de electrones.

La reserva de energía térmica, acumulada durante fases previas de la evolución estelar, es la responsable de la radiación que estas estrellas emiten y, por lo tanto, de la evolución de las enanas blancas. Teniendo esto en cuenta, se define el *cooling age* (o *cooling time*) como el “tiempo de enfriamiento”, es decir, la edad de la enana blanca determinada a partir de que esta comienza a enfriarse desde temperaturas extremadamente altas.

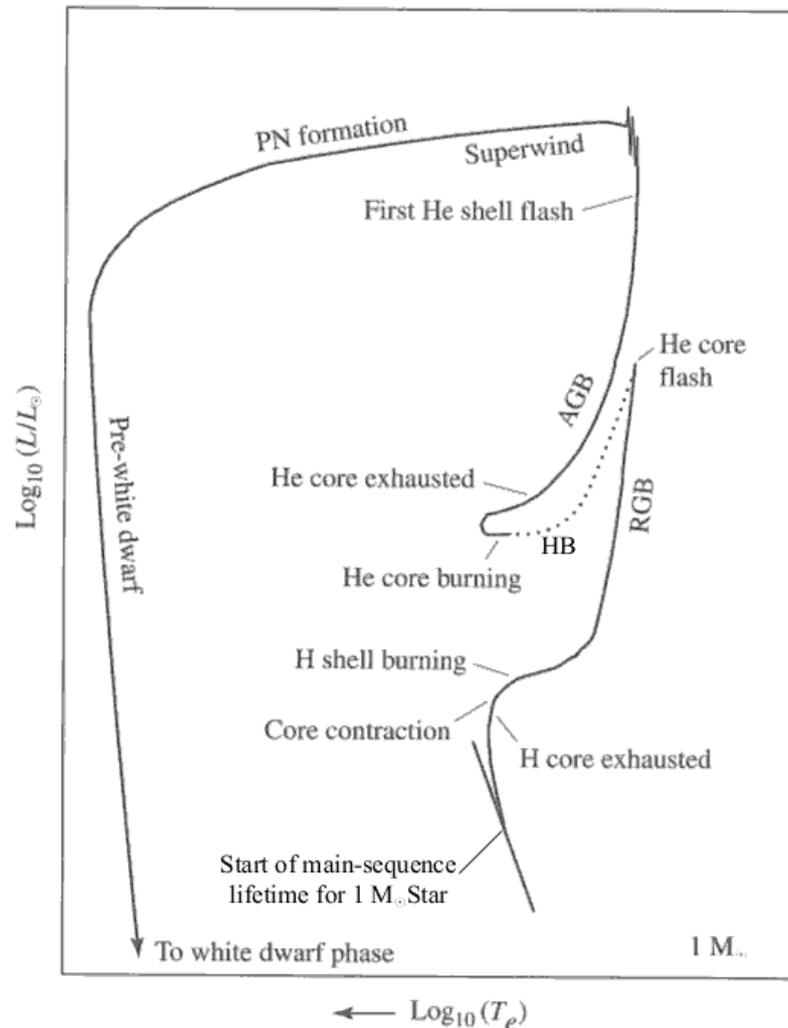


Figura 2.1: Evolución de la luminosidad y la temperatura de una estrella de  $1 M_{\odot}$ , en el diagrama H-R. La línea de trazos corresponde a una evolución rápida, luego del “flash” del núcleo de helio. Las diversas fases de la evolución están nombradas de la siguiente manera: secuencia principal de edad cero (ZAMS, por sus siglas en inglés: *Zero Age Main Sequence*), rama sub-gigante (SGB, por sus siglas en inglés: *Sub-Giant Branch*), rama gigante roja (RGB, por sus siglas en inglés: *Red-Giant Branch*), rama gigante asimptótica temprana (E-AGB, por sus siglas en inglés: *Early-Asymptotic Giant Branch*), rama gigante asimptótica con pulsos térmicos (TP-AGB, por sus siglas en inglés: *Thermal Pulse-Asymptotic Giant Branch*), post rama gigante asimptótica (Post-AGB, por sus siglas en inglés: *Post-Asymptotic Giant Branch*), formación de la nebulosa planetaria (*PN formation*), y fase pre-enana blanca (*pre-white dwarf*) que conduce a la fase enana blanca (*white dwarf*). Figura extraída y adaptada de [Carroll & Ostlie \(2006\)](#).

Tabla 2.1: Valores promedios de parámetros estelares de enanas blancas.

$\bar{M}$	$0.6 M_{\odot}$
$\bar{R}$	$0.09 R_{\odot}$
$\bar{D}$	$1 \times 10^6 \text{ gcm}^{-3}$
$\log g$	7-9
Edades	0.1 - 10 Gyr

Tabla 2.2: Valores promedios de  $\log g$  para estrellas de secuencia principal, sub-gigantes y gigantes rojas y enanas blancas.

Tipo de estrella	$\log g$
Secuencia principal	4.5
Sub-gigante	3
Gigante	1.5
Enana blanca	8

Debido a su alta gravedad superficial, las atmósferas de las enanas blancas están estratificadas, quedando los elementos más ligeros flotando en la superficie, y los elementos más pesados hundiéndose por debajo de la atmósfera (Figura 2.3). Es este eficiente mecanismo de sedimentación gravitacional el responsable de la alta pureza de hidrógeno o helio (en el caso en que se haya perdido la capa de hidrógeno) que se encuentra en las atmósferas de la mayoría de las enanas blancas (Schatzman, 1945; Koester, 2009). Por lo tanto, los espectros ópticos de la mayoría de estas estrellas muestran líneas de absorción de Balmer (típicas de atmósferas ricas en hidrógeno), o líneas de absorción de helio.

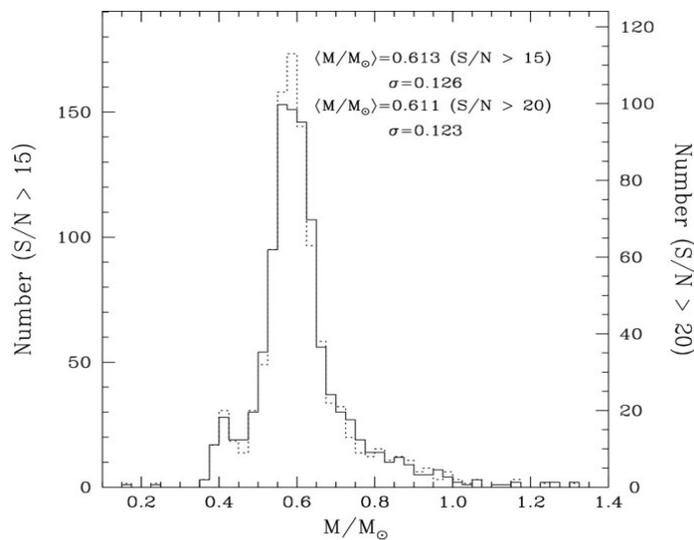


Figura 2.2: Distribución de masas de enanas blancas. Figura extraída de Tremblay et al. (2011).

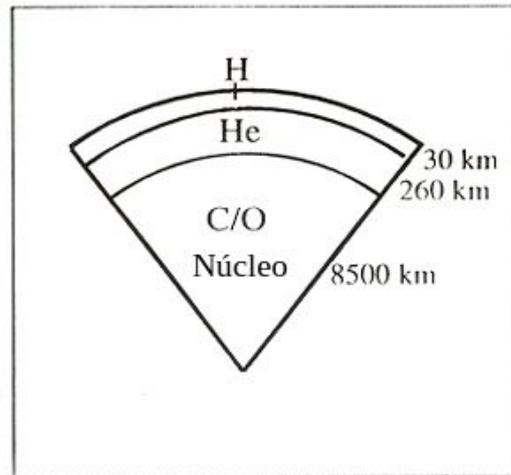


Figura 2.3: Esquema del interior de una enana blanca, donde se puede ver la separación o estratificación de los distintos elementos y la pequeña fracción de la atmósfera, que eventualmente está constituida por hidrógeno.

## 2.3 Discos *debris* en enanas blancas

### 2.3.1 G29-38

Zuckerman & Becklin (1987) llevaron a cabo una búsqueda de compañeros subestelares alrededor de la enana blanca G29-38. Utilizando el *Infrared Telescope Facility* (IRTF), detectaron exceso infrarrojo (IR) alrededor de esta estrella. Como se puede ver en la Figura 2.4, las observaciones fotométricas revelaron una emisión de  $T \sim 1200$  K en frecuencias  $\log \nu < 14.4$  (longitudes de onda entre  $2 < \lambda < 5 \mu\text{m}$ ), muy por encima a la esperada para la fotosfera estelar de esta enana blanca relativamente fría.

Inicialmente, se pensó que se trataba de una compañera enana marrón sin resolver. Esta hipótesis fue ampliamente debatida en la literatura, siendo desfavorecida gradualmente por la evidencia observacional:

- G29-38 aparecía como una fuente puntual en varias bandas en el IR cercano.
- El espectro en el IR cercano mostraba un flujo continuo, lo cual no resultaba esperable para el caso de una atmósfera muy fría, con fuertes absorciones moleculares (Tokunaga et al., 1988).
- La detección de pulsaciones estelares ópticas, era difícil de reconciliar con la presencia de una compañera enana marrón (Graham et al., 1990a,b; Patterson et al., 1991).
- Se detectó una emisión significativa en  $10 \mu\text{m}$ , la cual era el doble de lo esperado para una enana marrón con radio del tamaño de Júpiter y temperatura efectiva en el rango de 1100-1500 K (Tokunaga et al., 1990; Telesco et al., 1990).

Una década después del hallazgo del exceso IR, Koester et al. (1997) detectaron múltiples especies de metales en la atmósfera de G29-38 a través de espectros ultravioletas y ópticos. Estos autores establecieron que el escenario más probable para la presencia de trazas metálicas en enanas blancas frías, era la acreción de material interestelar, con la posterior difusión hacia capas más profundas de la atmósfera. En este trabajo, se sugirió una posible conexión entre la presencia del exceso IR y la presencia de elementos pesados en la fotosfera de la estrella.

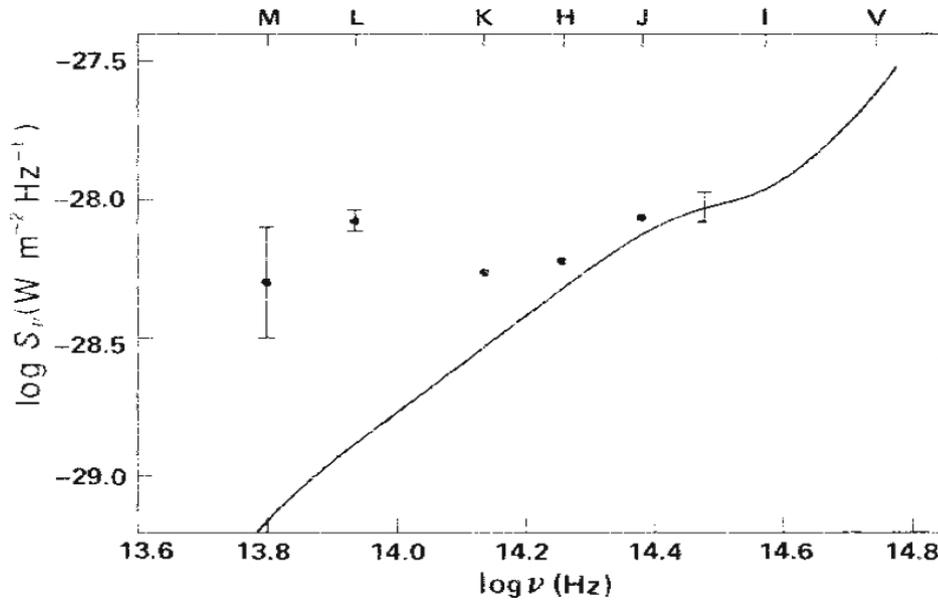


Figura 2.4: SED de la enana blanca G29-38 donde se puede ver el exceso IR. Figura extraída de [Zuckerman & Becklin \(1987\)](#).

Si bien [Wickramasinghe et al. \(1988\)](#) fueron los primeros en sugerir que el exceso IR en G29-38 se debía a la presencia de un disco circunestelar de escombros (también llamado *debris*), esta hipótesis quedó en suspenso por  $\sim 15$  años. [Jura \(2003\)](#) modeló las propiedades observadas de G29-38, utilizando un planetesimal (o un gran asteroide) destruido tidalmente que evoluciona hasta formar un anillo de polvo opaco y plano análogo a los anillos de Saturno. Las partículas de polvo son calentadas por la estrella, produciendo exceso en el IR, y lentamente son arrastradas hacia la superficie estelar, contaminando su atmósfera con elementos pesados.

Esto fue posteriormente reafirmado por [Reach et al. \(2005, 2009\)](#) mediante espectros en  $1\text{-}35 \mu\text{m}$  tomados por el telescopio espacial *Spitzer* ([Werner et al., 2004](#)), quienes detectaron emisión de silicatos en  $10 \mu\text{m}$  (Figura 2.5). Estos espectros permitieron determinar la composición mineralógica del polvo en el disco, y por lo tanto, indirectamente proporcionaron evidencias de la existencia del mismo. El modelo espectral propuesto por estos autores para el disco de polvo resulta de combinar una amplia gama de materiales, basados en estudios espectrales de cometas y discos de escombros. En orden de su contribución a la emisión en el IR medio, los minerales más abundantes alrededor de G29-38 son carbono amorfo ( $\lambda < 8 \mu\text{m}$ ), silicatos amorfos y cristalinos ( $5\text{-}40 \mu\text{m}$ ), hielo de agua ( $10\text{-}15$  y  $23\text{-}35 \mu\text{m}$ ) y sulfuros metálicos ( $18\text{-}28 \mu\text{m}$ ). En la Figura 2.6, se puede ver que el mejor ajuste corresponde a una combinación de 12 minerales. [Reach et al. \(2009\)](#) establecieron que un disco formado por granos pequeños, a una distancia de  $1\text{-}10 R_\odot$  de la estrella reproduce la emisión en el infrarrojo medio.

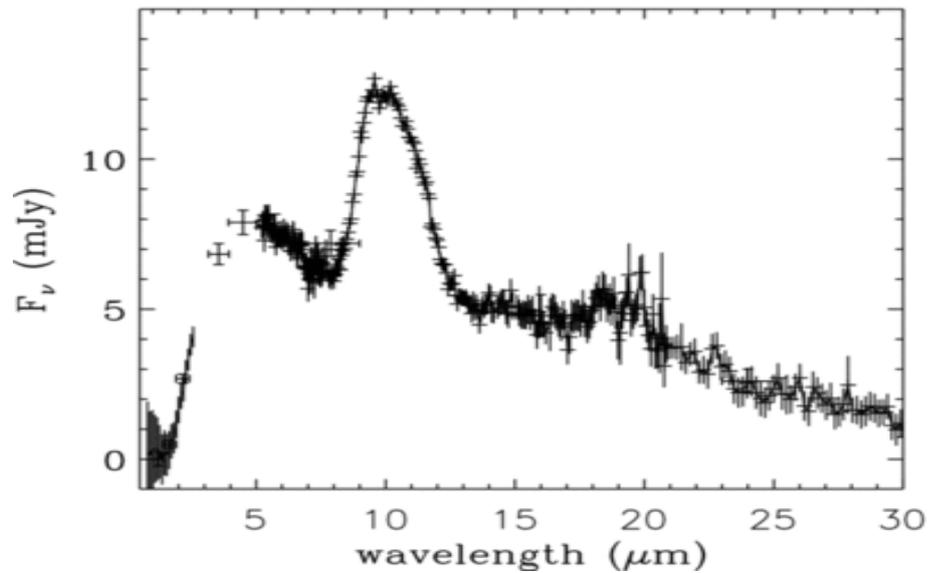


Figura 2.5: Emisión de silicatos alrededor de  $10 \mu\text{m}$  en la enana blanca G29-38. Figura extraída de [Reach et al. \(2009\)](#).

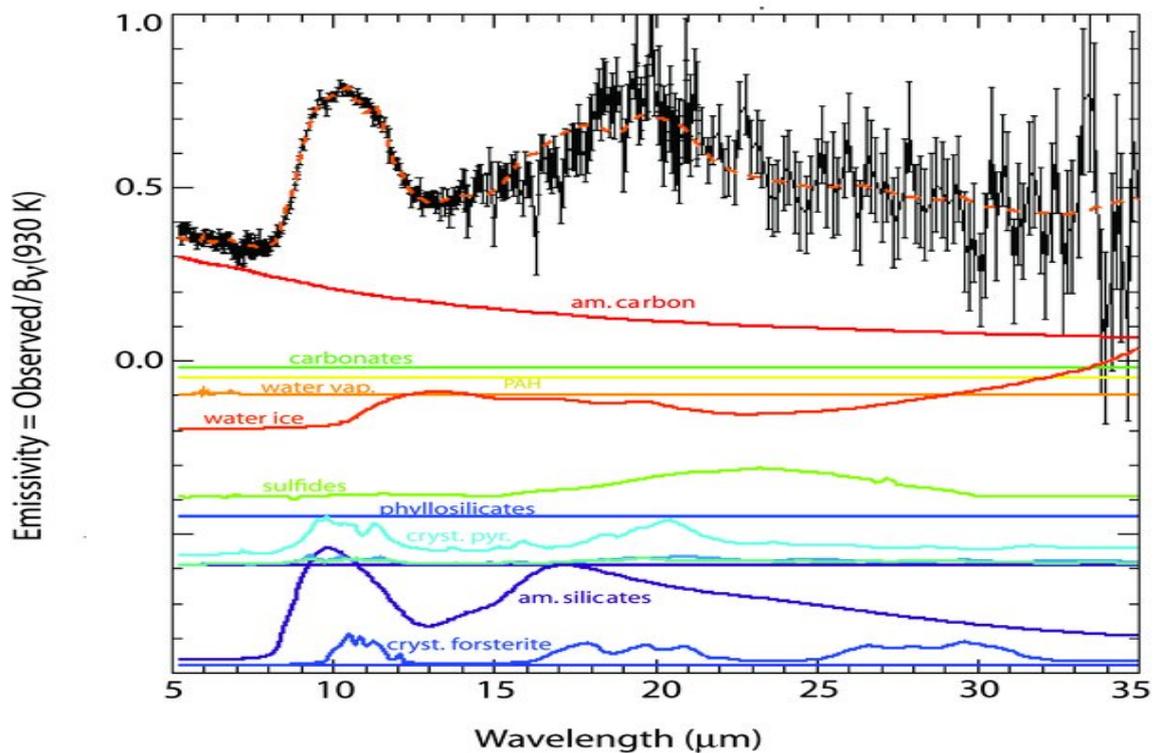


Figura 2.6: Espectro de G29-38; el mejor ajuste corresponde a una combinación de 12 minerales, los cuales se presentan separados en distintos colores: rojo=carbono amorfo, verde brillante= carbonatos, amarillo= hidrocarburos aromáticos policíclicos, naranja claro=vapor de agua, naranja intenso=hielo de agua, verde oliva=sulfuros, azul=filosilicatos, azul claro=piroxenos cristalinos, púrpura=olivina amorfa y azul oscuro=olivinas cristalinas. Figura extraída de [Reach et al. \(2009\)](#).

### 2.3.2 Atmósferas contaminadas por metales

El origen y la abundancia de metales en las atmósferas de enanas blancas aisladas ha sido objeto de estudio por varias décadas. Estas estrellas, con atmósferas contaminadas fueron clasificadas por

[Sion et al. \(1983\)](#) como tipos espectrales DAZ, DBZ y DZ, dependiendo de si presentaban (además de los metales) hidrógeno, helio o ninguna línea en el espectro, respectivamente. Históricamente, los metales en las atmósferas de las enanas blancas se atribuyeron a la acreción de material del medio interestelar ([Wesemael, 1979](#); [Aannestad & Sion, 1985](#); [Dupuis et al., 1992, 1993a,b](#)). Esta interpretación se debió, al hecho de que todas (excepto un caso) las detecciones de metales fotosféricos se habían realizado en estrellas relativamente frías y ricas en helio. Sin embargo, este escenario presentaba algunos problemas:

- La aparente falta (o al menos insuficiencia significativa) de hidrógeno acumulado en estrellas con atmósferas dominadas por helio ([Wolff et al., 2002](#); [Dufour et al., 2007](#)), considerando el hecho de que el medio interestelar está constituido principalmente por hidrógeno.
- Las investigaciones de las posiciones galácticas y la cinemática de enanas blancas con rastros de elementos pesados en sus atmósferas no lograron mostrar ninguna evidencia de una interacción con el medio interestelar ([Aannestad et al., 1993](#); [Kilic & Redfield, 2007](#); [Farihi et al., 2010a](#)).

Cabe recordar que, como se mencionó en la Sección 2.2, la gravedad superficial de una enana blanca es extremadamente alta ( $\log g \sim 8$ ), por lo que elementos ligeros como hidrógeno y helio flotan hacia la superficie, formando una fotosfera ópticamente gruesa, mientras que los elementos más pesados se hunden rápidamente. Dado que las escalas de tiempo de sedimentación gravitatoria son mucho más cortas que el tiempo de enfriamiento evolutivo, los elementos pesados detectados en algunas de estas estrellas no pueden ser primordiales (los metales se hunden en escalas de tiempo de unos pocos millones de años, mientras que las enanas blancas se enfrían durante varios miles de millones de años; [Paquette et al., 1986](#)).

Alrededor del 25-50% de las enanas blancas tienen elementos pesados en sus atmósferas ([Zuckerman et al., 2003, 2010](#); [Koester et al., 2005](#); [Dufour et al., 2007](#); [Koester et al., 2011, 2014](#)). Más aún, se ha hallado calcio (elemento más fácilmente detectado a partir de relevamientos ópticos) en más de 200 enanas blancas. En el panel superior de la Figura 2.7, se muestran los espectros de cuatro enanas blancas contaminadas con metales (entre ellos, calcio).

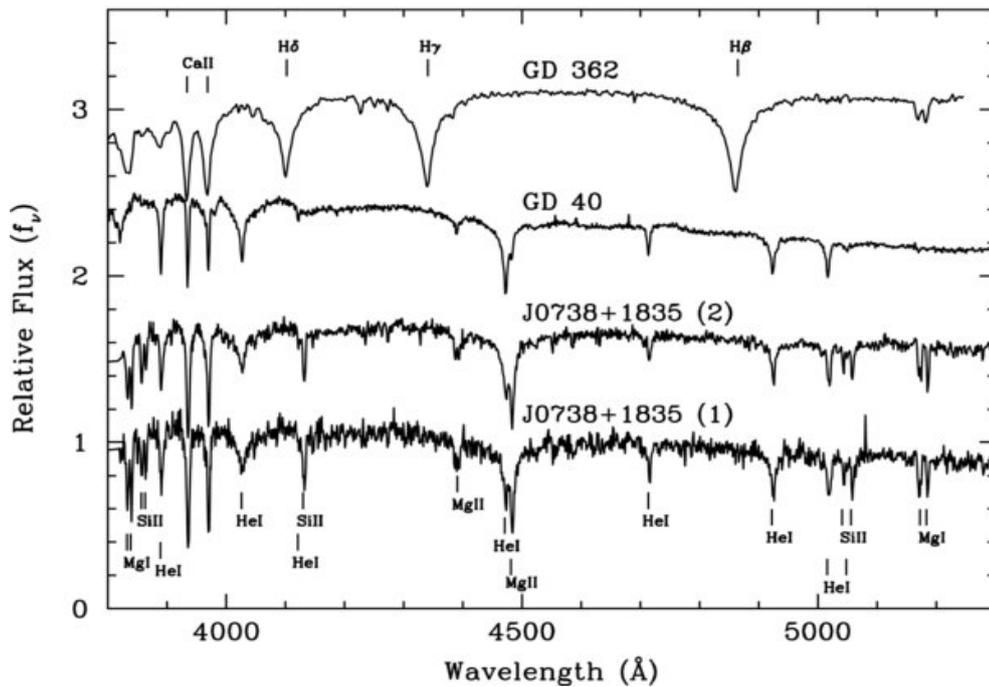


Figura 2.7: Espectros de cuatro enanas blancas, con atmósferas contaminadas por elementos pesados. Imagen extraída del trabajo de [Dufour et al. \(2010\)](#).

[Zuckerman et al. \(2007\)](#) determinaron la abundancia relativa de 17 elementos en la atmósfera de la enana blanca GD 362; establecieron que se trataba de material que, muy probablemente, estaba contenido previamente en un gran asteroide (o un grupo más pequeño de asteroides) con una composición similar al sistema Tierra-Luna. Por lo tanto, dicho asteroide pudo haber sido una vez parte de un cuerpo más grande, no diferente a uno de los planetas terrestres de nuestro sistema solar. [Klein et al. \(2010\)](#), determinaron que la enana blanca GD 40 tiene una atmósfera contaminada por material de composición química rocosa similar a la Tierra en un 85% (que está dominada por oxígeno, magnesio, silicio y hierro); establecieron además que este resultado es consistente con la acreción de un antiguo cuerpo planetario perturbado y destruido tidalmente, de al menos la masa de Juno, y probablemente tan masivo como Vesta. Similarmente, [Wilson et al. \(2016\)](#) midieron las composiciones fotosféricas de 16 estrellas enanas blancas con  $17000 < T_{ef} < 23000$  K y calcularon la relación C/O para cada objeto. Estos autores encontraron que cuatro de estos objetos presentaban relaciones de C/O coincidentes con las observadas en el material terrestre, y cinco de estos objetos tenían relaciones de C/O que se corresponderían con las observadas en el material de las condritas<sup>1</sup>.

<sup>1</sup>Meteoritos que no han sufrido procesos de fusión ni han sido alterados por procesos geológicos (agua, viento, mareas, etc.). Las condritas se caracterizan por su bajo contenido de metales (< 10 % de su composición).



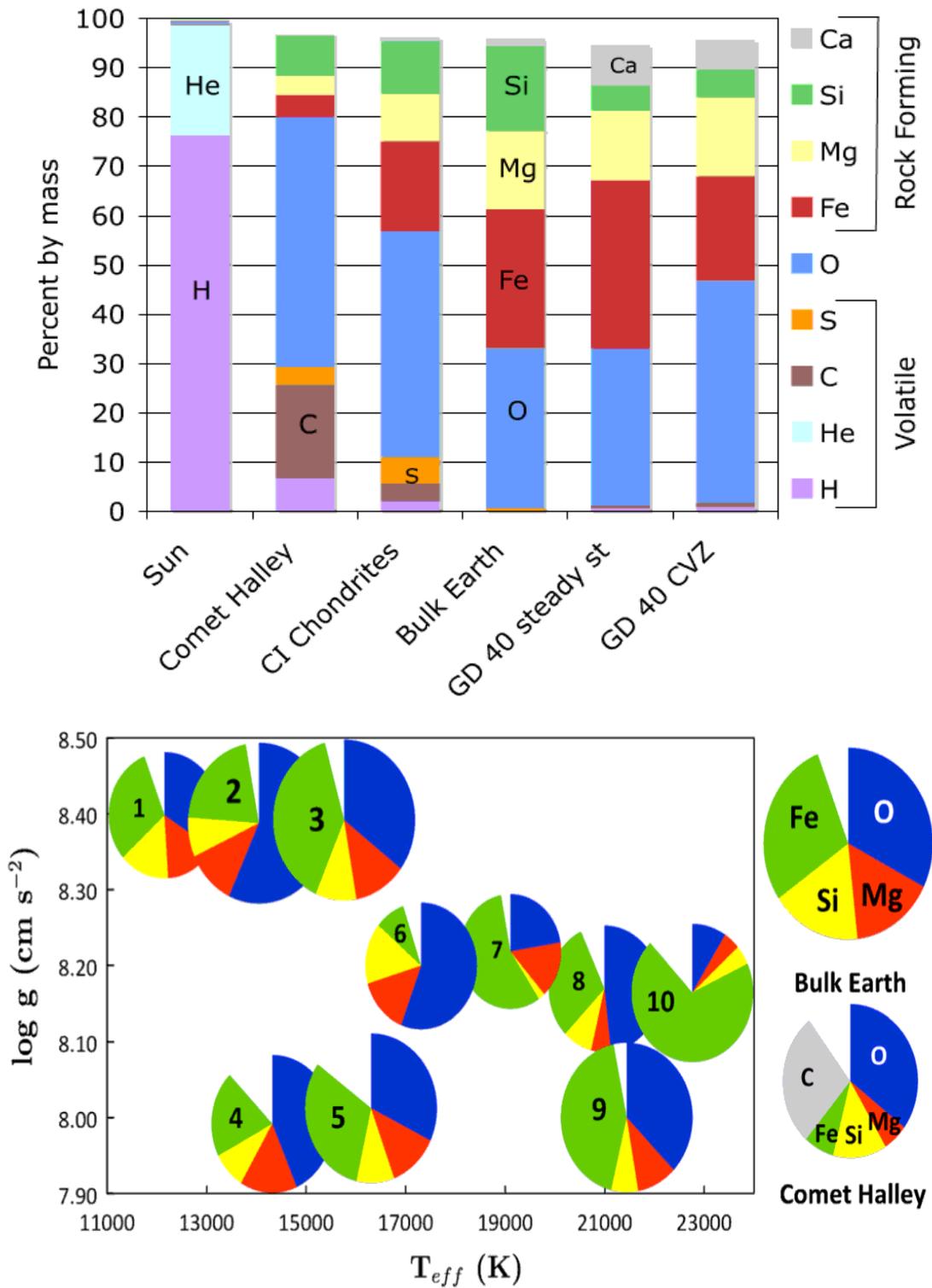


Figura 2.9: Panel superior: Composición general de los elementos pesados detectados en GD 40 y de una variedad de objetos del sistema solar. Panel inferior:  $T_{eff}$  vs.  $\log g$ , para un puñado de enanas blancas contaminadas, con detecciones de al menos O, Mg, Si y Fe. La numeración, corresponde a: 1) G29-38, 2) WD J0738+1835, 3) HS 2253+8023\*, 4) G241-6\*, 5) GD 40, 6) GD 61, 7) PG 1015+161, 8) WD 1226+110, 9) WD 1929+012, 10) WD 0843+516. \*No poseen discos de polvo. Hasta el momento no se han identificado planetesimales ricos en C, similares al cometa Halley. Figuras obtenidas de los trabajos de Klein et al. (2010) y Xu et al. (2014).

### 2.3.3 Excesos IR

Kilic et al. (2005) y Becklin et al. (2005) identificaron la segunda enana blanca con exceso IR, GD 362 (ver Figura 2.10). Gracias a los relevamientos llevados a cabo por los telescopios espaciales *Spitzer* (Werner et al., 2004) y *WISE*<sup>2</sup> (Wright et al., 2010) principalmente, se amplió el número de enanas blancas con excesos IR, y al presente hay aproximadamente cuarenta de estas estrellas con discos confirmados (Kilic et al., 2005; Becklin et al., 2005; Gänsicke et al., 2006; von Hippel et al., 2007; Jura et al., 2007; Farihi et al., 2008a,b, 2009; Brinkworth et al., 2009; Farihi et al., 2010b; Melis et al., 2010; Debes et al., 2011; Kilic et al., 2012; Farihi et al., 2012; Brinkworth et al., 2012; Hoard et al., 2013; Bergfors et al., 2014; Rocchetto et al., 2015; Dennihy et al., 2016; Barber et al., 2016). Estas presentan:

- emisión térmica asociada a un disco de polvo ( $T \sim 1000$  K).
- atmósferas contaminadas por elementos pesados.
- todas las enanas blancas con disco observadas con IRS<sup>3</sup> (*Spitzer*) exhiben fuertes características de emisión de silicatos alrededor de  $10 \mu\text{m}$  (ver Figura 2.11).

Diferentes estudios se llevaron a cabo para tratar de establecer la frecuencia de enanas blancas con discos de polvo. Mullally et al. (2007) analizaron imágenes IRAC<sup>4</sup> (*Spitzer*) en el IR medio (en  $4.5$  y  $8.0 \mu\text{m}$ ) de 124 enanas blancas con temperaturas efectivas entre  $5000$ - $170000$  K, y encontraron solo 2 estrellas con disco de polvo, por lo que establecieron una frecuencia de  $1.6\%$ . Farihi et al. (2009), mediante imágenes de IRAC y MIPS<sup>5</sup> (*Spitzer*) de 20 enanas blancas, determinaron que  $\sim 1$ - $3\%$  de estas estrellas con  $0.5$  Gyr de tiempos de enfriamiento (es decir, con  $T_{ef}$  entre  $10000$ - $20000$  K) tienen discos de polvo. Utilizando datos de *WISE*, Debes et al. (2011) buscaron excesos IR en enanas blancas, y determinaron que entre el  $1$ - $5\%$  de estos objetos presentaban discos de polvo. Por otro lado, Barber et al. (2016) determinaron una frecuencia de  $3.9\%$ , al analizar una muestra de 381 enanas blancas con imágenes IRAC (*Spitzer*). Adicionalmente estos autores propusieron que la frecuencia varía con la masa de la estrella. Recientemente, Wilson et al. (2019), realizaron una búsqueda de excesos IR en 195 enanas blancas con datos de IRAC, y COS<sup>6</sup> (Hubble), y detectaron 3 estrellas con disco *debris*, por lo que establecieron una frecuencia de  $1.5^{+1.5}_{-0.5}$ . Un resultado similar fue obtenido por Rebassa-Mansergas et al. (2019), quienes estimaron que la frecuencia de enanas blancas con discos *debris* es de  $1.6 \pm 0.2\%$  en base a datos obtenidos con el telescopio espacial *Gaia*.

<sup>2</sup>Siglas en inglés de *Wide-Field Infrared Survey Explorer*.

<sup>3</sup>Siglas en inglés de *Infrared Spectrograph*. Espectrografo de *Spitzer*, que proporcionó espectroscopía de alta y baja resolución en longitudes de onda del IR medio ( $5$  a  $40 \mu\text{m}$ ).

<sup>4</sup>Siglas en inglés de *Infrared Array Camera*. Cámara de *Spitzer*, que proporcionó imágenes en  $24 \mu\text{m}$ ,  $70 \mu\text{m}$  y  $160 \mu\text{m}$ .

<sup>5</sup>Siglas en inglés de *Multiband Imaging Photometer*. Cámara de *Spitzer*, que proporcionó imágenes en  $3.6 \mu\text{m}$ ,  $4.5 \mu\text{m}$ ,  $5.8 \mu\text{m}$  y  $8 \mu\text{m}$ .

<sup>6</sup>Siglas en inglés de *Cosmic Origins Spectrograph*. Espectrógrafo del telescopio espacial Hubble, que proporcionó espectroscopía de resolución media en longitudes de onda del ultravioleta ( $0.09$  a  $0.32 \mu\text{m}$ ).

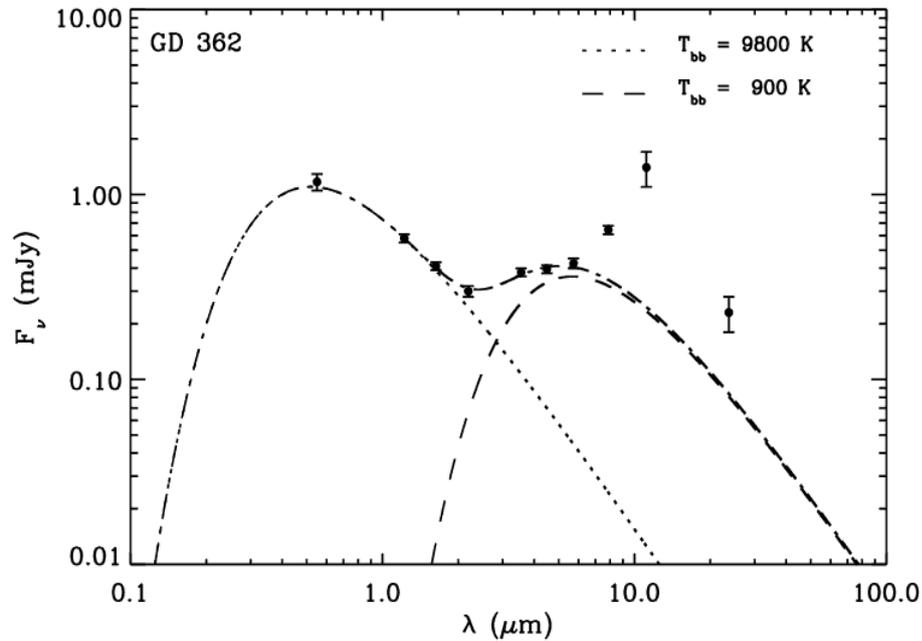


Figura 2.10: SED de GD 362, donde se puede ver el exceso en IR respecto a la fotosfera estelar. Los puntos negros corresponden a los flujos observados, la línea de puntos representa la función de Planck que ajusta el continuo estelar, y la línea de trazos corresponde al cuerpo negro ajustado al exceso en el IR. Imagen extraída del trabajo de [Farihi et al. \(2008a\)](#).

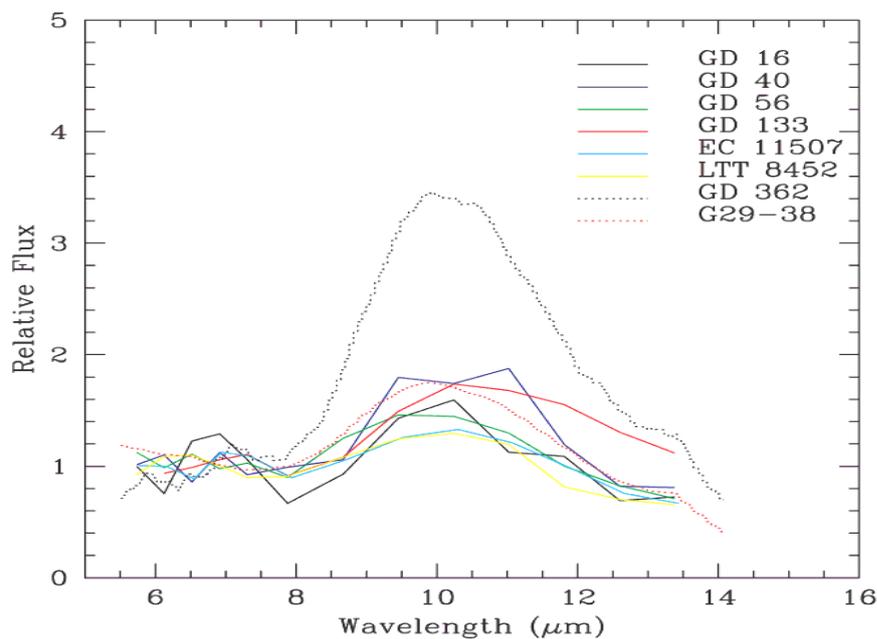


Figura 2.11: Espectros de 6 enanas blancas con excesos IR, que muestran la emisión de silicatos alrededor de 10  $\mu\text{m}$ . Figura extraído de [Jura et al. \(2009\)](#).

Actualmente, los datos proporcionados por *Gaia* a través de su *Second Data Release*<sup>7</sup> han permitido identificar muestras sin precedentes de enanas blancas individuales y en sistemas binarios ([El-Badry & Rix, 2018](#); [Gentile Fusillo et al., 2019](#)), así como compilar el catálogo más grande y

<sup>7</sup>Gaia Collaboration Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., et al. 2018, *A&A*, 616, A1.

completo de tales objetos hasta la fecha, dentro de 100 pc (Jiménez-Esteban et al., 2018). Rebassa-Mansergas et al. (2019), utilizando dicho catálogo y el VOSA<sup>8</sup>, analizaron las SEDs de 3733 enanas blancas con fotometría IR confiable, y que presentaban colores  $G_{BP} - G_{RP}$ <sup>9</sup> por debajo de 0.8 mag. Este corte en color es equivalente a excluir las enanas blancas con temperaturas  $< 6000$  K, y a otros objetos celestes que pueden contaminar la muestra en esas bajas temperaturas. Estos autores identificaron 77 candidatas enanas blancas con exceso IR (52 de los cuales son nuevas identificaciones).

Se espera que los planetas y cuerpos rocosos menores ubicados a unas cuantas UA de la estrella anfitriona sobrevivan a la fase de gigante, una vez que la estrella evolucione fuera de la secuencia principal y se convierta en una enana blanca (Burleigh et al., 2002; Jura, 2008). Esto implica que las órbitas de estos planetas se expanden, y esta reorganización causaría inestabilidad en el sistema. Dicha perturbación puede causar que algunos de los cuerpos menores supervivientes entren en el radio de marea de la estrella y, como consecuencia, sean destruidos tidalmente formando un disco de tipo *debris*, el cual es acretado (Debes & Sigurdsson, 2002; Debes et al., 2012a). Este modelo, se encuentra esquematizado en la Figura 2.12. Allí se puede ver a un cuerpo rocoso menor cuya órbita es perturbada, entrando al radio de marea de la enana blanca. Este cuerpo rocoso es destruido tidalmente, formando un disco de polvo el cual eventualmente comienza a ser acretado por la estrella.

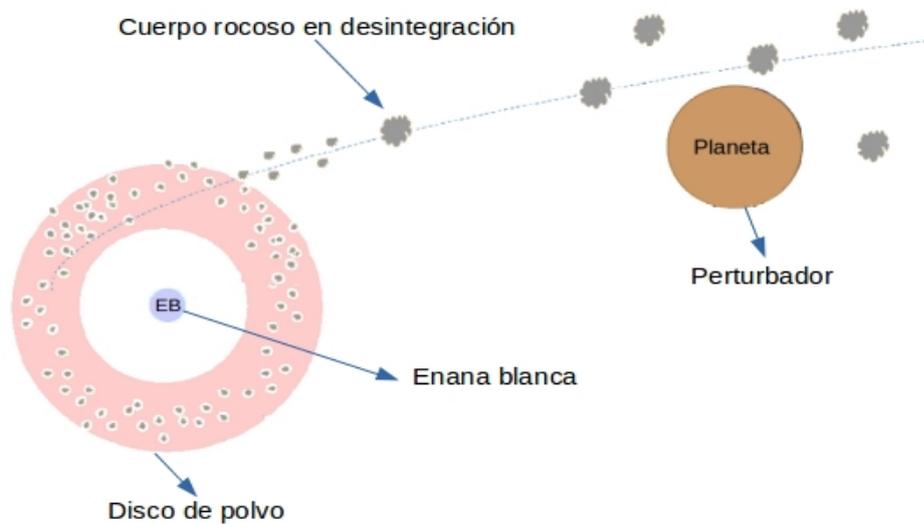


Figura 2.12: Esquema de un sistema planetario que ha sobrevivido a la evolución de su estrella. Dicha evolución produce inestabilidad en el sistema, causando que cuerpos rocosos menores entren al radio de marea de la estrella, y sean destruidos tidalmente, formando un disco de polvo, el cual eventualmente es acretado por la enana blanca. Extraído y adaptado de Dennihy (2018).

La acreción de un disco de polvo es la explicación más ampliamente aceptada en la literatura para la detección de excesos en el IR y la contaminación atmosférica presentes en algunas enanas blancas (Jura, 2003; Zuckerman et al., 2010; Debes et al., 2012a; Gänsicke et al., 2012; Xu et al., 2013b). En la Figura 2.13, se muestra un esquema de una enana blanca, la cual se encuentra

<sup>8</sup>siglas en inglés de *Virtual Observatory SED Analyser*; Bayo et al. (2008)

<sup>9</sup>El sistema fotométrico del telescopio espacial *Gaia* está definido por los filtros: G ( $\lambda_c = 0.673 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda = 0.44 \mu\text{m}$ ),  $G_{BP}$  ( $\lambda_c = 0.532 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda = 0.253 \mu\text{m}$ ) y  $G_{RP}$  ( $\lambda_c = 0.797 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda = 0.296 \mu\text{m}$ ); Jordi et al. (2010).

acretando un disco de polvo. Esta acreción genera la contaminación de elementos pesados que se observa en la atmósfera de la estrella. Estos elementos pesados, debido a la alta gravedad superficial de la enana blanca, con el tiempo se hunden por debajo de la atmósfera estelar.

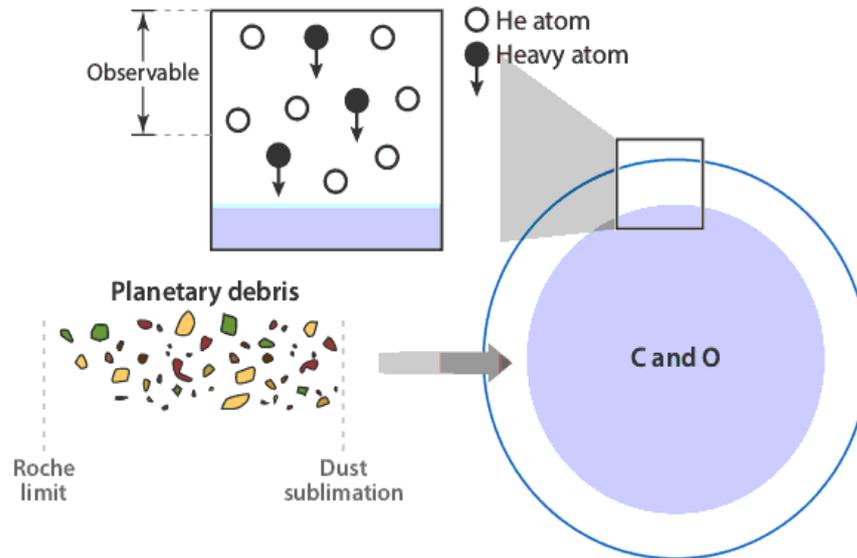


Figura 2.13: Esquema de una enana blanca que presenta elementos pesados en su atmósfera, debido a un disco de polvo que esta siendo acretado. Imagen extraída de [Jura & Young \(2014\)](#).

[Saker et al. \(2013\)](#) modelaron una muestra de 29 enanas blancas con excesos infrarrojos en sus SEDs empleando los códigos de discos de tipo *debris* de [Wolf & Hillenbrand \(2003\)](#). Este modelado permitió derivar el límite inferior de masa y el radio interno y externo de estos discos de polvo, para una dada composición química o mineralógica del polvo. En esta última se consideró la presencia de silicatos astronómicos, y en algunos casos se adoptó además la presencia de olivinos ricos en Mg y Fe. En la Figura 2.14, se presentan como ejemplo las SEDs obtenidas para las enanas blancas WD 0435+410 y WD 1929+012, para las cuales se utilizó respectivamente una composición química de 100 % silicatos astronómicos y 50 % silicatos astronómicos + 50 % Mg(0.8)Fe(1.2)SiO(4). Para la mayoría de los sistemas, se obtuvo que el  $R_{\text{int}}$  está dado por el radio de sublimación del polvo. El valor medio de los  $R_{\text{ext}}$  resultó de  $\sim 38.26 R_{\odot}$ , y el valor medio de la masa del polvo de  $M_{\text{polvo}}, \sim 3.18 \times 10^{-5} M_{\text{Ceres}}$ <sup>10</sup>.

<sup>10</sup>Esta masa representa sólo un límite inferior, correspondiente a las partículas de polvo de tamaño de hasta algunos micrones.

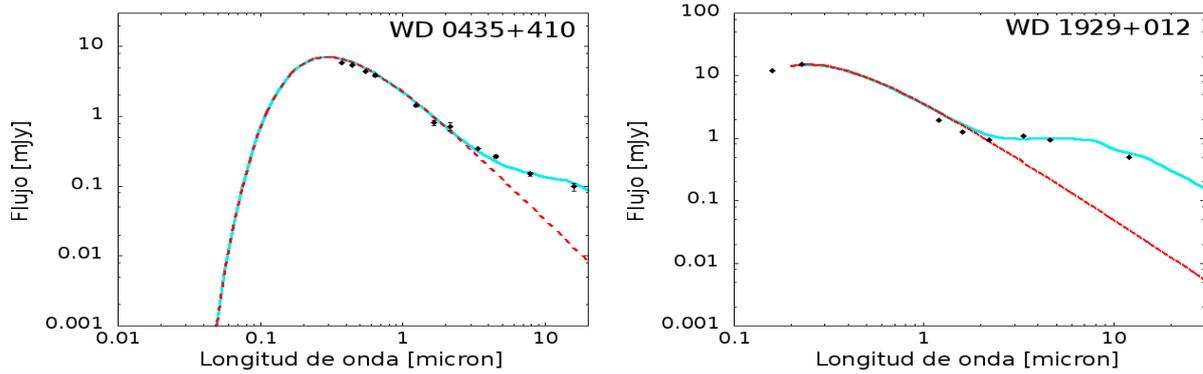


Figura 2.14: En los paneles izquierdo y derecho se muestran ejemplos de SEDs obtenidas para una composición química de 100% silicatos astronómicos y 50% silicatos astronómicos + 50%  $\text{Mg}(0.8)\text{Fe}(1.2)\text{SiO}(4)$ , respectivamente. En ambos casos, la línea de trazos (color rojo) representa la función de Planck que ajusta el continuo estelar, la línea continua (color turquesa) el sistema estrella+disco que proporciona el modelo y los puntos negros corresponden a los flujos observados (Saker et al., 2013).

### 2.3.4 ¿Detección de tránsitos de planetesimales?

Vanderburg et al. (2015) reportaron los primeros eventos de tránsitos periódicos alrededor de la enana blanca WD 1145+017, en base a observaciones de la misión K2 del telescopio espacial *Kepler* (Howell et al., 2014). La curva de luz de este objeto muestra tránsitos múltiples, con períodos que van desde 4.5-4.9 horas (ver Figura 2.15). WD 1145+017, presenta también excesos IR en su SED, y elementos pesados en su atmósfera, por lo que estos autores infirieron que los tránsitos son causados por el paso de al menos seis planetesimales en desintegración. En la Figura 2.16 se muestra a modo de ejemplo una representación artística de cómo sería este sistema planetario, ya que se puede ver una estrella rodeada de un disco circunestelar, que esta siendo orbitada por al menos un planetesimal en desintegración. Los perfiles de los tránsitos detectados en WD 1145+017 son variables, asimétricos y muestran profundidades de hasta el 60% (Gänsicke et al., 2016; Rappaport et al., 2016; Gary et al., 2017; Croll et al., 2017), siendo morfológicamente similares a los tránsitos de planetas en desintegración alrededor de estrellas de secuencia principal (ver por ejemplo, Rappaport et al., 2012, 2014).

En el panel superior de la Figura 2.17 se puede ver un esquema de una estrella que está siendo transitada por un objeto extendido, como por ejemplo un planetesimal en desintegración o con cola cometaria. Allí se tiene que en la primer parte del tránsito el cuerpo del planetesimal es el que eclipsa a la estrella, por lo que la forma de la curva de luz del tránsito es la de un cuerpo opaco. Luego, la estrella es transitada por el material en desintegración, por lo que la curva de luz muestra en la segunda parte del tránsito una asimetría debido justamente a este material que no es totalmente opaco. Esto se puede ver en una de las curvas de luz obtenidas para WD 1145+017 (panel inferior Figura 2.17), ya que el tránsito de un cuerpo opaco y sin cola (línea roja) no ajusta satisfactoriamente los datos, mientras que un cuerpo opaco con cola cometaria (línea azul) si lo hace.

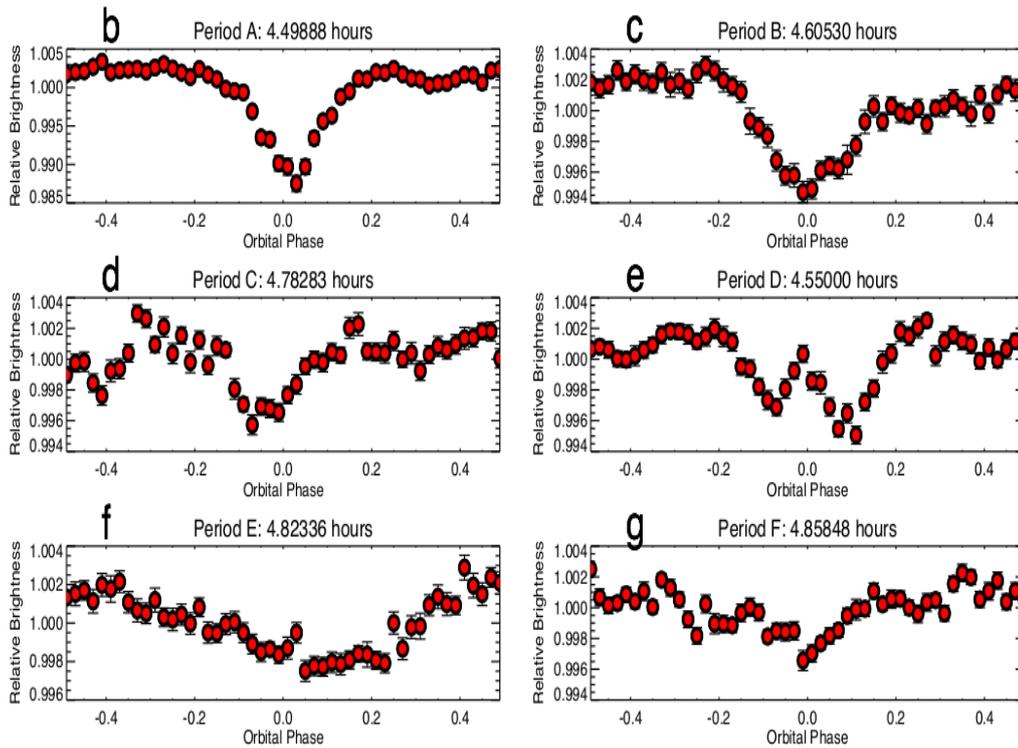


Figura 2.15: Tránsitos detectados alrededor de WD 1145+017, en base a observaciones de la misión K2 del telescopio espacial *Kepler*. Imagen extraída de [Vanderburg et al. \(2015\)](#).

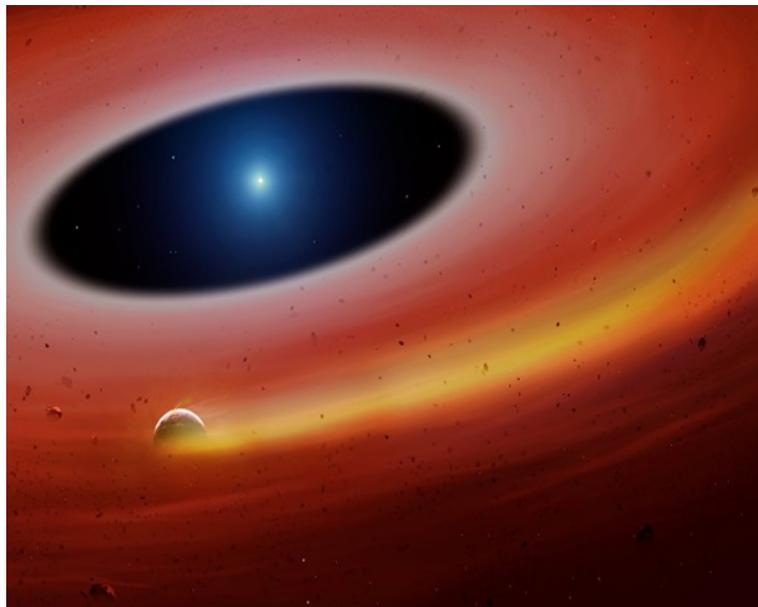


Figura 2.16: Representación artística del sistema planetario de WD 1145+017. Imagen extraída de <https://www.discovermagazine.com/the-sciences/a-planets-core-and-a-dead-star-give-us-a-glimpse-of-earths-future>. Crédito: Mark Garlick/University of Warwick.

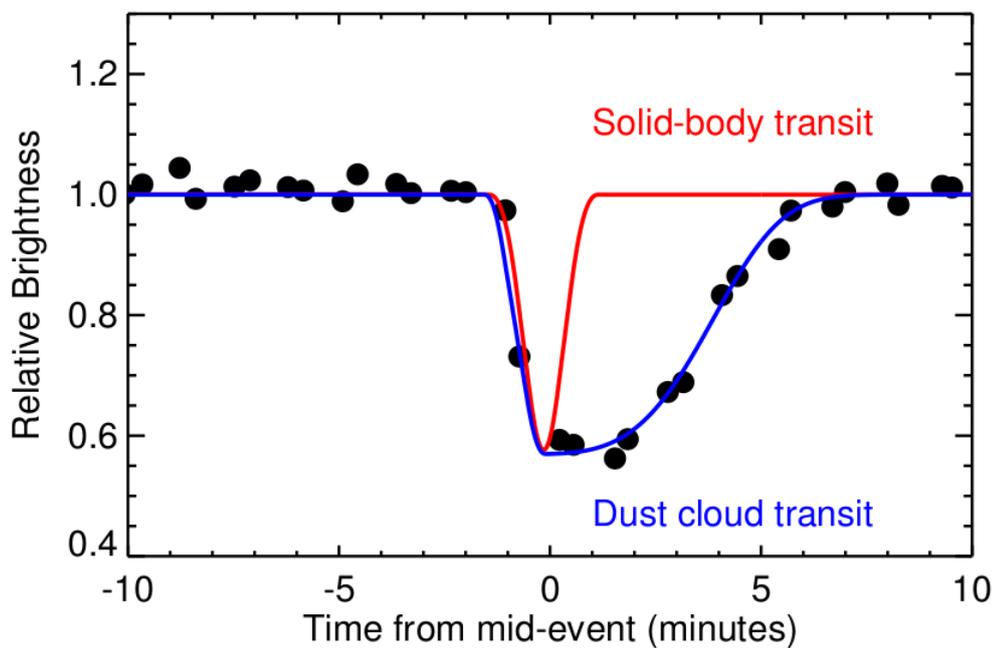
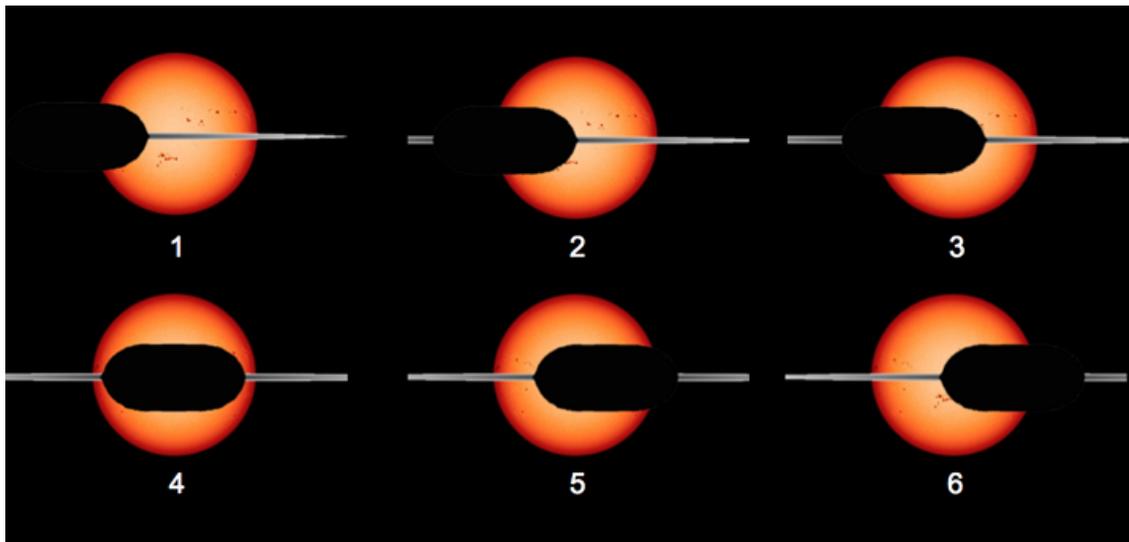


Figura 2.17: Panel superior: Representación esquemática de una estrella que es transitada por un cuerpo extendido, por ejemplo un planetesimal en desintegración. Imagen extraída de: <https://www.andrewcollins.com/page/articles/KIC.htm>. Panel inferior: Curva de luz de WD 1145+017. La línea roja indica la forma simétrica del tránsito de un hipotético planeta del tamaño de la Tierra, mientras que la línea azul es la forma asimétrica del pequeño planeta en desintegración, con su cola de polvo. Los puntos negros son mediciones registradas por la misión de K2 de WD 1145+017. Imagen extraída de [Vanderburg et al. \(2015\)](#).

Observaciones posteriores ([Gänsicke et al., 2016](#); [Rappaport et al., 2016](#); [Gary et al., 2017](#); [Croll et al., 2017](#)) detectaron múltiples eventos de tránsito en cada curva de luz, que tienen duraciones (3-12 minutos) y profundidades variables (10% -60%), apoyando la hipótesis de que WD 1145+017 está siendo orbitado por múltiples objetos de período corto, en desintegración. Adicionalmente, se estimó que en una escala de tiempo de unas pocas semanas, puede haber una evolución significativa de la forma y profundidad del tránsito ([Gänsicke et al., 2016](#); [Gary et al., 2017](#); [Croll et al., 2017](#)). Por otro lado, [Vanderburg et al. \(2015\)](#) y [Rappaport et al. \(2016\)](#) estimaron la masa de estos cuerpos (cuyo origen y tiempo de vida es incierto) en un rango de  $10^{17}$ - $10^{24}$  g. Simulaciones dinámicas adicionales realizadas por [Gurri et al. \(2017\)](#), respaldan la afirmación de

que los objetos que orbitan la enana blanca no deberían ser más masivos que Ceres. Para producir las características de tránsito observadas, es probable que los objetos que se desintegran estén en órbitas circulares [Veras et al. \(2017\)](#).

## 2.4 Discos gaseosos en enanas blancas

[Gänsicke et al. \(2006\)](#) anunció el descubrimiento de un disco gaseoso que orbita la enana blanca con disco *debris* SDSS J122859.93+104032.9 (de aquí en adelante SDSS J1228+1040), a través de la detección de líneas de emisión inusuales del triplete de Ca II (8498, 8542 y 8662 Å). En la Figura 2.18 se muestra el espectro obtenido de SDSS J1228+1040, centrado en el triplete de Ca II en emisión y en la línea de absorción del Mg II en 4480 Å. La forma de doble pico del Ca II detectada es distintivo de un gas en un disco Kepleriano estable en rotación ([Horne & Marsh, 1986](#)). En la Figura 2.19, se puede ver que en vez de una sola línea aparecen dos “picos” debido al material del disco que se acerca (pico azul) y se aleja (pico rojo). Actualmente, se han encontrado discos de gas en solo nueve de estas enanas blancas con discos *debris* ([Gänsicke et al., 2006, 2007, 2008](#); [Dufour et al., 2010](#); [Gänsicke, 2011](#); [Farihi et al., 2012](#); [Melis et al., 2010](#); [Wilson et al., 2014](#); [Guo et al., 2015](#); [Li et al., 2017](#)).

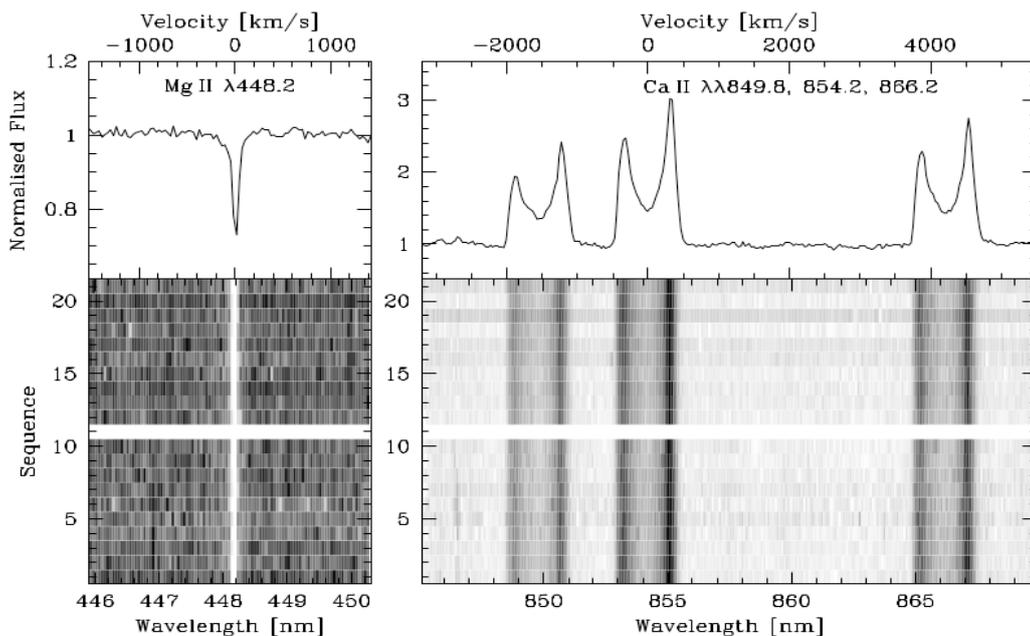


Figura 2.18: Espectro de SDSS 1228+1040 obtenido con el espectrógrafo ISIS en el telescopio William Herschel de 4.2m ubicado en La Palma. El panel inferior muestra dos espectros, centrados en el triplete de Ca II en emisión (derecha) y la línea de absorción de Mg II (izquierda). Los espectros normalizados se muestran en los paneles superiores. Figura extraída de [Gänsicke et al. \(2006\)](#).

Las mencionadas líneas de emisión son típicas de discos de acreción en variables cataclísmicas y núcleos galácticos activos ([Young et al., 1981](#)). Sin embargo, a diferencia de los discos de acreción convencionales, existe una clara falta de líneas de emisión de hidrógeno. Esto indica, junto con la emisión del triplete de Ca II, que el disco ha agotado significativamente sus compuestos volátiles, pero es rico en metales refractarios.

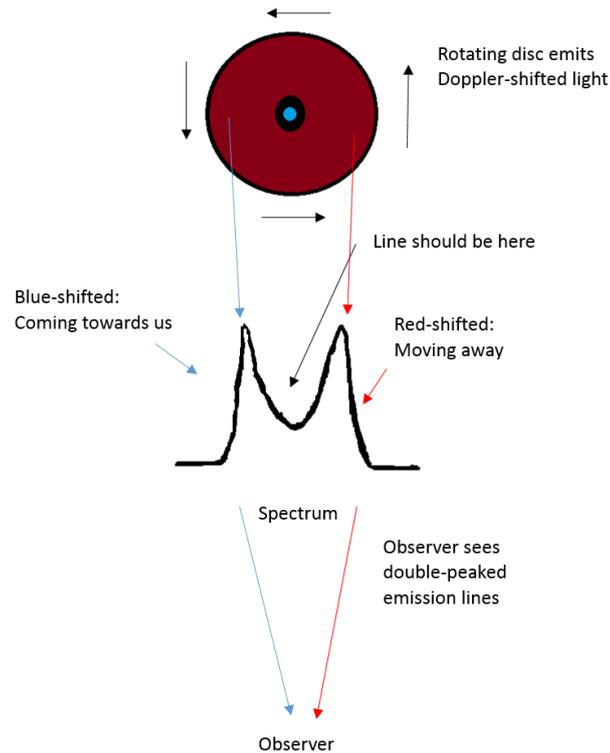


Figura 2.19: Figura que explica la forma de doble pico de las líneas de emisión, en discos gaseosos. Figura extraída de: <http://stuffaboutspace.blogspot.com/2014/09/blink-and-youll-miss-it-brief-life-of.html>. Crédito: David Wilson.

Llama la atención, además, lo notoria que es la línea de absorción del Mg II en el espectro de SDSS J1228+1040 (estrella de  $T_{ef}$  22000 K y tipo espectral DA) de resolución modesta ( $R \sim 2000$ ), ya que la detección de elementos pesados para enanas blancas de temperatura y composición similar generalmente requiere datos de alta resolución (por ejemplo de Keck o VLT, Koester et al., 2005). En cuanto a la ubicación de los discos gaseosos, Gänsicke et al. (2006, 2007) y Brinkworth et al. (2012) demostraron que la localización de los bordes interiores de los discos coinciden con el radio de la sublimación, es decir, la distribución radial de gas y polvo se superpone.

Wilson et al. (2014), analizando espectros obtenidos en el período 2006-2014 para el objeto SDSS J1617+1620, revelaron variación en la intensidad de las líneas del triplete de Ca II. Como se puede ver en el panel superior de la Figura 2.20, las líneas de Ca II eran débiles (casi inexistentes) en las primeras observaciones, y en los espectros de 2008, aparecen con mayor intensidad. En los años siguientes, estas líneas empiezan a desvanecerse. En el panel inferior de la Figura 2.20, se muestra la variación del ancho equivalente de las líneas de Ca II en función del tiempo. Allí se puede ver que la intensidad de la línea de emisión aumenta en un factor  $\sim 3$  entre la primera y la segunda observación, para luego disminuir y desaparecer. Estos autores indicaron que esta variabilidad en la intensidad de las líneas puede deberse al impacto de un solo cuerpo rocoso menor (por ejemplo un asteroide) en un disco de polvo pre-existente.

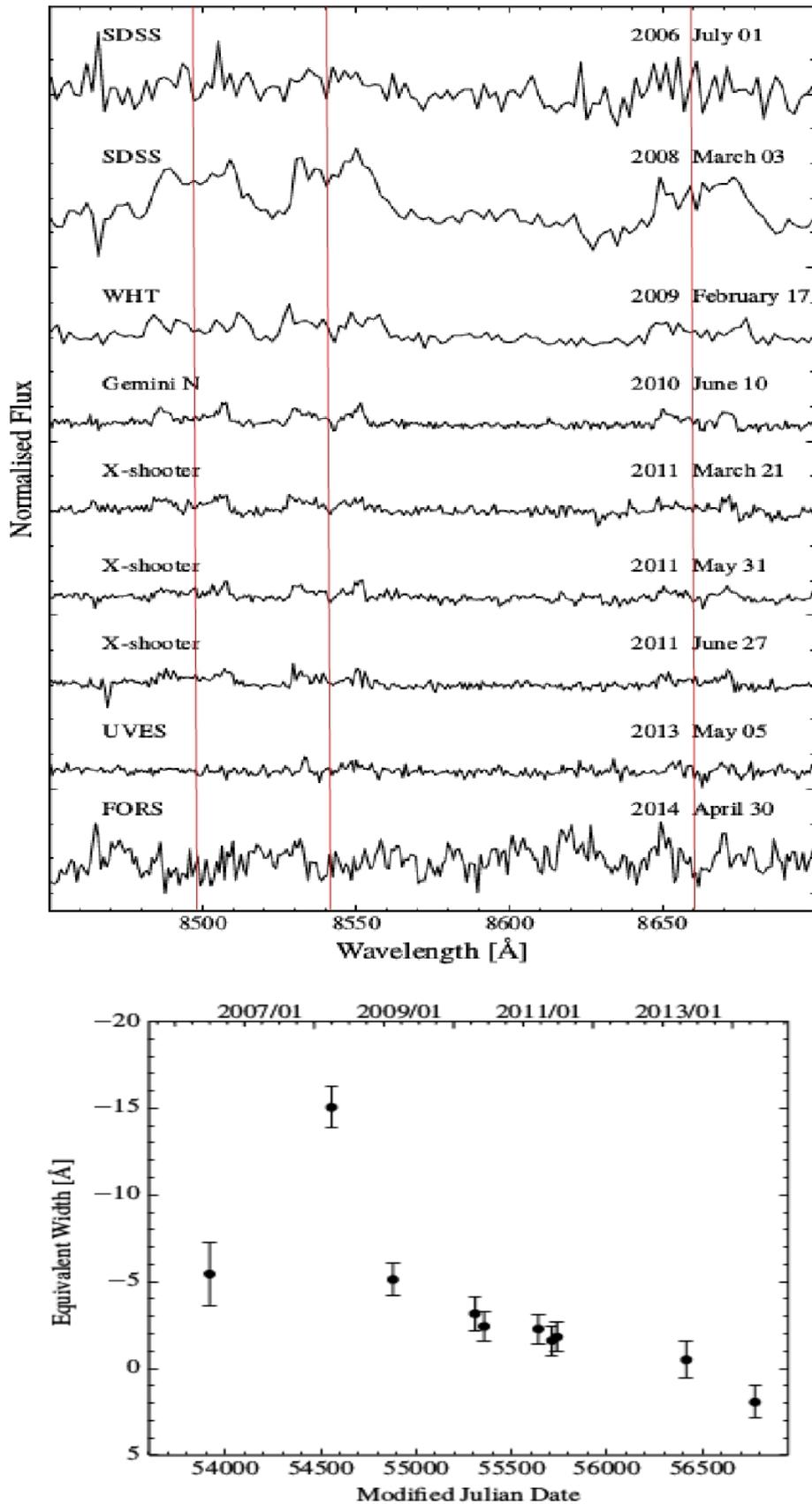


Figura 2.20: Panel superior: Espectros normalizados de SDSS J1617+1620 que muestran el cambio en la intensidad del triplete de Ca II en emisión, entre 2006-2014. Las líneas rojas indican la posición del triplete de Ca II en 8498, 8542 y 8662 Å. El telescopio/instrumento utilizado para realizar la observación se indica sobre cada espectro a la izquierda, y la fecha de la observación a la derecha. Panel inferior: Tiempo vs. Ancho equivalente. Figura que representa el cambio en la intensidad del triplete de Ca II observado en los espectros de SDSS J1617+1620. Figuras extraídas de [Wilson et al. \(2014\)](#).

Adicionalmente, [Wilson et al. \(2015\)](#) y [Manser et al. \(2016a,b\)](#) analizaron 10, 12 y 9 años de espectroscopía óptica de los objetos SDSS J0845+2257, SDSS J1228+1040, y SDSS J1043+0855, respectivamente. Estos autores reportaron cambios en la morfología del triplete de Ca II. Los primeros espectros tomados muestran que el pico hacia el rojo del triplete de Ca II es más intenso, pero en observaciones más recientes este pico ha disminuido en intensidad. Por el contrario, el pico azul inicialmente era menos intenso y se ha ido incrementando, volviéndose ligeramente más intenso que el pico rojo en las últimas observaciones (ver Figura 2.21). [Manser et al. \(2016a\)](#), inicialmente propusieron que la variación en las velocidades al rojo y azul implica una asimetría en el borde del disco interno, ya que una órbita Kepleriana circular produciría velocidades idénticas, y por lo tanto, picos idénticos. Es decir, las variaciones observadas indicarían que el borde interior del disco gaseoso no es circular.

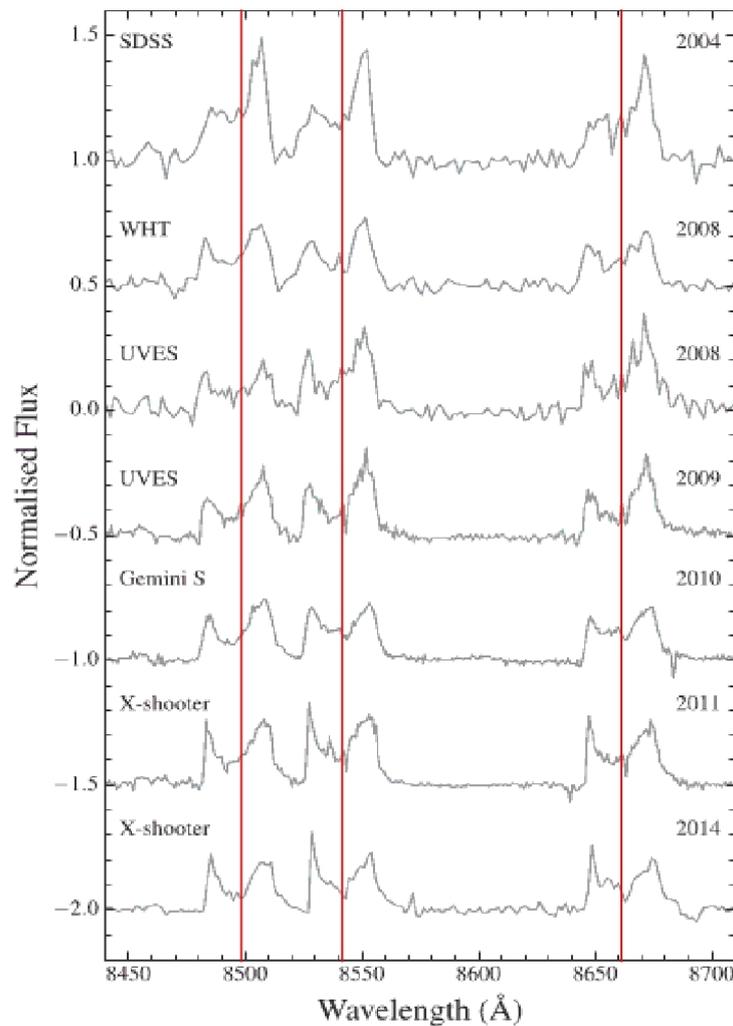


Figura 2.21: Espectros normalizados de SDSS J0845+2257, que muestran el cambio en la morfología del triplete de Ca II en emisión, entre 2004-2014. Los espectros más tempranos presentan una pronunciada asimetría entre los dos picos, con el pico rojo significativamente más intenso. Esa diferencia con el tiempo se fue desvaneciendo, y en observaciones más recientes el pico azul presenta mayor intensidad. Las líneas rojas indican la posición del triplete de Ca II en 8498, 8542 y 8662 Å. El telescopio/instrumento utilizado para realizar la observación se indica sobre cada espectro a la izquierda, y la fecha de la observación a la derecha. Figura extraída y adaptada de [Wilson et al. \(2015\)](#).

Además del triplete de Ca II, [Gänsicke et al. \(2006\)](#) reportaron la detección de líneas de Fe II 5169/5197 Å en emisión. Sin embargo, estas líneas eran demasiado débiles y no pudieron resolver

la forma de sus perfiles. Las líneas de Fe II 5169/5197 Å también fueron detectadas por [Manser et al. \(2016a\)](#) (panel superior de la Figura 2.22), quienes hallaron además otras líneas de emisión en sus espectros, tales como O I, Mg I, Mg II, Fe II. Estos elementos presentaban perfiles diversos, los cuales se atribuyeron a diferentes distribuciones del material gaseoso en el disco. En el panel inferior se pueden ver los diferentes perfiles detectados por estos autores. Por ejemplo, las líneas O I en  $\sim 7774$  y  $8446$  Å muestran un claro perfil asimétrico dominado por el rojo, que tiene la forma opuesta del triplete de Ca II. Los dos perfiles de emisión en  $\sim 8245$  (O I) y  $\sim 9250$  (O II y Mg II) se encuentran *blendados*. Estas líneas, eran bastante débiles y por lo tanto a estos autores no les fue posible hacer un análisis más profundo.

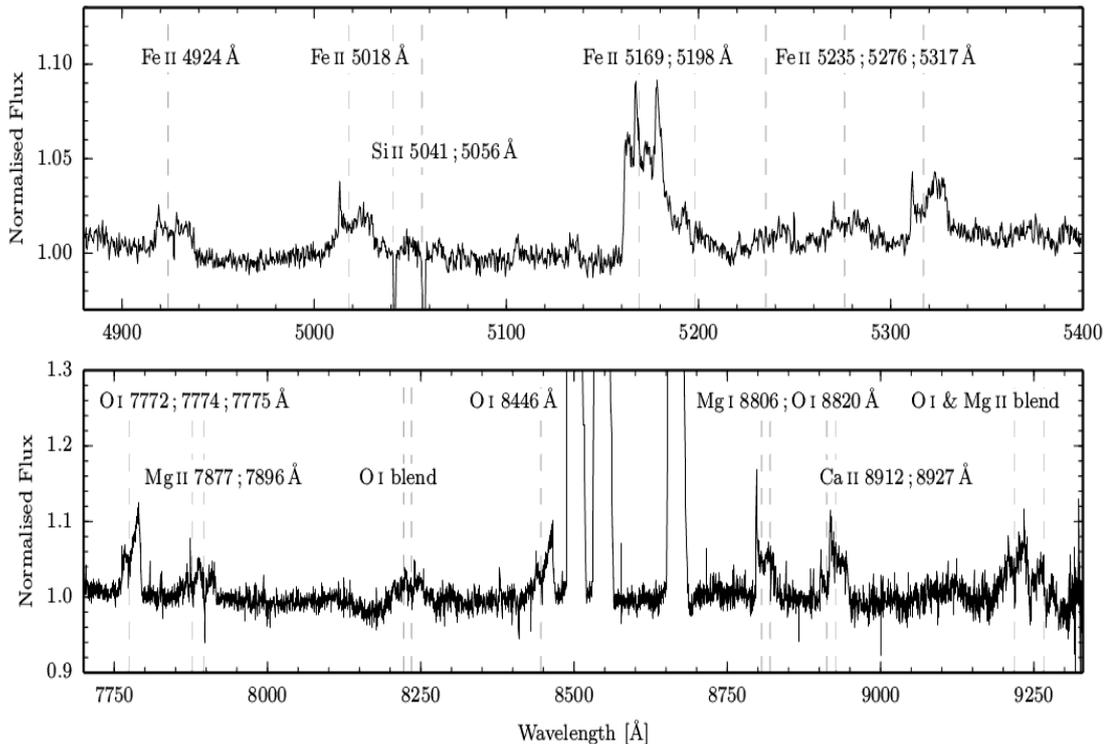


Figura 2.22: Espectros normalizados de SDSS 1228+1040, obtenidos con *VLT/X-Shooter*. El panel superior muestra las líneas de emisión de Fe II, mientras que en el panel inferior se presentan las líneas de O I y Mg I. Figura extraída de [Manser et al. \(2016a\)](#).

Por otro lado, [Debes et al. \(2012b\)](#) reportaron la presencia de gas circunestelar en la enana blanca WD 1124–293, a través de la detección de líneas de absorción inusuales en sus espectros. Dicha detección, se basó en el análisis de casi tres docenas de espectros individuales de alta resolución, tomados con el espectrógrafo MIKE ubicado en el Telescopio *Magellan/Clay*, en el Observatorio Las Campanas. La suma de estos espectros reveló una componente extra en las líneas de Ca II H & K ( $\lambda = 3968, 3933$  Å). Las líneas más intensas corresponden a la contribución fotosférica mientras que las líneas más débiles, que presentan un corrimiento hacia el azul (*blue-shifted*) respecto a la línea principal, serían consistentes con la presencia de un disco de gas tenue (ver Figura 2.23). Estos autores afirmaron que no encontraron ninguna evidencia de gas correspondiente al medio interestelar, por lo que la naturaleza del mismo es circunestelar. Esta estrella, en particular, no exhibe un exceso en IR en las observaciones infrarrojas de IRAC (*Spitzer*) entre  $3.6$  y  $8 \mu\text{m}$ . Este tipo de componente extra que aparece en las líneas de absorción se ha detectado también en estrellas de tipo espectral A, y se asocia a la presencia de exocometas (ver por ejemplo [Welsh & Montgomery, 2013, 2016](#)).

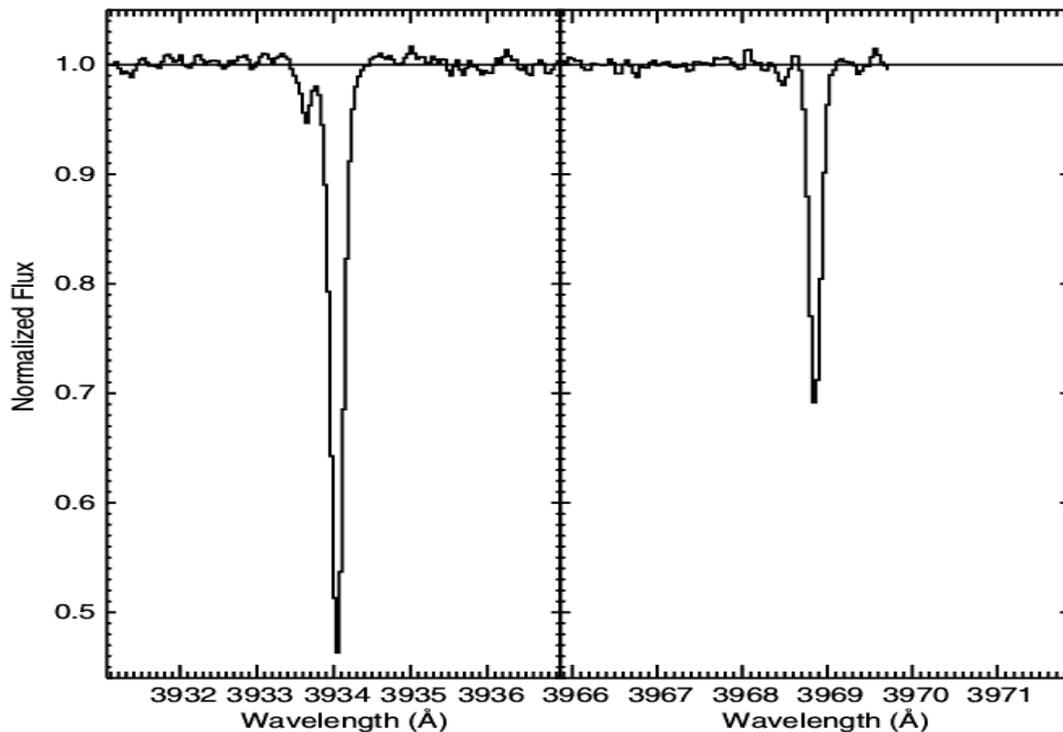


Figura 2.23: Espectro de la enana blanca WD 1124–293, que muestra la componente extra que aparece en las líneas de Ca II H & K ( $\lambda = 3968, 3933 \text{ \AA}$ ). Figura extraída de [Debes et al. \(2012b\)](#).

[Gänsicke et al. \(2012\)](#) a través de espectros obtenidos con el instrumento COS (Hubble), detectaron absorción circunestelar adicional en el doblete de Si IV ( $\lambda = 1394$  y  $1403 \text{ \AA}$ ) en las enanas blancas PG 0843+516 y SDSS J1228+1040, teniendo ambas estrellas un fuerte exceso IR. Estos autores determinaron que para la temperatura y la abundancia de Si de PG 0843+516, la intensidad de las líneas de Si IV es absolutamente incompatible con un origen puramente fotosférico. Más aún, al medir las longitudes de onda centrales del doblete de Si IV, encontraron que se encuentran desplazadas hacia el azul en  $25 \text{ km s}^{-1}$ . Para estos autores, la explicación más plausible es que hay una absorción adicional a lo largo de la línea de visión, asociada a gas caliente cercano a la enana blanca que es ópticamente delgado, excepto por las fuertes líneas de resonancia de las especies de alta ionización, como el Si IV. Observaciones ultravioletas de variables cataclísmicas (sistema binario formado por una enana blanca que acreta material de una compañera de secuencia principal) presentan características similares; estas fueron interpretadas como evidencia de la presencia de una capa de gas muy caliente ( $\sim 80000 \text{ K}$ ) cercano a la enana blanca ([Sion et al., 1998](#); [Long & Gilliland, 1999](#); [Long et al., 2006](#)).

#### 2.4.1 ¿Detección de un planeta en una enana blanca?

Recientemente, [Gänsicke et al. \(2019\)](#) reportaron el hallazgo de características inusuales en el espectro óptico de la enana blanca WD J0914+1914, la cual posee una temperatura muy elevada ( $27750 \text{ K}$ ). La Figura 2.24 muestra, con trazo de color negro, el espectro obtenido por estos autores empleando el espectrógrafo X-Shooter del telescopio VLT/ESO. Allí se evidencia la presencia de líneas en emisión anchas con forma de doble pico, tales como: en  $H_{\alpha}$  (panel *d* de la Figura 2.24) y O I en  $8446 \text{ \AA}$  (panel *e* de la Figura 2.24), lo cual indica que estas líneas tendrían un origen circunestelar. Notar, además que las líneas [S II] y del O I (paneles *a* y *c*) también muestran perfiles de doble pico, pero con una menor separación entre los mismos. Esto sugiere que dichas líneas

serían emitidas por material que se encuentra a mayor distancia de la enana blanca, comparado con aquel que produce las líneas más anchas ( $H\alpha$  y O I 8446 Å). Otras líneas en emisión, tales como: O I en 7774 Å (panel *e*) y del O I y del S I en aproximadamente 9200 Å evidencian picos múltiples y estructuras más complejas. En líneas de trazo de color gris se superpone el espectro de otra enana blanca, SDSS J1228+1040, en cual se evidencian características más comunes para este tipo de objetos, tales como: el triplete del Ca II en 8600 Å con perfiles de doble pico (panel *f*), líneas de O I (panel *e*) y del Fe II (panel *b*). Esto pone en evidencia la llamativa diferencia entre los espectros de los objetos mencionados y remarca el carácter inusual de WD J0914+1914.

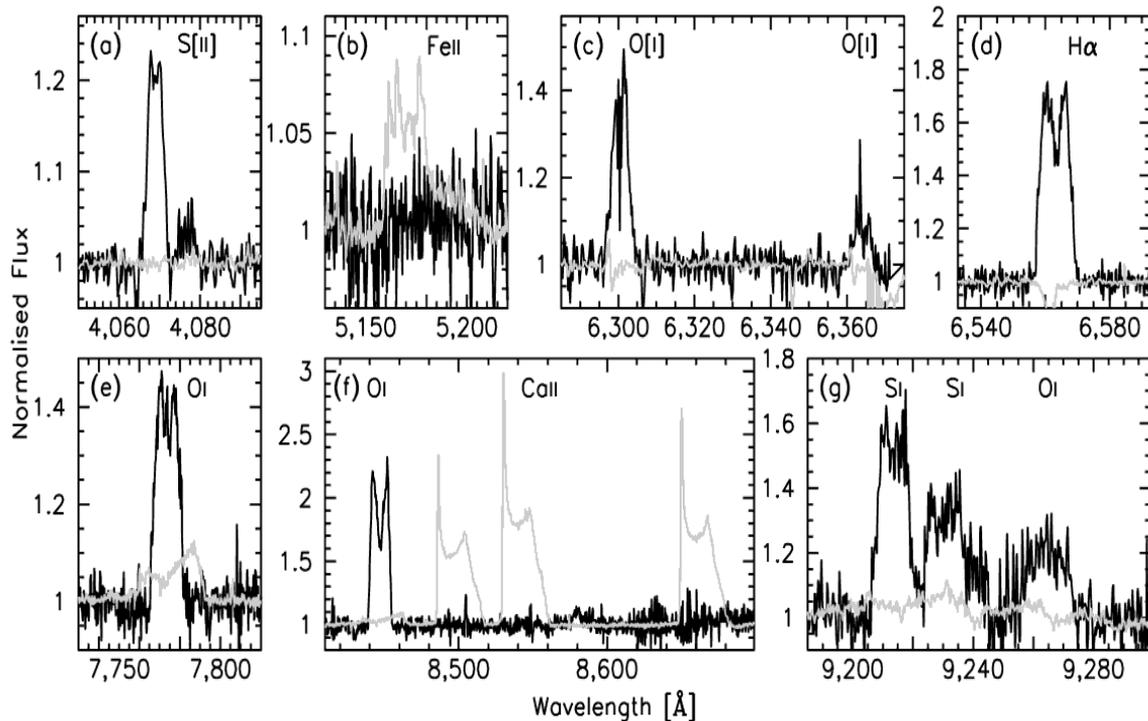


Figura 2.24: Espectro óptico de WD J0914+1914 en línea de trazo negro, superpuesto al espectro de la enana blanca SDSS J1228+1040, en línea de trazo gris. Notar la notable diferencia entre los mismos. En particular, el triple del Ca II en 8600 Å en emisión y con perfil de doble pico en SDSS J1228+1040, ausente en WD J0914+1914. Otras líneas, en particular  $H\alpha$ , [S II] y O I muestran perfiles con doble pico. Figura extraída del trabajo de Gänsicke et al. (2019).

Por otro lado, Gänsicke et al. (2019) también detectaron líneas fotosféricas intensas de hidrógeno en el espectro óptico de WD J0914+1914, lo cual se corresponde con el hecho de que se trata de una enana blanca con una atmósfera dominada por hidrógeno, además de numerosas líneas muy nítidas de oxígeno y de azufre, contaminando la atmósfera de esta enana blanca e indicando que este material está siendo acretado desde el disco circunestelar. En base a la abundancia de estos elementos estimaron una tasa de acreción de  $\sim 3.3 \times 10^9$  g/s, la cual se encuentra entre las más altas correspondientes a enanas blancas con atmósferas de hidrógeno contaminadas. Cabe mencionar que la tasa de acreción mencionada sólo incluye oxígeno y azufre, siendo la abundancia de estos elementos al menos un orden de magnitud superior a la de otras enanas blancas con atmósferas contaminadas.

Para explicar las características observadas en el espectro óptico de WD J0914+1914, Gänsicke et al. (2019) proponen la existencia de un exo-planeta del tamaño de Neptuno orbitando a una distancia de  $\sim 15 R_{\odot}$  (0.07 UA)<sup>11</sup> y sometido a un intenso flujo UV proveniente de la enana blanca

<sup>11</sup>Para explicar la existencia de un planeta tan próximo a la estrella central, Gänsicke et al. (2019) sugieren que las

caliente. La Figura 2.25 muestra una representación artística del supuesto planeta, en proceso de fotoevaporación, alrededor de la enana blanca.



Figura 2.25: Representación artística del planeta gigante orbitando a la enana blanca WD J0914+1914 en el disco de gas. El flujo de fotones UV que recibe de la enana blanca evapora su atmósfera compuesta principalmente de hidrógeno, oxígeno y azufre. Mientras que gran parte del hidrógeno es expulsado del planeta formando una cola similar a un cometa, el oxígeno y el azufre caen hacia adentro, formando un disco alrededor de la enana blanca. Las líneas de emisión de oxígeno, que se indican en color rojo, iluminan el disco interno. Las líneas de emisión de azufre azul son más fuertes en las regiones externas del disco. Figura tomada de sitio web <https://www.skyandtelescope.com/astronomy-news/white-dwarf-vaporizing-giant-planet/>. Crédito: Govert Schilling.

El flujo UV de WD J0914+1914 produce un efecto de fotoevaporación de los elementos de este planeta que contaminan la atmósfera de la estrella. Es decir, el flujo de fotones UV que el planeta recibe de la enana blanca evapora su atmósfera compuesta principalmente de hidrógeno, oxígeno y azufre. Gran parte del hidrógeno es expulsado del planeta, formando una cola similar a un cometa. La otra parte del material que escapa de la atmósfera del planeta (oxígeno y azufre principalmente) queda gravitacionalmente ligado a la enana blanca, formando un disco circunestelar que se detecta a través del doble pico de las líneas de emisión. El material de disco eventualmente es acreetado por la enana blanca, dando origen la contaminación fotosférica del oxígeno y del azufre. Estos autores estiman que la tasa de pérdida de masa del planeta debido al efecto de fotoevaporación UV es del orden de  $5 \times 10^{11}$  g/s.

## 2.4.2 Origen del disco de gas

En la literatura, se pueden encontrar tres propuestas que explican la presencia de la componente gaseosa en los discos de algunas enanas blancas. A continuación, se detallan dichas propuestas:

interacciones gravitacionales entre planetas en un sistema planetario múltiple pueden acercar a uno de ellos al objeto central donde los efectos de fuerzas de marea pueden circularizar la órbita. Este planeta posee una densidad muy baja y un tamaño aproximadamente 4 veces mayor al de la enana blanca.

### Sublimación del polvo en el borde interno del disco de escombros

Metzger et al. (2012) plantearon un esquema de evolución acoplada entre las componentes gaseosas y de polvo de los discos de escombros. Los compuestos sólidos del disco *debris* transportados hacia el interior (inicialmente debido a la conocida fuerza de arrastre de Poynting-Robertson<sup>12</sup>) se subliman a distancias de décimas de radios de la enana blanca ( $R_S \sim 2 \times 10^{10}$  cm), produciendo una fuente de gas que, en parte, es acretada hacia la superficie de la enana blanca. El resto del gas, por acción de la viscosidad del propio disco, se difunde hacia la parte más externa del disco, donde se superpone con el disco de polvo. Este proceso se encuentra esquematizado en la Figura 2.26. En este modelo no se considera la producción de gas debido a colisiones de partículas, como lo sugieren Jura (2008) y Farihi et al. (2009), ya que este mecanismo no puede mantener la producción continua de gas en una escala de tiempo suficientemente larga.

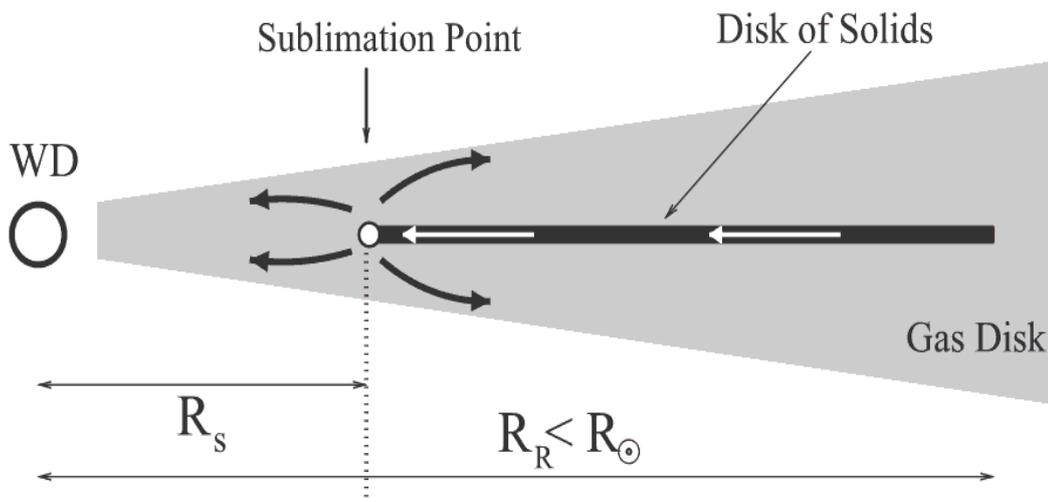


Figura 2.26: Esquema representativo del modelo de formación del disco gaseoso por sublimación del polvo en el borde interno del disco *debris*. Figura extraída del trabajo de Metzger et al. (2012).

Este modelo propone que si el acople aerodinámico entre las componentes gaseosas y sólidas del disco es suficientemente fuerte (y/o la viscosidad del disco suficientemente débil), la componente gaseosa del disco se localiza preferentemente en o cerca del radio de sublimación más rápidamente de lo que la viscosidad puede transportar gas hacia el exterior. Adicionalmente, como la tasa de acreción de sólidos aumenta con la densidad, esto favorece la aparición de una tasa de acreción de sólidos muy elevada o descontrolada (*runaway accretion*) la cual supera ampliamente a la acreción por el efecto Poynting-Robertson. Esta elevada tasa podría explicar las altas metalicidades en algunas enanas blancas.

### Cascada colisional o rompimiento de cuerpos con tamaños entre 1-100 Km

Este modelo, propuesto por Kenyon & Bromley (2017), considera que la formación del disco de gas se produce mediante la evaporación de un enjambre de pequeñas partículas sólidas. Es decir, se producen choques que destruyen y/o transforman sucesivamente cuerpos con dimensiones de asteroides (1-100 km) en partículas de polvo con tamaños  $< 1 \mu\text{m}$  dentro del radio de Roche de la enana blanca. Esto se conoce como “cascada colisional”. En la Figura 2.27, se muestra una

<sup>12</sup>Mecanismo por el cual las partículas de polvo del sistema solar se mueven lentamente en espiral hacia el Sol, debido a la componente de radiación solar opuesta al sentido del movimiento orbital de la mencionada partícula.

representación artística de cuerpos rocosos que colisionan y forman estos discos de polvo y gas. El efecto de vaporización de estos granos de polvo genera el gas del disco y procesos viscosos desparraman el gas en el disco. Parte del material del disco (gas y polvo) es acretado sobre la atmósfera de la enana blanca central. Las partículas sólidas contaminan la atmósfera de la misma.



Figura 2.27: Representación artística de la “cascada colisional”, es decir, cuerpos rocosos pequeños (por ejemplo asteroides) que colisionan y forman discos de polvo y gas. Figura tomada de la página: <http://internationalfiles.blogspot.com/2012/05/asteroid-collision-mars-and-jupiter.html>.

### Presencia de un planetesimal en una órbita muy cerrada

Esta hipótesis ha sido sugerida recientemente por [Manser et al. \(2019\)](#) y propone que la componente gaseosa puede ser originada por la presencia de un planetesimal denso (probablemente un núcleo de Fe, Ni) con suficiente fuerza de ligadura interna de tal manera que no sea “despedazado” por el objeto compacto central (la enana blanca). Este planetesimal orbita muy cercano al cuerpo central, tan cercano a la superficie de la estrella que el material del planetesimal podría sublimarse liberando gas, el cual podría contribuir a la componente gaseosa del disco. Alternativamente, el gas podría también originarse en colisiones entre el planetesimal y otros cuerpos pequeños del disco, produciendo pequeños granos de polvo que subsecuentemente sufren un proceso de evaporación o sublimación. En particular estos autores proponen la presencia de un planetesimal de alta excentricidad, cuyos pasajes por el periastro de la órbita explicarían la emisión variable (pero periódica,  $P \sim 2\text{h}$ ) encontrada en el triplete del Ca II de la enana blanca SDSS J1228+1040 (Figura 2.28).

Esta variación se ve reflejada en la distribución de intensidad en el espacio de velocidad del triplete de Ca II, que modela los perfiles de línea observados en SDSS J1228+1040 obtenidos con tomografía Doppler (Figura 2.29). En esta imagen, la enana blanca se encuentra en el centro, como un círculo blanco sólido. Las líneas blancas continuas representan la época y la línea de visión para cada observación (que fueron tomadas entre Marzo de 2003-Mayo de 2015). Asumiendo un período de precesión de  $\sim 27$  años, el perfil resultante sería un reflejo de la primera observación (línea blanca discontinua), y por lo tanto se esperaba que el triplete Ca II en diciembre de 2016 mostrara una morfología similar a la observada en 2003.

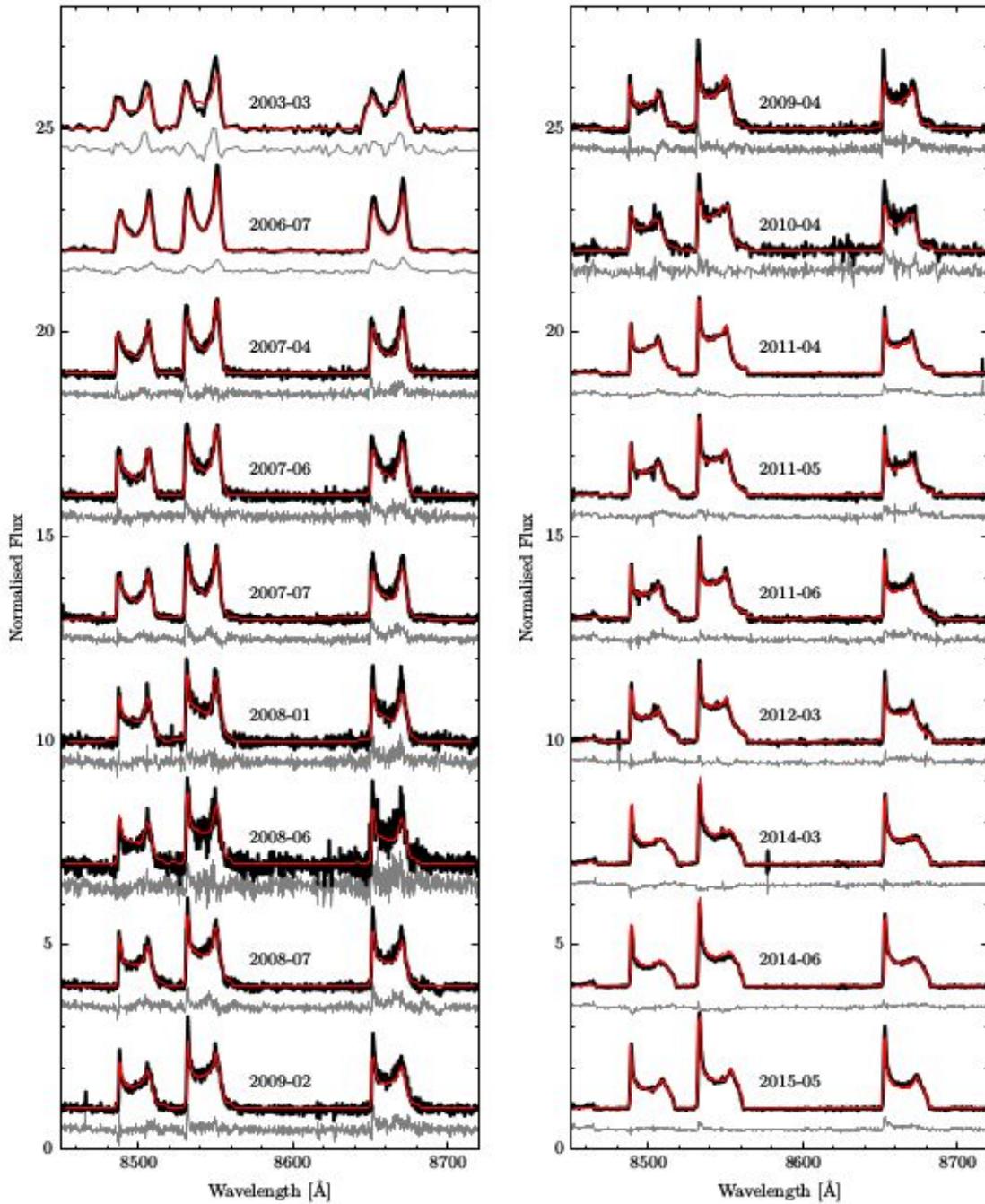


Figura 2.28: Espectros normalizados de SDSS J1228+1040 que muestran el cambio en la morfología del triplete de Ca II en emisión, entre 2003-2015. Figura extraída de [Manser et al. \(2016a\)](#).

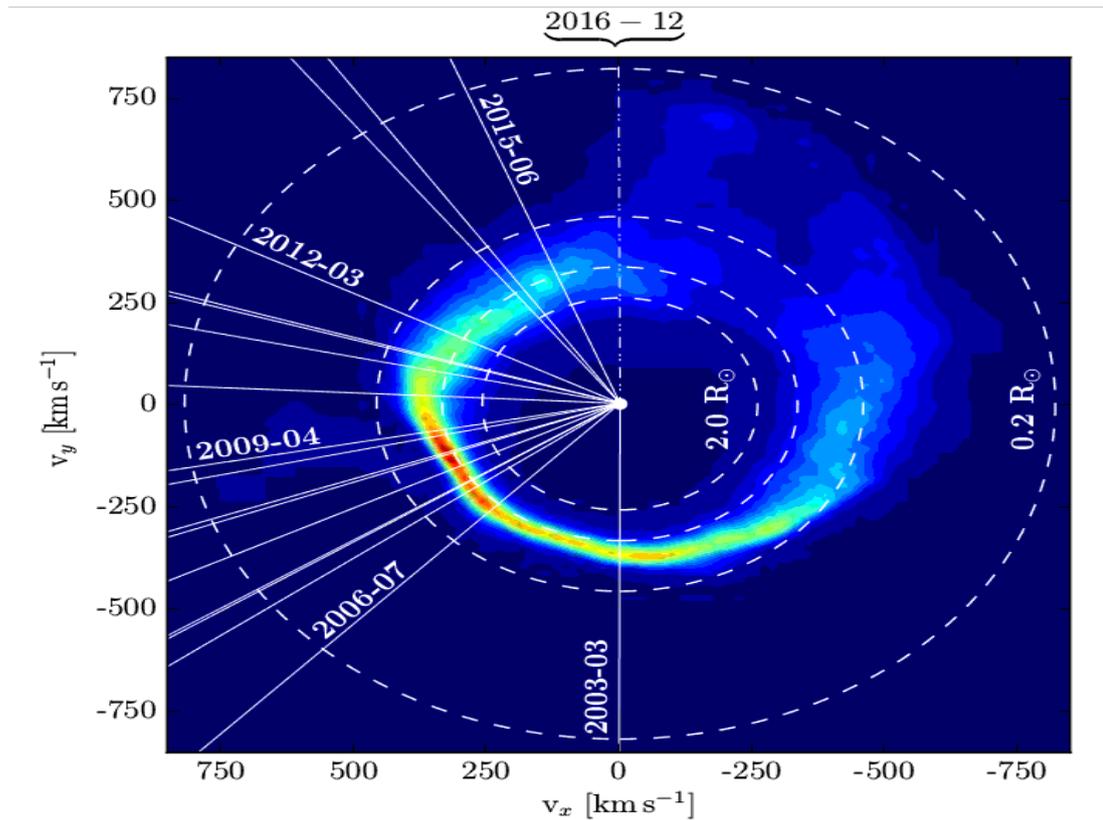


Figura 2.29: Distribución de intensidad en el espacio de velocidad del triplete de Ca II, que modela los perfiles de línea observados en SDSS J1228+1040 obtenidos con tomografía Doppler. La enana blanca se encuentra en el centro del mapa, como un círculo blanco sólido. Las líneas blancas continuas representan la época y la línea de visión para cada observación, entre Marzo de 2003-Mayo de 2015, y la línea blanca discontinua indica cuando se espera que el triplete Ca II muestre una morfología similar a la observada en 2003 (diciembre de 2016). Los círculos blancos a trazos indican la ubicación del material en una órbita kepleriana alrededor de la estrella. Figura obtenida de [Manser et al. \(2016a\)](#).



# Capítulo 3

## Análisis de evidencias de planetas en enanas blancas

Con el objetivo de contribuir a una mejor comprensión de la existencia de evidencias de planetas en enanas blancas, en este Capítulo se presenta un análisis de diversos índices de color en el infrarrojo cercano y medio para identificar enanas blancas con y sin discos de escombros. Se proponen criterios expeditivos, usando relevamientos en el infrarrojo (*2MASS* y *WISE*) que permitan seleccionar candidatos a poseer discos, que luego pueden ser confirmados a través de las SEDs. Se analiza también la metalicidad de las estrellas con y sin disco.

Adicionalmente, se presenta la detección de excesos IR (y por lo tanto de discos de polvo) en las SEDs de estrellas centrales de nebulosas planetarias. Se realizó una búsqueda de discos en estas estrellas, y un modelado de estos discos, con el objetivo de indagar sobre la existencia de discos en objetos estrechamente relacionados con las enanas blancas.

### 3.1 Índices de color en el infrarrojo cercano y medio de enanas blancas con y sin discos de escombros

Se construyó una muestra formada por enanas blancas, las cuales fueron clasificadas en estrellas con y sin disco según presentaran excesos IR en sus SEDs o no; estas sub-muestras constan de 42 y 52 objetos respectivamente. En un estudio previo (ver [Saker et al., 2013, 2015](#)), se presentaron resultados preliminares. Se recopilaron de la literatura parámetros estelares, tales como la metalicidad, y se buscaron para las dos sub-muestras analizadas las magnitudes J(1,25  $\mu\text{m}$ ), H(1,65  $\mu\text{m}$ ), K(2,17  $\mu\text{m}$ ) de *2MASS*<sup>1</sup> y W1(3,35  $\mu\text{m}$ ), W2(4,60  $\mu\text{m}$ ), W3(12,00  $\mu\text{m}$ ) de *WISE*<sup>2</sup>.

En la Figura 3.1 se muestran las distribuciones de metalicidades ( $\log[\text{Ca}/\text{H}]$ ) de las dos sub-muestras. Allí se ve claramente que las enanas blancas con discos son, en promedio, más ricas en metales que las sin discos. El test K-S<sup>3</sup> da una probabilidad  $P = 10^{-3}$  de que estas distribuciones representen una única población de objetos. Las medianas se detallan en la Tabla 3.1. Si se compara con la metalicidad del Sol ( $\log[\text{Ca}/\text{H}] = -5.66$ ), estos valores son pequeños, sin embargo se debe recordar que dada la alta gravedad superficial de las enanas blancas no se deberían encontrar elementos más pesados que hidrógeno o helio en sus atmósferas.

<sup>1</sup>Siglas en inglés de Two Micron All Sky Survey. Datos obtenidos de <https://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?submit=Select&projshort=2MASS>.

<sup>2</sup>Siglas en inglés de Wide-Field Infrared Survey Explorer. Datos obtenidos de <https://irsa.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Gator/nph-scan?projshort=WISE&mission=irsa>.

<sup>3</sup>Test estadístico de Kolmogorov-Smirnov ([Press et al., 1992](#)) el cual da un valor de probabilidad P de que dos muestras sean similares ( $P = 1$ ) o no ( $P = 0$ ).

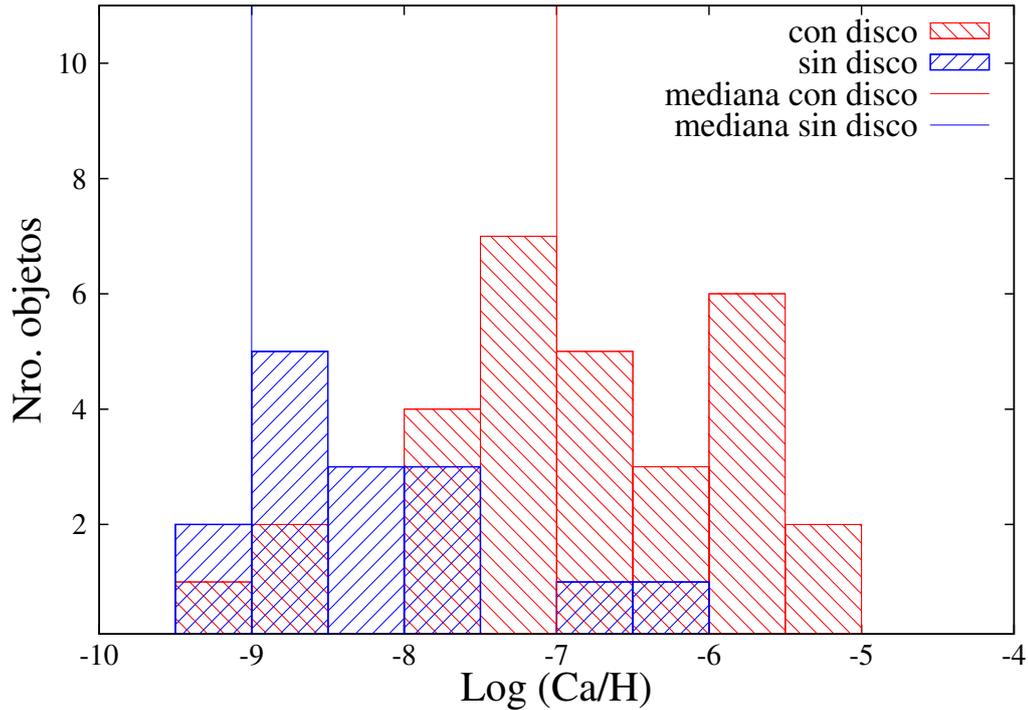


Figura 3.1: Distribución de metalicidad para las enanas blancas con disco (color rojo) y sin disco (color azul). Las líneas roja y azul corresponden a la mediana de cada distribución.

Tabla 3.1: Valores de las medianas en las distribuciones de metalicidad e índices de color H-K y W1-W2, para las enanas blancas con y sin disco.

enanas blancas	log[Ca/H]	H-K	W1-W2
Con disco	-7	0.24	0.45
Sin disco	-9	0.04	-0.03

Los histogramas de índice de color H-K y W1-W2 (paneles superior e inferior de la Figura 3.2, respectivamente) muestran que las enanas blancas que poseen disco tienden a tener un mayor índice de color que las estrellas sin disco. En ambos casos, el test K-S da una probabilidad  $P = 10^{-3}$  de que estas distribuciones representen un único grupo de objetos. Las medianas obtenidas se muestran en la Tabla 3.1. Si bien en ambos diagramas las sub-muestras se diferencian, cuanto mayor es la longitud de onda, más fácil es distinguir el contraste entre el disco y la estrella. Esto se ve reflejado en las diferencias entre los valores de las medianas, ya que el contraste de ambos grupos es mayor en los filtros de *WISE* (IR medio) que en los de *2MASS* (IR cercano).

En el diagrama W1-W3 vs. W1-W2 (panel superior Figura 3.3), se tiene que el 69% de las estrellas con disco tienen índices de color entre  $0.2 \leq W1-W2 < 1$ , mientras que el 86% de enanas blancas sin disco tienen índice de color  $W1-W2 < 0.2$ . Adicionalmente, el 90% de las estrellas con disco, tienen índices de color entre  $1 < W1-W3 < 4.5$ . En el diagrama J-H vs. H-W1 (panel inferior Figura 3.3), el 80% de enanas blancas con disco presentan índice de color  $H-W1 \geq 0.2$  y el 75% de las estrellas sin disco tienen índice de color  $H-W1 < 0.2$ . Aunque se puede ver nuevamente que el contraste disco-estrella aumenta cuanto mayor es la longitud de onda, hay que tener en cuenta que los errores fotométricos son grandes. Barber et al. (2014), realizaron un diagrama similar (J-H vs. H-W2), en el cual se compara la ubicación de cuatro enanas blancas candidatas a tener disco con la localización de las enanas blancas con disco conocidas (Figura 3.4). Estos autores obtuvieron que los colores de estas candidatas son comparables con las enanas blancas

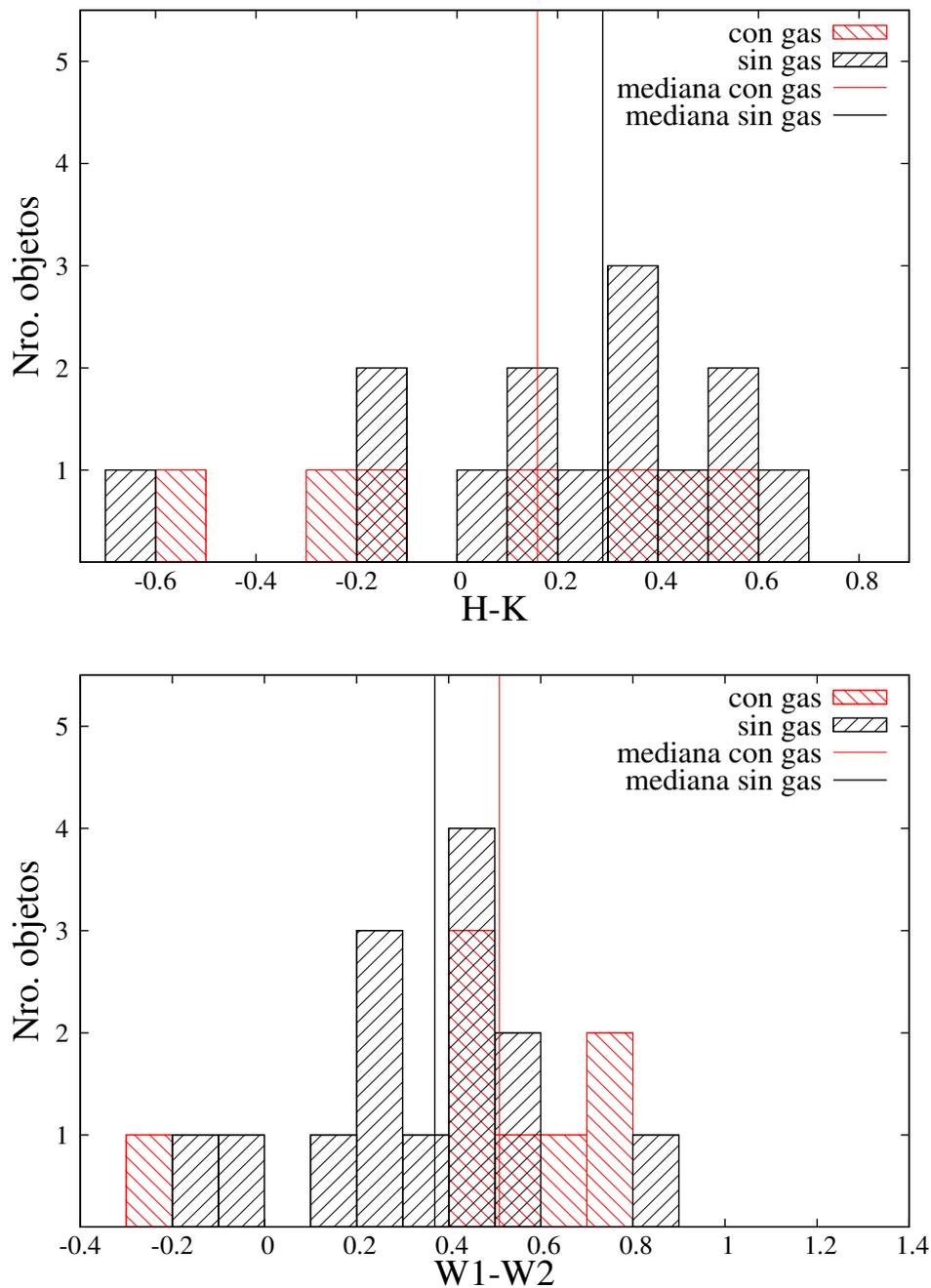


Figura 3.2: Distribuciones de índices de color H-K (panel superior) y W1-W2 (panel inferior) para las enanas blancas con disco (color rojo) y sin disco (color azul). Las líneas roja y azul corresponden a la mediana de cada distribución.

con disco confirmados. Cabe mencionar que las candidatas propuestas se encuentran incluidas en el presente análisis. Por lo tanto, en principio estos índices de color pueden ser utilizados para identificar mediante observaciones fotométricas candidatas a enanas blancas con discos.

En la Figura 3.5 (Metalicidad vs. H-W1), se puede volver a ver que las sub-muestras se separan bien en aquellos parámetros que están relacionados con el disco (metallicidades y colores). El 89% de las enanas blancas con excesos IR presentan  $\log[\text{Ca}/\text{H}] \geq -8$ , y el 90% de las enanas blancas sin excesos tienen  $\log[\text{Ca}/\text{H}] < -8$ .

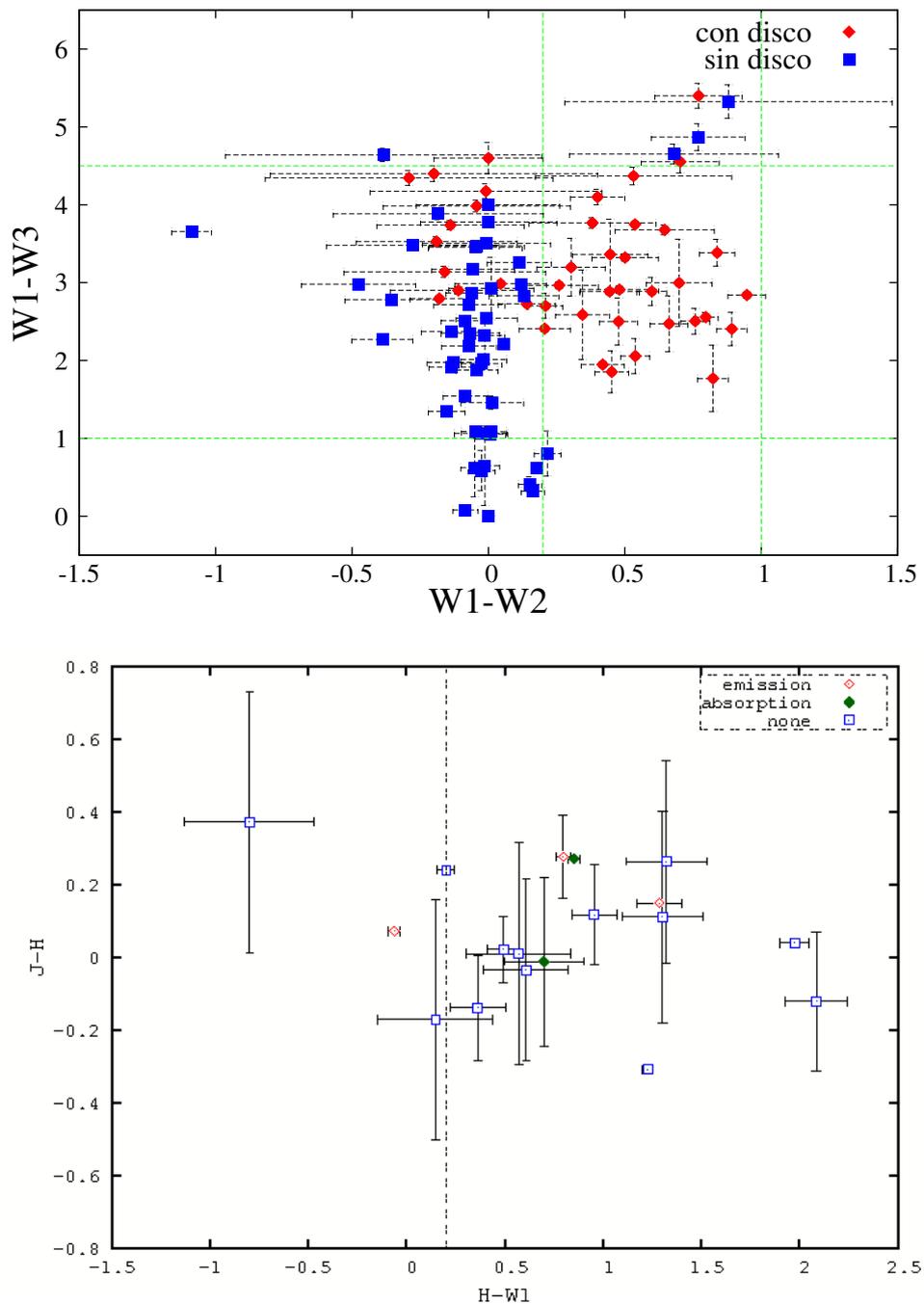


Figura 3.3: Diagramas color-color  $W1-W3$  vs.  $W1-W2$  (panel superior) y  $J-H$  vs.  $H-W1$  (panel inferior). Las enanas blancas con disco se presentan con rombos color rojos y las sin disco con cuadrados color azul, con sus respectivas incertezas. Las líneas de trazos verdes definen regiones donde preferentemente yacen los objetos con disco.

### 3.1.1 Resultados

Se analizó una muestra formada por un grupo de enanas blancas, las cuales fueron clasificadas en estrellas con y sin disco según presentaran excesos IR en sus SEDs o no. En el histograma de metalicidades (Figura 3.1) se ve claramente que las estrellas con disco son, en promedio, más ricas en metales que las sin disco. Este resultado es consistente con la idea de que la atmósfera contaminada de estas estrellas es producto de la acreción de cuerpos rocosos menores. Al analizar los histogramas de índices de color  $H-K$  y  $W1-W2$  (paneles superior e inferior de la Figura

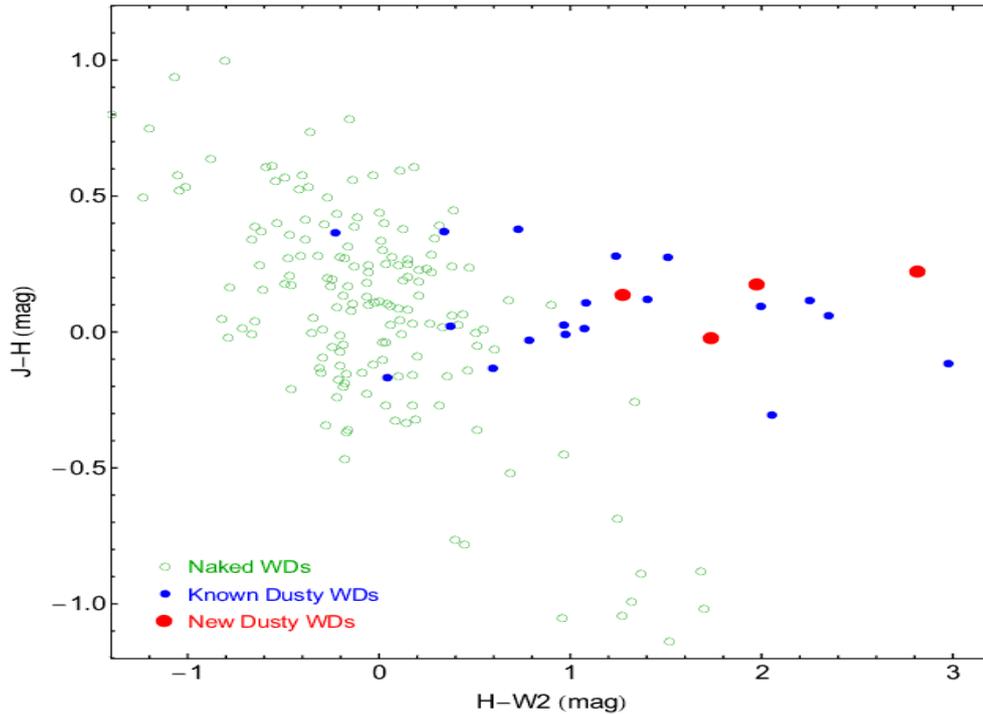


Figura 3.4: Diagrama J-H vs. H-W1 obtenido por Barber et al. (2014). Las enanas blancas sin disco (conocido) se muestran con círculos verdes vacíos, mientras que los colores de las estrellas con disco de polvo conocidas y los cuatro nuevos candidatos se muestran como pequeños círculos azules y rojos grandes, respectivamente.

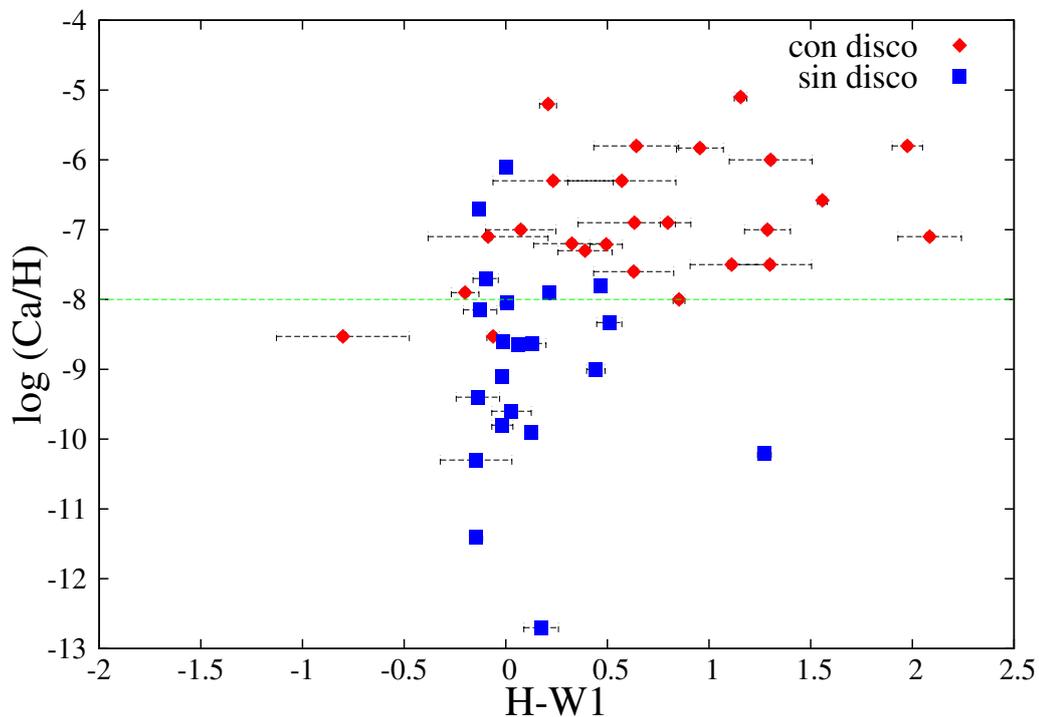


Figura 3.5: Metalicidad vs. H-W1. Las enanas blancas con disco se presentan con rombos color rojo y las sin disco con cuadrados color azul, con sus respectivas incertezas.

3.2), se puede ver que los objetos con disco son más rojos. Además, cuanto mayor es la longitud de onda, más fácil es distinguir el contraste entre el disco y la estrella. Esto se ve reflejado en

las diferencias entre los valores de las medianas (Tabla 3.1), ya que el contraste de ambas sub-muestras es mayor en los filtros de *WISE* (IR medio) que en los de *2MASS* (IR cercano). Por lo tanto, las sub-muestras se separan bien en aquellos parámetros que están relacionados con el disco, tales como metalicidades y colores.

Al analizar los diagramas color-color, se ve que las estrellas con y sin disco se diferencian. Si bien los errores fotométricos son grandes, en el diagrama  $W1-W3$  vs.  $W1-W2$  (panel superior Figura 3.3), se tiene que el 69% de las estrellas con disco tienen índices de color entre  $0.2 \leq W1-W2 < 1$ , mientras que el 86% de enanas blancas sin disco tienen índice de color  $W1-W2 < 0.2$ . Adicionalmente, el 90% de las estrellas con disco, tienen índices de color entre  $1 < W1-W3 < 4.5$ . Como se mencionó anteriormente, cuanto mayor es la longitud de onda, el contraste disco-estrella aumenta, por lo que la combinación de filtros entre el IR cercano (H) y medio (W1) facilita identificar potenciales enanas blancas con discos, ya que en el diagrama  $J-H$  vs.  $H-W1$  (panel inferior Figura 3.3) el 80% de enanas blancas con disco presentan índice de color  $H-W1 \geq 0.2$  y el 75% de las estrellas sin disco tienen índice de color  $H-W1 < 0.2$ . Por último, en el diagrama Metalicidad vs.  $H-W1$  (Figura 3.5), se puede ver que el 89% de las estrellas con disco presentan metalicidad  $\log[Ca/H] > -8$ . Es decir que en principio, los índices de color analizados pueden emplearse para identificar candidatas a enanas blancas con discos. SEDs detalladas (ver Saker et al., 2013) permitirán luego confirmar la presencia de excesos de color atribuibles a la presencia de discos *debris* en este tipo de estrellas evolucionadas.

## 3.2 Discos *debris* en estrellas centrales de nebulosas planetarias

Guiados por la presencia de planetas y discos de polvo en estrellas en etapas finales de su evolución, Su et al. (2007) decidieron investigar si estrellas centrales de nebulosas planetarias presentan o no discos de escombros. Para ello, analizaron datos o flujos obtenidos con los 3 instrumentos de *Spitzer* (IRAC, MIPS e IRS) de la nebulosa *Helix* (NGC 7293), que se encuentra a 219 pc (Harris et al., 2007) y además, es una de las nebulosas más estudiadas de la literatura. La estrella central de la nebulosa, (WD 2226+210), es una enana blanca caliente, de  $\sim 110,000$  K y una masa de  $0.58 M_{\odot}$  (Napiwotzki, 1999; Traulsen et al., 2005). La Figura 3.6, muestra la región central de la nebulosa (campos de  $15.4' \times 12.5'$ ) en las bandas 3.6, 4.5, 5.8, y  $8.0 \mu\text{m}$  de IRAC, y en las bandas 24, 70, y  $160 \mu\text{m}$  de MIPS.

Estos autores encontraron exceso de emisión en el IR de una fuente puntual coincidente con la estrella central de esta nebulosa, en 8, 24 y  $70 \mu\text{m}$  (ver Figura 3.7). Dicho exceso se asoció a la presencia de un disco de polvo. Su et al. (2007) modelaron el exceso detectado, y suponiendo un modelo simple de disco de escombros ópticamente delgado, determinaron que el disco tiene temperaturas de cuerpo negro que van desde 86 K (ajustando los puntos en 24 y  $70 \mu\text{m}$ ) hasta 128 K (mejor ajuste considerando los puntos en  $8 \mu\text{m}$  y  $24 \mu\text{m}$ ); el polvo se distribuye en un anillo entre  $\sim 35$  y  $\sim 150$  UA de distancia de la estrella central y posee una masa de  $\sim 0.13 M_{\odot}$ . El origen sugerido para este disco es la producción de polvo por colisiones entre objetos análogos al Cinturón de Kuiper, o la desintegración de cometas de una nube (similar a la nube de Oort) que han sobrevivido a la evolución de la estrella central.

Motivados por la detección de un disco de polvo en *Helix*, Chu et al. (2011) realizaron un estudio con el instrumento MIPS de  $24 \mu\text{m}$  (*Spitzer*) de 71 enanas blancas o pre-enanas blancas calientes. De esta muestra, 9 objetos presentaban excesos en  $24 \mu\text{m}$ . Bilíková et al. (2012) analizaron imágenes de archivo de IRAC y MIPS (*Spitzer*) de 72 nebulosas planetarias, con el objetivo de detectar estrellas centrales de nebulosas con excesos de IR e investigar posibles efectos evolutivos. De esta muestra, determinaron que solo en 8 casos el exceso de IR se originaba a partir de un disco de polvo. Estos autores, combinando su muestra con la de Chu et al. (2011),

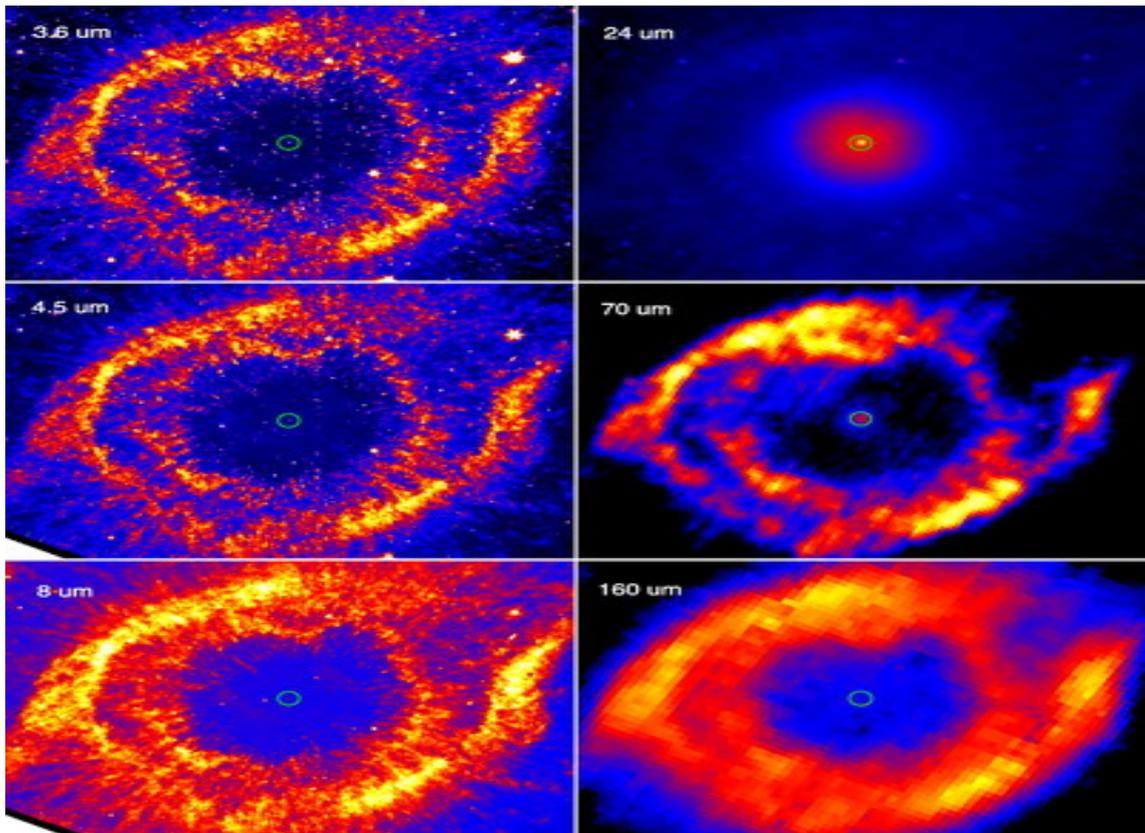


Figura 3.6: Campos de  $15.4' \times 12.5'$ , que muestran la región central de NGC 7293 (ó *Helix*) en las bandas 3.6, 4.5, 5.8, y 8.0  $\mu\text{m}$  de IRAC, y en las bandas 24, 70, y 160  $\mu\text{m}$  de MIPS. Figura obtenida de [Su et al. \(2007\)](#).

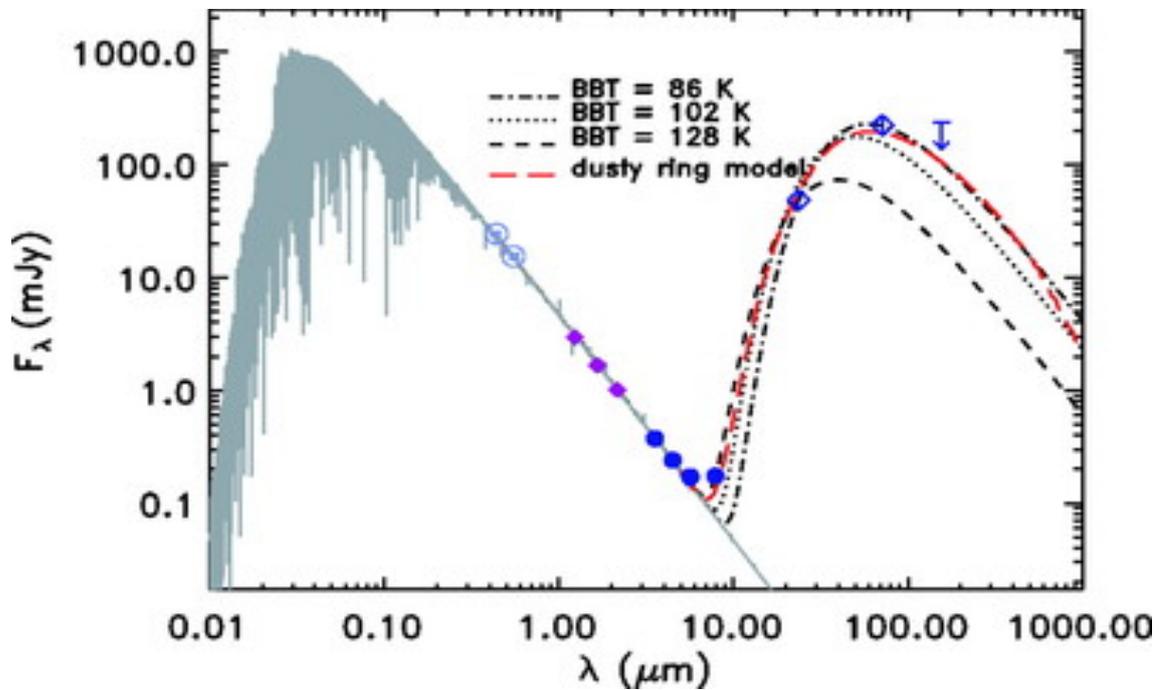


Figura 3.7: SED de WD 2226+210, donde se puede ver el exceso en IR, asociado a la presencia de un disco de polvo. Figura extraída de [Su et al. \(2007\)](#).

estimaron que este tipo de discos de polvo se encontraría alrededor del 17% de las enanas blancas y pre-enanas blancas, que se encuentran en el centro de una nebulosa planetaria. Adicionalmente, [Chu et al. \(2011\)](#) y [Bilíková et al. \(2012\)](#) se plantearon si el origen de estos es similar al de discos *debris* como sugirieron [Su et al. \(2007\)](#) o si están formados por la pérdida de masa de las estrellas durante la fase de rama gigante asintótica (AGB). Ambos escenarios se discutieron ampliamente por [Bilíková et al. \(2012\)](#), quienes señalaron la imposibilidad de discernir entre ellos; argumentando, además, que si bien de los excesos en la SED no es posible distinguir entre un disco o una cáscara esférica de polvo, la extinción baja de la mayoría de los sistemas sugiere que es más probable que el polvo se distribuya en un disco en lugar de una cáscara.

En un estudio más reciente, [Clayton et al. \(2014\)](#) analizaron una muestra de 9 estrellas centrales de nebulosas planetarias, con el objetivo de buscar exceso en sus SEDs. Estas estrellas fueron elegidas por ser de clase PG 1159, ya que se sabe que sus progenitores inmediatos a menudo tienen ambientes polvorientos compatibles con grandes discos de escombros. Estos autores encontraron que, en general, las estrellas PG 1159 no presentan estos discos con más frecuencia que otras estrellas centrales de nebulosas planetarias, aunque las estadísticas (5 objetos en total, teniendo en cuenta los detectados por [Chu et al. \(2011\)](#) y [Bilíková et al. \(2012\)](#)) son pobres. Por otro lado, analizando los colores y brillos de los discos en las estrellas con discos, y comparándolos con los de las estrellas que acaban de abandonar la fase AGB, sostuvieron que estos discos se formaron por las eyecciones de material durante la fase AGB.

En la actualidad, existe una falta de consenso con respecto al origen del disco. Para intentar clarificar este tema se realizó un modelado de estos excesos IR. Dicho análisis se presenta a continuación.

### 3.3 Modelado de discos en estrellas centrales de nebulosas planetarias

Se realizó una intensa búsqueda en la literatura con el fin de identificar todas las estrellas centrales de nebulosas planetarias (de aquí en adelante ECNP) conocidas al presente que presentan excesos IR en sus SEDs. A modo de ejemplo, en la Figura 3.8 se muestran las SEDs de tres ECNP con disco. Para cada objeto se recopiló de la literatura parámetros estelares tales como temperatura y luminosidad estelar, magnitudes y flujos y diámetro aparente de la nebulosa. Luego, se construyeron las SEDs de estas ECNP mediante VOSA<sup>4</sup> (VO Sed Analyzer). Esta herramienta permite, entre otras cosas, acceder y consultar 29 catálogos fotométricos en longitudes de onda desde el IR al UV. Si bien se encontraron 15 objetos en la literatura, 5 presentaban SEDs pobremente cubiertas por lo que la muestra analizada en este trabajo es de 10 ECNP. Una vez definida la muestra, se procedió a calcular los parámetros de los discos. La temperatura del disco ( $T_D$ ) se calculó substrayendo la contribución de la fotosfera a la SED observada y luego ajustando un cuerpo negro.

El radio del disco  $R_D$ , se calculó con dos métodos distintos. En el primer método se utilizó una expresión simple dada por [Wyatt \(2008\)](#):

$$R_{D,1} [UA] = \left( \frac{278.3}{T_D [K]} \right)^2 (L_E [L_\odot])^{1/2}, \quad (3.1)$$

con  $L_E$  la luminosidad de la estrella y  $T_D$  la temperatura del disco calculada anteriormente. En el segundo método se utilizó la fórmula obtenida por [Bilikova \(2012\)](#), quien calculó la distancia

<sup>4</sup><http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/>

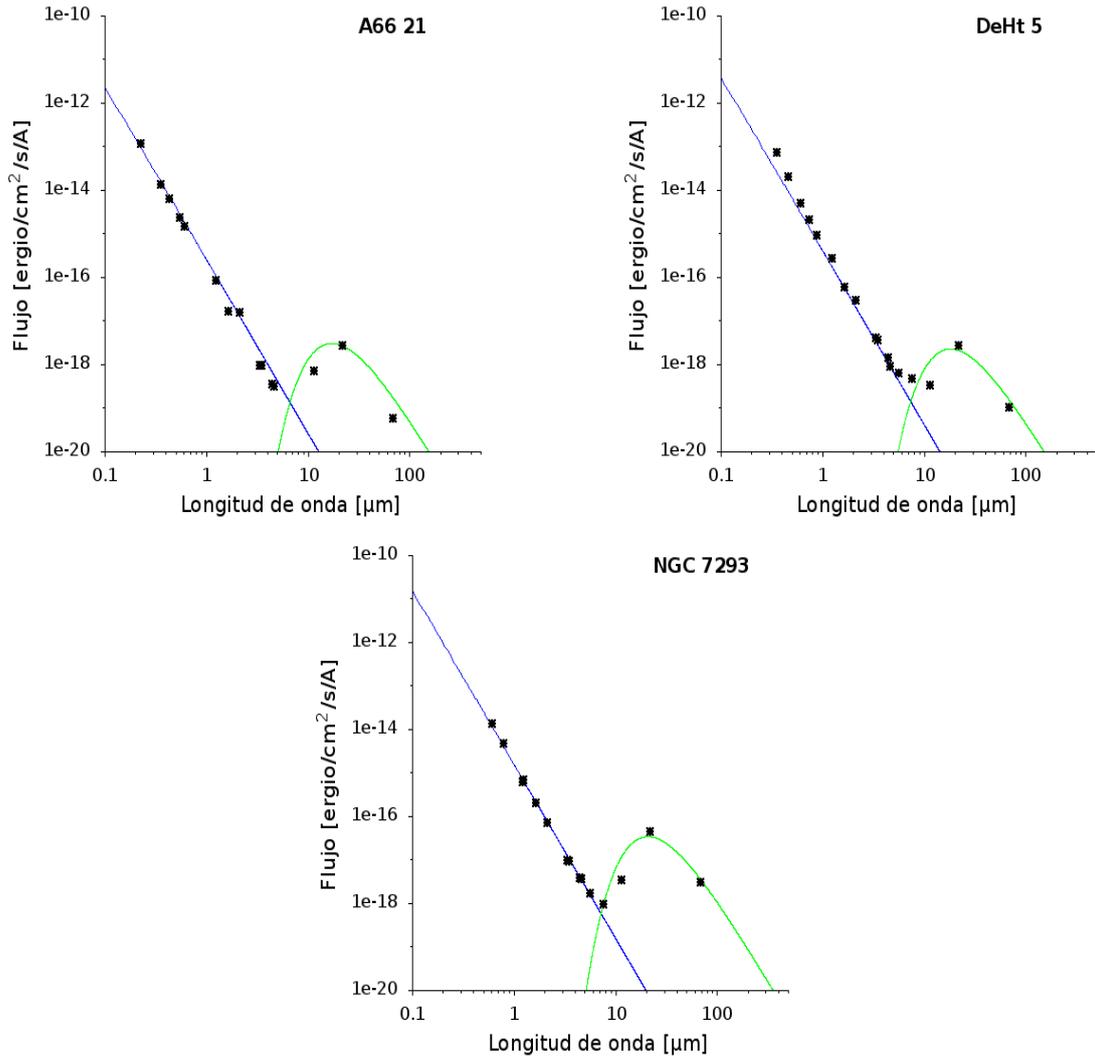


Figura 3.8: Ejemplos de ECNP con excesos IR. Las líneas azul y verde corresponde a los cuerpos negros ajustados a la estrella y al disco, respectivamente. Los puntos negros corresponden a los flujos observados, obtenidos del VOSA.

orbital del polvo, es decir  $R_{D,2}$ , utilizando una expresión para la temperatura de equilibrio del polvo ( $T_P$ ):

$$T_P [K] = (1 - a)^{1/4} \sqrt{\frac{R_E [UA]}{2R_{D,2} [UA]}} T_E [K] \quad (3.2)$$

donde  $a$  es el albedo del polvo,  $R_E$  el radio estelar y  $T_E$  la temperatura efectiva de la estrella. Esta autora planteó que el borde interior del disco de polvo está definido por la temperatura de sublimación de polvo, típicamente de  $T_P \sim 1500$  K, por lo que en última instancia, la  $T_E$  determina el radio interior de sublimación, suponiendo un  $R_E$  constante de  $1 R_\oplus$  y un albedo  $a \sim 0.1$ .

En la Tabla 3.2, se listan el diámetro aparente de la nebulosa, el valor obtenido para la temperatura del disco  $T_D$ , y los valores de radio interno obtenidos ( $R_{D,1}$  y  $R_{D,2}$ ). Al comparar los valores de  $T_D$  obtenidos en este trabajo con los de Bilíková et al. (2012), se obtuvo que las  $T_D$  determinadas caen dentro del rango estimado por estos autores o concuerdan dentro de un factor  $\sim 2$ .

Al analizar las dimensiones de los discos en ECNP y en enanas blancas, se puede observar que estos últimos son significativamente más pequeños. Para los discos en ECNP se obtuvo que tienen

Tabla 3.2: Valores obtenidos en este trabajo de  $T_D$  y  $R_D$  de las 10 ECNP analizadas y dimensiones aparentes de las nebulosas asociadas.

Nombre	Diámetro ap. [ $10^4$ UA]	$T_D$ [K]	$R_{D,1}$ [UA]	$R_{D,2}$ [UA]
Sh 2-188	44.3	600	1.4	8.6
Sh 2-216	74.3	150	20.1	111.4
NGC 2346	$14.9 \times 3.5^{(1)}$	750	1.2	10.6
A66 21	$37.1 \times 28.9^{(1)}$	150	35.6	350.6
NGC 2438	$8.3 \times 7.2^{(1)}$	100	124.9	1916.9
EGB 6	53.6	400	4.8	44.7
K 1-22	18.1	900	1.7	29.6
NGC 6853	16.3	550	3.0	34.1
DeHt 5	18.4	200	7.5	27.6
NGC 7293	17.3	100	64.3	508.7

Nota: <sup>(1)</sup> Para estas nebulosas de morfología no esférica, se detallan sus diámetros como semieje mayor  $\times$  semieje menor.

$R_{D,2}$  que van de algunas UA hasta miles de UA, mientras que los discos en enanas blancas, en la mayoría de los casos, tienen un  $R_D$  dado por el radio de sublimación del polvo (Saker et al., 2013). Además, al examinar los diagramas J–H vs. H–W1 y W1–W3 vs. W1–W2 se obtuvo que las ECNP con disco no se distinguen de aquellas sin disco. Esto difiere de los resultados obtenidos por Saker et al. (2015) para las enanas blancas con disco. Por lo tanto, en principio los índices analizados no permitirían la identificación de nuevas candidatas a ECNP con disco.

Al comparar los tamaños de los discos con el de la nebulosa asociada se obtuvo que, en general, los discos son muy compactos y pequeños en relación al radio o dimensión característica de la nebulosa. En la Figura 3.9 se muestra en forma esquemática para NGC 7293 una comparación entre el tamaño de la nebulosa ( $R_N$ ) y el radio promedio del disco asociado a la ECNP ( $R_{D,P}$ ).

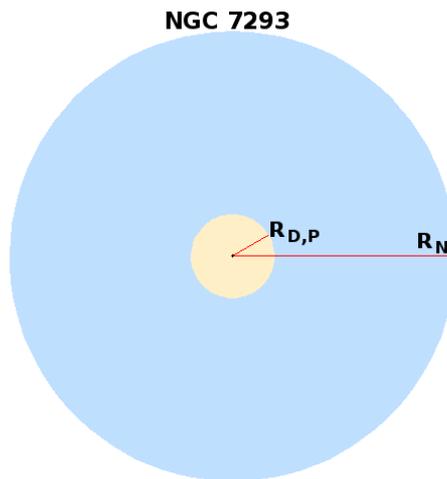


Figura 3.9: Esquema de NGC 7293 (*Helix*). Los círculos celeste y amarillo representan el tamaño de la nebulosa y el disco, respectivamente. El radio del disco ( $R_{D,P}$ ) ha sido aumentado en un factor 500 para permitir su visualización. El punto negro central es la ECNP.

### 3.3.1 Resultados

Se realizó una búsqueda en la literatura con el fin de identificar todas las ECNP conocidas al presente que presentan excesos IR en sus SEDs, con el fin de obtener parámetros de los discos tales como radio interno y temperatura; la muestra analizada es de 10 ECNP. En primer lugar, se modelaron las SEDs construidas con los datos del VOSA, utilizando un ajuste de cuerpo negro para la emisión fotosférica. Luego, se calculó la temperatura del disco substrayendo la contribución de la fotosfera estelar a la SED observada y posteriormente ajustando un cuerpo negro.

Al analizar las dimensiones de los discos en ECNP y en enanas blancas, se puede observar que estos últimos son significativamente más pequeños. Además, al examinar los diagramas J–H vs. H–W1 y W1–W3 vs. W1–W2 se obtuvo que las ECNP con disco no se distinguen de aquellas sin disco y por lo tanto, los índices analizados no permitirían la identificación de nuevas candidatas a ECNP con disco. Al comparar los tamaños de los discos con el de la nebulosa asociada se obtuvo que los discos son pequeños en relación a la dimensión característica de la nebulosa.

Las propiedades de los discos de polvo detectados tanto en ECNP como en enanas blancas, proporcionan una visión global de la producción de polvo después de la secuencia principal. En el caso de las enanas blancas, la naturaleza de estos discos y su relación con sistemas planetarios parece estar bien establecida. No es éste el caso de los discos en ECNP cuyo origen resulta más controversial. La identificación de ECNP con discos y la caracterización de los mismos constituye un primer paso para entender si están vinculados a planetas (como en el caso de las enanas blancas) o, si por el contrario, son eyecciones de material estelar durante la fase de AGB.



# Capítulo 4

## Búsqueda de discos gaseosos en enanas blancas

### 4.1 Introducción

Como se vió en el Capítulo 2, si bien no hay aún planetas confirmados alrededor de enanas blancas, existen evidencias indirectas que sugieren la presencia de sistemas planetarios en estas estrellas. Tanto las líneas de metales que contaminan las atmósferas de  $\sim 25\text{-}50\%$  de las enanas blancas como así también la presencia de excesos IR en las SEDs de  $\sim 1\text{-}5\%$  de estas estrellas, son el resultado de un disco de polvo formado por la destrucción tidal de planetesimales y/o cuerpos rocosos menores. Como se mencionó en el Capítulo anterior, al menos un objeto (WD 1145+017), presenta eventos de tránsitos periódicos, causados por el paso de al menos seis planetesimales en desintegración.

Adicionalmente, como también se mencionó en el Capítulo 2, se han encontrado discos de gas en nueve de estas enanas blancas con discos de polvo, a través de la detección en sus espectros de líneas de emisión inusuales del triplete de Ca II en  $8600 \text{ \AA}$ . Estas enanas blancas con discos gaseosos tienen características estelares (masa, temperatura, etc.) similares a las cinco estrellas con discos de polvo a las que no se les ha detectado el disco de gas, ya que solo muestran el triplete de Ca II en absorción de origen fotosférico. Para intentar clarificar porqué estrellas de características similares tienen un disco de gas mientras que otras no y tratar de inferir la frecuencia de discos gaseosos en estos objetos, en este trabajo se duplicó el número de enanas blancas para las cuales se les ha buscado la existencia de una contraparte gaseosa a los discos de polvo. En este contexto se presentan espectros ópticos de un grupo de 13 enanas blancas. Esta muestra es combinada con las 16 estrellas de la literatura en las cuales se buscó la componente gaseosa, a fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos de gas en enanas blancas con discos de polvo.

### 4.2 Muestra seleccionada

Se seleccionaron 13 enanas blancas con excesos IR de nuestra muestra de estrellas con discos de polvo (Saker et al., 2013). Los objetos seleccionados tienen temperaturas comprendidas entre  $13000\text{-}22000 \text{ K}$  (rango de temperaturas en el que se han detectado discos de gas en estas estrellas) y poseen magnitudes  $V \sim 15.5$ . En la Tabla 4.1 se presentan las características de los objetos que conforman la muestra. El objetivo principal de este Capítulo es la detección del triplete de Ca II en emisión.

Tabla 4.1: Características de las enanas blancas analizadas\*.

Nombre	Magnitud	Temperatura** efectiva [K]	Masa [ $M_{\odot}$ ]	Distancia [pc]	Tipo espectral
WD 1448+411	15.00 (B)	14710	0.59	56	DA
WD 1457-086	15.77 (V)	14806	0.38	110	DA
WD 0106-328	15.50 (V)	15700	0.62	69	DAZ
WD 0420-731	15.61 (V)	17653	-	79	DA
GD 40	15.56 (V)	15300	0.67	64	DBAZ
GD 61	14.86 (V)	16810	0.70	52	DBAZ
WD 1046-017	15.77 (V)	15170	0.68	70	DB
WD 1150-153	16.00 (V)	11401	0.59	66	DA
WD 1541+650	15.70 (B)	11257	0.61	55	DA
GD 16	15.50 (V)	11500	0.59	48	DAZB
GD 56	15.50 (V)	14211	0.59	67	DA
WD 0836+404	15.64 (V)	12280	0.71	53	DA
WD 1116+026	14.57 (V)	11924	0.62	38	DA

\*Datos obtenidos de la base de datos *Montreal White Dwarf Database*.

\*\* Temperaturas determinadas mediante modelos sintéticos.

### 4.3 Observaciones

Las observaciones fueron realizadas con los telescopios de 8.1 metros Gemini Norte (Mauna Kea, Hawaii) y Gemini Sur (Cerro Pachón, Chile). Cada telescopio dispone de un conjunto de instrumentos que cubren las longitudes de onda ópticas e infrarrojas. En particular, cuenta con el instrumento *Gemini Multi-Object Spectrograph* (Gmos, [Hook et al., 2004](#)). En la Figura 4.1, se muestra el instrumento GMOS, montado en el telescopio Gemini Norte. De aquí en adelante, se denominarán GMOS-N y GMOS-S a los espectrógrafos GMOS ubicados en Gemini Norte y Sur, respectivamente. Estos instrumentos constan de tres detectores CCDs Hamamatsu de  $6266 \times 4176$  píxeles, dispuestos en una fila, con una separación entre cada chip de  $\sim 4.88''$  de ancho (61 píxeles en modo no bineado) para GMOS-S y  $5.41''$  de ancho (67 píxeles en modo no bineado) para GMOS-N. Este arreglo proporciona imágenes con un campo de visión de aproximadamente  $5.5' \times 5.5'$  y espectroscopía de rendija larga y rendija múltiple con cobertura de longitud de onda entre  $3600-10000 \text{ \AA}$ . Cada espectrógrafo posee varias redes de difracción que permiten alcanzar un poder resolvente  $R^1$  de hasta  $\sim 4400$  (para una ranura de  $0.5''$ ). Las características de estos telescopios y de los espectrógrafos GMOS los convierten en herramientas ideales para el estudio de enanas blancas, ya que esta clase de objetos tienen magnitudes  $V \sim 15$ , es decir, son normalmente débiles.

<sup>1</sup>El poder resolvente se define como  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$ .



Figura 4.1: Instrumento GMOS, montado en Gemini Norte. Figura extraída de <https://sciencesprings.wordpress.com/2019/08/22/from-gemini-observatory-revealing-the-intimate-lives-of-massive-galaxies/>.

Para este trabajo se utilizó el modo espectroscopía de rendija larga. Se obtuvieron seis exposiciones con la red R831 (831 líneas/mm) con un binnedo del CCD en la dirección espacial en un factor 4. Se emplearon dos tamaños de rendija, dependiendo de las condiciones de observación solicitadas (Banda I y II: IQ = 70%, CC = 70%, WV = any, SB = 80%, Banda III: IQ = 85%, CC = 80%, WV = any, SB = 80%)<sup>2</sup>. Para banda I y II, se utilizó la rendija de 0.75", mientras que para banda III, la rendija de 1.0". Para bloquear la contaminación de 2<sup>do</sup> orden de los espectros, se utilizó el filtro OG515 (G0330\_OG515 en GMOS-S y OG515\_G0306 en GMOS-N). Esta configuración proporciona una cobertura de longitud de onda de 7500 a 9750 Å y una resolución de ~2 Å. Los tiempos de integración fueron estimados para obtener una S/N ~ 100. Para eliminar los gaps que se ubican entre los CCDs y mejorar la relación S/N, los espectros fueron tomados en longitudes de onda central distintas. En la Tabla 4.2 se especifican las características de los datos obtenidos.

## 4.4 Reducción de datos

Para la reducción de los datos, se utilizaron las imágenes *bias* y *flat-field* y espectros de lámparas CuAr, los cuales forman parte de las *baseline calibrations*<sup>3</sup> tomadas por el observatorio. Tanto los espectros de lámparas CuAr como las imágenes *flat-field* fueron obtenidos el mismo día que los espectros de ciencia, para evitar variaciones abruptas en el tiempo. Las imágenes *bias* fueron tomadas en fechas cercanas a los turnos de observación (unos pocos días a un mes, aproximadamente). Los espectros fueron reducidos con el paquete GEMINI de IRAF (versión 2.16), siguiendo el procedimiento estándar. Los lineamientos generales para el proceso de reducción fueron los siguientes:

- Se combinaron los *bias* para crear un *master bias* con alta relación S/N.

<sup>2</sup>IQ: *Image Quality* (20%:Best, 85%: Poor); CC: *Cloud Cover* (50%:Clear, 80%: Cloudy); WV: *Water Vapor* (20%:Low, 80%: High); SB: *Sky Background* (20%:Darkest, 80%: Grey).

<sup>3</sup>conjunto de calibraciones estándar tomadas por el observatorio.

Tabla 4.2: Detalles de los datos espectroscópicos adquiridos.

Nombre	Programa	Fecha [UT]	$T_{exp}$ [s]	Rendija ["]	$\lambda_c$ [Å]
WD 1448+411	GN-2016A-Q-76	2016-06-24	899.99	1.00	8600-8650
WD 1457-086	GN-2016A-Q-76	2016-06-25/28	899.99	1.00	8600-8650
WD 0106-328	GS-2016B-Q-21	2016-10-10	360.00	0.75	8550-8600-8650
WD 0420-731	GS-2016B-Q-21	2016-10-09/10	360.00	0.75	8550-8600-8650
GD 40	GS-2016B-Q-21	2016-10-09	360.00	0.75	8550-8600-8650
GD 61	GN-2016B-Q-56	2016-11-03	250.00	0.75	8550-8600-8650
WD 1046-017	GN-2017A-Q-38	2017-04-15/16	600.00	0.75	8550-8600-8650
WD 1150-153	GN-2017A-Q-38	2017-04-16	600.00	0.75	8550-8600-8650
WD 1541+650	GN-2017A-Q-38	2017-04-16	450.00	0.75	8550-8600-8650
GD 16	GS-2017B-Q-74	2017-08-27	400.00	1.00	8550-8600-8650
		2017-10-18			
GD 56	GS-2017B-Q-74	2017-08-26	450.00	1.00	8550-8600-8650
WD 0836+404	GN-2018A-Q-307	2018-01-20	645.00	1.00	8550-8600-8650
WD 1116+026	GN-2018A-Q-307	2018-01-20	600.00	1.00	8550-8600-8650

- Se realizó la resta del nivel de *overscan*, la sustracción del *master bias* y el *trimsec* sobre los datos tanto de calibración como de ciencia. En el caso de las lámparas CuAr, adicionalmente se generó el mosaico y se realizó la interpolación de los gaps que se encuentran entre los CCDs.
- Dado que los *flats* poseen variaciones en la iluminación en función de la longitud de onda, se normalizaron y se aplicaron a los datos de ciencia.
- Se calibraron las lámparas CuAr, para poder calibrar en longitud de onda los espectros de ciencia.
- Se limpiaron los espectros de ciencia de rayos cósmicos.
- Se sustrajo el cielo de los datos de ciencia.
- Por último, se extrajeron los espectros de ciencia.

En el Apéndice A, se muestran el script de IRAF que se utilizó para la reducción de los datos y en el Apéndice B, se presentan los espectros obtenidos.

## 4.5 Triplete de Ca II

Se analizó la región comprendida entre los 8470-8750 Å, ya que se desea detectar la presencia de las líneas del triplete de Ca II en 8498, 8542 y 8662 Å. Para dos objetos (GD 40 y GD 16), se puede ver que dichas líneas aparecen claramente en absorción (Figura 4.2). Adicionalmente, WD 1150-153 y WD 1541+650 presentan las líneas en absorción, pero con menor intensidad. En el caso del resto de la muestra (9 objetos en total), las líneas no aparecen en los espectros analizados, ni en absorción ni en emisión (Figura 4.3).

Notar que, en el trabajo de Wilson et al. (2015) utilizaron el instrumento GMOS-S (Gemini) con una configuración instrumental idéntica a la utilizada en este trabajo (red R831 y rendija 1.0") y detectaron el triplete de Ca II en emisión en la enana blanca SDSS J0845+2257 (Figura 2.21). Esto indica que el instrumental utilizado en este trabajo es adecuado para la detección de tal característica espectral.

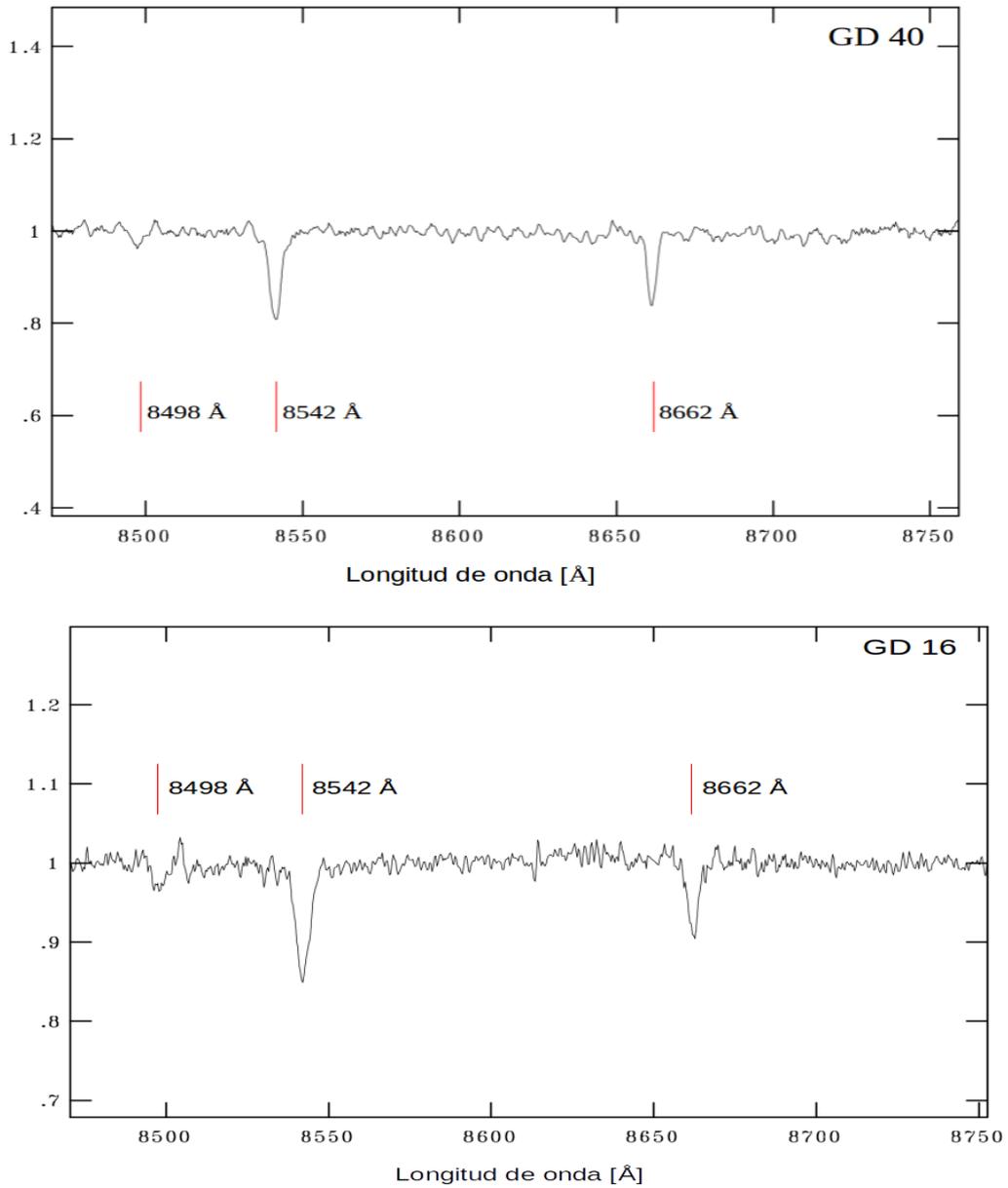


Figura 4.2: Espectro normalizado de GD 40 y GD 16, en la región comprendida entre los 8470-8750 Å. Las líneas rojas señalan la posición de las líneas del triplete de Ca II.

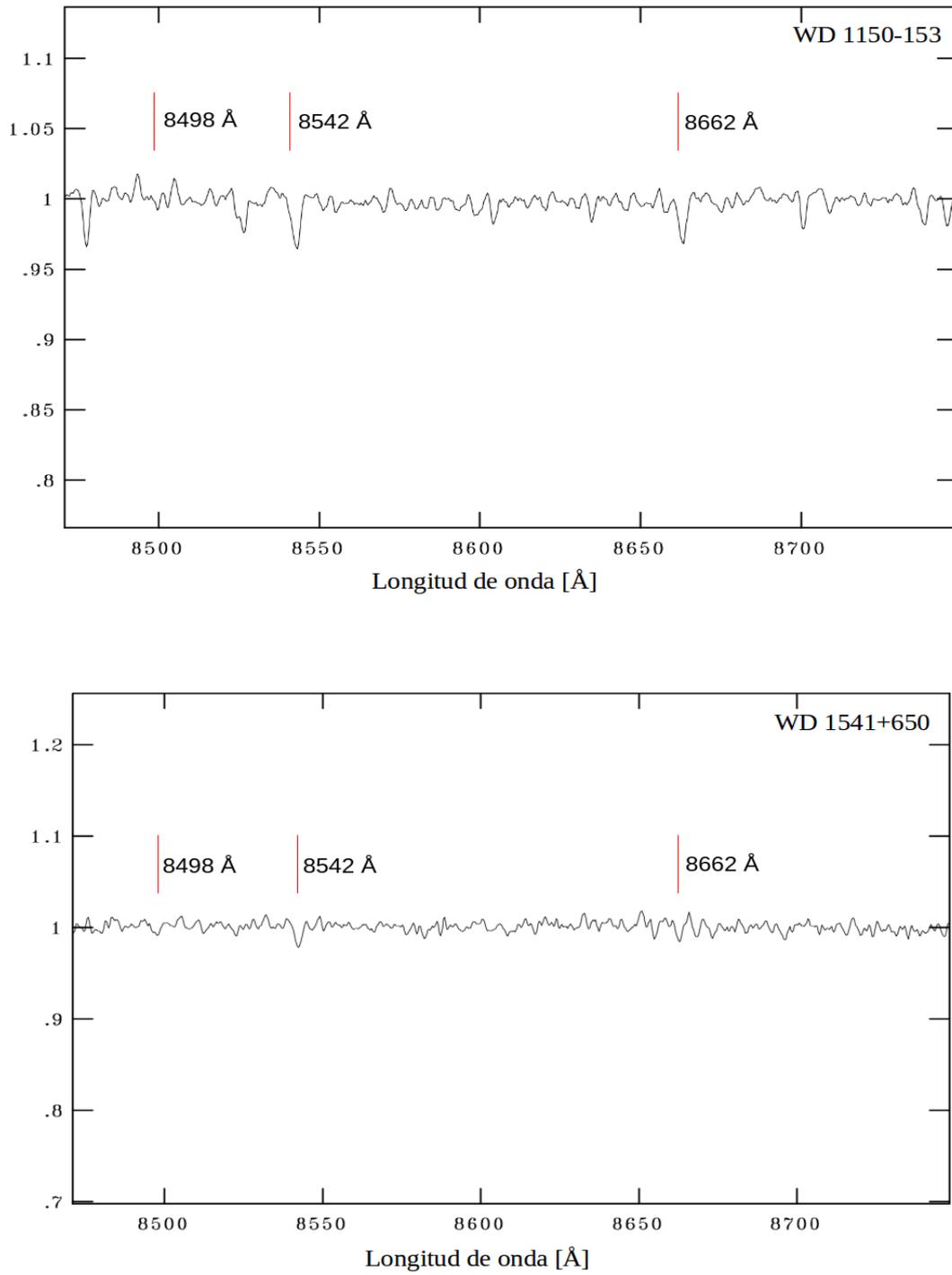


Figura 4.3: Espectro normalizado de WD 1150–153 y WD 1541+650, en la región comprendida entre los 8470-8750 Å. Las líneas rojas señalan la posición de las líneas del triplete de Ca II.

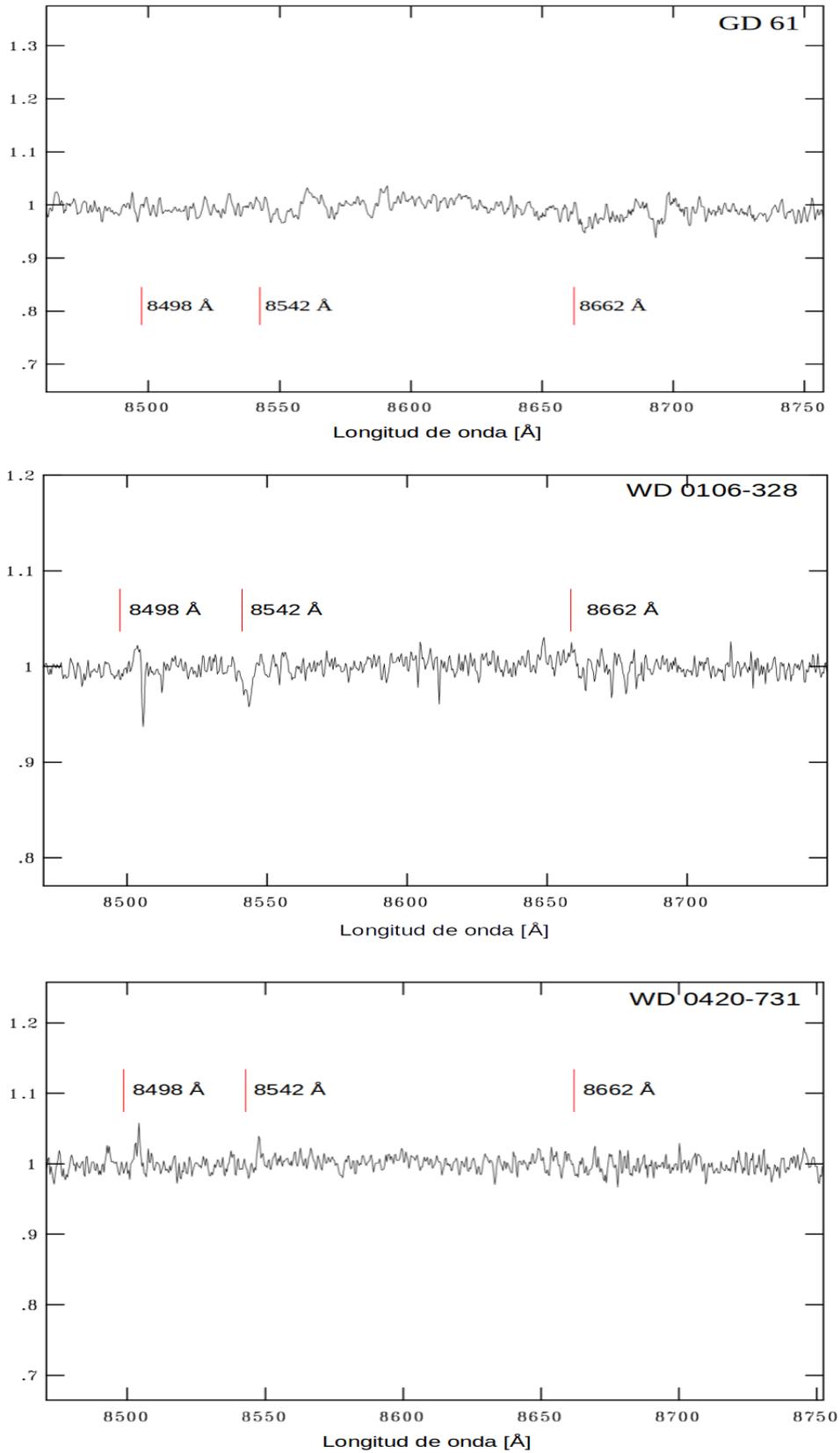


Figura 4.3: Espectros normalizados, obtenidos en este trabajo en la región comprendida entre 8470-8750 Å. Las líneas rojas señalan la posición de las líneas del triplete de Ca II.

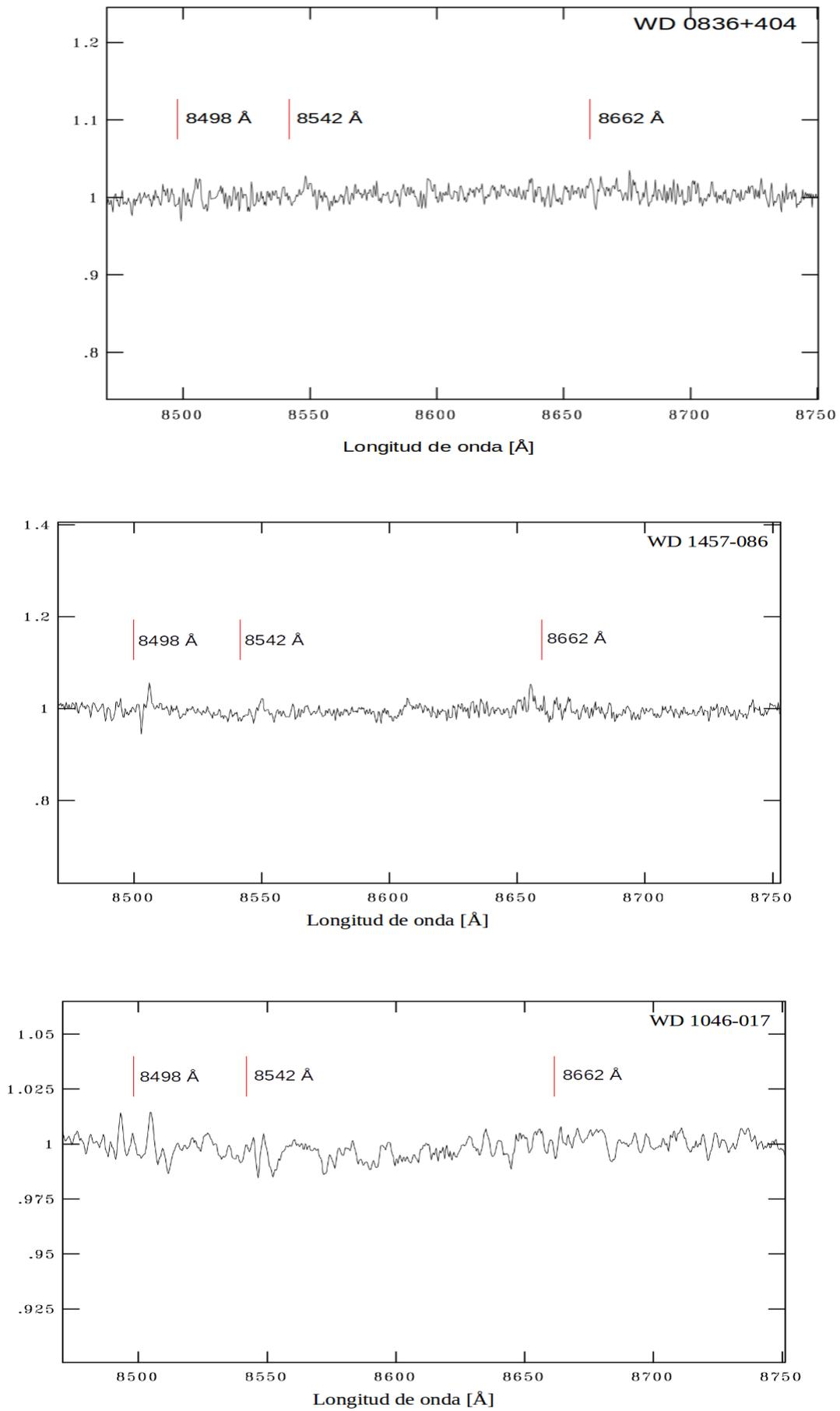


Figura 4.3: Continuación.

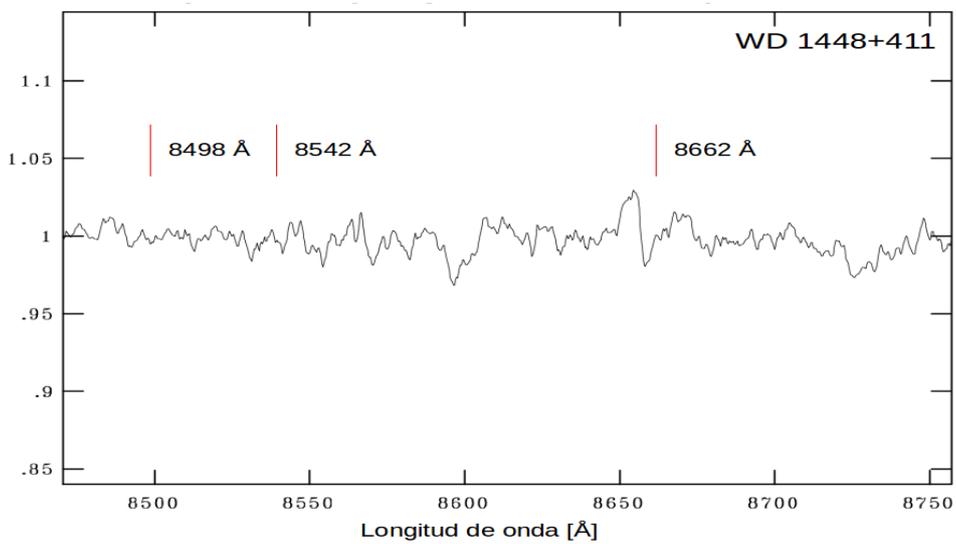
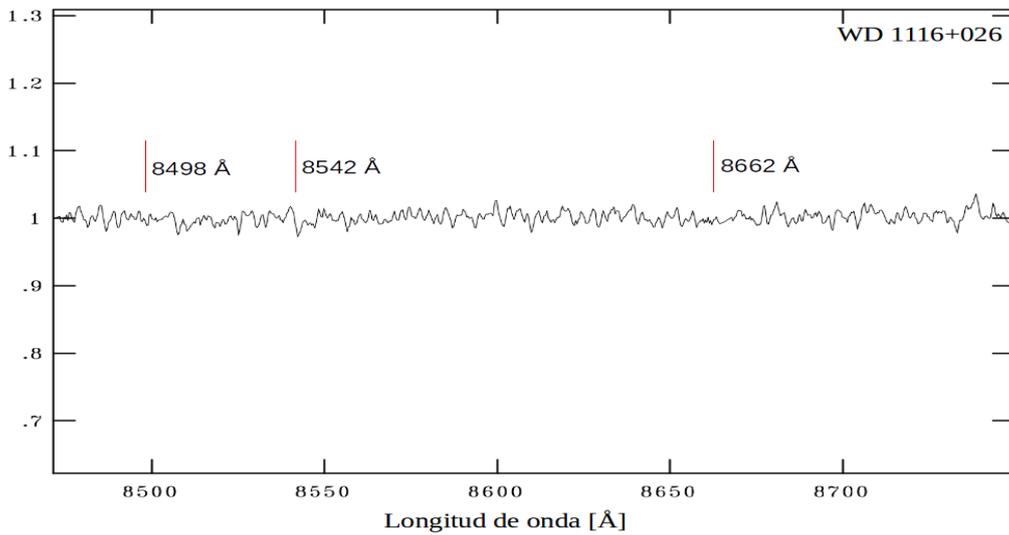
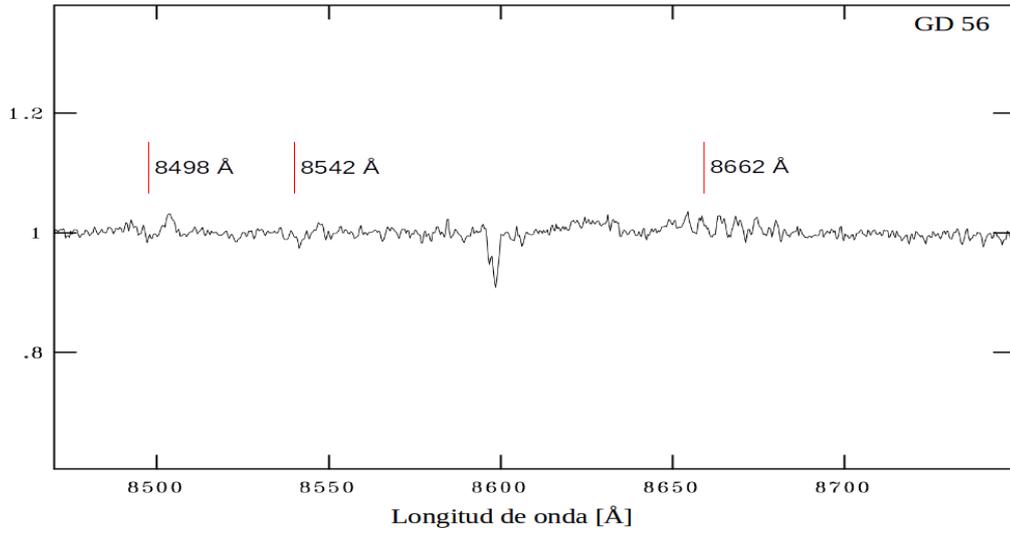


Figura 4.3: Continuación.

Dennihy et al. (2017) realizaron una búsqueda del triplete de Ca II en emisión, utilizando el instrumento *Goodman Spectrograph* (Clemens et al., 2004) montado en el telescopio SOAR. En la Figura 4.4 se presentan los espectros obtenidos por estos autores para 3 enanas blancas con discos *debris*. Allí se puede ver que obtuvieron un resultado similar al presentado en este Capítulo, ya que detectaron el triplete de Ca II en absorción para GD 40 (WD 0300–013) y para para los objetos WD 0110–565 y WD 0106–328 no detectaron las líneas del triplete de Ca II ni en emisión, ni en absorción.

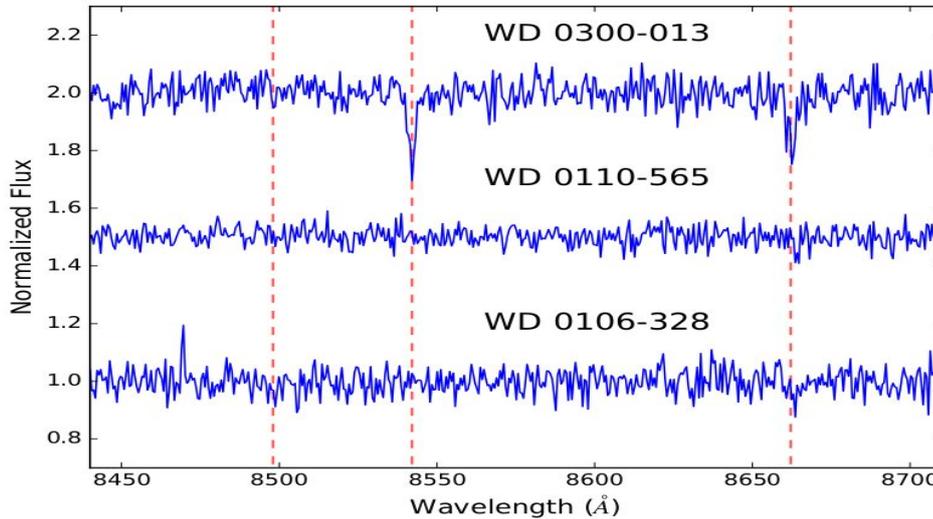


Figura 4.4: Espectros normalizados de 3 enanas blancas, tomados con el instrumento *Goodman Spectrograph* montado en el telescopio SOAR, en la región comprendida entre 7900-9000 Å. La línea de trazos roja, indica la posición del triplete de Ca II. Figura extraída del trabajo de Dennihy et al. (2017).

GD 40 (panel superior Figura 4.2) presenta además un análisis anterior realizado por Klein et al. (2010), quienes también detectaron el triplete de Ca II en absorción. Estos autores determinaron que esta estrella tiene una atmósfera contaminada por material de composición química rocosa, similar a la Tierra, que está dominada por O, Mg, Si y Fe. Además, establecieron, una tasa de acreción de masa  $M_{acc} = 2.4 \pm 0.8 [10^8 \text{ gs}^{-1}]$  para el Ca II, en función de la abundancia media determinada para este elemento y propusieron que los datos obtenidos se explican mejor por la acreción de material planetario rocoso proveniente de un planeta menor (probablemente como Vesta) que fue destruido tidalmente.

Similarmente, Farihi et al. (2011) detectaron varias líneas de metales en GD 61 (Figura 4.3), mediante espectros tomados con el espectrógrafo de alta resolución HIRES. Entre ellas, líneas de absorción del Ca II en 3159, 3179, 3934 y 3969 Å (ver Figura 4.5). Estos autores estimaron que la contaminación que presenta la atmósfera de esta estrella puede deberse a la destrucción tidal de un cuerpo similar en masa a Vesta. Por lo tanto, se puede asumir que el triplete de Ca II detectado en absorción en GD 40, GD 16, WD 1150–153 y WD 1541+650 en este trabajo tiene un origen fotosférico.

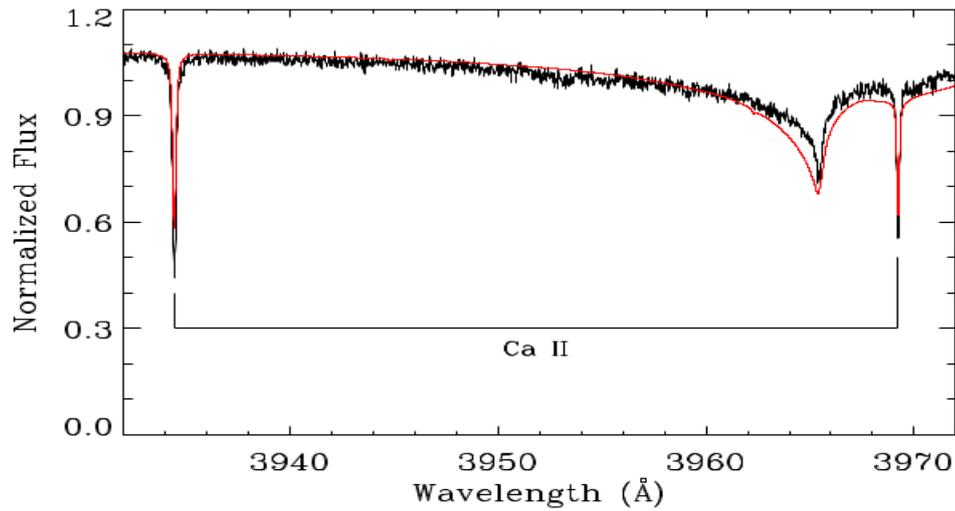


Figura 4.5: Espectro normalizado de GD 61 tomado con el espectrografo HIRES, montado en el telescopio Keck I de Mauna Kea, en la región comprendida entre 3930-3970 Å, donde se ven líneas de absorción del Ca II. Figura extraída del trabajo de [Farihi et al. \(2011\)](#).

## 4.6 Muestra ampliada

Con el fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos gaseosos en enanas blancas con discos de polvo, se combinó la muestra presentada en la sección anterior con las 14 estrellas analizadas en la literatura. La Tabla 4.3 presenta los 27 objetos que conforman la muestra final, indicándose si presentan o no el triplete de Ca II en emisión.

Tabla 4.3: Muestra final analizada.

Nombre	Triplete de Ca II			Ref.
	Emisión	Absorción	Sin líneas	
WD 1448+411	-	-	✓	1
WD 1457-086	-	-	✓	1
WD 0106-328	-	-	✓	1,12
WD 0420-731	-	-	✓	1
GD 40	-	✓	-	1,12
GD 61	-	-	✓	1
WD 1046-017	-	-	✓	1
WD 1150-153	-	✓	-	1
WD 1541+650	-	✓	-	1
GD 16	-	✓	-	1
GD 56	-	-	✓	1
WD 0836+404	-	-	✓	1
WD 1116+026	-	-	✓	1
SDSS J0738+1835	✓	-	-	2,3
SDSS J0845+2257	✓	-	-	4
SDSS J0959-0200	✓	-	-	6
WD 1015+161	-	-	✓	5
SDSS J1043+0855	✓	-	-	7
WD J1221+1245	-	-	✓	6
SDSS J1228+1040	✓	-	-	9
HE 1349-2305	✓	-	-	10
WD J1557+0916	-	-	✓	6
SDSS J1617+1620	✓	-	-	11
WD 1929+012	-	-	✓	6
WD 0110-565	-	-	✓	12
SDSS J1144+0529	✓	-	-	13
SDSS J1344+0324	✓	-	-	14

Referencias: 1) este trabajo; 2) [Dufour et al. \(2010\)](#); 3) [Gänsicke \(2011\)](#); 4) [Gänsicke et al. \(2008\)](#); 5) [Gänsicke et al. \(2012\)](#); 6) [Farihi et al. \(2012\)](#); 7) [Gänsicke et al. \(2007\)](#); 8) [Debes et al. \(2012b\)](#); 9) [Gänsicke et al. \(2006\)](#); 10) [Melis et al. \(2012\)](#); 11) [Wilson et al. \(2014\)](#); 12) [Dennihy et al. \(2017\)](#); 13) [Guo et al. \(2015\)](#); 14) [Li et al. \(2017\)](#).

Como se vió en el Capítulo 2, la enana blanca WD 1124-293 presenta evidencia de poseer gas a su alrededor ([Debes et al., 2012b](#)), el cual fue detectado a través de una componente extra en las líneas de absorción Ca II H & K ( $\lambda = 3968, 3933 \text{ \AA}$ ); este tipo de componente extra se asocia a la presencia de exocometas. Por otro lado, espectros UV de WD 0843+516 muestran líneas de Si IV cuya intensidad es absolutamente incompatible con un origen puramente fotosférico ([Gänsicke et al., 2012](#)). Para estos autores, la intensidad de la línea está asociada a gas caliente cercano a la enana blanca. Recientemente, [Gänsicke et al. \(2019\)](#) reportaron el hallazgo de líneas de emisión anchas con forma de doble pico en el espectro óptico de la enana blanca caliente WD J0914+1914 ( $T=27750 \text{ K}$ ). Estos autores proponen la existencia de un exoplaneta del tamaño de Neptuno, sometido a una intenso flujo UV providente de la enana blanca caliente. Dicho flujo produce un efecto de fotoevaporación de los elementos de la atmósfera del planeta (compuesta principalmente de hidrógeno, oxígeno y azufre) formando una cola similar a un cometa.

El gas detectado en WD 1124-293, WD 0843+516 y WD J0914+1914 no se originaría por sublimación del polvo, como en aquellos objetos a los que se les detectó el triplete de Ca II en emisión. Por otra parte, no hay certeza de que estas estrellas estén asociadas a un disco circunestelar. Teniendo en cuenta la naturaleza incierta de estos objetos, no son considerados

en la muestra final analizada en este trabajo.

#### 4.6.1 ¿La no detección del triplete del Ca II en emisión implica que no existe la componente gaseosa?

Como se puede ver en la Tabla 4.3, se han detectado discos de gas en 9 enanas blancas con discos *debris* a través de las líneas de Ca II en emisión, 4 objetos presentan el triplete de Ca II en absorción (cuyo origen es fotosférico) y el resto de la muestra (14 objetos en total) no presenta ningún tipo de líneas. En esta sección, se analiza si la no detección del triplete de Ca II en emisión implica la ausencia del disco gaseoso.

**Radios del disco** Hartmann et al. (2014) modelaron el espectro de Ton 345 (una enana blanca que presenta disco gaseoso), utilizando el código de disco de acreción AcDc, el cual fue desarrollado para modelar discos en variables cataclísmicas y binarias de rayos X de baja masa por Nagel et al. (2004). En este modelo, se asume en un primer paso, que se trata de un disco de acreción delgado, axialmente simétrico, y que el gas viscoso está compuesto de C, O, Mg, Si, S y Ca, con abundancias químicas típicas de los asteroides del Sistema Solar. Dicho disco, se puede separar en anillos concéntricos de geometría plano-paralela. La Figura 4.6 muestra los espectros sintéticos obtenidos por este modelo, asumiendo constante la densidad superficial y la temperatura ( $\Sigma(R) = 0.3 \text{ g.cm}^2$  y  $T_{ef}(R) \sim 5000 \text{ K}$ ). El panel superior, muestra como varía la intensidad de las líneas cuando varía el radio externo y el radio interno permanece fijo. El panel inferior, muestra la situación inversa (varía el radio interno y permanece fijo el radio externo). Allí se puede ver que, para anillos relativamente delgados ( $\Delta R < 0.2 R_{\odot}$ ), las líneas en emisión del Ca II tienden a desaparecer. Este efecto es más notorio cuanto más cercano al objeto central se encuentra el anillo. De modo que la no detección del triplete del Ca II en emisión podría deberse a la existencia de un anillo delgado y cercano a la enana blanca que no es fácilmente distinguible en espectros ópticos.

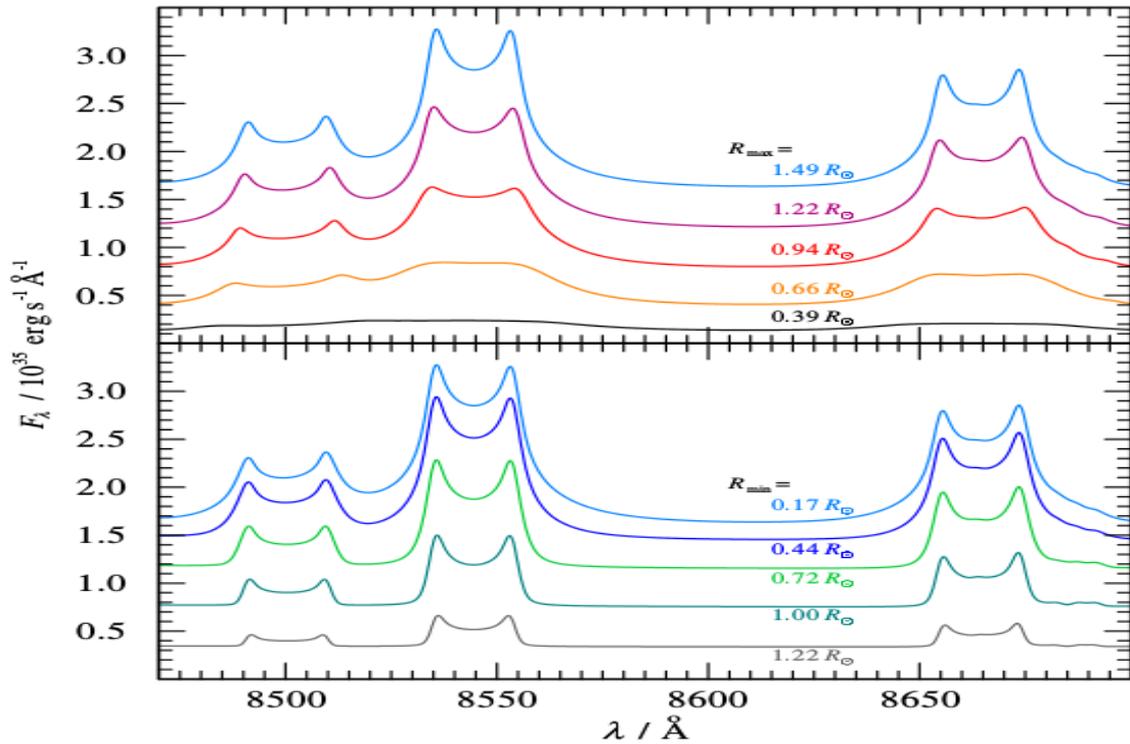


Figura 4.6: Perfiles de línea de emisión de un disco de acreción, con variación en el radio externo  $R_{max}$  mientras que el interno  $R_{min}$  se mantiene constante a  $0.17 R_{\odot}$  (panel superior). Para los modelos en el panel inferior, el  $R_{min}$  varía, mientras que el  $R_{max}$  permanece constante a  $1.49 R_{\odot}$ . Imagen obtenida del trabajo de [Hartmann et al. \(2014\)](#).

**Inclinación del disco** Otro factor que influye en la detección del triplete del Ca II es, sin duda, el ángulo de inclinación del disco. Cuanto más cerca del plano del cielo se encuentre el anillo circunestelar, menor será la separación entre las componentes del doblete (es decir, las alas azules y rojas) y, por lo tanto, más difícil será resolverlas ([Lee & Park, 1999](#); [Carmona, 2010](#)).

[Werner et al. \(2009\)](#), realizaron el primer modelado sin equilibrio termodinámico local (non LTE, por sus siglas en inglés: *non-Local Thermodynamic Equilibrium*) de un disco gaseoso alrededor de una enana blanca, SDSS 1228+1040. Estos autores utilizaron el código AcDc (mencionado en el apartado anterior), asumiendo que se trata de un anillo delgado en rotación Kepleriana, compuesto de Ca e H, cuya temperatura va aumentando por efecto de la viscosidad. De este modelado, determinaron que el perfil de las líneas de emisión en un disco de acreción, depende de la inclinación de dicho disco. En la Figura 4.7, se puede ver que discos con inclinaciones pequeñas, presentan líneas de emisión más angostas. Por lo tanto, si los discos tienen una inclinación  $< 10^{\circ}$ , es probable que no sean detectados debido a limitaciones en la resolución espectral de los instrumentos en uso.

Asumiendo que no hay una distribución preferencial para la inclinación de los discos, la probabilidad de que no se haya detectado el triplete de Ca II en emisión en los nueve objetos de este trabajo que no presentan las líneas ni en absorción ni en emisión debido a inclinaciones  $< 10^{\circ}$  es del  $\sim 1\%$ . Es decir, de los nueve objetos uno podría tener el disco de gas, pero las líneas de emisión no se estarían detectando debido a la inclinación del disco.

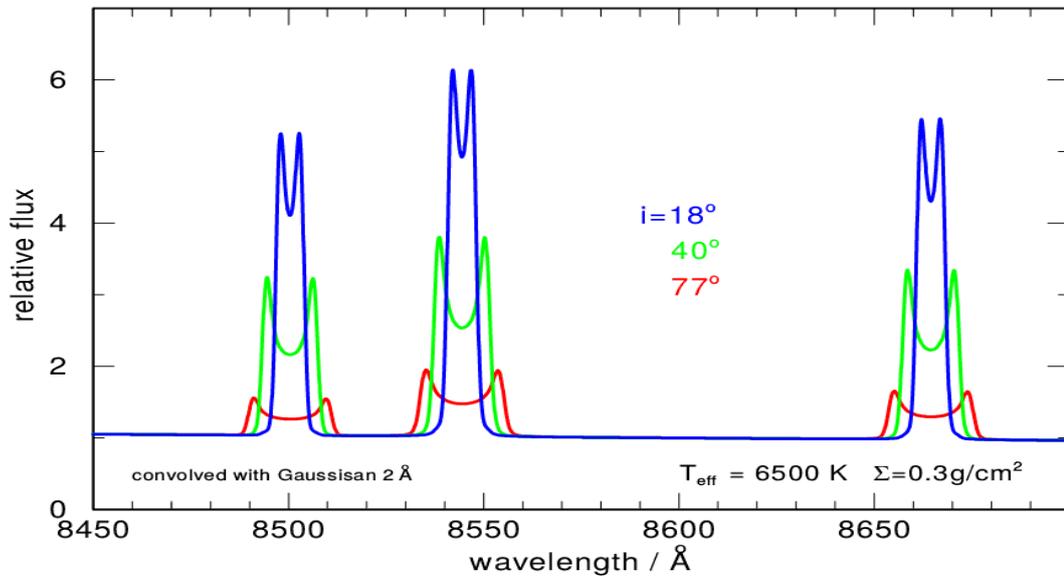


Figura 4.7: Perfiles de línea de emisión de un disco de acreción ópticamente delgado, para ángulos de inclinación de  $18^\circ$ ,  $40^\circ$ , y  $77^\circ$ . La densidad superficial y la temperatura son constantes ( $\Sigma = 0.3 \text{ g.cm}^{-2}$  y  $T_{\text{eff}} = 6500 \text{ K}$ ). Imagen obtenida del trabajo de [Werner et al. \(2009\)](#).

**Variabilidad** Como se vió en la Sección 2.4, para los objetos de los que se disponen datos a lo largo de varios años, se han detectado variaciones en el perfil o en la intensidad de las líneas del triplete de Ca II. En el caso de SDSS J1228+1040, la variación en morfología fue asociada a la presencia de un plantesimal de alta excentricidad, cuyos pasajes por el periastro de la órbita explicarían la emisión variable y periódica que presenta el triplete del Ca II. Mientras que la variación en la intensidad de las líneas del triplete de Ca II que presenta SDSS J1617+1620 puede deberse al impacto de un asteroide en un disco de polvo pre-existente. Por lo tanto, la no detección de las líneas del triplete de Ca II podría indicar que se está viendo una época determinada en la cual no es distinguible el triplete de Ca II en emisión.

En resumen, la no detección del triplete de Ca II en emisión, no necesariamente implica que el disco de gas no existe; puede tratarse de discos gaseosos:

- en forma de anillos delgados y cercanos a la estrella central, por lo cual no serían fácilmente distinguibles en espectros ópticos.
- con inclinaciones  $< 10^\circ$ , por lo que hay limitaciones en la resolución espectral de los instrumentos en uso. Asumiendo que no hay una distribución preferencial para la inclinación de los discos, de los nueve objetos de este trabajo que no presentan las líneas ni en absorción ni en emisión, uno podría tener el disco de gas, pero las líneas de emisión no se estarían detectando debido a la baja inclinación del disco.
- variables, por lo tanto estamos detectando una época en la cual no es distinguible el triplete de Ca II en emisión.

## 4.7 Análisis de la muestra ampliada

Cualquiera de los escenarios mencionados en la sección 2.4.2, sugieren que es la evaporación o sublimación del polvo la que origina la componente gaseosa del disco. El modelado de las SEDs, particularmente en el infrarrojo cercano, muestra que los bordes internos de los discos se

encuentran a varias décimas del radio estelar, donde la temperatura de equilibrio es de  $\sim 1500$  K, suficientemente alta para sublimar granos de polvo del tipo de los silicatos. Los radios externos de los discos también pueden obtenerse del modelado de las SEDs, en longitudes de onda larga, obteniéndose valores  $\sim 100$  radios típicos de enanas blancas (i.e.,  $< 1 R_{\odot}$ ), que usualmente quedan dentro del radio de Roche del objeto central (ver por ejemplo Hoard et al., 2013).

A continuación, se presenta un estudio comparativo entre propiedades de las enanas blancas con y sin discos de gas detectado. Para ello, se dividió la muestra final en 2 sub-muestras:

- con disco de gas detectado, formada por los objetos que presentan el triplete de CaII en emisión,
- sin disco de gas detectado, con aquellas que no presentan ningún tipo de línea en sus espectros.

Los objetos que presentan el triplete de Ca II en absorción no son considerados en el presente análisis, ya que al ser muy pocos objetos (4) no es posible realizar ningún estudio, y por lo tanto derivar ningún tipo de resultado.

En primer lugar, se analizaron las principales propiedades estelares. Para obtener dichos parámetros de estas sub-muestras, se utilizó la base de datos *Montreal White Dwarf Database*<sup>4</sup> (MWDD, por sus siglas en inglés). Esta base de datos recopila información de la literatura sobre todas las enanas blancas confirmadas espectroscópicamente, conteniendo la muestra más completa y actualizada de estas estrellas. Las Tablas 4.4 y 4.5 muestran los parámetros estelares recopilados (masa,  $T_{ef}$ ,  $\log g$  y tiempo de enfriamiento), para los objetos que conforman las sub-muestras. En la Figura 4.8, se muestran las distribuciones obtenidas.

---

<sup>4</sup><http://montrealwhitedwarfdatabase.org/>

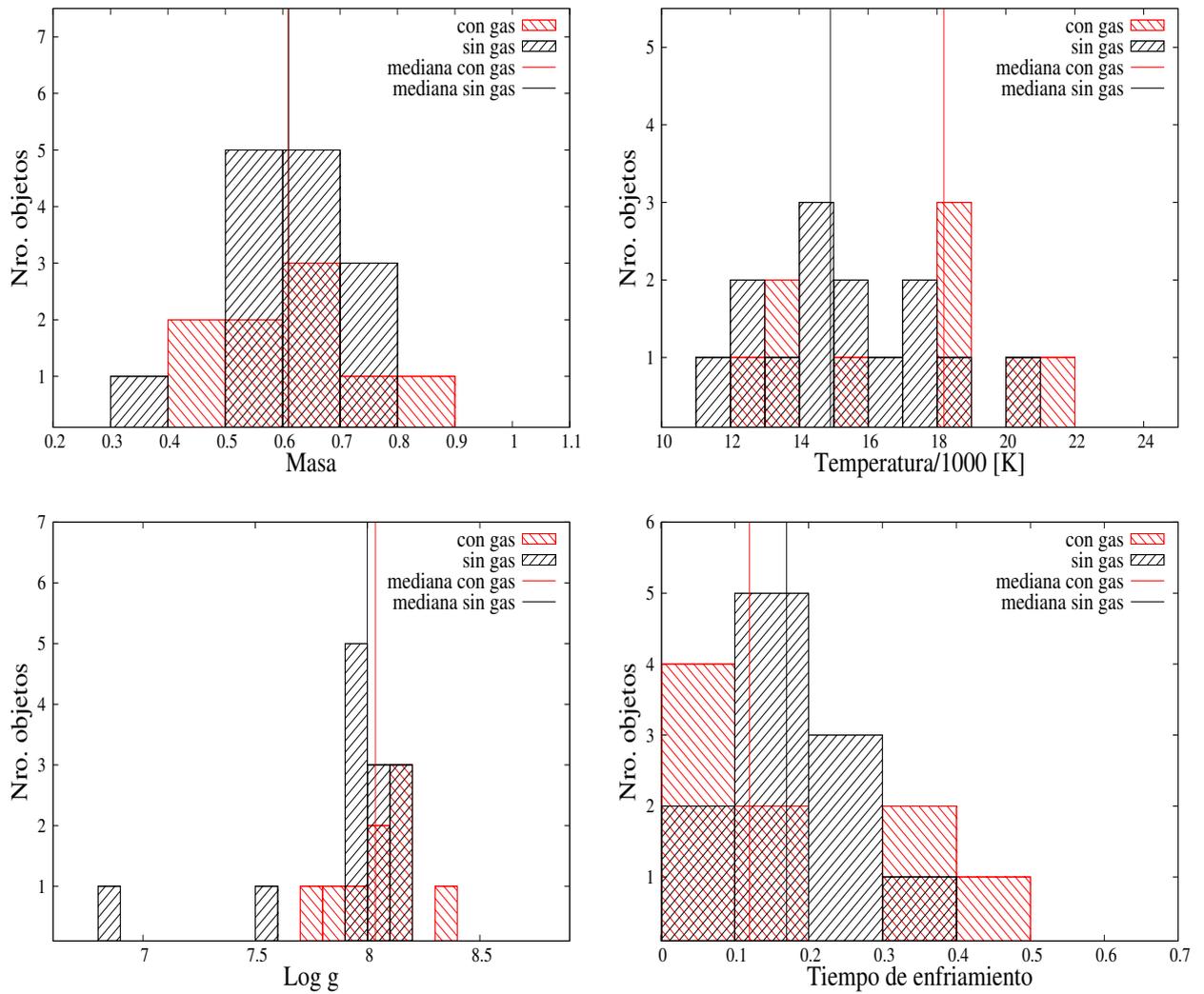


Figura 4.8: Histogramas de masa, temperatura, log  $g$  y tiempo de enfriamiento para las sub-muestras analizadas: estrellas con (rojo) y sin (negro) gas detectado. Las líneas roja y negra corresponden a la mediana de cada distribución.

Asimismo, para analizar los colores en el IR cercano y medio, relacionados con el disco de polvo de estas estrellas, se buscó en bases de datos las magnitudes: H( $1.65 \mu\text{m}$ ), K( $2.17 \mu\text{m}$ ) de *2MASS* y W1( $3.35 \mu\text{m}$ ), W2( $4.60 \mu\text{m}$ ), de *WISE*. Otro parámetro relacionado al disco *debris* es el exceso en el IR. En particular, para ambas sub-muestras se determinaron los excesos en  $5$  y  $10 \mu\text{m}$  con respecto al nivel fotosférico de la estrella. En la Figura 4.9, se muestra (para el caso de WD 0420–731) como se determinaron estos excesos. Las Tablas 4.4 y 4.5 muestran los excesos medido sobre las SEDs, para los objetos con y sin disco de gas detectado, y se presentan los índices de color H–K y W1–W2 para estas sub-muestras. En la Figura 4.10, se pueden ver las distribuciones de colores y excesos obtenidas para ambas sub-muestras.

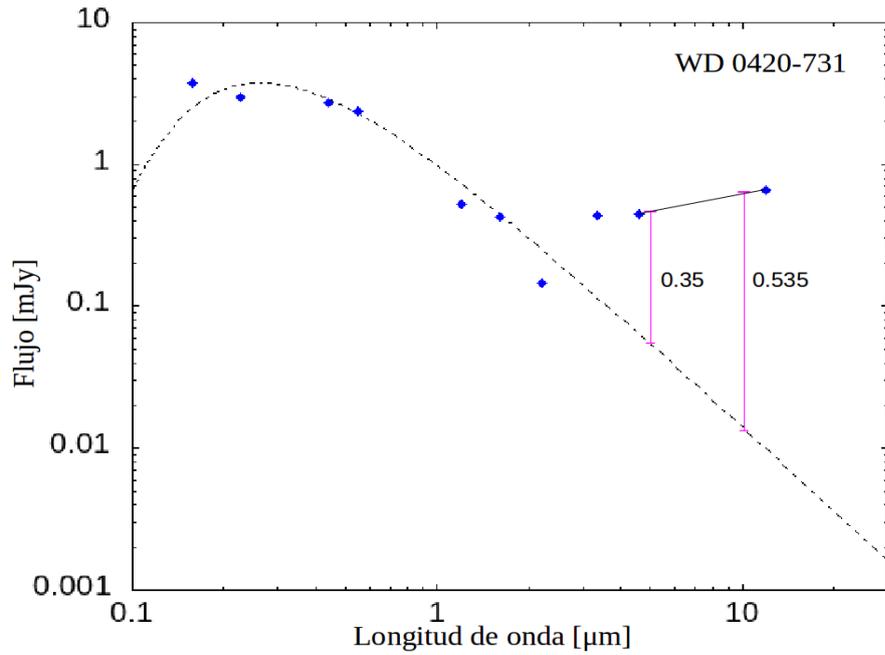


Figura 4.9: SED de WD 0420–731. La línea de trazos negra representa la función de Planck que ajusta el continuo estelar, y los puntos azules corresponden a los flujos observados. Las líneas color magenta, indican el exceso medido en 5 y 10  $\mu\text{m}$ .

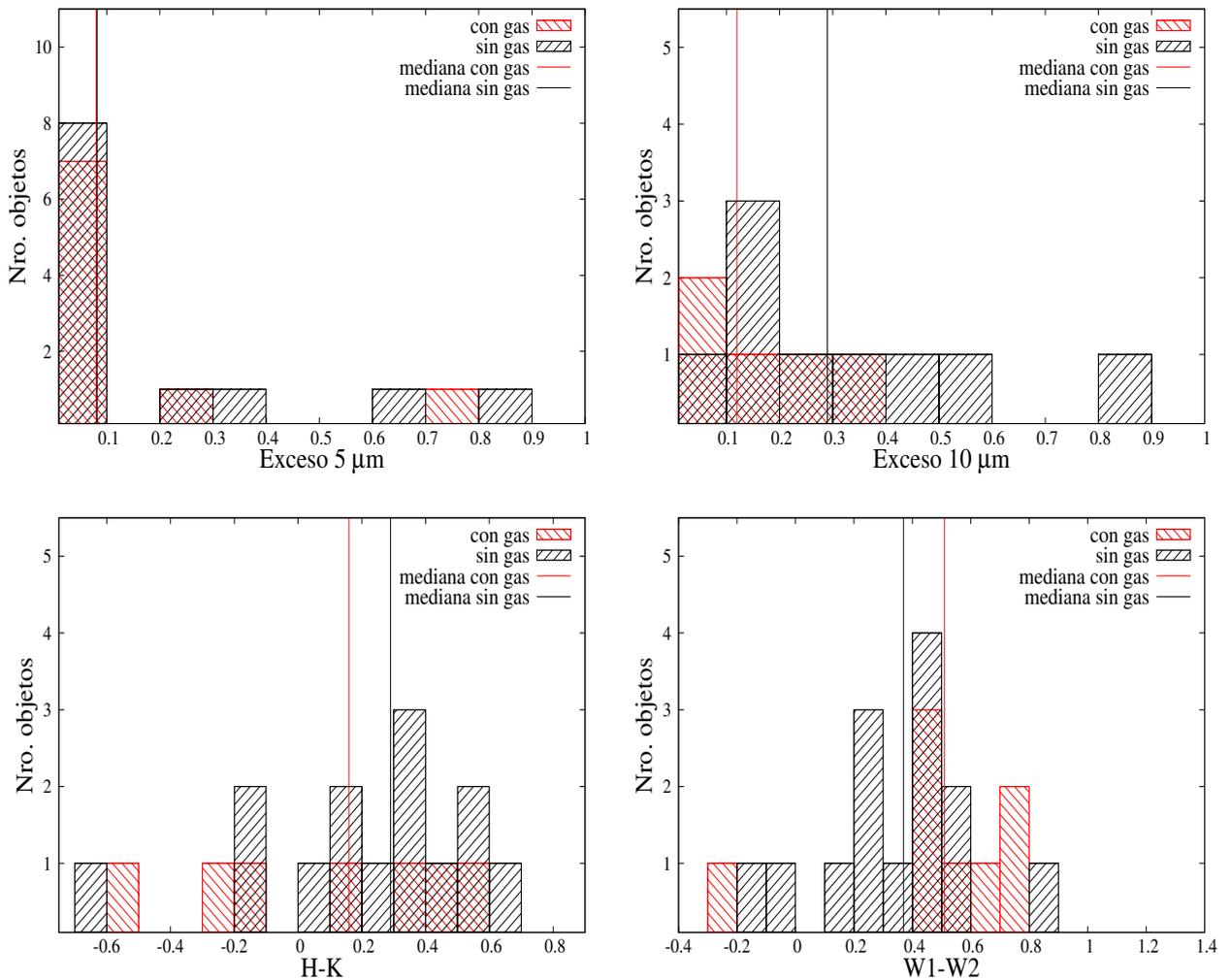


Figura 4.10: Histogramas de exceso en 5 y 10  $\mu\text{m}$ , H–K, y W1–W2 para las sub-muestras analizadas: estrellas con (rojo) y sin (negro) gas detectado. Las líneas roja y negra corresponden a la mediana de cada distribución.

Tabla 4.4: Parámetros estelares, excesos en 5 y 10  $\mu\text{m}$  e índices de color para la sub-muestra con disco de gas detectado.

Nombre	Tipo espectral	Masa [ $M_{\odot}$ ]	$T_{ef}^{***}$ (K)	log g	Tiempo de enfriamiento [Gyr]	Exceso 5 $\mu\text{m}$	Exceso 10 $\mu\text{m}$	H-K	W1-W2
SDSS J0738+1835	DBZA	0.85	13600	8.4	0.447**	0.07	-	-	-
SDSS J0845+2257	DB	0.577	18645	8.18	0.0859	0.09	0.09	-0.526	0.444
SDSS J0959-0200	DAZ	0.64	13280	8.06	0.324**	0.74	-	0.55	0.532
SDSS J1043+0855	DA	0.57	15942	7.928	0.1434	0.01	0.0275	-0.14	-0.291
SDSS J1228+1040	DAZ	0.73	20900	8.15	0.0525	0.23	0.394	0.416	0.699
HE 1349-2305	DBAZ	0.67	18173	8.133	0.1494	0.08	0.115	0.16	0.48
SDSS J1617+1620	DA	0.61	12462	8.01	0.34	0.08	0.2135	-	0.402
SDSS J1144+0529*	DA	0.49	23027	7.74	0.0212	0.03	-	0.342	0.763
SDSS J1344+0324**	DA	0.58	26071	7.88	0.0197	0.026	-	-0.233	0.703

\*Datos obtenidos de Guo et al. (2015).

\*\*Datos obtenidos de Li et al. (2017).

\*\*\* Temperaturas determinadas mediante modelos sintéticos.

Tabla 4.5: Parámetros estelares, excesos en 5 y 10  $\mu\text{m}$  e índices de color para la sub-muestra sin disco de gas detectado.

Nombre	Tipo espectral	Masa [ $M_{\odot}$ ]	$T_{ef}^*$ (K)	log g	Tiempo de enfriamiento [Gyr]	Exceso 5 $\mu\text{m}$	Exceso 10 $\mu\text{m}$	H-K	W1-W2
WD 1448+411	DA	0.556	13443	7.907	0.2393	-	-	-0.179	0.303
WD 1457-086	DA	0.383	14806	7.523	0.106	0.04	0.143	0.598	-0.19
WD 0106-328	DAZ	0.62	15700	7.999	0.17	0.035	-	0.336	0.141
WD 0420-731	DA	-	-	-	-	0.35	0.535	-0.692	0.599
GD 61	DBZA	0.6156	15680	8.0424	0.195	0.1	0.097	0.353	0.206
WD 1046-017	DB	0.601	13981	8.023	0.2563	0.09	0.285	0.241	0.434
GD 56	DA	0.59	14211	7.964	0.22	0.9	0.875	0.551	0.892
WD 0836+404	DA	0.71	12280	8.17	-	0.075	0.13	-0.152	0.259
WD 1116+026	DA	0.621	11924	8.026	0.3935	0.25	0.33	0.119	0.477
WD 1015+161	DA	0.565	17059	7.906	0.1075	0.06	0.105	0.117	0.501
WD J1221+1245	DAZ	0.73	12250	8.2	-	0.034	-	0.38	-0.043
WD J1557+0916	DAZ	0.216	13428	6.866	0.07482	0.0275	-	0.68	0.22
WD 1929+012	DAZ	0.596	20409	7.949	0.05503	0.7	0.405	0.091	0.457
WD 0110-565	DBAZ	0.666	18483	8.12	0.135	-	-	0.469	0.427

\* Temperaturas determinadas mediante modelos sintéticos.

Debido a que el número de estrellas estudiado es pequeño, y las sub-muestras no tienen una distribución normal y homogeneidad en sus varianzas, se utilizó el *Mann-Whitney U-Test* para determinar si dichas sub-muestras son similares o no. En el Apéndice C se describe este test estadístico. Los valores  $p$  (probabilidad que mide la evidencia en contra de la hipótesis nula planteada) obtenidos al aplicar este test se presentan en la Tabla 4.6. Se consideró un valor de significancia  $\alpha = 0.05$ . Allí se puede ver que para todos los parámetros analizados, se obtuvo que  $p > 0.05$ , es decir, la diferencia entre las medianas no es estadísticamente significativa. Por lo tanto, no hay diferencias en ninguno de los parámetros considerados, ya sean estelares o del disco, para las dos sub-muestras analizadas.

Tabla 4.6: Resultados obtenidos al aplicar el *Mann-Whitney U-Test* en las sub-muestras analizadas.

Parámetros	$p$
Masa	0.57
Temperatura	0.11
Log $g$	0.38
Tiempo de enfriamiento	0.64
Exceso 5 $\mu\text{m}$	0.48
Exceso 10 $\mu\text{m}$	0.18
H-K	0.53
W1-W2	0.14

Adicionalmente, se construyeron diagramas confrontando las propiedades de los discos (colores y excesos en el IR) con las propiedades estelares (Figuras 4.11 y 4.12). Al analizar los diagramas excesos vs. temperatura (panel superior Figura 4.11) y excesos vs. tiempo de enfriamiento (panel superior Figura 4.12), se puede ver que ambas sub-muestras no se diferencian. Lo mismo sucede con los colores, ya que las estrellas con el triplete de Ca II en emisión (y por lo tanto con discos de gas confirmados) no tienen un índice de color H-K y W1-W2 diferente de las enanas blancas sin disco de gas detectado.

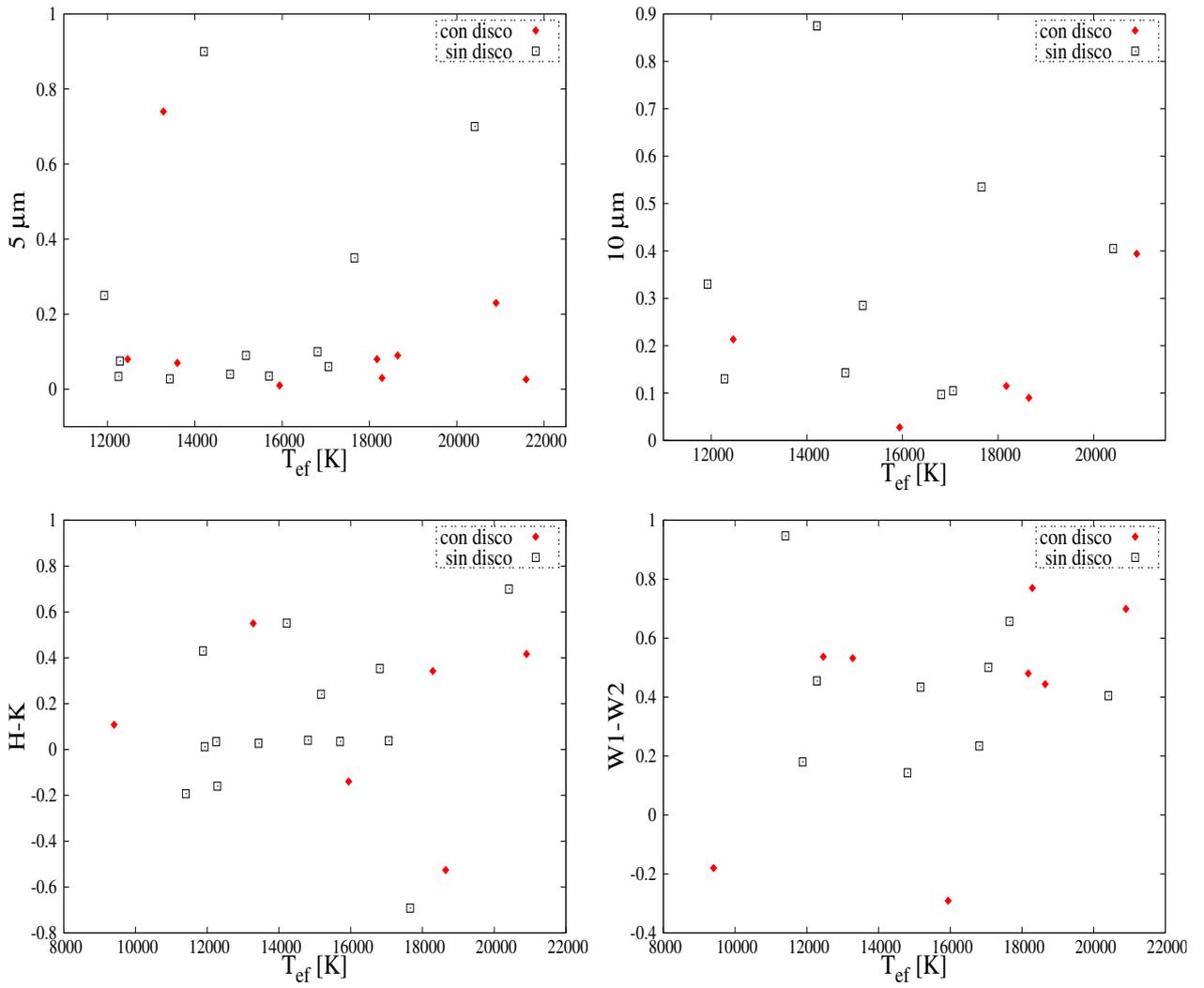


Figura 4.11: Panel superior izquierdo: Exceso en  $5 \mu\text{m}$  vs. Temperatura. Panel superior derecho: Exceso en  $10 \mu\text{m}$  vs. Temperatura. Panel inferior izquierdo: H-K vs. Temperatura. Panel superior izquierdo: W1-W2 vs. Temperatura. Los rombos rojos corresponden a las enanas blancas con disco de gas detectado, mientras que los cuadrados negros corresponden a los objetos sin gas detectado.

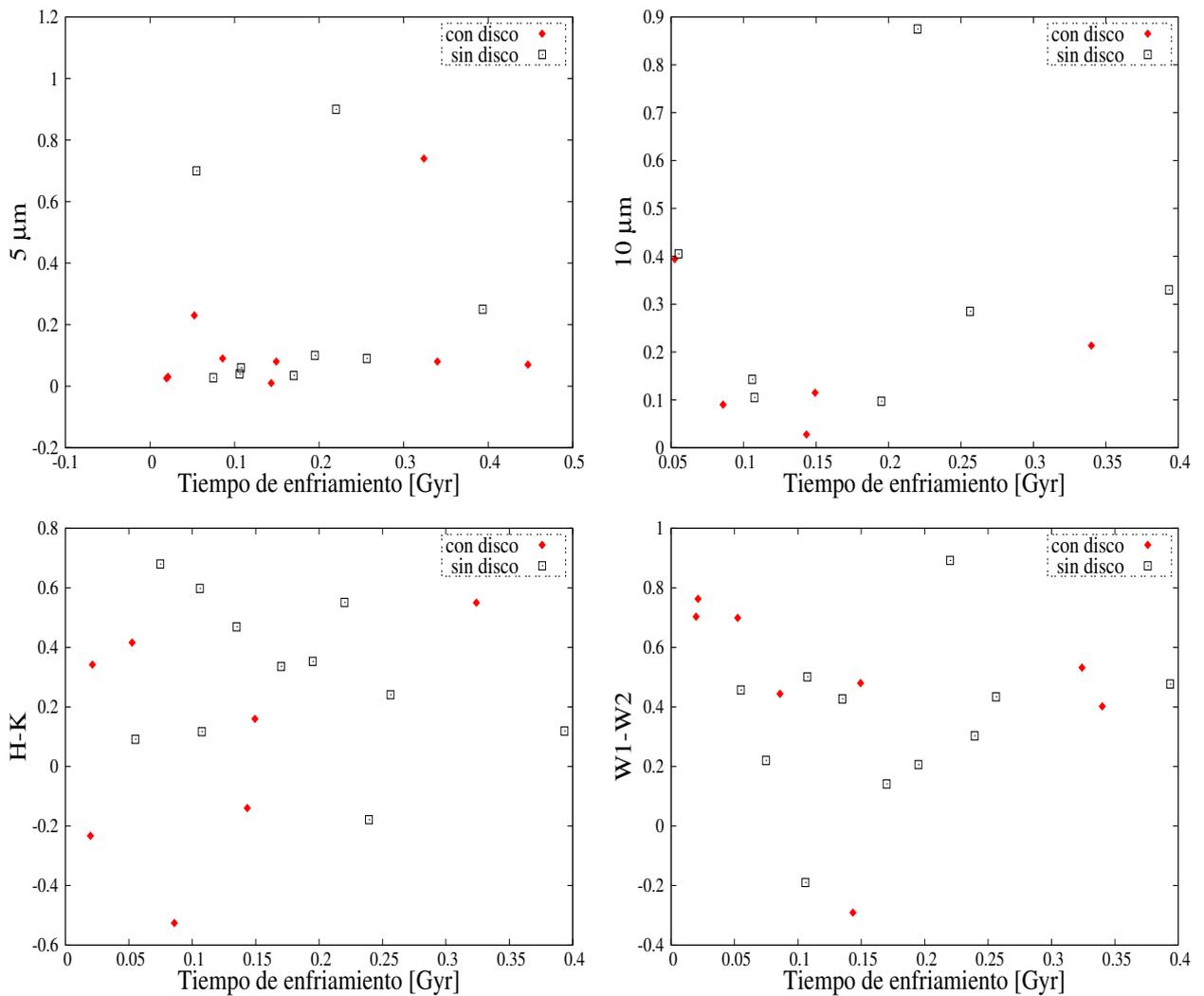


Figura 4.12: Panel superior izquierdo: Exceso en  $5 \mu\text{m}$  vs. Tiempo de enfriamiento. Panel superior derecho: Exceso en  $10 \mu\text{m}$  vs. Tiempo de enfriamiento. Panel inferior izquierdo: H-K vs. Tiempo de enfriamiento. Panel superior izquierdo: W1-W2 vs. Tiempo de enfriamiento. Los rombos rojos corresponden a las enanas blancas con disco de gas detectado, mientras que los cuadrados negros corresponden a los objetos sin gas detectado.

Si bien se duplicó el número de objetos a los que se les ha buscado el triplete de Ca II en emisión, solo el  $\sim 33\%$  de la muestra ampliada (9 de 27 objetos) presenta un disco de gas. Más aún, no hay diferencias en ninguno de los parámetros considerados, ya sean estelares o del disco de polvo, para las dos sub-muestras analizadas: enanas blancas (con disco de polvo) con y sin disco de gas detectado. Esto sugiere que los discos de polvo tienen propiedades homogéneas en todas las enanas blancas, independientemente de la presencia de una componente gaseosa.

Las enanas blancas con atmósferas contaminadas por elementos pesados, cuya frecuencia es del 25-50% (Zuckerman et al., 2003, 2010; Koester et al., 2014, etc.), son estrellas más viejas, con edades promedio de  $\sim 8$  Gyr (Chen et al., 2019). A un porcentaje menor (1-5%) de las enanas blancas, se les ha detectado, además de atmósferas contaminadas, excesos IR asociados a la presencia de un disco de polvo (Mullally et al., 2007; Farihi et al., 2009; Barber et al., 2014; Wilson et al., 2019, etc.). Las detecciones de discos gaseosos son aún menores ( $<1\%$ ). Los resultados presentados en este trabajo muestran que las enanas blancas con disco de polvo, con y sin disco de gas detectado no presentan diferencias en sus edades, y son relativamente jóvenes (0.1-0.7 Gyr). Estos resultados se encuentran esquematizados en la Figura 4.13, donde se presentan la frecuencia

y edades de las enanas blancas: con atmósferas contaminadas, con atmósferas contaminadas + excesos IR y con atmósferas contaminadas + excesos IR + discos de gas.

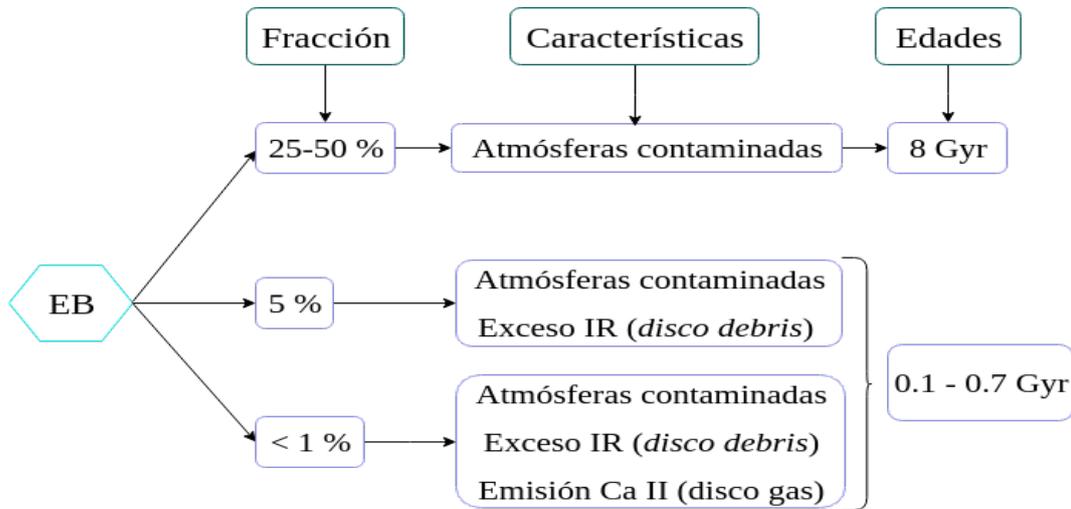


Figura 4.13: Esquema que indica la frecuencia y edades de las enanas blancas (EB): con atmósferas contaminadas, con atmósferas contaminadas + excesos IR y con atmósferas contaminadas + excesos IR + discos de gas.

Como se vió anteriormente, hay 3 indicios observables de la presencia de sistemas planetarios en enanas blancas: atmósferas contaminadas con elementos pesados y excesos IR en sus SEDs, asociados a la presencia de un disco de polvo y en algunas ocasiones líneas de emisión del triplete de Ca II asociadas a la presencia de un disco gaseoso. En la Figura 4.14, se presenta un esquema de una enana blanca que muestra elementos pesados en su atmósfera (a), los cuales empiezan a sedimentarse. Allí se puede ver que estos metales provienen de un disco *debris*, el cual está siendo acretado por la estrella. Este disco de polvo, a su vez, se manifiesta a través de excesos IR en la SED de la enana blanca (b). En algunos casos, se detecta un disco de gas, mediante líneas de emisión del triplete de Ca II (c).

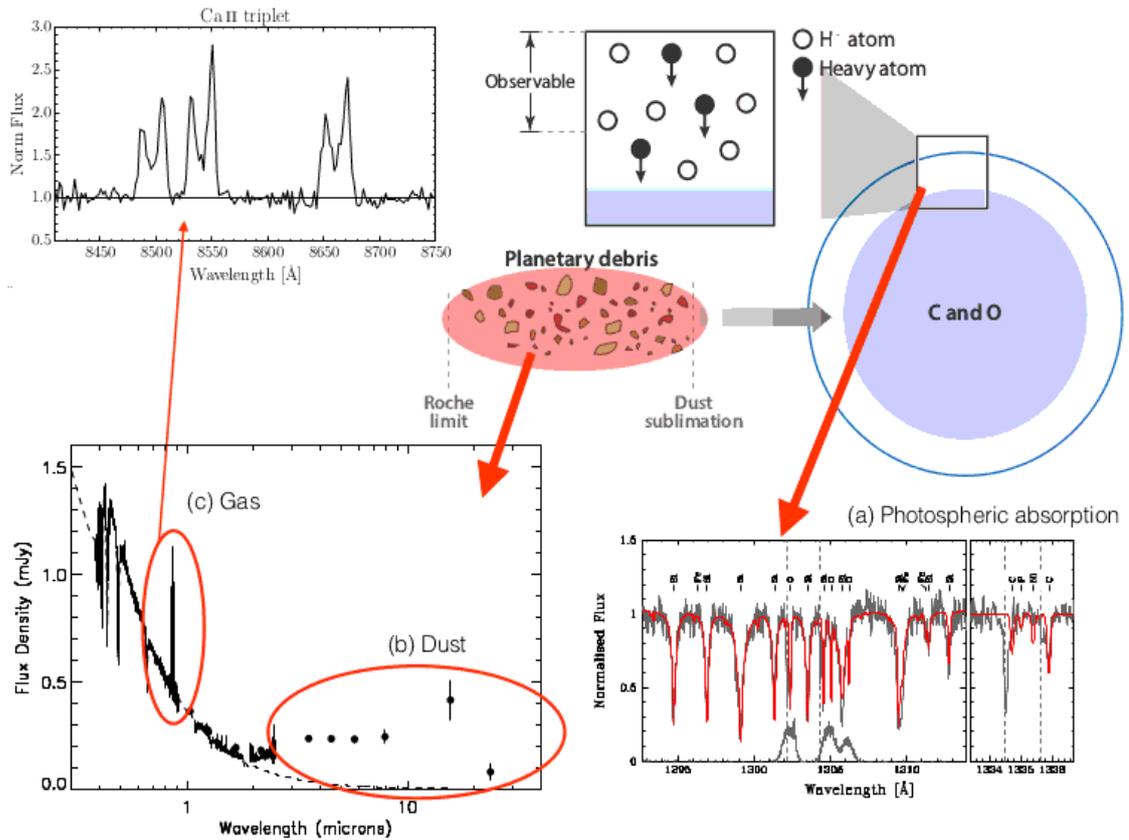


Figura 4.14: Esquema que muestra los 3 indicios observables de la presencia de sistemas planetarios en enanas blancas: (a) atmósferas contaminadas con elementos pesados y (b) excesos IR en sus SEDs, asociados a la presencia de un disco de polvo y (c) líneas de emisión del triplete de Ca II asociadas a la presencia de un disco gaseoso. Figura extraída de Manser (2018).

## 4.8 Escenario propuesto

Tanto los resultados obtenidos en este Capítulo como los reportados en la literatura, indicarían que el disco de gas es un fenómeno transitorio, y que tiene menor duración que el disco de polvo (solo 9 de 27 objetos lo evidencian). Teniendo esto en cuenta, se propone el siguiente escenario de evolución de los discos de polvo y gas, que se encuentra ilustrado en la Figura 4.15. Allí, se puede ver que este escenario evolutivo se encuentra dividido en cuatro fases.

En la Fase A, la estrella central es tan caliente que el radio de sublimación del polvo es comparable al límite de Roche. En esta etapa, se empieza a formar el disco de polvo alrededor de la enana blanca, debido a la destrucción tidal de planetesimales y otros cuerpos rocosos menores (asteroides, etc.); este disco empieza a ser acretado por la estrella. Esto generaría la aparición de excesos IR (débiles a moderados) en la SED de la enana blanca, y la contaminación de elementos pesados en su atmósfera. En la fase B, la enana blanca ya es lo suficientemente fría para que el radio de sublimación del polvo sea solo unas pocas décimas del límite de Roche. Aquí, el disco de polvo empieza a sublimarse, generando la componente gaseosa la cual en parte es acretada por la estrella. En esta etapa, además de la contaminación atmosférica y los excesos IR, aparecen en el espectro de la enana blanca las líneas en emisión del triplete de Ca II.

En la fase C, el disco de gas se agotó, quedando solo el disco de polvo. Estas etapas (A, B y C), corresponden a edades  $t_{enf} \leq 0.7$  Gyr. Eventualmente, la tasa de cuerpos rocosos que son

desviados de su trayectoria hacia la estrella formando el disco *debris* empieza a disminuir, por lo que el disco comienza a disiparse y se vuelve ópticamente más delgado. Esto produciría una disminución gradual del exceso en el IR en la SED de la estrella. En la fase D ( $t_{enf} \geq 8$  Gyr), finalmente el disco es totalmente acretado, por lo que el exceso en el IR desaparece, quedando solo la contaminación atmosférica.

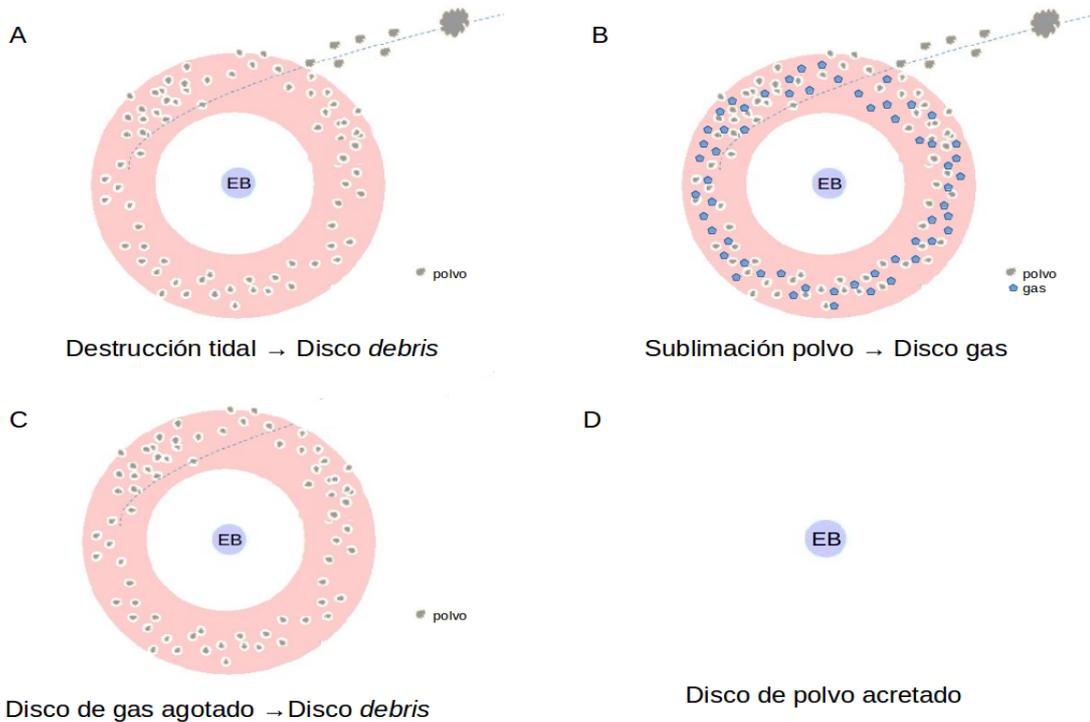


Figura 4.15: Esquema de formación y evolución de los discos de polvo y gas propuesto en este trabajo.

## 4.9 Síntesis y resultados

En este Capítulo, se obtuvieron espectros ópticos GEMINI/GMOS de 13 enanas blancas con excesos IR, seleccionados de nuestra muestra de 29 objetos con discos *debris* (ver [Saker et al., 2013](#)), con el objetivo de encontrar la contraparte gaseosa al de polvo. Se analizó la región comprendida entre los 8470-8750 Å, ya que se deseaba detectar la presencia de las líneas en emisión del triplete de Ca II en 8498, 8542 y 8662 Å. Para dos objetos (GD 40 y GD 16), dichas líneas aparecen claramente en absorción, mientras que para WD 1150-153 y WD 1541+650 las líneas también aparecen en absorción, pero con menor intensidad. En el caso del resto de la muestra (9 objetos), las líneas no aparecen en los espectros analizados, ni en absorción ni en emisión.

Al analizar si la no detección de las líneas en emisión del triplete de Ca II implica la ausencia del disco gaseoso, se vió que puede tratarse de discos gaseosos:

- en forma de anillos delgados y cercanos a la estrella central, por lo cual no serían fácilmente distinguibles en espectros ópticos.
- con inclinaciones pequeñas, y por lo tanto con líneas de emisión mas angostas. Si la resolución espectral es menor, es bastante probable que no se estén detectando estas líneas.
- variables, por lo tanto estamos observando una época en la cual no es distinguible el triplete de Ca II en emisión.

Con el fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos gaseosos en enanas blancas con discos de polvo, se combinó la muestra presentada inicialmente, con las 16 estrellas analizadas en la literatura. Esta muestra final fue separada en 2 sub-muestras: con y sin disco de gas detectado, dependiendo si presentaban el triplete de Ca II en emisión o ninguna línea en sus espectros. Luego se presentó un estudio comparativo de las principales propiedades físicas de las enanas blancas con y sin discos de gas detectados (temperaturas efectivas, masas, gravedades superficiales y tiempos de enfriamiento). A continuación, se analizaron para ambas sub-muestras parámetros relacionados al disco de polvo: índices de color H–K y W1–W2, y se determinaron los excesos en 5 y 10  $\mu\text{m}$ , con respecto al nivel fotosférico de la estrella. Debido a que el número de estrellas estudiado es pequeño, se utilizó el *Mann-Whitney U-Test* para determinar si las sub-muestras son similares o no. Para todos los parámetros analizados, se obtuvo que la diferencia entre las medianas no es estadísticamente significativa. Por lo tanto, no hay diferencias en ninguno de los parámetros considerados, ya sean estelares o del disco de polvo, para las dos sub-muestras analizadas. Esto sugiere que los discos de polvo tienen propiedades homogéneas en todas las enanas blancas, independientemente de la presencia de una componente gaseosa.

Si bien se duplicó el número de objetos a los que se les ha buscado el triplete de Ca II en emisión, solo el  $\sim 33\%$  de la muestra ampliada (9 de 27 objetos) presenta un disco de gas. Más aún, los resultados presentados en este trabajo muestran que las enanas blancas (con disco de polvo) con y sin disco de gas detectado no presentan diferencias de edades (0.1-0.7 Gyr). Por lo que, tanto los resultados obtenidos en este Capítulo como los encontrados en la literatura, indicarían que el disco de gas es un fenómeno transitorio, y que tiene menor duración que el disco de polvo.

Teniendo esto en cuenta, se propone el escenario de evolución de los discos de polvo y gas, que se encuentra ilustrado en la Figura 4.15. Este escenario se encuentra dividido en cuatro fases. En la Fase A, se empieza a formar el disco de polvo alrededor de la enana blanca, debido a la destrucción tidal de planetesimales y otros cuerpos rocosos menores (asteroides, etc.); este disco empieza a ser acretado por la estrella. Esto generaría la aparición de excesos IR (débiles a moderados) en la SED de la enana blanca, y la contaminación de elementos pesados en su atmósfera. En la fase B, el disco de polvo empieza a sublimarse, generando la componente gaseosa la cual en parte es acretada por la estrella. En esta etapa, además de la contaminación atmosférica y los excesos IR, aparecen en el espectro de la enana blanca las líneas en emisión del triplete de Ca II. En la fase C, el disco de gas se agotó, quedando solo el disco de polvo. Estas etapas (A, B y C), corresponden a edades  $t_{enf} \leq 0.7$  Gyr. En la fase D ( $t_{enf} \geq 8$  Gyr), finalmente el disco de polvo es totalmente acretado, por lo que el exceso en el IR desaparece, quedando solo la contaminación atmosférica.



# Capítulo 5

## Sistemas binarios y efectos de variación del período orbital

### 5.1 Introducción

Actualmente se considera que la mayoría de las estrellas de nuestra galaxia, aproximadamente dos de cada tres, se forman y evolucionan en sistemas ligados (estrellas binarias o múltiples, ver [Duquennoy & Mayor, 1991](#); [Raghavan et al., 2010](#); [Tokovinin, 2014](#)). La mayoría de estas estrellas están lo suficientemente separadas entre sí de manera que nunca interactúan, y evolucionan de la misma manera que una estrella aislada de la misma masa. Sin embargo, el  $\sim 25\%$  de los sistemas binarios tienen estrellas lo suficientemente cercanas entre sí, por lo que interactúan en algún momento de su evolución ([Willems & Kolb, 2004](#)).

Dado que las enanas blancas son el destino evolutivo final del  $\sim 97\%$  de las estrellas de la galaxia, y por lo tanto los remanentes estelares más comunes, no resulta sorprendente que se encuentren cada vez más de estos objetos formando parte de sistemas binarios. En este Capítulo, se describen las características de los sistemas binarios, en particular cómo se clasifican (dependiendo del método de detección) y evolucionan. Adicionalmente, se presentan los mecanismos que modifican el período de un sistema binario.

### 5.2 Estrellas binarias

El término “estrella binaria” fue introducido por [Herschel \(1802\)](#), y en general se define como un sistema múltiple, compuesto por dos estrellas que se encuentran ligadas gravitacionalmente, y orbitan alrededor de su centro de masa (Figura 5.1); la ubicación del centro de masa va a depender de las masas de las componentes. El estudio de estrellas binarias permite determinar las masas y radios de las estrellas con alta precisión y exactitud. Más aún, las propiedades de las estrellas que forman parte de sistemas binarios se utilizan para calibrar modelos estelares teóricos, determinar las distancias a las galaxias cercanas y apoyar estudios de asteroseismología.

### 5.3 Clasificación

#### 5.3.1 Según el método de detección

Las estrellas binarias pueden clasificarse según el método de detección, el cual depende principalmente de la separación entre las componentes.

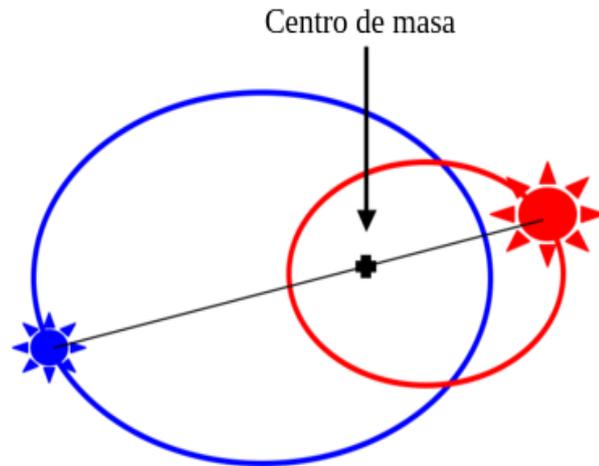


Figura 5.1: Esquema de un sistema binario. Las elipses en rojo y azul indican las órbitas de las estrellas primaria y secundaria, respectivamente. La cruz corresponde al centro de masa del sistema. Figura extraída y adaptada de: <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/B/Binary+Star>.

**Binarias visuales:** Sistema en que ambas componentes son visibles y se pueden resolver con una imagen. [Herschel \(1803\)](#) descubrió que la estrella doble Castor, que tiene una separación de  $3.9''$ , es un sistema binario con un período de 342 años. [Rabe \(1958\)](#) recalculó el período, obteniendo  $P=420$  años. Las binarias visuales generalmente están cerca de la Tierra, y tienen una gran separación orbital y por lo tanto, un período orbital largo ( $\sim$  cientos de años), por lo que las estrellas están lo suficientemente separadas en el cielo para ser resueltas. Al tener períodos orbitales tan grandes, no son fáciles de detectar.

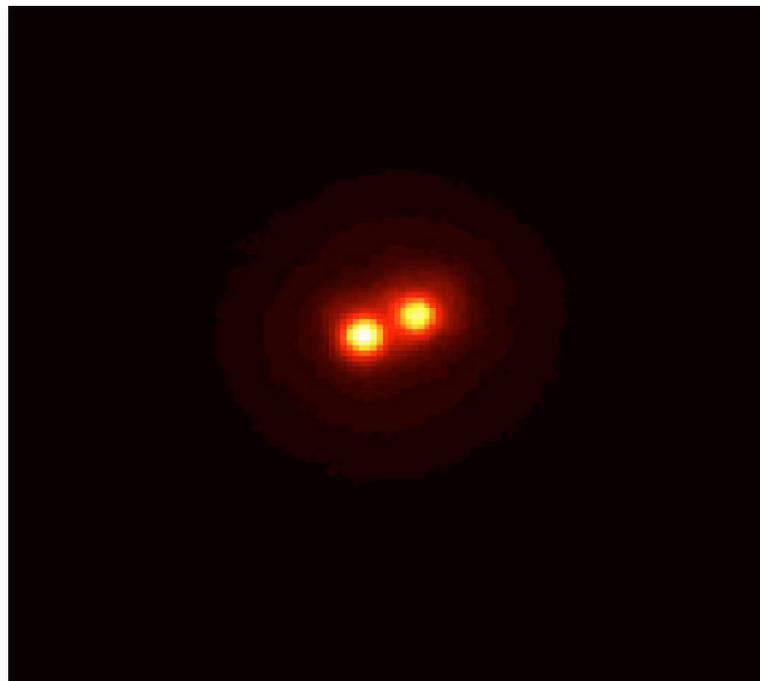


Figura 5.2: Imagen de la binaria visual HIC 59206, obtenida por el telescopio VLT KUEYEN de 8.2 m con óptica adaptativa en la banda K ( $\lambda_c = 2.2 \mu\text{m}$ ). Las estrellas están separadas por  $0.120''$ . Figura extraída de <https://cdn.eso.org/images/large/eso0313c.jpg>. Crédito: ESO.

**Binarias astrométricas:** En este tipo de sistema, se puede ver solo una de las componentes. La presencia de la otra se deduce al analizar la variación de la posición de la estrella visible, ya que al moverse alrededor del centro de masa común, se produce un movimiento oscilatorio respecto al fondo de estrellas fijas (Figura 5.3). [Bessel \(1844\)](#) descubrió perturbaciones astrométricas periódicas en el movimiento propio de Sirio y Procyon, y dedujo que estas estrellas tienen un compañero no visible. Actualmente, se sabe que tanto Sirio como Procyon tienen una compañera enana blanca.

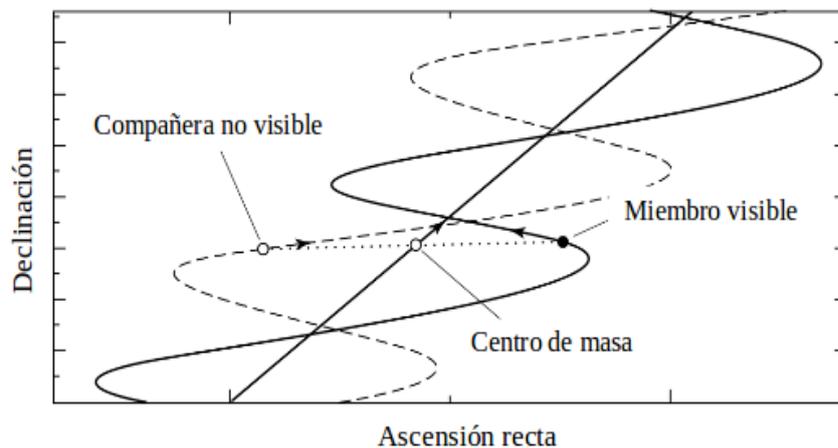


Figura 5.3: Movimiento aparente en el cielo de una estrella, debido a una compañera no visible. Figura extraída y adaptada de [Carroll & Ostlie \(2006\)](#).

**Binarias espectroscópicas:** Se denominan así debido al desplazamiento que sufren sus líneas espectrales por la variación de la velocidad radial de cada componente, como consecuencia del movimiento orbital de las componentes del sistema binario. Cuando las estrellas se mueven hacia la Tierra, las líneas se mueven hacia el azul en el espectro. Y cuando se alejan de nosotros, hacia el rojo. En algunos casos, las líneas espectrales son dobles, correspondiendo cada una de ellas a una componente del sistema binario, en cuyo caso se les denomina binaria espectroscópica de doble línea (SB2). En el caso de mostrar una única línea, se usa el término binarias espectroscópicas de una línea (SB1). En la Figura 5.4, se muestra el desplazamiento de una línea espectral debido al movimiento orbital de las estrellas en un sistema binario, para ambos casos (SB2 y SB1). El primer sistema binario espectroscópico fue  $\beta$  Persei ([Vogel, 1890](#)), del que ya se sabía que era una binaria eclipsante (ver más abajo). Las binarias espectroscópicas son más fáciles de estudiar si tienen períodos orbitales cortos, masas elevadas y una inclinación alta, ya que esto permite maximizar la amplitud de la variación de la VR. Por otro lado, es más difícil medir VR para estrellas masivas porque tienen pocas líneas espectrales y altas velocidades de rotación ([Southworth & Clausen, 2007](#)). Las binarias espectroscópicas resultan útiles para medir la fracción de multiplicidad de las estrellas ([Duquennoy & Mayor, 1991](#)), ya que esta varía en función de la masa ([Duchêne & Kraus, 2013](#)), la edad ([Jaehnig et al., 2017](#)) y la composición química ([Badenes et al., 2018](#)) y pueden usarse para investigar el proceso de formación de estrellas ([Bate, 2009](#)).

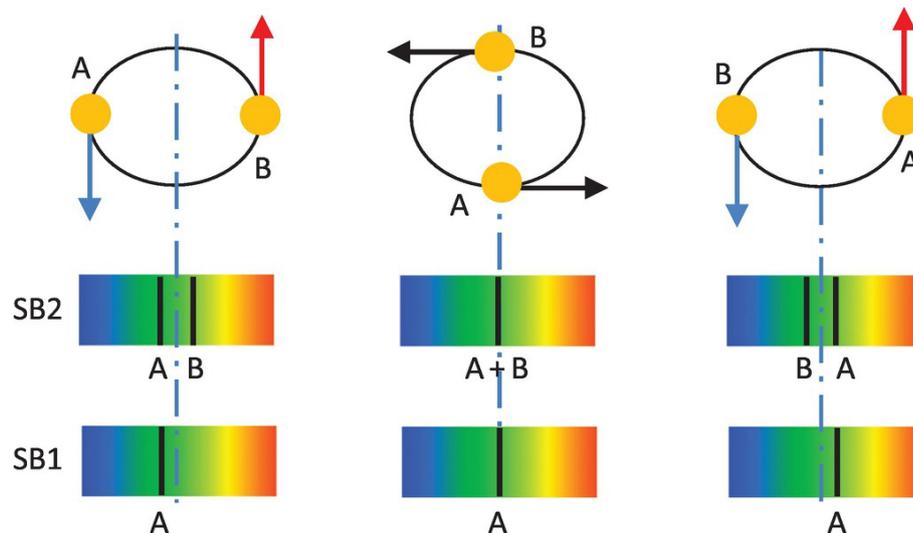


Figura 5.4: Corrimiento de las líneas espectrales, debido al movimiento de las estrellas alrededor del centro de masa. La línea de trazos celeste indica la posición original de la línea espectral. Figura extraída de Walker (2017).

**Binarias eclipsantes:** Sistemas en los que la órbita de una estrella doble es vista de canto (con un ángulo  $\sim 90^\circ$ ), cada una de las estrellas se interpone periódicamente entre el observador y la otra componente. En ese caso se producirá un eclipse, o más concretamente una ocultación para el observador, que recibe la luz de la binaria sin ser capaz de separar las dos componentes estelares. Estas estrellas dobles se detectan por la variación de la magnitud aparente del sistema (panel superior Figura 5.5). Goodricke (1783) es reconocido como el primero en avanzar en la hipótesis de los eclipses, con el fin de explicar la atenuación de la estrella Algol, que se producía cada 2.87 días. Los eclipses de Algol incluso se encuentran registrados en el antiguo calendario egipcio, que data de alrededor del año 1100 A.C. (Jetsu & Porceddu, 2015). El primer sistema binario eclipsante que fue adecuadamente caracterizado fue  $\beta$  Aurigae (Stebbins, 1911), y los valores determinados para sus masas y radios coinciden con los valores modernos (Southworth et al., 2007).

A su vez, las binarias eclipsantes se clasifican según la forma de la curva de luz:

- Algol (EA): Los mínimos de la curva de luz están bien definidos, y se distingue claramente el mínimo primario del secundario. Entre los mínimos, la curva de luz presenta una región plana (panel inferior Figura 5.5). Estos tipos de curvas de luz sugieren poca o nula interacción entre las componentes.
- $\beta$  Lyrae (EB): No presentan regiones planas entre los eclipses, aunque todavía se aprecia diferencia entre el mínimo primario y secundario (panel inferior Figura 5.5). La diferencia entre la profundidad de los mínimos, indica la diferencia de temperatura entre las componentes del sistema.
- W UMa (EW): prácticamente no hay diferencia entre los mínimos de la curva de luz (panel inferior Figura 5.5). Se presenta en estrellas binarias de contacto.

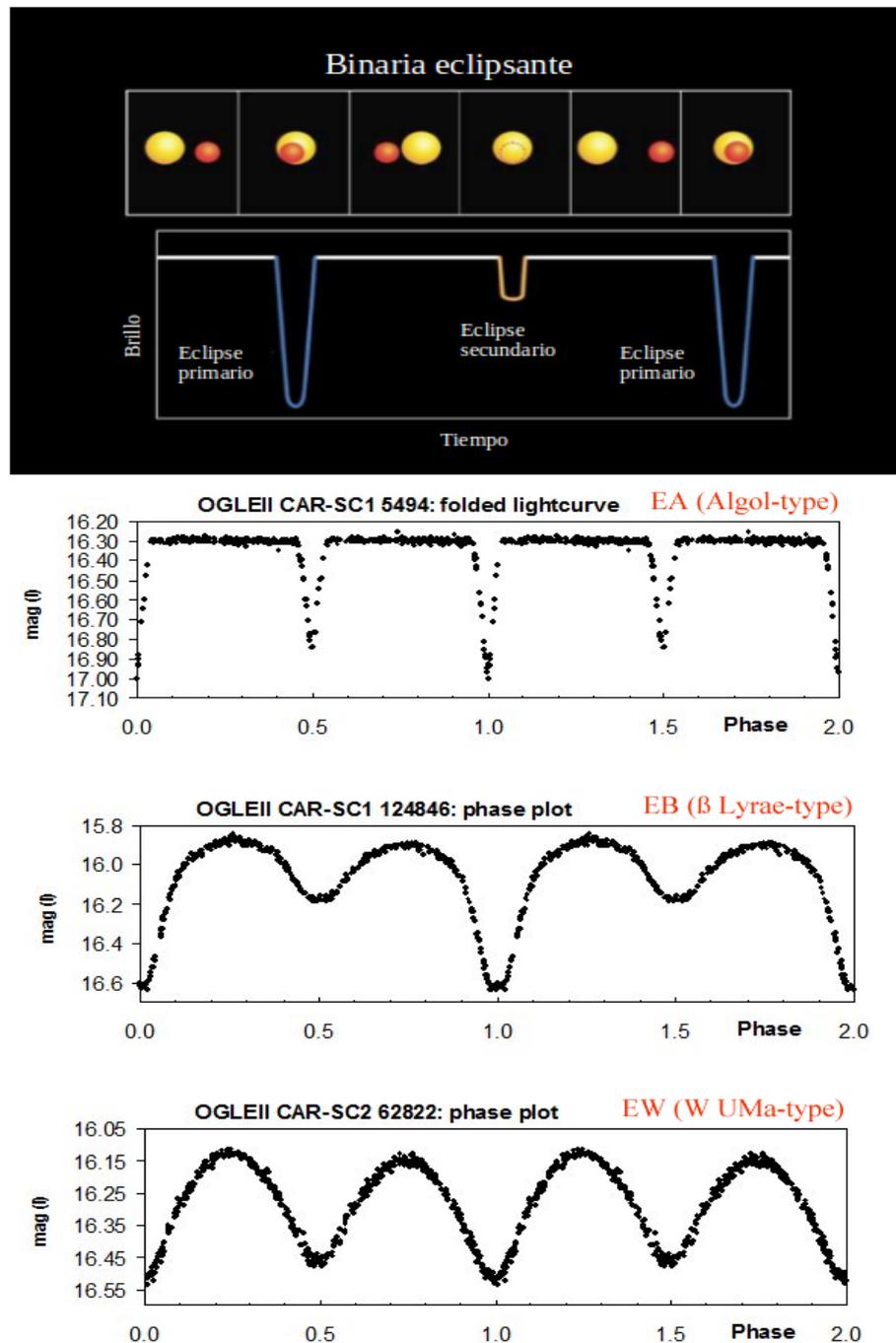


Figura 5.5: Panel superior: Esquema de un sistema binario eclipsante, que muestra las posiciones de las estrellas y la curva de luz correspondiente. Figura extraída y modificada de: <https://steemit.com/astrosteem/@ptsouth97/chemical-make-up-of-eclipsing-binary-systems>. Panel inferior: Curvas de luz de sistemas binarios eclipsantes tipos Algol,  $\beta$  Lyrae y W UMa. Figura extraída de [Huemmerich & Bernhard \(2012\)](#).

### 5.3.2 Según la configuración del sistema (clasificación de Kopal)

Asumiendo la geometría de Roche (masas puntuales y órbita circular y sincronizada), un sistema binario tiene un potencial total  $\Phi(r)$ , dado por la suma del potencial gravitatorio de las estrellas y el potencial de rotación del sistema (en un marco de referencia co-rotante con el sistema y con

origen en el centro de masas):

$$\Phi(r) = -\frac{G M_1}{|\vec{r} - \vec{r}_1|} - \frac{G M_2}{|\vec{r} - \vec{r}_2|} - \frac{1}{2}(\vec{\omega} \times \vec{r})^2 \quad (5.1)$$

donde  $\omega$  es la frecuencia angular de la órbita,  $M_1$  y  $M_2$  las masas de las estrellas (siendo  $M_1 \gg M_2$ ),  $r_i$  las posiciones de las estrellas, y  $G$  la constante de gravitación universal. Este potencial efectivo, a su vez, puede ser expresado en función de la razón de masa  $q$  del sistema binario. Es decir, fijada la razón de masa del sistema binario queda determinada su geometría (i.e., separación orbital, radio de las componentes, etc.).

Las superficies equipotenciales son principalmente esféricas para estrellas de radio pequeño, y la forma se distorsiona para radios más grandes. Y cuando los radios son suficientemente grandes, las superficies equipotenciales de las estrellas se cruzan entre sí en los llamados puntos Lagrangeanos. Estos puntos corresponden a posiciones donde un tercer cuerpo de masa despreciable puede permanecer en reposo con respecto a las dos estrellas, en otras palabras representan puntos de equilibrio (no necesariamente estables) del sistema. En la figura 5.6, se muestran las superficies equipotenciales y los puntos Lagrangeanos en el plano  $xy$ . Para cada una de las componentes existe un potencial crítico, para cuyo valor dicha componente completamente llena su lóbulo de Roche y, por lo tanto, comprende al punto de Lagrange  $L_1$ . El punto interior  $L_1$  es de particular importancia, ya que la superficie equipotencial que pasa por este punto de influencia de las dos estrellas, define al llamado “lóbulo de Roche”. La transferencia de masa ocurre cuando una de las estrellas llena su lóbulo de Roche. (ver Sección 5.5.1). La Figura 5.7 muestra los lóbulos de Roche, superficies en forma de gotas. En el caso particular de esta Figura, ninguna de las dos componentes llena su correspondiente lóbulo de Roche.

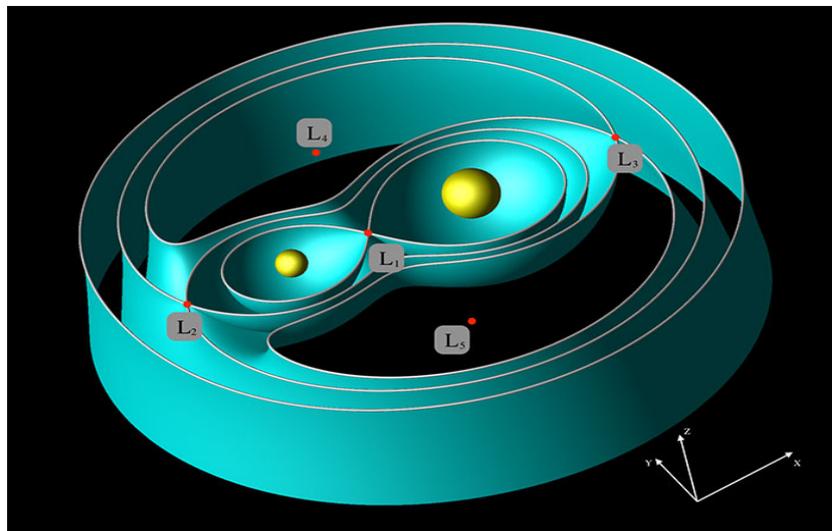


Figura 5.6: Geometría de Roche de un sistema binario estelar. Los puntos Lagrangeanos  $L_1$ ,  $L_2$  y  $L_3$  se encuentran en la línea recta que pasa por el centro de las dos estrellas. Los dos puntos restantes ( $L_4$  y  $L_5$ ) forman sendos triángulos equiláteros con las dos estrellas. Figura tomada de la página: <https://oxfordre.com/planetaryscience/oxford/fullsizeimage?imageUri=/10.1093/acrefore/9780190647926.001.0001-acrefore-9780190647926-e-103graphic-001full.jpg&uriChapter=/10.1093/acrefore/9780190647926.001.0001-acrefore-9780190647926-e-103>.

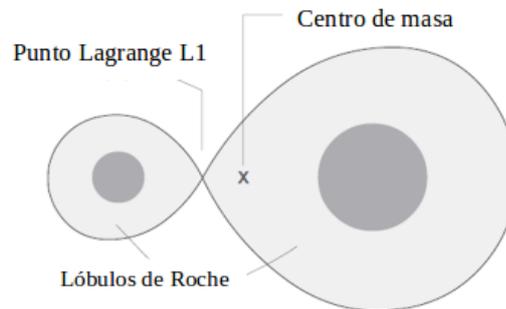


Figura 5.7: Lóbulos de Roche de un sistema binario. Superficies en forma de gota. Notar que en este caso particular ninguna de las dos componentes llena su correspondiente lóbulo de Roche.

Aunque el lóbulo de Roche es claramente no esférico, se define el radio equivalente  $R_L$  como el radio que tendría una esfera que encierre el mismo volumen que éste y se puede calcular utilizando la fórmula de [Eggleton \(1983\)](#):

$$\frac{R_L}{a} = \frac{0.49 q^{-2/3}}{0.6 q^{-2/3} + \ln(1 + q^{-2/3})} \quad (5.2)$$

donde  $a$  es el semieje mayor del sistema binario y  $q$  es la relación entre las masas  $M_2/M_1$ . Al comparar los radios reales de cada estrella con los radios de sus respectivos lóbulos obtenidos con esta fórmula, se obtiene la Clasificación de Kopal:

**Binarias separadas:** Sus componentes se encuentran dentro de sus respectivos lóbulos de Roche (Figura 5.8a). Las estrellas no tienen efecto entre ellas, lo que hace que estas evolucionen separadamente. En este caso no existe transferencia de masa, y la interacción gravitacional principal ocurre mediante las mareas. La mayor parte de las binarias pertenece a esta clase.

**Binarias semi-separadas:** Uno de los componentes llena y desborda su lóbulo de Roche (Figura 5.8b). La transferencia de masa domina la evolución del sistema. Se forma un disco de acreción que envuelve a la estrella secundaria. Ejemplos de este tipo son las binarias de rayos X y las binarias cataclísmicas.

**Binarias en contacto:** Las dos componentes llenan su lóbulo de Roche (Figura 5.8c). La parte superficial de las estrellas forma una cobertura (o envolvente) común que rodea a ambas.

## 5.4 Evolución

La evolución de las estrellas binarias depende críticamente de la masa de las estrellas que forman el sistema y del grado de contacto entre ellas. Por ejemplo, estrellas muy masivas evolucionan como supernova destruyendo la binaria. En el caso en que la separación binaria sea muy grande, la estrella nunca va a influir en la evolución de su compañera, ni siquiera cuando evolucionan

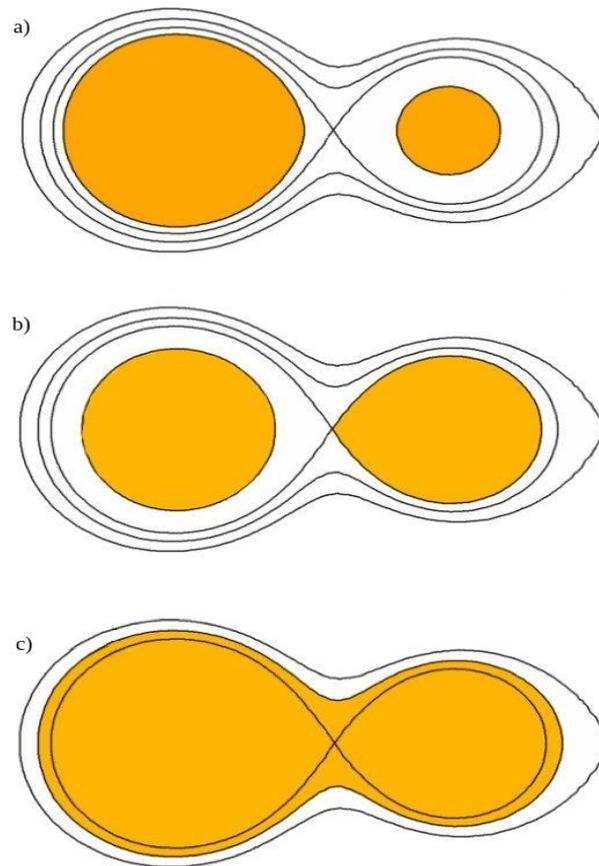


Figura 5.8: Esquemas de sistemas binarios según la clasificación de Kopal: a) binarias separadas, b) binarias semi-separadas y c) binarias en contacto. Figura extraída de: <https://www.aavso.org/sites/default/files/images/binaries.jpg>.

hasta convertirse en gigantes y supergigantes. Sin embargo, para separaciones más pequeñas, la evolución de ambas estrellas depende en gran medida de dicha separación, ya que determina la esfera de influencia de las estrellas.

La mayoría de las binarias comienzan sus vidas como dos estrellas de la secuencia principal de edad 0 o ZAMS (*Zero Age Main Sequence*, por sus siglas en inglés). La estrella más masiva (estrella primaria con masa  $M_1$ ) quema más rápidamente su combustible y por lo tanto evoluciona y sale primero de la secuencia principal. Dependiendo de su masa y del tamaño que alcance, esta estrella puede llenar su lóbulo de Roche.

Se cree que la mayoría de los sistemas binarios atraviesan la fase de corta duración llamada envoltura común (CE, por sus siglas en inglés: *common envelope*), propuesta por Paczynski (1976). Esta fase comienza luego de que la estrella primaria (inicialmente más masiva) evoluciona y se convierte en una gigante. Al llenar su lóbulo de Roche, comienza una transferencia de masa dinámicamente inestable a su compañera (componente menos masiva). La tasa de transferencia de masa es tan alta que la estrella receptora es incapaz de acretar toda el material. Por lo tanto, el material perdido por la primaria, llena el lóbulo de Roche de la secundaria y luego crece, formando una CE que rodea el núcleo de la gigante y la estrella secundaria (Ivanova et al., 2013). La corta duración de esta fase ( $< 10^3$  años) implica que la masa de la estrella secundaria permanecería constante (Hjellming & Taam, 1991), y la masa del objeto compacto sería igual a la masa del núcleo de la gigante al inicio de la transferencia de masa (Iben & Livio, 1993; Webbink, 2008; Zorotovic et al., 2010). Esta envoltura luego es expulsada; si todo el material de la envoltura no se expulsa entonces, debido a la conservación del momento angular y a la interacción de los gases con

el sistema binario, se puede formar un disco circumbinario (Kashi & Soker, 2011). Se cree que la CE es un proceso vital en la evolución de un gran número de estrellas binarias. Esto seguramente incluye los progenitores de supernovas de tipo Ia, binarias de rayos X y estrellas de neutrones dobles. El sistema resultante, llamado comúnmente binaria post envoltente común (PCEB, siglas en inglés de *post-common envelope binary*), consiste en un objeto compacto (generalmente una enana blanca) y una enana roja de secuencia principal en una órbita cercana, de  $\sim 1 R_{\odot}$ .

A continuación, se presenta en forma sintética y a modo de ejemplo la evolución desde la ZAMS hasta la etapa final, de:

### Sistema binario formado por dos estrellas de masa intermedia

- La estrella inicialmente más masiva evoluciona, y desborda su lóbulo de Roche (RLO, por sus siglas en inglés: *Roche lobe overflow*), iniciando un proceso de transferencia de masa estable a su compañera.
- Debido a dicha transferencia, queda un núcleo de helio desnudo que colapsa en una estrella de neutrones (NS, por sus siglas en inglés: *neutron star*), después de una explosión de supernova (SN, por sus siglas en inglés: *supernova explosion*).
- A continuación, el sistema se convierte en una binaria de rayos X de masa intermedia (IMXB, por sus siglas en inglés: *intermediate-mass X-ray binary*), dando lugar a una transferencia de masa dinámicamente inestable y la formación de una CE.
- Luego comienza una nueva fase de transferencia de masa post-CE. La enana blanca de He (que tiene envoltente o atmósfera de He) llena su lóbulo de Roche y transfiere masa a la estrella de neutrones. El resultado de esta proceso es que se forma la enana blanca de carbono/oxígeno. Esta etapa se conoce como “caso BB RLO” (ver por ejemplo Tauris et al., 2011, 2012).
- Cuando cesa la transferencia de masa, queda formado el sistema púlsar-enana blanca de carbono/oxígeno con  $P_{orb} \leq 2-3$  días, como PSR J1952+2630. Se estima que este sistema puede colisionar en  $\sim 3.4$  Gyr.

En la Figura 5.9, se ilustra la evolución de este sistema.

### Sistema binario formado por una estrella de masa intermedia y una estrella de baja masa

- La estrella primaria de  $6-8 M_{\odot}$  evoluciona, e inicia el RLO hacia la estrella secundaria de  $\sim 2 M_{\odot}$ . Esto conduce a una transferencia de masa dinámicamente inestable y la formación de la CE.
- La envoltente es expulsada, quedando el núcleo desnudo de la estrella primaria: una enana blanca (WD, por sus siglas en inglés: *white dwarf*) de oxígeno, neón y magnesio (ONeMg).
- La estrella secundaria evoluciona y desborda su RLO, iniciando un proceso de transferencia de masa estable a su compañera.
- Como resultado de la acreción, la enana blanca llega al límite de masa Chandrasekhar.
- Después de que ha terminado la acreción, pierde momento angular de spin y eventualmente sufre un colapso inducido por la acumulación de retraso rotacional (RD-AIC, por sus siglas en inglés: *rotationally-delayed accretion-induced collapse*).

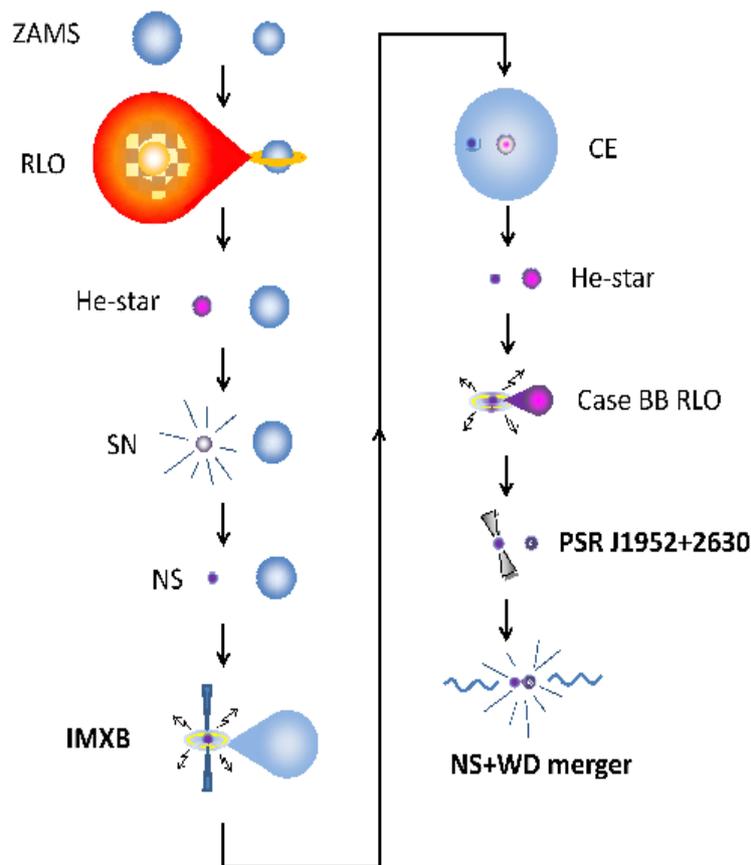


Figura 5.9: Esquema evolutivo del sistema binario PSR J1952+2630. Imagen extraída de [Lazarus et al. \(2014\)](#).

- Luego del colapso, se forma directamente un púlsar de milisegundo (MSP, por sus siglas en inglés: *Millisecond pulsar*) con una compañera enana blanca de helio (He WD) en una órbita excéntrica.

En la Figura 5.10, se ilustra la evolución de este sistema.

## 5.5 Mecanismos que modifican el período

En general la evolución de la separación orbital de un sistema binario cercano, y por lo tanto de su período, se rige por la siguiente ecuación:

$$\frac{\dot{a}}{a} = -2\frac{\dot{M}_1}{M_1} - 2\frac{\dot{M}_2}{M_2} + \frac{\dot{M}}{M} + 2\frac{\dot{J}}{J} \quad (5.3)$$

donde  $a$  y  $J$  son el período y el momento angular del sistema,  $M_1$  y  $M_2$  las masas de la estrella primaria y secundaria y  $M = M_1 + M_2$ .

Existen, por lo tanto, dos mecanismos que pueden producir las variaciones de tiempo de eclipse en binarias cercanas: transferencia de masa y pérdida del momento angular. Cualquiera de estos fenómenos puede ser detectado en objetos donde es posible medir un fenómeno regular: eclipses en enanas blancas o en estrella de neutrones ([Wood & Forbes, 1963](#); [Parsons et al., 2010b](#); [Hermes et al., 2012](#)), los pulsos muy regulares que emite una estrella de neutrones magnética ([Wolszczan & Frail, 1992](#); [Wolszczan, 1994](#)), o pulsaciones de las estrellas mismas ([Mullally et al., 2008](#); [Hermes et al., 2013](#)). A continuación, se detallan cada uno de estos mecanismos.

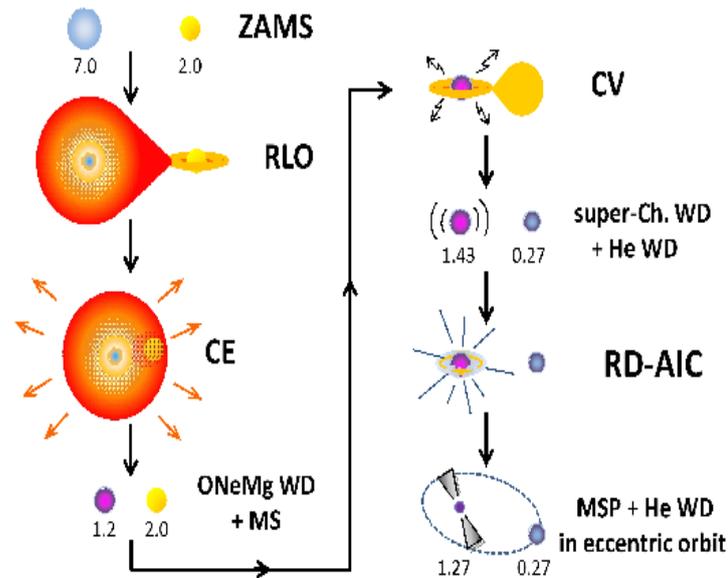


Figura 5.10: Esquema evolutivo de un sistema binario formado por un pulsar de milisegundo y una enana blanca, en una órbita excéntrica. Imagen extraída de [Freire & Tauris \(2014\)](#).

### 5.5.1 Transferencia de masa

La pérdida de masa de cualquiera de las estrellas se produce cuando la estrella llena su lóbulo de Roche (siendo este el mecanismo más importante de transferencia de masa) o a través de viento estelar. La transferencia por viento estelar se da principalmente en estrellas tempranas (masivas), ya que presentan vientos estelares muy fuertes, y una fracción de este viento puede ser gravitacionalmente acretado por su compañera.

La estabilidad de la transferencia de masa depende de la relación de masas  $M_2/M_1$  y de las reacciones de la estrella donante y del objeto que acreta el material ([Eggleton, 1983](#)). En particular, la evolución posterior de la binaria depende de si la donante se expande más rápido o más lento que su lóbulo de Roche, determinando de este modo si la transferencia de masa continúa, y si es así, si es estable en una escala de tiempo dinámica. Si la transferencia de masa es estable, esta fase puede durar  $\sim 10^9$  años, durante los cuales la estrella receptora acreta una fracción de la materia transferida.

Según la formula propuesta por [Kwee \(1958\)](#), la variación del período orbital dado por transferencia de masa es:

$$\frac{dP}{P} = 3 \frac{dM}{M} - \left(3 - \frac{m_1}{m_1 + m_2}\right) \frac{dm_1}{m_1} - \left(3 - \frac{m_2}{m_1 + m_2}\right) \frac{dm_2}{m_2}. \quad (5.4)$$

donde  $P$  es el período orbital,  $M$  el momento angular y  $m_{1,2}$  las masas de las componentes.

Como ejemplo de transferencia de masa, se presenta el caso de XZ Leo. [Hoffmann \(1984\)](#), [Niarchos et al. \(1994\)](#), [Lee et al. \(2006\)](#) y [Luo et al. \(2015\)](#), detectaron en las curvas de luz de este sistema binario que los máximos I (fase = 0.25) y II (fase = 0.75) estaban desplazados, ubicándose alrededor de las fases 0.24 y 0.76 respectivamente. En la Figura 5.11, se presentan las curvas de luz de XZ Leo en las bandas V, R e I (panel superior) y el desplazamiento de los máximos I y II (panel inferior).

Dado que dicho desplazamiento fue detectado por distintos autores en diferentes épocas, se trataría de un efecto a largo plazo (probablemente indicativo de una asimetría a largo plazo en el sistema) y, no podría ser causado por una mancha fría relacionada con la actividad magnética

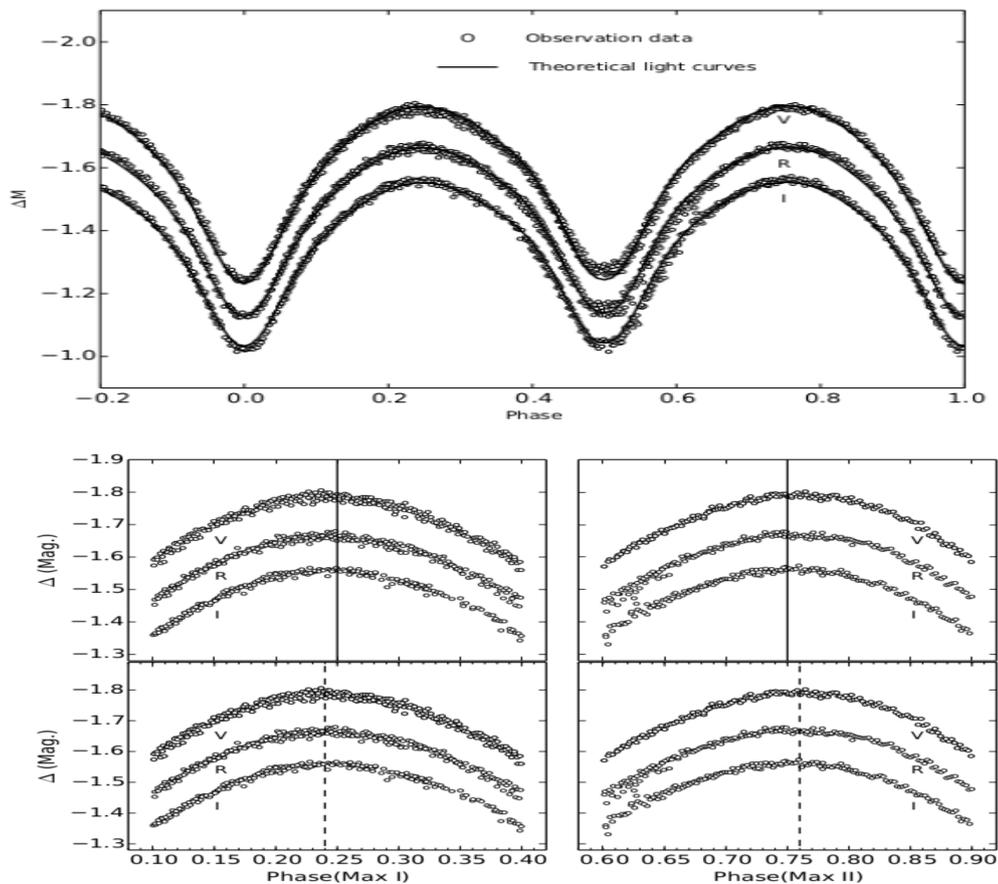


Figura 5.11: En el panel superior, se muestran las curvas de luz de XZ Leo en las bandas V, R e I obtenidas con el telescopio de 85 cm en NAOC. En el panel inferior, se presentan los máximos I y II de las curvas de luz. Aquí, las líneas continuas representan los máximos I en la fase = 0.25 y los máximos II en la fase = 0.75. Las líneas punteadas muestran los máximos desplazados en las fases 0.24 y 0.76, respectivamente. ambas figuras fueron extraídas del trabajo de [Luo et al. \(2015\)](#).

([Luo et al., 2015](#)). [Qian \(2001\)](#) y [Lee et al. \(2006\)](#) encontraron que el período orbital de XZ Leo aumenta continuamente, lo que sugiere una transferencia de masa de la componente secundaria (menos masiva) a la componente primaria. Esto fue confirmado por [Luo et al. \(2015\)](#), quienes al analizar el diagrama O–C (ver Figura 5.12) estimaron que el período orbital tuvo un aumento continuo las últimas tres décadas, con una tasa de  $dP/dt = +6.12 \times 10^{-8} \text{days yr}^{-1}$ . Considerando una transferencia de masa conservadora de la componente secundaria a la primaria, calcularon una tasa  $dM/dt = 3.92 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ .

### 5.5.2 Pérdida del momento angular

Existen cuatro mecanismos que producen variación en el momento angular del sistema: 1) emisión de ondas gravitacionales, 2) frenado magnético, 3) mecanismo Applegate y 4) la presencia de un 3<sup>er</sup> cuerpo. Tanto la emisión de ondas gravitacionales y el frenado magnético son procesos seculares, es decir, evolucionan lentamente y de manera constante y por lo general toman  $10^8$ - $10^9$  años, por lo que su forma en el diagrama O–C corresponde a un polinomio de 2<sup>do</sup> orden. Mientras que el mecanismo Applegate y la presencia de un 3<sup>er</sup> cuerpo tienen escalas de tiempo menores, típicamente entre 10-100 años, por lo que en el diagrama O–C aparecen como una

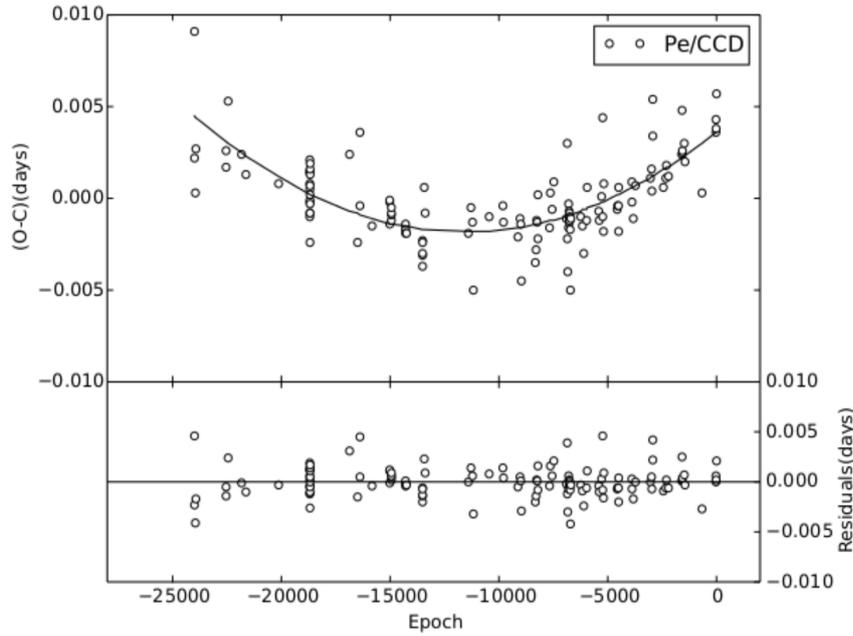


Figura 5.12: Diagrama O–C de la binaria de contacto XZ Leo (panel superior) y los residuos resultantes al restar la componente de largo plazo. Imagen extraída de [Luo et al. \(2015\)](#).

variación periódica sinusoidal. Por lo tanto, los datos observacionales permiten distinguir entre estos mecanismos a través de la escala de tiempo en la que ocurren los fenómenos. A continuación, se explican brevemente cada uno de estos fenómenos.

### 5.5.3 Emisión de ondas gravitacionales

Cuando dos masas orbitan, causan una distorsión periódica del espacio-tiempo continuo alrededor de ellas, generando ondas gravitacionales. Como las ondas gravitacionales transportan energía y momento angular, la binaria termina perdiendo momento angular. La tasa de pérdida de momento angular en sistemas binarios debido a la radiación gravitacional fue presentado por [Peters & Mathews \(1963\)](#):

$$\frac{dJ}{dt} = -\frac{32}{5} \frac{G^{7/2}}{c^5} a^{7/2} M_1^2 M_2^2 M^{1/2} J \quad (5.5)$$

donde  $J$  es el momento angular,  $a$  la separación angular,  $M_{1,2}$  las masas de la primaria y secundaria y  $M = M_1 + M_2$ .

Como el período del sistema binario va disminuyendo, se estima que las dos estrellas finalmente se terminan fusionando. La escala de tiempo en la que ocurre una fusión se puede calcular a través de:

$$\tau = 10^7 \frac{(M_1 + M_2)^{1/3}}{M_1 M_2} P^{8/3} \text{yr} \quad (5.6)$$

donde  $P$  es el período orbital en horas, y  $M_{1,2}$  las masas de la primaria y secundaria en masas solares ([Landau & Lifshitz, 1975](#); [Marsh et al., 1995](#)). Cabe notar que el tiempo de fusión es menor para sistemas de período corto y/o con estrellas masivas.

Por lo tanto, si bien este mecanismo afecta a todas las binarias, sólo es importante para los sistemas de períodos cortos, <3 horas (Kraft et al., 1962; Faulkner, 1971) que contienen uno o dos objetos compactos. Esto incluye variables cataclísmicas en momentos en que el frenado magnético es ineficiente (Knigge et al., 2011), binarias formadas por 2 enanas blancas (Nelemans et al., 2001) y, por supuesto, binarias de estrellas de neutrones y agujeros negros. Por otro lado, en sistemas PCEBs ambas estrellas poseen relativamente bajas masas. Esto implica que sólo una pequeña cantidad de momento angular se pierde a través de este mecanismo.

Una de las evidencias más fuertes de la existencia de este efecto provenía del estudio de las órbitas de binarias formadas por púlsares. Hulse & Taylor (1975) determinaron que los cambios en la órbita del sistema PSR 1913+16 se debía a liberación de energía en forma de ondas gravitacionales, en una cantidad idéntica a la que predecía la relatividad. Abbott et al. (2016), reportaron la primera detección directa de ondas gravitacionales y la primera observación directa de un sistema binario formado por agujeros negros que se fusionan para formar un solo agujero negro. Dicha detección fue realizada por el observatorio LIGO (siglas en inglés de: *Laser Interferometer Gravitational-Wave Observatory*), y recibió el nombre GW150914 (siglas en inglés de *gravitational-wave*, seguido de la fecha de detección).

### 5.5.4 Frenado magnético

Este proceso se da cuando una estrella de secuencia principal emite un viento estelar (compuesto por partículas ionizadas) que fluye desde la estrella a lo largo de las líneas del campo magnético, por lo que se ve obligado a moverse en corrotación con la estrella. La masa perdida corrota con la estrella hasta alrededor de un radio de *Alfven*, el cual es mucho mayor que el radio estelar. Cuando la materia se desacopla del campo magnético, toma impulso angular con él, disminuyendo de ese modo el momento angular de espín de la estrella. El efecto neto es que la estrella pierde momento angular y se frena (ver Schatzman, 1962; Kraft, 1967).

En sistemas binarios cercanos, las rotaciones de ambas componentes están sincronizadas con el movimiento orbital. Por lo tanto, el momento angular transportado por viento magnético es finalmente extraído de la órbita, y no de la rotación estelar, causando que la órbita se encoja. Cabe notar que la eficiencia del frenado magnético depende de la presencia e intensidad del campo magnético en la estrella de baja masa de secuencia principal (Schreiber et al., 2010). Para estrellas con envolturas radiativas o estrellas completamente convectivas no se da este fenómeno de frenado magnético, debido a que no tienen el efecto dínamo para producir el viento magnéticamente acoplado (Andronov et al., 2003).

Este mecanismo es importante en sistemas de período >3 horas, y en particular en estrellas variables cataclísmicas y sus progenitores (PCEB). Esto se debe a que estas binarias tienen separaciones que son lo suficientemente pequeñas como para que el frenado magnético disminuya la separación entre las estrellas y, por lo tanto, impulsa la evolución tanto de la transferencia de masa en curso como de la binaria misma. Para los PCEB, el momento angular perdido a través de frenado magnético es varios órdenes de magnitud más alto que por emisión de ondas gravitacionales. Sin embargo, para muchos sistemas, la estrella secundaria tiene una masa inferior a  $0.3 M_{\odot}$  (atmósfera totalmente convectiva) y, por lo tanto, no debería producirse el mecanismo de frenado magnético.

Verbunt & Zwaan (1981) estimaron la tasa de pérdida de momento angular debido al frenado magnético:

$$\frac{dJ}{dt} = -3.8 \times 10^{23} M_{\odot} R_{\odot}^4 M_2 R_2^{\gamma} \omega^3 J \quad 0 < \gamma < 4 \quad (5.7)$$

donde  $\omega$  es la frecuencia angular de rotación de la estrella secundaria y  $\gamma$  es un parámetro adimensional, que puede tener un valor entre 0 y 4. Para variables cataclísmicas, se usa con frecuencia  $\gamma$

= 2 (Schreiber & Gänsicke, 2003).

Qian et al. (2008), analizaron las variaciones en el período orbital de HW Vir, un sistema binario separado que consiste en una componente primaria sdB muy caliente y una estrella secundaria tipo M, cuya atmósfera es totalmente convectiva. Al examinar el diagrama O–C de este sistema, detectaron una disminución del período a largo plazo, correspondiente a un polinomio de 2<sup>do</sup> orden (Figura 5.13). Esta disminución se asoció a la pérdida de momento angular a través del frenado magnético de la estrella convectiva. Se estima que este mecanismo está produciendo el encogimiento de la órbita y dará como resultado una transferencia de masa entre ambas componentes.

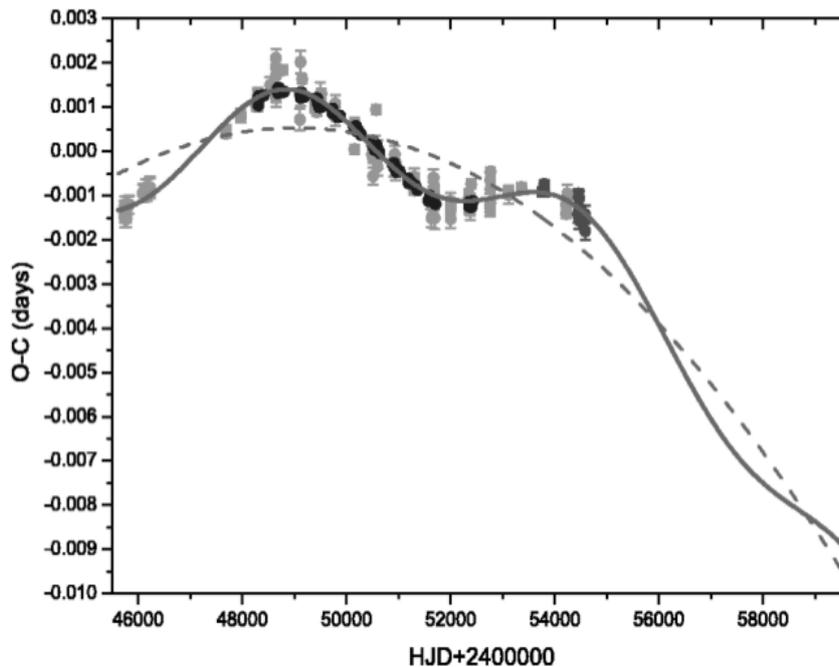


Figura 5.13: Diagrama O–C de la binaria HW Vir. La línea de trazos corresponde al polinomio de 2<sup>do</sup> orden ajustado, mientras que la línea continua representa la combinación de la disminución a largo plazo y el cambio de período cíclico. Imagen extraída de Qian et al. (2008).

### 5.5.5 Mecanismo Applegate

Applegate & Patterson (1987) propusieron que una estrella en un sistema binario cercano puede experimentar ciclos magnéticos, y que un cambio en la topología global del campo magnético puede dar lugar a un momento cuadrupolar gravitacional variable. Esto hace que la estrella se deforme y achate, y por lo tanto, cambie su momento cuadrupolar gravitacional (Figura 5.14).

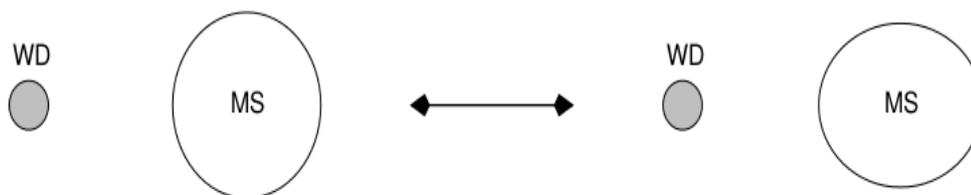


Figura 5.14: Diagrama donde se puede ver como se deforma la estrella de secuencia principal (MS por sus siglas en inglés: *Main-Sequence*) debido al mecanismo Applegate. Figura extraída de Bours (2015).

Applegate (1992), sugirió que el momento angular se puede redistribuir entre el núcleo y las

capas exteriores de una estrella por el movimiento turbulento en la región de convección y los torques producidos por la rotación diferencial. Los cambios en la forma de dicha estrella afectan a la atracción gravitatoria entre la pareja de estrellas, y por lo tanto presenta variaciones en el período orbital de la binaria, con amplitudes  $\Delta P/P \sim 10^{-5}$ .

El momento angular no se pierde durante este proceso, simplemente se redistribuye dentro de la estrella de secuencia principal. Dado que en la binaria las variaciones en el período orbital son producidos por la estrella de secuencia principal, la máxima amplitud de las variaciones está determinada por la cantidad de energía disponible en esta estrella, que es igual a la luminosidad total de la estrella. En general, en binarias con una enana blanca, la compañera de secuencia principal es una enana K o M. Applegate (1992) sostuvo que la luminosidad de estas estrellas puede ser considerada como el máximo de energía disponible para conducir los ciclos magnéticos, sus distorsiones físicas, y por lo tanto las variaciones del período orbital de la binaria. El cambio en el momento angular dado por este mecanismo, se puede calcular mediante la siguiente expresión:

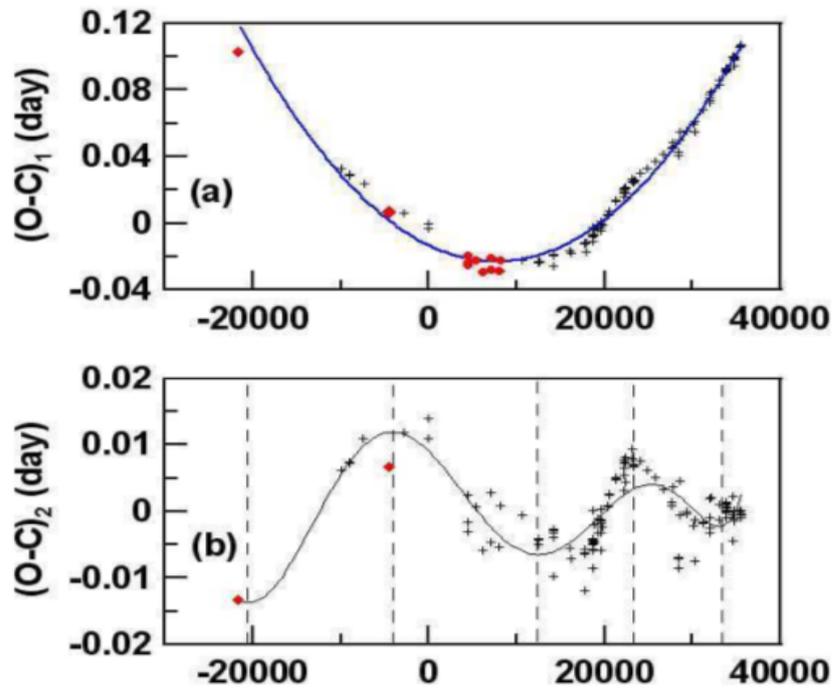


Figura 5.15: Diagrama O–C de V839 Oph. En el panel superior, la línea continua representa la combinación de la disminución a largo plazo y el cambio de período cíclico, mientras que en el panel inferior se muestra solo la componente cíclica, correspondiente al mecanismo Applegate. Imagen obtenida de Hanna (2010).

$$\Delta J = \frac{-GM^2}{R} \left(\frac{a}{R}\right)^2 \frac{\Delta P}{6\pi} \quad (5.8)$$

donde  $J$  es el momento angular,  $G$  la constante de gravitación universal,  $M$  y  $R$  la masa y radio de la estrella magnéticamente activa,  $a$  la separación entre las componentes y  $P$  el período orbital.

En la Figura 5.15, se muestra a modo de ejemplo el caso de V839 Oph. Hanna (2010), analizaron el diagrama O–C de este sistema, y determinaron que el período orbital tiene una variación. Dicha variación está compuesta por un término a largo plazo, (debido a la transferencia de masa entre las estrellas) y una componente cíclica, consistente con el mecanismo Applegate.

### 5.5.6 Presencia de un tercer cuerpo

Un tercer cuerpo invisible, en órbita alrededor de una binaria cercana, provocará un cambio cíclico en el período del sistema. Como la binaria se mueve alrededor del centro de masa de todo el sistema, se aleja o acerca ligeramente de la Tierra. Por lo tanto, la luz va a tener que recorrer una mayor (o menor) distancia y en consecuencia se observa que los eclipses aparecen más tarde (o más temprano) de lo previsto (Irwin, 1959). En la Figura 5.16, se muestra un esquema de un tercer cuerpo invisible en una órbita circumbinaria, alrededor de un sistema binario. Este efecto aparece como una variación cíclica de corto período en el diagrama O–C. En la literatura, este mecanismo a menudo es citado como el efecto de variación del tiempo de viaje de la luz (LTV, por sus siglas en inglés: *light travel variation*) o variación del tiempo de eclipse (ETV, por sus siglas en inglés: *eclipse time variation*). En el Capítulo 6, se detallan los sistemas binarios con una componente evolucionada en los cuales se ha detectado un tercer cuerpo.

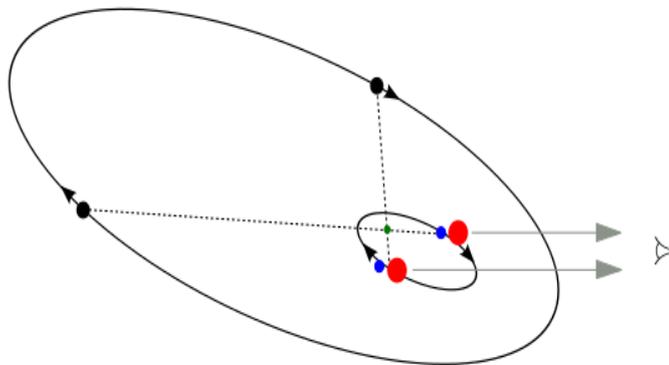


Figura 5.16: Diagrama que representa como un tercer cuerpo invisible (punto negro) en órbita alrededor de una binaria (puntos azules y rojos) causa un cambio de período en el sistema. A medida que la binaria se mueve alrededor del centro de masa de todo el sistema (punto verde), se aleja o acerca un poco de la Tierra. Por lo tanto, la luz tiene más o menos distancia para viajar y, como consecuencia, se observa que los eclipses aparecen más tarde o más temprano de lo previsto. Figura extraída de Parsons (2012).



# Capítulo 6

## Cuerpos subestelares en sistemas binarios con una componente evolucionada

### 6.1 Introducción

En los últimos años, ha aumentado el número de sistemas binarios eclipsantes detectados con una componente evolucionada (enana blanca o subenana B), debido principalmente a grandes relevamientos como por ejemplo *Sloan Digital Sky Survey* (York et al., 2000, SDSS) y *Catalina Sky Survey* (Drake et al., 2009, CSS). En la Figura 6.1, se muestra como ha ido incrementándose el número de binarias eclipsantes con al menos una componente enana blanca a lo largo de los años.

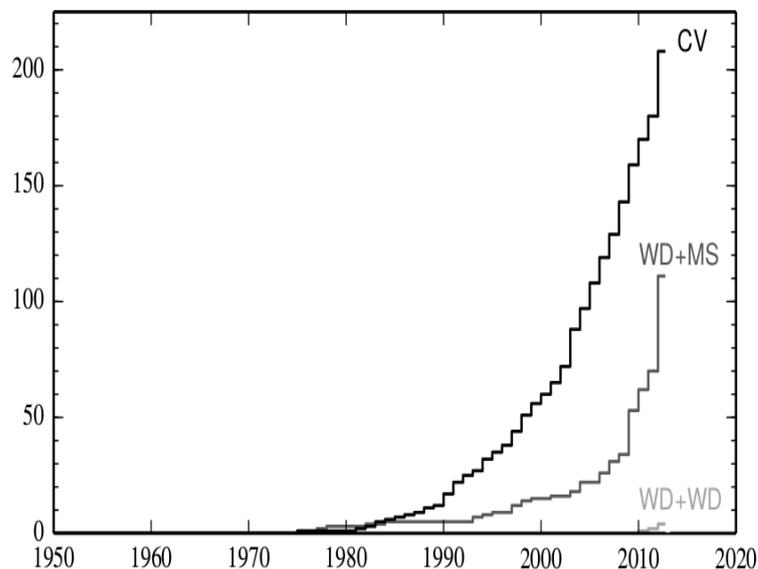


Figura 6.1: Número de binarias eclipsantes con al menos una componente enana blanca: EB+SP, Variables Cataclísmicas y doble EB. Datos del catalogo Ritter & Kolb, edición 7.22 (Ritter & Kolb, 2003).

Una pequeña fracción ( $\sim < 1\%$ ) de estas binarias, presenta cambios aparentes en su período que podrían ser causados por un tercer cuerpo subestelar<sup>1</sup>. Más aún, varios de los sistemas que han sido monitoreados de manera intensiva durante más de  $\sim 5$  años muestran variaciones en su período, que podrían indicar la presencia de un tercer cuerpo.

<sup>1</sup>Ver Enciclopedia de planetas extrasolares: <http://exoplanet.eu/>

Debido a la evolución de las estrellas binarias anfitrionas, hay 2 hipótesis sobre cómo se formaron estos planetas (o enanas marrones) circumbinarios: I) Podría tratarse de una primera generación de planetas, formados en un disco protoplanetario circumbinario, II) Se trata de una segunda generación de planetas, originada a partir de un disco formado en la envoltura expulsada por el progenitor de la enana blanca. [Zorotovic & Schreiber \(2013\)](#), establecieron que los tiempos de vida de los discos protoplanetarios alrededor de los binarios secuencia principal + secuencia principal (SP + SP) son demasiado cortos como para formar planetas gigantes en la mayoría de los casos ([Kraus et al., 2012](#)), y la fracción observada de planetas alrededor de estrellas SP + SP confirma esto ([Welsh et al., 2012](#)). Por lo tanto, la explicación más probable es que se trata de una segunda generación de planetas.

Se han detectado uno o más cuerpos subestelares en 3 tipos de binarias eclipsantes PCEBs: sistemas sub-enana B + estrella secuencia principal/enana marrón, sistemas enana blanca + estrella secuencia principal y binarias cataclísmicas. Por otro lado, si bien no hay sistemas planetarios confirmados alrededor de enanas blancas aisladas (como se vió en el Capítulo 2), se han detectado compañeras enanas marrones en estas estrellas. En este Capítulo, se presentan las binarias PCEBs en las que se han detectado uno o más cuerpos subestelares, junto con los sistemas enana blanca + enana marrón encontrados hasta el momento.

## 6.2 Planetas en sistemas sub-enana B + estrella secuencia principal

HW Vir fue descubierta por [Menzies & Marang \(1986\)](#), quienes determinaron el período de este sistema binario. HW Vir está compuesta por una estrella subenana B con una compañera de secuencia principal o una enana marrón. Esta binaria es el prototipo de sistemas similares, llamados “sistemas HW Vir”, que tienen períodos cortos ( $\sim 2\text{-}3$  h), y sus curvas de luz muestran mínimos primarios y secundarios muy nítidos y un fuerte efecto de reflexión. [Kilkenny et al. \(1994\)](#) observaron por primera vez un cambio en el período orbital de HW Vir, lo que motivó otros estudios ([Wood & Saffer, 1999](#); [Kiss et al., 2000](#); [Kilkenny et al., 2000, 2003](#); [İbanoğlu et al., 2004](#), entre otros). Se han propuesto y discutido posibles explicaciones para esta variación, convergiendo hacia la existencia de un tercer objeto de baja masa con un período largo. [Lee et al. \(2009\)](#) presentaron 41 nuevos tiempos de eclipse medio tomados de 2000 a 2008 y los combinaron con datos de la literatura. El diagrama O–C que obtuvieron muestra una combinación de dos variaciones sinusoidales, probablemente producidas por la presencia de dos compañeros subestelares, más una disminución continua del período. [Beuermann et al. \(2012b\)](#) publicaron 26 nuevos tiempos de eclipse medio (obtenidos entre febrero de 2008 y febrero de 2012), y encontraron que la solución presentada por [Lee et al. \(2009\)](#) es inestable y propusieron una nueva solución que involucra a dos compañeros de HW Vir: un planeta y una enana marrón o estrella de baja masa. En la Figura 6.2, se muestra el diagrama O–C presentado por estos autores.

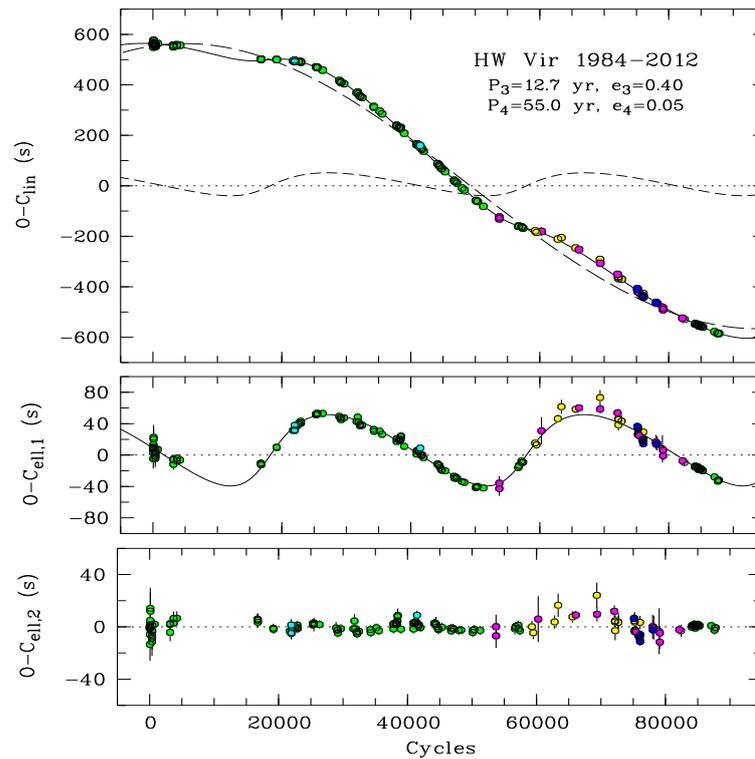


Figura 6.2: Panel superior: Diagrama O–C del sistema binario HW Vir. Las contribuciones de la enana marrón y el planeta se encuentran en líneas de trazos, mientras que la línea continua representa el efecto combinado. Panel intermedio: Diagrama O–C, en el que se ha restado la componente enana marrón. Panel inferior: Residuos luego de quitar ambos cuerpos subestelares. Figura extraída del trabajo de [Beuermann et al. \(2012b\)](#).

De la misma manera, se detectaron cuerpos subestelares en los siguientes sistemas HW Vir: HS 0705+6700 ([Qian et al., 2009a, 2010a; Beuermann et al., 2012a](#)), HS 2231+2441 ([Qian et al., 2010a; Østensen et al., 2007](#)), NY Vir ([Qian et al., 2012a](#)), 2M1938+4603 ([Baran et al., 2015](#)) y OGLE-GD-ECL-11388 ([Hong et al., 2017](#)). Adicionalmente, se detectó variación en el período del sistema NSVS 14256825, formado por una subenana O con una compañera de secuencia principal ([Qian et al., 2010a; Kilkenny & Koen, 2012; Beuermann et al., 2012a](#)). Si bien inicialmente esta variación se asoció a la presencia de 2 planetas ([Almeida et al., 2012, 2013](#)), actualmente se considera que se trata de un solo cuerpo subestelar ([Nasiroglu et al., 2017](#)). En la Tabla 6.1, se muestran las características de los planetas detectados en estos sistemas.

Tabla 6.1: Características de los planetas detectados alrededor de sistemas HW Vir.

Planeta	M $sen(i)$ [ $M_{JUP}$ ]	P [años]	a $sen(i)$ [UA]	e	Ref.
HW Vir c	$14.3 \pm 1.0$	$12.7 \pm 0.2$	$4.69 \pm 0.06$	$0.40 \pm 0.10$	1
HW Vir d*	30-120	$55 \pm 15$	$12.8 \pm 0.2$	0.05**	1
HS0705+6700 c*	$31.5 \pm 1.0$	$8.41 \pm 0.05$	3.52	$0.38 \pm 0.05$	2
HS2231+2441 c	$13.94 \pm 2.20$	15.7	$\sim 5.16$	-	3
NSVS14256825 d	$14.15 \pm 0.16$	$8.72 \pm 0.06$	$3.12 \pm 0.07$	$0.12 \pm 0.02$	4
NY Vir c	$2.3 \pm 0.3$	7.9	$3.3 \pm 0.8$	-	5
NY Vir d	2.5**	>15	$\gtrsim 5.08$	-	5
2M1938+4603	$1.9 \pm 0.1^{**}$	$1.14 \pm 0.01$	$0.92 \pm 0.02$	-	6
OGLE-GD-ECL-11388	12.5	$9 \pm 1$	-	-	7

Referencias: 1) [Beuermann et al. \(2012b\)](#); 2) [Beuermann et al. \(2012a\)](#); 3) [Qian et al. \(2010a\)](#); 4) [Nasiroglu et al. \(2017\)](#); 5) [Qian et al. \(2012a\)](#), 6) [Baran et al. \(2015\)](#); 7) [Hong et al. \(2017\)](#).

Notas: \* Objetos más consistentes con enanas marrones que con planetas. \*\* Valores muy inciertos.

### 6.3 Planetas en sistemas enana blanca + estrella secuencia principal

La binaria eclipsante NN Ser fue descubierta por [Haefner \(1989\)](#), quien la clasificó como un sistema DA + dM, y determinó su período orbital. [Brinkworth et al. \(2006\)](#), detectaron un decrecimiento en el período orbital de esta binaria, que el mecanismo Applegate no podía explicar. Estos autores sugirieron que dicha variación estaría relacionada con la presencia de un tercer cuerpo. Estudios posteriores ([Qian et al., 2009a](#); [Parsons et al., 2010a,b](#)) apoyaron la hipótesis de un tercer cuerpo subestelar. [Beuermann et al. \(2010\)](#) monitorearon el sistema durante el 2010, y combinaron sus nuevos tiempos medios de eclipse con todos los tiempos publicados previamente, volviendo a analizar el diagrama O–C. Estos autores concluyeron que las grandes variaciones de amplitud observadas en el período solo pueden ser causadas por un tercer cuerpo, e incluso sugieren que el mejor modelo se obtiene con dos planetas gigantes alrededor del sistema binario (Figura 6.3). Esta conclusión fue reafirmada por [Beuermann et al. \(2013a\)](#), [Marsh et al. \(2014\)](#) y [Bours et al. \(2016\)](#).

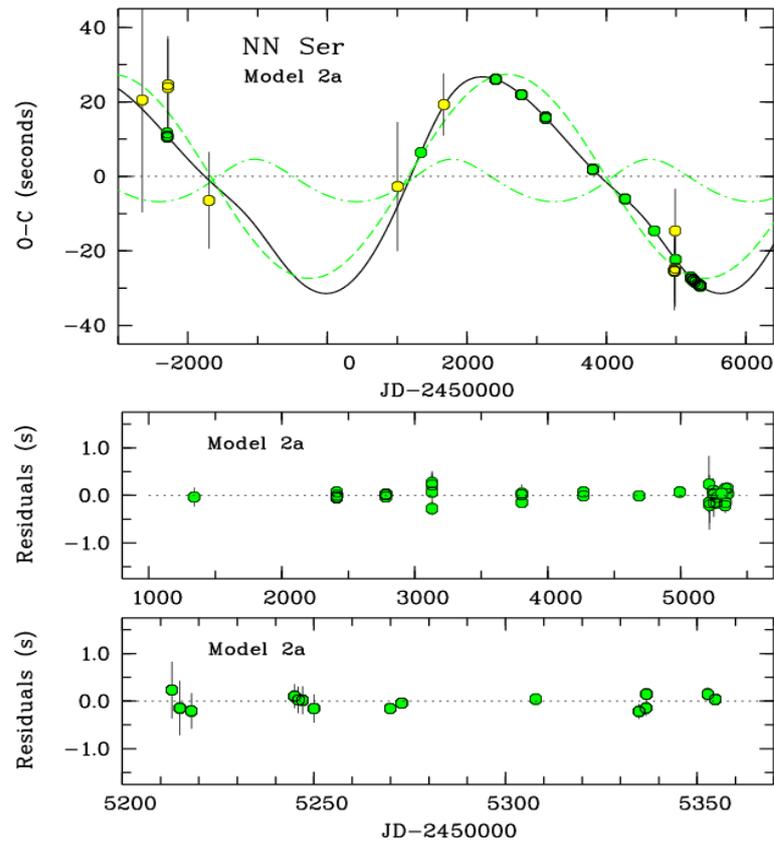


Figura 6.3: Diagrama O–C del sistema binario NN Serpentis, donde las contribuciones de cada planeta se encuentran en líneas de puntos y trazos, mientras que la línea continua representa el efecto combinado. Figura extraída del trabajo de [Beuermann et al. \(2010\)](#).

Los otros sistemas enana blanca + estrella secuencia principal en los que se ha detectado uno o más cuerpos subestelares son: V471 Tau ([Lohsen, 1974](#); [Ibanoglu et al., 1994](#); [İbanoğlu et al., 2005](#); [Guinan & Ribas, 2001](#); [Kamiński et al., 2007](#); [Kundra & Hric, 2011](#)), RR Cae ([Parsons et al., 2010b](#); [Qian et al., 2012b](#)), y KIC 10544976 ([Almeida et al., 2019](#)). En la Tabla 6.2, se muestran las características de los planetas detectados en estos sistemas. Para el sistema QS Vir, se especuló sobre la presencia de 1 o 2 planetas ([Qian et al., 2010b](#); [Parsons et al., 2010b](#); [Almeida & Jablonski, 2011](#)), sin embargo esta hipótesis fue posteriormente rechazada ([Horner et al., 2013](#); [Parsons et al., 2016](#)).

Tabla 6.2: Características de los planetas en sistemas enana blanca + estrella secuencia principal.

Planeta	$M_{sen(i)}$ [ $M_{JUP}$ ]	P [años]	$a_{sen(i)}$ [UA]	e	Ref.
NN Ser c	$6.91 \pm 0.54$	$15.50 \pm 0.45$	$5.38 \pm 0.20$	0.0	1
NN Ser d	$2.28 \pm 0.38$	$7.75 \pm 0.35$	$3.39 \pm 0.10$	$0.20 \pm 0.02$	1
V471 Tau c*	46-111	$33.2 \pm 0.2$	~12.6-12.8	$0.26 \pm 0.02$	2
RR Cae c	$4.2 \pm 0.4$	$11.9 \pm 0.1$	$5.3 \pm 0.6$	0	3
KIC 10544976	$13.4 \pm 1.0$	$16.8 \pm 2.4$	$6.56 \pm 1.74$	$0.29 \pm 0.11$	4

Referencias: 1) [Beuermann et al. \(2010\)](#); 2) [Kundra & Hric \(2011\)](#); 3) [Qian et al. \(2012b\)](#); 4) [Almeida et al. \(2019\)](#).

Notas: \* Objetos más consistentes con enanas marrones que con planetas.

## 6.4 Planetas en binarias cataclísmicas

Una binaria cataclísmica, es un sistema binario cuyas componentes, muy próximas entre sí, son una enana blanca (estrella primaria) y una estrella de baja masa de secuencia principal (estrella secundaria). Entre estas dos estrellas, a causa del intenso campo gravitatorio de la estrella primaria, existe transferencia de material. Debido a la conservación del momento angular, el material no se asienta directamente en la superficie de la primaria, sino que forma un disco de acreción en torno a ella. Este disco tiene temperaturas altísimas en su centro ( $\sim 30000$  K) y son relativamente fríos en el exterior ( $\sim 5000$  K). Cuando el disco de acreción está formado, el flujo de material proveniente de la estrella secundaria choca contra el borde externo del disco. Esto genera un punto brillante, conocido como *hot spot* el cual emite hasta el  $\sim 30\%$  de la luminosidad total del sistema (Figura 6.5). Estos sistemas, tienen períodos orbitales entre 0.06 días (90 min) a 0.6 días (14 hr), aproximadamente.

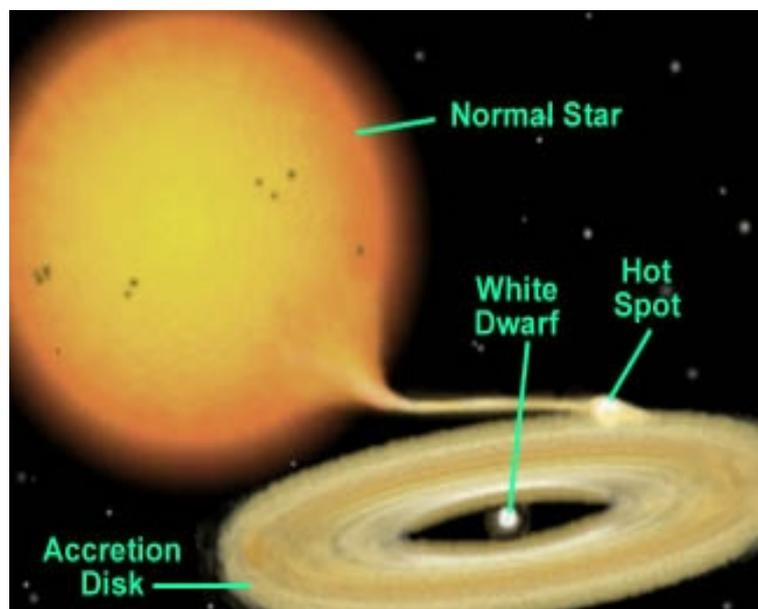


Figura 6.4: Se presenta una representación esquemática de una binaria cataclísmica, donde se puede ver el disco de acreción alrededor de la enana blanca y el *hot spot* debido a la transferencia de material por parte de su compañera. Figura extraída de: <http://astrosurf.com/blazar/variable/UG03/CV.html>

UZ For fue descubierta por [Beuermann et al. \(1988\)](#). El período orbital de esta binaria presenta variaciones, por lo que el diagrama O–C del sistema fue analizado por varios autores ([Ramsay, 1994](#); [Imamura & Steiman-Cameron, 1998](#); [Perryman et al., 2001](#)). [Dai et al. \(2010\)](#) sugirieron que el incremento detectado en el período orbital, junto con los cambios cíclicos pueden ser producidos por un tercer cuerpo de baja masa. [Potter et al. \(2011\)](#), analizaron 27 años de observaciones, y determinaron que el diagrama O–C se ajusta mejor con 2 planetas gigantes.

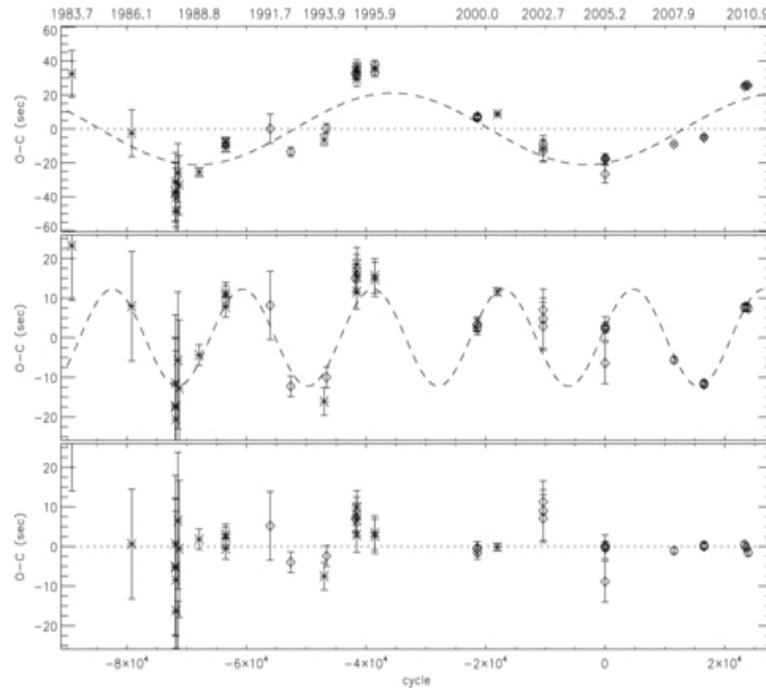


Figura 6.5: Diagrama O–C de UZ For. Panel superior: O–C resultante al restar el término cuadrático, quedando la primera componente (línea de trazos). Panel intermedio: O–C resultante al restar la primera componente, quedando la segunda componente (línea de trazos). Panel inferior: Residuos al restar ambas componentes. Figura extraída de [Potter et al. \(2011\)](#).

Analizando el diagrama O–C, se ha detectado un planeta en el sistema binario DP Leo ([Qian et al., 2010c](#)), dos planetas en HU Aqr ([Qian et al., 2011](#); [Horner et al., 2011](#); [Wittenmyer et al., 2011](#)), un planeta en OY Car ([Han et al., 2015](#)) y un planeta en V2051 Oph ([Qian et al., 2015](#)). Las características de estos planetas, se detallan en la Tabla 6.3.

Tabla 6.3: Características de los planetas en sistemas CV.

Planeta	$M \text{ sen}(i)$ [ $M_{JUP}$ ]	P [años]	$a \text{ sen}(i)$ [UA]	e	Ref.
UZ For c	$6.3 \pm 1.5$	$16^3$	$5.9 \pm 1.4$	$0.04 \pm 0.05$	1
UZ For d	$7.7 \pm 1.2$	$5.25 \pm 0.25$	$2.8 \pm 0.5$	$0.05 \pm 0.05$	1
HU Aqr c	7.1	$9.00 \pm 0.05$	4.30	$0.13 \pm 0.04$	2
DP Leo c	$6.05 \pm 0.47$	$28.01 \pm 2.00$	$8.19 \pm 0.39$	$0.39 \pm 0.13$	3
OY Car b	$8.48 \pm 0.02$	-	$6.18 \pm 0.45$	-	4
V2051 Oph c	$7.3 \pm 0.7$	-	9	0.37	5

Referencias: 1) [Potter et al. \(2011\)](#); 2) [Goździewski et al. \(2012\)](#); 3) [Beuermann et al. \(2011\)](#); 4) [Han et al. \(2015\)](#); 5) [Qian et al. \(2015\)](#).

## 6.5 PSR B1620–26

PSR B1620–26 es un sistema binario, formado por un púlsar (estrella primaria) y una enana blanca (estrella secundaria), que se encuentra en el cúmulo globular M4. [Thorsett et al. \(1993\)](#), mediante la técnica de *timing*, detectaron la presencia de un tercer cuerpo (PSR B1620–26 b) cuyas características se detallan en la Tabla 6.4. El origen de este sistema particular es incierto.

Sigurdsson et al. (2003) sugirieron que este planeta fue capturado, ya que es poco probable que haya sobrevivido a la evolución de la estrella masiva. Ellos propusieron que el planeta se habría formado alrededor de una estrella de secuencia principal, progenitora de la enana blanca que forma parte del sistema binario actual. Encuentros estelares no son muy comunes en el disco de la Vía Láctea, pero en los núcleos densos de los cúmulos globulares se producen con frecuencia por lo que es bastante probable que esta estrella con planeta haya interactuado con un sistema binario formado por una estrella de neutrones y una enana blanca. En esta interacción, la estrella de neutrones habría capturado a la estrella madre del planeta en una órbita estrecha, provocando en el proceso la expulsión de su compañera anterior.

Los períodos muy cortos exhibidos por púlsares se deben a la transferencia de material de una compañera binaria. Por lo tanto, se cree que la nueva compañera de la estrella de neutrones al convertirse en gigante roja se expandió, de modo que sus capas superficiales comenzaron a ser transferidas a la estrella de neutrones. El período del púlsar de PSR B1620–26 es de unos pocos milisegundos, proporcionando una fuerte evidencia de la transferencia de material, que llegó a su fin cuando se agotaron las capas superficiales de la gigante roja, y el núcleo se contrajo lentamente a una enana blanca. Ahora las estrellas orbitan tranquilamente una alrededor de la otra. En este escenario, el planeta (PSR B1620–26 b) que tenía una órbita circular alrededor de su estrella madre, se estabilizó en una órbita circumbinaria. En la Figura 6.6, se esquematiza esta hipótesis de formación.

Sin embargo, las perspectivas a largo plazo para PSR B1620–26 b son pobres (Ford et al., 2000). El sistema triple, que es mucho más masivo que una estrella aislada típica en M4, está a la deriva hacia el núcleo del cúmulo, donde la densidad de estrellas es muy alta. En más o menos mil millones de años, este sistema probablemente tendrá otro encuentro con una estrella cercana. El resultado más común de estos encuentros es que el compañero más ligero sea expulsado del sistema estelar múltiple. Si esto sucede, PSR B1620–26 b probablemente será expulsado completamente de M4.

Tabla 6.4: Características del planeta detectado alrededor de PSR B1620–26.

Planeta	Masa [ $M_{JUP}$ ]	Período [días]	a [AU]	e
PSR B1620–26 b	2.5	36525	23	-

## 6.6 Sistemas binarios enana blanca + enana marrón

Si bien no hay aún sistemas planetarios confirmados en enanas blancas aisladas, existen unos pocos casos en los que se han detectado compañeras enanas marrones en estas estrellas. En general se acepta que las enanas marrones son objetos que, a pesar de formarse como estrellas, no alcanzan en su interior la temperatura lo suficientemente elevada para producir la fusión de hidrógeno en forma sostenida. Sin embargo, a diferencia de los planetas, durante algún período de su vida producen la fusión nuclear en su interior. Dependiendo de su composición química primordial, tienen un límite inferior de masa entre 13-15  $M_{JUP}$ , mientras que el límite superior es de 75-80  $M_{JUP}$ . Se conocen enanas marrones en un rango de temperaturas  $\sim 600 < T < 3200$  K y radios comparables al de Júpiter, por lo que tienen luminosidades comprendidas entre  $\sim 8 \times 10^{-4}$ - $6 \times 10^{-6} L_{\odot}$ .

Los sistemas PCEB con compañeras enanas marrones son difíciles de identificar solo a partir de datos ópticos. Mas aún, estudios IR han demostrado que los sistemas PCEB con una componente

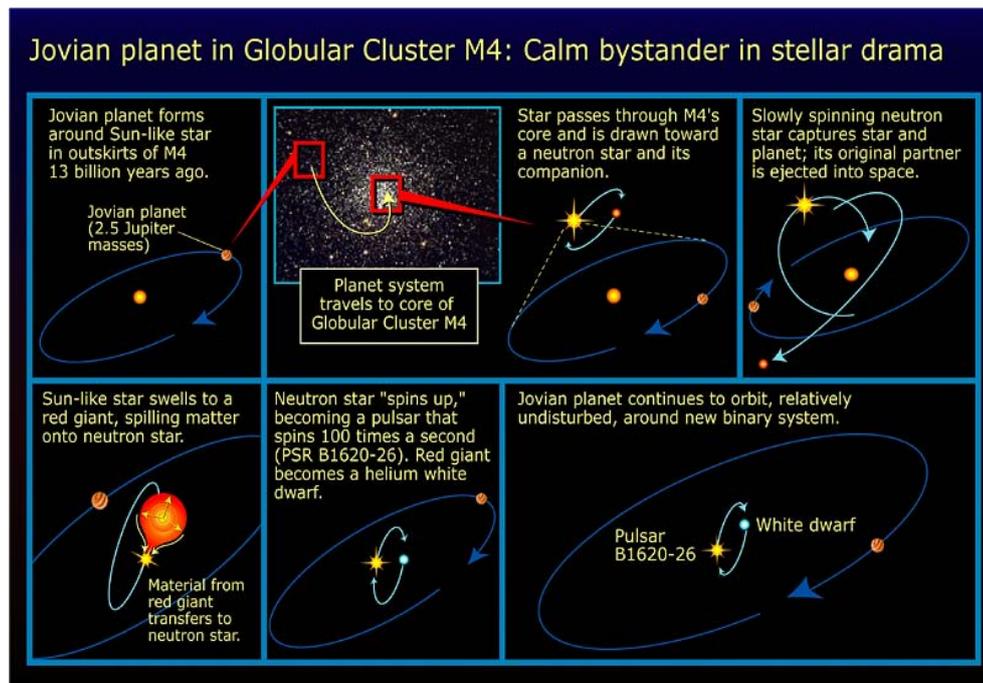


Figura 6.6: Esquema del proceso de formación para el sistema triple PSR B1620–26. Figura extraída de <https://hubblesite.org/contents/media/images/2003/19/1372-Image.html?news=true>

enana marrón son raros, representando solo el 0.4-2% de las enanas blancas que tienen un compañero sub-estelar (Farihi et al., 2005; Girven et al., 2011; Steele et al., 2011; Debes et al., 2011). Esta escasez existiría tanto en binarias separadas como semi-separadas. El número pequeño de enanas blancas+enanas marrones, refleja la dificultad de detección de estos objetos subestelares tanto en forma individual (Kirkpatrick et al., 2012) como parte de sistemas binarios (Grether & Lineweaver, 2006).

Se han llevado a cabo distintos relevamientos IR con el fin de detectar compañeras enanas marrones y/o discos de polvo en enanas blancas. Por ejemplo, Wang et al. (2014) observaron 12 enanas blancas que fueron identificadas por su exceso de emisión en el IR medio por Debes et al. (2011), pero que no tenían mediciones anteriores en el IR cercano. De estas 12 enanas blancas, 4 presentaban excesos en el IR asociadas a una fuente cercana. Las emisiones detectadas en el IR cercano y *WISE* sugieren que son posibles enanas marrones, asociadas o no, a estas enanas blancas. En la Figura 6.7, se muestran las SEDs obtenidas por estos autores, para estas 4 estrellas.

Sin embargo, al presente hay solo 9 sistemas PCEB con una compañera enana marrón confirmados. Estos son: GD 1400 (Farihi & Christopher, 2004; Dobbie et al., 2005; Burleigh et al., 2011), WD 0137–349 (Maxted et al., 2006; Burleigh et al., 2006; Casewell et al., 2015), WD 0837+185 (Casewell et al., 2012), NLTT5306 (Steele et al., 2013), SDSS J141126.20+200911.1 (Beuermann et al., 2013b; Littlefair et al., 2014), SDSS J155720.77+091624.6 (Farihi et al., 2017), SDSS J120515.80–024222.6 (Parsons et al., 2017), SDSS J123127.14+004132.9 (Parsons et al., 2017) y EPIC 212235321 (Casewell et al., 2018). En la Tabla 6.5 se presentan las características estelares y orbitales de estos sistemas. Se estima que eventualmente, estos sistemas se convertirán en variables cataclísmicas, como SDSS J1433+1011 (Hernández Santisteban et al., 2016).

Recientemente, Rebassa-Mansergas et al. (2019) utilizando el catálogo de enanas blancas de Jiménez-Esteban et al. (2018) en base a datos de *Gaia*, detectaron 2 posibles candidatos a enana blanca + enana marrón: *Gaia* ID = 54901403567006805 y 549014035670068057. Estos autores estimaron una frecuencia de enanas blancas con compañeras enanas marrones de  $\sim 0.1$ -0.2%. Este resultado es acorde a los valores obtenidos previamente.

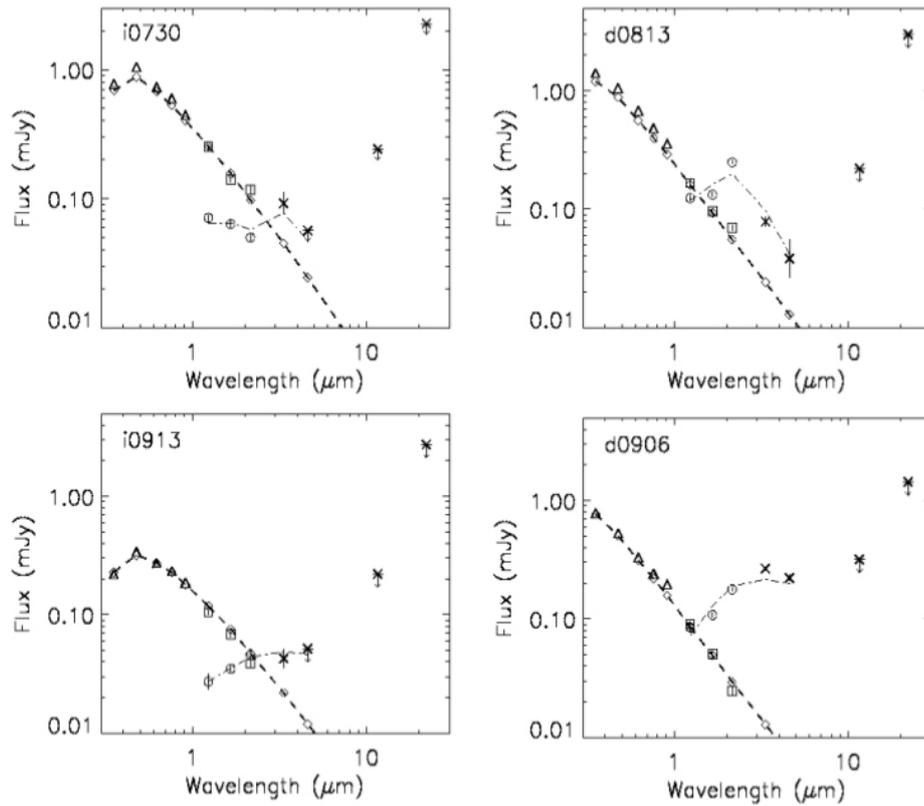


Figura 6.7: SEDs de las 4 enanas blancas candidatas a tener una compañera enana marrón. Imagen extraída del trabajo de Wang et al. (2014).

Tabla 6.5: Características de los sistemas enana blanca + enana marrón.

Nombre	$M_{EB}$ [ $M_{\odot}$ ]	Tipo espectral enana marrón	Período [hr]	Referencia
GD1400	$> 0.55$	L6	9.98	1
WD 0137–349	$0.39 \pm 0.03$	L6-L8	1.93	2
WD 0837+185	$0.798 \pm 0.006$	T8	4.2	3
NLTT 5306	$0.44 \pm 0.04$	L4-L7	1.69	4
SDSS J141126.20+200911.1	$0.53 \pm 0.03$	T5	2.03	5
SDSS J155720.77+091624.6	$0.447 \pm 0.043$	L3-5	2.27	6
SDSS J120515.80–024222.6	$0.39 \pm 0.02$	L0	1.19	7
SDSSJ123127.14+004132.9	$0.56 \pm 0.07$	-	1.21	7
EPIC212235321	$0.47 \pm 0.01$	L3	1.14	8

1) Burleigh et al. (2011); 2) Casewell et al. (2015); 3) Casewell et al. (2012); 4) Steele et al. (2013); 5) Littlefair et al. (2014); 6) Farihi et al. (2017); 7) Parsons et al. (2017); 8) Casewell et al. (2018).



# Capítulo 7

## Búsqueda de planetas en sistemas binarios con una componente enana blanca

### 7.1 Introducción

Como se mencionó en el Capítulo anterior la técnica de ETV ha sido aplicada en diversos sistemas binarios compactos, alguno de los cuales incluyen una componente enana blanca, en busca de cambios del período orbital que pudieran explicarse debido a variaciones en el tiempo de viaje de la luz (LTT por sus siglas en inglés: *light travel time*) causadas por uno o más planetas gigantes circumbinarios<sup>1</sup>.

La detección de estos planetas es particularmente interesante porque, en general, la estrella binaria huésped ha atravesado una fase evolutiva muy particular conocida como post-envolvente común (*post-common-envelope binary*), la cual ocurre cuando la estrella inicialmente más masiva (la primaria) evoluciona, llena su lóbulo de Roche, transfiere masa a la menos masiva (la secundaria), llena el lóbulo de Roche de ésta y luego forma una envolvente común que rodea al núcleo de la gigante y a la estrella secundaria. En este proceso se reduce drásticamente la separación entre ambas componentes. Finalmente la envolvente común es eyectada quedando el núcleo de la primaria (el objeto compacto, la enana blanca en el caso de interés de este Capítulo) y una estrella de secuencia principal de tipo enana roja. Es de notar que todo este proceso, desde inicio de transferencia de masa de la primaria hasta la eyección de la envolvente común tiene una corta duración ( $\leq 1000$  años). Más detalles sobre este escenario pueden encontrarse en [Iben & Livio \(1993\)](#) y [Webbink \(2008\)](#).

Como se mencionó en el Capítulo 6, la secuencia evolutiva delineada en el párrafo anterior sugiere dos alternativas para origen de el o de los planetas circumbinarios ([Beuermann et al., 2010](#); [Almeida et al., 2013](#)): a) que se trate de planetas de primera generación, es decir planetas que se formaron en un disco circumbinario protoplanetario y que han sobrevivido a la dramática evolución de la estrella binaria anfitriona ([Bear & Soker, 2014](#)), o bien b) que se han formado como consecuencia de esta evolución, en un disco circumbinario resultado de la eyección de la envolvente común ([van Winckel et al., 2009](#); [Perets, 2011](#)); tratándose, este caso, de planetas de segunda generación. Discernir entre estas dos alternativas, actualmente, no es posible ya que la propia etapa evolutiva de la envolvente común es muy incierta.

Otro de los factores que limita un mejor entendimiento de la existencia de planetas en binarias que albergan una componente enana blanca es el número relativamente pequeño de candidatos

---

<sup>1</sup>El efecto de variaciones en el tiempo de viaje de la luz se manifiesta como variaciones periódicas en el tiempo observado del eclipse debido a la interacción gravitatoria entre la binaria y un tercer cuerpo o cuerpos de masa planetaria no visibles.

planetario en este tipo de binarias. Al presente, como se vió en el Capítulo anterior, se contabilizan unos 8 sistemas: UZ For (2 planetas, [Potter et al., 2011](#)), DP Leo ([Beuermann et al., 2011](#)), RR Cae ([Qian et al., 2012b](#)), HU Aqr (2 planetas, [Goździewski et al., 2012](#)), NN Ser (2 planetas, [Beuermann et al., 2010](#)), OY Car ([Han et al., 2015](#)), V2051 Oph ([Qian et al., 2015](#)) y KIC 10544976 ([Almeida et al., 2019](#)). Con el propósito de incrementar el número de sistemas binarios con componentes enanas blancas fotométricamente monitoreados en búsqueda de planeta/s, en el presente Capítulo presentamos un estudio detallado de variaciones de tiempo de mínimo en un grupo de 8 sistemas australes seleccionados de la literatura.

Para cada uno de los sistemas estudiados se analizan en forma conjunta curvas de luz obtenidas en la EABA y CASLEO con aquéllas obtenidas de base públicas como *Catalina* y *K2 (Kepler)*. Se derivan tiempos de medio de eclipses, los cuales, en el caso de 7 sistemas son combinados con los determinados en [Bours \(2015\)](#) y otros de la literatura. Cabe notar que este tipo de sistemas, constituidos por una enana blanca de tamaño pequeño (con radios del orden de  $0.01 R_{\odot}$  o  $1 R_{Tierra}$ ) y una enana roja de secuencia principal (radio del orden de  $0.5 R_{\odot}$ ) permite una medición muy precisa del tiempo del eclipse primario (cuando la enana blanca está por detrás), ya que la caída de brillo es pronunciada y abrupta. Esto hace que sea posible determinar variaciones muy pequeñas en la amplitud del período orbital analizando el conocido diagrama O-C.

## 7.2 Muestra seleccionada

Como se mencionó anteriormente, en los últimos años ha aumentado el número de sistemas binarios eclipsantes con una componente enana blanca. Motivados por la detección de cuerpos sub-estelares en estos sistemas, se llevó a cabo un programa sistemático de detección de planetas en sistemas binarios eclipsantes formados por una enana blanca y una enana roja de secuencia principal. Se seleccionó una muestra de ocho de estos sistemas (con distintas ascensiones rectas), con magnitudes V entre  $\sim 14.5$ - $18.35$  y períodos orbitales entre 92-413 minutos. En la Tabla 7.1, se listan los objetos que conforman la muestra principal, con sus coordenadas, magnitudes y períodos orbitales. Estos sistemas, tienen parámetros estelares (masa, período, temperatura) similares a aquellos sistemas en los que se detectaron uno o más cuerpos subestelares (ver Capítulo 6). Adicionalmente, se seleccionó una muestra secundaria, formada por tres sistemas binarios poco estudiados, con el objetivo de determinar si son sistemas eclipsantes. Las coordenadas, magnitudes y períodos orbitales de estos objetos que forman parte de la muestra secundaria, se encuentran listados también en la Tabla 7.1.

Tabla 7.1: Características de los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y los objetos secundarios.

Nombre	RA (J2000)	DEC (J2000)	MAGNITUD*	$P_{orb}$ [min]
SDSS J085746.18+034255.3	08:57:46.19	+03:42:55.33	17.95 (g)	93.73
SDSS J121258.25-012310.1	12:12:58.25	-01:23:10.2	16.76 (g)	483.65
SDSS J122339.61-005631.1	12:23:39.62	-00:56:31.2	17.88 (g)	129.71
OU Vir	14:35:00.22	-00:46:06.32	14.50 (V)	104.70
SDSS J164235.97-063439.7	16:42:35.97	-06:34:39.7	18.35 (g)	413.12
SDSS J220504.50-062248.6	22:05:04.48	-06:22:48.54	17.71 (g)	190.64
SDSS J013851.49-001621.6	01:38:51.54	-00:16:21.6	18.14 (V)	104.78
SDSS J030308.35+005444.1	03:03:08.35	+00:54:43.89	18.06 (V)	193.59
Objetos secundarios				
SDSS J141516.10-010912.1	14:15:16.104	-01:09:12.16	18.25 (g)	
CTCV J1940-4724	19:40:37.6	-47:24:49	18 (V)	92.226
CTCV J0333-4451	03:33:20.6	-44:51:42	17.8 (V)	68.4

\*Entre paréntesis se encuentra el filtro al que corresponde esa magnitud.

### 7.2.1 Muestra principal

A continuación, se detallan brevemente los antecedentes de cada binaria que forma la muestra principal seleccionada. En la Tabla 7.2 se listan los parámetros estelares (masa, temperatura, radio y tipo espectral de la enana blanca y el tipo espectral de la estrella de secuencia principal) y efemérides (período orbital y tiempo medio en ciclo=0) de estos sistemas.

#### SDSS J085746.18+034255.3

El sistema SDSS J085746.18+034255.3 (de aquí en adelante SDSS J0857+0342), fue clasificado por primera vez como una enana blanca caliente ( $T_{ef} = 36181 \pm 390$  K) por Eisenstein et al. (2006), a través del relevamiento SDSS. Drake et al. (2010), observaron eclipses regulares, como parte del *Catalina Real-time Transient Survey*. Parsons et al. (2012a), determinaron un período orbital de 94 min, haciendo de SDSS J0857+0342 el sistema binario separado formado por una enana blanca+estrella de secuencia principal con período más corto conocido.

#### SDSS J121258.25–012310.1

SDSS J121258.25–012310.1 (en adelante SDSS J1212–0123), fue catalogada inicialmente como un candidato a cuasar, por Richards et al. (2004) a través del relevamiento SDSS. Posteriormente, fue reclasificada como una enana blanca+estrella de secuencia principal por Silvestri et al. (2006). Nebot Gómez-Morán et al. (2009), observaron los primeros eclipses y determinaron los parámetros estelares del sistema. Sin embargo, su análisis estuvo limitado por el hecho de que no pudieron medir la amplitud de velocidad radial de la enana blanca. Estos autores determinaron que SDSS J1212–0123 tiene un período de  $8^h 3^m$ , y contiene una enana blanca de baja masa, relativamente caliente ( $T_{ef} = 17700 \pm 300$  K) con una compañera de secuencia principal de tipo espectral M4.

#### SDSS J122339.61–005631.1

El sistema SDSS J122339.61–005631.1 (en lo sucesivo, SDSS J1223–0056) fue identificado como un sistema binario por Raymond et al. (2003). Rebassa-Mansergas et al. (2007, 2010, 2012) usando los espectros disponibles en el SDSS determinaron los parámetros estelares de este sistema. Parsons et al. (2013) realizaron una búsqueda de binarias eclipsantes PCEB, y combinando el catálogo SDSS con las curvas de luz de CSS hasta el 11/2011, determinaron las efemérides orbitales del sistema.

#### OU Vir

OU Vir fue descubierto por Berg et al. (1992), como parte de su relevamiento espectroscópico de objetos cuasi-estelares. Downes et al. (1997) catalogaron este objeto como una variable cataclísmica de tipo desconocido con  $B_{pg}=18.5$ , utilizando el espectro presentado en Berg et al. (1992). Vanmunster et al. (2000), presentaron una revisión fotométrica para el objeto que indica que OU Vir es una binaria eclipsante con un período de 1.75 horas. Fue visto en un *outburst* y probablemente en un *superoutburst* (Vanmunster et al., 2000), marcándolo como una nova enana SU UMa.

#### SDSS J164235.97–063439.7

SDSS J164235.97–063439.7 (en lo sucesivo, SDSS J1642–0634) fue identificada como un sistema binario por Parsons et al. (2015), quienes determinaron las efemérides orbitales del sistema.

**J220504.50–062248.6**

El sistema SDSS J220504.50–062248.6 (en lo sucesivo, SDSS J2205–0622) fue identificado como un sistema binario por [Parsons et al. \(2015\)](#). Estos autores determinaron los parámetros estelares del sistema junto con las efemérides orbitales. [Bours et al. \(2016\)](#) re-calcularon dichas efemérides.

**SDSS J013851.49–001621.6**

SDSS J013851.49–001621.6 (de aquí en adelante SDSS 0138–0016), fue uno de los candidatos a binaria tipo enana blanca+estrella de secuencia principal, identificado en el relevamiento del SDSS conocido como Stripe 82 ([Becker et al., 2011](#)). [Parsons et al. \(2012b\)](#), utilizando fotometría de alta precisión y espectroscopia, confirmaron la naturaleza binaria eclipsante de este objeto, y utilizaron estos datos para calcular los parámetros estelares del mismo.

**SDSS J030308.35+005444.1**

SDSS J030308.35+005444.1 (en adelante SDSS 0303+0054) fue espectroscópicamente caracterizada como una binaria formada por una enana blanca DC+estrella de secuencia principal M4 ([Eisenstein et al., 2006](#)), y clasificada como una binaria eclipsante con un período orbital de 3.2 hs ([Pyrzas et al., 2009](#)). [Debes et al. \(2012c\)](#), determinaron que es una binaria PCEB, con exceso IR en  $3 \mu\text{m}$  utilizando observaciones IR de *WISE*. Observaciones posteriores determinaron que la enana blanca del sistema, es la enana blanca más masiva actualmente conocida en este tipo de sistemas y es fuertemente magnética (8 MG), por lo que el exceso IR se debe a la emisión de ciclotrón. Más aún, es probable que esta variable precataclísmica evolucione a un sistema polar intermedio en aproximadamente 1 Gyr ([Parsons et al., 2013](#)).

Tabla 7.2: Parámetros estelares y efemérides orbitales de los sistemas que conforman la muestra principal\*.

Parámetros	SDSS J0857+0342 <sup>7</sup>	SDSS J1212–0123 <sup>5</sup>	SDSS J1223–0056 <sup>3,8</sup>	OU Vir <sup>4,1</sup>
$M_{EB} [M_{\odot}]$	0.514(49)	0.439(0.002)	0.45(6)	0.703(12)
$T_{EB} [K]$	35300(400)	17707(35)	11565(59)	22300(2100)
$R_{EB} [R_{\odot}]$	0.0247(8)	0.0168(0.0003)	0.01549(107)	0.01191(17)
Tipo espectral <sub>EB</sub>	DA	DA	DA	-
Tipo espectral <sub>SP</sub>	M8	M4	M6	-
Periodo Orbital [días]	0.0650965384(1)	0.335870877(7)	0.090 0780(13)	0.072706113(5)
$T_0$ [MJD]	55552.7127639(9)	54104.20945(5)	55707.0169865(72)	51724.53283(7)
Parámetros	SDSS J1642–0634 <sup>9</sup>	SDSS J2205–0622 <sup>10</sup>	SDSS J0138–0016 <sup>6</sup>	J0303+0054 <sup>2</sup>
$M_{EB} [M_{\odot}]$	-	-	0.5290(100)	0.91(3)
$T_{EB} [K]$	-	-	3570(100)	<8000
$R_{EB} [R_{\odot}]$	-	-	0.01310(30)	0.0085(93)
Tipo espectral <sub>EB</sub>	-	-	-	DC
Tipo espectral <sub>SP</sub>	-	M2	M5	M4.5
Periodo Orbital [días]	0.28688831(49)	0.132386898(4)	0.0727649720(9)	0.1344376668(1)
$T_0$ [MJD]	56770.19243(3)	54453.07812(7)	55867.007405(6)	53991.1172793(19)

Referencias: 1) [Feline et al. \(2004\)](#), 2) [Pyrzas et al. \(2009\)](#) 3) [Rebassa-Mansergas et al. \(2010\)](#), 4) [Savourey et al. \(2011\)](#), 5) [Parsons et al. \(2012a\)](#), 6) [Parsons et al. \(2012a\)](#), 7) [Parsons et al. \(2012b\)](#), 8) [Parsons et al. \(2013\)](#) 9) [Parsons et al. \(2015\)](#), 10) [Bours et al. \(2016\)](#).

\*Los números entre paréntesis indican el error en los últimos dígitos.

**7.2.2 Muestra secundaria**

SDSS J1415–0109, CTCV J1940–4724 y CTCV J10333–4451 son sistemas binarios espectroscópicos con al menos una componente evolucionada enana blanca. Estas binarias fueron seleccionadas ya que sus curvas de luz disponibles en el relevamiento *Catalina* muestran marginalmente una

caída de brillo repentina y pronunciada (de hasta  $\Delta \text{mag} \sim 1$ ) y de muy corta duración, similar a las detectadas en los eclipses de enanas blancas (ver panel inferior de las Figuras 7.14, 7.15 y 7.16). Además, el periodograma disponible en la página de este relevamiento arroja, para cada uno de estos objetos, un período de  $\sim 0.06\text{-}0.17$  días, compatible con el de otros sistemas enana blanca+enana de secuencia principal conocidos que constituyen la muestra principal (ver Tabla 7.2). Sin embargo, los datos del CSS presentan mucha dispersión ( $\sim 0.5 \text{ mag}$ ). Con el propósito de determinar si la caída que se observa en los datos del CSS es real, es decir se debe a un eclipse, o si bien puede atribuirse a algún otro factor, como por ejemplo climático y/o aleatorio desconocido, SDSS J1415–0109, CTCV J1940–4724 y CTCV J10333–4451 fueron incluidas como objetos secundarios en la muestra seleccionada. A continuación, se describen brevemente sus características.

### SDSS J141516.10–010912.1

SDSS J141516.10–010912.1 (en adelante SDSS J1415–0109), fue espectroscópicamente caracterizada como una binaria formada por dos enanas blancas DA+DB/DC por Tremblay et al. (2011), quienes presentaron parámetros atmosféricos ( $T_{ef}$  y  $\log g$ ) para cada enana blanca. Rolland et al. (2018) propusieron que se trata de un posible sistema binario DA+DC no resuelto.

### CTCV J1940–4724

CTCV J1940–4724 fue presentada y analizada por Augusteijn et al. (2010) como parte del relevamiento Calan-Tololo (Maza et al., 1989), el cual fue realizado en búsqueda de variables cataclísmicas. Estos autores determinaron que el sistema tiene un período de  $0.0809 \pm 0.000072$  días.

### CTCV J0333–4451

CTCV J10333–4451 fue presentada en el catálogo “A Catalog and Atlas of Cataclysmic Variables” de Downes et al. (2001) y posteriormente analizada por Augusteijn et al. (2010), quienes determinaron que el sistema tiene un período de  $0.062864 \pm 0.000060$  días.

## 7.3 Obtención de las curvas de luz

### 7.3.1 Instrumental utilizado

Para llevar a cabo las observaciones, se emplearon el telescopio localizado en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA; Córdoba, Argentina) y el telescopio Jorge Sahade ubicado en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO; San Juan, Argentina). A continuación, se describen brevemente cada uno de ellos:

#### EABA

La EABA cuenta con un telescopio reflector, con un espejo primario de 1.54 m de diámetro (panel izquierdo Figura 7.1) que puede operar tanto en foco Cassegrain como en Newtoniano (en este caso se utilizó en foco Newtoniano), y cuenta con una rueda de filtros de banda ancha Johnson UBVRI y filtros de banda angosta: [NII] 6584,  $H\alpha$  y  $H\beta$ .

Hasta abril de 2016, se utilizó la cámara Apogee Alta U9, de  $3070 \times 2048$  píxeles de  $9 \mu\text{m}$  de lado cada uno. Esta cámara provee una escala de  $0.25''/\text{pix}$  y un campo de visión de  $8' \times 12'$  y tiene una ganancia de  $1.5 e^-/\text{ADU}$ , ruido de lectura de  $10 e^-$  y corriente de oscuridad de



Figura 7.1: Panel izquierdo: Telescopio de 1.54 m localizado en la Estación Astrofísica de Bosque Alegre (EABA; Córdoba, Argentina). Figura obtenida de [https://www.tripadvisor.com.ar/LocationPhotoDirectLink-g3356660-d5828101-i121310455-Observatorio\\_Astronomico\\_Bosque\\_Alegre-Falda\\_del\\_Carmen\\_Province\\_of\\_Cor.html](https://www.tripadvisor.com.ar/LocationPhotoDirectLink-g3356660-d5828101-i121310455-Observatorio_Astronomico_Bosque_Alegre-Falda_del_Carmen_Province_of_Cor.html). Panel derecho: telescopio Jorge Sahade de 2.15 m ubicado en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO; San Juan, Argentina. Figura obtenida de <https://casleo.conicet.gov.ar/js/>.)

$0.1 \text{ e}^-/\text{pixel}/\text{s}$ . Este CCD tiene una eficiencia cuántica del 65% en el rango  $\sim 580\text{-}660 \text{ nm}$  (panel izquierdo Figura 7.2).

Entre mayo 2016 y enero de 2019 se instaló la cámara Apogee Alta F16M (la cual estuvo en reparación entre Febrero y Junio de 2017). Posee  $4096 \times 4096$  píxeles con dimensiones de  $9 \times 9 \mu\text{m}$ , lo que totaliza un área para el detector de  $36.8 \times 36.8 \text{ mm}$  y que corresponde aproximadamente a  $17' \times 17'$  sobre el foco newtoniano. Este CCD tiene una eficiencia cuántica del 60% en el rango 500-600 nm (panel derecho Figura 7.2).

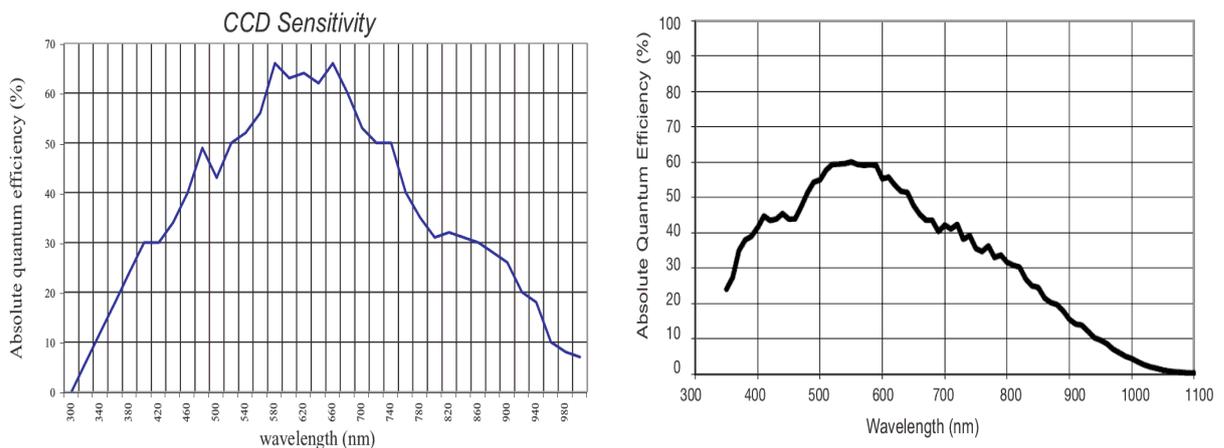


Figura 7.2: Eficiencia de las cámaras Apogee Alta U9 y Apogee Alta F16M (panel derecho e izquierdo, respectivamente), respecto a la longitud de onda.

## CASLEO

CASLEO dispone de un telescopio reflector Ritchey-Chretien con un espejo primario de 2.15 m de diámetro (panel derecho Figura 7.1) que opera normalmente en foco Cassegrain y se encuentra equipado con una rueda de filtros Johnson UBVRI. Posee una cámara Roper Scientific, de  $2048 \times 2048$  píxeles de  $13.5 \mu\text{m}$  de lado cada uno. Esta cámara provee una escala de  $0.15''/\text{pix}$  y un campo de visión de  $5.2' \times 5.2'$  (sin reductor focal) y tiene una ganancia de  $1.12 e^-/\text{ADU}$ , ruido de lectura de  $3.5 e^-$  y corriente de oscuridad de  $>1 e^-/\text{pixel/s}$ . Este CCD tiene una eficiencia cuántica del  $\sim 97\%$  en el rango 550-600 nm (Figura 7.3).

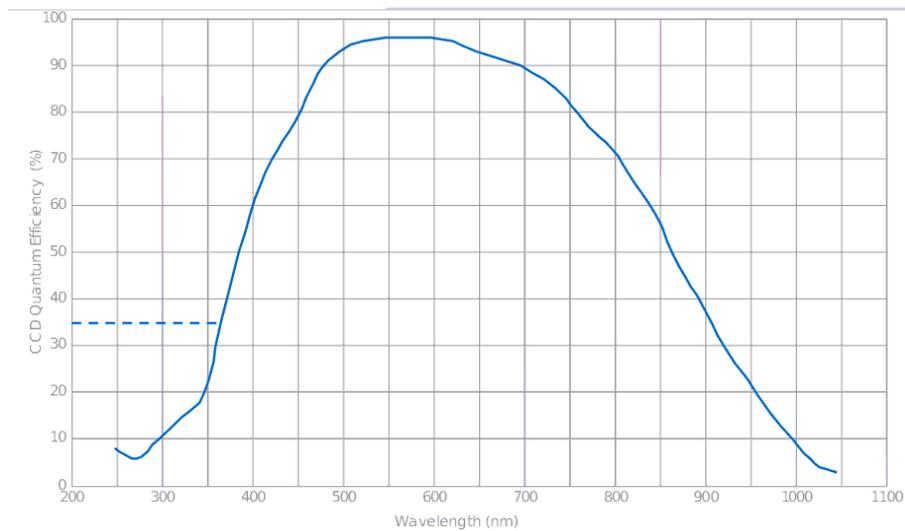


Figura 7.3: Eficiencia de la cámara Roper Scientific, respecto a la longitud de onda.

La estrategia observacional consistió en observar uno o dos sistemas por noche (dependiendo del período del sistema), para poder detectar al menos un mínimo completo para cada objeto. En ambos telescopios, se utilizó el filtro Johnson R y los tiempo de exposición se ajustaron de acuerdo a la magnitud de cada objeto y las condiciones del cielo. En la Tabla 7.3, se detallan las características de los datos obtenidos para los sistemas binarios que conforman la muestra principal y los objetos de la muestra secundaria.

### 7.3.2 Fotometría de apertura

Además de las imágenes propias de cada objeto, se tomaron imágenes de calibración: *bias*, *dark* y *flat-field*. Por cada noche de observación, se tomaron 20 *bias*, 10 *dark* y 15 *flat*. La reducción de las imágenes obtenidas, se realizó mediante tareas estándar del IRAF. El procedimiento empleado es descrito en el Apéndice D.

Los sistemas binarios que conforman tanto la muestra principal como los objetos secundarios, se localizan en regiones poco pobladas, por lo que para determinar las magnitudes instrumentales se realizó fotometría de apertura. Para poder medir de forma automática las magnitudes instrumentales, se utilizó un código cuasi-automático llamado FOTOMCC (Petrucci et al., 2013, 2015), dentro del entorno de IRAF. Este programa requiere como entrada la ganancia, el ruido de lectura, el nivel de saturación, las imágenes a procesar y una imagen de referencia (con buen seeing y nivel más bajo de cielo).

Antes de ejecutar FOTOMCC, es necesario:

- Identificar los objetos estelares de la imagen de referencia. Esto se hace con la tarea **daofind**,

Tabla 7.3: Características de los datos obtenidos para los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y de los objetos de la muestra secundaria.

Nombre	Nºnoches	Bineado	$t_{exp}$ [min]	Filtro
SDSS J0857+0342	6 CASLEO	2×2	5-8	R
SDSS J1212-0123	1 EABA	4×4	4-6	R
SDSS J1223-0056	5 CASLEO 2 EABA	2×2	5-7	R
OU Vir	6 CASLEO	2×2	4-8	R
SDSS J1642-0634	2 CASLEO	2×2		-
SDSS J2205-0622	6 CASLEO 3 EABA	2×2	4-6	R
SDSS J0138-0016	6 CASLEO	2×2	4-8	R
SDSS J0303+0054	1 CASLEO	2×2	6-7	R
Objetos secundarios				
SDSS J1415-0109	3 CASLEO 2 EABA	2×2	5-7	R
CTCV J1940-4724	3 CASLEO 4 EABA	2×2	5-7	R
CTCV J0333-4451	2 CASLEO	2×2	5-7	R

del paquete *DAOPHOT* de IRAF, la cual requiere de parámetros tales como el FWHM, el número de cuentas del cielo, etc.

- ◊ Para medir estos valores de forma directa se utilizó la tarea **imexamine** en la imagen de referencia.
- Tener una estimación del desplazamiento en píxeles de las estrellas respecto de sus posiciones en la imagen de referencia. Si los desplazamientos son muy grandes, esto se corrige mediante la tarea **imshift**.

FOTOMCC identifica los centros de todas las estrellas en las imágenes, para luego escoger el tamaño óptimo del radio de la apertura utilizando la técnica de curvas de crecimiento. Adopta, específicamente para cada imagen, el tamaño de apertura para el cual la magnitud de la estrella de interés permanece estable dentro de variaciones  $< 0.001$  magnitudes. A partir de este radio óptimo seleccionado y del nivel de cuentas del cielo, computa las magnitudes instrumentales y los respectivos errores de todas las estrellas con la tarea *phot* del paquete *DAOPHOT* de IRAF. Tanto el *annulus* (radio inferior del anillo de cielo) como el *dannulus* (espesor del anillo de cielo) son considerados de 5 píxeles. En el apéndice B, se detallan los pasos seguidos para realizar la fotometría de apertura utilizando este código.

Para llevar a cabo la fotometría diferencial, se realizó la diferencia entre la magnitud de la estrella de interés y la magnitud de una de las estrellas del campo no variable. En la Figura 7.4, se presentan a modo de ejemplos dos campos, uno obtenido con el telescopio de la EABA (panel izquierdo) y otro con CASLEO (panel derecho) donde se señalan el objeto de interés (SDSS J1223-0056) y la estrella de comparación (no variable) utilizada para realizar la fotometría.

## 7.4 Datos obtenidos de bases públicas

El número de noches útiles obtenidas con la EABA y CASLEO resultaron ser menores de lo esperado, debido a turnos cancelados por problemas climáticos, instrumentales y/o de otro tipo.

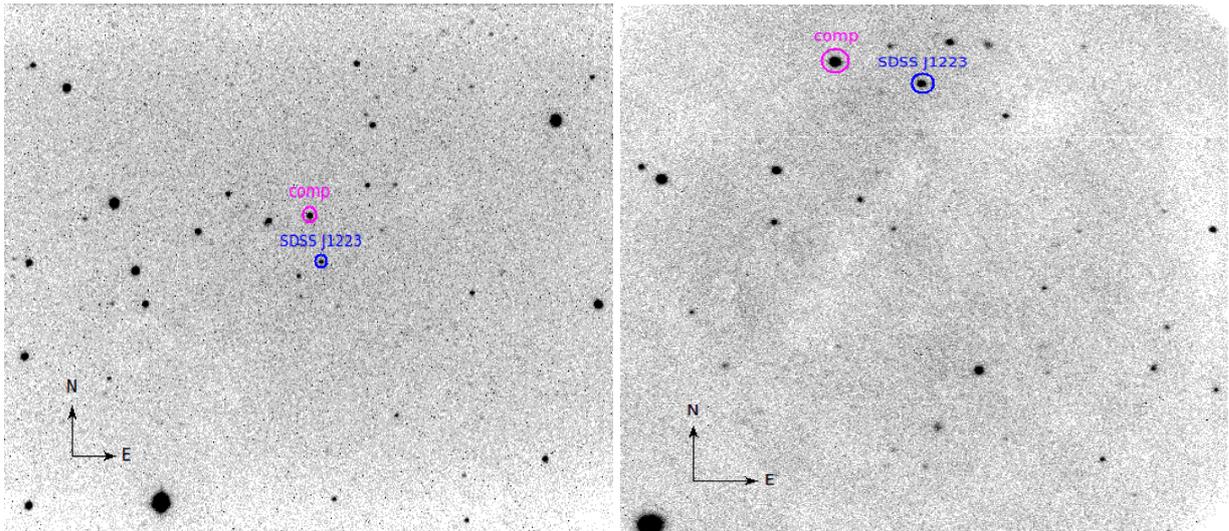


Figura 7.4: Campos cubiertos por los CCD Apogee Alta Alta F16M en la EABA en la noche 23/04/2015 (panel izquierdo) y Roper 2048B en CASLEO en la noche 12/04/2018 (panel derecho). En azul y magenta están indicados la estrella de interés (SDSS J1223-0056) y la estrella de comparación, respectivamente.

Por lo tanto, con el fin de analizar el mayor número posible de tiempos de mínimo, se accedió a diversas bases de datos de series temporales fotométricas, tales como SuperWASP<sup>2</sup>, *Catalina Sky Survey*<sup>3</sup>, *Kepler+K2*<sup>4</sup> y TESS<sup>5</sup>. Dada las magnitudes relativamente débiles de los objetos, como sus coordenadas celestes, sólo las misiones *Catalina* y K2 proporcionaron datos útiles. A continuación, se describe en forma sintética las características de cada una de ellas.

### 7.4.1 Relevamiento Catalina

El relevamiento *Catalina* (CS, siglas en inglés de: *Catalina Surveys*) consta de tres telescopios, todo ellos localizados en el estado de Arizona, EEUU y pertenecientes a la Universidad Arizona. Estos telescopios son: el MLS (*The Mt. Lemmon Survey*, 1.5m Class), el CSS (*Catalina Sky Survey*, 0.7m Schmidt) y el SSS (*Siding Springs Survey*, 0.5m Schmidt). El primero y el tercero se localizan en el Mt. Lemmon, en tanto que el segundo se encuentra en el en Mt. Bigelow. El MLS cubre el cielo entre  $-5^\circ$  y  $+5^\circ$  de latitud eclíptica, el CSS entre  $-25^\circ$  y  $+70^\circ$  y el SSS entre  $-80^\circ < \delta < 0^\circ$ .

Cada uno de los telescopios está equipado con un CCD de  $4k \times 4k$  y obtienen datos sin filtro. Con el objetivo de evitar campos estelares muy poblados se excluye la observación del plano galáctico para latitudes galácticas entre  $-10^\circ$  y  $+10^\circ$ . Para la reducción de datos se emplea el paquete SExtractor, para realizar la fotometría de apertura tanto de fuentes puntuales como extendidas (para más detalles ver Drake et al., 2009). Estos datos pueden ser bajados de la página del relevamiento<sup>6</sup> indicando la posición o el nombre del objeto de interés. Al presente los datos disponibles de este relevamiento cubren un intervalo de aproximadamente siete años (entre 2005 y 2013,  $\sim 3000$  días). Para la mayoría de los objetos se dispone de unas pocas observaciones por noche en forma continua durante 10-30 noches, por un período de varios meses, con intervalos de  $\sim 200$ -300 días sin datos, que corresponde a la parte del año en la cual el objeto no es visible. En la Tabla 7.4, se detallan las características de las curvas obtenidas en este catálogo.

<sup>2</sup><https://wasp.cerit-sc.cz/form>

<sup>3</sup><http://nesssi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>

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

<sup>5</sup><https://tess.mit.edu/>

<sup>6</sup><http://nesssi.cacr.caltech.edu/DataRelease/>

Tabla 7.4: Características de los datos obtenidos de la base de datos *Catalina Sky Survey* para los sistemas binarios que conforman la muestra principal, y de los objetos de la muestra secundaria.

Nombre	Intervalo de noches CS [MJD]	Intervalo de noches CS	N de datos
SDSS J0857+0342	53464.19-56397.19	04/04/05-15/04/13	364
SDSS J1212-0123	53709.51-56659.47	05/12/05-02/01/14	556
SDSS J1223-0056	53709.51-56657.49	05/12/05-31/12/13	409
OU Vir	53464.39-56452.21	04/04/05-09/06/13	398
SDSS J1642-0634	53480.40-55429.44	20/04/05-21/08/10	414
SDSS J2205-0622	53705.11-55354.74	01/12/05-07/06/10	398
SDSS J0138-0016	53710.13-56578.28	06/12/05-13/10/13	310
SDSS J0303+0054	53710.24-56591.28	06/12/05-26/10/13	340
Objetos secundarios			
SDSS J1415-0109	53464.36-56362.45	04/04/05-11/03/13	398
CTCV J1940-4724	53583.50-55474.42	01/08/05-05/10/10	316
CTCV J0333-4451	53604.72-55551.57	22/08/05-21/12/10	210

## 7.4.2 Misión K2

La misión *K2* (Howell et al., 2014) se inició en junio 2014, como consecuencia de la pérdida de dos de los cuatro mecanismos que permitían que *Kepler* apuntara a un único campo de vista. Una ingeniosa estrategia observacional propuso el empleo del telescopio para la observación continua de alrededor de 19 campos distribuidos sobre el plano de la Eclíptica. Esta estrategia consistía en minimizar el torque ejercido sobre la nave por la presión del viento solar al punto adecuado para que el apuntado del telescopio pudiera ser controlado por los dos mecanismos restantes. Por lo tanto la observación de cada campo estuvo limitada por las restricciones del ángulo solar a una duración de aproximadamente 80 días. De esta manera nació la misión *K2*, empleando el propio telescopio *Kepler*, un telescopio espacial de tipo Schmidt de 95 cm de diámetro con un campo de visión de 110 grados cuadrados cubierto por un arreglo de 21 CCDs, cada uno de los cuales poseía dos módulos de  $2200 \times 1024$  píxeles. Este telescopio disponía de un filtro de banda ancha (4200-9000 Å), que abarca prácticamente toda la región óptica del espectro. Las magnitudes en este filtro se designan como  $K_p$ . El telescopio se encontraba en una órbita heliocéntrica alrededor de 0.5 UA de la Tierra. La misión finalizó en agosto de 2018.

De la muestra principal, SDSS J1212-0123, SDSS J1223-0056 y SDSS J2205-0622 se encuentran en el campo cubierto por *K2*. Sin embargo, al presente solo la curva de luz de SDSS J1212-0123 se encuentra disponible. Esta binaria fue observada durante 70 días, entre el 13/06/16-20/09/16, y se dispone de 2530 observaciones. En esta tesis se trabajó con los datos procesados por la propia misión *K2*.

## 7.5 Curvas de luz

### 7.5.1 Muestra principal

A continuación, se presentan las curvas de luz obtenidas en EABA y CASLEO para los objetos SDSS J0857+0342, SDSS J1212-0123, SDSS J1223-0056, Ou Vir, SDSS J1642-0634, SDSS J2205-0622 y SDSS J0138-0016. Se incluyen, además, las curvas de luz del CS para todos los objetos de la muestra principal. Adicionalmente, para SDSS J1212-0123 la Figura 7.7 muestra la curva de luz de *K2*.

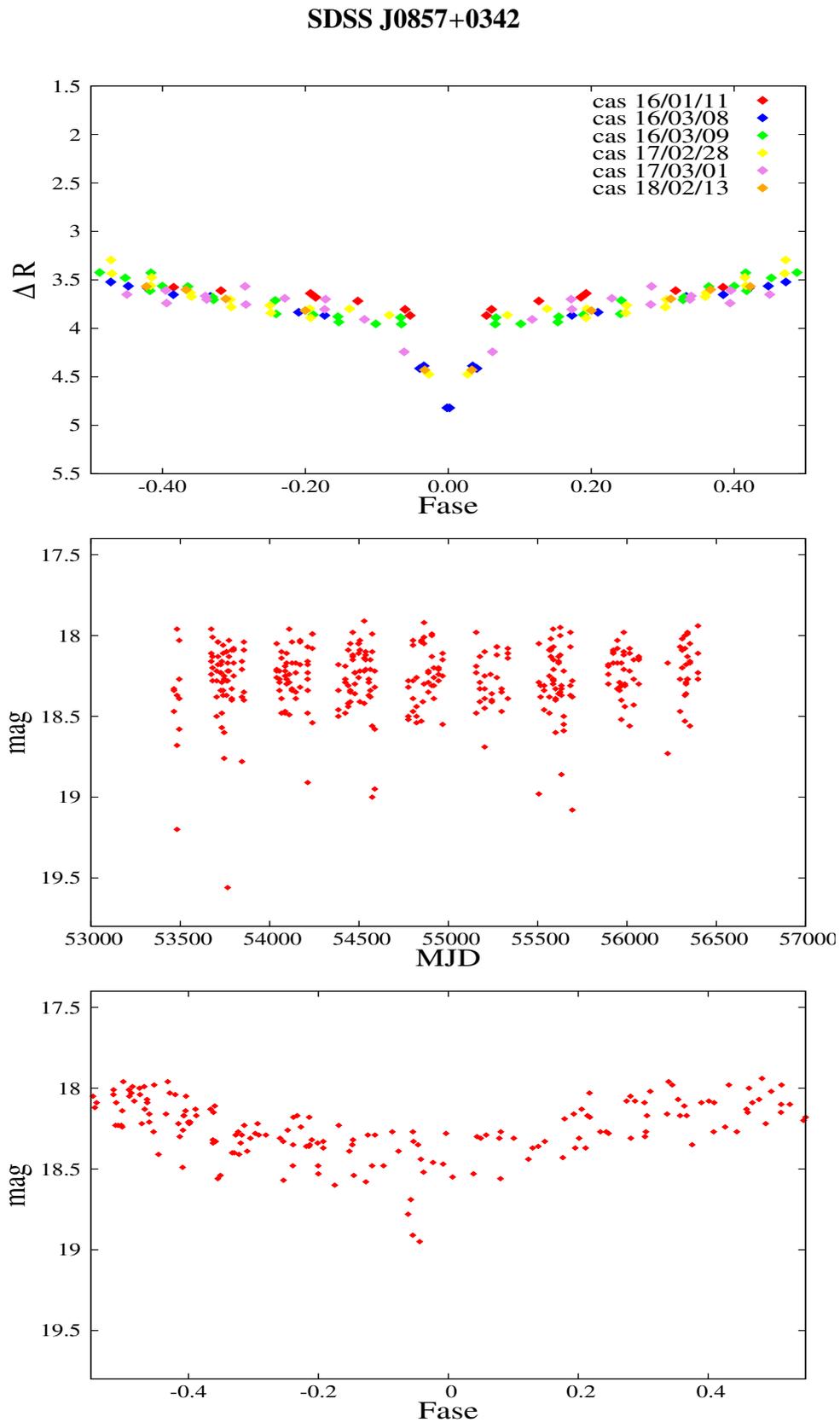


Figura 7.5: Curvas de luz para el objeto SDSS J0857+0342. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con el telescopio CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

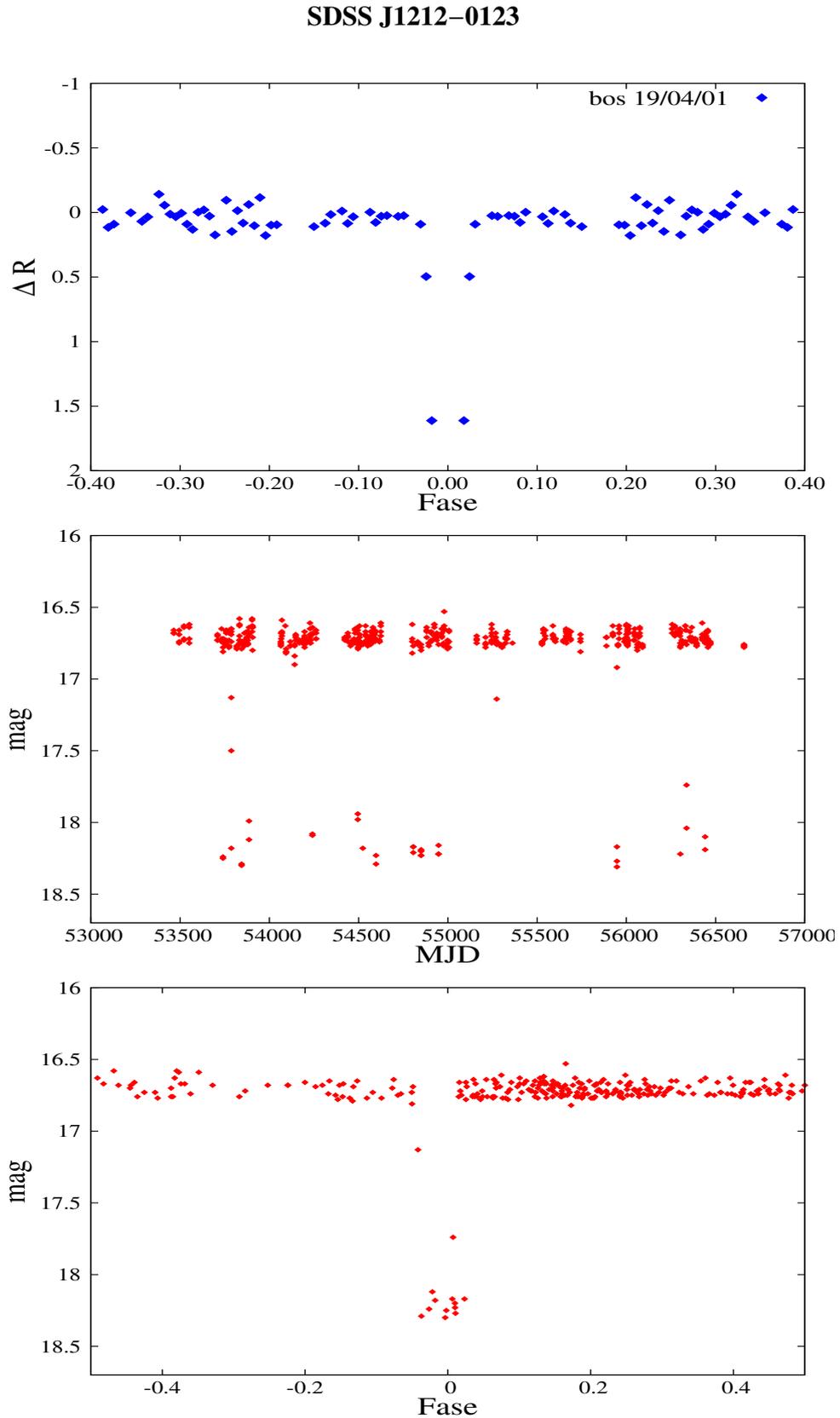


Figura 7.6: Curvas de luz para el objeto SDSS J1212-0123. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m) y CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

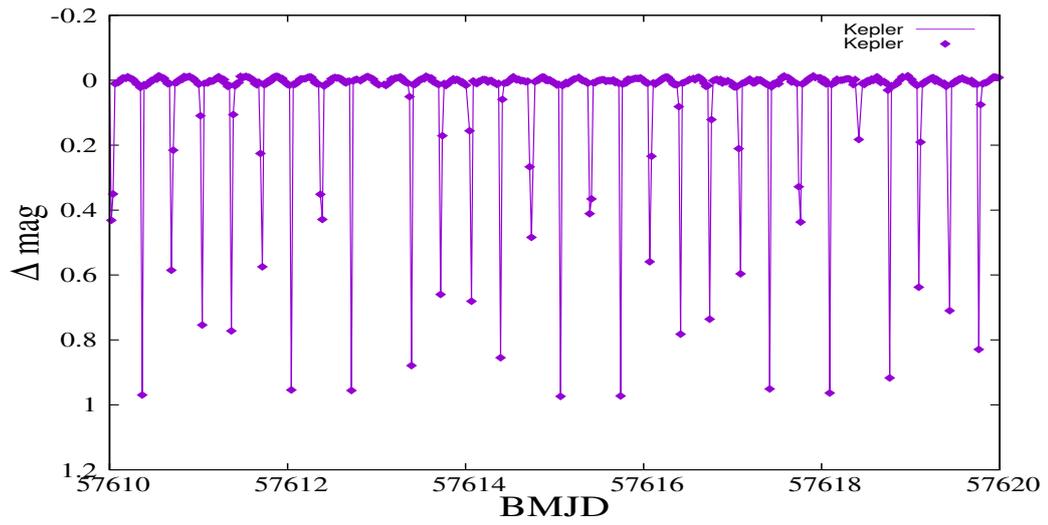


Figura 7.7: Curva de luz *K2* para el objeto SDSS J1212-0123. Se muestra el intervalo entre 10/08/16-20/08/16. La curva completa, que abarca un intervalo de 70 días, es similar a la mostrada en esta Figura. Debido a que en la literatura se muestran los puntos unidos por líneas, se optó por mostrar de esa manera estos datos.

SDSS J1223–0056

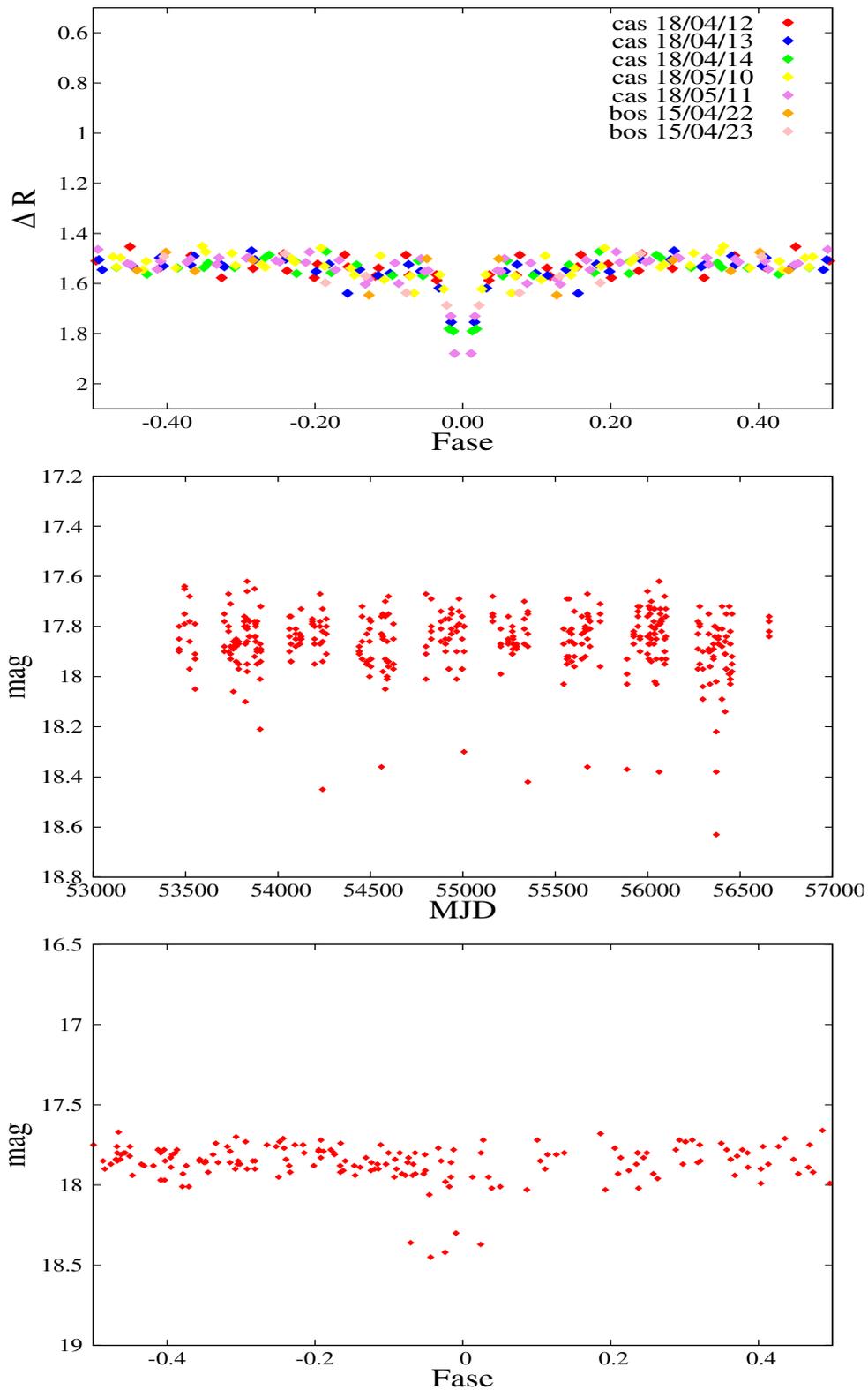


Figura 7.8: Curvas de luz para el objeto SDSS J1223–0056. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m) y CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

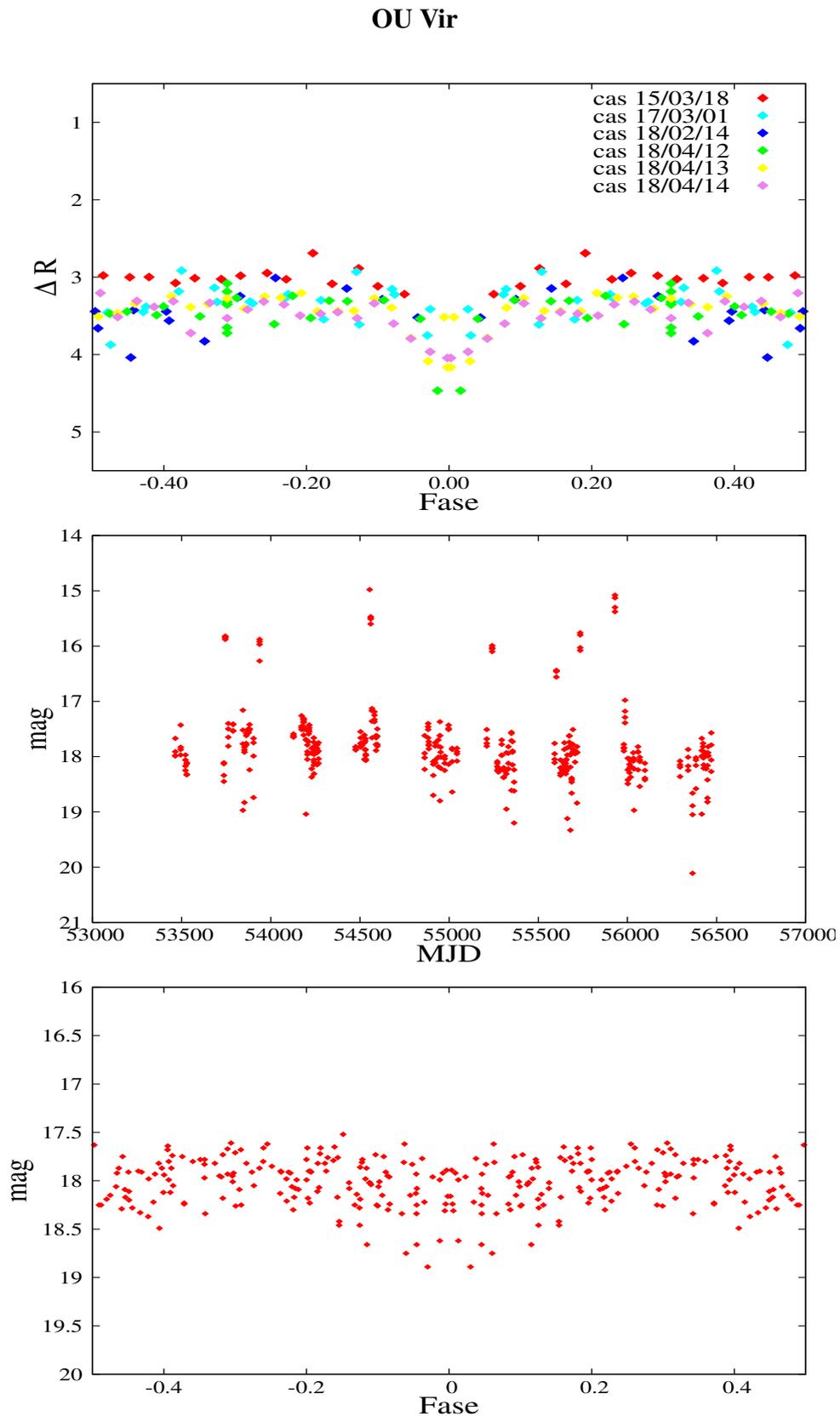


Figura 7.9: Curvas de luz para el objeto OU Vir. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m) y CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. Los puntos con  $\text{mag} < 17$  corresponden a erupciones que sufre esta nova enana. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase. En esta Figura, las erupciones no fueron consideradas.

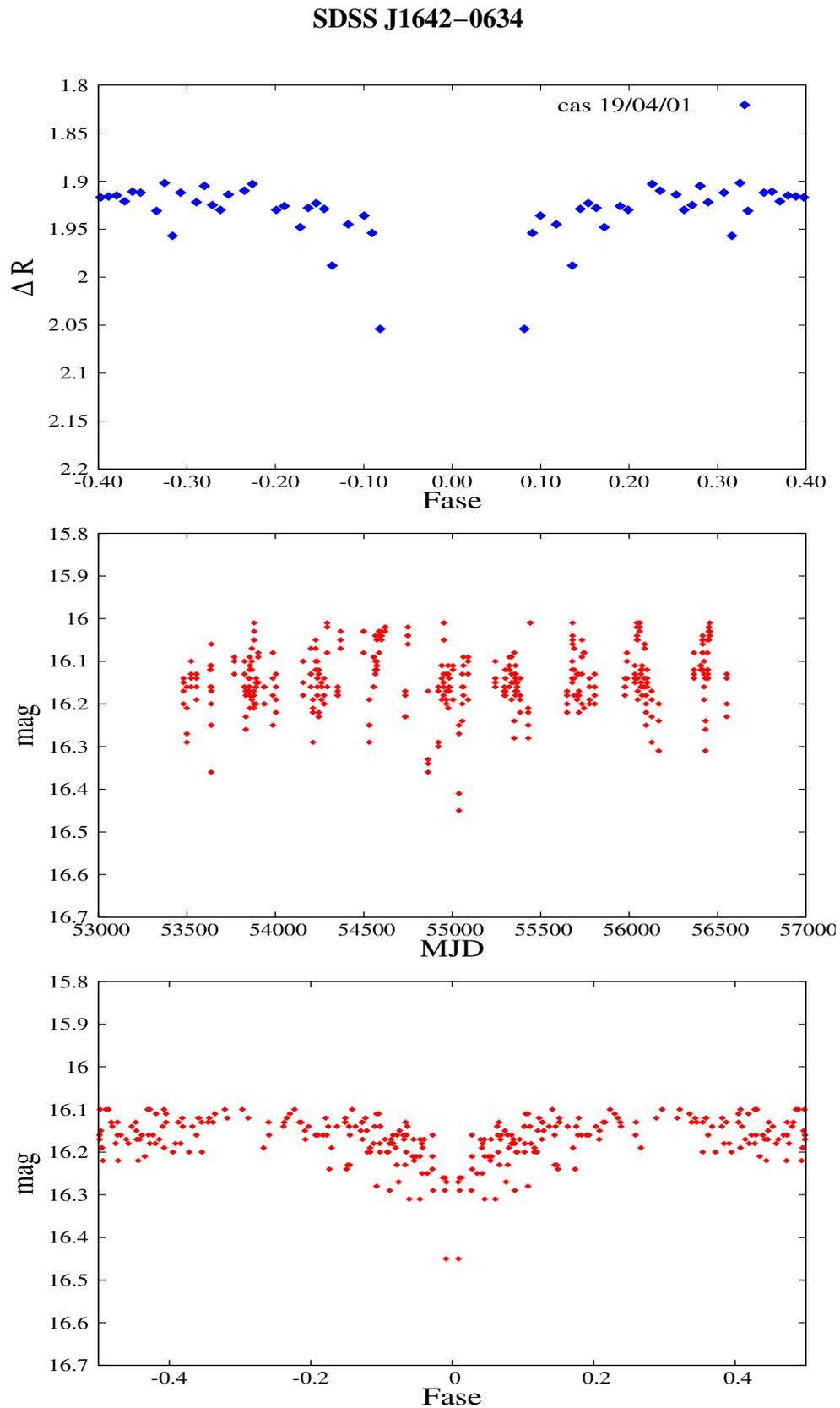


Figura 7.10: Curvas de luz para el objeto SDSS J1642-0634. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m), CSS (0.7 m) y SSS (0.5 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

SDSS J2205-0622

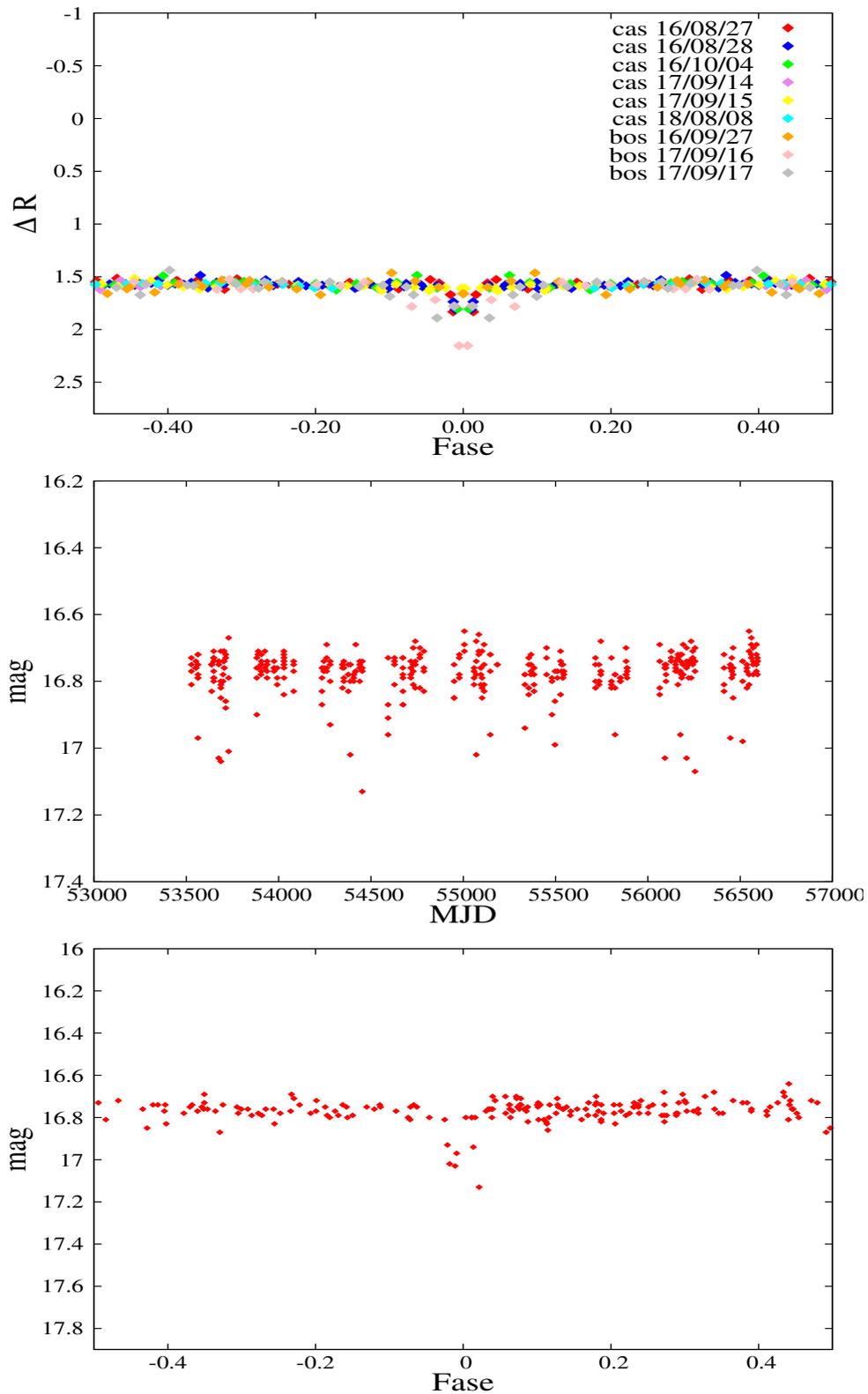


Figura 7.11: Curvas de luz del CSS para el objeto SDSS J2205-0622. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m), CSS (0.7 m) y SSS (0.5 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

## SDSS J0138–0016

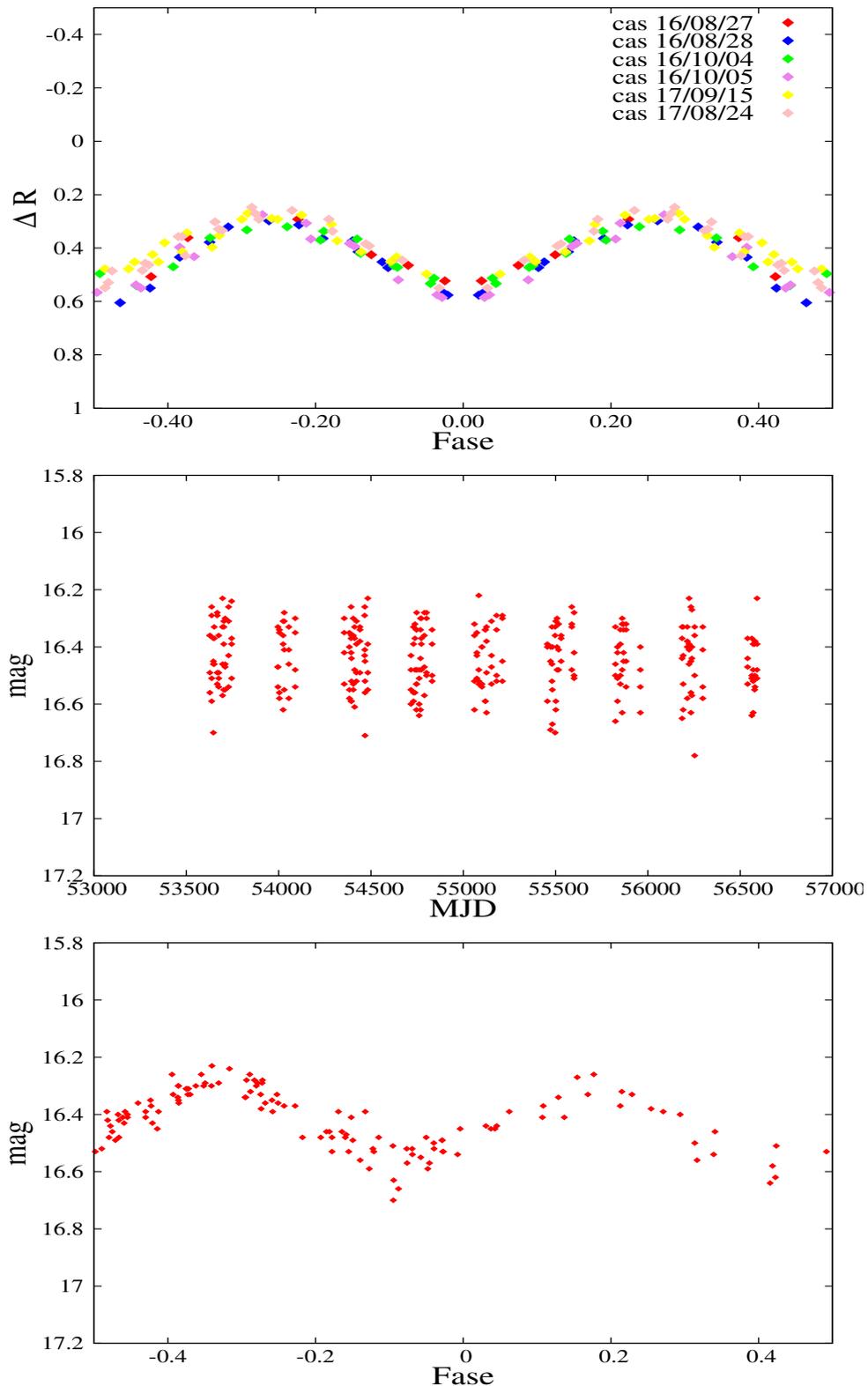


Figura 7.12: Curvas de luz para el objeto SDSS J0138–0016. **Panel superior:** Curva de luz en fase, obtenida en este trabajo. Los distintos colores, corresponden a diferentes noches, las cuales están indicadas junto con el telescopio utilizado (cas: CASLEO, bos: EABA) en la esquina superior derecha. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel intermedio:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m) y CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

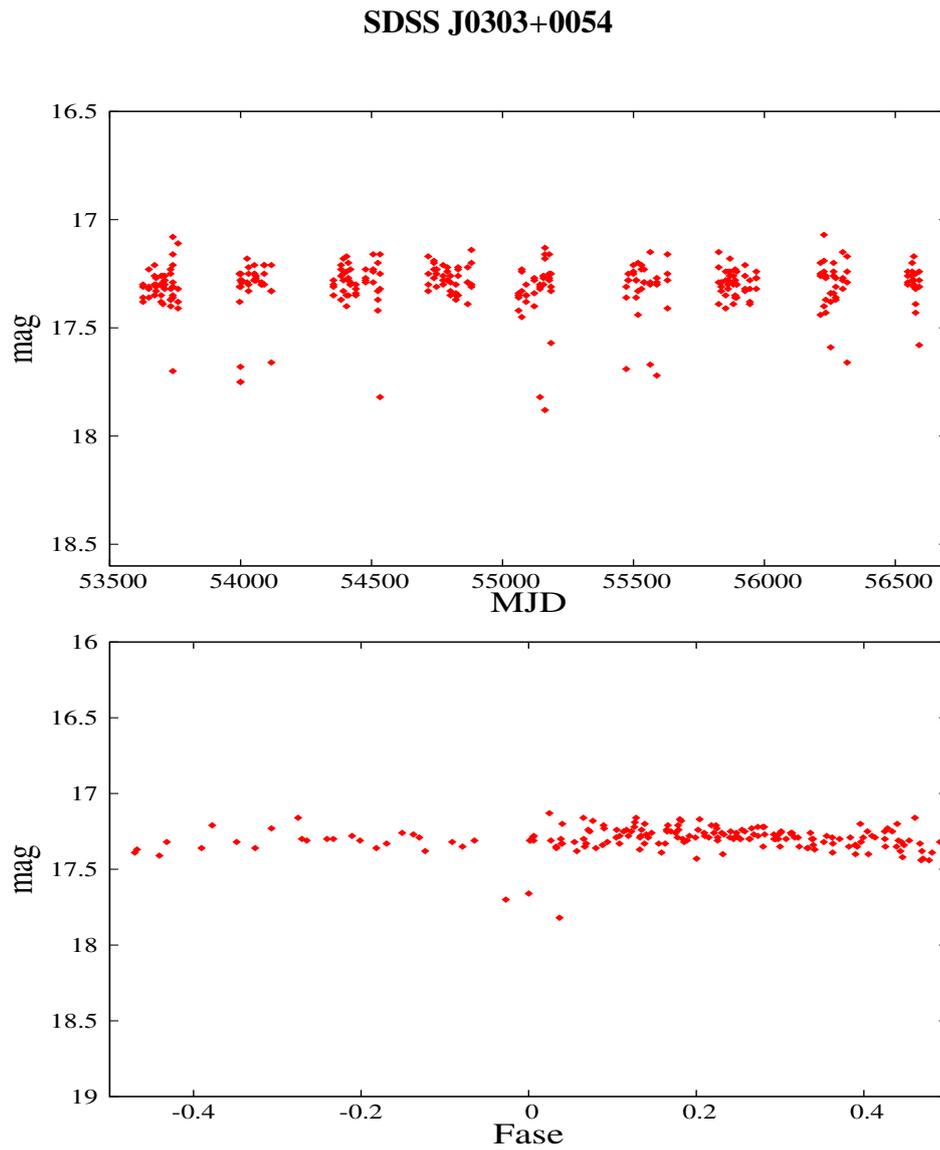


Figura 7.13: Curvas de luz para el objeto SDSS J0303+0054. **Panel superior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con el telescopio CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina* puesta en fase.

## 7.5.2 Muestra secundaria

A continuación, se muestran las curvas de luz de la muestra secundaria.

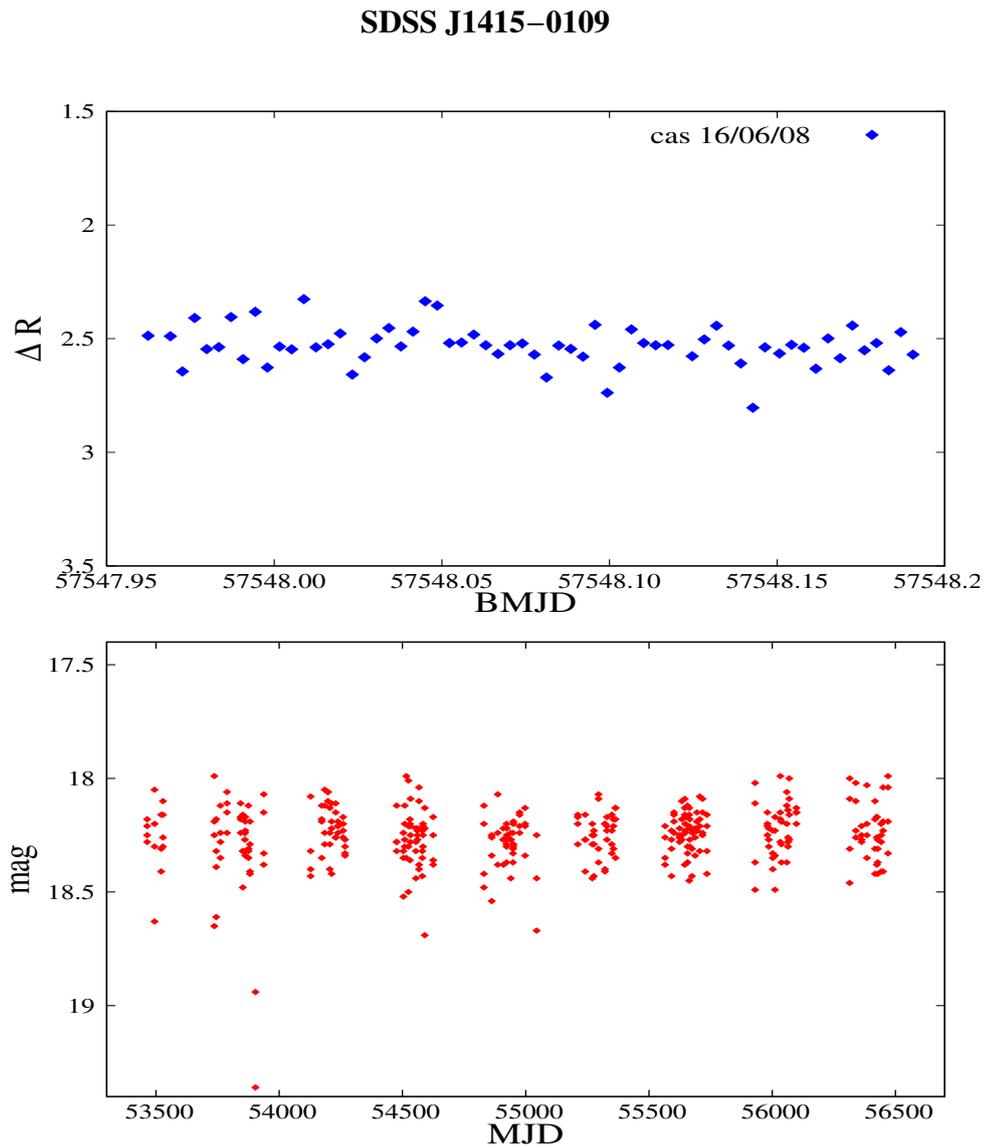


Figura 7.14: Curvas de luz para el objeto SDSS J1415-0109. **Panel superior:** Curva de luz obtenida en este trabajo. Se presenta la curva obtenida para la noche 16/06/08, con el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m (CASLEO). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con los telescopios MLS (1.5 m) y CSS (0.7 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

## CTCV J1940–4724

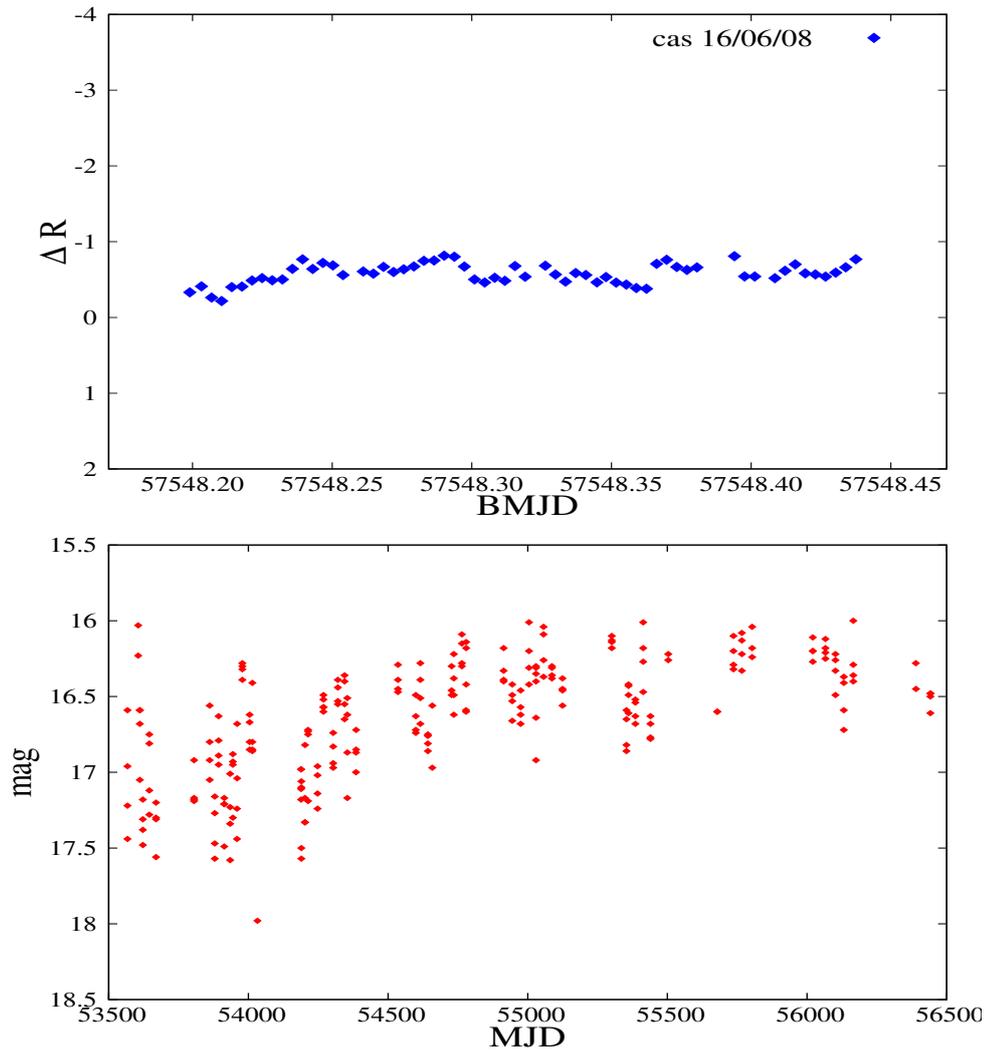


Figura 7.15: Curvas de luz para el objeto CTCV J1940–4724. **Panel superior:** Curva de luz obtenida en este trabajo. Se presenta la curva obtenida para la noche 16/06/08, con el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m (CASLEO). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con el telescopio SSS (0.5 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

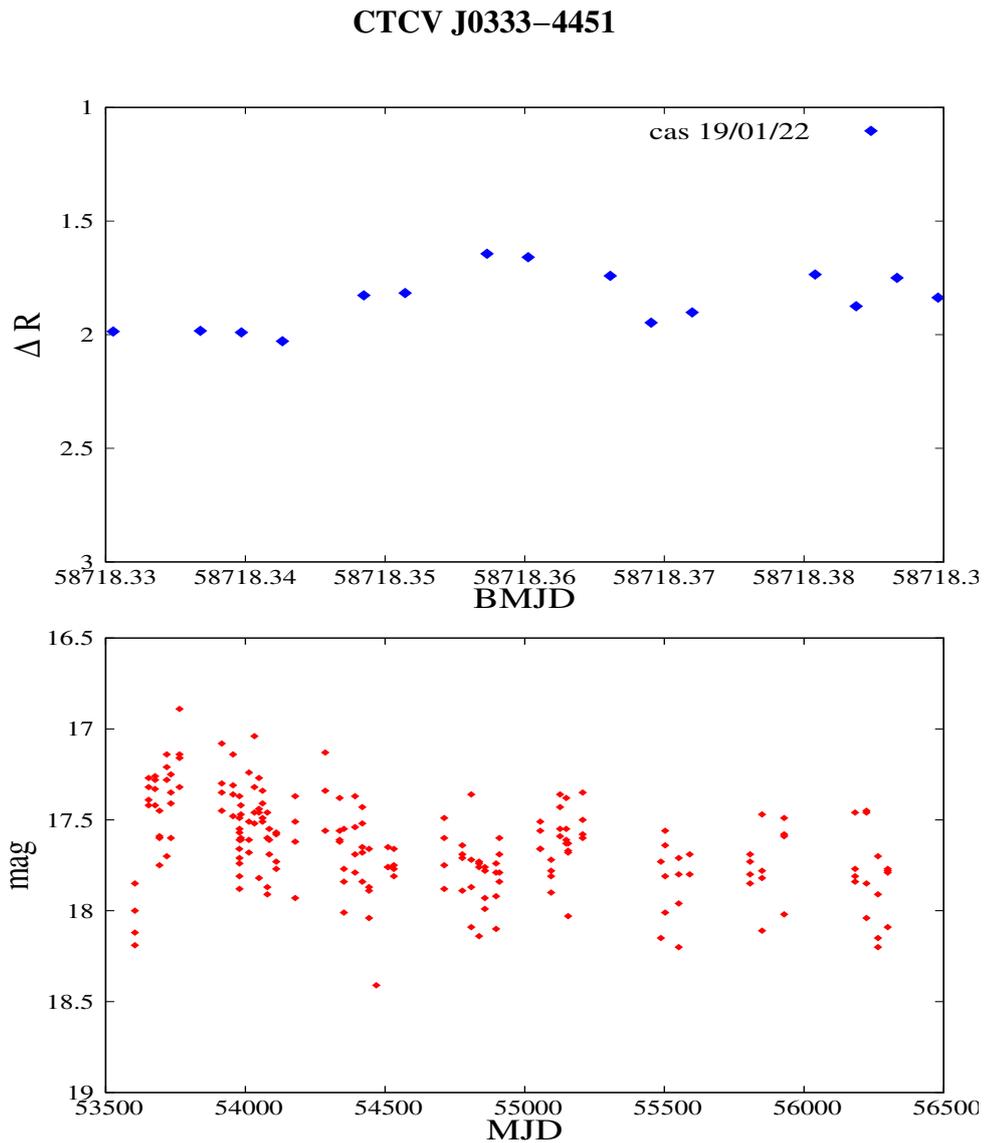


Figura 7.16: Curvas de luz para el objeto CTCV J0333–4451. **Panel superior:** Curva de luz obtenida en este trabajo. Se presenta la curva obtenida para la noche 19/01/22, con el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m (CASLEO). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel inferior:** Curva de luz del relevamiento *Catalina*. Datos tomados con el telescopio SSS (0.5 m). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.05$  mag.

Para estos sistemas binarios espectroscópicos, no se detectó ninguna disminución pronunciada del brillo en un intervalo de 3-8 hs como ocurre para la mayoría de los objetos de la muestra principal (ver Tabla 7.2). Esto indicaría que no son sistemas eclipsantes, por lo cual no se continuo con su observación. La caída de brillo observada en los datos del CS puede deberse a diversos factores, tales como variaciones intrínsecas, factores climáticos y/o instrumentales.

## 7.6 Determinación de los tiempos de mínimo

### 7.6.1 Unidades de los tiempos de mínimo

Debido al movimiento de la Tierra alrededor del Sol y la velocidad finita de la luz, se debe tener cuidado con la determinación de tiempos en observaciones relacionadas con objetos fuera de nuestro Sistema Solar. La precisión en la medición de los tiempos de mínimo se encuentra

limitada no sólo por los datos en sí mismos, sino también por el *time stamp* al cual es referido el evento. Eastman et al. (2010), definieron el *time stamp* como la combinación entre el “marco de referencia” y el “tiempo estándar”, es decir, la posición cambiante del observador en el Sistema Solar y el modo particular en el que el reloj mide el tiempo y su punto cero elegido. Para poder comparar observaciones de diferentes épocas, el tiempo observado se puede convertir en una serie de *time stamp*.

En astronomía, los tiempos se citan con respecto al calendario Juliano. Los días Julianos (JD, siglas en inglés de *Julian Date*) se expresan como números decimales, con el punto JD = 0 coincidiendo con el mediodía de Greenwich el 24 de noviembre de 4714 a.C. en el calendario Gregoriano. Sin embargo, a estas alturas el número de fecha juliana se ha vuelto bastante largo, y con frecuencia se usa el Día Juliano Modificado (MJD, siglas en inglés de *Modified Julian Date*). Este, comienza a contar a la medianoche del 17 de noviembre de 1858, de modo que MJD = JD – 2400000.5. Para ajustarse al marco de referencia del Sol (en lugar de usar la referencia variable de la Tierra) se utiliza el día Juliano Heliocéntrico (HJD, siglas en inglés de *Heliocentric Julian Date*). Y para ser aún más precisos, se puede corregir el movimiento del Sol alrededor del centro del Sistema Solar, y obtener los días Julianos Baricéntricos (BJD, siglas en inglés de *Baricentric Julian Date*). Estos dos últimos se pueden expresar con respecto al punto cero más reciente para obtener los días Julianos Modificados Heliocéntricos y Baricéntricos (HMJD y BMJD, por sus siglas en inglés) y suelen ser los marcos de referencia utilizados para el *time stamp*.

El Tiempo Universal Coordinado (UTC, siglas en inglés de *Coordinated Universal Time*), es el tiempo estándar más comúnmente usado. Sin embargo, este sistema de tiempo tiene algunos problemas ya que hay una acumulación de segundos a lo largo de los años que conducen a saltos en la escala de tiempo y, por lo tanto, pueden dificultar las comparaciones de tiempo. Cuando se utilizan marcos de referencia heliocéntricos y baricéntricos, se requiere una mayor precisión. Existen varias alternativas al UTC, que incluyen, el Tiempo Atómico Internacional (TAI, siglas en francés de *Temps Atomique International*), el Tiempo Terrestre (TT, siglas en inglés de *Terrestrial Time*) y el Tiempo Dinámico Baricéntrico (TDB, siglas en inglés de *Barycentric Dynamical Time*). El TDB es el TT, corregido por el retraso debido a la dilatación del tiempo y el *redshift* gravitacional producido por los movimientos del Sol y de los otros cuerpos del Sistema Solar.

Dado que la determinación precisa de los tiempos de mínimo es fundamental en el momento de interpretar correctamente los ETVs, el *time stamp* empleado usualmente es el BJD basado en el TDB (BJD<sub>TDB</sub>). El BJD TDB puede calcularse por medio de la siguiente expresión:

$$BJD_{TDB} = JD_{UTC} + \Delta R_{\odot} + \Delta_C \quad (7.1)$$

donde JD<sub>UTC</sub> es el JD basado en el UTC,  $\Delta R_{\odot}$  es el *Romer Delay*<sup>7</sup> y  $\Delta_C$  es la corrección introducida para convertir los tiempos UTC a TDB.

Para las curvas de luz analizadas en esta Tesis, se convirtieron todos los tiempos obtenidos inicialmente en HJD<sub>UTC</sub> a BJD<sub>TDB</sub>, mediante el conversor *online*<sup>8</sup> de Eastman et al. (2010), que tiene en cuenta todos los factores mencionados anteriormente. Luego, se obtuvieron los BMJD<sub>TDB</sub>, mediante el cálculo:

$$BMJD_{TDB} = BJD_{TDB} - 2400000.5 \quad (7.2)$$

<sup>7</sup>Puesto que la velocidad de la luz es finita, a medida que la Tierra se desplaza sobre su órbita, la luz proveniente de un objeto astrofísico puede adelantarse o retrasarse tanto como 8.3 minutos, medidos desde el tiempo intrínseco en el que se produce el evento.

<sup>8</sup><http://astrutils.astronomy.ohio-state.edu/time/>

## 7.6.2 Código Wilson & Devinney

El código de Wilson & Devinney (WD) fue originalmente desarrollado por [Wilson & Devinney \(1971\)](#). A lo largo de los años ha experimentado diversas actualizaciones y mejoras ([Wilson, 1979, 1990](#); [Van Hamme & Wilson, 2007](#); [Wilson, 2008](#); [Wilson et al., 2010](#); [Wilson, 2012](#)). Se trata de un código ampliamente utilizado para el análisis de curvas de luz y de velocidades radiales de estrellas binarias, entre otros observables. En esta Sección se describe su uso para el modelado de curvas de luz ya que con este fin será empleado en esta tesis<sup>9</sup>.

El código principal se compone de dos módulos: el programa LC (siglas en inglés de *Light Curve*) que permite generar curvas de luz sintéticas para un dado conjunto de parámetros de entrada y el programa DC (siglas en inglés de *Differential Corrections*) que permite el ajuste de los parámetros que conforma el grupo seleccionado por el usuario para ser determinados (o ajustados) a través de un proceso iterativo de correcciones diferenciales sucesivas que minimiza los residuos entre las curvas teóricas y las observadas a través del método de  $\chi^2$ .

El código de WD emplea el modelo de Roche para representar la geometría del sistema binario. Dicho modelo presupone las siguientes condiciones:

- Ambas estrellas interactúan gravitacionalmente como fuentes puntuales y se encuentran rodeadas por una envoltura de masa despreciable.
- Cada estrella gira alrededor de su eje como un cuerpo rígido, sin ninguna rotación diferencial.
- El perfil o la forma de cada estrella en el sistema binario está completamente determinada por el campo de fuerza gravitatorio instantáneo.
- El modelo original supone órbitas circulares y rotación sincrónica de las componentes. Posteriormente el mismo fue adaptado para incluir órbitas elípticas y rotación a-sincrónica ([Wilson, 1979](#)).

Como se vio en el Capítulo 5, el principio de las superficies equipotenciales de Roche establece que la forma y las características físicas de ambas estrellas en un sistema binario quedan completamente determinadas por el llamado potencial efectivo o modificado ([Kopal, 1959](#)) de una dada superficie equipotencial. Este potencial efectivo, a su vez, puede ser expresado en función de la razón de masa  $q$  del sistema binario.

En función de los potenciales críticos de cada estrella se define el llamado factor de llenado  $F$  (*filling factor*) tal que:

$$F = \frac{\Omega - \Omega_1}{\Omega_2 - \Omega_1} \quad (7.3)$$

Donde,  $\Omega_1$  es el potencial crítico de la componente primaria,  $\Omega_2$  el de la secundaria y  $\Omega$  el potencial de la superficie real del sistema. Notar que  $F = 0$  corresponde a una binaria semi-separada (*semi-detached*) con la componente primaria llenando su lóbulo crítico. Si  $F < 0$ , entonces se trata de un sistema separado (*detached*) con las componentes primaria y secundaria dentro de sus respectivos lóbulos de Roche. Finalmente, valores de  $F$  en el intervalo  $(0, 1]$  corresponden a sistemas de sobre-contacto (*over-contact systems*) en los cuáles ambas estrellas llenan sus respectivos lóbulos de Roche y poseen una envoltura común.

<sup>9</sup>Una presentación detallada del código y sus diversas aplicaciones puede encontrarse en el documento "PHOEBE Scientific Reference" escrito por Andrej Prša y disponible en el sitio web: [http://phoebe-project.org/static/legacy/docs/phoebe\\_science.pdf](http://phoebe-project.org/static/legacy/docs/phoebe_science.pdf).

Para el flujo estelar emitido por cada estrella se puede emplear una aproximación de cuerpo negro o bien los modelos de atmósfera de Kurucz (Kurucz, 1970). Estos últimos fueron incorporados al código WD por van Hamme & Wilson (2003). Para el modelado de la distribución de brillo sobre la superficie de cada estrella, este código incluye efectos de oscurecimiento hacia el limbo, oscurecimiento gravitatorio y el llamado efecto de reflexión entre ambas componentes. Adicionalmente es posible modelar la presencia de manchas sobre la superficie de cada estrella como así también la contribución de una tercera luz (L3). En este trabajo no se modelan manchas ni se considera la contribución de una tercera luz.

El efecto de oscurecimiento hacia el limbo es el responsable de que la parte central del disco estelar aparezca más brillante que el borde. Esto se debe a que la radiación que llega del limbo estelar proviene de capas atmosféricas menos profundas, y por lo tanto, de menor temperatura en relación a la que proviene del centro de la estrella. El efecto de oscurecimiento gravitatorio se produce ya que debido a la rotación, en general, las estrellas presentan un perfil elipsoidal (achatado en los polos) no perfectamente esférico, por lo tanto la zona polar se encuentra más cercana al centro que la del ecuador, resultando la primera más brillante. En el caso particular de los sistemas de interés en el presente Capítulo (binarias eclipsantes con una componente enana blanca), si la enana blanca es relativamente caliente y dado de que, en general, ambas componentes se encuentran en rotación sincrónica, una cara de la componente de secuencia principal (la secundaria) estará fuertemente irradiada por la enana blanca y por lo tanto emitirá esta radiación reprocesada.

Los coeficientes de oscurecimiento hacia el limbo ( $x_1$ ,  $x_2$ ,  $y_1$ ,  $y_2$ ) fueron estimados mediante interpolación lineal en las tablas logarítmicas de van Hamme (1993) y para las enanas blancas se utilizaron los determinados por Gianninas et al. (2013). Para la banda fotométrica de la misión K2 (SDSS J121258.25–012310.1) se adoptaron los valores de Claret & Bloemen (2011). Se empleó la expresión lineal para el oscurecimiento hacia el limbo. Para los coeficientes de oscurecimiento gravitatorio se adoptan valores tales que: de  $g_1 = g_2 = 0.32$  para estrellas con envolventes convectivas y 1 para estrellas con envolventes radiativas, respectivamente, de acuerdo con la Ley de Von Zeipel (von Zeipel, 1924a,b,c; Lucy, 1967). Similarmente, para los albedos de la reflexión se eligen valores tales que:  $A_1 = A_2 = 0.5$  para estrellas con envolventes convectivas ( $T < 7200$  K) y 1 para envolventes radiativas ( $T > 7200$  K Ruciński, 1968). La Tabla 7.5 lista los 23 parámetros del modelo de Wilson & Devinney que se consideran en este trabajo.

### Procedimiento de determinación de tiempos de mínimo mediante el código WD

Dado que el objetivo fundamental del presente trabajo es determinar tiempos de mínimo, se empleó el código de WD para modelar preferentemente el perfil de los mínimos de las curvas de luz mediante el programa LC. Este programa permitió reproducir en forma muy satisfactorio la forma de la caída de brillo en la curva de luz en fase de cada objeto. Para realizar dicho ajuste, se emplearon los parámetros estelares (tales como masas, radios, temperaturas, etc.) de la literatura. Con el mencionado código se ajustaron básicamente la inclinación orbital y los potenciales gravitatorios de cada componente. La Figura 7.17, muestra a modo de ejemplo, el mejor ajuste para 4 de los sistemas analizados. Cabe notar que se eligieron distintos perfiles de mínimo como ejemplo. En particular, se puede ver que en el caso de SDSS J0857+0342 (panel superior izquierdo de la Figura 7.17) se priorizó ajustar el perfil del mínimo, antes que el perfil del máximo.

Luego, el perfil teórico obtenido de esta manera fue utilizado en las curvas de luz individuales expresadas en  $BMJD_{TDB}$ , para determinar (mediante superposición) el instante de mínimo de cada curva de luz. En la Figura 7.18, se muestra este procedimiento para el caso de una noche para los objetos SDSS J1223–0056 (panel superior izquierdo), SDSS J0138–0016 (panel superior

Tabla 7.5: Parámetros del modelo de Wilson &amp; Devinney.

Parámetro	Descripción
$T_0$ (HJD)	Tiempo del mínimo primario en días Julianos Heliocéntricos
$P$ (días)	Periodo orbital en días
$i$ (°)	Inclinación de la normal al plano orbital con respecto a la dirección de la visual
$T_1$ (K)	Temperatura de la componente primaria (la más caliente)
$T_2$ (K)	Temperatura de la componente secundaria
$F$	Parámetro de llenado (filling factor)
$\Omega_1$	Potencial gravitatorio de la componente primaria
$\Omega_2$	Potencial gravitatorio de la componente secundaria
$q = m_1/m_2$	Razón de masa
$A_1$	Albedo de la reflexión para la componente primaria
$A_2$	Albedo de la reflexión para la componente secundaria
$g_1$	Coefficiente de oscurecimiento gravitatorio para la componente primaria
$g_2$	Coefficiente de oscurecimiento gravitatorio para la componente secundaria
$L_1/(L_1+L_2)$	Luminosidad relativa de la componente primaria en la banda espectral considerada
$L_2/(L_1+L_2)$	Luminosidad relativa de la componente secundaria en la banda espectral considerada
$x_1$	Coefficiente de oscurecimiento hacia el limbo de la componente primaria en la banda espectral considerada
$x_2$	Coefficiente de oscurecimiento hacia el limbo de la componente secundaria en la banda espectral considerada
$r_1$ (polar)	Radio polar en unidades de la separación orbital de la componente primaria
$r_1$ (lateral)	Radio lateral en unidades de la separación orbital de la componente primaria
$r_1$ (posterior)	Radio posterior en unidades de la separación orbital de la componente primaria
$r_2$ (polar)	Radio polar en unidades de la separación orbital de la componente secundaria
$r_2$ (lateral)	Radio lateral en unidades de la separación orbital de la componente secundaria
$r_2$ (posterior)	Radio posterior en unidades de la separación orbital de la componente secundaria

derecho), SDSS J2205–0622 (panel inferior izquierdo) y SDSS J1212–0123 (panel inferior derecho).

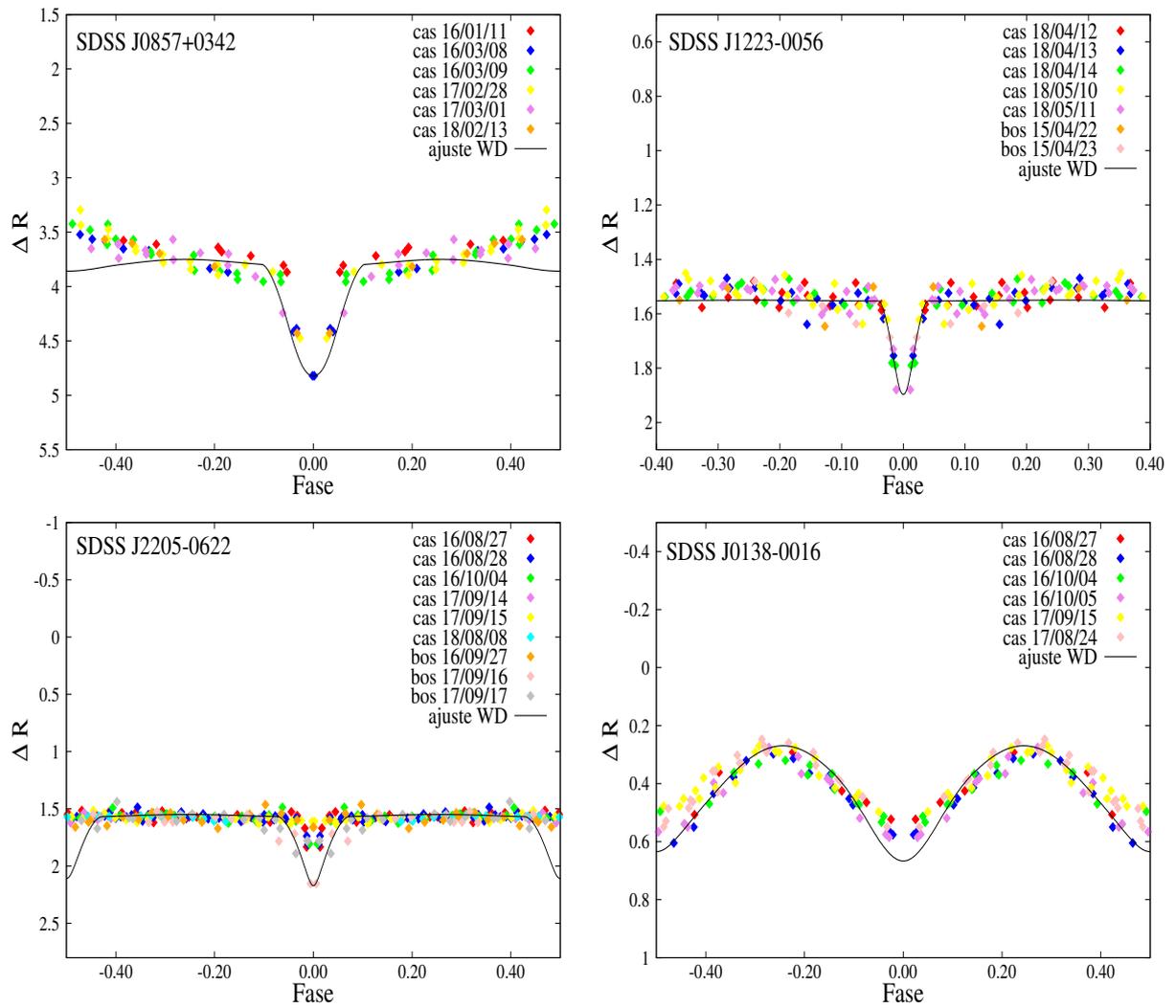


Figura 7.17: Ajuste WD para las curvas de luz en fase de los objetos SDSS J0857+0342, SDSS J1223-0056, SDSS J2205-0622 y SDSS J0138-0016. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag.

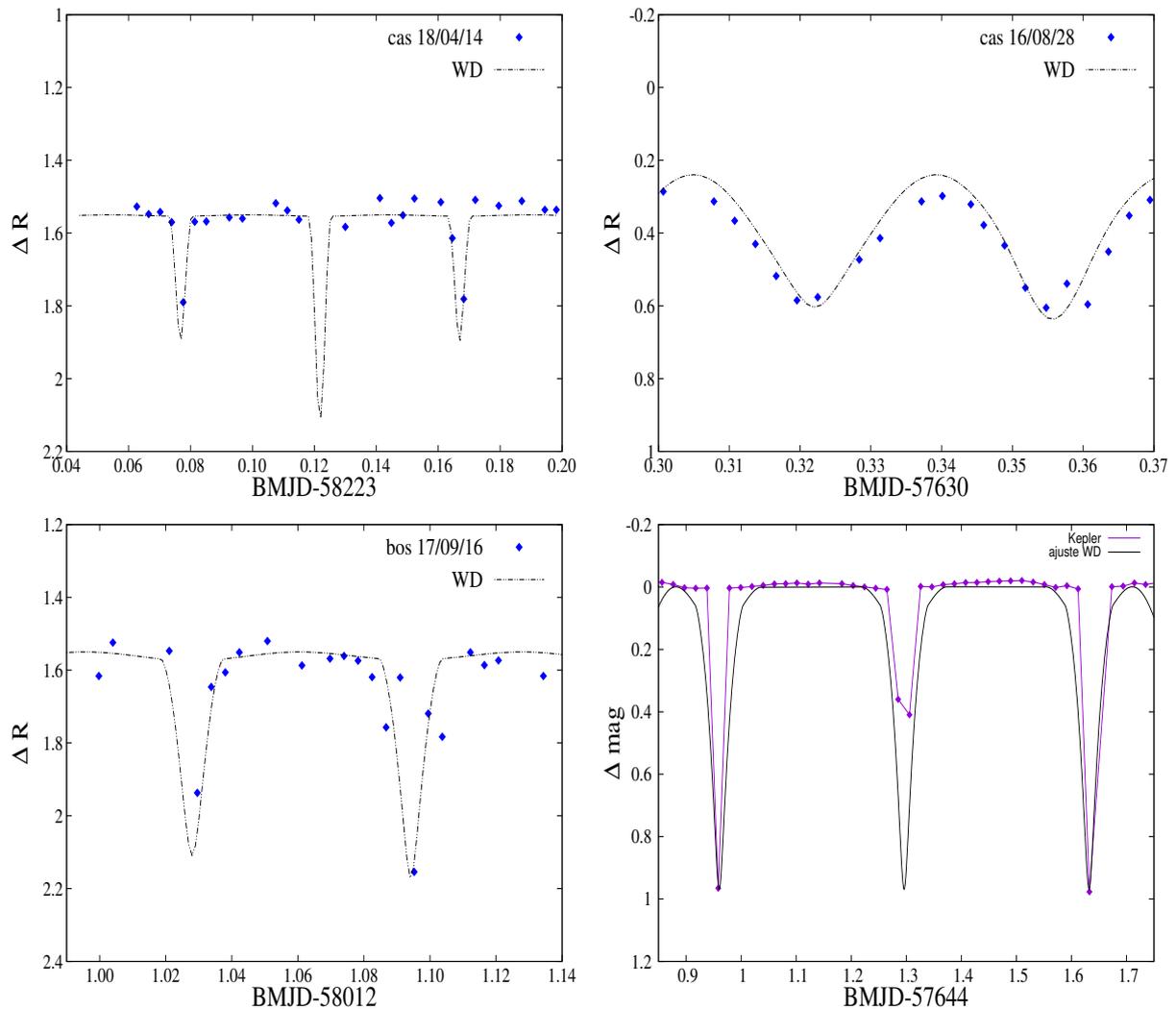


Figura 7.18: **Panel superior izquierdo:** Ajuste WD para el objeto SDSS J1223–0056, correspondiente a la noche 14/04/18 con el telescopio de 2.15 m Jorge Sahade (CASLEO). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel superior derecho:** Ajuste WD para el objeto SDSS J0138–0016, correspondiente a la noche 28/08/16 con el telescopio de 2.15 m Jorge Sahade (CASLEO). El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel inferior izquierdo:** Ajuste WD para el objeto SDSS J2205–0622, correspondiente a la noche 16/08/17, con el telescopio de 1.54 m de la EABA. El error en magnitud de cada punto es  $\sim 0.02$  mag. **Panel inferior derecho:** Ajuste WD para el objeto SDSS J1212–0123, correspondiente a la noche 13/09/16 con datos de K2. En este caso, del modelo WD solo se superponen los mínimos primarios obtenidos.

Cabe mencionar que no se consideró conveniente el empleo del programa DC, el cual (como se dijo), ajusta simultáneamente el conjunto de parámetros a elección del usuario. El proceso de ajuste involucra la obtención de la curva teórica o sintética que mejor reproduce toda la curva observada (tanto máximos como mínimos) a través de un método de minimización de los residuos, por lo cual el ajuste de los máximos pesa en la curva teórica final. Si bien es posible reducir la influencia relativa de cualquier parte de la curva de luz a través de un factor de peso, el programa LC brinda mayor versatilidad a la hora de preferencia de una parte de la curva de luz a modelar. Por otra parte, todos o la gran mayoría de los parámetros estelares y/o del sistema binario (masas, radios, separaciones orbitales, períodos, etc.) ya son conocidos por lo cual un ajuste global de las curvas de luz no aportaría nuevos datos y podría comprometer la determinación de los instantes de mínimo.

Para la determinación de los errores de los tiempos de mínimo, se procedió de la siguiente manera. Se introdujeron desplazamientos temporales sucesivos en la curva teórica generada con

el código WD. Estas curvas desplazadas fueron superpuestas con las observadas, y por inspección visual se determinó el mínimo desplazamiento en tiempo detectable. En la Figura 7.19, se muestra este procedimiento. En este caso, el corrimiento entre las curvas teóricas (líneas de puntos azul y negra) corresponde a 20 s. Se aplicó sistemáticamente este procedimiento para todos los mínimos determinados, obteniéndose errores típicos de 20-30 s para los datos de la EABA y del CASLEO.

Adicionalmente, se realizó una búsqueda en la literatura para obtener la mayor cantidad de tiempos de mínimo para cada binaria que conforma la muestra. Los tiempos de mínimo recopilados ya se encontraban en  $BMJD_{TDB}$ , por lo que no fue necesario realizarles la corrección mencionada en la sub-sección 7.6.1. En el Apéndice E se encuentran listados, para cada binaria analizada, el número de ciclo y los tiempos de mínimo recopilados de la literatura, junto con los tiempos de mínimo obtenidos con datos de la EABA, del CASLEO, y del CS. En la última columna, se incluye un índice de calidad del mínimo en cuestión, en base a la precisión de su determinación: I) mínimo confiable y II) mínimo medianamente confiable.

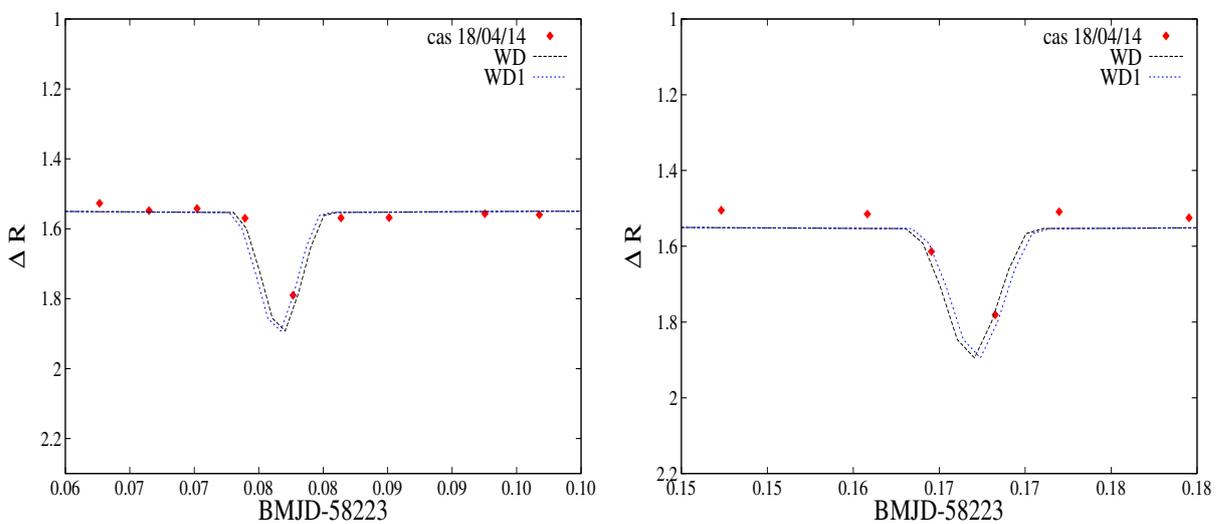


Figura 7.19: Ejemplos de determinación de errores con el WD. Los puntos rojos corresponden a los datos obtenidos la noche 14/04/18 con el telescopio Jorge Sahade de 2.15 m (CASLEO). Las curvas negra y azul corresponden al ajuste del WD y a la misma curva, desplazada  $\pm 20$  s.

## 7.7 Diagramas O–C

Como se mencionó en el Capítulo 1, el diagrama O–C es una herramienta que permite detectar variaciones en el período de sistemas binarios eclipsantes. En particular, como también se mencionó en el Capítulo 5, revela los distintos mecanismos que pueden producir ETVs: transferencia de masa, emisión de ondas gravitacionales, frenado magnético, mecanismo Applegate y presencia de un tercer cuerpo. Cabe recordar que la transferencia de masa (en el caso que es estable), la emisión de ondas gravitacionales y el frenado magnético son procesos seculares, es decir, evolucionan lentamente y de manera constante y por lo general toman  $10^8$ - $10^9$  años, por lo que su forma en el diagrama O–C corresponde a un polinomio de  $2^{do}$  orden. Mientras que el mecanismo Applegate y la presencia de un tercer cuerpo tienen escalas de tiempo menores, típicamente entre 10-100 años, por lo que en el diagrama O–C aparecen como una variación periódica sinusoidal.

En este trabajo, se utilizó esta técnica con el objetivo de buscar desviaciones en el período orbital de los sistemas binarios analizados. Para construir los diagramas O–C se calcularon los

tiempos medios de eclipse asumiendo una efemérides lineal:

$$T = T_o + P_{orb} \times E \quad (7.4)$$

donde  $P_{orb}$  es el período orbital del sistema binario,  $T_o$  es el tiempo en el cual el número de ciclo  $E=0$ , y  $T$  es el tiempo para un ciclo orbital  $E$  dado. El valor de  $P_{orb}$  se obtuvo de la literatura (ver Tabla 7.2).

En la mayoría de las noches de observación con los telescopios de la EABA y del CASLEO, se detectó para cada binaria más de un mínimo. En los casos en que 2 mínimos correspondían al mismo ciclo, se optó por seleccionar el mínimo con menor dispersión. En los datos de *Kepler*, se realizó un promedio, como el realizado por Almeida et al. (2019) para el sistema binario KIC 10544976, el cual, como se mencionó anteriormente, está formado por una enana blanca y una estrella de secuencia principal.

Los datos de la literatura, especialmente los presentados por Bours et al. (2016), fueron obtenidos con telescopios de diversos tamaños. En particular, utilizaron los telescopios de 4.2 m *William Herschel Telescope* (WHT), de 3.6 m *New Technology Telescope* (NTT) y de 8.0 m *Very Large Telescope* (VLT), empleando la cámara ultra rápida ULTRACAM (Dhillon et al., 2007), por mencionar algunos. Los tamaños de los telescopios y en particular las cámaras utilizadas por estos autores, les permitió obtener datos con un mejor muestreo temporal, con errores típicos entre 10-20 s (en comparación con los 20-30 s obtenidos para la EABA y CASLEO). Por otro lado, los datos del CS presentan errores aún mayores que los obtenidos en este trabajo, del orden de 40-50 s.

El desfase temporal entre los datos de este trabajo y los recolectados en la literatura y/o bases de datos, impidió graficar todos los datos juntos. Esto se debe a que estos sistemas tienen períodos muy cortos, de pocas horas, y la cantidad de ciclos transcurridos entre los datos aquí presentados y por ejemplo los mostrados por Bours et al. (2016) es de  $\sim 8000$  (asumiendo que la binaria tiene un período de 3 hs). Esto implica que el error acumulado es muy grande. Por este motivo se decidió graficar los diagramas O–C para cada tipo de datos (propios, de la literatura y de bases de datos) por separado. A continuación, se presentan los diagramas O–C obtenidos.

## SDSS J0857+0342

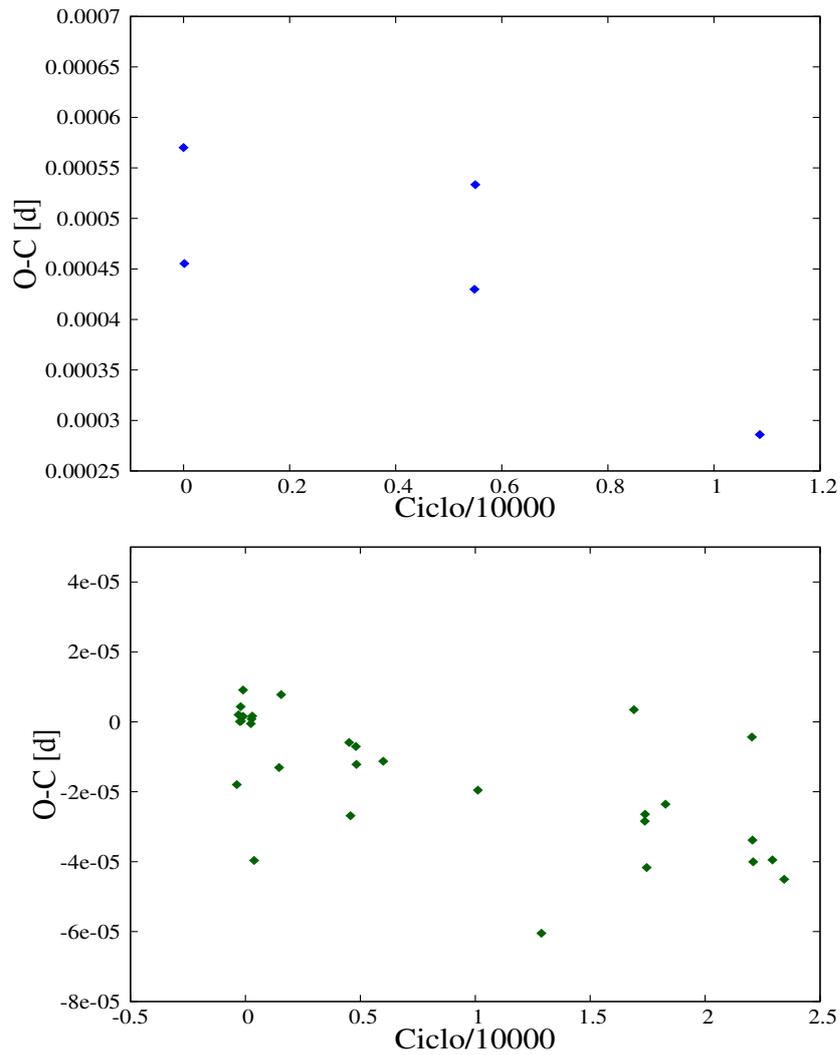


Figura 7.20: Diagramas O–C para el objeto SDSS J0857+0342. Para este objeto, los datos del CS presentaban una dispersión muy grande, y por lo tanto no confiables, por lo que se muestran solo los diagramas obtenidos con datos propios y de la literatura. **Panel superior:** Diagrama obtenido en este trabajo con datos del CASLEO. **Panel inferior:** Diagrama con datos de la literatura.

SDSS J1212-0123

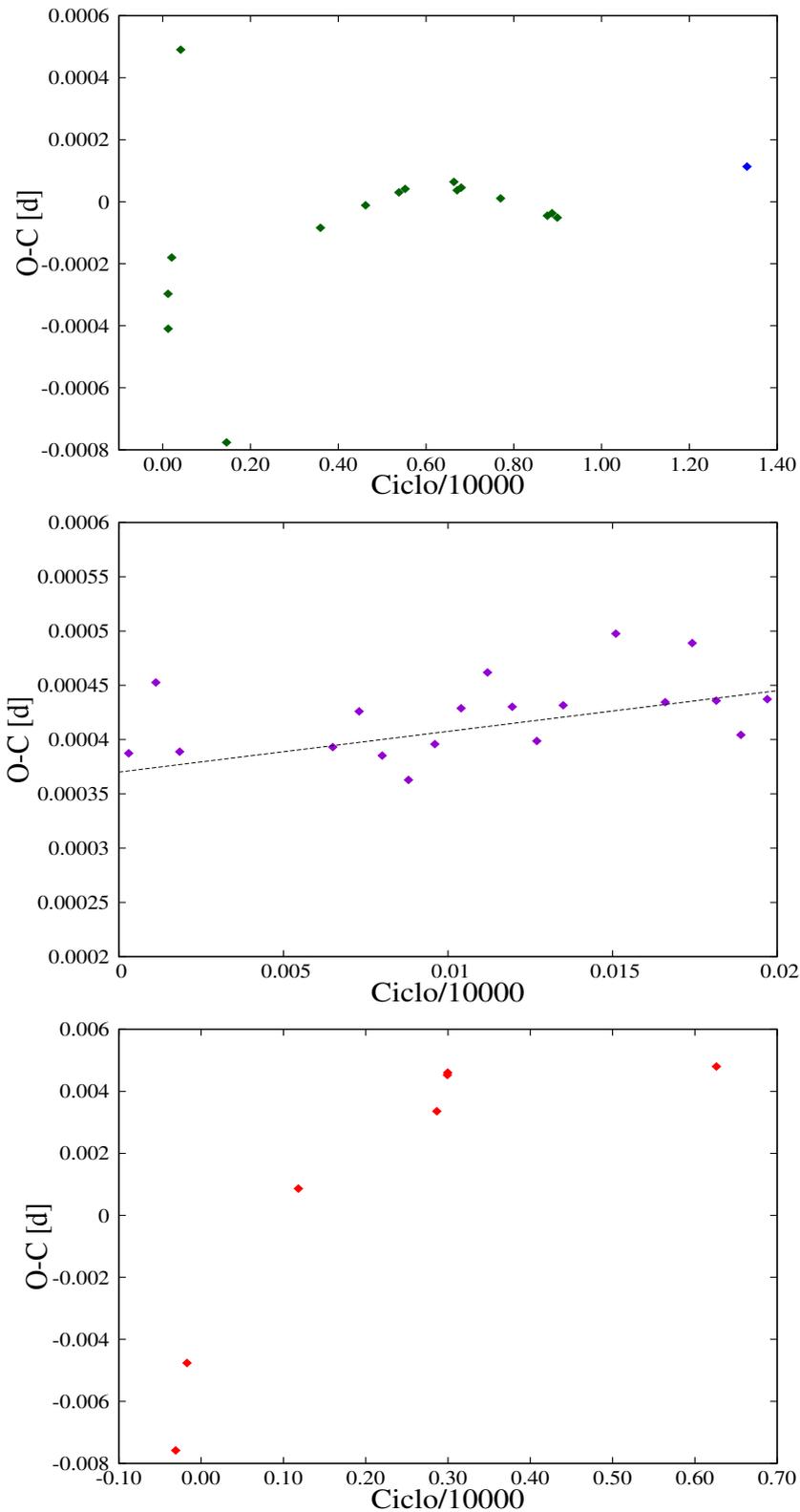


Figura 7.21: Diagramas O-C para el objeto SDSS J1212-0123. **Panel superior:** Diagrama con datos de la literatura (puntos verdes) y el mínimo detectado en este trabajo utilizando el telescopio de la EABA (punto azul). **Panel intermedio:** Diagrama realizado con los datos de Kepler. La línea de puntos negra se introdujo para resaltar la variación cíclica detectada. **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

SDSS J1223–0056

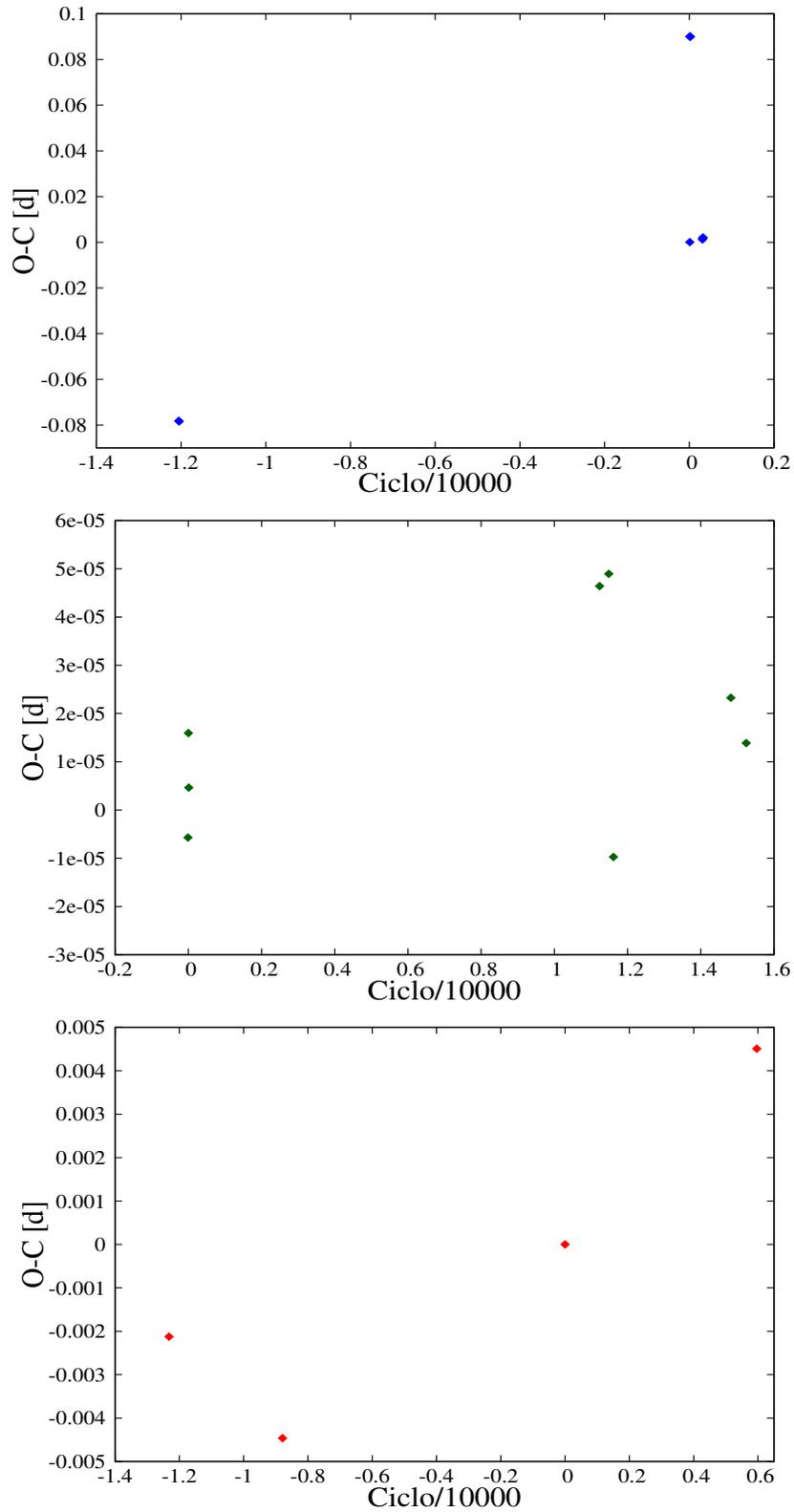


Figura 7.22: Diagramas O–C para el objeto SDSS J1223–0056. **Panel superior:** Diagrama obtenido en este trabajo con datos de la EABA y del CASLEO. **Panel intermedio:** Diagrama con datos de la literatura. **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

OU Vir

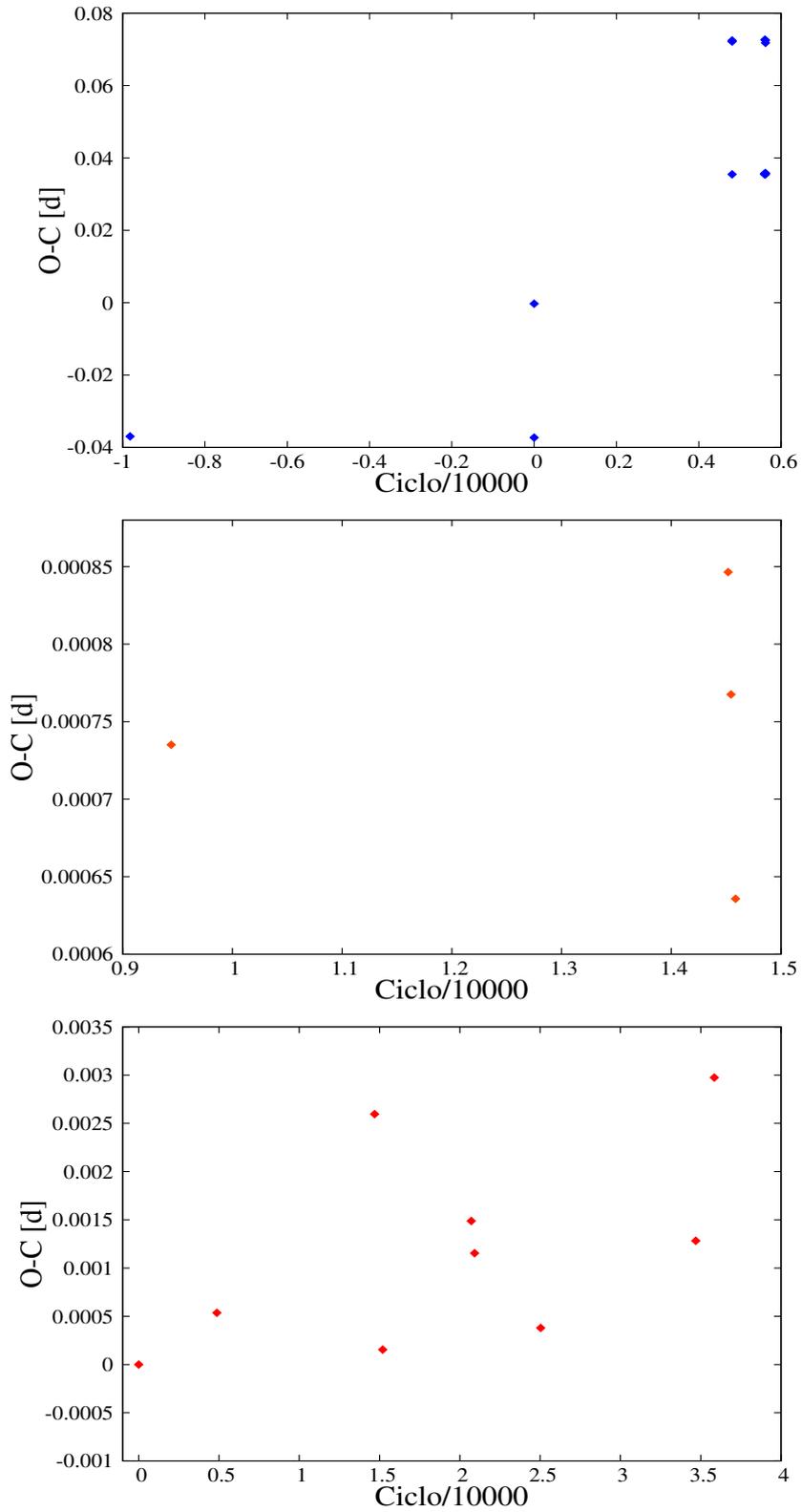


Figura 7.23: Diagramas O-C para el objeto OU Vir. **Panel superior:** Diagrama obtenido en este trabajo con datos del CASLEO. **Panel intermedio:** Diagrama realizado con los datos de [Feline et al. \(2004\)](#). **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

## SDSS J1642-0634

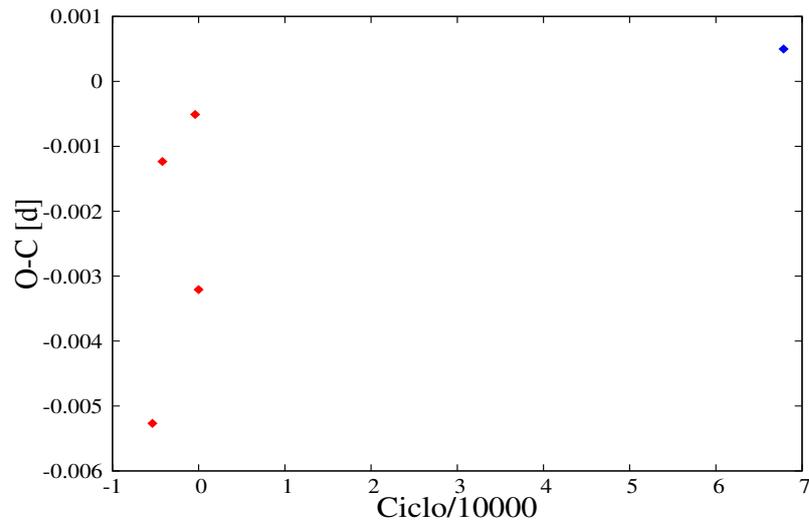


Figura 7.24: Diagrama O-C realizado con los datos del CS (puntos rojos) y con el mínimo detectado en este trabajo utilizando el telescopio de 2.15 m del CASLEO (punto azul) para el objeto SDSS J1642-0634.

SDSS J2205-0622

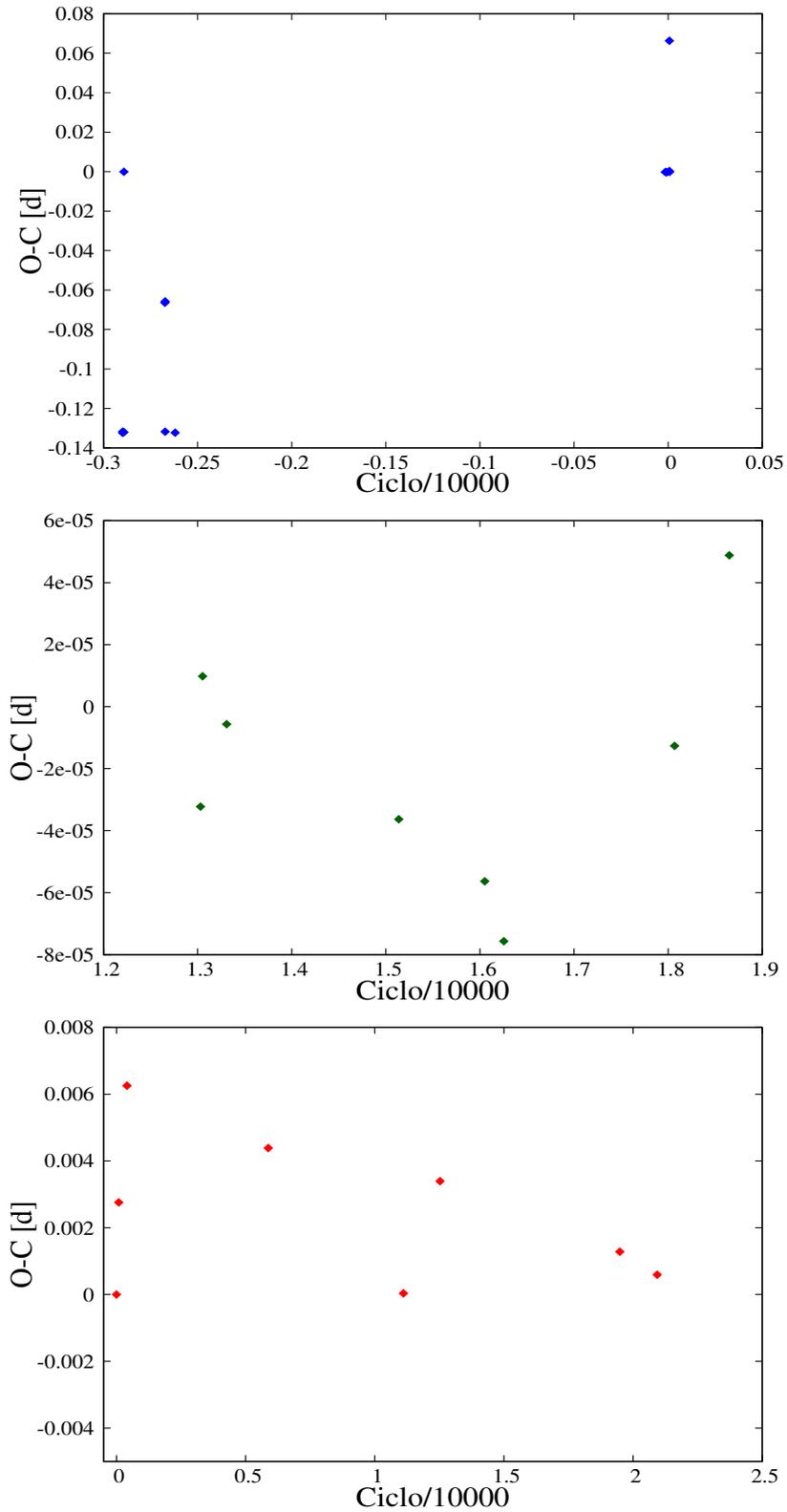


Figura 7.25: Diagramas O-C para el objeto SDSS J1223-0056. **Panel superior:** Diagrama obtenido en este trabajo con datos de la EABA y del CASLEO. **Panel intermedio:** Diagrama con datos de la literatura. **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

SDSS J0138–0016

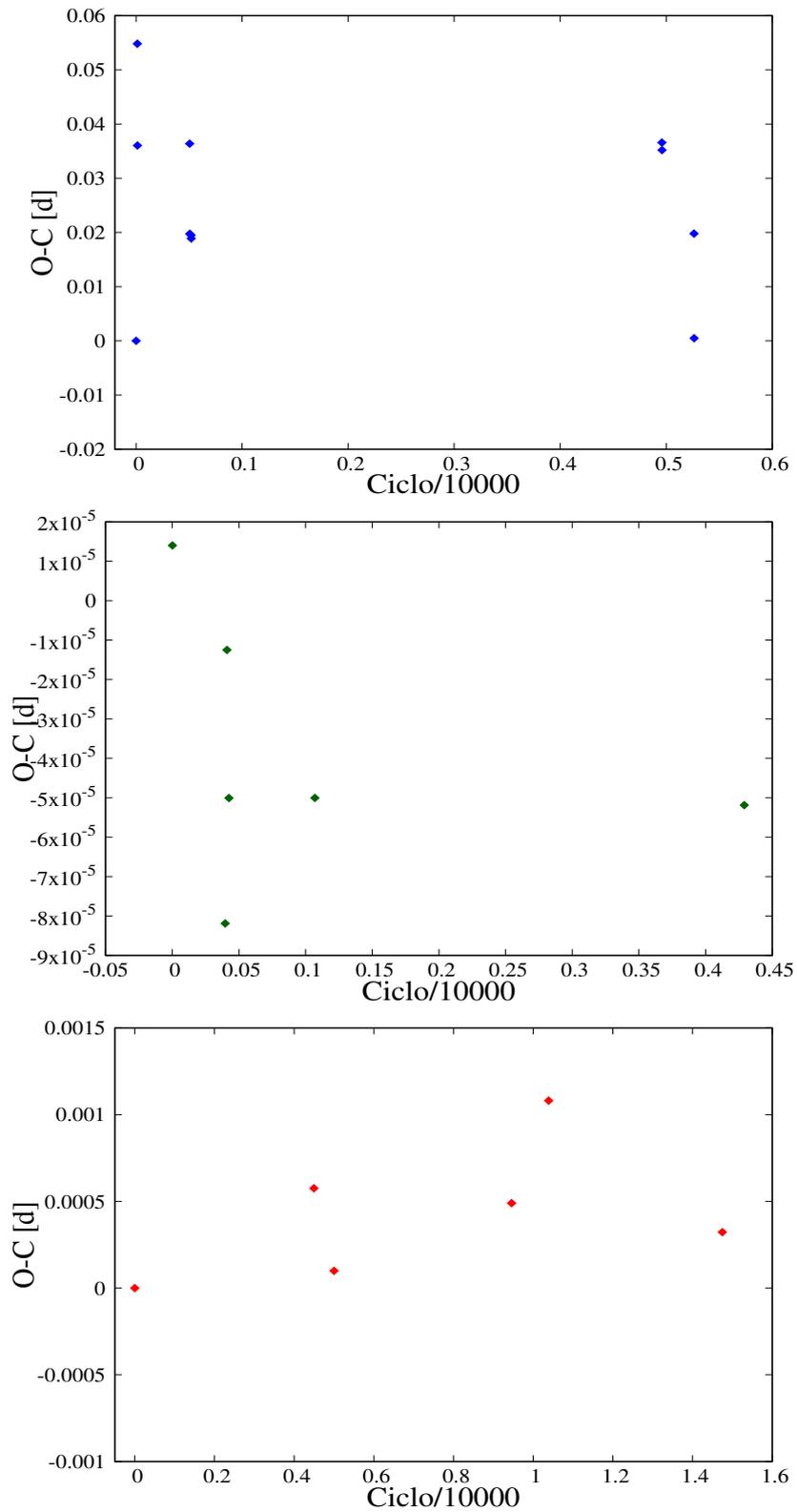


Figura 7.26: Diagramas O–C para el objeto SDSS J0138–0016. **Panel superior:** Diagrama obtenido en este trabajo con datos del CASLEO. **Panel intermedio:** Diagrama con datos de la literatura. **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

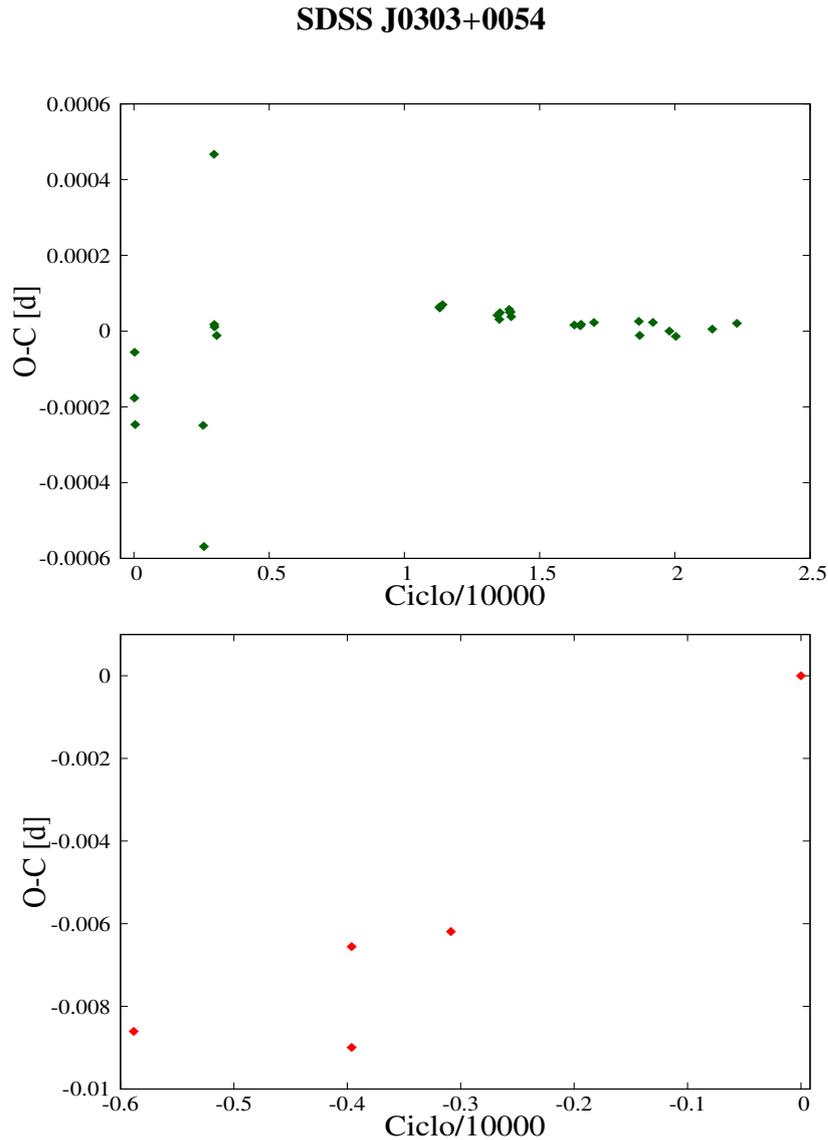


Figura 7.27: Diagramas O–C para el objeto SDSS J0303+0054. Para esta binaria, no se detectó ningún mínimo. **Panel superior:** Diagrama con datos de la literatura. **Panel inferior:** Diagrama realizado con los datos del CS.

## 7.8 Análisis de los diagramas O–C

En la Sección anterior, se presentaron los diagramas O–C obtenidos para los 8 sistemas binarios analizados. Si bien los diagramas realizados con los datos de EABA y CASLEO presentan pocos puntos, no muestran diferencias significativas respecto a los diagramas obtenidos con datos de la literatura y de bases de datos. Debido a la diferencia en el muestreo temporal, y por lo tanto en los errores, que tienen los 3 tipos de datos analizados (propios, de la literatura y de base de datos), la diferencia entre los tiempos de mínimo observados y calculados presentan distintos ordenes de magnitud en los diagramas para cada tipo de dato mencionado. Notar que los órdenes de magnitud correspondientes a los datos de la EABA y CASLEO son comparables a los de la literatura en los que se han detectado tanto el mecanismo Applegate (ver Figura 5.15) como cuerpos subestelares (ver por ejemplo, la Figura 5.13).

En el caso de SDSS J0857+0342, se puede ver que el diagrama con datos de EABA y CASLEO (panel superior de la Figura 7.20), presenta una ligera disminución en su período<sup>10</sup>. Esta variación

<sup>10</sup>Notar que la variación no parecería ser de tipo sinusoidal, por lo cual no podría deberse a la presencia de un 3<sup>er</sup>

se puede ver también en el diagrama con datos de la literatura (panel inferior de la Figura 7.20). Este sistema binario está clasificado como binaria separada; esto implica que ambas componentes están dentro de sus lóbulos de Roche, y no existiría transferencia de masa entre los dos componentes. Por lo tanto, la disminución del período no puede explicarse por la transferencia de masa en el sistema. El mecanismo más plausible que causa la disminución del período es la pérdida de momento angular debido a la emisión de ondas gravitacionales y/o el frenado magnético. En esta binaria, ambas estrellas poseen relativamente bajas masas, por lo que solo estaría perdiendo una pequeña cantidad de momento angular a través de la emisión de ondas gravitacionales (Parsons et al., 2012a). Por otro lado, la estrella de secuencia principal es de tipo espectral tardío (M8), y estas estrellas son completamente convectivas por lo que la disminución por frenado magnético es también pequeña (Rappaport et al., 1983; Spruit & Ritter, 1983; Schreiber et al., 2010).

Por otro lado, SDSS J1212–0123 presenta una tendencia periódica en sus diagramas O–C. En el diagrama con los datos de la literatura y el mínimo detectado en este trabajo utilizando el telescopio de la EABA (panel superior de la Figura 7.20), se puede ver una variación que parecería ser cíclica, con un período de  $\sim 3600$  días, mientras que en el diagrama con los datos obtenidos de *Kepler* (panel inferior de la Figura 7.20), se distingue una variación menor, con un período aparente de  $\sim 12$  días.

La variación con mayor período (3600 días  $\approx 9.8$  años), puede estar siendo causada por el mecanismo Applegate o por la presencia de un tercer cuerpo, cuyas escalas de tiempo detectadas son típicamente entre 10-100 años. El mecanismo Applegate es menos efectivo a medida que aumenta el tipo espectral de la compañera de secuencia principal de M0 a M8 (Bours et al., 2016). Esto se debe a que dicho mecanismo es impulsado por ciclos magnéticos en esta compañera, y esta actividad magnética disminuye hacia los tipos espectrales más tardíos. En SDSS J1212–0123, la compañera de secuencia principal tiene tipo espectral M4, por lo que no se puede descartar este mecanismo (Parsons et al., 2010b).

En cuanto a la presencia de un tercer cuerpo, cabe destacar que, como se vió en el Capítulo anterior, los cuerpos subestelares detectados alrededor de este tipo de binarias presentan períodos  $\sim 7$ -16 años. Por lo tanto, la variación de período  $\sim 9.8$  años detectada en el diagrama O–C de SDSS J1212–0123 también puede deberse a uno o más cuerpos subestelares orbitando el sistema binario.

Respecto a la variación de corto período detectada con los datos de *Kepler*, si bien no hay en la literatura detecciones de variación en el período del orden de 12 días, se estima que podría tratarse de un cuerpo subestelar de  $\sim 45 M_{JUP}$ , es decir, un objeto más bien tipo enana marrón<sup>11</sup> en una órbita más cercana a las detectadas previamente. Estos valores, se estimaron utilizando el formalismo de Pribulla et al. (2012) quienes establecieron que, para un sistema compuesto por dos cuerpos estelares y un planeta, en órbitas vistas de canto ( $i \sim 90^\circ$ ) y circulares ( $e \sim 0$ ), la curva de luz tiene una amplitud (o valor pico a pico) de:

$$K[s] = \frac{2M_p G^{1/3}}{c} \left[ \frac{P_p}{2\pi(M_1 + M_2)} \right]^{2/3} \quad (7.5)$$

donde  $P_p$  es el período orbital del cuerpo planetario,  $M_p$  es la masa del mismo,  $M_1$  y  $M_2$  son las masas de las estrellas primaria y secundaria respectivamente,  $G$  la constante de gravitación y  $c$  la velocidad de la luz.

En los diagramas O–C del resto de los sistemas analizados, los datos (tanto los propios como los de la literatura y del CS), no presentan ningún tipo de tendencia. Por lo tanto, en este trabajo

cuerpo.

<sup>11</sup>Las masas de las enanas marrones están comprendidas en el rango  $15 \leq M \leq 80 M_{JUP}$ , y las masas de los planetas  $M < 15 M_{JUP}$ .

solo 2 de los 8 sistemas analizados presentan algún tipo de variación en el período. Y de estas 2 binarias, solo una muestra una posible variación cíclica, que podría estar asociada a la presencia de un tercer cuerpo subestelar.

Bours et al. (2016) determinaron y recopilaron de la literatura tiempos de mínimo para 54 sistemas enana blanca + estrella de secuencia principal. Los tamaños de los telescopios y en particular las cámaras utilizadas por estos autores, les permitió obtener datos con un mejor muestreo temporal que los obtenidos en este trabajo, con errores típicos entre 10-20 s. De la muestra que analizaron, 3 objetos parecían presentar algún tipo de variación en el período.

La baja detección de variaciones en el período obtenida en el presente Capítulo (2 de 8), en combinación con los resultados de Bours et al. (2016), quienes encontraron una tendencia de variación (a ser confirmada) en 3 de 54 binarias, podría estar indicando que la existencia de cuerpos subestelares en este tipo de binarias podría no ser muy frecuente. Esto sería compatible con el hecho de que, al presente, sólo se conocen 8 sistemas de este tipo, como se mencionó en el Capítulo 6.

Un factor adicional a tenerse en consideración es la poca comprensión sobre la evolución de estos sistemas binarios. Si bien está bien establecido que las binarias atraviesan una fase muy particular conocida como envolvente común, no existe un entendimiento completo sobre dicha etapa evolutiva (Ivanova et al., 2013; Zorotovic & Schreiber, 2013). Esta etapa es importante ya que los cuerpos subestelares deben haber sobrevivido a la misma o deben haberse formado luego de que esta se disipara. De una u otra manera no resulta claro el escenario de formación de este tipo de planetas y por lo tanto es difícil aseverar cabalmente su existencia.

De todas maneras, el indicio acerca de la carencia de este tipo de planetas debería ser confirmado en base a observaciones de larga base temporal y de excelente resolución temporal, es decir mediante el empleo de telescopios de gran tamaño y cámaras CCD rápidas que permitan realizar observaciones de objetos relativamente débiles en intervalos de tiempos pequeños.

## 7.9 Síntesis y resultados

En este Capítulo, se aplicó la técnica de ETV en una muestra de 8 sistemas binarios eclipsantes formados por una enana blanca y una estrella de secuencia principal. Dicha técnica permite medir variaciones en el período de ocurrencia de los eclipses de sistemas binarios eclipsantes. Para ello, se obtuvieron observaciones propias con los telescopios argentinos localizados en la EABA y CASLEO. La reducción de los datos se realizó mediante tareas estándar de IRAF, y para obtener las magnitudes instrumentales, se utilizó el código cuasi-automático llamado FOTOMCC (Petrucci et al., 2013, 2015), dentro del entorno de IRAF. El número de noches útiles obtenidas con la EABA y CASLEO resultaron ser menores de lo esperado, debido a turnos cancelados por problemas climáticos, instrumentales y/o de otro tipo. Por lo tanto, con el fin de analizar el mayor número posible de tiempos de mínimo, se accedió a bases de datos de series temporales fotométricas. Dadas las magnitudes relativamente débiles de los objetos, como sus coordenadas celestes, sólo las misiones *Catalina* y *K2* proporcionaron datos útiles.

El objetivo fundamental del presente trabajo fue determinar tiempos de mínimo. Dado que la determinación precisa de los tiempos de mínimo es fundamental en el momento de interpretar correctamente los ETVs, para las curvas de luz analizadas en esta Tesis, se convirtieron todos los tiempos obtenidos inicialmente en  $HJD_{UTC}$  a  $BJD_{TDB}$ , mediante el conversor *online* de Eastman et al. (2010). Luego, se obtuvieron los  $BMJD_{TDB}$ , mediante el cálculo:  $BMJD_{TDB} = BJD_{TDB} - 2400000.5$ . Para modelar el perfil de los mínimos de las curvas de luz, se empleó el código de Wilson & Devinney, mediante el programa LC. Este programa permitió reproducir en forma muy satisfactoria la forma del eclipse en la curva de luz en fase de cada objeto que conforma

la muestra. Para realizar dicho ajuste, se emplearon los parámetros estelares (tales como masas, radios, temperaturas, etc.) de la literatura. Con el mencionado código se ajustaron básicamente la inclinación orbital y los potenciales gravitatorios de cada componente. Luego, el perfil teórico obtenido de esta manera fue utilizado en las curvas de luz individuales expresadas en  $BMJD_{TDB}$ , para determinar (mediante superposición) el instante de mínimo de cada curva de luz individual.

Adicionalmente, se realizó una búsqueda en la literatura para obtener la mayor cantidad de tiempos de mínimo para cada binaria que conforma la muestra. Una vez que se dispuso de todos los tiempos de mínimo (los cuales están listados en el Apéndice E), se procedió con la construcción de los diagramas O–C, con el fin de buscar desviaciones en el período orbital de los sistemas binarios analizados. Para armar los diagramas O–C se calcularon los tiempos medios de eclipse asumiendo una efemérides lineal:  $T = T_o + P_{orb} \times E$ , donde  $P_{orb}$  es el período orbital del sistema binario,  $T_o$  es el tiempo en el cual el número de ciclo  $E=0$ , y  $T$  es el tiempo para un ciclo orbital  $E$  dado.

El desfase temporal entre los datos de este trabajo y los recolectados en la literatura y/o bases de datos, impidió graficar todos los datos juntos, debido a que estos sistemas tienen períodos muy cortos (y por lo tanto el error acumulado es muy grande). Por este motivo se decidió graficar los diagramas O–C para cada tipo de datos (propios, de la literatura y de bases de datos) por separado. Al analizar los diagramas O–C se puede notar que, si bien los realizados con los datos de EABA y CASLEO presentan pocos puntos, no muestran diferencias significativas respecto a los diagramas obtenidos con datos de la literatura y/o de bases de datos.

En el caso de SDSS J0857+0342, se puede ver que los diagramas con datos de EABA y CASLEO (panel superior de la Figura 7.20), y con datos de la literatura (panel inferior de la Figura 7.20) presentan una ligera disminución en su período. Dicha variación no parecería ser cíclica, por lo que no podría deberse al mecanismo Applegate o a un tercer cuerpo. El mecanismo más plausible que causaría la disminución del período es la pérdida de momento angular debido a la emisión de ondas gravitacionales y/o el frenado magnético. En esta binaria, ambas estrellas poseen relativamente bajas masas, por lo que solo estaría perdiendo una pequeña cantidad de momento angular a través de la emisión de ondas gravitacionales (Parsons et al., 2012a). Por otro lado, la estrella de secuencia principal es de tipo espectral tardío (M8), por lo que la disminución por frenado magnético es también pequeña (Rappaport et al., 1983; Spruit & Ritter, 1983; Schreiber et al., 2010).

SDSS J1212–0123 presenta una tendencia periódica en sus diagramas O–C. En el diagrama con los datos de la literatura y el mínimo detectado en este trabajo utilizando el telescopio de la EABA (panel superior de la Figura 7.20), se puede ver una variación que parecería ser cíclica, con un período de  $\sim 3600$  días, mientras que en el diagrama con los datos de *Kepler* (panel inferior de la Figura 7.20), se distingue una variación menor, con un período aparente de  $\sim 11.75$  días.

La variación con mayor período (3600 días  $\approx 9.8$  años), puede estar siendo causada por el mecanismo Applegate y/o por la presencia de un tercer cuerpo, cuyas escalas de tiempo detectadas son típicamente entre 10-100 años. Respecto a la variación de corto período detectada en el diagrama O–C de SDSS J1212–0123 con los datos de *Kepler*, si bien no hay en la literatura detecciones de variación en el período del orden de 12 días, se propone que se puede tratar de un cuerpo subestelar de  $\sim 45 M_{JUP}$ . Estos valores se estimaron utilizando el formalismo de Pribulla et al. (2012).

En los diagramas O–C del resto de los sistemas analizados, los datos (tanto los propios como los de la literatura y del CS), no presentan ningún tipo de tendencia. Por lo tanto, en este trabajo, solo una de las binarias analizadas muestra una posible variación cíclica, que podría estar asociada a la presencia de un tercer cuerpo subestelar. Bours et al. (2016) determinaron y recopilaron de la literatura tiempos de mínimo para 54 sistemas enana blanca + estrella de secuencia principal. De la muestra que analizaron, 3 objetos parecían presentar algún tipo de variación en el período, sin embargo estos autores no pudieron determinar el origen de las mismas.

La baja detección de variaciones en el período obtenida en el presente Capítulo (2 de 8), en combinación con los resultados de Bours et al. (2016), podría estar indicando que la existencia de cuerpos subestelares en este tipo de binarias podría no ser muy frecuente. Esto sería compatible con el hecho de que, como se mencionó en el Capítulo 6, al presente sólo se conocen 8 sistemas de este tipo.

Un factor adicional a tenerse en consideración es la poca comprensión sobre la evolución de estos sistemas binarios. Si bien está bien establecido que las binarias atraviesan una fase muy particular conocida como envoltente común, no existe un entendimiento completo sobre dicha etapa evolutiva, la cual es importante ya que los cuerpos subestelares deben haber sobrevivido a la misma o haberse formado luego de que esta se disipara. De una u otra manera no resulta claro el escenario de formación de este tipo de planetas y por lo tanto es difícil aseverar cabalmente su existencia.

Dadas las magnitudes de estas binarias, el indicio acerca de la carencia de este tipo de planetas debería ser confirmado en base a observaciones de larga base temporal y de excelente resolución temporal, es decir mediante el empleo de telescopios de gran tamaño ( $> 4$  m) y cámaras CCD rápidas que permitan realizar observaciones de estos objetos relativamente débiles en intervalos de tiempos pequeños. Mas aún, un mayor número de tiempos de mínimo con mejor precisión posibilitaría corroborar o descartar las tendencias detectadas en los objetos SDSS J0857+0342 y SDSS J1212-0123.

En particular, el tiempo de duración del eclipse en SDSS J1212-0123 es de  $\sim 2$  hs, por lo que se podría utilizar el telescopio de 8 m de Gemini Sur, con el instrumento GMOS, para obtener tiempos de mínimo con buena precisión. Asumiendo una aproximación de cuerpo negro de  $T=17700$  K para la enana blanca de esta binaria, con el filtro g y condiciones de cielo de Banda III (IQ = 85 %, CC = 70 %, WV = any, SB = 80 %), para un tiempo de integración de 5 s, el simulador que proporciona el observatorio (ITC, por sus siglas en inglés: *Integration Time Calculators*), da una  $S/N \sim 100$  para  $g \sim 18$  (magnitud en el mínimo). Solicitando observar 5 eclipses por año (dadas las coordenadas del objeto, se pedirían en el primer semestre), en 2 años se obtendrían 10 tiempos de mínimo con alta precisión. Esto permitiría constatar si efectivamente este objeto presenta una variación cíclica de corto período ( $P \sim 12$  días). Si se solicitan observaciones en Banda IV (IQ = any, CC = 80 %, WV = any, SB = any), para el mismo tiempo de integración la  $S/N \sim 10$ ; sin embargo, la calidad de estos datos es incierta. Cabe recordar que el tiempo disponible en banda III no suele ser cubierto, en tanto que el tiempo en banda IV es libre, en el sentido que no se computa dentro de aquel disponible para cada país.

Finalmente, se espera poder analizar, una vez que se liberen, los datos de la misión K2 de SDSS J1223-0056 y SDSS J2205-0622. En particular, sería interesante determinar si estos objetos presentan una variación cíclica de corto período como la detectada en SDSS J1212-0123.



# Resultados y conclusiones

Si bien la mayoría de las detecciones de planetas extrasolares se realizaron en sistemas formados por estrellas de secuencia principal, la evidencia observacional actual indicaría la presencia planetaria durante todo el proceso evolutivo de las estrellas. Como se vió en el Capítulo 1, se han detectado planetas en estrellas evolucionadas (sub-gigantes y gigantes, subenanas B y púlsares), pero al presente no hay aún ningún planeta confirmado alrededor de enanas blancas aisladas. Estos objetos representan el estado final de la evolución estelar para estrellas de secuencia principal de masa baja e intermedia (masas  $< 8-10 M_{\odot}$ ). Las enanas blancas son, por lo tanto, los remanentes estelares más comunes en la galaxia y podría esperarse que tuviesen sistemas planetarios que hayan sobrevivido a su evolución. En los últimos años, se han detectado algunas evidencias observacionales indirectas, que sugieren la existencia de sistemas planetarios en estas estrellas. Una de estas evidencias es la presencia de discos gaseosos, los cuales se encontraron mediante la detección de líneas de emisión inusuales del triplete de Ca II en 8600 Å.

Por otro lado, como se vió en el Capítulo 6, en los últimos años, ha aumentado el número de sistemas binarios eclipsantes con una componente evolucionada (enana blanca o subenana B). Y una pequeña fracción ( $\sim < 1\%$ ) de estas binarias, presenta cambios aparentes en su período que podrían ser causados por un tercer cuerpo subestelar. Teniendo en cuenta lo que se conoce de la evolución de las estrellas binarias, hay 2 hipótesis sobre como se formaron estos planetas (o enanas marrones) circumbinarios: I) Podría tratarse de una primera generación de planetas, formados en un disco protoplanetario circumbinario, II) Se trata de una segunda generación de planetas, originada a partir de un disco formado en la envoltura expulsada por el progenitor de la estrella evolucionada.

En el Capítulo 3, se presentó un análisis de diversos índices de color en el infrarrojo cercano y medio para identificar enanas blancas con y sin discos de escombros. Se obtuvo que, en principio los índices de color analizados pueden ser utilizados para identificar mediante observaciones fotométricas candidatas a enanas blancas con discos. Al analizar las metalicidades, se pudo ver que las estrellas con disco son, en promedio, más ricas en metales que las sin disco. Este resultado es consistente con la idea de que la atmósfera contaminada de estas estrellas es producto de la acreción de cuerpos rocosos menores (Saker et al., 2015). Adicionalmente, se modelaron las SEDs de un grupo de ECNP conocidas al presente que presentan excesos IR en sus SEDs, con el fin de obtener parámetros de los discos tales como radio interno y temperatura (Saker & Gómez, 2016). Se considera que la identificación de ECNP con discos y la caracterización de los mismos constituye un primer paso para entender si están vinculados a planetas (como en el caso de las enanas blancas) o, si por el contrario, son eyecciones de material estelar durante la fase de AGB.

Motivados por la detección de evidencias de planetas en enanas blancas, en este trabajo de tesis doctoral se propuso analizar estos indicios de la presencia de planetas en enanas blancas, tanto aisladas como formando parte de sistemas binarios. Para ello, se llevaron a cabo 2 proyectos, los cuales se resumen a continuación.

### Búsqueda de discos gaseosos en enanas blancas

Se obtuvieron espectros ópticos GEMINI/GMOS de 13 enanas blancas con excesos IR, con el objetivo de encontrar la contraparte gaseosa del disco de polvo. Estos espectros fueron reducidos con el paquete GEMINI de IRAF (versión 2.16), siguiendo el procedimiento estándar. Una vez obtenidos los espectros, se analizó la región comprendida entre los 8470-8750 Å, ya que se deseaba detectar la presencia de las líneas en emisión del triplete de Ca II en 8498, 8542 y 8662 Å. Para dos objetos (GD 40 y GD 16), dichas líneas aparecen claramente en absorción, mientras que para WD 1150-153 y WD 1541+650 las líneas también aparecen en absorción, pero con menor intensidad. En el caso del resto de la muestra (9 objetos), las líneas no aparecen en los espectros analizados, ni en absorción ni en emisión.

Con el fin de analizar sobre un número mayor de objetos la existencia de discos gaseosos en enanas blancas con discos de polvo, se combinó la muestra presentada inicialmente, con las 16 estrellas analizadas en la literatura (Gänsicke et al., 2006, 2008, etc.). Esta muestra final fue separada en 2 sub-muestras: con y sin disco de gas detectado, dependiendo si presentaban el triplete de Ca II en emisión o ninguna línea en sus espectros. Se presentó un estudio comparativo de las principales propiedades físicas de las enanas blancas con y sin discos de gas detectados (temperaturas efectivas, masas, gravedades superficiales y tiempos de enfriamiento), y se analizaron para ambas sub-muestras parámetros relacionados al disco de polvo (índices de color H-K y W1-W2, y excesos en 5 y 10  $\mu\text{m}$  con respecto al nivel fotosférico de la estrella). Debido a que el número de estrellas estudiado es pequeño, se utilizó el *Mann-Whitney U-Test* para determinar si las sub-muestras son similares o no. Para todos los parámetros analizados, se obtuvo que la diferencia entre las medianas no es estadísticamente significativa. Por lo tanto, no hay diferencias en ninguno de los parámetros considerados, ya sean estelares o del disco de polvo, para las dos sub-muestras analizadas. Esto sugiere que los discos de polvo tienen propiedades homogéneas en todas las enanas blancas, independientemente de la presencia de una componente gaseosa.

Si bien se duplicó el número de objetos a los que se les ha buscado el triplete de Ca II en emisión, solo el  $\sim 33\%$  de la muestra ampliada (9 de 27 objetos) presenta un disco de gas. Más aún, los resultados presentados en este trabajo muestran que las enanas blancas (con disco de polvo) con y sin disco de gas detectado no presentan diferencias de edades (0.1-0.7 Gyr). Cabe recordar que las enanas blancas con atmósferas contaminadas por elementos pesados, cuya frecuencia es del 25-50%, son estrellas más viejas, con edades promedio de  $\sim 8$  Gyr (Chen et al., 2019). Por lo que, tanto los resultados obtenidos en esta tesis doctoral como los encontrados en la literatura, indicarían que el disco de gas es un fenómeno transitorio, y que tiene menor duración que el disco de polvo.

Teniendo esto en cuenta, se propone un escenario de evolución de los discos de polvo y gas, el cual se encuentra dividido en cuatro fases. En la Fase A, se empieza a formar el disco de polvo alrededor de la enana blanca, debido a la destrucción tidal de planetesimales y otros cuerpos rocosos menores (asteroides, etc.); este disco empieza a ser acretado por la estrella. Esto generaría la aparición de excesos IR (débiles a moderados) en la SED de la enana blanca, y la contaminación de elementos pesados en su atmósfera. En la fase B, el disco de polvo empieza a sublimarse, generando la componente gaseosa la cual en parte es acretada por la estrella. En esta etapa, además de la contaminación atmosférica y los excesos IR, aparecen en el espectro de la enana blanca las líneas en emisión del triplete de Ca II. En la fase C, el disco de gas se agotó, quedando solo el disco de polvo. Estas etapas (A, B y C), corresponden a edades  $t_{enf} \leq 0.7$  Gyr. En la fase D ( $t_{enf} \geq 8$  Gyr), finalmente el disco de polvo es totalmente acretado, por lo que el exceso en el IR desaparece, quedando solo la contaminación atmosférica.

### Búsqueda de planetas en binarias con una componente enana blanca

Se aplicó la técnica de ETV en una muestra de 8 sistemas binarios eclipsantes formados por una enana blanca y una estrella de secuencia principal. Dicha técnica permite medir variaciones en el período de ocurrencia de los eclipses de sistemas binarios eclipsantes. Se emplearon el telescopio localizado en la EABA (1.54 m) y el telescopio Jorge Sahade (2.15 m) ubicado en CASLEO para obtener observaciones propias. Los datos fueron reducidos mediante tareas estándar de IRAF. Los sistemas binarios que conforman la muestra se localizan en regiones poco pobladas, por lo que para determinar las magnitudes instrumentales se realizó fotometría de apertura. Para medir de forma automática las magnitudes instrumentales, se utilizó un código cuasi-automático llamado FOTOMCC. Con las magnitudes instrumentales, se procedió a construir las curvas de luz. Para lo cual se realizó la diferencia entre la magnitud de la estrella de interés y la magnitud de una de las estrellas del campo no variable. Estas curvas de luz fueron complementadas con las disponibles en la base de datos del CSS y *K2*, y por datos encontrados en la literatura.

Una vez obtenidas las curvas de luz, se empleó el programa WD (Wilson, 1979, 2012) para la determinación de los tiempos de mínimos. Con estos tiempos, se procedió a construir los diagramas O–C. Para armar estos diagramas, se calcularon los tiempos medios de eclipse asumiendo una efemérides lineal:  $T = T_o + P_{orb} \times E$ , donde  $P_{orb}$  es el período orbital del sistema binario,  $T_o$  es el tiempo en el cual el número de ciclo  $E=0$ , y  $T$  es el tiempo para un ciclo orbital  $E$  dado.

El desfase temporal entre los datos de este trabajo y los recolectados en la literatura y/o bases de datos, impidió graficar todos los datos juntos, debido a que estos sistemas tienen períodos muy cortos (y por lo tanto el error acumulado es muy grande). Por este motivo se decidió graficar los diagramas O–C para cada tipo de datos (propios, de la literatura y de bases de datos) por separado. Al analizar los diagramas O–C se puede notar que, si bien los realizados con los datos de EABA y CASLEO presentan pocos puntos, no muestran diferencias significativas respecto a los diagramas obtenidos con datos de la literatura y/o de bases de datos.

En el caso de SDSS J0857+0342, se puede ver que los diagramas con datos de EABA y CASLEO y de la literatura, presentan una ligera disminución en su período. Dicha variación no parecería ser cíclica, por lo que no podría deberse al mecanismo Applegate o a un tercer cuerpo. El mecanismo más plausible que causaría la disminución del período es la pérdida de momento angular debido a la emisión de ondas gravitacionales y/o el frenado magnético. En esta binaria, ambas estrellas poseen relativamente bajas masas, por lo que solo estaría perdiendo una pequeña cantidad de momento angular a través de la emisión de ondas gravitacionales (Parsons et al., 2012a). Por otro lado, la estrella de secuencia principal es de tipo espectral tardío (M8), por lo que la disminución por frenado magnético es también pequeña (Schreiber et al., 2010).

SDSS J1212–0123 presenta una tendencia periódica en sus diagramas O–C. En el diagrama con los datos de la literatura y el mínimo detectado en este trabajo utilizando el telescopio de la EABA, se puede ver una variación que parecería ser cíclica, con un período de  $\sim 3600$  días, mientras que en el diagrama con los datos de *Kepler*, se distingue una variación menor, con un período aparente de  $\sim 11.75$  días.

La variación con mayor período (3600 días  $\approx 9.8$  años), puede estar siendo causada por el mecanismo Applegate y/o por la presencia de un tercer cuerpo, cuyas escalas de tiempo detectadas son típicamente entre 10-100 años. En cuanto a la variación de corto período detectada en el diagrama O–C de SDSS J1212–0123 con los datos de *Kepler*, si bien no hay en la literatura detecciones de variación en el período del orden de 12 días, se propone que se puede tratar de un cuerpo subestelar de  $\sim 45 M_{JUP}$ . Estos valores se estimaron utilizando el formalismo de Pribulla et al. (2012).

La baja detección de variaciones en el período obtenida en el presente Capítulo (2 de 8), en combinación con los resultados de Bours et al. (2016), podría estar indicando que la existencia de

cuerpos subestelares en este tipo de binarias podría no ser muy frecuente. Esto sería compatible con el hecho de que, como se mencionó en el Capítulo 6, al presente sólo se conocen 8 sistemas de este tipo. Un factor adicional a tenerse en consideración es la poca comprensión sobre la evolución de estos sistemas binarios, y en particular de la fase de envolvente común.

Dadas las magnitudes de estas binarias, el indicio acerca de la carencia de este tipo de planetas debería ser confirmado en base a observaciones de larga base temporal y de excelente resolución temporal, es decir mediante el empleo de telescopios de gran tamaño ( $> 4$  m) y cámaras CCD rápidas que permitan realizar observaciones de estos objetos relativamente débiles en intervalos de tiempos pequeños. Más aún, un mayor número de tiempos de mínimo con mejor precisión posibilitaría corroborar o descartar las tendencias detectadas en los objetos SDSS J0857+0342 y SDSS J1212–0123. En particular, se propone el uso del telescopio de 8 m de Gemini Sur, para constatar la variación cíclica de corto período detectada en SDSS J1212–0123. Finalmente, se espera poder analizar, una vez que se liberen, los datos de la misión K2 de SDSS J1223–0056 y SDSS J2205–0622. En particular, sería interesante determinar si estos objetos presentan una variación cíclica de corto período como la detectada en SDSS J1212–0123.



# Apéndice A

## Reducción espectros GMOS

Antes de comenzar la reducción propiamente dicha:

- Se debe abrir IRAF y cargar los paquetes de Gemini, para lo cual se escribe en la terminal de IRAF **gemini** y luego **gmos**.
- Para poder displayar una imagen, se escribe en la terminal de IRAF:  
`SET STDIMAGE=IMTGMOS*` (de acuerdo al binning utilizado, \* =2,4).
- Chequear que todos los datos hayan sido tomados con la configuración adecuada:
  - ◇ `HSEL *.FITS[0] $I,WAVELENG,DATE-OBS,OBJECT YES`
  - ◇ `HSEL *.FITS[0] $I,AMPINTEG,DETRO1XS YES`
  - ◇ `HSEL *.FITS[2] $I,CCDSUM,CCDSEC YES`
- Crear listas para los distintos tipos de imágenes:
  - ◇ `HSEL *.FITS[0] $I "OBJECT='TIPODEIMAGEN'" > TIPODEIMAGEN.TXT`
  - ◇ `! AWK 'SUB(/\[0\]/, ""); PRINT' TIPODEIMAGEN.TXT > TIPODEIMAGEN.LST`

A continuación, se describen los pasos seguidos para el proceso de reducción y calibración de los datos:

1. Se preparan los espectros para la reducción con la tarea **gprepare**:

```
GPREPARE.FL_ADDMDF=YES
```

2. Para construir el *master bias* correspondiente, se utilizó la tarea **gbias**:

```
GBIAS INIMAGES=@BIAS.LST OUTBIAS=BIAS_OUT.FITS FL_OVER+ FL_TRIM+ FL_VARDQ-  
RAWPATH="." LOGFILE=GBIAS.LOG.
```

3. La calibración por *bias*, *overscan* y *trim* de los datos de ciencia, *flats* y lámparas CuAr se realizó con la tarea **gsreduce**:

- (a) datos de ciencia y *flats*:

```
GSREDUCE INIMAGES=@SCI.LST OUTPREF=GS FL_FLAT- FL_GMOSAIC- FL_FIXPIX-
FL_GSAPPWAVE- FL_CUT- FL_OVER+ FL_TRIM+ FL_BIAS+ BIAS=BIAS_OUT.FITS RAWPATH="."
FL_VARDQ-
```

- (b) en el caso de las lámparas CuAr, además se generó el mosaico (fl\_gmosaic+), la interpolación de los gaps que se encuentran entre los CCDs (fl\_fixpix+):

```
GSREDUCE @ARC.LST FL_FLAT- FL_DARK- FL_GMOSAIC+ FL_GSAPPWAVE+ FL_FIXPIX+
FL_CUT+ FL_OVER+ FL_TRIM+ FL_BIAS+ BIAS=BIAS_OUT.FITS RAWPATH="." FL_VARDQ-
LOGFILE="GSREDUCE_ARC.LOG"
```

4. Dado que los *flats* poseen variaciones en la iluminación en función de la  $\lambda$ , se normalizaron con la tarea **gsflat**:

```
GSFLAT *.FITS F*.FITS FL_OVER- FL_TRIM- FL_BIAS- FL_FIXPIX- FL_INTER- FUNCTION='SPLINE3'
ORDER='19' FL_DETEC+ FL_DOUBLE- NSHUFFLE=1536 LOGFILE="GSFLAT.LOG"
```

5. Se aplican los *flats* a los espectros de ciencia (individualmente, cada objeto de ciencia con su correspondiente *flat*) con la tarea **gsreduce**. En este mismo paso, se generó el mosaico (fl\_gmosaic+) y la interpolación de los gaps que se encuentran entre los CCDs (fl\_fixpix+):

```
GSREDUCE *.FITS FL_OVER- FL_TRIM- FL_FLAT+ FL_BIAS- FL_GMOSAIC+ FL_FIXPIX+ FL_CUT-
FL_GSAPPWAVE+ FLAT=F*.FITS BPMFILE=GMOS$DATA/CHIPGAPS.DAT
```

6. Para limpiar de rayos cósmicos el espectro de ciencia se utilizó la tarea **gscrrej**:

```
GSCRREJ *.FITS LOGFILE="GSREDUCE_CRREJ.LOG"
```

7. Para calibrar las lámparas CuAr en longitud de onda, se utilizó la tarea **gswavelength**:

```
GSWAVELENGTH *.FITS FWIDTH=10.0 GSIGMA=0.5 CRADIUS=3.0 LOW_REJECT=2.5 STEP=50
HIGH_REJECT=2.5 FL_INTER+ ORDER=6 FUNCTION="CHEBYSHEV" NSUM=10 FITCXOR=4 FITCYOR=4
NLOST=20 NITERAT=5 THRESHO=50
```

8. Con la tarea **gstransform** se aplica la calibración en longitud de onda (se hace individualmente para cada lámpara):

```
GSTRANSFORM *.FITS WAVTRAN="*.FITS" LOGFILE="GSWAV_ARC.LOG"
```

9. Se calibraron en  $\lambda$  y rectificaron los espectros de ciencia (cada objeto de ciencia con su correspondiente CuAr) con la tarea **gstransform**:

```
GSTRANSFORM *.FITS WAVTRAN="*.FITS"
```

10. Para abstraer el cielo en los archivos de ciencia, se utilizó la tarea **gsskysub**:

```
GSSKYSUB *.FITS GROW=1 NITERATE=3 FL_INTER+
```

11. Los espectros se extrajeron con la tarea **gsextrac**:

```
GSEXTRACT *.FITS FL_INTER+ BACKGROUND=NONE TORDER=5 TNSUM=50 TSTEP=50 FIND+
APWIDTH=5 RECENTER+ TRACE+ FL_VARDQ- WEIGHTS="NONE"
```

12. Debido a que en las  $\lambda$  en las que se está trabajando aparecen líneas de cielo muy intensas, que la tarea **gsskysub** no logra eliminar, se “extrajo” también con **gsextrac** el cielo.
13. Se restó el cielo extraído en el paso anterior a los espectros de ciencia (también ya extraídos), con la tarea **imarith**:

```
IMARITH E*.FITS “-” CIELO.FITS “NOMBRE.FITS”
```

14. Una vez obtenidos los espectros, se recortaron con la tarea **scopy**:

```
SCOPY NOMBRE.FITS[2] NOMBRE-NUEVO.FITS[2] w1=7500 w2=9500
```

15. Por último, se combinaron los espectros con la tarea **combine**:

```
GEMCOMBINE @OBJ.LST OUTPUT="OBJETO-FINAL.FITS" COMBINE=MEDIAN OFFSETS=WCS
LOGFILE='GEMCOMBINE.LOG'
```

En la Figura A.1, se muestran un *bias* (panel superior), un *flat* (panel intermedio) y una lámpara Cuar (panel inferior) crudos, tomadas en  $\lambda_c = 8550 \text{ \AA}$  para el objeto GD 61.

En la Figura A.2, se muestra a modo de ejemplo como fueron quedando las calibraciones en el proceso de reducción para GD 61. En el panel superior se presenta el *master bias* obtenido, mientras que en el panel inferior, el mismo *flat* que en la Figura A.1, ya normalizado. En la Figura A.3, se muestra como fueron quedando los datos de ciencia para este mismo objeto, hasta llegar al espectro extraído.

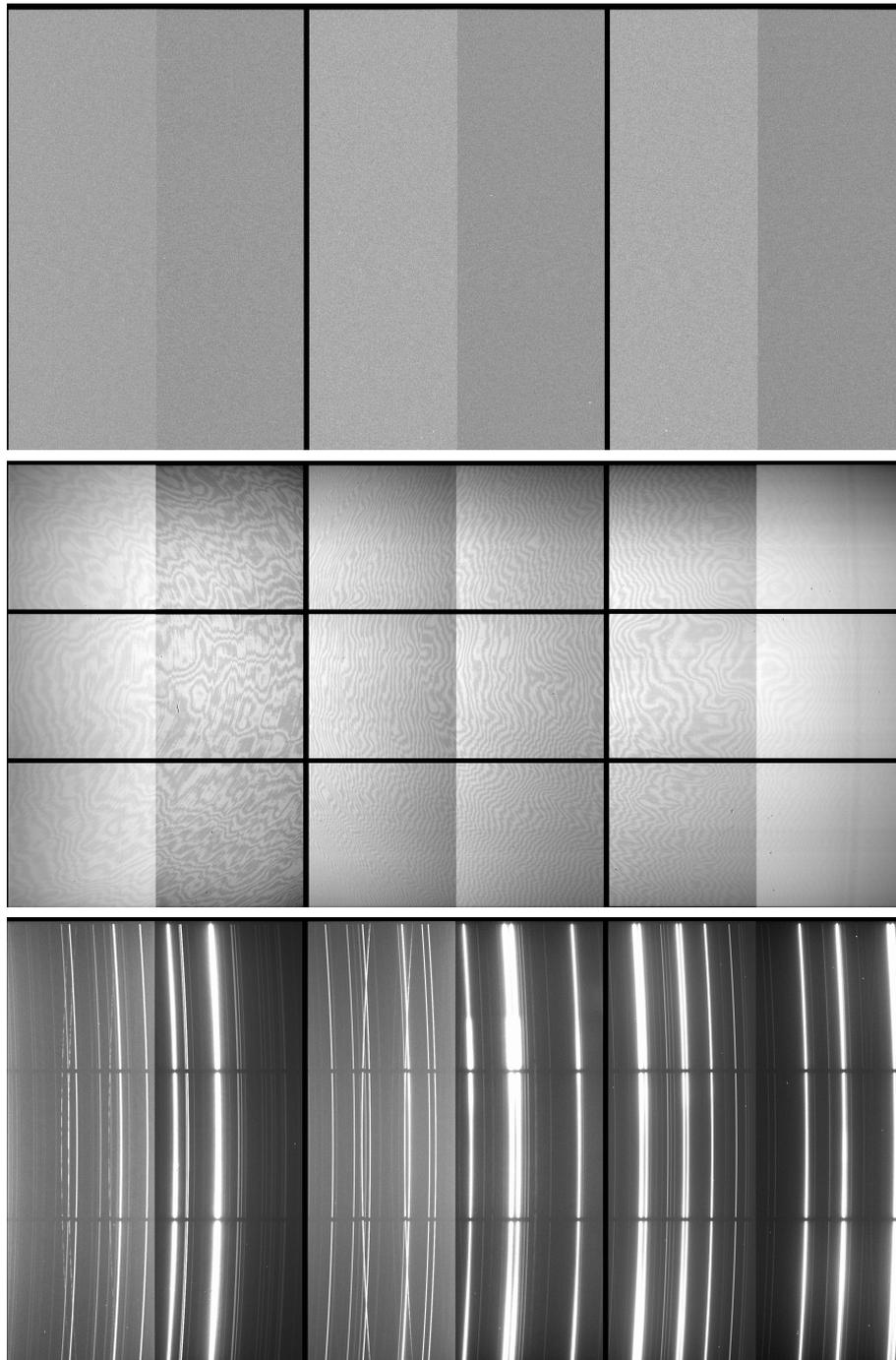


Figura A.1: Imágenes *bias* (panel superior), *flat* (panel intermedio) y lámpara Cuar (panel inferior) crudas, tomadas en  $\lambda_c = 8550 \text{ \AA}$  para el objeto GD 61.

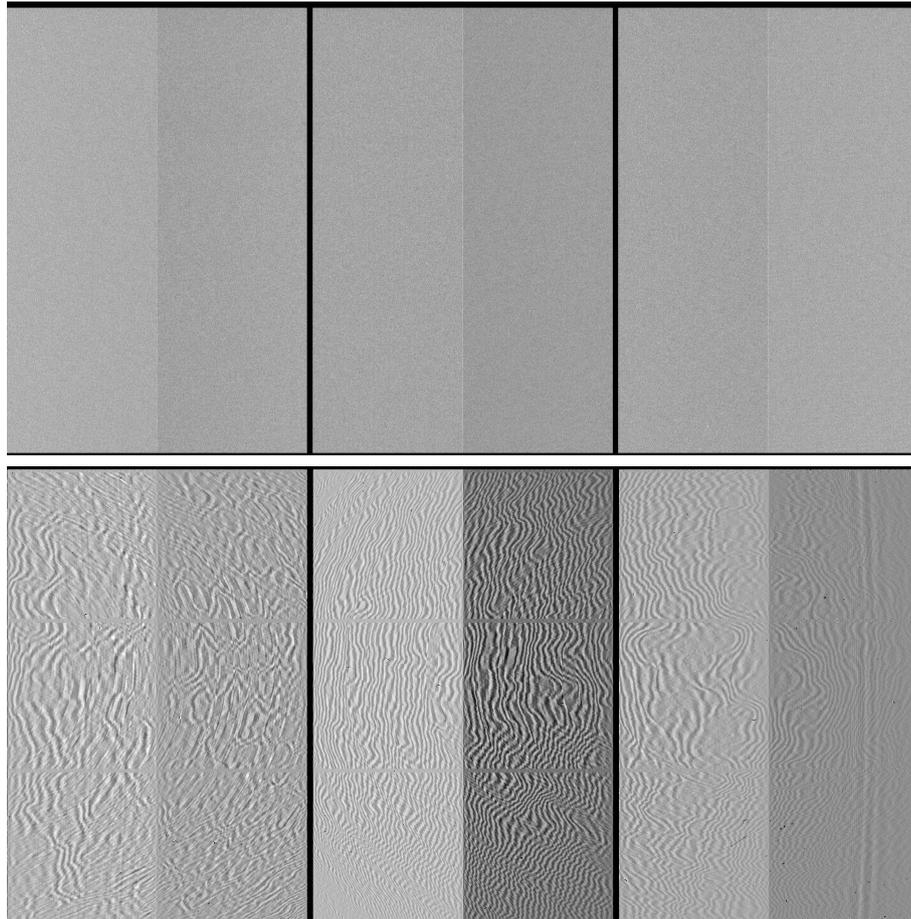


Figura A.2: Imágenes del *master bias* (panel superior) y *flat* normalizado (panel inferior) en  $\lambda_c = 8550 \text{ \AA}$  para el objeto GD 61.

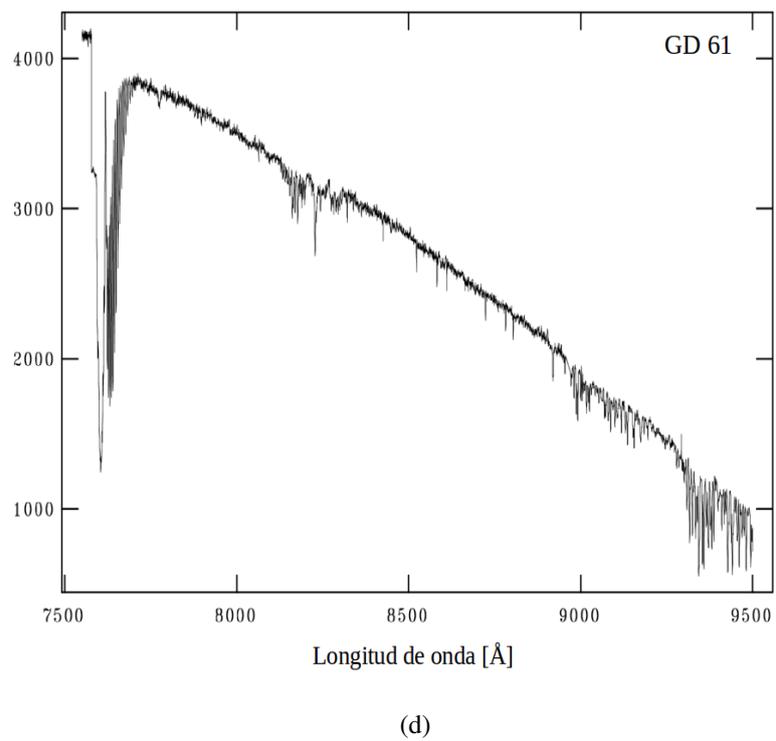
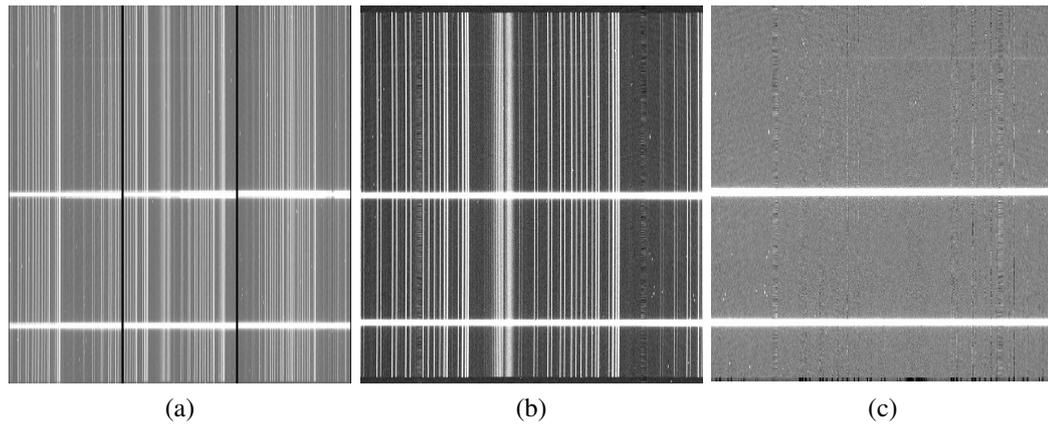


Figura A.3: Ejemplo de reducción para el objeto GD 61 en  $\lambda_c = 8550$ : Å a) imagen cruda b) imagen limpia de rayos cósmicos, c) imagen con el cielo extraído y d) espectro extraído.

# Apéndice B

## Espectros obtenidos

En la Figura B.2, se presentan los espectros normalizados obtenidos para los 13 objetos que conforman la muestra. Como se puede ver, aparecen bandas telúricas de absorción muy intensas alrededor de  $\sim 7600$  y  $8800 \text{ \AA}$ . En la Figura B.3, obtenida del trabajo de [Matheson et al. \(2000\)](#), se puede notar que dichas bandas corresponden a  $O_2$  y  $H_2O$ . Para remover esta contaminación, se probaron los siguientes procedimientos:

- Aplicar el programa SKYCORR (Noll et al. 2014). Este código, ajusta las amplitudes relativas de las bandas moleculares en emisión de OH y  $O_2$  en el espectro del cielo, para que se adapte mejor al espectro de ciencia. Luego, resta el espectro del cielo reescalado del espectro de ciencia, obteniendo un espectro limpio.
- Extraer el cielo de los espectros de ciencia, y restar este cielo extraído a los espectros de ciencia (también ya extraídos), con la tarea **imarith**.

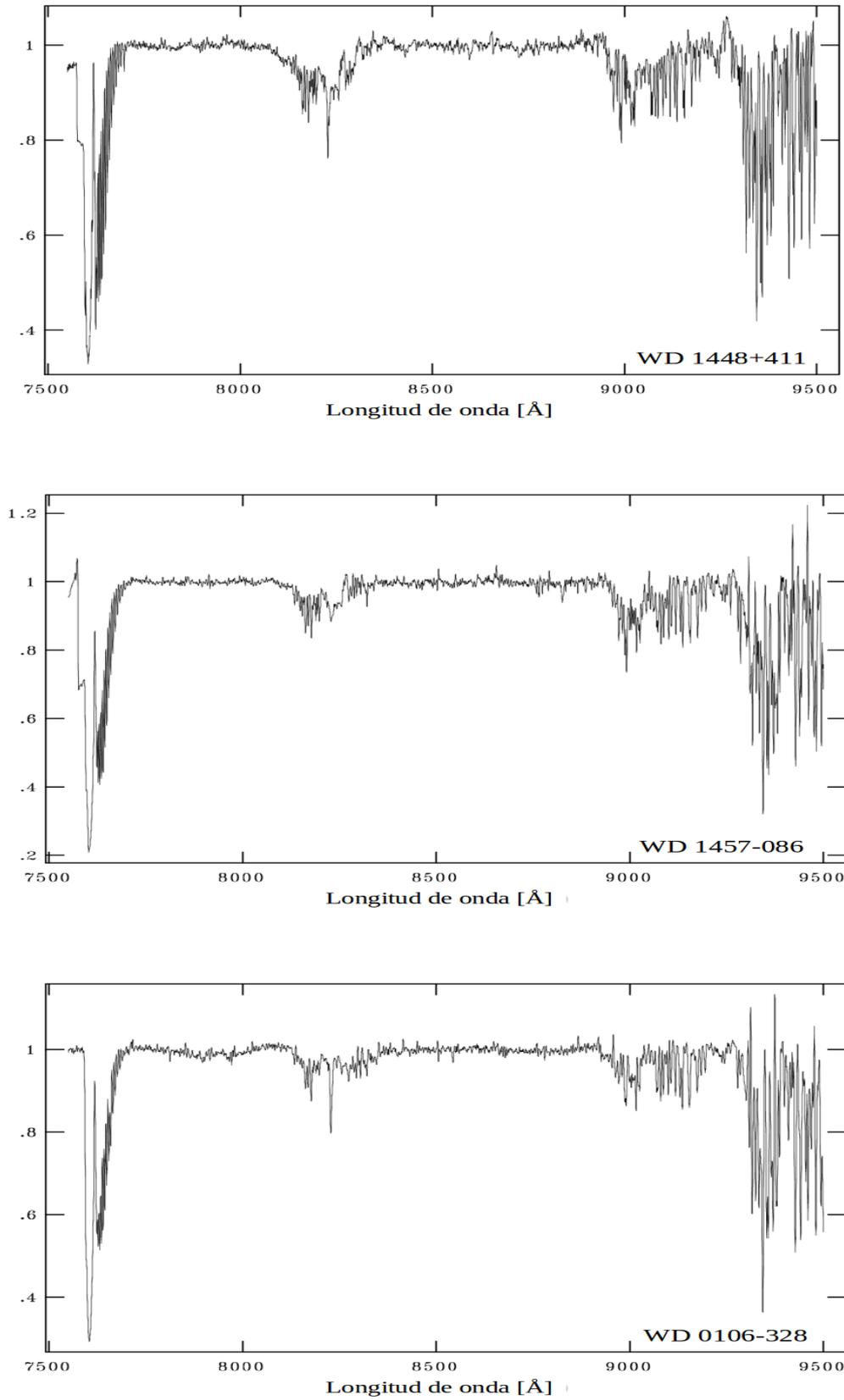


Figura B.2: Espectros normalizados, obtenidos en este trabajo.

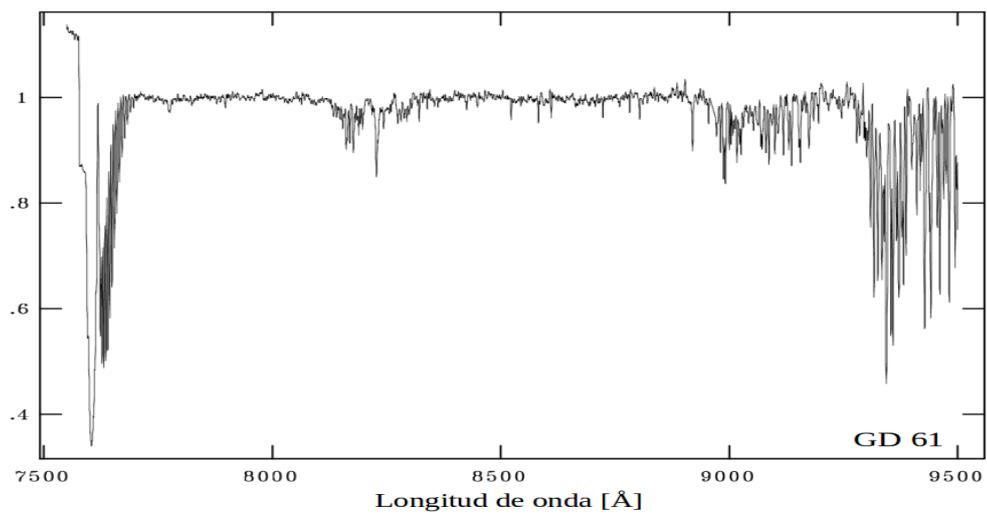
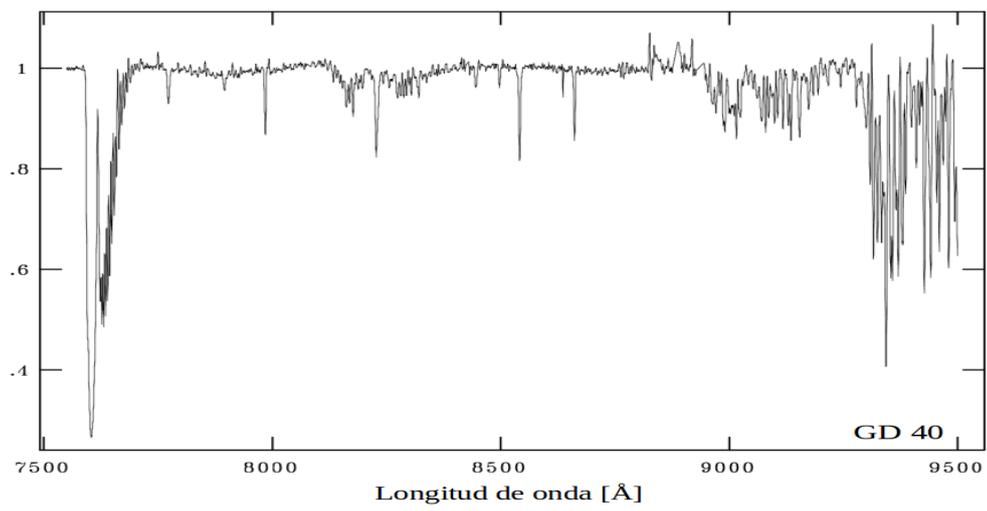
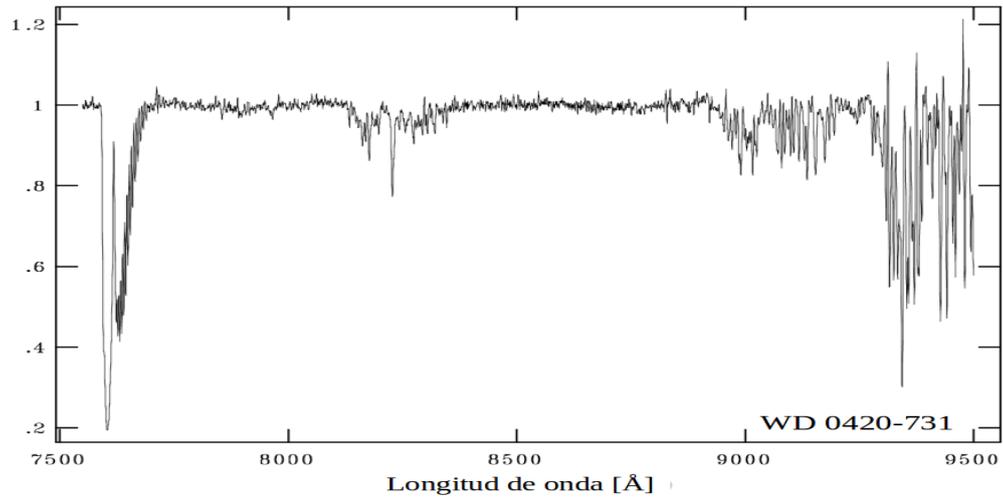


Figura B.2: Continuación.

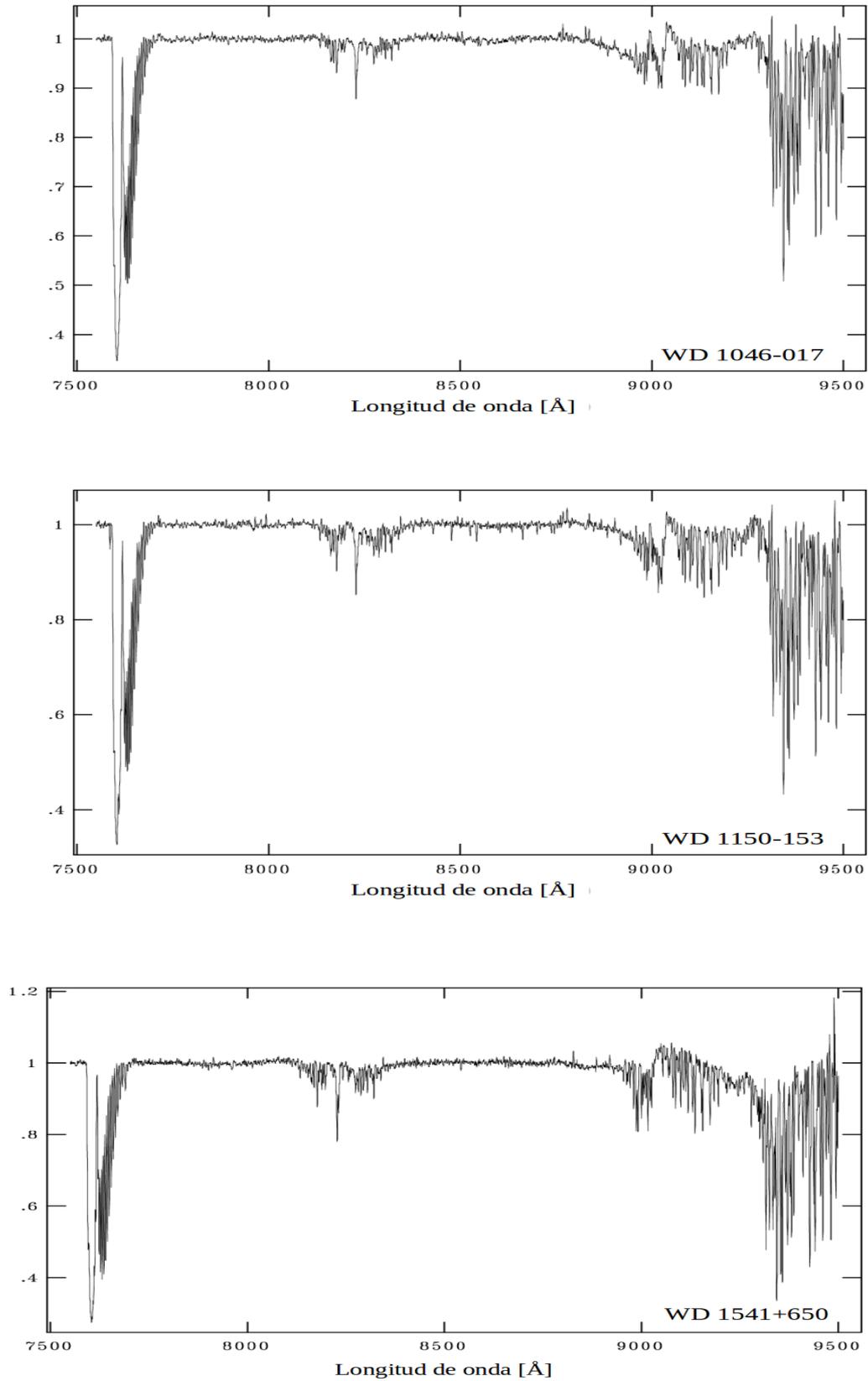


Figura B.2: Continuación.

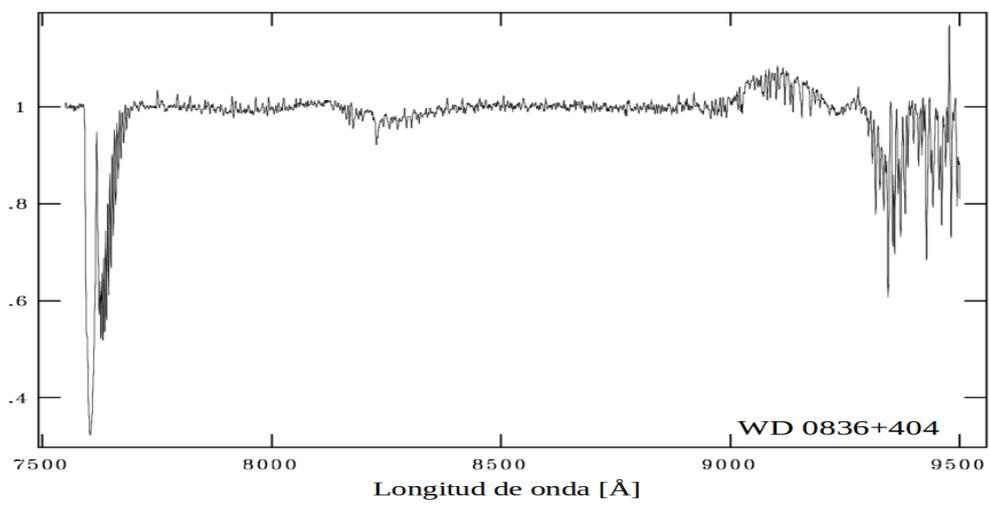
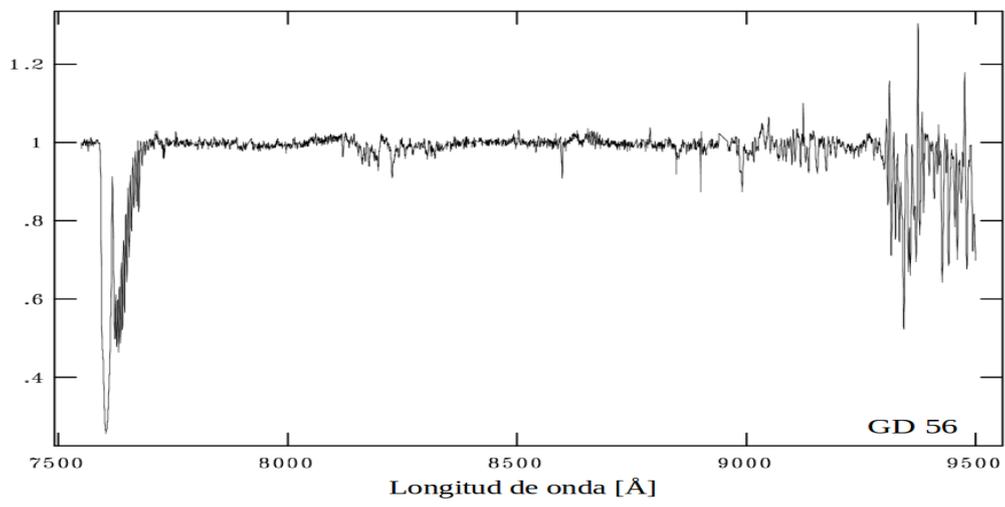
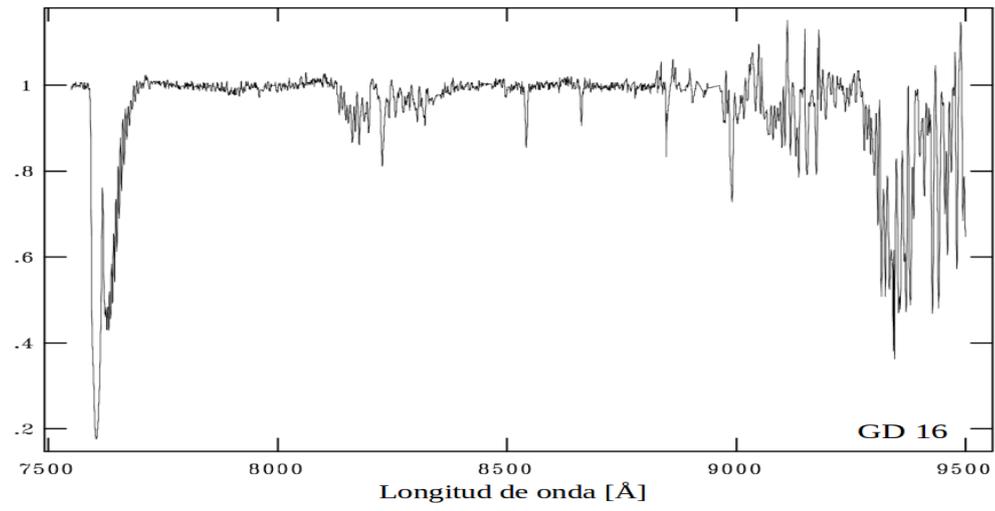


Figura B.2: Continuación.

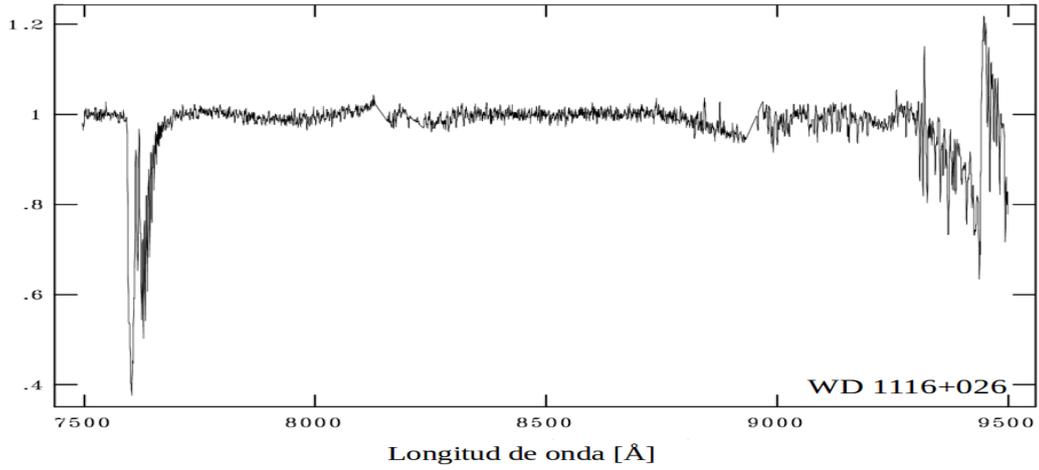


Figura B.2: Continuación.

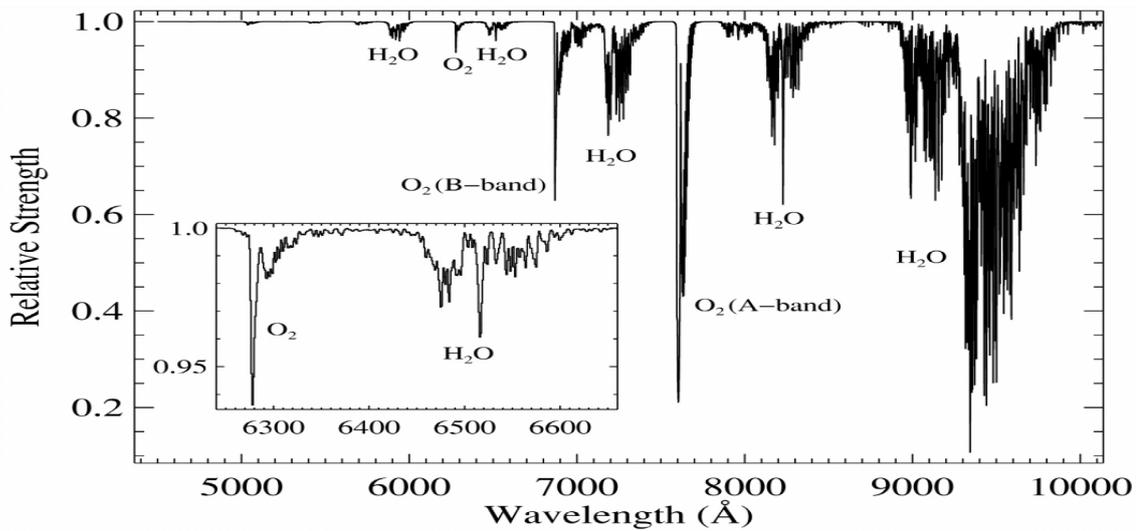


Figura B.3: Espectro de absorción telúrica, determinado a partir de observaciones solares obtenidas con el telescopio McMath-Pierce en el Observatorio Nacional de Kitt Peak. El recuadro muestra la absorción telúrica en 6250-6670 Å. imagen obtenida del trabajo de [Matheson et al. \(2000\)](#).

Sin embargo, ninguno de estos métodos permitió una remoción por completo de la contaminación telúrica, por lo que se analizaron las regiones espectrales no contaminadas.

# Apéndice C

## Mann-Whitney U-Test

Este método estadístico no paramétrico permite examinar las diferencias entre dos muestras independientes y pequeñas ( $N \leq 30$ ), que no tienen una distribución normal y homogeneidad en sus varianzas. El planteamiento de partida es:

- Las observaciones de ambos grupos son independientes.
- Las observaciones son variables ordinales o continuas.
- Bajo la hipótesis nula, la distribución de partida de ambos grupos es la misma, es decir  $P(X > Y) = P(Y > X)$ .
- Bajo la hipótesis alternativa, los valores de una de las muestras tienden a exceder a los de la otra, es decir  $P(X > Y) + 0.5 P(X = Y) > 0.5$ .

Para calcular el estadístico U se asigna a cada uno de los valores de las dos muestras su rango para construir

$$U_1 = n_1 n_2 + \frac{n_1(n_1 + 1)}{2} - R_1$$

$$U_2 = n_1 n_2 + \frac{n_2(n_2 + 1)}{2} - R_2$$

donde  $n_{1,2}$  son los tamaños respectivos de cada muestra y  $R_{1,2}$  es la suma de los rangos de las observaciones de las muestras 1 y 2 respectivamente. El estadístico U se define como el mínimo de  $U_1$  y  $U_2$ .

Una vez determinado el estadístico U, se calcula el valor  $p$ , el cual es una probabilidad que mide la evidencia en contra de la hipótesis nula. Un valor  $p$  más pequeño proporciona una evidencia más fuerte en contra de la hipótesis nula. Para determinar si la diferencia entre las medianas es estadísticamente significativa, se compara el valor  $p$  con el nivel de significancia. Por lo general, un nivel de significancia (denotado como  $\alpha$ ) de 0.05 funciona adecuadamente e indica un riesgo de 5% de concluir que existe una diferencia cuando no hay una diferencia real. En el caso en que:

- Valor  $p \leq \alpha$ : La diferencia entre las medianas es estadísticamente significativa, por lo que se rechaza la hipótesis nula.
- Valor  $p > \alpha$ : La diferencia entre las medianas no es estadísticamente significativa, por lo que no se puede rechazar la hipótesis nula.

# Apéndice D

## Reducción fotométrica y fotometría de apertura

Antes de comenzar la reducción propiamente dicha:

- Las ADU (siglas en inglés de *analog to digital units*) de las imágenes crudas son números enteros, por lo que se corre la tarea **chpixtype** para convertir las ADU en reales.
- Las imágenes de Bosque Alegre no poseen un *header* completo, por lo que se corre la tarea **corheader** para cargar las coordenadas del objeto en época 2000.
- Las imágenes tienen extensión .fit, por lo que para pasarlas a .fits se utilizó la tarea **rfits**.
- Se utilizó la tarea **findgain** para calcular la ganancia y ruido de lectura. Estos parámetros fueron agregados a los *headers* de todas las imágenes mediante la tarea **hedit**.
- Controlar que en el *header* de los *bias* el tipo de imagen sea *zero*. Si no aparece así, cambiarlo con la tarea **hedit**.
- Se crearon listas para los distintos tipos de imágenes.

### D.0.1 Reducción fotométrica estándar con IRAF

Una vez que se controlaron los datos, se procedió a corregir los datos de ciencia por las imágenes de calibración:

1. Se creó el *master bias* con la tarea **zerocombine**:  
ZEROCOMBINE @BIAS.LST ZERO.FITS  
COMBINE=AVERAGE REJECT=MINMAX CCDTYPE=ZERO RDNOISE=2.94 GAIN=2.07
2. Se corrió la tarea **ccdproc** para restar el máster *bias*, eliminar el *overscan* y cortar la región que no es de interés en las imágenes de ciencia, *dark* y *flat*:

```
@CCDPROC1 B//@CCDPROC1 FIXPIX=NO OVERSCA=YES TRIM=YES ZEROCOR=YES DARKCOR=NO  
FLATCOR=NO ILLUMCO=NO FRINGEC=NO READCOR=NO SCANCOR=NO TRIMSEC=[2:2020,70:1990]  
ZERO=ZERO
```

3. Para combinar los *dark* (obtenidos en el paso anterior), se utilizó la tarea **darkcombine**:  
DARKCOMBINE @DARK.LST DARK.FITS COMBINE=AVERAGE REJECT=MINMAX CCDTYPE=DARK  
RDNOISE=2.94 GAIN=2.07

4. Se corrigió por *dark* las imágenes de ciencia y *flat*, utilizando nuevamente la tarea **ccdproc**:

```
@CCDPROC2 D//@CCDPROC2 FIXPIX=NO OVERSCA=NO TRIM=NO ZEROCOR=NO DARKCOR=YES
FLATCOR=NO ILLUMCO=NO FRINGEC=NO READCOR=NO SCANCOR=NO DARK=DARK
```

5. Para crear el *flat* combinado, se utilizó la tarea **flatcombine**: `FLATCOMBINE @FLAT.LST FLAT.FITS COMBINE=AVERAGE REJECT=AVSIGCLIP CCDTYPE=FLAT RDNOISE=2.94 GAIN=2.07`
6. Por último, se corrigió por *flat* las imágenes de ciencia, corriendo una vez más la tarea **ccdproc**:

```
@CCDPROC3 F//@CCDPROC3 FIXPIX=NO OVERSCA=NO TRIM=NO ZEROCOR=NO DARKCOR=NO
FLATCOR=YES ILLUMCO=NO FRINGEC=NO READCOR=NO SCANCOR=NO FLAT=FLAT
```

## D.0.2 Fotometría de apertura: FOTOMCC

Una vez que se tienen los datos reducidos, se procedió a realizar la fotometría.

1. Se seleccionó una imagen de referencia, con buen seeing y nivel más bajo de cielo, y se obtuvieron el FWHM, sigma,  $\sigma_{\text{cielo}}$  (STDDV), y  $\text{media}_{\text{cielo}}$  (mean) mediante la tarea **imexamine**:

```
IMEXAM FDB_OBJ*.FITS
```

2. Se corrió la tarea **daofind** sobre la imagen elegida en el paso anterior, para detectar las estrellas en el campo. Se obtiene el archivo *refcoords* de salida.
3. Con la tarea **tvmark**, se puede ver que estrellas marcó y seleccionó **daofind** en el paso anterior:

```
TVMARK 1 REFCOORDS COLOR=215
```

este paso permite eliminar por ejemplo las estrellas que saturan, o detecciones erróneas.

4. Del archivo *refcoords*, se seleccionaron las estrellas mas brillantes y aisladas, y se creó el archivo *coords*.
5. Como las imágenes estaban corridas, se utilizó la tarea **imshift** para centrarlas y que queden todas iguales.
6. Se carga y se corre el programa FOTOMCC.CL, y se obtiene el archivo *magnitudes*, donde están listados los tiempos y magnitudes medidos para cada estrella del campo.
7. Para extraer del archivo de salida *magnitudes* el HJD, la magnitud instrumental medida y su error de la estrella de interés (por ej. estrella 7):

```
!AWK '$5 == "7" {PRINT $5,$6,$7}' MAGNITUDES >ESTRELLA7
```

# Apéndice E

## Tiempos de mínimo de cada objeto

Este apéndice consta de tablas, una para cada sistema binario que conforma la muestra analizada en el Capítulo 7, con el número de ciclo, el tiempo de mínimo obtenido ( $BMJD_{TDB}$ ) y la referencia (literatura o este trabajo). Los tiempos de mínimo recopilados de la literatura presentan errores típicos entre 10-20 s, los determinados con los telescopios de la EABA y del CASLEO, tienen errores entre 20-30 s y aquellos determinados con datos del CS tienen errores entre 40-50 s. En la última columna, se incluye un índice de calidad del mínimo en cuestión, en base a la precisión de su determinación: I) mínimo confiable y II) mínimo medianamente confiable.

Tabla E.1: Número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J0857+0342.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentario
-374	55528.366640	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
-298	55533.313997	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
-237	55537.284884	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
-206	55539.302881	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
-191	55540.279325	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
-100	55546.203119	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
-99	55546.268208	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
240	55568.335933	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
269	55570.223734	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
299	55572.176631	<a href="#">Parsons et al. (2012b)</a>	I
381	55577.514506	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
1467	55648.209375	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
1558	55654.133181	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
4513	55846.493443	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
4574	55850.464311	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
4804	55865.436535	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
4832	55867.259233	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
5997	55943.096703	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
10116	56211.229343	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
12877	56390.960849	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
16903	56653.039583	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
17375	56683.765118	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
17388	56684.611375	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
17457	56689.103021	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
18279	56742.612395	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
22036	56987.180115	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
22061	56988.807499	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
22091	56990.760389	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
22927	57045.181097	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
23441	57078.640713	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
-871	57399.306	CASLEO	I
1	57456.136	CASLEO	I
2	57456.201	CASLEO	I
15	57457.047	CASLEO	I
16	57457.112	CASLEO	I
17	57457.177	CASLEO	I
5485	57813.125	CASLEO	I
5486	57813.19	CASLEO	I
5501	57814.167	CASLEO	I
10863	58163.214	CASLEO	I

Tabla E.2: Número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1212–0123.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentarios
122	54145.1854	<a href="#">Nebot Gómez-Morán et al. (2009)</a>	I
125	54146.1929	<a href="#">Nebot Gómez-Morán et al. (2009)</a>	I
205	54173.0628	<a href="#">Nebot Gómez-Morán et al. (2009)</a>	I
410	54241.9170	<a href="#">Nebot Gómez-Morán et al. (2009)</a>	I
1455	54592.9008	<a href="#">Nebot Gómez-Morán et al. (2009)</a>	I
3593	55310.993427	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
4623	55656.940503	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
5383	55912.202411	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
5523	55959.224345	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
6636	56333.048654	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
6708	56357.231330	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
6803	56389.139072	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
7698	56689.743472	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
8765	57048.117642	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
8871	57083.719963	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
8991	57124.024454	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
13312	58575.322678	EABA	I
0	57582.152	K2	I
1	57582.488	K2	I
2	57582.824	K2	I
3	57583.16	K2	I
4	57583.496	K2	I
5	57583.832	K2	I
6	57584.168	K2	I
8	57584.839	K2	I
10	57585.511	K2	I
13	57586.519	K2	I
14	57586.855	K2	I
16	57587.526	K2	I
17	57587.862	K2	I
18	57588.198	K2	I
19	57588.534	K2	I
20	57588.87	K2	I
21	57589.206	K2	I
63	57603.312	K2	I
64	57603.648	K2	I
65	57603.984	K2	I
66	57604.32	K2	I
67	57604.656	K2	I
70	57605.663	K2	I
71	57605.999	K2	I
72	57606.335	K2	I
74	57607.007	K2	I
75	57607.343	K2	I
76	57607.679	K2	I
77	57608.014	K2	I
78	57608.35	K2	I
79	57608.686	K2	I
80	57609.022	K2	I
82	57609.694	K2	I
83	57610.03	K2	I

Tabla E.2: Continuación número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1212–0123.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentarios
84	57610.366	K2	I
85	57610.701	K2	I
86	57611.037	K2	I
87	57611.373	K2	I
88	57611.709	K2	I
89	57612.045	K2	I
90	57612.381	K2	I
91	57612.717	K2	I
93	57613.388	K2	I
94	57613.724	K2	I
95	57614.06	K2	I
96	57614.396	K2	I
97	57614.732	K2	I
98	57615.068	K2	I
99	57615.404	K2	I
101	57616.075	K2	I
102	57616.411	K2	I
103	57616.747	K2	I
104	57617.083	K2	I
105	57617.419	K2	I
106	57617.755	K2	I
107	57618.091	K2	I
109	57618.762	K2	I
110	57619.098	K2	I
111	57619.434	K2	I
112	57619.77	K2	I
113	57620.106	K2	I
114	57620.442	K2	I
115	57620.778	K2	I
117	57621.449	K2	I
118	57621.785	K2	I
119	57622.121	K2	I
120	57622.457	K2	I
121	57622.793	K2	I
122	57623.129	K2	I
124	57623.8	K2	I
125	57624.136	K2	I
126	57624.472	K2	I
127	57624.808	K2	I
128	57625.144	K2	I
129	57625.48	K2	I
130	57625.816	K2	I
130	57626.151	K2	I
132	57626.487	K2	I
133	57626.823	K2	I

Tabla E.2: Continuación número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1212–0123.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentarios
134	57627.159	K2	I
135	57627.495	K2	I
136	57627.831	K2	I
137	57628.167	K2	I
138	57628.503	K2	I
140	57629.174	K2	I
141	57629.51	K2	I
142	57629.846	K2	I
143	57630.182	K2	I
144	57630.518	K2	I
145	57630.854	K2	I
149	57632.197	K2	I
150	57632.533	K2	I
151	57632.869	K2	I
152	57633.205	K2	I
153	57633.541	K2	I
155	57634.212	K2	I
156	57634.548	K2	I
157	57634.884	K2	I
158	57635.22	K2	I
159	57635.556	K2	I
160	57635.892	K2	I
161	57636.228	K2	I
163	57636.899	K2	I
164	57637.235	K2	I
165	57637.571	K2	I
166	57637.907	K2	I
167	57638.243	K2	I
168	57638.579	K2	I
169	57638.915	K2	I
171	57639.586	K2	I
172	57639.922	K2	I
174	57640.594	K2	I
175	57640.93	K2	I
176	57641.266	K2	I
177	57641.602	K2	I
179	57642.273	K2	I
180	57642.609	K2	I
181	57642.945	K2	I
182	57643.281	K2	I
183	57643.617	K2	I
184	57643.953	K2	I
186	57644.624	K2	I
187	57644.96	K2	I
188	57645.296	K2	I

Tabla E.2: Continuación número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1212–0123.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentarios
189	57645.632	K2	I
190	57645.968	K2	I
191	57646.304	K2	I
192	57646.64	K2	I
194	57647.311	K2	I
195	57647.647	K2	I
196	57647.983	K2	I
197	57648.319	K2	I
198	57648.655	K2	I
199	57648.991	K2	I
200	57649.327	K2	I
202	57649.998	K2	I
203	57650.334	K2	I
204	57650.67	K2	I
205	57651.006	K2	I
1182	54241.24441	CS	II
6262	55947.4724	CS	II
-172	53786.46962	CS	II
-309	53740.45249	CS	II
2865	54806.51759	CS	II
2993	54849.51023	CS	II
2996	54850.51792	CS	II

Tabla E.3: Número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1223–0056.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia/Telescopio	Comentarios
-10	55706.116204	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
2	55707.197162	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
12	55708.097931	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
11236	56719.133777	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
11488	56741.833443	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
11613	56753.093138	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
14822	57042.153568	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
15241	57079.896253	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
-12056	57135.036487	EABA	I
-12045	57136.027125	EABA	I
11	58222.08632	CASLEO	I
21	58223.077051	CASLEO	I
22	58223.167051	CASLEO	I
310	58249.020992	CASLEO	I
311	58249.110992	CASLEO	I
322	58250.10261	CASLEO	I
323	58250.19261	CASLEO	I
-12322	54241.26337	CS	II
-8792	54559.23637	CS	II
0	55351.20661	CS	II
5965	55888.52639	CS	II

Tabla E.4: Número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de OU Vir.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentario
9442	52411.024684	<a href="#">Feline et al. (2004)</a>	I
14518	52780.081025	<a href="#">Feline et al. (2004)</a>	I
14544	52781.971305	<a href="#">Feline et al. (2004)</a>	I
14586	52785.02483	<a href="#">Feline et al. (2004)</a>	I
-9820	57100.35	CASLEO	I
-1	57814.288	CASLEO	I
0	57814.361	CASLEO	I
4812	58164.295	CASLEO	I
4813	58164.331	CASLEO	I
5596	58221.26	CASLEO	I
5609	58222.205	CASLEO	I
5610	58222.278	CASLEO	I
5623	58223.223	CASLEO	I
5624	58223.296	CASLEO	I
0	53843.40172	CS	II
4869	54197.40832	CS	II
15198	54948.38938	CS	II
20712	55349.29222	CS	II
20917	55364.19664	CS	II
25032	55663.38152	CS	II
25361	55687.31012	CS	II
34688	56365.43265	CS	II
35841	56449.26449	CS	II

Tabla E.5: Número de ciclo y tiempos de mínimo (BMJD<sub>TDB</sub>) de SDSS J1642–0634.

Ciclo	BMJD <sub>TDB</sub>	Referencia	Comentario
6444	56770.192429	<a href="#">Parsons et al. (2015)</a>	I
6786	58717.017	CASLEO	I
-5365	53499.37102	CS	II
-4204	53832.45238	CS	II
-408	54921.48113	CS	II

Tabla E.6: Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $BMJD_{TDB}$ ) de SDSS J2205–0622.

Ciclo	$BMJD_{TDB}$	Referencia	Comentarios
13030	56178.079499	Bours (2015)	I
13052	56180.992053	Bours (2015)	I
13308	56214.883086	Bours (2015)	I
15138	56457.151097	Bours (2015)	I
16051	56578.020324	Bours (2015)	I
16254	56604.894847	Bours (2015)	I
18069	56845.177148	Bours (2015)	I
18650	56922.094003	Bours (2015)	I
-2674	57659.025	EABA	I
-2673	57659.158	EABA	I
0	58013.094	EABA	I
7	58014.021	EABA	I
8	58014.153	CASLEO	I
-2899	57629.172	CASLEO	I
-2898	57629.305	CASLEO	I
-2892	57630.231	CASLEO	I
-2620	57666.108	CASLEO	I
-15	58011.108	CASLEO	I
-7	58012.167	CASLEO	I
407	53729.0589	CS	II
0	53675.17118	CS	II
90	53687.08876	CS	II
5876	54453.08098	CS	II
11111	55146.12204	CS	II
12526	55333.45286	CS	II
19488	56255.12833	CS	II
20933	56446.42671	CS	II

Tabla E.7: Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $BMJD_{TDB}$ ) de SDSS J0138–0016.

Ciclo	$BMJD_{TDB}$	Referencia	Comentarios
1	55867.080184	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
397	55895.895017	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
411	55896.913796	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
426	55898.005233	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
1070	55944.865875	<a href="#">Parsons et al. (2012a)</a>	I
4290	56179.169083	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
0	57629.411	CASLEO	I
13	57630.393	CASLEO	I
12	57630.322	CASLEO	I
506	57666.2664618499	CASLEO	I
507	57666.3062906298	CASLEO	I
519	57667.1761282301	CASLEO	I
520	57667.2493642699	CASLEO	I
4959	57990.255	CASLEO	I
4960	57990.3604536098	CASLEO	I
5261	58012.2297778898	CASLEO	I
5262	58012.30313547	CASLEO	I
5263	58012.37354036	CASLEO	I
0	55497.28162	CS	II
4496	55824.43351	CS	II
5002	55861.25211	CS	II
9457	56185.42045	CS	II
10388	56253.16523	CS	II
14746	56570.27422	CS	II

Tabla E.8: Número de ciclo y tiempos de mínimo ( $BMJD_{TDB}$ ) de SDSS J0303+0054.

Ciclo	$BMJD_{TDB}$	Referencia	Comentarios
14	53992.99923	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
23	53994.20929	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
44	53997.03229	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
2559	54335.14302	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
2589	54339.17583	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
2960	54389.05324	<a href="#">Pyrzas et al. (2009)</a>	I
2968	54390.128292	<a href="#">Parsons et al. (2010b)</a>	I
2976	54391.203787	<a href="#">Parsons et al. (2010b)</a>	I
3058	54402.227653	<a href="#">Parsons et al. (2010b)</a>	I
11300	55510.262978	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
11307	55511.204039	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
11411	55525.185565	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
13443	55798.362876	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13510	55807.370189	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13533	55810.462273	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13874	55856.305526	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13897	55859.397585	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13926	55863.296278	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
13948	55866.253894	<a href="#">Backhaus et al. (2012)</a>	I
16283	56180.165824	<a href="#">Parsons et al. (2013)</a>	I
16505	56210.010984	<a href="#">Parsons et al. (2013)</a>	I
16535	56214.044118	<a href="#">Parsons et al. (2013)</a>	I
17011	56278.036452	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
18671	56501.202982	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
18701	56505.236075	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
19191	56571.110566	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
19800	56652.983082	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
20035	56684.575920	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
21386	56866.201227	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
22296	56988.539519	<a href="#">Bours (2015)</a>	I
-3962	53999.44837	CS	II
-3962	53999.45081	CS	II
-3086	54117.21857	CS	II
0	54532.0994	CS	II
-5883	53741.194	CS	II

# Referencias

- Aannestad P. A., Sion E. M., 1985, *AJ*, **90**, 1832
- Aannestad P. A., Kenyon S. J., Hammond G. L., Sion E. M., 1993, *AJ*, **105**, 1033
- Abbott B. P., et al., 2016, , **116**, 061102
- Almeida L. A., Jablonski F., 2011, in Sozzetti A., Lattanzi M. G., Boss A. P., eds, Vol. 276, The Astrophysics of Planetary Systems: Formation, Structure, and Dynamical Evolution. pp 495–496, doi:10.1017/S1743921311020941
- Almeida L. A., Jablonski F., Tello J., Rodrigues C. V., 2012, *MNRAS*, **423**, 478
- Almeida L. A., Jablonski F., Rodrigues C. V., 2013, *ApJ*, **766**, 11
- Almeida L. A., et al., 2019, *AJ*, **157**, 150
- Andronov N., Pinsonneault M., Sills A., 2003, *ApJ*, **582**, 358
- Applegate J. H., 1992, *ApJ*, **385**, 621
- Applegate J. H., Patterson J., 1987, *ApJL*, **322**, L99
- Augusteijn T., Tappert C., Dall T., Maza J., 2010, *MNRAS*, **405**, 621
- Backhaus U., et al., 2012, *A&A*, **538**, A84
- Badenes C., et al., 2018, *ApJ*, **854**, 147
- Bailes M., et al., 2011, *Science*, **333**, 1717
- Baran A. S., Zola S., Blokesz A., Østensen R. H., Silvotti R., 2015, *A&A*, **577**, A146
- Barber S. D., Kilic M., Brown W. R., Gianninas A., 2014, *ApJ*, **786**, 77
- Barber S. D., Belardi C., Kilic M., Gianninas A., 2016, *MNRAS*, **459**, 1415
- Bate M. R., 2009, *MNRAS*, **392**, 590
- Bayo A., Rodrigo C., Barrado Y Navascués D., Solano E., Gutiérrez R., Morales-Calderón M., Allard F., 2008, *A&A*, **492**, 277
- Bear E., Soker N., 2014, *MNRAS*, **444**, 1698
- Becker A. C., Bochanski J. J., Hawley S. L., Ivezić Ž., Kowalski A. F., Sesar B., West A. A., 2011, *ApJ*, **731**, 17

- Becklin E. E., Farihi J., Jura M., Song I., Weinberger A. J., Zuckerman B., 2005, *ApJL*, **632**, L119
- Berg C., Wegner G., Foltz C. B., Chaffee Frederic H. J., Hewett P. C., 1992, *ApJS*, **78**, 409
- Bergfors C., Farihi J., Dufour P., Rocchetto M., 2014, *MNRAS*, **444**, 2147
- Bessel F. W., 1844, *MNRAS*, **6**, 136
- Beuermann K., Thomas H. C., Schwöpe A., 1988, *A&A*, **195**, L15
- Beuermann K., et al., 2010, *A&A*, **521**, L60
- Beuermann K., et al., 2011, *A&A*, **526**, A53
- Beuermann K., et al., 2012a, *A&A*, **540**, A8
- Beuermann K., Dreizler S., Hessman F. V., Deller J., 2012b, *A&A*, **543**, A138
- Beuermann K., Dreizler S., Hessman F. V., 2013a, *A&A*, **555**, A133
- Beuermann K., et al., 2013b, *A&A*, **558**, A96
- Bilikova J., 2012, PhD thesis, University of Illinois at Urbana-Champaign
- Bilíková J., Chu Y.-H., Gruendl R. A., Su K. Y. L., De Marco O., 2012, *ApJS*, **200**, 3
- Bours M., 2015, PhD thesis, University of Warwick, United Kingdom
- Bours M. C. P., et al., 2016, *MNRAS*, **460**, 3873
- Brinkworth C. S., Marsh T. R., Dhillon V. S., Knigge C., 2006, *MNRAS*, **365**, 287
- Brinkworth C. S., Gänsicke B. T., Marsh T. R., Hoard D. W., Tappert C., 2009, *ApJ*, **696**, 1402
- Brinkworth C. S., Gänsicke B. T., Girven J. M., Hoard D. W., Marsh T. R., Parsons S. G., Koester D., 2012, *ApJ*, **750**, 86
- Brook P. R., Karastergiou A., Buchner S., Roberts S. J., Keith M. J., Johnston S., Shannon R. M., 2014, *ApJL*, **780**, L31
- Bryden G., Beichman C. A., Rieke G. H., Stansberry J. A., Stapelfeldt K. R., Trilling D. E., Turner N. J., Wolszczan A., 2006, *ApJ*, **646**, 1038
- Burkert A., Ida S., 2007, *ApJ*, **660**, 845
- Burleigh M. R., Clarke F. J., Hodgkin S. T., 2002, *MNRAS*, **331**, L41
- Burleigh M. R., Hogan E., Dobbie P. D., Napiwotzki R., Maxted P. F. L., 2006, *MNRAS*, **373**, L55
- Burleigh M. R., et al., 2011, in Schuh S., Drechsel H., Heber U., eds, American Institute of Physics Conference Series Vol. 1331, Planetary Systems Beyond the Main Sequence. pp 262–270 (*arXiv* : 1102.0505), doi:10.1063/1.3556209
- Campana S., et al., 2011, *Nature*, **480**, 69
- Carmona A., 2010, *Earth Moon and Planets*, **106**, 71

- Carroll B. W., Ostlie D. A., 2006, An introduction to modern astrophysics and cosmology
- Casewell S. L., et al., 2012, *ApJL*, **759**, L34
- Casewell S. L., et al., 2015, *MNRAS*, **447**, 3218
- Casewell S. L., Littlefair S. P., Parsons S. G., Marsh T. R., Fortney J. J., Marley M. S., 2018, *MNRAS*, **481**, 5216
- Charpinet S., et al., 2011, *Nature*, **480**, 496
- Chen D.-C., et al., 2019, *Nature Astronomy*, **3**, 69
- Chu Y.-H., et al., 2011, *AJ*, **142**, 75
- Claret A., Bloemen S., 2011, *A&A*, **529**, A75
- Clayton G. C., De Marco O., Nordhaus J., Green J., Rauch T., Werner K., Chu Y.-H., 2014, *AJ*, **147**, 142
- Clemens J. C., Crain J. A., Anderson R., 2004, in Moorwood A. F. M., Iye M., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 5492, Ground-based Instrumentation for Astronomy. pp 331–340, doi:10.1117/12.550069
- Croll B., et al., 2017, *ApJ*, **836**, 82
- Currie T., 2009, *ApJL*, **694**, L171
- Dai Z. B., Qian S. B., Fernández Lajús E., Baume G. L., 2010, *MNRAS*, **409**, 1195
- Debes J. H., Sigurdsson S., 2002, *ApJ*, **572**, 556
- Debes J. H., Hoard D. W., Wachter S., Leisawitz D. T., Cohen M., 2011, *ApJS*, **197**, 38
- Debes J. H., Walsh K. J., Stark C., 2012a, *ApJ*, **747**, 148
- Debes J. H., Kilic M., Faedi F., Shkolnik E. L., Lopez-Morales M., Weinberger A. J., Slesnick C., West R. G., 2012b, *ApJ*, **754**, 59
- Debes J. H., Hoard D. W., Farihi J., Wachter S., Leisawitz D. T., Cohen M., 2012c, *ApJ*, **759**, 37
- Dennihy E. D., 2018, PhD thesis, The University of North Carolina at Chapel Hill
- Dennihy E., Debes J. H., Dunlap B. H., Dufour P., Teske J. K., Clemens J. C., 2016, *ApJ*, **831**, 31
- Dennihy E., Clemens J. C., Debes J. H., Dunlap B. H., Kilkenny D., O’Brien P. C., Fuchs J. T., 2017, *ApJ*, **849**, 77
- Dhillon V. S., et al., 2007, *MNRAS*, **378**, 825
- Dobbie P. D., Burleigh M. R., Levan A. J., Barstow M. A., Napiwotzki R., Holberg J. B., Hubeny I., Howell S. B., 2005, *MNRAS*, **357**, 1049
- Downes R., Webbink R. F., Shara M. M., 1997, *PASP*, **109**, 345
- Downes R. A., Webbink R. F., Shara M. M., Ritter H., Kolb U., Duerbeck H. W., 2001, *PASP*, **113**, 764

- Drake A. J., et al., 2009, *ApJ*, **696**, 870
- Drake A. J., et al., 2010, arXiv e-prints, p. [arXiv:1009.3048](#)
- Duchêne G., Kraus A., 2013, *ARA&A*, **51**, 269
- Dufour P., et al., 2007, *ApJ*, **663**, 1291
- Dufour P., Kilic M., Fontaine G., Bergeron P., Lachapelle F. R., Kleinman S. J., Leggett S. K., 2010, *ApJ*, **719**, 803
- Dufour P., Kilic M., Fontaine G., Bergeron P., Melis C., Bochanski J., 2012, *ApJ*, **749**, 6
- Dupuis J., Fontaine G., Pelletier C., Wesemael F., 1992, *ApJS*, **82**, 505
- Dupuis J., Fontaine G., Pelletier C., Wesemael F., 1993a, *ApJS*, **84**, 73
- Dupuis J., Fontaine G., Wesemael F., 1993b, *ApJS*, **87**, 345
- Duquennoy A., Mayor M., 1991, *A&A*, **248**, 485
- Eastman J., Siverd R., Gaudi B. S., 2010, *PASP*, **122**, 935
- Eggleton P. P., 1983, *ApJ*, **268**, 368
- Eisenstein D. J., et al., 2006, *ApJS*, **167**, 40
- El-Badry K., Rix H.-W., 2018, *MNRAS*, **480**, 4884
- Farihi J., Christopher M., 2004, *AJ*, **128**, 1868
- Farihi J., Becklin E. E., Zuckerman B., 2005, *ApJS*, **161**, 394
- Farihi J., Zuckerman B., Becklin E. E., 2008a, *ApJ*, **674**, 431
- Farihi J., Becklin E. E., Zuckerman B., 2008b, *ApJ*, **681**, 1470
- Farihi J., Jura M., Zuckerman B., 2009, *ApJ*, **694**, 805
- Farihi J., Barstow M. A., Redfield S., Dufour P., Hambly N. C., 2010a, *MNRAS*, **404**, 2123
- Farihi J., Jura M., Lee J. E., Zuckerman B., 2010b, *ApJ*, **714**, 1386
- Farihi J., Brinkworth C. S., Gänsicke B. T., Marsh T. R., Girven J., Hoard D. W., Klein B., Koester D., 2011, *ApJL*, **728**, L8
- Farihi J., Gänsicke B. T., Wyatt M. C., Girven J., Pringle J. E., King A. R., 2012, *MNRAS*, **424**, 464
- Farihi J., Gänsicke B. T., Koester D., 2013a, *Science*, **342**, 218
- Farihi J., Gänsicke B. T., Koester D., 2013b, *MNRAS*, **432**, 1955
- Farihi J., Parsons S. G., Gänsicke B. T., 2017, *Nature Astronomy*, **1**, 0032
- Faulkner J., 1971, *ApJL*, **170**, L99

- Feline W. J., Dhillon V. S., Marsh T. R., Stevenson M. J., Watson C. A., Brinkworth C. S., 2004, *MNRAS*, **347**, 1173
- Ford E. B., Joshi K. J., Rasio F. A., Zbarsky B., 2000, *ApJ*, **528**, 336
- Foster R. S., Fischer J., 1996, *ApJ*, **460**, 902
- Freire P. C. C., Tauris T. M., 2014, *MNRAS*, **438**, L86
- Frink S., Quirrenbach A., Fischer D., Röser S., Schilbach E., 2001, *PASP*, **113**, 173
- Frink S., Mitchell D. S., Quirrenbach A., Fischer D. A., Marcy G. W., Butler R. P., 2002, *ApJ*, **576**, 478
- Fryer C. L., Heger A., 2000, *ApJ*, **541**, 1033
- Gänsicke B. T., 2011, in Schuh S., Drechsel H., Heber U., eds, American Institute of Physics Conference Series Vol. 1331, Planetary Systems Beyond the Main Sequence. pp 211–214 (*arXiv* : 1101.3946), doi:10.1063/1.3556202
- Gänsicke B. T., Marsh T. R., Southworth J., Rebassa-Mansergas A., 2006, *Science*, **314**, 1908
- Gänsicke B. T., Marsh T. R., Southworth J., 2007, *MNRAS*, **380**, L35
- Gänsicke B. T., Koester D., Marsh T. R., Rebassa-Mansergas A., Southworth J., 2008, *MNRAS*, **391**, L103
- Gänsicke B. T., Koester D., Farihi J., Girven J., Parsons S. G., Breedt E., 2012, *MNRAS*, **424**, 333
- Gänsicke B. T., et al., 2016, *ApJL*, **818**, L7
- Gänsicke B. T., Schreiber M. R., Toloza O., Gentile Fusillo N. P., Koester D., Manser C. J., 2019, *Nature*, **576**, 61
- Gary B. L., Rappaport S., Kaye T. G., Alonso R., Hambschs F. J., 2017, *MNRAS*, **465**, 3267
- Geier S., et al., 2011, *ApJL*, **731**, L22
- Geier S., et al., 2012, in Kilkenny D., Jeffery C. S., Koen C., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 452, Fifth Meeting on Hot Subdwarf Stars and Related Objects. p. 153 (*arXiv* : 1112.2929)
- Geng J. J., Huang Y. F., 2015, *ApJ*, **809**, 24
- Gentile Fusillo N. P., et al., 2019, *MNRAS*, **482**, 4570
- Gianninas A., Strickland B. D., Kilic M., Bergeron P., 2013, *ApJ*, **766**, 3
- Girven J., Gänsicke B. T., Steeghs D., Koester D., 2011, *MNRAS*, **417**, 1210
- Goodricke J., 1783, Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I, **73**, 474
- Goździewski K., et al., 2012, *MNRAS*, **425**, 930
- Graham J. R., Matthews K., Neugebauer G., Soifer B. T., 1990a, *ApJ*, **357**, 216
- Graham J. R., McCarthy J. K., Reid I. N., Rich R. M., 1990b, *ApJL*, **357**, L21

- Greaves J. S., Holland W. S., 2000, *MNRAS*, 316, L21
- Grether D., Lineweaver C. H., 2006, *ApJ*, 640, 1051
- Grunblatt S. K., et al., 2017, *AJ*, 154, 254
- Guinan E. F., Ribas I., 2001, *ApJL*, 546, L43
- Guo J., Tziamtzis A., Wang Z., Liu J., Zhao J., Wang S., 2015, *ApJL*, 810, L17
- Gurri P., Veras D., Gänsicke B. T., 2017, *MNRAS*, 464, 321
- Haefner R., 1989, *A&A*, 213, L15
- Han I., Lee B. C., Kim K. M., Mkrtichian D. E., Hatzes A. P., Valyavin G., 2010, *A&A*, 509, A24
- Han Z. T., Qian S. B., Fernández Lajús E., Liao W. P., Zhang J., 2015, , 34, 1
- Hanna M. A., 2010, *Journal of Korean Astronomical Society*, 43, 201
- Harakawa H., et al., 2010, *ApJ*, 715, 550
- Harris H. C., et al., 2007, *AJ*, 133, 631
- Hartmann S., Nagel T., Rauch T., Werner K., 2014, *A&A*, 571, A44
- Hatzes A. P., Cochran W. D., 1993, *ApJ*, 413, 339
- Hatzes A. P., et al., 2006, *A&A*, 457, 335
- Hermes J. J., et al., 2012, *ApJL*, 757, L21
- Hermes J. J., Montgomery M. H., Mullally F., Winget D. E., Bischoff-Kim A., 2013, *ApJ*, 766, 42
- Hernández Santisteban J. V., et al., 2016, *Nature*, 533, 366
- Herschel W., 1802, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 92, 477
- Herschel W., 1803, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 93, 339
- Hjellming M. S., Taam R. E., 1991, *ApJ*, 370, 709
- Hoard D. W., Debes J. H., Wachter S., Leisawitz D. T., Cohen M., 2013, *ApJ*, 770, 21
- Hoffmann M., 1984, *VEROFF. ASTRON. INST. BONN NO. 96*, 96, 1
- Hong K., et al., 2017, *PASP*, 129, 014202
- Hook I. M., Jørgensen I., Allington-Smith J. R., Davies R. L., Metcalfe N., Murowinski R. G., Crampton D., 2004, *PASP*, 116, 425
- Horne K., Marsh T. R., 1986, *MNRAS*, 218, 761
- Horner J., Marshall J. P., Wittenmyer R. A., Tinney C. G., 2011, *MNRAS*, 416, L11
- Horner J., Wittenmyer R. A., Hinse T. C., Marshall J. P., Mustill A. J., Tinney C. G., 2013, *MNRAS*, 435, 2033

- Howell S. B., et al., 2014, *PASP*, **126**, 398
- Huemmerich S., Bernhard K., 2012, *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*, **12**, 11
- Hulleman F., Tennant A. F., van Kerkwijk M. H., Kulkarni S. R., Kouveliotou C., Patel S. K., 2001, *ApJL*, **563**, L49
- Hulse R. A., Taylor J. H., 1975, *ApJL*, **195**, L51
- Ibanoglu C., Keskin V., Akan M. C., Evren S., Tunca Z., 1994, *A&A*, **281**, 811
- İbanoğlu C., Çakırlı Ö., Taş G., Evren S., 2004, *A&A*, **414**, 1043
- İbanoğlu C., Evren S., Taş G., Çakırlı Ö., 2005, *MNRAS*, **360**, 1077
- Iben Icko J., Livio M., 1993, *PASP*, **105**, 1373
- Imamura J. N., Steiman-Cameron T. Y., 1998, *ApJ*, **501**, 830
- Irwin J. B., 1959, *AJ*, **64**, 149
- Ivanova N., et al., 2013, *A&A Rev.*, **21**, 59
- Jaehnig K., Bird J. C., Stassun K. G., Da Rio N., Tan J. C., Cotaar M., Somers G., 2017, *ApJ*, **851**, 14
- Jeong G., Han I., Park M.-G., Hatzes A. P., Bang T.-Y., Gu S., Bai J., Lee B.-C., 2018, *AJ*, **156**, 64
- Jetsu L., Porceddu S., 2015, *PLoS ONE*, **10**, 44140
- Jiménez-Esteban F. M., Torres S., Rebassa-Mansergas A., Skorobogatov G., Solano E., Cantero C., Rodrigo C., 2018, *MNRAS*, **480**, 4505
- Jofré J. E., 2015, PhD thesis, National University of Córdoba, Argentina
- Jofré E., Petrucci R., Saffe C., Saker L., Artur de la Villarmois E., Chavero C., Gómez M., Mauas P. J. D., 2015, *A&A*, **574**, A50
- Johnson J. A., Marcy G. W., Fischer D. A., Henry G. W., Wright J. T., Isaacson H., McCarthy C., 2006, *ApJ*, **652**, 1724
- Johnson J. A., et al., 2007a, *ApJ*, **665**, 785
- Johnson J. A., Butler R. P., Marcy G. W., Fischer D. A., Vogt S. S., Wright J. T., Peek K. M. G., 2007b, *ApJ*, **670**, 833
- Johnson J. A., Marcy G. W., Fischer D. A., Wright J. T., Reffert S., Kregenow J. M., Williams P. K. G., Peek K. M. G., 2008, *ApJ*, **675**, 784
- Johnson J. A., Aller K. M., Howard A. W., Crepp J. R., 2010a, *PASP*, **122**, 905
- Johnson J. A., et al., 2010b, *ApJL*, **721**, L153
- Jordi C., et al., 2010, *A&A*, **523**, A48
- Jura M., 2003, *ApJL*, **584**, L91

- Jura M., 2008, *AJ*, **135**, 1785
- Jura M., Young E. D., 2014, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, **42**, 45
- Jura M., Farihi J., Zuckerman B., 2007, *ApJ*, **663**, 1285
- Jura M., Farihi J., Zuckerman B., 2009, *AJ*, **137**, 3191
- Jura M., Xu S., Klein B., Koester D., Zuckerman B., 2012, *ApJ*, **750**, 69
- Kamiński K. Z., et al., 2007, *AJ*, **134**, 1206
- Kaplan D. L., Chakrabarty D., Wang Z., Wachter S., 2009, *ApJ*, **700**, 149
- Kashi A., Soker N., 2011, *MNRAS*, **417**, 1466
- Kenyon S. J., Bromley B. C., 2017, *ApJ*, **850**, 50
- Kerr M., Johnston S., Hobbs G., Shannon R. M., 2015, *ApJL*, **809**, L11
- Kilic M., Redfield S., 2007, *ApJ*, **660**, 641
- Kilic M., von Hippel T., Leggett S. K., Winget D. E., 2005, *ApJL*, **632**, L115
- Kilic M., Patterson A. J., Barber S., Leggett S. K., Dufour P., 2012, *MNRAS*, **419**, L59
- Kilkenny D., Koen C., 2012, *MNRAS*, **421**, 3238
- Kilkenny D., Marang F., Menzies J. W., 1994, *MNRAS*, **267**, 535
- Kilkenny D., Keuris S., Marang F., Roberts G., van Wyk F., Ogloza W., 2000, *The Observatory*, **120**, 48
- Kilkenny D., van Wyk F., Marang F., 2003, *The Observatory*, **123**, 31
- Kirkpatrick J. D., et al., 2012, *ApJ*, **753**, 156
- Kiss L. L., Csák B., Szatmáry K., Furész G., Sziládi K., 2000, *A&A*, **364**, 199
- Klein B., Jura M., Koester D., Zuckerman B., Melis C., 2010, *ApJ*, **709**, 950
- Klein B., Jura M., Koester D., Zuckerman B., 2011, *ApJ*, **741**, 64
- Knigge C., Baraffe I., Patterson J., 2011, *ApJS*, **194**, 28
- Koch-Miramond L., Haas M., Pantin E., Podsiadlowski P., Naylor T., Sauvage M., 2002, *A&A*, **387**, 233
- Koester D., 2009, *A&A*, **498**, 517
- Koester D., Provençal J., Shipman H. L., 1997, *A&A*, **320**, L57
- Koester D., Rollenhagen K., Napiwotzki R., Voss B., Christlieb N., Homeier D., Reimers D., 2005, *A&A*, **432**, 1025
- Koester D., Girven J., Gänsicke B. T., Dufour P., 2011, *A&A*, **530**, A114
- Koester D., Gänsicke B. T., Farihi J., 2014, *A&A*, **566**, A34

- Kopal Z., 1959, Close binary systems
- Kraft R. P., 1967, *ApJ*, **150**, 551
- Kraft R. P., Mathews J., Greenstein J. L., 1962, *ApJ*, **136**, 312
- Kraus A. L., Ireland M. J., Hillenbrand L. A., Martinache F., 2012, *ApJ*, **745**, 19
- Kretke K. A., Lin D. N. C., Garaud P., Turner N. J., 2009, *ApJ*, **690**, 407
- Kundra E., Hric L., 2011, , **331**, 121
- Kunitomo M., Ikoma M., Sato B., Katsuta Y., Ida S., 2011, *ApJ*, **737**, 66
- Kurucz R. L., 1970, SAO Special Report, 309
- Kwee K. K., 1958, , **14**, 131
- Landau L. D., Lifshitz E. M., 1975, The classical theory of fields
- Lazarus P., et al., 2014, *MNRAS*, **437**, 1485
- Lazio T. J. W., Fischer J., 2004, *AJ*, **128**, 842
- Lee H.-W., Park M.-G., 1999, *ApJL*, **515**, L89
- Lee J. W., Lee C.-U., Kim C.-H., Kang Y. W., 2006, *Journal of Korean Astronomical Society*, **39**, 41
- Lee J. W., Kim S.-L., Kim C.-H., Koch R. H., Lee C.-U., Kim H.-I., Park J.-H., 2009, *AJ*, **137**, 3181
- Lee B. C., Han I., Park M. G., Mkrtychian D. E., Kim K. M., 2012a, *A&A*, **546**, A5
- Lee B. C., Mkrtychian D. E., Han I., Park M. G., Kim K. M., 2012b, *A&A*, **548**, A118
- Lee B. C., Han I., Park M. G., 2013, *A&A*, **549**, A2
- Li L., Zhang F., Kong X., Han Q., Li J., 2017, *ApJ*, **836**, 71
- Littlefair S. P., et al., 2014, *MNRAS*, **445**, 2106
- Löhmer O., Wolszczan A., Wielebinski R., 2004, *A&A*, **425**, 763
- Lohsen E., 1974, *A&A*, **36**, 459
- Long K. S., Gilliland R. L., 1999, *ApJ*, **511**, 916
- Long K. S., Brammer G., Froning C. S., 2006, *ApJ*, **648**, 541
- Lovis C., Mayor M., 2007, *A&A*, **472**, 657
- Lucy L. B., 1967, , **65**, 89
- Luo C. Q., Zhang X. B., Deng L., Wang K., Luo Y., 2015, *AJ*, **150**, 70
- Manchester R. N., Hobbs G. B., Teoh A., Hobbs M., 2005, *AJ*, **129**, 1993

- Manser C. J., 2018, PhD thesis, The University of Warwick at Coventry
- Manser C. J., et al., 2016a, *MNRAS*, **455**, 4467
- Manser C. J., Gänsicke B. T., Koester D., Marsh T. R., Southworth J., 2016b, *MNRAS*, **462**, 1461
- Manser C. J., et al., 2019, *Science*, **364**, 66
- Marsh T. R., Dhillon V. S., Duck S. R., 1995, *MNRAS*, **275**, 828
- Marsh T. R., et al., 2014, *MNRAS*, **437**, 475
- Matheson T., Filippenko A. V., Ho L. C., Barth A. J., Leonard D. C., 2000, *AJ*, **120**, 1499
- Maxted P. F. L., Napiwotzki R., Dobbie P. D., Burleigh M. R., 2006, *Nature*, **442**, 543
- Maza J., Ruiz M. T., Gonzalez L. E., Wischnjewsky M., 1989, *ApJS*, **69**, 349
- Melis C., Jura M., Albert L., Klein B., Zuckerman B., 2010, *ApJ*, **722**, 1078
- Melis C., et al., 2012, *ApJL*, **751**, L4
- Menzies J. W., Marang F., 1986, in Hearnshaw J. B., Cottrell P. L., eds, Vol. 118, Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes. p. 305
- Metzger B. D., Rafikov R. R., Bochkarev K. V., 2012, *MNRAS*, **423**, 505
- Mitchell D. S., Reffert S., Trifonov T., Quirrenbach A., Fischer D. A., 2013, *A&A*, **555**, A87
- Mullally F., Kilic M., Reach W. T., Kuchner M. J., von Hippel T., Burrows A., Winget D. E., 2007, *ApJS*, **171**, 206
- Mullally F., Winget D. E., Degennaro S., Jeffery E., Thompson S. E., Chandler D., Kepler S. O., 2008, *ApJ*, **676**, 573
- Nagel T., Dreizler S., Rauch T., Werner K., 2004, *A&A*, **428**, 109
- Napiwotzki R., 1999, *A&A*, **350**, 101
- Nasiroglu I., et al., 2017, *AJ*, **153**, 137
- Nebot Gómez-Morán A., et al., 2009, *A&A*, **495**, 561
- Nelemans G., Yungelson L. R., Portegies Zwart S. F., 2001, *A&A*, **375**, 890
- Niarchos P. G., Hoffmann M., Duerbeck H. W., 1994, *A&A*, **292**, 494
- Niedzielski A., Nowak G., Adamów M., Wolszczan A., 2009, *ApJ*, **707**, 768
- Østensen R., Oreiro R., Drechsel H., Heber U., Baran A., Pigulski A., 2007, in Napiwotzki R., Burleigh M. R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 372, 15th European Workshop on White Dwarfs. p. 483
- Paczynski B., 1976, in Eggleton P., Mitton S., Whelan J., eds, Vol. 73, Structure and Evolution of Close Binary Systems. p. 75
- Paquette C., Pelletier C., Fontaine G., Michaud G., 1986, *ApJS*, **61**, 197

- Parsons S. G., 2012, PhD thesis, The University of Warwick at Coventry
- Parsons S. G., Marsh T. R., Copperwheat C. M., Dhillon V. S., Littlefair S. P., Gänsicke B. T., Hickman R., 2010a, *MNRAS*, **402**, 2591
- Parsons S. G., et al., 2010b, *MNRAS*, **407**, 2362
- Parsons S. G., et al., 2012a, *MNRAS*, **419**, 304
- Parsons S. G., et al., 2012b, *MNRAS*, **426**, 1950
- Parsons S. G., et al., 2013, *MNRAS*, **429**, 256
- Parsons S. G., et al., 2015, *MNRAS*, **449**, 2194
- Parsons S. G., et al., 2016, *MNRAS*, **458**, 2793
- Parsons S. G., et al., 2017, *MNRAS*, **471**, 976
- Pasquini L., Döllinger M. P., Weiss A., Girardi L., Chavero C., Hatzes A. P., da Silva L., Setiawan J., 2007, *A&A*, **473**, 979
- Pasquini L., Döllinger M. P., Hatzes A., Setiawan J., Girardi L., da Silva L., de Medeiros J. R., Weiss A., 2008, in Sun Y.-S., Ferraz-Mello S., Zhou J.-L., eds, Vol. 249, Exoplanets: Detection, Formation and Dynamics. pp 209–222, doi:10.1017/S1743921308016621
- Patruno A., Kama M., 2017, *A&A*, **608**, A147
- Patterson J., Zuckerman B., Becklin E. E., Tholen D. J., Hawarden T., 1991, *ApJ*, **374**, 330
- Perets H. B., 2011, in Schuh S., Drechsel H., Heber U., eds, American Institute of Physics Conference Series Vol. 1331, Planetary Systems Beyond the Main Sequence. pp 56–75 (tarXiv : 1012.0572), doi:10.1063/1.3556185
- Perryman M. A. C., Cropper M., Ramsay G., Favata F., Peacock A., Rando N., Reynolds A., 2001, *MNRAS*, **324**, 899
- Peters P. C., Mathews J., 1963, *Physical Review*, **131**, 435
- Petrucci R., Jofré E., Schwartz M., Cúneo V., Martínez C., Gómez M., Buccino A. P., Mauas P. J. D., 2013, *ApJL*, **779**, L23
- Petrucci R., Jofré E., Melita M., Gómez M., Mauas P., 2015, *MNRAS*, **446**, 1389
- Phillips J. A., Chandler C. J., 1994, *ApJL*, **420**, L83
- Phinney E. S., Hansen B. M. S., 1993, in Phillips J. A., Thorsett S. E., Kulkarni S. R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 36, Planets Around Pulsars. pp 371–390
- Pletsch H. J., et al., 2012, *Science*, **338**, 1314
- Podsiadlowski P., 1993, in Phillips J. A., Thorsett S. E., Kulkarni S. R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 36, Planets Around Pulsars. pp 149–165
- Potter S. B., et al., 2011, *MNRAS*, **416**, 2202

- Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 1992, Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing
- Pribulla T., et al., 2012, *Astronomische Nachrichten*, **333**, 754
- Pyrzas S., et al., 2009, *MNRAS*, **394**, 978
- Qian S., 2001, *MNRAS*, **328**, 914
- Qian S. B., Dai Z. B., Zhu L. Y., Liu L., He J. J., Liao W. P., Li L. J., 2008, *ApJL*, **689**, L49
- Qian S. B., et al., 2009a, *ApJL*, **695**, L163
- Qian S. B., Dai Z. B., Liao W. P., Zhu L. Y., Liu L., Zhao E. G., 2009b, *ApJL*, **706**, L96
- Qian S. B., et al., 2010a, , **329**, 113
- Qian S. B., Liao W. P., Zhu L. Y., Dai Z. B., Liu L., He J. J., Zhao E. G., Li L. J., 2010b, *MNRAS*, **401**, L34
- Qian S. B., Liao W. P., Zhu L. Y., Dai Z. B., 2010c, *ApJL*, **708**, L66
- Qian S. B., et al., 2011, *MNRAS*, **414**, L16
- Qian S. B., Liu L., Zhu L. Y., Dai Z. B., Fernández Lajús E., Baume G. L., 2012a, *MNRAS*, **422**, L24
- Qian S. B., Zhu L. Y., Dai Z. B., Fernández-Lajús E., Xiang F. Y., He J. J., 2012b, *ApJL*, **745**, L23
- Qian S. B., Han Z. T., Fernández Lajús E., Zhu L. Y., Li L. J., Liao W. P., Zhao E. G., 2015, *ApJS*, **221**, 17
- Rabe W., 1958, *Astronomische Nachrichten*, **284**, 97
- Raghavan D., et al., 2010, *ApJS*, **190**, 1
- Ramsay G., 1994, Information Bulletin on Variable Stars, **4075**, 1
- Rappaport S., Verbunt F., Joss P. C., 1983, *ApJ*, **275**, 713
- Rappaport S., et al., 2012, *ApJ*, **752**, 1
- Rappaport S., Barclay T., DeVore J., Rowe J., Sanchis-Ojeda R., Still M., 2014, *ApJ*, **784**, 40
- Rappaport S., Gary B. L., Kaye T., Vanderburg A., Croll B., Benni P., Foote J., 2016, *MNRAS*, **458**, 3904
- Raymond S. N., et al., 2003, *AJ*, **125**, 2621
- Reach W. T., Kuchner M. J., von Hippel T., Burrows A., Mullally F., Kilic M., Winget D. E., 2005, *ApJL*, **635**, L161
- Reach W. T., Lisse C., von Hippel T., Mullally F., 2009, *ApJ*, **693**, 697
- Rebassa-Mansergas A., Gänsicke B. T., Rodríguez-Gil P., Schreiber M. R., Koester D., 2007, *MNRAS*, **382**, 1377

- Rebassa-Mansergas A., Gänsicke B. T., Schreiber M. R., Koester D., Rodríguez-Gil P., 2010, *MNRAS*, **402**, 620
- Rebassa-Mansergas A., Nebot Gómez-Morán A., Schreiber M. R., Gänsicke B. T., Schwope A., Gallardo J., Koester D., 2012, *MNRAS*, **419**, 806
- Rebassa-Mansergas A., Solano E., Xu S., Rodrigo C., Jiménez-Esteban F. M., Torres S., 2019, *MNRAS*, **489**, 3990
- Reffert S., Quirrenbach A., Mitchell D. S., Albrecht S., Hekker S., Fischer D. A., Marcy G. W., Butler R. P., 2006, *ApJ*, **652**, 661
- Richards G. T., et al., 2004, *ApJS*, **155**, 257
- Ritter H., Kolb U., 2003, *A&A*, **404**, 301
- Rocchetto M., Farihi J., Gänsicke B. T., Bergfors C., 2015, *MNRAS*, **449**, 574
- Rolland B., Bergeron P., Fontaine G., 2018, *ApJ*, **857**, 56
- Ruciński S. M., 1968, , **18**, 49
- Sadakane K., Ohnishi T., Ohkubo M., Takeda Y., 2005, *PASJ*, **57**, 127
- Saker L., Gómez M., 2016, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina, **58**, 135
- Saker L., Chavero C., Gómez M. N., 2013, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina, **56**, 187
- Saker L., Gómez M., Chavero C. 2015, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina, **57**, 120
- Sato B., et al., 2003, *ApJL*, **597**, L157
- Sato B., et al., 2007, *ApJ*, **661**, 527
- Sato B., et al., 2008a, *PASJ*, **60**, 539
- Sato B., et al., 2008b, *PASJ*, **60**, 1317
- Sato B., et al., 2010, *PASJ*, **62**, 1063
- Sato B., et al., 2012, *PASJ*, **64**, 135
- Savourey C. D. J., et al., 2011, *MNRAS*, **415**, 2025
- Schaffenroth V., Classen L., Nagel K., Geier S., Koen C., Heber U., Edelmann H., 2014, *A&A*, **570**, A70
- Schatzman E., 1945, *Annales d'Astrophysique*, **8**, 143
- Schatzman E., 1962, *Annales d'Astrophysique*, **25**, 18
- Schreiber M. R., Gänsicke B. T., 2003, *A&A*, **406**, 305
- Schreiber M. R., et al., 2010, *A&A*, **513**, L7

- Schröder K. P., Smith R. C., 2008, *MNRAS*, **386**, 155
- Schuh S., Silvotti R., Lutz R., Kim S. L., Exotime Collaboration 2014, in van Grootel V., Green E., Fontaine G., Charpinet S., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 481, 6th Meeting on Hot Subdwarf Stars and Related Objects*. p. 3
- Schuler S. C., Kim J. H., Tinker Michael C. J., King J. R., Hatzes A. P., Guenther E. W., 2005, *ApJL*, **632**, L131
- Setiawan J., Pasquini L., da Silva L., von der Lühe O., Hatzes A., 2003a, *A&A*, **397**, 1151
- Setiawan J., et al., 2003b, *A&A*, **398**, L19
- Setiawan J., et al., 2005, *A&A*, **437**, L31
- Shannon R. M., et al., 2013, *ApJ*, **766**, 5
- Siess L., Livio M., 1999, in Livio M., ed., Vol. 12, *STScI Symp. Ser.12: Unsolved Problems in Stellar Evolution*. p. 80 (*tarXiv : astro - ph/9808153*)
- Sigurdsson S., Richer H. B., Hansen B. M., Stairs I. H., Thorsett S. E., 2003, *Science*, **301**, 193
- Silvestri N. M., Hawley S. L., Dang L. C., Krogsrud D. A., Smoke K., Wolfe M. A., Mannikko L., 2006, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. p. 162.18
- Silvotti R., 2008, in Heber U., Jeffery C. S., Napiwotzki R., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 392, Hot Subdwarf Stars and Related Objects*. p. 215
- Silvotti R., et al., 2007, *Nature*, **449**, 189
- Silvotti R., Östensen R., Telting J., Lovis C., 2014a, in van Grootel V., Green E., Fontaine G., Charpinet S., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 481, 6th Meeting on Hot Subdwarf Stars and Related Objects*. p. 13 (*tarXiv : 1406.4711*)
- Silvotti R., et al., 2014b, *A&A*, **570**, A130
- Sion E. M., Greenstein J. L., Landstreet J. D., Liebert J., Shipman H. L., Wegner G. A., 1983, *ApJ*, **269**, 253
- Sion E. M., Cheng F. H., Szkody P., Sparks W., Gänsicke B., Huang M., Mattei J., 1998, *ApJ*, **496**, 449
- Soker N., Livio M., Harpaz A., 1984, *MNRAS*, **210**, 189
- Southworth J., Clausen J. V., 2007, *A&A*, **461**, 1077
- Southworth J., Bruntt H., Buzasi D. L., 2007, *A&A*, **467**, 1215
- Spiewak R., et al., 2018, *MNRAS*, **475**, 469
- Spruit H. C., Ritter H., 1983, *A&A*, **124**, 267
- Stebbins J., 1911, *ApJ*, **34**, 112
- Steele P. R., Burleigh M. R., Dobbie P. D., Jameson R. F., Barstow M. A., Satterthwaite R. P., 2011, *MNRAS*, **416**, 2768

- Steele P. R., et al., 2013, *MNRAS*, **429**, 3492
- Stovall K., et al., 2014, *ApJ*, **791**, 67
- Su K. Y. L., et al., 2007, *ApJL*, **657**, L41
- Swan A., Farihi J., Koester D., Hollands M., Parsons S., Cauley P. W., Redfield S., Gänsicke B. T., 2019, *MNRAS*, **490**, 202
- Tauris T. M., Langer N., Kramer M., 2011, *MNRAS*, **416**, 2130
- Tauris T. M., Langer N., Kramer M., 2012, *MNRAS*, **425**, 1601
- Telesco C. M., Joy M., Sisk C., 1990, *ApJL*, **358**, L17
- Thorsett S. E., Arzoumanian Z., Taylor J. H., 1993, *ApJL*, **412**, L33
- Tokovinin A., 2014, *AJ*, **147**, 86
- Tokunaga A. T., Hodapp K. W., Becklin E. E., Cruikshank D. P., Rigler M., Toomey D., Brown R. H., Zuckerman B., 1988, *ApJL*, **332**, L71
- Tokunaga A. T., Becklin E. E., Zuckerman B., 1990, *ApJL*, **358**, L21
- Traulsen I., Hoffmann A. I. D., Rauch T., Werner K., Dreizler S., Kruk J. W., 2005, in Koester D., Moehler S., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 334, 14th European Workshop on White Dwarfs*. p. 325 (*arXiv : astro - ph/0411403*)
- Tremblay P. E., Bergeron P., Gianninas A., 2011, *ApJ*, **730**, 128
- Trifonov T., Reffert S., Tan X., Lee M. H., Quirrenbach A., 2014, *A&A*, **568**, A64
- Van Hamme W., Wilson R. E., 2007, *ApJ*, **661**, 1129
- Vanderburg A., et al., 2015, *Nature*, **526**, 546
- Vanmunster T., Velthuis F., McCormick J., 2000, *Information Bulletin on Variable Stars*, **4955**, 1
- Vennes S., Kawka A., 2013, *ApJ*, **779**, 70
- Vennes S., Kawka A., Németh P., 2010, *MNRAS*, **404**, L40
- Vennes S., Kawka A., Németh P., 2011, *MNRAS*, **413**, 2545
- Veras D., Carter P. J., Leinhardt Z. M., Gänsicke B. T., 2017, *MNRAS*, **465**, 1008
- Verbunt F., Zwaan C., 1981, *A&A*, **100**, L7
- Villaver E., Livio M., 2009, *ApJL*, **705**, L81
- Vogel H. C., 1890, *PASP*, **2**, 27
- Walker R., 2017, *Spectral Atlas for Amateur Astronomers: A Guide to the Spectra of Astronomical Objects and Terrestrial Light Sources*
- Wang Z., 2014, , **100**, 19

- Wang Z., Chakrabarty D., 2002, *ApJL*, **579**, L33
- Wang Z., Chakrabarty D., Kaplan D. L., 2006, *Nature*, **440**, 772
- Wang Z., Tziamtzis A., Wang X., 2014, *ApJ*, **782**, 20
- Webbink R. F., 2008, in Milone E. F., Leahy D. A., Hobill D. W., eds, *Astrophysics and Space Science Library Vol. 352*, Astrophysics and Space Science Library. p. 233 (*tarXiv* : 0704.0280), doi:10.1007/978-1-4020-6544-6\_13
- Welsh B. Y., Montgomery S., 2013, *PASP*, **125**, 759
- Welsh B. Y., Montgomery S., 2016, *PASP*, **128**, 064201
- Welsh W. F., et al., 2012, *Nature*, **481**, 475
- Werner M. W., et al., 2004, *ApJS*, **154**, 1
- Werner K., Nagel T., Rauch T., 2009, in *Journal of Physics Conference Series*. p. 012054 (*tarXiv* : 0809.5200), doi:10.1088/1742-6596/172/1/012054
- Wesemael F., 1979, *A&A*, **72**, 104
- Wickramasinghe N. C., Hoyle F., Al-Mufti S., 1988, , **143**, 193
- Willems B., Kolb U., 2004, *A&A*, **419**, 1057
- Wilson R. E., 1979, *ApJ*, **234**, 1054
- Wilson R. E., 1990, *ApJ*, **356**, 613
- Wilson R. E., 2008, *ApJ*, **672**, 575
- Wilson R. E., 2012, *AJ*, **144**, 73
- Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, *ApJ*, **166**, 605
- Wilson R. E., Van Hamme W., Terrell D., 2010, *ApJ*, **723**, 1469
- Wilson D. J., Gänsicke B. T., Koester D., Raddi R., Breedt E., Southworth J., Parsons S. G., 2014, *MNRAS*, **445**, 1878
- Wilson D. J., Gänsicke B. T., Koester D., Toloza O., Pala A. F., Breedt E., Parsons S. G., 2015, *MNRAS*, **451**, 3237
- Wilson D. J., Gänsicke B. T., Farihi J., Koester D., 2016, *MNRAS*, **459**, 3282
- Wilson T. G., Farihi J., Gänsicke B. T., Swan A., 2019, *MNRAS*, **487**, 133
- Wittenmyer R. A., Horner J., Marshall J., Tinney C., 2011, in *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts*. p. 34.06
- Wolf S., Hillenbrand L. A., 2003, *ApJ*, **596**, 603
- Wolff B., Koester D., Liebert J., 2002, *A&A*, **385**, 995
- Wolszczan A., 1994, *Science*, **264**, 538

- Wolszczan A., Frail D. A., 1992, *Nature*, **355**, 145
- Wood B. D., Forbes J. E., 1963, *AJ*, **68**, 257
- Wood J. H., Saffer R., 1999, *MNRAS*, **305**, 820
- Wright E. L., et al., 2010, *AJ*, **140**, 1868
- Wyatt M. C., 2008, *ARA&A*, **46**, 339
- Xu S., Jura M., Klein B., Koester D., Zuckerman B., 2013a, *ApJ*, **766**, 132
- Xu S., Jura M., Koester D., Klein B., Zuckerman B., 2013b, *ApJL*, **766**, L18
- Xu S., Jura M., Koester D., Klein B., Zuckerman B., 2014, *ApJ*, **783**, 79
- Xu S., Zuckerman B., Dufour P., Young E. D., Klein B., Jura M., 2017, *ApJL*, **836**, L7
- York D. G., et al., 2000, *AJ*, **120**, 1579
- Young P., Schneider D. P., Shectman S. A., 1981, *ApJ*, **245**, 1035
- Zorotovic M., Schreiber M. R., 2013, *A&A*, **549**, A95
- Zorotovic M., Schreiber M. R., Gänsicke B. T., Nebot Gómez-Morán A., 2010, *A&A*, **520**, A86
- Zuckerman B., Becklin E. E., 1987, *Nature*, **330**, 138
- Zuckerman B., Koester D., Reid I. N., Hünsch M., 2003, *ApJ*, **596**, 477
- Zuckerman B., Koester D., Melis C., Hansen B. M., Jura M., 2007, *ApJ*, **671**, 872
- Zuckerman B., Melis C., Klein B., Koester D., Jura M., 2010, *ApJ*, **722**, 725
- Zuckerman B., Koester D., Dufour P., Melis C., Klein B., Jura M., 2011, *ApJ*, **739**, 101
- van Buren D., Terebey S., 1993, in Phillips J. A., Thorsett S. E., Kulkarni S. R., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 36, Planets Around Pulsars*. pp 327–333
- van Hamme W., 1993, *AJ*, **106**, 2096
- van Hamme W., Wilson R. E., 2003, in Munari U., ed., *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 298, GAIA Spectroscopy: Science and Technology*. p. 323
- van Winckel H., et al., 2009, *A&A*, **505**, 1221
- von Hippel T., Kuchner M. J., Kilic M., Mullally F., Reach W. T., 2007, *ApJ*, **662**, 544
- von Zeipel H., 1924a, *MNRAS*, **84**, 665
- von Zeipel H., 1924b, *MNRAS*, **84**, 684
- von Zeipel H., 1924c, *MNRAS*, **84**, 702