



Pulsación estelar tipo δ Scuti en objetos de Presecuencia Principal

Darío Díaz Fraile

Departamento de Física Teórica y del Cosmos
Universidad de Granada

Tesis dirigida por

Eloy Rodríguez Martínez
Pedro Amado González

Presentada para optar al grado de
Doctor en Astrofísica

Octubre 2012

Editor: Editorial de la Universidad de Granada
Autor: Darío Díaz Fraile
D.L.: GR 493-2013
ISBN: 978-84-9028-376-9

A mi Padre.

Agradecimientos

Parece que no iba a llegar nunca el día y aquí estoy. Todavía recuerdo el día que llegué a Granada preguntándome qué era exactamente eso que iba a investigar durante cuatro largos años como trabajo de tesis. En este punto puedo decir que ya sé qué es lo que investigo, aunque ahora, las preguntas se han multiplicado por mil. En este sentido, creo que este “rito de iniciación” ha cumplido con creces su misión. El camino empieza ahora. Sin embargo, en este corto trecho, tengo que agradecer a muchas personas el que me hayan acompañado, apoyado y enseñado.

Primeramente, a mis directores de tesis, Eloy Rodríguez y Pedro Amado. Gracias por enseñarme todo lo que sabeis, apoyarme incondicionalmente en todas las cuestiones tanto profesionales como personales que han ido surgiendo a lo largo de estos años y dirigirme en todos esos momentos en los que me perdía. A todo el grupo de variabilidad estelar del IAA, especialmente a Juan Gutierrez. Gracias por toda tu ayuda, por tu eterno buen humor y por los breves pero geniales ensayos de guitarra, bajo y cervezas compartidos. A todo el personal del OSN, en especial a Fran y Victor. A Charly, Dani, Miguel, Marta, Gaby y Silbi. Ya sabeis cada uno por qué, no me hagais ponerme sentimental. A Gabriel y a Andrés, por estar ahí siempre, en lo bueno y en lo malo, a pesar de la distancia. A mi madre, a mi hermana y a Hanna, esta tesis es tan vuestra como mía, os quiero.

Y a ti Alba, mi *Khaleesi*, por soportar la peor parte, por animarme y levantarme cuando las derrotas me hacían caer y por celebrar conmigo cada victoria como si fuese tuya. Tú has sido mi auténtico empuje y apoyo en esta parte final. *Fus Ro Dah!!*.

Índice

Índice de figuras	V
Índice de tablas	XI
1 Introducción	1
1.1 El nacimiento de las estrellas	1
1.1.a Masa de Jeans	3
1.1.b Colapso Clásico	4
1.1.c Fases del colapso clásico	4
1.1.d Fragmentación durante el colapso	5
1.1.e Colapso no clásico. Rotación y campos magnéticos	6
1.2 Evolución en la Presecuencia Principal	6
1.2.a Modelo de Hayashi-Nakano	6
1.2.b La línea de nacimiento estelar. Birthline	8
1.2.c La línea de nacimiento para estrellas de masa intermedia	10
1.2.d Edad cero en la Secuencia Principal. ZAMS	17
1.2.e Formación estelar de estrellas masivas	17
1.3 Clasificación de estrellas Presecuencia Principal	18
1.3.a Estrellas T Tauri Clásicas	20
1.3.b Estrellas Herbig Ae/Be	22
1.4 Estrellas Variables	30
1.4.a Astrosismología	30
1.4.b Banda de inestabilidad clásica para objetos PMS	34
1.4.c Mecanismo κ	36
1.4.d Estrellas PMS con pulsación tipo δ Scuti	38
1.5 Objetivos y metodología	42
2 Estudio de variabilidad y análisis pulsacional de estrellas Herbig Ae/Be de campo	45
2.1 Instrumentación	45
2.1.a Telescopio de 90 cm (T90)	45
2.1.b Fotómetro Strömgren	46
2.1.c Telescopio de 1.5m (T150)	46
2.1.d Cámara CCD Versarray 2048x2048	47
2.2 Observaciones y Muestra de objetos	47
2.2.a Fotometría diferencial con el telescopio T90 y el fotómetro Strömgren	52

2.2.b	Fotometría diferencial con el telescopio T150 e imagen directa	53
2.3	Reducción de datos	53
2.3.a	Reducción de los datos obtenidos con el telescopio T90 y el fotómetro Strömgren	53
2.3.b	Reducción de los datos obtenidos con el telescopio T150 y la cámara CCD de imagen directa	56
2.4	Análisis de pulsaciones. Criterios de Variabilidad	57
2.4.a	Eliminación de las variaciones de luminosidad debido al carácter PMS de las estrellas de la muestra	57
2.4.b	Análisis de frecuencias	58
2.5	Curvas de luz y espectros de Fourier	64
2.5.a	V594 Cas	66
2.5.b	PDS 004	67
2.5.c	XY Per	68
2.5.d	HD 31648	69
2.5.e	HD 35187	70
2.5.f	HD 290500	72
2.5.g	V1409 Ori	73
2.5.h	HD 36112	75
2.5.i	BF Ori	77
2.5.j	V350 Ori	79
2.5.k	HD 250550	81
2.5.l	HD 50083	82
2.5.m	HD 52721	84
2.5.n	PDS 241	85
2.5.o	VV Ser	86
2.5.p	V431 Sct	88
2.5.q	HD 174571	89
2.5.r	WW Vul	91
2.5.s	PDS 581	92
2.5.t	V1685 Cyg	94
2.5.u	BH Cep	95
2.5.v	V1080 Tau	97
2.5.w	CO Ori	99
2.5.x	V1650 Ori	100
2.5.y	HD 36910	102
2.5.z	HD 261387	103
2.6	Resultados	105
3	Determinación de parámetros físicos mediante fotometría	107
3.1	El sistema fotométrico $uvby\beta$ de Strömgren-Crawford	107
3.2	Obtención de los índices fotométricos $uvby\beta$	110
3.3	Desenrojecimiento de los índices fotométricos	115
3.4	Magnitudes Absolutas y Metalicidades	122
3.5	Determinación de los parámetros físicos fundamentales a través de la fotometría $uvby\beta$. Calibraciones	123
3.6	Diagrama color-magnitud.	129

4	Determinación de parámetros físicos mediante espectroscopía	131
4.1	Observaciones	131
4.2	Determinación de los parámetros atmosféricos estelares	132
4.2.a	Determinación de $v \sin i$	133
4.2.b	Parámetros físicos fundamentales a partir de las abundancias de FeI y FeII	133
4.3	Comparación entre los resultados obtenidos mediante fotometría y espectroscopía	138
5	HD 34282: Estudio pulsacional y determinación de sus parámetros físicos fundamentales	141
5.1	Introducción	141
5.2	Observaciones	141
5.3	Análisis de frecuencias	145
5.4	Resultados del comportamiento pulsacional de HD 34282	149
5.5	Determinación de los parámetros físicos con espectroscopía de alta resolución	152
5.6	Conclusiones	155
6	Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS	157
6.1	El Catálogo	157
6.2	Contenido del catálogo	167
6.3	Posición de las estrellas PMS δ Scuti en el diagrama HR	172
6.3.a	Desenrojecimiento de los índices fotométricos y cálculo de la magnitud absoluta de las estrellas PMS δ Scuti de campo	172
6.3.b	Desenrojecimiento de los índices fotométricos y cálculo de la magnitud absoluta de las estrellas PMS δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes	174
6.3.c	Comparación entre los índices de color desenrojados $(b-y)_0^*$ y $(b-y)_0$	175
6.3.d	Diagrama HR	179
6.3.e	Posición en el diagrama HR de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti de campo	180
6.3.e.1	Estrellas Am: V350 Ori y CQ Tau	180
6.3.e.2	Estrellas con magnitud absoluta $M_v(\pi)$ y $M_v(\text{fot})$: CQ Tau, β Pic, DX Cha y V856 Sco	180
6.3.e.3	Casos especiales: BF Ori, VV Ser y PX Vul	182
6.3.f	Posición de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti situadas en cúmulos abiertos jóvenes	183
6.3.f.1	Estrella Am: V589 Mon	183
6.3.f.2	Corrección de los índices $(b-y)_0^*$: HD 261711, NGC 6530 38, NGC 6530 53, NGC 6530 159, NGC 6823 230, NGC 6823 279 e IC 4996 1085	184
6.3.g	Parámetros físicos de las estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti	184
7	Conclusiones	189
	Referencias y bibliografía	197

Índice de figuras

1.1	Barnard 68. Ejemplo de nube molecular pequeña o glóbulo de Bock. Se encuentra situada a unos 500 años luz de distancia. Su masa es aproximadamente de $2M_{\odot}$ y mide alrededor de medio año luz de diámetro. Los bordes bien definidos y otras características de Barnard 68, hacen suponer que está próxima al colápsio gravitacional dando lugar a la formación de una o varias estrellas.	2
1.2	Trazas evolutivas de estrellas en contracción gravitatoria calculadas por Hayashi & Nakano (1963) (líneas a trazos) y Hayashi (1965) (líneas continuas). La línea discontinua representa la ZAMS empírica (ver más adelante, sección 1.2.d) dada por Sandage (1962)	7
1.3	Posición de la <i>birthline</i> teórica (línea continua gruesa) en el diagrama HR para estrellas de baja masa ($0.2 M_{\odot}$ - $1.0 M_{\odot}$) (Stahler, 1983). Las líneas continuas delgadas indican las <i>trazas de Hayashi</i> para los valores de masa indicados (en unidades de M_{\odot}).	9
1.4	Posición de la <i>birthline</i> (Palla & Stahler, 1990). La <i>birthline</i> es la línea sólida que cruza las trazas PMS de Iben (1965) (líneas delgadas). Cada traza corresponde a estrellas con diferentes masas en unidades de masas solares. Los cuadrados corresponden a las estrellas Herbig Ae/Be observadas por Finkenzeller & Mundt (1984) y los círculos y cuadrados rellenos a los objetos observados por Levreault (1988)	10
1.5	Relación entre las masas y luminosidades de protoestrellas acreutando con una tasa de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Palla & Stahler, 1992). En la figura se observa en función de la masa estelar: la luminosidad procedente de la acreción (L_{acc}), la luminosidad transportada por radiación (L_{rad}), la luminosidad superficial (L_{surf}) y la energía liberada por la quema de Deuterio (L_D). Las flechas en el eje horizontal marcan los puntos (M_1 , M_2 y M_3) en los que L_{rad} intersecta L_{surf} , L_D y L_{acc} , respectivamente.	11
1.6	Esquema de la quema de deuterio en protoestrellas (Palla & Stahler, 1990). (a) A bajas masas el Deuterio acreutado es transportado al centro de la estrella por los remolinos de la convección. (b) En un determinado momento, aparece una barrera radiativa, cortando el suministro de Deuterio al centro de la estrella. (c) La región central estelar agota pronto el Deuterio y pasa a un estado radiativo estable. (d) A masas mayores, el Deuterio entra en ignición en capa justo por encima de la región radiativa estable.	13

1.7	Efecto de la tasa de acreción en la fase evolutiva PMS en el diagrama HR (Palla & Stahler, 1993). Línea de círculos: <i>birthline</i> calculada con $\dot{M}=10^{-4} M_{\odot}$ año $^{-1}$. Línea de puntos: <i>birthline</i> calculada con $\dot{M}=10^{-5} M_{\odot}$ año $^{-1}$	16
1.8	Esquema de clasificación propuesto por Lada (1987) para las distribuciones espectrales de energía de objetos estelares jóvenes.	19
1.9	Representación artística de una estrella Herbig Ae/Be y su disco de material circunestelar. Fuente: NASA.	24
1.10	Curva de luz (panel superior izquierdo) y curvas de color (panel superior derecho e inferiores) de UX Ori (Herbst & Shevchenko, 1999). Se puede observar claramente el efecto de “giro” en el color. Durante los mínimos de luminosidad, UX Ori se vuelve progresivamente más azul en <i>B-V</i> y <i>U-B</i> a medida que se desvanece (paneles superior derecho e inferior izquierdo, respectivamente). Este “giro” en el color es observado incluso en <i>V-R</i> (panel inferior derecho).	25
1.11	Perfiles de picos dobles de la línea H α para las estrellas Herbig Ae/Be HD 259431, BD +61 154, RR Tau (panel izquierdo) y LkH α 234, BD +40 4124 (panel derecho). La ordenada es una escala lineal de intensidad en unidades de la intensidad del continuo (Garrison & Anderson, 1977).	27
1.12	Perfil fotosférico promedio de la estrella AB Aur obtenido durante la campaña MUSICOS96. Línea continua: Perfil promedio; Línea a trazos: Espectro individual correspondiente al 19/Nov/1996, 10.26 UT; Línea a trazos con punto: Espectro individual correspondiente al 26/Nov/1996, 14.06 UT; Línea de puntos: Perfil rotacional calculado. Todos los espectros se encuentran representados en el sistema de referencia de las líneas NaI D interestelares (Catala et al., 1999).	28
1.13	Diagrama esquemático de Hertzsprung-Russell con la localización de las distintas clases de variables pulsantes (Christensen-Dalsgaard, 2003).	31
1.14	Oscilaciones no radiales vistas desde diferentes ángulos de inclinación: $i=30^{\circ}$ (fila superior), $i=60^{\circ}$ (fila central), $i=90^{\circ}$ (fila inferior). El campo de velocidad de una oscilador no radial viene dado por el armónico esférico Y_l^m . En la figura podemos observar el significado de los órdenes l y m . En este ejemplo en particular se ha considerado $l=3$ y $m=0,1,2,3$ (de izquierda a derecha en la figura, respectivamente). Los colores indican el desplazamiento Doppler del espectro observado debido a la oscilación, es decir, en un momento dado del ciclo de oscilación, las zonas rojas se mueven hacia el centro de la estrella (alejándose del observador) y por tanto desplazando el espectro hacia longitudes de onda más largas (desplazamiento al rojo) mientras que las zonas azules se mueven alejándose del centro de la estrella (hacia el observador) desplazando el espectro hacia longitudes de onda más cortas (desplazamiento al azul).	32
1.15	Modos p y modos g. En la figura se observan los caminos recorridos por: (a) dos modos p distintos ($n=8, l=100$ y $n=8, l=2$, respectivamente), (b) un modo g ($n=10, l=5$). Hay que hacer notar que, en este caso, el modo g se encuentra atrapado en el interior estelar. Esta figura muestra como los modos g son muy sensibles a las condiciones físicas existentes en las regiones más internas de la estrella (Gough & Toomre, 1991).	33

1.16	Banda de inestabilidad teórica de las pulsantes tipo δ Scuti para modos radiales a partir de modelos con valor $\alpha= 1.8$ (Dupret et al., 2004). Cada línea corresponde al límite azul o rojo de un modo de orden radial n (e.g. p_{4R} para el límite rojo del modo p_4). A medida que el orden radial de los modos aumenta, los límites azules y rojo se desplazan hacia temperaturas efectivas mayores. Los puntos corresponden a la posición en el diagrama HR de las estrellas δ Scuti procedentes del catálogo de Rodríguez et al. (2000).	35
2.1	Panel izquierdo: Variaciones irregulares debido al carácter PMS de la estrella HD 36112. Panel derecho: Serie temporal de la estrella HD 36112 tras haber sido eliminadas las variaciones irregulares producidas por su carácter PMS.	58
2.2	V594 Cas. $f_1= 3.98$ c/d	66
2.3	PDS 004. $f_1= 53.27$ c/d	67
2.4	XY Per. $f_1= 5.27$ c/d.	68
2.5	HD 31648. $f_1= 5.55$ c/d.	69
2.6	HD 35187. $f_1= 63.87$ c/d. $f_2= 57.45$ c/d, $f_3= 6.00$ c/d.	71
2.7	HD 290500. $f_1= 8.18$ c/d.	72
2.8	V1409 Ori. $f_1= 45.35$ c/d	73
2.9	HD36112. $f_1= 28.36$ c/d, $f_2= 33.00$ c/d.	75
2.10	BF Ori. $f_1= 5.62$ c/d.	78
2.11	V350 Ori. $f_1= 57.08$ c/d.	79
2.12	HD 250550. $f_1= 5.48$ c/d.	81
2.13	HD250550. $f_1= 6.45$ c/d.	83
2.14	HD 52721.	84
2.15	PDS 241. $f_1= 2.86$ c/d.	85
2.16	VV Ser. $f_1= 9.65$ c/d.	86
2.17	V431 Sct. $f_1= 11.66$ c/d.	88
2.18	HD174571. $f_1= 4.51$ c/d.	89
2.19	WW Vul. $f_1= 4.30$ c/d.	91
2.20	PDS 581. $f_1= 6.83$ c/d.	92
2.21	V1685 Cyg. $f_1= 7.10$ c/d.	94
2.22	BH Cep. $f_1= 5.57$ c/d.	95
2.23	V1080 Tau. $f_1= 2.86$ c/d.	97
2.24	CO Ori. $f_1= 5.34$ c/d.	99
2.25	V1650 Ori. $f_1= 3.04$ c/d.	100
2.26	HD 36910. $f_1= 2.81$ c/d.	102
2.27	HD 261387. $f_1= 34.67$ c/d.	103
3.1	Transmisión de las bandas $uvby-H\beta$ del sistema Strömgren-Crawford en función de la longitud de onda. Como comparación se incluye el flujo de un modelo estelar con $T_{ef}= 6000K$, $\log g= 4.0$ y $[Fe/H]= 0.0$ (Önehag et al., 2009).	108
3.2	Grids utilizados para la determinación de los parámetros físicos de las estrellas PMS Herbig Ae/Be. Panel superior izquierdo: NEMO04 CGM, Panel superior derecho: MD85 con los parámetros a_0 y r_* , Panel inferior izquierdo: N93 para el rango $11000K \leq T_{ef} \leq 20000K$, Panel inferior derecho: N93 para el rango $20000K \leq T_{ef} \leq 35000K$	126

3.3	Diagrama color-magnitud de las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra. Estrellas sólidas rojas: estrellas pulsantes δ Scuti, estrella sólida naranja: V350 Ori (pulsante δ Scuti, metálica), cuadrado sólido azul: HD174571 (posible pulsante β Cephei), estrella bordes rojos: VV Ser (pulsante δ Scuti, ver texto), estrellas bordes azules: estrellas sublumínicas (HD290500 y PX Vul), estrella bordes naranjas: HD 36910 (estrella metálica). Esquina superior derecha: barras de error.	129
4.1	Abundancias medias de FeI (círculos simples) y FeII (círculos rojos) respecto a la anchura equivalente (paneles izquierdos) y el potencial de excitación (paneles derechos) de las estrellas PDS 004 y BH Cep. La línea azul sólida es el ajuste lineal de los resultados de las abundancias obtenidas mediante las líneas de FeI. Las líneas azules discontinuas marcan los niveles del 95% de confianza del ajuste. La línea gris sólida es la correspondiente a la metalicidad solar.	136
4.2	Igual que figura 4.1, para las estrellas PX Vul y V1080 Tau (HD 283817).	137
4.3	Comparación de los resultados obtenidos en la determinación de los parámetros físicos de las estrellas PX Vul (cruz), BH Cep (diamante) y PDS 004 (Cuadrado) mediante fotometría y espectroscopía.	140
5.1	Panel izquierdo: Periodogramas de C2=HD 34086 (arriba) y C3=SAO 131876 (abajo) en la banda v de Strömgren. Panel derecho: Localización de HD 34282 (círculo sólido) y C2=HD 34086 (estrella) en el diagrama H-R. Los límites de la región de inestabilidad de las δ Scuti (líneas solidas) están tomadas de Rodríguez & Breger (2001) así como la posición de las estrellas δ Scuti y γ Doradus (círculos huecos) que se muestran. Los límites de la región de inestabilidad de las γ Doradus (líneas a trazos) están tomadas de Handler & Shobbrook (2002).	143
5.2	Variaciones irregulares de HD 34282 debido a su carácter PMS.	144
5.3	Ventanas espectrales de HD 34282 correspondientes al conjunto de datos en el filtro $y=V$ procedente del OSN (panel superior) y al conjunto de datos completo (OSN+APT+SOAO), obtenidos en 2004.	145
5.4	Espectro de amplitudes de HD 34282 correspondientes al año 2004 y banda v , en diferentes fases de nuestro análisis de frecuencias.	147
5.5	Panel superior: espectro de amplitudes en la banda v de los residuos correspondientes a los datos de 2007 tras restar el conjunto de 12 frecuencias que se muestran en la tabla 5.4 . El pico $f_{13}= 57.0595$ c/d es claramente visible. Panel inferior: residuos tras extraer f_{13}	149
5.6	Curvas de luz en la banda v obtenidas en 2004 y ajuste de Fourier utilizando la solución de 12 frecuencias de la tabla la tabla 5.3. Puntos rojos: Datos OSN; Círculos azules: Datos APT.	151
5.7	Abundancias medias de FeI (círculos huecos) y FeII (círculos sólidos rojos) respecto a la anchura equivalente (paneles izquierdos) y el potencial de excitación (paneles derechos) para diferentes conjuntos de parámetros. La línea horizontal es la correspondiente a la metalicidad solar.	154
5.8	Comparación entre el espectro observado (línea negra continua) de HD 34282 y el espectro sintético generado con VWA (línea a trazos azul) con los parámetros físicos que se indican en la tabla 5.6 para la región espectral situada entre los 5000-5040 Å.	154

6.1	Distribución de las pulsantes PMS tipo δ Scuti en el catálogo (N) en función del tipo espectral.	167
6.2	Distribución de las pulsantes PMS δ Scuti en el catálogo (N) en función de la velocidad de rotación ($v_{\text{sin}i}$).	168
6.3	Amplitud visual media (ΔV) frente a la velocidad de rotación ($v_{\text{sin}i}$) para las pulsantes PMS δ Scuti.	169
6.4	Distribución de las PMS δ Scuti en el catálogo (N) en función de la amplitud visual media (ΔV).	169
6.5	Distribución de las pulsantes PMS tipo δ Scuti en el catálogo (N) en función de los periodos (P).	170
6.6	Amplitud visual media (ΔV) frente al periodo (P) para las pulsantes PMS δ Scuti.	171
6.7	Periodo medio (P) frente al tipo espectral para las pulsantes PMS δ Scuti.	171
6.8	Comparación entre los índices desenrojados $(b-y)_0^*$ y $(b-y)_0$ obtenidos (panel izquierdo) y los dos tipos de enrojecimiento $E(b-y)^*$ y $E(b-y)$ aplicados (panel derecho). La línea sólida muestra una desviación media sistemática de $0.^m06$ que se observa en ambos casos.	175
6.9	Diagrama HR (color-magnitud) de las estrellas PMS δ Scuti. Círculos: Estrellas de campo; Estrellas: Estrellas situadas en cúmulos jóvenes; Líneas sólidas: Límites observacionales de la región de inestabilidad de las pulsantes tipo δ Scuti (Rodríguez & Breger, 2001); Líneas a trazos: Límites observacionales de la región de inestabilidad de las pulsantes tipo γ Doradus (Handler & Shobbrook, 2002); 1: NGC 6530 38; 2: PX Vul.	179
6.10	Bandas de inestabilidad teóricas asociadas a los modos radiales p_1 a p_7 de las pulsantes tipo δ Scuti calculados por Dupret et al. (2004) a partir de modelos convectivos dependientes del tiempo y parámetro de longitud de mezcla $\alpha = 1.8$. Líneas a trazos y líneas a trazos y puntos: bordes rojos y azules asociados a cada orden radial n , respectivamente; Puntos: estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti de campo; Estrellas: estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes.	187

Índice de tablas

2.1	Muestra de objetos observados I	50
2.2	Muestra de objetos observados II	51
2.3	Tiempos de integración aplicados según la magnitud visual aparente de cada objeto.	52
2.4	Objetos que presentan frecuencias con amplitudes $A \geq 4R$	62
2.5	Objetos que presentan frecuencias con amplitudes $3R \leq A < 4R$	62
2.6	Objetos que muestran frecuencias con amplitudes $A < 3R$	63
2.7	Objetos que muestran algún tipo de variabilidad.	65
2.8	Estrellas PMS Herbig Ae/Be que presentan pulsaciones de corto periodo.	106
2.9	Estrellas de comparación con variabilidad tipo δ Scuti o γ Doradus detectada.	106
3.1	Características espectrales de las diferentes bandas del sistema Strömgren-Crawford.	107
3.2	Índices fotométricos I	112
3.3	Índices fotométricos II	113
3.4	Índices fotométricos III	114
3.5	Desenrojecimiento para las estrellas Be de la muestra	118
3.6	Índices fotométricos desenrojecidos I	120
3.7	Índices fotométricos desenrojecidos II	121
3.8	Parámetros físicos I	127
3.9	Parámetros físicos II	128
4.1	Observaciones espectroscópicas realizadas para la obtención de los parámetros físicos fundamentales de las estrellas de la muestra. La relación señal-ruido ha sido calculada en el rango comprendido entre los 5750-5760 Å.	132
4.2	Velocidades de rotación obtenidas	133
4.3	Parámetros físicos fundamentales y velocidades de rotación proyectadas de las estrellas Herbig Ae/Be: PX Vul, BH Cep, V1080 Tau y PDS 004	138
5.1	Observatorios participantes e instrumentación. Detectores: PMT = fotomultiplicador de canal único; Sim = espectrofotómetro simultáneo.	142
5.2	HD34282 y estrellas de comparación. Referencias: 1) Amado et al. (2004), 2) Hauck & Mermilliod (1998)	142

5.3	Resultados de los análisis de frecuencias realizados sobre los conjuntos de datos obtenidos en la campaña de observación de 2004, filtro v (OSN+APT) y filtro $y=V$ (OSN+APT+SOAO). <i>MOST</i> hace referencia a frecuencias obtenidas por el satélite espacial en 2007. S/R indica las relaciones amplitud ruido. Las desviaciones estándar de los residuos son de 7.0 mmag tanto en la banda v como en la banda y . Notas: a) f_4 no es detectada con los datos de MOST (ver texto), b) Picos detectados por MOST pero no por los datos de tierra de 2004 ($F_{10}=57.058 \text{ cd}^{-1}$ si es detectada en 2007; ver tabla 5.4), c) $F_2-F_5 \simeq F_6-F_7 \simeq 0.06 \text{ cd}^{-1}$, d) $F_1-F_2 \simeq F_{11}-F_{10} \simeq F_{15}-F_9 \simeq F_7-F_{13} \simeq 4.0 \text{ cd}^{-1}$, e) $F_9-F_{11} \simeq F_{10}-F_{14} \simeq 3.64 \text{ cd}^{-1}$	148
5.4	Resultados del análisis de frecuencias realizado sobre los datos obtenidos en la campaña de observación de 2007 (OSN + APT). S/R indica las relaciones de amplitud señal/ruido. Las desviaciones estándar de los residuos son de 4.5 mmag en la banda v y 4.8 mmag en la banda y	152
5.5	Velocidad de rotación de HD 34282.	153
5.6	Parámetros físicos fundamentales de HD 34282	155
6.1	Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS de campo	162
6.2	Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS en cúmulos jóvenes	163
6.3	Estrellas PMS δ Scuti de campo: Desenrojecimiento	177
6.4	Estrellas PMS δ Scuti en cúmulos jóvenes: Desenrojecimiento	178
6.5	Estrellas PMS δ Scuti de campo	185
6.6	Estrellas PMS δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes	186

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas, al contrario de lo que parece cuando observamos el cielo, no son, como se pensaba en la antigüedad, objetos eternos e inmutables. De la misma manera que el ser humano, estas evolucionan. A lo largo de este recorrido, desde su nacimiento hasta su muerte, pasan por fases evolutivas muy diferentes y, siguiendo el símil con la vida humana, podríamos hablar de una infancia, una adolescencia, una fase adulta y una fase madura.

En cada una de estas distintas fases evolutivas tanto la estructura interna de las estrellas como los procesos físicos que se producen en sus interiores son muy diferentes. Sin embargo, los cambios evolutivos son tan graduales, y se producen en unos intervalos de tiempo tan largos desde el punto de vista de la vida humana, que el estudio de esta evolución nos obliga, no a seguir las distintas etapas de una determinada estrella en cuestión, sino a obtener conclusiones generales mediante la observación y el estudio de miles de estrellas que se encuentran en diferentes fases evolutivas.

En este sentido William Herschel (1738-1822) comparaba la labor de un astrofísico con la de un botánico que solo dispone de una hora para observar un bosque y estudiar el crecimiento de los árboles. Es evidente que no podría llegar a ninguna conclusión relevante observando un único árbol, pero sí quizás si pasease por el bosque y observase árboles de distintas edades.

En las últimas décadas nuestro conocimiento acerca de la evolución estelar se ha desarrollado significativamente hasta el punto de que gran parte de la historia evolutiva de una estrella está bien determinada. Las mejoras en las técnicas de observación, la capacidad computacional y nuestro conocimiento acerca de los procesos físicos que tienen lugar en el interior de las estrellas son los responsables fundamentales de este logro. Aún así, quedan todavía muchas cuestiones importantes por responder en cuanto al cómo y el por qué de estos cambios a lo largo de sus vidas.

1.1 El nacimiento de las estrellas

Una estrella nace del polvo y del gas que se encuentra situado entre las estrellas, conocido como Medio Interestelar. En el Universo existen varios procesos que pueden provocar el colapso gravitatorio de este gas y polvo del Medio, como puede ser la explosión de una supernova cercana o la colisión de la nube con el brazo de una galaxia

1. INTRODUCCIÓN



Figura 1.1: Barnard 68. Ejemplo de nube molecular pequeña o glóbulo de Bok. Se encuentra situada a unos 500 años luz de distancia. Su masa es aproximadamente de $2M_{\odot}$ y mide alrededor de medio año luz de diámetro. Los bordes bien definidos y otras características de Barnard 68, hacen suponer que está próxima al colapso gravitacional dando lugar a la formación de una o varias estrellas.

espiral, generando núcleos de una mayor densidad que actuarían como semillas donde se iniciaría la contracción gravitatoria.

Por otra parte, también existen procesos físicos que se oponen a que esto suceda. Por ejemplo, la nube de gas y polvo original posee una cierta temperatura que crece a medida que se esta se contrae, produciendo un aumento de la presión interna que frenaría el colapso. También la conservación del momento angular inicial que posee la nube generaría una velocidad de rotación muy alta a medida que este núcleo de densidad se va contrayendo, con lo que la fuerza centrífuga sería otro factor que se opondría al colapso. Por último, la posible existencia de un campo magnético en el interior de la nube crearía una presión magnética a medida que se produce el colapso impidiendo la caída de más material hacia el centro.

Aún así, existen en el Universo nubes de gas y polvo suficientemente masivas y frías como para generar estos pequeños núcleos de mayor densidad, donde la atracción gravitatoria fuese capaz de superar estos inconvenientes y se comenzase a producir la formación de los objetos conocidos como *Protoestrellas*.

Estas nubes de gas y polvo fueron ya catalogadas por Edward Barnard (1857-1923) en el año 1900, y son conocidas como *Objetos de Barnard*. Estas nubes poseen una masa típica de varios miles de masas solares llegando a extender hasta 10 parsecs. Bart Bok (1906-1983) en la década de los 40 descubrió otro tipo de nebulosas más pequeñas y compactas denominadas *Glóbulos de Bok* (figura 1.1) en donde la densidad oscila entre 100 y 10000 partículas por centímetro cúbico, es decir, varios órdenes de magnitud mayor que la densidad de partículas que se encuentran en el espacio interestelar (0,1-20 partículas por centímetro cúbico).

1.1.a Masa de Jeans

En 1902 James Jeans (1877-1946) fue el primero en tratar el problema sobre cuáles deben de ser las condiciones para que el colapso gravitatorio llegue a ocurrir. Para ello consideró los efectos producidos por pequeñas desviaciones en el equilibrio hidrostático aunque sin tener en cuenta los efectos producidos por la rotación, la turbulencia y los campos magnéticos.

Según el teorema del virial, que describe la condición de equilibrio para un sistema estable ligado gravitacionalmente:

$$2K + U = 0 \quad (1.1)$$

siendo K la energía cinética interna de la nube molecular y U la energía potencial gravitatoria. Según este teorema, si el doble de la energía cinética de la nube excede su potencial gravitatorio, la fuerza debida a la presión del gas dominará a la fuerza gravitatoria y la nube se expandirá. Por otra parte, si la energía cinética es suficientemente pequeña, entonces la nube colapsará por efecto gravitatorio. Esta es la condición de estabilidad cuando no se tienen en cuenta los efectos anteriormente mencionados de rotación, turbulencia y campos magnéticos.

Si asumimos una nube esférica de densidad constante, la energía potencial gravitatoria vendrá dada por:

$$U \sim -\frac{3}{5} \frac{G(M_c)^2}{R_c} \quad (1.2)$$

donde M_c y R_c son la masa y el radio de la nube respectivamente y G la constante gravitatoria.

Por otra parte, asumiendo que la energía cinética total interna de la nube es:

$$K = \frac{3}{2} NkT \quad (1.3)$$

siendo N el número total de partículas, k la constante de Boltzmann y T la temperatura. Sustituyendo estas expresiones en la ecuación del teorema del virial, tras reorganizar términos y tomar

$$R_c = \left\{ \frac{3}{4} \frac{M_c}{\pi \rho_0} \right\}^{1/3} \quad (1.4)$$

obtenemos la expresión del criterio de Jeans:

$$M_c > M_j \quad (1.5)$$

$$M_j \simeq \left\{ \frac{5kT}{G\mu m_H} \right\}^{3/2} \left\{ \frac{3}{4\pi\rho_0} \right\}^{1/2} \quad (1.6)$$

siendo μ el peso molecular medio, m_H la masa del átomo de hidrógeno, ρ_0 la densidad del gas y M_j la Masa de Jeans, entendiéndose esta última como la masa mínima necesaria para que se produzca un colapso espontáneo en la nube.

1. INTRODUCCIÓN

1.1.b Colapso Clásico

Si el criterio de Jeans se verifica, entonces la nube molecular comenzará a colapsar. Es importante hacer notar nuevamente que este criterio está basado en la ausencia de rotación, turbulencia y campos magnéticos así como en el hecho de que debe existir una presión externa sobre la nube debida al material interestelar de los alrededores.

Uno de los primeros cálculos del colapso gravitacional de un núcleo bajo estas condiciones, no rotante, no magnético, y esféricamente simétrico fue llevado a cabo por Larson (1969). Durante la primera parte del colapso el material de la nube se encuentra fundamentalmente en caída libre. Durante esta fase la nube es ópticamente delgada, con lo que la energía potencial gravitatoria liberada durante la compresión es irradiada al exterior por las partículas de polvo y por lo tanto esta no se añade a la presión térmica, encontrándonos ante un colapso inicial isoterma.

Si se considera la densidad inicial de la nube de gas esférica como uniforme, en esta fase de contracción en caída libre isoterma todas las partes de la nube tardan el mismo tiempo en colapsar y la densidad aumentará de la misma manera y a la misma velocidad en todos los puntos, produciéndose lo que se conoce como *Colapso Homogéneo*.

Sin embargo, puede ocurrir que en el momento inicial del colapso, la nube esté de alguna manera más condensada en el centro. Esto implicaría que las partes más centrales de la nube colapsarán más rápidamente que las externas, aumentando la densidad central a mayor velocidad que la densidad exterior y produciéndose gradientes de presión. De esta forma las partes externas colapsarían después de ser alcanzadas por una onda de propagación en dirección contraria a la del colapso, a la velocidad del sonido. Este escenario se conoce como *Colapso Dentro-Fuera* y fue desarrollado por Shu (1977).

1.1.c Fases del colapso clásico

Se pueden describir distintas fases con diferentes características durante la evolución del colapso:

- *Fase de caída libre.* A densidades por debajo de los 10^{-13} g cm⁻³, el colapso es isoterma y la materia cae en una escala de tiempo de caída libre (entendiendo esta escala como el tiempo que tardaría un cuerpo en colapsar bajo su propia atracción gravitatoria suponiendo la ausencia de cualquier fuerza que se opusiese a este colapso). Sin embargo, esta escala de tiempo es menor en la parte central que en el exterior debido a que inicialmente la densidad en esa región es ligeramente mayor (*Colapso Dentro-Fuera*) por lo que la densidad aumenta también de una forma más rápida en esa zona. El enfriamiento en esta fase es llevado a cabo principalmente por las moléculas de hidrógeno y el polvo existentes en la nube emitiendo en longitudes de onda infrarrojas.
- *Fase de formación inicial de un núcleo.* Una vez que la densidad central supera los 10^{-13} g cm⁻³, el colapso deja de ser isoterma, ya que las regiones más internas comienzan a ser ópticamente gruesas y la energía procedente de la compresión no puede ser radiada hacia el exterior, por lo que comienza a convertirse en un colapso adiabático. Esto produce un aumento en la presión

interna y en la temperatura reduciendo la velocidad del colapso en las zonas centrales. Llegados a este punto, la región central se encuentra prácticamente en equilibrio hidrostático con un radio aproximado de unas 5 UA. Este primer objeto central es lo que se conoce como *Protoestrella* y contiene solamente una pequeña fracción de la masa inicial de la nube.

- *Fase de Opacidad.* A medida que la temperatura interna va creciendo y alcanza los 2000K, las moléculas de hidrógeno comienzan a disociarse dando lugar a que el primer exponente adiabático caiga por debajo de su valor crítico de $4/3$. Como resultado el gradiente de presión interna no es lo suficientemente elevado para contrarrestar la creciente fuerza gravitatoria y se produce un segundo colapso. Cuando se alcanza una temperatura de unos 10000K y una densidad de $10^{-2} \text{ g cm}^{-3}$, la fracción de hidrógeno ionizado ha aumentado lo suficiente como para producir una nueva caída del primer exponente adiabático dando lugar a un nuevo colapso. Estos ciclos de contracción vuelven a repetirse para el caso de la primera y segunda ionización del He a medida que la temperatura y la presión van aumentando, permitiendo la progresiva contracción de la nube. Todos estos procesos de ionización van aumentando progresivamente la opacidad de la protoestrella hasta que esta se convierte en un plasma ionizado ópticamente grueso. En ese momento la energía potencial gravitatoria liberada durante el colapso es emitida en el infrarrojo como radiación de cuerpo negro.
- *Fase de acreción.* A partir de este momento la protoestrella entra en la fase principal de acreción. Este punto de inicio de la fase de acreción se conoce como *Edad cero* de una estrella. En algún punto posterior de esta fase se comienza a desarrollar un disco de acreción y es cuando se puede verificar observacionalmente la existencia de la protoestrella.

1.1.d Fragmentación durante el colapso

Muchas de las nubes moleculares existentes en el Universo exceden ampliamente el límite de Jeans como para comenzar a colapsar dando lugar a una protoestrella. Esto podría llevarnos a pensar que las estrellas pueden formarse con unas masas increíblemente grandes, llegando incluso a alcanzar la masa original de la nube progenitora. Sin embargo, las observaciones muestran que esto no es así. Al contrario, parece que las estrellas tienden a formarse en grupos de diferentes tamaños, desde sistemas binarios hasta cúmulos que contienen cientos o miles de estrellas.

¿Qué produce la fragmentación de la nube molecular en distintos núcleos de condensación y su posterior contracción de forma independiente?

Como ya se ha comentado, la primera fase del colapso (fase de caída libre) se produce de forma isoterma, es decir la temperatura se mantiene prácticamente constante mientras que la densidad central de la nube se incrementa varios órdenes de magnitud. Según la ecuación 1.6, que expresa la masa de Jeans, si esto es así la masa mínima para que se produzca el colapso decrece. Por lo tanto, una vez que se inicia el colapso de la nube cualquier inhomogeneidad en la densidad local de esta, dará lugar a que zonas distintas de la nube satisfagan el criterio de Jeans independientemente y comiencen a colapsar localmente, formándose una gran cantidad de núcleos diferentes.

1. INTRODUCCIÓN

Sin embargo, en el Universo vemos estrellas que se han formado con masas muy diferentes y en un rango muy amplio de estas, por lo que debe de existir un punto en el cual esta fragmentación en cascada se detiene.

Esto ocurre cuando cada uno de esos diferentes núcleos entran en la segunda fase del colapso, la fase de opacidad. Como se ha visto, llegado a ese punto, el colapso deja de ser isoterma para pasar a ser adiabático. Debido al aumento en la opacidad que evita que la energía pueda ser transportada al exterior de una forma eficiente, la temperatura interna comenzará a aumentar. Este aumento de la temperatura provocará un aumento en la masa de Jeans, deteniéndose la fragmentación local de cada núcleo. A partir de ahí, cada núcleo de densidad formado previamente en la fase de caída libre colapsará independientemente dando lugar a diferentes protoestrellas.

1.1.e Colapso no clásico. Rotación y campos magnéticos

Hasta ahora se ha descrito únicamente el caso del colapso clásico de una nube molecular, en el que únicamente las presiones térmica y gravitatoria entran en juego para definir la dinámica del colapso. Sin embargo, estos dos factores por sí solos no son capaces de explicar algunos de los fenómenos y estructuras observados en las estrellas en formación como son los discos de acreción, flujos de materia hacia el exterior y diversos efectos producidos por los campos magnéticos.

El hecho de introducir efectos como la rotación y los campos magnéticos no cambia las fases descritas anteriormente para el colapso de una nube molecular, es decir, estos efectos no evitan el colapso una vez que el núcleo de densidad alcanza las condiciones críticas iniciales, pero sí van a tener una influencia decisiva en la dinámica del gas en caída hacia el núcleo. Mientras que aún no está muy claro como la rotación y los campos magnéticos afectan a las tasas de acreción, sí está bien establecido que, si se tienen en cuenta estos dos factores, es necesario abandonar los modelos de colapso con simetría esférica. De hecho, hoy en día, prácticamente todos los cálculos adoptan modelos con simetrías axiales ya que pueden explicar adecuadamente la formación de los discos de acreción observados e incluso los efectos de pérdida de masa.

1.2 Evolución en la Presecuencia Principal

1.2.a Modelo de Hayashi-Nakano

Hayashi & Nakano (1965) fueron los primeros en investigar de forma minuciosa la dinámica de contracción de una protoestrella de $1 M_{\odot}$. En su modelo supusieron el caso del colapso homogéneo durante toda la fase de caída libre en la que la contracción es isoterma. Cuando se alcanza la densidad central de $10^{-13} \text{ g cm}^{-3}$ demostraron que la opacidad aumenta de una manera tan rápida que la difusión de la radiación hacia el exterior no es eficiente como para evacuar el calor generado durante la progresiva contracción. Se establece así un gradiente de temperaturas entre las zonas más internas del núcleo protoestelar y la superficie, activándose un mecanismo adicional de transporte de energía, la convección. Las corrientes convectivas transportan así el calor del núcleo hacia la superficie, produciéndose también una mezcla intensiva de la materia. Cuando estos gases más calientes llegan a la superficie (con una temperatura y una presión menor que la del interior) se expanden adiabáticamente, de manera que la convección no solo actúa como un mecanismo eficiente del transporte de energía

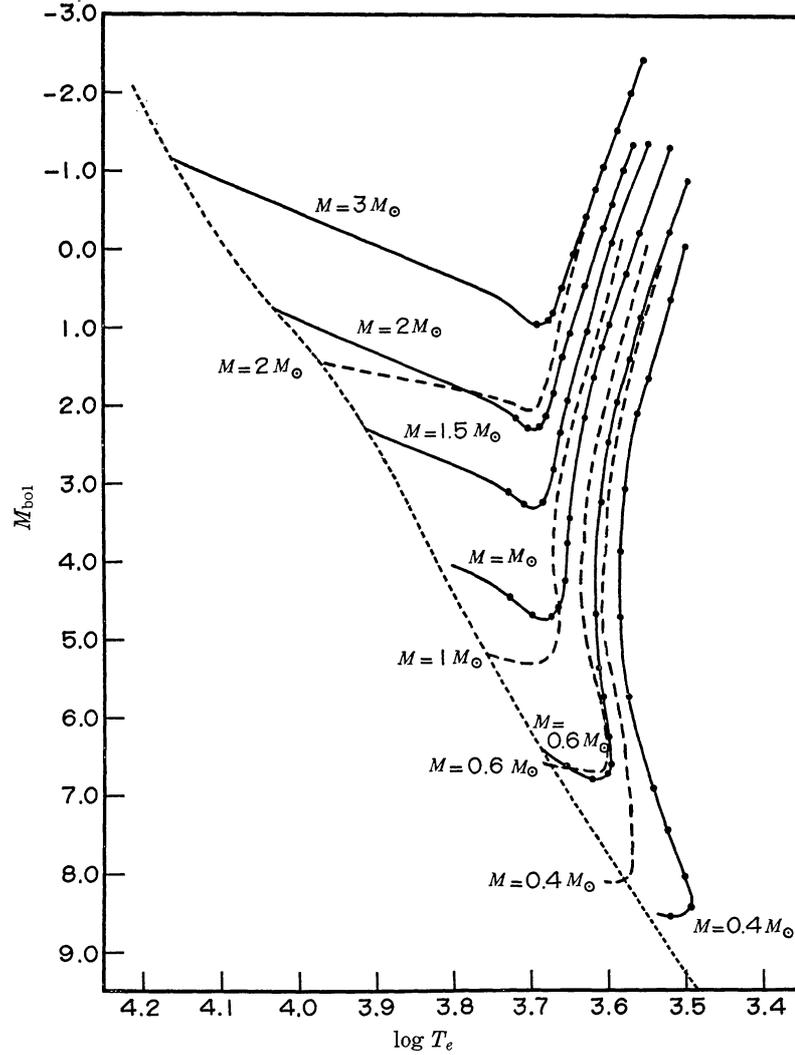


Figura 1.2: Trazas evolutivas de estrellas en contracción gravitatoria calculadas por Hayashi & Nakano (1963) (líneas a trazos) y Hayashi (1965) (líneas continuas). La línea discontinua representa la ZAMS empírica (ver más adelante, sección 1.2.d) dada por Sandage (1962).

sino que transforma la distribución de presión, temperatura y densidad en una distribución adiabática. Comienza así la denominada fase adiabática, que transcurre durante la segunda y tercera fase del colapso clásico descrito en la sección anterior.

Hayashi demostró que cualquier estrella con una determinada masa y radio posee una temperatura efectiva mínima y que existen zonas en el diagrama HR de inestabilidad que delimitan la evolución de una protoestrella. Estas zonas de inestabilidad son áreas del diagrama HR donde el valor del primer exponente adiabático se aparta del rango de estabilidad. El hecho de considerar que las protoestrellas de masas menores a dos masas solares poseen interiores completamente convectivos implica que en su interior los gradientes de temperatura se aproximan mucho al comportamiento adiabático y que desviaciones importantes de esta condición no serían capaces de mantener el equilibrio hidrostático.

1. INTRODUCCIÓN

De esta forma, se encuentra una relación entre la luminosidad y la temperatura efectiva que traza una línea prácticamente vertical en el diagrama HR para una determinada masa estelar y que se conoce como *traza de Hayashi* (figura 1.2). En realidad, estas trazas no son formalmente caminos evolutivos por los que se desplaza una protoestrella durante su contracción sino que representan asíntotas a las zonas de inestabilidad (o zonas prohibidas) en el diagrama HR. Es decir, la *traza de Hayashi* actúa como una frontera entre los modelos estelares hidrostáticos permitidos y aquellos que están prohibidos. A la derecha de esta, no existe ningún mecanismo que pueda transportar de una forma efectiva la luminosidad de la estrella con unas temperaturas efectivas tan bajas, por lo que en esta región no pueden darse estrellas estables. Por otro lado, a la izquierda de la *Traza de Hayashi* sí se pueden dar los mecanismos necesarios, ya sea la convección o la radiación, para realizar el necesario transporte de energía de las zonas más internas a las zonas más externas de la estrella.

En los últimos años los argumentos expuestos por Hayashi acerca de la convección y la estabilidad han sido estudiados en profundidad por diversos autores. El problema fundamental estriba en la suposición de que las distintas fases del colapso gravitatorio conducen inevitablemente a la aparición de unas condiciones en el interior de la protoestrella *completamente* convectivas. Así [Wuchterl & Tscharnuter \(2003\)](#), señalan que es particularmente importante tener en cuenta toda la historia evolutiva de la protoestrella durante las fases más tempranas para poder establecer el auténtico punto de partida de dicha evolución. Cualquier diferencia en la historia de la contracción o acreción de una protoestrella de una determinada masa puede llevar a una evolución muy diferente en temperatura efectiva y luminosidad.

1.2.b La línea de nacimiento estelar. Birthline

La denominada *línea de nacimiento estelar*, a partir de ahora **Birthline**, se define como la línea formada por el conjunto de puntos en el diagrama HR en donde las estrellas aparecen por primera vez como objetos ópticamente visibles. Esta línea fue calculada y definida por primera vez por [Stahler \(1983\)](#). Para ello utilizó las teorías sobre protoestrellas existentes combinadas con la visión clásica de la contracción de las estrellas presecuencia principal a lo largo de la *traza de Hayashi*. En particular, su cálculo fue realizado explícitamente para estrellas situadas dentro del rango de masas $0.2 M_{\odot} \leq M \leq 1 M_{\odot}$, utilizando los modelos de colapso protoestelares de [Stahler et al. \(1980a,b, 1981\)](#) y considerando el colapso como esféricamente simétrico a partir de una nube molecular en ausencia de la influencia de campos magnéticos, rotación o turbulencia (figura 1.3). Sorprendentemente, a pesar de todas estas simplificaciones, la *birthline* obtenida coincidía plenamente con las observaciones de estrellas T Tauri de baja masa en la región de formación estelar Taurus-Auriga ([Cohen & Kuhl, 1979](#)). De este modo, la birthline permitió demostrar que las estrellas T Tauri de baja masa se encontraban realmente contrayéndose a lo largo de las trazas convectivas de Hayashi. Además se encontró que la posición de la *birthline* era muy sensible a la tasa de acreción de la envoltura externa sobre el núcleo hidrostático, es decir, tasas de acreción más altas suponían un radio del núcleo hidrostático mayor, dando como resultado neto un desplazamiento de la *birthline* hacia arriba, al cumplirse $L \sim R^2$ a lo largo de una traza convectiva con una temperatura efectiva prácticamente constante.

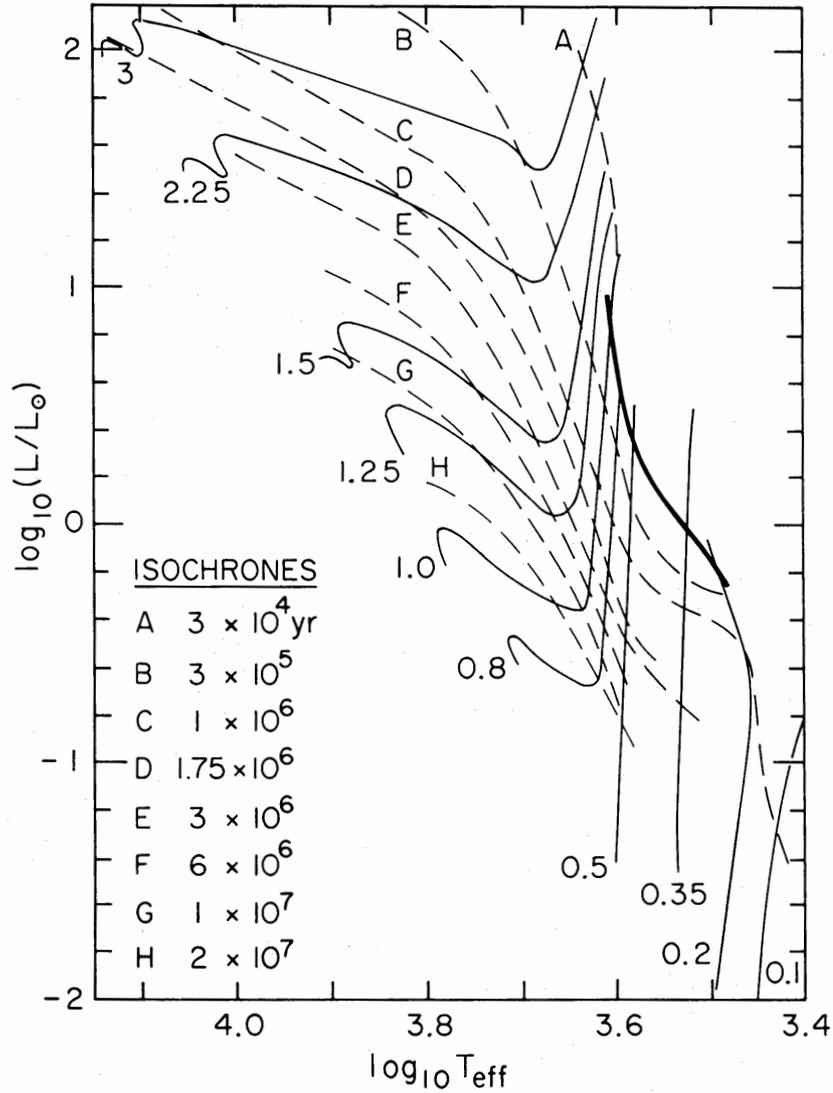


Figura 1.3: Posición de la *birthline* teórica (línea continua gruesa) en el diagrama HR para estrellas de baja masa ($0.2 M_{\odot}$ - $1.0 M_{\odot}$) (Stahler, 1983). Las líneas continuas delgadas indican las *trazas de Hayashi* para los valores de masa indicados (en unidades de M_{\odot}).

La determinación de la *birthline* supone dos aspectos fundamentales de la evolución estelar. El primero es que marca el punto en el cual finaliza el colapso estelar en el que la protoestrella ha alcanzado más o menos su masa final (de ahí que sea tan dependiente de la tasa de acreción de masa). El segundo aspecto fundamental tiene que ver con el hecho de que observacionalmente no debería encontrarse ninguna estrella presecuencia principal (PMS) visible con temperaturas efectivas y luminosidades por encima de dicha línea.

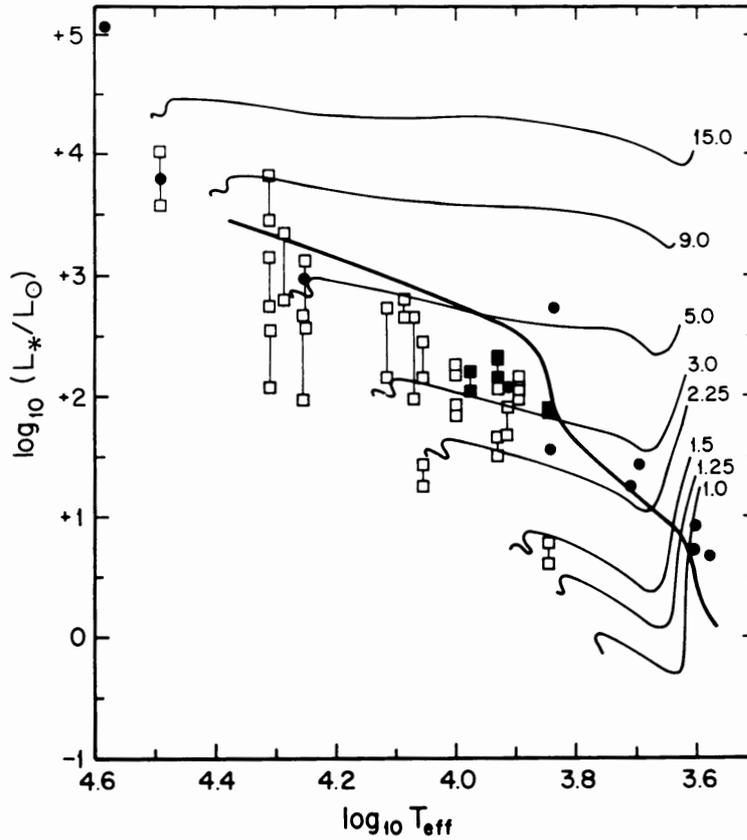


Figura 1.4: Posición de la *birthline* (Palla & Stahler, 1990). La *birthline* es la línea sólida que cruza las trazas PMS de Iben (1965) (líneas delgadas). Cada traza corresponde a estrellas con diferentes masas en unidades de masas solares. Los cuadrados corresponden a las estrellas Herbig Ae/Be observadas por Finkenzeller & Mundt (1984) y los círculos y cuadrados rellenos a los objetos observados por Levreault (1988).

1.2.c La línea de nacimiento para estrellas de masa intermedia

Ya en su artículo, Stahler (1983) señalaba la necesidad de comprobar si los buenos resultados obtenidos para el caso de las estrellas T Tauri de baja masa se mantenían cuando estos mismos cálculos de la *birthline*, basados en los modelos de Stahler et al. (1980a,b, 1981), se extendían al caso de estrellas con masas mayores.

Palla & Stahler (1990, 1991, 1992, 1993) calcularon la posición de la *birthline* para estrellas de masa intermedia, combinando las trazas evolutivas de estrellas presecuencia principal de Iben (1965) con las relaciones teóricas de masa-radio para el caso de protoestrellas con acreción (figura 1.4). En el caso de estrellas de baja masa, tanto su estructura como su evolución están dominadas por el transporte de energía mediante la convección como ya se ha visto (Hayashi, 1961). Dada una estrella de masa M_* y radio R_* , la energía L_{rad} que puede transportar radiativamente por unidad de tiempo es:

$$L_{rad} = L_0 \left\{ \frac{M_*}{M_\odot} \right\}^{11/2} \left\{ \frac{R_*}{R_\odot} \right\}^{-1/2} \quad (1.7)$$

en donde el valor de L_0 depende de la estructura de la estrella (Cox & Giuli, 1968).

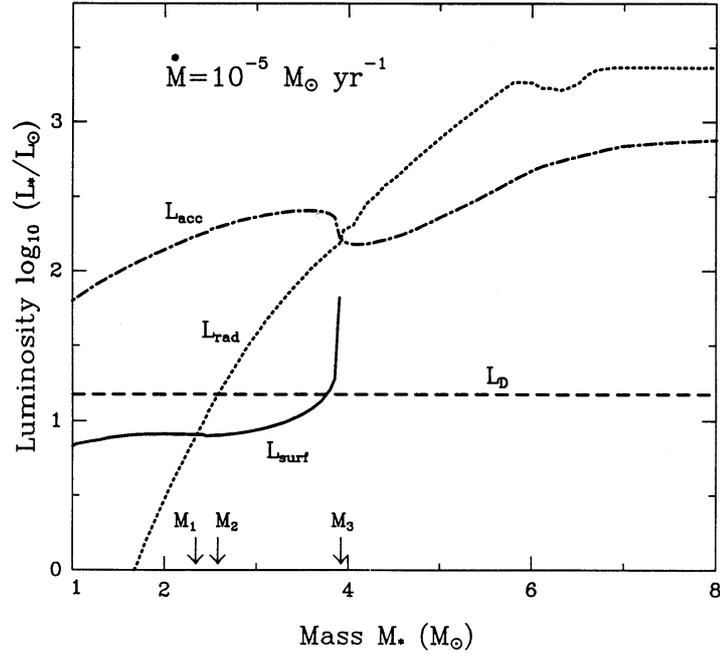


Figura 1.5: Relación entre las masas y luminosidades de protoestrellas acretando con una tasa de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ (Palla & Stahler, 1992). En la figura se observa en función de la masa estelar: la luminosidad procedente de la acreción (L_{acc}), la luminosidad transportada por radiación (L_{rad}), la luminosidad superficial (L_{surf}) y la energía liberada por la quema de Deuterio (L_D). Las flechas en el eje horizontal marcan los puntos (M_1 , M_2 y M_3) en los que L_{rad} interseca L_{surf} , L_D y L_{acc} , respectivamente.

Por otra parte, la luminosidad que una estrella con una temperatura efectiva determinada puede radiar al espacio es:

$$L_{surf} = 4\pi R_*^2 \sigma T_{ef}^4 \quad (1.8)$$

En el caso de estrellas de baja masa la tasa de energía radiada el exterior desde la superficie es mayor que aquella que es aportada desde el interior por transporte radiativo, es decir, $L_{surf} > L_{rad}$ por lo que estas estrellas se convierten rápidamente en inestables convectivamente. El mecanismo de convección es, por tanto, el encargado de transportar la mayor parte de la energía desde el interior a la superficie cumpliéndose que:

$$L_{surf} = L_{con} + L_{rad} \quad (1.9)$$

Sin embargo, debido a la gran dependencia de L_{rad} con la masa de la estrella como se observa en la ecuación (1.7), ya para el caso de estrellas con masas modestas L_{rad} puede ser mayor que L_{surf} . En estos casos estas estrellas se comportan como objetos fundamentalmente radiativos pero *térmicamente no relajados* (Stahler, 1989). La tasa de energía transportada desde el interior es mayor que la que la superficie de la estrella puede radiar. De esta manera, una gruesa capa de gas por debajo de la superficie comienza a calentarse, expandiendo la superficie y por tanto aumentando la luminosidad hasta que $L_{surf} = L_{rad}$. Mientras tanto, las partes más internas de la estrella continúan su contracción, dando lugar a lo que se conoce como *contracción cuasiestática no homóloga*.

1. INTRODUCCIÓN

Como criterio cuantitativo se puede comparar L_{rad} con la luminosidad liberada por la acreción en la superficie de la protoestrella siendo esta:

$$L_{acc} = \frac{GM_*\dot{M}}{R_*} \quad (1.10)$$

siendo \dot{M} la tasa de acreción de masa considerada independiente de M_* (Shu, 1977).

Las dos inecuaciones $L_{rad} > L_{surf}$ y $L_{acc} > L_{rad}$ deben de cumplirse si la protoestrella va a contraerse de una forma no homóloga.

Palla & Stahler (1993) llegan a la conclusión de que este proceso de relajación térmica, así como el consecuente aumento de la luminosidad superficial, ocurre únicamente dentro de un determinado rango de masas (figura 1.5). Este rango de masas fue calculado teniendo en cuenta la relación de las distintas luminosidades en función de la masa de la protoestrella, tomando una tasa de acreción constante de $10^{-5} M_{\odot}$ año⁻¹, y L_{surf} como la luminosidad de la superficie de la estrella justo al final de la fase de acreción. Así, obtienen que la condición $L_{surf} = L_{rad}$ se cumple con una masa $M_1 = 2.4 M_{\odot}$. Por otro lado $L_{acc} = L_{rad}$ se cumple para una masa $M_3 = 3.9 M_{\odot}$. En el caso de estrellas PMS con $M_* > M_3$, la temperatura efectiva aumenta de forma que se cumpla en todo momento $L_{rad} = L_{surf}$, produciéndose una *contracción homóloga*, es decir, todas las capas interiores de la estrella pierden calor. En el diagrama HR, este tipo de estrellas más masivas siguen una trayectoria prácticamente horizontal como fue descrito por primera vez por Henyey et al. (1955).

Parece por tanto que la evolución de las estrellas PMS de masa intermedia se encuentra mucho más vinculada a las condiciones iniciales marcadas durante su fase protoestelar que en el caso de las estrellas de baja masa. En estas últimas, la convección homogeneiza rápidamente la distribución de entropía del interior, mientras que en el caso de estrellas más masivas, estas solo alcanzan un estado de relajación térmica tras un proceso mucho más lento de difusión radiativa.

Como en el caso de las estrellas de baja masa, la quema de Deuterio interestelar va a jugar un papel importante en la determinación del radio protoestelar (Stahler, 1988), aunque este papel va a ser progresivamente menos significativo para el caso de estrellas cada vez más masivas. La quema de Deuterio en Helio producirá la inestabilidad convectiva de la estrella si la energía liberada por la fusión por unidad de tiempo, L_D , es mayor que L_{rad} . En el caso de protoestrellas de aproximadamente $1 M_{\odot}$ o más, el deuterio se quema a la misma velocidad que es acregado de la nube primordial, por lo que:

$$L_D = \dot{M}\delta \quad (1.11)$$

siendo δ la energía de fusión liberada por el Deuterio por unidad de masa.

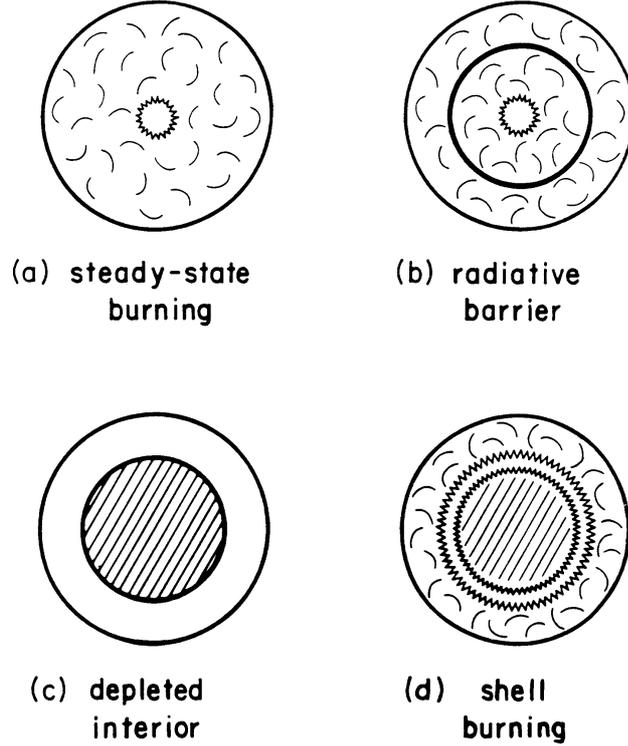


Figura 1.6: Esquema de la quema de deuterio en protoestrellas (Palla & Stahler, 1990). (a) A bajas masas el Deuterio acretado es transportado al centro de la estrella por los remolinos de la convección. (b) En un determinado momento, aparece una barrera radiativa, cortando el suministro de Deuterio al centro de la estrella. (c) La región central estelar agota pronto el Deuterio y pasa a un estado radiativo estable. (d) A masas mayores, el Deuterio entra en ignición en capa justo por encima de la región radiativa estable.

Se pueden distinguir cuatro fases bien diferenciadas en el proceso de quema de Deuterio interestelar (Palla & Stahler, 1990). Para el caso de una estrella de aproximadamente $1 M_{\odot}$, la quema de Deuterio se produce cerca del centro manteniendo la estrella completamente convectiva. El Deuterio recién acretado es transportado rápidamente al centro de la estrella por los remolinos de la convección estableciéndose una situación de quema de Deuterio continuada (figura 1.6 (a)).

A medida que la estrella va aumentando su masa, la temperatura interior aumenta también lentamente produciéndose en un determinado momento una caída en la opacidad. Llegado a un cierto punto, la quema de deuterio no es suficiente para mantener la estrella completamente convectiva. Esta transición de estabilidad convectiva a estabilidad radiativa se manifiesta por primera vez con la aparición de una barrera interna radiativa (figura 1.6 (b)). Esta barrera radiativa, estable frente a la convección, impide que el Deuterio acretado sea transportado ya al interior de la estrella. Esto produce que la porción de la estrella que queda en el interior de esta barrera consuma rápidamente el deuterio que quedaba, volviéndose estable radiativamente. Las capas por encima de la barrera radiativa aún disponen de un aporte de Deuterio, sin embargo se encuentran aún demasiado frías para que se produzca la ignición del mismo (figura 1.6 (c)).

1. INTRODUCCIÓN

Aún así, el progresivo aumento de masa de la estrella produce inevitablemente el aumento de la temperatura en estas regiones externas a la zona central radiativa, y cuando la temperatura alcanza aproximadamente unos 10^6K el Deuterio comienza a quemarse en capa (figura 1.6 (d)). Esta nueva quema de deuterio en capa mantiene de nuevo la convección en las capas más externas de la estrella. Aunque esta fuente de energía persiste mientras la estrella continúe acretando, esta capa se va desplazando progresivamente hacia la superficie a medida que la luminosidad producida por la quema del Deuterio se vaya haciendo insignificante en relación a la energía aportada radiativamente desde el interior procedente de la contracción gravitatoria.

Para una estrella PMS de una determinada masa, la cantidad de deuterio y su distribución dependerá de la cantidad adquirida durante su fase de acreción como protoestrella. Así, suponiendo una tasa de acreción de $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y una concentración interestelar estándar de deuterio de $[D/H] = 2.5 \times 10^{-5}$ (Geiss & Reeves, 1981), la masa a la cuál aparece por primera vez la barrera radiativa es $M_2 = 2.44 M_{\odot}$ (Palla & Stahler, 1993). A partir de ese momento, el deuterio del interior es rápidamente consumido formándose un núcleo radiativo y dando lugar a una frontera radiativo-convectiva. Para una masa $M_{*} \simeq 3.9 M_{\odot}$, esta frontera se ha desplazado prácticamente a la superficie, donde continuará quemándose progresivamente el deuterio hasta su agotamiento.

Teniendo todo esto en cuenta, Palla & Stahler (1993) consideran de forma separada el caso de estrellas completamente convectivas de aquellas con interiores radiativos.

- *Estrellas completamente convectivas.* Estrellas con $M_{*} < M_1$ son completamente convectivas debido al enfriamiento superficial ($L_{surf} > L_{rad}$) en el momento en que aparecen por primera vez como objetos ópticamente visibles. Para el caso de una tasa de acreción de $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, el valor de M_1 es muy cercano al valor M_2 (en el que aparece por primera vez la barrera radiativa) lo que implica que las estrellas que son completamente convectivas como protoestrellas debido a la quema de deuterio en el interior se mantienen en dicho estado durante un tiempo a partir del final de la fase de acreción, es decir, ya en su fase PMS. Por lo tanto, durante ese tiempo estas estrellas seguirán aún las trazas convectivas originalmente calculadas por Hayashi (1961) aunque con unos radios mucho menores que los calculados por las teorías clásicas de evolución PMS del momento y por tanto también con unos tiempos mucho menores en dicha fase.

En particular para una estrella de $2 M_{\odot}$ (valor muy cercano al crítico M_1) calcularon que esta se contraería como un objeto completamente convectivo durante sólo 1.1×10^4 años antes de que se estableciese un núcleo radiativo en su interior y comenzase su contracción no homóloga. En el caso de una estrella de $1.5 M_{\odot}$ sin embargo, el estado completamente convectivo y la contracción homóloga se extendería hasta los 3×10^6 años antes de que se formase el núcleo radiativo.

- *Estrellas parcialmente convectivas.* Es en este tipo de estrellas con regiones centrales radiativas, pero con capas convectivas por debajo de la superficie debido a la quema de deuterio, donde los cálculos realizados por Palla & Stahler (1991, 1992, 1993) difieren en mayor medida de los obtenidos por la teoría clásica de evolución presecuencia principal hasta ese momento. Estas estrellas son aquellas que poseen una masa comprendida entre M_2 y M_3 para una tasa de acreción de

$\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y se encuentran contrayéndose de una forma no homóloga. En este rango, cuando la estrella aparece por primera vez como un objeto visible, es decir, una vez que ha terminado su fase de acreción como protoestrella, es sublumínosa. No solamente abandona la tradicional traza convectiva de Hayashi, sino que aparece por debajo del final de esta.

La razón de este comportamiento se debe a que la distribución interna de entropía hace que la temperatura superficial sea la característica de una estrella completamente convectiva, pero en este caso con un radio mucho menor (Stahler, 1989). En este punto comienza la contracción no homóloga de la estrella, como ya se ha comentado anteriormente, produciendo una expansión de las capas más superficiales por el calentamiento de las capas inmediatamente inferiores, aumentando el radio y la temperatura efectiva, y por tanto la luminosidad. De acuerdo con los cálculos realizados para el caso de una estrella de $3.5 M_{\odot}$, la luminosidad superficial aumenta durante los primeros 1.2×10^5 años hasta que el radio de la estrella alcanza su valor máximo de $7.2 R_{\odot}$, momento en el que se alcanza la relajación térmica y la estrella se incorpora a la traza radiativa convencional en el diagrama HR.

- *Estrellas completamente radiativas.* Las estrellas con una masa $M_* \geq M_3$, experimentarán también una contracción no homóloga, con una fase de relajación térmica y una expansión de su superficie. Mientras, la zona convectiva se va desplazando hacia la superficie como en el caso anterior. Sin embargo, para este tipo de estrellas este proceso se produce enteramente durante la fase de protoestrella, es decir, antes de alcanzar la *birthline* y aparecer como una estrella presecuencia principal ópticamente visible. Las estrellas PMS descendientes de estas protoestrellas serán, por tanto, completamente radiativas y se encontrarán en un estado de relajación térmica. En el diagrama HR aparecen inmediatamente siguiendo las trazas radiativas convencionales. Para una tasa de acreción de $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, los cálculos establecen un límite superior de $8.0 M_{\odot}$. Estrellas más masivas que este límite comienzan ya su quema de hidrógeno mediante el ciclo CN durante su fase de protoestrellas, por lo que no exhiben una fase presecuencia principal y una vez que aparecen por primera vez como objetos ópticamente visibles se encuentran ya en la Secuencia Principal.

Es importante resaltar la importancia fundamental que tiene la influencia de la tasa de acreción protoestelar en la posición de la *birthline* en el diagrama HR, así como sus consecuencias. Palla & Stahler (1992) estudian en profundidad los efectos que produce en la secuencia evolutiva de una estrella el hecho de considerar distintas tasas de acreción protoestelares. En particular realizan estos cálculos para el caso de tasas de acreción de $\dot{M} = 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, $\dot{M} = 3 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ y $\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$. En todos los casos la protoestrella muestra las mismas fases evolutivas que se han descrito anteriormente: convección completa, aparición de una barrera radiativa, quema en capa del deuterio, rápida expansión de las capas superficiales de la estrella, contracción gravitatoria de las capas más internas y finalmente quema central de hidrógeno. El efecto fundamental que produce el aumento de la tasa de acreción es el de desplazar la posición de la *birthline* hacia arriba en el diagrama HR.

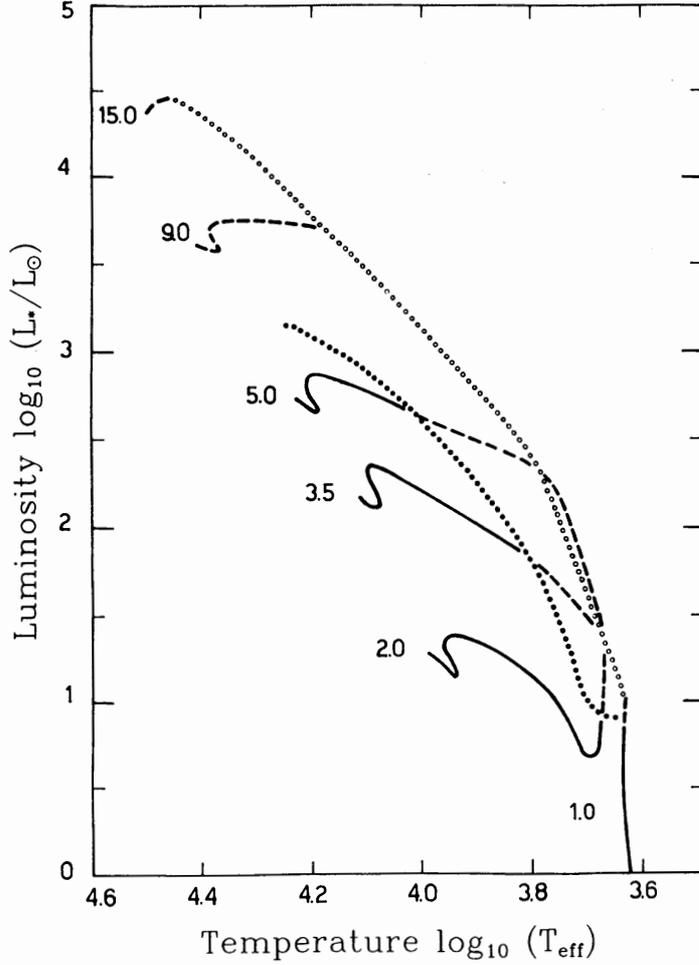


Figura 1.7: Efecto de la tasa de acreción en la fase evolutiva PMS en el diagrama HR (Palla & Stahler, 1993). Línea de círculos: *birthline* calculada con $\dot{M}=10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$. Línea de puntos: *birthline* calculada con $\dot{M}=10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$.

Estos mismos autores, estudiando el comportamiento de las diferentes luminosidades (L_{rad} , L_{surf} , L_{acc} , L_D) en la fase protoestelar, pero con una tasa de acreción $\dot{M} = 10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$, obtuvieron que, debido a que las protoestrellas evolucionaban a una velocidad mayor, tendrían unos radios mayores, y cada uno de los eventos cruciales en su evolución descritos anteriormente se pospondría hacia valores de masas mayores. En particular M_1 , M_2 y M_3 se desplazarían a valores de 3.4, 4.3 y 5.9 M_\odot , respectivamente. Por tanto, el intervalo de masas en los que se produce ahora la relajación térmica se encuentra entre 3.4 y 5.9 M_\odot . Además, como resultado de este desplazamiento en el intervalo de masas, con esta tasa de acreción más rápida, la fase visible de estrellas presecuencia principal es posible hasta masas tan grandes como 15 M_\odot , a diferencia del límite superior de 8 M_\odot calculado con una tasa de $\dot{M} = 10^{-5} M_\odot \text{ año}^{-1}$ (figura 1.7).

1.2.d Edad cero en la Secuencia Principal. ZAMS

La edad cero en la Secuencia Principal (ZAMS, *zero-age main sequence*) se define como el punto final de la evolución PMS. Representa el primer momento en el que la energía generada por reacciones nucleares en el interior estelar compensan *completamente* la energía radiada al exterior por la fotosfera estelar. Para que esto suceda, el interior de una estrella PMS evolucionada tiene que alcanzar suficiente temperatura no solamente para comenzar la quema de hidrógeno, sino que esta se produzca de forma predominante a través del ciclo CN, lo que requiere temperaturas por encima de los 15 millones de grados Kelvin. En particular, la ZAMS marca el punto en el que *la contracción se detiene* y el C^{12} , C^{13} y N^{14} alcanzan el equilibrio (Palla & Stahler, 1990).

1.2.e Formación estelar de estrellas masivas

Sin embargo, el concepto de ZAMS para estrellas masivas no está muy claro aún, ya que, como se ha visto, estas estrellas continúan en su fase principal de acreción cuando comienzan a quemar de forma estable el hidrógeno de su interior.

El principal problema reside en que la presión de radiación comienza a ser significativa ya en protoestrellas de masa intermedia, pudiendo frenar la acreción. Aún así la caída del gas no se llega a detener completamente mientras la componente de la luminosidad debida a la acreción, L_{acc} , domine la luminosidad total de la protoestrella. Esto es así, ya que cualquier retardo en la caída del gas disminuye \dot{M} , y por tanto L_{acc} , lo que de nuevo produce un aumento del flujo de caída. De esta forma, \dot{M} oscila fuertemente pero sin detenerse realmente en ningún caso (Yorke & Kruegel, 1977). Esta interacción entre la presión de radiación y el flujo de caída de materia se termina una vez que la luminosidad procedente del interior de la protoestrella, L_{int} , domina sobre L_{acc} . En el caso de las estrellas masivas, L_{int} , procede de la fusión de hidrógeno más que de su contracción, aunque su valor puede escalar aún como $M_*^{11/2} R_*^{-1/2}$. A partir de ese momento el efecto de frenado en la caída de material desde la envoltura se incrementa rápidamente con la masa.

Wolfire & Cassinelli (1987) analizaron la dinámica de caída de material en estrellas con masas superiores a $60 M_\odot$, encontrando que la caída de material se revierte a menos que la tasa de acreción \dot{M} se incremente de forma arbitraria al menos hasta $10^{-3} M_\odot \text{ año}^{-1}$. Nakano (1989) y Norberg & Maeder (2000) señalan que las tasas de acreción del orden de 10^{-5} a $10^{-4} M_\odot \text{ año}^{-1}$ explican muy bien la formación de estrellas de baja masa pero que dichos valores fallan al intentar explicar la formación de estrellas masivas, ya que dichas tasas implicarían que estas estrellas abandonasen la ZAMS antes de que estuvieran completamente formadas. Sin embargo, cómo conseguir las condiciones físicas que permitiesen unas tasas de acreción tan altas, no está aún claro del todo. Sin embargo, calculos recientes (Osorio et al., 1999) estiman que estrellas de hasta $\sim 30 M_\odot$ pueden formarse siguiendo este proceso de acreción de materia.

Por otra parte, otro posible escenario completamente diferente basado en el crecimiento por coalescencia en núcleos densos moleculares ha sido propuesto como alternativa en la formación de estrellas masivas (Bonnell et al., 1998).

1. INTRODUCCIÓN

[Stahler et al. \(2000\)](#) estudian también esta última posibilidad como alternativa a la formación de estrellas masivas y señalan que, a pesar de que existe un gran número de problemas teóricos por resolver antes de obtener un modelo de coalescencia completamente cuantitativo, la comprensión del mecanismo de formación de estrellas masivas requiere abandonar las ideas tradicionales basadas en los mismos mecanismos de formación de estrellas de baja masa.

Actualmente existen tres descripciones acerca de la formación de estrellas masivas: colapso monolítico y acreción, acreción competitiva, y fusiones estelares ([Zinnecker & Yorke, 2007](#)).

A pesar de que por el momento no existe un esquema claro de evolución para estrellas masivas, en los últimos años sí se han identificado observacionalmente diferentes fases del mismo ([Menten et al., 2005](#); [van der Tak & Menten, 2005](#)).

1.3 Clasificación de estrellas Presecuencia Principal

[Lada & Wilking \(1984\)](#) estudiaron las distribuciones espectrales de energía (SED, *spectral energy distribution*) de diferentes fuentes infrarrojas en el interior de la nube de Ofiuco en el rango de longitudes de onda entre 1-100 μm . Encontraron que dichas fuentes podían ser clasificadas morfológicamente en función del perfil mostrado en su distribución espectral de energía. [Lada \(1987\)](#) propone tres clases diferentes como esquema general para la clasificación de fuentes infrarrojas.

La base de su clasificación reside en el grado de exceso de energía en la región de longitudes de onda largas respecto a la emisión estelar de cuerpo negro. Para ello se define el **índice espectral** como:

$$\alpha_{IR} = d\log(\lambda F_\lambda) / d\log\lambda \quad (1.12)$$

entre las longitudes de onda de 2.2 y 25 μm . Atendiendo al valor cuantitativo de este índice se tiene (figura 1.8):

- *Clase I.* Estas fuentes se caracterizan por tener distribuciones espectrales de energía muy ensanchadas respecto a las producidas por un cuerpo negro lo que sugiere la presencia de grandes cantidades de polvo circunestelar. Sus índices espectrales tienen valores positivos $\alpha_{IR} > 0$. Estas fuentes se supone que son protoestrellas relativamente evolucionadas con discos circunestelares y envolturas.
- *Clase II.* Fuentes con índices espectrales $-1.5 < \alpha_{IR} < 0$. Sus SED se encuentran también ensanchadas con respecto a las de un cuerpo negro, mostrando un exceso de IR. Sin embargo su pendiente negativa indica que la cantidad de material circunestelar en la que se hayan envueltas es considerablemente menor que en el caso de las fuentes de Clase I. En estos casos, las distribuciones espectrales de energía pueden ser modeladas como la contribución de una estrella PMS con un disco circunestelar de polvo (Estrellas T Tauri clásicas).

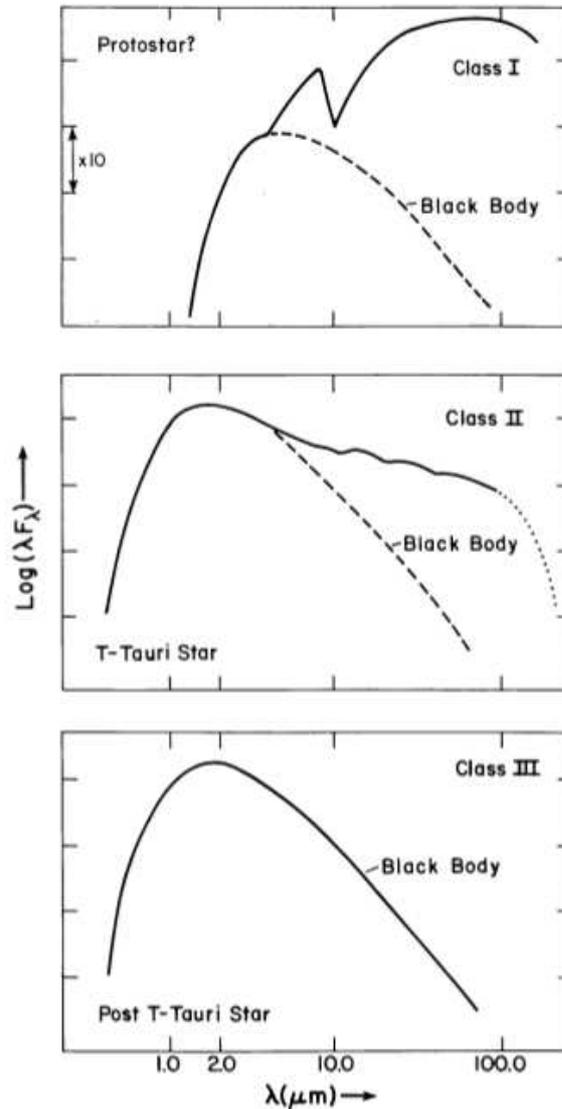


Figura 1.8: Esquema de clasificación propuesto por Lada (1987) para las distribuciones espectrales de energía de objetos estelares jóvenes.

- *Clase III.* Fuentes con índices espectrales $-3 < \alpha_{IR} < -1.5$. Sus SED son muy parecidas a las de un cuerpo negro con una temperatura determinada, o lo que es lo mismo, la observación directa de la fotosfera de una estrella joven. Estas fuentes son claramente visibles en el rango óptico del espectro, presentando muy poca contribución por parte del polvo circunestelar. Se cree por tanto que este tipo de fuentes son estrellas PMS que no acretan ya grandes cantidades de materia circunestelar (estrellas T-Tauri con líneas débiles). Esta pequeña cantidad de materia en el disco circunestelar podría indicar la formación de un sistema planetario en una fase avanzada.

En todos los casos el exceso de infrarrojo se atribuye a emisión térmica producida por el polvo existente en las envolturas circunestelares que poseen este tipo de objetos. Andre et al. (1993) descubrieron otro tipo de fuentes en la nube ρ Oph A que presentaban una fuerte emisión submilimétrica, eran indetectables en longitudes de

1. INTRODUCCIÓN

onda $\lambda < 10 \mu\text{m}$ y estaban caracterizadas por unos valores muy bajos en la relación $L_{\text{bol}}/L_{\text{submm}}$. Esto sugería unas cantidades significativamente mayores de material circunestelar alrededor de estos objetos en comparación con las clases I y II, por lo que propusieron una nueva clase, la *Clase 0*.

Adams & Shu (1985) y Lada (1985) propusieron entender esta clasificación de objetos estelares jóvenes en función de sus distribuciones espectrales de energía, como parte de una secuencia de evolución estelar. De esta forma las fuentes de Clase I serían protoestrellas de baja masa que se encontrarían aún en la fase principal de acreción de masa. En este sentido se podría pensar que las fuentes de Clase I son protoestrellas *relativamente más evolucionadas* y las fuentes de Clase 0 sus primas más jóvenes. Esta suposición vendría justificada por el hecho de que estas últimas poseen unas envolturas más masivas que las primeras. Andre & Montmerle (1994) calcularon las masas circunestelares de una muestra de fuentes de Clase 0 y Clase I basándose en la medida de los flujos integrados de dichas fuentes y en modelos de envoltura para estas dos clases. Los resultados obtenidos fueron unas masas circunestelares máximas de $\sim 0.1 M_{\odot}$ para el caso de fuentes de Clase I y de $\sim 2 M_{\odot}$ para fuentes de Clase 0.

Sin embargo, este esquema evolutivo basado en una clasificación de la distribución espectral de energía (más específicamente, basada en el hecho de si el medio circundante es o no es transparente a ciertos rangos de longitud de onda) se basa en la descripción de la formación de una estrella aislada a partir de una nube molecular.

La realidad es, que las estrellas no se forman de manera aislada, sino en sistemas múltiples y por tanto es de esperar que las diferentes componentes de estos sistemas interactúen entre ellas durante su proceso de formación (Duquennoy & Mayor, 1991; Mathieu, 1994). Es evidente que estas posibles interacciones produzcan intercambios de masa entre ellas y, por lo tanto, que la evolución de cada protoestrella sea muy diferente al caso de una formación aislada. Así por ejemplo, Pfalzner et al. (2008) proponen que encuentros cercanos entre protoestrellas podrían producir estallidos de acreción en una de ellas.

1.3.a Estrellas T Tauri Clásicas

Las estrellas T Tauri fueron descubiertas por primera vez por Joy (1942, 1945, 1949) en la nube molecular de Taurus-Auriga siendo esta clase conocida por su miembro más luminoso, T Tauri. Estas estrellas presentan grandes variaciones de luminosidad de forma irregular y se encuentran asociadas a nebulosas tanto oscuras como brillantes.

Las estrellas T Tauri son generalmente estrellas PMS (Joy, 1945, 1949) de baja masa, con tipos espectrales G, K o M, y temperaturas efectivas entre 3000 y 7000K. En la clasificación SED descrita anteriormente, estas estrellas son clasificadas como *Clase II*, encontrándose su pico de energía entre 1 y $10 \mu\text{m}$ con un moderado exceso de IR cerca de los $100 \mu\text{m}$. Varias búsquedas tanto en el IR como en el submilimétrico de estrellas T Tauri (Cohen et al., 1989; Strom et al., 1989; Beckwith et al., 1990) han determinado que este tipo de estrellas poseen discos circunestelares con tasas de acreción tan altas como $10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ durante breves periodos de tiempo, aunque normalmente estas tasas de acreción son mucho menores, del orden de $10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

Los discos de acreción poseen masas entre 10^{-4} y $1 M_{\odot}$, con una media típica de

$10^{-2} M_{\odot}$. El radio de dichos discos es de ~ 100 UA (Beckwith et al., 1990; Hartmann et al., 1998). A pesar de su escasa masa relativa, el polvo que contienen es capaz de absorber de una forma efectiva tanto la radiación óptica como la ultravioleta procedente de la región central e irradiarla en longitudes de onda más largas desde el IR hasta el radio. Esta reemisión en diferentes longitudes de onda se correlaciona con el radio del disco. Así la emisión en el IR lejano se produce en la zona del disco situada entre 1 y 5 UA mientras que la emisión en submilimétrico y radio se da en las zonas más externas del mismo. El polvo situado en la superficie interna del disco se calienta hasta los 1000K generando una emisión en el infrarrojo entre 3 y 10 μm .

La materia que se mueve más cerca de la superficie estelar es calentada hasta temperaturas muy elevadas, disociándose e ionizándose. El tamaño de esta región depende de la masa estelar pero típicamente se encuentra situada a una distancia aproximada de ~ 0.1 UA. Esta zona se encuentra completamente dominada por la magnetosfera estelar que rompe el disco interior y fuerza al material a fluir hacia las corrientes de acreción y las *columnas de acreción*. En estas *columnas de acreción* el flujo de materia en caída libre es direccionado hacia la superficie estelar por los campos magnéticos. Estos flujos de acreción son los responsables de la aparición de la fuerte emisión en la línea H_{α} de Balmer, característica del espectro de estas estrellas (Hartmann et al., 1994; Muzerolle et al., 2000). Además, este material en caída libre, con velocidades de entre 150 y 300 Km s^{-1} , genera un frente de choque que puede llegar a calentar el plasma hasta los 10^6K produciendo la emisión de rayos X blandos (Kastner et al., 2002). Otras características de este tipo de estrellas es la emisión de las líneas Ca II H y K, la emisión anómala de FeI a $\lambda = 4063$ y 4132 \AA , la emisión prohibida de O I y Si II y la fuerte absorción de Li I a $\lambda = 6707 \text{ \AA}$.

Como hemos visto en la sección anterior, existe otro tipo de estrellas T Tauri que se caracterizan por tener una emisión más débil en H_{α} que en el caso de las T Tauri clásicas y en general unas anchuras equivalentes de sus líneas espectrales menores que 5 \AA (Bertout, 1989). A este tipo de estrellas T Tauri se les conoce como T Tauri *de líneas débiles*. Generalmente no muestran excesos de emisión IR, por lo que en la clasificación SED son clasificadas como fuentes *Clase III*. De esta manera se considera que las estrellas T Tauri de líneas débiles son en general una población de estrellas más evolucionadas que las T Tauri clásicas. Es más, hoy en día es ampliamente aceptado que estas estrellas no siguen acreutando materia desde el disco circunestelar.

El hecho de que las líneas espectrales, especialmente la línea H_{α} de Balmer, sean débiles, indica una dinámica totalmente diferente a la de las estrellas T Tauri clásicas. Esto no quiere decir que las estrellas T Tauri de líneas débiles sean *emisores débiles*, sino que la mayoría de la emisión proviene de la propia superficie estelar y de la actividad coronal, especialmente con emisiones de alta energía. De hecho, las estrellas T Tauri de *líneas débiles* son fuentes de rayos X con una contrapartida óptica que presenta características presecuencia principal. En particular, en estas estrellas, la línea de Li I a $\lambda = 6707 \text{ \AA}$ está presente con anchuras equivalentes mayores que 0.1 \AA .

1. INTRODUCCIÓN

1.3.b Estrellas Herbig Ae/Be

Las estrellas Herbig Ae/Be fueron mencionadas por primera vez como grupo por [Herbig \(1960\)](#). Herbig estudió una muestra seleccionada de 26 estrellas con tipos espectrales Ae y Be asociadas a nebulosas. El criterio de selección se basó en tres puntos:

- La estrella era de tipo espectral A o B con líneas de emisión.
- Se encontraba situada en una región oscurecida.
- La estrella iluminaba una nebulosa brillante en sus alrededores.

Posteriormente se fueron añadiendo miembros a este grupo formado por estas 26 estrellas de la muestra original de Herbig ([Finkenzeller & Mundt, 1984](#); [Herbig & Bell, 1988](#); [The et al., 1994](#); [Vieira et al., 2003](#)).

Sin embargo, el descubrimiento de nuevos objetos que compartían algunas, pero no todas las propiedades propuestas en la definición original de Herbig, hicieron que se desarrollase una nueva definición de estrella Herbig Ae/Be. Por ejemplo, se han descubierto nuevas estrellas Herbig Ae/Be que no se encuentran asociadas a nebulosas y que tampoco se encuentran situadas en regiones de formación estelar ([Bogaert, 1994](#); [Hillenbrand, 1994](#); [Hu et al., 1991](#); [Oudmaijer et al., 1992](#); [Walker & Wolstencroft, 1988](#)).

De esta forma, la definición actual de estrella Herbig Ae/Be se basa en los siguientes criterios:

- Tipo espectral A o B con líneas de emisión.
- Exceso de emisión IR debido a polvo circunestelar tanto frío como caliente.
- Clases de luminosidad III o V.

La propuesta de incluir más específicamente el criterio de exceso de IR en la definición de estrella Herbig Ae/Be fue realizada por [Davies et al. \(1990\)](#) y [van den Ancker et al. \(1997\)](#).

Hoy en día las observaciones de estrellas Herbig Ae/Be cubren todo el rango de longitudes de onda desde los rayos X hasta el radio, mostrando que en estas estrellas se producen una gran variedad de fenómenos como vientos estelares, flujos bipolares, discos circunestelares y presencia de envolturas. Poseen masas comprendidas entre $2 M_{\odot}$ y $8 M_{\odot}$ con rangos espectrales situados entre B0 y F tempranas.

La distribución espectral de energía de las estrellas Herbig Ae/Be se caracteriza por la presencia de gran cantidad de materia circunestelar, dominando la SED en la parte IR del espectro. También existe una gran contribución por parte del gas de la envoltura en el continuo de la zona ultravioleta (UV) del espectro. Esto es indicativo de un amplio rango de temperaturas y densidades en el material circunestelar, significativamente más alto que la propia temperatura efectiva estelar ([Blondel & Dje, 1994](#); [Meeus et al., 1998](#)). En muchos casos, los efectos que produce el material circunestelar en la SED es difícil de desacoplar de la SED intrínseca de la estrella,

produciendo incertidumbres en la propia clasificación espectral de esta última, así como efectos anómalos en la extinción debido a la presencia de polvo. Además, las SED de este tipo de estrellas presentan variabilidad en un amplio rango de tiempos, desde horas hasta decenas de años. Hoy en día, un amplio conjunto de pruebas observacionales y modelos detallados de las distribuciones de energía de estas estrellas apuntan claramente hacia la presencia de discos circunestelares alrededor de las mismas (Hillenbrand et al., 1992; Chiang et al., 2001; Dominik et al., 2003).

Por otra parte, las observaciones en rayos X indican la presencia de un gas muy caliente en este tipo de estrellas (Damiani et al., 1994; Zinnecker & Preibisch, 1994; Skinner et al., 1997). Tanto el origen como la localización de este gas caliente no está clara aún. Así, Zinnecker & Preibisch (1994) sugieren que el origen de los rayos X proviene de vientos estelares, aunque dejan abierta la posibilidad de que se trate de una compañera de baja masa T Tauri. Por el contrario, Skinner et al. (1997) sugieren que son originados por una corona en las estrellas Herbig Ae/Be o por una compañera de baja masa, o por ambas. Sin embargo, el hecho de que no se conozca aún si este tipo de estrellas poseen unas capas convectivas externas responsables de la aparición de esta corona, hace que esta hipótesis no esté clara. Vigneron et al. (1990) y Tout & Pringle (1995) propusieron un posible mecanismo basado en la rotación diferencial. Berghoefer et al. (1997), basándose en la detección de rayos X en estrellas no clasificadas como Herbig Ae/Be pero con tipos espectrales similares, sugieren que la emisión de rayos X no se debe a la naturaleza Herbig Ae/Be de estas estrellas, sino a la cromosfera activa de compañeras de baja masa.

De manera análoga al caso de las estrellas T Tauri, Hillenbrand et al. (1992) clasificaron en tres grupos distintos una muestra de estrellas Herbig Ae/Be atendiendo a la distribución espectral de energía que presentaban:

- *Grupo I.* Estrellas que presentan pendientes en IR aproximadamente de la forma $\lambda F_\lambda \sim \lambda^{-4/3}$
- *Grupo II.* Estrellas que presentan excesos en la región de longitudes largas del espectro.
- *Grupo III* Estrellas que presentan pequeños excesos en sus distribuciones espectrales de energía, similares a las estrellas Be clásicas, en donde el exceso se debe probablemente a emisión libre-libre en el disco circunestelar.

Estos autores utilizaron esta clasificación para distinguir entre dos tipos de geometría del material circunestelar. Así se tendría por una parte discos (*Grupo I*) y discos + envoltura (*Grupo II*).

Hillenbrand et al. (1992) modelaron las SED de objetos pertenecientes al Grupo I basándose en la existencia de discos ópticamente gruesos con tasas de acreción del orden de $10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$. Sin embargo, esta interpretación se encuentra con serias dificultades (Hartmann et al., 1993). El problema fundamental es que con las tasas de acreción propuestas por Hillenbrand et al. (1992) se produciría una notable emisión por parte del disco en el infrarrojo cercano, hecho que no es observado. En lugar de ello, el fuerte aumento de exceso IR a 1-2 μm parece indicar la existencia de un agujero interno en el disco de muchas estrellas Herbig Ae/Be.

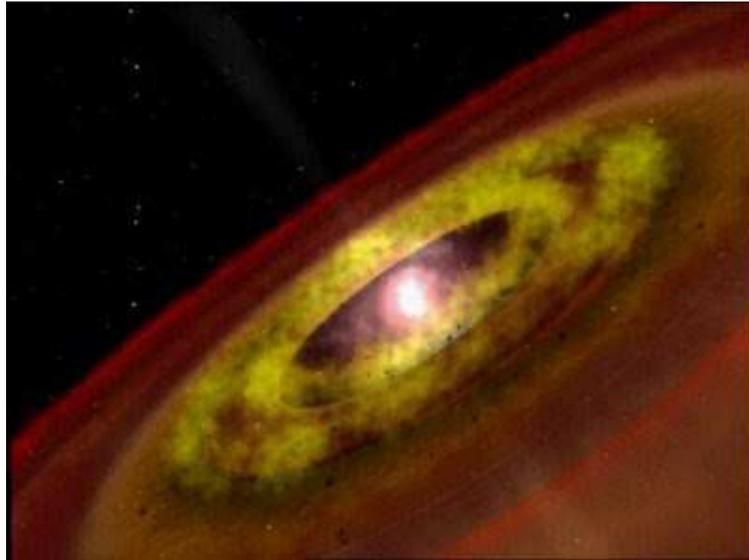


Figura 1.9: Representación artística de una estrella Herbig Ae/Be y su disco de material circunestelar. Fuente: NASA.

Por otra parte, varios autores (Bertout & Thum, 1982; Guedel et al., 1989; Skinner et al., 1990, 1993) realizaron observaciones en el radio continuo de estrellas Herbig Ae/Be mostrando que varias de estas poseían emisión débil en radio. El origen de esta emisión se cree que es debida a la existencia de vientos estelares débiles ($10^{-8} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$) y no es consistente con la existencia de altas tasas de acreción generadas por un disco ópticamente grueso. Por otra parte, Bohm & Catala (1993) sugieren que el débil atenuado en longitudes de onda ópticas por parte del material circunestelar en estas estrellas implican tasas de acreción bajas.

Finalmente, un conjunto de discos alrededor de estrellas Herbig Ae/Be han sido recientemente resueltos espacial y espectroscópicamente en el óptico y en el infrarrojo (Boccaletti et al., 2003; Eisner et al., 2004; Monnier et al., 2008; Okamoto et al., 2009; Perrin et al., 2009; Murakawa, 2010) así como con observaciones interferométricas en el milimétrico y submilimétrico (Fuente et al., 2006; Matthews et al., 2007; Schreyer et al., 2008; Wang et al., 2008; Alonso-Albi et al., 2009; Hamidouche, 2010; Öberg et al., 2010). Sin embargo, el número de discos bien estudiados en las longitudes de onda milimétricas y submilimétricas es aún escaso y es necesario aumentar el número de miembros de esta muestra. En la figura 1.9 se muestra una representación artística de una estrella Herbig Ae/Be y su disco de material circunestelar.

Las estrellas Herbig Ae/Be presentan también variaciones regulares e irregulares de luminosidad en escalas de tiempo muy diferentes debido a distintos procesos físicos. El tipo de variabilidad más conocido en este tipo de estrellas se caracteriza por caídas repentinas de brillo de hasta 3 magnitudes en el visible, acompañadas por un incremento en el enrojecimiento y en el grado de polarización, así como de una lenta recuperación posterior. A este tipo de estrellas Herbig Ae/Be se las denomina también variables tipo UX Ori, por ser esta estrella el prototipo de esta clase de variabilidad (figura 1.10). Wenzel et al. (1971) propuso por primera vez que estas grandes caídas en la luminosidad eran producidas por variaciones en la densidad de la columna de polvo circunestelar en la línea de visión de la estrella del observador.

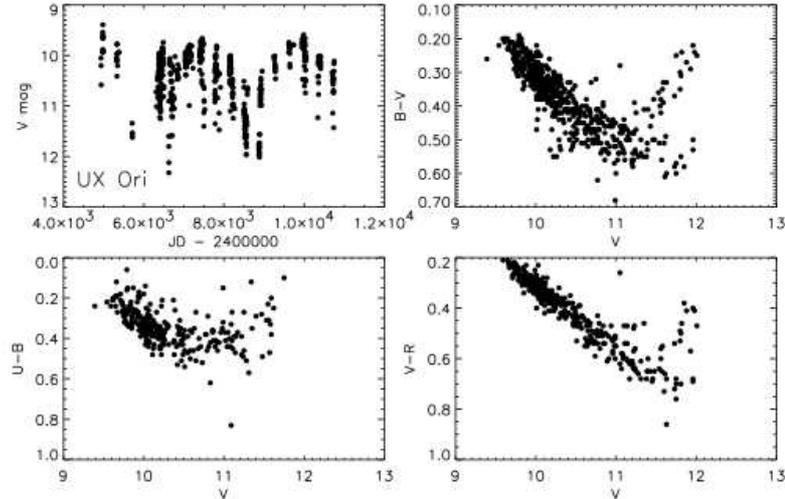


Figura 1.10: Curva de luz (panel superior izquierdo) y curvas de color (panel superior derecho e inferiores) de UX Ori (Herbst & Shevchenko, 1999). Se puede observar claramente el efecto de “giro” en el color. Durante los mínimos de luminosidad, UX Ori se vuelve progresivamente más azul en $B-V$ y $U-B$ a medida que se desvanece (paneles superior derecho e inferior izquierdo, respectivamente). Este “giro” en el color es observado incluso en $V-R$ (panel inferior derecho).

Herbst & Shevchenko (1999) propusieron un modelo de tres componentes para explicar las variaciones UX Ori, consistentes en: a) una fotosfera estelar que domina en estrellas de alta luminosidad y temperatura, b) una región interna del disco desde donde la luminosidad procedente de la acreción es radiada y donde se produce la variabilidad óptica observada en estas estrellas debido a fluctuaciones en temperatura y densidad por una acreción inestable y, por último, c) una envoltura caliente, geoméricamente plana y ópticamente delgada que rodea a la anterior, y que puede incluir jets o vientos. Esta última zona sería la responsable principal de la absorción y de la emisión de las líneas y, probablemente, del exceso azul en la emisión que produciría los cambios de color que se describen a continuación.

Algunas estrellas Herbig Ae/Be (como en el caso de UX Ori) experimentan cambios de color durante las bruscas caídas de luminosidad, es decir, tras alcanzar una cierta magnitud, la estrella se vuelve más azul a medida que va decreciendo su luminosidad (Wenzel et al., 1971; Evans et al., 1989; Bibó & The, 1990; Voshchinnikov & Grinin, 1991). Este efecto se debe muy posiblemente a un incremento de la luz dispersada respecto del flujo total, lo que demuestra que el polvo que rodea este tipo de estrellas no se encuentra distribuido de una forma uniforme sino más bien grumosa. Hay que señalar que este tipo de variabilidad, con grandes caídas en luminosidad, solamente han sido observadas en estrellas con tipos espectrales A0 o más tardías. Waters & Waelkens (1998) sugirieron que la falta de estrellas Herbig Ae/Be fuertemente variables se debe al hecho de que dichas estrellas son ópticamente invisibles durante la mayor parte del tiempo en el que se encuentran en su fase PMS.

Por otra parte, Oudmaijer et al. (2001a) observaron foto-polariméricamente una amplia muestra de objetos de la Secuencia y Presecuencia Principal durante diferentes escalas temporales (días, meses). El objetivo principal era el de estudiar la variabili-

1. INTRODUCCIÓN

dad polarimétrica de dichos objetos con la intención de confirmar la presencia de una estructura plana de polvo circunestelar (Herbst & Shevchenko, 1999). La mayoría de los objetos clasificados como variables UX Ori presentaban variaciones significativas tanto en escalas de tiempo cortas como largas, encontrándose que la polarimetría y la fotometría se hallaban anticorrelacionadas, es decir, los objetos mostraban un mayor grado de polarización cuando su luminosidad era más débil. Esto es generalmente interpretado como una distribución no esférica del polvo circunestelar que orbita la estrella. Esto produciría una mayor extinción en la línea de visión y, en consecuencia, una disminución de la luminosidad y un aumento en la polarización (Grinin et al., 1994). A la vista de los resultados, Oudmaijer et al. (2001a) concluyen que la combinación de variabilidad fotométrica y polarimétrica apuntan de manera clara a que el material circunestelar que rodea las estrellas Herbig Ae/Be se encuentra en su mayoría distribuido en un disco.

Además de esto, existe también un segundo tipo de variabilidad en este tipo de estrellas caracterizado por aumentos y posteriores descensos de luminosidad en escalas temporales largas, normalmente decenas de años, que pueden estar relacionadas con estallidos de tipo FU Ori (Hartmann & Kenyon, 1996).

Por último, se han detectado también variaciones de baja amplitud ($< 0.^m5$) debidas a actividad cromosférica o fotosférica (Davies et al., 1990; Catala et al., 1993) o a pulsaciones estelares (Kurtz & Marang, 1995). La existencia y naturaleza de este tipo de variaciones serán estudiadas con mayor profundidad más adelante al tratarse del tema fundamental de este trabajo de tesis doctoral.

En cuanto a los espectros ópticos de las estrellas Herbig Ae/Be, estas estrellas presentan líneas de absorción fotosféricas que se correlacionan bien respecto a las de las estrellas de tipo espectral A y B de Secuencia Principal (Finkenzeller, 1985). Boehm & Catala (1995) estudiaron los valores de las velocidades de rotación proyectadas (*vsini*) de estrellas Herbig Ae/Be encontrando que estas rotan con valores intermedios en el rango comprendido entre 60 y 200 km/s, similares a las de las estrellas de la Secuencia Principal.

Pero lo que realmente diferencia a las estrellas Herbig Ae/Be de sus contrapartidas normales de la Secuencia Principal es la presencia de líneas de emisión en sus espectros así como la complejidad en la variabilidad observada tanto en las líneas de emisión como en las de absorción (Herbig, 1960; Cohen & Kuhl, 1979; Hamann & Persson, 1992). El ejemplo más claro de esta variabilidad se da en la línea H_α , mostrando picos simples y dobles en emisión y perfiles de tipo P Cygni (figura 1.11), aunque también se observan otros átomos e iones en emisión en este tipo de estrellas como son el OI, CaII, SiII, MgII y FeII (Garrison & Anderson, 1977).

Manoj et al. (2006) estudiaron la actividad en las líneas de emisión de una muestra de estrellas Herbig Ae/Be mediante el seguimiento de la evolución de la anchura equivalente de la línea H_α con la edad estelar. Sus resultados mostraban que la anchura equivalente media de dicha línea decrecía a medida que aumentaba la edad durante la fase PMS de estas estrellas. De hecho, la fuerza de la emisión en H_α decrecía de manera sustancial en escalas temporales muy cortas ~ 3 millones de años. Esto sugiere que los discos internos se disipan rápidamente una vez que la acreción cae por debajo de un cierto nivel.

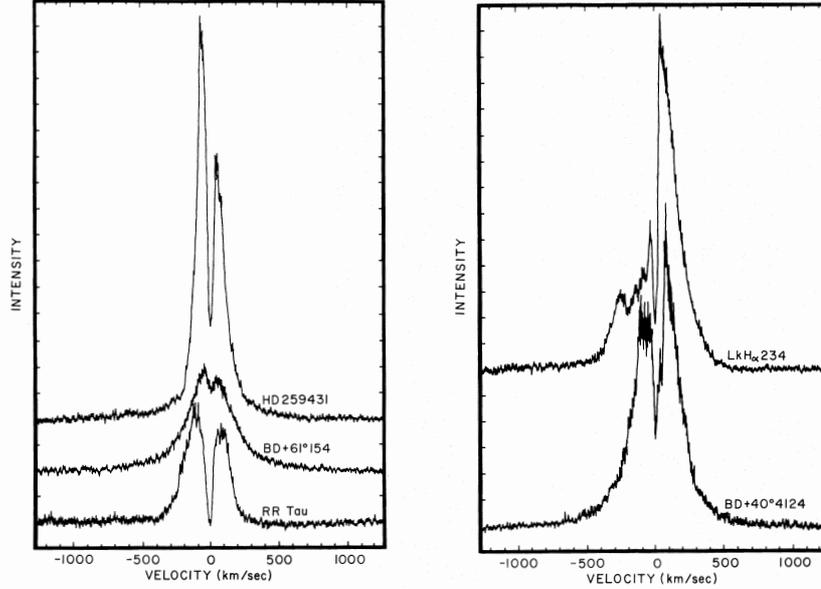


Figura 1.11: Perfiles de picos dobles de la línea $H\alpha$ para las estrellas Herbig Ae/Be HD 259431, BD +61 154, RR Tau (panel izquierdo) y LkH α 234, BD +40 4124 (panel derecho). La ordenada es una escala lineal de intensidad en unidades de la intensidad del continuo (Garrison & Anderson, 1977).

Además, Manoj et al. (2006) encuentran una correlación entre la fuerza de las líneas de emisión y los excesos en el infrarrojo cercano observados en las estrellas Herbig Ae/Be de su muestra. Esta correlación podría ser explicada si la radiación procedente de la acreción sobre la estrella es la responsable del calentamiento del anillo interno del disco. Con unas tasas de acreción altas, la contribución de esta radiación sería por tanto mayor, lo que aumentaría la superficie efectiva del anillo interno y por tanto el exceso de emisión en el infrarrojo cercano observado.

En cuanto a las líneas de absorción de las estrellas Herbig Ae/Be, estas muestran unos patrones complejos de variabilidad (figura 1.12). Así, Praderie et al. (1986) detectó variaciones en las líneas de MgII y FeII de la estrella AB Aurigae. En el primer caso, observó una variabilidad con un periodo de 45 horas en las alas situadas en la parte azul del perfil de la línea, mientras que en el segundo caso no observó ningún comportamiento periódico. Catala et al. (1986) obtuvo una periodicidad de 32 horas en una campaña realizada sobre la línea de CaII K de la misma estrella. Posteriormente en una campaña de monitorización de otras líneas ópticas de AB Aur mostraron una variabilidad que iba desde los 20 minutos a 10 horas (Catala et al., 1997). Esta variabilidad fue interpretada en base a un modelo en el que el periodo de la línea CaII K fuese el periodo de rotación de la estrella y las líneas en el ultravioleta estuviesen formadas en un viento cromosférico con rotación diferencial.

Graham (1992) propuso otra interpretación acerca de la variabilidad de los perfiles de líneas en estrellas Herbig Ae/Be. La variabilidad de las líneas de absorción, así como los perfiles P Cygni inversos que detectó en las líneas de HeI, NaI, OI y SiII de estas estrellas se debían a una acreción gruesa del material circunestelar sobre las mismas. En este mismo sentido, Grinin et al. (1994) propusieron que la variabilidad

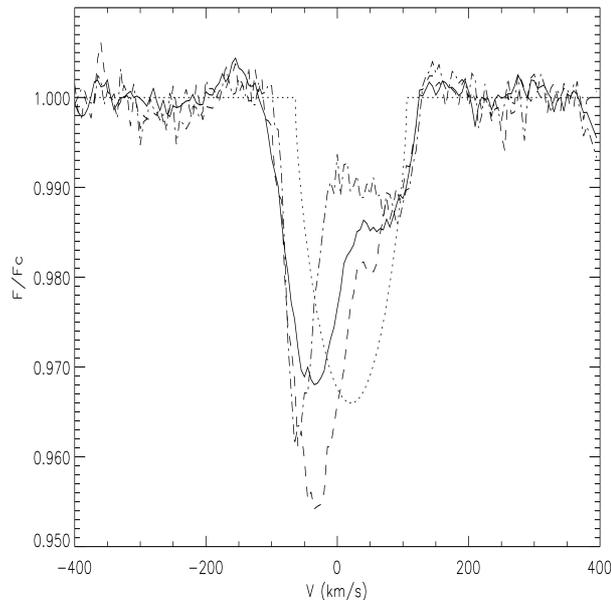


Figura 1.12: Perfil fotosférico promedio de la estrella AB Aur obtenido durante la campaña MUSICOS96. Línea continua: Perfil promedio; Línea a trazos: Espectro individual correspondiente al 19/Nov/1996, 10.26 UT; Línea a trazos con punto: Espectro individual correspondiente al 26/Nov/1996, 14.06 UT; Línea de puntos: Perfil rotacional calculado. Todos los espectros se encuentran representados en el sistema de referencia de las líneas NaI D interestelares (Catala et al., 1999).

fotométrica y espectroscópica de UX Ori se debía a la caída de cuerpos del tamaño de cometas sobre la estrella o incluso a la presencia de un planeta orbitando alrededor de ella (Lecavelier Des Etangs, 2000). De hecho, el patrón de variabilidad de ciertas líneas de absorción desplazadas al rojo son muy similares a las observadas en β Pictoris (Ferlet et al., 1995). Grady et al. (1996) confirmaron este comportamiento en el espectro UV y óptico de varias estrellas, en lo que posteriormente se ha venido a conocer como el fenómeno β Pictoris en estrellas Herbig Ae/Be.

Recientemente, Mendigutía et al. (2011) analizaron los espectros ópticos de 38 estrellas Herbig Ae/Be observados durante distintas campañas por el consorcio EXPORT (Eiroa et al., 2000). En particular, estudiaron la variabilidad de las líneas H_α , OI6300, HeI5676, y $Na\gamma$ D. Además, debido a la necesidad de contar con medidas espectroscópicas y fotométricas simultáneas para poder obtener valores precisos de los flujos de las líneas y de su variabilidad, utilizaron las medidas fotométricas simultáneas de estas estrellas de Oudmaijer et al. (2001a). Entre los resultados obtenidos cabe destacar el hecho de que el comportamiento de la línea de H_α es diferente dependiendo de la masa de la estrella, lo que implica unos procesos físicos diferentes en las estrellas Herbig Ae y en las estrellas Herbig Be. Las estrellas masivas tienen unos perfiles de líneas H_α en emisión más estables mostrando un perfil de absorción desplazado hacia el azul, lo que puede ser indicativo de una contribución por parte de fuertes vientos en dichas estrellas (Finkenzeller & Mundt, 1984). Por otra parte, las estrellas menos masivas de su muestra se encontraban ligeramente dominadas por perfiles de absorción desplazados hacia el rojo, lo que sugeriría que se encuentran influenciadas por la acreción (Muzerolle et al., 2004).

Estos resultados acerca de diferentes procesos físicos en estrellas Herbig Ae y Herbig Be concuerdan con estudios espectropolarimétricos anteriores ([Vink et al., 2002](#); [Mottram et al., 2007](#)).

Queda claro por tanto que las estrellas Herbig Ae/Be presentan una gran cantidad de procesos físicos diferentes, entre los que se incluyen caídas y expulsiones de materia desde y hacia un medio circunestelar estructuralmente complejo. La naturaleza PMS de la mayoría de las estrellas Herbig Ae/Be está ampliamente aceptada, y a medida que el estudio individual de estas estrellas se vaya realizando, la clasificación observacional inicial de estrellas Herbig Ae/Be podrá ser reemplazada por un criterio que esté principalmente ligado a su estado evolutivo, siendo este uno de los objetivos principales de esta tesis.

1.4 Estrellas Variables

Hasta el momento hemos descrito la evolución y las características observacionales de las estrellas desde su nacimiento en el interior de una nube molecular hasta su fase adulta, en la que la estrella entra por primera vez en la ZAMS y comienza a quemar hidrógeno de una forma estable. Durante este periodo de sus vidas y en épocas posteriores (cuando terminan de quemar el hidrógeno en su interior y salen de la Secuencia Principal) muchas de estas estrellas pueden sufrir distintos procesos que impliquen un cambio en la luminosidad de las mismas y, por tanto, que su brillo sea variable.

Dependiendo de las causas que produzcan esta variación en su luminosidad las estrellas variables se clasifican en dos grandes grupos: variables extrínsecas y variables intrínsecas.

Las primeras, como indica su nombre, deben su variación a causas externas. Dentro de este grupo se encuentran, por ejemplo, las variables eclipsantes, estrellas que se encuentran en un sistema binario en el que una de las componentes eclipsa a la otra periódicamente, en la línea del observador, produciendo los cambios de luminosidad observados, o las variables rotantes, en las que manchas brillantes u oscuras en la superficie de las mismas hacen que varíe periódicamente el brillo observado conforme tiene lugar la propia rotación de la estrella. En ambos casos estas variaciones son periódicas, con periodos de acuerdo con sus periodos orbitales y de rotación respectivamente. También existe otro tipo de variabilidad extrínseca de carácter no periódico como es el que se produce en las estrellas tipo UX Ori descritas en la sección anterior, en las que la variación de luminosidad se debe a cambios irregulares en la opacidad del material circunestelar alrededor de la estrella.

En cuanto a las variables intrínsecas, estas deben su variación a cambios producidos en el propio interior de la estrella. Dentro de este grupo se encuentran, por ejemplo, las variables eruptivas, en las que se producen aumentos espectaculares de brillo debido a explosiones en el interior estelar, o las variables pulsantes en las que el brillo varía de forma periódica debido a pulsaciones que tienen lugar en el interior de la estrella y que son acompañadas por variaciones en el radio y temperatura estelar, dando lugar a variaciones en su brillo aparente. En este último caso las variaciones están ligadas íntimamente a la estructura interna de la estrella. La clasificación de estas estrellas variables en función de la posición que ocupan en el diagrama HR se encuentra esquematizada en la figura 1.13, que muestra los principales tipos de pulsantes conocidos relativos a unas secuencias evolutivas determinadas.

1.4.a Astrosismología

La astrosismología es un campo de la investigación astrofísica relativamente reciente que trata del estudio de la estructura interna de las estrellas mediante la interpretación del espectro de frecuencias de oscilación que presentan las variables pulsantes. Como ya se ha dicho, en el caso de las estrellas variables pulsantes, las variaciones de luminosidad están íntimamente ligadas a la estructura interna de las mismas. Esto permite que los interiores estelares puedan ser estudiados a través del comportamiento de estas oscilaciones, al estar determinadas de forma única por las propiedades de la estructura estelar en su totalidad.

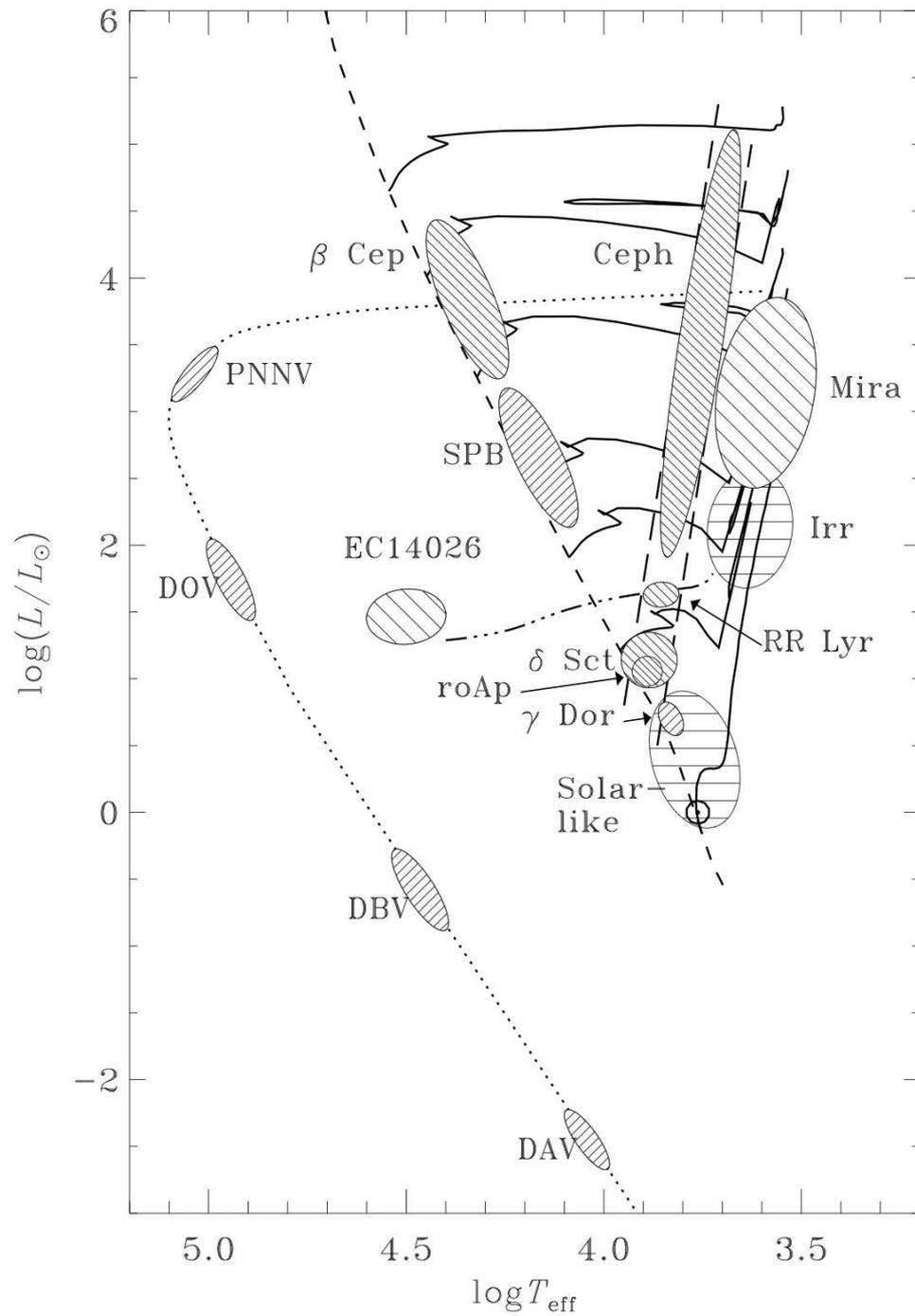


Figura 1.13: Diagrama esquemático de Hertzsprung-Russell con la localización de las distintas clases de variables pulsantes (Christensen-Dalsgaard, 2003).

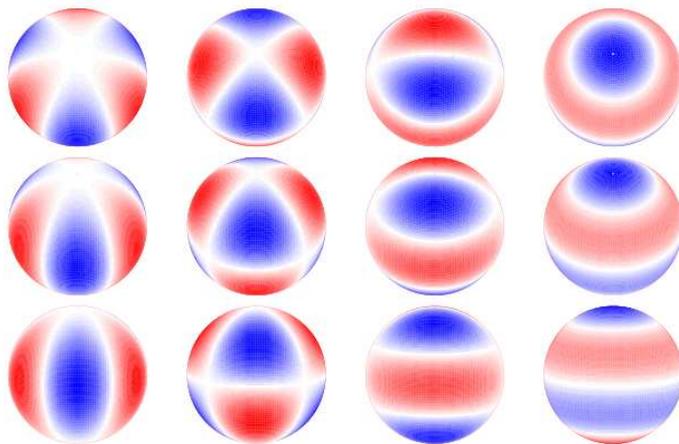


Figura 1.14: Oscilaciones no radiales vistas desde diferentes ángulos de inclinación: $i=30^\circ$ (fila superior), $i=60^\circ$ (fila central), $i=90^\circ$ (fila inferior). El campo de velocidad de una oscilador no radial viene dado por el armónico esférico Y_l^m . En la figura podemos observar el significado de los órdenes l y m . En este ejemplo en particular se ha considerado $l=3$ y $m=0,1,2,3$ (de izquierda a derecha en la figura, respectivamente). Los colores indican el desplazamiento Doppler del espectro observado debido a la oscilación, es decir, en un momento dado del ciclo de oscilación, las zonas rojas se mueven hacia el centro de la estrella (alejándose del observador) y por tanto desplazando el espectro hacia longitudes de onda más largas (desplazamiento al rojo) mientras que las zonas azules se mueven alejándose del centro de la estrella (hacia el observador) desplazando el espectro hacia longitudes de onda más cortas (desplazamiento al azul).

En particular, cada uno de los diferentes modos de oscilación penetra a diferentes profundidades en las capas internas de la estrella permitiéndonos estudiar estos a partir de las estructuras de espaciado de los modos excitados, que pueden ser identificados, a su vez, a partir de las correspondientes frecuencias presentes en los periodogramas. La astrosismología se presenta así como el único método capaz de obtener de una manera precisa la estructura interna de las estrellas.

La forma más simple de oscilación es una oscilación *radial*. En este caso, la estrella se expandiría y se contraería de manera radial conservando su simetría esférica durante la oscilación. Visto desde un punto de vista puramente matemático, la ecuación diferencial que describe este desplazamiento radial es una ecuación de Sturm-Liouville y sus soluciones corresponden a una cantidad infinita de frecuencias. La frecuencia más pequeña es la correspondiente al *modo fundamental radial* de oscilación, siendo el periodo de este modo inversamente proporcional a la raíz cuadrada de la densidad media de la estrella. Las oscilaciones radiales están caracterizadas por el orden radial n , entendiéndolo como el número de nodos existentes entre el centro y la superficie de la estrella.

En el caso de que se produzcan oscilaciones transversales además de las radiales, tenemos lo que se denominan *oscilaciones no radiales* (figura 1.14). En este caso los distintos modos de oscilación no se encuentran caracterizados por un único número n , sino también por los órdenes no radiales l y m . Estos órdenes corresponden, respectivamente, al grado y al número azimutal del armónico esférico $Y_l^m(\theta, \varphi)$ que representa la dependencia del modo con las variables angulares θ y φ respecto a una configu-

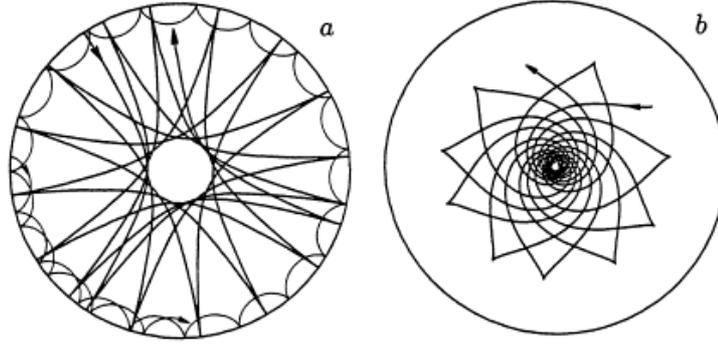


Figura 1.15: Modos p y modos g . En la figura se observan los caminos recorridos por: (a) dos modos p distintos ($n=8, l=100$ y $n=8, l=2$, respectivamente), (b) un modo g ($n=10, l=5$). Hay que hacer notar que, en este caso, el modo g se encuentra atrapado en el interior estelar. Esta figura muestra como los modos g son muy sensibles a las condiciones físicas existentes en las regiones más internas de la estrella (Gough & Toomre, 1991).

ración de equilibrio simétricamente esférica de la estrella. El grado l representa el número de líneas superficiales nodales, mientras que el número azimutal m representa la cantidad de dichas líneas que pasan a través del eje de rotación de la estrella. Los modos de pulsación con $m=0$ son ondas estacionarias también denominados modos zonales. Los modos no zonales, es decir, aquellos modos con $m \neq 0$, son ondas en propagación. En general, aquellos modos con valores positivos de m están asociados a modos que se desplazan en dirección opuesta a la de rotación por lo que se les denomina también *modos retrógrados*. Por el contrario, aquellos modos con un m negativo se consideran que se desplazan en el mismo sentido de la rotación y por tanto se denominan *modos progrados*. Por último, los modos con $l=|m|$ se denominan modos *sectoriales* y aquellos con $0 \neq |m| < l$ se conocen como *teserales*.

Las oscilaciones no radiales pueden penetrar muy profundamente en el interior de la estrella. El patrón que tienen estas oscilaciones en la superficie de la estrella y, por tanto, el que podemos observar, no es más que una continuación del patrón que tiene dicha oscilación en el interior estelar. Por ello, hasta cierto punto, el comportamiento de la oscilación en el interior puede ser obtenido mediante la variabilidad observada en la superficie de la estrella.

Las fuerzas responsables de devolver el sistema al estado de equilibrio tras una perturbación no radial son la presión y la flotabilidad. Según se trate de uno u otro caso tenemos modos de presión o acústicos (modos p) o modos de gravedad (modos g). Las frecuencias correspondientes a los modos p se encuentran situadas en la región de las altas frecuencias y son las componentes radiales del desplazamiento las que dominan estos modos. Por otra parte, los modos g se manifiestan a través de frecuencias cortas y son los desplazamientos transversales los que dominan estos modos. Debido a que los modos g también poseen una componente transversal, estos nunca son puramente radiales y, por tanto, siempre ocurre que $l \geq 1$ para estos modos (figura 1.15).

En ambos casos, los modos p y los modos g poseen componentes radiales, sin embargo, sus oscilaciones están restringidas únicamente a ciertas regiones de los interiores estelares dependiendo de las propiedades de las propias oscilaciones. Fuera de

1. INTRODUCCIÓN

estas regiones de influencia sus amplitudes decrecen rápidamente. Así, los modos g poseen sus mayores amplitudes cerca del centro de la estrella, mientras que los modos p las alcanzan en las capas más externas de la estrella. De esta forma, los modos g nos permiten sondear más profundamente el interior estelar, mientras que los modos p solo nos permiten explorar las capas más externas y próximas a la superficie. Realmente las pulsaciones observadas en las estrellas no son puramente modos p ni modos g sino una mezcla de ambas debido a una mezcla de las fuerzas que recuperan el equilibrio durante la oscilación, es decir, una mezcla de fuerzas de presión y flotabilidad. Dependiendo del estado evolutivo de la estrella estos modos mixtos tendrán unas amplitudes mayores en el centro de la estrella o cerca de su superficie.

Suran et al. (2001) realizaron un estudio teórico comparativo entre las oscilaciones previstas para una estrella PMS de $1.8 M_{\odot}$ y una estrella de Secuencia Principal de la misma masa, encontrando que los rangos de modos inestables son los mismos para ambas estrellas pero que algunos modos de oscilación no radiales son muy sensibles a la estructura más interna de la estrella. En particular, sería posible diferenciar entre las fases PMS y MS de una estrella utilizando diferencias en la distribución de frecuencias de oscilación en el rango de las bajas frecuencias, es decir, en los modos g .

1.4.b Banda de inestabilidad clásica para objetos PMS

Durante la fase de contracción de Presecuencia Principal, muchas estrellas cruzan la denominada banda de inestabilidad clásica, una región prácticamente vertical en el diagrama HR, que está ocupada por varios grupos representativos de estrellas variables pulsantes (RR Lyrae, Cefeidas, W Virginis, ZZ Ceti, RV Tauri, δ Scuti, SX Phoenix y γ Doradus). Esta región intersecta casi perpendicularmente con la Secuencia Principal en la zona de las estrellas A-F y se extiende hacia arriba prácticamente de forma vertical hasta el sector ocupado por las estrellas con altas luminosidades (ver figura 1.13).

Marconi & Palla (1998) estudiaron por primera vez las propiedades teóricas de inestabilidad para estrellas PMS tipo δ Scuti e investigaron el hecho de que estas pulsen. Estos autores, calcularon modelos evolutivos para estrellas tanto de baja masa como de masa intermedia comenzando en la *birthline* determinada por la fase de acreción protoestelar (Palla & Stahler, 1990, 1993; Marconi & Palla, 1998). Para ello, utilizaron varias secuencias de modelos de pulsación radial lineal no-adiabática, a una determinada masa fija y cubriendo un amplio rango de luminosidades y temperaturas efectivas, de forma que se obtuviese información acerca de los periodos y la estabilidad de los modos en el caso de estrellas PMS.

En realidad, este estudio estaba limitado a los tres primeros modos radiales de pulsación y fue desarrollado para el caso particular de la estrella PMS Herbig Ae/Be HR 5999, descubierta como variable tipo δ Scuti recientemente (Kurtz & Marang, 1995). Marconi & Palla (1998) estimaron la localización de los límites azules de la banda de inestabilidad teórica para objetos PMS para cada modo. Sin embargo, no obtuvieron los mismos resultados para el caso del límite rojo, debido a que los fuertes efectos de la convección que aparecen en esta región de estrellas más frías no fueron tenidos en cuenta. Aún así encontraron que el límite rojo de la banda de inestabilidad teórica se encontraba situada entre $6500\text{K} \leq T_{eff} \leq 7100\text{K}$ y el límite azul entre $7100\text{K} \leq T_{eff} \leq 7500\text{K}$, dependiendo de la masa y del modo en cuestión. Sus cálculos

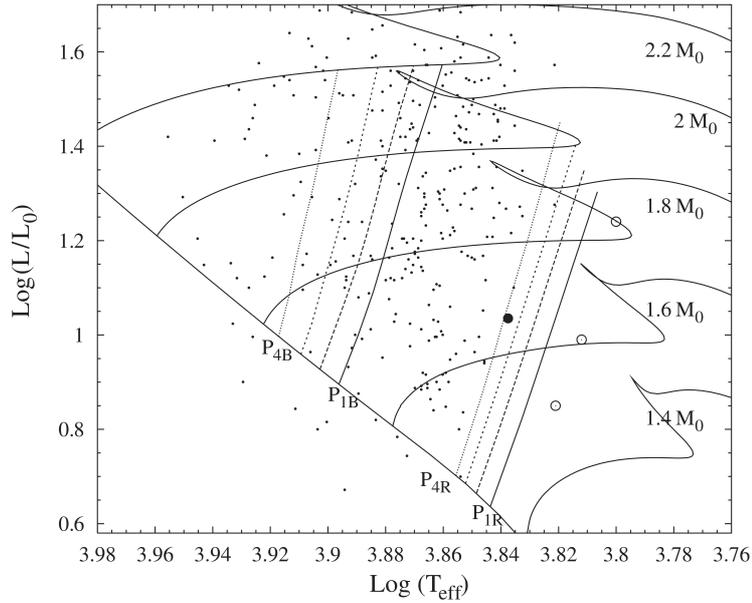


Figura 1.16: Banda de inestabilidad teórica de las pulsantes tipo δ Scuti para modos radiales a partir de modelos con valor $\alpha = 1.8$ (Dupret et al., 2004). Cada línea corresponde al límite azul o rojo de un modo de orden radial n (e.g. p_{4R} para el límite rojo del modo p_4). A medida que el orden radial de los modos aumenta, los límites azules y rojo se desplazan hacia temperaturas efectivas mayores. Los puntos corresponden a la posición en el diagrama HR de las estrellas δ Scuti procedentes del catálogo de Rodríguez et al. (2000).

mostraban que la anchura de la banda de inestabilidad era prácticamente constante e igual a unos 650K, siendo el tiempo típico de estancia de una estrella PMS dentro de esta banda de inestabilidad teórica una fracción aproximadamente constante del tiempo de contracción total de la misma como objeto PMS, entre un 5%-10% del mismo. Para una estrella de $1.5 M_{\odot}$ este tiempo sería del orden de 10^6 años, mientras que para una estrella de $4 M_{\odot}$ tan solo de 8×10^4 años.

Sin embargo, como se ha dicho anteriormente, estos primeros cálculos fueron realizados únicamente para los tres primeros modos radiales de pulsación. Posteriormente estos cálculos han sido ampliados para incluir tanto modos radiales como no-radiales (Pamyatnykh, 2000). En ambos casos, la determinación del límite azul de la banda de inestabilidad para las pulsaciones δ Scuti es relativamente sencilla de calcular ya que la convección no juega un papel importante en estrellas calientes. Sin embargo, la determinación teórica del límite rojo de la banda de inestabilidad es más complicada, debido a que se necesita un tratamiento no adiabático de la interacción entre la convección y la pulsación. Xiong & Deng (2001) y Xu et al. (2002) obtuvieron el límite rojo teórico para los modos de pulsación radiales basándose en la teoría de convección no local dependiente del tiempo de Xiong et al. (1998a,b). Por otra parte, Houdek (2000), basándose en el tratamiento de la convección dependiente del tiempo de Gough (1977), estudió los efectos de esta sobre la estabilidad de los modos p no radiales en las estrellas δ Scuti.

Dupret et al. (2004, 2005) calcularon por primera vez los límites teóricos de la banda de inestabilidad para pulsaciones tipo δ Scuti, tanto para los modos radiales

1. INTRODUCCIÓN

como no radiales siguiendo el tratamiento de la convección dependiente del tiempo, desarrollado por [Gabriel \(1996\)](#). En base a estos cálculos encontraron que tanto los límites azul como rojo de la banda de inestabilidad se desplazan hacia temperaturas mayores a medida que el orden radial de la pulsación aumenta. Por otra parte, el límite rojo de la banda de inestabilidad se desplaza hacia temperaturas menores a medida que el parámetro α de longitud de mezcla decrece. Esto se explica debido a que la capa de convección es más delgada a medida que el parámetro α disminuye y, por tanto, son necesarias temperaturas más frías para poder obtener una zona convectiva lo suficientemente gruesa para poder estabilizar las pulsaciones. El efecto de la metalicidad y del overshooting convectivo también afecta a la localización del límite rojo de la banda de inestabilidad, pero en mucha menor medida ([Grigahcène et al., 2006](#)).

[Dupret et al. \(2004\)](#) compararon sus resultados acerca de la posición teórica de la banda de inestabilidad para modos radiales con un valor de $\alpha = 1.8$, con la posición en el diagrama HR de la muestra de estrellas δ Scuti procedentes del catálogo de [Rodríguez et al. \(2000\)](#). Aunque la mayoría de las estrellas se encontraban en el interior de la banda de inestabilidad teórica calculada para esos modos y para esos parámetros, unas pocas de estas estrellas se situaban fuera de los bordes de la misma (figura 1.16). Aunque esto puede ser debido a las incertidumbres producidas en la determinación de las temperaturas efectivas y de las luminosidades mediante los índices fotométricos *uvby*, parece que este hecho es más acusado en la parte azul de la banda, por lo que podría haber algún problema en el cálculo de la posición de este límite azul ([Balona, 2010](#)).

De esta forma, podemos decir que la banda de inestabilidad teórica para pulsaciones tipo δ Scuti es una zona del diagrama HR que se extiende prácticamente de manera perpendicular desde la Secuencia Principal hacia la zona de las altas luminosidades con límites en temperaturas efectivas situados en 6000K para el borde rojo y 9000K para el borde azul.

1.4.c Mecanismo κ

Las pulsaciones de tipo δ Scuti se deben fundamentalmente al mecanismo de excitación denominado *mecanismo κ* o mecanismo de válvula. Este produce retenciones y liberaciones continuas de energía debidas a cambios en la opacidad producidas en la capa de ionización del HeII.

[Eddington \(1917\)](#) fue el primero en considerar seriamente el problema del mantenimiento de las pulsaciones y la disipación de energía de las mismas en el interior estelar. Según Eddington, las reacciones nucleares que se producían en los interiores estelares deberían ser la causa principal de las pulsaciones observadas en las Cefeidas. Sin embargo, el problema consistía en cómo mantener las pulsaciones sin que estas se amortiguasen con el tiempo. Para ello, Eddington propuso otro mecanismo que fuera capaz de mantener las pulsaciones. Se trataría de un mecanismo que actuase como una válvula, modulando el flujo de energía que pasaba desde el interior hacia el exterior, a través de las distintas capas estelares.

Eddington comparó este mecanismo de válvula con una bomba de calor termodinámica, de forma que pudiese variar la pérdida de calor con respecto al suministro del mismo en una zona determinada del interior estelar. En su trabajo final acerca del mecanismo de inestabilidad de estrellas pulsantes, Eddington (1941, 1942) sugirió que la base de este mecanismo de válvula se encontraba localizada en la región de ionización del hidrógeno de las capas más externas estelares. Aún así, creía todavía que eran las reacciones nucleares la base fundamental de la generación de pulsaciones, y que la válvula servía únicamente para disminuir la disipación en las regiones más externas, de forma que las pulsaciones se mantuviesen y la estrella fuese inestable.

Cox (1955) realizó un análisis detallado de la estabilidad cuasiadiabática de modelos estelares, basándose en una de las soluciones obtenidas por Epstein (1950). La conclusión general era que el mecanismo nuclear de generación de pulsaciones era muchos órdenes menor que el amortiguamiento radiativo. De hecho, los cálculos mostraban que no era posible encontrar fuentes importantes de inestabilidad en el interior de $\sim 0.85 R_*$, lo que implicaba que el mecanismo de generación de las pulsaciones, fuese cual fuese su naturaleza, debía de encontrarse en las capas estelares más externas .

Conclusiones similares fueron obtenidas por Ledoux et al. (1955) y Rabinowitz (1957). Esto llevó a los investigadores a fijarse en las regiones no adiabáticas más externas en busca de la localización de la fuente de inestabilidad. Zhevakin (1952, 1953) sugirió la idea de que la región de la segunda ionización del Helio (HeIII) podía ser un lugar perfecto para un mecanismo de válvula como el descrito por Eddington.

Una idea similar fue propuesta por Cox & Whitney (1958). En este caso, este mecanismo de válvula no sería parte, sino el responsable al completo de la inestabilidad. La eficiencia de la ionización del HeII como mecanismo generador de pulsaciones fue por primera vez demostrado por los cálculos lineales no adiabáticos de Baker & Kippenhahn (1962) y Cox (1963).

Desde entonces, muchos cálculos detallados, tanto lineales como no lineales, han confirmado ampliamente estas conclusiones, dejando pocas dudas acerca de que la ionización del HeII es la fuente principal de inestabilidad en la mayoría de los tipos de estrellas pulsantes situadas en la banda de inestabilidad clásica.

Christy (1962) sugirió, siendo más tarde confirmado por Baker & Kippenhahn (1965), que la ionización del hidrógeno podía en ciertos casos (variables ZZ Ceti) contribuir de forma significativa a la generación de pulsaciones. Cálculos posteriores (Cox, 1974), aunque confirmaban la veracidad cualitativa de esta proposición, mostraban que la ionización del HeII era realmente la fuente principal de generación de inestabilidad en casi todos los tipos de estrellas pulsantes situadas dentro de la banda de inestabilidad clásica de las Cefeidas. No obstante, en otros casos, como las pulsantes β Cephei y las estrellas con pulsaciones tipo SPB (*Slow Pulsating B*), la fuente principal de generación de las pulsaciones procede de las capas de ionización del grupo de elementos del Fe.

1. INTRODUCCIÓN

Este mecanismo de válvula producido por la ionización del HeII se conoce por *mecanismo κ* , ya que se debe al propio coeficiente de opacidad κ , dependiente de la presión y de la temperatura. En términos generales su funcionamiento es el siguiente:

Durante la fase de compresión, se produce un aumento general de la temperatura. Sin embargo, en la zona de ionización del HeII, este aumento de temperatura se produce en mucha menor medida ya que parte de este exceso de energía debida a la compresión se invierte en el proceso de ionización de HeII a HeIII. El consiguiente aumento en la opacidad en esta región junto con el gradiente casi nulo de temperatura da lugar a la obstaculización del transporte de energía por radiación hacia el exterior. Mientras tanto, la presión en las capas más internas se incrementa (ya que en esas capas la temperatura sí sigue aumentando), forzando la expansión de las capas superiores. Por otra parte, el HeII es altamente opaco a la radiación UV, por lo que al ionizarse por completo el HeII, el medio se hace transparente a la radiación UV que fluye libremente hacia el exterior. De esta manera, la presión y la temperatura comenzarán a bajar, produciéndose la recompresión por el peso de las capas superiores. Este descenso de la temperatura permitirá de nuevo la recombinación del HeIII a HeII, comenzando un nuevo ciclo.

Este mecanismo de pulsación se produce en estrellas de Secuencia Principal con una temperatura superficial entre los 6000K y los 9000K. En estrellas con una temperatura superficial por encima de los 9000K, la ionización del HeII ocurre demasiado cerca de la superficie, por lo que la expansión afecta a una fracción muy pequeña de la masa de la estrella y la contribución a una posible pulsación es insignificante. Por otra parte, por debajo de los 6000K la existencia de corrientes de convección en las capas externas estelares dan lugar a la disipación de la energía necesaria para que esta se acumule y se produzca la pulsación.

1.4.d Estrellas PMS con pulsación tipo δ Scuti

Como ya se ha dicho, muchas estrellas durante su fase evolutiva Presecuencia Principal, cruzan la banda de inestabilidad clásica en la zona donde tienen lugar las pulsaciones tipo δ Scuti de Secuencia Principal. Estas se caracterizan por: a) oscilaciones tanto radiales como no radiales, b) periodos en el mismo rango que las estrellas δ Scuti de Secuencia Principal, es decir, desde 18 minutos (Amado et al., 2004) hasta unas 6 horas y, c) amplitudes de unas pocas centésimas de magnitud (Rodríguez et al., 2000; Rodríguez & Breger, 2001). El tiempo típico de estancia de una estrella PMS dentro de las fronteras de la banda de inestabilidad teórica es muy pequeño comparado con el tiempo de estancia de una estrella en su fase evolutiva de Secuencia Principal (del orden de un 5%-10% de dicho tiempo), por lo que la probabilidad de encontrar una estrella PMS dentro de dicha banda y, por tanto, como pulsante tipo δ Scuti es muy pequeña. No obstante, en los últimos años algunos ejemplos de pulsadores tipo δ Scuti en objetos PMS han sido identificados, así como un cierto número de candidatos han sido también propuestos en la bibliografía (Rodríguez & Breger, 2001; Zwintz, 2005).

La primera evidencia sobre la existencia de este tipo de objetos PMS con pulsaciones δ Scuti fue el descubrimiento de pulsaciones en dos miembros, V588 Mon y V589 Mon, situados en el cúmulo abierto joven NGC 2264 con periodos principales de pulsación del orden de 3.5 horas (Breger, 1972). Posteriormente, nuevas observa-

ciones fueron llevadas a cabo por Kim (1996), revelando la existencia de 3 y 4 modos excitados, respectivamente. Estos números de modos excitados han aumentado a 16 y 20, respectivamente, con los resultados obtenidos por la campaña coordinada internacional llevada a cabo en 2002 por Kallinger et al. (2008) y, más recientemente, incrementados de nuevo a 21 y 37 frecuencias, respectivamente, con las observaciones obtenidas por las misiones espaciales MOST y CoRoT (Zwintz et al., 2011).

Pero la verdadera confirmación de la existencia de este tipo de pulsadores fue el descubrimiento de pulsaciones tipo δ Scuti en el objeto Herbig Ae HR 5999 (V856 Sco) por Kurtz & Marang (1995). En este caso solo una frecuencia ha sido detectada hasta la fecha, correspondiente a un periodo de 5.0 horas (Kurtz & Marang, 1995; Kurtz & Catala, 2001). Las propiedades pulsacionales de esta estrella sugieren que, según los modelos de Marconi & Palla (1998), su masa es del orden de $4 M_{\odot}$ y que el modo de pulsación excitado es el segundo sobretono de pulsación radial.

Donati et al. (1997) detectaron variaciones tipo δ Scuti en la estrella Herbig Ae HD 104237, siendo posteriormente confirmadas por Kurtz & Müller (1999). Estos autores encontraron dos periodos muy cortos y cercanos entre ellos de $P_1 = 0.030$ d y $P_2 = 0.027$ d, lo cual es indicativo de pulsaciones no radiales en esta estrella. Posteriormente, Böhm et al. (2004) en dos campañas de observación detectaron mediante espectroscopía ocho frecuencias de pulsación (con frecuencias entre 28.5 y 35.6 c/d). El patrón de frecuencias indicaba que al menos algunos de los modos detectados eran no radiales. Dupret et al. (2007) apuntan que los modelos estándar de pulsación no pueden explicar las frecuencias de pulsación tan altas observadas en esta estrella, por lo que sugieren como posible explicación la acumulación de He en la zona de ionización parcial donde se genera la pulsación.

Marconi et al. (2000) encontraron pulsaciones de este tipo en las estrellas Herbig Ae PMS HD 35929 y V351 Ori, con periodos completamente diferentes, 0.196 d y 0.058 d respectivamente. Estos periodos sugieren masas de $3.6 M_{\odot}$ para HD 35929 y $2 M_{\odot}$ para V351 Ori. En ambos casos solo se detectó una frecuencia de pulsación, pero posteriormente Marconi et al. (2001) y Ripepi et al. (2003) detectaron hasta 5 frecuencias de pulsación en la estrella V351 Ori.

En cuanto a PMS pulsantes tipo δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes, además de las dos variables V588 Mon y V589 Mon encontradas en NGC 2264 (Breger, 1972), dos nuevas variables fueron encontradas por Pigulski et al. (2000b) en el cúmulo NGC 6823 (BL 50 y HP 57), ambas con pulsaciones de doble modo. Ripepi et al. (2002) encontraron una nueva pulsante multiperódica, H254, entre los miembros PMS del cúmulo IC 348. Zwintz et al. (2005) y Zwintz & Weiss (2006) descubrieron 10 nuevas pulsantes δ Scuti en los cúmulos jóvenes NGC 6383 (2 pulsantes, NGC 6383-170 y NGC 6383-198), IC 4996 (2 pulsantes, IC 4996-37 y IC 4996-40) y NGC 6530 (6 pulsantes, NGC 6530-5, NGC 6530-82, NGC 6530-85, NGC 6530-263, NGC 6530-278, NGC 6530-281) .

Amado et al. (2004) descubrieron la estrella Herbig Ae PMS HD 34282 como una pulsante multiperódica con un periodo de pulsación de 18 minutos, siendo la pulsante δ Scuti de periodo más corto conocida hasta la fecha. Posteriormente, Amado et al. (2006), con nuevas observaciones y un análisis más detallado de las pulsaciones de esta estrella, obtuvieron un conjunto de frecuencias de oscilación entre 64.7 y 79.4

1. INTRODUCCIÓN

c/d correspondientes a oscilaciones de orden radial alto, $6 < n < 8$, agrupados en conjuntos de picos con una separación media de $40.5 \mu\text{Hz}$, correspondientes a los modos no radiales $l = 0, 1, 2$. Un análisis más detallado, con observaciones fotométricas desde diferentes observatorios en una campaña internacional de tres años, junto con observaciones espectroscópicas de alta resolución obtenidas con el telescopio VLT (La Silla; Chile) han sido analizadas recientemente y sus resultados forman parte de esta tesis (ver capítulo 5).

Ripepi et al. (2006), en una campaña fotométrica multinacional coordinada en la que intervinieron nueve telescopios distintos, obtuvieron unas 190h de observación en 38 noches de la estrella PMS IP Per confirmando su naturaleza como pulsador multiperiodico e identificando nueve frecuencias de pulsación. La comparación con modelos de pulsación radiales no adiabáticos les permitió identificar cinco de estas frecuencias asociadas a modos radiales y tres de ellas asociadas a modos no radiales con $l = 2$.

Ripepi et al. (2007) detectaron también pulsaciones tipo δ Scuti en la estrella Herbig Ae VV Ser basándose en observaciones desde Tierra llevadas a cabo durante tres años consecutivos (2002-2004). A partir del mejor conjunto de datos (obtenido en 2004) identificaron siete frecuencias de pulsación situadas entre 2.69 y 10.24 c/d. Comparando con modelos evolutivos a partir del código CESAM encontraron varios modelos que reproducían las periodicidades observadas para modos p y g tanto radiales como no radiales. Estos modelos correspondían a estrellas PMS con masas entre $3.6-4.0 M_{\odot}$ y luminosidades $\log L/L_{\odot} \approx 2.1-2.3$.

Bernabei et al. (2009) detectaron 13 frecuencias de oscilación entre 8.045 y 37.203 c/d para la estrella Herbig Ae V346 Ori, en una campaña de 36 noches con un total de 154.7 horas útiles de observación en la que se utilizaron cuatro telescopios distintos ubicados en Italia, España, Chile y Estados Unidos. Estas frecuencias fueron comparadas con modelos adiabáticos no radiales encontrando que el modelo que mejor ajustaba estas periodicidades observadas era aquel con una masa estelar de $2.1 M_{\odot}$ y luminosidad $L/L_{\odot} = 1.37$. Estos resultados se encontraban en buen acuerdo con las estimaciones de parámetros físicos obtenidas para de esta estrella mediante espectroscopía.

Böhm et al. (2009), estudiando la binaria espectroscópica Herbig Ae RS Cha, detectaron pulsaciones no radiales por primera vez mediante el uso exclusivo de la espectroscopía de alta resolución ($R = 45000$), identificando los modos de pulsación de mayor amplitud. Utilizando el método de ajuste de parámetros de Fourier (FPF) identificaron dos modos de pulsación en la componente primaria $f_1 = 21.11$ c/d y $f_2 = 30.38$ c/d ambas con $l \approx 10-11$, y tres modos de pulsación en la componente secundaria con $f_1 = 12.81$ c/d, $f_2 = 19.11$ c/d y $f_3 = 24.56$ c/d y $l = 2, 13$ y 0 respectivamente.

El telescopio espacial canadiense MOST (Walker et al., 2003) observó fotométricamente la estrella Herbig Ae HD142666 (V1026 Sco) durante los meses de Abril-Mayo de los años 2006 y 2007, encontrándose que esta se trata de una estrella pulsante tipo δ Scuti multiperiodica (Zwintz et al., 2009b). Un total de 12 frecuencias fueron detectadas a pesar de la dificultad encontrada debido a las variaciones irregulares producidas por el disco circunestelar que dicha estrella posee. El ajuste de los modelos

que se realizó para las tres primeras frecuencias de pulsación con mayor amplitud se encontraban bastante alejados de la propia caja de incertidumbre en la posición de la estrella en el diagrama HR, debido probablemente a que ciertas frecuencias detectadas podrían tratarse de modos rotacionales. Por otra parte, los mismos autores sugieren que, de acuerdo a los modelos, la luminosidad publicada de dicha estrella debía ser revisada o bien revisar los modelos para incluir procesos físicos tales como la tasa de acreción.

Posteriormente, el mismo satélite observó en el invierno de 2006-2007 el cúmulo NGC 2264. El objetivo principal de estas observaciones fue el de obtener series temporales fotométricas de alta precisión para buscar pulsaciones entre los miembros de tipo espectral A-F del cúmulo. Zwintz et al. (2009a) descubrieron mediante estas observaciones tres nuevas estrellas pulsantes tipo δ Scuti pertenecientes al cúmulo, HD 261711, HD 261387 y NGC 2264-104, además de reobservar las dos estrellas PMS δ Scuti ya conocidas en este cúmulo, i.e. V588 Mon y V589 Mon. Una cuarta pulsante δ Scuti fue también descubierta, HD 261230 (V1), sin embargo su pertenencia al cúmulo fue puesta en duda por los propios autores por lo que su estado evolutivo como estrella PMS es cuestionable. Incluyendo a esta última, las cuatro estrellas presentaban entre 2 y 7 frecuencias de pulsación comprendidas en el rango de 9 y 62 c/d.

Marconi et al. (2010) en base a un estudio fotométrico (22 horas durante 6 noches) realizado con el telescopio R.E.M. (0.6m, La silla, Chile), confirmaron que la estrella Herbig Ae PDS 002 se trata de una pulsante δ Scuti multiperiodica, como ya había sido publicado en un análisis preliminar por Bernabei et al. (2007). En este caso se detectaron 4 frecuencias significativas con $f_1 = 27.62$ c/d.

Por otra parte, las dos estrellas V588 Mon y V589 Mon también fueron observadas por el telescopio espacial CoRoT (Baglin et al., 2006) durante 23.4 días consecutivos en el año 2008. Zwintz et al. (2011) realizaron una comparación entre los resultados en el análisis de las frecuencias obtenidas con los conjuntos de datos de MOST 2004 y MOST 2006 con los datos de COROT 2008 para estas dos estrellas. Estos autores encuentran, para el caso de V588 Mon un total de 21 frecuencias de pulsación y para el caso de V599 Mon un total de 37 frecuencias, entre las cuales se encontraban todas las previamente publicadas con los datos de MOST (Guenther et al., 2009).

Uno de los resultados más interesantes obtenidos recientemente acerca de las pulsaciones tipo δ Scuti en objetos PMS es el obtenido por Ripepi et al. (2011) respecto a la estrella COROT 102699796. Con los datos obtenidos por dicho satélite durante Octubre de 2007 y Marzo de 2008, con un total de 131.5 días consecutivos de observación, han detectado la presencia de cinco frecuencias independientes de oscilación en esta estrella en el rango de 3-5 c/d, unos valores demasiado pequeños para el caso de estrellas PMS δ Scuti, cuyos picos se encuentran normalmente situados en el rango de 10-30 c/d. Además de este análisis de frecuencias, se obtuvieron los parámetros físicos de COROT 102699796 mediante espectroscopía con datos de media resolución y se construyó la SED con datos procedentes de diferentes fuentes. Los resultados obtenidos apuntan a que este objeto es una estrella PMS de baja metalicidad. Las frecuencias detectadas fueron interpretadas, en base a la teoría, como correspondientes a modos g no radiales de orden bajo. De esta forma, esta sería la primera estrella pulsante PMS de masa intermedia con dichos modos observados hasta la fecha.

Así, los autores señalan que, debido a la posición que ocupa COROT 102699796 en el diagrama HR, situada en la zona donde las bandas de inestabilidad de las pulsaciones δ Scuti y γ Dor se intersectan, esta sería la primera estrella PMS que muestra características intermedias (híbridas) entre estas dos clases de variabilidad.

En resumen, a día de hoy se conocen ~ 40 estrellas PMS con pulsación tipo δ Scuti además de un cierto número de posibles candidatas que han sido propuestas en la bibliografía en estos últimos años (Morales-Calderón et al., 2009; Ripepi et al., 2010; Cusano et al., 2011). A pesar de que en los últimos años el número de objetos conocidos de este tipo se ha incrementado de manera sorprendente (gracias en parte al desarrollo y lanzamiento de las diferentes misiones espaciales como MOST, CoRoT y, más recientemente, KEPLER), este número es pequeño aún para realizar un estudio estadístico de las propiedades de este tipo de objetos. Se hace por tanto necesaria la detección y estudio de más estrellas PMS pulsantes δ Scuti en objetos tanto de campo como situados en cúmulos, siendo este trabajo de tesis paralelo a este desarrollo bibliográfico.

1.5 Objetivos y metodología

El principal objetivo de este trabajo de investigación consiste en realizar una búsqueda sistemática de pulsaciones tipo δ Scuti entre una muestra bien definida de estrellas de campo del hemisferio norte, previamente clasificadas como estrellas PMS y con magnitudes más brillantes que $V \approx 13.^m0$. Se trata también de determinar sus parámetros físicos tanto desde el punto de vista fotométrico como espectroscópico. Esto nos permitiría abordar varios objetivos concretos:

- Aumentar considerablemente la muestra de objetos conocidos de este tipo.
- Definir en el diagrama HR la correspondiente banda de inestabilidad observacional para este tipo de objetos.
- Comparar los resultados obtenidos en la determinación de los parámetros físicos (temperatura efectiva, luminosidad, metalicidad y edades) a partir de observaciones fotométricas y la espectroscópicas.
- Investigar las posibles correlaciones entre las diferentes propiedades observacionales de estos objetos.

La importancia de este trabajo radica principalmente en dos aspectos. El primero es que las características superficiales (temperatura y luminosidad) de los objetos PMS son idénticas a las que presentan estrellas más evolucionadas ubicadas en la misma región del diagrama HR. De hecho, las trayectorias evolutivas de las estrellas Presecuencia Principal y Postsecuencia Principal se intersectan en dicho diagrama. Debido a esto, el estado evolutivo de este tipo de estrellas puede ser ambigüo. Es más, las estrellas PMS solamente difieren de sus contrapartidas de la Secuencia Principal o Postsecuencia Principal en su estructura interna, mientras que las propiedades de sus atmósferas son prácticamente idénticas. Es, por tanto, de particular importancia detectar, para este tipo de estrellas, pulsaciones tipo δ Scuti y poder analizar sus distribuciones de frecuencias de oscilación para así poder ser capaces de diferenciar entre esos dos diferentes estados evolutivos, modelar correctamente sus interiores, y

conocer nuevas ligaduras que imponer a estos modelos para entender las condiciones en las que se dan estas pulsaciones, así como su interacción con otros factores como la convección y la rotación.

El segundo aspecto consiste en que la evolución de una estrella en fase PMS es muy rápida en comparación con la evolución en Secuencia Principal, por lo que los cambios en los periodos de pulsación predichos por los modelos de evolución son muy grandes, unos dos órdenes de magnitud mayores (Rodríguez et al., 1995; Breger & Pamyatnykh, 1998) que en el segundo caso. Esto facilita que los efectos evolutivos predominen sobre los no evolutivos en cuanto a cambios en los periodos. Por tanto, el estudio podría suponer un chequeo muy efectivo entre teoría y observaciones. Hay que tener en cuenta que en este trabajo de tesis no se pretende resolver ninguno de los aspectos anteriores, pero si que proporcionaremos más material observacional y avanzaremos, además, en el estudio para acercarnos hacia las soluciones de ambos.

La metodología que se ha seguido para llevar a cabo este trabajo de investigación es la siguiente. Se ha seleccionado una muestra inicial de 63 estrellas Herbig Ae/Be de campo observables desde el hemisferio norte y más brillantes que $V \approx 13.^m0$. Esta muestra procede principalmente de los catálogos de The et al. (1994), Vieira et al. (2003) y la lista de estrellas pulsantes PMS y candidatas publicada por Zwintz (2005).

Esta muestra ha sido observada fotométricamente entre los años 2007 y 2010 utilizando los telescopios de 1.5m (T150) y 0.9m (T90) situados en el Observatorio de Sierra Nevada (OSN), España. En el caso del telescopio T150 se utilizaron los filtros BVI de Johnson con imagen CCD directa para estrellas más débiles que $V \approx 10.^m5$. En el caso del telescopio T90 se utilizó el fotómetro multicanal Strömgren adosado a este telescopio con los filtros *uvby* para las estrellas de la muestra más brillantes que $V \approx 10.^m5$. Este valor límite de la magnitud para el telescopio T90 fue establecido para poder detectar pulsaciones de muy baja amplitud con los filtros *uvby* de banda intermedia (frente a los filtros BVI de banda ancha). Aun así, todas las estrellas de la muestra, tanto las más brillantes como las más débiles fueron observadas con el fotómetro Strömgren con el objetivo de calibrar sus índices *uvby* β y obtener sus parámetros físicos mediante fotometría.

Las observaciones fueron realizadas siguiendo el método de la fotometría diferencial. Así, para cada una de las estrellas de la muestra se seleccionó una estrella de comparación y una de chequeo, utilizando los tradicionales criterios de proximidad, luminosidad similar y tipos espectrales parecidos para cada objeto. Las correcciones de extinción atmosférica se basaron en los coeficientes de extinción de cada noche de observación determinados mediante la estrella de comparación. Finalmente, las diferencias de magnitud instrumentales (estrella en estudio - estrella de comparación) obtenidas con el T90 fueron transformadas al sistema *uvby* β standard, haciendo uso de la pertinentes ecuaciones de transformación.

De este modo se obtuvieron las diferentes curvas de luz de las estrellas de la muestra y se realizó el correspondiente análisis de frecuencias. Los parámetros físicos estelares fueron posteriormente determinados fotométricamente a partir de los índices de color y el índice β de la fotometría Strömgren-Crawford tras realizar previamente el desenrojecimiento de los mismos.

1. INTRODUCCIÓN

En cuanto a la determinación de los parámetros físicos de las estrellas de la muestra en estudio mediante espectroscopía, se realizó una campaña de observación en 2008 con el espectrógrafo Echelle FOCES situado en el telescopio de 2.2m del observatorio de Calar Alto (Almería, España) perteneciente al Centro Astronómico Hispano Alemán (CAHA). En este caso, debido al tiempo concedido (4 noches en el mes de Octubre de 2008) la muestra para llevar a cabo nuestra investigación se redujo a 15 estrellas. El objetivo fundamental es el de determinar los parámetros físicos de estas estrellas de una forma más precisa que la obtenida únicamente mediante calibraciones fotométricas standard y poder comparar ambos resultados como un primer paso para modelar asterosismológicamente dichos objetos. Para ello precisamos de espectros de alta resolución ($R \sim 40000$) y con una alta relación señal-ruido ($SNR > 200$). Con dichos datos, podríamos ser capaces de situar la posición de dichas estrellas en el diagrama HR y estimar una caja de error lo más pequeña posible que nos permitiese delimitar y ajustar los modelos teóricos de evolución de estrellas PMS existentes.

Por último, se ha confeccionado una lista actualizada de todas las estrellas PMS conocidas hasta la fecha (Junio 2012), con el objetivo de dar una visión lo más amplia posible a las características observacionales de este tipo de objetos. Para ello, se ha realizado un exhaustivo trabajo de investigación en la literatura y en los catálogos existentes, recopilando toda la información sobre fotometría $uvby\beta$ de Strömngren-Crawford y $UBVR_c$ de Johnson-Cousins, velocidades de rotación, paralajes (distancias) y pulsaciones detectadas para cada uno de estos objetos. A partir de estos datos, se han situado en el diagrama HR las estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti (incluyendo las detectadas por primera vez en este trabajo de tesis), con el objetivo de definir en este diagrama la correspondiente banda de inestabilidad observacional para este tipo de objetos y comparar con las predicciones teóricas.

Además, se describirá el estudio específico realizado tanto en fotometría como en espectroscopía, sobre la estrella PMS δ Scuti HD 34282. En este caso, la fotometría está basada en observaciones internacionales multisitio coordinadas, llevadas a cabo durante los años 2004 y 2007 y de forma conjunta y simultánea con las observaciones fotométricas de alta precisión realizadas por el satélite MOST de esta misma estrella. La espectroscopía está basada en los datos de alta resolución obtenidos en 2007 con el espectrógrafo UVES situado en uno de los cuatro telescopios que forman el VLT en el Observatorio Paranal, Chile.

Estudio de variabilidad y análisis pulsacional de estrellas Herbig Ae/Be de campo

En este capítulo, se van a describir las observaciones fotométricas realizadas con los telescopios de 1.5m (T150) y 0.9m (T90) del Observatorio de Sierra Nevada (OSN), Granada. El objetivo de estas observaciones ha sido el de detectar pulsaciones de tipo δ Scuti sobre una muestra homogénea de estrellas previamente clasificadas como objetos Herbig Ae/Be de campo. También se describirá la reducción de los datos y el análisis de frecuencias realizado sobre las curvas de luz obtenidas mediante la fotometría.

2.1 Instrumentación

Para llevar a cabo las observaciones de la muestra de estrellas se utilizaron los dos telescopios situados en el Observatorio de Sierra Nevada (OSN), perteneciente al Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC). A continuación se describirán las características de ambos telescopios así como los instrumentos utilizados en cada uno de ellos para realizar las observaciones.

2.1.a Telescopio de 90 cm (T90)

Este telescopio es un reflector de tipo Nasmyth (2 focos) de 0.9m de diámetro con una montura de horquilla ecuatorial ($37^{\circ} 4^m$) y focal f:8. Posee una cámara de auto-centrado DARK-STAR acoplada en el visor de diafragma del fotómetro Strömgren.

El telescopio es controlado mediante un conjunto de módulos (controlador del telescopio y cúpula, módulo del fotómetro Strömgren y unidad de alta tensión) que, junto con un programa general de control, permiten realizar observaciones de forma completamente automática. Gracias a esto, es posible realizar observaciones de una manera rápida y precisa, lo cual es de gran importancia en el estudio de estrellas variables.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.1.b Fotómetro Strömgren

El fotómetro Strömgren se encuentra acoplado al foco E del telescopio T90. Diseñado y fabricado en Dinamarca, la electrónica de control y de adquisición de datos fueron realizadas en el IAA. Este fotómetro fotoeléctrico es, en realidad, un espectrofotómetro de 6 canales que posee dos modos de funcionamiento, pudiéndose observar simultáneamente en las cuatro bandas *wby* del sistema fotométrico Strömgren o, en las dos bandas *n* (*narrow*) y *w* (*wide*) del sistema fotométrico H_β de Crawford.

En el modo de observación *wby* se utiliza una red de difracción que separa las diferentes componentes espectrales, siendo estas recogidas por cuatro tubos fotomultiplicadores para la medida en los cuatro canales de forma independiente. En el modo de observación H_β , el haz es dividido únicamente en dos componentes mediante un filtro dicróico, enviando cada uno de ellos a dos tubos fotomultiplicadores a través de sendos filtros interferenciales (ancho y estrecho), centrados en la banda de H_β . Estos filtros miden el continuo y la línea H_β respectivamente.

Además de estos dos modos (que son los más ampliamente utilizados) el fotómetro dispone de otras dos configuraciones, como son la utilización de filtros neutros o el modo H_δ . Los filtros neutros son un filtro neutro de densidad óptica 10 y un filtro *vb* de densidad óptica 2. El primero de ellos se encuentra situado a la entrada del fotómetro y tiene por objeto proteger los 4 tubos fotomultiplicadores de los objetos brillantes así como ampliar la magnitud límite inferior de las estrellas observables, atenuando el número de cuentas en un factor 10. El filtro neutro alternativo *vb*, afecta solo a los canales *v* y *b* (que son los que más cuentas proporcionan), pudiéndose introducir, al igual que el anterior, de forma manual.

Por otra parte, el modo H_δ permite introducir una rendija adicional de 200μ de anchura en el canal *v* centrada en la línea H_δ del Hidrógeno, proporcionando la capacidad de realizar calibraciones espectrales muy precisas de las envolturas estelares de estrellas de baja velocidad radial y tipo espectral adecuado.

Sin embargo, la ventaja más importante que proporciona el realizar observaciones con este fotómetro, es la capacidad que tiene de realizar medidas simultáneas en las diferentes bandas, lo que permite tanto ganar rapidez en la toma de medidas como obtener mejor precisión en la obtención de los índices de color al evitar los problemas de interpolación y los problemas inherentes a pequeños cambios de transparencia en el cielo durante la noche de observación. Además, este fotómetro está diseñado particularmente para obtener medidas en todas las bandas del sistema fotométrico Strömgren-Crawford. Este sistema fotométrico fue definido especialmente (Strömgren, 1963, 1966, 1967) para trabajar con estrellas de tipo temprano-intermedio, B,A,F, de manera que los índices fotométricos obtenidos se encuentren directamente relacionados con parámetros astrofísicos fundamentales para tales estrellas. La muestra de estrellas de nuestro estudio caen dentro del rango de validez de las calibraciones de este sistema como veremos más adelante.

2.1.c Telescopio de 1.5m (T150)

Este telescopio es un reflector de tipo Nasmyth, con 2 focos, de 1.5m de apertura. Al igual que el T90, posee una montura de horquilla ecuatorial ($37^0 4^m$) y focal f:8. La

cámara de autoguiado es una CCD SONY ICX024, con entrada de fibras ópticas, de 756x576 píxeles. Dispone de dos planos de adaptación de instrumentos, uno situado al este y el otro al oeste, consistentes en dos superficies de 500 mm de diámetro. Los dos instrumentos instalados en estos planos son el espectrógrafo ALBIREO y una cámara de imagen directa CCD Versarray 2048x2048.

2.1.d Cámara CCD Versarray 2048x2048

Esta cámara se encuentra instalada en el foco Nasmyth Este. Se trata de una cámara CCD con chip del tipo iluminado por detrás, con una alta eficiencia cuántica y acentuada respuesta en la parte ultravioleta del espectro. Está basada en un chip Marconi-EEV CCD42 40 de 2048x2048 píxeles, de grado científico, siendo su modelo el RoperScientific VersArray 2048B, fabricado por Princeton Instruments, perteneciente a Roper Scientific.

Se encuentra refrigerada por nitrógeno líquido y posee dos velocidades de lectura seleccionadas por software, una rápida de 4 segundos y otra lenta de 40 segundos por imagen 2048x2048. Estas velocidades se reducen notablemente mediante *binning*. En el caso de binning 2x2 la velocidad de descarga se reduce en un factor cuatro por lo que los tiempos de descarga serían de tan solo 1 y 10 segundos respectivamente para cada velocidad de lectura. En ambos casos la digitalización se realiza a 16 bits. El obturador es del tipo iris, de 30mm de tamaño, con un tiempo de apertura y cierre de 40 milisegundos.

Cuenta con tres ganancias seleccionables mediante un interruptor en el mismo cuerpo de la cámara cuyos factores de conversión son $1e^-/ADU$, $2e^-/ADU$, $4e^-/ADU$. El ruido de lectura en el modo de alta velocidad de lectura es de $9e^-$ rms. El campo de visión de la cámara instalada en este telescopio es de 7.92×7.92 arcmin siendo la escala de imagen de 0.232 arcseg/píxel.

El sistema está acoplado a una rueda de filtros de 6 posiciones, para filtros cuadrados de 5x5cm, aunque existe la posibilidad de acoplar filtros circulares de 5cm, mediante adaptadores especiales. Entre los diferentes conjuntos de filtros disponibles se encuentran los filtros Johnson-Cousins (*UBVRI*), filtros Strömgren-Crawford (*uvby β*), filtros Gunn (*vgr*) y filtros de bandas moleculares, entre otros.

2.2 Observaciones y Muestra de objetos

Como ya se ha comentado anteriormente, uno de los objetivos principales en este trabajo de investigación ha sido el de realizar una búsqueda sistemática de pulsadores tipo δ Scuti en una muestra bien definida de estrellas de campo clasificadas previamente como estrellas PMS o Herbig Ae/Be, observables desde el Hemisferio Norte y más brillantes que $V \approx 13^m$.

Para ello se seleccionó previamente una muestra inicial de 63 estrellas procedentes de distintos catálogos y fuentes, como son los catálogos de estrellas Herbig Ae/Be de The et al. (1994) y Vieira et al. (2003) así como la lista de estrellas pulsantes PMS y candidatas publicada por Zwintz (2005). Este conjunto de 63 objetos cubren todos los objetos de campo conocidos de este tipo observables desde el Hemisferio Norte.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

Es decir, esta muestra, además de homogénea, es lo más completa posible para el estudio observacional propuesto mediante la utilización de telescopios situados en este Hemisferio. Sin embargo, posteriormente cuatro de estas estrellas (los objetos 7, 8, 11 y 29 de la lista original, correspondientes a las estrellas UX Ori, HD34282, V436 Ori y V351 Ori respectivamente) fueron descartadas de la muestra al encontrarse ya bien estudiadas en la literatura, reduciéndose finalmente a 59 la cantidad de objetos estudiados en este trabajo de investigación. En este punto, es importante señalar por claridad que los números de identificación de cada una de las estrellas de la muestra, se mantuvieron respecto a la selección original de 63 objetos y son los que aparecen en las sucesivas tablas de esta tesis doctoral.

La muestra así confeccionada, fue observada con los telescopios T150 y T90 en diferentes campañas entre los años 2007 y 2010, ambos inclusive. En el caso de las observaciones con el T150 se utilizaron los filtros *BVI* del sistema fotométrico de Johnson-Cousins disponibles con imagen CCD directa, mientras que en el caso de las observaciones con el T90 se utilizó el fotómetro Strömgren junto con los correspondientes filtros *uvby β* . El hecho de utilizar dos telescopios diferentes con dos instrumentos y conjuntos de filtros también diferentes viene justificado por la necesidad de detectar variaciones de brillo muy pequeñas producidas por pulsaciones de muy baja amplitud (del orden de milésimas de magnitud). De esta forma, debido a que la muestra contenía objetos con una magnitud de hasta $V \approx 13^m$ se estableció un valor límite de la magnitud de las estrellas observadas con el T90. Así, para estrellas más brillantes que $V \approx 10.5^m$ se utilizó el T90 y para estrellas más débiles que este valor se utilizó el T150.

Sin embargo, todas las estrellas de la muestra, independientemente de su magnitud, fueron observadas con el fotómetro Strömgren con el objetivo de obtener sus índices *uvby β* para posteriormente realizar las correspondientes calibraciones y calcular sus parámetros físicos fundamentales (temperatura efectiva, luminosidad y metalicidad) mediante la fotometría. En las tablas 2.1 y 2.2 se describe la información básica de las observaciones realizadas durante los años 2007-2010 con ambos telescopios sobre la muestra de estrellas en estudio: Identificador del objeto, nombre, ascensión recta y declinación, telescopio utilizado, campaña, duración total en horas de cada campaña y número de puntos obtenidos para cada estrella en cada campaña. En total se realizaron 480 horas de observación (283 horas en el T90 y 197 horas en el T150) ocupando 136 noches (78 noches en el T90 y 58 noches en el T150) recopilándose 12823 puntos (4261 puntos en el T90 y 8562 en el T150).

Las campañas de observación fueron diseñadas de forma que cada objeto de la muestra fuese observado al menos durante 2 horas seguidas dentro de una misma noche. Este tiempo mínimo de observación fue establecido por el tipo de pulsaciones en estudio, en este caso, pulsaciones tipo δ Scuti cuyos periodos varían desde varios minutos a unas pocas horas. En los casos en los que se detectaron pulsaciones (tanto de largo como de corto periodo), estas estrellas fueron reobservadas en sucesivas campañas de observación siempre que fue posible dependiendo de las condiciones del tiempo atmosférico.

En cuanto al estudio de la variabilidad de cada estrella de la muestra se utilizó la técnica de fotometría diferencial. Esta técnica fotométrica se basa en obtener las diferencias de magnitud entre la estrella variable V y una estrella de comparación C que, a priori, se supone constante. Al representar las diferencias de magnitud ($V - C$)

en el tiempo, se obtienen las correspondiente curvas de luz en las que se apreciarán los cambios periódicos en el brillo de la estrella, dependiendo este periodo del tipo de estrella variable que se trate.

En el caso de la fotometría realizada con el fotómetro Strömgren, para cada estrella variable se escogieron generalmente tres estrellas de comparación: $C1$, $C2$ y $C3$. La estrella $C1$ es denominada *comparación principal*, respecto a la cual se calculan las diferencias de magnitud de las estrellas en estudio, mientras que $C2$ y $C3$ son denominadas *estrellas de chequeo*. Estas dos últimas estrellas se utilizan para verificar si las variaciones observadas en la estrella supuestamente variable son reales o no. Las observaciones se realizan de forma secuencial moviendo el telescopio de un objeto al siguiente, por ejemplo, Cielo,C1,C2,C3,V... y así sucesivamente.

La elección de las estrellas de comparación y chequeo deben de satisfacer una serie de condiciones:

- El tipo espectral debe ser parecido al de la estrella en estudio para obtener un mejor control de la extinción además de evitar que los términos de color tengan una gran influencia en la fotometría.
- Las estrellas de comparación deben ser de brillo mayor o similar al de la estrella problema para no perder precisión en las medidas al realizar las correspondientes diferencias de magnitud.
- Las estrellas de comparación deben de encontrarse lo más cercanas posible en el cielo a la estrella problema para controlar mejor las medidas: movimientos del telescopio más rápidos, mejor control de la extinción y mejor control de los cambios de transparencia en el cielo.

Debido a la utilización de dos telescopios distintos con instrumentación distinta, la técnica específica para llevar a cabo la fotometría diferencial varía con cada uno de ellos, aunque la base anteriormente expuesta es la misma.

En el caso de la fotometría CCD, lo que se obtienen son imágenes que incluyen en el campo, tanto a la variable V como a otros objetos. De entre estos objetos, son seleccionadas las estrellas de comparación y chequeo tras estudiar, siguiendo los anteriores criterios, las correspondientes cartas de identificación. La ventaja principal que proporciona la fotometría CCD, es que las medidas fotométricas tanto de la estrella variable como de las estrellas de comparación y chequeo se realizan en el mismo instante y a una misma masa de aire, con lo que las diferencias de magnitud ($V-C1$, $C2-C1$, etc) se pueden calcular directamente sin necesidad de realizar interpolaciones en tiempo, no como en el caso de la fotometría realizada con el fotómetro Strömgren.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

Tabla 2.1: Muestra de objetos observados I

Objeto no.	Nombre	α (J2000)	δ (J2000)	Telescopio OSN	Campaña	Horas (Noches)	Puntos
1	VXCas	00 31 30.68	+61 58 50.97	T150	Ago07	3.10 (1)	220
				T150	Nov07	4.15 (1)	58
2	V594Cas	00 43 18.25	+61 54 40.14	T150	Ago07	6.03 (1)	392
3	PDS004	03 39 00.56	+29 41 45.70	T150	Nov07	2.21 (1)	68
				T150	Nov08	3.96 (1)	208
				T90	Dic09	4.62 (1)	68
4	XYPer	03 49 36.32	+38 58 55.60	T90	Oct07	3.50 (1)	57
				T90	Dic09	2.38 (1)	37
5	ABAur	04 55 45.84	+30 33 04.29	T90	Oct07	2.91 (1)	38
6	HD31648	04 58 46.26	+29 50 36.98	T90	Oct07	3.02 (1)	39
9	HD35187	05 24 01.17	+24 57 37.58	T90	Oct07	8.46 (2)	184
				T90	Dic07	1.41 (1)	37
				T90	Dic09	3.39 (1)	64
10	HD287823	05 24 08.05	+02 27 46.89	T90	Nov07	2.91 (1)	32
12	HD290409	05 27 05.47	+00 25 07.61	T90	Nov07	2.92 (1)	33
13	HD290500	05 29 48.03	-00 23 43.16	T150	Nov07	2.33 (1)	44
				T150	Nov08	3.49 (1)	119
				T150	Oct09	3.17 (1)	156
14	V1409Ori	05 30 19.03	+11 20 19.90	T90	Oct07	4.94 (1)	69
				T90	Nov07	5.94 (2)	131
				T90	Dic09	4.07 (1)	68
15	HD36112	05 30 27.53	+25 19 57.08	T90	Oct07	8.38 (2)	114
				T90	Dic07	1.32 (1)	18
				T90	Dic09	8.32 (1)	153
16	V1410Ori	05 31 57.24	+11 17 41.46	T90	Oct07	4.94 (1)	63
				T90	Nov07	2.72 (1)	28
17	HD36408	05 32 14.14	+17 03 29.25	T90	Oct07	5.61 (1)	75
				T90	Nov07	3.11 (1)	75
18	V1271Ori	05 35 09.60	+10 01 51.51	T90	Oct07	5.62 (1)	73
19	V380Ori	05 36 25.43	-06 42 57.69	T150	Nov07	2.81 (1)	45
20	HD290770	05 37 02.45	-01 37 21.36	T90	Nov07	2.42 (1)	31
21	BFOri	05 37 13.26	-06 35 00.58	T90	Oct07	1.58 (1)	13
				T90	Nov07	9.61 (2)	138
22	HD37357	05 37 47.08	-06 42 30.25	T90	Oct07	5.58 (1)	58
23	V1247Ori	05 38 05.25	-01 15 21.67	T90	Nov07	2.33 (1)	30
24	V1788Ori	05 38 14.50	-05 25 13.30	T90	Nov07	5.13 (1)	57
25	RRTau	05 39 30.52	+26 22 26.97	T150	Nov07	1.26 (1)	34
				T150	Nov08	1.86 (1)	70
26	V350Ori	05 40 11.77	-09 42 11.05	T150	Ene08	5.24 (1)	270
				T150	Nov08	2.23 (1)	83
27	HD37806	05 41 02.29	-02 43 00.73	T90	Dic07	5.30 (1)	67
				T90	Feb10	1.71 (1)	21
28	HD38120	05 43 11.89	-04 59 49.90	T90	Dic07	5.27 (1)	66
				T90	Feb10	1.63 (1)	20
30	HD249879	05 58 55.78	+16 39 57.37	T150	Ene08	8.04 (1)	649
				T150	Nov08	3.69 (1)	295
				T150	Abr10	0.86 (1)	74
31	V791Mon	06 02 14.88	-10 00 59.50	T90	Feb08	5.38 (2)	149
				T90	Feb10	2.03 (1)	31
32	HD250550	06 01 59.00	+16 30 56.73	T90	Feb08	4.86 (2)	118
				T90	Feb10	2.24 (1)	35
33	AELep	06 03 37.06	-14 53 02.50	T150	Ene08	5.27 (2)	358
				T150	Nov08	4.05 (1)	185
34	PDS126	06 13 36.20	-06 25 01.00	T150	Ene08	6.61 (1)	218
35	HD50083	06 51 45.75	+05 05 03.86	T90	Dic07	5.36 (2)	115
				T90	Feb08	2.84 (1)	101
				T90	Feb10	3.08 (1)	45
36	HD52721	07 01 49.51	-11 18 03.32	T90	Feb08	8.40 (2)	112
				T90	Feb10	1.00 (1)	9
37	HTCma	07 02 42.53	-11 26 11.81	T150	Feb11	3.42 (1)	149
38	HUCma	07 04 06.70	-11 26 08.61	T150	Feb08	4.06 (1)	187
39	HD53367	07 04 25.53	-10 27 15.74	T90	Feb08	8.41 (2)	117
				T90	Feb10	1.00 (1)	9
40	PDS241	07 08 38.80	-04 19 08.00	T150	Ene08	6.03 (2)	151
				T150	Nov08	5.52 (1)	196
				T150	Abr10	1.21 (1)	60

2.2 Observaciones y Muestra de objetos

Tabla 2.2: Muestra de objetos observados II

Objeto no.	Nombre	α (J2000)	δ (J2000)	Telescopio OSN	Campana	Horas (Noches)	Puntos
41	HD141569	15 49 57.75	-03 55 16.34	T90	Abr07	5.54 (1)	93
				T90	Feb10	1.55 (1)	27
42	VVSer	18 28 47.86	+00 08 39.76	T150	Abr07	7.01 (3)	136
				T150	Abr10	1.75 (1)	69
43	V431Sct	18 29 25.69	-06 04 37.29	T90	Jul07	6.06 (2)	85
				T150	Ago07	4.92 (2)	204
				T150	Abr10	1.45 (2)	41
44	HD174571	18 50 47.18	+08 42 10.09	T90	May07	4.15 (1)	32
				T90	Jul07	3.92 (1)	60
				T90	Ago09	3.43 (1)	59
				T90	Abr10	2.62 (1)	25
45	HD179218	19 11 11.25	+15 47 15.64	T90	May07	6.13 (2)	47
				T90	Jul07	3.92 (1)	60
				T90	Abr10	2.59 (1)	24
46	WWVul	19 25 58.75	+21 12 31.28	T150	May07	2.73 (1)	129
				T150	Ago07	6.61 (1)	352
				T150	Ago09	1.15 (1)	63
				T150	Abr10	1.73 (1)	84
47	PXVul	19 26 40.26	+23 53 50.85	T150	Ago07	4.52 (1)	127
				T150	Ago09	2.78 (2)	80
				T150	Abr10	1.72 (1)	61
48	PDS581	19 36 18.91	+29 32 50.00	T150	Ago07	4.55 (1)	80
				T150	Sep07	5.34 (1)	147
				T150	Abr10	2.05 (1)	75
49	HD190073	20 03 02.51	+05 44 16.67	T90	Jul07	2.97 (1)	45
50	V1685Cyg	20 20 28.24	+41 21 51.56	T150	Ago07	4.83 (1)	225
				T150	Ago09	5.24 (2)	238
51	HD200775	21 01 36.92	+68 09 47.76	T90	May07	4.39 (1)	49
				T90	Jul07	4.20 (1)	46
52	HD203024	21 16 03.02	+68 54 52.13	T90	May07	4.39 (1)	50
				T90	Jul07	4.20 (1)	47
53	BD+65.1637	21 42 50.18	+66 06 35.12	T90	Jul07	8.91 (2)	146
54	V1578Cyg	21 52 34.10	+47 13 43.61	T90	Jul07	9.87 (2)	165
				T150	Ago07	7.22 (1)	606
55	BHCep	22 01 42.87	+69 44 36.53	T150	Ago07	4.99 (1)	261
				T150	Nov07	3.77 (1)	67
				T150	Ago09	2.57 (1)	106
56	SVCep	22 21 33.20	+73 40 27.07	T90	Jul07	4.29 (1)	72
57	V1080Tau	04 40 32.64	+24 26 31.30	T150	Nov07	5.17 (1)	98
58	COOri	05 27 38.34	+11 25 38.97	T150	Nov07	5.01 (1)	94
				T150	Nov08	3.14 (1)	115
59	V1650Ori	05 29 11.44	-06 08 05.41	T90	Nov07	5.13 (1)	57
60	RYOri	05 32 09.94	-02 49 46.79	T150	Nov07	2.91 (1)	36
61	HD36910	05 35 58.47	+24 44 54.10	T90	Oct07	3.63 (1)	58
62	HD53240	07 03 57.45	-10 07 25.55	T90	Feb08	8.28 (2)	106
63	HD261387	06 39 20.79	+09 33 51.00	T90	Dic07	6.87 (1)	110
				T150	Ene08	6.14 (2)	429
				T150	Nov08	2.98 (1)	169
				T150	Abr10	2.40 (1)	181
Total T90:						283 (78)	4261
Total T150:						197 (58)	8562
TOTAL:						480 (136)	12823

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.2.a Fotometría diferencial con el telescopio T90 y el fotómetro Strömgren

Antes de comenzar con las observaciones, se seleccionaron, para cada una de las estrellas de la muestra, las estrellas de comparación y chequeo en el catálogo de Hauck & Mermilliod (1998), atendiendo a los criterios anteriormente comentados. Los tipos espectrales de estas estrellas fueron tomados de la base de datos SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>).

La selección del diafragma en las observaciones con el fotómetro Strömgren se hizo de forma que este fuese el más pequeño posible permitiendo el paso de todo el flujo de la estrella y minimizando la entrada de fotones procedentes del fondo de cielo. De esta forma, teniendo en cuenta que las estrellas observadas con el telescopio T90 eran más brillantes que $V \approx 10.^m5$, el diafragma generalmente utilizado fue el de 28" de diámetro aunque en algunos casos se utilizó el diafragma de 45" para el caso de las estrellas más brillantes o debido a problemas técnicos con el seguimiento o apuntado del telescopio.

Los tiempos de integración utilizados dependen de la magnitud aparente de la estrella en estudio, de forma que, teniendo en cuenta que la llegada de fotones al fotómetro presenta una distribución de Poisson y dado un error relativo predeterminado μ , la expresión para el tiempo de integración t vendrá dada por:

$$t = \frac{1}{\mu^2 N} \quad (2.1)$$

siendo N el número de cuentas por unidad de tiempo. En la tabla 2.3 se muestran los valores de t necesarios para alcanzar un error del orden de 0.^m002 en los filtros v y b para estrellas más brillantes que $V = 10.^m0$, o de 0.^m004 para estrellas más débiles.

Tabla 2.3: Tiempos de integración aplicados según la magnitud visual aparente de cada objeto.

Magnitud (mag.)	Tiempo (s)
5.00 - 6.00	25
6.00 - 7.00	30
7.00 - 8.00	35
8.00 - 9.00	40
9.00 - 9.50	50
9.50 - 10.00	70
>10.00	120

En general, las secuencias de observación fueron del tipo *Cielo-C1-C2-V-C1-C3-V*. En los casos en los que dos o más estrellas de la muestra se encontraban suficientemente cercanas en el cielo, se compartieron las mismas estrellas de comparación y chequeo, considerándose una única secuencia de observación global.

2.2.b Fotometría diferencial con el telescopio T150 e imagen directa

En el caso de las observaciones realizadas con el telescopio T150 e imagen CCD las estrellas de comparación y chequeo se seleccionaron tras estudiar las correspondientes cartas de identificación centradas en las estrellas en estudio y que aparecían en el campo de la imagen CCD de 8'x8', tratando de seguir los mismos criterios mencionados anteriormente.

La metodología de observación realizada con el T150 consistía en realizar exposiciones consecutivas de un mismo campo centrado en la estrella en estudio. Estas exposiciones se llevarían a cabo de forma secuencial para los filtros *BVI* de Johnson-Cousins. La configuración de la cámara CCD VersArray para dichas observaciones fue siempre la misma a lo largo de las diferentes campañas: agrupamiento de 2x2 píxeles como si se tratara de un único pixel (*binning*) y modo de lectura rápida para aumentar en lo posible la velocidad en la toma de imágenes, mejorando así el muestreo. Teniendo en cuenta las magnitudes de los objetos a medir (11-13 mag) y las amplitudes de variabilidad ($< 0.^m01$), los tiempos de integración adecuados para las exposiciones fueron de 15 a 30 segundos, dependiendo del filtro, de los niveles de saturación en cada caso y de la calidad particular del cielo durante cada noche de observación.

En cuanto a las calibraciones necesarias se tomaron del orden de 10 imágenes de corriente de oscuridad (*bias*) al principio y final de cada noche y del orden de 5 imágenes planas de campo (*flat-field*) tanto al atardecer como al amanecer, tratando de que en cada imagen de *flat-field* se alcanzasen del orden de unas 30.000 cuentas, límite de saturación para el chip de la CCD Versarray.

2.3 Reducción de datos

En esta sección describiremos los pasos generales seguidos para reducir los datos obtenidos en las observaciones. Al utilizar distintos instrumentos, los procesos de reducción de los datos han sido también diferentes, como ya fueron en su caso las técnicas de observación, por lo que estos serán descritos de forma independiente en las siguientes subsecciones para el caso del fotómetro Strömgren y de las imágenes tomadas con la cámara CCD.

2.3.a Reducción de los datos obtenidos con el telescopio T90 y el fotómetro Strömgren

La reducción de los datos obtenidos con el fotómetro Strömgren fue realizada utilizando un paquete de programas diseñado y desarrollado específicamente para este instrumento, por varios miembros del Departamento de Física Estelar del Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC). Estos programas han sido mantenidos y actualizados con el tiempo, adaptándolos tanto a los diversos cambios de sistemas de computación como a las nuevas necesidades de cálculo y graficación que han ido apareciendo.

Este conjunto de programas calculan, a partir de las coordenadas de cada estrella en cualquier época, las coordenadas referidas al equinoccio medio en la fecha de

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

observación para cada instante, obteniendo la fecha juliana heliocéntrica. Esta corrección heliocéntrica es necesaria para poder hacer comparables cualquier observación realizada durante diferentes épocas del año, siendo su expresión de la forma:

$$C.H. = -0.^d0057775 (R \cos\theta \cos\alpha \cos\delta + R \sin\theta (\operatorname{sene}\epsilon \operatorname{sene}\delta + \operatorname{cose}\epsilon \cos\delta \operatorname{sena}\alpha)) \quad (2.2)$$

siendo R el módulo del vector Tierra-Sol, θ la longitud del equinocio medio, ϵ la oblicuidad de la eclíptica y α y δ la ascensión recta y la declinación de la estrella respectivamente.

Seguidamente las medidas obtenidas en cada uno de los filtros *uvby* son corregidas, para cada estrella, de tiempo muerto, ya que el número de fotones contados por el fotomultiplicador es siempre menor que el número real de fotones que llegan hasta el mismo. Esta corrección viene dada por la expresión:

$$N_r = \frac{N_0}{(1 - \tau N_0)} \quad (2.3)$$

en donde N_r es el número de cuentas real que llega al fotómetro, N_0 el número de fotones contados por este y τ la constante de tiempo muerto para nuestro sistema que es diferente para cada filtro.

Una vez que se han obtenido las cuentas reales que llegan al detector se sustrae el número de cuentas procedente del fondo de cielo. Este número ha sido previamente obtenido en cada ciclo de observación mediante medidas de una región del cielo cercana a la estrella problema y en la que no aparezcan objetos de fondo. De este modo se obtiene el número de cuentas neto de los objetos que se están observando.

La conversión a magnitudes instrumentales *dentro de la atmósfera* en las distintas bandas *uvby* se realiza mediante la ecuación:

$$m_i = -2.5 \log I_i + K \quad (2.4)$$

donde I_i es el número de cuentas neto medido para cada banda i de Strömgren y el valor de la constante K es en este caso 16, al ser este el punto cero obtenido para que las magnitudes aparentes instrumentales sean comparables con las magnitudes aparentes estándar.

En el caso de las medidas realizadas en H_β , cuyo propósito principal es la calibración de los parámetros físicos de las estrellas problema, las magnitudes se calculan según la expresión:

$$m_{H_\beta} = -2.5 \log\left(\frac{n}{w}\right) \quad (2.5)$$

siendo n y w las cuentas netas obtenidas en dichos filtros.

El siguiente paso consiste en obtener las denominadas *magnitudes fuera de la atmósfera* para cada objeto observado. Para ello, hay que tener en cuenta que la luz que nos llega de las estrellas sufre una pérdida de intensidad debido a procesos de absorción y dispersión producidos por el gas y el polvo contenido en la atmósfera terrestre. Este fenómeno, conocido como extinción atmosférica, depende del lugar de observación, la altura de la estrella sobre el horizonte y la longitud de onda de observación. Por ello, para un mismo lugar de observación y a una altura determinada de la estrella, la extinción ha de ser calculada para cada banda por separado.

De este modo, las magnitudes fuera de la atmósfera se obtienen representando, para cada noche de observación, las diferentes magnitudes instrumentales de la estrella *C1* de comparación (supuestas en principio constantes) en función de los diferentes valores de la masa de aire X , realizando un ajuste cuadrático de la forma:

$$m = m_0 + k_1 \cdot X + k_2 \cdot H \cdot X^2 \quad (2.6)$$

en donde, m es la magnitud dentro de la atmósfera, m_0 la magnitud fuera de la atmósfera, k_1 y k_2 los coeficientes lineal y cuadrático de la extinción, H el ángulo horario de la estrella y X la masa de aire.

El último término de la ecuación (2.6) tiene en cuenta que, como ocurre en el caso del OSN, el valor de la extinción no tiene porqué ser el mismo hacia el Este que hacia el Oeste del observatorio, dependiendo por tanto del ángulo horario en el que se encuentre la estrella.

Para el caso de las magnitudes en H_β este proceso de corrección de extinción no es necesario ya que H_β no se encuentra afectado por la extinción atmosférica, al tratarse, por definición, de la relación existente entre medidas realizadas con dos filtros centrados en la misma longitud de onda (ecuación 2.5).

Así, una vez obtenidas las magnitudes fuera de la atmósfera de la estrella en estudio y de sus respectivas estrellas de comparación, se procedió al cálculo de las diferencias de magnitud: $X - C1$ en donde $X = V, C2, C3$, para cada filtro e índice de color.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

Las diferencias de magnitud así obtenidas, fueron transformadas al sistema estándar, de forma que estos datos fuesen compatibles con los datos obtenidos por otros observadores. Las ecuaciones de transformación utilizadas son las siguientes:

$$\Delta V = 0.021\Delta(b - y)_i + \Delta y_i \quad (2.7)$$

$$\Delta(b - y)_{st} = 0.975\Delta(b - y)_i \quad (2.8)$$

$$\Delta m_{1st} = 0.730\Delta m_{1i} + 0.049\Delta(b - y)_i \quad (2.9)$$

$$\Delta c_{1st} = 1.058\Delta c_{1i} + 0.201\Delta(b - y)_i \quad (2.10)$$

$$\Delta b_{st} = \Delta(b - y)_{st} + \Delta V \quad (2.11)$$

$$\Delta v_{st} = \Delta m_{1st} + 2\Delta b_{st} - \Delta V \quad (2.12)$$

$$\Delta u_{st} = \Delta c_{1st} + 2\Delta v_{1st} - \Delta b_{st} \quad (2.13)$$

en donde los subíndices st e i indican estándar e instrumental respectivamente.

Los índices m_1 y c_1 , también denominados *diferencias de color*, fueron definidos por Strömgren (1966) de la forma:

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (2.14)$$

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (2.15)$$

Ambos índices serán tratados en mayor profundidad en el Capítulo 3, donde se describirá el sistema fotométrico de Strömgren-Crawford.

Por último, los coeficientes que aparecen en las ecuaciones de transformación fueron calculados y tabulados en otras campañas de observación anteriores a este trabajo de investigación mediante la observación de estrellas estándares por miembros del Departamento de Física Estelar del Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA-CSIC) utilizando este mismo telescopio e instrumento.

2.3.b Reducción de los datos obtenidos con el telescopio T150 y la cámara CCD de imagen directa

La reducción de las imágenes tomadas con la cámara CCD del telescopio T150 fue realizada utilizando el paquete de software astronómico IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*, <http://iraf.noao.edu>).

El proceso de reducción de las imágenes fue el estándar para el caso de imágenes tomadas con CCD: se eliminaron los efectos instrumentales, como son la corriente de oscuridad y las inhomogeneidades en cuanto a la respuesta en sensibilidad de los píxeles de la cámara CCD, haciendo uso de las imágenes de *bias* y *flat-field* tomadas durante cada una de las noches de observación.

A continuación, una vez que las imágenes se encontraban libres de cualquier efecto instrumental, se procedió a realizar fotometría de apertura para obtener las magnitudes instrumentales dentro de la atmósfera correspondientes a cada una de las estrellas en estudio y sus estrellas de comparación.

Generalmente, como criterio para la elección de la apertura, se estableció un radio en píxeles igual a tres veces la anchura a media altura (FWHM) de la PSF del objeto, aunque en algunos casos este criterio fue puramente visual cuando dentro de este radio de apertura se introducía alguna otra estrella de campo. En cuanto a la determinación del número de cuentas por píxel procedentes del fondo de cielo se eligió un anillo alrededor de la estrella problema. El radio de este anillo se estableció lo más cercano posible a la estrella en estudio pero lo suficientemente alejado de la misma para no incluir ninguna cantidad de flujo procedente de la misma. La anchura elegida para este anillo fue siempre la misma en todas las observaciones (5 píxeles).

En este caso, las magnitudes instrumentales dentro de la atmósfera no fueron corregidas de extinción, ya que, debido a la proximidad entre la estrella en estudio y las estrellas de comparación, el efecto es despreciable a la hora de calcular las diferencias de magnitud.

De esta manera, se obtuvieron las diferencias de magnitud dentro de la atmósfera para cada noche de observación y estrella en particular en cada filtro *BVI* de Johnson-Cousins, que a continuación serían objeto de estudio.

2.4 Análisis de pulsaciones. Criterios de Variabilidad

En esta sección se expondrá el método seguido para analizar las curvas de luz obtenidas para cada estrella de la muestra, así como los paquetes de software utilizados para ello. También se describirán los criterios seguidos para considerar una estrella como variable tras analizar sus curvas de luz.

2.4.a Eliminación de las variaciones de luminosidad debido al carácter PMS de las estrellas de la muestra

Una vez obtenidas todas las curvas de luz de las estrellas de la muestra en cada una de las diferentes campañas realizadas entre 2007 y 2010, se construyó una única serie temporal por estrella y banda que incluía todas las observaciones de dicha estrella a lo largo de estos años. En la figura 2.1 se muestra la serie temporal así construida para la estrella HD36112 en el filtro *V*. Se pueden observar claramente las variaciones irregulares (al menos, no periódicas) de luminosidad que se producen entre observaciones realizadas en diferentes campañas y años.

Estas variaciones irregulares en luminosidad y en escalas de tiempo muy diferentes son muy comunes a las estrellas Herbig Ae/Be y se encuentran ampliamente documentadas en la literatura como se indicó en el Capítulo 1, sección 1.3.b, siendo estas producidas fundamentalmente por el material circunestelar que rodea a este tipo de estrellas. De hecho, este tipo de variación aparece en mayor o menor medida y con diferentes patrones en todas las estrellas Herbig Ae/Be estudiadas.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

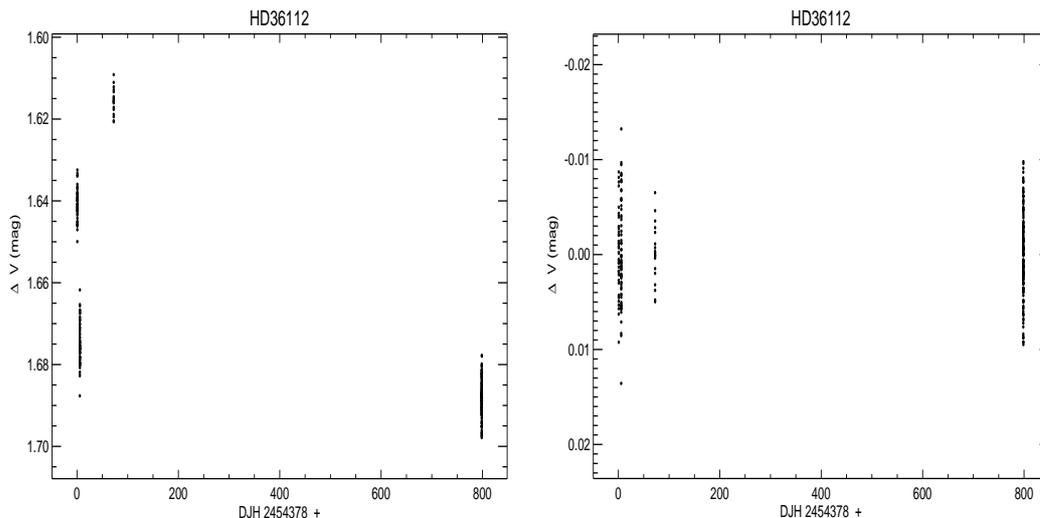


Figura 2.1: Panel izquierdo: Variaciones irregulares debido al carácter PMS de la estrella HD 36112. Panel derecho: Serie temporal de la estrella HD 36112 tras haber sido eliminadas las variaciones irregulares producidas por su carácter PMS.

Debido a que estas variaciones no son intrínsecas a la propia estrella, antes de realizar un análisis de frecuencias fue necesario eliminarlas previamente para evitar que introdujesen una gran cantidad de ruido en la zona de las bajas frecuencias de los periodogramas. Para ello, se ajustó a cada una de las curvas de luz en los diferentes filtros, un polinomio de Legendre de orden bajo (no mayor que orden 5) seleccionando aquel que minimizase los residuos. Los residuos de este ajuste serían los utilizados para realizar el estudio del comportamiento pulsacional de las estrellas de la muestra, como se aprecia en la figura 2.1, panel derecho. De esta manera, las diferentes noches de observación se encuentran todas niveladas, habiéndose eliminado las variaciones irregulares debido al carácter PMS de estas estrellas.

2.4.b Análisis de frecuencias

Para realizar el análisis de frecuencias de las curvas de luz se utilizó el paquete de software PERIOD04 (Lenz & Breger, 2005). Este paquete de software está compuesto por un conjunto de programas con técnicas de análisis de espectros de Fourier de una sola frecuencia o múltiples frecuencias, así como de algoritmos de mínimos cuadrados, pudiéndose ajustar simultáneamente varias funciones sinusoidales del tipo:

$$y(t) = A_0 + \sum_{i=1}^N A_i \text{sen}[2\pi(\nu_i t + \varphi_i)] \quad (2.16)$$

en donde, N es el número de frecuencias significativas encontradas, ν_i la frecuencia i en ciclos por día, φ_i la fase inicial de la frecuencia i en unidades de fase entre 0 y 1, A_i la amplitud de la pulsación i , A_0 la magnitud media de la curva de luz, t el instante de la observación e $y(t)$ la magnitud de la curva de luz para el instante t .

De esta manera, dadas N frecuencias significativas, PERIOD04 trata de encontrar mediante mínimos cuadrados y de forma simultánea, los valores de ν_i , A_i y φ_i que hacen mínimos los residuos de la función anterior. Además, este programa permite también determinar, utilizando algoritmos de ajuste de mínimos cuadrados no lineales (método de Levenberg-Marquardt), cuáles son las barras de error en la determinación de estos parámetros.

Siguiendo a Breger et al. (1993), un pico del periodograma se considera como significativo, siempre que el cociente entre la amplitud de la señal y la del ruido sea $S/R \geq 4.0$ para el caso de frecuencias independientes. La amplitud del ruido R , es calculada en el periodograma de residuos de ruido blanco y en la misma zona donde se ha detectado la señal.

En nuestro caso, seguimos el siguiente criterio para establecer la veracidad de los picos detectados:

Se calcularán las amplitudes medias del ruido en los espectros de frecuencias dentro de un determinado rango de las mismas, estableciendo este nivel medio de ruido como R .

- Aquellos picos del espectro de frecuencias con amplitudes mayores que $4R$ serán considerados como reales y dichas estrellas como variables.
- Los picos con amplitudes situadas entre los valores de $3R$ y $4R$ serán considerados como dudosos, y la variabilidad de la estrella como incierta.
- Por último, aquellos picos con amplitudes por debajo del nivel $3R$ serán considerados como no significativos y la estrella como no variable.

Con este criterio de variabilidad establecido para nuestra investigación, se procedió a calcular con PERIOD04 los espectros de amplitud de Fourier de las curvas de luz de las estrellas.

Según el teorema de muestreo de Nyquist, para poder reconstruir de forma exacta una señal periódica es necesario que la frecuencia de muestreo de la misma sea, como mínimo, superior al doble de la máxima frecuencia a investigar en dicha señal periódica. De esta manera, la región de análisis de Fourier se encontrará en el rango de frecuencias situado entre 0 y la frecuencia de Nyquist definida por:

$$\nu_{Nyquist} = \frac{1}{2 \Delta t} \quad (2.17)$$

en donde Δt es el tiempo medio transcurrido entre dos medidas consecutivas.

Para el caso del T90 este tiempo medio es de $\Delta t \sim 5$ min, por lo que $\nu_{Nyquist} \simeq 150 c/d$, mientras que para el T150 el tiempo medio es $\Delta t \sim 3$ min y por tanto $\nu_{Nyquist} \simeq 250 c/d$.

Estas frecuencias máximas se encuentran por encima de las frecuencias de pulsación más rápidas predichas para las estrellas con pulsación tipo δ Scuti, por lo que

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

se tomó como rango de frecuencias para el análisis de Fourier, el rango comprendido entre 0 y 100 c/d en todos los casos.

La resolución de las frecuencias obtenida en los periodogramas viene dada por:

$$\nu_{res} = \frac{1.5}{\Delta t} \quad (2.18)$$

siendo Δt el tiempo de monitorización, siguiendo la expresión dada por Loumos & Deeming (1978).

En nuestro caso, este tiempo de monitorización Δt , corresponde al tiempo total transcurrido entre el primer y el último dato tomado para una determinada estrella teniendo en cuenta todas las campañas de observación realizadas sobre la misma.

Por otra parte, la precisión en la determinación del valor de las frecuencias (las barras de error obtenidas) vendrán dadas por la expresión (Montgomery & Odonoghue, 1999):

$$\sigma(\nu) = \sqrt{\frac{6}{N}} \frac{1}{\pi \Delta t} \frac{\sigma(m)}{a} = \frac{\sqrt{3}}{\pi \Delta t} \frac{\sigma(a)}{a} \quad (2.19)$$

en donde:

a = amplitud del pico en magnitudes.

$\sigma(a)$ = error en la determinación de la amplitud = $\sqrt{\frac{2}{N}} \sigma(m)$

$\sigma(m)$ = precisión de las medidas en magnitudes.

Δt = tiempo total de monitorización, en días.

N = número de puntos obtenidos.

En nuestro caso, las barras de error en las frecuencias y amplitudes fueron las calculadas por PERIOD04 mediante los algoritmos de ajuste de mínimos cuadrados no lineales, aunque dichos valores son muy similares a los obtenidos aplicando estas ecuaciones.

En cuanto a las estrellas con sus picos principales situados entre los niveles 3R y 4R, estas fueron consideradas, según nuestro criterio de variabilidad anteriormente expuesto, como de variabilidad incierta. Para estos casos, se utilizó además el paquete de software *Time Resolved Image Photometry Package* (TRIPP, Schuh et al. 2003) para comprobar su posible variabilidad. Este programa calcula un periodograma tipo Lomb-Scargle basado en Scargle (1982) en lugar de un espectro de amplitudes de Fourier. TRIPP proporciona además una estimación estadística de la probabilidad de que un pico sea realmente debido a una frecuencia periódica real utilizando niveles de confianza para la potencia relativa.

2.4 Análisis de pulsaciones. Criterios de Variabilidad

Aquellos picos situados entre los niveles 3R y 4R, pero con un nivel de confianza $\geq 95\%$ calculado mediante este método, serían finalmente considerados en este trabajo como picos reales y la estrella como variable.

Las tablas 2.4, 2.5 y 2.6 muestran los resultados del análisis de frecuencias realizado, agrupando las estrellas de la muestra según el criterio de variabilidad descrito. Las frecuencias y amplitudes mostradas son las correspondientes al análisis realizado en los filtros V de Johnson (T150) o v de Strömgren (T90). Los errores típicos obtenidos en la determinación de las frecuencias son del orden de 0.01 c/d. Las barras de error en la determinación de las amplitudes vienen dadas entre paréntesis en décimas de mmag.

Las cuatro primeras columnas indican, respectivamente: número de identificación dado para cada uno de estos objetos en nuestro trabajo de investigación, nombre del objeto, tipo espectral, y magnitud visual. Las cuatro columnas siguientes corresponden a las frecuencias detectadas, amplitudes (error), ruido medio y relación señal-ruido calculada para cada estrella. La tabla 2.5 incluye además una última columna con la probabilidad, calculada con *TRIPP*, de que la frecuencia indicada sea real.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

Tabla 2.4: Objetos que presentan frecuencias con amplitudes $A \geq 4R$.

Objeto no.	Nombre	Tipo Espectral	V (mag)	Frecuencia (c/d)	Amplitud (mmag)	R (mmag)	S/R
2	V594Cas	Be	10.64	3.98	9.7 (5)	1.2	8.1
3	PDS004	A1	10.74	53.27	8.5 (7)	2.0	4.2
4	XYPer	A2IIv	9.44	5.27	4.4 (5)	0.8	5.5
9	HD35187	A2e	7.78	63.87	3.3 (4)	0.7	4.7
14	V1409Ori	AIab	10.20	45.35	7.9 (5)	1.2	6.6
				2.43	6.5 (5)	1.2	5.4
15	HD36112	A3e	8.31	28.36	3.7 (3)	0.5	7.4
				33.00	2.6 (3)	0.5	5.2
32	HD250550	B7e	9.57	5.48	4.3 (4)	0.8	5.4
36	HD52721	B2Ve?	6.58	3.51	80.7 (23)	9.0	9.0
40	PDS241	B0?	12.06	2.86	4.6 (4)	0.8	5.7
42	VVSer	A2e	11.60	9.65	5.8 (4)	0.6	9.7
43	V431Sct	Bpe	10.5	11.66	6.8 (9)	1.0	6.8
44	HD174571	B3V:pe	8.84	4.51	4.7 (4)	0.6	7.8
46	WWVul	A3e	10.51	4.30	4.8 (5)	0.9	5.3
48	PDS581	B0.sIV	11.67	6.83	4.8 (5)	0.5	9.6
50	V1685Cyg	B3	10.70	7.10	4.0 (4)	0.8	5.0
55	BHCep	F5IV	10.8	5.57	2.9 (3)	0.5	5.8
57	V1080Tau	G0	10.5	2.86	22.5 (6)	3.0	7.5
59	V1650Ori	F7	10.43	3.04	67.1 (27)	9.0	7.4
61	HD36910	F2IVe	10.70	2.81	68.2 (37)	8.1	8.4
63	HD261387	A2V	10.6	34.67	2.7 (3)	0.6	4.5

Tabla 2.5: Objetos que presentan frecuencias con amplitudes $3R \leq A < 4R$.

Objeto no.	Nombre	Tipo Espectral	V (mag)	Frecuencia (c/d)	Amplitud (mmag)	R (mmag)	S/R	Prob. (%)
6	HD31648	A3	7.73	5.55	3.8 (6)	1.2	3.2	98
13	HD290500	B8	11.04	8.18	4.8 (7)	1.5	3.2	> 99
17	HD36408	B7IIIe	5.46	15.47	2.0 (4)	0.6	3.3	20
21	BFOri	A5II-IIIeV	10.30	5.62	11.4 (16)	3.3	3.4	> 99
26	V350Ori	A0	10.4	57.08	3.3 (4)	0.9	3.7	> 99
35	HD50083	B2III	6.91	6.45	2.7 (3)	0.7	3.8	> 99
45	HD179218	B9e	8.84	4.81	1.5 (3)	0.4	3.7	0
58	COOri	G5Vpe	10.6	5.34	2.7 (4)	0.7	3.8	> 99

2.4 Análisis de pulsaciones. Criterios de Variabilidad

Tabla 2.6: Objetos que muestran frecuencias con amplitudes $A < 3R$.

Objeto no.	Nombre	Tipo. Espectral	V (mag)	Frecuencia (c/d)	Amplitud (mmag)	R (mmag)	S/R
1	VXCas	A0e	11.3	9.76	3.2 (7)	1.1	2.9
5	ABAur	A0Vpe	7.06	7.62	2.0 (6)	0.9	2.2
10	HD287823	A0	9.67	68.12	3.3 (10)	1.5	2.2
12	HD290409	B9	9.96	6.33	2.7 (16)	1.0	2.7
16	V1410Ori	A3	9.43	61.54	1.8 (5)	0.8	2.2
18	V1271Ori	A5	10.0	2.99	3.3 (7)	1.2	2.7
19	V380Ori	A1e	10.7	31.94	0.8 (3)	0.7	1.1
20	HD290770	B8	9.30	76.27	2.8 (8)	1.3	2.1
22	HD37357	A0e	8.85	59.64	2.7 (8)	1.0	2.7
23	V1247Ori	A5III	9.82	8.25	8.2 (15)	2.8	2.9
24	V1788Ori	B9Ve	9.86	74.35	3.9 (10)	1.4	2.8
25	RRTau	A2II-IIIe	10.9	11.07	1.5 (4)	0.6	2.5
27	HD37806	A0	7.93	29.16	1.6 (4)	0.6	2.7
28	HD38120	A0	9.08	31.37	2.1 (5)	0.8	2.6
30	HD249879	B8	10.62	5.06	0.9 (2)	0.4	2.3
31	V791Mon	Be	9.6	27.07	2.8 (6)	1.0	2.8
33	AELep	Ae	11.0	3.52	2.2 (4)	0.8	2.7
34	PDS126	A7V	11.82	14.87	1.1 (3)	0.5	2.2
37	HTCma	A0	11.87	10.15	1.1 (3)	0.4	2.7
38	HUCma	B9e	12.09	5.91	3.3 (5)	1.2	2.7
39	HD53367	B0IV:e	7.04	15.10	2.9 (6)	1.1	2.6
41	HD141569	B9.5e	7.13	43.91	2.0 (4)	0.7	2.8
47	PXVul	F0V:e	11.67	42.30	1.5 (5)	0.6	2.5
49	HD190073	A2IVpe	7.82	8.53	1.7 (6)	0.8	2.1
51	HD200775	B2Ve	7.42	9.01	1.8 (4)	0.7	2.6
52	HD203024	A	8.88	51.37	1.5 (5)	0.7	2.1
53	BD+65.1637	B2nne	10.17	89.64	2.9 (7)	1.3	2.2
54	V1578Cyg	B9.5Ve	10.16	2.98	4.70 (12)	1.6	2.9
56	SVCep	Ae	10.1	84.05	3.4 (10)	1.7	2.0
60	RYOri	F7	10.8	75.10	3.3 (10)	1.6	2.1
62	HD53240	B9IIIn	6.43	36.00	2.0 (5)	0.7	2.8

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5 Curvas de luz y espectros de Fourier

En esta sección mostraremos las curvas de luz (diferencias de magnitud vs. tiempo en Días Julianos Heliocéntricos (DJH)) y sus correspondientes periodogramas de Fourier (amplitudes en magnitudes vs. frecuencias en ciclos/día) para el caso de las estrellas detectadas con algún tipo de variabilidad siguiendo el criterio expuesto en la sección anterior.

La tabla 2.7 muestra la lista de estrellas con algún tipo de variabilidad detectada, incluyendo por tanto a todas las estrellas con alguna frecuencia cuya amplitud esté por encima de $4R$ y aquellas estrellas con picos de frecuencia situados entre los límites $3R$ y $4R$, pero con un nivel de confianza $\geq 95\%$. Las estrellas con amplitudes menores que $3R$ han sido consideradas como objetos no variables dentro de los límites de precisión de nuestras observaciones.

Siguiendo este criterio, se han encontrado 26 estrellas de la muestra inicial de objetos PMS de campo que presentan algún tipo de variabilidad en sus curvas de luz.

A continuación se muestran las respectivas curvas de luz y periodogramas de Fourier de estas 26 estrellas en las bandas v de Strömngren o V de Johnson, dependiendo del telescopio utilizado.

Tabla 2.7: Objetos que muestran algún tipo de variabilidad.

Objeto no.	Nombre	Tipo Espectral	V (mag)	Frecuencia (c.d.)	Amplitud (mmag)	R (mmag)	S/R
2	V594Cas	Be	10.64	3.98	9.7 (5)	1.2	8.1
3	PDS004	A1	10.74	53.27	8.5 (7)	2.0	4.2
4	XYPper	A2IIv	9.44	5.27	4.4 (5)	0.8	5.5
6	HD31648	A3	7.73	5.55	3.8 (6)	1.2	3.2
9	HD35187	A2e	7.78	63.87	3.3 (4)	0.7	4.7
13	HD290500	B8	11.04	8.18	4.8 (7)	1.5	3.2
14	V1409Ori	A1ab	10.20	45.35	7.9 (5)	1.2	6.6
				2.43	6.5 (5)	1.2	5.4
15	HD36112	A3e	8.31	28.36	3.7 (3)	0.5	7.4
				33.00	2.6 (3)	0.5	5.2
21	BFOri	A5II-IIIeV	10.30	5.62	11.4 (16)	3.3	3.4
26	V350Ori	A0	10.4	57.08	3.3 (4)	0.9	3.7
32	HD250550	B7e	9.57	5.48	4.3 (4)	0.8	5.4
35	HD50083	B2III	6.91	6.45	2.7 (3)	0.7	3.8
36	HD52721	B2Ve?	6.58	3.51	80.7 (23)	9.0	9.0
40	PDS241	B0?	12.06	2.86	4.6 (4)	0.8	5.7
42	VVSer	A2e	11.60	9.65	5.8 (4)	0.6	9.7
43	V431Sct	Bpe	10.5	11.66	6.8 (9)	1.0	6.8
44	HD174571	B3V:pe	8.84	4.51	4.7 (4)	0.6	7.8
46	WWVul	A3e	10.51	4.30	4.8 (5)	0.9	5.3
48	PDS581	B0.sIV	11.67	6.83	4.8 (5)	0.5	9.6
50	V1685Cyg	B3	10.70	7.10	4.0 (3)	0.8	5.0
55	BHCep	F5IV	10.8	5.57	2.9 (3)	0.5	5.8
57	V1080Tau	G0	10.5	2.86	22.5 (6)	3.0	7.5
58	COOri	G5Vpe	10.6	5.34	2.7 (4)	0.7	3.8
59	V1650Ori	F7	10.43	3.04	67.1 (27)	9.0	7.4
61	HD36910	F2IVe	10.70	2.81	68.2 (37)	8.1	8.4
63	HD261387	A2V	10.6	34.67	2.7 (3)	0.6	4.5

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.a V594 Cas

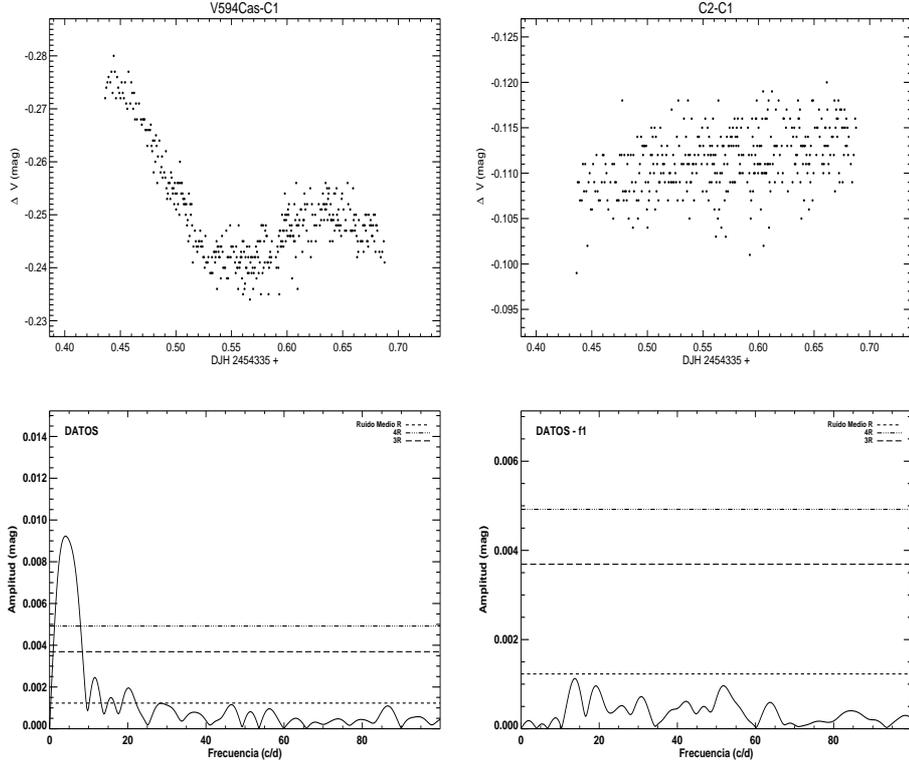
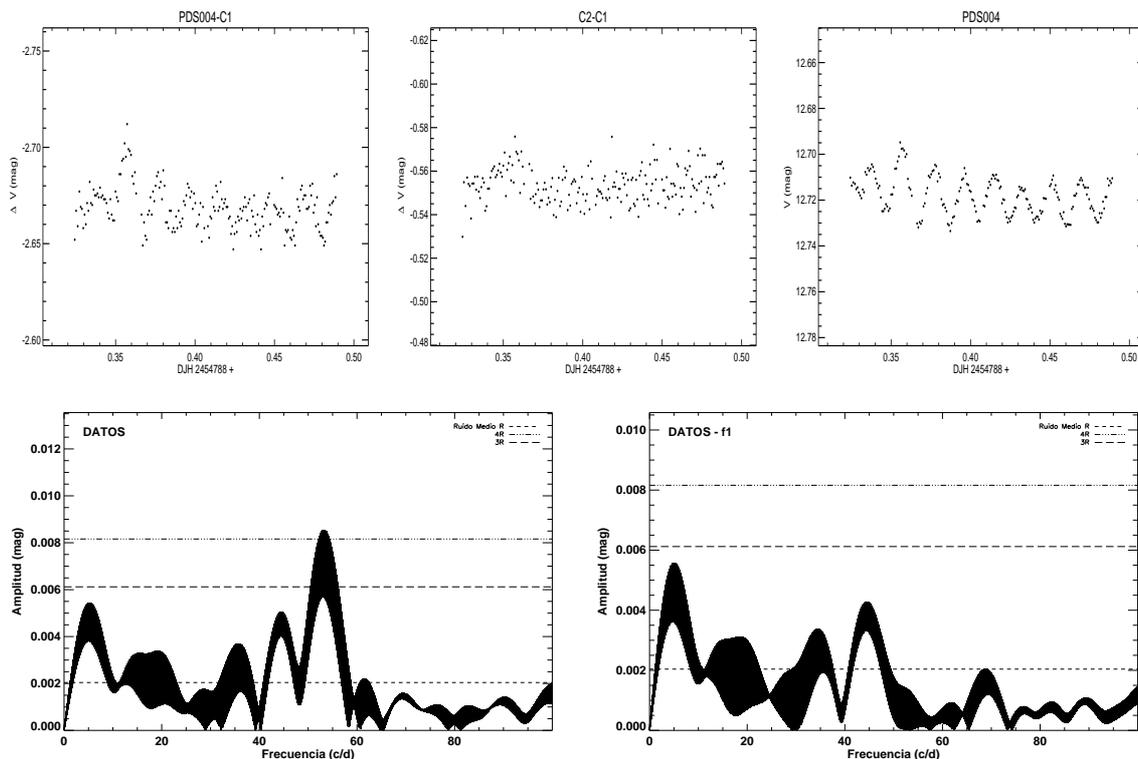


Figura 2.2: V594 Cas. $f_1 = 3.98$ c/d

V594 Cas fue observada solo una noche en Agosto de 2007 durante 6.03 horas con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins. En los paneles superiores de la figura 2.2 se muestran las curvas de luz en el filtro *V* tanto de V594 Cas como de la estrella de comparación C2 = HD 4684. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro para V594 Cas, antes y después de restar el pico significativo encontrado. En estas figuras también se muestran (líneas a trazos horizontales) los niveles de ruido medio R, 3R y 4R.

En este caso la variación observada en la curva de luz de V594 Cas de 3.98 c/d no podemos atribuirla a una pulsación intrínseca de la estrella, sino más bien al hecho de tratarse de una variación irregular de tipo UX Ori, debida a un oscurecimiento producido por el material circunestelar (Wenzel et al., 1971). El hecho de que Boissier et al. (2011) hayan determinado la existencia de un disco masivo ($\sim 0.17 M_{\odot}$) alrededor de V594 Cas con una inclinación $i = 70^{\circ}$ y que esta misma frecuencia se encuentre también en el filtro *B* de Johnson con la misma amplitud y fase que la detectada en el filtro *V*, indican que esta variación sea probablemente debida a una variación irregular de tipo UX Ori y no a una pulsación de la estrella.

2.5.b PDS 004


 Figura 2.3: PDS 004. $f_1 = 53.27$ c/d

PDS 004 fue observada dos noches con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins en Noviembre de 2007 y 2008 durante 2.21 y 3.96 horas, respectivamente. También fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgen una sola noche durante 4.62 horas en Diciembre de 2009.

En los paneles superiores de la figura 2.3 se muestran las curvas de luz en el filtro *V* de Johnson tanto de PDS 004 como de la estrella de comparación $C2 = \text{HD } 23224$ correspondientes a la noche del 17/Nov/08. Debido a que la magnitud de la estrella de comparación $C2$ es $2.^m5$ más débil que la de la estrella en estudio (produciendo una curva de luz diferencial más ruidosa) se ha incluido también la curva de luz de PDS 004 en magnitudes instrumentales fuera de la atmósfera para esa misma noche, en donde se aprecia más claramente aún esta variación (panel superior derecho). En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro para PDS 004, antes y después de restar el pico significativo encontrado. En estas figuras también se muestran (líneas a trazos horizontales) los niveles de ruido medio *R*, $3R$ y $4R$.

El análisis de Fourier indica la existencia de una pulsación de muy corto periodo en 53.27 c/d con $S/R = 4.2$. Esta misma frecuencia se detecta también en las bandas *B,I* (por encima del nivel de significancia $4R$), cumpliéndose la relación de amplitudes entre las diferentes bandas $\Delta B = 10.7$ mmag $>$ $\Delta V = 8.5$ mmag $>$ $\Delta I = 6.2$ mmag y $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.25$, $\frac{\Delta I}{\Delta V} = 0.72$, que es característica de pulsaciones tipo δ Scuti (Rodríguez, 2005; Balona & Evers, 1999; Rodríguez et al., 1996; Garrido et al., 1990).

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.c XY Per

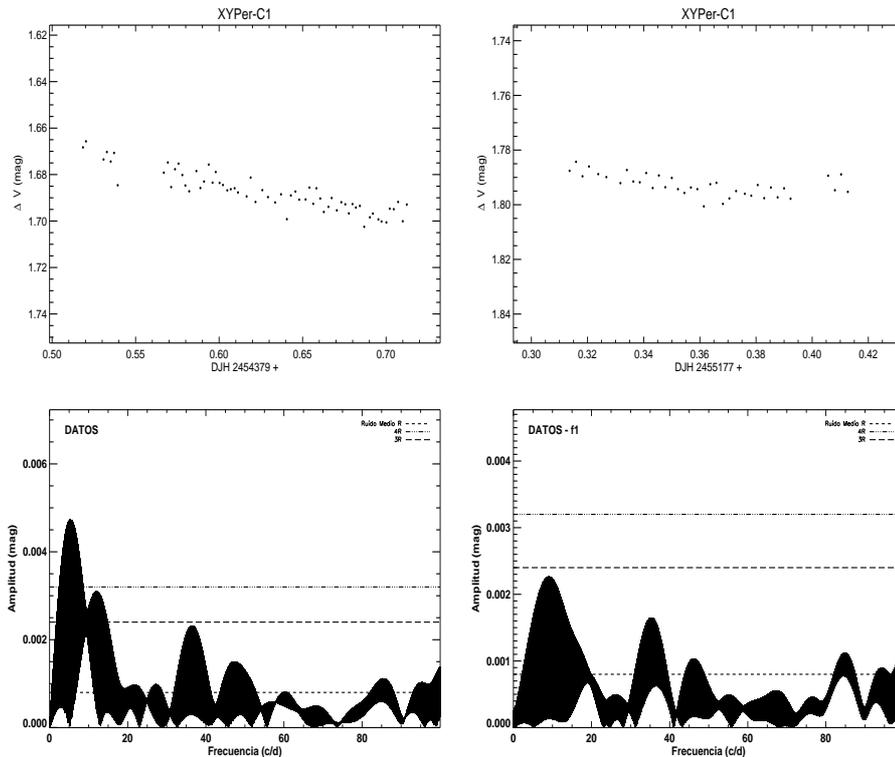


Figura 2.4: XY Per. $f_1 = 5.27$ c/d.

XY Per fue observada dos noches en Octubre de 2007 y Diciembre de 2009 durante 3.50 y 2.38 horas, respectivamente, con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgren. En los paneles superiores de la figura 2.4 se muestran las curvas de luz de ambas noches en el filtro *v* correspondientes a XY Per. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro para XY Per, antes y después de restar el pico significativo encontrado, para el conjunto de datos de las dos noches. En estas figuras también se muestran (líneas a trazos horizontales) los niveles de ruido medio R, 3R y 4R.

XY Per presenta un pico centrado en 5.27 c/d en la banda *v*, por encima del nivel 4R y con $S/R = 5.5$. Sin embargo este mismo pico no aparece centrado en esta misma frecuencia al realizar el análisis de frecuencias sobre las curvas de luz obtenidas en las restantes bandas *uby*, por lo que no podemos considerarlo como producido por una pulsación intrínseca de la estrella. Probablemente, esta frecuencia aparezca por el cambio de nivel entre las dos noches (separadas entre sí dos años) de $\sim 0.^m12$ y producido por una mala corrección del carácter PMS de la estrella. De todas formas, lo que sí podemos asegurar con nuestras observaciones es que no se detecta ninguna pulsación de corto periodo tipo δ Scuti.

2.5.d HD 31648

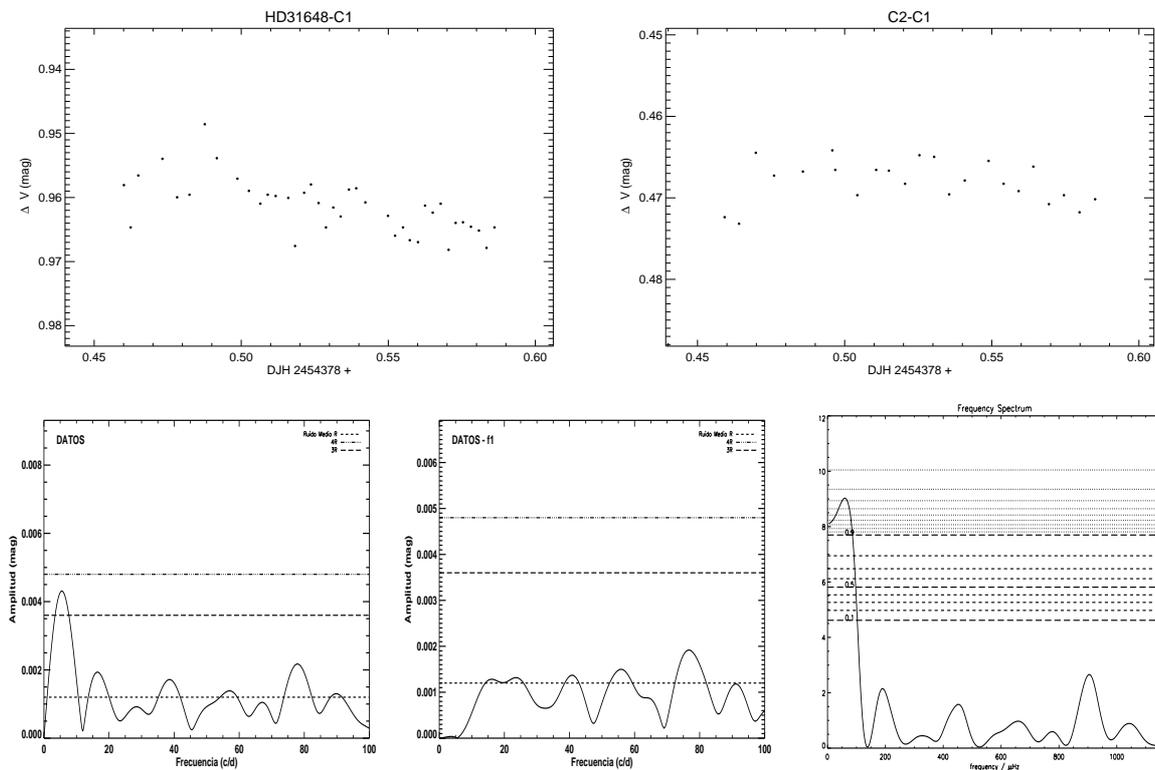


Figura 2.5: HD 31648. $f_1 = 5.55$ c/d.

HD 31648 fue observada solamente una noche en Octubre de 2007 con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgen durante 3.02 horas. En los paneles superiores de la figura 2.5 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* tanto de HD 31648 como de la estrella de comparación C2 = HD 30379. En los paneles inferior izquierdo y central se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos horizontales: niveles de ruido medio R, 3R y 4R). El panel inferior derecho muestra el periodograma obtenido mediante TRIPP (Potencia vs. frecuencia (μHz)). Las líneas a trazos horizontales corresponden a la probabilidad de que los picos sean reales, siendo la línea inferior una probabilidad del 10% y la superior del 100%.

El análisis de Fourier realizado con PERIOD04 detecta una variación en la curva de luz de 5.55 c/d entre los niveles 3R y 4R, por lo que realizamos el mismo análisis con el programa TRIPP, obteniéndose la misma frecuencia con un 98% de probabilidad de que dicho pico sea real, como se observa en el panel inferior derecho de la figura 2.5.

Hay que tener en cuenta que solamente se realizaron 3 horas de observación de esta estrella esa noche, por lo que la frecuencia mínima que puede muestrearse correctamente es de 8 c/d, que en este caso es mayor que la frecuencia principal detectada en el espectro de Fourier de 5.55 c/d.

Por lo tanto, el valor de esta frecuencia no puede ser considerada como real y únicamente podemos decir que se observa una cierta tendencia descendente en lu-

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

minosidad. En este caso, no podemos saber si esa tendencia descendente se debe al efecto de una pulsación de largo periodo, al efecto del material circunestelar alrededor de HD31648, o a un efecto atmosférico, por lo que se necesitarían más noches de observación de esta estrella.

2.5.e HD 35187

HD 35187 fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgren, dos noches en Octubre de 2007 con un tiempo total de 8.46 horas y otras dos noches (una en cada año) en Diciembre de 2007 y Diciembre de 2009 durante 1.41 y 3.39 horas, respectivamente. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.6 se muestran las curvas de luz de dichas noches en el filtro *v*. Los cuatro paneles inferiores muestran los periodogramas en el mismo filtro para HD 35187, antes y después de restar los tres picos significativos encontrados, junto con los niveles de ruido medio R, 3R y 4R (líneas a trazos horizontales).

HD 35187 presenta un pico significativo con $S/R = 4.7$ en $f_1 = 63.87$ c/d. Esta frecuencia se encuentra presente en todas las bandas *uvby* por lo que podemos considerarla como real, sugiriendo que la estrella es una pulsante de corto periodo. Esto está en buen acuerdo con las relaciones existentes entre las amplitudes de la pulsación en las diferentes bandas de Strömgren $\Delta u = 3.6$ mmag $>$ $\Delta v = 3.3$ mmag $>$ $\Delta b = 3.1$ mmag $>$ $\Delta y = 2.5$ mmag y $\frac{\Delta b}{\Delta y} = 1.24$, $\frac{\Delta v}{\Delta y} = 1.32$ características de una pulsación tipo δ Scuti.

Respecto a las frecuencias $f_2 = 57.45$ c/d y $f_3 = 6.00$ c/d, estas aparecen entre los niveles 3R y 4R por lo que las consideraremos únicamente como probables. Mientras que la frecuencia $f_2 = 57.45$ c/d aparece tanto en los datos procedentes del año 2007 como del año 2009, la frecuencia $f_3 = 6.00$ c/d solamente aparece en los datos de 2007. También es cierto que en el año 2009 solamente disponemos de una noche de observación por lo que esta última frecuencia puede no haber sido detectada ese año.

2.5 Curvas de luz y espectros de Fourier

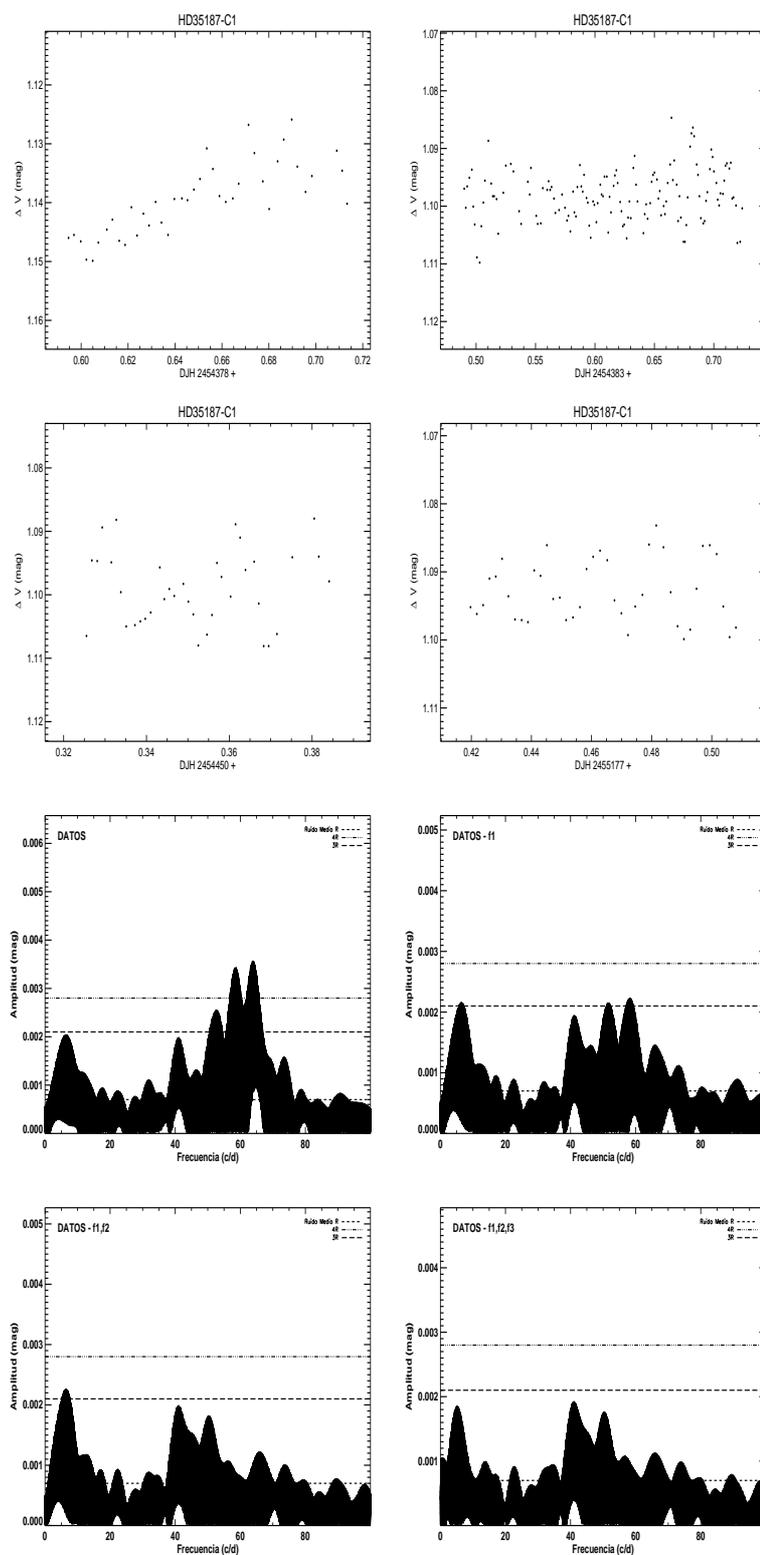


Figura 2.6: HD 35187. $f_1 = 63.87$ c/d, $f_2 = 57.45$ c/d, $f_3 = 6.00$ c/d.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.f HD 290500

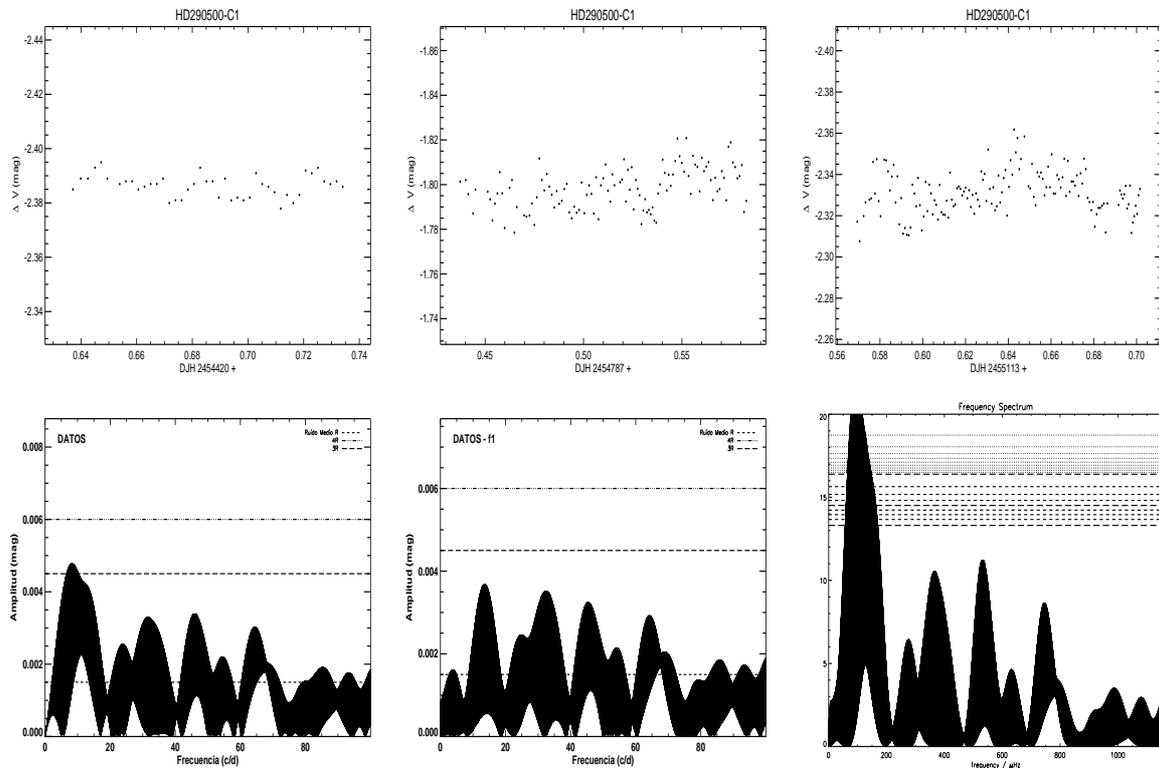


Figura 2.7: HD 290500. $f_1 = 8.18$ c/d.

HD 290500 fue observada tres noches con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins en Noviembre de 2007, Noviembre de 2008 y Octubre de 2009 durante 2.33, 3.49 y 3.17 horas, respectivamente. En los paneles superiores de la figura 2.7 se muestran las curvas de luz en el filtro *V* de HD 290500 para esas tres noches. En los paneles inferior izquierdo e inferior central se muestran los periodogramas en el mismo filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo encontrado. El panel inferior derecho muestra el periodograma obtenido mediante TRIPP (líneas a trazos: probabilidades de que el pico encontrado sea real, correspondiendo la línea inferior a una probabilidad del 10% y la superior del 100%).

HD 290500 presenta un pico situado entre los límites 3R y 4R para la frecuencia de pulsación principal en $f_1 = 8.18$ c/d. Realizando el mismo análisis de frecuencias con TRIPP encontramos que dicho pico es real con una probabilidad $>99\%$. Analizando los espectros de Fourier de las curvas de luz en los filtros restantes *B, I* encontramos este mismo pico entre los niveles 3R y 4R, pero no encontrándose situado en el mismo valor de la frecuencia principal obtenida para el filtro *V*. Así, para el filtro *B* obtenemos que $f_1 = 10.96$ c/d y para el filtro *I* $f_1 = 7.15$ c/d, ambas situadas del mismo modo entre los niveles 3R y 4R con una probabilidad también $>99\%$. En el caso de la frecuencia principal detectada en el filtro *I*, esta parece tratarse de un alias de la frecuencia $f_1 = 8.18$ c/d obtenida en el filtro *V*. Sería interesante reobservar HD 290500 en una campaña de varios días consecutivos para confirmar el valor de esta frecuencia y comprobar si cumple las relaciones de amplitudes características de una pulsación tipo δ Scuti.

2.5.g V1409 Ori

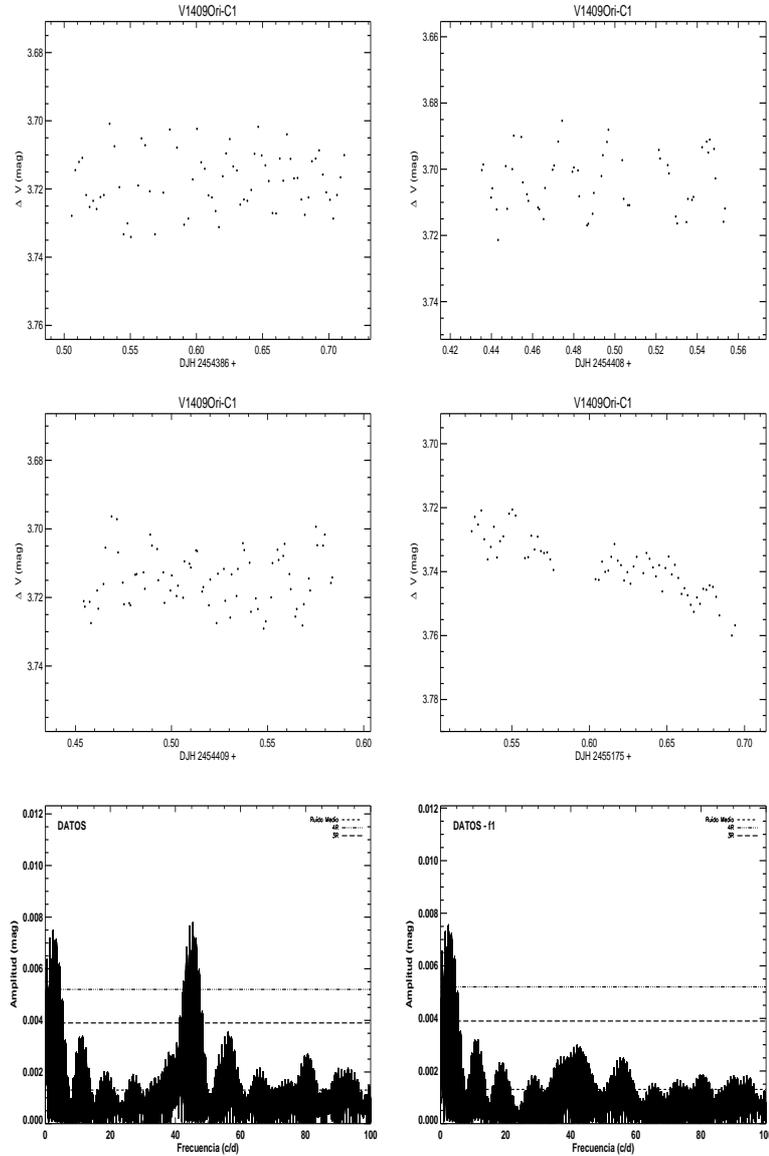


Figura 2.8: V1409 Ori. $f_1 = 45.35$ c/d

V1409 Ori fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgen, cuatro noches: una en Octubre de 2007 durante 4.94 horas, dos en Noviembre de 2007 con un tiempo total de 5.94 horas y una última en Diciembre de 2009 durante 4.07 horas. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.8 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* de V1409 Ori para esas noches. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v* para el conjunto de datos de las cuatro noches, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos horizontales: niveles de ruido medio R, 3R y 4R).

V1409 Ori presenta una pulsación de corto periodo centrada en 45.35 c/d, que es

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

observada en las bandas vby por encima del nivel 4R. En el caso de la banda u el pico centrado en 45.35 c/d es detectado pero por debajo del nivel 3R con una S/R = 2.7, debido a la dispersión de los datos en esta banda ($\Delta u = 7.6 \pm 1.1$ mmag). En este caso la relación de amplitudes entre las diferentes bandas de Strömgren es $\Delta v = 7.8$ mmag $>$ $\Delta b = 6.4$ mmag $>$ $\Delta y = 5.4$ mmag y $\frac{\Delta b}{\Delta y} = 1.18$, $\frac{\Delta v}{\Delta y} = 1.44$ características de una pulsación tipo δ Scuti.

La variación descendente ($\sim 0.^m02$) que se observa el día 9/Dic/2009 se debe probablemente a un efecto de mala corrección en la extinción (la estrella esa noche fue observada a muy alta masa de aire) por lo que la curva de luz no aparece completamente horizontal, apareciendo también en la curva de luz diferencial de C2. Este efecto no corregido completamente produce la aparición de un pico en las bajas frecuencias (2.43 c/d) como se observa en el espectro de Fourier.

Por último, comentar que durante la obtención de la curva de luz de V1409 Ori, la estrella de comparación inicialmente utilizada C1 = HD 35909 mostraba una pulsación de corto periodo de ~ 25 c/d con una relación entre sus amplitudes, correspondientes a diferentes bandas, característica de una pulsante tipo δ Scuti, por lo que se trataría de una nueva pulsante de este tipo no detectada hasta la fecha. Debido a esto se utilizó como estrella de comparación principal C2 = HD 36337, después de comprobar su constancia en luminosidad al compararla con la estrella de chequeo C3 = HD 36323.

2.5.h HD 36112

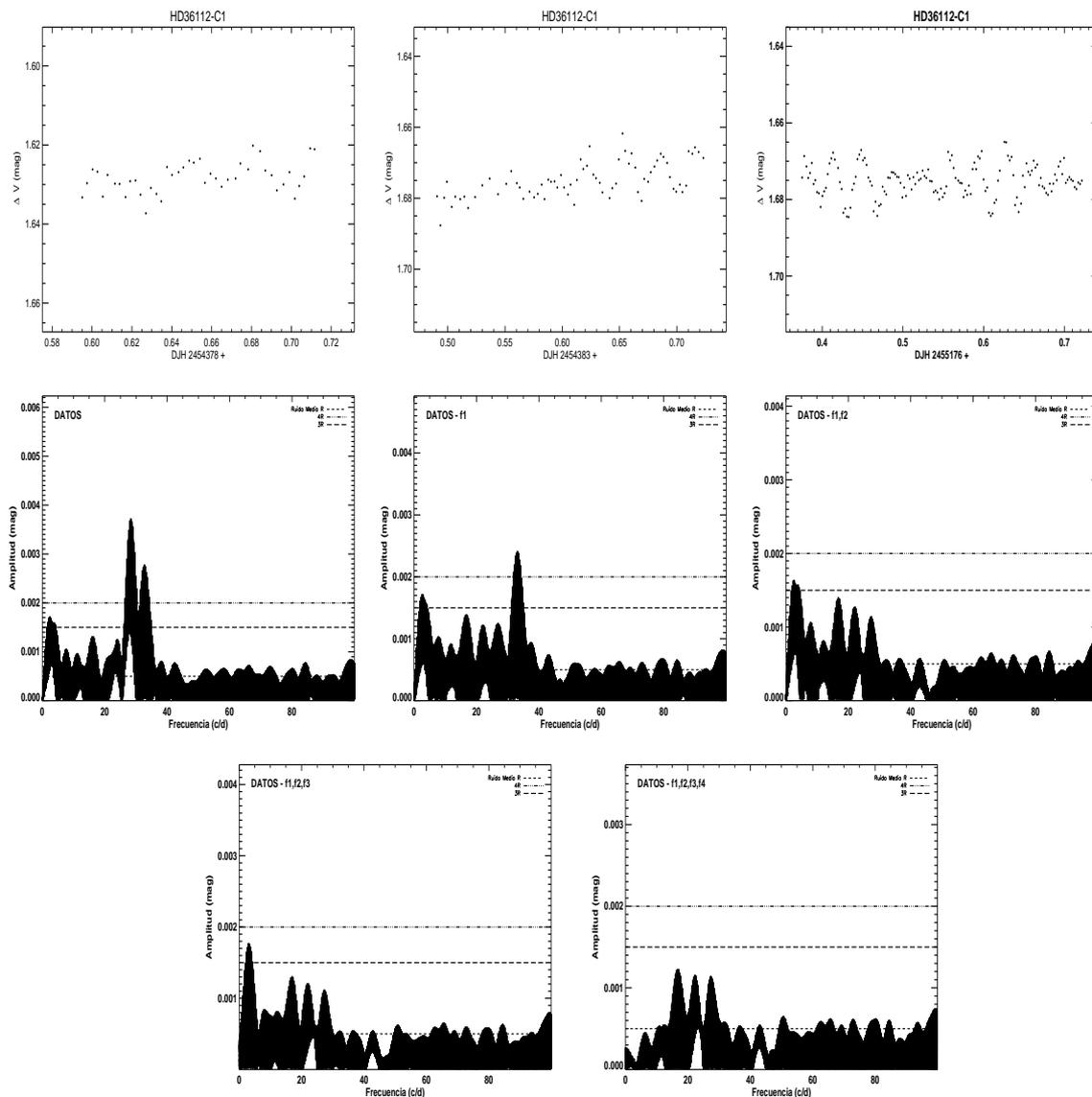


Figura 2.9: HD36112. $f_1 = 28.36$ c/d, $f_2 = 33.00$ c/d.

HD 36112 fue observada con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgen, dos noches en Octubre de 2007 con un tiempo total de 8.38 horas y otras dos noches (una cada año) en Diciembre de 2007 y Diciembre de 2009 durante 1.32 y 8.32 horas, respectivamente. En los paneles superiores de la figura 2.9 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* de HD 36112 para las noches del Octubre de 2007 y Diciembre de 2009. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar los picos significativos encontrados para el conjunto de datos correspondientes a esas noches.

HD 36112 presenta dos frecuencias por encima del nivel 4R, $f_1 = 28.36$ c/d, $f_2 = 33.00$ c/d que también se observan en el resto de bandas de *wby* de Strömgen. Como anteriormente, la relación de amplitudes para la frecuencia principal $f_1 = 28.36$ c/d en

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

las diferentes bandas de Strömgen es la característica de una pulsación tipo δ Scuti ($\Delta v = 3.7$ mmag $>$ $\Delta b = 3.5$ mmag $>$ $\Delta y = 2.8$ mmag) \simeq $\Delta u = 3.0$ mmag y $\frac{\Delta b}{\Delta y} = 1.25$, $\frac{\Delta v}{\Delta y} = 1.32$.

Por otra parte, tras extraer f_1 y f_2 aparecen en los residuos otros dos picos, $f_3 = 2.62$ c/d y $f_4 = 3.22$ c/d, situados un poco por encima del nivel 3R y producidos por el desnivel existente entre los datos obtenidos la noche del 4/Oct/07 (DJH 2454378, panel superior izquierdo) y las noches del 9/Oct/2007 (DHJ 2454383, panel superior central) y 10/Dic/2009 (DJH 2455176, panel superior derecho). Este desnivel se debe probablemente a una mala corrección de la extinción o del carácter PMS de la estrella.

2.5.i BF Ori

BF Ori fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömngren, una noche en Octubre de 2007 durante 1.58 horas y dos noches en Noviembre de 2007 con un tiempo total de 8.32 horas. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.10 se muestran las curvas de luz de las noches de Noviembre de 2007 en el filtro *v* tanto para BF Ori como para la estrella de comparación C2 = HD 37090. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar el pico significativo encontrado para el conjunto de datos correspondiente a esas noches. El último panel muestra el análisis de frecuencias realizado con TRIPP (líneas a trazos: probabilidades de que el pico encontrado sea real, correspondiendo la línea inferior a una probabilidad del 10% y la superior a una probabilidad del 100%).

BF Ori se encuentra clasificada como una estrella Herbig Ae con variabilidad de tipo UX Ori. Como ya se ha comentado anteriormente, este tipo de variables presentan variaciones irregulares en su luminosidad con fuertes disminuciones en su brillo de hasta 3 magnitudes en *V*. De hecho, como se puede observar en la figura, entre los dos días de observación (separados tan solamente por 3 días), la magnitud de BF Ori disminuye en 0.6 mag en *V*. A día de hoy, es ampliamente aceptado que la razón principal de esta variabilidad es debida tanto al pequeño ángulo de inclinación del disco de polvo y gas que rodea a este tipo de estrellas respecto a la línea de observación, como a la estructura inhomogénea de este mismo disco.

Sin embargo, después de eliminar este efecto no periódico mediante el ajuste de un polinomio de bajo orden y realizar el análisis del espectro de frecuencias de Fourier, encontramos un pico en 5.62 c/d entre los niveles 3R y 4R. Realizando el mismo análisis de frecuencias con el programa TRIPP encontramos este mismo pico con una probabilidad por encima del 99% de tratarse de un pico real, apareciendo este en el espectro de Fourier de todas las bandas *uvby* de Strömngren.

Bernabei et al. (2004) ya había detectado en BF Ori una variación de 4.7 c/d, que coincide, con la variación que hemos detectado de 5.62 c/d, al tratarse de un alias de 1 c/d del anterior. La comparación de las amplitudes en las diferentes bandas no establecen ningún tipo de relación entre las mismas que sea característica de las pulsaciones tipo δ Scuti. Por lo tanto no podemos asegurar completamente que esta variación sea debida a una pulsación de la estrella, aunque debido a su corto periodo (4.3 horas) no podemos descartar esta posibilidad.

Sería pues necesario realizar un conjunto de observaciones de esta estrella en noches consecutivas con el fin de mejorar la precisión en la determinación de esta frecuencia de oscilación y de sus amplitudes en las diferentes bandas para confirmar que esta variación se debe realmente a una pulsación intrínseca de la estrella y no al efecto del disco que la rodea o de algún tipo de mancha en su superficie.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

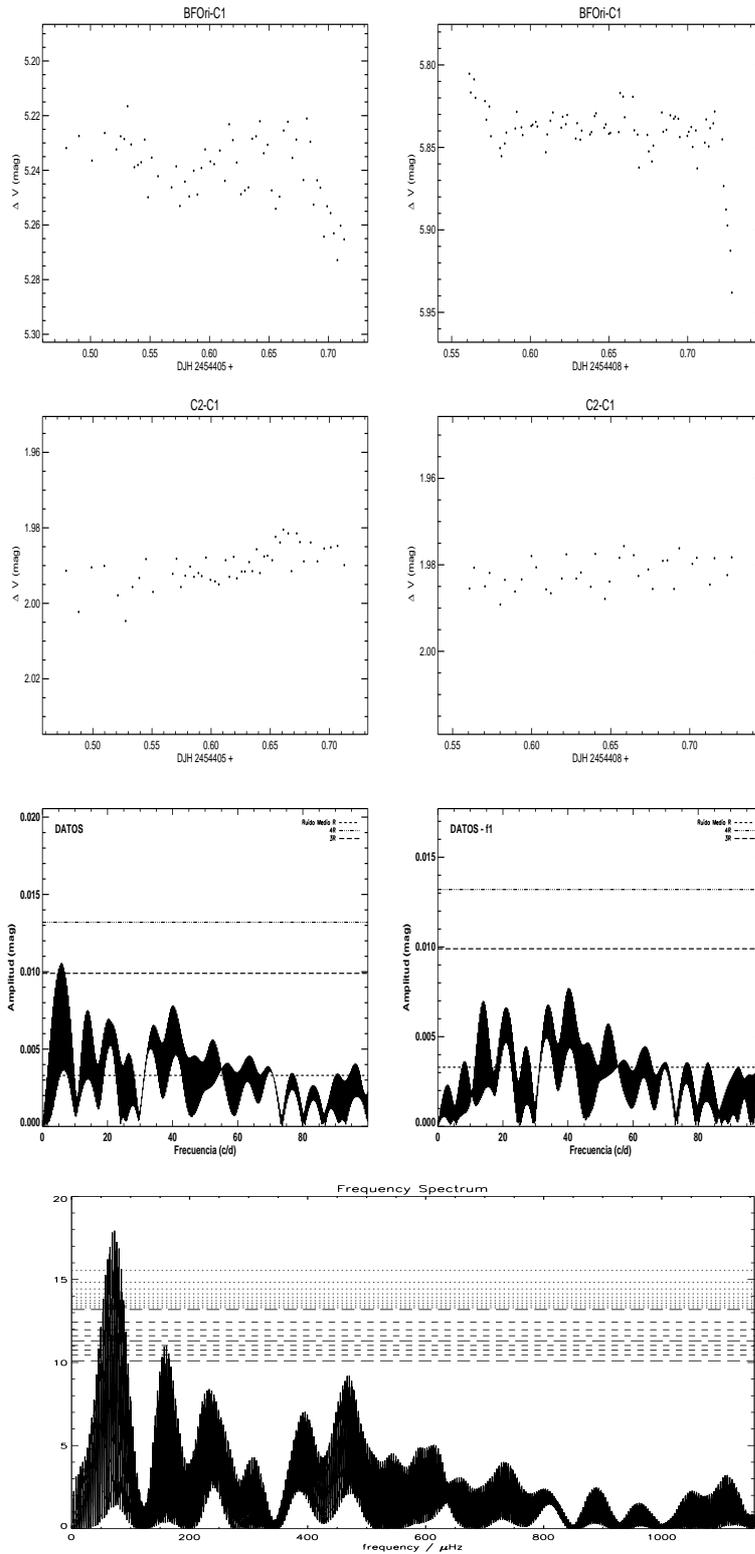


Figura 2.10: BF Ori. $f_1 = 5.62$ c/d.

2.5.j V350 Ori

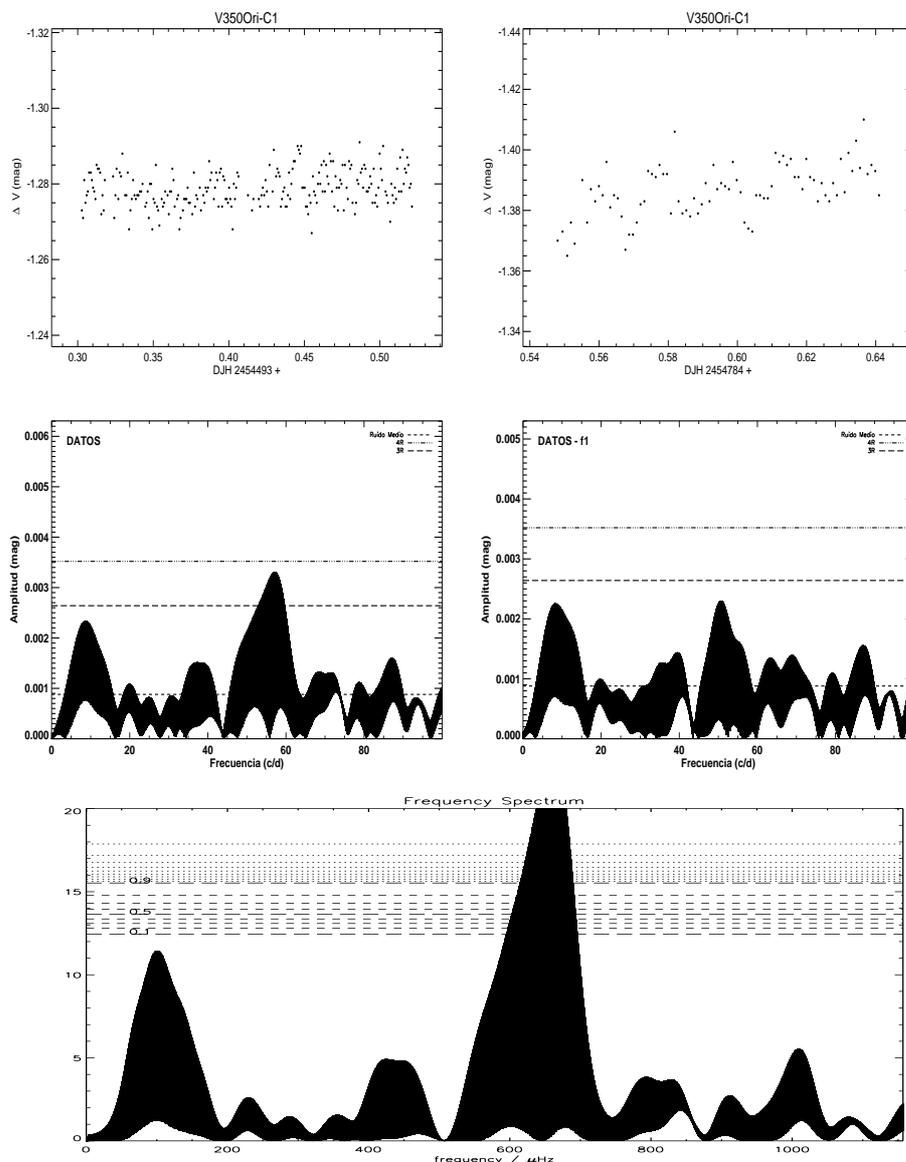


Figura 2.11: V350 Ori. $f_1 = 57.08$ c/d.

V350 Ori fue observada con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins, dos noches en Enero de 2008 y Noviembre de 2008 durante 5.24 y 2.23 horas, respectivamente. En los paneles superiores de la figura 2.11 se muestran las curvas de luz en el filtro *V* de V350 Ori. En los paneles centrales se muestran los periodogramas en el mismo filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo encontrado. El panel inferior muestra el análisis de frecuencias realizado con TRIPP (líneas a trazos: probabilidades de que el pico encontrado sea real, siendo la línea inferior una probabilidad del 10% y la superior del 100%).

V350 Ori presenta un pico en 57.08 c/d entre los niveles 3R y 4R. Siguiendo el procedimiento anterior analizamos el espectro de frecuencias con el programa TRIPP, obteniendo una probabilidad mayor que el 99% de que dicho pico se trate de un pico

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

real. Analizando las otras dos bandas BI se observa este mismo pico, pero en el caso de la banda B por encima del nivel $4R$ mientras que en la banda I se encuentra también entre $3R$ y $4R$ con una probabilidad $> 99\%$.

Todo esto, sugiere que el pico encontrado se trata de una pulsación real tipo δ Scuti. Lo cuál, está además de acuerdo con las relaciones de amplitud encontradas en las diferentes bandas ($\Delta B = 4.5$ mmag $>$ $\Delta V = 3.3$ mmag $>$ $\Delta I = 3.0$ mmag y $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.36$, $\frac{\Delta I}{\Delta V} = 0.9$).

2.5.k HD 250550

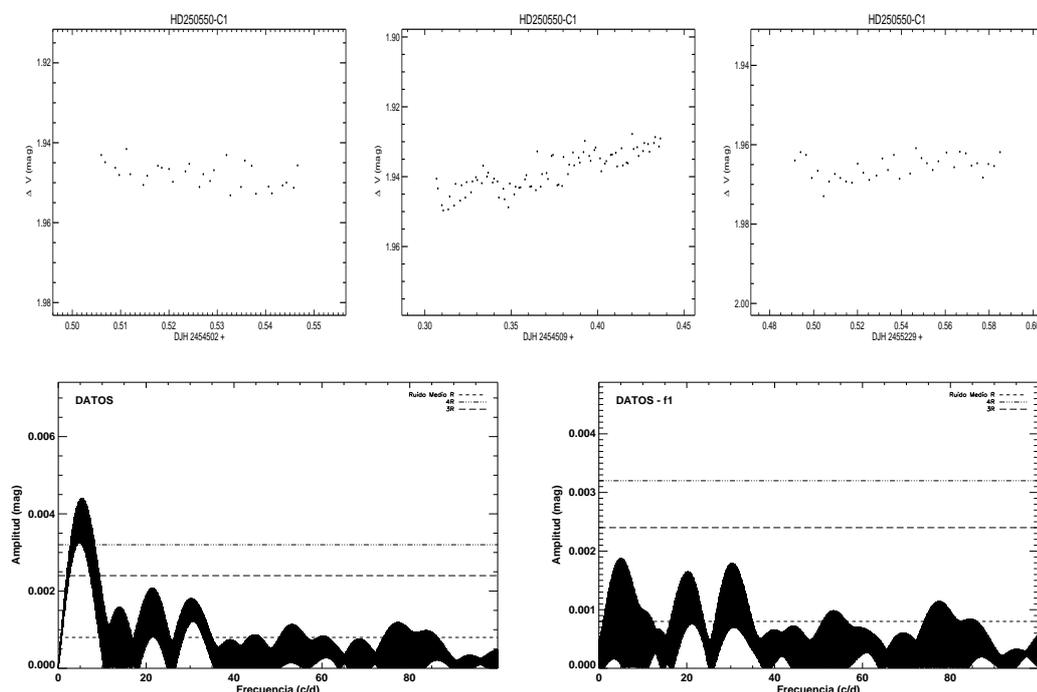


Figura 2.12: HD 250550. $f_1 = 5.48$ c/d.

HD 250550 fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgren, dos noches en Febrero de 2008 con un tiempo total de 4.86 horas y una noche en Febrero de 2010 durante 2.24 horas. En los paneles superiores de la figura 2.12 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* de HD 250550 para esas tres noches. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: niveles de ruido medio R, 3R y 4R).

HD 250550 presenta pequeñas variaciones en su luminosidad, en particular, la noche del día DJH 2454509 (panel superior central) presenta una tendencia ascendente de hasta $0.^m02$ en las 4 horas de observación. En principio esta variación puede ser atribuida a una variación tipo UX Ori producida por el disco de acreción o el material circunestelar de la estrella. Sin embargo, a pesar de no cumplirse las relaciones entre las amplitudes de dicha variación entre las diferentes bandas de Strömgren para el caso de una pulsación tipo SPB (en todos los casos la variación es de $0.^m02$), la clasificación espectral de HD 250550 como una estrella B7 hace que no se pueda descartar esta posibilidad. Sería por ello conveniente realizar nuevas observaciones de HD 250550 en varias noches consecutivas con el fin de poder establecer si estas variaciones observadas son debidas a una pulsación de tipo SPB.

Como resumen, la frecuencia $f_1 = 5.48$ c/d que aparece en el análisis del espectro de Fourier por encima de 4R nos indica la existencia de dicha variación en la curva de luz de HD 250550. Sin embargo, no podemos considerarla como correspondiente a una pulsación a la vista de los datos de que disponemos.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.1 HD 50083

HD 50083 fue observada con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgren, dos noches en Diciembre de 2007 con un tiempo total de 5.36 horas, una noche en Febrero de 2008 durante 2.84 horas y, por último, otra noche en Febrero de 2010 durante 3.08 horas. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.13 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* de HD 50083 de dichas noches. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: niveles de ruido medio R, 3R y 4R.) y el periodograma obtenido con TRIPP (líneas a trazos: probabilidades de que el pico encontrado sea real, siendo la línea inferior una probabilidad del 10% y la superior del 100%).

La frecuencia $f_1 = 6.45$ c/d que se observa en el espectro de Fourier de HD 50083 se encuentra situada entre los niveles 3R y 4R con una probabilidad, según TRIPP, mayor del 99% de tratarse de una frecuencia real, como se aprecia en la figura. Este pico aparece en todas las bandas de Strömgren, cumpliéndose la relación de amplitudes $\Delta u = 3.4$ mmag $>$ $\Delta v = 2.7$ mmag $=$ $\Delta b = 2.7$ mmag $=$ $\Delta y = 2.7$ mmag y $\frac{\Delta v}{\Delta u} = 0.79$ característica de las pulsaciones de una estrella variable β Cephei (Rodríguez, 2005).

Teniendo en cuenta la clasificación espectral de HD 50083 como una estrella B2III (Frémat et al., 2006), esta se presenta como una buena candidata a pulsante tipo β Cephei, siendo por tanto muy interesante realizar una campaña de observación de varias noches consecutivas con el objetivo de confirmar esta pulsación.

2.5 Curvas de luz y espectros de Fourier

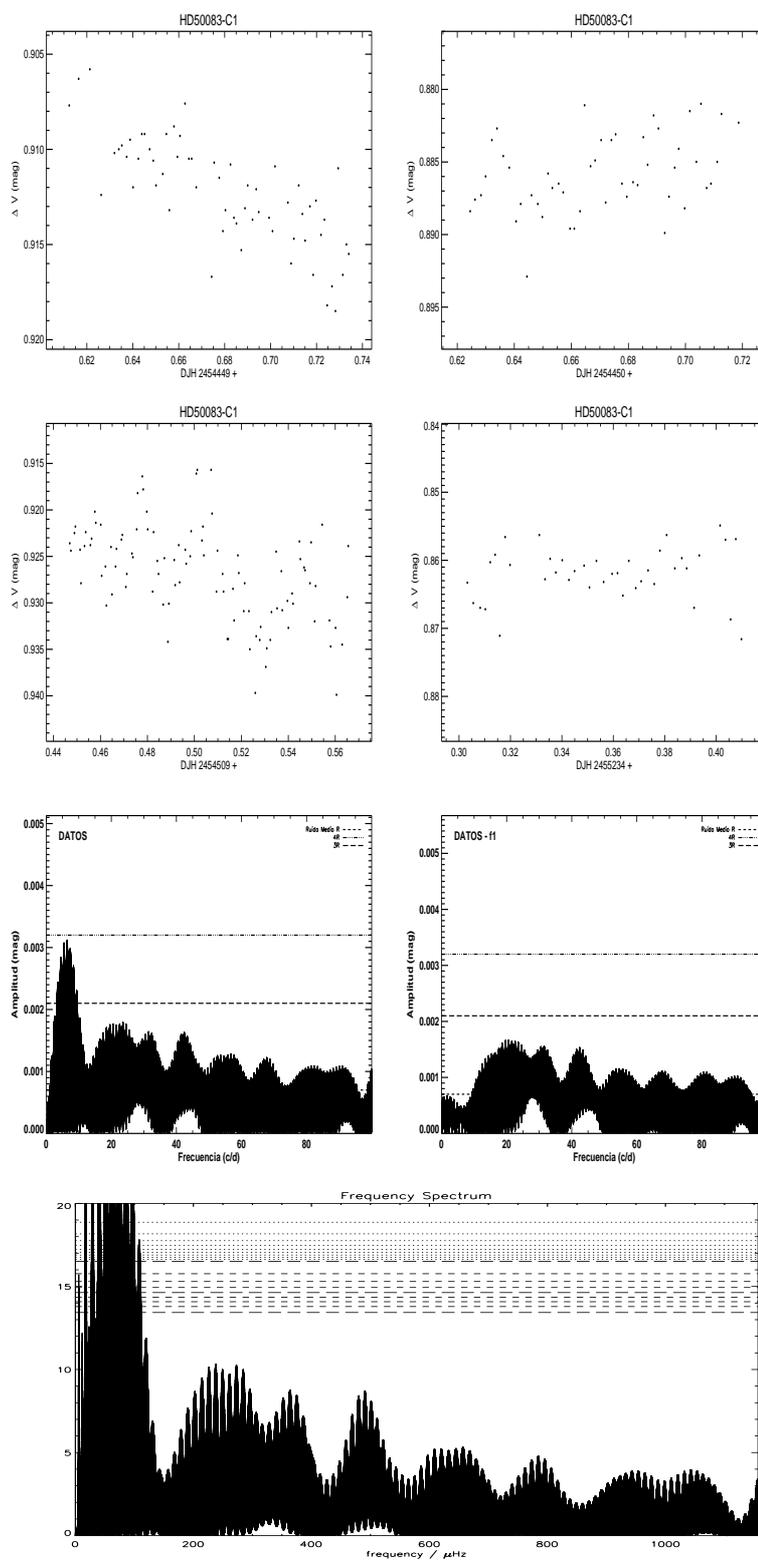


Figura 2.13: HD250550. $f_1 = 6.45$ c/d.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.m HD 52721

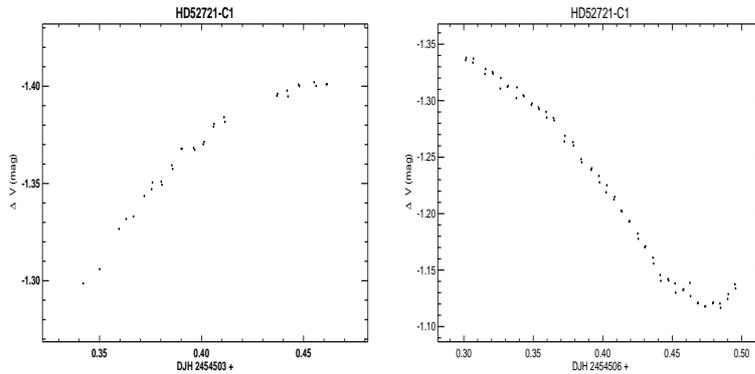


Figura 2.14: HD 52721.

HD 52721 fue observada con el telescopio T90 y los filtros *uvby* de Strömgen, dos noches en Febrero de 2007 con un tiempo total de 8.40 horas y una noche en Febrero de 2010 durante 1.00 hora. La figura 2.14 muestra las curvas de luz en el filtro *v* de esta estrella en las dos noches de Febrero de 2007.

HD 52721 es un sistema Herbig Be binario con una separación ~ 0.65 arcsec, un ángulo de paralaje de ~ 194 grados y una diferencia de luminosidad entre componentes de $0.^m7-1.^m0$ en la banda óptica, siendo la componente primaria de tipo espectral B1 (Wheelwright et al., 2010; Bouvier & Corporon, 2001; Fabricius & Makarov, 2000; Fu et al., 1997).

En la figura observamos uno de los mínimos producidos por este sistema binario. El análisis del espectro de frecuencias de Fourier no mostraba ningún pico significativo que indicase una posible pulsación de alguna de las componentes de este sistema.

2.5.n PDS 241

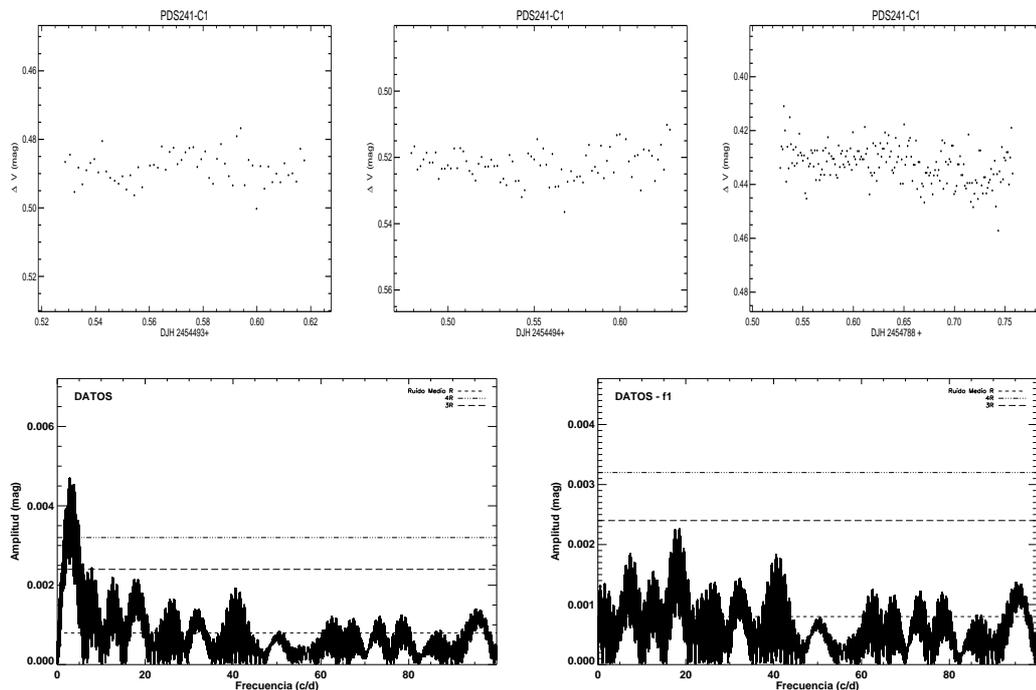


Figura 2.15: PDS 241. $f_1 = 2.86$ c/d.

PDS 241 fue observada con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins, dos noches en Enero de 2008 con un tiempo total de 6.03 horas, una noche en Noviembre de 2008 durante 5.52 horas y, finalmente, otra noche en Abril de 2010 durante 1.21 horas. En los paneles superiores de la figura 2.15 se muestran las curvas de luz en el filtro *V* correspondientes a las noches de Enero y Noviembre de 2008. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *V* para las tres noches de 2008 conjuntamente, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: niveles de ruido medio R, 3R y 4R).

El caso de PDS 241 es un caso especial. Esta estrella se encuentra completamente rodeada por material circunestelar. De hecho, la estrella como tal no se observa en las imágenes obtenidas con la CCD, sino únicamente el material circunestelar iluminado por la misma.

El análisis fotométrico se realizó eligiendo la misma posición central y apertura para todas las imágenes en las diferentes noches de observación. Realizando el análisis espectral se obtiene un pico centrado en $f_1 = 2.86$ c/d por encima de 4R en el filtro *V*, sin embargo este mismo pico no es observado en las restantes bandas. Por otra parte, al representar en un diagrama de fases esta frecuencia, no se observa una variación periódica, por lo que las variaciones observadas no se pueden atribuir a una pulsación intrínseca de PDS 241 sino a variaciones en la luminosidad producidas por el material circunestelar que rodea a la estrella.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.o VV Ser

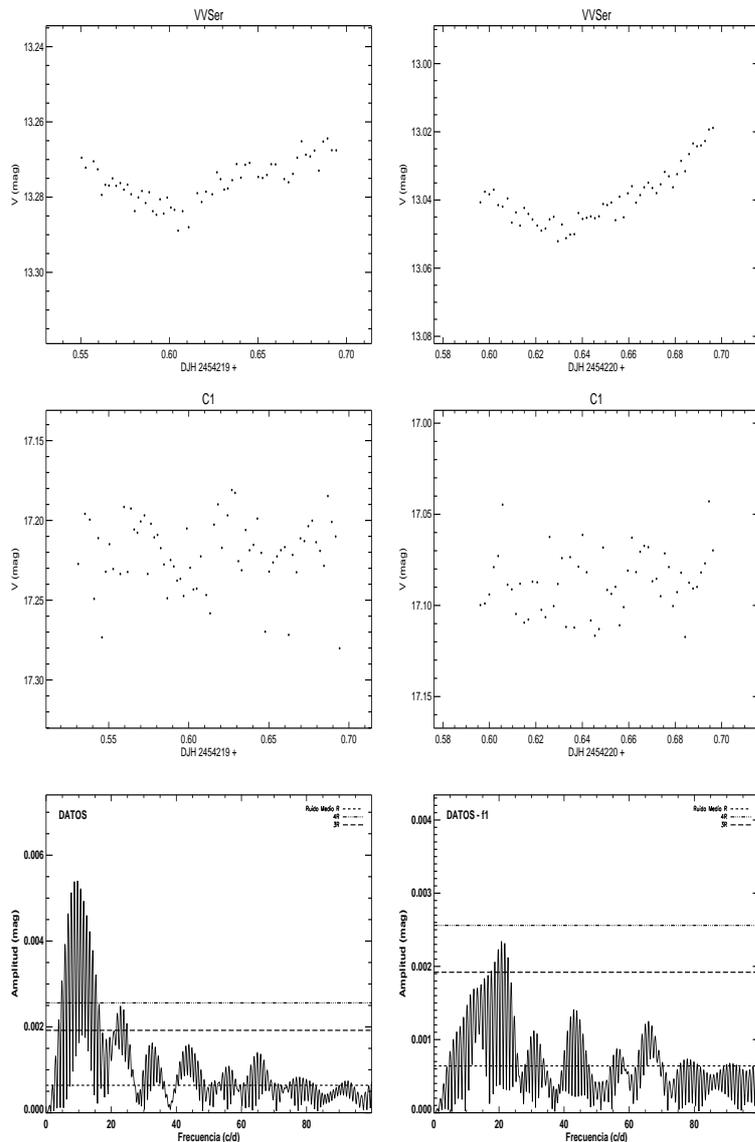


Figura 2.16: VV Ser. $f_1 = 9.65$ c/d.

VV Ser fue observada con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins, tres noches en Abril de 2007, con un tiempo total de 7.01 horas, y una noche en Abril de 2010, durante 1.75 horas. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.16 se muestran las curvas de luz *dentro de la atmósfera* en el filtro *V* tanto de VV Ser como de la estrella de comparación C1 = HD 171933 correspondientes a las dos primeras noches de observación de Abril de 2007. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: niveles de ruido medio R, 3R y 4R), y correspondientes al análisis de Fourier realizado únicamente sobre los datos obtenidos en las dos primeras noches de Abril de 2007.

Ripepi et al. (2007) detectaron la pulsación tipo δ Scuti de VV Ser por primera vez en base a las observaciones realizadas desde tierra durante tres años consecutivos (2002-2004). Para el caso del mejor conjunto de datos, correspondiente al año 2004, detectaron siete frecuencias de pulsación con valores comprendidos entre los 2.69 y 10.24 c/d.

La frecuencia $f_1 = 9.65$ c/d detectada por nosotros, se encuentra relacionada con las frecuencias $f_5 = 9.55$ c/d, $f_5 = 8.50$ c/d y $f_6 = 7.56$ c/d detectadas por Ripepi et al. (2007) en los conjuntos de datos correspondientes a 2002, 2003 y 2004 respectivamente, confirmándose así la pulsación tipo δ Scuti de VV Ser.

Sin embargo, hay que hacer una aclaración acerca del análisis de frecuencias realizado con nuestro conjunto de datos de VV Ser. Como se observa en la figura, las curvas de luz que se muestran no son curvas de luz diferenciales respecto a la estrella de comparación C1, sino curvas de luz en magnitudes instrumentales, tanto de VV Ser como de C1. Esto es así puesto que C1 es $\sim 4^m$ más débil que VV Ser, por lo que la dispersión en las medidas de C1 es aún mayor que la propia variación en luminosidad observada en VV Ser, eliminando la posibilidad de detectar esta variación en las curvas de luz diferenciales. Así pues, se realizó el análisis de frecuencias directamente sobre las curvas de luz en magnitudes dentro de la atmósfera, comprobando, mediante C1 y C2, que la variación observada en la luminosidad de VV Ser no se trata de un efecto atmosférico no corregido, sino de una variación real.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.p V431 Sct

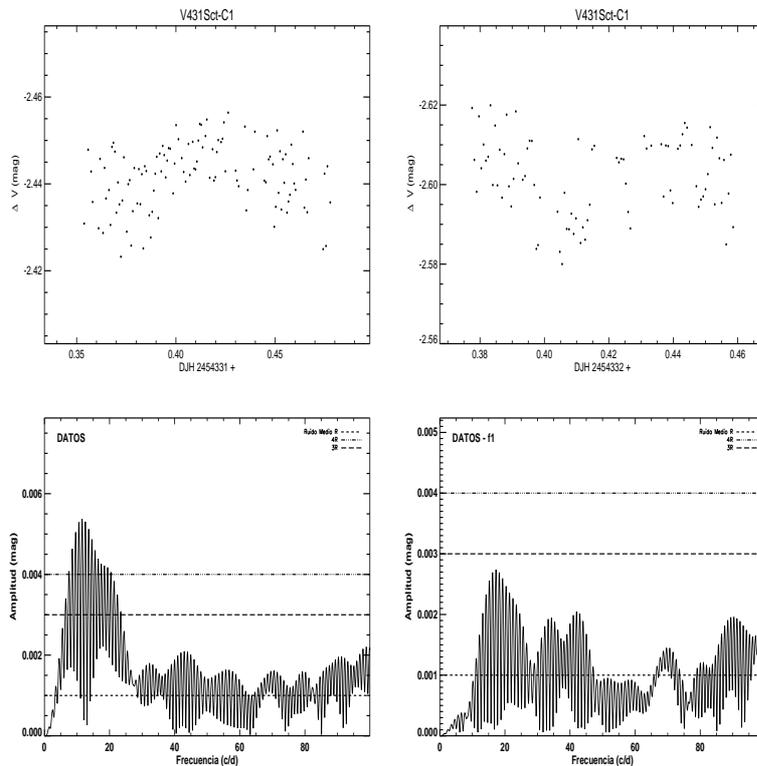


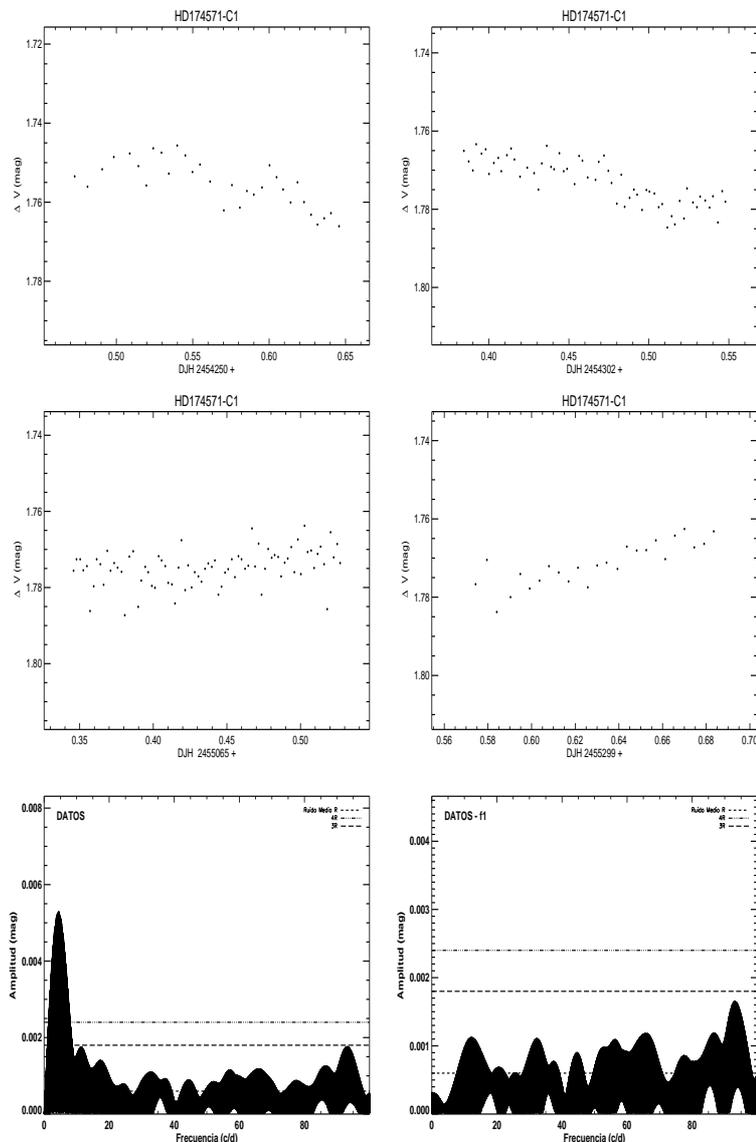
Figura 2.17: V431 Sct. $f_1 = 11.66$ c/d.

V431 Sct fue observada con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgren dos noches en Julio de 2007, con un tiempo total de 6.06 horas, y con el T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins en Agosto de 2007 (2 noches) y Abril de 2010 (2 noches) con tiempos totales de 4.92 y 1.45 horas, respectivamente. Los paneles superiores de la figura 2.17 muestran las curvas de luz en el filtro *V* de V431 Sct para las dos noches de Agosto de 2007. Los paneles inferiores muestran los periodogramas en este mismo filtro *V* y para estas mismas noches, antes y después de restar el pico significativo encontrado.

Las dos noches de observación del 18 y 19 de Agosto de 2007, la atmósfera presentaba grandes cambios irregulares en su transparencia de hasta $0.^m02$ en *V*. Estos cambios se aprecian de igual forma tanto en las curvas de luz de V431 Sct como en las de las dos estrellas de comparación C1 y C2. El hecho de que la estrella de comparación C1 sea ~ 3 magnitudes más débil que V431 Sct y con un tipo espectral más tardío, hace que este efecto de variación de transparencia atmosférica no sea completamente corregido, dando lugar a variaciones irregulares como el que se observa en las figuras.

Además, la frecuencia $f_1 = 11.66$ c/d, que detectamos en el filtro *V*, no es detectada en los otros filtros, por lo que las variaciones observadas no se deben a una pulsación intrínseca de la estrella sino que suponemos que se deben a una mala corrección de la extinción atmosférica de dichas noches.

2.5.q HD 174571


 Figura 2.18: HD174571. $f_1 = 4.51$ c/d.

HD 174571 fue observada cuatro noches con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgren en Mayo y Julio de 2007, Agosto de 2009 y Abril de 2010 durante 4.15, 3.92, 3.43 y 2.62 horas respectivamente. Los cuatro paneles superiores de la figura 2.18 muestran las curvas de luz de HD 174571 en el filtro *v* para esas noches. Los dos paneles inferiores muestran los periodogramas en el filtro *v* (tomando las cuatro noches en conjunto), antes y después de restar el pico significativo encontrado.

Este pico significativo se encuentra centrado en 4.51 c/d, observándose también en los periodogramas de las restantes bandas de Strömgren por encima del nivel 4R y cumpliéndose la relación de amplitudes entre las distintas bandas para esa misma frecuencia de pulsación ($\Delta u = 5.5$ mmag $>$ $\Delta v = 4.7$ mmag $>$ $\Delta b = 4.6$ mmag $>$ $\Delta y = 3.5$ mmag, $\frac{\Delta v}{\Delta u} = 0.85$) característica de una pulsación tipo β Cephei. Esto está de

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

acuerdo con el tipo espectral B1.5V (Frémat et al., 2006) publicado para esta estrella.

Por tanto, HD 174571 se presenta como una buena candidata a pulsante β Cephei, siendo muy interesante realizar una campaña de observación de varias noches consecutivas con buena fotometría para confirmar esta pulsación.

2.5.r WW Vul

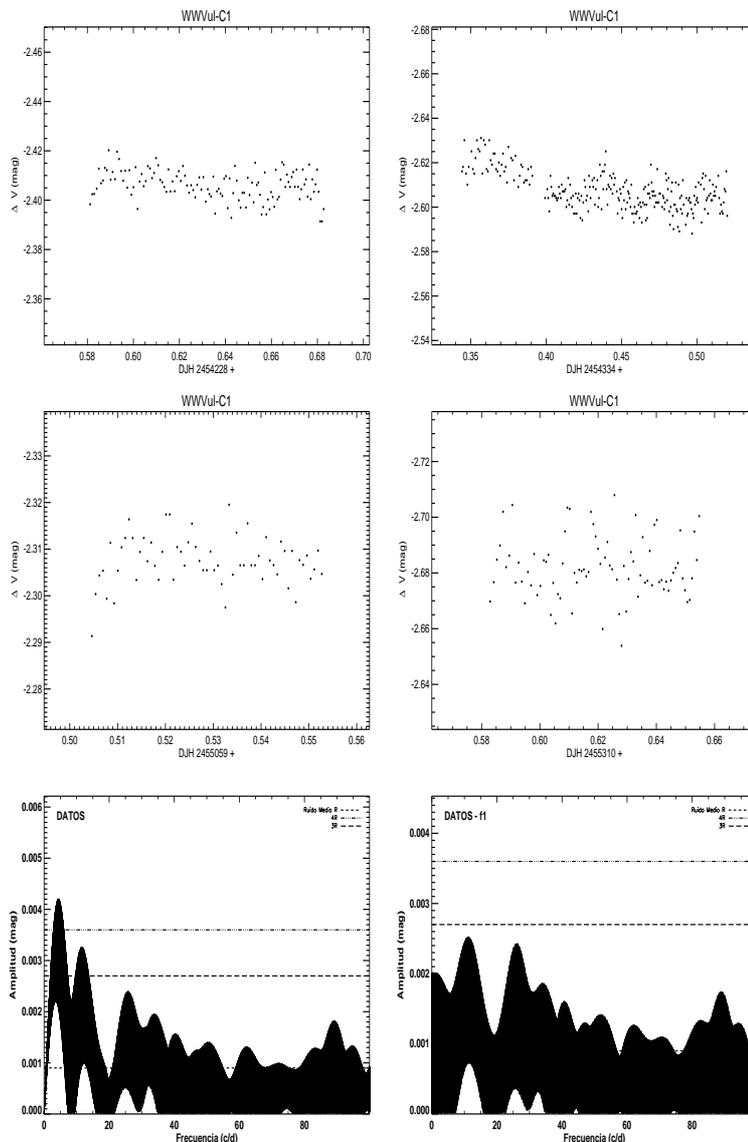


Figura 2.19: WW Vul. $f_1 = 4.30$ c/d.

WW Vul fue observada cuatro noches con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins en Mayo y Agosto de 2007, Agosto de 2009 y Abril de 2010 durante 2.73, 6.61, 1.15 y 1.73 horas respectivamente. Los cuatro paneles superiores de la figura 2.19 muestran las curvas de luz de dichas noches de observación en el filtro *V*. Los dos paneles inferiores muestran los periodogramas obtenidos con los datos de las cuatro noches conjuntamente para ese mismo filtro, antes y después de restar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: nivel de ruido medio R, 3R y 4R).

Bernabei et al. (2004) clasifican esta estrella como una estrella joven con variaciones de tipo UX Ori que pulsa en las bajas frecuencias (~ 5 c/d). Sin embargo esta pulsación fue determinada mediante una única noche de observación. En nuestro caso, obtenemos un pico en la banda *V* por encima del nivel 4R en 4.30 c/d. Este pico no

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

se observa en las bandas B e I en las que el pico se encuentra desplazado a 2.18 c/d y 2.15 c/d respectivamente, ambos también por encima del nivel de significancia 4R.

Analizando más detalladamente las curvas de luz, esta variación en bajas frecuencias procede fundamentalmente de la noche del 21 de Agosto de 2007 (panel superior derecho) en donde se produjeron grandes cambios de transparencia de la atmósfera. Este mismo efecto se observa también en la curva de luz de C1 y de C2. Además, si analizamos el espectro de frecuencias de Fourier de WW Vul sin la contribución de la noche del 21/Agos/07, este pico en 4.30 c/d no es detectado y tampoco ningún pico significativo por encima del nivel 4R.

Por lo tanto, con los datos de que disponemos no podemos confirmar la variación a bajas frecuencias presentada por Bernabei et al. (2004), por lo que sería interesante reobservar esta estrella en una serie de buenas noches fotométricas consecutivas.

2.5.s PDS 581

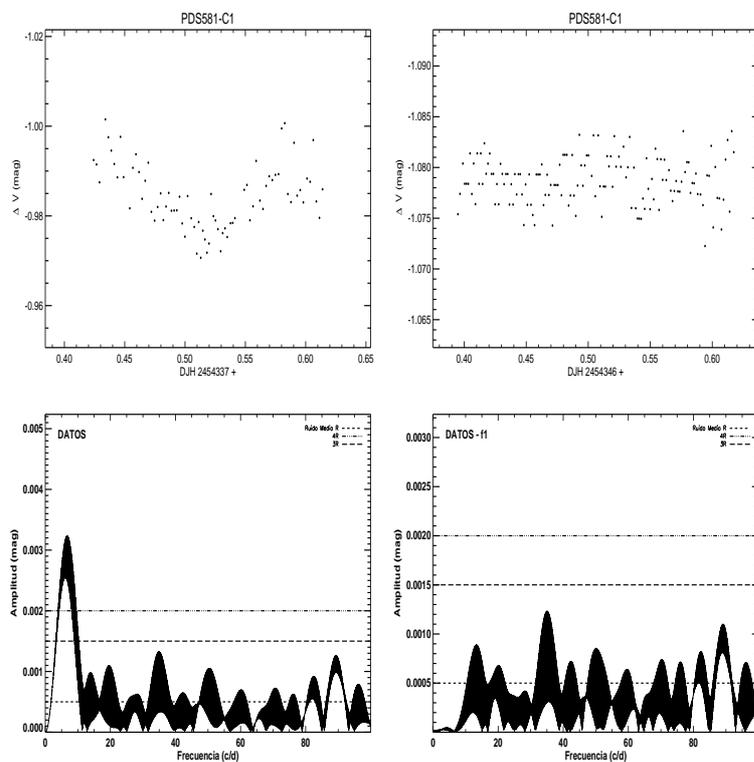


Figura 2.20: PDS 581. $f_1 = 6.83$ c/d.

PDS 581 fue observada tres noches con el T150 y los filtros BVI en Agosto y Septiembre de 2007 y en Abril de 2010 durante 4.55, 5.34 y 2.05 horas, respectivamente. En los paneles superiores de la figura 2.20 se muestran las curvas de luz en el filtro V para el caso de los datos obtenidos en 2007. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas correspondientes al análisis realizado sobre este conjunto de datos del 2007 en este mismo filtro V , antes y después de restar el pico significativo encontrado.

El caso de PDS 581 es un caso especial dentro de este estudio de estrellas PMS

Herbig Ae/Be. Cuando se confeccionó la lista de estrellas PMS de campo en el año 2007 para la realización de esta tesis doctoral, PDS 581 estaba clasificada como una estrella PMS Herbig Ae/Be. Sin embargo estudios recientes han desvelado que no se trata de una estrella PMS sino de una estrella post-AGB ([Vieira et al., 2011](#)).

En cuanto al análisis del espectro de frecuencias realizado, se observa un pico por encima de 4R en 6.83 c/d. Este pico se debe de nuevo a una mala corrección de la extinción de la noche de observación del 24 de Agosto de 2007 en la que, como ya hemos visto con estrellas anteriores observadas durante este mismo mes de 2007, la atmósfera presentaba grandes variaciones de transparencia. Estas variaciones son muy claras tanto en las propias curvas de luz de PDS 581 como en las de las estrellas C1 y C2. Es más, si realizamos el análisis de frecuencias de Fourier de la curva de luz correspondiente a la noche del día 2 de Septiembre de 2007 únicamente, no se observa ningún pico significativo y tampoco ninguna variación apreciable en la curva de luz diferencial. Por tanto, podemos asumir que esta estrella no es pulsante.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.t V1685 Cyg

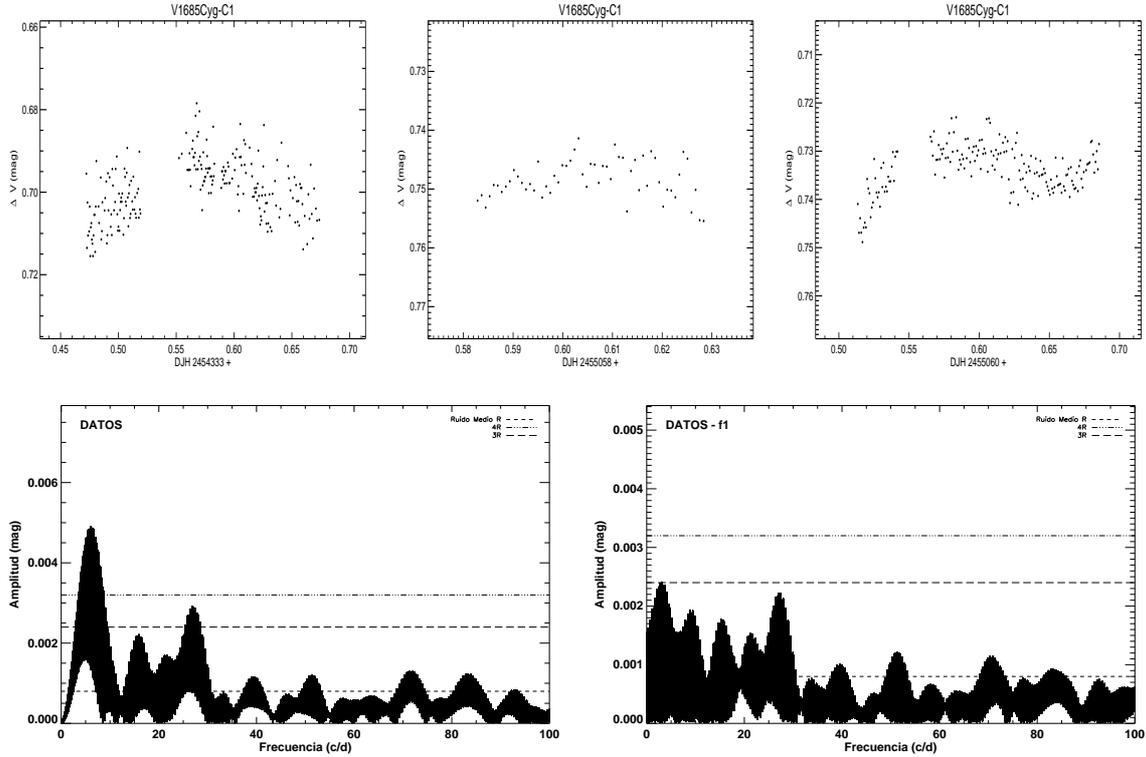


Figura 2.21: V1685 Cyg. $f_1 = 7.10$ c/d.

V1685 Cyg fue observada tres noches con el T150 y los filtros *BVI*, una de ellas en Agosto de 2007 durante 4.83 horas y las otras dos en Agosto de 2009 con un tiempo total de 5.24 horas. En los tres paneles superiores de la figura 2.21 se muestran las curvas de luz de V1685 Cyg en el filtro *V* para las tres noches de observación. Los dos paneles inferiores muestran los periodogramas en el filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo, tomando en conjunto los datos obtenidos esas tres noches.

V1685 Cyg presenta un pico en significativo en 7.10 c/d en las tres bandas *BVI* de Johnson-Cousins. Las relaciones de amplitudes entre los picos detectados en las diferentes bandas cumplen la relación $\Delta B = 5.7$ mmag $>$ $\Delta V = 4.0$ mmag $>$ $\Delta I = 2.0$ mmag, lo que estaría de acuerdo con una pulsación tipo β Cephei, teniendo en cuenta además su tipo espectral B3 (Manoj et al., 2006; Hernández et al., 2004).

Por tanto, V1685 Cyg aparece como una muy buena candidata a estrella PMS de campo con pulsación tipo β Cephei.

De nuevo, sería muy interesante reobservar esta estrella en una campaña de varias noches consecutivas tanto para confirmar la pulsación encontrada como para determinar con mayor precisión la frecuencia de pulsación.

2.5.u BH Cep

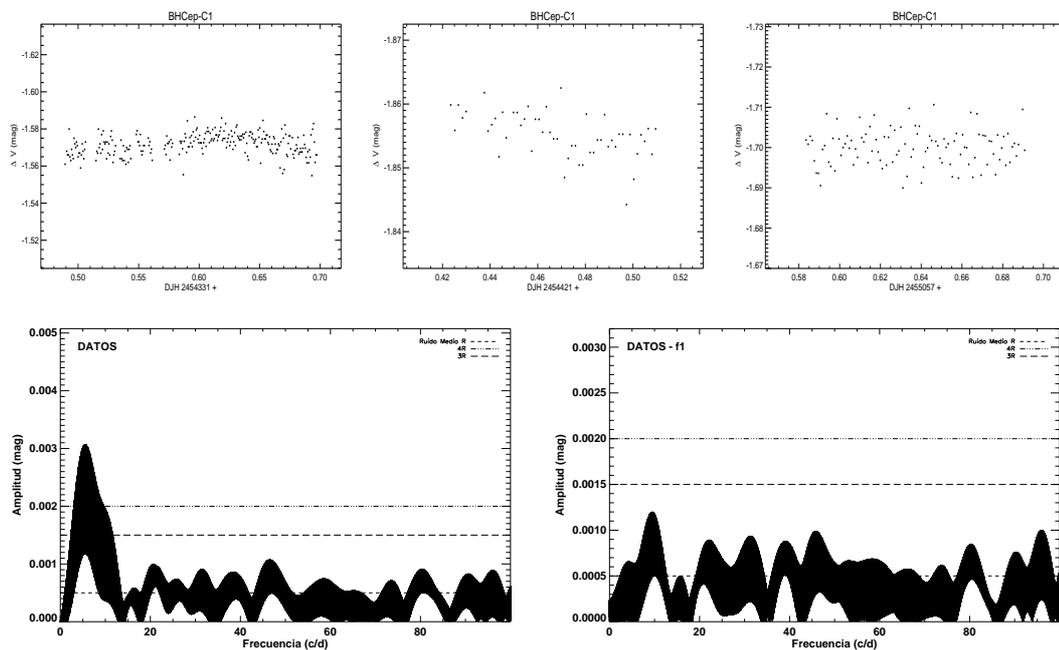


Figura 2.22: BH Cep. $f_1 = 5.57$ c/d.

BH Cep fue observada tres noches con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins en Agosto y Noviembre de 2007 y en Agosto de 2009 durante 4.99, 3.77 y 2.57 horas respectivamente. Los paneles superiores de la figura 2.22 muestran las curvas de luz en el filtro *V* para esas noches. Los dos paneles inferiores muestran los periodogramas obtenidos en el filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo encontrado, tomando en conjunto los datos de las tres noches de observación.

Como se observa en la figura, BH Cep muestra un pico significativo centrado en 5.57 c/d en la banda *V* de Johnson, sin embargo este pico no es debido a una pulsación intrínseca de BH Cep. Este, procede fundamentalmente de la curva de luz obtenida el 18/Ago/07 (DJH 2454331, panel superior izquierdo). Como ya se ha comentado anteriormente, la atmósfera en el mes de Agosto del año 2007 sufría de importantes variaciones de transparencia a lo largo de la noche, provocando una mala corrección de la extinción. Las mismas variaciones son visibles, aunque en menor medida, en la curva de luz diferencial entre las estrellas C2 y C1. Por tanto, el pico encontrado de 5.57 c/d no consideramos que se trate de una oscilación propia de BH Cep.

La noche del 16/Nov/2007 (DJH 2454421, panel superior central), sí observamos una tendencia descendente en luminosidad de $\sim 0.^m01$ en *V*. Sin embargo, esa noche hubo una gran cantidad de cirros, por lo que no queda completamente claro si esa pequeña variación se debe a una variación propia de la luminosidad de la estrella o al efecto transitorio de dichos cirros en su luminosidad.

Por lo tanto, con los datos obtenidos, no podemos establecer si BH Cep presenta algún tipo de variación intrínseca dentro de los límites de detección que poseemos. Mendigutía et al. (2011), por otra parte, apuntan en su artículo la rápida variación

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

en luminosidad que experimenta BH Cep, pasando de una luminosidad IIB a IIIB en menos de una hora. Esta variación, de tipo UX Ori, es producida por el material circunestelar que rodea la estrella y también es observada en nuestros datos (la variación en luminosidad entre Agosto y Noviembre de 2007 es de $0.^m3$ en V), pero no está producida por una pulsación intrínseca de la estrella.

2.5.v V1080 Tau

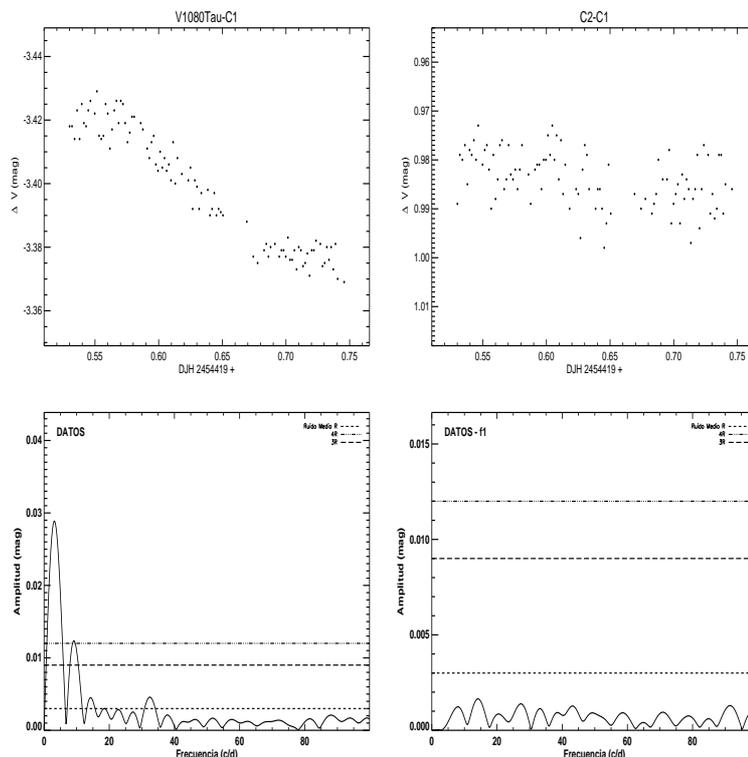


Figura 2.23: V1080 Tau. $f_1 = 2.86$ c/d.

V1080 Tau fue observada solamente una noche en Noviembre de 2007 durante 5.17 horas con el telescopio T150 y los filtros *BVI* de Johnson-Cousins. En los paneles superiores de la figura 2.23 se observan las curvas de luz en el filtro *V* de V1080 Tau y de $C2 = \text{HD } 283807$. En los paneles inferiores se muestran los periodogramas en el mismo filtro, antes y después de quitar el pico significativo encontrado (líneas a trazos: niveles de ruido medio R, 3R y 4R).

V1080 Tau en realidad es un sistema binario cercano (Martin, 1993). Šimon et al. (2000) con datos fotométricos recogidos durante 9 años establecen un periodo de variación de la curva de luz de V1080 Tau de 8.8451741 días con una amplitud total de $0.^m14$. Teniendo en cuenta lo expuesto por Martin (1993), estos autores modelaron su curva de luz mediante variaciones elipsoidales de la órbita, encontrando que el periodo real de la órbita es de 17.69348 días, dando lugar a una curva de luz de doble periodicidad que puede ser atribuida a los efectos de proximidad en una binaria semi-separada de tipo Algol. La ausencia de eclipses y la relativamente gran amplitud de la variación sugerirían un ángulo de inclinación de entre 55 y 69 grados.

Al realizar el análisis del espectro de Fourier de V1080 Tau en las bandas *BVI* de Johnson aparece un pico por encima del nivel 4R centrado en 2.86 c/d. De nuevo, como en anteriores casos, el valor de esta frecuencia no puede tomarse como real ya que la frecuencia mínima que podemos muestrear con las ~ 5 horas de observación que disponemos es de 4.8 c/d. Sin embargo, sí podemos asegurar una tendencia descendente en luminosidad en las tres bandas *BVI* de Johnson-Cousins de $\sim 0.^m05$.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

En todo caso, las amplitudes de variación observadas en las diferentes bandas no concuerdan con lo que sería de esperar en una variación por pulsación, pero sí con las que se esperarían de una variación producida por binariedad, como es el caso.

2.5.w CO Ori

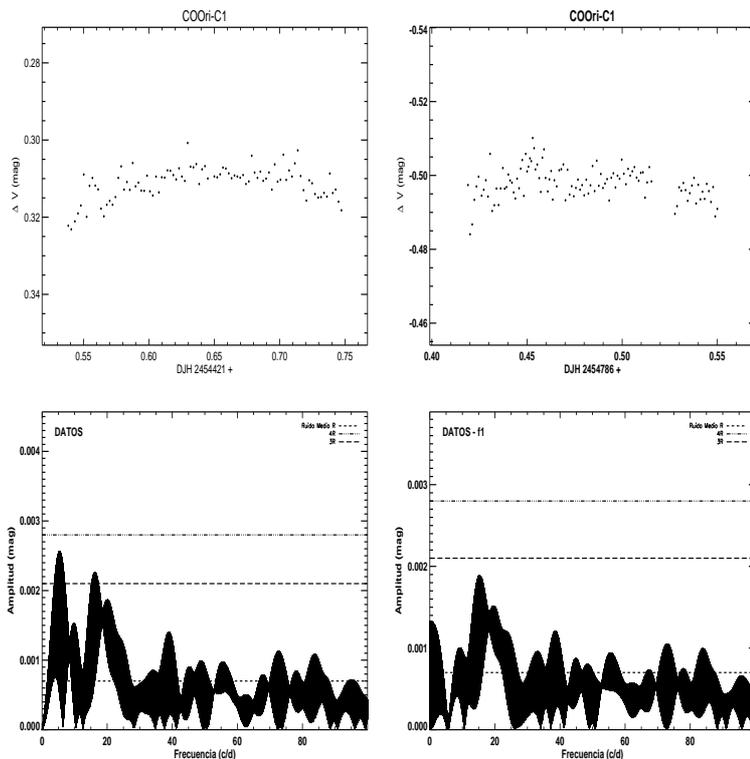


Figura 2.24: CO Ori. $f_1 = 5.34$ c/d.

CO Ori fue observada dos noches con el T150 y los filtros *BVI* en Noviembre de 2007 y 2008 durante 5.01 y 3.14 horas respectivamente. Los paneles superiores de la figura 2.24 muestran las curvas de luz de CO Ori en el filtro *V* para esas dos noches. Los paneles inferiores muestran los periodogramas en el mismo filtro *V*, antes y después de restar el pico significativo encontrado, tomando el conjunto de datos de ambas noches a la vez.

CO Ori presenta un pico en 5.34 c/d entre los niveles 3R y 4R por lo que, siguiendo el procedimiento realizado hasta ahora, se realizó el análisis de frecuencias utilizando TRIPP. En este caso, el pico centrado en 5.34 c/d aparecía con una probabilidad $>99\%$ de tratarse de un pico real. Sin embargo al realizar el mismo análisis de frecuencias sobre las curvas de luz obtenidas en las bandas *BI*, este pico no aparece en esa misma posición por lo que no podemos considerarlo como producido por una pulsación intrínseca de la estrella. De todas formas, lo que sí podemos asegurar con nuestras observaciones es que no se detecta ninguna pulsación de corto periodo tipo δ Scuti, estando de acuerdo con la clasificación espectral tardía G5Ve de esta estrella.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.x V1650 Ori

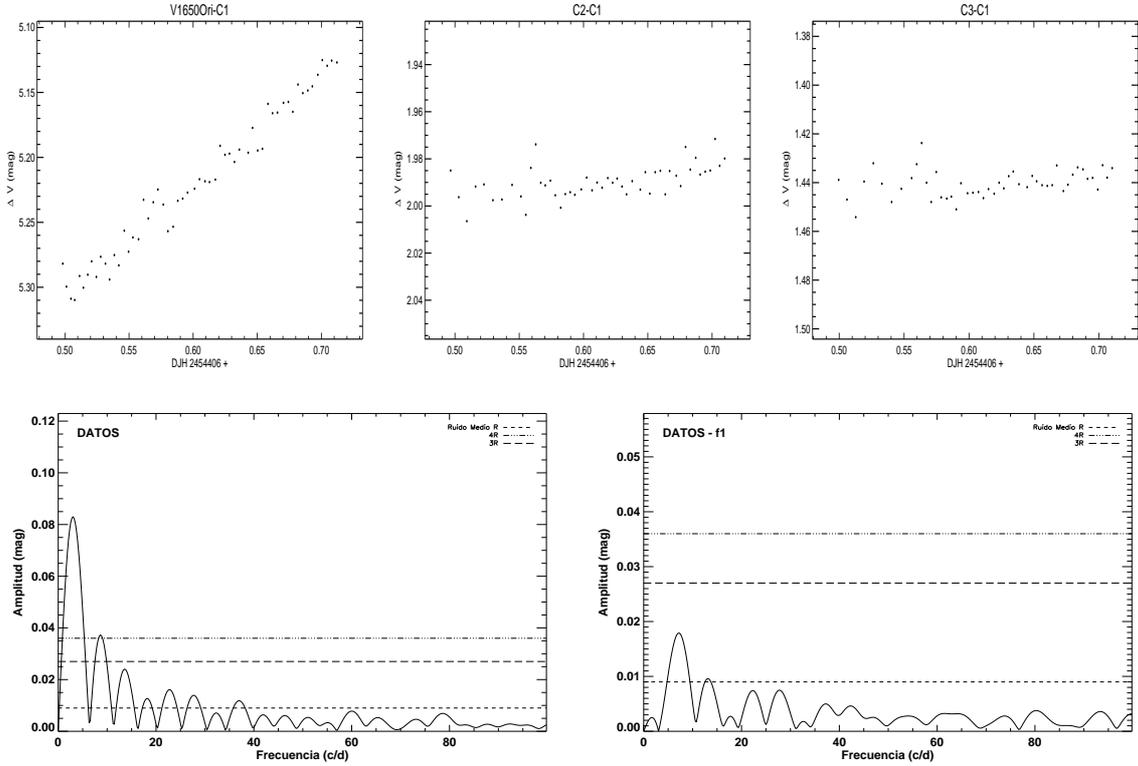


Figura 2.25: V1650 Ori. $f_1 = 3.04$ c/d.

V1650 Ori fue observada durante una única noche con el telescopio T90 y los filtros *wby* de Strömgren en Noviembre de 2007 durante 5.13 horas. En los paneles superiores de la figura 2.25 se muestran las curvas de luz en el filtro *v* tanto de V1650 Ori como de las estrellas C2 = HD 37090 y C3 = HD 37173. Los dos paneles inferiores muestran los periodogramas en el mismo filtro *v*, antes y después de restar el pico significativo encontrado.

Como en otros casos ya descritos, el valor $f_1 = 3.04$ c/d no puede ser considerado como real ya que la frecuencia mínima muestreable (teniendo en cuenta que solamente disponemos de una noche de observación de 5.13 horas) es de 4.7 c/d, aunque es evidente, como se observa en la curva de luz de V1650 Ori, el aumento de su luminosidad a lo largo de la noche.

Este aumento en la luminosidad se presenta en todas las bandas observadas *wby* siguiendo una relación de amplitudes $\Delta u = 0.23$ mag $>$ $\Delta v = 0.17$ mag $>$ $\Delta b = 0.15$ mag $>$ $\Delta y = 0.13$ mag. Esta relación de amplitudes es la correspondiente a una pulsación de tipo SPB o β Cephei, sin embargo V1650 Ori está clasificada espectralmente como una estrella F6 (Rojas et al., 2008), por lo que es demasiado fría para que la variación observada se deba a este tipo de pulsación. Tampoco puede deberse a una binariedad dada la gran diferencia en la variación de luminosidad en las diferentes bandas.

La explicación más plausible a esta variación en luminosidad con esta relación de

amplitudes es que se deba al efecto de una mancha caliente en la superficie de V1650 Ori. Wood et al. (1996) estudiaron la variabilidad fotopolarimétrica de un modelo de disco de acreción magnético para el caso de estrellas T-Tauri de presecuencia principal. Según sus modelos dinámicos, material procedente de un disco Kepleriano truncado magnéticamente es acretado a lo largo de las líneas de campo magnéticas sobre la superficie estelar a altas latitudes, dando lugar a manchas calientes en la fotosfera estelar. El efecto combinado de la existencia de manchas calientes sobre la superficie estelar junto con la rotación de la estrella producirían este tipo de variaciones debido tanto a la contribución de la radiación emitida por la misma mancha al conjunto de la radiación emitida por la estrella, como al hecho de que la rotación produce también cambios en la iluminación del disco circunestelar y por tanto de la radiación dispersada y reemitida por este. Debido a que el contraste entre la mancha caliente y la estrella es mayor a longitudes de onda más cortas (bandas u y v) es ahí donde esta variación es más pronunciada. Esto estaría de acuerdo con las variaciones en luminosidad observadas por nosotros.

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

2.5.y HD 36910

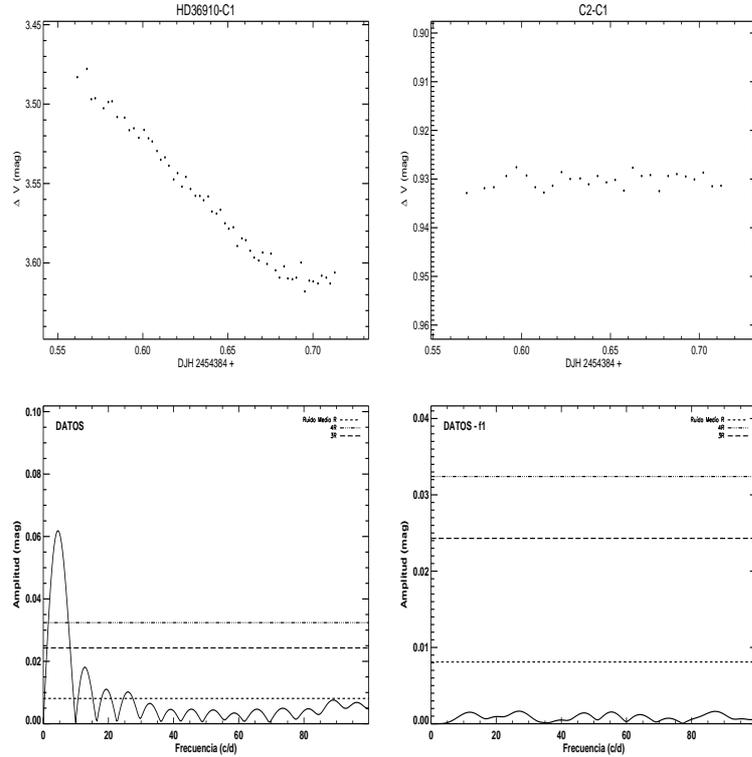


Figura 2.26: HD 36910. $f_1 = 2.81$ c/d.

HD 36910 fue observada una sola noche con el T90 y los filtros *uvby* de Strömgen en Octubre de 2007 durante 3.63 horas. Los paneles superiores de la figura 2.26 muestran la curva de luz en el filtro *v* tanto de HD 36910 como de C2 = HD 35035. Los paneles inferiores muestran los periodogramas en ese mismo filtro, antes y después de restar el pico significativo encontrado.

Como en el caso anterior el valor de la frecuencia $f_1 = 2.81$ c/d no puede ser tomado como real, al encontrarse por debajo de la frecuencia mínima muestreable (6.61 c/d) con las 3.63 horas de observación de que disponemos. De todas formas, es claramente visible la variación descendente que se produce durante este tiempo tanto en la banda *v* que se muestra en la figura, como en el resto de bandas de Strömgen. La variación descendente en luminosidad en cada una de las bandas ($\Delta u = 0.15$ mag $>$ $\Delta v = 0.11$ mag $>$ $\Delta b = 0.09$ mag $>$ $\Delta y = 0.08$ mag) y las relaciones entre sus amplitudes ($\frac{\Delta v}{\Delta y} = 1.38$, $\frac{\Delta b}{\Delta y} = 1.13$, $\frac{\Delta u}{\Delta v} = 0.53$) podrían sugerir que dicha variación se trata de una pulsación en estrellas B (SPB o β Cephei).

Sin embargo, esta estrella se encuentra clasificada espectralmente como F2, por lo que esta posibilidad no puede ser cierta. Lo más probable, es que se deba al material circunestelar que la rodea (Chapillon et al., 2008). Con los datos que disponemos, únicamente podemos decir que no existe ninguna pulsación de corto periodo tipo δ Scuti.

2.5.z HD 261387

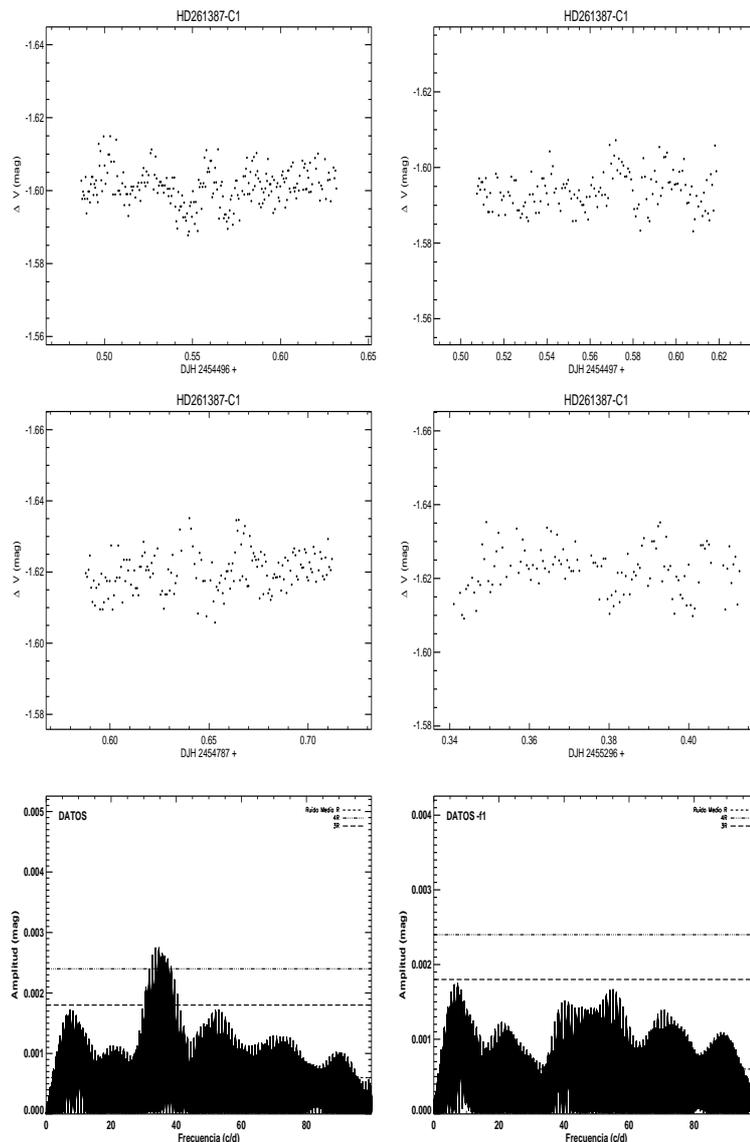


Figura 2.27: HD 261387. $f_1 = 34.67$ c/d.

HD 261387 fue observada con ambos telescopios T90 y T150 y con los filtros *wby* de Strömgen y *BVI* de Johnson-Cousins respectivamente. En el primer caso, la observación se realizó una única noche en Diciembre de 2007 durante 6.87 horas. En el segundo caso se observó dos noches en Enero de 2008 con un tiempo total de 6.14 horas, otra noche en Noviembre de 2008 durante 2.98 horas y finalmente una última noche en Abril de 2010 durante 2.40 horas. En los cuatro paneles superiores de la figura 2.27 se muestran las curvas de luz obtenidas con el T150 y el filtro *V*. En los dos paneles inferiores se muestran los periodogramas en ese mismo filtro, antes y después de restar el pico significativo encontrado, para el conjunto de datos de las cuatro noches.

El análisis de frecuencias muestra un pico situado en $f_1 = 34.67$ c/d, por encima

2. ESTUDIO DE VARIABILIDAD Y ANÁLISIS PULSACIONAL DE ESTRELLAS HERBIG AE/BE DE CAMPO

del nivel de significancia de $4R$ para la banda V con amplitud $\Delta V = 2.7$ mmag. Este mismo pico se observa en la banda B con una amplitud mayor que $4R$, $\Delta B = 3.5$ mmag, cumpliéndose que $\frac{\Delta B}{\Delta V} = 1.29$. Esto indicaría que estamos tratando con una pulsación tipo δ Scuti, teniendo en cuenta el valor $f_1 = 34.67$ c/d y el tipo espectral A2V de esta estrella. Además, para el caso de la banda I también detectamos la misma frecuencia, aunque en esta banda el ruido aumenta notablemente y el pico no aparece como significativo ($< 3R$).

Estos resultados confirman plenamente los obtenidos meses anteriores por nuestro propio grupo (Dic/2006 - Ene/2007) desde el mismo observatorio para la misma estrella HD 261387 y publicados por Zwintz et al. (2009a), junto con observaciones tomadas por el telescopio espacial MOST (Walker et al., 2003).

2.6 Resultados

Se ha llevado a cabo una búsqueda observacional de estrellas pulsantes tipo δ Scuti entre una muestra de 59 estrellas de campo observables desde el Hemisferio Norte y previamente clasificadas como estrellas PMS o estrellas Herbig Ae/Be. De entre estas 59 estrellas de la muestra, se ha encontrado que 26 de ellas presentan picos significativos en sus correspondientes espectros de frecuencias que indican algún tipo de variabilidad.

A continuación, se ha realizado un estudio de dicha variabilidad en las diferentes bandas observadas (*wby* del sistema fotométrico de Strömngren-Crawford y/o *BVI* de Johnson-Cousins según el caso), así como una búsqueda individual en la literatura de cada una de estas estrellas, con el objetivo de determinar la naturaleza exacta de dicha variabilidad y establecer si se debe a una pulsación intrínseca o a un efecto externo, como puede ser el caso de las variaciones en luminosidad producidas por el material circunestelar, muy comunes en este tipo de estrellas Herbig Ae/Be.

De esta forma encontramos que 7 de estas estrellas presentan una pulsación de tipo δ Scuti y 3 de ellas una posible pulsación tipo β Cephei (en el caso de estas tres últimas, sería interesante reobservar dichas estrellas en una o más campañas de observación de varias noches consecutivas para confirmar este tipo de pulsación). En la tabla 2.8 se resumen los resultados obtenidos en este estudio observacional. Las barras de error para las amplitudes se indican entre paréntesis.

Además, en la tabla 2.9 se muestran las estrellas de comparación, que no siendo PMS, presentan una variabilidad de tipo δ Scuti o γ Doradus. En estos casos, los valores tanto de las frecuencias como de las amplitudes, son los obtenidos en el filtro *v* de Strömngren. Al igual que anteriormente, las barras de error para las amplitudes se indican entre paréntesis.

Por último, se ha encontrado, a falta de confirmación con nuevas observaciones fotométricas, dos estrellas con posibles pulsaciones tipo δ Scuti (HD 290500 y BF Ori) y una estrella (HD 31648) con una posible variación de largo periodo.

Tabla 2.8: Estrellas PMS Herbig Ae/Be que presentan pulsaciones de corto periodo.

Objeto	Nombre	Tipo Espectral	Frecuencia (c/d)	ΔB	ΔV	ΔI	Δu Δv Δb Δy (mmag)				Pulsación
							Δu	Δv	Δb	Δy	
3	PDS004	A1	53.27	10.7 (7)	8.5 (7)	6.2 (7)	-	-	-	-	δ Scuti
9	HD35187	A2e	63.87	-	-	-	3.6 (7)	3.3 (4)	3.1 (4)	2.5 (4)	δ Scuti
14	V1409Ori	A1ab	45.35	-	-	-	7.6 (11)	7.8 (7)	6.4 (5)	5.4 (7)	δ Scuti
15	HD36112	A3e	28.36	-	-	-	3.0 (6)	3.7 (3)	3.5 (3)	2.8 (3)	δ Scuti
26	V350Ori	A0	57.08	4.5 (5)	3.3 (4)	3.0 (4)	-	-	-	-	δ Scuti
63	HD261387	A2V	34.67	3.5 (3)	2.7 (3)	2.3 (3)	-	-	-	-	δ Scuti
42	VVSer	A2e	9.65	5.8 (5)	2.8 (4)	2.6 (6)	-	-	-	-	δ Scuti
44	HD174571	B1.5V	4.51	-	-	-	5.5 (8)	4.7 (4)	4.6 (4)	3.5 (4)	β Cephei
50	V1685Cyg	B3	7.10	5.7 (6)	4.0 (3)	2.0 (4)	-	-	-	-	β Cephei
35	HD50083	B2III	6.45	-	-	-	3.4 (5)	2.7 (3)	2.7 (3)	2.7 (4)	β Cephei

Tabla 2.9: Estrellas de comparación con variabilidad tipo δ Scuti o γ Doradus detectada.

Nombre	Tipo Espectral	Frecuencia (c/d)	Amplitud (mmag)	Pulsación
HD203573	F0	16.20	23.2 (7)	δ Scuti, Multiperiódica
		14.41	19.8 (7)	
HD35909	A4	25.61	4.0 (8)	δ Scuti
HD37594	A8	2.80	14.3 (9)	γ Dor
HD52343	F0	0.35	224.0 (28)	γ Dor

Determinación de parámetros físicos mediante fotometría

En este capítulo, se va a describir el cálculo de los parámetros fotométricos obtenidos a partir de las observaciones para cada una de las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra. Para ello, se comenzará describiendo el sistema fotométrico $uvby\beta$ de Strömgen-Crawford. A continuación se explicará detalladamente el método empleado para desenrojecer los distintos índices de color. Finalmente, se describirán las calibraciones realizadas para poder obtener los parámetros físicos fundamentales de estas estrellas (T_{ef} , $\log g$, M_v y $[\text{Fe}/\text{H}]$), situándolas en el diagrama HR.

3.1 El sistema fotométrico $uvby\beta$ de Strömgen-Crawford

El sistema fotométrico de Strömgen-Crawford está formado por cuatro filtros de banda intermedia $uvby$ y dos filtros, n (*narrow*, estrecho) y w (*wide*, ancho), centrados en la línea H_β . Sus características espectrales se muestran en la tabla 3.1. Este sistema se diferencia básicamente del sistema UBV en dos puntos. El primero es que, como ya hemos dicho, se trata de un sistema de banda intermedia en lugar de un sistema de banda ancha, es decir, los filtros tienen una anchura entre 200-300Å en lugar de los 800-1000Å que tienen los filtros del sistema UBV . El segundo es que las diferentes bandas del sistema de Strömgen-Crawford están definidas únicamente por los propios filtros, en lugar de encontrarse definidas por una combinación de los filtros, la transmisión atmosférica y la respuesta del fotomultiplicador.

Tabla 3.1: Características espectrales de las diferentes bandas del sistema Strömgen-Crawford.

Filtro	$\lambda_{central}$ (Å)	FWHM (Å)
u	3505	330
v	4110	170
b	4685	183
y	5488	235
$H_\beta n$	4862	30
$H_\beta w$	4875	150

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

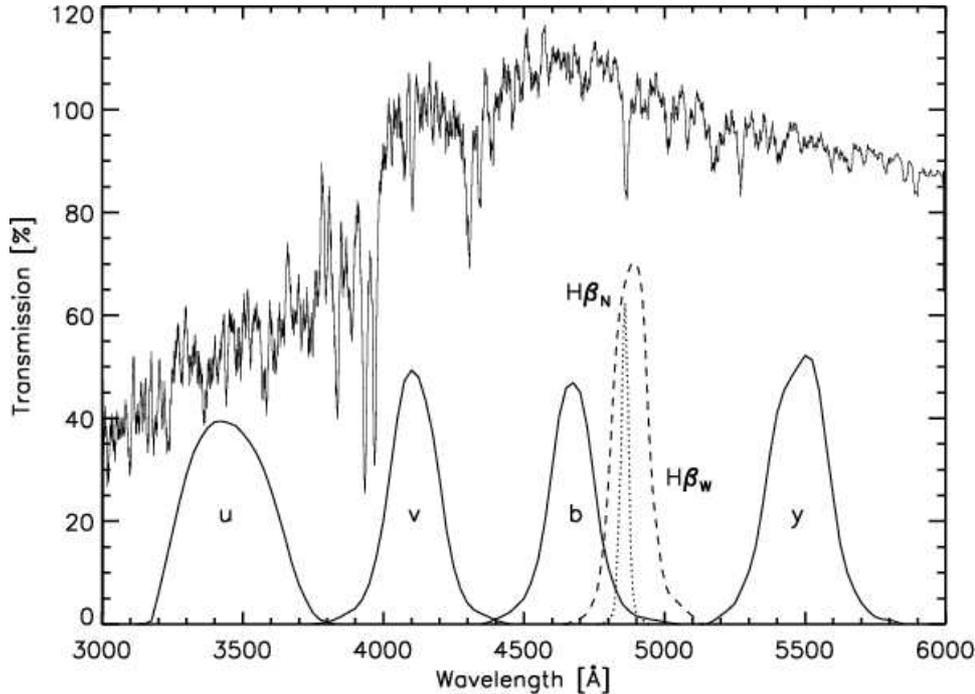


Figura 3.1: Transmisión de las bandas *uvby-H β* del sistema Strömgren-Crawford en función de la longitud de onda. Como comparación se incluye el flujo de un modelo estelar con $T_{ef}= 6000\text{K}$, $\log g= 4.0$ y $[\text{Fe}/\text{H}]= 0.0$ (Önehag et al., 2009).

Si nos fijamos en las características principales que presentan las distribuciones espectrales de las estrellas, estas serían:

- Color. Los diferentes colores de las estrellas se deben principalmente a diferencias en la temperatura. De este modo se pueden definir distintos índices de color dependiendo de la longitud de onda que interese (p.ej. $b - y$ ó $u - b$).
- La discontinuidad de Balmer.
- Efecto de *blanketing* debido a la presencia de elementos pesados en las atmósferas estelares. Las líneas de absorción producidas por la presencia de elementos metálicos en las superficies estelares se vuelven más intensas a partir de las estrellas de tipo espectral más tardío que A0. De esta forma, un filtro situado en una región del espectro donde estas líneas sean abundantes transmitirá menos flujo espectral que en el caso de que estas no estuvieran.
- Líneas individuales de absorción fuertes (p.ej. H_{β} , H_{α} , banda de CN....)

Teniendo todo esto en cuenta, el sistema fotométrico de Strömgren-Crawford fue diseñado para poder medir estas características de forma que los diferentes parámetros implicados estuviesen bien separados (figura 3.1).

Así, la banda *u* se encuentra localizada por completo por debajo de la discontinuidad de Balmer y por encima de la región donde se encuentra el corte producido por la absorción atmosférica. Debido a que la absorción atmosférica en esta región espectral es muy grande, la anchura del filtro *u* es mayor que la de los otros filtros,

de forma que se obtenga más intensidad en esta banda.

La banda v se encuentra localizada por encima de la discontinuidad de Balmer, en la región espectral donde el efecto de *blanketing* es importante.

Las bandas b e y se sitúan más allá del punto en el que este efecto de *blanketing* comienza a ser importante (alrededor de los 4500Å). De esta forma, el índice de color ($b - y$) se encuentra prácticamente libre de este efecto.

Las bandas $H_{\beta}n$ y $H_{\beta}w$ permiten medir las intensidades de flujo procedentes de la línea H_{β} a través de los filtros estrecho (n) y ancho (w), respectivamente.

Strömgren definió dos nuevos índices, o *diferencias de color*, denominadas c_1 y m_1 . El primero de ellos, c_1 , es una medida de la discontinuidad de Balmer y se define como $c_1 = (u - v) - (v - b)$. El término $(v - b)$ define el gradiente de color, mientras que c_1 mide cuánto se desvía el valor de u respecto de dicho gradiente. Como el efecto de *blanketing* en la banda u es aproximadamente el doble que el que se produce en la banda v , el índice c_1 así definido, está libre de efectos de color y *blanketing* por lo que es una buena medida de la discontinuidad de Balmer.

De la misma manera, el índice m_1 fue definido como una medida para medir el efecto de *blanketing* ya mencionado. Así, $m_1 = (v - b) - (b - y)$, donde $(b - y)$ define el gradiente de color y m_1 es una medida de cómo el valor de v se desvía de dicho gradiente.

Los parámetros del sistema Strömgren-Crawford son por tanto:

- La magnitud V , medida con el filtro y . La banda y se encuentra centrada en 5488Å, la misma longitud de onda central que la banda V del sistema UBV de Johnson. A pesar de sus diferentes anchuras, las magnitudes obtenidas con el filtro y de anchura intermedia son muy similares a las obtenidas con el filtro V de banda ancha. De esta forma, no es necesario definir un nuevo sistema de magnitudes, sino que son transformadas directamente al sistema V .
- El índice de color ($b - y$), como medida del color y por tanto utilizado para determinar la temperatura y el enrojecimiento interestelar. Este índice se encuentra libre de los efectos de *blanketing*, al contrario de lo que ocurre con el índice ($B - V$) del sistema UBV .
- El índice m_1 , como medida del efecto de *blanketing* y utilizado en particular para determinar las diferencias de abundancias entre estrellas. En la práctica se utiliza el índice δm_1 calibrado a $[Fe/H]$, entendiendo δm_1 como $\delta m_1 = m_{ZAMS} - m_1$, donde m_1 es el valor intrínseco desenrojecido de la estrella y m_{ZAMS} , el valor de dicho índice para el caso de una estrella de la ZAMS a la misma temperatura que la estrella en cuestión. Cuanto mayor es δm_1 , más deficiente en metales es la estrella, si se trata de una estrella de tipo espectral A-F.
- El índice c_1 , como medida de la discontinuidad de Balmer. En este caso es importante hacer notar, que este índice es un indicador de la temperatura para estrellas más calientes que aquellas en donde la discontinuidad está en

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

su máximo (alrededor de un tipo espectral A0), y como un indicador de la magnitud absoluta (o gravedad superficial) para aquellas estrellas más frías que este máximo. Para estas últimas estrellas, tanto las calibraciones de luminosidad como de gravedad superficial están en función del parámetro δc_1 , definido como $\delta c_1 = c_1 - c_{ZAMS}$, donde c_1 es el valor intrínseco desenrojecido de la estrella y c_{ZAMS} , el valor de dicho índice para una estrella situada en la ZAMS con la misma temperatura efectiva que la estrella en cuestión. Cuanto mayor es δc_1 , más luminosa es la estrella, en el caso de una estrella de tipo espectral A-F.

- El índice β , como medida de la intensidad de la línea H_β . Este índice es un indicador de la temperatura (color intrínseco) para estrellas frías (tipos espectrales A-G) y un indicador de luminosidad (gravedad superficial) para estrellas calientes (tipo espectral O-B). Además, no se encuentra afectado de enrojecimiento por tratarse de una medida en dos bandas centradas prácticamente en la misma longitud de onda.

El sistema fotométrico Strömgren-Crawford, mediante la definición de estos parámetros, nos permite por tanto determinar las características fundamentales de una estrella (T_e , $\log g$, $[Fe/H]$, M_v , M_{bol} y la distancia de esta). Con una combinación de estos parámetros y la utilización de modelos evolutivos podemos estimar también su edad, la masa y el radio.

Por otra parte, podemos estimar también el enrojecimiento interestelar, ya que podemos obtener buenas medidas del color intrínseco de la estrella (a través del índice β , no afectado por enrojecimiento) junto con las medidas del color ($b - y$) (que si se encuentran afectadas por ese efecto).

Finalmente, el sistema fotométrico de Strömgren-Crawford permite transformaciones al sistema estándar mucho más fáciles y precisas que en el caso del sistema UBV , debido a que las anchuras de banda de los filtros son mucho más estrechas. Así, no son necesarios términos de segundo orden en el color para la extinción, simplificando enormemente las ecuaciones de transformación.

De esta forma, el sistema fotométrico de Strömgren-Crawford o $uvby\beta$ se presenta como un excelente sistema para el estudio de las características de las estrellas así como de la absorción que produce la materia interestelar situada entre el observador y el objeto en estudio.

3.2 Obtención de los índices fotométricos $uvby\beta$

Como ya se indicó en el Capítulo 2, sección 2.2, todas las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra fueron observadas, independientemente de su magnitud visual aparente, con el fotómetro Strömgren acoplado al foco Este del telescopio T90 del OSN, con el objetivo de obtener los índices $uvby\beta$ necesarios para realizar las correspondientes calibraciones y calcular sus parámetros físicos fundamentales. En la sección 2.3.a de ese mismo capítulo, se describen también las ecuaciones de transformación del sistema instrumental al sistema estándar (ecuaciones 2.7 - 2.13).

De esta forma, se obtuvieron los valores de los índices fotométricos en *diferencias* en el sistema estándar, ΔV , $\Delta(b - y)$, Δm_1 , Δc_1 , $\Delta\beta$, para los conjuntos de datos

$X-C1$, $C2-C1$, $C3-C1$, de cada estrella problema. A partir ellos y tomando como referencia los valores estándar procedentes del catálogo de Hauck & Mermilliod (1998) para las estrellas de comparación calibradas, se calcularon los índices fotométricos $V, (b-y), m_1, c_1$ y β de las estrellas problema. Al mismo tiempo, se redeterminaron los índices fotométricos de las estrellas de comparación. En algunos casos, los índices fotométricos de las estrellas problema ya se encontraban calibrados en la literatura, permitiéndonos conocer la bondad (fiabilidad) de los resultados obtenidos. En todos los casos se encontró un buen acuerdo, dentro de las barras de error, con los valores previamente publicados en la literatura para estas estrellas.

En las tablas 3.2 a 3.4 se muestran estos índices fotométricos tanto para las estrellas en estudio como para las correspondientes estrellas de comparación utilizadas en cada caso. Las columnas 3 y 8, n y n_β , muestran el número de medidas realizadas para la obtención de los índices $V, (b - y), m_1, c_1$ y β , respectivamente. Entre paréntesis se indica el error correspondiente a la última cifra significativa del valor mostrado.

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

Tabla 3.2: Índices fotométricos I

Objeto	Nombre	n	V (mag)	(b - y) (mag)	m ₁ (mag)	c ₁ (mag)	n _β	β (mag)
1	VXCas	4	11.262 (3)	0.206 (6)	0.068 (10)	1.130 (12)	3	2.913 (8)
2	V594Cas	3	10.983 (3)	0.464 (6)	-0.057 (8)	0.258 (9)	3	2.469 (10)
	C1=HD4349	4	8.560 (1)	0.258 (1)	0.034 (4)	1.262 (9)	4	2.818 (7)
	C2=HD4684	4	8.840 (1)	0.155 (1)	0.211 (4)	0.776 (9)	3	2.827 (4)
3	PDS004	4	10.930 (9)	0.241 (2)	0.144 (5)	0.948 (10)	4	2.839 (15)
	C1=HD22317	5	6.658 (2)	0.147 (1)	0.203 (2)	0.806 (3)	5	2.791 (2)
	C2=HD23244	4	8.210 (2)	0.047 (1)	0.078 (2)	0.600 (3)	4	2.774 (3)
4	XYPPer	64	9.486 (7)	0.340 (6)	0.122 (10)	1.238 (8)	4	2.850 (9)
	C1=HD23000	65	7.980 (4)	0.224 (4)	0.166 (5)	0.583 (5)	4	2.707 (4)
	C2=HD22733	31	7.850 (4)	0.111 (4)	0.206 (5)	0.955 (5)	4	2.847 (5)
	C3=HD23108	33	8.254 (3)	0.206 (4)	0.159 (7)	0.785 (6)	4	2.740 (5)
5	ABAAur	37	6.740 (3)	0.108 (3)	0.120 (4)	1.003 (8)	5	2.811 (7)
6	HD31648	39	7.384 (4)	0.117 (3)	0.178 (5)	0.944 (10)	5	2.825 (9)
	C1=HD32428	44	6.423 (3)	0.173 (5)	0.217 (5)	0.810 (11)	5	2.780 (6)
	C2=HD30379	23	6.898 (3)	0.284 (5)	0.158 (5)	0.547 (11)	4	2.674 (5)
	C3=HD30411	21	8.181 (4)	0.275 (3)	0.144 (5)	0.488 (9)	4	2.668 (8)
9	HD35187	143	7.889 (4)	0.171 (3)	0.157 (5)	0.830 (9)	4	2.786 (8)
15	HD36112	71	8.466 (5)	0.180 (4)	0.181 (5)	0.880 (10)	4	2.816 (11)
	C1=HD36546	72	6.791 (2)	0.028 (3)	0.163 (4)	1.013 (8)	4	2.916 (6)
	C2=HD35035	37	7.735 (2)	0.169 (3)	0.230 (4)	0.859 (8)	4	2.843 (9)
10	HD287823	32	9.867 (4)	0.092 (7)	0.171 (9)	0.899 (12)	4	2.875 (8)
12	HD290409	33	10.069 (3)	0.055 (7)	0.166 (10)	1.015 (11)	4	2.919 (10)
20	HD290770	31	9.196 (5)	0.028 (6)	0.116 (9)	0.869 (12)	4	2.741 (9)
23	V1247Ori	30	10.176 (7)	0.193 (6)	0.213 (8)	0.831 (14)	4	2.712 (15)
	C1=HD37015	66	8.216 (4)	-0.015 (5)	0.128 (8)	0.900 (10)	4	2.851 (6)
	C2=HD36605	34	8.021 (4)	0.085 (5)	0.085 (8)	0.849 (10)	4	2.770 (7)
	C3=HD37172	31	8.353 (4)	0.056 (4)	0.166 (6)	0.954 (10)	4	2.874 (9)
13	HD290500	3	11.052 (6)	0.227 (6)	0.121 (5)	0.750 (12)	3	2.838 (14)
19	V380Ori	3	10.463 (4)	0.365 (3)	0.030 (5)	0.282 (8)	3	2.359 (12)
26	V350Ori	3	10.879 (5)	0.149 (6)	0.247 (7)	1.169 (10)	3	2.900 (13)
	C1=HD37594	4	5.990 (1)	0.181 (1)	0.169 (2)	0.687 (1)	4	2.743 (5)
	C2=HD37805	3	7.513 (1)	0.172 (1)	0.186 (2)	0.730 (1)	3	2.772 (4)
14	V1409Ori	69	10.201 (5)	0.118 (5)	0.192 (7)	0.870 (10)	4	2.736 (8)
16	V1410Ori	63	9.502 (3)	0.099 (7)	0.193 (7)	0.986 (9)	4	2.849 (7)
17	HD36408	75	5.379 (5)	0.046 (3)	0.075 (5)	0.762 (10)	4	2.704 (3)
18	V1271Ori	73	9.793 (5)	0.056 (7)	0.135 (5)	0.839 (7)	4	2.749 (10)
	C1=HD36337	35	6.471 (4)	0.014 (6)	0.076 (7)	0.509 (14)	4	2.681 (4)
	C2=HD36323	33	8.494 (4)	0.163 (4)	0.189 (6)	1.014 (9)	4	2.823 (7)
21	BFOri	60	11.072 (18)	0.267 (13)	0.157 (19)	1.221 (51)	4	2.892 (41)
22	HD37357	58	8.858 (7)	0.069 (4)	0.169 (5)	0.975 (12)	4	2.868 (8)
24	V1788Ori	57	9.815 (6)	0.102 (7)	0.164 (11)	1.009 (15)	4	2.884 (13)
59	V1650Ori	57	10.726 (9)	0.436 (5)	0.162 (9)	0.434 (15)	4	2.638 (11)
	C1=HD37594	58	5.986 (4)	0.187 (3)	0.163 (4)	0.666 (9)	4	2.741 (4)
	C2=HD37090	49	7.818 (4)	0.263 (3)	0.169 (4)	0.513 (10)	4	2.688 (9)
	C3=HD37173	48	7.849 (4)	0.002 (4)	0.085 (5)	0.406 (7)	4	2.709 (1)
27	HD37806	67	7.650 (9)	0.059 (4)	0.086 (5)	0.838 (8)	4	2.713 (4)
28	HD38120	66	8.810 (6)	0.044 (5)	0.119 (9)	0.949 (11)	4	2.692 (8)
	C1=HD37805	35	7.589 (10)	0.168 (4)	0.188 (5)	0.753 (10)	4	2.770 (4)
	C2=HD37594	65	6.069 (10)	0.187 (4)	0.160 (5)	0.679 (10)	5	2.739 (1)
	C3=HD37789	36	8.634 (5)	0.049 (4)	0.201 (6)	1.034 (7)	3	2.898 (8)

3.2 Obtención de los índices fotométricos $uvby\beta$

Tabla 3.3: Índices fotométricos II

Objeto	Nombre	n	V (mag)	(b - y) (mag)	m ₁ (mag)	c ₁ (mag)	n _β	β (mag)
30	HD249879	5	10.253 (2)	0.041 (5)	0.122 (7)	0.876 (8)	4	2.775 (9)
32	HD250550	34	9.175 (2)	0.082 (3)	0.085 (4)	0.624 (5)	4	2.654 (7)
	C1=HD40368	9	8.651 (2)	0.197 (2)	0.180 (3)	0.716 (4)	4	2.741 (6)
	C2=HD40681	21	7.227 (2)	0.009 (2)	0.151 (3)	0.926 (4)	5	2.848 (4)
	C3=HD40682	9	8.699 (3)	0.205 (3)	0.210 (4)	0.731 (8)	4	2.755 (5)
<hr/>								
31	V791Mon	58	10.429 (4)	0.242 (4)	0.013 (6)	0.320 (8)	4	2.462 (8)
33	AELep	5	10.006 (3)	0.103 (4)	0.118 (6)	0.925 (10)	4	2.842 (7)
	C1=HD40604	40	8.191 (3)	0.167 (2)	0.186 (3)	0.764 (6)	5	2.776 (4)
	C2=HD40968	16	8.346 (3)	0.163 (2)	0.175 (3)	0.995 (6)	4	2.794 (5)
<hr/>								
34	PDS126	3	12.089 (9)	0.321 (6)	0.126 (6)	0.954 (11)	3	2.899 (8)
	C1=HD43250	4	8.810 (3)	0.163 (1)	0.197 (3)	0.742 (7)	4	2.774 (6)
	C2=HD43215	3	8.638 (3)	0.211 (1)	0.151 (3)	0.725 (7)	3	2.750 (2)
<hr/>								
35	HD50083	61	6.958 (3)	0.104 (3)	-0.002 (5)	-0.039 (6)	4	2.440 (3)
	C1=HD50277	23	5.775 (3)	0.149 (3)	0.188 (4)	0.872 (7)	4	2.777 (5)
	C2=HD50228	63	7.488 (3)	0.038 (3)	0.055 (4)	0.519 (7)	5	2.667 (4)
<hr/>								
36	HD52721	42	6.369 (30)	0.098 (5)	0.029 (5)	0.001 (7)	4	2.562 (7)
39	HD53367	54	7.258 (6)	0.369 (7)	-0.072 (7)	-0.049 (7)	4	2.543 (6)
37	HTCma	3	11.819 (14)	0.327 (4)	0.022 (15)	1.033 (8)	3	2.796 (11)
38	HUCma	3	12.161 (9)	0.255 (7)	-0.010 (13)	0.647 (12)	3	2.514 (10)
40	PDS 241	3	12.176 (21)	0.443 (16)	-0.032 (23)	-0.048 (36)	3	1.657 (17)
62	HD53240	40	6.120 (5)	-0.008 (6)	0.087 (7)	0.844 (8)	4	2.671 (3)
	C1=HD52589	26	7.754 (7)	-0.049 (6)	0.153 (8)	0.550 (12)	5	2.752 (6)
	C2=HD53009	21	9.365 (7)	0.159 (6)	0.191 (8)	0.730 (12)	4	2.795 (12)
	C3=HD52343	19	8.358 (8)	0.200 (4)	0.177 (4)	0.648 (13)	4	2.732 (8)
<hr/>								
41	HD141569	93	7.122 (4)	0.083 (3)	0.123 (4)	1.005 (7)	4	2.853 (4)
	C1=HD144271	48	6.884 (4)	0.128 (4)	0.122 (5)	1.186 (8)	4	2.874 (3)
	C2=HD143615	46	6.885 (4)	0.260 (4)	0.155 (5)	0.494 (8)	4	2.675 (4)
	C3=HD141378	94	5.542 (4)	0.055 (3)	0.210 (5)	0.980 (7)	5	2.892 (5)
<hr/>								
42	VVSer	4	12.342 (14)	0.618 (10)	0.015 (15)	0.720 (65)	4	2.603 (58)
	C1=HD171933	5	9.572 (6)	0.255 (3)	0.181 (4)	0.706 (10)	5	2.759 (33)
	C2=HD171389	3	8.804 (6)	0.287 (3)	0.222 (4)	0.780 (10)	3	2.807 (13)
<hr/>								
43	V431Sct	55	12.769 (40)	0.805 (32)	-0.194 (48)	0.006 (66)	7	2.401 (55)
	C1=HD171149	64	6.065 (4)	0.044 (3)	0.109 (4)	1.028 (7)	7	2.847 (5)
	C2=HD171836	29	7.829 (4)	0.227 (3)	0.152 (4)	0.703 (7)	5	2.738 (5)
	C3=HD169801	29	8.626 (5)	0.261 (5)	0.147 (7)	0.704 (10)	5	2.708 (3)
<hr/>								
44	HD174571	31	9.109 (6)	0.498 (5)	-0.153 (9)	0.328 (12)	4	2.558 (14)
45	HD179218	32	7.084 (2)	0.079 (3)	0.117 (5)	1.141 (9)	4	2.847 (4)
	C1=HD177372	68	7.354 (4)	0.198 (5)	0.177 (8)	0.890 (12)	7	2.777 (6)
	C2=HD178716	34	8.893 (4)	0.252 (5)	0.149 (8)	0.534 (12)	4	2.711 (10)
	C3=HD176544	34	8.883 (4)	0.144 (6)	0.200 (10)	0.900 (11)	4	2.856 (9)
<hr/>								
46	WVVul	3	10.947 (8)	0.264 (8)	0.171 (13)	1.002 (12)	3	2.819 (9)
47	PXVul	4	12.214 (11)	0.423 (12)	0.025 (67)	0.347 (99)	4	2.635 (59)
48	PDS581	5	12.037 (190)	0.511 (53)	0.109 (55)	0.079 (32)	5	2.120 (26)
	C1=HD185174	5	7.849 (4)	0.056 (2)	0.152 (3)	1.215 (13)	5	2.867 (5)
	C2=HD184998	4	8.411 (4)	0.177 (2)	0.198 (3)	0.700 (13)	4	2.779 (5)
<hr/>								
49	HD190073	45	7.619 (3)	0.090 (5)	0.097 (7)	1.059 (8)	5	2.680 (5)
	C1=HD189712	46	7.677 (2)	0.305 (3)	0.126 (5)	0.483 (5)	6	2.648 (4)
	C2=HD188107	24	6.176 (2)	0.056 (3)	0.081 (5)	1.064 (5)	4	2.782 (7)
	C3=HD189478	23	8.214 (3)	0.256 (4)	0.157 (6)	0.582 (8)	4	2.708 (4)

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

Tabla 3.4: Índices fotométricos III

Objeto	Nombre	n	V (mag)	(b - y) (mag)	m ₁ (mag)	c ₁ (mag)	n _β	β (mag)
50	V1685Cyg	3	11.506 (8)	0.597 (11)	-0.119 (13)	-0.219 (15)	3	2.384 (8)
	C1=HD194008	4	9.095 (2)	0.044 (2)	0.187 (3)	1.122 (7)	4	2.949 (8)
	C2=HD229211	3	9.071 (2)	0.092 (2)	0.171 (3)	1.137 (7)	3	2.923 (9)
51	HD200775	46	7.415 (3)	0.319 (13)	-0.008 (5)	0.102 (6)	4	2.499 (7)
	52	HD203024	47	8.652 (3)	0.121 (4)	0.138 (7)	4	2.820 (13)
	C1=HD202986	51	8.062 (6)	0.276 (4)	0.155 (5)	0.450 (11)	5	2.672 (11)
	C2=HD202901	47	8.350 (6)	0.179 (4)	0.205 (5)	0.799 (11)	6	2.773 (5)
	C3=HD203573	27	7.795 (19)	0.159 (4)	0.188 (5)	0.927 (11)	4	2.784 (4)
53	BD+65.1637	66	10.151 (11)	0.356 (8)	-0.047 (12)	0.210 (12)	4	2.528 (11)
	C1=HD206953	17	8.265 (11)	0.261 (5)	0.169 (8)	0.701 (9)	3	2.696 (7)
	C2=HD207416	38	8.303 (11)	0.109 (5)	0.188 (8)	1.022 (9)	4	2.835 (7)
	C3=HD205916	17	8.944 (8)	0.204 (5)	0.169 (7)	0.772 (7)	3	2.730 (8)
54	V1578Cyg	71	10.124 (12)	0.296 (9)	0.071 (7)	0.977 (11)	6	2.687 (9)
	C1=HD206955	42	8.687 (9)	0.169 (4)	0.198 (5)	0.833 (9)	4	2.781 (5)
	C2=HD208362	20	7.434 (9)	0.244 (4)	0.132 (5)	0.528 (9)	4	2.679 (8)
	C3=HD207608	19	8.190 (7)	0.314 (6)	0.155 (9)	0.513 (7)	4	2.652 (2)
55	BHCep	4	11.217 (9)	0.406 (7)	0.141 (10)	0.518 (13)	4	2.695 (13)
	C1=HD210477	5	8.167 (8)	0.329 (1)	0.142 (7)	0.489 (8)	5	2.647 (7)
	C2=HD210640	4	7.695 (8)	0.293 (1)	0.117 (7)	0.411 (8)	4	2.627 (7)
56	SVCep	72	11.083 (8)	0.257 (10)	0.089 (10)	0.940 (11)	8	2.885 (12)
	C1=HD212150	75	6.572 (3)	0.034 (2)	0.104 (2)	1.071 (7)	6	2.775 (1)
	C2=HD212937	36	6.655 (3)	-0.010 (2)	0.116 (3)	1.019 (7)	4	2.808 (5)
	C3=HD212438	38	8.414 (3)	0.079 (4)	0.195 (7)	1.072 (7)	4	2.871 (5)
57	V1080Tau	4	11.186 (6)	0.828 (7)	-0.087 (8)	0.546 (10)	4	2.567 (15)
	C1=HD29419	5	7.504 (5)	0.329 (6)	0.245 (8)	0.316 (8)	5	2.612 (3)
	C2=HD283807	4	10.114 (5)	0.410 (6)	0.124 (8)	0.312 (8)	4	2.579 (15)
58	COOri	3	11.452 (12)	0.540 (4)	0.287 (8)	0.085 (17)	3	2.596 (8)
	C1=HD35909	4	6.390 (8)	0.064 (3)	0.211 (3)	0.946 (9)	4	2.844 (3)
	C2=HD36337	4	6.497 (8)	0.033 (3)	0.056 (3)	0.578 (9)	3	2.688 (8)
60	RYOri	3	12.416 (11)	0.549 (6)	0.338 (9)	0.117 (30)	3	2.658 (23)
	C1=HD37015	4	8.322 (4)	-0.023 (1)	0.140 (5)	0.856 (2)	4	2.851 (11)
	C2=HD36605	3	7.979 (4)	0.080 (1)	0.082 (5)	0.837 (2)	3	2.757 (7)
61	HD36910	58	10.334 (42)	0.429 (6)	0.214 (7)	0.781 (15)	4	2.778 (14)
	C1=HD36546	58	6.738 (1)	0.026 (3)	0.168 (5)	1.009 (8)	4	2.916 (6)
	C2=HD35035	28	7.682 (1)	0.167 (3)	0.236 (5)	0.856 (8)	4	2.843 (9)
	C3=HD35574	28	8.496 (2)	0.189 (4)	0.184 (6)	0.831 (8)	-	-
63	HD261387	110	10.534 (7)	0.093 (5)	0.181 (6)	0.971 (8)	5	2.874 (10)
	C1=HD47706	42	7.858 (2)	0.062 (4)	0.149 (5)	1.203 (9)	5	2.855 (10)
	C2=HD261355	113	8.398 (2)	0.237 (4)	0.148 (5)	0.529 (9)	5	2.690 (2)
	C3=HD47554	40	8.031 (2)	0.234 (3)	0.169 (5)	0.581 (10)	5	2.705 (8)

3.3 Desenrojecimiento de los índices fotométricos

Una vez obtenidos los índices fotométricos $uvby\beta$ de todas las estrellas de la muestra y de sus respectivas estrellas de comparación y chequeo, se procedió a calcular el exceso de color $E(b - y)$ de cada una de ellas, con el fin de obtener los índices de color desenrojados $(b - y)_0$, m_0 y c_0 . Recordemos que el índice β no se encuentra afectado por la extinción atmosférica ni por el enrojecimiento interestelar, por lo que no es necesario desenrojecer este índice.

Antes de proceder al desenrojecimiento, es necesario diferenciar espectralmente las estrellas a partir de estos índices, de acuerdo con la clasificación dada por [Strömgren \(1966\)](#). Según esta clasificación, las estrellas se agrupan en tres conjuntos diferentes:

- **Grupo temprano formado por estrellas tipo B.** Una estrella pertenece a este grupo si cumple que:

$$[m_1] \leq 0.17 \tag{3.1}$$

en donde $[m_1] = m_1 + 0.32(b - y)$, según la definición de [Philip & Egret \(1980\)](#).

- **Grupo tardío formado por estrellas de tipo A tardías y estrellas F.** Una estrella pertenecerá a uno de estos dos tipos si $[m_1] \geq 0.22$ y:

Tipo A:

$$2.72 \leq \beta < 2.89 \tag{3.2}$$

Tipo F:

$$2.59 < \beta < 2.72 \tag{3.3}$$

- **Grupo intermedio constituido por estrellas A tempranas de tipo espectral A0-A3.** Una estrella pertenecerá a este grupo si:

$$2.89 < \beta < 2.92 \tag{3.4}$$

$$[m_1] \geq 0.18 \tag{3.5}$$

ó, si perteneciendo al grupo de estrellas A (ecuación 3.2), tras desenrojecer sus índices mediante las ecuaciones correspondientes para el caso del grupo AF (que veremos a continuación) se cumple que:

$$(b - y)_0 \leq 0.08 \tag{3.6}$$

Una vez que las estrellas han sido clasificadas dentro de alguno de estos grupos, los índices fotométricos son desenrojados de acuerdo a las ecuaciones definidas por [Crawford \(1975\)](#) donde $(b - y)$, c_1 y m_1 son los índices observados:

$$E(b - y) = (b - y) - (b - y)_0 \tag{3.7}$$

$$c_0 = c_1 - 0.20E(b - y) \tag{3.8}$$

$$m_0 = m_1 + 0.32E(b - y) \tag{3.9}$$

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

El valor de $(b - y)_0$ se calcula dependiendo del tipo espectral del objeto:

- **Estrellas tipo B:**

Para las estrellas pertenecientes a este grupo se utiliza la ecuación de Crawford (1975)

$$(b - y)_0 = 0.097c_0 - 0.116 \quad (3.10)$$

- **Estrellas tipo A-F:**

Para una estrella tipo A tardío ($\beta \geq 2.72$):

$$(b - y)_0 = 2.943 - \beta - 0.09\delta c_1 - 0.2\delta m_1 \quad \text{si } (\delta m_1 < 0) \quad (3.11)$$

$$(b - y)_0 = 2.943 - \beta - 0.09\delta c_1 \quad \text{si } (\delta m_1 \geq 0) \quad (3.12)$$

Para una estrella tipo F ($\beta < 2.72$):

$$(b - y)_0 = 0.222 + 1.11\Delta\beta + 2.7(\Delta\beta)^2 - 0.05\delta c_1 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_1 \quad (3.13)$$

donde

$$\delta m_1 = m_{zams} - m_0 \quad (3.14)$$

$$\delta c_1 = c_0 - c_{zams} \quad (3.15)$$

$$\Delta\beta = 2.720 - \beta \quad (3.16)$$

Como se comentó en la sección 3.1, m_{zams} y c_{zams} , son los índices m_1 y c_1 correspondientes a una estrella de la ZAMS, a la misma temperatura efectiva (o índice β) que la estrella considerada (Philip & Egret, 1980).

- **Estrellas A intermedias (A0-A3):**

En este caso, las estrellas son desenojadas siguiendo la fórmula de Claria (1974):

$$E(b - y) = 0.692(b - y) - 1.073m_1 - 0.065c_1 + 0.523\beta - 1.265 \quad (3.17)$$

En todos los casos, al ser desconocidos inicialmente los valores desenojados de la estrella, se introducen en las ecuaciones los índices m_1 y c_1 observados, obteniendo un valor de partida $(b - y)_0$ y por tanto, de $E(b - y)$, c_0 y m_0 . Este proceso se itera hasta que el cambio producido en $(b - y)_0$ sea $\leq 10^{-5}$.

Un caso especial en el proceso de obtención de los índices fotométricos $uvby\beta$ es el de las estrellas B en emisión. La existencia de material circunestelar alrededor de las estrellas PMS Herbig Ae/Be produce anomalías en los índices $uvby$ fotométricos debido a la propia emisión en el continuo de este material. De este modo, en los índices

fotométricos observados, además de la contribución de la propia emisión fotosférica y de la contribución de la extinción interestelar, existe una contribución adicional al valor de estos índices producida por la emisión de la envoltura circunestelar. Una relación similar ocurre en el caso de que la estrella en estudio presente emisión en la línea $H\beta$, afectando por tanto también al índice β observado.

Diversos autores (Kaiser, 1989; Dachs et al., 1988, 1986) han mostrado que la emisión en el continuo del material circunestelar está íntimamente relacionada con la anchura equivalente de las líneas de Balmer. De esta forma, midiendo la fuerza de las líneas de emisión de Balmer en estas estrellas, la contribución por parte de la fotosfera de la estrella a los índices fotométricos puede ser desacoplada de la contribución por parte de la envoltura circunestelar, para posteriormente poder aplicar la habitual calibración $uvby\beta$.

Para el caso de las estrellas Be de nuestra muestra, hemos adoptado el método desarrollado por Fabregat & Torrejon (1998) para determinar los parámetros intrínsecos de estas estrellas a través de los índices $uvby\beta$. Para ello, estos autores llevaron a cabo un programa observacional simultáneo de fotometría $uvby\beta$ y de espectroscopía de las líneas de Balmer para estrellas Be en cúmulos abiertos. El hecho de que realizasen este estudio sobre estrellas pertenecientes a cúmulos, permite que sus colores intrínsecos así como sus distancias pueden ser obtenidas directamente de los propios parámetros del cúmulo y, de esta manera, las anomalías producidas en los índices fotométricos por la emisión en el continuo procedente de la envoltura circunestelar pueden ser medidas de una forma directa. El procedimiento de calibración propuesto permite la determinación del enrojecimiento interestelar $E(b-y)$ con una precisión del orden de $0.^m033$ y una medida de la magnitud absoluta con una precisión del orden de $0.^m7$.

La idea básica de este método consiste en utilizar el índice β como un indicador adicional para caracterizar la emisión circunestelar y, a partir de ahí, utilizar el método de Crawford (1975) para medir el enrojecimiento interestelar. El procedimiento que proponen Fabregat & Torrejon (1998) es un procedimiento iterativo para determinar ambos efectos, y que consiste en los siguientes pasos:

- Realizamos una primera aproximación de $\Delta\beta = \beta - 2.63$, siendo β el índice observado. Este valor es sustituido en las ecuaciones:

$$E^{cs}(b-y) = -0.339\Delta\beta \quad (3.18)$$

$$E^{cs}(c_1) = 0.661\Delta\beta \quad (3.19)$$

$$E^{cs}(m_1) = 0.125\Delta\beta \quad (3.20)$$

siendo $E^{cs}(b-y)$, $E^{cs}(c_1)$ y $E^{cs}(m_1)$, los correspondientes excesos producidos por la envoltura circunestelar sobre esos índices. Con estos valores, obtenemos los índices $(b-y)$, c_1 y m_1 corregidos del exceso de emisión circunestelar:

$$(b-y) = (b-y)_{obs} - E^{cs}(b-y) \quad (3.21)$$

$$c_1 = c_{1,obs} - E^{cs}(c_1) \quad (3.22)$$

$$m_1 = m_{1,obs} - E^{cs}(m_1) \quad (3.23)$$

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

Tabla 3.5: Desenrojecimiento para las estrellas Be de la muestra

Objeto	Nombre	V (mag)	Tipo Espectral	(b-y) (mag)	m_1 (mag)	c_1 (mag)	β (mag)	(b-y) ₀ (mag)	m_0 (mag)	c_0 (mag)	β^* (mag)
2	V594Cas	10.98	Be	0.464	-0.057	0.258	2.469	-0.123	0.126	-0.073	2.600
31	V791Mon	10.27	Be	0.242	0.013	0.320	2.462	-0.115	0.122	0.009	2.620
35	HD50083	6.52	B2Ve	0.104	-0.002	-0.039	2.440	-0.144	0.073	-0.293	2.530
36	HD52721	6.40	B2Ve?	0.098	0.029	0.001	2.562	-0.127	0.099	-0.113	2.589
38	HUCma	12.16	B9e	0.255	-0.010	0.647	2.514	-0.081	0.092	0.359	2.700
39	HD53367	7.26	B0IV:e	0.369	-0.072	-0.049	2.543	-0.137	0.088	-0.222	2.550
43	V431Sct	12.77	Bpe	0.805	-0.194	0.006	2.401	-0.156	0.108	-0.411	2.480
44	HD174571	9.11	B3V:pe	0.498	-0.153	0.328	2.558	-0.107	0.038	0.093	2.640
48	PDS581	12.04	B0.sIV	0.511	0.109	0.079	2.120	-0.175	0.316	-0.614	2.370
50	V1685Cyg	11.51	B2e	0.597	-0.119	-0.219	2.384	-0.171	0.122	-0.565	2.400
51	HD200775	7.41	B2Ve	0.319	-0.008	0.102	2.499	-0.130	0.132	-0.143	2.580
53	BD+65.1637	10.03	B2nne	0.356	-0.047	0.210	2.528	-0.118	0.102	-0.022	2.610

- Con los valores de $(b - y)$, c_1 y m_1 calculamos el valor del enrojecimiento interestelar y los valores de los índices desenrojecidos $(b - y)_0$, c_0 y m_0 , mediante el método de Crawford (1975) anteriormente expuesto para estrellas tipo B.
- Utilizando el valor de c_0 se estima el valor del parámetro β^* dado por la ecuación:

$$\beta^* = 2.620 + 0.2517c_0 - 0.1400c_0^2 + 0.1704c_0^3 \quad (3.24)$$

- Con el valor obtenido de β^* se realiza una nueva determinación de $\Delta\beta$ en donde $\Delta\beta = \beta - \beta^*$. El proceso se repite hasta que converge ($\Delta\beta \leq 10^{-3}$).

En la tabla 3.5 se muestran las estrellas clasificadas como estrellas Be de nuestra muestra de estrellas Herbig Ae/Be, junto con los valores de $(b - y)$, m_1 , c_1 , y β observados y los correspondientes valores desenrojecidos $(b - y)_0$, m_0 , c_0 y β^* mediante el procedimiento descrito. Las barras de error de los índices fotométricos desenrojecidos son del orden de $0.^m04$.

3.3 Desenrojecimiento de los índices fotométricos

Finalmente, en las tablas 3.6 y 3.7 se muestran, para cada estrella, el grupo espectral al que pertenece, de acuerdo con los criterios anteriormente expuestos, y los índices corregidos de extinción interestelar $(b - y)_0$, m_0 , c_0 utilizando las rutinas específicas de desenrojecimiento para cada grupo espectral en el que la estrella se encuentra englobada. Los índices δm_1 y δc_1 están calculados respecto a las líneas ZAMS de referencia publicadas por Philip & Egret (1980). Las barras de error típicas son del orden de $0.^m01$ para $E(b-y)$, $(b-y)_0$, m_0 , c_0 y δm_1 y de $0.^m02$ para δc_1 , excepto en los casos en los que se ha utilizado el método anterior de desenrojecimiento de estrellas B en emisión en donde estas barras de error son del orden de $0.^m04$.

Atendiendo a los índices fotométricos desenrojados, varias de las estrellas de la muestra, presentan ciertas peculiaridades en los valores de estos índices debido a la presencia de material circunestelar en sus alrededores (ver Notas en tablas 3.6 y 3.7). En realidad, este hecho afecta a todas las estrellas de la muestra, sin embargo, el grado en el que se encuentran afectados los índices fotométricos no es el mismo en todos los casos, dependiendo de varios factores como son: la posible emisión en la línea de H_β por parte de gas caliente en los discos de acreción (afectando al índice β , y por tanto, a la clasificación espectral previa necesaria para aplicar las rutinas específicas de desenrojecimiento y a la propia calibración de estos índices), la cantidad de material existente (en particular de polvo, dando lugar a valores mayores del índice $(b-y)$), la orientación del disco respecto a la línea de observación de la estrella y sus posibles inhomogeneidades y, por último, las tasas de acreción (en ciertos casos estas estrellas más jóvenes poseen altas tasas de acreción, dando lugar a excesos de luminosidad en la región del ultravioleta que afectan al valor del índice fotométrico c_1 asociado a esa banda).

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

Tabla 3.6: Índices fotométricos desrojados I

Objeto	Nombre	Grupo Espectral	E(b-y) (mag)	(b-y) ₀ (mag)	m ₀ (mag)	c ₀ (mag)	δ _{m1} (mag)	δ _{c1} (mag)	β (mag)	Nota
1	VXCas	B	0.217	-0.011	0.137	1.087	0.045	...	2.913	
2	V594Cas	B	0.587	-0.123	0.126	-0.073	-0.047	...	2.600	
3	PDS004	A-F	0.144	0.097	0.191	0.919	0.017	0.073	2.839	
4	XYPer	A0-A3	0.275	0.065	0.210	1.183	-0.002	0.315	2.850	1
5	AB Aur	A0-A3	0.051	0.057	0.136	0.993	0.069	0.191	2.811	
6	HD31648	A-F	0.010	0.107	0.181	0.942	0.026	0.118	2.825	
9	HD35187	A-F	0.021	0.150	0.164	0.826	0.035	0.074	2.786	
10	HD287823	A0-A3	0.036	0.056	0.182	0.892	0.025	-0.028	2.875	
12	HD290409	A0-A3	0.048	0.007	0.182	1.006	0.015	0.026	2.919	
13	HD290500	A-F	0.111	0.116	0.157	0.728	0.051	-0.118	2.838	2
14	V1409Ori	A-F	0.000	0.118	0.192	0.870	0.010	0.240	2.736	3
15	HD36112	A-F	0.058	0.122	0.200	0.868	0.006	0.057	2.816	
16	V1410Ori	A-F	0.016	0.083	0.198	0.983	0.010	0.117	2.849	
17	HD36408	B	0.090	-0.044	0.104	0.744	0.012	...	2.704	
18	V1271Ori	A0-A3	0.007	0.049	0.137	0.838	0.047	0.159	2.749	
19	V380Ori	G	2.359	4
20	HD290770	B	0.061	-0.033	0.135	0.857	-0.005	...	2.741	
21	BFOri	A0-A3	0.232	0.035	0.231	1.175	-0.026	0.233	2.892	
22	HD37357	A0-A3	0.022	0.047	0.176	0.971	0.031	0.065	2.868	
23	V1247Ori	A-F	0.000	0.193	0.213	0.831	-0.029	0.273	2.712	6
24	V1788Ori	A0-A3	0.043	0.059	0.178	1.000	0.029	0.068	2.884	
25	RRTau	5
26	V350Ori	A0-A3	0.108	0.041	0.282	1.147	-0.079	0.196	2.900	7
27	HD37806	B	0.096	-0.037	0.117	0.819	0.003	...	2.713	
28	HD38120	B	0.069	-0.025	0.141	0.935	-0.030	...	2.692	
30	HD249879	B	0.073	-0.032	0.146	0.861	-0.004	...	2.775	
31	V791Mon	B	0.357	-0.115	0.122	0.009	-0.034	...	2.620	
32	HD250550	B	0.140	-0.058	0.130	0.596	-0.035	...	2.654	
33	AELep	A-F	0.008	0.095	0.121	0.923	0.087	0.070	2.842	
34	PDS126	A0-A3	0.271	0.050	0.213	0.900	-0.009	-0.050	2.899	
35	HD50083	B	0.248	-0.144	0.073	-0.293	2.530	4
36	HD52721	B	0.225	-0.127	0.099	-0.113	0.058	...	2.589	

3.3 Desenrojecimiento de los índices fotométricos

Tabla 3.7: Índices fotométricos desenrojecidos II

Objeto	Nombre	Grupo Espectral	E(b-y) (mag)	(b-y) ₀ (mag)	m ₀ (mag)	c ₀ (mag)	δm ₁ (mag)	δc ₁ (mag)	β (mag)	Nota
37	HTCma	B	0.350	-0.023	0.134	0.963	0.010	...	2.796	
38	HUCma	B	0.306	-0.081	0.092	0.359	0.022	...	2.700	
39	HD53367	B	0.506	-0.137	0.088	-0.222	2.550	4
40	PDS241	B	0.575	-0.132	0.152	-0.163	1.657	4
41	HD141569	A0-A3	0.052	0.031	0.140	0.995	0.068	0.122	2.853	
42	VVSer	B	0.677	-0.059	0.232	0.585	-0.155	...	2.603	
43	V431Sct	B	0.961	-0.156	0.108	-0.411	2.480	4
44	HD174571	B	0.605	-0.107	0.038	0.093	0.049	...	2.640	
45	HD179218	A0-A3	0.047	0.032	0.132	1.132	0.076	0.269	2.847	
46	WWVul	A-F	0.151	0.113	0.219	0.972	-0.013	0.155	2.819	
47	PXVul	A-F	0.133	0.290	0.068	0.320	0.119	-0.039	2.635	2
48	PDS581	B	0.686	-0.175	0.316	-0.614	2.370	4
49	HD190073	A0-A3	0.015	0.075	0.102	1.056	0.068	0.590	2.680	1
50	V1685Cyg	B	0.768	-0.171	0.122	-0.565	2.400	3
51	HD200775	B	0.449	-0.130	0.132	-0.143	2.580	3
52	HD203024	A-F	0.006	0.115	0.140	0.905	0.067	0.086	2.820	
53	BD+65.1637	B	0.474	-0.118	0.102	-0.022	-0.020	...	2.610	
54	V1578Cyg	B	0.324	-0.028	0.175	0.912	-0.066	...	2.687	
55	BHCep	A-F	0.150	0.256	0.189	0.488	-0.017	-0.025	2.695	
56	SVCep	A0-A3	0.196	0.061	0.139	0.909	0.067	-0.025	2.885	
57	V1080Tau	G	2.567	4
58	COOri	G	2.596	4
59	V1650Ori	A-F	0.103	0.333	0.195	0.413	-0.010	0.048	2.638	
60	RYOri	A-F	0.162	0.387	0.390	0.085	-0.215	-0.325	2.658	
61	HD36910	A-F	0.244	0.185	0.292	0.732	-0.097	-0.004	2.778	7
62	HD53240	B	0.027	-0.035	0.096	0.839	0.006	...	2.671	
63	HD261387	A0-A3	0.027	0.066	0.190	0.966	0.017	0.047	2.874	

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

- **Notas:**

- 1: Alta Luminosidad, $c_0 > 1.19$ ó $\delta c_1 \geq 0.28$
- 2: Estrella sublumínosa de baja metalicidad
- 3: Estrella Ap con $E(b-y) \leq -0.04$. El valor obtenido es $E(b-y) = -0.065$ y el adoptado es $E(b-y) = 0.000$
- 4: Fuera de Calibración. El valor de β se encuentra fuera de las calibraciones de Philip & Egret (1980)
- 5: No se obtuvieron medidas de H_β de RR Tau por lo que la estrella no ha sido calibrada fotométricamente.
- 6: El valor obtenido para el enrojecimiento es $E(b-y) = -0.028$ y el adoptado es $E(b-y) = 0.000$
- 7: Estrella A metálica, $m_0 > 0.22$

3.4 Magnitudes Absolutas y Metalicidades

Las Magnitudes absolutas de las estrellas pueden ser obtenidas mediante fotometría utilizando las siguientes relaciones:

Estrellas B:

La magnitud absoluta M_v será aquella M_{vZAMS} correspondiente al valor de β dado por las calibraciones realizadas para este tipo de estrellas (Crawford, 1978, tabla V). Sin embargo, como se indica en ese mismo artículo, en el caso de que el valor c_0 de la estrella se encuentre entre los valores 0.20 y 0.90, el valor $M_v(\beta)$ obtenido mediante esta calibración debe ser corregido mediante:

$$M_v = M_v(\beta) - 10\Delta\beta \quad (3.25)$$

siendo $\Delta\beta = \beta_{ZAMS} - \beta_{obs}$ y β_{ZAMS} el índice β de una estrella de la ZAMS con el mismo valor de c_0 que la estrella considerada.

Estrellas A0-A3:

Para estrellas de tipo A intermedias la magnitud absoluta es calculada mediante la fórmula dada por Strömngren (1966):

$$M_v = 1.5 + 6a - 17r \quad (3.26)$$

en donde

$$a = 2([m_1] - 0.179) + 0.8r \quad (3.27)$$

$$r = 0.35[c_1] - (\beta - 2.565) \quad (3.28)$$

con $[m_1] = m_1 + 0.32(b - y)$ y $[c_1] = c_1 - 0.20(b - y)$

Estrellas A-F:

3.5 Determinación de los parámetros físicos fundamentales a través de la fotometría $uvby\beta$. Calibraciones

Para este tipo de estrellas la magnitud absoluta M_v viene dada por la relación:

$$M_v = M_{vZAMS} - f\delta c_1 \quad (3.29)$$

siendo

$$f = 9 + 20\Delta\beta \quad (3.30)$$

para las estrellas F con $\Delta\beta = 2.720 - \beta_{obs}$, (Crawford, 1975) y $f = 9$ para las estrellas A (Crawford, 1979).

En cuanto al cálculo de las metalicidades, la abundancia metálica para las estrellas A-F ha sido obtenida a partir del parámetro δm_1 . Para las estrellas de tipo espectral B y A intermedio (A0-A2), el parámetro δm_1 deja de ser un buen indicador de la metalicidad estelar, por lo que no existen calibraciones de este índice a $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Tipo Espectral A:

Se ha considerado la calibración de Smalley (1993) para la obtención de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de estrellas de tipo espectral A3-F0 según la relación:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -10.56\delta m_1 + 0.081 \quad (3.31)$$

$$2.72 < \beta < 2.88 \quad (3.32)$$

Tipo espectral F:

En este caso se ha utilizado la calibración de Nissen (1988) mediante la relación:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -(10.5 + 50(\beta - 2.626))\delta m_1 + 0.12 \quad (3.33)$$

$$2.59 < \beta < 2.72 \quad (3.34)$$

3.5 Determinación de los parámetros físicos fundamentales a través de la fotometría $uvby\beta$. Calibraciones

Desde la década de los 70, han sido publicadas diferentes calibraciones para las temperaturas efectivas y las gravedades superficiales estelares basadas en fotometría $uvby\beta$ (Napiwotzki et al., 1993; Moon & Dworetzky, 1985; Balona, 1984; Philip & Relyea, 1979; Schmidt, 1979; Relyea & Kurucz, 1978).

Estas diferentes calibraciones han demostrado que, para la aplicación del sistema fotométrico $uvby\beta$ en la determinación de los parámetros físicos fundamentales de estrellas con tipo espectral B, A y F, es necesario dividir los rangos de temperaturas en tres regiones diferentes:

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

- **Estrellas Calientes ($T_{ef} \geq 11000\text{K}$).** Para estrellas con tipos espectrales más tempranos que A0, [Ferne \(1965\)](#), [Crawford \(1978\)](#) y [Balona & Shobbrook \(1984\)](#), mostraron que el índice β podía ser considerado como un buen indicador de la luminosidad y por tanto de la gravedad superficial $\log g$, mientras que el índice c_0 era un buen indicador de la temperatura ([Davis & Shobbrook, 1977](#)).
- **Estrellas Frías ($T_{ef} \leq 8500\text{K}$).** Para estrellas con tipo espectral posterior a A0 los papeles de los índices β y c_0 se intercambian, siendo el primero un buen indicador de la temperatura y el segundo de la luminosidad al indicar la fuerza de la discontinuidad de Balmer, un parámetro de la gravedad superficial $\log g$ de la estrella.
- **Estrellas intermedias ($8500\text{K} \leq T_{ef} \leq 11000\text{K}$).** En esta región (tipos espectrales A0-A3) surge una ambigüedad en los índices, pero puede solucionarse definiendo dos nuevos parámetros de acuerdo con [Strömgren \(1966\)](#):

$$a_0 = 1.36(b - y)_0 + 0.36m_0 + 0.18c_0 - 0.2448 = (b - y)_0 + 0.18(u - b)_0 - 1.36 \quad (3.35)$$

$$r^* = 0.35c_1 - 0.07(b - y) - (\beta - 2.565) \quad (3.36)$$

r^* está definido en realidad según [Moon & Dworetzky \(1984\)](#), al darse cuenta de un cambio de signo entre la fórmula y los valores mostrados en los gráficos en [Strömgren \(1966\)](#). De esta manera, el parámetro a_0 es un indicador de la temperatura y r^* de la gravedad superficial para estrellas intermedias.

[Napiwotzki et al. \(1993\)](#), siguiendo las recomendaciones aportadas por [Balona \(1984\)](#), [Moon & Dworetzky \(1985\)](#) y [Lester et al. \(1986\)](#), encontraron para una amplia muestra de estrellas:

- Inconsistencias entre las diferentes calibraciones.
- Discrepancias entre los valores de T_{ef} y $\log g$ obtenidos mediante fotometría y espectroscopía.

De esta forma, estos autores seleccionaron un conjunto de estrellas con unas temperaturas bien conocidas en la literatura y unas gravedades superficiales obtenidas mediante el ajuste de sus perfiles de las líneas de Balmer con perfiles teóricos, con la intención de comprobar la calidad de las calibraciones fotométricas llevadas a cabo por [Balona \(1984\)](#), [Moon & Dworetzky \(1985\)](#) y [Lester et al. \(1986\)](#).

Como conclusión, [Napiwotzki et al. \(1993\)](#) recomendaban la utilización de la calibración fotométrica realizada por [Moon & Dworetzky \(1985\)](#), aunque realizando una pequeña corrección en la determinación de las gravedades superficiales. Esta corrección viene justificada por el hecho de existir desviaciones significativas en la determinación de estas a través de las calibraciones fotométricas y las obtenidas mediante espectroscopía. La corrección propuesta sobre la calibración de [Moon & Dworetzky \(1985\)](#) para el caso de la obtención de las gravedades superficiales sería:

$$\log g = \log g_{MD} - 2.9406 + 0.7224 * \log T_{ef} \quad (3.37)$$

3.5 Determinación de los parámetros físicos fundamentales a través de la fotometría $uvby\beta$. Calibraciones

siendo $\log g_{MD}$ el valor de la gravedad superficial dado por las calibraciones de Moon & Dworetzky (1985). Esta corrección es válida únicamente para el caso de $T_{ef} \geq 9000\text{K}$. De esta forma, los errores sistemáticos en la determinación de $\log g$ quedan por debajo de 0.05 dex y la precisión en su determinación varía desde ≈ 0.25 dex para estrellas B a ≈ 0.10 dex para estrellas tipo A-F. Por otra parte, los errores en la determinación de las temperaturas varían entre $\pm 275\text{K}$ para el caso de estrellas con $T_{ef} \leq 11000\text{K}$ hasta $\pm 800\text{K}$ para $T_{ef} \geq 20000\text{K}$. Estas mismas incertidumbres son iguales para el caso de las calibraciones de $[u - b]$ y $[c_1]$.

De más reciente publicación, es la última versión de los *grids* NEMO-2004 (Nendwich et al., 2004; Heiter et al., 2002). Estos *grids* utilizan diferentes versiones modificadas del código ATLAS9 de Kurucz (1993, CD-ROM 13, SAO). Estas versiones difieren básicamente entre sí y respecto a los *grids* más antiguos, en la física usada para el tratamiento de la convección (tratamiento del transporte de energía en la zona de convección de la estrella), además de utilizar una mejor resolución vertical de la atmósfera estelar, ofreciendo unos *grids* con pasos más finos en el plano (T_{ef} , $\log g$).

Existen tres versiones diferentes de conjuntos de *grids* en NEMO-2004:

a) **MLT** (*Mixing Length Theory*). Se aplica la teoría de longitud de mezcla en los modelos para el tratamiento del transporte de energía en la zona de convección de la estrella. Utilizan para ello un valor del parámetro de longitud de mezcla $\alpha = 0.5$.

b) **CM**. Modificación del código ATLAS9 de Kurucz para incluir los modelos de convección turbulenta de Canuto & Mazzitelli (1991).

c) **CGM**. Modificación del código ATLAS9 de Kurucz incluyendo los modelos de convección de Canuto et al. (1996).

El número de capas en las que se divide la atmósfera estelar en cada caso es diferente, así la versión MLT divide la atmósfera únicamente en 72 capas, CM en 288 capas y CGM permite elegir entre 72 o 288 capas.

En cuanto a las velocidades de microturbulencia y metalicidades se tienen las opciones de 0, 1, 2, 4 y 8 km/s y $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0, \pm 0.1, \pm 0.2, \pm 0.3, \pm 0.5, \pm 1.0, -1.5$ y -2.0 , respectivamente.

Para la determinación de los parámetros físicos fundamentales de la muestra de estrellas PMS Herbig Ae/Be se hizo uso de los *grids* de Moon & Dworetzky (1985) con la corrección de $\log g$ sugerida por Napiwotzki et al. (1993) y los *grids* de NEMO-2004 (figura 3.2), restringiendo la aplicación de cada uno de ellos a los rangos de temperaturas y gravedades que se describen a continuación:

- **Estrellas frías ($5500\text{K} \leq T_{ef} \leq 8500\text{K}$, Grupo espectral A-F)**. Para las estrellas situadas dentro de este rango de temperaturas se utilizaron los *grids* de NEMO-2004 CGM (**NEMO04 CGM**), con una metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$, $v_{mic} = 2$ km/s y una división de 288 capas. En estos casos los índices utilizados fueron $(b - y)_0$ como indicador de la temperatura y c_0 como indicador de la luminosidad o gravedad superficial.

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

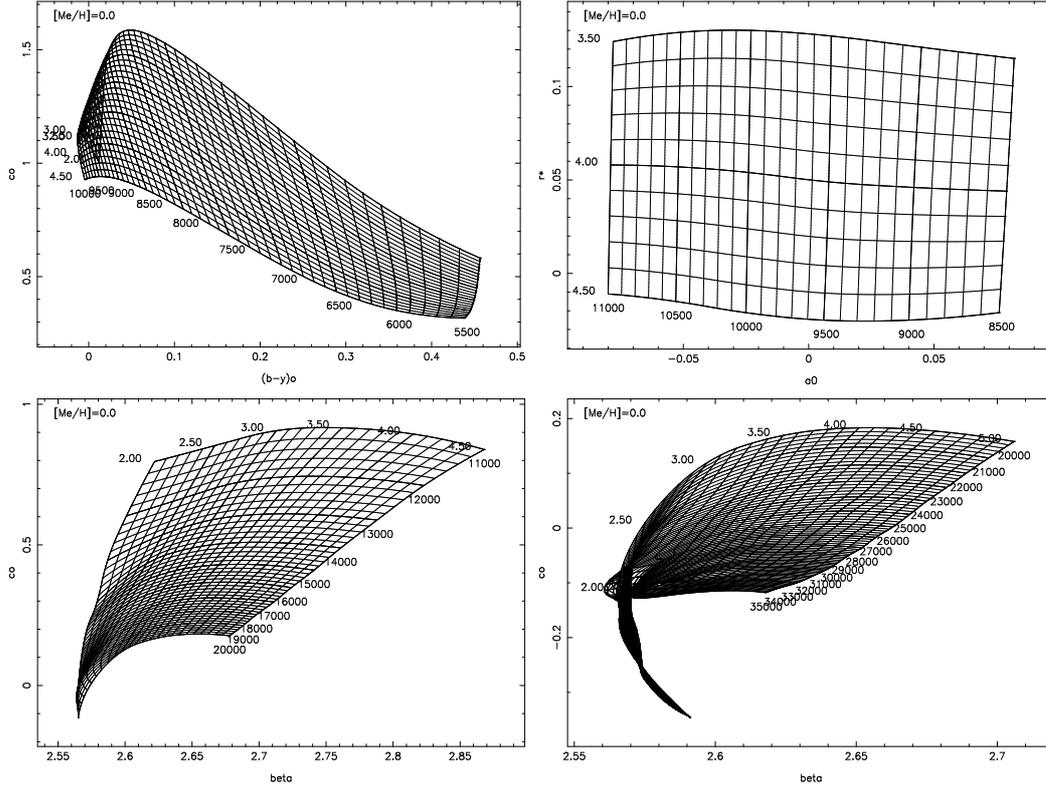


Figura 3.2: Grids utilizados para la determinación de los parámetros físicos de las estrellas PMS Herbig Ae/Be. Panel superior izquierdo: NEMO04 CGM, Panel superior derecho: MD85 con los parámetros a_0 y r_* , Panel inferior izquierdo: N93 para el rango $11000K \leq T_{ef} \leq 20000K$, Panel inferior derecho: N93 para el rango $20000K \leq T_{ef} \leq 35000K$

- **Estrellas intermedias ($8500K \leq T_{ef} \leq 11000K$, Grupo espectral A0-A3).** En este rango se utilizó los *grids* de Moon & Dworetzky (1985) (MD85) con la corrección en $\log g$ de Napiwotzki et al. (1993). Los parámetros utilizados fueron a_0 (temperatura efectiva) y r_* (gravedad superficial) tal y como se definieron anteriormente.
- **Estrellas calientes ($11000K \leq T_{ef} \leq 35000K$, Grupo espectral B).** Para este caso se hizo uso de los *grids* de Napiwotzki et al. (1993) (N93) ampliados hasta $30000K$. Los índices utilizados fueron c_0 como indicador de la temperatura efectiva y β como indicador de la gravedad superficial.

En las tablas 3.8 y 3.9 se muestran los resultados obtenidos con estas calibraciones indicando: identificación del objeto, nombre, magnitud absoluta, temperatura efectiva, gravedad superficial, metalicidad, tipo espectral y la calibración utilizada en cada caso. Las barras de error en la determinación de $\log g$ son de ≈ 0.25 dex para estrellas con $T_{ef} > 20000K$, ≈ 0.15 dex para estrellas con $11000 \leq T_{ef} \leq 20000K$ y de ≈ 0.10 dex para estrellas con $T_{ef} \leq 11000K$. En cuanto a los errores relativos en la determinación de las temperaturas efectivas, estos son de un 4% para $T_{ef} > 20000K$, de un 3% para $11000 \leq T_{ef} \leq 20000K$ y de un 2.5% para $T_{ef} \leq 11000K$.

3.5 Determinación de los parámetros físicos fundamentales a través de la fotometría $uvby\beta$. Calibraciones

Tabla 3.8: Parámetros físicos I

Objeto	Nombre	M_v (mag)	T_{ef} (K)	$\text{Log } g$	[Fe/H]	Tipo Espectral	Calibración
1	VXCas	1.53	9850	4.07	-	A0-A3	3
2	V594Cas	-4.12	30540	4.05	-	B	2
3	PDS004	1.85	8030	4.18	-0.10	A	1
4	XYPer	-	-	-	-	-	-
5	ABAur	0.02	8780	3.64	-0.65	A0-A3	3
6	HD31648	1.52	7870	4.02	-0.19	A	1
9	HD35187	2.10	7490	4.07	-0.29	A	1
10	HD287823	1.78	8740	4.35	-0.18	A0-A3	3
12	HD290409	1.70	9440	4.27	-	A0-A3	3
13	HD290500	3.57	7700	>4.50	-0.46	A	1
14	V1409Ori	0.79	7820	4.19	-0.02	A	1
15	HD36112	2.10	7770	4.16	0.02	A	1
16	V1410Ori	1.40	8140	4.06	-0.02	A	1
17	HD36408	-1.61	11940	3.22	-	B	2
18	V1271Ori	-0.10	9310	3.56	-	A0-A3	3
19	V380Ori	-	-	-	-	-	-
20	HD290770	-1.06	11320	3.41	-	B	2
21	BFOri	0.11	8600	3.67	0.35	A0-A3	1
22	HD37357	1.24	8790	4.09	-0.25	A0-A3	3
23	V1247Ori	0.69	7060	3.64	0.55	F	1
24	V1788Ori	1.38	8470	4.16	-0.22	A0-A3	1
25	RRTau	-	-	-	-	-	-
26	V350Ori	2.11	8500	3.74	0.91	A0-A3	1
27	HD37806	-1.60	11500	3.18	-	B	2
28	HD38120	-0.85	10700	2.66	-	B	3
30	HD249879	-0.33	11340	3.68	-	B	2
31	V791Mon	-3.17	25620	4.07	-	B	2
32	HD250550	-2.99	12800	2.81	-	B	2
33	AELep	1.85	8050	4.18	-0.84	A	1
34	PDS126	2.54	8650	4.50	0.18	A0-A3	1
35	HD50083	-	-	-	-	-	-
36	HD52721	-4.65	33760	4.21	-	B	2

Calibración:

1: NEMO-2004 CGM (Nendwich et al., 2004; Heiter et al., 2002). Parámetros $(b - y)_0$ y c_0 como indicadores de temperatura y luminosidad, respectivamente.

2: Napiwotzki et al. (1993). Parámetros c_0 y β como indicadores de temperatura y luminosidad, respectivamente.

3: Moon & Dworetzky (1985). Parámetros a_0 y r^* con corrección en $\text{log } g$ de Napiwotzki et al. (1993).

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

Tabla 3.9: Parámetros físicos II

Objeto	Nombre	M_v (mag)	T_{ef} (K)	$\log g$	[Fe/H]	Tipo Espectral	Calibración
37	HTCma	0.63	10560	3.61	-	B	3
38	HUCma	-1.27	16040	4.15	-	B	2
39	HD53367	-	-	-	-	-	-
40	PDS241	-	-	-	-	-	-
41	HD141569	0.44	9220	3.93	-0.64	A0-A3	3
42	VVser	-5.52	12150	2.06	-	B	2
43	V431Sct	-	-	-	-	-	-
44	HD174571	-2.36	22660	4.13	-	B	2
45	HD179218	-0.30	8930	3.55	-0.72	A0-A3	3
46	WVVul	1.21	7770	3.87	0.22	A	1
47	PXVul	4.54	6120	>4.50	-1.18	F	1
48	PDS581	-	-	-	-	-	-
49	HD190073	-	-	-	-	-	-
50	V1685Cyg	-	-	-	-	-	-
51	HD200775	-	-	-	-	-	-
52	HD203024	1.82	7820	4.09	-0.63	A	1
53	BD+65.1637	-3.62	27160	3.99	-	B	2
54	V1578Cyg	-0.97	10830	2.66	-	B	2
55	BHCep	3.57	6750	4.50	0.36	F	1
56	SVCep	1.52	8830	4.39	-0.63	A0-A3	3
57	V1080Tau	-	-	-	-	-	-
58	COOri	-	-	-	-	-	-
59	V1650Ori	3.57	6170	4.25	0.23	F	1
60	RYOri	7.09	5810	>4.50	2.72	F	1
61	HD36910	2.82	7230	4.11	1.10	F	1
62	HD53240	-3.10	11100	2.57	-	B	2
63	HD261387	1.58	8400	4.23	-0.10	A0-A3	1

Calibración:

1: NEMO-2004 CGM (Nendwich et al., 2004; Heiter et al., 2002). Parámetros $(b - y)_0$ y c_0 como indicadores de temperatura y $\log g$, respectivamente.

2: Napiwotzki et al. (1993). Parámetros c_0 y β como indicadores de temperatura y $\log g$, respectivamente.

3: Moon & Dworetzky (1985). Parámetros a_0 y r^* con corrección en $\log g$ de Napiwotzki et al. (1993).

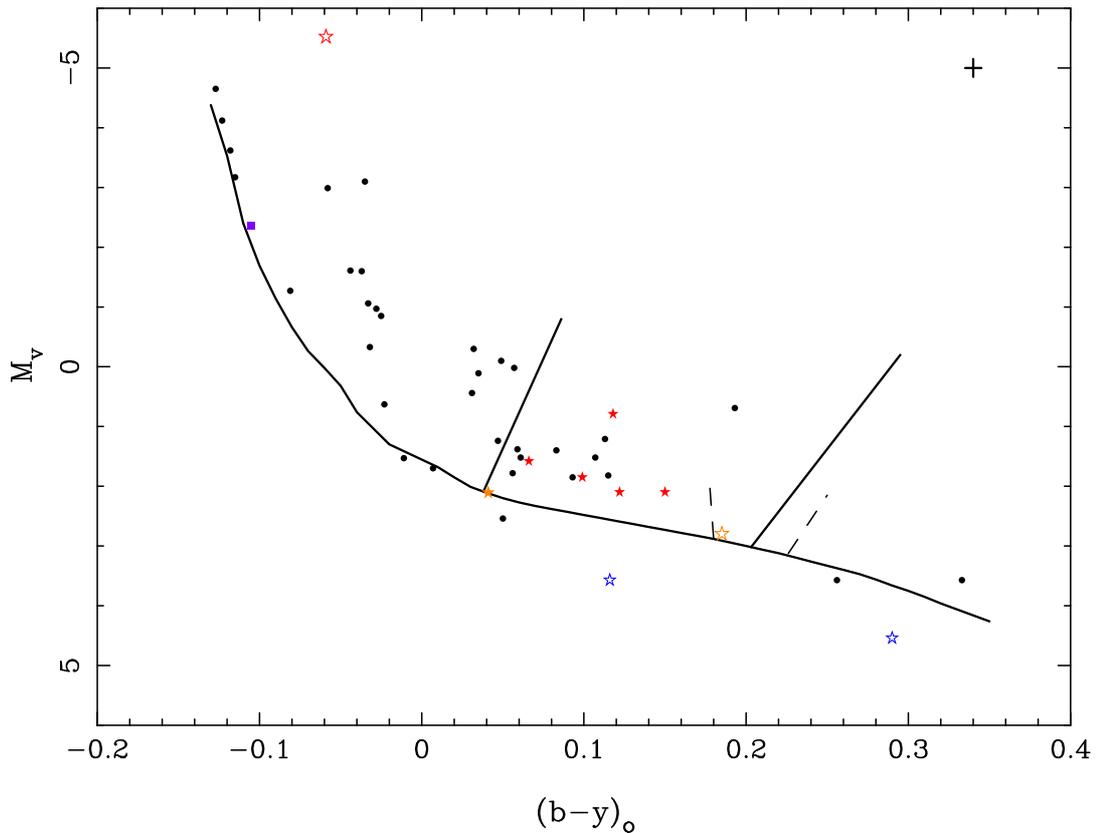


Figura 3.3: Diagrama color-magnitud de las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra. Estrellas sólidas rojas: estrellas pulsantes δ Scuti, estrella sólida naranja: V350 Ori (pulsante δ Scuti, metálica), cuadrado sólido azul: HD174571 (posible pulsante β Cephei), estrella bordes rojos: VV Ser (pulsante δ Scuti, ver texto), estrellas bordes azules: estrellas sublumínicas (HD290500 y PX Vul), estrella bordes naranjas: HD 36910 (estrella metálica). Esquina superior derecha: barras de error.

3.6 Diagrama color-magnitud.

En la figura 3.3 se muestra la localización en un diagrama color-magnitud de las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra, junto con los límites observacionales de la región de inestabilidad de las δ Scuti (líneas solidas) tomadas de Rodríguez & Breger (2001) y de las γ Doradus (líneas a trazos) de Handler & Shobbrook (2002). Los errores típicos en la determinación de M_v y $(b - y)_0$ se indican en la parte superior derecha de la figura y corresponden a $\Delta M_v = 0.^m3$ y $\Delta(b - y)_0 = 0.^m01$.

De las 7 estrellas pulsantes tipo δ Scuti detectadas, 6 de ellas (PDS 004, HD 35187, V1409 Ori, HD 36112, HD 261387 y V350 Ori) se encuentran situadas dentro de la banda de inestabilidad correspondiente a este tipo de pulsación. V350 Ori se encuentra situada en la Secuencia Principal, muy cerca del borde azul de esta banda, sin embargo, se encuentra clasificada como una estrella tipo Am (ver tabla 3.6). Rodríguez & Breger (2001) demostraron que las magnitudes absolutas calculadas mediante calibraciones fotométricas, presentan importantes errores sistemáticos para el caso de este tipo de estrellas metálicas, subestimando en todos los casos la luminosidad.

3. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE FOTOMETRÍA

dad de estas respecto a la obtenida mediante el uso de las distancias determinadas por HIPPARCOS (con un error estimado entre $0.^m4$ y $3.^m0$). Teniendo esto en cuenta, la posición de V350 Ori debería encontrarse por encima de la Secuencia Principal y ligeramente a la izquierda del borde azul observacional de la banda de inestabilidad. En el caso de la estrella VV Ser, atendiendo a nuestros datos fotométricos y calibraciones utilizadas, aparece como una estrella tipo B Supergigante. Esta posición errónea en el diagrama HR se debe fundamentalmente a un valor anómalo del índice β , debido a que, como muestra Chavarria-K. et al. (1988), el perfil de la línea H_β se encuentra en emisión (debido al material circunestelar) y con carácter variable. Sin embargo, como veremos más adelante en el Capítulo 6, haciendo uso de la distancia y la fotometría $UVBR_c$ de Johnson-Cousins publicada en la literatura, VV Ser se sitúa dentro de la banda de inestabilidad, confirmando la pulsación δ Scuti detectada.

En cuanto a las estrellas con una posible pulsación tipo β Cephei, tanto V1685 Cyg como HD 50083 no han podido ubicarse en el diagrama color-magnitud al encontrarse fuera de los límites de calibración del índice β de Philip & Egret (1980), aunque atendiendo al valor de estos, se encontrarían situadas en la región de las estrellas B0-B2. En el caso de HD 174571 esto si ha sido posible, situándose esta en la Secuencia Principal de las estrellas B tempranas. De esta forma, estas tres estrellas quedarían situadas en la región donde se producen las pulsaciones tipo β Cephei, respaldando la posibilidad de que las pulsaciones de este tipo detectadas en estas estrellas sean reales.

Por último, comentar los casos especiales de las estrellas que, a pesar de no haberse detectado ningún tipo de pulsación, han sido observadas fotométricamente. Así, las estrellas HD 53367, PDS 241, V431 Sct, HD 200775, PDS581, V1080 Tau y CO Ori, no han podido ser calibradas (ni por tanto situadas en el diagrama HR) al encontrarse sus índices β fuera de las calibraciones de Philip & Egret (1980). En el caso de las cinco primeras, por tratarse de estrellas tipo B muy tempranas (PDS 241 además posee un valor de β completamente anómalo de 1.657 debido seguramente a una fuerte emisión en la línea H_β), y en el caso de las dos últimas por ser estrellas tardías tipo G. V380 Ori, clasificada en la literatura como una estrella A1e, presenta un índice β de 2.359 claramente anómalo para este tipo espectral (de nuevo debido a emisión en esta línea), quedando también fuera de las calibraciones.

XY Per y HD 190073 aparecen clasificadas como estrellas de alta luminosidad, por lo que han sido rechazadas de las calibraciones, ya que los índices fotométricos corregidos de extinción no son correctos, al no existir fórmulas adecuadas para el desenfocamiento de este tipo de estrellas como se indica en Philip & Egret (1980).

HD 290500 y PX Vul aparecen como sublumínicas, probablemente debido a una corrección de enrojecimiento en los índices fotométricos insuficiente por la existencia de gran cantidad de polvo en el disco de material circunestelar que rodea a estas estrellas. Por último, HD 36910 aparece clasificada como una estrella tipo Am situada en la Secuencia Principal, cerca del borde rojo de la banda de inestabilidad de las pulsaciones δ Scuti y dentro de las de tipo γ Doradus. Como ya se comentó para el caso de V350 Ori, la luminosidad calculada mediante calibraciones fotométricas para este tipo de estrellas metálicas se encuentra subestimada, por lo que su posición en el diagrama HR, debe de encontrarse en realidad desplazada hacia arriba, por encima de la Secuencia Principal.

Determinación de parámetros físicos mediante espectroscopía

En este capítulo se va a describir la determinación de los parámetros físicos fundamentales (temperatura efectiva, luminosidad y abundancias) de cuatro estrellas Herbig Ae/Be de la muestra observadas en espectroscopía. Comenzaremos haciendo una breve descripción de las observaciones realizadas para, a continuación, detallar el método y los criterios seguidos en la obtención de estos parámetros, así como de la velocidad de rotación proyectada *vsini* de estas estrellas, dato fundamental en este tipo de estudio. Por último, compararemos los resultados obtenidos en espectroscopía con los obtenidos mediante la fotometría y descritos en el capítulo anterior.

4.1 Observaciones

Los espectros de alta resolución se obtuvieron durante tres noches de observación consecutivas en Octubre de 2008 con el espectrógrafo echelle FOCES situado en el telescopio de 2.2 metros del Observatorio de Calar Alto (Almería, España). Este espectrógrafo, cubre la región espectral del visible situada entre 3800-7500 Å en 70 órdenes espectrales con una resolución estándar de $R = 40600$, siendo esta la resolución adoptada para nuestras observaciones. Los tiempos de exposición utilizados, variaron dependiendo de la magnitud de la estrella. Así, para el caso de estrellas con magnitud $V < 9.^m0$ los tiempos de integración fueron entre 15-20 minutos. En el caso de las estrellas con magnitud $V > 9.^m0$, los tiempos de integración fueron de una hora. Estos tiempos de exposición se calcularon con el objetivo de alcanzar una relación S/R similar para todas las estrellas y comprendida en el rango $S/R = 100-150$. La extracción de los espectros fue realizada mediante el paquete de software IRAF utilizando los espectros de calibración de Torio-Argón (ThAr) tomados cada noche. Desafortunadamente, únicamente fue posible obtener los espectros de cuatro estrellas de la muestra debido al mal tiempo atmosférico presente durante las tres noches de observación. Además, este hecho también tuvo como consecuencia la degradación en la calidad esperada de los espectros, especialmente en el caso de los valores de S/R esperados. En la tabla 4.1 se describe la información básica de las observaciones realizadas para la obtención de estos espectros.

4. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE ESPECTROSCOPIA

Tabla 4.1: Observaciones espectroscópicas realizadas para la obtención de los parámetros físicos fundamentales de las estrellas de la muestra. La relación señal-ruido ha sido calculada en el rango comprendido entre los 5750-5760 Å.

Objeto	Nombre	V (mag)	Fecha	Hora inicio (UT)	t_{exp} (s)	Masa Aire	S/R	Notas
47	PX Vul	11.67	4/10/2008	19:23	3600	1.04	72	1
55	BH Cep	10.80	5/10/2008	19:33	3600	1.22	91	2
57	V1080 Tau	10.50	5/10/2008	00:39	3600	1.36	86	3
3	PDS 004	10.74	6/10/2008	23:44	3600	1.27	82	4

- **Notas:**

1: De acuerdo con nuestras observaciones, PX Vul no parece presentar ningún tipo de variación significativa en su curva de luz. En cuanto a la determinación de sus parámetros físicos mediante fotometría, esta estrella aparece como sublumina.

2: BH Cep presenta variaciones de tipo UX Ori debido al material circunestelar que la rodea (Mendigutía et al., 2011). Su clasificación espectral mediante fotometría es la correspondiente a una estrella F3V.

3: En este caso, V1080 Tau forma parte de un sistema binario cercano (Martin, 1993). Esta estrella no ha podido ser calibrada fotométricamente al encontrarse su índice β fuera de las calibraciones de Philip & Egret (1980).

4: PDS 004 es una de las nuevas pulsantes δ Scuti descubiertas en este trabajo de investigación. Su clasificación espectral mediante fotometría es la correspondiente a una estrella A5 situada por encima de la Secuencia Principal y dentro de la banda de inestabilidad para este tipo de pulsaciones.

4.2 Determinación de los parámetros atmosféricos estelares

Los espectros de alta resolución obtenidos fueron utilizados para determinar la temperatura efectiva (T_{ef}), la gravedad superficial ($\log g$), la velocidad de microturbulencia (ξ_t), la velocidad de rotación proyectada ($v \sin i$) y la metalicidad (Fe/H) de las cuatro estrellas de la muestra observadas. Para ello, fueron utilizadas las líneas de absorción del Hierro situadas en el rango de longitud de onda situado aproximadamente entre los 4000 Å y 6500 Å, evitando aquellas zonas afectadas por la presencia de líneas telúricas. El número total de líneas de Fe utilizadas para este fin varía de una estrella a otra dependiendo de varios factores como la S/R de cada espectro individual y del grado de mezcla (*blending*) entre diferentes líneas debido a la alta velocidad de rotación de este tipo de estrellas. Esta alta velocidad de rotación produce un notable ensanchamiento de las líneas (*ensanchamiento rotacional*), siendo una fuente importante de error en la determinación y ajuste del continuo y de *blending* de líneas adyacentes (Erspamer & North, 2003). Este efecto además, es bastante notable en las líneas de Balmer que, en el caso de las estrellas en estudio, dominan en gran parte el espectro, con sus alas extendiéndose y ocupando en muchos casos todo un orden Echelle.

Tabla 4.2: Velocidades de rotación obtenidas

Nombre	Línea	λ (Å)	$v \sin i$ (km/s)
PXVul	Ti II	4395.0	75
	Fe I	4404.0	74
	Fe II	4549.5	72
BHCep	Sr II	4077.8	102
	Fe I	4187.2	93
	Fe I	4299.5	83
V1080 Tau	Fe I	4957.5	47
	Fe I	5229.9	35
	Fe I	5273.2	36
	Fe I	5281.8	30
PDS004	Sr II	4077.8	80
	Fe II	4178.8	90
	Ti II	4290.1	80
	Ti II	4395.0	70

4.2.a Determinación de $v \sin i$

Antes de proceder a la normalización del continuo de los espectros, se midió la velocidad de rotación proyectada $v \sin i$. Para ello, se utilizó el método de la transformada de Fourier (Gray, 1992) sobre una selección de líneas. Estas líneas fueron seleccionadas a partir del conjunto de líneas propuesto por Bohm & Catala (1993) para la determinación de $v \sin i$ de la estrella Herbig Ae AB Aurigae, basándose en dos factores: a) el origen de la línea es puramente fotosférico, es decir, el perfil de la línea no presenta ninguna asimetría o relleno de la misma que indiquen que se encuentra afectada por otros agentes que no sea la rotación, b) la línea aparece aislada y no presenta ningún tipo de mezcla significativa con las líneas adyacentes. En nuestro caso, partiendo de este conjunto de líneas, se comprobó cuidadosamente cada una de las mismas en cada uno de los espectros de las estrellas observadas, haciendo uso de aquellas que se encontrasen presentes en el espectro y que cumplieren los dos criterios anteriores. Consideramos que una línea se encontraba aislada o que no presentaba una mezcla significativa con las líneas adyacentes cuando la intensidad de la línea era, al menos, un 75% mayor que las intensidades de las líneas adyacentes y que la suma de las intensidades de las líneas adyacentes no era superior a un 25% de la intensidad de la propia línea. La tabla 4.2 muestra las líneas seleccionadas en cada caso para la medida de $v \sin i$ de cada estrella de la muestra.

4.2.b Parámetros físicos fundamentales a partir de las abundancias de FeI y FeII

Para la determinación de los parámetros físicos se ha utilizado el paquete de software *Versatile Wavelength Analysis* (VWA) (Bruntt et al., 2010a,b; Bruntt, 2009; Bruntt et al., 2008, 2004). VWA se compone de un conjunto de programas semiautomáticos que permiten realizar diferentes tareas, como son la normalización del espectro y el ajuste del continuo, la selección de líneas de absorción estelares aisladas para la determinación de las abundancias o el ajuste iterativo de los parámetros físicos

4. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE ESPECTROSCOPIA

atmosféricos de la estrella.

El primer paso para realizar el análisis de abundancias y la determinación de T_{ef} y $\log g$ de la estrella fue establecer el continuo de los espectros de las estrellas y normalizarlo. Para ello, se utilizó el programa RAINBOW incluido dentro del paquete de software VWA. Este programa utiliza una interfaz gráfica (GUI) en la que el usuario identifica manualmente los puntos del continuo del espectro, comparando este con un espectro sintético generado previamente a partir de unos parámetros iniciales de T_{ef} , $\log g$ y $[\text{Fe}/\text{H}]$ de la estrella (Bruntt et al., 2010b). En nuestro caso, los parámetros iniciales procedían de los obtenidos para cada estrella con fotometría. Para establecer qué puntos correspondían al continuo del espectro en cada caso, se seleccionaron de forma visual las zonas del espectro sintético que tenían un perfil lo más horizontal posible y se encontraban más cercanas al valor de normalización. Una vez seleccionados los puntos del continuo, el espectro observado de cada estrella fue ajustado al correspondiente espectro sintético generado con los parámetros obtenidos con fotometría mediante una función de *splines*. En este punto, se examinó cuidadosamente dicho ajuste en busca de grandes variaciones o saltos que mostrasen en qué medida el espectro observado estaba siendo forzado a ajustarse al espectro sintético, eligiéndose únicamente como puntos para establecer el continuo aquellos que proporcionasen un ajuste más suave.

Tras establecer el continuo y normalizarlo, se procedió a realizar el análisis de abundancias de las estrellas de la muestra observadas siguiendo el método descrito en detalle por Bruntt et al. (2010b). Se realizó una selección cuidadosa de las líneas de FeI y FeII que aparecían con menor grado de mezcla en los espectros, siguiendo el criterio anteriormente comentado para la determinación de *vsini*, es decir, aquellas líneas cuya intensidad era, al menos, un 75% mayor que las intensidades de las líneas adyacentes y que la suma de las intensidades de estas no superasen un 25% la intensidad de la propia línea. Estas líneas fueron ajustadas iterativamente con espectros sintéticos generados mediante los modelos modificados de atmósferas estelares ATLAS9 (Heiter et al., 2002) y los datos de líneas atómicas de la base de datos VALD (*Vienna Atomic Line Database*), incluidos ambos en VWA. El ajuste realizado sobre cada línea fue cuidadosamente inspeccionado, rechazando aquellos ajustes más pobres. De esta manera, el número de líneas de FeI y FeII utilizadas para la determinación de los parámetros físicos fundamentales es distinto para cada estrella, aunque oscila entre 17-54 líneas de FeI y 6-12 de FeII. Como en el caso del ajuste del continuo, los valores iniciales de los parámetros de los modelos de atmósferas utilizados para el ajuste de las líneas proceden de los resultados obtenidos en este mismo estudio con fotometría.

La determinación de T_{ef} y ξ_t se realizó mediante sucesivas iteraciones en el ajuste de las líneas con diferentes espectros sintéticos de forma que se minimizasen las correlaciones existentes entre las abundancias obtenidas mediante las líneas de FeI y sus respectivos potenciales de excitación (T_{ef}) y anchuras equivalentes (ξ_t). La determinación de $\log g$ se realizó variando este parámetro durante el ajuste iterativo de los modelos de forma que las abundancias obtenidas mediante las líneas FeI y FeII fuesen iguales. Las figuras 4.1 y 4.2 muestran las abundancias de FeI y FeII en función de la anchura equivalente y del potencial de excitación de cada línea de las estrellas observadas. En la tabla 4.3 se presentan los resultados de la determinación de los parámetros físicos fundamentales obtenidos. Los errores en la determinación

4.2 Determinación de los parámetros atmosféricos estelares

de T_{ef} y $\log g$ se obtuvieron modificando un parámetro cada vez hasta que se producía una diferencia de 1σ en las abundancias obtenidas a partir del FeI y del FeII o en la pendiente de las abundancias respecto de los potenciales de excitación o las anchuras equivalentes. El error en $[\text{Fe}/\text{H}]$ se obtuvo sumando cuadráticamente $\sigma_{T_{ef}}$, $\sigma_{\log g}$ y σ_{rms} . En los casos en que los valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtenidos con FeI y FeII no sean iguales, se ha optado por considerar la correspondiente a $[\text{FeII}/\text{H}]$ al no encontrarse influidas por efectos derivados del equilibrio térmico no lineal (*NLTE*) (Rentzsch-Holm, 1996).

4. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE ESPECTROSCOPIA

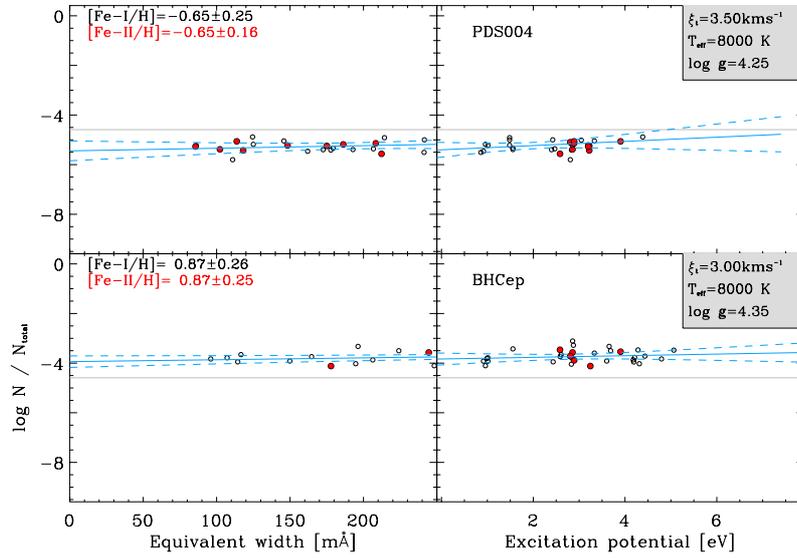


Figura 4.1: Abundancias medias de FeI (círculos simples) y FeII (círculos rojos) respecto a la anchura equivalente (paneles izquierdos) y el potencial de excitación (paneles derechos) de las estrellas PDS 004 y BH Cep. La línea azul sólida es el ajuste lineal de los resultados de las abundancias obtenidas mediante las líneas de FeI. Las líneas azules discontinuas marcan los niveles del 95% de confianza del ajuste. La línea gris sólida es la correspondiente a la metalicidad solar.

4.2 Determinación de los parámetros atmosféricos estelares

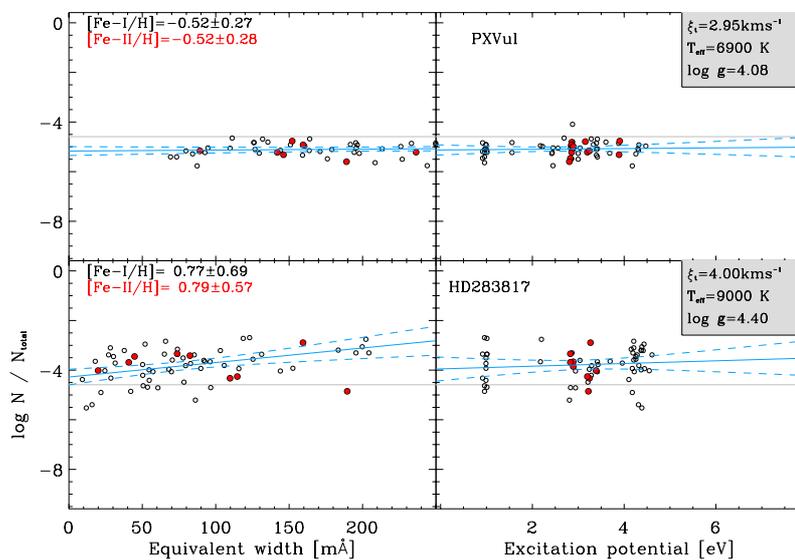


Figura 4.2: Igual que figura 4.1, para las estrellas PX Vul y V1080 Tau (HD 283817).

4. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE ESPECTROSCOPIA

Tabla 4.3: Parámetros físicos fundamentales y velocidades de rotación proyectadas de las estrellas Herbig Ae/Be: PX Vul, BH Cep, V1080 Tau y PDS 004

Nombre	T_{ef} (K)	Log g	[Fe/H]	$v \sin i$ (km/s)
PX Vul	6900 ± 400	4.08 ± 0.30	-0.52 ± 0.30	74 ± 1
BH Cep	8000 ± 300	4.35 ± 0.30	0.87 ± 0.29	93 ± 8
V1080 Tau	9000 ± 400	4.40 ± 0.40	0.79 ± 0.58	37 ± 6
PDS 004	8000 ± 250	4.25 ± 0.20	-0.65 ± 0.22	80 ± 7

4.3 Comparación entre los resultados obtenidos mediante fotometría y espectroscopía

En la figura 4.3 se muestra la comparación entre los resultados obtenidos para la T_{ef} , log g y [Fe/H] de las estrellas PX Vul, BH Cep y PDS 004 mediante la fotometría y la espectroscopía. Esta comparación no ha sido realizada para el caso de V1080 Tau al no haber sido calibrada fotométricamente por las razones expuestas anteriormente (ver Nota 3 de la tabla 4.1). El escaso número de estrellas observadas con ambos métodos (solo tres estrellas) no permite obtener ningún tipo de conclusión acerca de los posibles errores sistemáticos introducidos por la utilización de uno u otro método. Para el tratamiento riguroso de estos efectos sería necesario contar con un gran número de estrellas observadas y analizadas mediante ambos métodos. Debido al tiempo que conlleva un estudio en profundidad de estas características, no ha sido posible durante el transcurso de esta tesis obtener todos los datos espectroscópicos necesarios de las estrellas de la muestra. Queda así como trabajo futuro, obtener estos datos espectroscópicos y realizar esta comparación con la intención de determinar la existencia de posibles correlaciones entre los resultados obtenidos en la determinación de los parámetros físicos mediante un método y otro en estrellas de este tipo.

Sin embargo, sí es interesante en este punto hacer una serie de comentarios acerca de las barras de error que se indican en la figura 4.3. Las barras de error fotométricas son los errores formales, teniendo en cuenta que tenemos una precisión de $0.^m01$ en la determinación del enrojecimiento y de los índices fotométricos ya desenrojecidos. Sin embargo, tanto el valor del desenrojecimiento como el de los índices desenrojecidos proceden de unas calibraciones (descritas en el capítulo anterior) realizadas sobre una muestra de estrellas que no necesariamente tienen carácter PMS o son Herbig Ae/Be. Como ya se ha comentado a lo largo de esta tesis, estas estrellas poseen, en mayor o menor medida, material circunestelar, produciendo incertidumbres en estos valores y que dependen en cada caso de la cantidad del material existente. Es más, estas incertidumbres dependen del tiempo y de la orientación con la que se observa la estrella. En general, en las estrellas PMS, el material circunestelar se encuentra situado en su mayoría en un disco alrededor de la estrella. Este disco, además de poseer una velocidad de rotación, es en la mayoría de los casos inhomogéneo, de ahí que el enrojecimiento dependa del tiempo (y por tanto del momento en que se observa la estrella), así como del ángulo de observación respecto a este disco. Además de esto, algunas de estas estrellas siguen acretando material de este disco produciendo en ciertos momentos un aumento en su actividad, con excesos puntuales en la región del ultravioleta y, por consiguiente, unos valores erróneos en los índices fotométricos asociados a esta banda. Por último, en algunos casos el Hidrógeno existente en los discos

4.3 Comparación entre los resultados obtenidos mediante fotometría y espectroscopía

de acreción está lo suficientemente caliente como para que la línea H_β se encuentre en emisión. Esto produce un rellenado de esta línea de absorción estelar, dando lugar a que, aunque el índice fotométrico β se halle libre de los problemas en cuanto a las incertidumbres en el desenrojecimiento (recordemos que se haya libre de este efecto), su valor nos indique una temperatura efectiva o una luminosidad (según el caso en el que nos encontremos, ver capítulo anterior) diferentes a las que en realidad posee la estrella. Por lo tanto, las incertidumbres en los parámetros fundamentales obtenidos mediante fotometría de las estrellas PMS son, en realidad, mayores que los representados por dichas barras de error y, desgraciadamente, difícilmente cuantificables si no es a través de un estudio detallado del material circunestelar que rodea cada una de las estrellas en particular.

Aún así, la fotometría Strömgren-Crawford se presenta como una muy buena primera aproximación en la determinación de los parámetros físicos fundamentales de este tipo de estrellas, permitiéndonos obtener unos resultados bastante fiables acerca de estos parámetros mediante la utilización de telescopios relativamente pequeños (exceptuando algunos casos en donde sí es completamente necesario un estudio espectroscópico para su determinación). Es más, como se ha expuesto en este mismo capítulo, los parámetros físicos obtenidos mediante fotometría son un buen punto de partida para realizar un estudio más refinado de los mismos mediante espectros de alta resolución, facilitando enormemente este proceso.

4. DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS FÍSICOS MEDIANTE ESPECTROSCOPIA

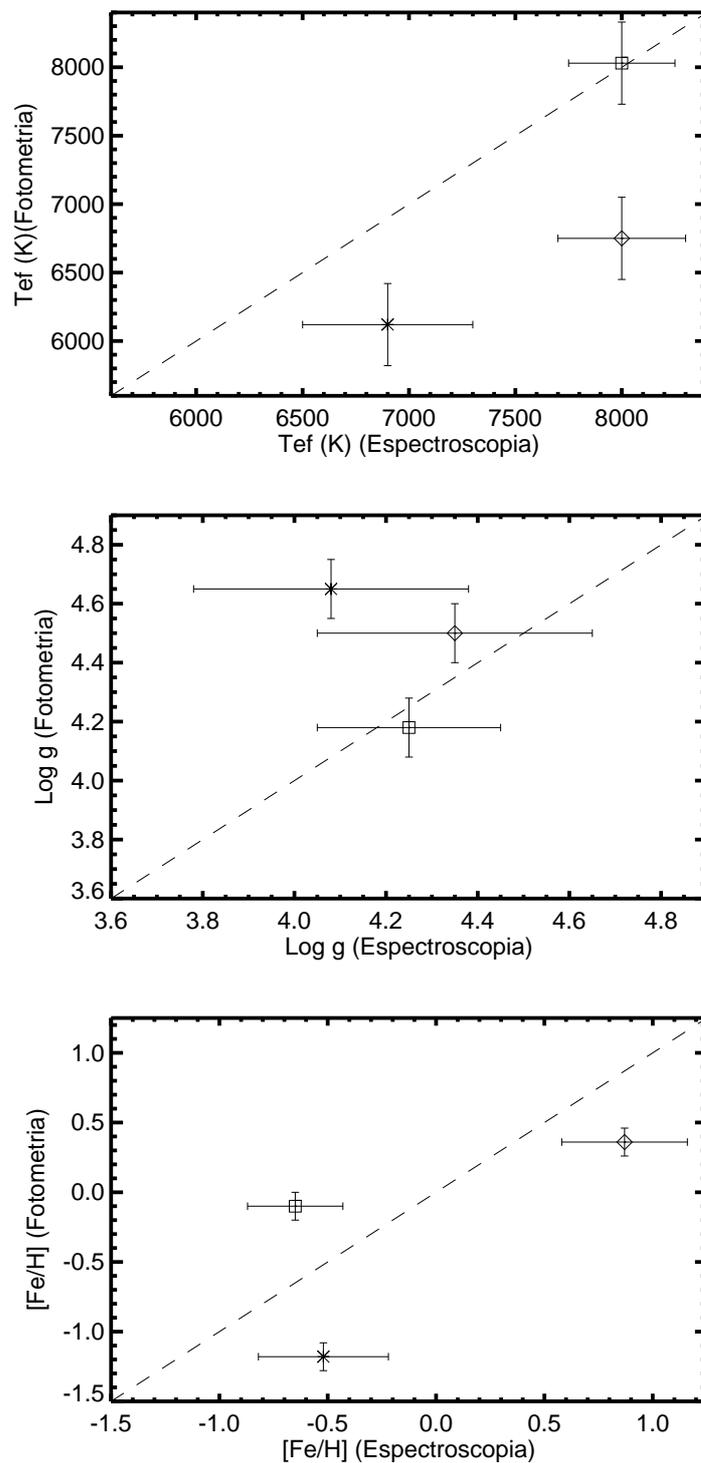


Figura 4.3: Comparación de los resultados obtenidos en la determinación de los parámetros físicos de las estrellas PX Vul (cruz), BH Cep (diamante) y PDS 004 (Cuadrado) mediante fotometría y espectroscopia.

HD 34282: Estudio pulsacional y determinación de sus parámetros físicos fundamentales

5.1 Introducción

Durante el curso de una búsqueda sistemática de pulsaciones de corto período en estrellas Herbig Ae/Be llevada a cabo en Enero-Febrero de 2004, se encontró que la estrella HD 34282 presentaba pulsaciones tipo δ Scuti con al menos dos frecuencias distintas ($\nu_1 = 79.5$ c/d y $\nu_2 = 71.3$ c/d), siendo el periodo de la frecuencia principal de tan solo 18 minutos, el más corto conocido hasta la fecha para este tipo de variables (Amado et al., 2004). Estos autores realizaron un modelado preliminar que incluía predicciones de inestabilidad y efectos rotacionales, encontrando que tanto los modelos de Secuencia Principal como los de Presecuencia Principal, predecían la aparición de modos situados dentro del rango de 56 a 82 c/d correspondientes a oscilaciones de orden radial comprendidas entre $n=6$ y $n=8$. Sin embargo, la identificación modal no resultó discriminante debido a las grandes barras de error que proporcionaban los datos, por lo que todos los posibles modos, tanto radiales como no radiales hasta $l=3$ resultaban compatibles con las observaciones.

5.2 Observaciones

Con el fin de realizar un estudio más detallado del comportamiento pulsacional de HD 34282, se llevó a cabo una campaña coordinada de fotometría entre los meses de Noviembre de 2004 y Enero de 2005 en tres observatorios diferentes: el *Observatorio de Sierra Nevada* (OSN), España, usando el telescopio T90 y el fotómetro multicanal Strömgen; el *75cm-Automatic Photoelectric Telescope* (APT), operado por la Universidad de Viena en el Observatorio de Fairborn (Estados Unidos) y compuesto por un fotómetro monocanal; y el *Sobaeksan Optical Astronomy Observatory* (SOAO), Corea del Sur, utilizando un telescopio de 61 cm con cámara CCD acoplada.

Tres años más tarde, durante los meses de Noviembre, Diciembre y Enero de 2007-2008, se llevó a cabo otra campaña coordinada. En este caso, únicamente participaron los observatorios OSN y APT. Esta campaña fue simultánea a las observaciones rea-

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

Tabla 5.1: Observatorios participantes e instrumentación. Detectores: PMT = fotomultiplicador de canal único; Sim = espectrofotómetro simultáneo.

Año	Observatorio	Periodo	Telescopio	Detector	Bandas	Noches	Horas	Puntos
2004	OSN	Ene.-Feb.	90 cm	Sim	<i>uvby</i>	4	14.7	288
2004/05	OSN	Nov.-Ene.	90 cm	Sim	<i>uvby</i>	16	73.8	1580
2004	APT	Nov.	75 cm	PMT	<i>vy</i>	10	64.6	1164
2004	SOAO	Nov.	61 cm	CCD	<i>V,I</i>	5	28.6	562
2007/08	OSN	Nov.-Ene.	90 cm	Sim	<i>uvby</i>	10	21.5	677
2007	APT	Dic.	75 cm	PMT	<i>vy</i>	7	41.4	518

Tabla 5.2: HD34282 y estrellas de comparación. Referencias: 1) Amado et al. (2004), 2) Hauck & Mermillod (1998)

Objeto	V	Tipo Espectral	$b-y$ (mag)	m_1 (mag)	c_1 (mag)	β (mag)	Ref.
HD34282	9.87	A0	0.126	0.174	1.001	2.918	1
C1=HD 33948	6.4	B5V	-0.058	0.110	0.406	2.720	2
C2=HD 34086	7.4	F0	0.216	0.149	0.648	2.720	2
C3=SAO 131876	8.22	A0	-	-	-	2.913	2

lizadas por el telescopio espacial MOST (*Microvariability and Oscillations of STars*; Walker et al., 2003) y a una noche de observación con el espectrógrafo de alta resolución UVES (*Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph*) situado en el VLT (*Very Large Telescope*), Chile.

En total, se obtuvieron 245 horas de datos útiles en 52 noches situadas en un intervalo temporal de 1486 días. Los detalles acerca de los observatorios y la instrumentación utilizada se resumen en la tabla 5.1. Como se puede observar, se utilizaron diferentes detectores y filtros. La mayoría de los datos fueron obtenidos realizando observaciones simultáneas en las cuatro bandas *uvby* de Strömgren con el fotómetro multicanal situado en el telescopio T90 del OSN (ver Capítulo 2, sección 2.1.a y 2.1.b). Este tipo de fotómetros, no solamente permiten realizar observaciones con una mayor velocidad respecto a los fotómetros monocanales, sino que permiten obtener una mayor precisión en las mismas. Como apuntan Grønbech et al. (1976), Olsen (1983) y Schuster & Nissen (1988), los índices de color obtenidos mediante observaciones simultáneas realizadas con un fotómetro multicanal están prácticamente exentas de efectos atmosféricos como son las turbulencias y los pequeños cambios en la transparencia, así como el hecho de evitar problemas de interpolación. Es más, para la determinación de las diferencias temporales y las relaciones entre las amplitudes, el hecho de que las observaciones sean simultáneas en todas las bandas supone una ventaja muy importante en este tipo de estudios. Aparte de los datos obtenidos desde el OSN, también se realizaron observaciones en las bandas *vy* de Strömgren con el fotómetro de monocanal del APT y en los filtros *VI* de Johnson-Cousins con la CCD acoplada al telescopio de 61 cm de SOAO.

En cuanto a la selección de las estrellas de comparación y chequeo (tabla 5.2), se utilizaron los criterios tradicionales de proximidad y similitud en brillo y tipos es-

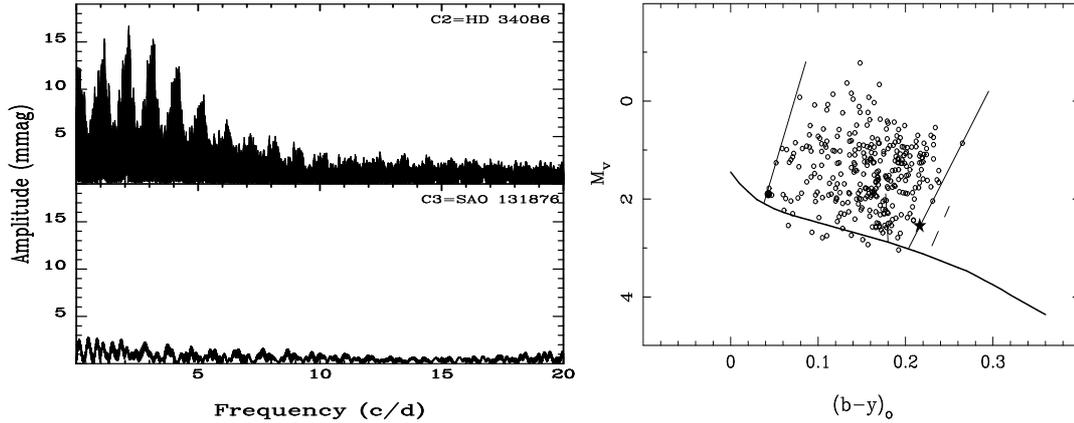


Figura 5.1: Panel izquierdo: Periodogramas de C2=HD 34086 (arriba) y C3=SAO 131876 (abajo) en la banda v de Strömgren. Panel derecho: Localización de HD 34282 (círculo sólido) y C2=HD 34086 (estrella) en el diagrama H-R. Los límites de la región de inestabilidad de las δ Scuti (líneas sólidas) están tomadas de Rodríguez & Breger (2001) así como la posición de las estrellas δ Scuti y γ Doradus (círculos huecos) que se muestran. Los límites de la región de inestabilidad de las γ Doradus (líneas a trazos) están tomadas de Handler & Shobbrook (2002).

pectrales. Inicialmente, se seleccionaron únicamente las estrellas C1= HD 33948 y C2= HD 34086. Sin embargo, después de algunas noches, los cambios de luminosidad en C2 fueron evidentes, mostrando periodicidades de unas 12 horas, más largas de las esperadas para un pulsador tipo δ Scuti. De esta forma, se seleccionó una tercera estrella de chequeo C3= SAO 131876, que fue inmediatamente incluida en la secuencia observacional con la intención de comprobar dichas variaciones. Finalmente, estas fueron confirmadas como se aprecia en la figura 5.1 (panel izquierdo), donde se muestran los periodogramas de ambas estrellas correspondientes al filtro v de Strömgren. Los resultados obtenidos en los análisis de frecuencias en las cuatro bandas $uvby$ de Strömgren, revelan que C2 es una nueva pulsante multiperiodica de tipo γ Doradus con al menos tres modos de pulsación excitados, correspondientes a los picos $f_1 = 2.15$, $f_2 = 2.03$ y $f_3 = 1.07$ c/d. Es más, la naturaleza γ Doradus de C2 también es confirmada por los índices fotométricos que la sitúan, utilizando las calibraciones disponibles en la literatura para el caso de fotometría $uvby\beta$ (Rodríguez & Breger, 2001), en la región del diagrama H-R correspondiente a una pulsación tipo γ Doradus (figura 5.1, panel derecho). Además, los índices fotométricos indican una ligera deficiencia en metales ($[Fe/H] = -0.21 \pm 0.10$), característica de este tipo de variables (Fig.3 de Handler, 1999).

Los tiempos de integración de HD 34282 en las observaciones realizadas en el OSN fueron típicamente de 60 segundos, de acuerdo con la instrumentación utilizada y la magnitud de la estrella ($V = 9.^m87$). En el caso de las estrellas de comparación y chequeo, C1, C2 y C3, los tiempos de integración fueron típicamente de 30 segundos. Esto nos proporcionó para el caso de la estrella más débil, HD 34282, un error interno mejor que $0.^m007$ para la banda u o de $0.^m002$ para el caso de la banda b de Strömgren.

En general, la secuencia de observación fue *Cielo-C1-C2-Var-C1-Var-C1-Var* para el caso de la campaña de 2004/05 en el OSN. Sin embargo, en la campaña del 2007/08 en el mismo observatorio, el número de toma de puntos para el caso de HD 34282 se

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

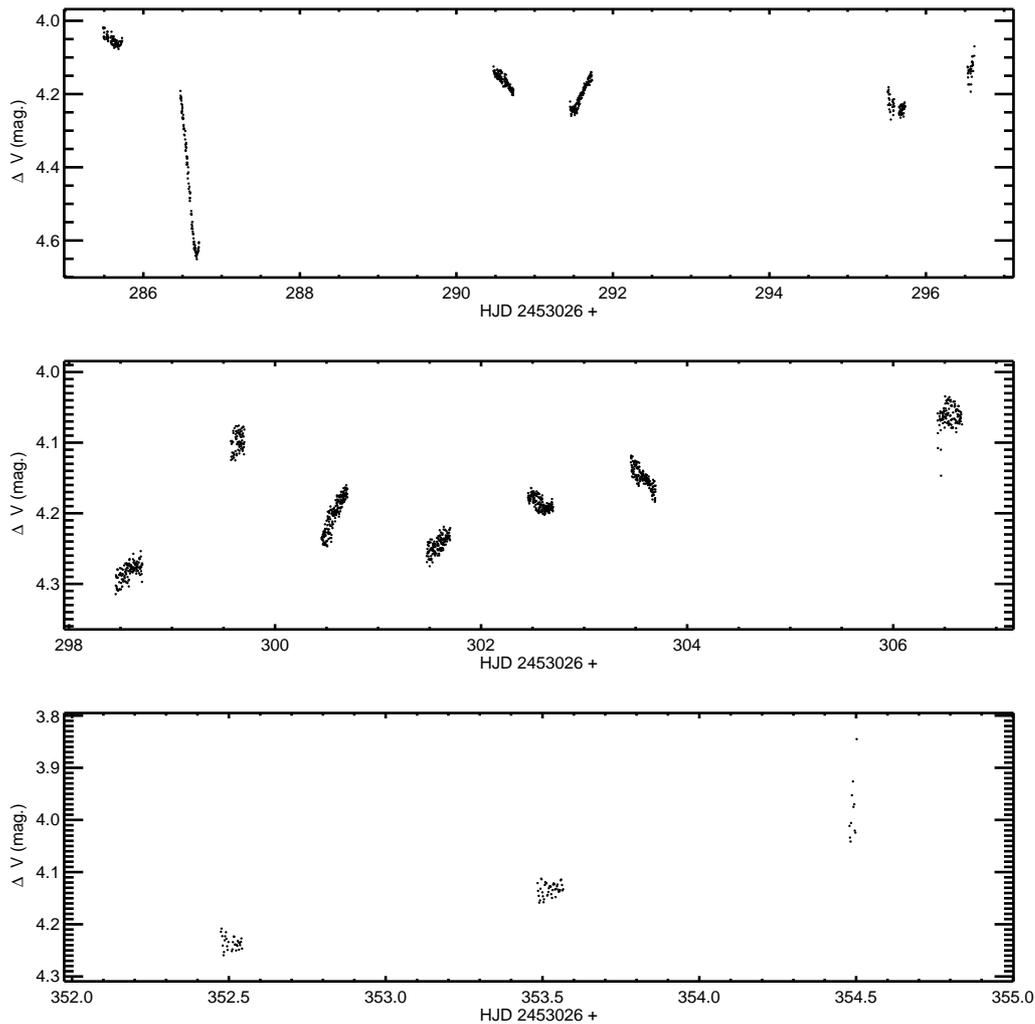


Figura 5.2: Variaciones irregulares de HD 34282 debido a su carácter PMS.

aumentó al doble debido al periodo extremadamente corto que presenta su pulsación, mejorando así el muestreo. Las correcciones de extinción se basaron en los coeficientes de cada noche calculados a partir de C1. Las diferencias de magnitud se obtuvieron respecto de C1 mediante interpolación lineal.

Las diferencias en magnitudes instrumentales fueron transformadas al sistema *uvby* estándar siguiendo el procedimiento descrito por [Rodríguez et al. \(1997\)](#). De este modo, las diferencias en magnitud resultantes para la banda *y* de Strömgen se pueden considerar idénticas a las diferencias de magnitud en el sistema fotométrico V de Johnson-Cousins. Como consecuencia, las diferentes series temporales obtenidas en las bandas *V* e *y* pueden alinearse directamente con el fin de obtener una serie temporal más larga y homogénea, siendo prácticamente despreciables las diferencias debidas a la utilización de distintos sistemas fotométricos. Esto también es cierto, para el caso de los datos obtenidos en la banda *v* de Strömgen en el OSN y en el APT.

Por último, en la figura 5.2 se muestran las variaciones irregulares de HD 34282

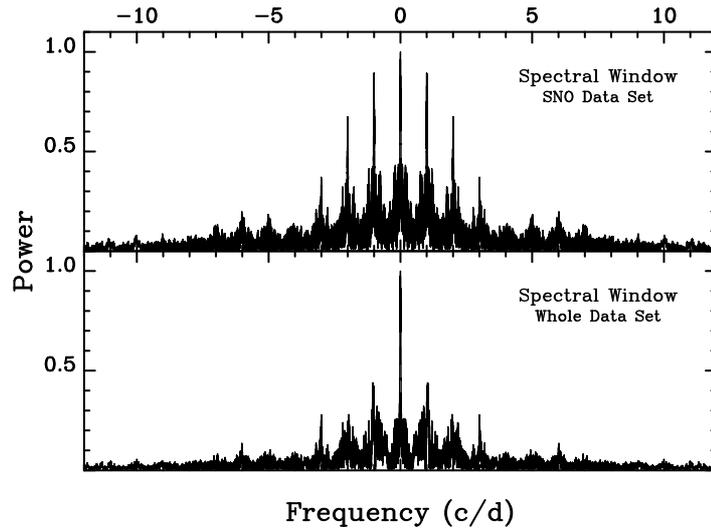


Figura 5.3: Ventanas espectrales de HD 34282 correspondientes al conjunto de datos en el filtro $y=V$ procedente del OSN (panel superior) y al conjunto de datos completo (OSN+APT+SOAO), obtenidos en 2004.

debido a su carácter PMS. La razón de esta variabilidad fotométrica, con escalas temporales de semanas, se debe fundamentalmente a cambios graduales en la extinción circunestelar. Sin embargo, en el caso de las variaciones de baja amplitud ($< 0.^m5$) y escalas temporales entre horas y días, la razón principal se debe a la actividad cromosférica o fotosférica de la propia estrella (Herbst, 1994; Catala et al., 1993; Davies et al., 1990).

Antes de realizar el análisis de frecuencias, esta variabilidad fue eliminada de los datos ajustando un polinomio de Legendre de orden bajo. Los residuos de este ajuste fueron utilizados para el estudio del comportamiento pulsacional de HD 34282 que se detalla a continuación.

5.3 Análisis de frecuencias

Como se ha comentado en la sección anterior, tras eliminar las variaciones irregulares de larga escala temporal de la estrella (debido a su carácter PMS), se llevó a cabo el análisis de frecuencias sobre los residuos con el fin de estudiar el comportamiento pulsacional de HD 34282. Este estudio fue realizado utilizando el paquete de software PERIOD04 (Lenz & Breger, 2005). Como ya se ha descrito en el Capítulo 2, PERIOD04 realiza un análisis de Fourier junto con algoritmos de ajuste de mínimos cuadrados, con el objetivo de extraer la mejor solución de frecuencias que ajuste las curvas de luz observadas. Cuando un pico aparece como significativo en los periodogramas, este y todos los picos previamente detectados son optimizados simultáneamente y extraídos de los datos junto con las correspondientes amplitudes y fases que minimizan los residuos. De esta forma, el método no depende de sucesivos preblanqueados (*prewhithening*) de los datos.

El análisis de los datos finalizó cuando ninguno de los nuevos picos que aparecían en los periodogramas era considerado como formalmente significativo. Siguiendo a

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

Breger et al. (1999), un pico es considerado como significativo cuando el cociente de la amplitud señal a ruido (S/R) es mayor que 4.0 para frecuencias independientes o mayor que 3.5 para el caso de armónicos o combinaciones de frecuencias. Una vez que todos los picos significativos han sido extraídos de los periodogramas, el nivel de ruido fue calculado sobre los residuos. Esto se realizó mediante el promediado de las amplitudes de los residuos en cajas de 5 c/d alrededor de cada frecuencia detectada.

Con el fin de realizar el análisis lo más consistente posible, se consideraron únicamente las contribuciones más fiables a los datos procedentes de las distintas campañas de observación. De esta forma, los datos en la banda y de Strömgren recogidos en 2004 desde el OSN y el APT, junto con aquellos datos recogidos en el filtro V de Johnson desde el SOAO, constituyen un conjunto completo de datos formado por 3407 puntos obtenidos a lo largo de 170 horas de observación en 32 noches repartidas a lo largo de un intervalo temporal de 353 días (desde Enero de 2004 a Enero de 2005). Esto reduce en gran medida la potencia de los alias diarios (1 c/d) del 89% (cuando solo se consideran los datos procedentes del OSN en 2004) al 44% (cuando se considera el conjunto completo), permitiéndonos obtener una mejor identificación de los picos verdaderos en los periodogramas como puede apreciarse en la figura 5.3.

Esto es especialmente importante en este estudio, debido al comportamiento pulsacional tan complejo que presenta HD 34282 y a la existencia de pares de picos intrínsecos separados por múltiples cercanos de 1 c/d. Aún así, contábamos con la ventaja de poder contrastar nuestros resultados con los datos obtenidos por el satélite espacial MOST. Estos datos fueron recogidos mediante observaciones continuas a lo largo de un mes (4/Dic/2007 hasta 4/Ene/2008) y simultáneamente a nuestra campaña desde tierra del año 2007, no existiendo en este caso la potencia de los alias de 1 c/d. Sin embargo, en el caso de MOST, dado que el periodo orbital del satélite es de 101.413 min, es decir, $f_{sat} = 14.199$ c/d, en los periodogramas aparecen picos de potencia correspondientes tanto a dicha frecuencia f_{sat} , como a sus armónicos o alias.

Previamente a nuestro análisis de frecuencias, cada contribución individual fue investigada en profundidad para evitar malas interpretaciones en nuestros resultados finales, producto de errores procedentes de algún subconjunto de datos en particular. Esto fue realizado con el objetivo de obtener un conjunto de datos final, lo más homogéneo posible. De esta manera, los puntos imprecisos fueron eliminados de las curvas de luz junto con algunas pocas noches de muy baja calidad fotométrica.

En principio, únicamente se consideraron los datos del OSN obtenidos en 2004 para realizar el análisis de frecuencias. Como es normal, cuando se utiliza la fotometría $uvby$ para estudiar el contenido pulsacional de estrellas de tipo A-F, los datos obtenidos en las bandas vb son los primeros en analizarse, ya que tanto la amplitud como la intensidad en luminosidad en esas bandas son mayores y por tanto, la precisión es mejor y los resultados más fiables.

De hecho, los resultados obtenidos en estas dos bandas se encuentran en muy buen acuerdo, apareciendo un primer conjunto de picos significativos (10 picos) muy similares a los que se muestran en la tabla 5.3. Sin embargo, algunos picos aparecen como alias diarios y no como picos verdaderos. Particularmente interesante es el caso de pico de baja amplitud $f_{12} = 53.43$ c/d que aparece como un pico significativo (S/N = 4.2) en el conjunto de datos del OSN de 2004 en la banda v debido al bajo nivel

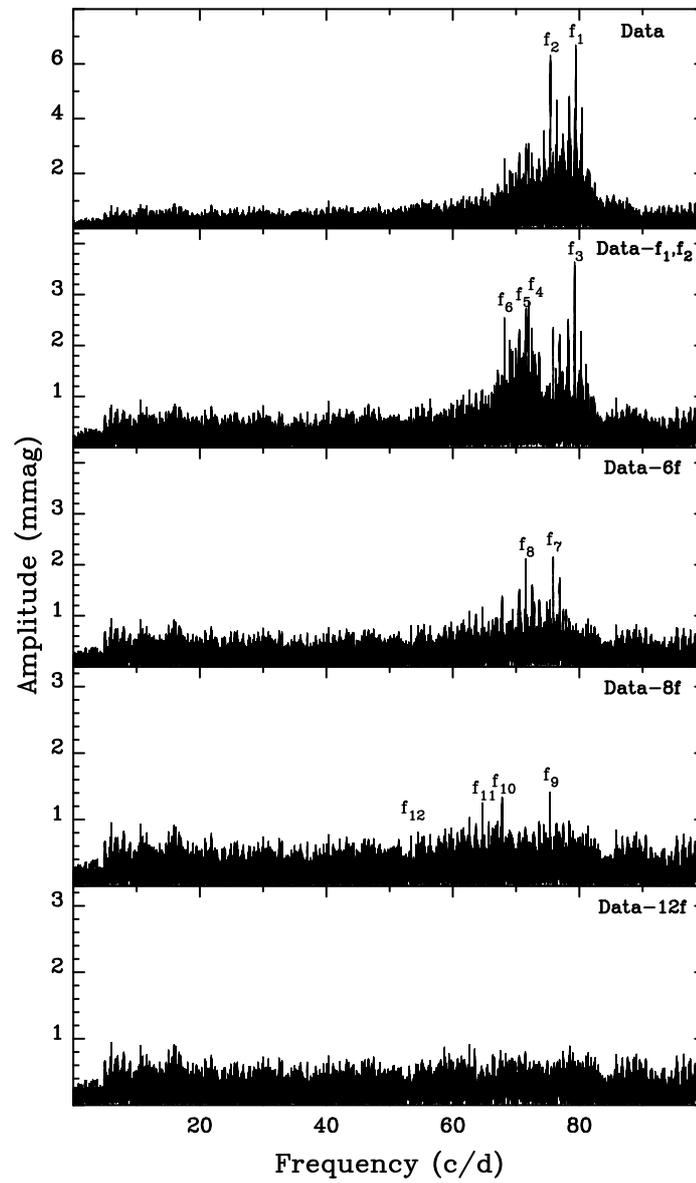


Figura 5.4: Espectro de amplitudes de HD 34282 correspondientes al año 2004 y banda v , en diferentes fases de nuestro análisis de frecuencias.

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

Tabla 5.3: Resultados de los análisis de frecuencias realizados sobre los conjuntos de datos obtenidos en la campaña de observación de 2004, filtro v (OSN+APT) y filtro $y=V$ (OSN+APT+SOAO). *MOST* hace referencia a frecuencias obtenidas por el satélite espacial en 2007. S/R indica las relaciones amplitud ruido. Las desviaciones estándar de los residuos son de 7.0 mmag tanto en la banda v como en la banda y . Notas: a) f_4 no es detectada con los datos de MOST (ver texto), b) Picos detectados por MOST pero no por los datos de tierra de 2004 ($F_{10}=57.058 \text{ cd}^{-1}$ sí es detectada en 2007; ver tabla 5.4), c) $F_2-F_5 \simeq F_6-F_7 \simeq 0.06 \text{ cd}^{-1}$, d) $F_1-F_2 \simeq F_{11}-F_{10} \simeq F_{15}-F_9 \simeq F_7-F_{13} \simeq 4.0 \text{ cd}^{-1}$, e) $F_9-F_{11} \simeq F_{10}-F_{14} \simeq 3.64 \text{ cd}^{-1}$

v			y			<i>MOST</i>			Notas
Frecuencia (cd^{-1})	A (mmag)	S/R	Frecuencia (cd^{-1})	A (mmag)	S/R	Frecuencia (cd^{-1})	A (mmag)	S/R	
	± 0.19			± 0.17					
$f_1=79.4196$ 1	6.23	22.3	$f_1=79.4197$ 1	5.38	24.0	$F_1=79.421$	5.76	64.0	d
$f_2=75.4149$ 1	5.80	20.0	$f_2=75.4149$ 1	4.97	21.9	$F_2=75.415$	3.29	36.6	c,d
$f_3=79.2527$ 1	3.69	11.4	$f_3=79.2526$ 1	3.33	14.9	$F_3=79.251$	3.24	36.0	
$f_4=71.9680$ 1	2.82	9.4	$f_4=71.9678$ 2	2.13	9.7	-	-	-	a
$f_5=71.5849$ 1	3.08	9.9	$f_5=71.5882$ 1	2.80	12.5	$F_6=71.592$	1.45	16.1	c
$f_6=68.1489$ 1	2.86	9.3	$f_6=68.1489$ 2	2.29	10.0	$F_8=68.151$	1.32	14.7	
$f_7=75.8646$ 2	2.33	8.0	$f_7=75.8578$ 3	1.74	7.8	$F_4=75.862$	2.28	25.3	
$f_8=71.5305$ 2	2.20	7.1	$f_8=71.5306$ 2	1.93	8.6	$F_7=71.532$	1.49	16.6	c,d
$f_9=75.3657$ 3	1.50	5.2	$f_9=75.3661$ 3	1.27	5.6	$F_5=75.357$	2.14	23.8	c
$f_{10}=67.7851$ 3	1.30	4.4	$f_{10}=67.7851$ 4	0.81	3.6	$F_{12}=67.784$	0.67	7.4	
$f_{11}=64.6764$ 3	1.20	4.5	$f_{11}=64.6770$ 3	1.12	4.6	$F_9=64.694$	0.94	10.4	d,e
$f_{12}=53.4305$ 4	0.71	3.0	$f_{12}=53.4283$ 4	0.77	4.1	$F_{14}=53.430$	0.46	5.1	e
						$F_{10}=57.058$	0.83	9.2	b,d,e
						$F_{11}=61.054$	0.66	7.3	b,d,e
						$F_{13}=67.537$	0.56	6.2	b,d
						$F_{15}=68.669$	0.38	4.2	b,d

de ruido blanco en la región en donde se encuentra situada dicha frecuencia. Sin embargo, su significancia parece algo imprecisa en la tabla 5.3 debido a la contribución ligeramente más ruidosa de los datos procedentes del APT. Aún así, conocíamos de antemano que dicho pico era real e intrínseco de la estrella gracias a los resultados obtenidos por el conjunto de datos obtenido con MOST, aunque como veremos más adelante, este pico vuelve a confirmarse con nuestros datos recogidos en 2007.

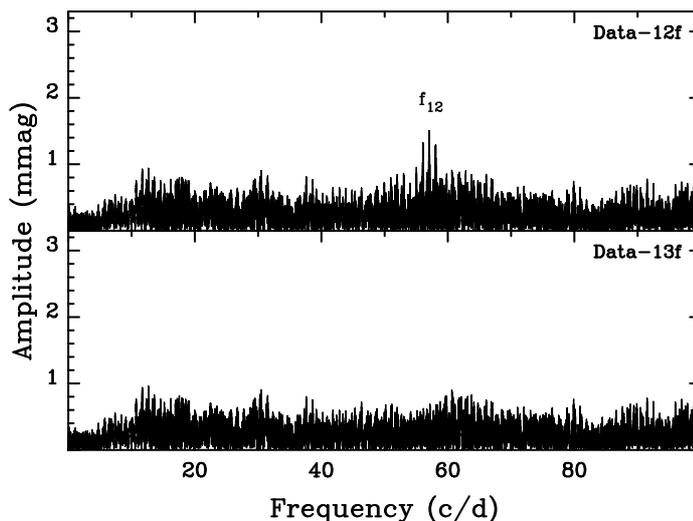


Figura 5.5: Panel superior: espectro de amplitudes en la banda v de los residuos correspondientes a los datos de 2007 tras restar el conjunto de 12 frecuencias que se muestran en la tabla 5.4. El pico $f_{13}= 57.0595$ c/d es claramente visible. Panel inferior: residuos tras extraer f_{13} .

5.4 Resultados del comportamiento pulsacional de HD 34282

La tabla 5.3 muestra los resultados del análisis de frecuencias cuando este se aplica sobre el conjunto total de datos obtenidos en 2004 en las bandas v e y . Los resultados obtenidos en cada banda están en muy buen acuerdo entre sí, detectándose un conjunto de 12 picos significativos. Ninguno de ellos corresponde a una combinación de los demás, aunque parece que existen algunos patrones para el caso de algunos pares de picos como se indica en las notas de la tabla. Las barras de error de la tabla 5.3, son barras de error formales procedentes del ajuste múltiple no lineal de mínimos cuadrados de las frecuencias a los datos. Estas barras de error son muy similares a las que se obtendrían analíticamente mediante la aplicación de las fórmulas de Montgomery & Odonoghue (1999).

La última parte de la tabla muestra los resultados obtenidos por Casey et al. (2012, en preparación) a partir del conjunto de datos obtenidos por MOST. Como se observa, todos los picos detectados son confirmados por MOST. La única excepción es el pico $f_4= 71.9680$ c/d. Este pico no es detectado en el conjunto de datos de MOST debido muy probablemente a que se encuentra muy cerca del alias de 1 c/d del armónico 5 (70.995 c/d) de f_{sat} . El tiempo total de observación continua de MOST sobre HD 34282 es de tan solo 29.7 días, lo que equivale a una resolución de Rayleigh de frecuencias de tan solo $(1/\Delta T)= 0.034$ c/d.

Como se aprecia en la tabla 5.3, cuatro picos (F_{10} , F_{11} , F_{13} y F_{15}), aparecen como picos significativos en el conjunto de datos de MOST, pero no así en nuestro conjunto de datos del 2004 desde tierra. Aun así, el pico $F_{10}= 57.058$ c/d aparece claramente en nuestro conjunto de datos del 2007 como se aprecia en la tabla 5.4. Es evidente que este modo aumenta en gran medida su amplitud en 2007 respecto al año 2004.

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

La figura 5.4 muestra nuestra investigación del contenido de frecuencias en diferentes etapas. Cuando los 12 picos son retirados de los periodogramas, quedan aún unos pocos picos en los residuos situados sobre la región de las frecuencias de interés (los mayores son $f_{13}=62.64$, $f_{14}=58.58$, $f_{15}=40.36$ y $f_{16}=47.46$ c/d, con amplitudes de 0.91, 0.87, 0.74 y 0.71 mmag, y valores de S/N de 3.6, 3.5, 3.4 y 3.4, respectivamente). Ninguno de ellos aparece como significativo ni aparece en el análisis de frecuencias realizado sobre los datos de MOST. Sin embargo, hay que resaltar que f_{13} y f_{16} parecen estar presentes también en nuestro conjunto de datos de tierra de 2007.

La figura 5.6 muestra las curvas de luz de HD 34282 obtenidas en 2004 en la banda v junto con la solución del ajuste de Fourier. Como puede apreciarse, las curvas de luz sintéticas ajustan muy satisfactoriamente las observaciones.

La tabla 5.4 muestra los resultados del análisis de frecuencias cuando se aplica sobre los datos obtenidos en 2007 en las bandas vy . Como se puede observar, los resultados son completamente consistentes con los obtenidos en 2004. Todas las frecuencias detectadas en 2004 se detectan en 2007. La frecuencia $f_4=71.97$ c/d también está presente, pero con una amplitud menor que en 2004. Es más, algunos otros modos excitados también cambian en amplitud entre 2004 y 2007. Los cambios más destacados pueden resumirse en: a) los dos picos principales f_1 y f_2 intercambian su comportamiento en amplitudes, es decir, la amplitud de f_1 crece mientras que la de f_2 disminuye, b) las amplitudes de f_5 y f_6 claramente disminuyen, mientras que c) las amplitudes de f_7 y f_9 se incrementan considerablemente en 2007. Hay que señalar que esas dos frecuencias corresponden a las frecuencias F_4 y F_5 detectadas por MOST en 2007.

Por otra parte, cuando la solución de 12 frecuencias de la tabla 5.4 es extraída de los periodogramas, un nuevo pico $f_{13}=57.0595$ c/d es claramente visible en el espectro de amplitud de los residuos. Esto se muestra en el panel superior de la figura 5.5. Este pico es también detectado en los datos de MOST como $F_{10}=57.058$ c/d, como se comentó anteriormente. Para terminar, cuando el conjunto de las 13 frecuencias es retirado de los periodogramas, no queda ningún pico significativo en la zona de las frecuencias de interés. Es interesante destacar que de los dos picos que quedan, uno en 60.64 c/d (con $A=0.94$ mmag, $S/N=3.2$) y el otro en 46.35 c/d ($A=0.74$ mmag, $S/R=3.2$), el primero parece ser un alias del pico $f_{13}=62.64$ c/d presente en el conjunto de datos de 2004 mientras que el segundo parece encontrarse relacionado con el pico $f_{16}=47.46$ c/d encontrado entre los residuos del conjunto de datos del mismo año. En cuanto al pico situado en 57.0595 c/d, cuando investigamos en profundidad los residuos de los datos de 2004, podemos detectarlo como un pico aislado, pero con una amplitud de tan solo 0.50 mmag. Esto, por tanto, confirma el gran cambio en amplitud que experimenta este modo entre los años 2004 y 2007.

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

Tabla 5.4: Resultados del análisis de frecuencias realizado sobre los datos obtenidos en la campaña de observación de 2007 (OSN + APT). S/R indica las relaciones de amplitud señal/ruido. Las desviaciones estándar de los residuos son de 4.5 mmag en la banda v y 4.8 mmag en la banda y

v			y		
Frecuencia (cd^{-1})	A (mmag) ± 0.26	S/R	Frecuencia (cd^{-1})	A (mmag) ± 0.29	S/R
$f_1=79.4223$ 3	7.64	33.1	$f_1=79.4225$ 4	6.42	25.1
$f_2=75.4149$ 6	4.12	16.6	$f_2=75.4175$ 8	3.38	11.9
$f_3=79.2510$ 6	3.67	16.1	$f_3=79.2519$ 7	3.49	13.9
$f_4=71.9718$ 11	2.06	7.8	$f_4=71.9718$ 17	1.41	4.7
$f_5=71.5883$ 9	2.57	9.3	$f_5=71.5910$ 11	2.48	8.5
$f_6=68.1502$ 11	1.98	7.0	$f_6=68.1496$ 20	1.13	3.9
$f_7=75.8636$ 7	3.18	12.8	$f_7=75.8647$ 9	2.76	9.7
$f_8=71.5315$ 10	2.37	8.6	$f_8=71.5265$ 28	0.98	3.4
$f_9=75.3545$ 10	2.59	10.3	$f_9=75.3583$ 15	1.88	6.5
$f_{10}=67.7948$ 20	1.07	3.5	$f_{10}=67.7906$ 19	1.16	3.7
$f_{11}=64.6731$ 15	1.39	4.1	$f_{11}=64.6752$ 19	1.19	3.8
$f_{12}=53.4242$ 20	1.03	3.6	$f_{12}=53.4249$ 31	0.69	2.5
$f_{13}=57.0595$ 13	1.57	5.8	$f_{13}=57.0642$ 17	1.31	4.7

5.5 Determinación de los parámetros físicos con espectroscopía de alta resolución

En esta sección vamos a describir la determinación de los parámetros físicos (T_{ef} , $\log g$ y $[\text{Fe}/\text{H}]$) de HD 34282 utilizando los datos de espectroscopía de alta resolución obtenidos con el espectrógrafo UVES del VLT la noche del 28 de Diciembre de 2007.

Estas observaciones se realizaron en el modo DICROIC1 de forma que se pudiese utilizar tanto la parte azul como la parte roja del espectro. El rango azul del detector cubre la región situada entre los 3260-4450 Å, mientras que el rango rojo se encuentra entre los 4760-6840 Å, con un pequeño hueco en las longitudes de onda centrales de este rango. Una rendija de anchura 1.0", proporciona un poder de resolución de $R \sim 40000$. Cerca de 7.5 horas de observación continua permitieron obtener 165 espectros de alta resolución de HD 34282 con una S/R ~ 120 para cada espectro individual. Para la reducción de los datos se utilizó el software propio de reducción de datos (*pipeline*) de UVES.

Para la determinación de los parámetros físicos y velocidad de rotación proyectada $v \sin i$ de HD34282 se han seguido los mismos procedimientos y criterios descritos en el Capítulo 4. En la tabla 5.5 se muestran las líneas seleccionadas en este caso para la determinación de $v \sin i$ y el valor obtenido para cada una de ellas.

Teniendo en cuenta el rango espectral del que disponíamos en nuestras observa-

Tabla 5.5: Velocidad de rotación de HD 34282.

Línea	λ (Å)	$v \sin i$ (km/s)
FeII	5018.44	102.4
MgI	5183.60	104.9
FeII	5197.58	110.1
FeI	5269.54	107.7
FeII	5276.00	110.0
FeII	5316.61	111.7

ciones (5000-5600 Å) y el problema ya comentado del fuerte ensanchamiento rotacional de la líneas, las líneas utilizadas para determinar los parámetros físicos de HD 34282 fueron también en este caso las líneas de FeI y FeII. De nuevo, el criterio de selección de estas líneas fue el anteriormente utilizado en el Capítulo 4, es decir, líneas lo más aisladas posibles y con intensidades mayores que el 75% respecto a las líneas vecinas. Siguiendo este criterio, únicamente fue posible seleccionar 6 líneas de FeI y 7 de FeII para la determinación de los parámetros físicos de HD34282.

La figura 5.7 muestra las abundancias de FeI y FeII en función de la anchura equivalente y del potencial de excitación de cada línea. Los dos paneles superiores muestran los parámetros que: a) minimizan las correlaciones de las anchuras equivalentes y los potenciales de excitación de las líneas de FeI respecto de las abundancias medias y b) obtienen las mismas abundancias medias a través de las líneas de FeI y FeII. Los paneles centrales muestran como una disminución de 0.4 dex en el valor de $\log g$ produce una discrepancia significativa en las abundancias medias de FeI y FeII. En los paneles inferiores la T_{ef} es incrementada en 800K, dando lugar a una clara correlación de las anchuras equivalentes de las líneas de FeI con las abundancias y una discrepancia en las abundancias medias calculadas a partir del Fe neutro e ionizado. En todos estos casos, se adoptó un valor medio de la microturbulencia $v_{mic} = 2$ km/s ya que el efecto que este produce en el ensanchamiento de las líneas es despreciable en comparación con el ensanchamiento rotacional.

La tabla 5.6 muestra los parámetros físicos fundamentales de HD 34282 obtenidos en este estudio. Los errores internos en la determinación de los parámetros fueron calculados de la misma manera que la descrita en el capítulo anterior. En la figura 5.8 se muestra una comparación entre el espectro observado de HD 34282 y el espectro sintético generado con VWA con los parámetros físicos que se indican en la Tabla 1.10, para la región espectral situada entre los 5000-5040 Å. Los resultados obtenidos en la determinación de los parámetros físicos se encuentran en perfecto acuerdo con los ya obtenidos por Merín et al. (2004), confirmando sus resultados (ver tabla 5.6). HD 34282 aparece así como una estrella de tipo espectral A temprano, muy cercana a la Secuencia Principal y con metalicidad subsolar. Estos resultados son muy satisfactorios a pesar de las incertidumbres relativamente altas en la determinación de los parámetros físicos. Sin embargo, teniendo en cuenta los problemas ya comentados para la determinación de los parámetros físicos de este tipo de estrellas (determinación del nivel de continuo y efectos de ensanchamiento rotacional) estas incertidumbres son muy similares a las incertidumbres típicas obtenidas en otros estudios para este tipo de estrellas.

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

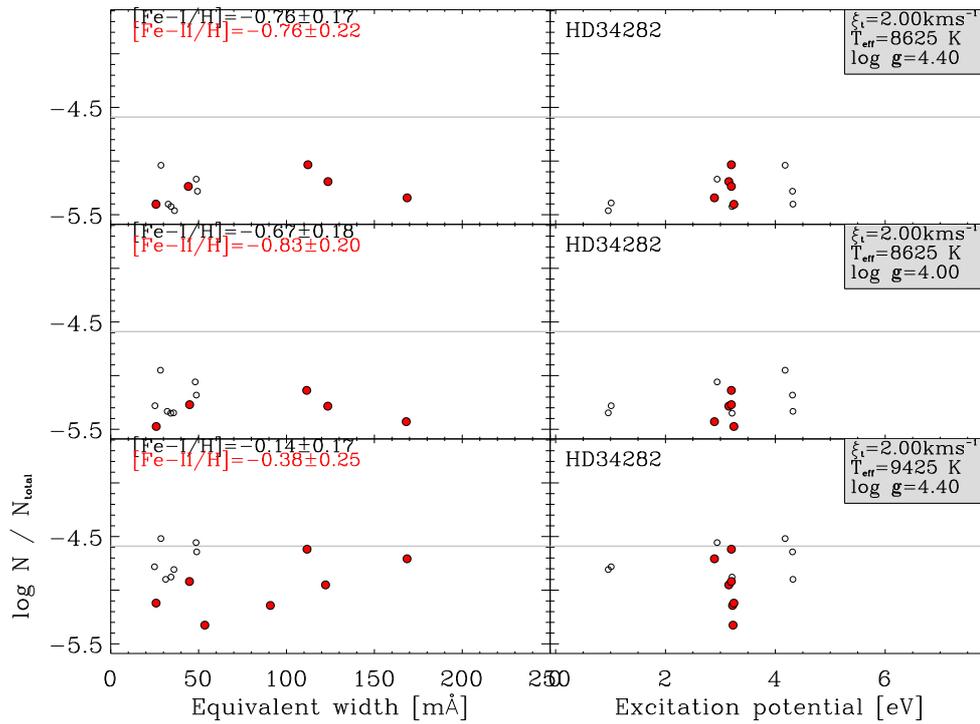


Figura 5.7: Abundancias medias de FeI (círculos huecos) y FeII (círculos sólidos rojos) respecto a la anchura equivalente (paneles izquierdos) y el potencial de excitación (paneles derechos) para diferentes conjuntos de parámetros. La línea horizontal es la correspondiente a la metalicidad solar.

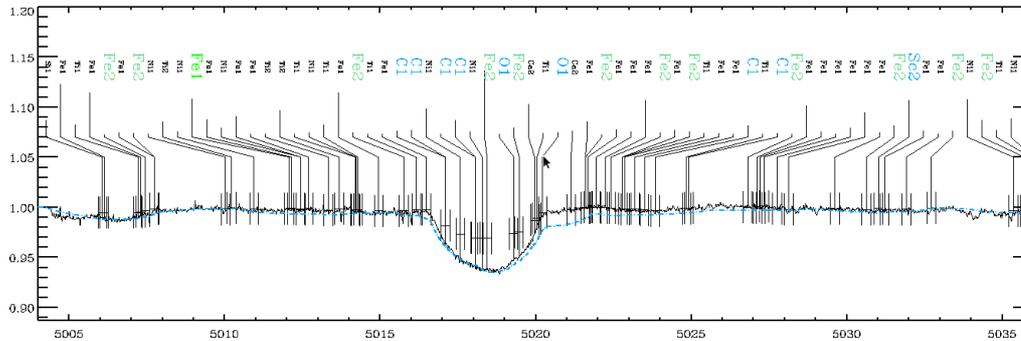


Figura 5.8: Comparación entre el espectro observado (línea negra continua) de HD 34282 y el espectro sintético generado con VWA (línea a trazos azul) con los parámetros físicos que se indican en la tabla 5.6 para la región espectral situada entre los 5000-5040 Å.

Tabla 5.6: Parámetros físicos fundamentales de HD 34282

	HD34282	Merín et al. (2004)
T_{ef}	8625 ± 300 K	8625 ± 250 K
Log g	4.4 ± 0.2 dex	4.20 ± 0.20 dex
Fe/H	-0.76 ± 0.18 dex	-0.80 ± 0.10 dex
$v \sin i$	107.8 ± 3.55 km/s	110 ± 10 km/s

5.6 Conclusiones

Por primera vez se ha llevado a cabo, conjunta y simultáneamente, un estudio de fotometría de alta precisión basada en datos espaciales (MOST) y observaciones fotométricas y espectroscópicas desde tierra para el caso de una estrella PMS δ Scuti.

Se ha realizado un detallado análisis de frecuencias de los datos obtenidos desde diferentes observatorios situados en tierra en sucesivas campañas de observación durante los años 2004 y 2007. Los resultados de este análisis están en muy buen acuerdo con los obtenidos con los datos recogidos por el satélite MOST de forma simultánea en el año 2007. La mayoría de las frecuencias encontradas por MOST han sido confirmadas por las observaciones realizadas desde tierra. Es más, un pico significativo correspondiente a la frecuencia $f_4 = 71.9680$ c/d, ha sido detectado únicamente en los conjuntos de datos obtenidos desde tierra. Este pico probablemente no ha sido detectado en el conjunto de datos del satélite debido a que se encuentra muy cerca de un armónico de su frecuencia orbital ($f_{sat} = 14.199$ c/d). Por otra parte, unos pocos picos sospechosos parecen quedar aún entre los residuos del análisis de frecuencias, por debajo del nivel formal de significancia ($S/R = 4.0$) cuya veracidad ha sido discutida.

Los resultados obtenidos con este estudio pulsacional de HD 34282 muestran algunos resultados muy interesantes acerca del comportamiento pulsacional de la misma. Así, se ha encontrado que varios de los modos excitados muestran variaciones de amplitud entre las campañas de observación realizadas los años 2004 y 2007. En particular, uno de los picos $f_{13} = 57.0595$ c/d, aparece en nuestras observaciones de Tierra de 2007, confirmando los resultados de MOST de ese mismo año, pero no aparece significativo en los datos de Tierra obtenidos en 2004. Además, en la lista de frecuencias detectadas (ver tabla 5.3) observamos patrones de conducta en cuanto al espaciado entre pares de frecuencias. El más significativo es aquel en que $F_1 - F_2 \simeq F_{11} - F_{10} \simeq F_{15} - F_9 \simeq F_7 - F_{13} \simeq 4.0$ c/d.

También se han determinado los parámetros físicos fundamentales de HD 34282 mediante espectroscopía de alta resolución. Los resultados obtenidos se encuentran en muy buen acuerdo con los obtenidos anteriormente por Merín et al. (2004). HD 34282 aparece como una estrella con un tipo espectral A temprano ($T_{ef} = 8625 \text{ K} \pm 300$ K), y una gravedad superficial de $\log g = 4.4 \pm 0.2$ dex. Esto la sitúa dentro de la región de inestabilidad para las pulsaciones tipo δ Scuti, muy cerca de la Secuencia Principal y del borde azul, confirmando que las pulsaciones detectadas en el análisis de frecuencias se deben a este tipo de pulsación.

5. HD 34282: ESTUDIO PULSACIONAL Y DETERMINACIÓN DE SUS PARÁMETROS FÍSICOS FUNDAMENTALES

En cuanto a la determinación de las abundancias, HD 34282 presenta una abundancia relativamente baja en metales de $[Fe/H] = -0.76 \pm 0.18$ dex.

Para finalizar, comentar que durante el estudio del comportamiento pulsacional de HD 34282, la estrella de comparación C2= HD 34086 fue descubierta como una nueva pulsante multiperiodica de tipo γ Dor no conocida hasta la fecha, con al menos tres modos de pulsación excitados ($f_1 = 2.15$, $f_2 = 2.03$ y $f_3 = 1.07$ c/d).

Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS

En este capítulo presentaremos una lista actualizada de todas las estrellas pulsantes PMS conocidas hasta la fecha. De esta manera, trataremos de dar una visión lo más actualizada y amplia posible de las características observacionales de este tipo de objetos incluyendo todas las estrellas PMS pulsantes conocidas y publicadas antes del inicio de este trabajo de investigación en 2007, junto con los nuevos descubrimientos que se han ido realizando hasta Junio de 2012. Dentro de este conjunto de nuevos descubrimientos de PMS pulsantes, se incluyen los obtenidos en este mismo trabajo de tesis. Para ello se ha realizado un exhaustivo trabajo de investigación en la literatura y en los diferentes catálogos existentes con el objetivo de recopilar toda la información posible sobre fotometría (en los sistemas $uvby\beta$ de Strömgren-Crawford y $UBVR_c$ de Johnson-Cousins), los tipos espectrales, las velocidades rotacionales, paralajes (distancias) y pulsaciones detectadas (tipo, frecuencia y amplitud) para cada uno de estos objetos.

6.1 El Catálogo

En las tablas 6.1 y 6.2 se muestran las estrellas PMS pulsantes conocidas hasta Junio de 2012 junto con sus parámetros más significativos y las referencias a los estudios de cada estrella en particular. Por claridad, el catálogo ha sido dividido en dos tablas, una conteniendo las estrellas pulsantes PMS de campo (tabla 6.1) y otra con aquellas estrellas PMS pulsantes que formen parte de cúmulos abiertos jóvenes (tabla 6.2).

Las columnas (1), (2) y (3) del catálogo corresponden a las diferentes identificaciones dadas para cada una de las estrellas. La primera columna corresponde a la nomenclatura de estrellas variables definida en el Catálogo General de Estrellas Variables (GCVS, *General Catalogue of Variable Stars*, Kukarkin et al., 1971). La segunda columna corresponde al nombre de la estrella en el caso de que no exista el anterior, o que este sea utilizado habitualmente en la literatura para referirse a dicha estrella en cuestión. Esto ocurre especialmente en el caso de las estrellas PMS pulsantes situadas en cúmulos jóvenes cuyo nombre viene asociado por lo general al cúmulo al que pertenecen o a casos en los que aún no ha sido incluido el objeto en el GCVS. Por último, la tercera columna corresponde a la identificación dada para dicha estrella en el catálogo de Henry Draper (HD).

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

Las coordenadas ecuatoriales están expresadas respecto al equinoccio de 2000.0 en orden creciente a su ascensión recta (columnas 4 y 5). Los valores de la magnitud visual V (columna 6) provienen en su mayoría los artículos específicos referenciados en la misma tabla, aunque en algunos casos este dato ha sido obtenido de la base de datos SIMBAD (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>).

Los valores de las paralajes así como sus barras de error (columna 7, tabla 6.1), proceden del catálogo de *Hipparcos* (Perryman & ESA, 1997) y del catálogo ASCC 2.5 (Kharchenko, 2001). En el caso de las estrellas pertenecientes a cúmulos jóvenes se ha optado por considerar la distancia al cúmulo al que pertenecen (columna 7, tabla 6.2). Estas distancias junto con sus errores han sido obtenidos de la base de datos WEBDA (<http://www.univie.ac.at/webda/>).

Los tipos espectrales (columna 8) son los indicados en los diferentes artículos individuales en donde dicha estrella ha sido estudiada y referenciados en la misma tabla. De la misma manera, los valores correspondientes a la fotometría $UBVR_c$ de Johnson-Cousins y $uvby\beta$ de Strömngren-Crawford (columnas 9-15, tabla 6.1; columnas 9-14, tabla 6.2) se han tomado, en principio, de los artículos individuales donde se haya estudiado el contenido pulsacional de dicha estrella (referenciados en la misma tabla). En los casos en donde esta información no está disponible, las fuentes fundamentales han sido el catálogo de Rodríguez et al. (2000) y Hauck & Mermilliod (1998) para el caso de la fotometría Strömngren-Crawford y los catálogos de Vieira et al. (2003) y Mermilliod (1994) para el caso de la fotometría Johnson-Cousins. Para las estrellas situadas en cúmulos abiertos, solo se encontraba disponible en los catálogos consultados los valores correspondientes a las bandas UBV de Johnson, por lo que, a diferencia del caso de las estrellas de campo, no se ha incluido en la tabla 6.2 la columna correspondiente a los valores $V-R_c$. En cuanto a las estrellas estudiadas en este mismo trabajo de investigación, los valores de la fotometría Strömngren-Crawford corresponden a los obtenidos en nuestro trabajo.

Los valores de $vsini$ (columna 16, tabla 6.1; columna 15, tabla 6.2) proceden de los artículos individuales referenciados en las tablas. Se han incluido los errores en la determinación de $vsini$ siempre que estos se encontrasen disponibles. En algunos casos estos valores aparecían sin sus correspondientes barras de errores o simplemente de manera aproximada, por lo que se han incluido tal y como aparecen en las fuentes. Los valores de $vsini$ de V1366 Ori (HD 34282), V1185 Tau (PDS 004) y PX Vul son los obtenidos en nuestro trabajo de investigación.

Las columnas 17 a 20 (tabla 6.1) y 16 a 19 (tabla 6.2) indican, respectivamente, el tipo de pulsación de cada estrella, el número de frecuencias encontradas, el valor de la frecuencia principal, y la variación visual pico a pico de dicha frecuencia principal en la curva de luz. La pulsación de algunas de estas estrellas no ha sido aún completamente confirmada por lo que son tratadas únicamente como sospechosas, y marcadas con una S en la columna correspondiente al número de frecuencias encontradas.

Las columnas 21 (tabla 6.1) y 20 (tabla 6.2), indican si la estrella en cuestión se trata de una estrella tipo Herbig Ae/Be o una estrella perteneciente a un cúmulo joven (MC, *miembro de cúmulo*). En algunos casos, la pertenencia de ciertas estrellas a cúmulos jóvenes no está del todo clara, indicándose en esta columna mediante un

signo de interrogación. Finalmente, las dos últimas columnas incluyen las notas, si las hubiera, y las referencias. Estas últimas, por claridad, se han subdividido indicando, con letras mayúsculas las referencias que contienen el descubrimiento de la variabilidad, con letras minúsculas las referencias generales y pulsacionales de cada estrella y, con un número, las referencias que incluyen la fotometría $UBVR_c$ o $uvby\beta$ y el valor de $v\sin i$.

El número total de objetos PMS catalogados hasta la fecha es de 61, de los que 27 son estrellas de campo y 34 estrellas pertenecientes a cúmulos abiertos. De entre las estrellas PMS de campo, 23 presentan pulsaciones tipo δ Scuti (3 de ellas aún por confirmar: UX Ori, CQ Tau y BF Ori), 1 una pulsación híbrida γ Doradus- δ Scuti (CoRoT 102699796) y 3 una posible pulsación β Cephei (HD 50083, HD 174571 y V1685 Cyg, ver Capítulo 2 de esta tesis). En cuanto a las estrellas situadas en cúmulos abiertos, 22 presentan pulsaciones δ Scuti (3 de ellas por confirmar: NGC 6383 54, NGC 6530 28 e IC 4996 1085) y 12 pulsaciones tipo SPB (*Slowly pulsating B*).

Las estrellas de campo UX Ori, CQ Tau y BF Ori, como ya se ha comentado, presentan pulsaciones δ Scuti aún por confirmar. UX Ori y CQ Tau aparecen en el catálogo realizado por Zwintz (2008) basándose en una serie de comunicaciones privadas (ver Notas b y e de tabla 6.1). Hasta la fecha, dichas pulsaciones no han sido confirmadas. La pulsación δ Scuti de BF Ori fue detectada por primera vez por Bernabei et al. (2004) con una variación de 4.7 c/d. En este trabajo de tesis, detectamos que esta misma estrella pulsa con una frecuencia de 5.62 c/d, siendo un alias de 1 c/d de la anterior (ver Capítulo 2, sección 2.5.i). Aún así, la comparación realizada por nosotros entre las amplitudes de las diferentes bandas $uvby$ de Strömgren, no establecían en principio ningún tipo de relación entre las mismas que indicase que esta pulsación se deba a una pulsación δ Scuti. Queda así por confirmar que esta variación se trate realmente de una pulsación δ Scuti en BF Ori.

Un caso especial dentro de este grupo de estrellas PMS de campo es CoRoT 102699796. Ripepi et al. (2011) en base a las observaciones realizadas por el satélite espacial CoRoT detectaron la presencia de cinco frecuencias de oscilación independientes en el rango 3.6-5 c/d en esta estrella. Estas frecuencias de oscilación fueron interpretadas, en base a la teoría de pulsación no radial y modelos de evolución estelar, como correspondientes a modos g de bajo o moderado orden radial. Teniendo en cuenta que la posición en el diagrama HR de CoRoT 102699796 (calculada por estos mismos autores) se encuentra en el lugar donde las bandas de inestabilidad de las pulsantes δ Scuti y γ Doradus se intersectan, esta estrella se presenta posiblemente como la primera estrella pulsante PMS γ Dor- δ Sct híbrida conocida hasta la fecha.

Las pulsaciones β Cephei de HD 50083, HD 174571 y V1685 Cyg encontradas en este trabajo de investigación deben de ser confirmadas aún, como ya se indicó en el Capítulo 2 de esta tesis. Es más, teniendo en cuenta que únicamente ha sido posible situar HD 174571 en el diagrama HR mediante fotometría Strömgren-Crawford (ver Capítulo 3, sección 3.6), y esta se encuentra muy próxima a la Secuencia Principal, sería conveniente determinar sus parámetros físicos fundamentales mediante espectroscopía para confirmar su naturaleza PMS. En el caso de que tanto las pulsaciones como la naturaleza PMS de estas estrellas fuesen confirmadas, estas estrellas serían las primeras de su clase detectadas hasta el momento.

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

En cuanto a las estrellas PMS situadas en cúmulos abiertos, las pulsaciones detectadas son en su mayoría de tipo δ Scuti o, en algunos casos, de tipo SPB. Hasta el momento no se ha detectado ningún otro tipo de pulsación (γ Doradus, β Cephei) en estas estrellas. En algunos casos, la pertenencia al cúmulo en el que se encuentran situadas está aún por confirmar (ver columna (20) de tabla 6.2). De la misma manera, las pulsaciones de las estrellas NGC 6383 54, NGC 6530 28 e IC 4996 1085 quedan aún por confirmar, apareciendo únicamente como sospechosas (ver columna (17), tabla 6.2).

Hay que decir que, algunas de las estrellas clasificadas como SPB por Zwintz et al. (2009a) (NGC 2264 +09 185, NGC 2264 7, NGC 2264 88, NGC 2264 109, NGC 2264 158 y NGC 2264 212), presentan unas frecuencias principales demasiado pequeñas (≤ 0.2 c/d) para una pulsación de este tipo (situadas típicamente entre 0.2 - 2 c/d). Por otra parte, NGC 2264 158 también clasificada como pulsante SPB por los mismos autores, presenta una frecuencia ($\nu_{prin} = 6.5$ c/d) demasiado grande para este tipo de pulsación. Teniendo esto en cuenta, la clasificación de estas estrellas como pulsantes SPB debe tratarse con cautela, siendo necesario realizar una revisión de esta clasificación con la intención de descartar otras posibles causas que originen estas variaciones.

Como se ha indicado anteriormente, las paralajes de las estrellas PMS de campo son las correspondientes a las obtenidas por HIPPARCOS. Únicamente en el caso de 5 de ellas (V350 Ori, CoRoT 102699796, VV Ser, PX Vul y V375 Lac) estos valores no han sido encontrados en la literatura. Como puede apreciarse (ver columna 7 de tabla 6.1), los errores de las paralajes son muy grandes, con unos errores relativos en su mayoría por encima del 20%. Este hecho, como veremos más adelante (sección 6.3.a), tiene un efecto muy importante en los errores en la determinación de las magnitudes absolutas de estas estrellas mediante el uso de las distancias. En el caso de las estrellas situadas en cúmulos abiertos, todas ellas disponen de medidas de la distancia, al considerar en todos los casos la distancia del cúmulo al que se encuentran asociadas.

En cuanto a los valores de $vsini$, estos proceden en todos los casos de los artículos individuales donde este valor ha sido medido para dicha estrella, generalmente mediante su determinación con espectroscopía. En el caso de las estrellas PMS de campo, únicamente 6 de ellas no disponen de este valor en la literatura (V1409 Ori, V350 Ori, V351 Ori, V1247 Ori, V1206 Ori, V1685 Cyg y V375 Lac, ver columna 16 de tabla 6.1). Los valores de $vsini$ de PDS 004 y PX Vul son los determinados en este trabajo de tesis (ver tabla 4.3). Por el contrario, la mayoría de las estrellas situadas en cúmulos abiertos no disponen en la literatura de los valores de $vsini$, ya sea porque no han sido determinados o porque no se hayan publicado aún, y solamente en el caso de 6 de ellas (NGC 2244 CDZ 45, NGC 2244 CDZ 62, HD 261230, V588 Mon, HD 261387 y V589 Mon) estos valores están disponibles.

Por último, casi todas las estrellas PMS de campo disponen de fotometría $UBVR_c$ exceptuando V350 Ori. β Pic cuenta solamente con fotometría BVR_c y CoRoT 102699796 únicamente con fotometría en las bandas BV . Del mismo modo, casi todas ellas cuentan con fotometría Strömgren-Crawford a excepción de PDS 2, CoRoT 102699796, V1026 Sco y V375 Lac. En cuanto a las estrellas situadas en cúmulos, la mayoría dispone de fotometría en las bandas UBV , con la excepción de NGC 2244 CDZ 45, HD 261054, NGC 2264 +09 185, HD 261230, HD 47469, HD 261387, NGC

6823 230 y NGC 6823 279, en donde solo se cuenta con fotometría en las bandas *BV*. Por otra parte, al contrario que las estrellas PMS de campo, la mayoría de estas estrellas no disponen de fotometría Strömgren-Crawford, a excepción de 11 de ellas que sí cuentan con estos valores y 3 que cuentan únicamente con fotometría en las bandas *uvby* de Strömgren.

Tabla 6.1: Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS de campo

Nombre1	Nombre2	HD	α	δ	V	Paralaje	Tipo	$U-B$	$B-V$	$V-R$	$b-g$	m_1	c_1	β	$vsini$	Pulsación	Num.	$\nu_{prin.}$	ΔV	Tipo	Notas	Ref.
(1)	(2)	(3)	J(2000)	J(2000)	(mag)	(mas)	Esppectral	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(mag)	(km/s)	(17)	(18)	(c/d)	(mmag)	(21)	(22)	(23)
...	PDS 2	...	01:17:43.5	-52:33:30.8	10.73	9.68 (± 29.60)	F2	0.01	0.38	0.23	175	δ Scuti	4	27.6	8	HAe	...	C,l,v,34
V1185 Tau	PDS 4	...	03:39:00.56	+29:41:45.70	10.74	81.10 (± 51.10)	A5e	0.23	0.37	0.21	0.241	0.144	0.948	2.839	80 (± 7)	δ Scuti	1	53.3	17	HAe	c	T,z,34,37
IP Per	...	278937	03:40:47.0	+32:31:53.7	10.40	42.29 (± 29.70)	A7 V	0.15	0.340	0.33	0.239	0.144	0.834	2.763	70 (± 20)	δ Scuti	9	22.9	6	HAe	...	N,q,v,20,28
UX Ori	...	293782	05:04:30.0	-03:47:14.3	9.60	0.69 (± 2.47)	A3e	0.34	0.37	0.41	0.125	0.181	1.061	2.908	215 (± 15)	δ Scuti?	S	HAe	e	v,10,12,22
V1366 Ori	...	34282	05:16:00.5	-09:48:35.4	9.84	6.10 (± 2.30)	A0e	0.170	0.170	0.10	0.126	0.174	1.001	2.918	107.8 (± 3.55)	δ Scuti	22	79.4	13	HAe	...	A,c,v,z,1,34,37
...	PDS 178	35187	05:24:01.17	+24:57:37.58	7.78	6.65 (± 2.45)	A2e	0.08	0.25	0.16	0.171	0.157	0.830	2.786	105 (± 9)	δ Scuti	1	63.9	7	HAe	c	T,z,3,34,37
V346 Ori	...	287841	05:24:42.8	+01:43:48.3	10.14	1.50 (± 2.02)	A5 III	0.110	0.330	0.16	0.169	0.180	0.811	2.773	~ 130	δ Scuti	13	35.1	4	HAe	...	K,b,n,v,2,34
...	BD -081128	35929	05:27:42.8	-08:19:38.4	8.20	0.88 (± 0.93)	F0 III	0.14	0.42	0.37	0.267	0.168	0.767	2.693	70 (± 5)	δ Scuti	1	5.1	...	HAe	...	K,k,v,10,21
V1409 Ori	PDS 184	244314	05:30:19.03	+11:20:19.90	10.20	6.00 (± 28.50)	A1ab:e	0.12	0.20	0.14	0.118	0.192	0.870	2.736	...	δ Scuti	1	45.3	16	HAe	c	T,z,34,37
...	PDS 183	36112	05:30:27.53	+25:19:57.08	8.31	4.89 (± 1.16)	A3e/A5IVe	0.12	0.28	0.18	0.180	0.181	0.880	2.816	59	δ Scuti	2	28.4	7	HAe	c	T,z,34,37
V350 Ori	05:40:11.77	-09:42:11.05	10.40	...	A0/A1	0.149	0.247	1.169	2.900	...	δ Scuti	1	57.1	7	HAe	c	T,z,37
V351 Ori	PDS 201	38238	05:44:18.8	+00:08:40.4	8.92	3.51 (± 1.59)	A7 IIIe	0.230	0.350	0.210	0.236	0.170	1.003	2.805	...	δ Scuti	5	15.7	46	HAe	...	K,p,v,10,34
CQ Tau	...	36910	05:35:58.0	+24:44:54.0	10.27	10.05 (± 2.01)	F2 IVe	0.450	0.760	0.740	0.429	0.214	0.781	2.778	110 (± 20)	δ Scuti?	1?	HAe	b	v,3,12,37
BF Ori	05:37:13.3	-06:35:00.6	10.30	0.67 (± 1.80)	A5 II-IIIe	0.34	0.35	0.22	0.267	0.157	1.221	2.892	37 (± 2)	δ Scuti?	1?	5.6	20	HAe	c	B,a,v,z,22,35,37
V1247 Ori	PDS 192	290764	05:38:05.3	-01:15:21.7	9.82	32.40 (± 25.10)	A5 III	0.090	0.320	0.200	0.193	0.213	0.831	2.712	...	δ Scuti	1	10.3	32	HAe	...	H,j,v,34,37
β Pic	...	39060	05:47:17.1	-51:03:59.5	3.86	51.87 (± 0.51)	A5 V	...	0.170	0.120	0.094	0.196	0.891	2.859	130 (± 4)	δ Scuti	3	47.1	3	HAe	...	G,g,v,7,10,31
...	CoRoT 102699796	...	06:43:38.5	-01:07:46.5	15.51	...	F1 V	...	0.82	50 (± 5)	δ Scuti/ γ Dor	11	6.6	7	HAe	...	P,s,4,29
...	PDS 225	50083	06:51:45.75	+05:05:03.86	6.91	-0.26 (± 0.93)	B2 IIe	-0.77	0.04	0.12	0.104	-0.002	-0.039	2.440	225	β Cephei	1	6.4	6	HBe	c	T,z,34,37
DX Cha	PDS 61	104237	12:00:05.1	-78:11:34.6	6.60	8.61 (± 0.53)	A4 V	-0.210	0.210	0.17	0.124	0.184	0.783	2.762	12 \pm 2	δ Scuti	2,3?	33.3	22	HAe	...	E,i,v,6,30,34
V1026 Sco	PDS 76	142666	15:56:40.2	-22:01:40.0	8.81	3.28 (± 10.89)	A8 Ve	0.250	0.500	0.32	δ Scuti	12	22.0	5	HAe	...	l,v,w,34
V856 Sco	HR 5999	144668	16:08:34.3	-39:06:18.3	6.98	4.81 (± 0.87)	A7 III/IVe	0.212	0.326	0.31	0.209	0.156	1.026	2.757	180 (± 20)	δ Scuti	1	4.8	14	HAe	...	H,h,v,3,19,30,35
VV Ser	18:28:49.0	+00:08:39.0	11.50	...	A2e	0.42	0.910	0.66	0.618	0.015	0.720	2.603	229 (± 9)	δ Scuti	2,3?	6.1	12	HAe	c	O,d,r,v,13,22,37
...	PDS 545	174571	18:50:47.18	+08:42:10.09	8.84	0.47 (± 1.82)	B1.5V/B3V:pe	-0.25	0.59	0.38	0.498	-0.153	0.328	2.558	238	β Cephei	1	4.5	10	HBe	c	T,z,34,37
WW Vul	...	344361	19:25:58.7	+21:12:31.0	10.51	47.7 (± 26.89)	A3e	0.41	0.41	0.40	0.264	0.171	1.002	2.819	220 (± 22)	δ Scuti	1?	~ 5.0	...	HAe	c	B,a,v,12,22,37
PX Vul	19:26:40.3	+23:53:49.0	11.67	...	F0 Ve	0.29	0.83	0.58	0.423	0.025	0.347	2.635	74 (± 1)	δ Scuti	2?	5.0	...	HAe	c	B,a,v,z,23,37
V1685 Cyg	BD +404124	...	20:20:28.24	+41:21:51.56	10.70	9.25 (± 2.23)	B3e	-0.28	0.79	1.06	0.597	-0.119	-0.219	2.384	...	β Cephei	1	7.1	8	HBe	c	T,z,12,37
V375 Lac	22:34:40.9	+40:40:05.0	12.94	...	A7e	0.68	0.85	0.92	δ Scuti	1,2?	5.2	...	HAe	...	B,a,v,12

Tabla 6.2: Catálogo actualizado de estrellas pulsantes PMS en cúmulos jóvenes

Nombre1	Nombre2	HD	α J(2000)	δ J(2000)	V (mag)	Distancia (pc)	Tipo Espectral	$U-B$ (mag)	$B-V$ (mag)	$b-y$ (mag)	m_1 (mag)	c_1 (mag)	β (14)	$vsini$ (km/s)	Pulsación (16)	Num. frec.	$\nu_{prin.}$ (c/d)	ΔV (mmag)	Tipo (20)	Notas (21)	Ref. (22)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	(21)	(22)
V705 Per	IC 348 H254	...	03:44:31.2	+32:06:22.1	10.60	348 (± 43)	F0/A8 III-IV	0.55	0.97	δ Scuti	4	7.4	10	MC	a	M.o.v.33
...	NGC 2244 CDZ 45	...	06:33:35.7	+05:16:40.6	10.93	1550 (± 150)	B9 V	...	0.011	0.179	0.052	0.478	2.731	~ 8	SPB	3	0.6	76	MC?	...	F.e.8,9,25
...	NGC 2244 CDZ 62	...	06:33:43.2	+04:55:54.3	11.30	1550 (± 150)	B5 V	-0.12	0.41	0.320	0.030	0.540	2.748	~ 8	SPB	2	0.4	36	MC?	...	F.e.8,9,17
...	NGC 2264 +09 179	261054	06:38:09.2	+09:29:05.2	9.80	721 (± 126)	B3e	...	0.20	SPB	8	2.0	11	MC	...	S.x.16
...	NGC 2264 +09 185	...	06:38:31.1	+09:38:29.4	11.30	721 (± 126)	B9 V	...	0.369	SPB	6	0.2	24	MC	...	S.x.18
...	...	261230	06:38:47.2	+09:28:25.2	9.39	721 (± 126)	A7V/F2V	...	0.496	104	δ Scuti	7	19.6	6	MC?	d	S.x.18,26
V588 Mon	NGC 2264 2	261331	06:39:05.9	+09:41:03.4	9.73	721 (± 126)	A7 III/IV	0.145	0.240	0.136	0.187	0.992	2.784	130 (± 20)	δ Scuti	21	5.1	12	MC	...	D.f.v.y.14,19,30
...	NGC 2264 7	47469	06:39:11.2	+09:38:45.5	7.8	721 (± 126)	B5/B3 V	...	0.11	SPB	22	0.05	2	MC	...	S.x.16
...	NGC 2264 +09 206	261387	06:39:20.8	+09:33:51.0	10.6	721 (± 126)	A2/A1 V	...	0.181	0.093	0.181	0.971	2.874	140 (± 10)	δ Scuti	4	34.7	7	MC	c	S.x.z.18,36,37
V589 Mon	NGC 2264 20	261446	06:39:28.4	+09:42:04.1	10.32	721 (± 126)	F2 III	0.10	0.43	0.243	0.225	0.719	2.706	60 (± 10)	δ Scuti	37	6.5	23	MC	...	D.f.v.y.14,19,30
...	NGC 2264 39	261711	06:40:16.2	+09:17:13.1	11.32	721 (± 126)	A2 V	0.100	0.120	δ Scuti	2	61.5	30	MC	...	S.x.19
...	NGC 2264 88	261810	06:40:43.2	+09:46:01.7	9.20	721 (± 126)	B8/B5 V	-0.639	-0.107	-0.039	0.081	0.303	2.696	...	SPB	17	0.07	3	MC	...	S.x.10,19
...	NGC 2264 104	...	06:40:49.5	+09:53:23.0	11.4	721 (± 126)	A5 IV	0.139	0.230	0.150	0.171	0.862	2.772	...	δ Scuti	3	35.2	19	MC	...	S.x.10,19
...	NGC 2264 107	48012	06:40:51.1	+10:01:43.9	8.80	721 (± 126)	B9/A0	-0.417	-0.062	-0.025	0.106	0.536	2.757	...	SPB	5	2.8	13	MC	...	S.x.10,19
...	NGC 2264 109	261878	06:40:51.5	+09:51:49.4	9.20	721 (± 126)	A0/B5 V	-0.577	-0.113	-0.044	0.106	0.386	2.725	...	SPB	14	0.15	3	MC	...	S.x.10,19
...	NGC 2264 142	261938	06:41:01.9	+09:52:48.0	9.00	721 (± 126)	B6 V	-0.532	-0.087	SPB	3	6.5	1	MC	...	S.x.19
...	NGC 2264 152	261903	06:41:02.9	+09:27:23.5	9.20	721 (± 126)	B9/B8 V	-0.390	-0.065	-0.020	0.116	0.596	2.742	...	SPB	2	3.2	5	MC	...	S.x.10,19
...	NGC 2264 158	261937	06:41:04.6	+09:54:43.9	10.4	721 (± 126)	B8/A5 V	0.105	0.358	SPB	8	0.09	25	MC	...	S.x.19
...	NGC 2264 212	47961	06:41:27.3	+09:51:14.4	7.5	721 (± 126)	B2 V	-0.758	-0.147	-0.077	0.085	0.228	2.674	...	SPB	27	0.06	2	MC	...	S.x.10,19
V486 Sco	NGC 6383 27	...	17:34:37.9	-32:36:18.5	12.60	1200 (± 157)	A5 IIIp	0.975	0.659	0.460	0.118	0.921	δ Scuti	5	14.4	25	MC,HAe	...	Q.t.v.24,27
...	NGC 6383 55	...	17:34:48.0	-32:37:24.0	12.83	1200 (± 157)	...	1.111	0.672	0.435	0.114	1.076	δ Scuti	1	19.0	42	MC?	...	Q.t.v.24,27
...	NGC 6383 54	...	17:34:55.1	-32:35:30.9	12.34	1200 (± 157)	F0 Ve	0.574	0.578	0.367	0.127	0.644	δ Scuti?	S	MC?	...	Q.t.v.24,27
...	NGC 6530 13	...	18:04:00.1	-24:15:02.6	13.35	1537 (± 237)	...	0.274	0.452	δ Scuti	7	43.4	8	MC?	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 28	...	18:04:09.9	-24:12:21.1	13.23	1537 (± 237)	...	0.346	0.415	δ Scuti?	S	18.0	2	MC?	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 38	...	18:04:13.9	-24:13:28.0	12.17	1537 (± 237)	A0/A5	0.363	0.531	δ Scuti	9	7.2	13	MC	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 53	...	18:04:20.7	-24:24:55.7	13.07	1537 (± 237)	A1 III	0.348	0.648	δ Scuti	5	15.6	60	MC	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 57	...	18:04:21.8	-24:15:46.9	13.67	1537 (± 237)	...	0.422	0.632	δ Scuti	1	19.2	14	MC?	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 78	...	18:04:30.8	-24:23:42.1	13.97	1537 (± 237)	...	0.298	0.610	δ Scuti	3	38.5	5	MC?	...	R.u.v.32
...	NGC 6530 159	...	18:04:42.3	-24:18:03.5	13.59	1537 (± 237)	...	0.263	0.435	δ Scuti	2	46.6	3	MC?	...	R.u.v.32
...	NGC 6823 230	...	19:43:06.8	+23:16:37.8	14.60	2377 (± 688)	0.930	δ Scuti	2	12.7	...	MC?	...	L.m.v.15
...	NGC 6823 279	...	19:43:06.8	+23:17:49.6	14.50	2377 (± 688)	0.920	δ Scuti	2	13.9	...	MC?	...	L.m.v.15
...	IC 4996 201	...	20:16:22.0	+37:39:31.0	15.21	1651 (± 155)	A5	0.440	0.800	δ Scuti	1	31.9	9	MC	...	R.u.v.5
...	IC 4996 171	...	20:16:30.0	+37:39:32.8	15.03	1651 (± 155)	A4	0.430	0.750	δ Scuti	1	33.6	15	MC	...	R.u.v.5
...	IC 4996 1085	...	20:16:43.9	+37:42:26.5	15.30	1651 (± 155)	A3	0.360	0.720	δ Scuti?	S	MC	...	R.u.v.5

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

- Referencias acerca del descubrimiento de la variabilidad:

A: Amado et al. (2004)
B: Bernabei et al. (2004)
C: Bernabei et al. (2007)
D: Breger (1972)
E: Donati et al. (1997)
F: Gruber et al. (2012)
G: Koen (2003)
H: Kurtz & Marang (1995)
I: Kurtz & Müller (2001)
J: Lampens & Rufener (1990)
K: Marconi et al. (2000)
L: Pigulski et al. (2000a)
M: Ripepi et al. (2002)
N: Ripepi et al. (2006)
O: Ripepi et al. (2007)
P: Ripepi et al. (2011)
Q: Zwintz et al. (2005)
R: Zwintz & Weiss (2006)
S: Zwintz et al. (2009a)
T: Este trabajo de investigación.

- Referencias generales y pulsacionales:

a: Bernabei et al. (2004)
b: Bernabei et al. (2009)
c: Casey et al. 2012 (en preparación)
d: Chavarría-K. et al. (1988)
e: Gruber et al. (2012)
f: Kallinger et al. (2008)
g: Koen (2003)
h: Kurtz & Marang (1995)
i: Kurtz & Müller (1999)
j: Lampens & Rufener (1990)
k: Marconi et al. (2000)
l: Marconi et al. (2010)
m: Pigulski et al. (2000a)
n: Pinheiro et al. (2003)
o: Ripepi et al. (2002)
p: Ripepi et al. (2003)
q: Ripepi et al. (2006)
r: Ripepi et al. (2007)
s: Ripepi et al. (2011)
t: Zwintz et al. (2005)
u: Zwintz & Weiss (2006)
v: Zwintz (2008)
w: Zwintz et al. (2009b)
x: Zwintz et al. (2009a)
y: Zwintz et al. (2011)
z: Este trabajo de investigación.

- Referencias sobre las fuentes de fotometría ($UBV, uvby\beta$) y $vsini$:

- 1: Amado et al. (2004)
- 2: Bernabei et al. (2009)
- 3: Boehm & Catala (1995)
- 4: COROT Team (2012)
- 5: Delgado et al. (1998)
- 6: Donati et al. (1997)
- 7: Ducati (2002)
- 8: Gruber et al. (2012)
- 9: Handler (2011)
- 10: Hauck & Mermilliod (1998)
- 11: Herbig & Bell (1988)
- 12: Herbst & Shevchenko (1999)
- 13: Hillenbrand et al. (1992)
- 14: Kallinger et al. (2008)
- 15: Kharchenko (2001)
- 16: Kislyuk et al. (2000)
- 17: Massey et al. (1995)
- 18: Mayne et al. (2007)
- 19: Mermilliod (1994)
- 20: Miroshnichenko et al. (2001)
- 21: Miroshnichenko et al. (2004)
- 22: Mora et al. (2001)
- 23: Oudmaijer et al. (2001b)
- 24: Paunzen et al. (2007)
- 25: Perryman & ESA (1997)
- 26: Pribulla et al. (2009)
- 27: Rauw et al. (2010)
- 28: Ripepi et al. (2006)
- 29: Ripepi et al. (2011)
- 30: Rodríguez et al. (2000)
- 31: Sung et al. (2000)
- 32: Royer et al. (2002)
- 33: Trullols & Jordi (1997)
- 34: Vieira et al. (2003)
- 35: de Winter et al. (2001)
- 36: Zwintz et al. (2009a)
- 37: Este trabajo de investigación.

- Notas:

a: En este caso la frecuencia presentada en la columna $\nu_{prin.}$ no corresponde a la principal, sino a f_4 . Se indica esta frecuencia puesto que es la correspondiente a la pulsación δ Scuti ya que las otras frecuencias detectadas por Ripepi et al. (2002) son: $f_1 = 0.157$ c/d, $f_2 = 0.283$ c/d y $f_3 = 0.931$ c/d.

b: Zwintz (2008) refiere esta pulsación como una comunicación privada de M.Marconi y V.Ripepi.

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

c: Ver el Capítulo 2 de esta tesis acerca del análisis pulsacional de estas estrellas.

d: La probabilidad de que HD261230 pertenezca al cúmulo NGC 2264 es relativamente baja atendiendo a las medidas realizadas de sus movimientos propios ([Zwintz et al., 2009a](#)).

e: La pulsación de esta estrella la refiere [Zwintz \(2008\)](#) en base a una comunicación privada de P.J. Amado.

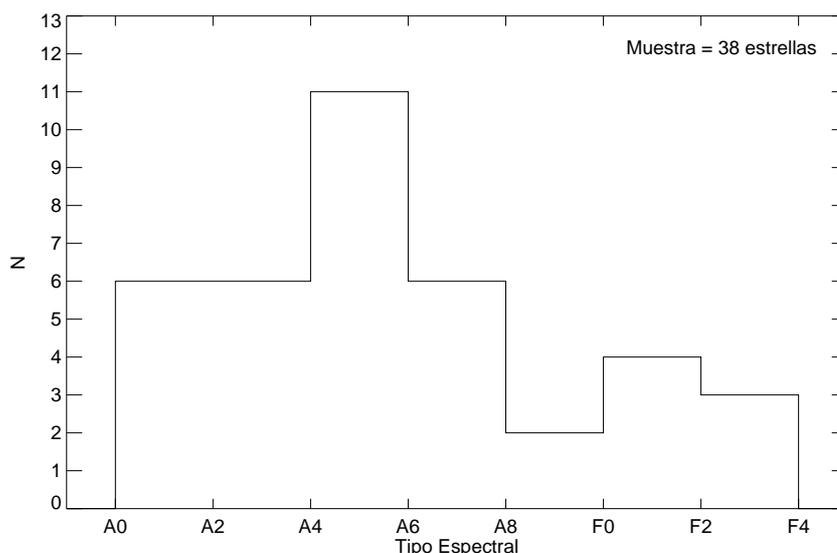


Figura 6.1: Distribución de las pulsantes PMS tipo δ Scuti en el catálogo (N) en función del tipo espectral.

6.2 Contenido del catálogo

En esta sección realizaremos un estudio acerca del contenido del catálogo restringiéndolo únicamente a las estrellas PMS δ Scuti del mismo. Esto es así ya que la introducción en dicho estudio de las estrellas SPB y β Cephei incluidas en el catálogo daría lugar a sesgos en la interpretación de los resultados. Por otra parte, uno de los objetivos fundamentales de este trabajo de investigación consiste en determinar las propiedades de las estrellas PMS pulsantes δ Scuti y establecer observacionalmente los límites de la banda de inestabilidad donde estas pulsaciones tienen lugar.

Las figuras 6.1 a 6.7 muestran los resultados del contenido de este catálogo para el caso de las estrellas PMS δ Scuti.

En la figura 6.1 se observa la distribución en función del tipo espectral. Como puede observarse, la mayoría se agrupan en torno a los tipos espectrales A0 a A8 (76% de las estrellas de la muestra), con un pico en A4-A6. A pesar de solo contar con 38 estrellas en la muestra con tipos espectrales catalogados en la literatura, esta distribución es inversa a la obtenida por Rodríguez et al. (2000) (R00 en adelante) en su catálogo de estrellas δ Scuti evolucionadas. En la Fig.1 de R00 se observa como la mayoría de las estrellas se agrupan en torno a las clases A6 a F2, con un pico en F0-F1. Es más, la tendencia de la distribución es claramente ascendente a medida que nos desplazamos desde la clase A0 a la clase F2. Por el contrario, en el caso de las estrellas PMS δ Scuti, estas parecen agruparse en torno a las clases más tempranas disminuyendo progresivamente a medida que nos desplazamos hacia las clases más tardías. A la vista de este resultado parece que las estrellas PMS δ Scuti pueblan en mayor medida la región más cercana al borde azul de la banda de inestabilidad, al contrario que sus contrapartidas más evolucionadas que parecen poblar más densamente el borde rojo. Esto, como se verá más adelante, es confirmado

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

en la figura 6.9 donde observamos que la mitad azul de la región δ Scuti se encuentra mucho más poblada (29 objetos) que la mitad roja (solo 13 objetos). Ya sea un efecto de selección debido al pequeño número de estrellas de nuestra distribución (38 estrellas frente a los 345 objetos catalogados en la Fig.1 de R00) o que realmente se deba a alguna razón astrofísica es algo de lo que únicamente por el momento podemos especular, pero podría significar una preferencia por este tipo de objetos a pulsar en modos de pulsación altos según las predicciones de los modelos teóricos. Habría que confirmar que los periodos de pulsación observados en cada uno de estos objetos son efectivamente pequeños, como parece ser el caso (ver figura 6.5).

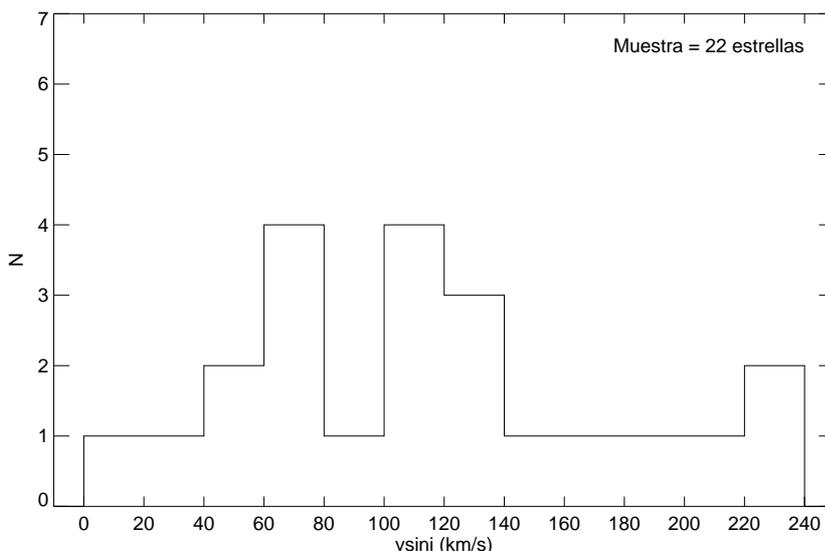


Figura 6.2: Distribución de las pulsantes PMS δ Scuti en el catálogo (N) en función de la velocidad de rotación ($vsini$).

En la figura 6.2 se observa la distribución en función de la velocidad de rotación. Es evidente que nuestra muestra es demasiado pequeña para obtener conclusiones generales acerca de esta distribución, pero parece que las estrellas PMS δ Scuti pueden presentar cualquier valor de $vsini$, aunque con preferencia hacia los valores situados en el rango 60-140 km/s (con $\langle vsini \rangle = 100 \pm 24$ km/s), muy parecido al valor $\langle vsini \rangle = 109 \pm 58$ km/s obtenido en R00 para el caso de las estrellas δ Scuti en la Secuencia Principal. Por otra parte, el pico a velocidades de rotación bajas ($vsini \leq 40$ km/s) que domina la distribución en las δ Scuti de Secuencia Principal, desaparece, probablemente debido a que no contamos con PMS δ Scuti de gran amplitud en nuestra muestra (como se explica en R00 respecto a la limitación de las amplitudes de pulsación a medida que aumenta la velocidad de rotación). De hecho, si observamos la figura 6.3, parece observarse también una cierta tendencia a disminuir las amplitudes de pulsación a medida que aumenta la velocidad de rotación.

La figura 6.4 muestra la distribución de nuestra muestra de objetos pulsantes PMS δ Scuti en función de las amplitudes medias de variación de luminosidad (ΔV). Como se observa, la mayoría de estas estrellas presentan pequeñas amplitudes en sus oscilaciones con un pico situado en $\Delta V = 5-10$ mmag. De hecho, el 75% de las estrellas presentan amplitudes por debajo de 20 mmag. Es más, el número de variables conocidas aumenta exponencialmente al disminuir la amplitud de las oscilaciones. Esto

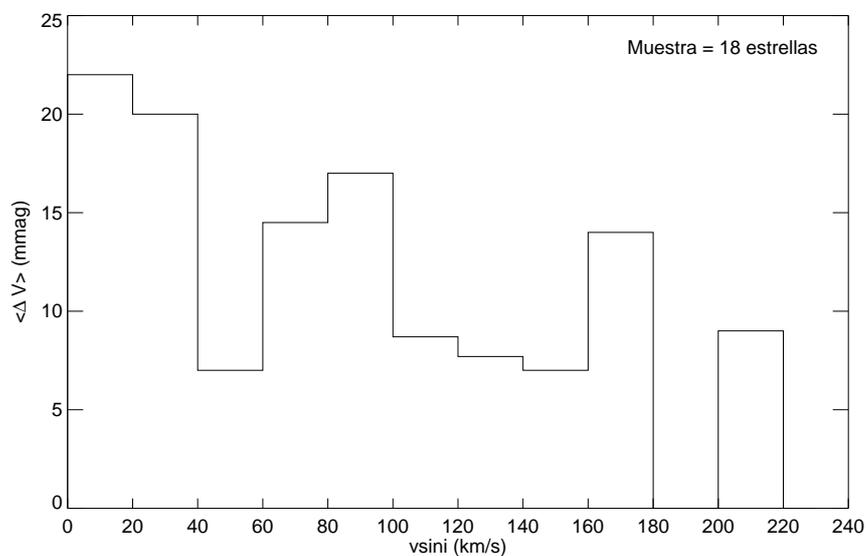


Figura 6.3: Amplitud visual media (ΔV) frente a la velocidad de rotación ($v \sin i$) para las pulsantes PMS δ Scuti.

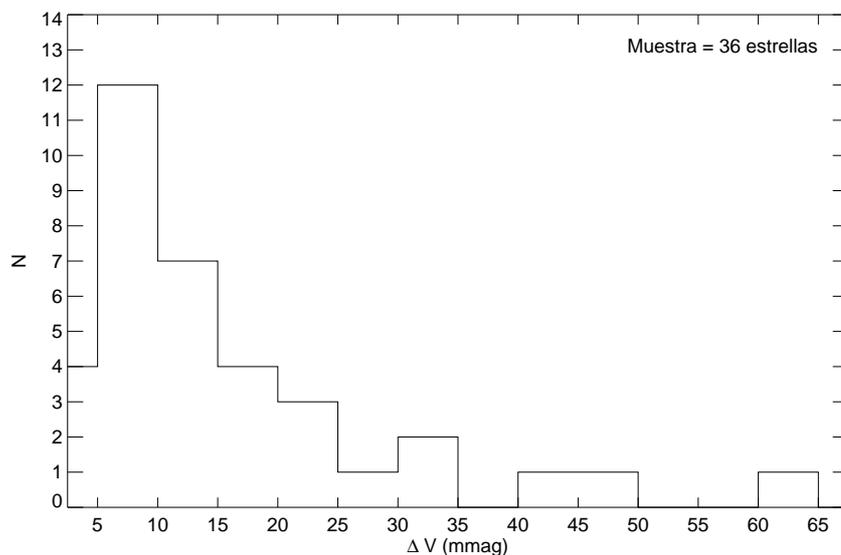


Figura 6.4: Distribución de las PMS δ Scuti en el catálogo (N) en función de la amplitud visual media (ΔV).

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

puede ser explicado como un efecto de selección en el sentido de que, en realidad, existen muchas pulsantes con amplitudes muy pequeñas y a medida que se va mejorando la precisión en la toma de medidas, y disminuyendo por tanto el umbral de detección de las pulsaciones, se van descubriendo progresivamente un mayor número de pulsantes con oscilaciones de muy pequeña amplitud. Este hecho está siendo confirmado en los últimos años por los resultados obtenidos por las misiones espaciales en curso (MOST, CoRoT, KEPLER). Esto explicaría también el hecho de que solamente se encuentren catalogados 4 objetos con $\Delta V < 5$ mmag (ver figura 6.4). Mejorando la precisión en las observaciones, muy probablemente se encontrarían muchos más objetos con amplitudes situadas en este rango de variaciones de muy pequeña amplitud.

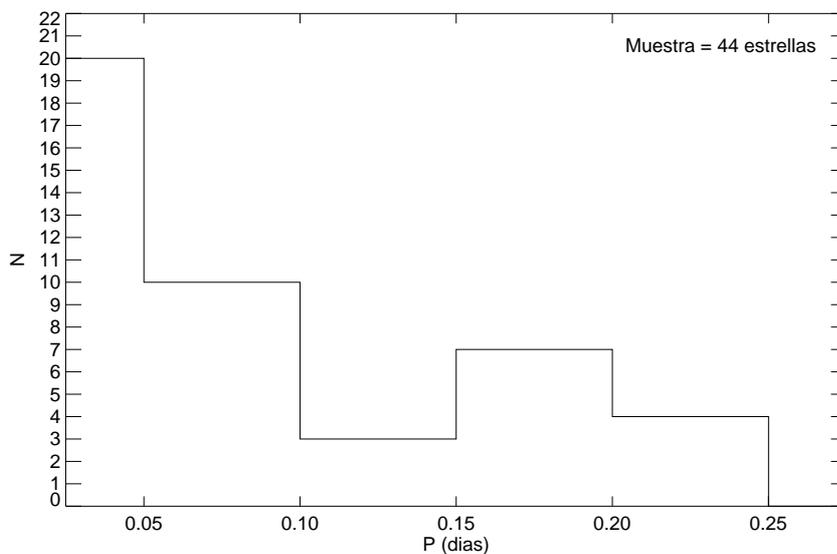


Figura 6.5: Distribución de las pulsantes PMS tipo δ Scuti en el catálogo (N) en función de los periodos (P).

La figura 6.5 muestra la distribución de objetos en función de los periodos. Se observa claramente que la mayoría de las estrellas PMS δ Scuti detectadas presentan cortos periodos de pulsación (el 45% de ellas tienen periodos por debajo de 0.05 días y el 68% periodos menores que 0.10 días) decreciendo el número de variables a medida que el periodo aumenta. Esto indica que las pulsantes PMS δ Scuti tienden a presentar periodos de pulsación muy cortos o, lo que es lo mismo, modos de pulsación excitados de orden radial alto. Esto está en muy buen acuerdo con el hecho observado en las figuras 6.1 y 6.9 en donde estos objetos parecen poblar preferentemente la parte azul de la región de inestabilidad tipo δ Scuti que la parte roja de la misma. No obstante, la preferencia de estos objetos por los periodos muy cortos (figura 6.5) junto con las pequeñas amplitudes de oscilación (figura 6.6) también debe tener una componente importante de efecto de selección ya que a bajas amplitudes de oscilación es más fácil detectar oscilaciones de corto periodo que de largo periodo. Sin embargo, con el desarrollo y lanzamiento de misiones espaciales en los últimos años, es muy probable que sea posible comenzar a detectar un número mayor de estrellas PMS δ Scuti con periodos largos y amplitudes pequeñas eliminando progresivamente la porción de sesgo observacional que pueda haber en la distribución de la figura 6.5.

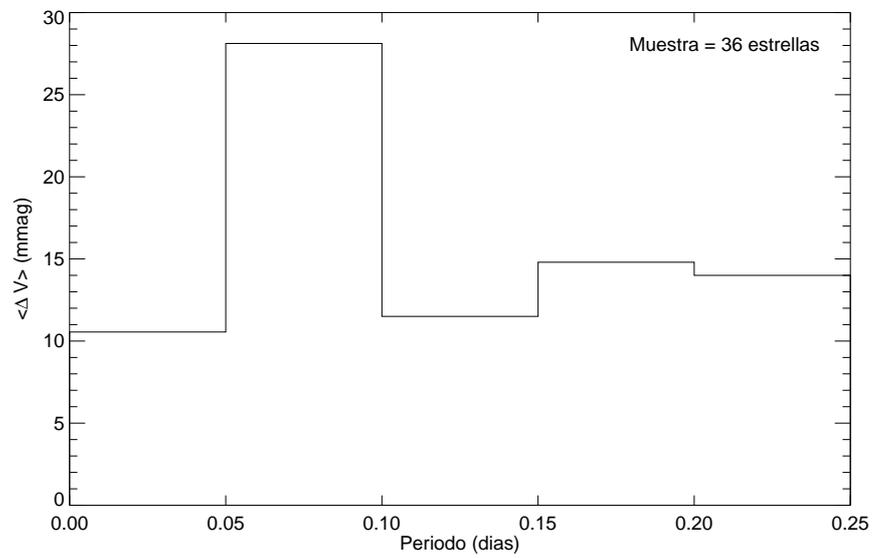


Figura 6.6: Amplitud visual media (ΔV) frente al periodo (P) para las pulsantes PMS δ Scuti.

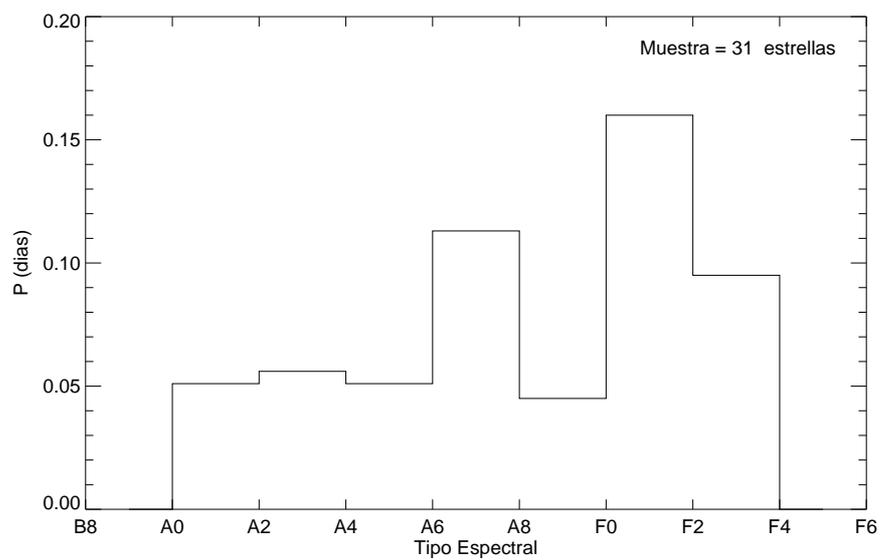


Figura 6.7: Periodo medio (P) frente al tipo espectral para las pulsantes PMS δ Scuti.

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

En la figura 6.6 se muestra la amplitud visual media (ΔV) frente la periodo (P). El pico que aparece en la figura entorno a 0.05 y 0.10 días con una amplitud media de 28 mmag, en comparación con las ~ 13 mmag que se observan en el resto de periodos, procede particularmente de que las estrellas con amplitudes grandes en su frecuencia principal de pulsación (V351 Ori, V1247 Ori, V486 Sco, NGC 6383 55 y NGC 6530 53) pulsan dentro de este rango de periodicidad aumentando el valor de la amplitud media. No se ha encontrado ninguna razón particular a este hecho, por lo que lo más probable es que se deba simplemente a una desviación puntual debido al escaso número de estrellas de la muestra.

Finalmente, la figura 6.7 muestra la distribución del periodo medio en función del tipo espectral. Al igual que en R00, se observa un aumento del periodo a medida que los tipos espectrales son más tardíos. Esto puede ser explicado como un efecto evolutivo-pulsacional en el sentido de que las pulsantes PMS δ Scuti calientes tienden a pulsar en modos de orden radial alto (es decir, periodos más cortos) mientras que las variables más frías tienden a pulsar en modos de orden radial bajo (periodos más largos) como predicen los modelos de pulsación.

6.3 Posición de las estrellas PMS δ Scuti en el diagrama HR

En esta sección se va a proceder a situar en el diagrama HR, todas las estrellas pulsantes PMS δ Scuti descubiertas hasta la fecha (Junio/2012) a partir de los datos fotométricos y de paralaje-distancia obtenidos y recopilados en la sección anterior. Estos datos están compuestos por la fotometría $UBVR_c$ de Johnson-Cousins y $uvby\beta$ de Strömgen-Crawford, así como de las paralajes obtenidas por el satélite HIPPARCOS (estrellas de campo) y las distancias medias calculadas a los cúmulos estelares (estrellas en cúmulos).

6.3.a Desenrojecimiento de los índices fotométricos y cálculo de la magnitud absoluta de las estrellas PMS δ Scuti de campo

Como ya se ha comentado en los capítulos anteriores, la presencia de material circunestelar (polvo, gas..) alrededor de las estrellas PMS Herbig Ae/Be, produce una serie de incertidumbres a la hora de situar fotométricamente estos objetos en el diagrama HR. Esto se debe fundamentalmente a que la presencia de este material puede dar lugar a unos valores anómalos en los índices fotométricos de estas estrellas, en relación a los índices fotométricos de las estrellas con las que se realizaron las correspondientes calibraciones (estrellas cercanas de la Secuencia Principal y con ausencia de material circunestelar en sus alrededores).

Con el objetivo de identificar en la medida de lo posible el origen de estas incertidumbres y tratar de acotar su influencia en la posición de estas estrellas en el diagrama HR, se ha calculado esta de dos maneras distintas. Por una parte, se han obtenido los índices de color desenrojecidos $(B-V)_0$ de Johnson y las magnitudes absolutas a partir de los paralajes $(M_v(\pi))$. Por otra parte, se han obtenido los índices de color desenrojecidos $(b-y)_0$ de Strömgen junto con las magnitudes absolutas calculadas a partir de las propias calibraciones $(M_v(fot))$. En este último caso, los índices desenrojecidos $(b-y)_0$, m_0 , c_0 y la magnitud absoluta fotométrica $M_v(fot)$ han sido

calculados de la misma forma que se expone en el Capítulo 3.

Para obtener el índice de color desrojado $(B-V)_0$ y calcular la magnitud absoluta a través de la medida de la distancia es muy importante disponer de una buena estimación de la extinción hacia estas estrellas. Es un hecho, ya demostrado por diferentes autores (Gorti & Bhatt, 1993; Strom et al., 1989; Herbst et al., 1982), que el valor de la razón de extinción total comparada con la extinción selectiva R_v en estrellas Herbig Ae/Be es mayor que el correspondiente al medio interestelar difuso. Es más, Hernández et al. (2004) demostró que un valor de $R_v = 5.0$, para este tipo de estrellas, proporciona un mejor acuerdo entre los valores de la extinción A_v obtenidos a partir de los diferentes colores que el valor medio del enrojecimiento interestelar $R_v = 3.1$. Este alto valor de R_v sugiere claramente que el tamaño medio del grano de polvo del material circunestelar que rodea las estrellas PMS de masa intermedia es mayor que el tamaño típico del grano de polvo existente en el medio interestelar.

Teniendo esto en cuenta, para cada una de las estrellas PMS δ Scuti de campo, obtuvimos sus índices de color $B-V$ y $V-R$ de la literatura. A partir de estos colores, se obtuvieron sus respectivos excesos de color $E(B-V)$ y $E(V-R)$ utilizando los colores intrínsecos de cada tipo espectral dados por Kenyon & Hartmann (1995). El valor de R_v de cada estrella fue calculado a partir de la razón existente entre ambos excesos de color $E(B-V)$ y $E(V-R)$ a partir de la relación dada por Cardelli et al. (1989) :

$$\frac{E(V - R)}{E(B - V)} = \frac{0.1314R_v + 0.3660}{1.0495 - 0.0018R_v} \quad (6.1)$$

Asumiendo una incertidumbre de dos subclases en la determinación del tipo espectral de estas estrellas los errores en $E(B-V)$ y $E(V-R)$ son de $0.^m06$ y $0.^m05$, respectivamente. En los casos en los que los valores de $E(B-V)$ y $E(V-R)$ sean menores que estos errores o no se disponga del valor de $E(V-R)$ hemos adoptado un valor de $R_v = 5.0$. (eg. Manoj et al., 2006).

Finalmente, la extinción A_v fue calculada para todas las estrellas de campo utilizando la relación de Cardelli et al. (1989):

$$A_v = \frac{E(B - V)}{(-0.0018 + \frac{1.0495}{R_v})} \quad (6.2)$$

Una vez calculada la extinción A_v , calculamos las magnitudes absolutas $M_v(\pi)$ a partir de las paralajes obtenidas por HIPPARCOS mediante la relación:

$$M_v(\pi) = V + 5 + 5 \log \pi - A_v \quad (6.3)$$

en donde V es la magnitud visual aparente y π está expresada en segundos de arco.

Por desgracia, las paralajes obtenidas por HIPPARCOS para estas estrellas presentan unos errores muy grandes. Teniendo en cuenta que, los errores en la determinación de la magnitud absoluta derivados de los errores en las paralajes, vienen dados

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

por $\sigma_{M_v(\pi)} = 2.171 s_\pi$ siendo $s_\pi = \sigma_\pi / \pi$, hemos restringido el cálculo de las magnitudes absolutas a aquellas estrellas cuya incertidumbre en las paralajes obtenidas por HIPPARCOS sean $s_\pi \leq 0.20$, correspondiendo a un error en la magnitud absoluta de $\sigma_{M_v(\pi)} = 0.^m43$ (Rodríguez & Breger, 2001).

Finalmente, para poder comparar en un mismo diagrama HR (M_v vs. $(b-y)_0$) los resultados obtenidos mediante ambos métodos, los valores desenrojados $(B-V)_0$ fueron transformados a sus correspondientes colores desenrojados $(b-y)_0$ mediante las transformaciones dadas por Caldwell et al. (1993).

En la tabla 6.3 se muestran los resultados obtenidos para las estrellas PMS de campo. Las columnas (1),(2) y (3) corresponden a las diferentes identificaciones dadas a cada una de las estrellas de la misma manera descrita para el caso de las tablas 6.1 y 6.2. Las columnas (4) a (7) muestran la magnitud visual aparente, la paralaje junto con su error en milisegundos de arco, su error relativo s_π y el tipo espectral de la estrella encontrado en la literatura. Las columnas (8) a (16) muestran, respectivamente, los distintos valores de los índices de color $(B-V)$ y $(V-R)$, los respectivos valores calculados de desenrojecimiento $E(B-V)$ y $E(V-R)$, el valor del índice de color desenrojado $(B-V)_0$ y su correspondiente transformación a $(b-y)_0$, el valor de la extinción selectiva R_v , el valor de la extinción total A_v y la magnitud absoluta calculada a partir de la paralaje. Por último, las columnas (17) a (23) muestran los índices fotométricos desenrojados de Strömgren junto con la magnitud absoluta obtenida a partir de ellos.

6.3.b Desenrojecimiento de los índices fotométricos y cálculo de la magnitud absoluta de las estrellas PMS δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes

En el caso de las estrellas PMS δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes, la falta de valores fotométricos en la banda R tanto en la literatura como en los catálogos disponibles, imposibilitó la obtención de los correspondientes índices de color $(V-R)$ y, por tanto, calcular a partir de estos los valores particulares de R_v para cada una de las estrellas. De esta forma, se optó por calcular los valores de la extinción A_v correspondientes a los valores medios del medio interestelar difuso ($R_v = 3.1$) y del valor sugerido por Hernández et al. (2004) para estrellas Herbig Ae/Be ($R_v = 5.0$). Esto nos permite establecer dos cotas: a) una inferior ($R_v = 3.1$), en donde suponemos que estas estrellas no poseen material circunestelar a su alrededor o en el caso de que lo tuviesen, el tamaño medio del grano de polvo de este material es similar al tamaño medio del grano de polvo en el medio interestelar difuso y, b) una cota superior ($R_v = 5.0$) en la que se supone que estas estrellas poseen gran cantidad de material circunestelar (posiblemente en forma de disco) en donde el tamaño medio del grano de polvo ha crecido con respecto al tamaño típico del grano en el medio interestelar.

Los valores de $E(B-V)$, $(B-V)_0$ y su transformación al índice de color $(b-y)_0$ se obtuvieron de la misma forma que la descrita en la sección anterior. En los casos en los que no se disponía del tipo espectral de la estrella, el enrojecimiento $E(B-V)$ adoptado es el correspondiente al valor medio del enrojecimiento del cúmulo en el que se encuentra, tomado de la base de datos WEBDA.

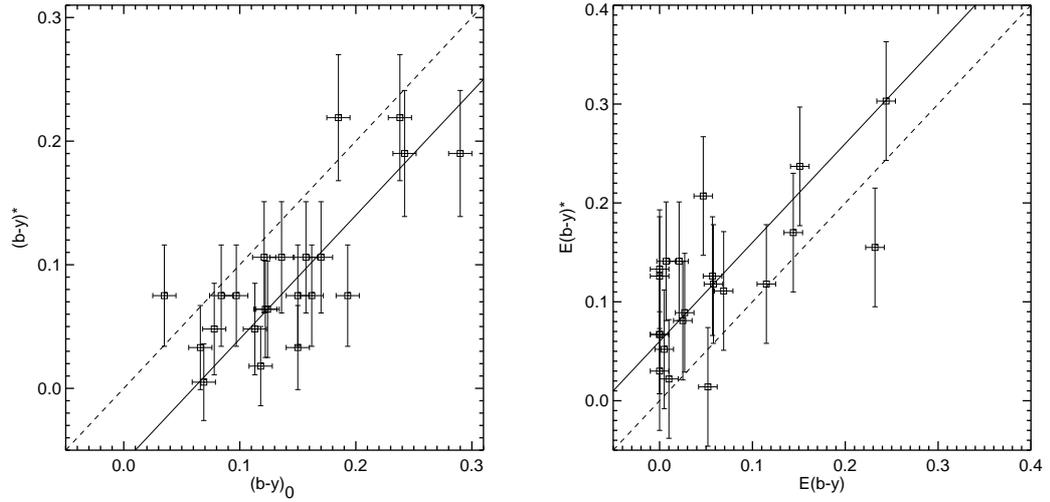


Figura 6.8: Comparación entre los índices desrojados $(b-y)_0^*$ y $(b-y)_0$ obtenidos (panel izquierdo) y los dos tipos de enrojecimiento $E(b-y)^*$ y $E(b-y)$ aplicados (panel derecho). La línea sólida muestra una desviación media sistemática de $0.^m06$ que se observa en ambos casos.

Las magnitudes absolutas fueron calculadas para cada valor de la extinción total A_v a partir de las distancias a cada cúmulo publicadas en la literatura mediante la relación:

$$M_v(d) = V + 5 - 5 \log d - A_v \quad (6.4)$$

siendo d la distancia a cada cúmulo medida en parsecs.

Por último, los índices desrojados $(b-y)_0$, m_0 , c_0 y la magnitud absoluta fotométrica $M_v(fot)$ han sido calculados, al igual que en el caso de las estrellas PMS δ Scuti de campo, de la misma forma expuesta en el Capítulo 3.

En la tabla 6.4 se muestran los resultados obtenidos para las estrellas PMS en cúmulos abiertos. El significado de las columnas es similar al de la tabla 6.3. Las columnas (13) y (14) listan los valores de las magnitudes absolutas determinadas usando el valor de la distancia para los dos valores de $R_v = 3.1$ y $R_v = 5.0$, respectivamente.

6.3.c Comparación entre los índices de color desrojados $(b-y)_0^*$ y $(b-y)_0$

En la figura 6.8 se encuentran representados los índices de color desrojados $(b-y)_0^*$ frente a $(b-y)_0$ (panel izquierdo) y los enrojecimientos calculados por ambos métodos $E(b-y)^*$ y $E(b-y)$ (panel derecho). Para el cálculo del enrojecimiento $E(b-y)^*$, se ha utilizado la transformación $E(b-y) = 0.74 E(B-V)$ para estrellas de tipo temprano (Crawford & Mandwewala, 1976).

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

Como puede apreciarse, en general, los índices $(b-y)_0^*$ poseen unos valores menores, es decir más azules, que los correspondientes valores $(b-y)_0$ obtenidos mediante la fotometría Strömgren. De hecho, parece haber una desviación sistemática media de $\sim 0.^m06$ entre los índices de color obtenidos mediante un método u otro. Por otra parte, si nos fijamos en los enrojecimientos calculados (panel derecho), observamos que los valores de $E(b-y)^*$ son en general, mayores que los obtenidos mediante la fotometría $uvby\beta$. Es más, en este caso se observa también una desviación sistemática media de $\sim 0.^m06$, como era de esperar.

Podemos afirmar por tanto, que la desviación sistemática observada en los índices fotométricos calculados por los diferentes métodos se debe a una diferencia de aproximadamente $\sim 0.^m06$ en el valor del enrojecimiento, siendo este mayor en el caso de la fotometría $UBVR_c$ de Johnson-Cousins que en la fotometría $uvby\beta$ de Strömgren-Crawford para este tipo de estrellas, o lo que es lo mismo:

$$(b-y)_0^* = (b-y)_0 - 0.^m06 \quad (6.5)$$

$$E(b-y)^* = E(b-y) + 0.^m06. \quad (6.6)$$

Tabla 6.3: Estrellas PMS δ Scuti de campo: Desenrojecimiento

Nombre1	Nombre2	HD	V (mag)	π (msa)	s_{π}	Tipo Espectral	$B-V$ (mag)	$V-R$ (mag)	$E(B-V)$ (mag)	$E(V-R)$ (mag)	$(B-V)_0$ (mag)	$(b-y)_0^*$ (mag)	R_v (mag)	A_v (mag)	$M_v(\pi)$ (mag)	$E(b-y)$ (mag)	$(b-y)_0$ (mag)	m_0	c_0	δm_1	δc_1	$M_v(\text{fot.})$ (mag)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	(21)	(22)	(23)
...	PDS 2	...	10.73	9.68 (± 29.60)	3.06	F2	0.38	0.23	0.03	0.00	0.35	0.219	5.00	0.14
V1185 Tau	PDS 4	...	10.74	81.10 (± 51.10)	0.63	A5e	0.37	0.21	0.23	0.15	0.14	0.075	2.40	0.53	...	0.144	0.097	0.191	0.919	0.017	0.073	1.85
IP Per	...	278937	10.40	42.29 (± 29.70)	0.70	A7 V	0.34	0.33	0.15	0.14	0.19	0.106	4.61	0.66	...	0.069	0.170	0.166	0.820	0.023	0.114	1.77
UX Ori	...	293782	9.60	0.69 (± 2.47)	3.58	A3e	0.37	0.41	0.28	0.30	0.09	0.048	5.69	1.53	...	0.047	0.078	0.196	1.052	0.005	0.090	1.76
V1366 Ori	...	34282	9.84	6.10 (± 2.30)	0.38	A0e	0.17	0.10	0.17	0.10	0.00	0.005	1.90	0.31	...	0.057	0.069	0.192	0.990	0.005	0.010	2.06
...	PDS 178	35187	7.78	6.65 (± 2.45)	0.37	A2e	0.25	0.16	0.19	0.14	0.06	0.032	3.07	0.56	...	0.021	0.150	0.164	0.826	0.035	0.074	2.10
V346 Ori	...	287841	10.14	1.50 (± 2.02)	1.35	A5 III	0.33	0.16	0.19	0.10	0.14	0.075	1.41	0.25	...	0.007	0.162	0.182	0.810	0.011	0.084	2.05
...	BD -081128	35929	8.20	0.88 (± 0.93)	1.06	F0 III	0.42	0.37	0.11	0.07	0.31	0.190	2.27	0.24	...	0.025	0.242	0.176	0.762	-0.004	0.256	0.91
V1409 Ori	PDS 184	244314	10.20	6.00 (± 28.50)	4.75	A1ab:e	0.20	0.14	0.17	0.13	0.03	0.018	3.29	0.54	...	0.000	0.118	0.192	0.870	0.010	0.240	0.79
...	PDS 183	36112	8.31	4.89 (± 1.16)	0.24	A3e/A5IVe	0.28	0.18	0.16	0.12	0.12	0.064	3.17	0.49	...	0.058	0.122	0.200	0.868	0.006	0.057	2.10
V350 Ori	10.40	A0/A1	0.108	0.041	0.282	1.147	-0.079	0.196	2.11
V351 Ori	PDS 201	38238	8.92	3.51 (± 1.59)	0.45	A7 IIIe	0.35	0.21	0.16	0.11	0.19	0.106	2.68	0.41	...	0.115	0.121	0.207	0.980	-0.002	0.190	0.96
CQ Tau	...	36910	10.27	10.05 (± 2.01)	0.20	F2 IVe	0.76	0.74	0.41	0.39	0.35	0.219	4.75	1.87	3.41	0.244	0.185	0.292	0.732	-0.097	-0.004	2.82
BF Ori	10.30	0.67 (± 1.80)	2.69	A5 II-IIIe	0.35	0.22	0.21	0.16	0.14	0.075	3.26	0.66	...	0.232	0.035	0.231	1.175	-0.026	0.233	1.27
V1247 Ori	PDS 192	290764	9.82	32.40 (± 25.10)	0.77	A5 III	0.32	0.20	0.18	0.14	0.14	0.075	3.39	0.58	...	0.000	0.193	0.213	0.831	-0.029	0.273	0.69
β Pic	...	39060	3.86	51.87 (± 0.51)	0.01	A5 V	0.17	0.12	0.03	0.000	0.14	0.075	5.00	0.29	2.14	0.010	0.084	0.199	0.889	0.008	0.003	2.37
...	CoRoT 102699796	...	15.51	F1 V	0.82	...	0.49	...	0.33	0.171	5.00	2.35
DX Cha	PDS 61	104237	6.60	8.61 (± 0.53)	0.06	A4 V	0.21	0.17	0.09	0.13	0.12	0.064	8.58	0.75	0.52	0.000	0.124	0.184	0.783	0.020	0.089	2.00
V1026 Sco	PDS 76	142666	8.81	3.28 (± 10.89)	3.32	A8 Ve	0.50	0.32	0.27	0.19	0.23	0.133	2.81	0.72
V856 Sco	HR 5999	144668	6.98	4.81 (± 0.87)	0.18	A7 III/IVe	0.33	0.31	0.14	0.21	0.19	0.106	9.01	1.22	-0.83	0.052	0.157	0.173	1.016	0.015	0.322	-0.07
VV Ser	11.50	A2e	0.91	0.66	0.85	0.64	0.06	0.033	3.19	2.60	...	0.677	-0.059	0.232	0.585	-0.155	0.708	-5.52
WW Vul	...	344361	10.51	47.7 (± 26.89)	0.56	A3e	0.41	0.40	0.32	0.29	0.09	0.048	4.40	1.35	...	0.151	0.113	0.219	0.972	-0.013	0.155	1.21
PX Vul	11.67	F0 Ve	0.83	0.58	0.52	0.28	0.31	0.190	1.50	0.75	...	0.133	0.290	0.068	0.320	0.119	-0.039	4.54
V375 Lac	12.94	A7e	0.85	0.92	0.66	0.73	0.19	0.106	5.96	3.78

Tabla 6.4: Estrellas PMS δ Scuti en cúmulos jóvenes: Desenrojecimiento

Nombre1	Nombre2	HD	V (mag)	Distancia (pc)	Tipo Espectral	$B-V$ (mag)	$E(B-V)$ (mag)	$(B-V)_0$ (mag)	$(b-y)_0^*$ (mag)	A_v ($R_v = 3.1$)	A_v ($R_v = 5.0$)	$M_v(d)$ ($R_v = 3.1$)	$M_v(d)$ ($R_v = 5.0$)	$E(b-y)$ (mag)	$(b-y)_0$ (mag)	m_0	c_0	δm_1	δc_1	$M_v(\text{fot.})$ (mag)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	(18)	(19)	(20)	(21)
V705 Per	IC 348 H254	...	10.60	348 (± 43)	F0/A8 III-IV	0.970	0.74	0.23	0.133	2.20	3.55	0.69	-0.66
...	...	261230	9.39	721 (± 126)	A7V/F2V	0.496	0.31	0.19	0.106	0.92	1.49	-0.82	-1.39
V588 Mon	NGC 2264 2	...	9.73	721 (± 126)	A7 III/IV	0.230	0.04	0.19	0.106	0.12	0.19	0.32	0.25	0.000	0.136	0.187	0.992	0.011	0.244	0.58
...	NGC 2264 +09 206	261387	10.6	721 (± 126)	A2/A1 V	0.181	0.121	0.06	0.033	0.36	0.58	0.95	0.73	0.027	0.066	0.190	0.966	0.017	0.047	1.58
V589 Mon	NGC 2264 20	261446	10.32	721 (± 126)	F2 III	0.420	0.07	0.35	0.219	0.21	0.34	0.82	0.69	0.005	0.238	0.227	0.718	-0.053	0.171	1.66
...	NGC 2264 39	261711	11.32	721 (± 126)	A2 V	0.120	0.06	0.06	0.033	0.18	0.29	1.85	1.74
...	NGC 2264 104	...	11.4	721 (± 126)	A5 IV	0.230	0.09	0.14	0.075	0.27	0.43	1.84	1.68	0.000	0.150	0.171	0.862	0.024	0.140	1.54
V486 Sco	NGC 6383 27	...	12.60	1200 (± 157)	A5 IIIp	0.66	0.52	0.14	0.075	1.54	2.50	0.66	-0.30
...	NGC 6383 55	...	12.83	1200 (± 157)	...	0.672	0.330	0.34	0.212	1.01	1.64	1.42	0.79
...	NGC 6383 54	...	12.34	1200 (± 157)	F0 Ve	0.578	0.268	0.31	0.190	0.80	1.29	1.14	0.65
...	NGC 6530 13	...	13.35	1537 (± 237)	...	0.452	0.330	0.12	0.064	0.36	0.59	2.06	1.82
...	NGC 6530 28	...	13.23	1537 (± 237)	...	0.415	0.330	0.08	0.042	0.25	0.41	2.04	1.89
...	NGC 6530 38	...	12.17	1537 (± 237)	A0/A5	0.531	0.531	0.00	0.005	1.58	2.55	-0.34	-1.31
...	NGC 6530 53	...	13.07	1537 (± 237)	A1 III	0.648	0.618	0.03	0.018	1.83	2.97	0.31	-0.83
...	NGC 6530 57	...	13.67	1537 (± 237)	...	0.632	0.330	0.30	0.183	0.90	1.45	1.84	1.23
...	NGC 6530 78	...	13.97	1537 (± 237)	...	0.610	0.330	0.28	0.168	0.83	1.34	2.21	1.70
...	NGC 6530 159	...	13.59	1537 (± 237)	...	0.435	0.330	0.10	0.053	0.31	0.50	2.35	2.16
...	NGC 6823 230	...	14.60	2377 (± 688)	...	0.930	0.850	0.08	0.042	0.24	0.38	2.48	2.34
...	NGC 6823 279	...	14.50	2377 (± 688)	...	0.920	0.850	0.07	0.037	0.21	0.34	2.41	2.28
...	IC 4996 201	...	15.21	1651 (± 155)	A5	0.80	0.66	0.14	0.075	1.96	3.17	2.16	0.95
...	IC 4996 171	...	15.03	1651 (± 155)	A4	0.75	0.63	0.12	0.064	1.87	3.03	2.07	0.91
...	IC 4996 1085	...	15.30	1651 (± 155)	A3	0.72	0.63	0.09	0.048	1.87	3.03	2.34	1.87

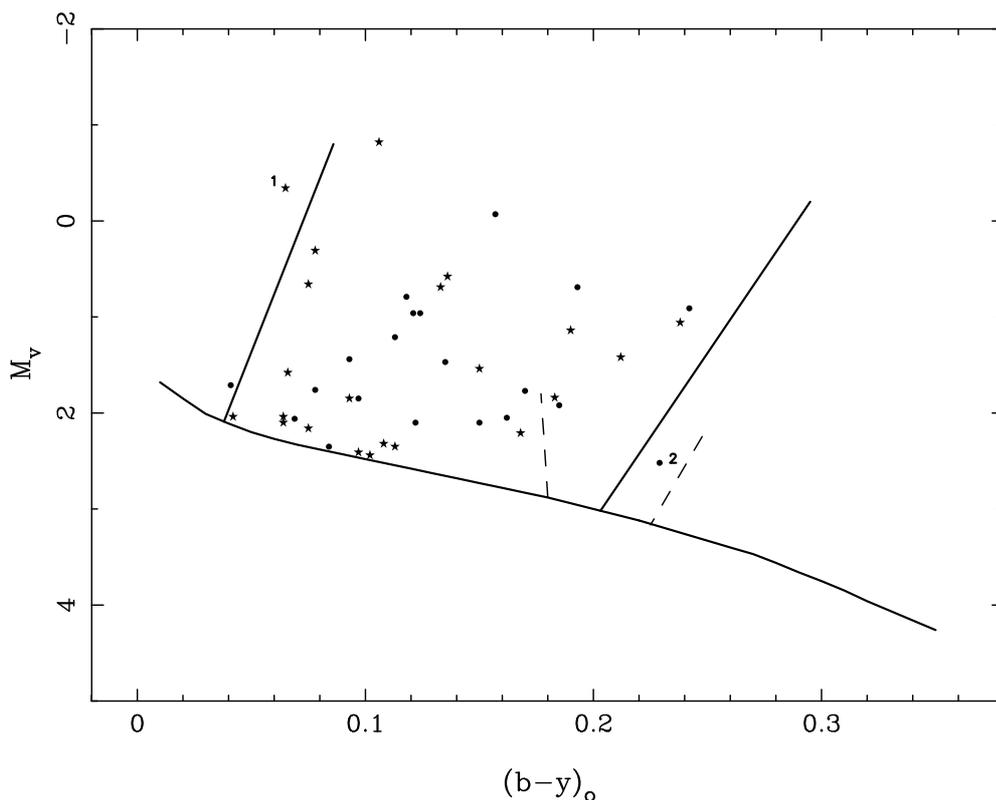


Figura 6.9: Diagrama HR (color-magnitud) de las estrellas PMS δ Scuti. Círculos: Estrellas de campo; Estrellas: Estrellas situadas en cúmulos jóvenes; Líneas sólidas: Límites observacionales de la región de inestabilidad de las pulsantes tipo δ Scuti (Rodríguez & Breger, 2001); Líneas a trazos: Límites observacionales de la región de inestabilidad de las pulsantes tipo γ Doradus (Handler & Shobbrook, 2002); 1: NGC 6530 38; 2: PX Vul.

6.3.d Diagrama HR

En la figura 6.9 se muestra la localización en el diagrama HR (color-magnitud) de las estrellas PMS δ Scuti conocidas y catalogadas en las tablas 6.3 y 6.4. También se muestran los límites observacionales de la región de inestabilidad de las δ Scuti (líneas sólidas) tomadas de Rodríguez & Breger (2001) y de las γ Doradus (líneas a trazos) de Handler & Shobbrook (2002).

En realidad, en este diagrama se presentan 42 de las 46 estrellas pulsantes PMS δ Scuti conocidas. Las estrellas de campo PDS 2, V1026 Sco, CoRoT 102699796 y V375 Lac no se han situado en este diagrama al no haber sido posible calcular sus correspondientes magnitudes absolutas. Esto es así por dos razones: a) no se dispone en ninguno de los casos de fotometría Strömgren-Crawford para poder obtener sus magnitudes absolutas fotométricas, b) no ha sido posible calcular sus magnitudes absolutas mediante las paralajes al ser muy grandes los errores relativos en su determinación ($s_\pi > 0.20$ en el caso de PDS 2 y V1026 Sco) o no estar estas publicadas en la literatura (CoRoT 102699796 y V375 Lac).

6.3.e Posición en el diagrama HR de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti de campo

La posición de las estrellas PMS δ Scuti de campo están basadas fundamentalmente en los índices de color desenrojecidos $(b-y)_0$ obtenidos mediante fotometría Strömrgren y las magnitudes absolutas derivadas de las calibraciones ($M_v(\text{fot})$). Esto es así puesto que, como se observa en la tabla 6.3, solo disponemos de los valores de la magnitud absoluta $M_v(\pi)$ para el caso de cuatro estrellas (CQ Tau, β Pic, DX Cha y V856 Sco), en los que la incertidumbre relativa en su paralaje es $s_\pi \leq 0.20$. Los errores típicos obtenidos en la determinación de $(b-y)_0$ y $M_v(\text{fot})$ mediante fotometría Strömrgren son de $\Delta(b-y)_0 = 0.^m01$ y $\Delta M_v = 0.^m3$.

6.3.e.1 Estrellas Am: V350 Ori y CQ Tau

V350 Ori y CQ Tau presentan unos índices $m_0 = 0.^m250$, $\delta m_1 = -0.^m047$ y $m_0 = 0.^m292$, $\delta m_1 = -0.^m097$, respectivamente. Esto las clasifica como estrellas tipo Am. Rodríguez et al. (1994) y Rodríguez & Breger (2001) muestran que las magnitudes absolutas calculadas mediante las calibraciones fotométricas presentan serios errores sistemáticos para este tipo de estrellas A metálicas. En todos los casos, la fotometría subestimaba la luminosidad de estas estrellas respecto a la calculada mediante las distancias obtenidas por HIPPARCOS (con un error estimado entre $0.^m4$ y $3.^m0$), concluyendo que las magnitudes absolutas obtenidas mediante las calibraciones fotométricas del sistema $uvby\beta$ no pueden ser aplicables a este tipo de estrellas metálicas. Sin embargo, aplicando la corrección propuesta por Guthrie (1987) para este tipo de estrellas:

$$\delta^* c_0 - \delta c_0 = -1.2\delta m_1 - 1.1 \cdot 10^{-6}(vsini)^2 \quad (6.7)$$

y asumiendo una $vsini \simeq 100$ km/s para ambas, obtenemos una corrección de las magnitudes absolutas de $\Delta M_v(\text{fot}) = -0.^m4$ y $\Delta M_v(\text{fot}) = -0.^m9$ para V350 Ori y CQ Tau, respectivamente. De esta forma, obtenemos los valores $(b-y)_0 = 0.^m041 \pm 0.01$, $M_v(\text{fot}) = 1.^m71 \pm 0.3$ para V350 Ori y $(b-y)_0 = 0.^m185 \pm 0.01$, $M_v(\text{fot}) = 1.^m92 \pm 0.3$.

6.3.e.2 Estrellas con magnitud absoluta $M_v(\pi)$ y $M_v(\text{fot})$: CQ Tau, β Pic, DX Cha y V856 Sco

En cuanto a las cuatro estrellas de las que disponemos las magnitudes absolutas calculadas mediante la paralaje y las calibraciones fotométricas, vamos a discutir brevemente los resultados obtenidos. En estos casos los errores $\Delta(b-y)_0^*$, ΔR_v , ΔA_v y $\Delta M_v(\pi)$ se han obtenido mediante propagación de errores, suponiendo una indeterminación en el tipo espectral de estas estrellas de dos subclases, correspondientes a unos errores en el desenrojecimiento de $\Delta E(B-V) = 0.^m06$ y $\Delta E(V-R) = 0.^m05$.

CQ Tau: Los índices de color $(b-y)_0$ que se obtienen son similares con ambos métodos dentro de las barras de error, $(b-y)_0^* = 0.^m219 \pm 0.051$ y $(b-y)_0 = 0.^m185 \pm 0.01$. Es más, aplicando la corrección de $0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c entre los valores $(b-y)_0^*$ y $(b-y)_0$, estos son prácticamente idénticos. Sin embargo, no sucede lo mismo con los valores obtenidos para las magnitudes absolutas. Los valores de la extinción para CQ Tau son $R_v = 4.75 \pm 1.45$ y $A_v = 1.^m87 \pm 0.64$. Este error relativo de $\sim 35\%$ en la extinción, junto con un valor en la incertidumbre de su paralaje $s_\pi = 0.20$ (justo

en el límite establecido para rechazar esta medida), dan lugar a un error estimado en el valor de la magnitud absoluta de $\Delta M_v(\pi) = \pm 0.^m77$. La magnitud absoluta calculada mediante la paralaje es, por tanto, de $M_v(\pi) = 3.^m41 \pm 0.77$. Este resultado sitúa esta estrella por debajo de la ZAMS. Por otra parte, atendiendo a la fotometría de Strömgren-Crawford, CQ Tau está clasificada como una estrella Am, como se ha comentado anteriormente. Teniendo todo esto en cuenta, los valores adoptados para CQ Tau son los expuestos en la subsección anterior, tras haber aplicado la corrección propuesta por Guthrie (1987): $(b-y)_0 = 0.^m185 \pm 0.01$, $M_v(\text{fot}) = 1.^m92 \pm 0.3$.

β Pic: Los valores del desenrojecimiento son $E(B-V) = 0.^m03$ y $E(V-R) = 0.^m00$, ambos menores que sus errores asociados ($\Delta E(B-V) = 0.^m06$ y $\Delta E(V-R) = 0.^m05$). Por tanto, como ya se comentó anteriormente en la sección 6.3.a, el valor adoptado para R_v es de 5.0. Asumiendo este valor de R_v , los valores de la extinción y de la magnitud absoluta son $A_v = 0.^m29$ y $M_v(\pi) = 2.^m14 \pm 0.03$. Hay que tener en cuenta que el error estimado en la magnitud absoluta proviene en este caso únicamente de la incertidumbre en la medida de la paralaje. En cuanto al índice de color derivado de las transformaciones de Caldwell et al. (1993), se obtiene que $(b-y)_0^* = 0.^m075 \pm 0.041$. Por otra parte, el índice de color y la magnitud absoluta calculada mediante la fotometría Strömgren es de $(b-y)_0 = 0.^m084 \pm 0.01$ y $M_v(\text{fot.}) = 2.^m37 \pm 0.30$. Ambos resultados son muy similares a los anteriores dentro de los rangos de errores. Sin embargo, debido a que en este caso la elección del valor de R_v ha sido arbitraria, hemos optado por considerar los valores de color y magnitud absoluta obtenidos mediante la fotometría Strömgren para situar a β Pic en el diagrama HR.

DX Cha: Muestra un fuerte exceso de emisión IR, una gran extinción UV, emisión en muchas de sus líneas de absorción y perfiles de tipo P Cygni en sus líneas de Balmer. Además, DX Cha posee una compañera cercana de tipo espectral K3 en una órbita excéntrica con un periodo de 19.9 días, formando así un sistema binario espectroscópico. Todos estos factores hacen que la determinación de los parámetros físicos fundamentales de esta estrella y, por tanto, su localización en el diagrama HR sea muy difícil (Hu et al., 1989, 1991; Brown et al., 1997; Donati et al., 1997; van den Ancker et al., 1998; Grady et al., 2004; Böhm et al., 2004; Testa et al., 2008; Fumel & Böhm, 2012). En nuestro caso, con los datos de la fotometría *UBVR* recopilados de la literatura obtenemos los siguientes valores de la extinción $R_v = 8.58 \pm 8.58$ y $A_v = 0.^m75 \pm 0.91$ y una magnitud absoluta de $M_v(\pi) = 0.^m52 \pm 0.92$. Autores como van den Ancker et al. (1998) ya apuntaron la posibilidad de que en ciertos casos, las estrellas Herbig Ae/Be presentasen leyes de extinción anómalas debido a la existencia de material circunestelar. De esta forma, estos mismos autores utilizaron el método desarrollado por van den Ancker et al. (1997), que incluía una serie de correcciones para tener en cuenta este efecto, obteniendo un valor de $A_v = 0.^m31$. Utilizando este valor de A_v obtenemos un valor para la magnitud absoluta de DX Cha de $M_v(\pi) = 0.^m96 \pm 0.13$. En cuanto al índice de color desenrojecido obtenemos un valor $(B-V)_0 = 0.^m12$ correspondiente a un tipo espectral A4 (Hu et al., 1991; van den Ancker et al., 1998) según las calibraciones de Kenyon & Hartmann (1995). El valor derivado de $(b-y)_0^*$ es de $0.^m064 \pm 0.039$. En cuanto a los resultados obtenidos mediante la fotometría Strömgren, el enrojecimiento obtenido es $E(b-y) = -0.^m049$, clasificándola como una estrella A peculiar. Debido a este valor anómalo del desenrojecimiento, junto con el hecho de que la línea de H_β se encuentra en emisión (Hu et al., 1989), dando lugar posiblemente a un valor también anómalo del índice β , hemos optado por no considerar en este caso los resultados obtenidos por la fotometría Strömgren

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

para situar DX Cha en el diagrama HR, sino la fotometría $UBVR_c$. Por último decir que recientemente [Fumel & Böhm \(2012\)](#), en un estudio detallado de los parámetros físicos fundamentales de DX Cha mediante espectroscopía de alta resolución, confirman los resultados obtenidos mediante fotometría por [van den Ancker et al. \(1998\)](#). Tras aplicar la corrección de $0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c, los valores que adoptados para situar DX Cha en el diagrama HR son $(b-y)_0 = 0.^m124 \pm 0.039$ y $M_v(\pi) = 0.^m96 \pm 0.13$ correspondiente a una extinción $A_v = 0.^m31$ propuesta por [van den Ancker et al. \(1998\)](#).

V856 Sco: Presenta unos valores de extinción y de errores asociados muy elevados ($R_v = 9.01 \pm 5.67$ y $A_v = 1.^m22 \pm 0.94$), dando lugar a una magnitud absoluta de $M_v(\pi) = -0.^m83 \pm 1.02$. Por otra parte, es conocido, que la ley de extinción hacia V856 Sco es anómala debido a la presencia de gran cantidad de material circunestelar en sus alrededores ([The & Tjin A Djie, 1978](#); [The et al., 1981](#); [Hecht et al., 1984](#)). [The et al. \(1996\)](#), basándose en los cálculos de extinción de [Steenman & The \(1991\)](#), determinaron un valor de $R_v > 5.8$. Estos autores también investigaron la extinción sobre toda la región espectral utilizando el modelo teórico de dispersión (*scattering*) múltiple desarrollado por [Voshchinnikov et al. \(1996\)](#). En su modelado teórico asumieron que cuando V856 Sco alcanzaba su máximo brillo, la capa circunestelar se encontraba libre de grumos (*clumps*) de polvo. En esta situación, los valores obtenidos fueron de $E(B-V) = 0.^m12$, $R_v = 3.2$ y $A_v = 0.^m39$. Haciendo uso de estos valores, la magnitud absoluta obtenida es de $M_v(\pi) = -0.^m10 \pm 0.40$. En este caso, el error en la determinación de la magnitud absoluta viene dado únicamente por el error derivado de la paralaje. En cuanto al índice de color desenrojecido obtenemos un valor $(B-V)_0 = 0.^m19$ correspondiente a un tipo espectral A7 según las calibraciones de [Kenyon & Hartmann \(1995\)](#). El valor derivado de $(b-y)_0^*$ es de $0.^m106 \pm 0.045$. Los valores obtenidos mediante la fotometría Strömgren son de $(b-y)_0 = 0.^m157 \pm 0.01$ y $M_v(\text{fot}) = -0.^m07 \pm 0.30$. Como se puede observar, los valores obtenidos mediante ambos métodos están en muy buen acuerdo si aplicamos la corrección de $0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c y los valores de $R_v = 3.2$ y $A_v = 0.^m39$ obtenidos por [The et al. \(1996\)](#).

6.3.e.3 Casos especiales: BF Ori, VV Ser y PX Vul

Por último, en lo referente a la situación en el diagrama HR de las estrellas PMS δ Scuti de campo, comentar el caso de las estrellas BF Ori, VV Ser y PX Vul.

BF Ori: Los valores obtenidos mediante fotometría Strömgren sitúan a esta estrella fuera de la región de inestabilidad de las pulsaciones δ Scuti y desplazada a la izquierda del borde azul de dicha región. Esta posición se debe fundamentalmente a un valor anómalo en el índice β . [Mora et al. \(2004\)](#) muestra claramente el perfil de la línea H_β en emisión y con carácter variable. Por este motivo, aunque no se dispone de una buena medida de la paralaje para esta estrella, se ha optado por calcular su magnitud absoluta mediante la distancia publicada en la literatura $d = 430$ pc ([Manoj et al., 2006](#)). De esta forma, obtenemos los siguientes valores $R_v = 3.26 \pm 2.53$, $A_v = 0.^m66 \pm 0.55$ y $M_v(d) = 1.^m47 \pm 0.55$ con $(b-y)_0^* = 0.^m075 \pm 0.035$. El error estimado en la magnitud absoluta viene dado únicamente por el error derivado del valor de la extinción A_v .

Aplicando la corrección de $0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c, los valores finales adoptados para situar a BF Ori son $(b-y)_0 = 0.^m135 \pm 0.035$ y $M_v(d) = 1.^m47 \pm 0.55$, situándola dentro de la banda de inestabilidad de las pulsantes δ Scuti.

VV Ser: El mismo comportamiento de la línea H_β (variable y en emisión) es observado en VV Ser (Chavarría-K. et al., 1988). Recordemos que, debido a esto, VV Ser estaba clasificada como una estrella B supergigante mediante fotometría Strömgen (ver Capítulo 3). Al igual que en el caso anterior, no se dispone de una buena medida de la paralaje, optándose también por calcular su magnitud absoluta mediante la distancia publicada en la literatura $d = 311$ pc (Chavarría-K. et al., 1988). De esta forma, obtenemos para VV Ser, $R_v = 3.19 \pm 0.62$, $A_v = 2.^m60 \pm 0.54$ y $M_v(d) = 1.^m44 \pm 0.54$ con $(b-y)_0^* = 0.^m033 \pm 0.034$. El error estimado en la magnitud absoluta viene dado únicamente por el error derivado del valor de la extinción A_v . Aplicando de nuevo la corrección de $0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c, los valores finales adoptados para situar a VV Ser en el diagrama HR son $(b-y)_0 = 0.^m093 \pm 0.034$ y $M_v(d) = 1.^m44 \pm 0.54$, situándola también dentro de la banda de inestabilidad de las pulsantes tipo δ Scuti.

PX Vul: Su posición por debajo de la ZAMS, $(b-y)_0 = 0.^m290 \pm 0.01$ y $M_v(\text{fot}) = 4.^m54 \pm 0.3$, se debe a un desenrojecimiento insuficiente de los índices fotométricos (especialmente del índice c_0), debido a la existencia de un disco de acreción formado por gas y polvo alrededor de esta estrella (Eisner et al., 2005). Por este motivo y teniendo en cuenta que disponemos de los parámetros físicos fundamentales de PX Vul obtenidos mediante espectroscopía (ver Capítulo 4) se ha optado por utilizar estos valores para situar esta estrella en el diagrama HR. Para ello, a partir de los valores de la temperatura efectiva y $\log g$ ($T_{ef} = 6900 \pm 400\text{K}$ y $\log g = 4.08 \pm 0.30$ dex) y haciendo uso de los *grids* de NEMO-2004, se han obtenido los correspondientes valores de $(b-y)_0 = 0.^m229 \pm 0.054$ y $c_0 = 0.^m639 \pm 0.090$. A partir de ellos, se ha calculado la magnitud fotométrica de PX Vul de la misma forma que la ya descrita en el Capítulo 3, siendo esta $M_v(\text{fot}) = 2.^m52 \pm 0.82$.

6.3.f Posición de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti situadas en cúmulos abiertos jóvenes

En cuanto a la posiciones en el diagrama HR de las estrellas PMS δ Scuti en cúmulos, estas están basadas en los índices de color desenrojados $(b-y)_0^*$ y en las magnitudes absolutas $M_v(d)$ derivadas de las distancias a los cúmulos en las que se encuentran dichas estrellas. Esto es así, en todos aquellos casos en los que no se disponen de medidas realizadas con fotometría Strömgen-Crawford, suponiendo un valor para la extinción A_v correspondiente al valor medio del medio interestelar difuso $R_v = 3.1$. En el caso de las estrellas en las que sí se dispone de fotometría Strömgen-Crawford, se han utilizado los valores de $(b-y)_0$ y de $M_v(\text{fot})$ para situarlas en el diagrama HR.

6.3.f.1 Estrella Am: V589 Mon

V589 Mon presenta un índice $m_0 = 0.^m227$ y $\delta m_1 = -0.^m053$, clasificándola como una estrella tipo Am. Aplicando del mismo modo que anteriormente para el caso de V350 Ori y CQ Tau la corrección propuesta por Guthrie (1987) para este tipo de estrellas (ecuación 6.7), obtenemos una corrección en $M_v(\text{fot})$ de $\Delta M_v \simeq -0.^m6$. De esta

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

forma, los valores finalmente adoptados para situar a V589 Mon en el diagrama HR son $(b-y)_0 = 0.^m238 \pm 0.01$ y $M_v(\text{fot}) = 1.^m06 \pm 0.3$.

6.3.f.2 Corrección de los índices $(b-y)_0^*$: HD 261711, NGC 6530 38, NGC 6530 53, NGC 6530 159, NGC 6823 230, NGC 6823 279 e IC 4996 1085

Atendiendo a los índices $(b-y)_0^*$ de HD 261711, NGC 6530 38 y NGC 6530 53, estos objetos aparecían demasiado calientes, situándose a la izquierda del borde azul de la banda de inestabilidad de las pulsaciones tipo δ Scuti. Aplicando la corrección de $\sim 0.^m06$ expuesta en la sección 6.3.c, tanto HD 261711 como NGC 6530 53 quedan bien situadas dentro de la banda de inestabilidad ($(b-y)_0 = 0.^m093 \pm 0.034$, $M_v(d) = 1.^m85 \pm 0.23$ y $(b-y)_0 = 0.^m078 \pm 0.032$, $M_v(d) = 0.^m31 \pm 0.21$, respectivamente). En el caso de NGC 6530 38, esta corrección de $0.^m06$ no parece ser suficiente, quedando fuera de la banda de inestabilidad pero bastante cercana al borde azul de la misma ($(b-y)_0 = 0.^m065 \pm 0.030$, $M_v(d) = -0.^m34 \pm 0.21$).

En el caso de NGC 6530 159, NGC 6823 230, NGC 6823 279 e IC 4996 1085, estas aparecían como estrellas subluminosas, por debajo de la ZAMS y muy cercanas al borde azul de la banda de inestabilidad de las pulsaciones δ Scuti. Al no disponer en la literatura de los tipos espectrales de dichas estrellas, el enrojecimiento adoptado fue el correspondiente al enrojecimiento medio del cúmulo en el que se encuentran situadas ($E(B-V) = 0.^m330$ para NGC 6530 y $E(B-V) = 0.^m850$ para NGC 6823). Aplicando también para estas estrellas la corrección de $\sim 0.^m06$, quedan bien situadas en dentro de la banda de inestabilidad muy próximas a la Secuencia Principal ($(b-y)_0 = 0.^m113 \pm 0.037$, $(b-y)_0 = 0.^m102 \pm 0.036$, $(b-y)_0 = 0.^m097 \pm 0.035$ y $(b-y)_0 = 0.^m108 \pm 0.037$ para NGC 6530 159, NGC 6823 230, NGC 6823 279 e IC 4996 1085, respectivamente).

6.3.g Parámetros físicos de las estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti

En las tablas 6.5 y 6.6 se resumen los resultados obtenidos. En ellas se muestran las identificaciones más comunes dadas a estos objetos, la magnitud visual aparente, el índice de color $(b-y)_0$ y las magnitudes absolutas derivadas en cada caso junto con sus errores. En los casos en los que se disponía de fotometría Strömgren-Crawford, las temperaturas efectivas y gravedades superficiales han sido calculadas tal y como se expone en el Capítulo 3. Para las estrellas sin fotometría Strömgren-Crawford pero con $(b-y)_0$ y M_v calculados, se ha seguido el siguiente método. Hemos considerado que $(b-y)_0 \simeq (b-y)_{ZAMS}$. Con este valor y haciendo uso de la Tabla III de Philip & Egret (1980) obtuvimos los correspondientes valores de M_{vZAMS} , c_{0ZAMS} y β_{ZAMS} . A partir de la ecuación 3.28, tenemos que:

$$\delta c_1 = \frac{M_{vZAMS} - M_v}{f} \quad (6.8)$$

siendo $f = 9 + 20\Delta\beta$, con $\Delta\beta = 2.720 - \beta_{ZAMS}$, para las estrellas F (Crawford, 1975) y $f = 9$ para las estrellas A (Crawford, 1979).

6.3 Posición de las estrellas PMS δ Scuti en el diagrama HR

Una vez obtenido δc_1 , el valor de c_0 vendrá dado por $c_0 = c_{0ZAMS} + \delta c_1$. Con los valores de $(b-y)_0$ y c_0 calculamos la temperatura efectiva y $\log g$ utilizando los *grids* de NEMO-2004. Las temperaturas efectivas y $\log g$ así obtenidas se indican en las tablas 6.5 y 6.6 mediante asteriscos.

Tabla 6.5: Estrellas PMS δ Scuti de campo

Nombre1	Nombre2	HD	V (mag)	$(b-y)_0$ (mag)	M_v (mag)	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex)
V1185 Tau	PDS 4	...	10.74	0.097 (± 0.010)	1.85 (± 0.30)	8030	4.18
IP Per	...	278937	10.40	0.170 (± 0.010)	1.77 (± 0.30)	7300	3.92
UX Ori	...	293782	9.60	0.078 (± 0.010)	1.76 (± 0.30)	8120	3.86
V1366 Ori	...	34282	9.84	0.069 (± 0.010)	2.06 (± 0.30)	8830	4.13
...	PDS 178	35187	7.78	0.150 (± 0.010)	2.10 (± 0.30)	7490	4.07
V346 Ori	...	287841	10.14	0.162 (± 0.010)	2.05 (± 0.30)	7380	4.02
...	BD -081128	35929	8.20	0.242 (± 0.010)	0.91 (± 0.30)	6690	3.41
V1409 Ori	PDS 184	244314	10.20	0.118 (± 0.010)	0.79 (± 0.30)	7820	4.19
...	PDS 183	36112	8.31	0.122 (± 0.010)	2.10 (± 0.30)	7770	4.16
V350 Ori	10.40	0.041 (± 0.010)	1.71 (± 0.30)	8500	3.74
V351 Ori	PDS 201	38238	8.92	0.121 (± 0.010)	0.96 (± 0.30)	7660	3.77
CQ Tau	...	36910	10.27	0.185 (± 0.010)	1.92 (± 0.30)	7230	4.11
BF Ori	10.30	0.135 (± 0.035)	1.47 (± 0.55)	7560*	3.84*
V1247 Ori	PDS 192	290764	9.82	0.193 (± 0.010)	0.69 (± 0.30)	7060	3.64
β Pic	...	39060	3.86	0.084 (± 0.010)	2.37 (± 0.30)	8250	4.38
DX Cha	PDS 61	104237	6.60	0.124 (± 0.039)	0.96 (± 0.13)	7600*	3.68*
V856 Sco	HR 5999	144668	6.98	0.157 (± 0.010)	-0.07 (± 0.30)	7240	3.30
VV Ser	11.50	0.093 (± 0.034)	1.44 (± 0.54)	8010*	3.99*
WW Vul	...	344361	10.51	0.113 (± 0.010)	1.21 (± 0.30)	7770	3.87
PX Vul	11.67	0.229 (± 0.054)	2.52 (± 0.82)	6900	4.08

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

Tabla 6.6: Estrellas PMS δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes

Nombre1	Nombre2	HD	V (mag)	$(b-y)_0$ (mag)	M_v (mag)	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex.)
V705 Per	IC 348 H254	...	10.60	0.133 (± 0.048)	0.69 (± 0.19)	7480*	3.51*
...	...	261230	9.39	0.106 (± 0.045)	-0.82 (± 0.23)	7600*	3.08*
V588 Mon	NGC 2264 2	...	9.73	0.136 (± 0.010)	0.58 (± 0.30)	7480	3.59
...	NGC 2264 +09 206	261387	10.6	0.066 (± 0.010)	1.58 (± 0.30)	8400	4.23
V589 Mon	NGC 2264 20	261446	10.32	0.238 (± 0.010)	1.06 (± 0.30)	6760	3.65
...	NGC 2264 39	261711	11.32	0.093 (± 0.034)	1.85 (± 0.23)	8040*	4.08*
...	NGC 2264 104	...	11.40	0.150 (± 0.010)	1.54 (± 0.30)	7460	3.94
V486 Sco	NGC 6383 27	...	12.60	0.075 (± 0.041)	0.66 (± 0.20)	8110*	3.74*
...	NGC 6383 55	...	12.83	0.212 (± 0.051)	1.42 (± 0.20)	6910*	3.55*
...	NGC 6383 54	...	12.34	0.190 (± 0.051)	1.14 (± 0.20)	7040*	3.48*
...	NGC 6530 13	...	13.35	0.064 (± 0.039)	2.06 (± 0.21)	8460*	4.29*
...	NGC 6530 28	...	13.23	0.042 (± 0.036)	2.04 (± 0.21)	8830*	4.39*
...	NGC 6530 38	...	12.17	0.065 (± 0.030)	-0.34 (± 0.21)	8119*	3.37*
...	NGC 6530 53	...	13.07	0.078 (± 0.032)	0.31 (± 0.21)	8050*	3.62*
...	NGC 6530 57	...	13.67	0.183 (± 0.051)	1.84 (± 0.21)	7180*	3.82*
...	NGC 6530 78	...	13.97	0.168 (± 0.050)	2.21 (± 0.21)	7340*	4.04*
...	NGC 6530 159	...	13.59	0.113 (± 0.037)	2.35 (± 0.21)	7910*	4.28*
...	NGC 6823 230	...	14.60	0.102 (± 0.036)	2.48 (± 0.43)	8050*	4.37*
...	NGC 6823 279	...	14.50	0.097 (± 0.035)	2.41 (± 0.43)	8120*	4.43*
...	IC 4996 201	...	15.21	0.075 (± 0.041)	2.16 (± 0.18)	8320*	4.30*
...	IC 4996 171	...	15.03	0.064 (± 0.039)	2.07 (± 0.18)	8450*	4.29*
...	IC 4996 1085	...	15.30	0.108 (± 0.037)	1.87 (± 0.29)	7890*	4.12*

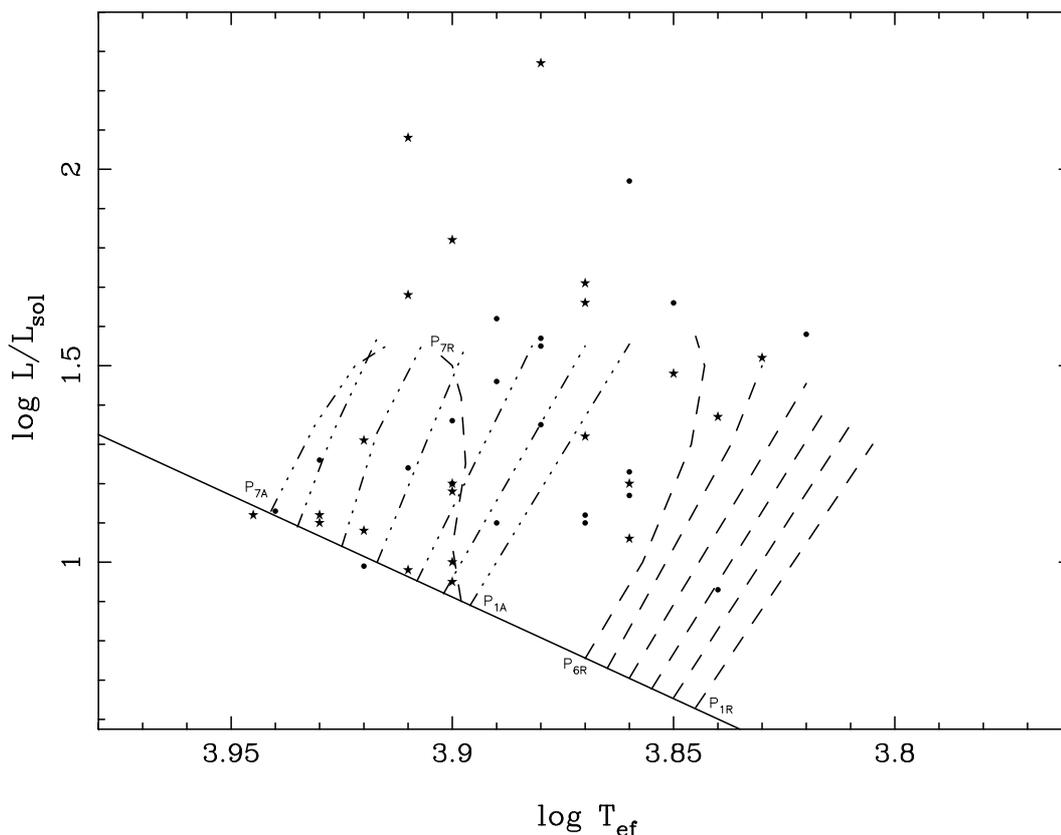


Figura 6.10: Bandas de inestabilidad teóricas asociadas a los modos radiales p_1 a p_7 de las pulsantes tipo δ Scuti calculados por Dupret et al. (2004) a partir de modelos convectivos dependientes del tiempo y parámetro de longitud de mezcla $\alpha = 1.8$. Líneas a trazos y líneas a trazos y puntos: bordes rojos y azules asociados a cada orden radial n , respectivamente; Puntos: estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti de campo; Estrellas: estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti en cúmulos abiertos jóvenes.

Finalmente, en la figura 6.10 se observa la banda de inestabilidad teórica asociada a los modos radiales p_1 a p_7 obtenida a partir de los modelos convectivos dependientes del tiempo y parámetro de longitud de mezcla $\alpha = 1.8$ (correspondiente al valor calibrado para el Sol) calculados por Dupret et al. (2004). Las etiquetas indican el modo radial correspondiente (por ejemplo, P_{6R} para el borde rojo del modo p_6 o P_{7A} para el borde azul del modo p_7). Como se observa en la figura, a medida que los órdenes radiales de los modos aumentan, tanto los bordes azules como los rojos de la banda de inestabilidad se desplazan hacia temperaturas efectivas mayores. En este caso, los puntos y las estrellas representan las PMS pulsantes tipo δ Scuti de campo y en cúmulos jóvenes abiertos, respectivamente. Su posición en el diagrama procede de los valores obtenidos en las tablas 6.5 y 6.6. Como puede apreciarse, las observaciones se encuentran en muy buen acuerdo con las predicciones teóricas acerca de la posición de los límites de la banda de inestabilidad desarrolladas por Dupret et al. (2004). A la vista de los resultados, parece que las estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti conocidas tienden a pulsar preferentemente con órdenes radiales altos, lo cual es confirmado por los cortos periodos de pulsación que presentan estos objetos.

6. CATÁLOGO ACTUALIZADO DE ESTRELLAS PULSANTES PMS

Conclusiones

En los últimos años se ha realizado un importante avance observacional en el estudio de las estrellas PMS pulsantes tipo δ Scuti. Gracias a ello se ha aumentado en gran medida el número de estrellas de este tipo conocidas y se han podido determinar sus características tanto pulsacionales como físicas. Sin embargo, este campo de la astrosismología se encuentra aún en su fase inicial si lo comparamos con el estudio de las estrellas pulsantes δ Scuti de la Secuencia Principal.

Por otra parte, como se ha visto, el estudio observacional de las estrellas PMS es particularmente complicado. Desde este punto de vista, la búsqueda de nuevas estrellas PMS de campo se realiza entre las estrellas que presentan características Herbig Ae/Be lo que, en principio, nos puede indicar la juventud de la estrella al disponer aún de material circunestelar que no ha sido acretado. Sin embargo, esta es una condición necesaria pero no suficiente para establecer la juventud de la estrella puesto que existen otros procesos astrofísicos (especialmente en estrellas masivas) que pueden dar lugar a la existencia de material circunestelar aunque la estrella se encuentre ya en su fase de Secuencia Principal o incluso postsecuencia principal.

Además, la existencia de este material circunestelar en forma de gas caliente y polvo produce importantes incertidumbres en la determinación de los parámetros físicos de la estrella mediante fotometría. En cuanto a la determinación de los parámetros físicos mediante espectroscopía, también encontramos diversos problemas como son la emisión de líneas, la variabilidad de las mismas, y el efecto de ensanchamiento rotacional debido a la alta velocidad de rotación de este tipo de estrellas, siendo esta una fuente importante de error en el ajuste del continuo y de mezcla (*blending*) de líneas de absorción adyacentes.

Todos estos factores hacen que las barras de error en la posición de estas estrellas en el diagrama HR sean aún muy grandes. Aún así, podemos decir que el estudio fotométrico de este tipo de estrellas, se presenta como una muy buena primera aproximación en la determinación de sus parámetros físicos fundamentales, permitiéndonos obtener unos resultados bastante fiables acerca de estos parámetros mediante la utilización de telescopios relativamente pequeños. De hecho, los parámetros físicos obtenidos mediante fotometría se presentan como un muy buen punto de partida para realizar un estudio más refinado de los mismos mediante espectros de alta resolución. Un estudio combinado de este tipo, con datos simultáneos de fotometría y espectros-

7. CONCLUSIONES

copía, junto con un modelado del disco circunestelar mediante la construcción de las correspondientes distribuciones espectrales de energía (desde el UV a la región de las microondas), reducirían enormemente estas incertidumbres, permitiéndonos comparar de una manera mucho más precisa las observaciones con los modelos estelares de estrellas presecuencia principal existentes. Esto es particularmente importante puesto que, a día de hoy, los modelos estelares de estrellas PMS no se encuentran lo suficientemente desarrollados.

Por otra parte, ya que es en la estructura interna en donde una estrella PMS se diferencia de una estrella más evolucionada, mientras que sus atmósferas son idénticas para la misma temperatura y luminosidad, es en su espectro de frecuencias en donde podríamos encontrar esas diferencias. Es aquí donde la astrosismología se hace particularmente importante en el estudio de estas estrellas, aportándonos nuevos observables que no se encuentren afectados por las características externas de la estrella, permitiéndonos mejorar nuestro conocimiento acerca de la evolución de las estrellas en fase presecuencia principal.

Queda por tanto aún un largo camino por recorrer en el estudio y conocimiento de este tipo de estrellas, siendo este trabajo un pequeño paso más en el mismo.

A continuación expondremos los resultados encontrados a lo largo de esta tesis doctoral:

- Hemos realizado una búsqueda sistemática de pulsadores tipo δ Scuti en una muestra bien definida de 59 estrellas de campo previamente clasificadas como estrellas PMS o Herbig Ae/Be, observables desde el Hemisferio Norte y más brillantes que $V \approx 13^m$. Esta muestra es lo más completa y homogénea posible para el estudio observacional que hemos realizado mediante la utilización de telescopios situados en este Hemisferio. La muestra así confeccionada, fue observada con los dos telescopios de 1.5m (T150) y 0.9m (T90) situados en el Observatorio de Sierra Nevada, en diferentes campañas entre los años 2007 y 2010, ambos inclusive. En el caso de las observaciones con el telescopio T150 se utilizaron los filtros *BVI* del sistema fotométrico de Johnson-Cousins con imagen CCD directa, mientras que en el caso de las observaciones con el telescopio T90 se utilizó el fotómetro Strömgren junto con los correspondientes filtros *uvby β* de Strömgren-Crawford. En total se realizaron 480 horas de observación (283 horas en el telescopio T90 y 197 horas en el telescopio T150) ocupando 136 noches (78 noches en el telescopio T90 y 58 noches en el telescopio T150) y recopilándose 12823 puntos (4261 puntos en el telescopio T90 y 8562 en el telescopio T150).
- Hemos obtenido las curvas de luz de todas las estrellas de la muestra en las diferentes bandas observadas (*uvby* del sistema fotométrico de Strömgren y *BVI* de Johnson-Cousins según el caso) en cada una de las campañas realizadas entre los años 2007 y 2010, realizándose un análisis de frecuencias detallado de ellas y estableciendo un criterio para determinar la veracidad de los picos detectados. Además de este criterio, hemos realizado una búsqueda individual en la literatura para cada estrella, con el objetivo de determinar la naturaleza exacta de dicha variabilidad y establecer si se debe a una pulsación intrínseca o a un efecto externo, como puede ser el caso de las variaciones en luminosidad producidas por el material circunestelar, muy comunes en este tipo de estrellas Herbig Ae/Be. De esta forma, hemos encontrado 7 nuevas estrellas pulsantes

PMS δ Scuti (6 de campo y 1 situada en un cúmulo abierto joven) no detectadas hasta la fecha, aumentando el número de estrellas conocidas de este tipo de 39 a 46 objetos, es decir, un aumento relativo de un 15% en el total de estrellas PMS δ Scuti detectadas. Este aumento relativo es mayor aún en el caso de las estrellas de campo, con un aumento del 25% (de 18 a 24 objetos). Además, hemos encontrado, a falta de confirmación con nuevas observaciones fotométricas, dos nuevas estrellas de campo con posibles pulsaciones tipo δ Scuti, una estrella con una posible variación de largo periodo, siendo en el caso de confirmarse esta variación la primera pulsante SPB de campo descubierta hasta la fecha, y tres posibles pulsantes tipo β Cephei que nuevamente, si se confirma su variabilidad y su naturaleza PMS, serían las primeras estrellas descubiertas de su tipo. Por último, entre las estrellas de comparación, hemos encontrado tres nuevas variables con pulsaciones δ Scuti y dos estrellas con pulsaciones γ Doradus no detectadas hasta el momento.

- Todas las estrellas de la muestra han sido observadas, independientemente de su magnitud visual aparente, con el fotómetro Strömgen, con el objetivo de obtener sus correspondientes índices fotométricos V , $(b-y)$, m_1 , c_1 y β . A partir de estos índices, hemos calculado el exceso de color $E(b-y)$ de cada estrella, con el fin de obtener los índices fotométricos desenrojecidos, $(b-y)_0$, m_0 , c_0 , necesarios para realizar las calibraciones y obtener sus parámetros físicos fundamentales (T_{ef} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$). Para ello, se han utilizado tres conjuntos diferentes de calibraciones (incluyendo la de más reciente publicación, NEMO-2004), dependiendo del tipo espectral al que pertenece la estrella (B, A0-A3 o A-F). Por último, hemos situado las estrellas PMS Herbig Ae/Be de la muestra en un diagrama color-magnitud ($(b-y)_0$, M_v) junto con los límites observacionales de la región de inestabilidad de las pulsaciones δ Scuti. De las 7 nuevas pulsantes PMS δ Scuti detectadas, 6 de ellas (PDS 004, HD 35187, V1409 Ori, HD 36112, HD 261387 y V350 Ori) se encuentran situadas dentro de la banda de inestabilidad correspondiente a este tipo de pulsación, confirmando así su naturaleza como pulsadores PMS δ Scuti. Únicamente VV Ser se encuentra situada fuera de esta banda de inestabilidad observacional debido a problemas con el desenrojecimiento de sus índices fotométricos producidos por la existencia de material circunestelar alrededor de la misma y el comportamiento variable y en emisión de la línea H_β . Sin embargo, utilizando los valores de la distancia y de la fotometría $UBVR_c$ de Johnson-Cousins obtenidos de la literatura junto con la corrección de $0.^m06$ encontrada en este trabajo de tesis, VV Ser también queda situada dentro de la región de inestabilidad de las pulsaciones tipo δ Scuti, confirmando así su naturaleza como pulsador de este tipo.
- Además de determinar los parámetros físicos fundamentales de las estrellas de la muestra mediante fotometría, hemos obtenido espectros de alta resolución con el espectrógrafo FOCES situado en el Observatorio de Calar Alto (Almería, España), para el caso de cuatro estrellas de la muestra (PX Vul, BH Cep, V1080 Tau y PDS 004) con el objetivo de obtener su T_{ef} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ y $vsini$ mediante espectroscopía, y comparar los resultados con los obtenidos mediante el método anterior. Sin embargo, el escaso número de estrellas con sus parámetros físicos determinados mediante ambos métodos (solamente PX Vul, BH Cep y PDS 004, ya que V1080 Tau se encontraba fuera de las calibraciones fotométricas por lo que fue imposible determinar sus parámetros físicos mediante este método), no nos ha permitido establecer ningún tipo de conclusión acerca de las posibles

7. CONCLUSIONES

correlaciones o errores sistemáticos introducidos por la utilización de uno u otro método. Queda así como trabajo futuro, obtener datos espectroscópicos de más estrellas de la muestra con la intención de realizar esta comparación con un número mayor de objetos y determinar la existencia de posibles correlaciones entre la determinación de los parámetros físicos de las estrellas de este tipo mediante ambos métodos.

- Hemos llevado a cabo, de forma conjunta y simultánea, un estudio de fotometría de alta precisión basado en datos procedentes del satélite espacial MOST y observaciones fotométricas y espectroscópicas desde tierra para el caso de la estrella PMS δ Scuti HD 34282. Para ello, se ha realizado un detallado análisis de frecuencias de los datos recopilados desde diferentes observatorios situados en tierra (Observatorio de Sierra Nevada (OSN), España; Observatorio de Fairborn, Estados Unidos y Observatorio de Sobaeksan, Corea del Sur) en una campaña coordinada de fotometría entre los años 2004 y 2007. Los resultados de dicho análisis han sido comparados con los obtenidos por el satélite MOST a partir de los datos recogidos de forma simultánea en el año 2007, encontrando que la mayoría de las frecuencias encontradas por MOST son confirmadas por las observaciones realizadas desde tierra. Es más, hemos encontrado que un pico significativo correspondiente a la frecuencia $f_4=71.9680$ c/d ha sido detectado únicamente en los conjuntos de datos obtenidos desde tierra y no en el conjunto de datos del satélite debido a que este se encuentra muy cerca de un armónico de su frecuencia orbital ($f_{sat}= 14.199$ c/d). Además, hemos encontrado mediante este estudio pulsacional de HD 34282, algunos resultados muy interesantes acerca del comportamiento pulsacional de la misma. Así, se ha encontrado que varios de los modos excitados muestran variaciones de amplitud entre las campañas de observación realizadas los años 2004 y 2007. Particularmente, uno de los picos ($f_{13}= 57.0595$ c/d) aparece en nuestras observaciones desde tierra de 2007, confirmando los resultados de MOST de ese mismo año. Sin embargo, este mismo pico no aparece como significativo en nuestros datos de tierra correspondientes al año 2004. Además, en el conjunto de frecuencias detectadas observamos patrones de conducta en cuanto al espaciado de frecuencias, siendo el más significativo aquel en que $F_1-F_2 \simeq F_{11}-F_{10} \simeq F_{15}-F_9 \simeq F_7-F_{13} \simeq 4.0$ c/d. Finalmente, durante el estudio del comportamiento pulsacional de HD 34282, hemos encontrado que la estrella de comparación C2= HD 34086 pulsaba con al menos tres modos de pulsación excitados ($f_1= 2.15$, $f_2= 2.03$ y $f_3= 1.07$ c/d), descubriendo así una nueva pulsante multiperiodica de tipo γ Doradus no conocida hasta la fecha.
- Hemos determinado los parámetros físicos fundamentales de HD 34282 mediante espectroscopía de alta resolución, utilizando los datos obtenidos en 2007 con el espectrógrafo UVES situado en uno de los cuatro telescopios que forman el VLT en el Observatorio Paranal, Chile. Los resultados obtenidos se encuentran en muy buen acuerdo con los publicados anteriormente en la literatura. HD 34282 aparece así como una estrella de tipo espectral A temprano, con $T_{ef}= 8625\pm 300$ K, $\log g= 4.4\pm 0.2$ dex y una abundancia relativamente baja en metales $[Fe/H]= -0.76\pm 0.18$ dex. Esto, sitúa a HD 34282 dentro de la región de inestabilidad para las pulsaciones tipo δ Scuti, muy cerca de la Secuencia Principal y del borde azul de esta región, confirmando que las pulsaciones detectadas en el análisis de frecuencias realizado se deben a este tipo de pulsación.

-
- Hemos confeccionado una lista actualizada de todas las estrellas pulsantes PMS conocidas hasta la fecha, con el objetivo de dar una visión lo más amplia posible de las características observacionales de este tipo de objetos. Este catálogo actualizado, contiene todas las estrellas PMS pulsantes conocidas y publicadas antes del inicio de este trabajo de Tesis en 2007, junto con los nuevos descubrimientos realizados hasta Junio de 2012, incluyendo en estos últimos, los obtenidos en este mismo trabajo de investigación. Para ello, hemos realizado un exhaustivo trabajo de investigación en la literatura y en los catálogos existentes, recopilando toda la información posible sobre fotometría (en los sistemas $uvby\beta$ de Strömgren-Crawford y $UVBR_c$ de Johnson-Cousins), tipos espectrales, velocidades de rotación, paralajes (distancias) y pulsaciones detectadas (tipo, frecuencia y amplitud) de cada uno de estos objetos.
 - A partir de los datos recopilados en este catálogo de estrellas pulsantes PMS, hemos realizado un estudio del contenido del mismo, restringiéndolo únicamente al caso de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti. Los resultados obtenidos con este estudio nos ha proporcionado algunos detalles interesantes acerca de las características y naturaleza de este tipo de estrellas:
 - Las estrellas PMS δ Scuti pueblan en mayor medida la región más cercana al borde azul de la banda de inestabilidad, al contrario que sus contrapartidas más evolucionadas que parecen poblar más densamente el borde rojo de esta misma banda. Debido al escaso número de pulsantes PMS δ Scuti descubiertas hasta la fecha, no podemos discernir si este hecho se debe simplemente a un efecto de selección o a alguna razón astrofísica subyacente. En este segundo caso indicarían una preferencia de pulsación en órdenes radiales altos por parte de estos objetos.
 - Pueden presentar cualquier valor de $vsini$, aunque se observa una preferencia por los valores situados en el rango de 60 a 140 Km/s, con una velocidad de rotación media de $\langle vsini \rangle \sim 100$ km/s, muy parecido al valor medio de velocidad de rotación $\langle vsini \rangle \sim 109$ km/s, de las estrellas pulsantes δ Scuti más evolucionadas.
 - La mayoría de las estrellas pulsantes PMS δ Scuti presentan pequeñas amplitudes en sus oscilaciones, con variaciones de luminosidad (ΔV) por debajo de $0.^m02$. Sin embargo, este hecho puede ser explicado debido a que, en realidad, existen muchas pulsantes de diferentes tipos con amplitudes muy pequeñas. Por tanto, a medida que se mejora la precisión en la toma de medidas, y se reduce el umbral de detección de las pulsaciones, el número de pulsantes de cualquier tipo con oscilaciones de baja amplitud descubiertas es cada vez mayor, como están poniendo de manifiesto en los últimos años, los resultados obtenidos por las misiones espaciales en curso (MOST, CoRoT, KEPLER).

7. CONCLUSIONES

- En su mayoría, las estrellas pulsantes PMS δ Scuti detectadas presentan cortos periodos de pulsación (el 45% con periodos por debajo de 0.05 días y el 68% periodos menores que 0.10 días) decreciendo el número de variables a medida que el periodo aumenta. Esto parece indicar que este tipo de objetos tiende a pulsar en modos excitados de orden radial alto estando en buen acuerdo con lo expuesto en el primer punto. Sin embargo, hay que tener en cuenta que este hecho debe tener también una componente importante de efecto de selección ya que, a bajas amplitudes de oscilación (como es el caso) es más fácil detectar oscilaciones de corto periodo que de largo periodo.
- Las estrellas pulsantes PMS δ Scuti presentan, al igual que las estrellas pulsantes δ Scuti evolucionadas, un aumento en sus periodos de pulsación a medida que los tipos espectrales son más tardíos. Esto confirma lo predicho por los modelos de pulsación. Las estrellas con tipos espectrales más tempranos (más calientes) tienden a pulsar en modos de pulsación de orden radial alto, es decir, periodos más cortos. Por el contrario, las estrellas con tipos espectrales más tardíos (más frías) tienden a pulsar en modos de pulsación de orden radial bajo (periodos más largos).
- Hemos situado en el diagrama HR ($(b-y)_0$, M_v), 42 de las 46 estrellas PMS δ Scuti descubiertas hasta la fecha (Junio 2012) a partir de los datos fotométricos ($UBVR_c$ de Johnson-Cousins, $uvby\beta$ de Strömgen-Crawford) y de paralaje (distancias) obtenidos y recopilados en este catálogo. Las 4 estrellas restantes (PDS 2, V1026 Sco, CoRoT 102699796 y V375 Lac) no pudieron situarse en el diagrama HR debido a la imposibilidad de calcular sus magnitudes absolutas (ya sea por la falta de los correspondientes datos fotométricos en la literatura o a medidas imprecisas de las paralajes obtenidas por HIPPARCOS). Con el objetivo de tratar de acotar las incertidumbres producidas en la posición en el diagrama HR de estas estrellas debido a la existencia de material circunestelar alrededor de las mismas, hemos determinado esta posición siguiendo dos procedimientos distintos. Por una parte, se han obtenido los índices de color desenrojados $(B-V)_0$ (transformándolos a sus correspondientes índices $(b-y)_0^*$) junto con las magnitudes absolutas determinadas a partir de las paralajes ($M_v(\pi)$). Por otra parte, hemos obtenido los índices de color desenrojados $(b-y)_0$ de Strömgen junto con las magnitudes absolutas calculadas a partir de las calibraciones fotométricas ($M_v(\text{fot})$). La comparación de los resultados obtenidos con ambos métodos nos ha permitido encontrar la existencia de una desviación sistemática media de $\sim 0.^m06$ entre los índices de color obtenidos mediante un método u otro ($(b-y)_0^* = (b-y)_0 - 0.^m06$). Esta desviación sistemática en los valores de los índices de color se debe en realidad a una desviación sistemática de $0.^m06$ en el cálculo del enrojecimiento a través de cada uno de los dos métodos, de forma que $E(b-y)_0^* = E(b-y)_0 + 0.^m06$. A partir de estos resultados, hemos obtenido las temperaturas efectivas (T_{ef}) y gravedades superficiales ($\log g$) de estas 42 estrellas PMS δ Scuti mediante las calibraciones fotométricas correspondientes. De esta forma, hemos encontrado que 40 de ellas se encuentran dentro de la banda de inestabilidad para este tipo de pulsación, confirmando así su naturaleza como pulsadores PMS δ Scuti, mientras que solamente 2 de estas, se encuentran situadas fuera de los límites de la banda de inestabilidad (NGC 6530 38 a la izquierda del límite azul y PX Vul a la derecha del límite rojo) aunque

muy cercanas a estos. Además, estos resultados confirman el hecho de que las estrellas PMS δ Scuti parecen poblar en mayor medida la región más cercana al borde azul de la banda de inestabilidad (29 estrellas), en comparación con la región situada cerca del borde rojo de esta misma banda (13 estrellas).

- Finalmente, hemos comparado los resultados observacionales obtenidos para estas 42 estrellas PMS δ Scuti con las predicciones teóricas acerca de la posición de los límites de la banda de inestabilidad para estrellas tipo δ Scuti en Secuencia Principal desarrolladas por Dupret et al. (2004) a partir de modelos convectivos dependientes del tiempo con un valor del parámetro de longitud de mezcla $\alpha=1.8$, correspondiente al valor solar calibrado, encontrando un excelente acuerdo entre ambos. Además, esta comparación indica que las estrellas PMS δ Scuti conocidas parecen tener preferencia por pulsar en modos con orden radial altos, lo cual es confirmado por los cortos periodos de pulsación que suelen presentar estos objetos.

7. CONCLUSIONES

Referencias y bibliografía

- Adams, F. C. & Shu, F. H. 1985, *ApJ*, 296, 655 [20](#)
- Alonso-Albi, T., Fuente, A., Bachiller, R., et al. 2009, *A&A*, 497, 117 [24](#)
- Amado, P. J., Moya, A., Suárez, J. C., et al. 2004, *MNRAS*, 352, L11 [XI](#), [38](#), [39](#), [141](#), [142](#), [164](#), [165](#)
- Amado, P. J., Rodríguez, E., Choo, K.-J., et al. 2006, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 77, 97 [39](#)
- Andre, P. & Montmerle, T. 1994, *ApJ*, 420, 837 [20](#)
- Andre, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1993, *ApJ*, 406, 122 [19](#)
- Baglin, A., Auvergne, M., Boisnard, L., et al. 2006, in 36th COSPAR Scientific Assembly, Vol. 36, 3749–+ [41](#)
- Baker, N. & Kippenhahn, R. 1962, *ZAp*, 54, 114 [37](#)
- . 1965, *ApJ*, 142, 868 [37](#)
- Balona, L. A. 1984, *MNRAS*, 211, 973 [123](#), [124](#)
- . 2010, *Challenges In Stellar Pulsation*, ed. Balona, L. A. [36](#)
- Balona, L. A. & Evers, E. A. 1999, *MNRAS*, 302, 349 [67](#)
- Balona, L. A. & Shobbrook, R. R. 1984, *MNRAS*, 211, 375 [124](#)
- Beckwith, S. V. W., Sargent, A. I., Chini, R. S., & Guesten, R. 1990, *AJ*, 99, 924 [20](#), [21](#)
- Berghoefer, T. W., Schmitt, J. H. M. M., Danner, R., & Cassinelli, J. P. 1997, *A&A*, 322, 167 [23](#)
- Bernabei, S., Marconi, M., Ripepi, V., et al. 2007, *Communications in Asteroseismology*, 150, 57 [41](#), [164](#)
- Bernabei, S., Ripepi, V., Marconi, M., et al. 2004, in *IAU Symposium*, Vol. 224, *The A-Star Puzzle*, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, 812–817 [77](#), [91](#), [92](#), [159](#), [164](#)
- Bernabei, S., Ripepi, V., Ruoppo, A., et al. 2009, *A&A*, 501, 279 [40](#), [164](#), [165](#)

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- Bertout, C. 1989, *ARA&A*, 27, 351 21
- Bertout, C. & Thum, C. 1982, *A&A*, 107, 368 24
- Bibo, E. A. & The, P. S. 1990, *A&A*, 236, 155 25
- Blondel, P. F. C. & Djie, H. R. E. T. A. 1994, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 62, *The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars*, ed. P. S. The, M. R. Perez, & E. P. J. van den Heuvel, 211–+ 22
- Boccaletti, A., Augereau, J.-C., Marchis, F., & Hahn, J. 2003, *ApJ*, 585, 494 24
- Boehm, T. & Catala, C. 1995, *A&A*, 301, 155 26, 165
- Bogaert, E. 1994, PhD thesis, PhD thesis. Kathol. Univ. Leuven , (1994) 22
- Bohm, T. & Catala, C. 1993, *A&AS*, 101, 629 24, 133
- Böhm, T., Catala, C., Balona, L., & Carter, B. 2004, *A&A*, 427, 907 39, 181
- Böhm, T., Zima, W., Catala, C., et al. 2009, *A&A*, 497, 183 40
- Boissier, J., Alonso-Albi, T., Fuente, A., et al. 2011, *A&A*, 531, A50 66
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., & Zinnecker, H. 1998, *MNRAS*, 298, 93 17
- Bouvier, J. & Coronon, P. 2001, in *IAU Symposium*, Vol. 200, *The Formation of Binary Stars*, ed. H. Zinnecker & R. Mathieu, 155 84
- Breger, M. 1972, *ApJ*, 171, 539 38, 39, 164
- Breger, M., Handler, G., Garrido, R., et al. 1999, *A&A*, 349, 225 146
- Breger, M. & Pamyatnykh, A. A. 1998, *Delta Scuti Star Newsletter*, 12, 7 43
- Breger, M., Stich, J., Garrido, R., et al. 1993, *A&A*, 271, 482 59
- Brown, A., Djie, H. R. E. T. A., Blondel, P. F. C., et al. 1997, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 121, *IAU Colloq. 163: Accretion Phenomena and Related Outflows*, ed. D. T. Wickramasinghe, G. V. Bicknell, & L. Ferrario, 448 181
- Bruntt, H. 2009, *A&A*, 506, 235 133
- Bruntt, H., Bedding, T. R., Quirion, P.-O., et al. 2010a, *MNRAS*, 405, 1907 133
- Bruntt, H., Bikmaev, I. F., Catala, C., et al. 2004, *A&A*, 425, 683 133
- Bruntt, H., De Cat, P., & Aerts, C. 2008, *A&A*, 478, 487 133
- Bruntt, H., Deleuil, M., Fridlund, M., et al. 2010b, *A&A*, 519, A51 133, 134
- Caldwell, J. A. R., Cousins, A. W. J., Ahlers, C. C., van Wamelen, P., & Maritz, E. J. 1993, *South African Astronomical Observatory Circular*, 15, 1 174, 181
- Canuto, V. M., Goldman, I., & Mazzitelli, I. 1996, *ApJ*, 473, 550 125
- Canuto, V. M. & Mazzitelli, I. 1991, *ApJ*, 370, 295 125

- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245 [173](#)
- Catala, C., Boehm, T., Donati, J.-F., et al. 1997, *A&A*, 319, 176 [27](#)
- Catala, C., Bohm, T., Donati, J.-F., & Semel, M. 1993, *A&A*, 278, 187 [26](#), [145](#)
- Catala, C., Donati, J. F., Böhm, T., et al. 1999, *A&A*, 345, 884 [VI](#), [28](#)
- Catala, C., Felenbok, P., Czarny, J., Talavera, A., & Boesgaard, A. M. 1986, *ApJ*, 308, 791 [27](#)
- Chapillon, E., Guilloteau, S., Dutrey, A., & Piétu, V. 2008, *A&A*, 488, 565 [102](#)
- Chavarría-K., C., de Lara, E., Finkenzeller, U., Mendoza, E. E., & Ocegueda, J. 1988, *A&A*, 197, 151 [130](#), [164](#), [183](#)
- Chiang, E. I., Joungh, M. K., Creech-Eakman, M. J., et al. 2001, *ApJ*, 547, 1077 [23](#)
- Christensen-Dalsgaard, J. 2003, *Lecture notes on Stellar Oscillations*, 5th edn. (Institut for Fysik og Astronomi, Aarhus Universitet) [VI](#), [31](#)
- Christy, R. F. 1962, *ApJ*, 136, 887 [37](#)
- Claria, J. 1974, *Elementos de Fotometría estelar*, Instituto Venezolano de Astronomía, Mérida [116](#)
- Cohen, M., Emerson, J. P., & Beichman, C. A. 1989, *ApJ*, 339, 455 [20](#)
- Cohen, M. & Kuhl, L. V. 1979, *ApJS*, 41, 743 [8](#), [26](#)
- COROT Team. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 1, 2028 [165](#)
- Cox, J. P. 1955, *ApJ*, 122, 286 [37](#)
- . 1963, *ApJ*, 138, 487 [37](#)
- . 1974, *Reports on Progress in Physics*, 37, 563 [37](#)
- Cox, J. P. & Giuli, R. T. 1968, *Principles of stellar structure*, ed. Cox, J. P. & Giuli, R. T. [10](#)
- Cox, J. P. & Whitney, C. 1958, *ApJ*, 127, 561 [37](#)
- Crawford, D. L. 1975, *AJ*, 80, 955 [115](#), [116](#), [117](#), [118](#), [123](#), [184](#)
- . 1978, *AJ*, 83, 48 [122](#), [124](#)
- . 1979, *AJ*, 84, 1858 [123](#), [184](#)
- Crawford, D. L. & Mandwewala, N. 1976, *PASP*, 88, 917 [175](#)
- Cusano, F., Ripepi, V., Alcalá, J. M., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 227 [42](#)
- Dachs, J., Hanuschik, R., Kaiser, D., & Rohe, D. 1986, *A&A*, 159, 276 [117](#)
- Dachs, J., Kiehling, R., & Engels, D. 1988, *A&A*, 194, 167 [117](#)
- Damiani, F., Micela, G., Sciortino, S., & Harnden, J. F. R. 1994, *ApJ*, 436, 807 [23](#)

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- Davies, J. K., Evans, A., Bode, M. F., & Whittet, D. C. B. 1990, *MNRAS*, 247, 517
[22](#), [26](#), [145](#)
- Davis, J. & Shobbrook, R. R. 1977, *MNRAS*, 178, 651 [124](#)
- de Winter, D., van den Ancker, M. E., Maira, A., et al. 2001, *A&A*, 380, 609 [165](#)
- Delgado, A. J., Alfaro, E. J., Moitinho, A., & Franco, J. 1998, *AJ*, 116, 1801 [165](#)
- Dominik, C., Dullemond, C. P., Waters, L. B. F. M., & Natta, A. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 287, *Galactic Star Formation Across the Stellar Mass Spectrum*, ed. J. M. De Buizer & N. S. van der Bliek, 313–318 [23](#)
- Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., & Collier Cameron, A. 1997, *MNRAS*, 291, 658 [39](#), [164](#), [165](#), [181](#)
- Ducati, J. R. 2002, *VizieR Online Data Catalog*, 2237, 0 [165](#)
- Dupret, M.-A., Grigahcène, A., Garrido, R., et al. 2005, *MNRAS*, 361, 476 [35](#)
- Dupret, M.-A., Grigahcène, A., Garrido, R., Gabriel, M., & Scuflaire, R. 2004, *A&A*, 414, L17 [VII](#), [IX](#), [35](#), [36](#), [187](#), [195](#)
- Dupret, M.-A., Théado, S., Böhm, T., et al. 2007, *Communications in Asteroseismology*, 150, 59 [39](#)
- Duquennoy, A. & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485 [20](#)
- Eddington, A. S. 1917, *The Observatory*, 40, 290 [36](#)
- Eddington, S. A. S. 1941, *MNRAS*, 101, 182 [37](#)
- . 1942, *MNRAS*, 102, 154 [37](#)
- Eiroa, C., Alberdi, A., Camron, A., et al. 2000, in *ESA Special Publication*, Vol. 451, *Darwin and Astronomy : the Infrared Space Interferometer*, ed. B. Schürmann, 189–+ [28](#)
- Eisner, J. A., Hillenbrand, L. A., White, R. J., Akeson, R. L., & Sargent, A. I. 2005, *ApJ*, 623, 952 [183](#)
- Eisner, J. A., Lane, B. F., Hillenbrand, L. A., Akeson, R. L., & Sargent, A. I. 2004, *ApJ*, 613, 1049 [24](#)
- Epstein, I. 1950, *ApJ*, 112, 6 [37](#)
- Erspamer, D. & North, P. 2003, *A&A*, 398, 1121 [132](#)
- Evans, A., Davies, J. K., Kilkeny, D., & Bode, M. F. 1989, *MNRAS*, 237, 695 [25](#)
- Fabregat, J. & Torrejon, J. M. 1998, *A&A*, 332, 643 [117](#)
- Fabricius, C. & Makarov, V. V. 2000, *A&A*, 356, 141 [84](#)
- Ferlet, R., Lecavelier Des Etangs, A., Vidal-Madjar, A., et al. 1995, *A&A*, 297, L5 [28](#)
- Fernie, J. D. 1965, *AJ*, 70, 575 [124](#)

- Finkenzeller, U. 1985, *A&A*, 151, 340 [26](#)
- Finkenzeller, U. & Mundt, R. 1984, *A&AS*, 55, 109 [V](#), [10](#), [22](#), [28](#)
- Frémat, Y., Neiner, C., Hubert, A.-M., et al. 2006, *A&A*, 451, 1053 [82](#), [90](#)
- Fu, H.-H., Hartkopf, W. I., Mason, B. D., et al. 1997, *AJ*, 114, 1623 [84](#)
- Fuente, A., Alonso-Albi, T., Bachiller, R., et al. 2006, *ApJ*, 649, L119 [24](#)
- Fumel, A. & Böhm, T. 2012, *A&A*, 540, A108 [181](#), [182](#)
- Gabriel, M. 1996, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 24, 233 [36](#)
- Garrido, R., Garcia-Lobo, E., & Rodriguez, E. 1990, *A&A*, 234, 262 [67](#)
- Garrison, L. M. & Anderson, C. M. 1977, *ApJ*, 218, 438 [VI](#), [26](#), [27](#)
- Geiss, J. & Reeves, H. 1981, *A&A*, 93, 189 [14](#)
- Gorti, U. & Bhatt, H. C. 1993, *A&A*, 270, 426 [173](#)
- Gough, D. & Toomre, J. 1991, *ARA&A*, 29, 627 [VI](#), [33](#)
- Gough, D. O. 1977, *ApJ*, 214, 196 [35](#)
- Grady, C. A., Perez, M. R., Talavera, A., et al. 1996, *A&AS*, 120, 157 [28](#)
- Grady, C. A., Woodgate, B., Torres, C. A. O., et al. 2004, *ApJ*, 608, 809 [181](#)
- Graham, J. A. 1992, *PASP*, 104, 479 [27](#)
- Gray, D. F. 1992, *The observation and analysis of stellar photospheres.*, ed. Gray, D. F. [133](#)
- Grigahcène, A., Dupret, M. A., Garrido, R., & Gabriel, M. 2006, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 77, 129 [36](#)
- Grinin, V. P., The, P. S., de Winter, D., et al. 1994, *A&A*, 292, 165 [26](#), [27](#)
- Grønbech, B., Olsen, E. H., & Strömberg, B. 1976, *A&AS*, 26, 155 [142](#)
- Gruber, D., Saio, H., Kuschnig, R., et al. 2012, *MNRAS*, 420, 291 [164](#), [165](#)
- Guedel, M., Benz, A. O., Catala, C., & Praderie, F. 1989, *A&A*, 217, L9 [24](#)
- Guenther, D. B., Kallinger, T., Zwintz, K., et al. 2009, *ApJ*, 704, 1710 [41](#)
- Guthrie, B. N. G. 1987, *MNRAS*, 226, 361 [180](#), [181](#), [183](#)
- Hamann, F. & Persson, S. E. 1992, *ApJS*, 82, 285 [26](#)
- Hamidouche, M. 2010, *ApJ*, 722, 204 [24](#)
- Handler, G. 1999, *MNRAS*, 309, L19 [143](#)
- . 2011, *A&A*, 528, A148 [165](#)
- Handler, G. & Shobbrook, R. R. 2002, *MNRAS*, 333, 251 [VIII](#), [IX](#), [129](#), [143](#), [179](#)

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E., & D'Alessio, P. 1998, *ApJ*, 495, 385 [21](#)
- Hartmann, L., Hewett, R., & Calvet, N. 1994, *ApJ*, 426, 669 [21](#)
- Hartmann, L. & Kenyon, S. J. 1996, *ARA&A*, 34, 207 [26](#)
- Hartmann, L., Kenyon, S. J., & Calvet, N. 1993, *ApJ*, 407, 219 [23](#)
- Hauck, B. & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431 [XI](#), [52](#), [111](#), [142](#), [158](#), [165](#)
- Hayashi, C. 1961, *PASJ*, 13, 450 [10](#), [14](#)
- Hayashi, C. & Nakano, T. 1963, *Progress of Theoretical Physics*, 30, 460 [V](#), [7](#)
- . 1965, *Progress of Theoretical Physics*, 34, 754 [6](#)
- Hayashi, M. 1965, *PASJ*, 17, 177 [V](#), [7](#)
- Hecht, J. H., Holm, A. V., Ake, I. T. B., et al. 1984, in *NASA Conference Publication*, Vol. 2349, *NASA Conference Publication*, ed. J. M. Mead, R. D. Chapman, & Y. Kondo, 318–321 [182](#)
- Heiter, U., Kupka, F., van't Veer-Menneret, C., et al. 2002, *A&A*, 392, 619 [125](#), [127](#), [128](#), [134](#)
- Heney, L. G., Lelevier, R., & Levée, R. D. 1955, *PASP*, 67, 154 [12](#)
- Herbig, G. H. 1960, *ApJS*, 4, 337 [22](#), [26](#)
- Herbig, G. H. & Bell, K. R. 1988, *Third Catalog of Emission-Line Stars of the Orion Population : 3 : 1988*, ed. Herbig, G. H. & Bell, K. R. [22](#), [165](#)
- Herbst, W. 1994, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 62, *The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars*, ed. P. S. The, M. R. Perez, & E. P. J. van den Heuvel, 35 [145](#)
- Herbst, W. & Shevchenko, V. S. 1999, *AJ*, 118, 1043 [VI](#), [25](#), [26](#), [165](#)
- Herbst, W., Warner, J. W., Miller, D. P., & Herzog, A. 1982, *AJ*, 87, 98 [173](#)
- Hernández, J., Calvet, N., Briceño, C., Hartmann, L., & Berlind, P. 2004, *AJ*, 127, 1682 [94](#), [173](#), [174](#)
- Hillenbrand, L. A. 1994, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 62, *The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars*, ed. P. S. The, M. R. Perez, & E. P. J. van den Heuvel, 369–+ [22](#)
- Hillenbrand, L. A., Strom, S. E., Vrba, F. J., & Keene, J. 1992, *ApJ*, 397, 613 [23](#), [165](#)
- Houdek, G. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 210, *Delta Scuti and Related Stars*, ed. M. Breger & M. Montgomery, 454–+ [35](#)
- Hu, J. Y., Blondel, P. F. C., The, P. S., et al. 1991, *A&A*, 248, 150 [22](#), [181](#)
- Hu, J. Y., The, P. S., & de Winter, D. 1989, *A&A*, 208, 213 [181](#)
- Iben, J. I. 1965, *ApJ*, 141, 993 [V](#), [10](#)

- Joy, A. H. 1942, *PASP*, 54, 35 20
- . 1945, *ApJ*, 102, 168 20
- . 1949, *ApJ*, 110, 424 20
- Kaiser, D. 1989, *A&A*, 222, 187 117
- Kallinger, T., Zwintz, K., & Weiss, W. 2008, *A&A*, 488, 279 39, 164, 165
- Kastner, J. H., Huenemoerder, D. P., Schulz, N. S., Canizares, C. R., & Weintraub, D. A. 2002, *ApJ*, 567, 434 21
- Kenyon, S. J. & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117 173, 181, 182
- Kharchenko, N. V. 2001, *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, 17, 409 158, 165
- Kim. 1996, PhD thesis 39
- Kislyuk, V., Yatsenko, A., Ivanov, G., Pakuliak, L., & Sergeeva, T. 2000, *VizieR Online Data Catalog*, 1261, 0 165
- Koen, C. 2003, *MNRAS*, 341, 1385 164
- Kukarkin, B. V., Kholopov, P. N., Pskovsky, Y. P., et al. 1971, in *General Catalogue of Variable Stars*, 3rd ed. (1971), 0 157
- Kurtz, D. W. & Catala, C. 2001, *A&A*, 369, 981 39
- Kurtz, D. W. & Marang, F. 1995, *MNRAS*, 276, 191 26, 34, 39, 164
- Kurtz, D. W. & Müller, M. 1999, *MNRAS*, 310, 1071 39, 164
- . 2001, *MNRAS*, 325, 1341 164
- Lada, C. J. 1985, *ARA&A*, 23, 267 20
- Lada, C. J. 1987, in *IAU Symposium, Vol. 115, Star Forming Regions*, ed. M. Peimbert & J. Jugaku, 1–17 VI, 18, 19
- Lada, C. J. & Wilking, B. A. 1984, *ApJ*, 287, 610 18
- Lampens, P. & Rufener, F. 1990, *A&AS*, 83, 145 164
- Larson, R. B. 1969, *MNRAS*, 145, 271 4
- Lecavelier Des Etangs, A. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 219, Disks, Planetesimals, and Planets*, ed. G. Garzón, C. Eiroa, D. de Winter, & T. J. Mahoney, 308–+ 28
- Ledoux, P., Simon, R., & Bielaire, J. 1955, *Annales d’Astrophysique*, 18, 65 37
- Lenz, P. & Breger, M. 2005, *CoAst*, 146, 53 58, 145
- Lester, J. B., Gray, R. O., & Kurucz, R. L. 1986, *ApJS*, 61, 509 124
- Levreault, R. M. 1988, *ApJ*, 330, 897 V, 10
- Loumos, G. L. & Deeming, T. J. 1978, *Ap&SS*, 56, 285 60

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- Manoj, P., Bhatt, H. C., Maheswar, G., & Muneer, S. 2006, *ApJ*, 653, 657 26, 27, 94, 173, 182
- Marconi, M. & Palla, F. 1998, *ApJ*, 507, L141 34, 39
- Marconi, M., Ripepi, V., Alcalá, J. M., et al. 2000, *A&A*, 355, L35 39, 164
- Marconi, M., Ripepi, V., Bernabei, S., et al. 2001, *A&A*, 372, L21 39
- . 2010, *Ap&SS*, 328, 109 41, 164
- Martin, E. L. 1993, *PASP*, 105, 277 97, 132
- Massey, P., Johnson, K. E., & Degioia-Eastwood, K. 1995, *ApJ*, 454, 151 165
- Mathieu, R. D. 1994, *ARA&A*, 32, 465 20
- Matthews, B. C., Graham, J. R., Perrin, M. D., & Kalas, P. 2007, *ApJ*, 671, 483 24
- Mayne, N. J., Naylor, T., Littlefair, S. P., Saunders, E. S., & Jeffries, R. D. 2007, *VizieR Online Data Catalog*, 837, 51220 165
- Meeus, G., Waelkens, C., & Malfait, K. 1998, *A&A*, 329, 131 22
- Mendigutía, I., Eiroa, C., Montesinos, B., et al. 2011, *A&A*, 529, A34+ 28, 95, 132
- Menten, K. M., Pillai, T., & Wyrowski, F. 2005, in *IAU Symposium*, Vol. 227, *Massive Star Birth: A Crossroads of Astrophysics*, ed. R. Cesaroni, M. Felli, E. Churchwell, & M. Walmsley, 23–34 18
- Merín, B., Montesinos, B., Eiroa, C., et al. 2004, *A&A*, 419, 301 153, 155
- Mermilliod, J.-C. 1994, *VizieR Online Data Catalog*, 2193, 0 158, 165
- Miroshnichenko, A. S., Bjorkman, K. S., Chentsov, E. L., et al. 2001, *A&A*, 377, 854 165
- Miroshnichenko, A. S., Gray, R. O., Klochkova, V. G., Bjorkman, K. S., & Kuratov, K. S. 2004, *A&A*, 427, 937 165
- Monnier, J. D., Tannirkulam, A., Tuthill, P. G., et al. 2008, *ApJ*, 681, L97 24
- Montgomery, M. H. & Odonoghue, D. 1999, *Delta Scuti Star Newsletter*, 13, 28 60, 149
- Moon, T. T. & Dworetzky, M. M. 1984, *The Observatory*, 104, 273 124
- . 1985, *MNRAS*, 217, 305 123, 124, 125, 126, 127, 128
- Mora, A., Eiroa, C., Natta, A., et al. 2004, *A&A*, 419, 225 182
- Mora, A., Merín, B., Solano, E., et al. 2001, *A&A*, 378, 116 165
- Morales-Calderón, M., Stauffer, J. R., Rebull, L., et al. 2009, *ApJ*, 702, 1507 42
- Mottram, J. C., Vink, J. S., Oudmaijer, R. D., & Patel, M. 2007, *MNRAS*, 377, 1363 29
- Murakawa, K. 2010, *A&A*, 522, A46+ 24

- Muzerolle, J., Briceño, C., Calvet, N., et al. 2000, *ApJ*, 545, L141 21
- Muzerolle, J., D'Alessio, P., Calvet, N., & Hartmann, L. 2004, *ApJ*, 617, 406 28
- Nakano, T. 1989, *ApJ*, 345, 464 17
- Napiwotzki, R., Schoenberner, D., & Wenske, V. 1993, *A&A*, 268, 653 123, 124, 125, 126, 127, 128
- Nendwich, J., Heiter, U., Kupka, F., Nesvacil, N., & Weiss, W. W. 2004, *Communications in Asteroseismology*, 144, 43 125, 127, 128
- Nissen, P. E. 1988, *A&A*, 199, 146 123
- Norberg, P. & Maeder, A. 2000, *A&A*, 359, 1025 17
- Öberg, K. I., Qi, C., Fogel, J. K. J., et al. 2010, *ApJ*, 720, 480 24
- Okamoto, Y. K., Kataza, H., Honda, M., et al. 2009, *ApJ*, 706, 665 24
- Olsen, E. H. 1983, *A&AS*, 54, 55 142
- Önehag, A., Gustafsson, B., Eriksson, K., & Edvardsson, B. 2009, *A&A*, 498, 527 VII, 108
- Osorio, M., Lizano, S., & D'Alessio, P. 1999, *ApJ*, 525, 808 17
- Oudmaijer, R. D., Palacios, J., Eiroa, C., et al. 2001a, *A&A*, 379, 564 25, 26, 28
- . 2001b, *VizieR Online Data Catalog*, 337, 90564 165
- Oudmaijer, R. D., van der Veen, W. E. C. J., Waters, L. B. F. M., et al. 1992, *A&AS*, 96, 625 22
- Palla, F. & Stahler, S. W. 1990, *ApJ*, 360, L47 V, 10, 13, 17, 34
- . 1991, *ApJ*, 375, 288 10, 14
- . 1992, *ApJ*, 392, 667 V, 10, 11, 14, 15
- . 1993, *ApJ*, 418, 414 VI, 10, 12, 14, 16, 34
- Pamyatnykh, A. A. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 210, *Delta Scuti and Related Stars*, ed. M. Breger & M. Montgomery, 215–+35
- Paunzen, E., Netopil, M., & Zwintz, K. 2007, *A&A*, 462, 157 165
- Perrin, M. D., Schneider, G., Duchene, G., et al. 2009, *ApJ*, 707, L132 24
- Perryman, M. A. C. & ESA, eds. 1997, *ESA Special Publication*, Vol. 1200, *The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission* 158, 165
- Pfalzner, S., Tackenberg, J., & Steinhausen, M. 2008, *A&A*, 487, L45 20
- Philip, A. D. & Egret, D. 1980, *A&AS*, 40, 199 115, 116, 119, 122, 130, 132, 184
- Philip, A. G. D. & Relyea, L. J. 1979, *AJ*, 84, 1743 123

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- Pigulski, A., Kolaczowski, Z., & Kopacki, G. 2000a, , 50, 113 [164](#)
- . 2000b, *Delta Scuti Star Newsletter*, 14, 6 [39](#)
- Pinheiro, F. J. G., Folha, D. F. M., Marconi, M., et al. 2003, *A&A*, 399, 271 [164](#)
- Praderie, F., Catala, C., Simon, T., & Boesgaard, A. M. 1986, *ApJ*, 303, 311 [27](#)
- Pribulla, T., Rucinski, S. M., Kuschnig, R., Ogłóza, W., & Pilecki, B. 2009, *MNRAS*, 392, 847 [165](#)
- Rabinowitz, I. N. 1957, *ApJ*, 126, 386 [37](#)
- Rauw, G., Manfroid, J., & De Becker, M. 2010, *A&A*, 511, A25 [165](#)
- Relyea, L. J. & Kurucz, R. L. 1978, *ApJS*, 37, 45 [123](#)
- Rentzsch-Holm, I. 1996, *A&A*, 312, 966 [135](#)
- Ripepi, V., Bernabei, S., Marconi, M., et al. 2006, *A&A*, 449, 335 [40](#), [164](#), [165](#)
- . 2007, *A&A*, 462, 1023 [40](#), [87](#), [164](#)
- Ripepi, V., Cusano, F., di Criscienzo, M., et al. 2011, *MNRAS*, 416, 1535 [41](#), [159](#), [164](#), [165](#)
- Ripepi, V., Leccia, S., Baglin, A., et al. 2010, *Ap&SS*, 328, 119 [42](#)
- Ripepi, V., Marconi, M., Bernabei, S., et al. 2003, *A&A*, 408, 1047 [39](#), [164](#)
- Ripepi, V., Palla, F., Marconi, M., et al. 2002, *A&A*, 391, 587 [39](#), [164](#), [165](#)
- Rodríguez, E. 2005, *PASPC*, 165 [67](#), [82](#)
- Rodríguez, E. & Breger, M. 2001, *A&A*, 366, 178 [VIII](#), [IX](#), [38](#), [129](#), [143](#), [174](#), [179](#), [180](#)
- Rodríguez, E., Gonzalez-Bedolla, S. F., Rolland, A., Costa, V., & Lopez de Coca, P. 1997, *A&A*, 324, 959 [144](#)
- Rodríguez, E., López de Coca, P., Costa, V., & Martín, S. 1995, *A&A*, 299, 108 [43](#)
- Rodríguez, E., Lopez de Coca, P., Rolland, A., Garrido, R., & Costa, V. 1994, *A&AS*, 106, 21 [180](#)
- Rodríguez, E., López-González, M. J., & López de Coca, P. 2000, *A&AS*, 144, 469 [VII](#), [35](#), [36](#), [38](#), [158](#), [165](#), [167](#)
- Rodríguez, E., Rolland, A., López de Coca, P., & Martín, S. 1996, *A&A*, 307, 539 [67](#)
- Rojas, G., Gregorio-Hetem, J., & Hetem, A. 2008, *MNRAS*, 387, 1335 [100](#)
- Royer, F., Gerbaldi, M., Faraggiana, R., & Gómez, A. E. 2002, *A&A*, 381, 105 [165](#)
- Sandage, A. 1962, *ApJ*, 135, 349 [V](#), [7](#)
- Scargle, J. D. 1982, *ApJ*, 263, 835 [60](#)
- Schmidt, E. G. 1979, *AJ*, 84, 1739 [123](#)

- Schreyer, K., Guilloteau, S., Semenov, D., et al. 2008, *A&A*, 491, 821 [24](#)
- Schuh, S. L., Dreizler, S., Deetjen, J. L., & Göhler, E. 2003, *Baltic Astronomy*, 12, 167 [60](#)
- Schuster, W. J. & Nissen, P. E. 1988, *A&AS*, 73, 225 [142](#)
- Shu, F. H. 1977, *ApJ*, 214, 488 [4](#), [12](#)
- Šimon, V., Hanzl, D., Škoda, P., & Gális, R. 2000, *A&A*, 360, 637 [97](#)
- Skinner, S. L., Brown, A., & Linsky, J. L. 1990, *ApJ*, 357, L39 [24](#)
- Skinner, S. L., Brown, A., & Stewart, R. T. 1993, *ApJS*, 87, 217 [24](#)
- Skinner, S. L., Guedel, M., Koyama, K., & Yamauchi, S. 1997, *ApJ*, 486, 886 [23](#)
- Smalley, B. 1993, *A&A*, 274, 391 [123](#)
- Stahler, S. W. 1983, *ApJ*, 274, 822 [V](#), [8](#), [9](#), [10](#)
- . 1988, *ApJ*, 332, 804 [12](#)
- . 1989, *ApJ*, 347, 950 [11](#), [15](#)
- Stahler, S. W., Palla, F., & Ho, P. T. P. 2000, *Protostars and Planets IV*, 327 [17](#)
- Stahler, S. W., Shu, F. H., & Taam, R. E. 1980a, *ApJ*, 241, 637 [8](#), [10](#)
- . 1980b, *ApJ*, 242, 226 [8](#), [10](#)
- . 1981, *ApJ*, 248, 727 [8](#), [10](#)
- Steenman, H. & The, P. S. 1991, *Ap&SS*, 184, 9 [182](#)
- Strom, K. M., Strom, S. E., Edwards, S., Cabrit, S., & Skrutskie, M. F. 1989, *AJ*, 97, 1451 [20](#), [173](#)
- Strömgren, B. 1963, *Quantitative Classification Methods*, ed. K. A. Strand (the University of Chicago Press), 123 [46](#)
- . 1966, *ARA&A*, 4, 433 [46](#), [56](#), [115](#), [122](#), [124](#)
- Strömgren, B. 1967, in *Magnetic and Related Stars*, ed. R. C. Cameron, 461 [46](#)
- Sung, H., Chun, M.-Y., & Bessell, M. S. 2000, *AJ*, 120, 333 [165](#)
- Suran, M., Goupil, M., Baglin, A., Lebreton, Y., & Catala, C. 2001, *A&A*, 372, 233 [34](#)
- Testa, P., Huenemoerder, D. P., Schulz, N. S., & Ishibashi, K. 2008, *ApJ*, 687, 579 [181](#)
- The, P. S., de Winter, D., & Perez, M. R. 1994, *A&AS*, 104, 315 [22](#), [43](#), [47](#)
- The, P. S., Perez, M. R., Voshchinnikov, N. V., & van den Ancker, M. E. 1996, *A&A*, 314, 233 [182](#)
- The, P. S. & Tjin A Djie, H. R. E. 1978, *A&A*, 62, 439 [182](#)

REFERENCIAS Y BIBLIOGRAFÍA

- The, P. S., Tjin-A-Djie, H. R. E., Bakker, R., et al. 1981, *A&AS*, 44, 451 [182](#)
- Tout, C. A. & Pringle, J. E. 1995, *MNRAS*, 272, 528 [23](#)
- Trullols, E. & Jordi, C. 1997, *A&A*, 324, 549 [165](#)
- van den Ancker, M. E., de Winter, D., & Tjin A Djie, H. R. E. 1998, *A&A*, 330, 145 [181](#), [182](#)
- van den Ancker, M. E., The, P. S., Feinstein, A., et al. 1997, *A&AS*, 123, 63 [22](#), [181](#)
- van der Tak, F. F. S. & Menten, K. M. 2005, *A&A*, 437, 947 [18](#)
- Vieira, R. G., Gregorio-Hetem, J., Hetem, A., Stasińska, G., & Szczerba, R. 2011, *A&A*, 526, A24 [93](#)
- Vieira, S. L. A., Corradi, W. J. B., Alencar, S. H. P., et al. 2003, *AJ*, 126, 2971 [22](#), [43](#), [47](#), [158](#), [165](#)
- Vigneron, C., Mangeney, A., Catala, C., & Schatzman, E. 1990, *Sol. Phys.*, 128, 287 [23](#)
- Vink, J. S., Drew, J. E., Harries, T. J., & Oudmaijer, R. D. 2002, *MNRAS*, 337, 356 [29](#)
- Voshchinnikov, N. V. & Grinin, V. P. 1991, *Astrophysics*, 34, 84 [25](#)
- Voshchinnikov, N. V., Molster, F. J., & The, P. S. 1996, *A&A*, 312, 243 [182](#)
- Walker, G., Matthews, J., Kuschnig, R., et al. 2003, *PASP*, 115, 1023 [40](#), [104](#), [142](#)
- Walker, H. J. & Wolstencroft, R. D. 1988, *PASP*, 100, 1509 [22](#)
- Wang, S., Looney, L. W., Brandner, W., & Close, L. M. 2008, *ApJ*, 673, 315 [24](#)
- Waters, L. B. F. M. & Waelkens, C. 1998, *ARA&A*, 36, 233 [25](#)
- Wenzel, W., Dorschner, J., & Friedemann, C. 1971, *Astronomische Nachrichten*, 292, 221 [24](#), [25](#), [66](#)
- Wheelwright, H. E., Oudmaijer, R. D., & Goodwin, S. P. 2010, *MNRAS*, 401, 1199 [84](#)
- Wolfire, M. G. & Cassinelli, J. P. 1987, *ApJ*, 319, 850 [17](#)
- Wood, K., Kenyon, S. J., Whitney, B. A., & Bjorkman, J. E. 1996, *ApJ*, 458, L79 [101](#)
- Wuchterl, G. & Tscharnuter, W. M. 2003, *A&A*, 398, 1081 [8](#)
- Xiong, D. R., Cheng, Q. L., & Deng, L. 1998a, *ApJ*, 500, 449 [35](#)
- Xiong, D. R. & Deng, L. 2001, *MNRAS*, 324, 243 [35](#)
- Xiong, D. R., Deng, L., & Cheng, Q. L. 1998b, *ApJ*, 499, 355 [35](#)
- Xu, Y., Li, Z.-P., Deng, L.-C., & Xiong, D.-R. 2002, , 2, 441 [35](#)
- Yorke, H. W. & Kruegel, E. 1977, *A&A*, 54, 183 [17](#)

- Zhevakin, S. 1952, *AZh*, 29 37
- . 1953, *AZh*, 30 37
- Zinnecker, H. & Preibisch, T. 1994, *A&A*, 292, 152 23
- Zinnecker, H. & Yorke, H. W. 2007, *ARA&A*, 45, 481 18
- Zwintz, K. 2005, PhD thesis 38, 43, 47
- Zwintz, K. 2008, *ApJ*, 673, 1088 159, 164, 165, 166
- Zwintz, K., Hareter, M., Kuschnig, R., et al. 2009a, *A&A*, 502, 239 41, 104, 160, 164, 165, 166
- Zwintz, K., Kallinger, T., Guenther, D. B., et al. 2009b, *A&A*, 494, 1031 40, 164
- . 2011, *ApJ*, 729, 20 39, 41, 164
- Zwintz, K., Marconi, M., Reegen, P., & Weiss, W. W. 2005, *MNRAS*, 357, 345 39, 164
- Zwintz, K. & Weiss, W. W. 2006, *A&A*, 457, 237 39, 164