



Universidad Nacional de La Plata  
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis de Licenciatura

ESTUDIO OBSERVACIONAL DE LA SEGUNDA  
DISCONTINUIDAD DE BALMER EN ESTRELLAS  
Be y Bn

Yanina Roxana Cochetti

Directora: María Laura Arias  
Codirectora: Lydia Cidale

LA PLATA, ARGENTINA  
- MARZO DE 2014 -



*A mi abuelo, que me abrió los ojos al universo  
y me señaló el camino que me trajo hasta acá.*



# Agradecimientos

*A mi mamá y mi papá, por nunca dudar de mí y apoyarme en esta aventura de estudiar astronomía.*

*A mi hermano, por formar parte de mi vida y crecer conmigo.*

*A mi abuela, por estar en todo momento.*

*A Francisco, por entender mis locuras y ser mi cable a tierra.*

*A “los mismos de siempre”, por seguir caminando al lado mío.*

*Al Grupo Scout Don Orión, por todo lo que me brindan desde hace años.*

*A Lau, por esos desayunos, tardes de estudio, salidas y cenas con la mejor compañía.*

*A Mauro y Tiara, por esos días interminables de estudio, mates, charlas y risas.*

*A los organizadores del EnEA, por ese espíritu que nos permitió crecer.*

*A la Agrupación Estudiantil INTI y sus “intianes”, por enseñarme cosas que no se aprenden en las aulas.*

*A María y Lydia, por su tiempo y paciencia.*

*A los ayudantes, JTPs y profesores que tuve a lo largo de estos años, por su gran ayuda.*

*Al Observatorio y toda su gente, por formar un lugar del que uno se siente agradecido de formar parte.*

*A la vida, por haber puesto en mi camino a todas estas personas.*



# Resumen

En el presente trabajo de Tesis de Licenciatura analizamos el comportamiento de la segunda discontinuidad de Balmer en una muestra de estrellas Be y Bn, y su relación con la velocidad de rotación proyectada,  $V \sin(i)$ , y los parámetros fundamentales de las estrellas.

Para desarrollar el tema propuesto se contó con una muestra de espectros de 53 estrellas Be y 71 estrellas Bn. En base a los mismos, se determinaron los parámetros fundamentales de las estrellas de la muestra y se examinó la presencia y el aspecto del segundo salto de Balmer. Por otra parte, se recopilaron valores de  $V \sin(i)$  disponibles en publicaciones o catálogos. Usando estos valores, se buscaron correlaciones entre el aspecto de la segunda discontinuidad de Balmer y  $V \sin(i)$ , y entre la aparición de la segunda discontinuidad de Balmer y los parámetros fundamentales de la estrella. Los resultados obtenidos a partir de las correlaciones dan pautas para discutir acerca de las características de las envolturas de las estrellas Be y la validez de los diferentes modelos propuestos para su origen y estructura. Además, el estudio comparativo de la muestra de estrellas Be y Bn permite discutir sobre la existencia de un posible vínculo entre ambos grupos de objetos.

En lo referente a las estrellas Be observamos que aquellas con el segundo salto de Balmer en absorción tienen valores de  $V \sin(i)$  compatibles con el modelo de disco Kepleriano, mientras que muchas de las que presentan el segundo salto en emisión tienen valores de  $V \sin(i)$  más altos que lo esperado. Esto último implicaría que el volumen emisor de la envoltura en estas estrellas debe ser mayor que el correspondiente a un modelo de disco Kepleriano, dando lugar a la discusión de otros posibles modelos.

Encontramos también que dentro del grupo de estrellas Be con segundo salto en emisión, existe una correlación cualitativa entre la intensidad del segundo salto y la temperatura de las estrellas. Además existen objetos que, presentando iguales condiciones de temperatura y  $V \sin(i)$ , muestran distintos aspectos en el segundo salto de Balmer. Eso llevaría a pensar que existe algún otro factor que influye en el aspecto del mismo, afectando las condiciones físicas de la envoltura.

En cuanto a las estrellas Bn nuestro estudio sugiere que ellas constituyen la contraparte tardía de las estrellas Be. La alta velocidad de rotación proyectada, el análisis de la distribución en tipos espectrales de ambos grupos y la presencia de estrellas Bn con una segunda discontinuidad de Balmer vinculada con material denso próximo a la fotosfera, aportan evidencias para esta hipótesis. Este resultado indicaría que ambos subgrupos de objetos comparten un fenómeno cuyo origen es similar.



# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Estrellas Be . . . . .	2
1.1.1. Definición . . . . .	2
1.1.2. Rotación . . . . .	2
1.1.3. Características espectroscópicas . . . . .	3
1.1.4. Variabilidad . . . . .	4
1.1.5. Polarimetría . . . . .	7
1.1.6. Interferometría . . . . .	7
1.1.7. Proporción de estrellas Be y estado evolutivo . . . . .	8
1.1.8. Geometrías y cinemática del disco . . . . .	8
1.1.9. Segundo salto de Balmer . . . . .	9
1.2. Estrellas Bn . . . . .	12
<b>2. Motivación de la Tesis</b>	<b>13</b>
2.1. La segunda discontinuidad de Balmer . . . . .	13
2.2. Las estrellas Bn y su posible vinculación con las Be . . . . .	14
2.3. Propuesta de trabajo . . . . .	15
<b>3. Observaciones</b>	<b>17</b>
3.1. Detalles de las observaciones y muestra de objetos . . . . .	17
3.2. Reducción . . . . .	17
<b>4. El método de clasificación BCD</b>	<b>23</b>
<b>5. Resultados</b>	<b>29</b>
5.1. Parámetros fundamentales de las estrellas Be y Bn . . . . .	29
5.2. Recopilación de valores de $V \sin(i)$ . . . . .	39
5.3. Aspecto del segundo salto de Balmer . . . . .	39
5.3.1. Correlación del aspecto del segundo salto de Balmer con parámetros fundamentales en Estrellas Be . . . . .	40
5.3.2. Correlación del aspecto del segundo salto de Balmer con parámetros fundamentales en Estrellas Bn . . . . .	45
5.4. Correlación de la intensidad del segundo salto con $T_{eff}$ y $V \sin(i)$ . . . . .	49
5.5. Análisis conjunto de las estrellas Be y Bn . . . . .	51
5.5.1. Distribución de estrellas Be y Bn por tipo espectral . . . . .	56
5.5.2. Segunda discontinuidad de Balmer en estrellas Be y Bn . . . . .	56
<b>6. Conclusiones y trabajo a futuro</b>	<b>63</b>



# Índice de figuras

1.1.	Forma esquemática de los perfiles según el ángulo de inclinación, extraída de Rivinius et al. (2013). . . . .	4
1.2.	Ejemplos de perfiles de C IV en 1548.2-1550.8 Å, para una estrella Be y una B. Pueden verse las componentes discretas en HD 28497, ausentes en HD 143275. Extraído de Prinja (1989). . . . .	5
1.3.	Espectros de $\eta$ UMaj, $\zeta$ Tau y $\eta$ CMaj. Pueden observarse las dos discontinuidades de Balmer en $\zeta$ Tau. Extraída de Barbier & Chalonge (1939). . . . .	10
1.4.	El espectro de $\alpha$ Ara muestra una segunda discontinuidad en emisión, el de $\mu_1$ Cru no presenta la segunda discontinuidad, y el de 48 Lib muestra la segunda discontinuidad en absorción. Extraída de Divan (1979). . . . .	11
4.1.	Parámetros del método de clasificación BCD, extraído de Zorec et al. (2009) . . . . .	24
4.2.	Superficie $\Sigma$ en el sistema de clasificación BCD, extraído de Dufay (1964)	26
4.3.	Plano D - $\lambda_1$ (Chalonge & Divan, 1973) . . . . .	26
4.4.	Curvas de calibración de $T_{eff}$ y TE (Zorec et al. 2009) . . . . .	27
4.5.	Curvas de calibración de $\log g$ (Zorec 1986) . . . . .	28
5.1.	Ejemplos de estrellas con el segundo salto de Balmer en emisión, absorción o ausente. . . . .	40
5.2.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $V \text{ sen}(i)$ para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	42
5.3.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $T_{eff}$ para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	43
5.4.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log g$ para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	43
5.5.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $M_v$ para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	44
5.6.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log(L/Lo)$ para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	44
5.7.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y E(B-V) para las estrellas Be y supergigantes de la muestra. . . . .	45
5.8.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $V \text{ sen}(i)$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	48
5.9.	Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $T_{eff}$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	48

## ÍNDICE DE FIGURAS

---

5.10. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log g$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	49
5.11. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $M_v$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	50
5.12. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log (L/L_o)$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	50
5.13. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $E(B-V)$ para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra. . . . .	51
5.14. Intensidad del segundo salto en emisión en estrellas Be para distintos valores de $T_{eff}$ . . . . .	52
5.15. Intensidad del segundo salto en emisión en estrellas Be para distintos valores de $V \text{ sen}(i)$ . . . . .	53
5.16. Intensidad del segundo salto en absorción en estrellas Be para distintos valores de $V \text{ sen}(i)$ . . . . .	54
5.17. Intensidad del segundo salto en absorción en estrellas Bn para distintos valores de $V \text{ sen}(i)$ . . . . .	55
5.18. Histograma según TE para las estrellas Be y Bn. . . . .	56
5.19. Ubicación de las estrellas Be y Bn de la muestra en el diagrama HR. . .	57
5.20. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $V \text{ sen}(i)$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	58
5.21. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $T_{eff}$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	59
5.22. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log g$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	59
5.23. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $M_v$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	60
5.24. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $\log (L/L_o)$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	60
5.25. Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y $E(B-V)$ para las estrellas Be y Bn. . . . .	61

# Índice de tablas

3.1. Lista de estrellas Be observadas. . . . .	18
3.2. Lista de estrellas Bn observadas. . . . .	19
5.1. Parámetros fundamentales para estrellas Be. . . . .	31
5.2. Parámetros fundamentales para estrellas Bn. . . . .	33
5.3. Otros parámetros para estrellas Be. . . . .	36
5.4. Otros parámetros para estrellas Bn. . . . .	37
5.5. Apariencia del segundo salto de Balmer y valores de $V \text{ sen}(i)$ para estrellas Be. . . . .	40
5.6. Apariencia del segundo salto de Balmer y valores de $V \text{ sen}(i)$ para estrellas Bn. . . . .	45



# Capítulo 1

## Introducción

Las estrellas Be son objetos no-supergigantes que presentan líneas en emisión que surgen de una envoltura achatada (Jaschek et al. 1981). Son rotadores muy rápidos ya que en promedio pueden alcanzar hasta 0.75 de su velocidad de rotación crítica. La combinación de esta rotación rápida con un mecanismo adicional, tal como las pulsaciones no radiales, los vientos estelares, o las interacciones gravitatorias con una compañera, podría dar lugar a la formación de la envoltura extendida. Se ha observado que la emisión originada en la envoltura puede, en muchos casos, desaparecer completamente y luego reaparecer. En este caso la realimentación del material podría darse a través de eyecciones discretas de masa.

Existen otro grupo de estrellas B que son también rotadores rápidos y que no manifiestan evidencias de envolturas extendidas, es decir que no presentan líneas en emisión. Estas son las estrellas Bn. Estas estrellas están caracterizadas por sus perfiles de absorción ensanchados (Hoffleit & Jaschek 1982). En la mayoría de los casos, este ensanchamiento estaría generado por rotación, lo que indicaría que estos objetos estarían vistos preferentemente de ecuador. Por el contrario, las estrellas Be se ven desde distintos ángulos de inclinación, dado que se detectan por sus características líneas en emisión, con emisiones angostas o anchas, e incluso dobles. Entonces, uno podría preguntarse si es posible que una estrella Be con velocidad de rotación proyectada alta pudiera ser confundida con una estrella Bn si perdiera temporalmente su envoltura emisora. Así mismo, podría pensarse que una estrella Bn podría transformarse en Be si se le detectan en algún momento líneas de H en emisión.

Esta hipótesis lleva también a preguntarse si ambos objetos no pertenecen entonces a una misma familia, y sus particularidades solo reflejan distintas condiciones de excitación de sus envolturas. De hecho, algunas estrellas Bn presentan “LPV” (line profile variability) similares a las Be, que podrían estar asociadas a pulsaciones no radiales. Desafortunadamente en la estrellas Bn no se ha realizado aún un estudio sistemático de estas pulsaciones, que permita evaluar la importancia de las mismas como mecanismo adicional en la formación de la envoltura.

Una característica relacionada con la presencia de la envoltura en las estrellas Be es la aparición, en muchos casos, de una segunda discontinuidad de Balmer. Esta discontinuidad puede estar en emisión o absorción. En cambio, poco se sabe sobre la presencia

## 1. Introducción

---

de esta segunda discontinuidad en el caso de las estrellas Bn, dado que no se han realizado estudios sistemáticos al respecto. Estudios sobre esta segunda discontinuidad podrían dar pautas sobre la presencia de una envoltura en estos objetos y confirmar así la hipótesis de la rotación como mecanismo dominante en la formación de la misma.

En este contexto, se pueden plantear varios interrogantes en lo que respecta a la evolución de las estrellas B con rotación rápida y al mecanismo que da origen a la envoltura observada en las estrellas Be. Por ello resulta de importancia estudiar comparativamente a las estrellas Be y Bn en busca de similitudes y diferencias.

A continuación detallaremos las características más relevantes de las estrellas Be y Bn. Estudios extensos y detallados de estas características pueden encontrarse en Porter & Rivinius (2003) y Rivinius et al. (2013).

### 1.1. Estrellas Be

#### 1.1.1. Definición

Las estrellas Be son objetos tempranos no supergigantes, que presentan o han presentado al menos una vez líneas en emisión de H, en especial  $H\alpha$ , y de metales una vez ionizados. Esta definición incluye más de un tipo de estrellas B con líneas en emisión de características distintas, por lo que se habla de estrellas Be clásicas para diferenciarlas de grupos tales como las estrellas de pre secuencia principal Herbig Ae-Be o sistemas binarios tipo Algol. La definición de estrellas Be clásicas abarca no solo al tipo espectral B, sino que se extiende a estrellas O tardías y A tempranas (Jaschek et al. 1981).

#### 1.1.2. Rotación

Las líneas fotosféricas en absorción tienen anchos de varios cientos de km/s (Slettebak 1982; Uesugi & Fukuda 1981), que representan la velocidad de rotación de la estrella proyectada en la dirección de la visual ( $V \sin(i)$ ).

Chauville et al. (2001a) y Zorec (2004) encuentran que las estrellas Be tienen velocidades de rotación entre un 70 % y 80 % de su velocidad de rotación crítica. Esta proximidad a la velocidad de rotación crítica, donde la fuerza centrífuga iguala a la gravitatoria, disminuye la gravedad efectiva en el ecuador y favorece la creación de una envoltura, por lo que sería el mecanismo más aceptado para la formación de un disco Kepleriano y la diferenciación entre estrellas B y Be (Poeckert & Marlborough 1978; Waters 1986; Hanuschik 1996). Sin embargo, debemos tener en cuenta que existen estrellas que son rotadores rápidos, tales como  $\alpha$  Leo ( $V/V_{\text{crit}} = 0.80$ ), Achernar o el grupo de las estrellas Bn, que no muestran líneas de hidrógeno en emisión.

Stoeckley (1968), Collins & Truax (1995), Owocki (2004), Zorec (2004) y Townsend et al. (2004) encontraron que en estrellas con velocidades de rotación cercanas al 80 % de su velocidad de rotación crítica, las determinaciones de  $V \sin(i)$  a partir de los anchos de las líneas estarían subestimadas. Esto se debería al oscurecimiento gravitacional

causado por la alta rotación, por el cual la distribución de temperatura y flujo de la estrella se vuelven dependientes de la latitud (Rivinius et al. 2013).

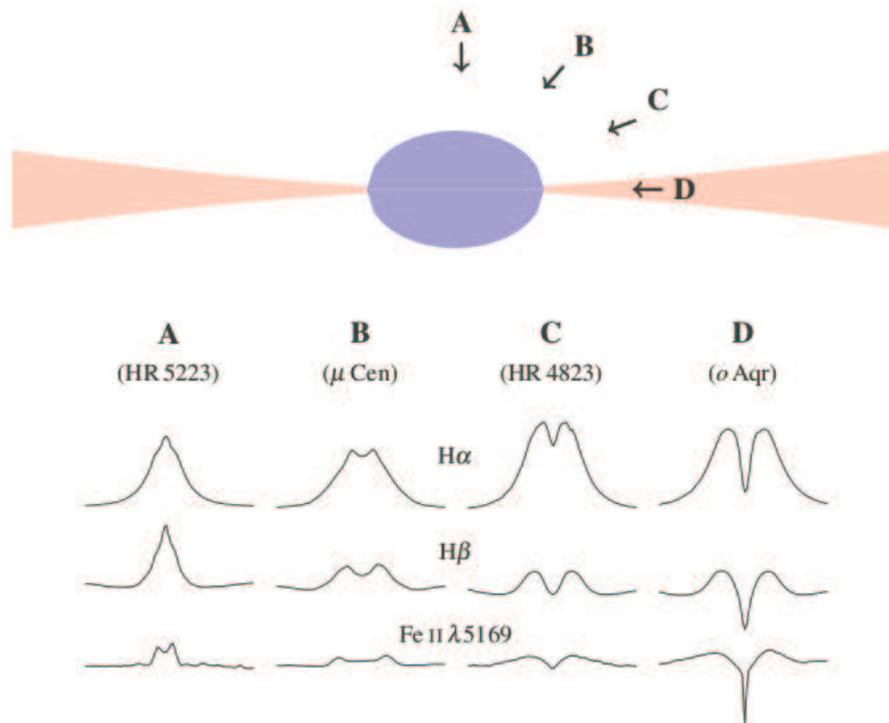
### 1.1.3. Características espectroscópicas

En la región del visible la característica espectroscópica más relevante de una estrella Be es la presencia de líneas de Balmer en emisión. El carácter de la emisión difiere de una estrella a otra, y sufre variaciones en el tiempo para una misma estrella. La emisión puede variar en intensidad y cantidad de líneas de la serie de Balmer en las que aparece, aunque siempre decrece desde  $H\alpha$  hacia los miembros superiores.

En las estrellas Be reconocemos dos tipos diferentes de espectro: el *espectro Be* y el *espectro Be de envoltura o shell*. Las líneas en emisión del espectro Be presentan típicamente uno o dos máximos intensos. En este último caso la parte central de la línea tiene una inversión en la intensidad que no alcanza a cruzar el nivel de flujo continuo emergente de la fotosfera estelar. En cambio, en el espectro Be-shell los núcleos centrales en las líneas son delgados y están en absorción, pudiendo presentar o no las alas en emisión. Se observan además numerosas líneas angostas en absorción de metales una vez ionizados. En el caso de líneas con dos picos en emisión, la separación de éstos correlaciona con el ancho a mitad de altura (FWHM) medido en las líneas fotosféricas (Struve 1931). Tanto la separación de los picos como las velocidades radiales medidas en las líneas en emisión son mayores en las estrellas con espectros de envoltura que en las estrellas con espectro Be. La diferencia entre los espectros Be y Be-shell fue originalmente atribuida a un efecto geométrico relacionado con el ángulo de inclinación del eje de rotación de la estrella respecto a la visual, como pueden observarse en la Fig. 1.1. Vemos entonces que los espectros tipo Be con un pico corresponden con estrellas vistas de polo (A), los Be-shell con estrellas vistas desde el plano del ecuador (D), y los Be con dos picos con ángulos de inclinación intermedios (B-C). Este modelo fue propuesto por Struve (1931).

Las estrellas Be presentan también un exceso en el continuo IR, asociado con emisión libre-libre y libre-ligado en el disco. La estructura en temperatura es difícil de determinar a partir del exceso en IR, pero a partir de los modelos de Waters (1986) y Poekert & Marlborough (1978) se obtiene que la temperatura en el plano del disco es aproximadamente constante con el radio. En configuraciones más complejas, incluyendo metales, se obtiene que la temperatura disminuye con el radio.

En la región UV del espectro de las estrellas Be se observan líneas en absorción de metales de baja ionización. También se observan intensas líneas de resonancia de elementos altamente ionizados como O VI, N V, Si IV y C IV, que pueden ser altamente asimétricas, indicando la presencia de vientos, o presentar componentes múltiples en absorción desplazadas hacia el violeta, que son interpretadas como evidencia de un flujo de materia alejándose de la fotosfera (Snow 1979). La existencia de estas líneas de elementos muy ionizados con abundancias anómalas se conoce como *superionización*, y en las estrellas Be aparece hasta tipos espectrales tan tardíos como B8. Este fenómeno es originado por la existencia de una fuente de energía no radiativa, ya que el campo de radiación de la estrella de tipo B tardío no alcanza para producir esos iones. Sobre



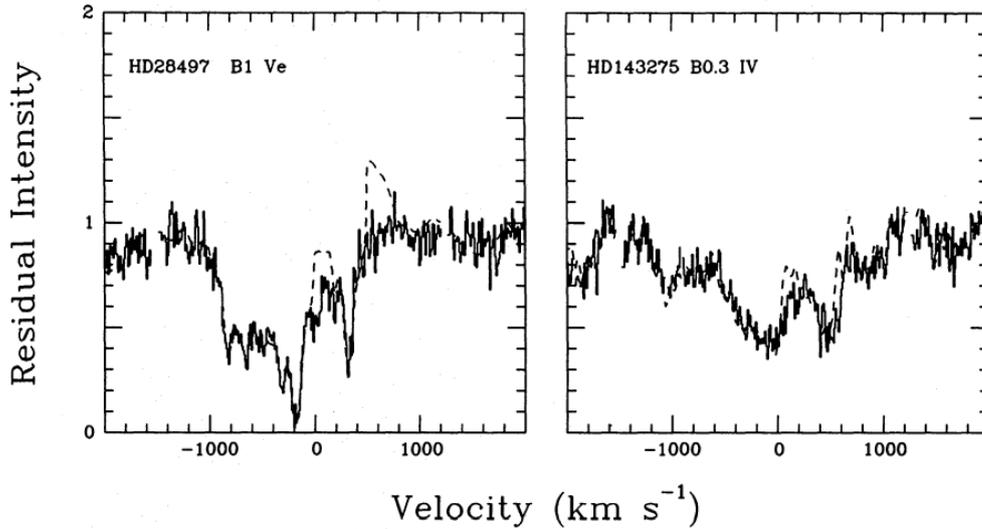
**Figura 1.1.** Forma esquemática de los perfiles según el ángulo de inclinación, extraída de Rivinius et al. (2013).

las líneas de alta ionización se distinguen componentes de absorción discretas que se desplazan hacia longitudes de onda más cortas, desde velocidades bajas hasta velocidades de aproximadamente 1000 km/s, que no son observadas en estrellas B normales y se deberían a la propagación de perturbaciones de densidad en el plasma circunestelar (Underhill & Doazan 1982; Baade 2000). Un ejemplo de las componentes en absorción discretas puede verse en la Fig. 1.2.

En la región de los rayos X las estrellas Be aisladas son levemente más activas que las estrellas B normales (Cohen et al. 1997; Cohen 2000). Sin embargo, en algunas estrellas Be en sistemas binarios la radiación en rayos X es muy intensa y variable, en escalas de tiempo de semanas a años (Coe 2000). Esto podría deberse a que el acompañante de la estrella Be sea un objeto compacto en una órbita excéntrica, acreta material de la estrella Be (Coe et al. 2000).

### 1.1.4. Variabilidad

Otra característica importante de las estrellas Be es su variabilidad, tanto espectroscópica como fotométrica. Esta variabilidad es distinta de una estrella a la otra, y no es periódica. A continuación se describen algunas de las variaciones más relevantes para este trabajo, cuyo estudio puede dar información útil para el estudio de la formación de la envoltura.



**Figura 1.2.** Ejemplos de perfiles de C IV en 1548.2-1550.8 Å, para una estrella Be y una B. Pueden verse las componentes discretas en HD 28497, ausentes en HD 143275. Extraído de Prinja (1989).

### Transiciones B - Be - Be shell

Son las transformaciones de un espectro Be en uno shell o en uno B normal. El intervalo de tiempo entre dos fases Be, dos fases shell o dos fases normales (meses, años o décadas), puede variar de un época a otra, para la misma estrella. Por ejemplo,  $\gamma$  Cas exhibió sólo dos fases shell separadas por cuatro años en un siglo (Baldwin 1939, 1940, 1941). Los intervalos de tiempo difieren de una estrella a otra. Para 59 Cyg (Barker 1982) el intervalo de tiempo entre sus dos últimas fases shell fue de un año, mientras que para Pleione fue de 35 años (Gulliver 1977).

La apariencia de los espectros Be y Be-shell fue originalmente atribuída a un efecto geométrico que dependía del ángulo de inclinación del eje de rotación de la estrella, por lo cual no se esperaba encontrar transiciones entre un tipo de espectro y otro. Hummel (1998) propuso que las variaciones Be  $\leftrightarrow$  Be-shell podían explicarse suponiendo que el plano ecuatorial de la estrella y el plano orbital de la envoltura, supuesta en forma de disco, están inclinados uno respecto del otro y por lo tanto se da una precesión que hace que el disco presente distintas orientaciones hacia el observador. La dificultad más importante de este modelo reside en el hecho de que la precesión generaría una variación periódica, mientras que los cambios de fase Be a Be-shell o B-shell no se dan necesariamente en forma periódica. El modelo de disco en precesión ha sido ideado para explicar las variaciones fotométricas extraordinarias de  $\gamma$  Cas. Zorec et al. (2000) explican con mejor fidelidad la curva de luz observada de esta estrella suponiendo que hubo una eyección discreta de masa en forma de protuberancia gigante. Esta masa quedó luego rotando en torno de la estrella por un tiempo dado, disipándose posteriormente. Este escenario puede explicar de manera más razonable las variaciones fotométricas irregulares observadas.

Las variaciones Be  $\leftrightarrow$  B podrían indicar un fuerte cambio en la distribución del

## 1. Introducción

---

material circunestelar, implicando en algunos casos, la pérdida completa de la envoltura y su posterior reconstrucción. Por ejemplo,  $\theta$  CrB mostró un intenso espectro shell hasta 1980, cuando su espectro se transformó en B normal. Luego de 20 años recomenzó con cierta actividad circunestelar. Se observaron fenómenos similares en  $\alpha$  And (Gulliver et al. 1980) y en  $\nu$  Pup (Rivinius et al. 1999). El estudio de este fenómeno puede aportar información útil sobre el mecanismo que da origen a la envoltura (Gayley et al. 1999; Bjorkman 2000).

### Variaciones V/R

Para las típicas líneas con dos picos en emisión, llamamos V a la altura del pico azul y R a la altura del pico rojo con respecto al continuo. Se han observado variaciones de largo período en el cociente V/R, de un par de años a décadas, especialmente en la línea H $\alpha$ . Estas variaciones son independientes del tipo espectral de la estrella central.

Para explicar estas variaciones se sugirió la presencia de un anillo ecuatorial elíptico de materia circunestelar rotando alrededor de la línea de las ápsides, en el cual los átomos siguen órbitas Keplerianas. Este modelo logra buen acuerdo con las observaciones a partir del ajuste de parámetros geométricos (Huang 1972, 1973; Albert & Huang 1974), pero no logra explicar un cociente V/R < 1 para los miembros bajos de la serie de Balmer y V/R > 1 para los miembros altos.

Hesselbach (2009) encuentra que en algunas estrellas Be el desfase observado entre las variaciones V/R en H $\alpha$  y otras líneas de H en el IR es consistente con la evolución de una onda de densidad o brazo espiral en el disco. Para explicar sucesivas variaciones es necesario que esa onda de varias vueltas al disco, por lo que la velocidad de rotación debe ser mucho mayor que la velocidad radial de expansión.

También se ha propuesto como explicación para esta variación la presencia de una envoltura deformada por la acción de una estrella secundaria más la influencia del campo de velocidades (Arias et al. 2004).

### Variaciones fotométricas

El espectro continuo de las estrellas Be también sufre variaciones, generalmente irregulares, con intervalos de tiempo desde fracciones de días hasta décadas. En general, las estrellas Be presentan un exceso de flujo variable en el continuo de Pashen, positivo o negativo, correlacionado con la temperatura efectiva de la estrella central.

Las variaciones fotométricas periódicas o multiperiodicas de corto período (Balona 1990, 1995; Oudmajer & Drew 1997) pueden estar acompañadas de variaciones espectroscópicas, y no se encuentran en tipos espectrales más tardíos que B5 (Baade 1989). Los cortos períodos indican que estas variaciones se originarían en regiones cercanas a la fotosfera estelar. Esas variaciones darían información de los mecanismos adicionales que permitirían a una estrella B convertirse en Be (Slettebak & Snow 1987), ya que como mencionamos anteriormente, no hay certeza de que la alta rotación sea suficiente para dar origen a la envoltura. El origen de estas variaciones es atribuido a pulsaciones no radiales (Baade 1982; Rivinius et al. 2003; Smith 2001), aunque también se ha

propuesto que esos períodos son mejor explicados por la rotación estelar, con la modulación mantenida por un campo magnético (Sareyan et al. 2002).

Las variaciones fotométricas quasi-cíclicas o irregulares en escalas de tiempo largas, también relacionadas con variaciones espectroscópicas, estarían asociadas con cambios en la estructura de densidad y temperatura de la envoltura en la región próxima a la estrella central, causando variaciones en la opacidad y/o modificando el flujo de masa.

### Erupciones

A partir de observaciones del HIPPARCOS, Hubert & Floquet (1998); Hubert et al. (2000) detectaron aumentos de brillo en estrellas Be, en períodos que van desde los días a años. Estos *outbursts* pueden deberse a variaciones en la profundidad óptica de capas eyectadas por la estrella (Hubert et al. 2000) o eyecciones locales de masa (Zorec et al. 2000).

Estos eventos pueden ser una fuente de abastecimiento de material a la envoltura, además de contribuir a la eventual pérdida de la envoltura propiamente dicha.

#### 1.1.5. Polarimetría

La mayor parte de las estrellas Be emite luz polarizada en el continuo (Wood et al. 1997; Bjorkman 2000). Esta polarización es variable, y puede alcanzar valores del 2%. En general el grado de polarización está relacionado con la intensidad de las líneas en emisión, aunque a veces la relación esté desfasada temporalmente (Poeckert et al. 1979). La intensidad de la polarización varía también con el cociente V/R, manteniéndose constantes los ángulos de polarización (McDavid et al. 2000; Wood et al. 1997).

La detección de luz continua polarizada evidencia un apartamiento de la simetría esférica en la envoltura, mientras que la ausencia de polarización en las líneas (Shorlin et al. 2002) pone un límite superior para la intensidad del campo magnético en 1kG.

#### 1.1.6. Interferometría

El desarrollo de las técnicas de interferometría de larga base, combinadas con instrumentos como MIDI o VINCI, han permitido obtener las primeras evidencias de la forma de las envolturas extendidas de las estrellas Be. Estos estudios confirman que las estrellas Be estarían rodeadas de envolturas achatadas (Dougherty & Taylor 1992). Según Quirrenbach et al. (1993, 1994) las envolturas de las estrellas con espectros Be-shell tienen mayor achatamiento que las de estrellas con espectros Be, siendo los ángulos de polarización siempre perpendiculares al eje mayor de la envoltura (Quirrenbach et al. 1997).

Estudios recientes han logrado obtener una medición del achatamiento rotacional para Achernar, una estrella Be con alta rotación que presenta un achatamiento polar con una relación de 1.56 entre el radio ecuatorial y el polar (Domiciano de Souza et al. 2003). Posteriormente, Kervella & Domiciano de Souza (2006) han descubierto que Achernar presenta además una clara asimetría en la dirección polar.

### 1.1.7. Proporción de estrellas Be y estado evolutivo

Las estrellas Be representan aproximadamente un 17 % de las estrellas B. La mayor fracción de estrellas Be aparece hacia los tipos espectrales B1 y B2, independientemente de la clase de luminosidad en el intervalo V-III (Zorec & Briot 1997). Esto indicaría que el fenómeno Be no corresponde a una fase evolutiva particular. Sin embargo, un análisis estadístico es complicado debido al carácter variable de las Be, que pueden llegar a perder su disco y las líneas de emisión completamente.

En los cúmulos de las Nubes de Magallanes y nuestra galaxia, la proporción de estrellas Be varía significativamente de un cúmulo a otro, llegando en algunos casos a un 40 %. Keller et al. (2000) atribuye un efecto evolutivo a esta superpoblación, mientras que Maeder et al. (1999) sugieren una relación entre la metalicidad y las abundancias de las estrellas Be.

Según Mermilliod (1982), la mayor fracción de estrellas Be se da en en cúmulos abiertos cuyo *turn-off* esté en el rango de O9-B3, y decae para cúmulos más antiguos. Esto indicaría que la fracción de estrellas Be es una característica evolutiva, o que la fracción de estrellas Be en tipos espectrales tempranos es mayor. Fabregat & Torrejón (2000) sostienen que el fenómeno Be ocurre en la segunda mitad del tiempo en la Secuencia Principal de las estrellas B, y no se ve en cúmulos más jóvenes que  $10^6$  años. Posteriormente, Zorec et al. (2005) ha demostrado que las estrellas Be tardías aparecen recién a partir de la segunda mitad del tiempo de vida en la secuencia principal.

La distribución de la frecuencia observada de estrellas Be en función del tipo espectral se puede explicar relacionando la probabilidad de observar una estrella Be con la intensidad de emisión de las líneas de Balmer, que está relacionada con la temperatura efectiva de la estrellas central por el carácter radiativo dominante de la función fuente. Multiplicando eso por la distribución de estrellas B no supergigante, encontramos la distribución de estrellas Be, lo que implicaría que el fenómeno tiene la misma probabilidad de producirse en todos los tipos espectrales O-A. En los tipos espectrales O la distribución es baja debido a la alta ionización del H, que disminuye la tasa de recombinaciones, y la evolución rápida de las estrellas. En los tipos espectrales tardíos la disminución se debe a la caída de la función fuente para temperaturas menores que las del tipo B7.

### 1.1.8. Geometrías y cinemática del disco

Las técnicas interferométricas, espectroscópicas y polarimétricas desarrolladas revelaron la estructura de las envolturas circunestelares, descartando una distribución de masa con simetría esférica. Sin embargo, hay varios tipos de estructuras, además de un disco delgado, que podrían corresponderse con el achatamiento observado.

Uno de los modelos de disco propuestos es el de Hanuschik (1996), donde la envoltura tiene una altura que aumenta con el radio, con velocidad de rotación Kepleriana. El modelo de Waters et al. (1987) agrega a esa distribución una velocidad de expansión. Un problema de esta estructura es que el material en la región cercana a la estrella no es suficiente para explicar el espectro continuo de la envoltura (Stee et al. 1998). Por

otro lado, si todas las estrellas Be tuvieran envolturas muy achatadas no se podrían explicar los espectros Be permanentes de estrellas con  $V \sin(i) > 200$  km/s, o los que presentan fase Be-shell con  $V \sin(i) < 200$  km/s, ya que corresponderían a estrellas vistas de ecuador y de polo, respectivamente.

Además, según Chauville et al. (2001a), la absorción central de la línea  $H\gamma$  no se correlaciona con la inclinación  $i$ , como se esperaría si en todos los casos hubiera un disco. Moujtahid et al. (2000); Zorec et al. (2000) encontraron una falta de correlación entre el exceso de emisión libre-ligado y libre-libre con la magnitud  $V$  y el ángulo de inclinación, ya que si hubiera discos muy achatados se esperaría  $\Delta V < 0$  para  $i < 45^\circ$ , que no se observa. En muchos casos también se observan líneas de Balmer un solo pico, que indicarían  $i$  pequeñas, junto con líneas de Fe II de dos picos, como si la estructura se mirara de perfil.

Otro modelo propuesto es una estructura de anillo elíptico (Huang 1972, 1973; Albert & Huang 1974), con el material concentrado en el plano ecuatorial con movimiento Kepleriano. Este modelo explica las variaciones V/R periódicas, pero no las que no son cíclicas. Además, el anillo debe ser delgado en la dirección radial y en la perpendicular al plano de movimiento.

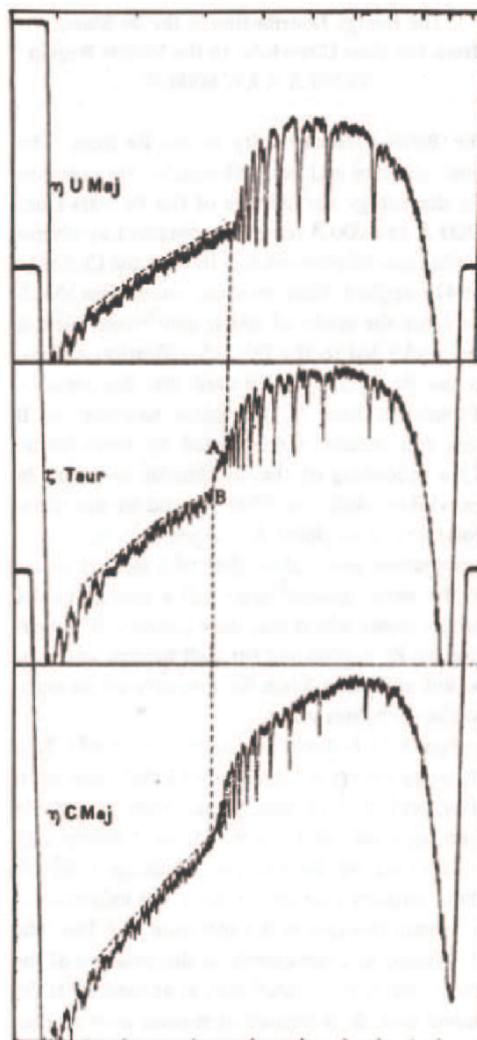
Zorec et al. (2007) propuso un disco con altura de escala mayor a 0.5 radios estelares, a partir del análisis de las líneas de Fe II. Una mayor altura de escala, mayor que la que soportaría un disco en equilibrio térmico con la radiación de la estrella, puede ser el resultado de la interacción entre el disco y la estrella.

Otra de las opciones es una distribución oblonga, en concordancia con las observaciones polarimétricas e interferométricas.

La estructura en velocidad puede obtenerse a partir del ensanchamiento Doppler en las líneas en emisión. Sin embargo es difícil determinar la cinemática sin ambigüedades. La determinación de la velocidad radial es importante para comprender la formación del disco y el proceso de disipación, y es posible obtenerla a partir de las líneas de tipo Be-shell.

### 1.1.9. Segundo salto de Balmer

Otra característica destacada de algunas estrellas Be es la presencia de dos discontinuidades o saltos de Balmer, como se muestra en las Figs. 1.3 y 1.4. En la Fig. 1.3 podemos observar el espectro de  $\eta$  UMa<sub>j</sub> (una estrella B3 de secuencia principal),  $\zeta$  Tau (una estrella B3e con envoltura extendida) y  $\eta$  CMa<sub>j</sub> (una estrella B5 supergigante). Se observa claramente que el espectro de  $\zeta$  Tau presenta dos discontinuidades. La primera discontinuidad, denominada A, coincide con la discontinuidad observada en una estrella enana, mientras que la segunda, denominada B, se ubica en longitudes de onda más cortas, al igual que la discontinuidad de un objeto con atmósfera extendida. Barbier & Chalonge (1939) concluyeron que la primera discontinuidad está relacionada con el objeto central, mientras que la segunda se forma en regiones de menor densidad que la de la fotosfera y está relacionada con la presencia de una envoltura extendida.

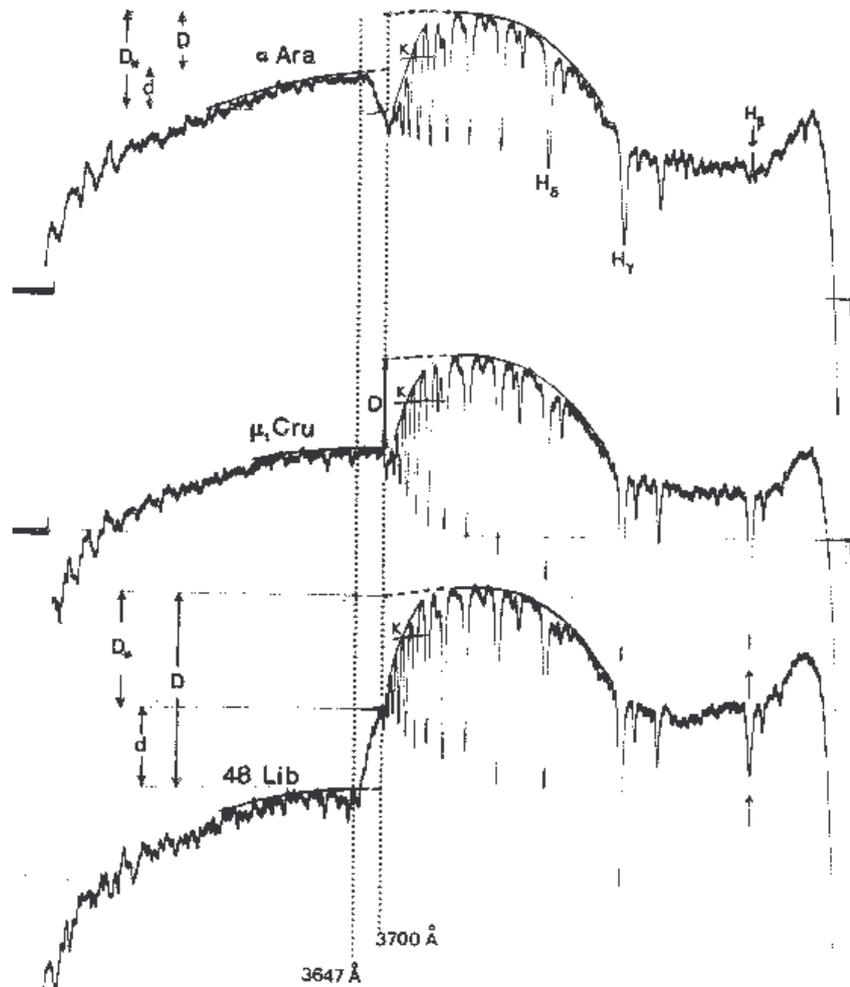


**Figura 1.3.** Espectros de  $\eta$  UMa,  $\zeta$  Tau y  $\eta$  CMa. Pueden observarse las dos discontinuidades de Balmer en  $\zeta$  Tau. Extraída de Barbier & Chalonge (1939).

Quando está presente, el segundo salto de Balmer puede estar en emisión o absorción, como se muestra en la Fig. 1.4. El espectro de  $\alpha$  Ara muestra una segunda discontinuidad en emisión, el de  $\mu_1$  Cru no presenta la segunda discontinuidad, y el de 48 Lib muestra la segunda discontinuidad en absorción.

Si la intersección de la recta que ajusta al continuo de Balmer con la vertical en  $3700 \text{ \AA}$  se encuentra por arriba de la intersección de la misma vertical con la envolvente inferior de las líneas de la serie de Balmer, diremos que el salto está en emisión. En caso contrario diremos que está en absorción.

En general, el segundo salto de Balmer aparece en emisión cuando la estrella presenta la fase de un espectro Be (líneas en emisión intensa), y en absorción en la fase Be-shell (líneas en absorción con o sin alas en emisión). Por lo tanto, al igual que el



**Figura 1.4.** El espectro de  $\alpha$  Ara muestra una segunda discontinuidad en emisión, el de  $\mu_1$  Cru no presenta la segunda discontinuidad, y el de 48 Lib muestra la segunda discontinuidad en absorción. Extraída de Divan (1979).

## 1. Introducción

---

espectro de la estrella puede pasar de Be a Be-shell, el segundo salto también puede cambiar de apariencia, pasando de estar en emisión a absorción, de absorción a emisión, o desaparecer.

Si consideramos que la fase Be y Be-shell es producida por un efecto del ángulo de observación con el que vemos el objeto (Struve 1931), entonces la segunda discontinuidad de Balmer debería estar en emisión para estrellas con bajo  $V \sin(i)$  ( $<200$  km/s) y en absorción si  $V \sin(i) >200$  km/s, resultados que se corresponderían con el modelo clásico de un disco Kepleriano. Sin embargo, recientemente hemos encontrado excepciones a esta tendencia en algunas estrellas Be de cúmulos abiertos (Aidelman et al. 2012). Por ejemplo, CPD-59 4559 muestra la segunda discontinuidad en emisión y tiene alto  $V \sin(i)$ . Divan et al. (1983) reportó un comportamiento similar para HD 60848.

Se ha observado una débil correlación entre la intensidad de las emisiones en las líneas y la magnitud del segundo salto de Balmer. Schild (1978) calculó la *discrepancia de la discontinuidad de Balmer*, diferencia entre la discontinuidad de Balmer de una estrella B con líneas de emisión y la correspondiente a una estrella normal con la misma clase de luminosidad, encontrando que las estrellas B con emisiones más fuertes de  $H\alpha$  presentan el acuerdo más pronunciado, pero la correlación es muy pobre y no permite predecir la magnitud de la discontinuidad de Balmer a partir de la medición de la línea. Divan et al. (1982) midieron la discontinuidad en 30 estrellas Be con BCD y la emisión de  $H\alpha$ , sin encontrar correlación entre el salto y la emisión en  $H\alpha$ .

## 1.2. Estrellas Bn

En el Catálogo de Estrellas Brillantes (Hoffleit & Jaschek 1982) se encuentran muchas estrellas de tipo A y B con el sufijo  $n$ . Este sufijo proviene de la palabra *nebula*, indicando la presencia de líneas anchas, en contraste con las líneas angostas vistas en otras estrellas. El ensanchamiento de estas líneas fue atribuido a la alta velocidad de rotación de esas estrellas.

Aproximadamente el 90 % de las estrellas Bn tienen en su mayoría clases de luminosidad V y subtipos espectrales más tardíos que B7, con un máximo en el tipo espectral A0. Al igual que las estrellas Be, presentan altas velocidades de rotación, aunque no se ha detectado en ellas la presencia de líneas en emisión.

Este es un grupo de objetos poco estudiado. Dado que presentan alta rotación, y teniendo en cuenta que hay un déficit de estrellas Be tardías, resulta interesante indagar sobre un posible vínculo entre ambos grupos.

# Capítulo 2

## Motivación de la Tesis

### 2.1. La segunda discontinuidad de Balmer

Como hemos mencionado en el capítulo anterior, una de las hipótesis más aceptada para la formación de la estructura extendida de las estrellas Be, es la de un disco Kepleriano producido por la alta rotación estelar (Poeckert & Marlborough 1978; Waters 1986; Hanuschik 1996). Sin embargo, no hay evidencias observacionales ni argumentos teóricos que muestren con certeza que una fracción o un conjunto de rotadores rápidos pueda adquirir las características de las estrellas Be. Tampoco existe un consenso generalizado sobre la geometría (aunque está descartada la geometría esférica, no se ha decidido aún sobre cual es su forma más adecuada: disco o anillo, achatada o elipsoidal, homogénea o irregular) y las propiedades físicas de las envolturas (ley de temperatura y velocidad).

El desarrollo de las técnicas de interferometría de larga base, combinadas con instrumentos como MIDI (MID-infrared Interferometric instrument) o VINCI (VLT INterferometer Commissioning Instrument), han revelado con detalle la estructura espacial de algunas envolturas circunestelares de estrellas Be. Por primera vez, se ha mostrado la forma de Achernar, una estrella Be con alta rotación que presenta un achatamiento polar con una relación de 1.56 entre el radio ecuatorial y el polar (Domiciano de Souza et al. 2003). Posteriormente, Kervella & Domiciano de Souza (2006) han descubierto que Achernar presenta además una clara asimetría en la dirección polar.

El grupo MEP (Modelos de Estrellas Peculiares, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, Universidad Nacional de La Plata) también ha realizado estudios que aportan nuevos puntos de vista respecto de la geometría y las propiedades físicas de las envolturas circunestelares. En particular, empleando modelos semiempíricos, han mostrado que las emisiones de las líneas de Fe II tienen lugar en regiones que alcanzan a cubrir las zonas polares, donde el material también es ópticamente opaco, y se extienden en el plano ecuatorial entre 1 a 3 radios estelares (Arias et al. 2006; Zorec et al. 2007).

Una característica destacada de algunas estrellas Be es la presencia de dos discontinuidades de Balmer. La primera coincide con la de una estrella B normal, mientras que la segunda aparece hacia longitudes de onda más cortas, lo cual indica que se forma en

regiones de menor densidad que la fotosfera. Esta segunda discontinuidad puede estar en emisión o en absorción y está directamente relacionada con las propiedades físicas de la envoltura circunestelar (Barbier & Chalonge 1939). En general, el segundo salto de Balmer aparece en emisión cuando la estrella presenta la fase Be (líneas en emisión intensa), y en absorción en la fase Be-shell (líneas en absorción con o sin alas en emisión).

De acuerdo con el modelo de Struve, esperaríamos que la segunda discontinuidad de Balmer esté en emisión para estrellas con bajo  $V \sin(i)$  ( $< 200 \text{ km/s}$ ) y en absorción para valores altos de  $V \sin(i) > 200 \text{ km/s}$ . Sin embargo, se han reportado algunas excepciones: Divan et al. (1983) encontró que la estrella HD 60848 (HIP 37074) presenta la segunda discontinuidad en emisión y tiene alto  $V \sin(i)$  y (Aidelman et al. 2012) en un estudio de estrellas de cúmulos abiertos encuentra que CPD-59 4559 (CW Cru) muestra el mismo comportamiento. Estas excepciones harían posible suponer que no todas las estrellas se ajustan al modelo de disco Kepleriano y que la estructura y dimensiones de las envolturas puede diferir para distintos objetos Be. Por otra parte, este modelo no logra explicar la variabilidad de los perfiles, ni los cambios de fase observados en estrellas que pasan de un espectro Be-shell a uno B o Be, y viceversa.

No se ha realizado hasta el momento ningún estudio estadístico detallado respecto del comportamiento de la segunda discontinuidad de Balmer en estrellas Be y su relación con  $V \sin(i)$  o con los parámetros fundamentales de la estrella. Este es precisamente uno de los objetivos de la tesis. Creemos que este estudio puede ser útil para discutir la validez de los diferentes modelos propuestos para explicar el origen de las envolturas en las estrellas Be.

### 2.2. Las estrellas Bn y su posible vinculación con las Be

Existe un grupo de objetos de tipo espectral B poco estudiado, las estrellas Bn, que presentan al igual que las Be altos valores de la velocidad de rotación proyectada. Sin embargo, no se han detectado líneas en emisión en estos objetos.

Al ser rotadores rápidos podríamos pensar que todas las estrellas Bn están vistas desde el plano del ecuador, a diferencia de las estrellas Be, que por detectarse por sus líneas en emisión, se pueden observar con distintos valores del ángulo de inclinación. Una estrella Be con velocidad de rotación proyectada alta podría ser confundida con una estrella Bn si perdiera temporalmente su envoltura emisora. Así mismo, una estrella Bn podría transformarse en Be si se le detectan en algún momento líneas en emisión.

Sabemos que la rotación rápida es, probablemente, un factor esencial en la producción del fenómeno Be. Dado que la mayoría de las estrellas Bn tienen, en general, subtipos espectrales tardíos y por tanto temperaturas efectivas menores que las Be, es posible que el hidrógeno en sus envolturas esté prácticamente neutro, lo cual impediría que haya emisiones intensas en las líneas de Balmer.

Por otra parte (Zorec 2000, 2004) encuentra que la distribución de velocidades de

rotación de las estrellas Be es bimodal en los tipos B7 y A0, y que la función inicial de masa (IMF) de las estrellas Be relativa a las estrellas B sin emisión, revela una deficiencia brusca de objetos Be a partir del tipo B7. Esta aparente deficiencia del fenómeno Be en los tipos espectrales tardíos podría compensarse en número y distribución espectrales con las estrellas Bn. Además Zorec et al. (2005) han demostrado que las estrellas Be tardías aparecerían recién a partir de la segunda mitad del tiempo de vida en la secuencia principal. Este resultado justificaría el bajo número de Be tardías detectadas.

Por lo anterior, resulta interesante analizar al grupo de las estrellas Bn, con la idea de discutir si estas podrían presentar una fenomenología similar a las Be y/o encontrarse en una fase anterior al fenómeno Be.

Es por tanto, otro de los objetivos de la Tesis, analizar espectros de una muestra importante de estrellas Bn para determinar sus parámetros fundamentales y analizar la presencia o ausencia de la segunda discontinuidad de Balmer.

## 2.3. Propuesta de trabajo

Para desarrollar los objetivos planteados, se contó con una muestra significativa de espectros de estrellas Be y Bn obtenidos en CASLEO (Complejo Astronómico El Leoncito, San Juan, Argentina) con el espectrógrafo Boller & Chivens, en el rango 3400 - 4600 Å. Una vez reducida la totalidad del material espectroscópico, se utilizó la clasificación espectral BCD para obtener de manera homogénea los parámetros fundamentales que caracterizan a los objetos a estudiar. El sistema BCD (Barbier & Chalonge 1941; Chalonge & Divan 1952) se basa fundamentalmente en dos parámetros observables ( $D$  y  $\lambda_1$ ) que describen a la discontinuidad de Balmer. Una explicación más detallada del método se dará en el Capítulo 4.

Para las estrellas Bn es la primera vez que se aplica este sistema de clasificación, y es una manera menos ambigua de obtener parámetros fundamentales que la derivada de las líneas fotosféricas. En el caso de las estrellas Be, algunas de ellas ya contaban con determinaciones previas de parámetros BCD, pero dado que existen nuevas curvas de calibración, y con el fin de homogeneizar la muestra, se midieron nuevamente los valores. Esto fue de utilidad para caracterizar el objeto estudiado y analizar, a su vez, otras posibles correlaciones entre el aspecto de la segunda discontinuidad y los parámetros estelares ( $T_{eff}$  y  $\log g$ ).

Posteriormente, se examinó, en ambas muestras de objetos (Be y Bn) la presencia o no de la segunda discontinuidad de Balmer y las características de la misma.

Por otra parte, se recopilaron los valores disponibles en publicaciones o catálogos de la velocidad de rotación proyectada de las estrellas de la muestra. En base a estos valores, se buscaron correlaciones entre el aspecto de la segunda discontinuidad de Balmer (emisión, absorción o ausencia) y la velocidad de rotación proyectada. Por otra parte, se analizó también si existen correlaciones entre la aparición de la segunda discontinuidad de Balmer y los parámetros fundamentales de la estrella.

## 2. Motivación de la Tesis

---

Los resultados obtenidos a partir de las diferentes correlaciones propuestas, dan pautas para discutir las características de la envoltura de las estrellas Be y la validez de los diferentes modelos propuestos para su origen y estructura.

Se comparó además la información obtenida para la muestra de estrellas Be y para la de estrellas Bn. En base a los resultados obtenidos discutimos sobre la relación evolutiva entre ambos grupos de objetos.

# Capítulo 3

## Observaciones

### 3.1. Detalles de las observaciones y muestra de objetos

Las observaciones utilizadas para este estudio fueron obtenidas las noches del 31 de agosto al 3 de septiembre de 2004, por la Dra. Cidale y la Dra. Torres en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO). Se utilizó el telescopio de 2.15 m *Jorge Sahade* junto con el espectrógrafo Boller & Chivens, con una red de 600 l/mm con un ángulo de 6° y un detector de 512x512 pixeles. El rango de longitudes de onda observado abarca de 3450Å a 4600Å.

La muestra está formada por 53 estrellas Be y 71 Bn galácticas. En las Tablas 3.1 y 3.2 se listan los objetos Be y Bn observados con la identificación del catálogo Henry Draper, sus coordenadas ICRS J2000.0, la magnitud visual y la noche de observación.

### 3.2. Reducción

Para cada noche de observación contamos con:

- varios bias y flats de lámpara
- espectros de los objetos a estudiar
- espectros de standard de flujo
- espectros de lámpara de comparación de He - Ne - Ar

Las imágenes obtenidas fueron reducidas utilizando tareas del paquete IRAF <sup>1</sup>. El proceso de reducción consistió en:

---

<sup>1</sup>IRAF es la sigla de Reducción de Imágenes y Facilidades de Análisis (Image Reduction and Analysis Facility), un sistema de software de utilidad general para el procesamiento de datos astronómicos. IRAF fue escrito y avalado por el Grupo de Programación IRAF (IRAF Programming Group) en los Observatorios Nacionales de Astronomía Ópticos (NOAO) en Tucson, Arizona. NOAO es dirigido por la Asociación de Universidades para la Investigación en la Astronomía S.A (AURA), con el acuerdo cooperativo de la Fundación de Ciencia Nacional.

### 3. Observaciones

- Corrección por Bias y Overscan: Para eliminar el ruido electrónico general del sistema y la corriente de oscuridad producida durante la lectura, se utilizó la tarea *ccdproc*, definiendo las región del overscan (*biassec*) y la región útil del espectro (*trimsec*). Se restó el bias promediado a todos los espectros obtenidos (*flats*, objetos de estudio, estándares y lámparas).
- Corrección por Flat: Para normalizar la respuesta del CCD, se dividen las imágenes de los objetos de estudio, estándares y lámparas por la imagen de un campo uniformemente iluminado.
- Extracción del espectro: Se utilizó la tarea *apall* para obtener el espectro de los objetos de estudio, estrellas estándares y lámparas de comparación. La tarea ajusta un polinomio en la traza del espectro, para convertir la imagen bidimensional a una relación pixel vs. ADUs.
- Calibración en longitud de onda: Se identificaron las líneas de He-Ne-Ar en los espectros de las lámparas de comparación, para generar la solución pixel-longitud de onda con la tarea *identify*. Asociamos a los espectros la solución correspondiente con la tarea *refspectra*, y aplicamos la solución con la tarea *dispcor*. Con eso obtuvimos el espectro calibrado en longitud de onda.
- Calibración en flujo: Se corrigieron por extinción las estrellas estándares HR 7950 y HR 718 con los coeficientes para CASLEO, empleando la tarea *standard*. Con la tarea *sensfunc* se obtiene la sensibilidad del CCD para cada longitud de onda, teniendo en cuenta las estrellas estándares. Con la tarea *calibrate*, que utiliza la curva de sensibilidad del CCD, obtenemos los espectros de los objetos de estudio calibrados en flujo.

**Tabla 3.1.** Lista de estrellas Be observadas.

Número	HD	$\alpha$ (ICRS,J2000.0)	$\delta$ (ICRS,J2000.0)	$m_V$	Noche
1	HD10144	01 37 42.84548	-57 14 12.3101	0.50	03-09-04
2	HD16582	02 39 28.95579	+00 19 42.6345	4.07	31-08-04
3	HD23016	03 42 18.94710	+19 42 00.9206	5.681	31-08-04
4	HD28248	04 24 06.90247	-57 15 11.3797	7.52	31-08-04
5	HD28497	04 29 06.92534	-13 02 54.1234	5.590	31-08-04
6	HD30076	04 44 05.32090	-08 30 12.8425	5.775	03-09-04
7	HD35411	05 24 28.61672	-02 23 49.7311	3.38	02-09-04
8	HD35468	05 25 07.86325	+06 20 58.9318	1.64	03-09-04
9	HD36012	05 28 48.45661	+02 09 52.9672	7.24	31-08-04
10	HD36861	05 35 08.277	+09 56 02.96	3.3	02-09-04
11	HD37490	05 39 11.14632	+04 07 17.2795	4.57	02-09-04
12	HD37971	05 41 41.51048	-16 43 32.9897	6.203	31-08-04
13	HD44996	06 24 20.57893	-12 57 42.9789	6.120	01-09-04
14	HD47054	06 36 35.33135	-05 12 40.1107	5.57	02-09-04
15	HD49131	06 45 31.18914	-30 56 56.3342	5.80	01-09-04
16	HD50013	06 49 50.45933	-32 30 30.5225	3.515	02-09-04

*Tabla 3.1 continúa en la página siguiente*

Tabla 3.1 (continuación)

17	HD56139	07 14 48.65387	-26 46 21.6097	4.028	01-09-04
18	HD57150	07 18 18.39335	-36 44 02.2329	4.70	03-09-04
19	HD124367	14 14 57.13838	-57 05 10.0544	5.044	03-09-04
20	HD127449	14 33 36.77344	-58 49 14.8832	7.71	31-08-04
21	HD131492	14 56 43.98738	-62 46 51.6579	5.11	03-09-04
22	HD135734	15 18 32.02296	-47 52 30.9957	4.274	03-09-04
23	HD137387	15 31 30.82178	-73 23 22.5291	5.49	02-09-04
24	HD138769	15 35 53.24806	-44 57 30.1982	4.54	31-08-04
25	HD142184	15 53 55.86404	-23 58 41.1522	5.400	02-09-04
26	HD142983	15 58 11.36869	-14 16 45.6894	4.943	01-09-04
27	HD148259	16 28 49.88611	-44 48 45.4048	7.42	31-08-04
28	HD148567	16 31 02.863	-46 28 45.61	7.76	03-09-04
29	HD154243	17 05 52.8443	-36 35 17.473	8.05	31-08-04
30	HD155436	17 13 43.7631	-44 43 45.215	9.33	03-09-04
31	HD155806	17 15 19.24790	-33 32 54.3143	5.612	02-09-04
32	HD158864	17 33 56.3969	-45 37 38.093	8.17	31-08-04
33	HD166182	18 08 45.49142	+20 48 52.4079	4.355	01-09-04
34	HD166566	18 11 50.91317	-15 40 47.5071	7.99	02-09-04
35	HD171054	18 33 08.6698	-13 54 43.464	9.14	03-09-04
36	HD176304	18 59 17.34138	+10 08 27.6130	6.75	01-09-04
37	HD178175	19 08 16.70270	-19 17 25.0328	5.570	02-09-04
30	HD178744	19 09 51.596	-00 25 41.21	6.326	01-09-04
30	HD187567	19 50 17.47943	+07 54 08.6934	6.484	01-09-04
40	HD187811	19 51 04.10821	+22 36 36.1732	4.893	03-09-04
41	HD192044	20 12 00.70129	+26 28 43.7037	5.903	03-09-04
42	HD193911	20 22 03.43042	+24 26 45.9574	5.519	01-09-04
43	HD205637	21 37 04.83068	-19 27 57.6464	4.50	03-09-04
44	HD208057	21 53 03.76826	+25 55 30.4902	5.078	01-09-04
45	HD209014	22 00 50.22537	-28 27 13.4639	5.62	31-08-04
46	HD209409	22 03 18.84403	-02 09 19.3067	4.70	03-09-04
47	HD209522	22 04 36.76657	-26 49 20.4956	5.952	31-08-04
48	HD210129	22 07 50.30397	+21 42 10.5319	5.783	31-08-04
49	HD212076	22 21 31.07511	+12 12 18.6628	4.81	03-09-04
50	HD212571	22 25 16.62285	+01 22 38.6346	4.794	03-09-04
51	HD217891	23 03 52.61349	+03 49 12.1662	4.486	03-09-04
52	HD256577	06 24 00.17698	+08 18 02.4935	9.77	01-09-04
53	HD330950	16 34 43.5388	-49 33 09.492	9.42	01-09-04

Tabla 3.2. Lista de estrellas Bn observadas.

Número	HD	$\alpha$ (ICRS,J2000.0)	$\delta$ (ICRS,J2000.0)	$m_V$	Noche
1	HD560	00 10 02.20293	+11 08 44.9280	5.537	31-08-04
2	HD5617	00 57 37.76060	-18 59 55.0309	6.90	31-08-04
3	HD10161	01 38 49.99449	-25 01 19.9155	6.686	31-08-04
4	HD10894	01 47 09.10651	+10 50 39.2638	7.050	31-08-04

Tabla 3.2 continúa en la página siguiente

### 3. Observaciones

*Tabla 3.2 (continuación)*

5	HD15130	02 25 57.00560	-12 17 25.7104	4.869	31-08-04
6	HD18331	02 56 37.42306	-03 42 44.3505	5.160	01-09-04
7	HD18546	02 57 32.62737	-38 11 27.3204	6.410	01-09-04
8	HD21364	03 27 10.15071	+09 43 57.6343	3.727	01-09-04
9	HD24817	03 57 01.71819	+06 02 23.8921	6.082	01-09-04
10	HD26676	04 13 34.56718	+10 12 44.8447	6.247	01-09-04
11	HD26793	04 14 36.23274	+10 00 41.0529	5.208	02-09-04
12	HD30739	04 50 36.72298	+08 54 00.6493	4.353	02-09-04
13	HD31093	04 51 28.21644	-34 54 22.6341	5.831	02-09-04
14	HD31209	04 53 55.80621	+01 34 09.7362	6.598	02-09-04
15	HD32039	05 00 32.52965	+03 36 53.3018	7.020	01-09-04
16	HD32040	05 00 33.93059	+03 36 56.6825	6.630	01-09-04
17	HD32309	05 01 25.58052	-20 03 06.9147	4.894	03-09-04
18	HD33647	05 11 41.34980	+00 30 52.4592	6.665	01-09-04
19	HD34748	05 19 35.28351	-01 24 42.8149	6.328	03-09-04
20	HD34863	05 19 59.02275	-12 18 56.1139	5.279	02-09-04
21	HD35407	05 24 36.10074	+02 21 11.3943	6.305	03-09-04
22	HD35640	05 26 02.36312	-05 31 06.6127	6.236	02-09-04
23	HD35656	05 26 38.82954	+06 52 07.1619	6.403	02-09-04
24	HD36058	05 28 56.90949	-03 18 26.7444	6.382	02-09-04
25	HD36646	05 33 07.34558	-01 43 02.4952	6.63	03-09-04
26	HD36881	05 35 13.23943	+10 14 24.3203	5.625	01-09-04
27	HD42327	06 09 20.19816	-18 07 34.9889	6.356	03-09-04
28	HD43445	06 15 44.88569	-13 43 06.2928	4.998	03-09-04
29	HD44783	06 24 02.28361	+08 53 06.0389	6.225	03-09-04
30	HD45380	06 26 44.85077	-07 30 43.0061	6.325	02-09-04
31	HD145122	16 08 46.63073	+17 12 20.2866	6.129	03-09-04
32	HD149485	16 38 52.70554	-60 59 25.4506	6.154	03-09-04
33	HD158094	17 31 05.91272	-60 41 01.8522	3.60	02-09-04
34	HD159358	17 34 46.35143	-11 14 31.1929	5.537	03-09-04
35	HD159975	17 37 50.71309	-08 07 07.5749	4.618	03-09-04
36	HD160181	17 37 31.09487	+24 18 35.9668	5.760	03-09-04
37	HD163254	17 57 10.40818	-41 58 42.3111	6.740	03-09-04
38	HD164577	18 01 45.19884	+01 18 18.2775	4.439	02-09-04
39	HD164900	18 02 30.15394	+22 55 23.6186	6.208	03-09-04
40	HD165910	18 07 47.987	+13 04 15.27	6.612	03-09-04
41	HD168905	18 24 18.24063	-44 06 36.9181	5.223	02-09-04
42	HD171149	18 33 22.70821	-05 54 42.1805	6.360	02-09-04
43	HD171623	18 35 12.60300	+18 12 12.2800	5.790	03-09-04
44	HD172777	18 43 46.94185	-38 19 24.3885	5.120	02-09-04
45	HD177724	19 05 24.60802	+13 51 48.5182	2.988	02-09-04
46	HD177756	19 06 14.93898	-04 52 57.2007	3.427	01-09-04
47	HD179648	19 12 36.73270	+21 33 16.4573	6.040	03-09-04
48	HD180183	19 18 41.54336	-56 08 40.8907	6.82	02-09-04
49	HD180782	19 17 48.18680	+02 01 54.2136	6.181	01-09-04

*Tabla 3.2 continúa en la página siguiente*

Tabla 3.2 (continuación)

50	HD181296	19 22	51.20620	-54 25	26.1473	5.020	02-09-04
51	HD182180	19 24	30.18046	-27 51	57.3957	6.023	02-09-04
52	HD182645	19 26	11.04276	-15 03	11.7021	5.716	01-09-04
53	HD183537	19 29	20.89711	+20 16	47.0613	6.327	03-09-04
54	HD184606	19 34	34.89569	+19 46	24.2462	4.991	02-09-04
55	HD188107	19 53	22.60752	+04 24	01.4054	6.53	01-09-04
56	HD188293	19 54	37.65152	-08 13	38.2390	5.71	01-09-04
57	HD190229	20 03	30.01594	+16 01	52.5054	5.664	02-09-04
58	HD190454	20 05	26.33497	-12 39	54.5908	6.53	02-09-04
59	HD195922	20 33	53.70161	+10 03	35.0469	6.542	02-09-04
60	HD198529	20 51	58.76157	-33 10	40.7037	6.062	02-09-04
61	HD199280	20 56	18.25465	-03 33	42.0926	6.562	01-09-04
62	HD208321	21 56	22.76964	-37 15	13.1601	5.457	01-09-04
63	HD209288	22 02	01.37463	+10 58	25.6995	6.358	01-09-04
64	HD210419	22 10	21.10793	-03 53	38.7132	6.285	01-09-04
65	HD213998	22 35	21.38126	-00 07	02.9888	4.030	31-08-04
66	HD215143	22 43	14.26259	-06 57	46.5799	6.410	01-09-04
67	HD218639	23 09	49.54971	-14 30	37.9818	6.43	01-09-04
68	HD219659	23 17	40.08278	-11 42	46.5910	6.335	01-09-04
69	HD222847	23 44	12.07893	-18 16	36.9688	5.235	31-08-04
70	HD223785	23 52	39.88172	-18 33	42.7496	6.829	02-09-04
71	HD225132	00 03	44.38784	-17 20	09.5719	4.543	31-08-04



# Capítulo 4

## El método de clasificación BCD

El sistema espectrofotométrico BCD (Barbier-Chalonge-Divan) (Barbier & Chalonge 1941; Chalonge & Divan 1952) está basado en mediciones directas de la discontinuidad de Balmer, realizadas sobre espectros en el rango 3500–4600 Å. Este sistema tiene varias ventajas:

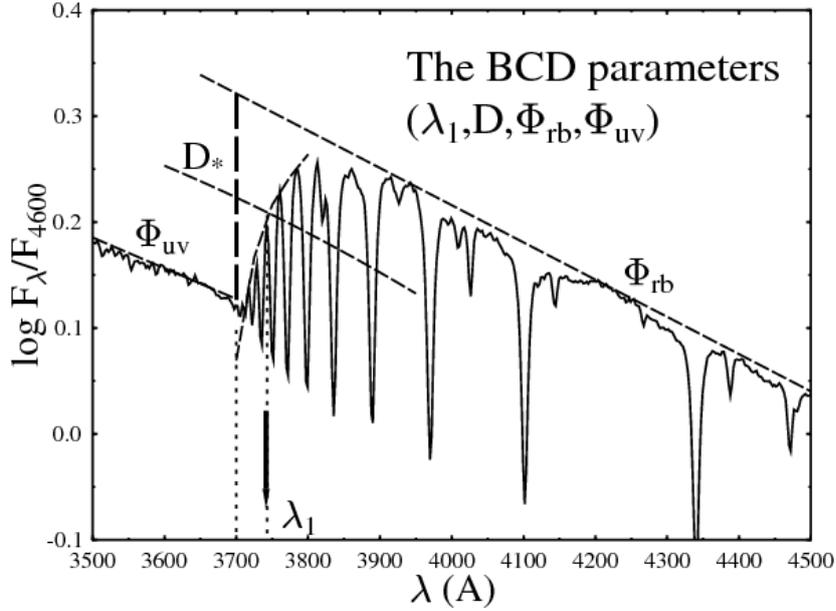
- Sus parámetros no están afectados por extinción interestelar ni absorción circunestelar.
- Está basado en mediciones de la distribución de energía del continuo en la región del visible cerca de la discontinuidad de Balmer, por lo cual sus parámetros están relacionados, en promedio, con las propiedades físicas de capas atmosféricas más profundas que aquellas descritas por los sistemas de clasificación basados en las líneas espectrales.
- Permite derivar simultáneamente información de la mayor parte de los parámetros fundamentales ( $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $M_v$ ,  $M_{bol}$  y tipo espectral).
- Tiene una aplicación directa y simple, y puede aplicarse con buena precisión a estrellas B tanto normales como peculiares. En aquellos objetos donde el flujo esté fuertemente modificado por el material circunestelar gaseoso y/o polvo, tales como las Be o B[e], es posible que sea la única forma de estimar  $T_{eff}$ , ya que los modelos clásicos de atmósferas estelares no serían aplicables a objetos con envolturas extendidas (e.g. Cidale et al. (2001); Zorec et al. (2005)).

Los parámetros que caracterizan a este sistema son  $D$ ,  $\lambda_1$ ,  $\Phi_{uv}$  y  $\Phi_{rb}$  como puede verse en la Fig. 4.1.

$D$  es la altura de la discontinuidad de Balmer en 3700Å, y para obtenerlo se determina el flujo del continuo a derecha  $F_{3700\text{Å}+}$  e izquierda  $F_{3700\text{Å}-}$  del salto, extrapolando la recta que ajusta al continuo de Paschen hasta 3700Å para obtener el valor de  $F_{3700\text{Å}+}$  y la recta que ajusta el continuo de Balmer hasta 3700Å para obtener el valor de  $F_{3700\text{Å}-}$ . Con esos valores se define

$$D = \log \left( \frac{F_{3700\text{Å}+}}{F_{3700\text{Å}-}} \right)$$

$\lambda_1$  es la posición espectral media del salto respecto a 3700Å, y se indica como  $\lambda_1 - 3700\text{Å}$ .



**Figura 4.1.** Parámetros del método de clasificación BCD, extraído de Zorec et al. (2009)

$\Phi_{uv}$  y  $\Phi_{rb}$  están relacionados con el gradiente de color  $\Phi$  (Allen 1976), siendo  $\Phi_{uv}$  el gradiente del continuo de Balmer en el cercano UV y  $\Phi_{rb}$  el gradiente del continuo de Paschen en el intervalo 4000–6200 Å. Este gradiente puede calcularse suponiendo que el continuo de Paschen puede modelarse por un cuerpo negro. Para un cuerpo negro a temperatura  $T$ , podemos entonces escribir  $\Phi(T) = \frac{C_2}{T}(1 - e^{-C_2/T})$ , donde  $C_2 = 1.4388 \text{ cm K}$  es la constante de radiación. Si además suponemos que para una dada distribución de energía  $F_\lambda$  entre  $\lambda_a$  y  $\lambda_b$ ,  $\Phi$  es constante, tenemos la expresión

$$\Phi = \frac{\ln\left(\frac{\lambda_a^5 F_{\lambda_a}}{\lambda_b^5 F_{\lambda_b}}\right)}{\frac{1}{\lambda_a} - \frac{1}{\lambda_b}}$$

Se utilizan distintos gradientes, según la región espectral a estudiar:  $\Phi_{uv}$  para 3200–3700 Å, y los gradientes de Paschen  $\Phi_b$  y  $\Phi_{rb}$  para 4000–4800 Å y 4000–4700 Å respectivamente, todos expresados en  $\mu m$ .

La expresión anterior suele expresarse como

$$\Phi = 5\lambda - \frac{d(\log F_\lambda)}{d(1/\lambda)}$$

Si escribimos los gradientes de color en función del color (B-V) del sistema UBVR, podemos encontrar además una relación entre los excesos de color en los sistemas BCD y UBVR con el enrojecimiento por el medio interestelar (Chalonge & Divan 1973):

$$A_v = R E(B - V) = 1.7(\Phi_{rb} - \Phi_{rb}^0) = 1.9(\Phi_b - \Phi_b^0)$$

donde  $R$  es la constante de extinción selectiva, para la cual tomamos un valor de 3.1,  $\Phi_{rb}^0$  y  $\Phi_b^0$  son los gradientes de color intrínsecos, y  $\Phi_{rb}$  y  $\Phi_b$  los medidos.

---

Aidelman et al. (2012) mejoró la relación teórica entre los gradientes de color y el exceso de color, utilizando los espectros teóricos calculados por Kurucz (1979) enrojecidos con distintos valores de  $E(B-V)$  de 0 a 0.5 con paso 0.1. Las relaciones teóricas encontradas son

$$A_v = R E(B - V) = 1.7(\Phi_{rb} - \Phi_{rb}^0) = 2.1(\Phi_b - \Phi_b^0)$$

El primer coeficiente coincide con el encontrado por Divan, y el segundo es levemente mayor, probablemente debido a la ley de extinción estándar utilizada (Savage & Mathis 1979), que discrepa de la empleada por Divan (1954).

Además, definiendo un nuevo gradiente de color  $\Phi_{bb}$  en el rango 3500–4600 Å, la relación obtenida es

$$A_v = R E(B - V) = 1.7(\Phi_{rb} - \Phi_{rb}^0) = 2.3(\Phi_{bb} - \Phi_{bb}^0)$$

donde  $\Phi_{bb}$  y  $\Phi_{bb}^0$  son los gradientes observado e intrínseco en 4000–4600 Å, que se ajusta con el rango espectral empleado en este trabajo.

Se encuentra que  $D$  es un fuerte indicador de la  $T_{eff}$ , mientras que  $\lambda_1$  está relacionado con la gravedad superficial de la estrella. Además, estos parámetros no se encuentran afectados por el enrojecimiento. En cambio  $\Phi$  es un buen indicador de  $T_{eff}$  y metalicidades, a pesar de estar afectado por absorción interestelar.

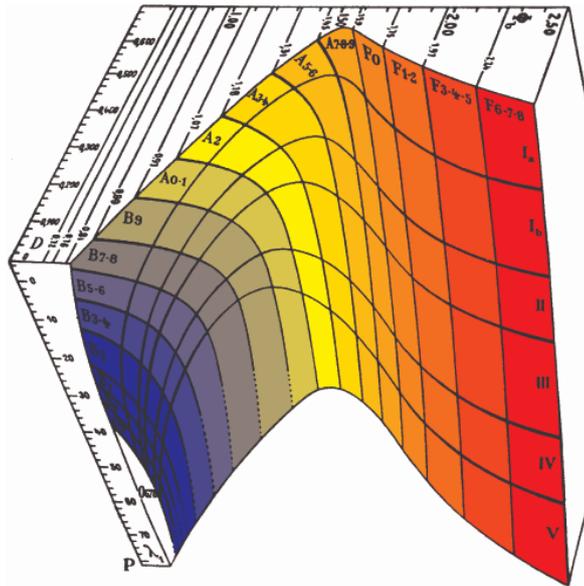
Con estos parámetros, en el sistema espectrofotométrico BCD cada estrella queda representada en un gráfico tridimensional con un punto de coordenadas  $(\Phi_{rb}, D, \lambda_1)$ . Las estrellas de población I se ubican cerca de la superficie  $\Sigma$  de la Fig. 4.2. Sobre ese modelo, una familia de curvas separa los tipos espectrales, y otra las clases de luminosidad del sistema Yerkes. De esta manera, cada región determinada corresponde a un símbolo del sistema MK, siendo la clasificación BCD más precisa ya que los parámetros toman valores continuos y se distinguen estrellas con características diferentes en cada región.

Las estrellas con líneas metálicas se ubican por detrás de la parte derecha de  $\Sigma$ , con un apartamiento proporcional a su caracter metálico. Por el contrario, las subenanas (Población II) se encuentran por delante de la parte derecha de  $\Sigma$ .

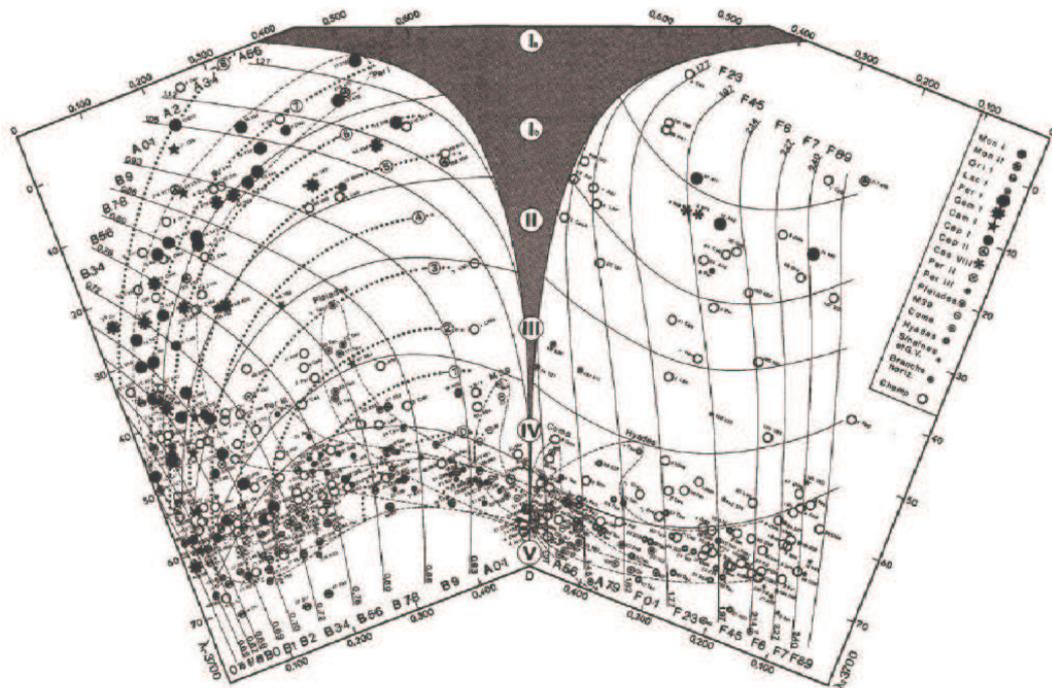
En la clasificación desarrollada por Barbier & Chalonge (1941), el punto correspondiente a una estrella normal está dado por la proyección del punto  $(\Phi_{rb}, D, \lambda_1)$  sobre el plano  $D - \lambda_1$  de la Fig. 4.3. En ese plano es necesario considerar separadas las estrellas de la parte izquierda (tipo B) y la derecha (tipo F) del plano  $\Sigma$ , ya que poseen las mismas coordenadas  $D$  y  $\lambda_1$ , pero distinto  $\Phi_{rb}$ .

Como la temperatura de la región de formación de continuo de Paschen es cercana a la  $T_{eff}$ , las estrellas con igual  $T_{eff}$  pero diferente gravedad superficial ocupan una región común en el plano  $D - \lambda_1$ . Esto fue usado por Barbier & Chalonge (1941) y Chalonge & Divan (1952) para determinar las regiones que caracterizan el sistema de clasificación BCD. Luego, los autores usaron la clasificación MK de Keenan & Morgan

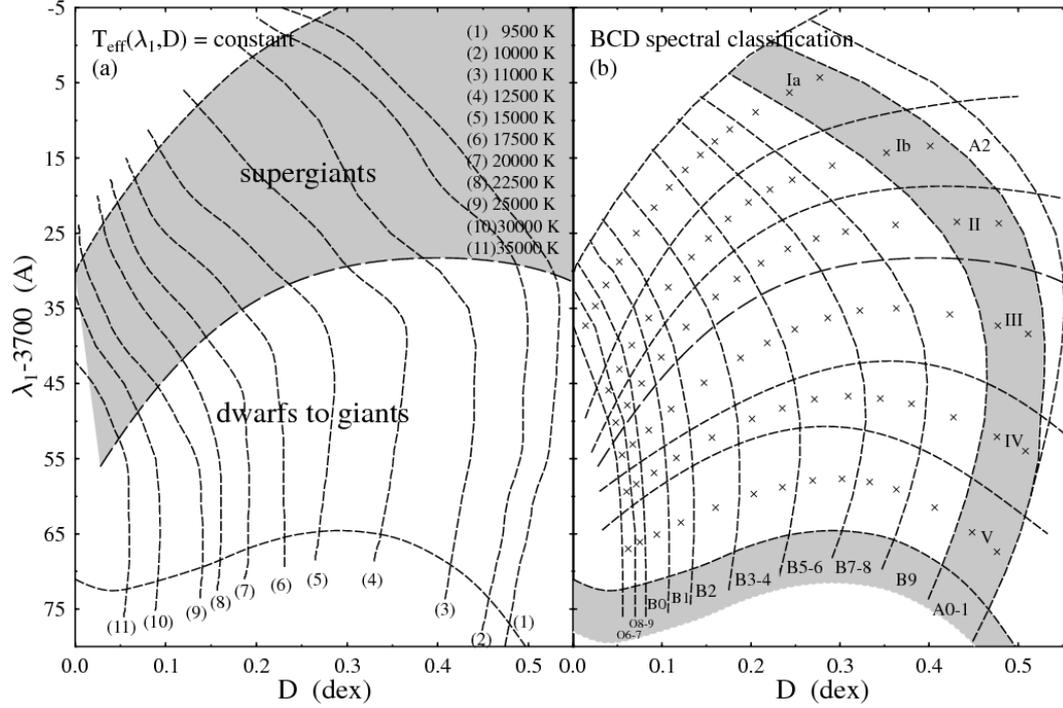
#### 4. El método de clasificación BCD



**Figura 4.2.** Superficie  $\Sigma$  en el sistema de clasificación BCD, extraído de Dufay (1964)



**Figura 4.3.** Plano D -  $\lambda_1$  (Chalonge & Divan, 1973)



**Figura 4.4.** Curvas de calibración de  $T_{eff}$  y TE (Zorec et al. 2009)

(1951), para delimitar la región común ocupada por estrellas del mismo tipo espectral MK, con curvas de  $\Phi_{rb}$  constante. De la misma manera se graficaron las curvas que separan las clases de luminosidad MK.

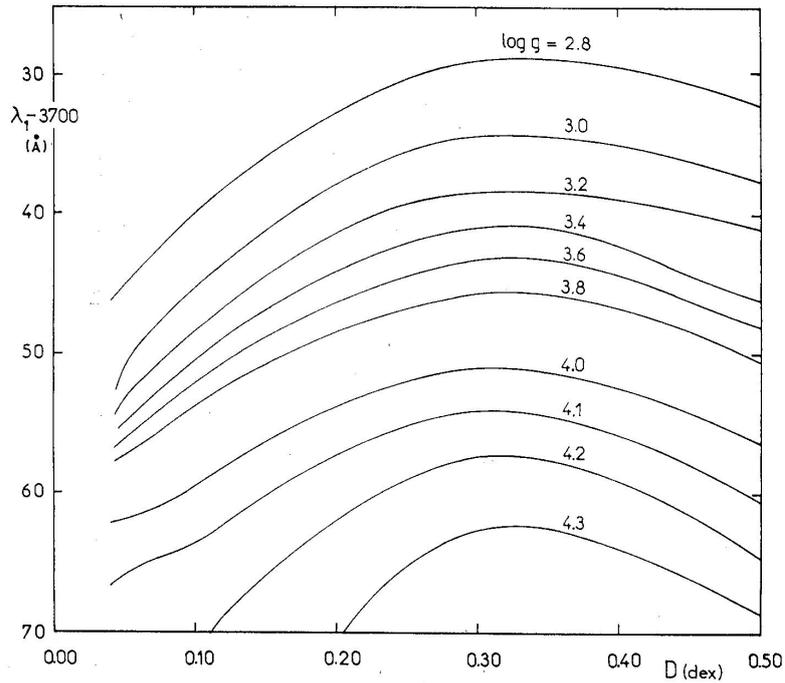
A partir de los parámetros  $D$  y  $\lambda_1$  es posible determinar  $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $M_V$ ,  $M_{Bol}$  y tipo espectral (TE) usando las calibraciones dadas por Divan & Zorec (1982); Zorec (1986); Zorec & Briot (1991); Zorec et al. (2009). En las Figs. 4.4 y 4.5 se muestran algunas de estas curvas.

Los parámetros de la clasificación BCD y los parámetros fundamentales obtenidos de las calibraciones mencionadas anteriormente fueron determinados con el código desarrollado por la Lic. Yael Aidelman y aplicado en Aidelman et al. (2012).

El método consiste en medir los valores de  $D$  y  $\lambda_1$  para luego, con las calibraciones BCD, obtener  $T_{eff}$ , tipo espectral, clase de luminosidad,  $\log g$ ,  $M_v$ ,  $M_{bol}$  y  $E(B-V)$  de las estrellas observadas. Para esto, a partir de los espectros de los objetos en formato ASCII, se hace una primera determinación de los valores de  $D$ ,  $\lambda_1$  y  $T_{eff}$ . Con ese valor de  $T_{eff}$ , se genera un espectro de cuerpo negro, con el que vamos a normalizar el espectro de la estrella. Con eso construimos el diagrama  $\log(F_\lambda/B_\lambda)$  vs.  $1/\lambda$ , donde  $B_\lambda$  es la función de Planck a la temperatura dada. De este modo obtenemos una buena rectificación de la distribución de energía de continuo. Del espectro en el plano  $\log(F_\lambda/B_\lambda)$  vs.  $1/\lambda$  obtenemos una mejor estimación del valor de  $D$ , y con él volvemos al plano  $\log(F_\lambda)$  vs.  $\lambda$  para calcular  $\lambda_1$ , para finalmente obtener los valores definitivos de  $T_{eff}$ , tipo espectral, clase de luminosidad,  $\log g$ ,  $M_v$ ,  $M_{bol}$  y  $E(B-V)$  para cada objeto.

#### 4. El método de clasificación BCD

---



**Figura 4.5.** Curvas de calibración de  $\log g$  (Zorec 1986)

En los archivos de salida del programa se listan los valores de  $D$ ,  $\lambda_1 - 3700$ , tipo espectral TE, clase de luminosidad CL,  $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $m_v$ ,  $M_v$ , gradiente observado en 4000-4600 Å  $\Phi_{bb}$ , gradiente intrínseco en 4000-4600 Å  $\Phi_{bb}^0$ , luminosidad  $\log(L/L_o)$ , exceso de color  $E(B-V)$ , módulo de distancia  $(m-M)_o$  y la distancia, con sus respectivos errores.

# Capítulo 5

## Resultados

### 5.1. Parámetros fundamentales de las estrellas Be y Bn

Para realizar la clasificación BCD contamos con una muestra de espectros ópticos de baja resolución de 53 objetos Be y 71 Bn. Aunque muchas de las estrellas Be tienen determinaciones previas de sus parámetros fundamentales, éstas provienen de distintas fuentes y/o fueron realizadas con distintas metodologías. Además, el sistema BCD no fue utilizado previamente para las estrellas Bn. Con el fin de obtener un conjunto homogéneo de parámetros fundamentales de ambos grupos de objetos, utilizaremos el sistema de clasificación BCD. Esto facilitará el análisis del comportamiento del segundo salto de Balmer y su correlación con los parámetros estelares de ambos grupos, así como el estudio del posible vínculo entre las estrellas Be y Bn.

Si bien los parámetros del método de clasificación BCD no están afectados por el polvo o material circunestelar, los parámetros fundamentales sí están afectados por la alta rotación. La alta rotación origina deformaciones en la estrella, haciendo que la temperatura y gravedad superficial sean dependientes de la latitud (Zorec et al. 2005). De esta manera, una estrella con alta velocidad de rotación vista desde el plano del ecuador muestra una  $T_{eff}$  menor que una estrella con las mismas características sin rotación, mientras que una estrella vista de polo mostrará una temperatura mayor. Así mismo, una estrella vista de ecuador mostrará un valor de  $\log g$  menor que el correspondiente a una estrella sin rotación, y un valor mayor si se la observa desde el polo. Por lo tanto, como los objetos de la muestra son altos rotadores, los parámetros correspondientes son parámetros aparentes.

En las Tablas 5.1 y 5.2 se listan los siguientes parámetros de la muestra de estrellas Be y Bn respectivamente:  $D$  [dex],  $\lambda_1$  [Å],  $TE$ ,  $CL$ ,  $T_{eff}$  [K],  $\Delta T_{eff}$  [K],  $\log g$  [dex],  $\Delta \log g$  [dex],  $M_v$  [mag],  $\Delta M_v$  [mag],  $M_{bol}$  [mag],  $\Delta M_{bol}$  [mag],  $E(B-V)$ ,  $\Delta E(B-V)$ .

En las Tablas 5.3 y 5.4 se listan los restantes parámetros obtenidos:  $\Phi_{bb}^o$  [ $\mu$ ],  $\Delta \Phi_{bb}^o$  [ $\mu$ ],  $\log(L/L_o)$ ,  $\Delta \log(L/L_o)$ ,  $(m-M)_o$  [mag],  $\Delta(m-M)_o$  [mag],  $Dist$  [pc],  $\Delta Dist$ [pc].

Encontramos que para la mayoría de los casos el error en tipo espectral no supera

## 5. Resultados

---

los dos subtipos espectrales respecto de la clasificación dada por SIMBAD. Las clases de luminosidad coinciden en su mayoría con diferencias de una clase de luminosidad.

Para los valores de  $T_{eff}$  encontramos que para la mayoría de los casos, los errores son de aproximadamente el 10 % del valor de  $T_{eff}$  para temperaturas mayores a 20000 K, del orden del 5 % del valor de  $T_{eff}$  para valores entre 10000 y 20000 K, y menores al 5 % para  $T_{eff}$  menores a 10000 K.

En  $\log g$ , el error no supera el 10 % del valor dado.

Para los valores de  $M_v$ , el error es menor a 0.5 mag para las estrellas más débiles que magnitud -2.5, entre 0.5 y 0.8 magnitudes para las estrellas entre  $M_v=-2.5$  y  $M_v=-4$ , y entre 0.8 y 1 magnitud para estrellas más brillantes que  $M_v=-4$ .

Para  $M_{bol}$  los errores están entre 0.25 y 0.75 magnitudes, siendo mayores para las estrellas más brillantes.

Se observa también que muchos valores de los excesos  $E(B-V)$  son 0. Esto se debe a que el código de cálculo lleva a 0. a todos los valores negativos, por lo cual la mayoría de estos valores estarían indicando excesos negativos. La mayor parte de estos valores negativos se encuentran entre las estrellas Bn. En la sección 5.5 se discutirá sobre esto.

En las tablas, los valores marcados con : fueron obtenidos extrapolando las curvas de las calibraciones existentes, con lo cual pueden tener un error mayor al mencionado. Los campos marcados con \*\*\* son aquellos que no pudieron ser obtenidos por encontrarse fuera del rango definido por las curvas de calibración.

**Tabla 5.1.** Parámetros fundamentales para estrellas Be.

HD	D [dex]	$\lambda_1$ Å	TE	CL	$T_{eff}$ [K]	$\Delta T_{eff}$ [K]	$\log g$ [dex]	$\Delta \log g$ [dex]	$M_v$ [mag]	$\Delta M_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$\Delta M_{bol}$ [mag]	E(B-V)	$\Delta E(B-V)$
HD10144	0.23	36.	B5	III	16421.	1119.	2.99	0.27	-2.74	0.66	-3.86	0.65	0.00	0.14
HD16582	0.14	49.	B2	III	23307.	1888.	3.54	0.36	-3.07	0.59	-4.81	0.42	0.00	0.02
HD23016	0.38	48.	B8	IV	12070.	257.	3.84	0.26	-0.30	0.34	-0.99	0.32	0.00	0.07
HD28248	0.13	49.	B2:	III	24022.	2044.	3.45	0.36	-3.30	0.63	-5.13	0.44	0.03	0.01
HD28497	0.09	60.	B0	V	29428.	1912.	3.98	0.26	-3.16	0.47	-5.62	0.47	0.03	0.01
HD30076	0.11	33.	B2	Ib	19537.	1933.	2.73:	0.11	-5.42	0.81	-6.42	0.77	0.04	0.01
HD35411	0.09	61.	B0	V	29389.	2138.	4.04	0.20	-3.15	0.41	-5.65	0.42	0.10	0.01
HD35468	0.14	39.	B2	III	20232.	1800.	2.87	0.22	-3.91	0.77	-5.26	0.56	0.00	0.02
HD36012	0.25	55.	B4:	V	16286.	516.	4.10	0.17	-0.92	0.31	-2.19	0.33	0.15	0.01
HD36861	0.08	63.	B0:	V	32326.	1969.	4.06	0.20	-3.59	0.47	-5.64	0.72	0.14	0.01
HD37490	0.14	39.	B2	III	19837.	1833.	2.87	0.22	-3.90	0.79	-5.29	0.58	0.36	0.01
HD37971	0.25	46.	B5	IV	16371.	537.	3.77	0.30	-1.55	0.48	-2.65	0.43	0.02	0.01
HD44996	0.22	52.	B4	V	18178.	834.	3.97	0.24	-1.54	0.37	-2.91	0.41	0.00	0.09
HD47054	0.33	44.	B7:	IV	13564.	536.	3.67	0.28	-0.88	0.42	-1.65	0.48	0.00	0.09
HD49131	0.14	54.	B2	IV	24156.	1736.	3.88	0.29	-2.69	0.44	-4.55	0.43	0.00	0.15
HD50013	0.04	67.	O5:	V	35674.:	2553.	4.10:	0.17	-4.64	0.91	-7.55	0.39	0.02	0.01
HD56139	0.18	43.	B3	III	19608.	1405.	3.27	0.33	-2.78	0.65	-4.12	0.47	0.00	0.24
HD57150	0.13	41.	B2	III	21508.	1933.	2.95	0.29	-3.88	0.79	-5.36	0.58	0.04	0.01
HD124367	0.22	54.	B3	V	18224.	736.	4.03	0.21	-1.46	0.33	-2.86	0.36	0.03	0.01
HD127449	0.20	55.	B3	V	19471.	951.	4.04	0.20	-1.77	0.37	-3.34	0.37	0.11	0.01
HD131492	0.13	54.	B1:	IV	24775.	1908.	3.87	0.28	-2.81	0.45	-4.72	0.46	0.10	0.01
HD135734	0.33	56.	B7	V	13194.	539.	4.13	0.15	-0.22	0.20	-1.12	0.26	0.00	0.06
HD137387	0.13	55.	B1:	IV	25555.	1840.	3.92	0.27	-2.77	0.48	-4.66	0.48	0.23	0.01
HD138769	0.21	64.	B4	V	18575.	841.	4.23	0.10	-1.39	0.15	-2.79	0.29	0.04	0.01
HD142184	0.17	60.	B2	V	21450.	1051.	4.13	0.13	-1.86	0.28	-3.74	0.34	0.07	0.01

*Tabla 5.1 continúa en la página siguiente*

Tabla 5.1 (continuación)

HD142983	0.27	51.	B5	IV	15671.	668.	3.93	0.24	-0.91	0.39	-2.02	0.40	0.00	0.13
HD148259	0.08	54.	B0	III	29902.	2849.	3.61	0.42	-3.97	0.65	-6.23	0.58	0.52	0.01
HD148567	0.09	32.	B2	Ib	19784.	2268.	2.73:	0.09	-5.88	0.81	-7.20	0.81	0.42	0.01
HD154243	0.15	53.	B2	IV	23307.	1557.	3.86	0.28	-2.61	0.44	-4.54	0.45	0.47	0.01
HD155436	0.07	43.	B0	II	25897.	3187.	2.82	0.24	-5.18	0.85	-6.88	0.69	1.05	0.01
HD155806	0.02	20.	B2	Ia:	22246.	2378.	2.46:	0.17	-7.91:	0.32	-9.34:	0.60	0.10	0.01
HD158864	0.07	87.	O8:	III	31500.:	1500.:	4.32.:	0.5.:	-3.7:	0.5:	-5.9:	0.25:	0.46:	0.01:
HD166182	0.21	49.	B3	IV	18989.	941.	3.81	0.29	-1.90	0.46	-3.38	0.44	0.10	0.01
HD166566	0.07	46.	B0	II	28780.	4048.	2.87	0.32	-5.22	0.96	-7.18	0.63	0.40	0.01
HD171054	0.14	42.	B2	III	21458.	1915.	2.98	0.29	-3.87	0.74	-5.34	0.51	0.33	0.01
HD176304	0.21	38.	B4	III	17306.	1294.	3.04	0.28	-2.78	0.67	-3.89	0.62	0.37	0.01
HD178175	0.11	32.	B2	Ib	19702.	2164.	2.76:	0.09	-5.59	0.89	-6.72	0.72	0.24	0.01
HD178744	0.29	49.	B6	IV	14481.	388.	3.86	0.25	-0.79	0.39	-1.76	0.42	0.02	0.01
HD187567	0.15	62.	B2	V	22919.	787.	4.13	0.12	-2.14	0.34	-3.97	0.34	0.13	0.01
HD187811	0.18	51.	B2	IV	20647.	1017.	3.86	0.27	-2.18	0.49	-3.84	0.37	0.05	0.01
HD192044	0.29	43.	B6	III	15118.	733.	3.55	0.31	-1.38	0.46	-2.24	0.52	0.13	0.01
HD193911	0.32	51.	B6	V	13478.	472.	4.01	0.21	-0.47	0.31	-1.34	0.30	0.53	0.01
HD205637	0.15	33.	B3	II	18145.	1896.	2.74:	0.15	-4.53	0.85	-5.53	0.65	0.00	0.05
HD208057	0.26	61.	B5	V	15442.	711.	4.22	0.11	-0.71	0.22	-1.93	0.25	0.00	0.28
HD209014	0.35	51.	B7	IV	12680.	466.	3.97	0.22	-0.33	0.31	-1.05	0.31	0.05	0.01
HD209409	0.28	45.	B5	IV	15495.	667.	3.65	0.29	-1.30	0.47	-2.23	0.48	0.00	0.01
HD209522	0.23	46.	B4	IV	16920.	691.	3.68	0.31	-1.80	0.49	-2.92	0.46	0.00	0.01
HD210129	0.30	47.	B6	IV	14446.	497.	3.83	0.28	-0.83	0.41	-1.70	0.43	0.20	0.01
HD212076	0.08	49.	B0	III	26646.	3584.	3.05	0.36	-4.44	0.85	-6.67	0.56	0.15	0.01
HD212571	0.07	36.	B0	Ib	22763.	2779.	2.64:	0.09	-6.37:	0.93	-7.64	0.66	0.00	0.01
HD217891	0.29	47.	B6	IV	14825.	544.	3.81	0.28	-0.98	0.45	-1.96	0.50	0.00	0.12
HD256577	0.12	39.	B2	II	22046.	2026.	2.82	0.18	-4.59	0.85	-5.83	0.67	0.24	0.01
HD330950	0.06	85.	O7:	II	33500.:	1500.:	4.3.:	0.5.:	-3.2:	0.5:	-6.4:	0.25:	0.46:	0.01:

**Tabla 5.2.** Parámetros fundamentales para estrellas Bn.

HD	D [dex]	$\lambda_1$ Å	TE	CL	$T_{eff}$ [K]	$\Delta T_{eff}$ [K]	$\log g$ [dex]	$\Delta \log g$ [dex]	$M_v$ [mag]	$\Delta M_v$ [mag]	$M_{bol}$ [mag]	$\Delta M_{bol}$ [mag]	E(B-V)	$\Delta E(B-V)$
HD560	0.44	63.	A0	V	10511.	291.	4.23	0.13	0.94:	0.48	0.08:	0.30	0.09	0.03
HD5617	0.50	76.	A3:	V	9177.:	369.	4.42:	0.07	0.36:	0.41	0.79:	0.13	0.06	0.04
HD10161	0.43	47.	B9	IV	11223.	244.	3.77	0.29	-0.15	0.37	-0.96	0.33	0.00	0.20
HD10894	0.50	54.	A1	IV	9835.	285.	3.93	0.23	0.65:	0.37	-0.28:	0.46	0.00	0.12
HD15130	0.52	51.	A1:	IV	9609.	209.	3.78:	0.25	0.56:	0.42	-0.76	0.44	0.00	0.12
HD18331	0.49	65.	A1	V	9741.	367.	4.22	0.14	1.13:	0.40	0.65:	0.33	0.00	0.05
HD18546	0.49	65.	A1	V	9587.	336.	4.21	0.14	1.09:	0.33	0.75:	0.38	0.00	0.38
HD21364	0.35	59.	B8:	V	12162.	475.	4.21	0.10	-0.03	0.26	-0.85	0.22	0.00	0.21
HD24817	0.50	72.	A2:	V	9419.:	298.	4.36:	0.09	0.78:	0.32	0.98:	0.25	0.00	0.11
HD26676	0.32	53.	B6	V	13608.	536.	4.06	0.18	-0.39	0.23	-1.26	0.32	0.03	0.01
HD26793	0.36	52.	B8:	V	12367.	390.	4.01	0.21	-0.23	0.30	-0.98	0.26	0.00	0.04
HD30739	0.54	60.	A3:	IV	9033.:	349.	4.06:	0.15	1.41:	0.33	0.70:	0.71	0.00	0.04
HD31093	0.48	79.	A2:	VI:	9452.:	304.	4.32:	0.02	-0.20:	0.47	0.51:	0.13	0.00	0.06
HD31209	0.52	56.	A2:	IV	9495.:	251.	3.95:	0.22	0.93:	0.33	-0.05:	0.53	0.00	0.08
HD32039	0.40	58.	B9	V	11536.	290.	4.16	0.16	0.36	0.26	-0.50:	0.25	0.00	0.04
HD32040	0.36	56.	B8	V	12249.	332.	4.11	0.16	-0.05	0.21	-0.86	0.23	0.00	0.11
HD32309	0.46	61.	A0	V	10402.	346.	4.17	0.15	0.85:	0.32	0.02:	0.46	0.00	0.16
HD33647	0.34	53.	B7	V	12741.	495.	4.03	0.20	-0.26	0.28	-0.99	0.25	0.00	0.11
HD34748	0.15	57.	B2	V	23775.	1546.	4.02	0.23	-2.35	0.40	-4.26	0.37	0.01	0.01
HD34863	0.32	56.	B6	V	13559.	526.	4.14	0.15	-0.26	0.23	-1.14	0.24	0.00	0.13
HD35407	0.22	58.	B4	V	17831.	595.	4.14	0.14	-1.23	0.29	-2.65	0.37	0.00	0.03
HD35640	0.43	56.	B9	V	11082.	301.	4.09	0.17	0.43	0.25	-0.44:	0.31	0.00	0.02
HD35656	0.48	77.	A2:	V	9428.:	332.	4.36:	0.03	-0.05:	0.47	0.61:	0.13	0.03	0.03
HD36058	0.49	56.	A1	IV	9844.	266.	4.00	0.22	0.74:	0.32	-0.05:	0.47	0.00	0.22
HD36646	0.21	55.	B3	V	18679.	994.	4.05	0.19	-1.61	0.35	-3.07	0.39	0.00	0.03

Tabla 5.2 continúa en la página siguiente

Tabla 5.2 (continuación)

HD36881	0.38	32.	B9	III	11642.	595.	2.87	0.23	-1.49	0.37	-2.44	0.61	0.12	0.02
HD42327	0.45	59.	A0	V	10564.	288.	4.13	0.15	0.85:	0.31	0.01:	0.34	0.00	0.14
HD43445	0.40	51.	B9	IV	11687.	273.	3.95	0.23	-0.04	0.35	-0.88	0.30	0.00	0.14
HD44783	0.37	49.	B8	IV	12745.	481.	3.88	0.25	-0.30	0.33	-0.99	0.30	0.00	0.12
HD45380	0.46	66.	A1:	V	10256.	342.	4.29	0.13	0.80:	0.36	0.34:	0.27	0.00	0.23
HD145122	0.51	64.	A2:	V	9471.:	274.	4.17:	0.14	1.32:	0.38	0.85:	0.52	0.00	0.06
HD149485	0.32	55.	B6:	V	13394.	541.	4.11	0.16	-0.28	0.21	-1.19	0.27	0.00	0.04
HD158094	0.39	51.	B8:	IV	11860.	281.	3.95	0.23	-0.08	0.34	-0.91	0.29	0.00	0.02
HD159358	0.41	53.	B9	IV	11295.	285.	4.00	0.22	0.14	0.34	-0.74	0.29	0.00	0.03
HD159975	0.35	42.	B7	IV	13040.	627.	3.46	0.29	-0.87	0.41	-1.56	0.49	0.18	0.01
HD160181	0.52	73.	A3:	V	9075.:	260.	4.39:	0.10	0.85:	0.44	0.95:	0.36	0.00	0.06
HD164577	0.53	60.	A3:	IV	9087.:	264.	4.05:	0.16	1.31:	0.31	0.70:	0.68	0.00	0.05
HD164900	0.24	50.	B4	IV	17097.	676.	3.85	0.26	-1.50	0.43	-2.75	0.44	0.06	0.01
HD165174	0.06	38.	B0	Ia	24151.	3130.	2.59:	0.14	-6.47:	0.93	-7.83	0.60	0.02	0.01
HD165910	0.49	55.	A1	IV	9824.	259.	3.96	0.23	0.71:	0.35	-0.23:	0.48	0.00	0.03
HD168905	0.18	57.	B2	V	20486.	765.	4.06	0.19	-1.83	0.33	-3.43	0.36	0.02	0.01
HD171149	0.49	67.	A1	V	9669.	297.	4.28	0.10	1.17:	0.48	0.64:	0.31	0.00	0.04
HD171623	0.50	54.	A1	IV	9853.	291.	3.91	0.23	0.67:	0.39	-0.40:	0.37	0.00	0.14
HD172777	0.54	70.	A4:	V	8635.:	384.	4.28:	0.10	1.31:	0.14	1.21:	0.28	0.00	0.18
HD177724	0.58	72.	A5:	V	*****	*****	4.29:	0.09	1.29:	0.19	0.84:	0.31	0.06	0.04
HD177756	0.41	52.	B9	IV	11564.	262.	3.96	0.23	-0.02	0.34	-0.85	0.31	0.00	0.19
HD179648	0.54	58.	A3:	IV	8978.:	293.	3.98:	0.20	1.28:	0.33	0.31:	0.58	0.00	0.36
HD180183	0.17	59.	B2	V	21758.	993.	4.10	0.15	-2.03	0.32	-3.80	0.41	0.10	0.01
HD180782	0.52	73.	A3:	V	8949.:	224.	4.37:	0.10	1.01:	0.36	0.88:	0.14	0.00	0.24
HD181296	0.51	76.	A3:	V	8981.:	344.	4.40:	0.07	0.48:	0.43	0.86:	0.14	0.00	0.19
HD182180	0.18	64.	B2	V	20968.	912.	4.21	0.10	-1.78	0.23	-3.38	0.32	0.00	0.11
HD182645	0.32	36.	B7	III	13653.	835.	3.05	0.28	-1.63	0.46	-2.56	0.63	0.00	0.01
HD183537	0.28	47.	B5	IV	15316.	616.	3.81	0.28	-1.12	0.47	-2.15	0.47	0.12	0.01

Tabla 5.2 continúa en la página siguiente

Tabla 5.2 (continuación)

HD184606	0.39	57.	B9	V	11733.	298.	4.15	0.15	0.20	0.21	-0.60	0.22	0.59	0.02
HD188107	0.46	47.	B9	IV	10723.	282.	3.64	0.29	-0.06	0.41	-0.95	0.36	0.00	0.04
HD188293	0.28	57.	B5	V	15207.	668.	4.17	0.14	-0.58	0.29	-1.69	0.32	0.00	0.09
HD190229	0.42	54.	B9	IV	11176.	299.	4.02	0.21	0.22	0.31	-0.63	0.31	0.54	0.01
HD190454	0.50	66.	A2:	V	9425.:	316.	4.22:	0.13	1.18:	0.37	0.83:	0.31	0.00	0.08
HD195922	0.52	68.	A3:	V	8686.:	467.	4.24:	0.10	1.33:	0.38	1.01:	0.31	0.00	0.11
HD198529	0.50	61.	A1	IV	9717.	301.	4.12	0.15	1.07:	0.27	0.15:	0.55	0.00	0.15
HD199280	0.38	51.	B8	IV	12188.	327.	3.96	0.23	-0.18	0.33	-0.95	0.27	0.00	0.22
HD208321	0.53	60.	A3:	IV	9089.:	415.	4.04:	0.16	1.46:	0.35	0.70:	0.71	0.00	0.19
HD209288	0.26	49.	B5	IV	16079.	580.	3.84	0.26	-1.18	0.45	-2.38	0.42	0.00	0.20
HD210419	0.48	60.	A1	IV	9909.	310.	4.13	0.15	1.03:	0.32	0.28:	0.55	0.00	0.21
HD213998	0.43	57.	B9	V	11083.	301.	4.10	0.16	0.47	0.27	-0.39:	0.33	0.00	0.09
HD215143	0.48	62.	A1	V	9875.	353.	4.18	0.14	1.18:	0.42	0.54:	0.49	0.00	0.32
HD218639	0.50	70.	A2:	V	9285.:	339.	4.34:	0.10	0.90:	0.22	1.04:	0.36	0.00	0.30
HD219659	0.49	66.	A1	V	9708.	303.	4.25	0.13	1.06:	0.36	0.64:	0.30	0.00	0.22
HD222847	0.39	55.	B9	V	11659.	281.	4.09	0.18	0.15	0.26	-0.67	0.26	0.00	0.05
HD223785	0.51	77.	A3:	V	9061.:	319.	4.37:	0.05	0.31:	0.58	0.89:	0.15	0.00	0.19
HD225132	0.47	50.	A0	IV	10394.	274.	3.83	0.25	0.25	0.39	-0.84	0.39	0.01	0.02

## 5. Resultados

**Tabla 5.3.** Otros parámetros para estrellas Be.

HD	$\Phi_{bb}^o$ [ $\mu$ ]	$\Delta\Phi_{bb}^o$ [ $\mu$ ]	$\log(L/L_o)$	$\Delta\log(L/L_o)$	(m-M) <sub>o</sub> [mag]	$\Delta(m-M)_o$ [mag]	Dist [pc]	$\Delta$ Dist [pc]
HD10144	0.76	0.01	3.4	0.26	3.24	0.7	44.	14.
HD16582	0.70	0.01	3.8	0.17	7.14	0.6	268.	74.
HD23016	0.84	0.02	2.3	0.13	5.98	0.3	157.	25.
HD28248	0.70	0.01	3.9	0.18	10.73	0.6	1399.	412.
HD28497	0.69	0.01	4.1	0.19	8.66	0.5	540.	117.
HD30076	0.71	0.01	4.5	0.31	11.07	0.8	1635.	624.
HD35411	0.69	0.01	4.1	0.17	6.22	0.4	175.	33.
HD35468	0.71	0.01	4	0.23	5.55	0.8	129.	47.
HD36012	0.76	0.01	2.8	0.13	7.70	0.3	347.	49.
HD36861	0.67	0.01	4.1	0.29	6.45	0.5	195.	43.
HD37490	0.71	0.01	4.0	0.23	7.36	0.8	296.	111.
HD37971	0.76	0.01	2.9	0.17	7.69	0.5	346.	78.
HD44996	0.74	0.01	3.1	0.17	7.66	0.4	340.	59.
HD47054	0.79	0.02	2.5	0.19	6.45	0.4	195.	38.
HD49131	0.70	0.01	3.7	0.17	8.49	0.5	500.	106.
HD50013	0.65:	0.01	4.9	0.16	8.10	0.9	416.	180.
HD56139	0.73	0.01	3.5	0.19	6.81	0.8	230.	82.
HD57150	0.71	0.01	4	0.23	8.45	0.8	489.	182.
HD124367	0.74	0.01	3	0.15	6.40	0.3	190.	29.
HD127449	0.72	0.01	3.2	0.15	9.14	0.4	673.	117.
HD131492	0.70	0.00	3.8	0.19	7.61	0.4	333.	69.
HD135734	0.81	0.01	2.3	0.1	4.49	0.2	79.	7.
HD137387	0.70	0.01	3.8	0.19	7.55	0.5	324.	72.
HD138769	0.74	0.01	3	0.11	5.80	0.2	145.	10.
HD142184	0.71	0.01	3.4	0.14	7.04	0.3	256.	33.
HD142983	0.77	0.01	2.7	0.16	5.85	0.4	148.	28.
HD148259	0.68	0.01	4.4	0.23	9.79	0.6	909.	274.
HD148567	0.71	0.01	4.8	0.32	12.35	0.8	2947.	1130.
HD154243	0.71	0.00	3	0.18	9.20	0.4	692.	142.
HD155436	0.68	0.01	4	0.28	11.26	0.9	1786.	720.
HD155806	0.70	0.02	5.6	0.24	13.21	0.3	4395.	643.
HD158864	0.67:	0.05:	4.24:	0.1:	6.72:	0.4:	221.:	40.:
HD166182	0.73	0.01	3	0.17	5.94	0.5	154.	33.
HD166566	0.68	0.01	4.8	0.25	11.96	1.0	2464.	1123.
HD171054	0.71	0.01	4	0.2	11.97	0.7	2480.	864.
HD176304	0.75	0.01	3.4	0.25	8.38	0.7	475.	149.
HD178175	0.71	0.01	4.6	0.29	10.42	0.9	1214.	512.
HD178744	0.78	0.01	2.6	0.17	7.07	0.4	260.	47.
HD187567	0.70	0.01	3.5	0.14	8.22	0.3	440.	69.
HD187811	0.72	0.01	3.4	0.15	6.90	0.5	240.	54.
HD192044	0.78	0.01	2.8	0.21	6.87	0.5	236.	51.
HD193911	0.79	0.01	2.4	0.12	4.34	0.3	74.	10.

*Tabla 5.3 continúa en la página siguiente*

### 5.1. Parámetros fundamentales de las estrellas Be y Bn

Tabla 5.3 (continuación)

HD205637	0.73	0.02	4.1	0.26	9.03	0.8	640.	257.
HD208057	0.77	0.01	2.7	0.99	5.79	0.9	144.	59.
HD209014	0.82	0.02	2.3	0.12	5.80	0.3	144.	21.
HD209409	0.77	0.01	2.8	0.19	6.00	0.5	158.	35.
HD209522	0.75	0.01	3.1	0.18	7.75	0.5	355.	81.
HD210129	0.79	0.01	2.6	0.17	5.99	0.4	158.	30.
HD212076	0.68	0.01	4.6	0.22	8.78	0.9	571.	231.
HD212571	0.69	0.01	4.9	0.26	11.15	0.9	1699.	748.
HD217891	0.78	0.01	2.7	0.2	5.47	0.5	124.	26.
HD256577	0.70	0.01	4.2	0.27	13.60	0.8	5258.	2101.
HD330950	0.663:	0.05:	4.44:	0.1:	7.99:	0.2:	397.:	45.:

Tabla 5.4. Otros parámetros para estrellas Bn.

HD	$\Phi_{bb}^o$ [ $\mu$ ]	$\Delta\Phi_{bb}^o$ [ $\mu$ ]	$\log(L/L_o)$ [Lo]	$\Delta\log(L/L_o)$ [Lo]	(m-M)o [mag]	$\Delta(m-M)o$ [mag]	Dist [pc]	$\Delta$ Dist [pc]
HD560	0.95	0.04	1.9	0.12	4.33	0.5	74.	16.
HD5617	1.11	0.06	1.6	0.053	6.36	0.4	187.	36.
HD10161	0.89	0.02	2.3	0.13	6.84	0.6	233.	67.
HD10894	1.01	0.03	2	0.19	6.40	0.4	191.	33.
HD15130	1.06	0.06	2.2	0.17	4.31	0.4	73.	14.
HD18331	1.02	0.05	1.6	0.13	4.03	0.4	64.	12.
HD18546	1.04	0.06	1.6	0.15	5.32	1.2	116.	65.
HD21364	0.83	0.02	2.2	0.09	3.75	0.6	56.	17.
HD24817	1.11	0.07	1.5	0.1	5.30	0.3	115.	18.
HD26676	0.79	0.01	2.4	0.13	6.54	0.2	203.	22.
HD26793	0.83	0.02	2.3	0.1	5.44	0.3	123.	17.
HD30739	1.17	0.05	1.6	0.28	2.94	0.3	39.	6.
HD31093	1.11	0.05	1.7	0.05	6.03	0.5	161.	35.
HD31209	1.04	0.06	1.9	0.21	5.67	0.3	136.	21.
HD32039	0.88	0.02	2.1	0.098	6.66	0.3	215.	26.
HD32040	0.84	0.02	2.2	0.093	6.68	0.3	216.	33.
HD32309	0.96	0.04	1.9	0.18	4.04	0.5	64.	14.
HD33647	0.81	0.02	2.3	0.099	6.92	0.3	242.	39.
HD34748	0.71	0.00	3.6	0.15	8.63	0.4	532.	100.
HD34863	0.80	0.01	2.3	0.097	5.54	0.4	128.	23.
HD35407	0.74	0.01	2.9	0.15	7.53	0.3	320.	43.
HD35640	0.91	0.02	2.1	0.12	5.81	0.3	145.	17.
HD35656	1.09	0.05	1.6	0.053	6.36	0.5	187.	41.
HD36058	1.00	0.03	1.9	0.19	5.64	0.7	134.	43.
HD36646	0.73	0.01	3.1	0.16	8.24	0.4	445.	73.
HD36881	0.87	0.03	2.9	0.24	6.75	0.4	224.	39.
HD42327	0.95	0.03	1.9	0.14	5.51	0.4	127.	25.
HD43445	0.87	0.02	2.2	0.12	5.03	0.4	101.	20.
HD44783	0.84	0.01	2.3	0.12	6.52	0.4	201.	33.

Tabla 5.4 continúa en la página siguiente

## 5. Resultados

Tabla 5.4 (continuación)

HD45380	0.98	0.04	1.8	0.11	5.52	0.7	127.	43.
HD145122	1.08	0.06	1.5	0.21	4.81	0.4	91.	16.
HD149485	0.80	0.01	2.4	0.11	6.43	0.2	193.	19.
HD158094	0.86	0.01	2.3	0.12	3.68	0.3	55.	9.
HD159358	0.88	0.02	2.2	0.12	5.40	0.3	120.	19.
HD159975	0.83	0.01	2.5	0.2	4.92	0.4	97.	18.
HD160181	1.18	0.07	1.5	0.14	4.91	0.4	96.	19.
HD164577	1.16	0.05	1.6	0.27	3.12	0.3	42.	6.
HD164900	0.75	0.01	3	0.17	7.51	0.4	317.	63.
HD165174	0.68	0.01	5	0.24	12.55	0.9	3240.	1426.
HD165910	1.01	0.03	2	0.19	5.90	0.4	151.	25.
HD168905	0.72	0.01	3.3	0.14	6.99	0.3	250.	38.
HD171149	1.03	0.05	1.6	0.13	5.19	0.5	109.	24.
HD171623	1.01	0.03	2	0.15	5.12	0.4	106.	22.
HD172777	1.23	0.05	1.4	0.11	3.81	0.5	58.	15.
HD177724	1.36:	0.06	1.6	0.13	1.50	0.2	20.	2.
HD177756	0.88	0.02	2.2	0.12	3.44	0.6	49.	14.
HD179648	1.17	0.05	1.8	0.23	4.76	1.1	89.	48.
HD180183	0.71	0.01	3.4	0.17	8.54	0.3	510.	75.
HD180782	1.19	0.06	1.5	0.055	5.17	0.8	108.	38.
HD181296	1.15	0.06	1.5	0.057	4.54	0.6	81.	22.
HD182180	0.72	0.01	3.2	0.13	7.80	0.3	364.	55.
HD182645	0.81	0.02	2.9	0.25	7.34	0.5	294.	63.
HD183537	0.78	0.01	2.7	0.19	7.07	0.5	260.	57.
HD184606	0.87	0.02	2.1	0.088	2.97	0.2	39.	4.
HD188107	0.93	0.02	2.3	0.14	6.59	0.4	208.	39.
HD188293	0.78	0.01	2.6	0.13	6.29	0.3	181.	24.
HD190229	0.90	0.02	2.1	0.13	3.77	0.3	57.	8.
HD190454	1.07	0.06	1.6	0.12	5.35	0.4	118.	20.
HD195922	1.15	0.05	1.5	0.13	5.21	0.4	110.	20.
HD198529	1.03	0.05	1.8	0.22	4.99	0.5	99.	22.
HD199280	0.85	0.02	2.3	0.11	6.74	0.7	223.	71.
HD208321	1.16	0.05	1.6	0.28	3.99	0.6	63.	18.
HD209288	0.76	0.01	2.8	0.17	7.53	0.6	321.	95.
HD210419	1.00	0.04	1.8	0.22	5.25	0.6	112.	34.
HD213998	0.91	0.02	2	0.13	3.56	0.3	52.	7.
HD215143	1.01	0.04	1.7	0.2	5.23	1.0	111.	52.
HD218639	1.10	0.06	1.5	0.14	5.53	0.9	127.	57.
HD219659	1.03	0.05	1.6	0.12	5.27	0.7	113.	37.
HD222847	0.87	0.02	2.2	0.11	5.08	0.3	104.	12.
HD223785	1.15	0.06	1.5	0.058	6.52	0.6	201.	55.
HD225132	0.95	0.03	2.2	0.15	4.26	0.4	71.	13.

## 5.2. Recopilación de valores de $V \text{ sen}(i)$

A fin de estudiar la relación entre el aspecto de la segunda discontinuidad de Balmer con el valor de  $V \text{ sen}(i)$  en nuestra muestra de estrellas Be y Bn, se recopilaron de la literatura los valores de  $V \text{ sen}(i)$ .

Se buscó en distintas publicaciones valores obtenidos previamente por distintos autores. Para algunos de los objetos de la muestra no se encontraron publicaciones con valores de  $V \text{ sen}(i)$ .

Las fuentes utilizadas son Yudin (2001); Abt & Morrell (1995); Abt et al. (2002); Huang et al. (2010); Royer et al. (2007); Zorec et al. (2005); Zorec & Royer (2012); Chauville et al. (2001b); Wolff et al. (2007); Strom et al. (2005); Dworetzky (1974); van Belle (2012); Diaz et al. (2011); Frémat et al. (2005) y la base de datos online <http://basebe.obspm.fr/basebe/>.

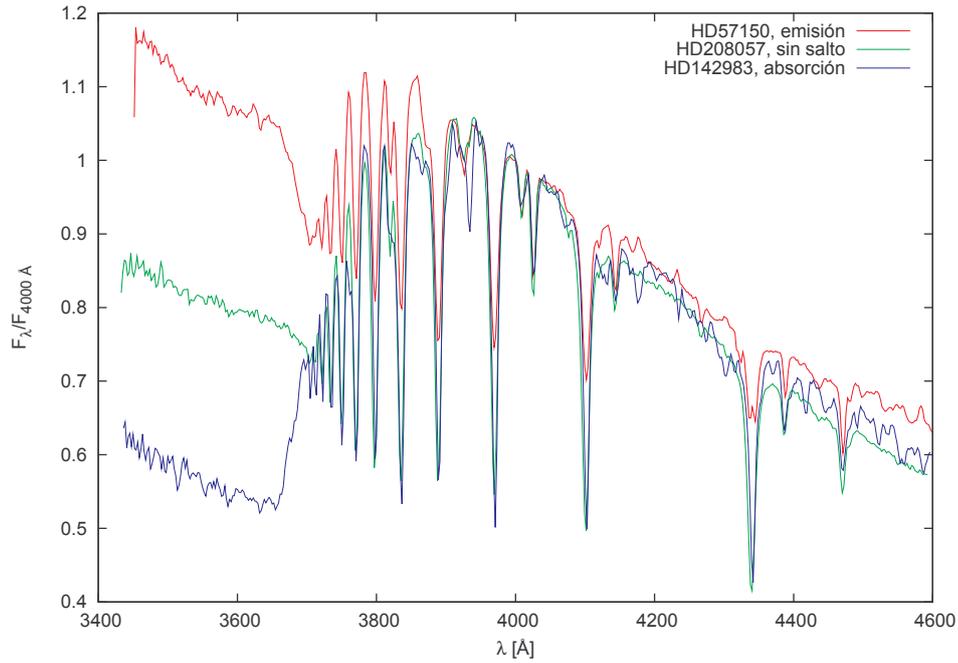
En las Tablas 5.1 y 5.2 se listan los valores de  $V \text{ sen}(i)$  con sus respectivos errores. Los valores marcados con \* y \*\* corresponden a objetos que en distintas publicaciones tienen distintos valores de  $V \text{ sen}(i)$ . El valor utilizado es el promedio de los distintos valores encontrados. El valor  $\Delta V \text{ sen}(i)$  de esos objetos se obtuvo comparando los errores de cada medición (cuando ese dato estaba disponible) y  $[V \text{ sen}(i)_{\text{máx}} - V \text{ sen}(i)_{\text{mín}}]/2$ , y eligiendo el mayor. En el caso de los valores marcados con \*\* esa indeterminación hace que el valor del  $V \text{ sen}(i)$  pueda estar por arriba o por debajo de 200 km/s.

## 5.3. Aspecto del segundo salto de Balmer

En la siguiente sección buscaremos las correlaciones entre el aspecto del segundo salto de Balmer con  $V \text{ sen}(i)$  y con los parámetros fundamentales de los objetos derivados de la clasificación BCD de las muestras de objetos Be y Bn.

Cabe destacar, que en la muestra de estrellas estudiada hemos clasificado 6 objetos con clase de luminosidad I: 5 Be y 1 Bn. Estos objetos serán analizados aparte, dado que por definición el grupo de estrellas Be clásicas excluye a las supergigantes. Por otra parte la clasificación BCD de estos objetos resulta ambigua, dado que en los espectros de los mismos no resulta evidente el trazado de la envolvente superior, introduciendo un gran error en la determinación de sus parámetros fundamentales. Por ejemplo, las luminosidades de algunos de estos objetos son bajas para corresponder a estrellas de CL I. En el caso de la estrella Bn HD165174 clasificada como I resulta la única de la muestra de 71 objetos. Esto sugiere que probablemente haya sido erróneamente clasificada como Bn. En ambos casos estos objetos serán considerados aparte para el análisis de las correlaciones, incluyéndose desfasadas en los gráficos para una mejor visualización, ya que corresponderían a estrellas con estados evolutivos diferentes.

Para analizar las correlaciones, representaremos al segundo salto de Balmer con un parámetro con valor  $-1$  que corresponde a un segundo salto en absorción,  $0$  a la ausencia de segundo salto y  $1$  a un segundo salto en emisión. En la Figura 5.1 se muestra un ejemplo del aspecto del segundo salto en los diferentes casos mencionados.



**Figura 5.1.** Ejemplos de estrellas con el segundo salto de Balmer en emisión, absorción o ausente.

### 5.3.1. Correlación del aspecto del segundo salto de Balmer con parámetros fundamentales en Estrellas Be

En las Tabla 5.5 se listan las características del segundo salto de Balmer, junto a los valores de  $V \text{ sen}(i)$  con sus respectivos errores, según lo detallado en la sección 5.2.

**Tabla 5.5.** Apariencia del segundo salto de Balmer y valores de  $V \text{ sen}(i)$  para estrellas Be.

HD	Salto	$V \text{ sen}(i)$ [km/s]	$\Delta V \text{ sen}(i)$ [km/s]
HD10144	-1	235	5
HD16582	0	5	–
HD23016	0	270*	28
HD28248	0	–	–
HD28497	+1	335	17
HD30076	+1	180*	26.5
HD35411	+1	170	10
HD35468	0	55	16.1
HD36012	+1	162	3
HD36861	+1	65	–
HD37490	+1	155	5
HD37971	0	342	–
HD44996	+1	38	–
HD47054	-1	223.5*	15
HD49131	0	215**	80

*Tabla 5.5 continúa en la página siguiente*

Tabla 5.5 (continuación)

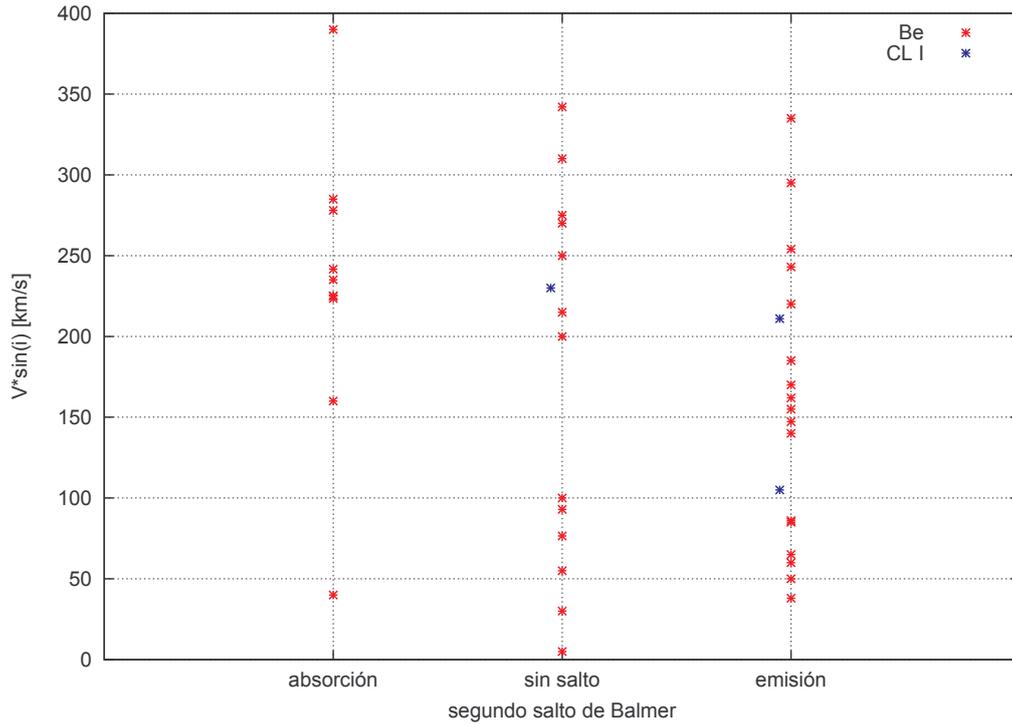
HD50013	+1	243	15
HD56139	+1	85	4
HD57150	+1	254	35
HD124367	+1	295	18
HD127449	0	–	–
HD131492	+1	185	13
HD135734	-1	278	14
HD137387	0	250	14
HD138769	0	93	16
HD142184	0	310*	30
HD142983	-1	390	27
HD148259	+1	86	9
HD148567	+1	–	–
HD154243	+1	–	–
HD155436	0	–	–
HD155806	+1	211	–
HD158864	+1	–	–
HD166182	0	30	9
HD166566	+1	50	–
HD171054	0	–	–
HD176304	-1	40	9
HD178175	+1	105	05
HD178744	0	200	24.1
HD187567	+1	140	–
HD187811	+1	220*	25
HD192044	-1	225*	24.1
HD193911	-1	160	10
HD205637	-1	225	14
HD208057	0	100	5
HD209014	-1	285*	28
HD209409	-1	241.66*	37.5
HD209522	0	275	16
HD210129	+1	147.25*	24.1
HD212076	+1	–	–
HD212571	0	230	17
HD217891	0	76.5*	20.5
HD256577	0	–	–
HD330950	+1	60	–

### Correlación con $V \sin(i)$

De la muestra de 53 objetos, encontramos que 10 de ellos presentan la segunda discontinuidad de Balmer en absorción, 24 en emisión y en las 19 estrellas restantes, la discontinuidad es normal.

Observamos que en el caso de las estrellas que presentan el segundo salto de Balmer

## 5. Resultados



**Figura 5.2.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $V \sin(i)$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.

en absorción, los valores de  $V \sin(i)$  son mayores que 200 km/s, mostrando la tendencia esperada de acuerdo con el modelo de disco Kepleriano, en 8 de los 10 objetos. Una de las excepciones, HD193911, presenta un valor de 160 km/s, que estaría en límite de la correlación. La otra, HD176304, tiene un valor de 40 km/s, muy por debajo del valor esperado. Esto puede verse en la Fig. 5.2.

Para aquellas estrellas con el segundo salto en emisión, los valores de  $V \sin(i)$  presentan una mayor dispersión, encontrándose muchas estrellas con el salto en emisión cuyos valores de  $V \sin(i)$  superan los 200 km/s. Estas estrellas no respetarían la tendencia esperada y se sumarían a las excepciones ya mencionadas.

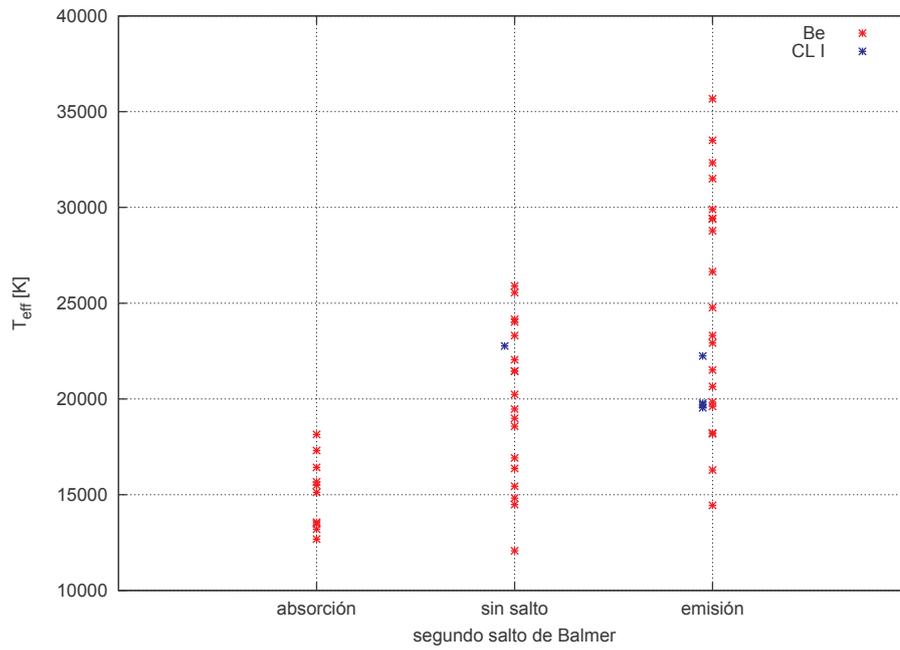
### Correlación con otros parámetros estelares

En la Fig. 5.3 se observa que aquellas estrellas con el segundo salto en absorción tienen  $T_{eff}$  bajas (menores que 20000K), mientras que las que tienen el segundo salto en emisión muestran una tendencia hacia altas  $T_{eff}$ , y solo unas pocas muestran bajas temperaturas. Las estrellas que no presentan el segundo salto muestran  $T_{eff}$  intermedias.

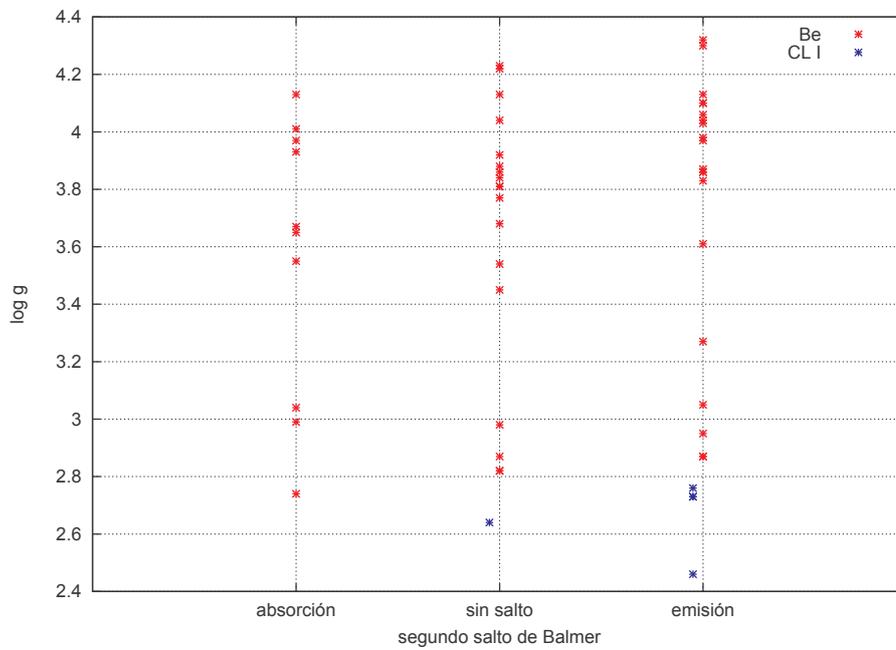
En la Fig. 5.4 observamos que no existe correlación aparente entre el aspecto del segundo salto y la gravedad superficial, ya que los tres grupos presentan el mismo rango de valores de  $\log g$ .

En la Fig. 5.5 vemos que las estrellas con el segundo salto en emisión tienen un

### 5.3. Aspecto del segundo salto de Balmer

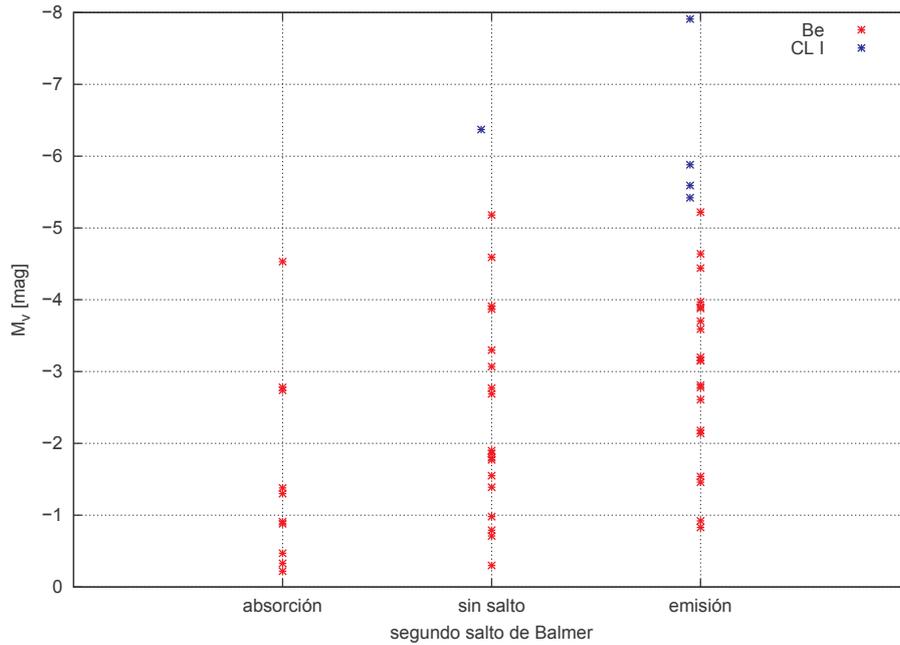


**Figura 5.3.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $T_{\text{eff}}$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.



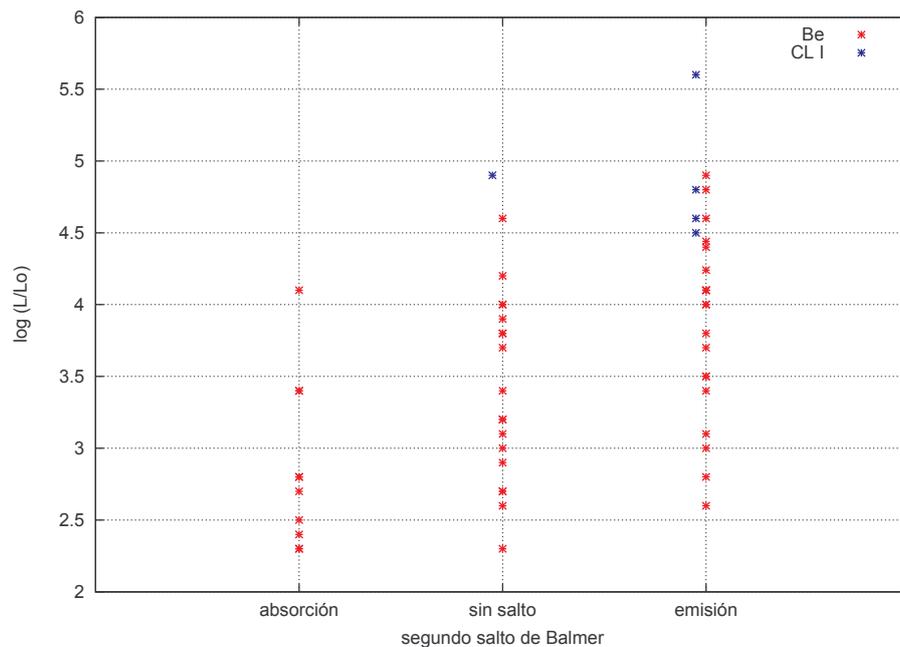
**Figura 5.4.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log g$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.

## 5. Resultados

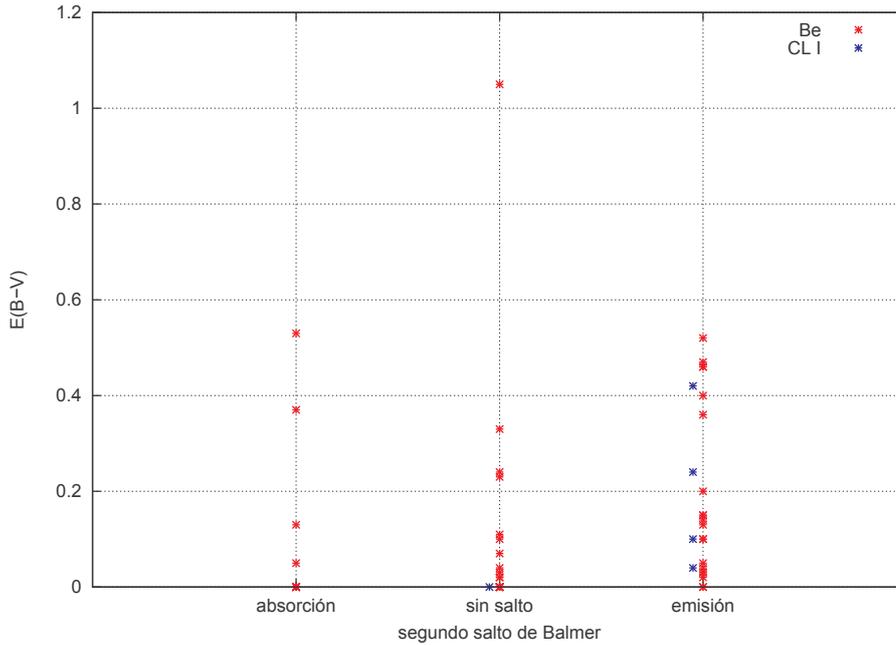


**Figura 5.5.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $M_v$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.

rango más amplio de valores de  $M_v$  que aquellas con el segundo salto en absorción, y son mas brillantes. La  $M_{bol}$  presenta el mismo comportamiento. Se observa que la luminosidad tiene un comportamiento consistente con el de  $M_v$  y  $M_{bol}$ , teniendo mayor luminosidad las estrellas con el segundo salto en emisión (Ver Fig. 5.6).



**Figura 5.6.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log(L/L_{\odot})$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.



**Figura 5.7.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $E(B-V)$  para las estrellas Be y supergigantes de la muestra.

En la Fig. 5.7 vemos que el rango de  $E(B-V)$  es el mismo para las estrellas con el segundo salto en emisión o absorción. El rango más amplio lo presentan las estrellas sin segundo salto, llegando hasta un valor de  $E(B-V)$  del orden de 1. Se debe tener en cuenta que, según se explicó en la sección 5.1, los valores 0. en realidad corresponden a valores negativos de  $E(B-V)$ , por lo que no representan valores reales de  $E(B-V)$ .

### 5.3.2. Correlación del aspecto del segundo salto de Balmer con parámetros fundamentales en Estrellas Bn

En las Tabla 5.6 se listan las características del segundo salto de Balmer, junto a los valores de  $V \text{ sen}(i)$  con sus respectivos errores, según lo detallado en la sección 5.2.

**Tabla 5.6.** Apariencia del segundo salto de Balmer y valores de  $V \text{ sen}(i)$  para estrellas Bn.

HD	Salto	$V \text{ sen}(i)$ [km/s]	$\Delta V \text{ sen}(i)$ [km/s]
HD560	0	249	—
HD5617	0	—	—
HD10161	0	160	—
HD10894	0	—	—
HD15130	0	204.66**	24.1
HD18331	0	251.93*	14.25
HD18546	0	—	—
HD21364	0	216.66**	19.5

*Tabla 5.6 continúa en la página siguiente*

Tabla 5.6 (continuación)

HD24817	0	285	–
HD26676	0	199.66**	24.5
HD26793	-1	331*	58
HD30739	-1	214**	20
HD31093	0	196.8	4.40
HD31209	-1	260*	10
HD32039	0	343	–
HD32040	0	319*	29.5
HD32309	0	324*	22
HD33647	0	30	–
HD34748	0	295	29.5
HD34863	0	379	28.5
HD35407	0	295	29.5
HD35640	0	229*	11
HD35656	0	170	25.5
HD36058	0	190*	31.5
HD36646	0	20	–
HD36881	-1	20	9
HD42327	-1	367.5*	12.5
HD43445	0	275.66*	19
HD44783	-1	22	–
HD45380	0	229*	9
HD145122	-1	249.5*	9.5
HD149485	0	364	–
HD158094	0	260*	5
HD159358	0	240	–
HD159975	-1	115*	20
HD160181	0	165	–
HD164577	0	210.15**	37.3
HD164900	0	260	24.1
HD165174	+1	300	24.1
HD165910	-1	244.5*	9.5
HD168905	0	–	–
HD171149	0	290.5*	21
HD171623	0	–	–
HD172777	0	161.8*	13.2
HD177724	0	319*	25
HD177756	0	164.25**	50
HD179648	-1	198.5**	8.5
HD180183	0	–	–
HD180782	0	212	–
HD181296	0	–	–
HD182180	0	320	32
HD182645	-1	228	–
HD183537	0	305	24.1

Tabla 5.6 continúa en la página siguiente

Tabla 5.6 (continuación)

HD184606	0	185	18.5
HD188107	-1	228	–
HD188293	0	271	–
HD190229	0	20	2
HD190454	0	310	46.5
HD195922	0	193**	8
HD198529	0	275	3.1
HD199280	0	265	–
HD208321	0	215	1.1
HD209288	0	87.5*	25
HD210419	0	311*	11
HD213998	0	282*	28
HD215143	0	201*	15
HD218639	0	252*	34
HD219659	0	188*	8
HD222847	0	315*	48
HD223785	0	–	–
HD225132	0	176.5*	60.5

En la muestra de estrellas Bn, se encuentran objetos que presentan velocidades de rotación proyectada bajas, por lo que probablemente el ensanchamiento de las líneas se deba a otro fenómeno, por ejemplo binariedad o campos magnéticos.

### Correlación con $V \sin(i)$

De la muestra de 71 objetos, encontramos que 58 no presentan una segunda discontinuidad de Balmer, 12 la presentan en absorción y solo 1 en emisión.

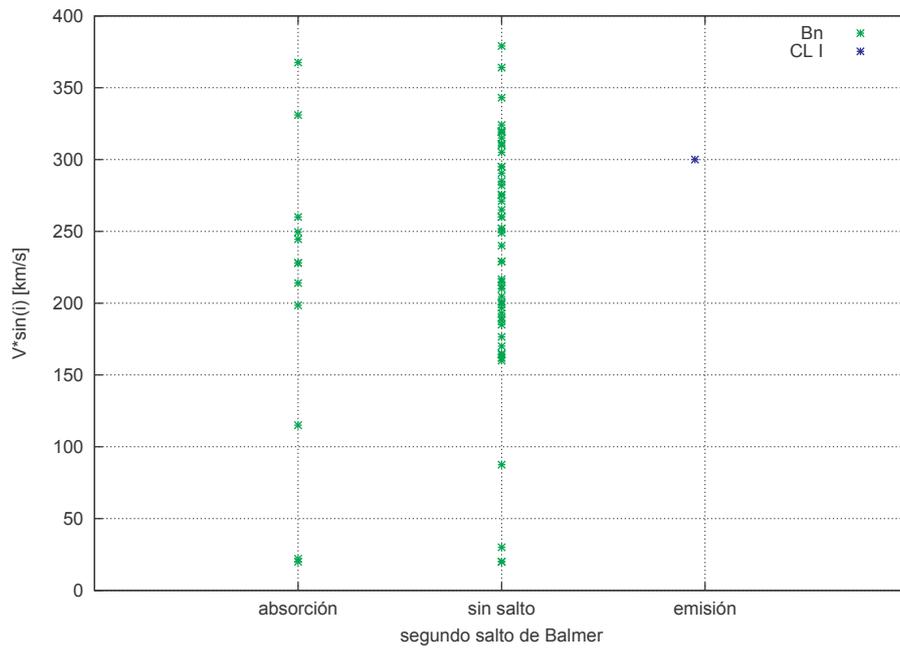
Observamos que de las estrellas que presentan el segundo salto en absorción, solo 2 tienen  $V \sin(i)$  menor a 200 km/s, mostrando la tendencia esperada de acuerdo con el modelo de disco Kepleriano, en 10 de los 12 objetos. Las que no poseen segundo salto cubren un amplio rango de valores de  $V \sin(i)$ , aunque concentrado hacia valores mayores a 150 km/s. El único objeto con el salto en emisión, la estrella clasificada como supergigante HD 165174, no respetaría la tendencia esperada, ya que posee  $V \sin(i)$  de 300 km/s. Esto puede observarse en la Fig. 5.8.

### Correlación con otros parámetros estelares

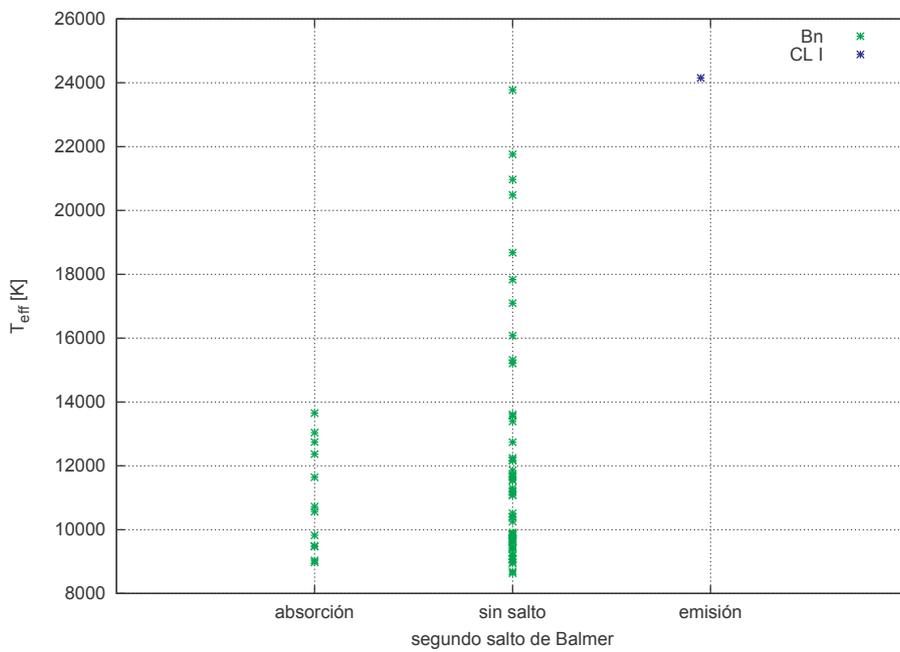
En la figura 5.9 se observa que aquellas estrellas con el segundo salto en absorción tienen  $T_{eff}$  bajas (menores que 14000K). Las estrellas sin segundo salto cubren un rango más amplio, aunque se evidencia una concentración hacia valores bajos. La estrella con el segundo salto en emisión es la que mayor  $T_{eff}$  muestra, con poco más de 24000K.

En la figura 5.10 observamos que para las estrellas sin segundo salto presentan los valores de  $\log g$  en una región muy concentrada en valores altos. Las estrellas con segundo salto en absorción cubren una región más amplia, aunque también concentrada

## 5. Resultados

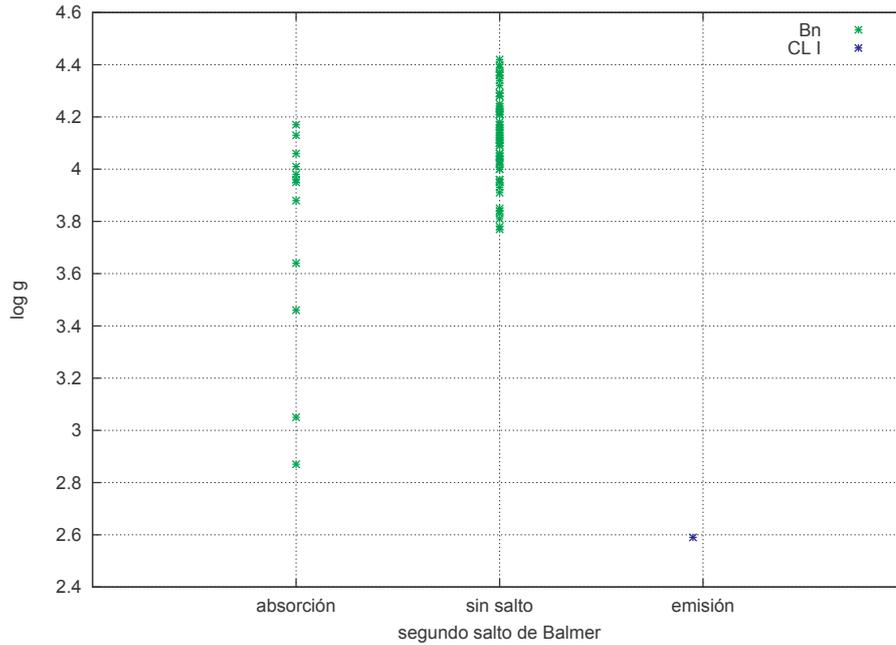


**Figura 5.8.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $V \sin(i)$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.



**Figura 5.9.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $T_{\text{eff}}$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.

#### 5.4. Correlación de la intensidad del segundo salto con $T_{eff}$ y $V \text{ sen}(i)$



**Figura 5.10.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log g$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.

hacia valores altos. La estrella con el segundo salto en emisión posee el menor valor de  $\log g$ , dado que es una supergigante con alta rotación.

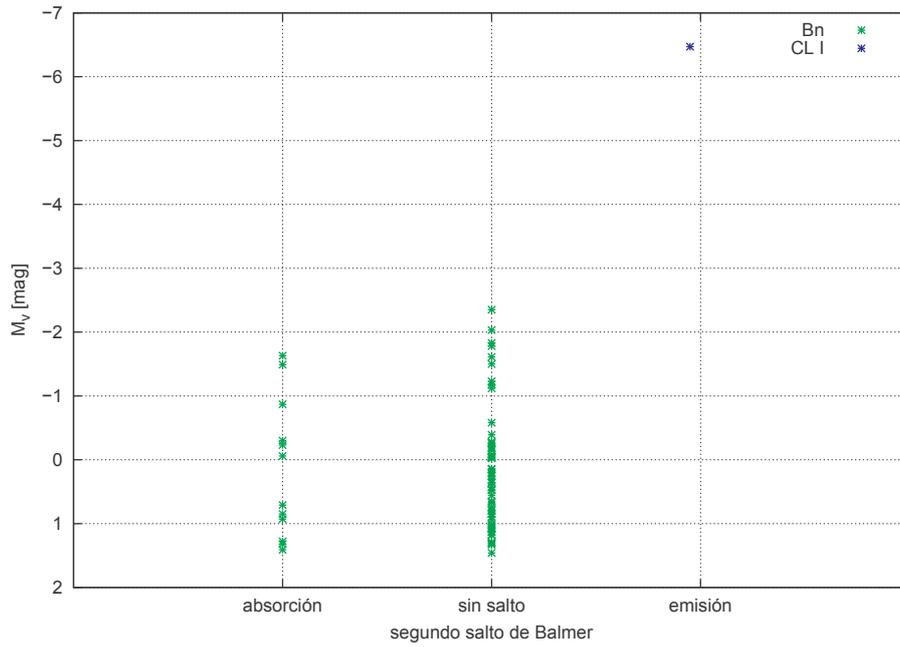
En la Fig. 5.11 vemos que el rango cubierto por las estrellas con segundo salto en absorción o sin salto es similar, con una tendencia hacia  $M_v$  altas. La estrella con el segundo salto en emisión es la que menor  $M_v$  presenta, alejándose considerablemente del rango cubierto por los otros objetos. Vemos que lo mismo ocurre para  $M_{bol}$ . En la Fig. 5.12 se observa que la luminosidad tiene un compartamiento consistente con el de  $M_v$  y  $M_{bol}$ , teniendo valores similares las estrellas con salto en absorción o sin salto, y alejándose la estrella con salto en emisión.

En la Fig. 5.13 vemos que el rango de  $E(B-V)$  es similar para las estrellas sin segundo salto y con segundo salto en absorción, aunque hay dos estrellas sin salto que se alejan de la región común hacia valores mayores. La estrella con segundo salto en emisión posee un valor de  $E(B-V)$  dentro del rango de los valores de los otros objetos. Se debe tener en cuenta que, según se explicó en la sección 5.1, los valores 0. en realidad corresponden a valores negativos de  $E(B-V)$ , por lo que no representan valores reales de  $E(B-V)$ .

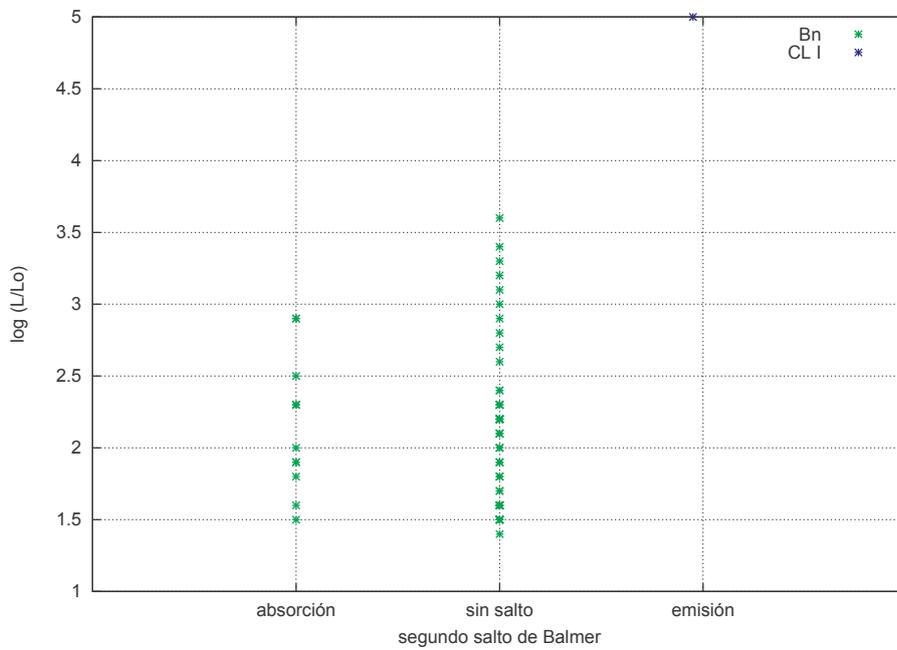
#### 5.4. Correlación de la intensidad del segundo salto con $T_{eff}$ y $V \text{ sen}(i)$

Analizamos la influencia de la temperatura efectiva y el valor de  $V \text{ sen}(i)$  en la intensidad del segundo salto de Balmer, tanto cuando se encuentra en emisión como en absorción.

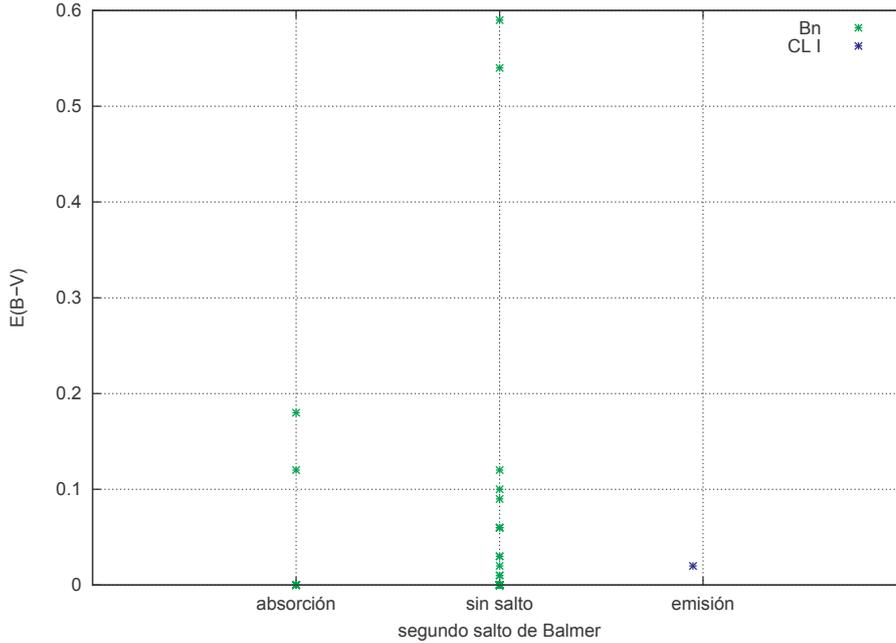
## 5. Resultados



**Figura 5.11.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $M_v$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.



**Figura 5.12.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log(L/L_{\odot})$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.



**Figura 5.13.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $E(B-V)$  para las estrellas Bn y supergigantes de la muestra.

En el caso de las estrellas Be que presentan el segundo salto en emisión, observamos que cualitativamente la intensidad del salto aumenta a medida que aumenta la temperatura, como se observan en la Fig. 5.14. No encontramos ninguna correlación evidente con  $V \text{ sen}(i)$ , como puede verse en la Fig. 5.15.

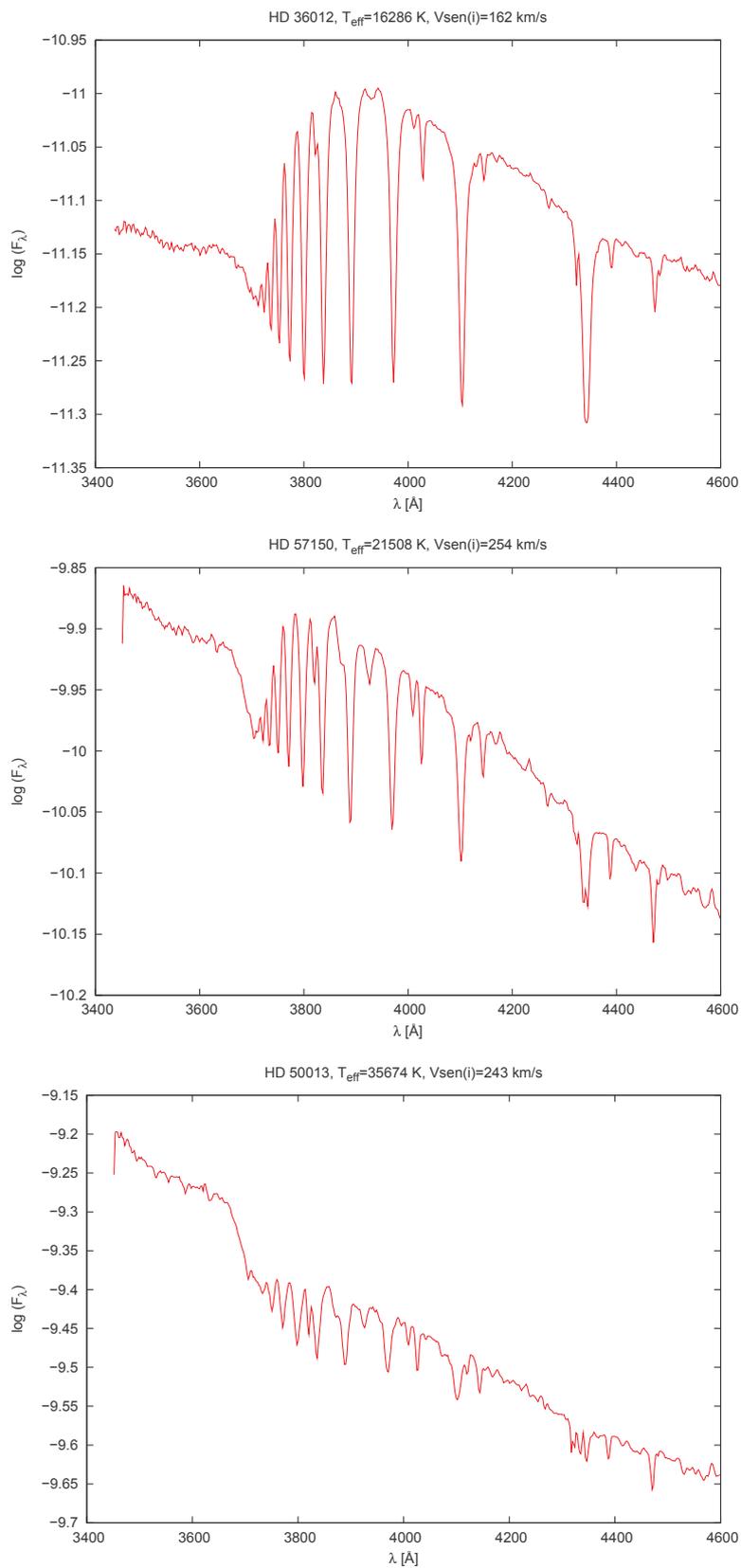
Para el caso de las estrellas Be que muestran el salto en absorción, el rango de temperaturas es muy acotado como para poder encontrar alguna correlación con la intensidad. Este rango acotado nos permite, sin embargo, eliminar la dependencia con la temperatura y ver que no existe correlación con  $V \text{ sen}(i)$ , como puede verse en la Fig. 5.16.

En la muestra de estrellas Bn con salto en absorción el rango de temperaturas también es acotado. Sin embargo, se observa que todas muestran un segundo salto de Balmer muy poco intenso, independientemente de  $V \text{ sen}(i)$ , como puede verse en la Fig. 5.17.

## 5.5. Análisis conjunto de las estrellas Be y Bn

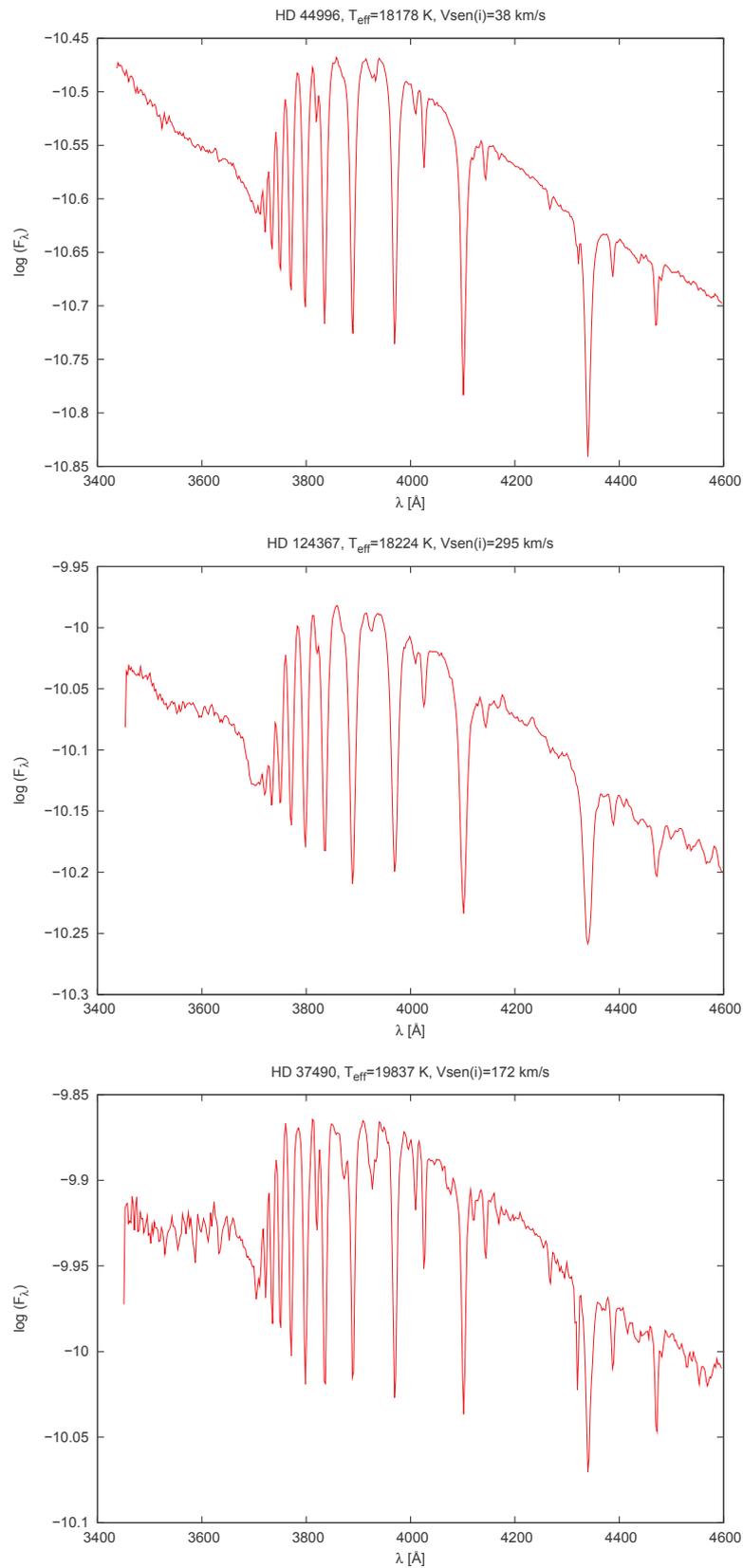
Para el análisis conjunto de las dos muestras estudiadas no tendremos en cuenta los objetos que fueron clasificados con clase de luminosidad I, ya que corresponderían a estrellas con estados evolutivos diferentes. Tenemos entonces una muestra de 48 estrellas Be y 70 Bn. Las estrellas Be de tipo espectral B y las estrellas Bn de tipo espectral B y A representan aproximadamente un 40 % de las estrellas del Bright Star Catalogue visibles desde CASLEO clasificadas como Be y Bn, respectivamente.

## 5. Resultados



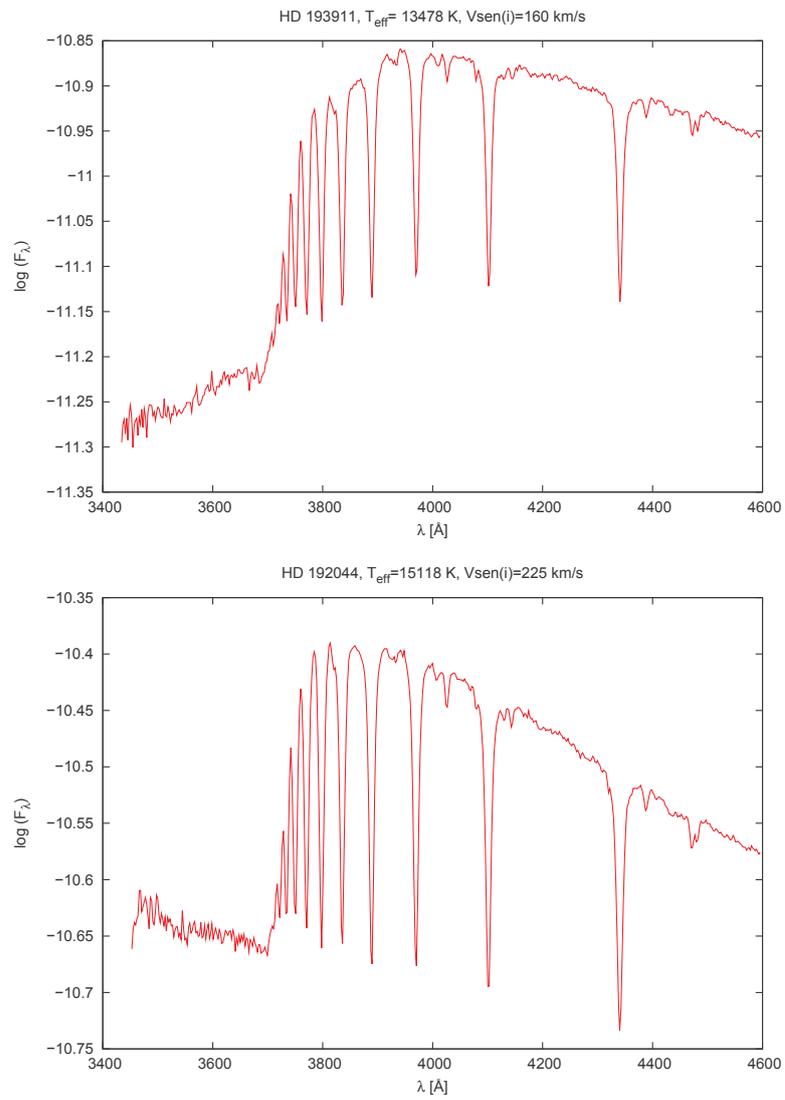
**Figura 5.14.** Intensidad del segundo salto en emisión en estrellas Be para distintos valores de  $T_{eff}$ .

## 5.5. Análisis conjunto de las estrellas Be y Bn



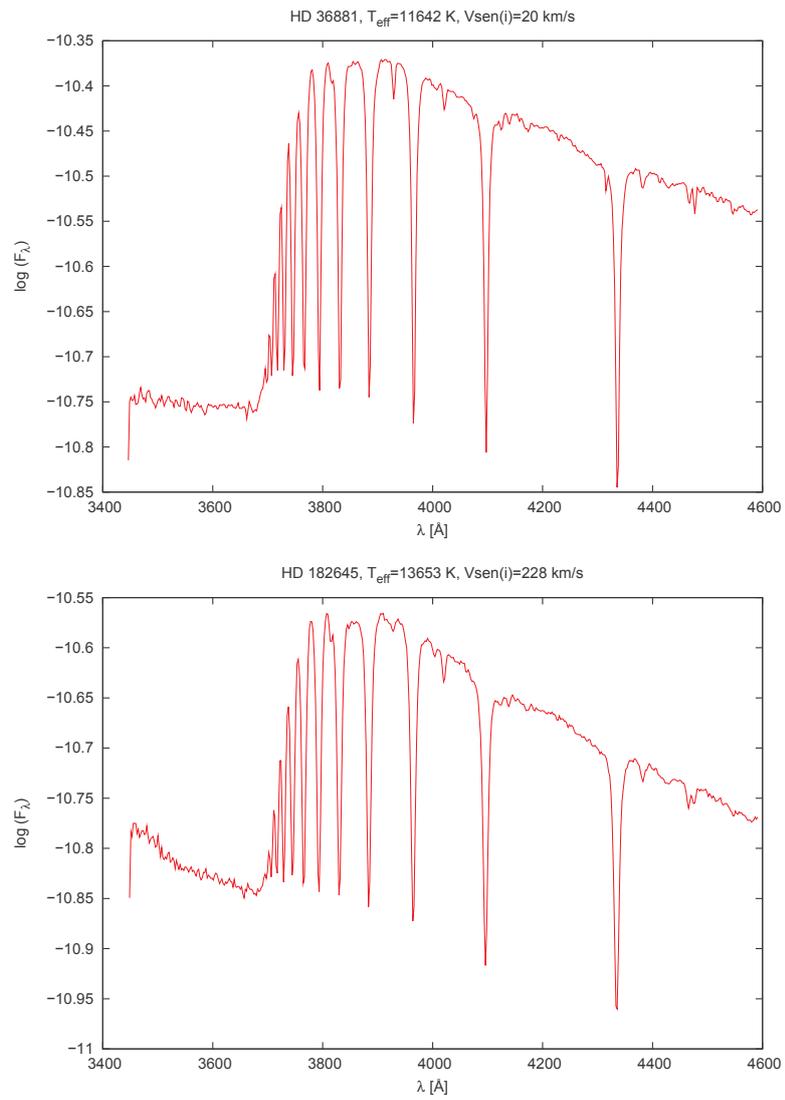
**Figura 5.15.** Intensidad del segundo salto en emisión en estrellas Be para distintos valores de  $V \text{ sen}(i)$ .

## 5. Resultados



**Figura 5.16.** Intensidad del segundo salto en absorción en estrellas Be para distintos valores de  $V \sin(i)$ .

## 5.5. Análisis conjunto de las estrellas Be y Bn



**Figura 5.17.** Intensidad del segundo salto en absorción en estrellas Bn para distintos valores de  $V \text{ sen}(i)$ .

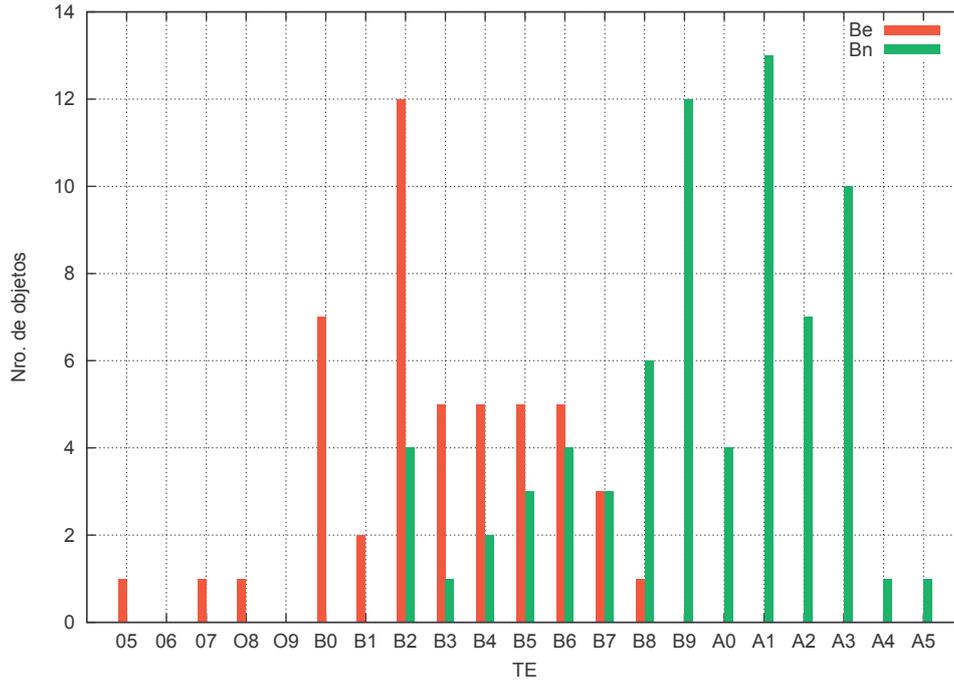


Figura 5.18. Histograma según TE para las estrellas Be y Bn.

### 5.5.1. Distribución de estrellas Be y Bn por tipo espectral

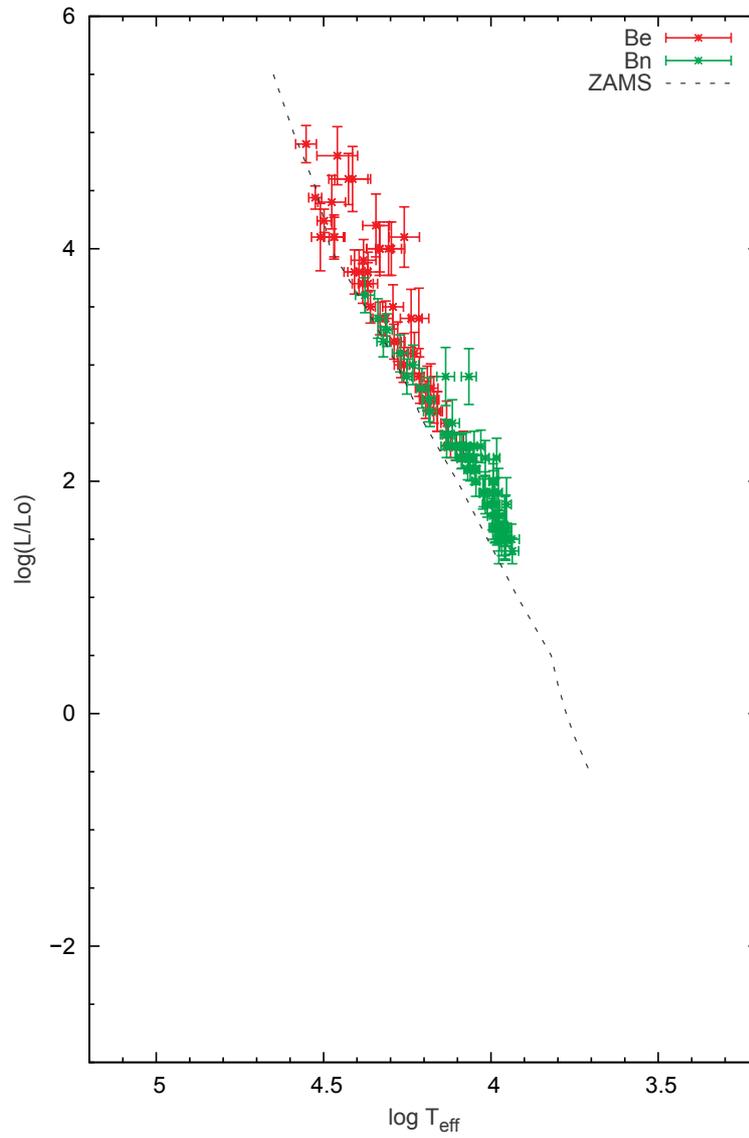
En la Fig. 5.18 puede verse un histograma donde se separaron las estrellas según su tipo espectral. Se observa que el máximo de la distribución de estrellas Be se encuentra en las estrellas de TE B2, sin estrellas más tempranas que O5 ni más tardías que B8, mientras que el máximo de la distribución en las estrellas Bn se encuentra en las estrellas de TE B9-A1, sin estrellas más tempranas que B2 ni más tardías que A5. Puede observarse también que las estrellas Be se ubican en la región de estrellas más tempranas, cortándose la distribución antes del máximo de las Bn. Este resultado coincide con estudios previos realizados por Zorec & Briot (1997).

Con las determinaciones de los parámetros fundamentales, podemos ubicar a las estrellas de la muestra en un diagrama HR, como puede verse en la Fig. 5.19. Observamos que todas se encuentran próximas a la secuencia principal de edad cero (ZAMS) extraída de Percy (2007).

### 5.5.2. Segunda discontinuidad de Balmer en estrellas Be y Bn

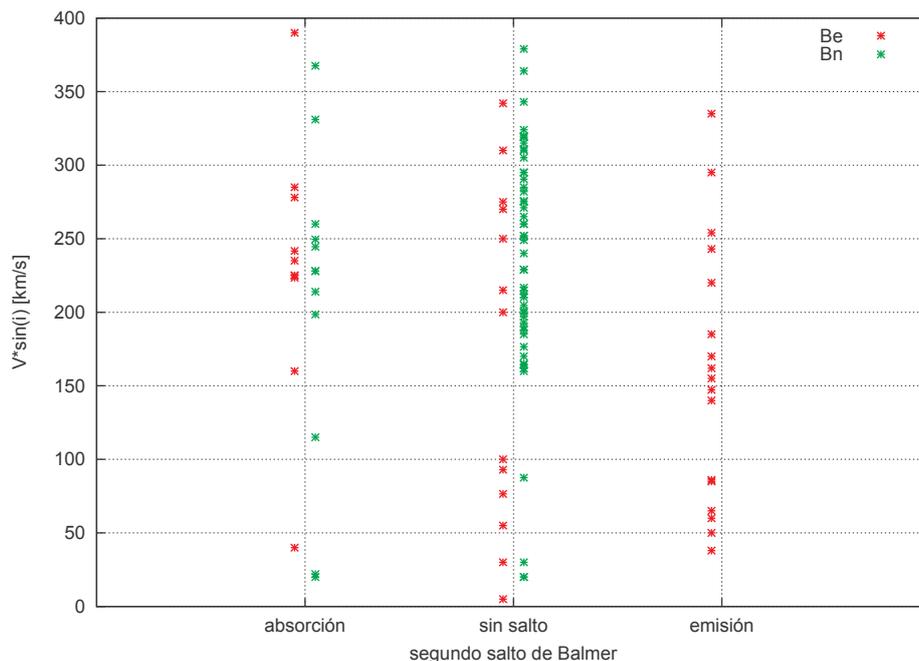
Si bien la muestra estudiada no representa el total de la población de estrellas Be y Bn, este es el primer estudio que se realiza para vincular la apariencia de la segunda discontinuidad de Balmer con las propiedades estelares del objeto central ( $T_{eff}$ ,  $\log g$ ,  $V \sin(i)$ ). Cabe destacar que el análisis tiene un sesgo, ya que la segunda discontinuidad de Balmer es variable en algunas estrellas, y puede pasar de estar en absorción, desaparecer y luego verse en emisión.

De la muestra total de 118 objetos, 22 presentan una segunda discontinuidad en



**Figura 5.19.** Ubicación de las estrellas Be y Bn de la muestra en el diagrama HR.

## 5. Resultados



**Figura 5.20.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $V \sin(i)$  para las estrellas Be y Bn.

absorción, 20 en emisión y 76 no presentan una segunda discontinuidad.

En la distribución de valores de  $V \sin(i)$  el comportamiento es similar para Be y Bn, como puede verse en la Fig. 5.20.

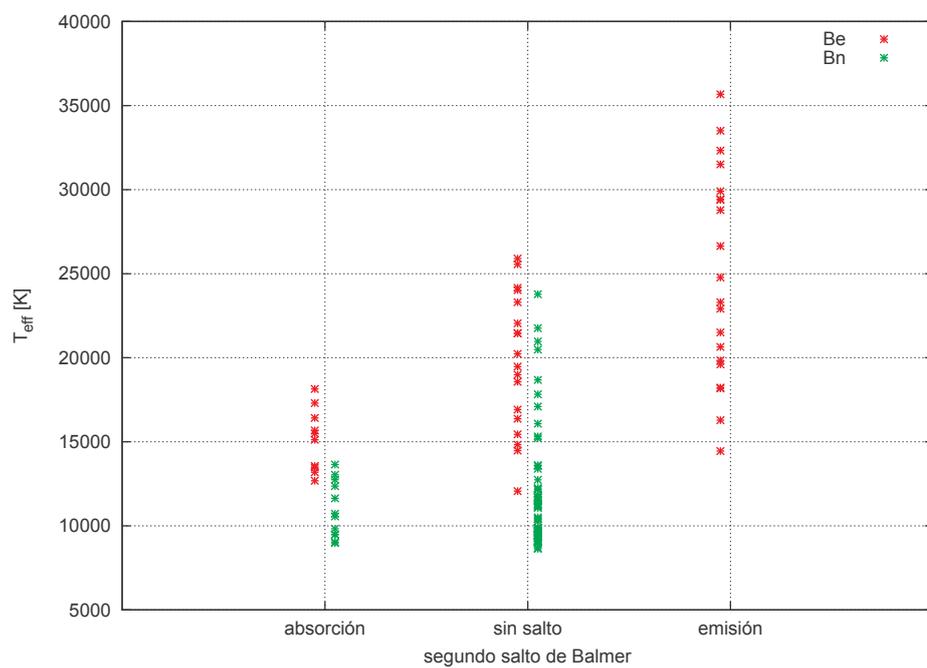
En la Fig. 5.21 se observa que las estrellas Bn están concentradas hacia valores de temperatura efectiva más bajos que las Be, en el conjunto de estrellas sin segundo salto y con segundo salto en absorción.

En la Fig. 5.22 se observa que para las estrellas con el segundo salto de Balmer en absorción el comportamiento de los valores de  $\log g$  es similar. Para las estrellas sin segundo salto, en cambio, las Bn tienen valores de  $\log g$  más concentrados hacia valores mayores.

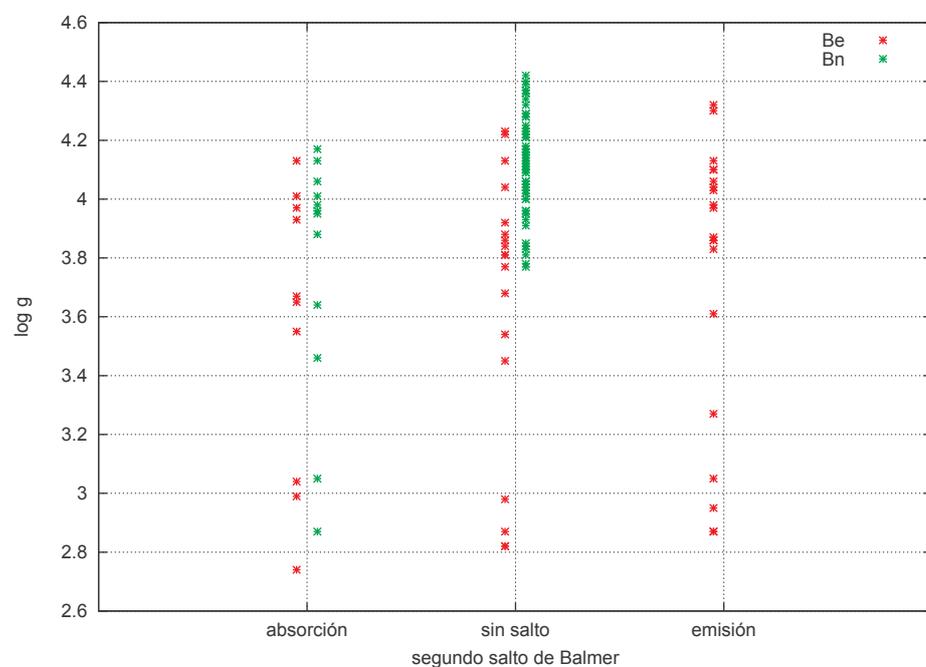
En la Fig. 5.23 y 5.24 se ve que las estrellas Be son intrínsecamente más brillantes (magnitudes absolutas más bajas) que las Bn, aunque hay un intervalo en común de aproximadamente 2 mag tanto en las estrellas con el segundo salto en absorción como en las que no presentan segundo salto. Esto es consistente con la distribución según tipos espectrales del histograma de la Fig. 5.18 y la ubicación de las estrellas en el diagrama HR de la Fig. 5.19.

En la Fig. 5.25 se ve que los valores más altos de  $E(B-V)$  corresponden a estrellas Be, tanto para las estrellas con segundo salto en absorción o emisión, o sin segundo salto. Los valores mínimos los presentan las Bn sin segundo salto. Se debe tener en cuenta que, según se explicó en la sección 5.1, los valores 0. en realidad corresponden a

## 5.5. Análisis conjunto de las estrellas Be y Bn

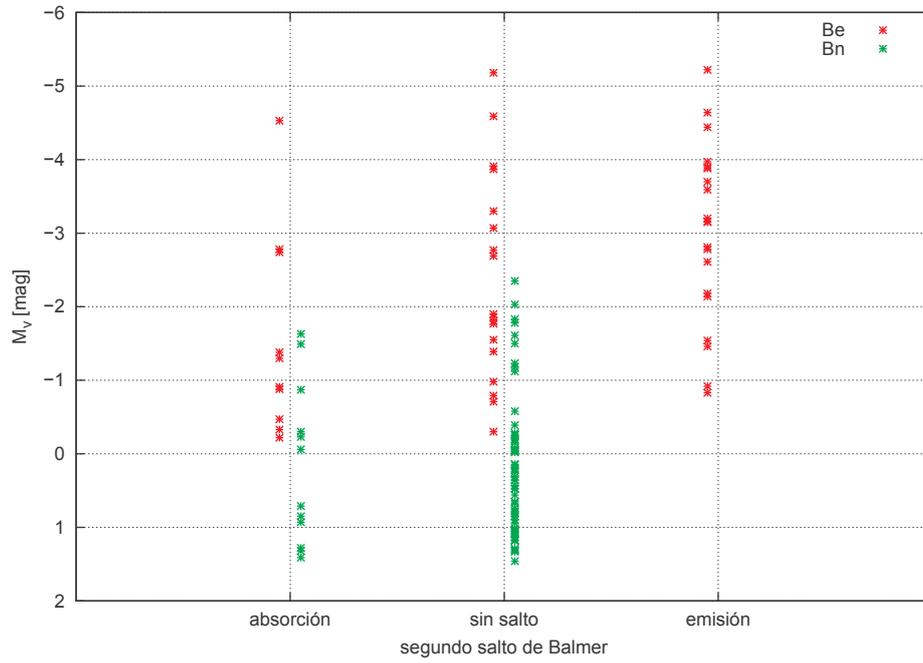


**Figura 5.21.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $T_{\text{eff}}$  para las estrellas Be y Bn.

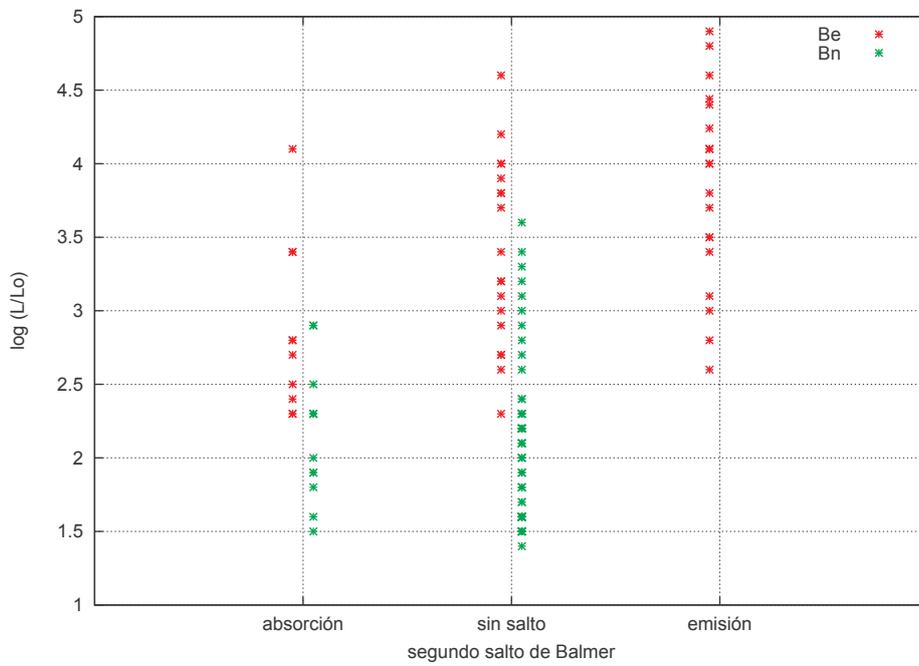


**Figura 5.22.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log g$  para las estrellas Be y Bn.

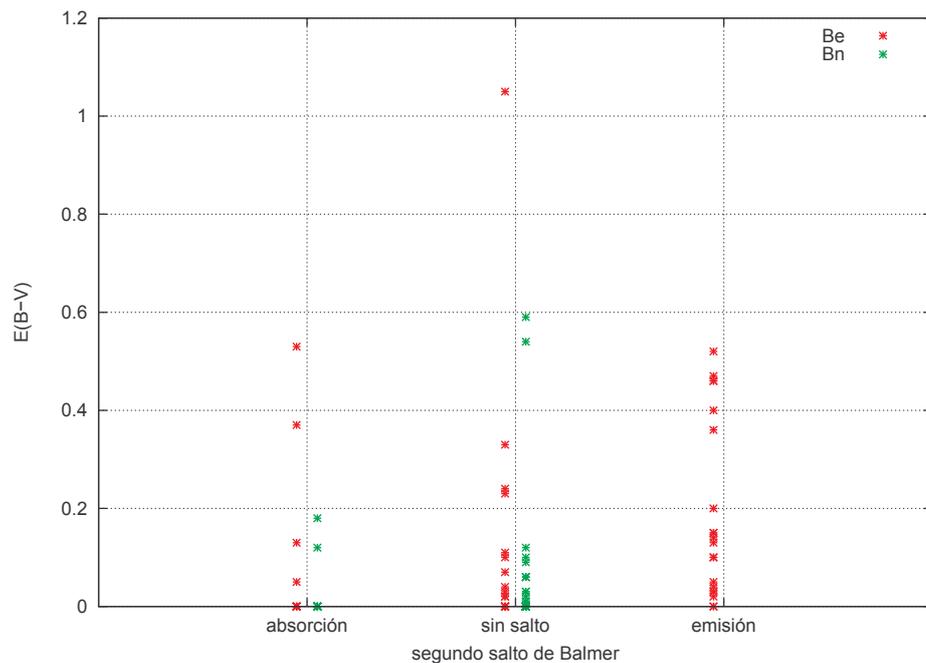
## 5. Resultados



**Figura 5.23.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $M_v$  para las estrellas Be y Bn.



**Figura 5.24.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $\log(L/L_{\odot})$  para las estrellas Be y Bn.



**Figura 5.25.** Relación entre la apariencia del segundo salto de Balmer y  $E(B-V)$  para las estrellas Be y Bn.

valores negativos de  $E(B-V)$ , por lo que no representan valores reales de  $E(B-V)$ . Una posible explicación para los valores de  $E(B-V)$  negativos es que esas estrellas posean bajas metalicidades, por lo que se verían más azuladas. Otra posibilidad es que, por efectos de la alta rotación, se produzca un cambio de color en las estrellas vistas de ecuador debido al oscurecimiento gravitacional (Collins et al. 1991).



# Capítulo 6

## Conclusiones y trabajo a futuro

En el presente trabajo, analizamos una muestra de 118 espectros de estrellas Be y Bn con la finalidad de estudiar las características del segundo salto de Balmer. En particular, analizamos la incidencia del segundo salto de Balmer en ambos grupos de objetos, así como también el aspecto del mismo en relación con la velocidad de rotación proyectada y los parámetros fundamentales de las estrellas. Para esto se recopilaron valores de  $V \sin(i)$  de la literatura y se determinaron los parámetros fundamentales de los objetos de la muestra mediante el método de clasificación BCD.

Encontramos que de la muestra de 48 estrellas Be, 20 tienen el segundo salto de Balmer en emisión, 10 en absorción y en 18 esta ausente. En el caso de las estrellas Bn, observamos que 58 no presentan la segunda discontinuidad y 12 la presentan en absorción.

En lo referente a las estrellas Be cabe destacar los siguientes aspectos:

- Observamos que en las estrellas Be que presentan el segundo salto de Balmer en absorción, los valores de  $V \sin(i)$  son mayores que 200 km/s, mostrando la tendencia esperada de acuerdo con el modelo de disco Kepleriano. Para aquellas estrellas con el segundo salto en emisión, los valores de  $V \sin(i)$  presentan una mayor dispersión, encontrándose muchas estrellas con el salto en emisión cuyos valores de  $V \sin(i)$  superan los 200 km/s. Estas estrellas no respetarían la tendencia esperada y se sumarían a las excepciones ya mencionadas. En estos casos, el hecho de observar la segunda discontinuidad de Balmer en emisión en estrellas con alta velocidad de rotación implicaría que el volumen emisor de la envoltura debe ser mayor que el esperado para un disco Kepleriano, favoreciendo, en algunos objetos, la hipótesis de la existencia una región próxima a la estrella con una altura de escala mayor a la de un disco delgado (Zorec et al. 2007).
- Dentro del grupo de estrellas Be con segundo salto en emisión, encontramos una correlación cualitativa entre la intensidad del segundo salto y la temperatura de las estrellas. Sin embargo, sería interesante cuantificar la intensidad de la emisión y confirmar esta correlación en forma cuantitativa. No se ha encontrado correlación entre la intensidad del salto y la velocidad de rotación proyectada.
- Existen objetos que, presentando iguales condiciones de temperatura y  $V \sin(i)$ , muestran el segundo salto de Balmer en emisión o absorción, o no lo presentan.

## 6. Conclusiones y trabajo a futuro

---

Eso llevaría a pensar que existe algún otro factor que influye en el aspecto del segundo salto de Balmer, afectando las condiciones físicas de la envoltura. Este fenómeno, aún desconocido, también explicaría el hecho de que algunos objetos presenten una segunda discontinuidad de Balmer variable. Una opción podría ser la presencia de una compañera que favorezca la acreción de materia en el disco, por lo que sería interesante analizar la binariedad en estos objetos.

En lo que respecta a las estrellas Bn, nuestro estudio sugiere que ellas constituyen la contraparte tardía de las estrellas Be. La alta velocidad de rotación, el análisis de la distribución en tipos espectrales de ambos grupos y la presencia en las estrellas Bn con una segunda discontinuidad de Balmer vinculada con material denso próximo a la fotosfera, aportan evidencias para esta hipótesis. Este resultado indicaría que ambos subgrupos de objetos comparten un fenómeno cuyo origen es similar.

Sin embargo, quedan aspectos aún sin explorar. Las estrellas Bn tempranas podrían tener envolturas más compactas en las cuales no se evidencian las líneas en emisión. Dado que la falta de emisión en las estrellas tardías está relacionada a la baja temperatura de ionización de la envoltura, la búsqueda de líneas espectrales incipientes contribuiría a dilucidar esta idea. Además, por su carácter variable, es probable que algunas de las estrellas Bn observadas hayan sido o sean estrellas Be, y se correspondan con una etapa de pérdida de la envoltura emisora. Por otra parte ambos grupos de objetos son rotadores rápidos y se supone que la rotación cuasi crítica en conjunto con las pulsaciones no radiales podría ser el mecanismo que da origen a la envoltura. Las estrellas Bn presentan LPV (Line Profile Variability) similares a las Be que darían indicios de la presencia de pulsaciones, aunque no se ha realizado hasta ahora ningún estudio sistemático de las pulsaciones en las estrellas Bn. Otra posibilidad sería el análisis evolutivo de las estrellas B con alta rotación y el estudio de las velocidades de rotación de las estrellas Bn en comparación con la velocidad crítica.

### Trabajo a futuro

De acuerdo a lo planteado anteriormente, quedan aún muchos aspectos sin resolver en el estudio de las estrellas Be y Bn, y su vinculación. Sería interesante profundizar este estudio, considerando los siguientes puntos:

- Análisis de la influencia de la metalicidad y la rotación en los excesos de color.
- Análisis de la influencia de la binariedad en las condiciones de la envoltura y el aspecto del segundo salto de Balmer.
- Cuantificación de la intensidad del segundo salto de Balmer, para confirmar la correlación de la misma con  $T_{eff}$  y/o  $V \sin(i)$ .
- Determinación de velocidades de rotación críticas, y del cociente  $V/V_{crit}$  para las estrellas Bn.

# Bibliografía

- Abt, H. A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, *ApJ*, 573, 359
- Abt, H. A. & Morrell, N. I. 1995, *ApJS*, 99, 135
- Aidelman, Y., Cidale, L. S., Zorec, J., & Arias, M. L. 2012, *A&A*, 544, A64
- Albert, E. & Huang, S.-S. 1974, *ApJ*, 189, 479
- Allen, C. W. 1976, *Astrophysical Quantities*
- Arias, M. L., Cidale, L. S., & Ringuelet, A. E. 2004, *A&A*, 417, 679
- Arias, M. L., Zorec, J., Cidale, L., et al. 2006, *A&A*, 460, 821
- Baade, D. 1982, *A&A*, 105, 65
- Baade, D. 1989, *A&AS*, 79, 423
- Baade, D. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 178
- Baldwin, R. B. 1939, *ApJ*, 89, 255
- Baldwin, R. B. 1940, *ApJ*, 92, 82
- Baldwin, R. B. 1941, *ApJ*, 94, 283
- Balona, L. A. 1990, *MNRAS*, 245, 92
- Balona, L. A. 1995, *MNRAS*, 277, 1547
- Barbier, D. & Chalonge, D. 1939, *ApJ*, 90, 627
- Barbier, D. & Chalonge, D. 1941, *Annales d'Astrophysique*, 4, 30
- Barker, P. K. 1982, *ApJS*, 49, 89
- Bjorkman, K. S. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 384
- Chalonge, D. & Divan, L. 1952, *Annales d'Astrophysique*, 15, 201

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Chalonge, D. & Divan, L. 1973, *A&A*, 23, 69
- Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., et al. 2001a, *A&A*, 378, 861
- Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., et al. 2001b, *VizieR Online Data Catalog*, 337, 80861
- Cidale, L., Zorec, J., & Tringaniello, L. 2001, *A&A*, 368, 160
- Coe, M. J. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 656
- Coe, M. J., Haigh, N. J., & Reig, P. 2000, *MNRAS*, 314, 290
- Cohen, D. H. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 156
- Cohen, D. H., Cassinelli, J. P., & Waldron, W. L. 1997, *ApJ*, 488, 397
- Collins, II, G. W. & Truax, R. J. 1995, *ApJ*, 439, 860
- Collins, II, G. W., Truax, R. J., & Cranmer, S. R. 1991, *ApJS*, 77, 541
- Diaz, C. G., Gonzalez, J. F., Levato, H., & Grosso, M. 2011, *VizieR Online Data Catalog*, 353, 19143
- Divan, L. 1954, *Annales d'Astrophysique*, 17, 456
- Divan, L. 1979, in *Ricerche Astronomiche*, Vol. 9, IAU Colloq. 47: Spectral Classification of the Future, ed. M. F. McCarthy, A. G. D. Philip, & G. V. Coyne, 247–256
- Divan, L., Doazan, V., & Zorec, J. 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 98, Be Stars, ed. M. Jaschek & H.-G. Groth, 57–59
- Divan, L. & Zorec, J. 1982, in *ESA Special Publication*, Vol. 177, The Scientific Aspects of the Hipparcos Space Astrometry Mission, ed. M. A. C. Perryman & T. D. Guyenne, 101–104
- Divan, L., Zorec, J., & Andrillat, Y. 1983, *A&A*, 126, L8
- Domiciano de Souza, A., Kervella, P., Jankov, S., et al. 2003, *A&A*, 407, L47
- Dougherty, S. M. & Taylor, A. R. 1992, *Nature*, 359, 808
- Dworetzky, M. M. 1974, *ApJS*, 28, 101
- Fabregat, J. & Torrejón, J. M. 2000, *A&A*, 357, 451
- Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A.-M., & Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305
- Gayley, K. G., Owocki, S. P., & Cranmer, S. R. 1999, *ApJ*, 513, 442

- Gulliver, A. F. 1977, *ApJS*, 35, 441
- Gulliver, A. F., Bolton, C. T., & Poeckert, R. 1980, *PASP*, 92, 774
- Hanuschik, R. W. 1996, *A&A*, 308, 170
- Hesselbach, E. N. 2009, PhD thesis, The University of Toledo
- Hoffleit, D. & Jaschek, C. 1982, *The Bright Star Catalogue*
- Huang, S.-S. 1972, *ApJ*, 171, 549
- Huang, S.-S. 1973, *ApJ*, 183, 541
- Huang, W., Gies, D. R., & McSwain, M. V. 2010, *ApJ*, 722, 605
- Hubert, A. M. & Floquet, M. 1998, *A&A*, 335, 565
- Hubert, A. M., Floquet, M., & Zorec, J. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 348
- Hummel, W. 1998, *A&A*, 330, 243
- Jaschek, M., Slettebak, A., & Jaschek, C. 1981, *Be star terminology.*, *be Star Newsletter*
- Keenan, P. C. & Morgan, W. W. 1951, in *50th Anniversary of the Yerkes Observatory and Half a Century of Progress in Astrophysics*, ed. J. A. Hynek, 12
- Keller, S. C., Bessell, M. S., & Da Costa, G. S. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 75
- Kervella, P. & Domiciano de Souza, A. 2006, *A&A*, 453, 1059
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Maeder, A., Grebel, E. K., & Mermilliod, J.-C. 1999, *A&A*, 346, 459
- McDavid, D., Bjorkman, K. S., Bjorkman, J. E., & Okazaki, A. T. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 460
- Mermilliod, J. C. 1982, *A&A*, 109, 48
- Moujtahid, A., Zorec, J., & Hubert, A. M. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 506
- Oudmaijer, R. D. & Drew, J. E. 1997, *A&A*, 318, 198
- Owocki, S. P. 2004, in *IAU Symposium*, Vol. 215, *Stellar Rotation*, ed. A. Maeder & P. Eenens, 515

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Percy, J. R. 2007, *Understanding Variable Stars*
- Poeckert, R., Bastien, P., & Landstreet, J. D. 1979, *AJ*, 84, 812
- Poeckert, R. & Marlborough, J. M. 1978, *ApJS*, 38, 229
- Porter, J. M. & Rivinius, T. 2003, *PASP*, 115, 1153
- Prinja, R. K. 1989, *MNRAS*, 241, 721
- Quirrenbach, A., Bjorkman, K. S., Bjorkman, J. E., et al. 1997, *ApJ*, 479, 477
- Quirrenbach, A., Buscher, D. F., Mozurkewich, D., Hummel, C. A., & Armstrong, J. T. 1994, *A&A*, 283, L13
- Quirrenbach, A., Hummel, C. A., Buscher, D. F., et al. 1993, *ApJ*, 416, L25
- Rivinius, T., Baade, D., & Štefl, S. 2003, *A&A*, 411, 229
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Rivinius, T., Štefl, S., & Baade, D. 1999, *A&A*, 348, 831
- Royer, F., Zorec, J., & Gómez, A. E. 2007, *A&A*, 463, 671
- Sareyan, J. P., Chauville, J., Alvarez, M., et al. 2002, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 259, IAU Colloq. 185: Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics, ed. C. Aerts, T. R. Bedding, & J. Christensen-Dalsgaard, 238
- Savage, B. D. & Mathis, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Schild, R. E. 1978, *ApJS*, 37, 77
- Shorlin, S. L. S., Wade, G. A., Donati, J.-F., et al. 2002, *A&A*, 392, 637
- Slettebak, A. 1982, *ApJS*, 50, 55
- Slettebak, A. & Snow, T. P., eds. 1987, *Physics of Be stars; Proceedings of the Ninety-second IAU Colloquium*, University of Colorado, Boulder, Aug. 18-22, 1986
- Smith, M. A. 2001, *ApJ*, 562, 998
- Snow, Jr., T. P. 1979, in *IAU Symposium*, Vol. 83, Mass Loss and Evolution of O-Type Stars, ed. P. S. Conti & C. W. H. De Loore, 65–77
- Stee, P., Vakili, F., Bonneau, D., & Mourard, D. 1998, *A&A*, 332, 268
- Stoeckley, T. R. 1968, *MNRAS*, 140, 121
- Strom, S. E., Wolff, S. C., & Dror, D. H. A. 2005, *AJ*, 129, 809
- Struve, O. 1931, *ApJ*, 73, 94
- Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., & Howarth, I. D. 2004, *MNRAS*, 350, 189

- Uesugi, A. & Fukuda, I. 1981, Revised catalogue of stellar rotational velocities
- Underhill, A. & Doazan, V. 1982, B Stars with and without emission lines, parts 1 and 2
- van Belle, G. T. 2012, VizieR Online Data Catalog, 390, 2001
- Waters, L. B. F. M. 1986, A&A, 162, 121
- Waters, L. B. F. M., Cote, J., & Lamers, H. J. G. L. M. 1987, A&A, 185, 206
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., & Venn, K. 2007, AJ, 133, 1092
- Wood, K., Bjorkman, K. S., & Bjorkman, J. E. 1997, ApJ, 477, 926
- Yudin, R. V. 2001, VizieR Online Data Catalog, 336, 80912
- Zorec, J. 1986, Structure et rotation differentielle dans le etoiles B avec et sans emission
- Zorec, J. 2000, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 51
- Zorec, J. 2004, in IAU Symposium, Vol. 215, Stellar Rotation, ed. A. Maeder & P. Ee-nens, 73
- Zorec, J., Arias, M. L., Cidale, L., & Ringuelet, A. E. 2007, A&A, 470, 239
- Zorec, J. & Briot, D. 1991, A&A, 245, 150
- Zorec, J. & Briot, D. 1997, A&A, 318, 443
- Zorec, J., Cidale, L., Arias, M. L., et al. 2009, A&A, 501, 297
- Zorec, J., Frémat, Y., & Cidale, L. 2005, A&A, 441, 235
- Zorec, J., Frémat, Y., & Hubert, A. M. 2000, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 330
- Zorec, J. & Royer, F. 2012, A&A, 537, A120