

Tesis de Doctorado



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA



**UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA**

La Plata, 09 de junio de 2016

POBLACIÓN DE ESTRELLAS BE EN CÚMULOS ABIERTOS GALÁCTICOS

Por

Lic. Yael Judith Aidelman

Directora: Dra. Lydia Cidale

Co-Director: Dr. Jorge Panei

*“Más allá de mi locura
es mi alma quien se apuna
por la altura de la tuya
tan galáctica y real.”*

Resumen

Las estrellas Be son objetos de tipo espectral B con alta rotación que presentan o han presentado alguna vez las líneas de hidrógeno en emisión, principalmente $H\alpha$. Dichas emisiones son atribuidas a la formación de un disco circunestelar gaseoso de alta densidad en rotación Kepleriana. Históricamente se considera a la rotación como el mecanismo principal para explicar la transferencia de masa y momento hacia el disco. Hasta el presente, no hay evidencias observacionales ni argumentos teóricos que muestren con certeza que un conjunto de rotadores rápidos pueda adquirir las características de las estrellas Be y también se discute si estas estrellas pueden llegar a rotar a velocidades cercanas a la velocidad crítica de rotación.

Por otra parte, en la fase de secuencia principal de las estrellas calientes comienzan a observarse otros efectos inducidos por la rotación estelar, como ser el desarrollo de vientos axisimétricos, modificación en los modos de pulsación, cambios en la metalicidad, y/o los campos magnéticos. Así las estrellas Be son laboratorios astrofísicos únicos, de interés en diversas ramas de la física estelar dedicadas al estudio de los mecanismos de pérdida de masa, distribución del momento angular, astrosismología, entre otros.

Con el objetivo de separar los efectos evolutivos de los efectos físicos que podrían intervenir en el desarrollo del fenómeno Be, en este trabajo de Tesis se decidió realizar un análisis observacional enfocado a la población de estrellas Be en cúmulos abiertos. La importancia de estos sistemas estelares radica en que las estrellas guardan indicios de sus condiciones iniciales de formación (edades y composiciones químicas iniciales similares). De este modo, es posible estudiar distintas poblaciones estelares, las cuales agrupan un importante número de estrellas coetáneas con distintas masas, velocidades de rotación y luminosidades. Estos sistemas nos permiten así analizar las características individuales de cada población.

Para este fin, es importante contar con la determinación de valores confiables de los parámetros fundamentales conjuntamente con una ubicación precisa de las estrellas en un diagrama Hertzsprung–Russell (HR) o color–magnitud. Principalmente para las estrellas Be, ya que al estar rodeadas por una envoltura circunestelar sus parámetros estelares suelen estar afectados por el enrojecimiento del medio interestelar y de los procesos de absorción propios que tienen lugar en dicha envoltura. Estas incertezas sumadas a los efectos de la rotación (oscurecimiento gravitatorio y apartamientos de la simetría esférica) suelen conducir a determinaciones erróneas de su estado evolutivo. Por otra parte, el estudio de las poblaciones de los cúmulos nos permiten inferir propiedades globales de la población de estrellas tipo B y Be, e incluso, de los propios cúmulos.

Se trabajó con espectros de alta y baja resolución de unas doscientas treinta estrellas en la dirección a once cúmulos abiertos Galácticos (Collinder 223, Hogg 16, NGC 2645, NGC 3114, NGC 3766, NGC 4755, NGC 6025, NGC 6087, NGC 6250, NGC 6383 y NGC 6530), obtenidos en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), San Juan, Argentina, entre los años 2002 y 2013. Utilizando el método espectrofotométrico BCD (desarrollado por Barbier, Chalonge y Divan) determinamos temperatura efectiva, gravedad, magnitud visual y bolométrica y gradientes de color intrínseco, de todas las estrellas observadas. La ventaja de este método es que los parámetros fundamentales se obtienen de mediciones directas del salto de Balmer, por lo que están libres de los efectos de

enrojecimiento, y permiten determinar el exceso de color individual de forma independiente.

Entre los resultados más relevantes encontrados en este trabajo de Tesis podemos mencionar:

1. Por primera vez obtuvimos parámetros fundamentales estelares de un gran número de estrellas en once cúmulos abiertos de manera homogénea. Esto nos permitió determinar distancias, confeccionar diagramas HR y discutir varias propiedades (como por ejemplo: anomalías en los excesos de color, edades, etc.). Determinar por primera vez el tipo espectral de cuarenta y ocho estrellas y descubrir nuevas estrellas Be.
2. A partir del análisis espectral, detectamos la presencia de envolturas circunestelares tanto en estrellas clasificadas como “B normales” como en estrellas Be. Estas envolturas se hacen evidentes a través de la presencia de una segunda discontinuidad de Balmer. Se determinaron, además, sus velocidades de rotación. Reportamos la existencia de un gran número de estrellas B que rotan a alta velocidad y no presentan indicios observacionales de una envoltura circunestelar.
3. Establecimos un criterio de pertenencia de las estrellas a los cúmulos, y encontramos evidencia de superposiciones de sistemas estelares en la dirección de la visual. Lo más importante en este sentido es que, al ser un método libre de enrojecimiento, las distancias determinadas para las estrellas Be son más precisas que las derivadas utilizando los métodos fotométricos usuales.
4. Discutimos las propiedades de las estrellas Be observadas en su conjunto, como ser distribución por tipo espectral, velocidades de rotación y estado evolutivo. Como resultado obtuvimos que la gran mayoría de estas estrellas rotan a velocidades entre el 50 % y el 60 % de la velocidad crítica. Encontramos que el fenómeno Be aparece en todas las etapas evolutivas (edades), sugiriendo que este fenómeno puede desarrollarse en la primera fase de contracción estelar.
5. Realizamos un estudio sobre el comportamiento de la segunda discontinuidad de Balmer. Encontramos que hay una fuerte dependencia de la aparición de dicha discontinuidad con la temperatura efectiva del objeto central.

Los resultados encontrados en este trabajo llevan a rediscutir los mecanismos que contribuyen a la formación de envolturas circunestelares y el paradigma del origen del fenómeno Be.

Índice general

1. Introducción	2
I Sistema de clasificación BCD	10
2. El salto de Balmer	12
2.1. Conceptos básicos de radiación	13
2.1.1. Intensidad y flujo de radiación	13
2.1.2. Ecuación de transporte radiativo	16
2.2. Coeficiente de absorción de continuo	17
2.2.1. Fotoionización y recombinación	18
2.2.2. Sección eficaz para el hidrógeno	21
3. Sistema espectrofotométrico BCD	24
3.1. Los primeros pasos	25
3.2. Clasificación espectral BCD	29
3.2.1. Parámetros fundamentales	34
3.2.2. Análisis de la composición química estelar	38
3.2.3. Relación con el enrojecimiento interestelar	39
3.2.4. Relación con la fotometría	41
3.2.5. Segunda discontinuidad de Balmer	42
4. Cómo aplicar el sistema BCD	46
4.1. Aplicación a estrellas normales	47
4.2. Aplicación a estrellas con una segunda discontinuidad	49
4.3. Descripción del código M.I.D.E.3700	50
4.3.1. Cálculo de errores	53

II	Cúmulos Abiertos	56
5.	Características de los cúmulos abiertos	58
6.	Observaciones	60
6.1.	Metodología	63
6.1.1.	Aplicación del método BCD a cúmulos abiertos	64
6.1.2.	Medición de la velocidad de rotación	66
7.	Resultados	68
7.1.	Collinder 223	68
7.2.	Hogg 16	71
7.3.	NGC 2645	75
7.4.	NGC 3114	78
7.5.	NGC 3766	82
7.6.	NGC 4755	85
7.7.	NGC 6025	88
7.8.	NGC 6087	92
7.9.	NGC 6250	96
7.10.	NGC 6383	99
7.11.	NGC 6530	101
8.	Discusión	106
8.1.	Parámetros fundamentales	106
8.2.	Magnitudes absolutas bolométricas y gravedades efectivas	110
8.3.	Exceso de gradiente de color negativo	112
8.4.	Apartamiento de la secuencia principal	114
9.	Conclusiones	118
III	Estrellas Be	120
10.	El fenómeno Be	122
11.	Resultados	132
11.1.	Características generales	136
11.2.	Características particulares	141
11.2.1.	Estrellas Be	142
11.2.2.	Estrellas B Activas	148

12. Discusión	156
12.1. Rotación crítica y subcrítica	156
12.2. Estado evolutivo	157
13. Conclusiones	160
IV Apéndice	166
A. Gradiente de color y absorción interestelar	168
A.1. Definición del gradiente de color	168
A.2. Relación con la absorción interestelar	170
B. Instructivo para utilizar M.I.D.E.3700	172
C. Detalles sobre los cúmulos abiertos estudiados	176
C.1. Collinder 223	176
C.2. Hogg 16	182
C.3. NGC 2645	187
C.4. NGC 3114	193
C.5. NGC 3766	204
C.6. NGC 4755	212
C.7. NGC 6025	220
C.8. NGC 6087	226
C.9. NGC 6250	233
C.10. NGC 6383	238
C.11. NGC 6530	245

Introducción

El escenario básico que explica la formación estelar consiste en el colapso gravitatorio de fragmentos de enormes nubes moleculares, compuestas de hidrógeno, helio y trazas de elementos pesados. Durante el proceso de formación, y en la fase temprana de la evolución estelar, aparece un disco protoestelar y un viento (o flujo) bipolar. La dinámica de todo el sistema está gobernada principalmente por la ley de conservación del momento angular (Shu et al., 1987). El disco protoestelar alimenta al objeto central, siendo atraído por este, y contribuye a su aumento de masa. Mientras que el viento ayuda al objeto central a liberarse en parte del exceso de momento angular (Yorke, 1993). Entre las estrellas de baja masa se han detectado muchos objetos que transitan algunas de estas fases evolutivas, como el caso de las T-Tauri. Pero ha resultado muy difícil observar estrellas masivas en estos estadios evolutivos. Por lo que surgieron otros modelos de formación estelar.

Algunos modelos teóricos permiten explicar la presencia de distribuciones esféricas para escenarios de acreción de materia por parte de estrellas con masas menores a $10 M_{\odot}$ (Kahn, 1974; Wolfire y Cassinelli, 1987). Pero, para protoestrellas más masivas, la presión de radiación no permitiría la transferencia de masa desde tales envolturas de acreción. Por tal motivo, se propuso otra teoría alternativa para la formación de estrellas masivas vía la colisión de estrellas de baja masa en los núcleos densos de cúmulos estelares (Bonnell et al., 1998).

Sin embargo, recientemente, Kraus et al. (2010) confirmaron la presencia de un disco protoestelar en torno de una estrella masiva joven de $20 M_{\odot}$, identificada como YSO IRAS 13481–6124 (usando interferometría infrarroja VLTI/AMBER e interferometría *speckle* NTT), retomando la idea de que la formación de estrellas masivas es similar al de las estrellas menos masivas.

De acuerdo a los procesos de formación estelar mencionados anteriormente, uno esperaría que las estrellas más masivas se desprendan más fácilmente de sus discos protoestelares, en tiempos evolutivos más cortos que las menos masivas, gracias a los vientos impulsados por radiación. En particular, según Wolff et al. (2007), las estrellas B formadas en cúmulos densos serían más propensas a “liberarse” de sus discos protoestelares durante la fase de presecuencia principal y evolucionar hacia rotadores rápidos, dado que conservan el momento angular y giran en respuesta a la contracción.

Por otra parte, Yasui et al. (2010) encontraron una vinculación entre la vida de los discos

protoestelares y la metalicidad de cúmulos jóvenes. Es decir, para cúmulos de baja metalicidad en menos de 1 millón de años, el disco declina rápidamente, mientras que para metalicidades tipo solar, la disipación del disco, es del orden de 5 a 7 millones de años.

Durante la última etapa de presecuencia, comienza la fusión nuclear, cuando el núcleo estelar alcanza la densidad y temperatura suficientes para la quema de protones (y otros elementos que reaccionan a las mismas condiciones), liberando así energía durante el proceso. Una vez que se alcanza el equilibrio, la estrella ingresa a la fase de secuencia principal. En esta etapa, la estrella no sólo emite energía electromagnética, sino que también pierde materia, ya sea en forma de vientos estelares, alta rotación o a través de eventos esporádicos y violentos ([Kippenhahn y Weigert, 1990](#); [Schulz, 2005](#); [Hartmann, 2009](#); [Maeder, 2009](#)). En las estrellas más masivas los vientos estelares juegan un papel muy importante desde un principio, ya que, como mencionamos, además de disipar los restos de la nube que las formó, participan en la dinámica del medio, entregando enormes cantidades de impulso, generando cavidades y estructuras de ondas de choques. Además, la materia expulsada por los vientos de estrellas evolucionadas, aporta al medio interestelar elementos pesados, producidos por la nucleosíntesis del interior, contribuyendo así a la formación y evolución química de las futuras generaciones estelares ([Lamers y Cassinelli, 1999](#)).

La evolución de las estrellas está determinada, en principio, por su masa inicial, metalicidad, velocidad de rotación, tasa de pérdida de masa, y del entorno en el que se encuentre, ya sea una estrella aislada o miembro de un sistema binario o múltiple. Si bien, hoy en día, los modelos evolutivos describen la evolución de una estrella aislada de manera aceptable, todavía existen estadios evolutivos que están en discusión, como es el caso de las estrellas que presentan fenómeno Be.

Las estrellas Be son estrellas de tipo espectral B enanas o gigantes que presentan o presentaron alguna vez, la línea $H\alpha$ en emisión. Esta emisión se explica a través de la formación de una envoltura gaseosa circunestelar tipo disco, en rotación Kepleriana. El interrogante que surge entonces es de qué manera y cuándo una estrella B, en la fase de secuencia principal, alcanzaría las condiciones necesarias para transformarse en una Be, es decir, cómo y cuándo comienza a formar nuevamente un disco circunestelar.

Con respecto a los procesos físicos que podrían favorecer a la formación de un disco circunestelar, [Struve \(1931\)](#) fue el primero en proponer a la rotación como el principal mecanismo. Así, el disco se formaría como resultado de la pérdida de masa al balancearse la fuerza centrífuga con la fuerza de gravedad en el ecuador de la estrella. Su premisa se basa en el hecho que, de acuerdo a los datos espectroscópicos, entre las estrellas de tipo espectral B, las Be son las que rotan más rápido. Además, se observa que la velocidad de rotación (proyectada sobre el plano del cielo, $v \sin i$), para estrellas de secuencia principal entre los tipos espectrales O5 y F5, aumenta con la masa estelar y alcanza los máximos valores para las estrellas más jóvenes y masivas de tipo B y Be (con velocidades de rotación entre 250 km/s a 400 km/s), como se muestra en las Figuras [1.1](#) y [1.2](#).

En los últimos años, la rotación estelar comenzó a cobrar mayor importancia, ya que interviene en diferentes procesos que afectan a la evolución estelar, como ser: a) procesos de mezcla, la rotación induce corrientes de circulación meridionales que modifican el perfil químico del interior y de las capas atmosféricas ([Meynet et al., 1994](#); [Tassoul, 2007](#)), b) procesos anisótropos, la rotación

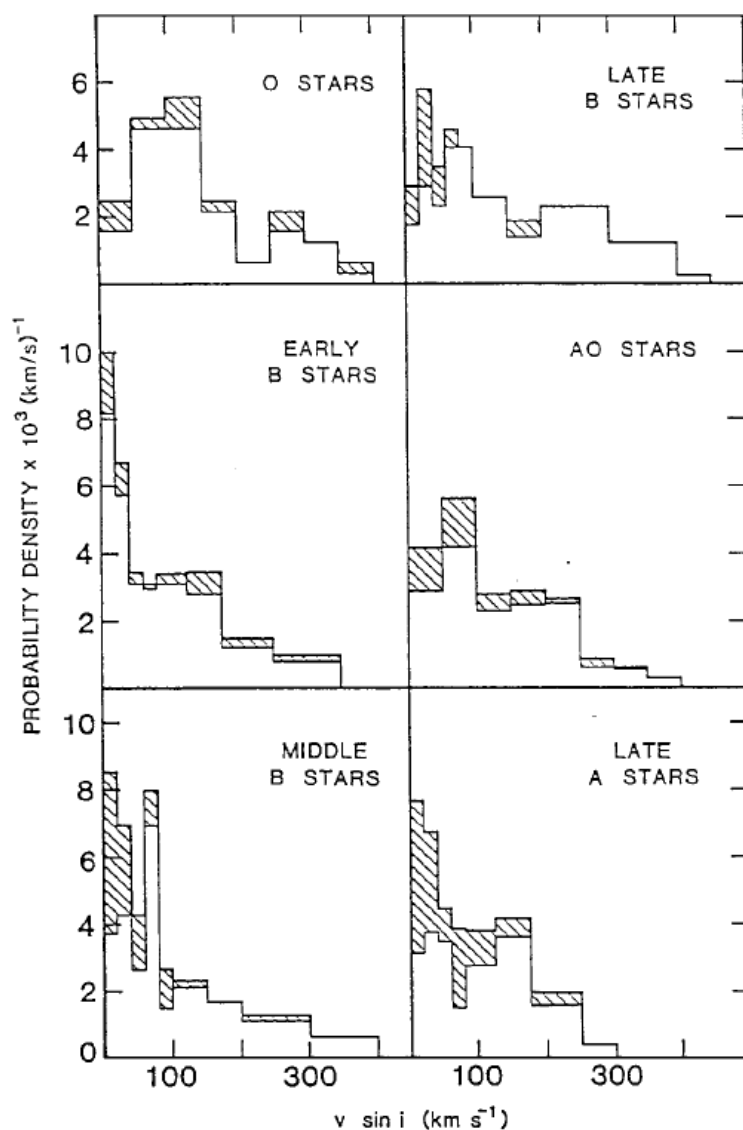


Figura 1.1: Distribución observada de las velocidades ecuatoriales proyectadas como una función del tipo espectral. Las áreas rayadas representan las binarias espectroscópicas descubiertas hasta el año 2007 entre las estrellas dentro de cada grupo. Figura tomada del libro de [Tassoul \(2007\)](#).

también intensifica la pérdida de masa en la zona del ecuador ([Langer, 1998](#); [Curé, 2004](#)), produce deformación de la superficie estelar ([von Zeipel, 1924](#), ver [Figura 1.3](#)), e induce corrientes acimutales responsables de la actividad magnética de la estrella ([Tassoul, 2007](#)).

De acuerdo al modelo propuesto por [Struve \(1931\)](#), muchos investigadores se dedicaron a medir las velocidades de rotación proyectadas de las estrellas Be para determinar si, efectivamente, estas

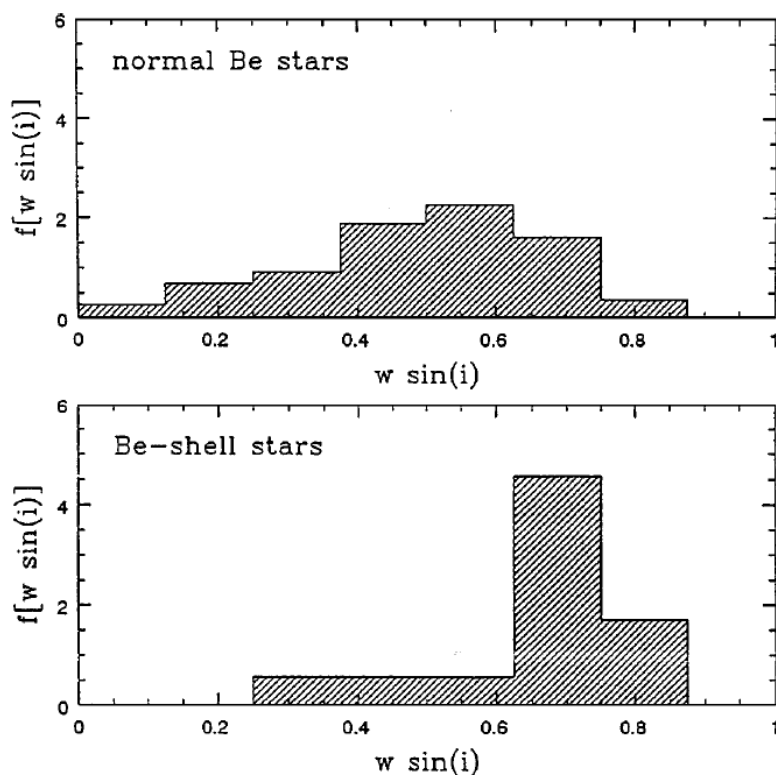


Figura 1.2: Funciones de distribución de estrellas Be clásicas, en el panel superior, y de estrellas con “espectros Be de envoltura” (del inglés *Be-shell*), en el panel inferior, como función de $w \sin i$ (donde w es el cociente entre la velocidad de rotación y la velocidad crítica). Figura tomada del libro de Tassoul (2007).

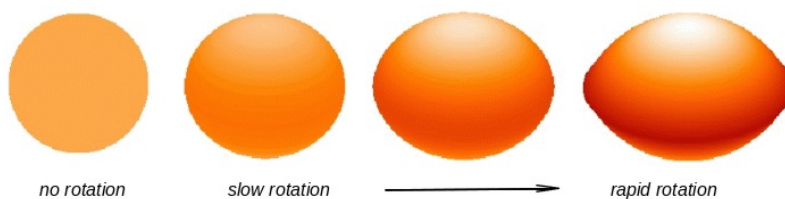


Figura 1.3: Efecto de oscurecimiento gravitatorio como consecuencia de la deformación geométrica de la superficie estelar debida a la alta rotación. Figura tomada de la página web personal de S. R. Cranmer http://lasp.colorado.edu/~cranmer/cranmer_st_hot.html.

estrellas rotan a velocidades críticas¹ (Slettebak, 1979; Fukuda, 1982; Grady et al., 1989; Balona, 1990; Zorec et al., 1990; Porter, 1996; Zorec y Briot, 1997; Steele, 1999; Yudin, 2001; Chauville et al., 2001; Townsend et al., 2004; Cranmer, 2005; Frémat et al., 2005; Zorec y Royer, 2012; Zorec et al.,

¹La velocidad crítica (o de ruptura) es la velocidad de rotación a la cual se compensan la fuerza centrífuga y la gravitatoria en el ecuador.

en prensa). Todos ellos han arribado a diferentes conclusiones. Algunos sostienen que las estrellas Be rotan con velocidades cercanas a la crítica, mientras que otros proponen que la probabilidad de que las estrellas Be sean rotadoras críticas es extremadamente baja.

Por lo tanto, la comprensión física del fenómeno Be depende de cuán cerca esté la velocidad de rotación de las estrellas de la velocidad crítica. Si la velocidad de rotación es cercana a la crítica, existen muchos procesos débiles posibles que podrían entregar fácilmente material a la órbita. Pero, si está por debajo, entonces cualquier modelo teórico que trate de explicar el origen de los discos de las estrellas Be debe requerir de un incremento sustancial en el momento angular entre la fotosfera y el borde interior del disco (Cranmer, 2005).

Por este motivo, hubo muchos astrónomos que se dedicaron a estudiar diferentes modelos y procesos físicos capaces de generar un disco circunestelar en rotación Kepleriana (Poeckert y Marlborough, 1977, 1978a,b; Bjorkman y Cassinelli, 1993; Cranmer y Owocki, 1995; Cassinelli y MacGregor, 2000; Okazaki, 2001; Owocki y Ud-Doula, 2003). A pesar de que estos modelos han logrado explicar algunas de las características observadas en las estrellas con líneas en emisión, no han logrado explicar completamente el fenómeno.

Por otra parte, se piensa que la metalicidad también tiene implicancias sobre la evolución y la formación de discos en las estrellas Be, ya que la rotación estelar puede resultar más rápida cuando la metalicidad es más baja (Maeder et al., 1999). Por ejemplo, el número de estrellas Be en la Nube Menor de Magallanes ($Z \sim 0,0016$, Leaman, 2012) supera en un factor entre 3 y 5 al de nuestra Galaxia (cf. Stee, 2010).

Otro punto en discusión es, si es posible que una estrella B, que no rota críticamente, pueda alcanzar, en alguna fase evolutiva determinada, la velocidad crítica de rotación y formar un disco. En principio, se pueden reconocer dos etapas evolutivas donde las estrellas podrían incrementar su momento angular en forma apreciable. Una etapa podría situarse cuando la estrella ingresa a la secuencia principal (primera fase de contracción) y otra cuando la estrella abandona la secuencia y comienza un nuevo colapso gravitatorio (segunda fase de contracción, Crampin y Hoyle, 1960). Para poder discernir cuál de estos escenarios sería más favorable al desarrollo del fenómeno Be, es necesario estimar la edad de las estrellas.

Una manera de determinar el estado evolutivo de una estrella es a través de su posición en un diagrama Hertzsprung–Russell (HR) y/o color–magnitud. Se sabe que las estrellas Be, en general, se ubican por encima de la secuencia principal de edad cero, pero este hecho no necesariamente indica el estado evolutivo real de las mismas (Slettebak, 1985). Aún se discute si esta ubicación se debe a: a) efectos evolutivos; b) incertezas en la determinación de los parámetros estelares; c) o alguna combinación de los efectos anteriores.

Otro modo de analizar la edad de las estrellas Be es a través del estudio de dicha población en cúmulos abiertos, tanto en la Vía Láctea (ver Figura 1.4) como en las Nubes de Magallanes. Muchos trabajos se han abocado a este tema (Schild y Romanishin, 1976; Mermilliod, 1982a; Slettebak, 1985; Fabregat y Torrejón, 2000; McSwain y Gies, 2005; Mathew et al., 2008; Tarasov y Malchenko, 2012) llegando a resultados controversiales. Unos autores opinan que el fenómeno Be ocurre en la segunda mitad de la vida de las estrellas en secuencia principal, otros concluyen que algunas estrellas llegan a la secuencia principal como Be mientras otras evolucionan hacia Be en

la fase final de secuencia principal y, finalmente, algunos sostienen que no existe una dependencia clara del origen del fenómeno Be con la edad.

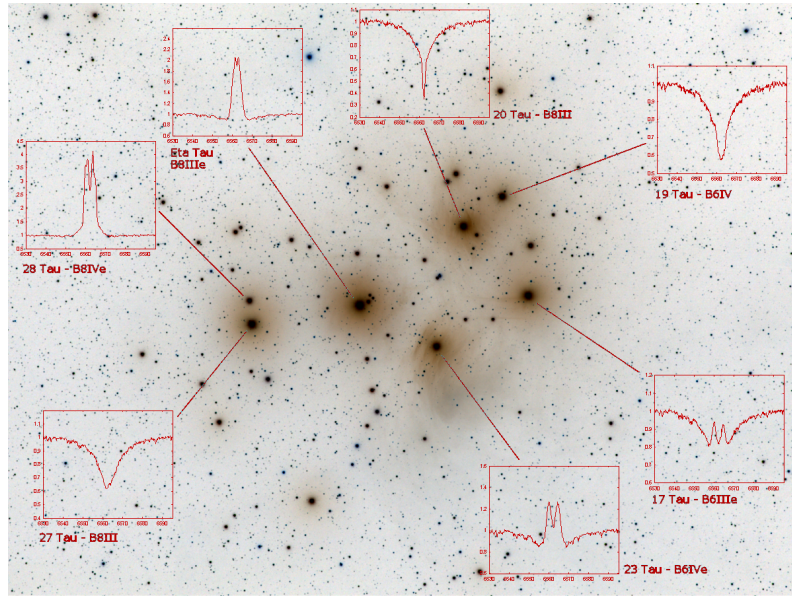


Figura 1.4: Estrellas B y Be en Messier 45 (conocido también como las Pleiades). Imagen extraída de la página del catálogo espectroscópico de estrellas Be COROT (<http://www.astrosurf.com/buil/us/bestar.htm>).

El escenario planteado hasta aquí consiste en una población estelar de tipo espectral Be con alta rotación, y con envolturas circunestelares en rotación Kepleriana. Sin embargo, aún quedan por resolver si las estrellas Be rotan o no a la velocidad crítica. En este sentido todavía se discute si las altas velocidades observadas son intrínsecas o si se adquieren en alguna etapa evolutiva particular.

Con respecto al estado evolutivo, aún no está claro si las estrellas Be nacen como tales, o si el fenómeno se desarrolla durante la primera y/o la segunda etapa de la vida de la estrellas en secuencia principal, y/o en etapas más evolucionadas.

Estas problemáticas se describen de manera más amplia a lo largo del trabajo de tesis y nos motivaron a estudiar las estrellas Be con el objetivo de realizar un aporte concreto al entendimiento del proceso de formación y evolución de los discos circunestelares de las estrellas Be.

La estrategia de este trabajo de tesis se basó en el estudio de las poblaciones B y Be de los cúmulos abiertos, con edades entre 4 Ma y 100 Ma, de modo de poder realizar un estudio simultáneo de las propiedades físicas de las estrellas y propiedades globales de los cúmulos.

La importancia de estos sistemas estelares radica en que las estrellas guardan indicios de sus condiciones iniciales de formación (edades y composiciones químicas iniciales similares). De este modo, es posible estudiar distintas poblaciones estelares, las cuales agrupan un importante número de estrellas coetáneas con distintas masas, velocidades de rotación y luminosidades. Estos sistemas nos permiten así analizar las características individuales de cada población y poder vincular la edad de los mismos con el desarrollo del fenómeno Be y las propiedades de los discos.

La originalidad del presente estudio radica en la aplicación sistemática del “sistema espectrofotométrico BCD” (desarrollado por Barbier, Chalonge y Divan), para la determinación de parámetros estelares y distancias confiables de numerosas estrellas de forma homogénea y analizar las propiedades de sus discos. Este sistema está basado en las propiedades del salto de Balmer, realizando mediciones en espectros de baja resolución, por lo que es un sistema libre de enrojecimiento (Zorec y Briot, 1991). Además, el método nos permite identificar la presencia de envolturas circunestelares a través de la segunda componente de la discontinuidad de Balmer, que resulta de la contribución de regiones de menor densidad (y menor presión) que la fotosfera estelar (Divan, 1979).

Esta investigación espectrofotométrica, junto con datos espectroscópicos de alta resolución, es fundamental para poder analizar la población Be: sus propiedades y las características de sus envolturas, discutir su membresía a los cúmulos y su estado evolutivo.

De acuerdo a los objetivos mencionados, organizamos el trabajo de la siguiente manera. En la primera parte de esta tesis, conformada por tres capítulos, se explica detalladamente cómo surge el método BCD y cómo se aplica a estrellas normales y a estrellas que presentan una segunda componente del salto de Balmer. También se explica cómo se utiliza el código M.I.D.E.3700 que confeccioné en lenguaje *Python* para medir los parámetros que describen la discontinuidad de Balmer. En esta primera parte se mencionan los primeros resultados vinculados con la relación entre el gradiente de color y el exceso $E(B - V)$ para el rango de longitudes de onda 4 000 – 4 600 Å que fueron publicados en *Astronomy & Astrophysics* (Aidelman et al., 2012).

Luego, en la segunda parte (capítulos del 5 al 9), se realiza la aplicación del método a doscientas treinta estrellas pertenecientes a once cúmulos galácticos y se discuten las propiedades globales de estos, como ser distancias, excesos de color y edades. Los resultados obtenidos fueron publicados en *Astronomy & Astrophysics* (Aidelman et al., 2012, 2015). Las conclusiones y los resultados más relevantes se describen en el capítulo 9. La finalidad de este estudio consistió en definir cuáles de las estrellas observadas presentan el fenómeno Be, cuyas propiedades se analizan en la tercera parte de la tesis. Allí se discuten las relaciones encontradas para los distintos parámetros fundamentales de las estrellas Be y la velocidad de rotación respecto a la aparición del segundo salto de Balmer (Aidelman et al., en preparación). En base a estos resultados se discuten diferentes escenarios para explicar el fenómeno Be. Las conclusiones de esta última parte se detallan en el capítulo 13.

Finalmente presentamos una serie de apéndices donde se detallan algunos desarrollos matemáticos relacionados con el método BCD, un breve instructivo para utilizar el código M.I.D.E.3700. El último apéndice contiene una reseña de los estudios previos realizados para cada cúmulo y todos los resultados obtenidos para cada una de las doscientas treinta estrellas. También se incluyen los espectros de las estrellas que presentan una segunda discontinuidad de Balmer y se brindan características de algunos objetos particulares.

Parte I

Sistema de clasificación BCD

Capítulo 2

El salto de Balmer

El sistema espectrofotométrico de BCD se utiliza para determinar los parámetros fundamentales estelares. Este método se basa en el aspecto de una característica espectral conocida como “discontinuidad o salto de Balmer”. Por ello en este capítulo vamos a explicar cómo se origina este salto, pero primeramente vamos a explicar, brevemente, algunos conceptos básicos de radiación.

Las observaciones del Sol nos han permitido establecer que su atmósfera está dividida en una serie de capas que difieren unas de otras en sus características físicas. La parte más baja y densa de la atmósfera solar recibe el nombre de *fotosfera*. La capa fotosférica emite prácticamente toda la energía electromagnética que el Sol irradia al espacio¹.

Las líneas de absorción del espectro solar (con excepción de las partes centrales de las líneas más intensas) se forman aproximadamente a la misma profundidad de la fotosfera que el espectro continuo, más precisamente en la parte superior de la fotosfera.

Por encima de la fotosfera se encuentra la *cromosfera*, la región de transición y la *corona* pero prácticamente estas capas atmosféricas no contribuyen a la formación del espectro continuo del Sol en la región visible, y sólo adquieren importancia en la región correspondiente a los rayos X, al ultravioleta y a ondas de radio ultra-cortas. Mientras que por debajo de la fotosfera se define el interior solar. En la región central del interior es donde se producen las reacciones nucleares que hacen brillar a la estrella. Esta región representa un 5 % de la masa total del Sol si consideramos una liberación de energía de 10 erg/g/seg debida a la quema de hidrógeno (H).

Sin embargo no todas las estrellas poseen cromosferas y coronas ya que estas estructuras atmosféricas son típicas de las estrellas tipo solar y más frías. Por esto, en nuestro trabajo consideraremos que la estructura básica de una estrella consiste de un interior², en cuya región central se producen las reacciones nucleares, y de una fotosfera que emite fundamentalmente toda la radiación que observamos en el espectro. De acuerdo a la estructura estelar definida, el espectro de una estrella tiene

¹El resto de la energía es llevada por los neutrinos provenientes de las reacciones nucleares que se producen en el interior de la estrella.

²El interior estelar está conformado por un núcleo, donde ocurren las reacciones nucleares, y una envoltura que transmite la radiación.

dos contribuciones: 1) el continuo, cuya distribución de energía está determinada principalmente por radiación proveniente de transiciones ligado–libre (fotoionización y recombinación), transiciones libre–libre y dispersión de fotones por átomos o moléculas; y 2) las líneas de absorción, que se producen en las capas más externas de la fotosfera debido a que los átomos se excitan al absorber selectivamente fotones de una frecuencia determinada (procesos ligado–ligado).

El espectro estelar observado es una combinación de la energía emitida y absorbida por el material que constituye la fotosfera. Por lo que la forma del espectro estelar está modelada por los procesos de absorción de los elementos químicos predominantes. Dado que el 90 % de la contribución se debe al hidrógeno, dedicaremos gran parte de este capítulo a estudiar el coeficiente de absorción de continuo, χ_ν , de dicho elemento. En este análisis veremos que la forma funcional de χ_ν presenta discontinuidades que dependen fuertemente de la temperatura de la estrella. Una de estas discontinuidades es lo que conocemos como *salto de Balmer*.

2.1. Conceptos básicos de radiación

Antes que nada veremos algunos conceptos básicos que tienen que ver con el transporte de radiación dentro de la fotosfera estelar. Para luego poder estudiar más en detalle la forma funcional del coeficiente de absorción.

El estado físico de cualquier elemento de materia está determinado por la interacción de ese elemento con el medio que lo rodea. Nuestro principal problema es establecer de qué manera ocurre el transporte de energía entre las capas fotosféricas. Los procesos por los cuales se transporta energía son:

- Radiación.
- Conducción;
- Convección;

En el cálculo de χ_ν es usual considerar conjuntamente los efectos de la radiación y de la conducción³.

2.1.1. Intensidad y flujo de radiación

En la mayoría de las fotosferas estelares de las estrellas tempranas, el transporte de energía se realiza básicamente por radiación. Aquí consideraremos que la cantidad de radiación está determinada sólo por la temperatura del gas (la cual cambia de lugar a lugar).

³Esto quiere decir que $\frac{1}{\chi_\nu} = \frac{1}{\chi_\nu^{\text{rad}}} + \frac{1}{\chi_\nu^{\text{cond}}}$

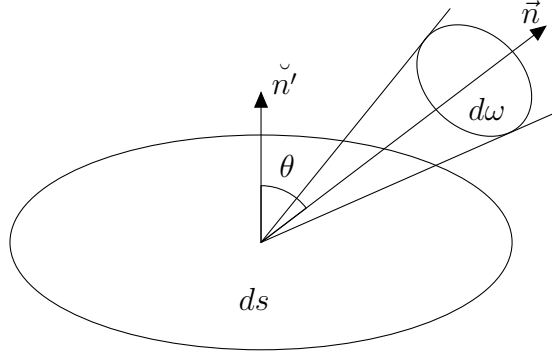


Figura 2.1: Esquema para poder definir la intensidad específica monocromática de radiación, que atraviesa una superficie ds por unidad de tiempo, por unidad de ángulo sólido ($d\omega$) y por unidad de frecuencia en una dirección \vec{n} .

Se define la *intensidad específica monocromática* de radiación, I_ν , a la cantidad de energía, dE_ν , que atraviesa una superficie ds por unidad de tiempo, dt , por unidad de ángulo sólido, $d\omega$, y por unidad de frecuencia, $d\nu$, en una dirección \vec{n} (ver figura 2.1) de modo que:

$$dE_\nu = I_\nu ds dt d\omega d\nu \check{n}' \cdot \vec{n} = I_\nu ds dt d\omega d\nu \cos \theta$$

donde $\vec{ds} = ds \check{n}'$ y \vec{n} es unitario, por lo que $\check{n}' \cdot \vec{n} = \cos \theta$.

Notemos que en general la intensidad es una función de las coordenadas del elemento de superficie que estamos estudiando, \vec{r} (es decir, de la posición en el espacio); de la dirección de propagación de los fotones, \vec{n} ; del tiempo, t , y de la frecuencia, ν ; es decir, $I_\nu = I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t)$. El factor $\cos \theta$ significa que estamos considerando un haz en una dirección diferente a la dirección perpendicular a la superficie ds ; la cantidad de energía que atraviesa el ángulo sólido $d\omega$ no está determinada por el área ds sino por su proyección sobre un plano perpendicular a la dirección de \vec{n} .

Al definir I_ν por intervalo infinitesimal de tiempo, área, ancho de banda y ángulo sólido, I_ν representa a la contra–parte macroscópica para especificar la energía transportada por un gran número de fotones idénticos a lo largo de un solo “rayo”⁴. Puesto que los fotones son el soporte básico de interacciones electromagnéticas, la intensidad es la cantidad macroscópica básica que se utiliza en la formulación de transferencia radiativa. En particular, al definir la energía en función del ángulo sólido (y no de la distancia) nos aseguramos que la intensidad específica monocromática a lo largo de un rayo en el vacío no disminuye a medida que nos alejamos de la fuente emisora, debido a que los fotones no decaen espontáneamente.

⁴Un rayo se define como la trayectoria de un conjunto de fotones de características similares.

La *densidad de flujo monocromático* se define como:

$$\vec{F}_\nu = \int_{4\pi} I_\nu \vec{n} d\omega$$

Si suponemos simetría acimutal, la densidad de flujo neto monocromático de energía por segundo a través de un área orientada arbitrariamente $\vec{d}\vec{s}$ en la posición \vec{r} por unidad de tiempo y por intervalo de frecuencia es:

$$F_\nu = \vec{F}_\nu \cdot \vec{n}' = \int_{4\pi} I_\nu \cos \theta d\omega = \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I_\nu \cos \theta \sin \theta d\theta d\psi = 2\pi \int_0^\pi I_\nu \cos \theta \sin \theta d\theta$$

donde $d\omega = \sin \theta d\theta d\psi$ es su expresión en coordenadas esféricas, y considerando que \vec{n}' está en la dirección del radio vector \vec{r} (dirección en la cual ubicamos el eje z de las coordenadas cartesianas). Así la densidad de flujo monocromático es $F_\nu = F(r, \nu, t)$.

Una de las mayores diferencias entre la densidad de flujo y la intensidad específica, es que la primera decrece a medida que nos alejamos de la fuente proporcionalmente al cuadrado de la distancia, mientras que la segunda, como mencionamos anteriormente, se mantiene constante.

Se define también la densidad de *flujo monocromático astrofísico*, \mathcal{F}_ν , que representa la cantidad de energía neta que atraviesa una superficie y es igual a:

$$\mathcal{F}_\nu = \frac{1}{\pi} F_\nu$$

Resulta útil separar esta magnitud en dos partes según el ángulo θ : si $\theta \in [0, \pi/2]$ tendremos una densidad de flujo saliente, F_ν^+ ; y si $\theta \in (\pi/2, \pi]$ tendremos una densidad de flujo entrante, F_ν^- . Entonces, obtenemos que:

$$\begin{aligned} F_\nu &= \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu(\theta, \psi) \cos \theta \sin \theta d\theta d\psi + \int_0^{2\pi} \int_{\pi/2}^\pi I_\nu(\theta, \psi) \cos \theta \sin \theta d\theta d\psi \\ &= \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu(\theta, \psi) \cos \theta \sin \theta d\theta d\psi - \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I_\nu(\pi - \theta, \psi) \cos \theta \sin \theta d\theta d\psi \\ &= F_\nu^+ - F_\nu^- \end{aligned}$$

El flujo total, F , es igual al flujo de radiación integrado sobre todas las frecuencias.

$$F = \int F_\nu d\nu$$

Este es el flujo que se mide en las observaciones. En particular el flujo total saliente es:

$$F^+ = \int F_\nu^+ d\nu$$

Por último definimos la luminosidad de una estrella, \mathcal{L} , como la energía total de radiación que atraviesa su superficie:

$$\mathcal{L} = 4\pi R_{\star}^2 F^+$$

donde R_{\star} es el radio de la estrella.

2.1.2. Ecuación de transporte radiativo

El espectro estelar es una medición de la distribución de energía emitida por la fotosfera estelar. En una estrella la energía se genera a través del proceso de fusión nuclear que se da en su interior. La cantidad de energía que atraviesa la superficie estelar más externa estará de acuerdo con la capacidad que tiene la estrella de transportar dicha energía a través de su atmósfera. Esta capacidad se describe con la ecuación de transporte radiativo, esto significa estudiar la variación de la intensidad específica monocromática, I_{ν} , en función de la posición, \vec{r} , de la dirección de propagación, \vec{n} , y del tiempo:

$$\vec{n} \cdot \vec{\nabla} I_{\nu} + \frac{1}{c} \frac{\partial I_{\nu}}{\partial t} = [+] - [-] \quad (2.1)$$

donde $[+]$ y $[-]$ representan, de manera simbólica, las fuentes y los sumideros de radiación, respectivamente. El primer miembro de la ecuación es una descripción geométrica mientras que el segundo miembro es una descripción física del transporte radiativo.

Supongamos que: I_{ν} es estacionario (no existe dependencia temporal, por lo que $\partial I_{\nu}/\partial t = 0$); las propiedades físicas sobre la superficie de la estrella son simétricas; y que I_{ν} tiene simetría azimutal. En este caso la intensidad específica sólo depende de la distancia al centro de la estrella del punto que estamos estudiando y de la dirección de propagación (dirección hacia el observador). Si además suponemos que la atmósfera estelar se puede aproximar por capas plano-paralelas, entonces el primer miembro de la ecuación 2.1 toma la siguiente forma:

$$\vec{n} \cdot \vec{\nabla} I_{\nu} = \mu \frac{dI_{\nu}}{dr}$$

donde⁵ $\mu = \cos \theta$.

Ahora analicemos el segundo miembro de la ecuación de transporte. Los coeficientes que describen las fuentes y los sumideros van a depender de la presión, la temperatura y la composición química de la fotosfera estelar. Llamamos sumideros a los procesos de absorción, esto incluye a los procesos en los cuales un fotón que inicialmente se propagaba en la dirección al observador desaparece, por algún motivo, de dicha dirección y puede transformarse o no en energía térmica del

⁵El gradiente en coordenadas esféricas es $\vec{\nabla} I = \frac{\partial I_{\nu}}{\partial r} \check{r} + \frac{1}{r} \frac{\partial I_{\nu}}{\partial \theta} \check{\theta} + \frac{1}{r \sin \theta} \frac{\partial I_{\nu}}{\partial \psi} \check{\psi}$. Teniendo en cuenta que \check{r} está en la misma dirección que \check{n} de la figura 2.1, resulta que $\vec{n} \cdot \check{r} = \cos \theta$, y que las derivadas respecto de θ y ψ se anulan por las suposiciones mencionadas, obtenemos que $\vec{n} \cdot \vec{\nabla} I_{\nu} = \cos \theta \frac{\partial I_{\nu}}{\partial r}$

medio. Estos procesos pueden deberse a la fotoexcitación, fotoionización y procesos de dispersión. Debido a que estos procesos dependen de la intensidad específica incidente, vamos a definir el término correspondiente a los sumideros como proporcional a I_ν . Al coeficiente de proporcionalidad, que describe todos estos procesos, lo vamos a llamar *coeficiente de absorción*, χ_ν .

Las fuentes serán los procesos que contribuyen con fotones en la dirección de observación, por ejemplo procesos de desexcitación radiativa, recombinación y dispersión. Estos procesos estarán descritos por el *coeficiente de emisión*, η_ν .

Finalmente, en la aproximación de capas plano-paralelas, la ecuación de transporte es

$$\mu \frac{dI_\nu}{dr} = \eta_\nu - \chi_\nu I_\nu \quad (2.2)$$

2.2. Coeficiente de absorción de continuo

El espectro estelar tiene dos contribuciones: la radiación de continuo y las líneas espectrales. El coeficiente de absorción de la radiación de continuo es el que “modula” la forma global del espectro emergente sobre el cual se “montan” las líneas espectrales.

En primer lugar describiremos brevemente los diferentes procesos de absorción y emisión de radiación de continuo.

▪ Procesos de absorción

Se pueden separar en procesos térmicos y no térmicos.

• Procesos térmicos

- Fotoionización (ligado–libre): Es la transferencia de energía radiativa a térmica. Este proceso se produce cuando un fotón, que se transporta en la dirección de la línea de la visual, es absorbido por un átomo y como resultado tenemos el átomo ionizado y un electrón (e^-) libre. En este caso, la energía del fotón, $h\nu$, debe ser igual al potencial, χ_I , requerido para ionizar un átomo desde un determinado nivel, más la energía cinética del e^- libre:

$$h\nu = \chi_I + \frac{1}{2} m_e v^2 \quad (2.3)$$

donde m_e es la masa del electrón.

- *Bremsstrahlung* inverso (libre–libre): Este fenómeno sucede cuando un electrón pasa cerca de un ion y estos interactúan eléctricamente. En esta situación el electrón absorbe un fotón de energía $h\nu$ y aumenta su energía cinética (desde un punto de vista clásico esta situación se representa como que el e^- pasa de una órbita hiperbólica a otra).

$$\frac{1}{2} m_e v_f^2 = \frac{1}{2} m_e v_i^2 + h\nu$$

donde v_i y v_f son la velocidad inicial y final del e^- , respectivamente.

- Procesos no térmicos

Son los procesos de dispersión. Este proceso se produce cuando un fotón es desviado de su dirección de propagación, y es redirigido hacia el observador, al interactuar con una partícula. Según la naturaleza de la partícula dispersora y del tipo de interacción, se identifican los distintos procesos de dispersión. Por ejemplo, si las partículas dispersoras son electrones, que interactúan elásticamente con los fotones, tenemos el llamado efecto Thomson; si los electrones libres interactúan con los fotones de manera inelástica, lo llamamos efecto Compton; si son átomos o moléculas hablamos de efecto Rayleigh; y si es polvo se tiene el efecto Mie.

- Procesos de emisión

- Recombinación: es el proceso inverso al de fotoionización. Este sucede cuando un electrón libre colisiona con un ion y decae a un nivel ligado de un átomo creando un fotón que se emite en dirección al observador. La energía de dicho fotón, $h\nu$, es igual al potencial de ionización del nivel en cuestión más la energía cinética del e^- .
- Emisión *Bremsstrahlung*: es el proceso inverso al de absorción libre-libre. Cuando un electrón libre disminuye su energía cinética al interactuar con otra partícula cargada se crea un fotón.
- Dispersión: se produce cuando un fotón es desviado en la dirección al observador al interactuar inelásticamente con una partícula.

2.2.1. Fotoionización y recombinación

De todos los procesos mencionados anteriormente de emisión y absorción de radiación vamos a describir en detalle los procesos de fotoionización y recombinación debido a que son los que, en la forma funcional del coeficiente de absorción, producen fuertes discontinuidades en el espectro continuo de las estrellas.

Para poder encontrar las expresiones de los coeficientes de emisión y absorción debidos a los procesos de fotoionización y recombinación debemos analizar cómo se pueblan los niveles ligados del átomo y cómo se liberan electrones de los mismos. El procedimiento para obtener las expresiones de estos coeficientes está basado en la descripción dada por [Mihalas](#) (Cap. 4, 1970).

Vamos a llamar p_ν a la probabilidad de que ocurra una fotoionización de un átomo, desde un nivel ligado determinado, por un fotón en el rango de frecuencias $(\nu, \nu + d\nu)$; n_0 a la cantidad de átomos con electrones en ese estado ligado; y n_1 a la cantidad de átomos ionizados (que perdieron un solo electrón). Entonces el número de fotoionizaciones en el tiempo dt en este rango de frecuencias es igual a

$$n_0 p_\nu I_\nu d\nu dt$$

Una vez que el electrón queda libre pueden pasar dos cosas:

- **Captura espontánea:** Es el proceso de recombinación, el electrón libre es capturado espontáneamente por un ion. La probabilidad de que un electrón, que tiene una velocidad dentro del rango $(v, v + dv)$ que pasa cerca de un ion, sea capturado espontáneamente será $F(v)$ y sólo depende de la velocidad del electrón.
- **Captura inducida:** Un electrón libre es capturado por un ion debido a la interacción con un fotón. La probabilidad de que un electrón, que tiene una velocidad dentro del rango $(v, v + dv)$, que pase cerca de un ion interactúe con un fotón de energía $h\nu$ y se recombine emitiendo otro fotón en la misma dirección y con igual frecuencia será $G(v)$.

Vamos a suponer que el número de electrones con velocidades entre v y $v + dv$ tiene una distribución de Maxwell, y lo escribimos como $n_e(v) dv$. Entonces el número de recombinaciones para electrones con velocidad v en el tiempo dt es:

$$n_1 n_e(v) [F(v) + G(v) I_\nu] v dv dt$$

En equilibrio termodinámico local (ETL), el número de fotoionizaciones debe ser exactamente igual al número de recombinaciones:

$$n_0^* p_\nu I_\nu dv dt = n_1^* n_e(v) [F(v) + G(v) I_\nu] v dv dt$$

donde el asterisco denota que las poblaciones están en ETL. Ahora, diferenciando la ecuación 2.3 obtenemos que $h d\nu = m_e v dv$ y entonces podemos escribir que $d\nu/(v dv) = m_e/h$. Luego, despejamos I_ν de la relación anterior reemplazando que $d\nu/(v dv) = m_e/h$. Por otro lado, teniendo en cuenta que en ETL, $I_\nu = B_\nu$ (donde B_ν es la función de Planck), encontramos que:

$$B_\nu = \frac{F(v)}{G(v)} \left[\frac{n_0^* p_\nu m_e}{n_1^* n_e(v) h G(v)} - 1 \right]^{-1} \quad (2.4)$$

Como mencionamos anteriormente vamos a considerar una distribución Maxwelliana para las velocidades de los electrones, esto es:

$$n_e(v) dv = n_e \left(\frac{m}{2\pi k T} \right)^{3/2} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} 4\pi v^2 dv \quad (2.5)$$

Además en ETL la relación entre el número de átomos que están una vez ionizados, n_1 , con respecto a la cantidad de átomos neutros, n_0 , está descrita por la ley de Saha:

$$\left(\frac{n_0}{n_1} \right)^* = n_e \frac{g_0}{2g_1} \left(\frac{h^2}{2\pi m k T} \right)^{3/2} e^{\frac{\chi_I}{kT}} \quad (2.6)$$

Luego teniendo en cuenta las relaciones 2.3, 2.5 y 2.6 podemos escribir que:

$$\left(\frac{n_0}{n_1}\right)^* \frac{1}{n_e(v)} = \left[n_e \frac{g_0}{2g_1} \left(\frac{h^2}{2\pi m k T}\right)^{3/2} e^{\frac{\chi_I}{kT}} \right] \left[n_e \left(\frac{m}{2\pi k T}\right)^{3/2} e^{-\frac{mv^2}{2kT}} 4\pi v^2 \right]^{-1}$$

Reemplazando la expresión anterior en la relación 2.4, simplificando y reorganizando nos queda que:

$$B_\nu = \frac{F(v)}{G(v)} \left[\frac{h^2 g_0}{8\pi m^2 g_1 v^2} \left(\frac{p_\nu}{G(v)}\right) e^{h\nu/kT} - 1 \right]^{-1}$$

Comparando esta expresión con la función de Planck:

$$B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} [e^{h\nu/kT} - 1]^{-1}$$

se encuentra una relación entre los coeficientes $F(v)$, $G(v)$ y p_ν (a los dos primeros se los conoce con el nombre de *Coefficientes de Einstein–Milne*):

$$\begin{aligned} F(v) &= \frac{2h\nu^3}{c^2} G(v) \\ p_\nu &= \frac{8\pi m^2 g_1 v^2}{h^2 g_0} G(v) \end{aligned}$$

De aquí se puede ver que estos coeficientes sólo dependen de constantes fundamentales por lo que estas expresiones siguen valiendo aunque haya apartamientos del ETL. Además, con conocer uno solo de los coeficientes se pueden describir todos los procesos de captura espontánea e inducida. El valor de p_ν surge empíricamente a partir de mediciones en el laboratorio y sólo tiene una expresión analítica para el átomo de hidrógeno neutro.

Ahora podemos encontrar cómo se relacionan el coeficiente de absorción, χ_ν , y el de emisión, η_ν , con el coeficiente p_ν . Para esto vamos a considerar la ecuación de transporte en la aproximación de capas plano–paralelas:

$$\mu \frac{dI_\nu}{dz} = \eta_\nu - \chi_\nu I_\nu$$

Si escribimos esta ecuación en función de los procesos de fotoionización y recombinación definidos anteriormente tenemos que:

$$\begin{aligned} \mu \frac{dI_\nu}{dz} &= -n_0 p_\nu h\nu I_\nu + n_1 n_e(v) [F(v) + G(v) I_\nu] \frac{h^2 \nu}{m} \\ &= n_1 n_e(v) F(v) \frac{h^2 \nu}{m} - \left[n_0 - n_1 n_e(v) \frac{h G(v)}{m p_\nu} \right] p_\nu h\nu I_\nu \end{aligned}$$

Comparando las dos expresiones anteriores encontramos que:

$$\begin{aligned}\chi_\nu &= \left[n_0 - n_1 n_e(v) \frac{h G(v)}{m p_\nu} \right] p_\nu h \nu \\ \eta_\nu &= n_1 n_e(v) F(v) \frac{h^2 \nu}{m}\end{aligned}$$

Escribiendo los coeficientes $F(v)$ y $G(v)$ en función de p_ν , sustituyendo $n_e(v)$ y n_1 por las expresiones obtenidas de las relaciones 2.5 y 2.6, respectivamente, teniendo en cuenta la relación 2.3 y que la sección eficaz para la fotoionización es $\alpha_\nu = p_\nu h \nu$ encontramos que:

$$\chi_\nu = (n_0 - n_0^* e^{-h\nu/kT}) \alpha_\nu \quad (2.7)$$

$$\eta_\nu = n_0^* \alpha_\nu (1 - e^{-h\nu/kT}) B_\nu = \chi_\nu^* B_\nu \quad (2.8)$$

donde n_0^* denota el valor de n_0 en ETL.

En el caso particular de ETL en el que $n_0 \equiv n_0^*$, el coeficiente de absorción es $\chi_\nu^* = (1 - e^{-h\nu/kT}) n_0^* \alpha_\nu$. El término $(1 - e^{-h\nu/kT})$ usualmente se llama factor de corrección por emisión estimulada, pero claramente esta expresión sólo es correcta para ETL. De hecho, de la expresión anterior para χ_ν , se ve que sólo la emisión estimulada siempre ocurre a la tasa de ETL.

2.2.2. Sección eficaz para el hidrógeno

El objetivo de este capítulo es definir el salto de Balmer. Para ello dijimos que es necesario encontrar la forma funcional del coeficiente de absorción. Hasta aquí sólo vimos cómo se relacionan los coeficientes de absorción y emisión con la sección eficaz (Ec. 2.7 y 2.8, respectivamente). En esta sección vamos a determinar una expresión para α_ν en función de ν , para el átomo de hidrógeno. Como ya hemos mencionado, este elemento es el único que tiene una expresión analítica para α_ν . Para calcular los coeficientes de absorción y emisión de continuo del H vamos a considerar las transiciones ligado-libre y libre-libre.

Sección eficaz ligado-libre: Consideremos un átomo de hidrógeno con un electrón moviéndose en el campo de la carga Ze , en una órbita cuyo número cuántico principal es n . En este caso, la teoría cuántica da la siguiente expresión para la sección eficaz:

$$\boxed{\alpha_n(\nu) = \alpha_0 \frac{1}{n^5 \nu^3} g'} \quad (2.9)$$

donde α_0 es una constante de proporcionalidad y g' es un factor corrector que difiere poco de uno (Menzel y Pekeris, 1935) conocido como factor de Gaunt ligado-libre.

De aquí vemos que la sección eficaz es inversamente proporcional a $n^5 \nu^3$, es decir que decae con el número cuántico del nivel ligado y con la frecuencia. Ahora, como estamos considerando

fotoionizaciones para cada nivel, tendremos una *frecuencia umbral*, que será la frecuencia mínima que necesita el fotón para “arrancar” un electrón del nivel n . Al graficar $\alpha_n(\nu)$ versus ν encontraremos discontinuidades en las frecuencias umbrales. De este modo, para el nivel fundamental ($n = 1$) encontramos la discontinuidad de Lyman, para $n = 2$ tenemos la discontinuidad de Balmer, para $n = 3$ tenemos la discontinuidad de Paschen, para $n = 4$ la de Brackett y para $n = 5$ la de Pfund.

En realidad lo que se observa son las contribuciones de todos los niveles, de modo que la sección eficaz total, α_ν (ver Figura 2.2), será:

$$\alpha_\nu = \sum \alpha_n(\nu) N_n$$

donde N_n es la cantidad de átomos de H que tienen un electrón en el nivel n .

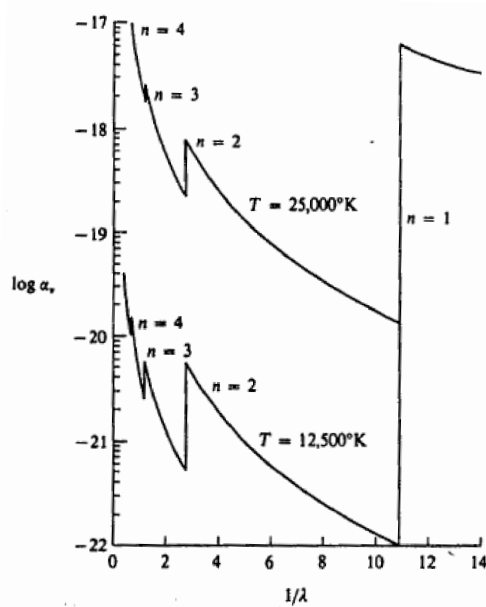


Figura 2.2: Sección eficaz de fotoionización para el H a $T = 12500\text{ K}$ y $T = 25000\text{ K}$, en ETL. Los límites de fotoionización se denotan con el número cuántico del estado ligado desde el cual se ioniza el átomo (Mihalas, 1970).

Observacionalmente estas discontinuidades se ven en espectros de estrellas que emitan fotones capaces de ionizar al H. Por esta razón en las estrellas frías no se ven estas discontinuidades. Por otro lado, en las estrellas muy calientes no se encuentran átomos de HI debido a que los fotones emitidos por la fotosfera son suficientemente energéticos como para ionizar todo el hidrógeno. Por lo tanto, estas discontinuidades podrán observarse en espectros de estrellas cuyas temperaturas se encuentren entre 30000 K y 7000 K . De acuerdo a la frecuencia umbral

necesaria para ionizar un átomo de hidrógeno desde el segundo nivel, la discontinuidad de Balmer se ubica en la longitud de onda igual a 3648 Å.

Sección eficaz libre–libre: El coeficiente de absorción que acabamos de describir toma en cuenta solamente los procesos de fotoionización desde distintos niveles ligados del átomo (llamadas transiciones ligado–libre). Sin embargo, existen también las transiciones llamadas libre–libre. La electrodinámica clásica y la teoría cuántica nos dicen que un sistema que consiste de un ion y un electrón moviéndose en una órbita hiperbólica en su campo, puede absorber o emitir energía en forma de radiación. En el primer caso la energía del sistema aumenta y en el segundo disminuye. Los parámetros de la órbita hiperbólica se modifican como resultado de cada emisión o absorción.

La sección eficaz para estos procesos está dada por la teoría cuántica; para un átomo de hidrógeno $r + 1$ veces ionizado es

$$\alpha(\nu, T) = \frac{4e^6}{3ch} \left(\frac{2\pi}{3km^3} \right)^{1/2} T^{-3/2} \nu^{-3} g''$$

donde k es la constante de Boltzmann y g'' es un factor corrector que en la mayoría de los casos es muy cercano a la unidad conocido como factor de Gaunt libre–libre.

El coeficiente de absorción correspondiente a transiciones libre–libre, generalmente tiene importancia sólo en la parte infrarroja del espectro. En la parte visible adquiere importancia en el caso de muy altas temperaturas.

Capítulo 3

Sistema espectrofotométrico BCD

Una vez definido el salto o discontinuidad de Balmer, vamos a continuar con el estudio de su comportamiento con respecto al tipo espectral de las estrellas. Como mencionamos en el capítulo anterior, el salto de Balmer se puede observar en espectros ópticos de estrellas que emitan una importante cantidad de fotones con energía suficiente para ionizar el átomo de hidrógeno neutro desde el nivel de energía caracterizado por el número cuántico $n = 2$, es decir estrellas con tipos espectrales entre O7 y F5. En la Figura 3.1 se puede observar el comportamiento de la discontinuidad de Balmer con el tipo espectral.

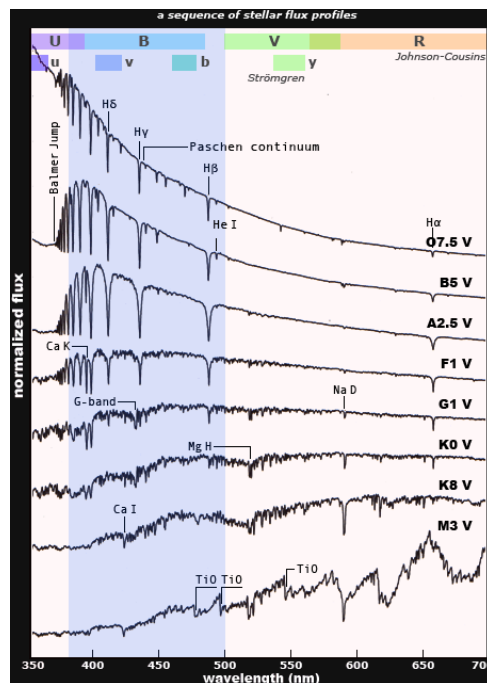


Figura 3.1: Salto de Balmer en los distintos tipos espectrales (imagen tomada de <http://www.handprint.com/ASTRO/specclass.html>).

Los principales investigadores que se dedicaron a estudiar minuciosamente el comportamiento de esta discontinuidad fueron Daniel Barbier, Daniel Chalonge y Lucienne Divan ([Chalonge y Divan, 1952, 1973](#)). En las siguientes secciones vamos a ir viendo cómo se llevó a cabo este estudio y cómo fueron construyendo un sistema de clasificación espectral a partir de parámetros observables y medibles que caracterizan a la discontinuidad de Balmer. Hoy conocido como *sistema espectrofotométrico BCD*.

3.1. Los primeros pasos

El salto de Balmer es una de las características principales de un espectro de emisión de radiación de continuo en la región óptica. Sin embargo, hay que tener en cuenta la contribución adicional de las líneas de absorción fotosféricas dependiendo de la resolución espectral. Se puede observar que las líneas de la serie de Balmer se van solapando a medida que disminuye la longitud de onda, por esto se dice que “las líneas van reduciendo la intensidad del continuo”. Por esta razón es que se propuso una forma de caracterizar el salto de Balmer con dos parámetros observacionales y medibles: su altura y su posición.

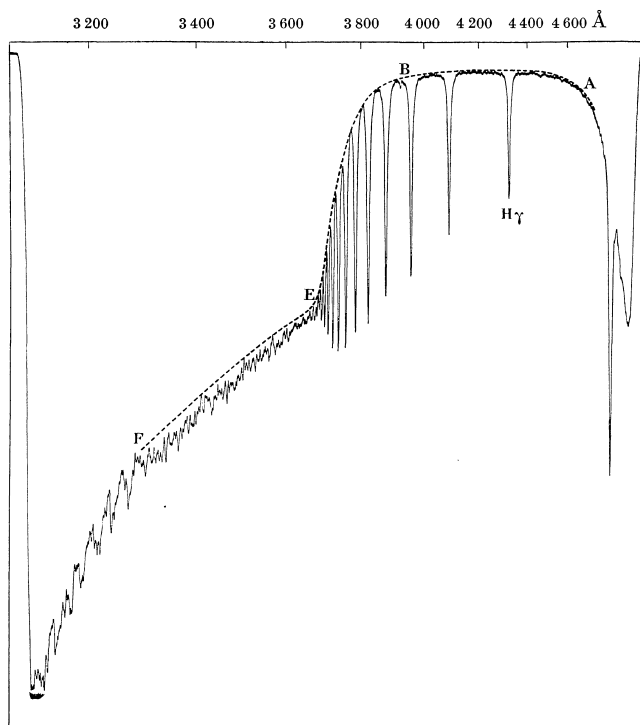


Figura 3.2: Caracterización del salto de Balmer ([Barbier y Chalonge, 1939](#)).

Barbier y Chalonge observaron que el espectro continuo de las estrellas presenta una caída rápida de la intensidad que se produce entre los puntos *B* y *E*, indicados en la Figura 3.2 ([Barbier](#)

y Chalonge, 1939). Para establecer el tamaño y la posición de esta discontinuidad trazaron la curva que une los puntos $ABEF$ (línea punteada en la Figura 3.2). En las regiones AB y EF supusieron que esta curva representaba la radiación de continuo estelar, pero no podían interpretar de la misma manera a la región BE , donde las alas de las líneas de Balmer se solapan. Para cada punto de la curva $ABEF$ calcularon el valor de la intensidad I (utilizando espectros de tubos de hidrógeno) y graficaron $\log(I)$ en función de $\frac{1}{\lambda}$ (medida en μm^{-1}), como se muestra en la Figura 3.3.

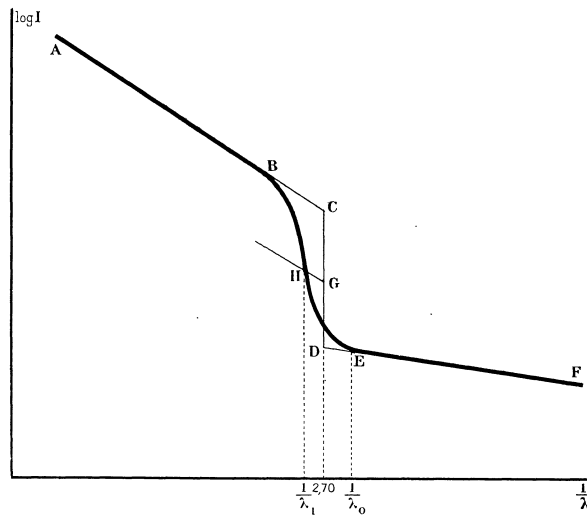


Figura 3.3: Intensidad de radiación estelar (Barbier y Chalonge, 1939). El valor de $1/\lambda$ crece hacia la derecha.

Extendieron los segmentos AB y EF , respectivamente, a los puntos C y D hasta la abscisa 2,70 ($\lambda = 3700 \text{ \AA}$) y luego calcularon la diferencia en las intensidades entre estos puntos:

$$D = \log I_C - \log I_D$$

De modo que esta cantidad, denominada D , mide el tamaño de la discontinuidad, o lo que es lo mismo, la altura del salto.

Para definir la posición de esta discontinuidad tomaron, en un primer momento, la longitud de onda correspondiente al punto E , designada como λ_0 . Para las estrellas normales, λ_0 es cercana a 3700 \AA y es por eso que definieron, en todos los casos, el valor de D para esta longitud de onda. Sin embargo, encontraron que cuando la densidad de la atmósfera estelar disminuye, λ_0 también disminuye y en las estrellas supergigantes puede alcanzar un valor de 3660 \AA (próximo al valor teórico de la discontinuidad ubicada en $\lambda = 3648 \text{ \AA}$). Esto significa que la posición del punto E no puede ser claramente definida. Por lo tanto para definir la posición de la discontinuidad prefirieron utilizar otro parámetro, λ_1 , que se puede determinar con más precisión que λ_0 . Este nuevo parámetro lo definieron de la siguiente manera: trazaron una paralela a la recta AC que pase por el punto medio del segmento CD (recta GH en la Figura 3.3) y así λ_1 es la longitud de onda del punto de

intersección, H , de esta línea con la curva real BE^1 .

De este modo pudieron caracterizar la discontinuidad de Balmer para distintas estrellas y encontraron que la altura y la posición de la discontinuidad (esto es D y λ_1), en principio, determinan totalmente el tipo espectral y la clase de luminosidad de las estrellas que tienen tipos espectrales entre B0 y F5.

Además notaron que para las estrellas supergigantes el valor de D difiere del de una estrella normal del mismo tipo espectral. Para los tipos espectrales más tardíos que A3, las supergigantes tienen una discontinuidad más grande que las estrellas enanas, mientras que para los tipos más tempranos tienen una discontinuidad menor.

Unos años más tarde, agregaron un tercer parámetro observable y medible asociado con la temperatura de color de la estrella. Este parámetro es el gradiente de color, Φ . Para un cuerpo negro se define de la siguiente manera²:

$$\Phi(\lambda, T) = \frac{C_2}{T} \left(1 - e^{-\frac{C_2}{\lambda T}}\right)^{-1} \quad (3.1)$$

Donde T es la temperatura en grados Kelvin y C_2 es una constante que se define como $C_2 = hc/k$. Mientras que el gradiente de color observado se puede calcular en el rango de longitud de onda $[\lambda_a, \lambda_b]$ como:

$$\Phi_{ab} = -\frac{\ln\left(\frac{\lambda_a^5 \mathcal{F}_{\lambda_a}}{\lambda_b^5 \mathcal{F}_{\lambda_b}}\right)}{\frac{1}{\lambda_a} - \frac{1}{\lambda_b}} \quad (3.2)$$

donde \mathcal{F}_{λ_a} y \mathcal{F}_{λ_b} son el flujo observado en las longitudes de onda λ_a y λ_b , respectivamente. Estas dos expresiones se encuentran desarrolladas en el Apéndice A.1.

Barbier y Chalonge (1941) definieron dos gradientes de color según el rango espectral utilizado para su determinación: Φ_b definido en un rango de longitudes de onda mayores que 3700 Å, y Φ_{uv} definido en un rango de longitudes de onda menores que 3700 Å y calcularon su diferencia:

$$\Delta\Phi = \Phi_b - \Phi_{uv}$$

De este modo cada estrella quedaba definida por 4 valores: D , λ_1 , Φ_b y Φ_{uv} .

Primeramente Barbier y Chalonge se concentraron en el estudio de las estrellas normales. Consideraron que las estrellas normales eran todas aquellas que no fueran supergigantes, ni presentaran líneas en emisión, ni espectros anormalmente enrojecidos. Así encontraron que para este tipo de estrellas el valor de D tiene un máximo en los tipos espectrales A0–A2 (Fig. 3.4). También notaron que existe una correlación entre el gradiente de color y el tipo espectral (que se puede ver en el trabajo de Barbier y Chalonge, 1941).

¹Cabe señalar que para cada tipo espectral Barbier y Chalonge encontraron que existe una relación lineal entre λ_0 y λ_1

²La función de Planck se relaciona con el gradiente de color de la siguiente manera $B_\lambda = \frac{2c^2}{\lambda^5} kT\Phi(\lambda, T)$

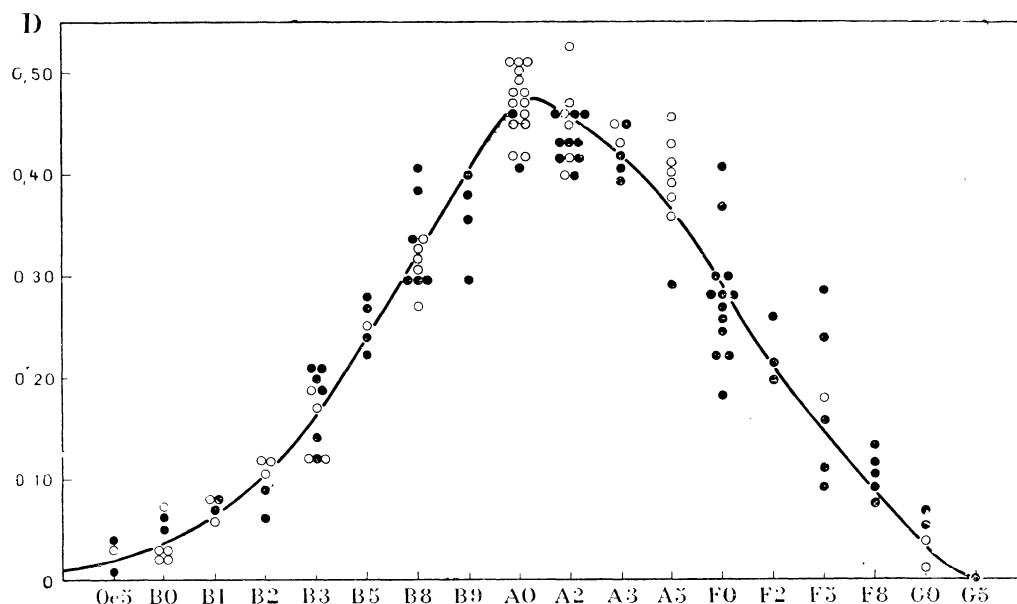


Figura 3.4: Variación del tamaño de la discontinuidad de Balmer con el tipo espectral para las estrellas normales (Barbier y Chalonge, 1941).

Posteriormente, estos astrónomos notaron que había un tipo particular de estrellas que estaban anormalmente enrojecidas y no tenían características del fenómeno de emisión, pero los valores de D eran los mismos que los de las estrellas normales del mismo tipo espectral. En consecuencia, concluyeron que el enrojecimiento provenía de la absorción del material interestelar. Por lo tanto, comenzaron a estudiar la manera de obtener información del enrojecimiento interestelar a partir de la temperatura de color observada.

Para obtener información sobre la estructura y la constitución del material interestelar, es esencial determinar la ley según la cual la absorción interestelar varía con la longitud de onda. Así Barbier y Chalonge realizaron el siguiente análisis:

Si la radiación que parte de la estrella tiene una intensidad inicial I_0 y luego de atravesar el material interestelar tiene una intensidad menor I . La relación entre dichas intensidades es:

$$\log \left(\frac{I_0}{I} \right) = +k_\lambda m$$

donde k_λ es el coeficiente de absorción másico para una longitud de onda λ dada y m es la masa de material interestelar atravesado por unidad de área³.

Por lo tanto, se debe conocer la ley de variación de $\log(I_0/I)$ en función de λ (o de $1/\lambda$) o encontrar el valor del gradiente de color de la estrella que observamos, Φ_b , en comparación con el

³La masa m debe ser una densidad de superficie ($[m] = \text{g}/\text{cm}^2$) ya que el coeficiente de absorción másico k_λ tiene unidades de cm^2/g .

valor que tendría el gradiente de color de la misma estrella en ausencia de materia interestelar, Φ_0 . En efecto, integrando la función G , definida como:

$$G = -\frac{d(\log \frac{I_b}{I})}{d(\frac{1}{\lambda})} = m \frac{dk_\lambda}{d(\frac{1}{\lambda})}$$

se obtiene:

$$G = \Phi_b - \Phi_0$$

Donde Φ_b y Φ_0 representan el valor medido sobre espectro observado de la estrella y el valor que mediríamos si la estrella estuviera libre de absorción interestelar, respectivamente. Φ_0 es nada menos que la función Φ_b intrínseca de la clase espectral de la estrella.

A pesar de la sospecha de un enrojecimiento interestelar, los autores no lograron encontrar una ley general para el enrojecimiento interestelar de las estrellas hasta el año 1954 (ver Apéndice A.2 y sección §3.2.3).

Luego de varios años de estudio lograron organizar el sistema de clasificación. Chalonge y Divan (1952) establecieron que el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ se divide en dos, donde cada parte corresponde a tipos muy distintos de estrellas, uno más temprano y el otro más tardío que el tipo A2. Esta anomalía se debe al hecho de que la discontinuidad de Balmer pasa por un máximo que se encuentra en el tipo espectral A2.

3.2. Clasificación espectral BCD

La construcción de este sistema de clasificación espectral llevó alrededor de 15 años de estudio. Comenzó con la propuesta de caracterizar el salto de Balmer con parámetros observables (Barbier y Chalonge, 1939), y recién en 1952 se logró la equivalencia con los sistemas MK y Yerkes (Chalonge y Divan, 1952). A partir de entonces, el tipo espectral y la clase de luminosidad de una estrella más caliente que G0 queda determinado por los valores de D y λ_1 que caracterizan su discontinuidad de Balmer. Poco después este sistema fue completado mediante la introducción de un tercer parámetro, también medible, llamado gradiente de color intrínseco⁴ Φ_b^0 , relacionado con la temperatura de color del continuo estelar en el rango violeta-azul (4600 – 4000 Å, Chalonge, 1953). Actualmente este sistema se conoce con el nombre de **Sistema espectrofotométrico de clasificación BCD**. La denominación “BCD” viene de las iniciales de los apellidos de sus creadores: Barbier, Chalonge y Divan.

La Figura 3.5 muestra un esquema de una maqueta que describe el sistema de clasificación espectral en función de los tres parámetros mencionados $(\lambda_1 - 3700, D, \Phi_b^0)$.

⁴El subíndice b está relacionado con el rango espectral. Ver sección §3.2.3.

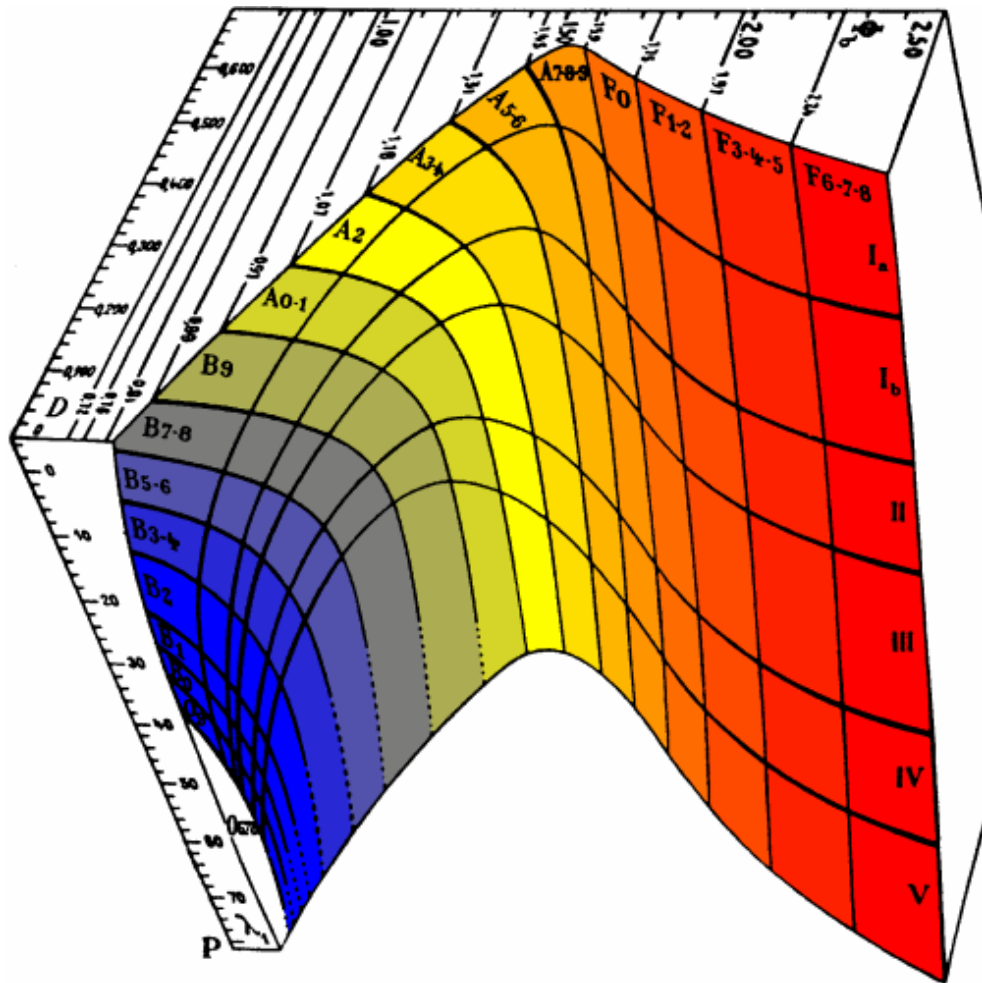


Figura 3.5: Clasificación espectral en función de los parámetros $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA}$, D y Φ_b^0 .

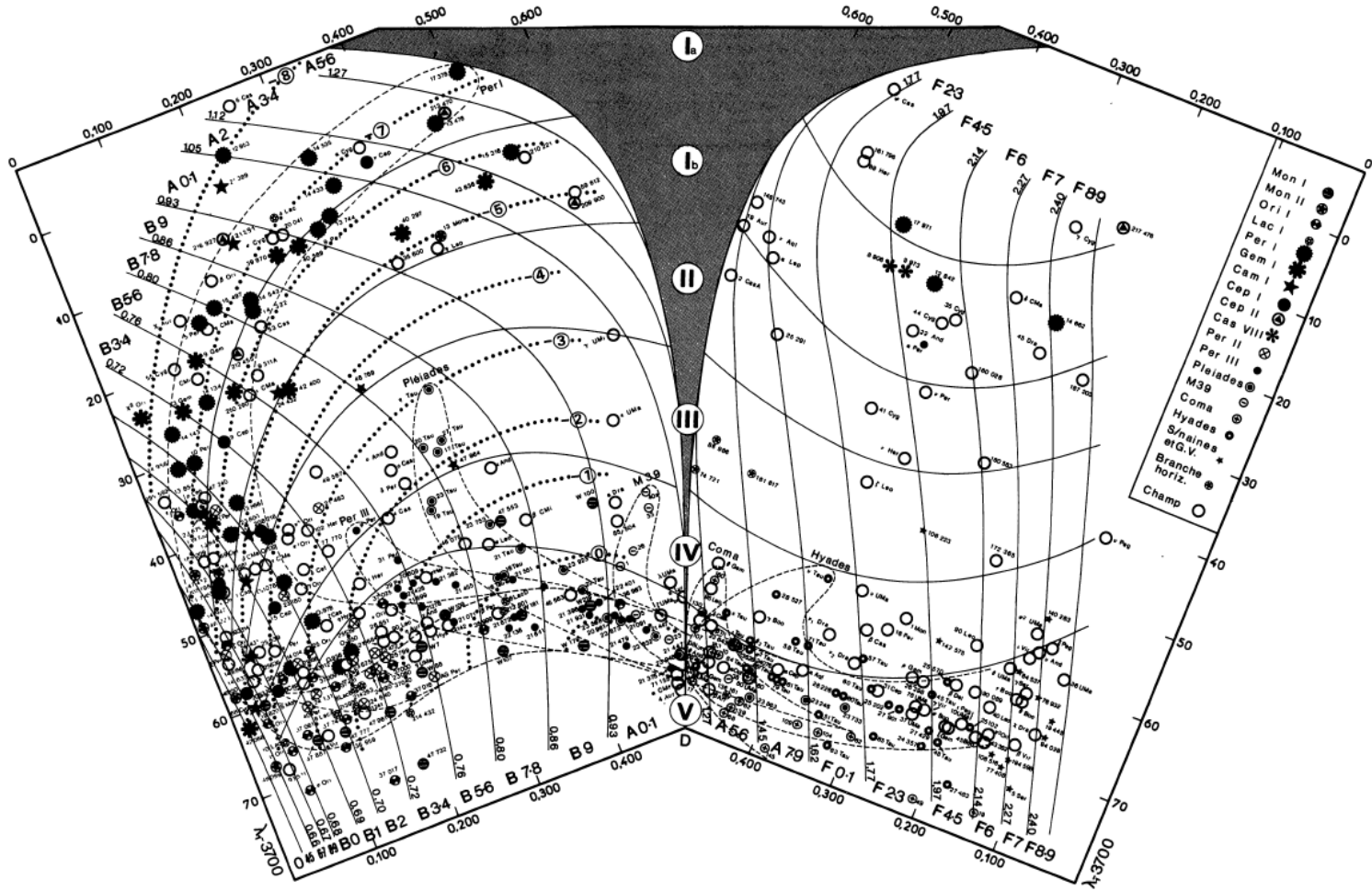


Figura 3.6: Clasificación de las estrellas en el sistema $\lambda_1 - 3700, D$. Las líneas de trazo continuo separan los diversos tipos espectrales y clases de luminosidad. Las curvas punteadas corresponden a curvas de igual magnitud absoluta. Las líneas de trazo discontinuo encierran algunos grupos de estrellas (Chalonge y Divan, 1973).

La Figura 3.6 representa la proyección de la maqueta sobre el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ de los dos grupos de estrellas clasificadas con el sistema tridimensional $(\lambda_1 - 3700, D, \Phi_b^0)$. Uno de los grupos (parte izquierda de la Figura 3.6) comprende a las estrellas de tipo espectral O, B y las primeras subclases del tipo espectral A, por lo tanto la discontinuidad de Balmer es inferior al valor máximo, que se observa en el tipo espectral A2; el otro (parte derecha de la Figura 3.6) comprende a las subclases más tardías del tipo espectral A y los tipos F. La dirección positiva en el eje D de la Figura 3.6 se modifica a fin de permitir la continuidad en la sucesión de las clases espectrales de estrellas enanas, desde las O hasta las G.

Las estrellas que pertenecen a diferentes subtipos espectrales están separadas por una serie de curvas S aproximadamente verticales, y del mismo modo, las diversas clases de luminosidad se separan por curvas L transversales y aproximadamente ortogonales a las primeras (líneas de trazo continuo en la Figura 3.6). La separación que realizan estas dos familias de curvas es muy buena y cada cuadrilátero curvilíneo formado de esta manera contiene prácticamente sólo estrellas que pertenecen al mismo tipo espectral MK (Chalonge y Divan, 1973). De este modo, la Figura 3.6 es una suerte de diagrama HR. Es importante destacar que este diagrama HR se obtiene directamente a partir de dos parámetros que son independientes de la distancia a las estrellas y del enrojecimiento interestelar.

Ambas variables D y λ_1 dependen del tipo espectral y de la clase de luminosidad, por lo tanto dependen de la temperatura efectiva y de la gravedad superficial. Por tal motivo, Chalonge y Divan definieron dos nuevos parámetros continuos, s y l , que dependen únicamente del tipo espectral y de la clase de luminosidad, respectivamente (Chalonge y Divan, 1973). Las curvas S dividen al plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ en una serie de bandas relacionadas cada una a un mismo subtipo espectral. Para un punto cualquiera del plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ se puede trazar una curva perteneciente a la familia de curvas S y considerar que todos los puntos de dicha curva pertenecen a un mismo subtipo espectral medio. Cuando dicha curva S se desplaza de izquierda a derecha barriando todo el plano, se puede pasar de manera continua del tipo espectral O5 al A6 y del A6 al G0. Así pudieron definir un parámetro continuo que caracteriza la posición de la curva S , es decir, en cada punto del plano; su valor numérico puede por ejemplo ser tomado como la abscisa s del punto de intersección de la curva S con una horizontal tal que $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA} = 70 \text{ \AA}$. De forma análoga, definieron una familia de curvas L y un parámetro l que caracteriza la luminosidad. Esta técnica ha sido muy utilizada por Zorec (1986) y Moujtahid et al. (1998).

Además encontraron que la variación del valor de Φ_b con la luminosidad es despreciable y que existe una relación entre el gradiente de color y el tipo espectral, $\Phi_b(s)$ (ver Fig. 3.7). Analizando esta relación, Chalonge y Divan pensaron que si la dispersión observada en el color sólo provenía de la absorción interestelar, las estrellas menos afectadas son aquellas para las cuales los valores de Φ_b son los más pequeños para cada tipo espectral. La Figura 3.7(a) muestra las posiciones de las estrellas en el plano (Φ_b, s) , que se alinean en una curva suave que supusieron que, al menos en una primera aproximación, correspondía a la relación $\Phi_b(s)$ de las estrellas enanas no enrojecidas.

Para las estrellas de tipos espectrales A y F el problema fue mucho más simple, debido a que están lo suficientemente cerca como para no ser sensibles a la absorción interestelar, especialmente en las clases de luminosidad IV y V. En la Fig. 3.7(b) se muestra la variación de la función Φ_b

con respecto a s . Los puntos correspondientes a estas estrellas no caben en una curva, sino en una banda tal que para cada valor de s , el valor de Φ_b se define con un error de aproximadamente $\pm 0,10 \mu\text{m}$.

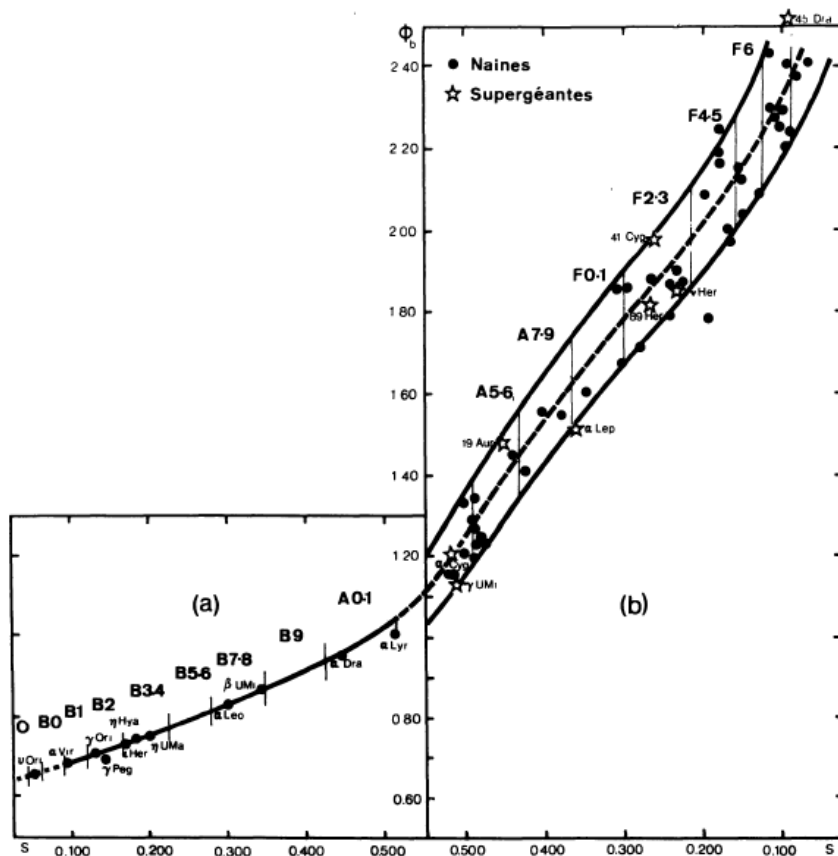


Figura 3.7: Variación del gradiente Φ_b en función del tipo espectral s para las estrellas no enrojecidas de clases de luminosidad IV y V y para las supergigantes más azules (Chalonge y Divan, 1973).

Por lo tanto supusieron que, para todos los tipos espectrales, el valor de Φ_b tiene un error de $\pm 0,10 \mu\text{m}$ y que las curvas S que dividen el plano de la Fig. 3.6 en distintos tipos espectrales se corresponden con curvas de un mismo valor de Φ_b . A este valor de Φ_b lo consideraron como el gradiente intrínseco, Φ_b^0 , (es decir corregido por la absorción interestelar) de cada estrella para un determinado par de parámetros λ_1 y D . Una posible explicación para la dispersión existente en el valor de Φ_b , en el caso de las estrellas tardías (Fig. 3.7), puede atribuirse a la composición química. El valor de Φ_b para el grupo de las estrellas subenanas es ligeramente menor que para las estrellas normales, mientras que el valor del gradiente para las estrellas con líneas metálicas es mayor.

3.2.1. Parámetros fundamentales

Una vez lograda la equivalencia del sistema BCD con el sistema de clasificación espectral tradicional MK, se construyeron planos de calibración para poder determinar los *parámetros fundamentales* de las estrellas, estos son: temperatura efectiva, T_{eff} , gravedad superficial, $\log g$, y magnitudes absolutas visual y bolométrica, M_v y M_{bol} , respectivamente. Estas calibraciones consisten en curvas de nivel sobre el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$.

Calibración de temperatura efectiva: La relación entre D y la temperatura efectiva, T_{eff} , fue propuesta por primera vez por [Chalonge y Divan \(1977a\)](#), luego fue mejorada por [Divan y Zorec \(1982a\)](#). Esta calibración sólo incluía a las estrellas enanas y gigantes tipo B. Varios años más tarde fue ampliada por [Zorec et al. \(2009\)](#) con el fin de incluir a las estrellas B supergigantes. De este modo surgió la calibración actual del plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ como función de la T_{eff} para estrellas de tipos tempranos de todas las clases de luminosidad, basada en datos homogéneos (Fig. 3.8). Para realizar esta calibración, las temperaturas efectivas fueron calculadas con el método de flujo bolométrico.

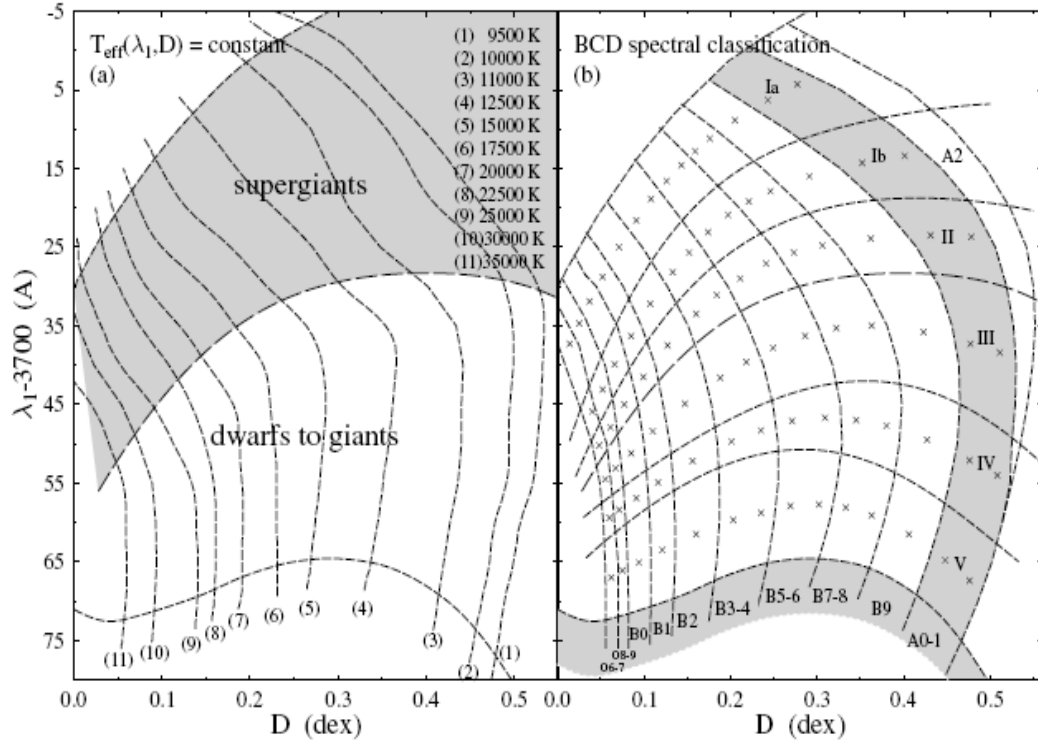


Figura 3.8: (a) Calibración de temperatura efectiva en el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$. (b) Clasificación espectral del sistema MK en el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ ([Zorec et al., 2009](#)).

Calibración de la gravedad superficial: Las curvas de nivel para distintos valores del logaritmo de la gravedad superficial sobre el plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ fueron calculadas por Zorec (1986). Para la determinación de $\log g$ utilizó dos métodos distintos e independientes. El primero fue la estimación de la gravedad superficial empleando modelos de atmósferas estelares y el segundo empleando modelos de evolución estelar.

El primer método consistió en asignarle a cada punto $(\lambda_1 - 3700, D)$ un valor de $\log g$ obtenido a partir de la comparación del espectro observado con el modelo. En el segundo método se utilizó una relación entre la masa de las estrellas y $\log g$.

Finalmente, la relación $\log g(\lambda_1, D)$ adoptada (Fig. 3.9) es el promedio de ambas determinaciones.

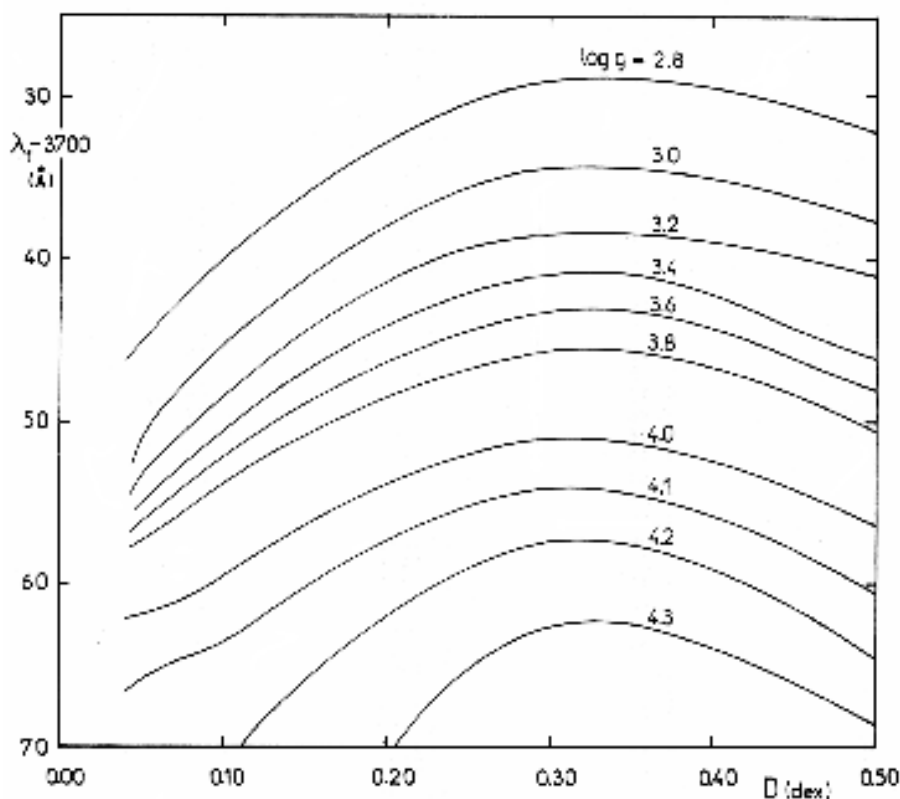


Figura 3.9: Calibración del plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ en términos de las gravedades superficiales (Zorec, 1986).

Calibración de la magnitud absoluta visual: En 1973, Chalonge y Divan realizaron la calibración de los parámetros λ_1 y D con las magnitudes absolutas visuales, M_v , de las estrellas (Chalonge y Divan, 1973). A tal fin tomaron estrellas pertenecientes a asociaciones y cúmulos estelares que contaban con determinaciones del módulo de distancia. Con los valores de λ_1 y D determinaron los valores de Φ_b^0 . Del espectro determinaron el valor de Φ_b observado, y luego calcularon el exceso de gradiente $e_b = \Phi_b(b) - \Phi_b^0$. Utilizando la relación $V - V_0 = 1,9 [\Phi_b - \Phi_b^0]$ dada por Divan (1954)⁵, determinaron el valor de V_0 y finalmente, con el módulo de distancia del cúmulo, determinaron el valor de M_v para cada estrella.

Posteriormente, Zorec y Briot (1991) obtuvieron una nueva relación entre las magnitudes absolutas visuales de las estrellas B normales y sus parámetros λ_1 y D . En este trabajo compararon la calibración de magnitud absoluta visual dada por Chalonge y Divan (1973) con las magnitudes absolutas visuales del sistema MK y notaron que había fuertes discrepancias entre estos dos sistemas. Finalmente realizaron una nueva calibración en magnitudes absolutas visuales utilizando una muestra más grande de estrellas que cubrían uniformemente el plano ($\lambda_1 D$). La nueva calibración se muestra en la Figura 3.10 y no involucra a las estrellas supergigantes.

Calibración de la magnitud absoluta bolométrica: La calibración de la magnitud absoluta bolométrica (Fig. 3.11) la realizó Zorec (1986) a partir de los valores de D y λ_1 y de las relaciones:

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{bol}_\odot} - 2,5 \log(L/L_\odot)$$

$$L/L_\odot = (R/R_\odot)^2 (T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}_\odot})^4$$

donde $M_{\text{bol}_\odot} = 4,77$ y $T_{\text{eff}_\odot} = 5770$ K. Los valores tomados para (R/R_\odot) corresponden al promedio de varias determinaciones encontrados en la literatura.

⁵Esta relación se obtiene a partir de la cantidad de material interestelar absorbente y el exceso de gradiente de color. Ver apéndice A.2.

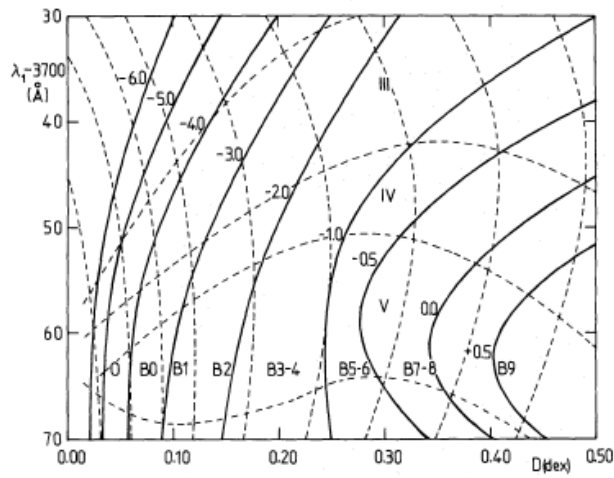


Figura 3.10: Calibración del plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ en términos de las magnitudes absolutas visuales de estrellas B. Los valores constantes de magnitud absoluta visual están indicadas en cada curva. Las líneas punteadas indican los límites de los tipos espectrales y clases de luminosidad de la clasificación MK (Zorec y Briot, 1991).

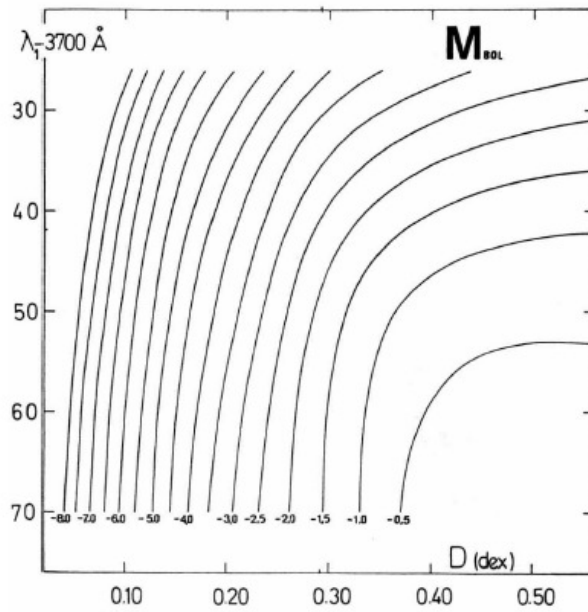


Figura 3.11: Calibración del plano $(\lambda_1 - 3700, D)$ en términos de las magnitudes absolutas bolométricas (Zorec, 1986).

3.2.2. Análisis de la composición química estelar

A partir de la dispersión del gradiente de color encontrada para las estrellas tardías (ver Fig. 3.7), Chalonge y Divan comenzaron a investigar sobre una posible relación entre el gradiente de color intrínseco y la composición química de las estrellas.

La Figura 3.12 (panel izquierdo) muestra la relación entre el gradiente intrínseco, Φ_b^0 , y la variable⁶ s . Aquí Chalonge y Divan (1977b) observaron que el pequeño número de estrellas B no enrojecidas se alineaban en una curva de pendiente suave (curva xy de la figura), mientras que las estrellas A y F (que son prácticamente todas las estrellas cercanas) que pertenecen a las clases de luminosidad IV y V, y para las cuales la absorción interestelar es insignificante, se dispersaban en una banda ancha alrededor de una curva media correspondiente a las estrellas normales (curva yz de la figura). Esto significa que esta curva fue trazada sin tener en cuenta las estrellas Am (estrellas magnéticas de tipo espectral A) y las subenanas. Las estrellas Am se ubican por encima de esta curva media, mientras que las subenanas (pobres en metales) se ubican por debajo. Esto los condujo a pensar que la dispersión observada estaba relacionada con la composición química. Tomaron como hipótesis de trabajo que la curva yz correspondía a las estrellas que tenían una composición química igual a la composición química media del disco galáctico. De esta forma, llamaron Φ_n a las ordenadas de la curva yz , de modo que este gradiente representa el valor medio del gradiente para las estrellas normales para cada tipo espectral.

Para verificar esta hipótesis graficaron los valores del índice de metalicidad, $[\text{Fe}/\text{H}]$, en función de $\Phi_b^0 - \Phi_n$ para aquellas estrellas más frías que A3. En la Figura 3.12 (panel derecho) se puede ver que existe una relación entre la diferencia de los gradientes, $\Phi_b^0 - \Phi_n$, y la composición química. Chalonge y Divan estimaron que la incerteza en la determinación de $\Phi_b - \Phi_n$ es de $\pm 0,05 \mu\text{m}$, mientras que para $[\text{Fe}/\text{H}]$ calcularon un error promedio de $\pm 0,15 \text{ dex}$.

Por otra parte, se sabe que dos estrellas de igual masa pero con distinta metalicidad tienen radios distintos. Las estrellas con metalicidades menores a la solar ($Z < 0,02$) tienen radios menores cuando se las compara con estrellas de la misma masa pero con $Z = 0,02$. Esto significa que dos estrellas de igual masa pero distinta metalicidad tienen valores distintos de $(\lambda_1 - 3700, D)$.

Utilizando modelos de atmósferas, Zorec et al. (2009) calcularon la altura de la discontinuidad de Balmer para estrellas con distintas metalicidades. Las diferencias encontradas son: $\overline{D(Z = 0,002) - D(Z = 0,02)} = 0,014 \pm 0,003 \text{ dex}$, $\overline{D(Z = 0,0002) - D(Z = 0,02)} = 0,023 \pm 0,005 \text{ dex}$ y $\overline{D(Z = 0,2) - D(Z = 0,02)} = -0,019 \pm 0,008 \text{ dex}$. Los resultados arrojaron que para valores de T_{eff} y $\log g$ dados, el parámetro D es mayor a menor metalicidad. De este modo, la calibración BCD presentada en la Figura 3.8 produce una pequeña subestimación del valor de T_{eff} para pares $(\lambda_1 - 3700, D)$ de estrellas en regiones con $Z < 0,02$ o sobrestimaciones si $Z > 0,02$.

⁶En este caso para calcular el parámetro s eligieron $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA} = 60 \text{ \AA}$.

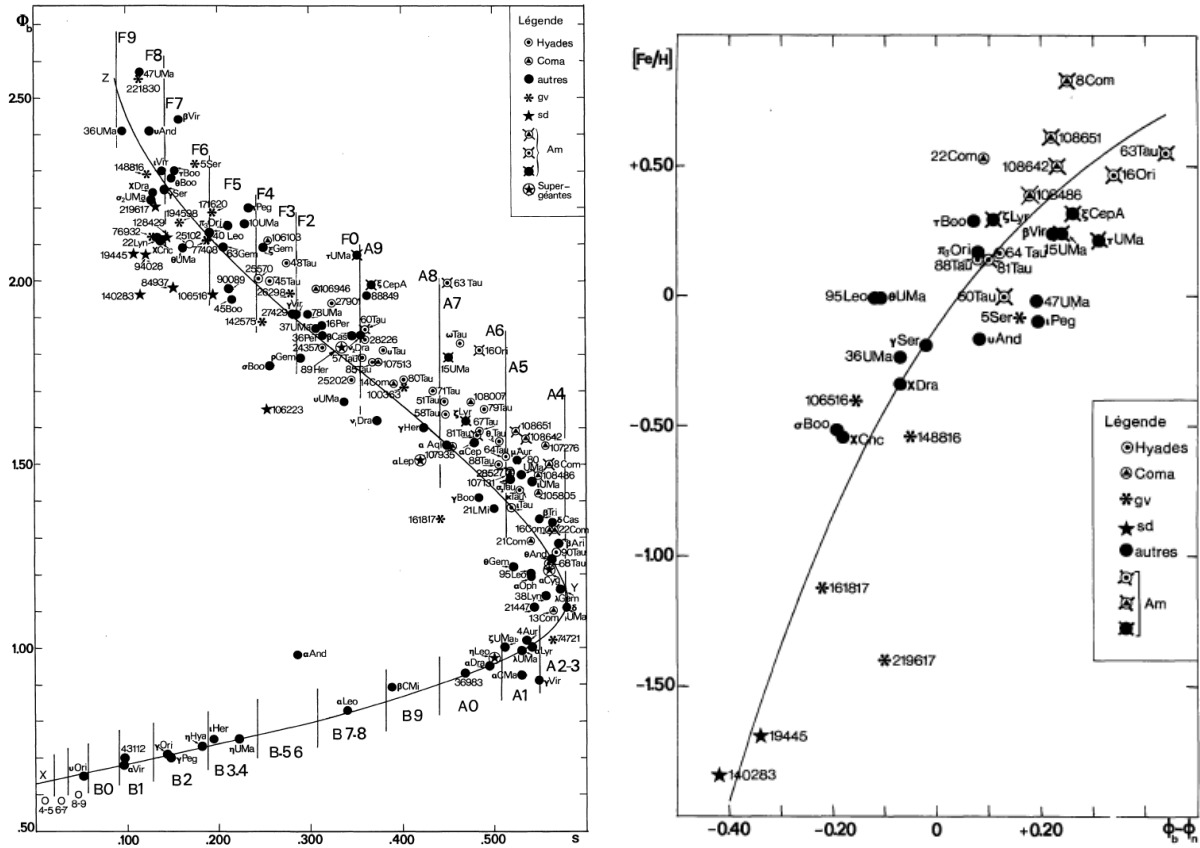


Figura 3.12: Relación entre el gradiente intrínseco Φ_b^0 de las estrellas y el parámetro s que caracteriza al tipo espectral. Las estrellas pertenecen en general a las clases de luminosidad IV y V (panel de la izquierda). Correlación entre el índice de metalicidad, $[Fe/H]$, y $\Phi_b - \Phi_n$ (panel de la derecha). Ambas figuras fueron tomadas del trabajo de [Chalonge y Divan \(1977b\)](#).

3.2.3. Relación con el enrojecimiento interestelar⁷

En las secciones anteriores mencionamos que uno de los parámetros medibles que se utilizan en el sistema BCD es el gradiente de color. El gradiente de color intrínseco es el que está relacionado al tipo espectral de la estrella, mientras que el observado es dicho gradiente afectado por el enrojecimiento interestelar. Como vimos en la sección §3.1 (y Apéndice A.1) el gradiente observado se estima del espectro a través de la siguiente expresión (Ec. 3.2):

$$\Phi_{ab} = - \frac{\ln \left(\frac{\lambda_a^5 \mathcal{F}_{\lambda_a}}{\lambda_b^5 \mathcal{F}_{\lambda_b}} \right)}{\frac{1}{\lambda_a} - \frac{1}{\lambda_b}}$$

⁷En esta sección se muestran resultados publicados en el trabajo [Aidelman et al. \(2012\)](#).

de acuerdo al rango de longitud de onda espectral observado se definen tres gradientes de color: Φ_{uv} para la región espectral 3200 – 3700 Å, Φ_{rb} para la región 4000 – 6700 Å y Φ_b para la región 4000 – 4800 Å.

La primera en hallar una relación empírica entre la diferencia de los gradientes de color y la absorción interestelar fue [Divan \(1954\)](#). La relación encontrada es:

$$A_v = 1,9 (\Phi_b - \Phi_b^0) \quad (3.3)$$

donde Φ_b^0 es el gradiente de color intrínseco (definido por [Chalonge y Divan, 1973](#)). La relación teórica se detalla en el Apéndice [A.2](#).

Esta relación empírica puede obtenerse a partir de modelos de atmósferas como mostraremos a continuación. Para esto utilizamos los flujos monocromáticos teóricos calculados por [Kurucz⁸](#) para las estrellas con temperaturas efectivas correspondientes al tipo espectral B. Cada modelo fue enrojecido considerando distintos excesos de color, desde un exceso nulo hasta $E(B - V) = 1,0$, utilizando la relación:

$$F_\lambda = 10^{-A_\lambda/2,5} F_\lambda^0 \quad (3.4)$$

La relación entre A_λ y el exceso de color fue extraída del trabajo de [Savage y Mathis \(1979\)](#). Luego medimos el gradiente de color teórico, Φ , que se corresponde con el exceso de color asignado. Cuando $E(B - V) = 0$, $\Phi = \Phi_0$. De este modo obtuvimos una relación lineal teórica, ajustando una recta por mínimos cuadrados, entre el exceso de gradiente de color y el exceso de color (ver [Fig. 3.13](#)). Estos resultados fueron publicados en el año 2012 ([Aidelman et al., 2012](#)).

Tomando $R_v = 3,1$ (que corresponde al valor medio del coeficiente de absorción selectiva para el medio estelar difuso [Schultz y Wiemer, 1975](#); [Whittet y van Breda, 1980](#); [Rieke y Lebofsky, 1985](#)), encontramos la relación con la absorción interestelar:

$$A_v = 3,1 E(B - V) = 1,7 (\Phi_{rb} - \Phi_{rb}^0) \text{ mag} = 2,1 (\Phi_b - \Phi_b^0) \text{ mag} \quad (3.5)$$

El coeficiente teórico que obtuvimos en el intervalo de longitud de onda 4000 – 4800 Å, que corresponde al gradiente de color Φ_b es levemente mayor. Esta diferencia puede deberse simplemente a la ley de extinción interestelar estándar utilizada aquí ([Savage y Mathis, 1979](#)) y la utilizada por [Divan \(1954\)](#).

En este trabajo de tesis fue necesario definir un nuevo gradiente de color, que denominamos Φ_{bb} , correspondiente al rango de longitud de onda 4000 – 4600 Å, debido a que el rango espectral de algunas observaciones utilizadas en este trabajo se restringen a dicho intervalo. La relación teórica encontrada entre el exceso de gradiente de color $\Phi_{bb} - \Phi_{bb}^0$ y la absorción interestelar en dicho intervalo de longitud de onda es:

$$A_v = 3,1 E(B - V) = 2,3 (\Phi_{bb} - \Phi_{bb}^0) \text{ mag} \quad (3.6)$$

⁸Estos modelos se obtuvieron de la página personal de Kurucz, <http://kurucz.harvard.edu/>

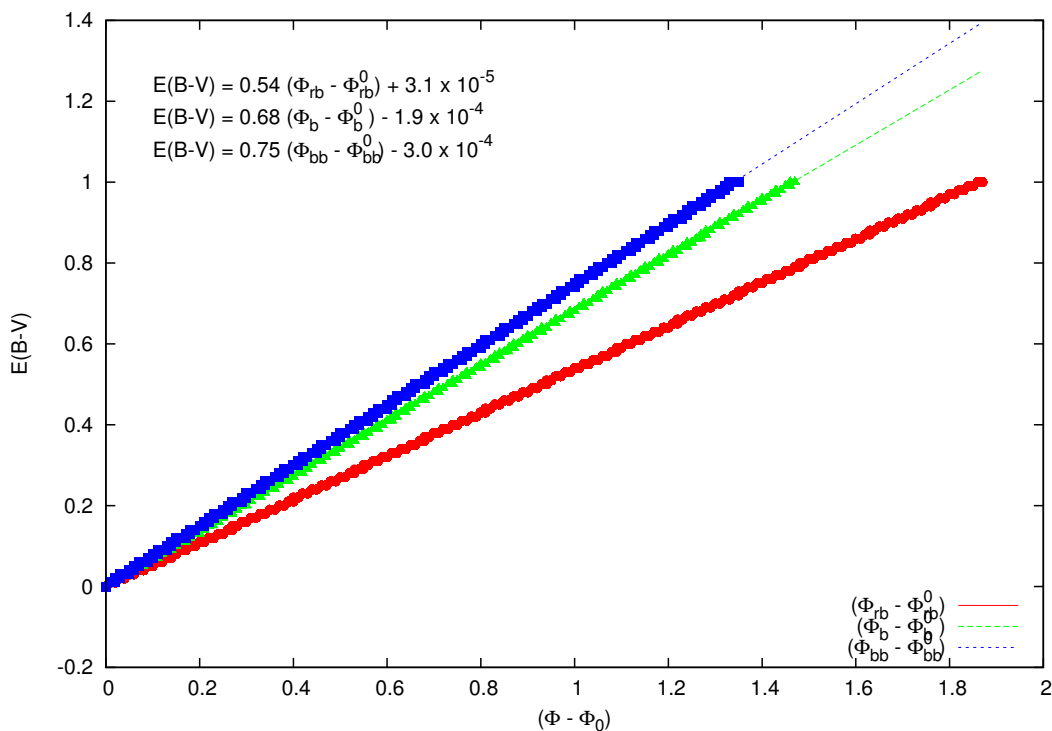


Figura 3.13: Correlación teórica entre el exceso de color y los gradientes de color.

3.2.4. Relación con la fotometría

Es interesante mencionar que tanto el parámetro D como el gradiente de color observado Φ_{rb} (medido en el rango 4000–6300 Å) se pueden estimar a partir de datos fotométricos. Esta correlación entre distintos sistemas fotométricos y los parámetros D y Φ_{rb} , fue determinada por [Moujtahid et al. \(1998\)](#). En particular vamos a detallar las relaciones para los sistemas fotométricos UBV y $UBVRI$.

- Sistema UBV :

En dicho trabajo se definió el índice Q_{UBV} como:

$$Q_{UBV} = (U - B) - 0,67(B - V) \text{ mag}$$

Luego, las relaciones que encontraron entre este sistema fotométrico y D y Φ_{rb} son las siguientes:

$$\begin{aligned}
 D_{UBV} &= (0,507 \pm 0,008) Q_{UBV} + (0,496 \pm 0,005) \text{ dex} \\
 \Phi_{\text{rb}(UBV)} &= (1,80 \pm 0,11)(B - V) + (1,11 \pm 0,02) \mu\text{m} \\
 \Phi_{\text{rb}(UBV)} &= (1,00 \pm 0,11)\Phi_{\text{rb}(BCD)} + (0,00 \pm 0,10) \mu\text{m}
 \end{aligned}$$

- Sistema *UBVRI*:

En este caso además de utilizar del índice $(B - V)$, tuvieron en cuenta el índice $(V - R)$:

$$\begin{aligned}
 D_{UBV} &= (0,507 \pm 0,008) Q_{UBV} + (0,496 \pm 0,005) \text{ dex} \\
 \Phi_{\text{rb}(UBVRI)} &= (1,63 \pm 0,02)(B - V) + (0,39 \pm 0,11)(V - R) + (1,10 \pm 0,09) \mu\text{m} \\
 \Phi_{\text{rb}(UBVRI)} &= (0,94 \pm 0,05)\Phi_{\text{rb}(BCD)} + (0,06 \pm 0,05) \mu\text{m}
 \end{aligned}$$

En este mismo trabajo, Moujtahid y colaboradores también encontraron correlaciones con el sistema Strömngren *uvby*, con la fotometría de trece colores y con el sistema fotométrico de Ginebra.

De las expresiones anteriores se puede encontrar una nueva relación con la absorción interestelar. Considerando que, de acuerdo a las correlaciones encontradas, tenemos que $\Phi_{\text{rb}(UBV)} \approx \Phi_{\text{rb}(BCD)}$ y suponiendo que el gradiente intrínseco sigue la misma relación con $(B - V)$ que el gradiente observado, se obtiene que:

$$\Phi_{\text{rb}} - \Phi_{\text{rb}}^0 = 1,8 E(B - V) \quad (3.7)$$

Tomando $R_V = 3,1$, [Moujtahid et al. \(1998\)](#) obtienen que:

$$A_V = 3,1 E(B - V) = 1,72 (\Phi_{\text{rb}} - \Phi_{\text{rb}}^0) \quad (3.8)$$

Este resultado está en excelente acuerdo con la relación teórica mencionada previamente (Ec 3.5).

3.2.5. Segunda discontinuidad de Balmer

Una característica particularmente interesante de la discontinuidad de Balmer es que en algunos espectros de estrellas que presentan líneas en emisión se observa una segunda componente del salto ([Divan, 1979](#)). La primera componente se encuentra en la posición correspondiente a una estrella enana normal, mientras que la segunda se ubica en longitudes de onda más cortas como en las supergigantes.

Una posible explicación para el hecho de que las dos discontinuidades no ocurren en la misma longitud de onda es que cada componente se forma en una región distinta: la primera discontinuidad se forma en la fotosfera estelar, mientras que la segunda se forma en una región de baja densidad. Esto se debe a que el parámetro λ_1 es un indicador de la gravedad superficial e, indirectamente, de la densidad.

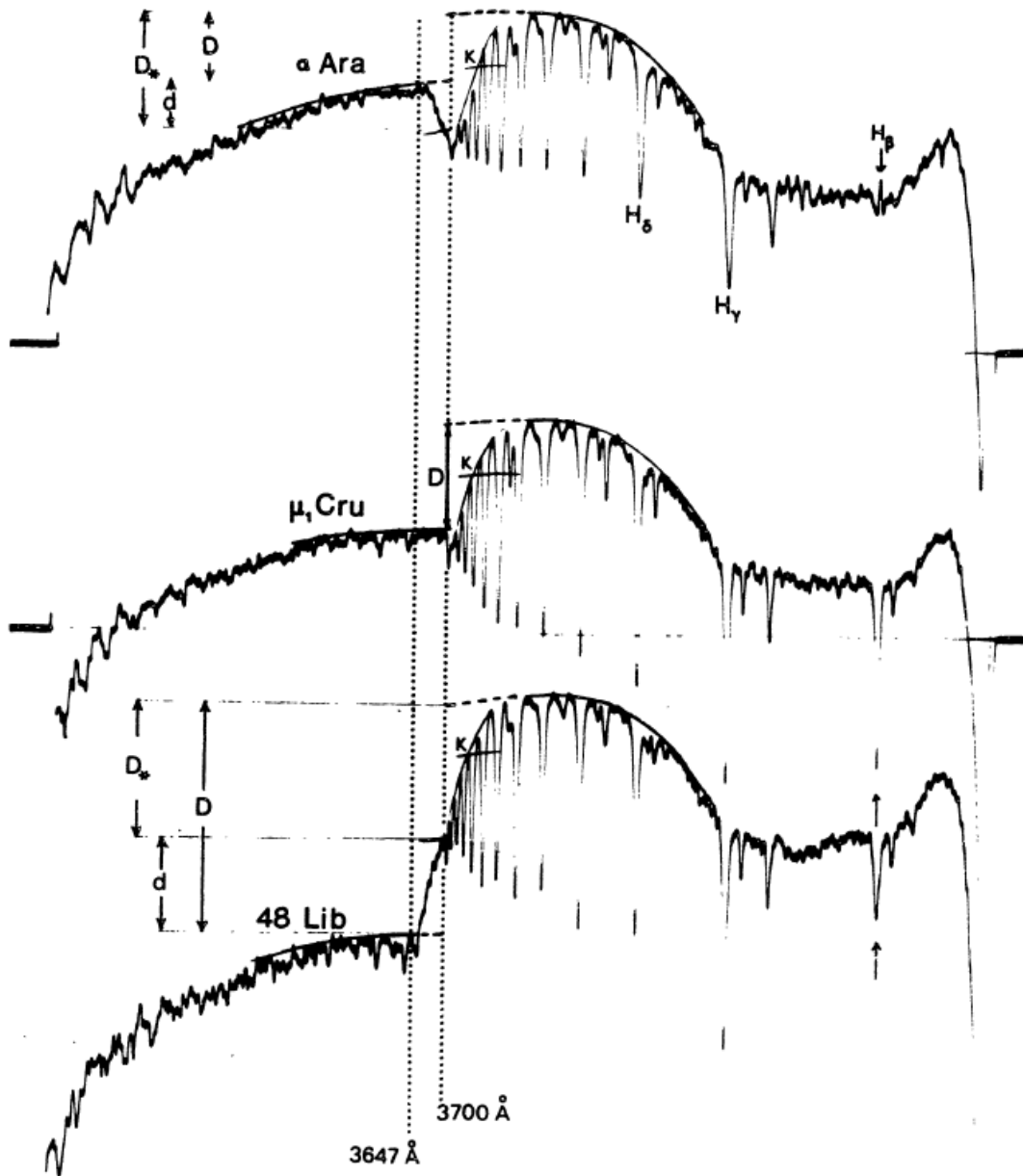


Figura 3.14: Espectros característicos que muestran la segunda componente del salto de Balmer: en el espectro de α Ara esta se observa en emisión, en el de 48 Lib en absorción, mientras que en el espectro de μ_1 Cru no se observa. La figura fue tomada del trabajo de Divan (1979).

Divan (1979) observó que el primer salto, D_* , que se atribuye a la estrella central (Fig. 3.14), se mantiene siempre constante, mientras que el segundo, d , debido a la envoltura, puede estar tanto en emisión como en absorción respecto al valor del continuo de Balmer para una estrella normal.

En algunas de estas estrellas (en particular las Be y las binarias interactuantes), se observan variaciones en el salto de Balmer, pero lo más interesante es que estas variaciones ocurren sólo en d , y en algunos casos, esta segunda discontinuidad puede desaparecer completamente. El salto D_* es constante y define, junto con su correspondiente parámetro λ_1 , el tipo espectral (y clase de luminosidad) de la estrella central. Las variaciones de d están relacionadas con las variaciones en las intensidades de las primeras líneas de Balmer. Sin embargo, en un gran número de estrellas con líneas en emisión, el salto de Balmer es prácticamente normal.

Cuando d está en emisión, los valores de D_* son apenas más pequeños que los reales porque los dos saltos de Balmer tienen un pequeño solapamiento. El error que este efecto introduce en la clasificación espectral es de alrededor de una subclase para estrellas de tipo B0 y B1, media subclase para las B2, y mucho menor para estrellas de tipo B3 y más tardías (Divan, 1979).

Un desarrollo más detallado sobre las características de la segunda discontinuidad de Balmer y su relación con una envoltura circunestelar se dará en la tercera parte de este trabajo de tesis.

Capítulo 4

Cómo aplicar el sistema BCD

En este capítulo veremos cómo se utiliza el método BCD para poder determinar el tipo espectral, la clase de luminosidad, la temperatura efectiva, la gravedad superficial, la magnitud visual absoluta, la magnitud bolométrica y el gradiente de color intrínseco para estrellas más calientes que A2.

Como mencionamos en el capítulo anterior, este sistema está basado en tres parámetros observables: λ_1 y D que describen la discontinuidad de Balmer y Φ , relacionado con la temperatura de color. El parámetro D mide la altura del salto de Balmer y es un fuerte indicador de la temperatura efectiva; el parámetro λ_1 da la posición espectral media del salto de Balmer y está relacionado con la gravedad superficial y Φ es el gradiente de color relacionado con el exceso $E(B - V)$.

Este sistema de clasificación tiene las siguientes ventajas:

- Es un método simple y de aplicación directa basado en parámetros observables y medibles, a diferencia de otros métodos de clasificación que son comparativos.
- Es equivalente a la clasificación MK universalmente utilizada, pero es mucho más precisa, ya que no es un método discreto ni subjetivo (como el MK). Además permite, gracias al tercer parámetro, Φ_b^0 , clasificar a grandes grupos de estrellas (subenanas, estrellas con líneas metálicas, químicamente peculiares, etc) cuya clasificación espectral es difícil de determinar (Chalonge, 1953; Cidale et al., 2007).
- Está basado en parámetros medibles de la distribución de energía del continuo en el rango visual cerca de la discontinuidad de Balmer, que está relacionada, en promedio, con las propiedades físicas de las capas fotosféricas más profundas, a diferencia de los sistemas de clasificación basados en mediciones de líneas espectrales que representan condiciones de las capas más externas.
- Los parámetros D y λ_1 son independientes de la distancia.
- El parámetro λ_1 es independiente de la extinción del medio interestelar debido a que depende solamente de la extensión de las alas de las últimas líneas de Balmer, mientras que D tiene una

pequeña dependencia con el exceso de color $E(B - V)$, aproximadamente $\delta D = 0,03 E(B - V)$ dex, lo que lo hace casi insensible a la relación de absorción selectiva $R_V = A_V/E(B - V)$ (Zorec et al., 2009). La diferencia δD se produce por la extrapolación de la distribución de energía del continuo de Paschen desde los 4000 Å hasta los 3700 Å, que arrastra el efecto del enrojecimiento interestelar en este rango espectral.

- Los errores de medición de los parámetros λ_1 y D son pequeños: $\epsilon(D) \lesssim 0,015$ dex, $\epsilon(\lambda_1) \simeq 1$ Å y $\epsilon(\Phi) \simeq 0,01 \mu\text{m}$, que implican incertezas del orden de $\epsilon(M_V) \lesssim 0,15$ mag en la determinación de la magnitud absoluta $M_V(\lambda_1, D)$. Estas incertezas son más pequeñas que en cualquiera de las calibraciones en magnitudes absolutas que se utilizan frecuentemente (Zorec y Briot, 1991).

Es importante mencionar que para poder utilizar el método como fue descrito hay que asegurarse que el espectrógrafo utilizado no modifique el salto de Balmer o introduzca errores sistemáticos. También es importante analizar la eficiencia del CCD en los alrededores de los 3700 Å para asegurarse que la caída de flujo corresponda a la discontinuidad de Balmer y no sea un efecto producido por el CCD.

4.1. Aplicación a estrellas normales

El primer paso consiste en la medición de los tres parámetros D , λ_1 y Φ (ver Figura 4.1).

Medición de D : La definición dada por Barbier y Chalonge (1939) es la siguiente:

$$D = \log(F_{+3700}/F_{-3700})$$

donde F_{+3700} corresponde al punto de intersección entre la extrapolación del continuo de Paschen hasta $\lambda = 3700$ Å y F_{-3700} es el punto al cual converge la envolvente inferior de las líneas de Balmer en $\lambda = 3700$ Å.

Medición de λ_1 : Se traza una recta paralela al continuo de Paschen que pase por el punto determinado por $\lambda = 3700$ Å y $\log(F) = \log(F_{-3700}) + D/2$. Luego se traza una curva que corresponda a la envolvente superior de las líneas de Balmer. El valor de λ_1 corresponde a la longitud de onda del punto de intersección entre la recta y la envolvente.

Medición de Φ : El valor del gradiente de color observado se calcula utilizando la Ec. 3.2, teniendo en cuenta el rango espectral utilizado, se denota de la siguiente manera:

$$\begin{aligned} \Phi_{\text{uv}} & \text{ para la región espectral } 3200 - 3700 \text{ Å} \\ \Phi_{\text{rb}} & \text{ para la región espectral } 4000 - 6700 \text{ Å} \\ \Phi_{\text{b}} & \text{ para la región espectral } 4000 - 4800 \text{ Å} \\ \Phi_{\text{bb}} & \text{ para la región espectral } 4000 - 4600 \text{ Å} \end{aligned}$$

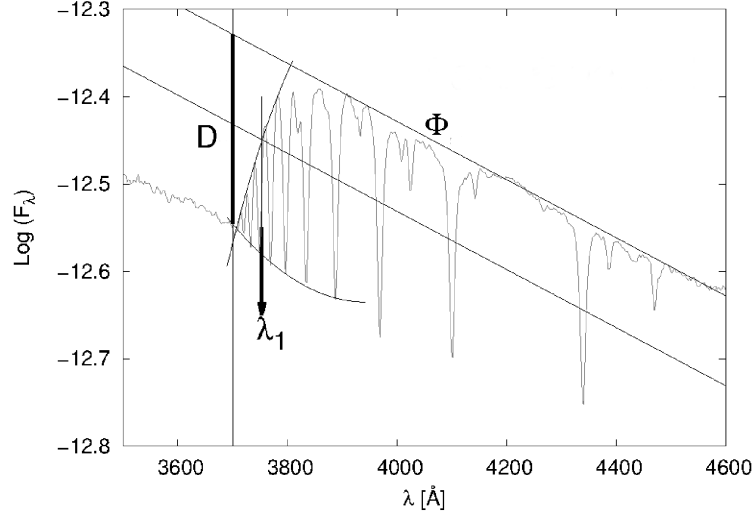


Figura 4.1: Medición de los parámetros D , λ_1 y Φ en un espectro de una estrella normal.

Una vez determinados los valores de D y λ_1 se utilizan las calibraciones de tipo espectral, clase de luminosidad, temperatura efectiva, $T_{\text{eff}}(\lambda_1, D)$; gravedad superficial, $\log g(\lambda_1, D)$; magnitud visual absoluta, $M_v(\lambda_1, D)$, y magnitud absoluta bolométrica, $M_{\text{bol}}(\lambda_1, D)$, de las Figuras 3.8, 3.9, 3.10 y 3.11, respectivamente.

De acuerdo con Chalonge y Divan (1973) el valor numérico de Φ_b^0 corresponde a las curvas que separan los tipos espectrales. Por lo tanto para determinar el valor del gradiente de color intrínseco le asignamos a cada curva de la calibración del tipo espectral dada por Zorec et al. (2009) el valor correspondiente a cada curva de la Figura 3.6.

Con los valores de los gradientes de color observado e intrínseco podemos calcular el exceso de color $E(B - V)$ y la absorción, A_v debidos al material interestelar, utilizando las relaciones teóricas descritas en la sección §3.2.3 (tomando un valor del coeficiente de absorción selectiva $R_v = 3,1$):

$$\begin{aligned}
 A_v &= 3,1 E(B - V) \\
 &= 1,7 (\Phi_{\text{rb}} - \Phi_{\text{rb}}^0) \\
 &= 2,1 (\Phi_b - \Phi_b^0) \\
 &= 2,3 (\Phi_{\text{bb}} - \Phi_{\text{bb}}^0)
 \end{aligned} \tag{4.1}$$

Finalmente si contamos con alguna medición de la magnitud visual aparente, m_v , se puede calcular el módulo de distancia, $(m_v - M_v)_0$, y la distancia, d , empleando la siguiente relación:

$$(m_v - M_v)_0 = m_v - M_v - A_v = -5 + 5 \log d$$

Debido a que este trabajo de tesis cuenta con una gran muestra de estrellas, se escribió un código que permite realizar todo el proceso de medición de los parámetros D , λ_1 y Φ y la determinación

de los parámetros fundamentales de manera rápida e interactiva. En la sección 4.3 y en el apéndice B se describe cómo se utiliza y cómo trabaja dicho código.

4.2. Aplicación a estrellas con una segunda discontinuidad

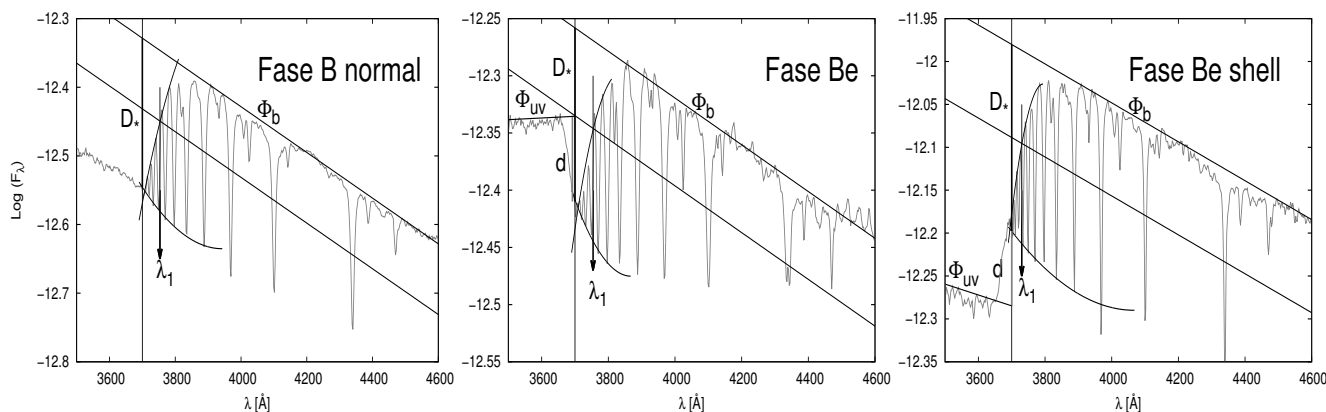


Figura 4.2: Método BCD aplicado a estrellas que presentan una segunda discontinuidad de Balmer. La altura de la primera componente, D_* , está indicada con un segmento de trazo continuo negro, mientras que la altura de la segunda componente, d , está indicada con un segmento de color gris.

Como vimos, el sistema BCD generalmente se utiliza para clasificar a las estrellas “normales”, es decir objetos cuyas atmósferas pueden modelarse en el marco de trabajo de la aproximación de equilibrio hidrostático y radiativo. Sin embargo, debido a que las dos componentes de la discontinuidad de Balmer, tanto la componente fotosférica como la circunestelar, están espectroscópicamente bien separadas (como vimos en la sección §3.2.5), el método BCD puede aplicarse sin inconvenientes. En este caso designamos D_* a la altura de la primera componente que se mide como describimos en la sección anterior; d es la altura de la segunda componente y se mide desde la base del primer salto hasta la intersección de la recta que ajusta al continuo de Balmer en $\lambda = 3700 \text{ \AA}$, como se muestra en la Figura 4.2. Luego se define la altura del salto total como $D = D_* + d$. Por convención se toma que cuando la segunda componente se observa en absorción, $d > 0$, y cuando se observa en emisión, $d < 0$.

Como los parámetros D_* y λ_1 no están afectados por extinción interestelar ni por extinción circunestelar (Zorec y Briot, 1991) podemos determinar los parámetros fundamentales del objeto central.

Debido a todas las ventajas del sistema BCD mencionadas previamente, el método es muy práctico para determinar los parámetros fundamentales de los objetos “peculiares”, tales como: estrellas Be, objetos con fenómeno B[e], estrellas químicamente peculiares, etc. (Zorec y Briot, 1991; Cidale et al., 2001; Zorec et al., 2005; Cidale et al., 2007).

4.3. Descripción del código M.I.D.E.3700

M.I.D.E.3700 es un código que permite medir interactivamente los parámetros D , $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA}$ y Φ del método BCD. Su nombre corresponde a la sigla de *Medición Interactiva de la Discontinuidad En 3700*.

Este programa, que he desarrollado en el marco del trabajo de tesis, está escrito en lenguaje *Python* debido a que este lenguaje tiene gran potencial para trabajar con interfaces gráficas. De este modo, el código permite trabajar de manera interactiva sobre el espectro a medir y elegir los mejores ajustes.

M.I.D.E.3700 trabaja de la siguiente manera: al ejecutarse, luego de cargar todas las tablas de calibración, despliega, en la pantalla, el espectro de la estrella a la cual se le desean determinar los parámetros que describen su salto de Balmer. Sobre este espectro deben realizarse los siguientes ajustes: continuos de Paschen y Balmer y las envolventes inferior y superior de la líneas de Balmer¹. Los continuos se ajustan con una recta y las envolventes con una parábola (ver Fig. 4.3). Para los ajustes se utiliza el método de mínimos cuadrados utilizando los puntos que el usuario ha seleccionado sobre el espectro.

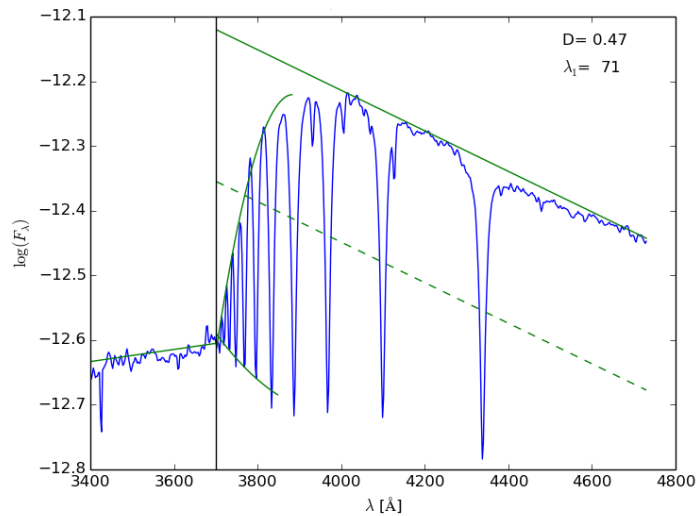


Figura 4.3: Ajuste de los continuos de Paschen y Balmer y de las envolventes inferior y superior de las líneas de Balmer. Primer cálculo de los valores de D y λ_1 .

¹En una estrella normal el punto al cual convergen la envolvente inferior de las líneas de Balmer, la envolvente superior de las mismas y el continuo de Balmer en $\lambda = 3700 \text{ \AA}$, es el mismo y corresponde a la base de la discontinuidad. Por esta razón, las envolventes de las líneas permiten definir el continuo de Balmer en una estrella normal.

Una vez realizados estos ajustes el programa calcula los valores de D , λ_1 y Φ como se describió anteriormente en la sección §4. Luego, calcula la temperatura efectiva, T_{eff} , interpolando entre las dos curvas de nivel entre las cuales se encuentra el punto $(\lambda_1 - 3700, D)$, utilizando la calibración de la Figura 3.8.

Posteriormente, se realiza un proceso para mejorar los valores de D y λ_1 . Para ello es necesario normalizar el espectro de la estrella dividiéndolo por el espectro de un cuerpo negro normalizado correspondiente al valor de T_{eff} estimado inicialmente.

El espectro de cuerpo negro lo generamos calculando el flujo emitido por longitud de onda:

$$B_\lambda = \frac{C_1/\lambda^5}{e^{C_2/\lambda T} - 1}$$

C_1 y C_2 son constantes que se definen como:

$$\begin{aligned} C_1 &= 2\pi hc^2 \\ C_2 &= hc/k \end{aligned}$$

donde k es la constante de Boltzmann, c es la velocidad de la luz y h es la constante de Planck. Luego normalizamos el espectro del cuerpo negro. Para ello buscamos el valor máximo del flujo utilizando la ley de Wien:

$$\lambda_{\text{max}}T = 0,28978 \text{ cm K}$$

Entonces, con el valor de λ_{max} se calcula el valor del flujo astrofísico correspondiente, B_{max} y el flujo normalizado de cuerpo negro es:

$$B_{\text{nor}} = B_\lambda/B_{\text{max}}$$

Finalmente dividimos el flujo del espectro de la estrella por el del cuerpo negro normalizado.

Con el espectro normalizado se vuelven a ajustar los continuos de Paschen y Balmer y la envolvente inferior de la líneas de Balmer (ver Fig. 4.4). De este modo mejoramos el valor de D . Con el valor mejorado de D volvemos al espectro inicial de la estrella y calculamos nuevamente el valor de $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA}$ (ver Fig. 4.5).

Con estos valores de D y λ_1 mejorados, el código calcula los parámetros fundamentales: tipo espectral y clase de luminosidad, T_{eff} , $\log g$, M_v , M_{bol} y Φ_0 interpolando (o extrapolando en caso de ser necesario) entre las curvas de nivel adecuadas en las calibraciones respectivas.

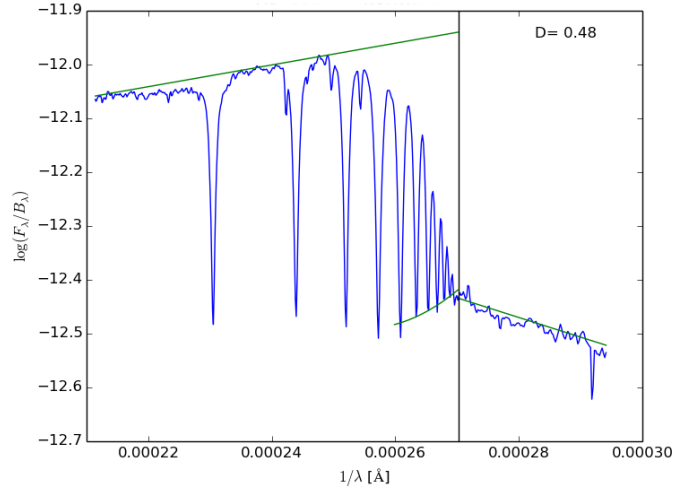


Figura 4.4: Espectro Normalizado. Mejora del valor de D .

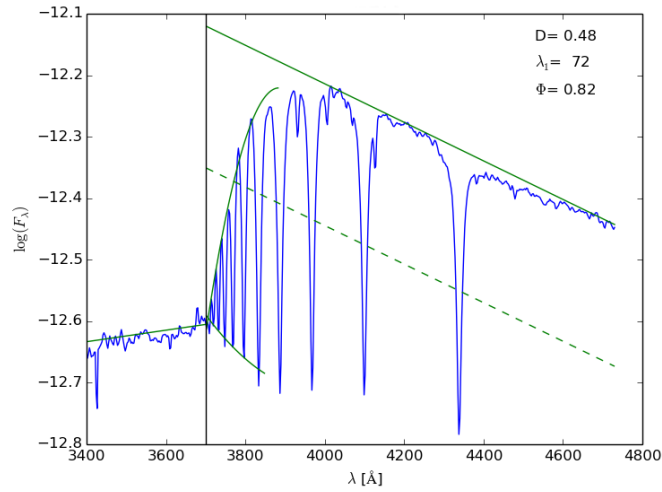


Figura 4.5: Mejora del valor de λ_1 .

En el caso en que la estrella tenga una segunda discontinuidad de Balmer, el código calcula el valor del segundo salto, d , y el valor del salto total $D = D_\star + d$ (ver Fig. 4.6), donde D_\star es el salto producido por la fotosfera estelar y se mide como describimos anteriormente.

Instrucciones más específicas para utilizar el código se describen en el apéndice B.

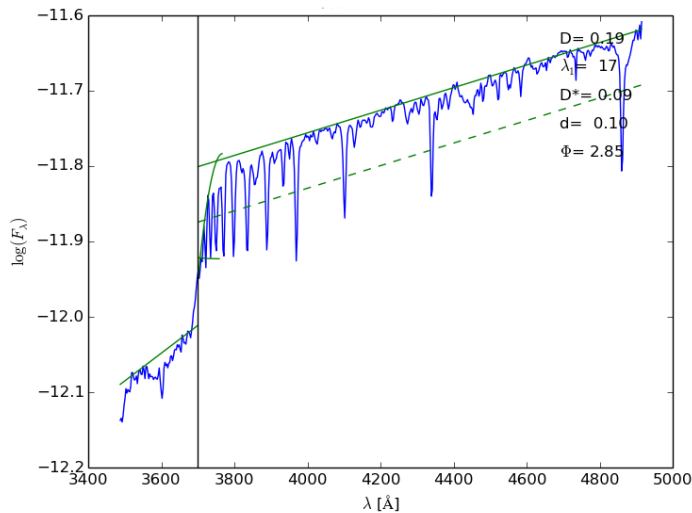


Figura 4.6: Medición realizada con el código M.I.D.E.3700 de los parámetros del salto de Balmer en estrellas con doble discontinuidad.

4.3.1. Cálculo de errores

Como hemos mencionado anteriormente, el método tiene errores de medición: $\epsilon(D) \lesssim 0,015$ dex, $\epsilon(\lambda_1) \simeq 1 \text{ \AA}$ y $\epsilon(\Phi) \simeq 0,01 \mu\text{m}$. Para calcular la propagación de estos errores en los parámetros fundamentales obtenemos el valor de la magnitud que deseamos medir, interpolando entre las curvas de nivel de la calibración correspondiente, con los valores de D y λ_1 en el rango $D \pm \epsilon(D)$ y $\lambda_1 \pm \epsilon(\lambda_1)$. De este modo, sea X la magnitud a medir y X_0 su valor correspondiente al par $(\lambda_1 - 3700, D)$ medido, esto es $X_0 = X(\lambda_1, D)$. Luego, calculamos cuatro valores más de X del siguiente modo:

$$\begin{aligned} X_1 &= T(\lambda_1 + \epsilon(\lambda_1), D + \epsilon(D)) \\ X_2 &= T(\lambda_1 - \epsilon(\lambda_1), D + \epsilon(D)) \\ X_3 &= T(\lambda_1 + \epsilon(\lambda_1), D - \epsilon(D)) \\ X_4 &= T(\lambda_1 - \epsilon(\lambda_1), D - \epsilon(D)) \end{aligned}$$

Luego calculamos el apartamiento de estos cuatro valores con respecto al valor de X_0 , esto es:

$$\begin{aligned} \epsilon(X_1) &= |X_1 - X_0| \\ \epsilon(X_2) &= |X_2 - X_0| \\ \epsilon(X_3) &= |X_3 - X_0| \\ \epsilon(X_4) &= |X_4 - X_0| \end{aligned}$$

Finalmente el error en la magnitud, $\epsilon(X_0)$, es igual a:

$$\epsilon(X_0) = \frac{\epsilon(X_1) + \epsilon(X_2) + \epsilon(X_3) + \epsilon(X_4)}{4}$$

Del mismo modo calculamos $\epsilon(T_{\text{eff}})$, $\epsilon(\log g)$, $\epsilon(M_v)$, $\epsilon(M_{\text{bol}})$ y $\epsilon(\Phi_0)$.

M.I.D.E.3700 también calcula el módulo de distancia, la distancia y el exceso de color con sus respectivos errores:

$$\begin{aligned}\epsilon(E(B - V)) &= a\sqrt{(\epsilon(\Phi))^2 + (\epsilon(\Phi_0))^2} \\ \epsilon((m_v - M_v)_0) &= \sqrt{m_v^2 + [R_v\epsilon(E(B - V))]^2} \\ \epsilon(d) &= d \ln(10) \epsilon((m_v - M_v)_0)/5\end{aligned}$$

donde a es igual a 0,75, 0,68 ó 0,54 según el rango de longitud de onda en que calculamos Φ (como se explicó en la sección §4.1).

Parte II

Cúmulos Abiertos

Capítulo 5

Características de los cúmulos abiertos

Los cúmulos abiertos son sistemas de estrellas asociadas físicamente y formadas a partir de nubes moleculares gigantes mediante ráfagas de formación estelar (Lada y Lada, 2003). Estos cúmulos son de forma irregular. Se supone que todas las estrellas que conforman un cúmulo se formaron al mismo tiempo y con una misma composición química. Estas propiedades hacen que los cúmulos abiertos sean ideales para estudiar la estructura y evolución estelar. Debido a que tienen formas compactas, también se utilizan frecuentemente como calibradores de distancia.

Además, el estudio de este tipo de cúmulos es de gran interés en varios aspectos astrofísicos, ya que los más jóvenes proveen información sobre los procesos de formación estelar más recientes y son objetos clave para la clarificación de cuestiones sobre la estructura galáctica, mientras que los de edad intermedia y viejos juegan un papel importante en la correlación entre las teorías de evolución estelar y galáctica. Otro hecho que resalta la importancia del estudio de estas agrupaciones estelares es que algunos contienen estrellas peculiares (químicamente peculiares, estrellas con líneas en emisión, binarias interactuantes, etc.), y por las características mencionadas anteriormente, constituyen el escenario perfecto para estudiar la formación y evolución de estos objetos (Payne-Gaposchkin, 1979; Lada y Lada, 2003).

Los diagramas Hertzsprung–Russell (HR), color–color y color–magnitud de un cúmulo abierto son herramientas valiosas para la obtención de información sobre el cúmulo, como por ejemplo su distancia, su edad y la extinción interestelar en la dirección de observación. Por esta razón es importante contar con valores confiables de los parámetros fundamentales estelares para obtener una ubicación precisa de las estrellas en estos diagramas.

Los métodos más utilizados para la determinación de distancias, como el “Ajuste de la curva de desviación evolutiva” o el “Ajuste de la Secuencia Principal” (Johnson, 1960), se basan en estudios fotométricos, al igual que el método para determinar la edad a partir de la ubicación del “punto de apartamiento” (del inglés *turn-off point*).

Sin embargo, los estudios fotométricos de cúmulos galácticos jóvenes conducen, en ocasiones, a resultados controvertidos en lo referente a la determinación de sus módulos de distancia y a la discusión de la pertenencia de los objetos a dichos sistemas estelares. Algunas causas posibles de

estas discrepancias se deben a la superposición de varias estructuras estelares en la dirección de la visual y a la presencia de una extinción interestelar generalmente no homogénea.

Entre los mil setecientos ochenta y siete cúmulos abiertos conocidos actualmente en nuestra Galaxia, más de la mitad tienen escasos o ningún estudio realizado (Piatti et al., 2011). Del estudio estadístico de los parámetros físicos fundamentales publicados para trescientos noventa y cinco cúmulos abiertos, Paunzen y Netopil (2006) reportan que mientras las mediciones del enrojecimiento parecen ser bastante precisas, las edades y distancias tienen incertezas importantes. Para el $\sim 90\%$ de la totalidad de los cúmulos estudiados, el error en el enrojecimiento es menor a 0,1 mag mientras que los errores absolutos en las estimaciones de las distancias son menores al 20 % para el 80 % de los sistemas estudiados. Sin embargo, sólo el 11 % de los cúmulos abiertos investigados tienen errores en las edades que son menores que el 20 %, aunque en algunos casos extremos existen discrepancias mayores al 200 %.

Con respecto al estudio de las estrellas pertenecientes a cúmulos abiertos encontramos que los trabajos espectroscópicos son bastante escasos y en general las investigaciones están limitadas a una muestra particular de estrellas, focalizadas principalmente a estrellas Be y supergigantes (Harris, 1976; Mermilliod, 1982a,b; Slettebak, 1985; Levesque et al., 2005). La falta de precisión en el conocimiento de las propiedades físicas de la población estelar (temperatura, gravedad, luminosidad), así como también la incidencia de las estrellas con alta rotación y/o estrellas binarias sobre el cúmulo, dificulta la determinación precisa del módulo de distancia, enrojecimiento medio y edad de estos sistemas. Por lo tanto, los parámetros estimados para los cúmulos abiertos jóvenes no sólo están afectados por el estado evolutivo de las estrellas masivas, sino también por la rotación, las pulsaciones y otros efectos relacionados con el fenómeno Be como la presencia de envolturas circunestelares, que modifican la posición de estas estrellas en el diagrama HR (Zorec et al., 2005).

En esta parte presentamos una investigación espectrofotométrica en la que se determinan los parámetros estelares de alrededor de doscientas treinta estrellas tipo B de once cúmulos abiertos galácticos. A partir de estos resultados obtenemos distancias, edades y enrojecimiento de los cúmulos estudiados. Particularmente, el método BCD nos permite analizar de manera aislada a cada estrella y discutir su membresía teniendo en cuenta su exceso de color y su distancia estimada. El estudio realizado en esta etapa es fundamental para poder analizar la población Be y sus propiedades, que presentaremos en la tercera parte de este trabajo.

Capítulo 6

Observaciones

Con el objetivo de estudiar las estrellas de tipo espectral B, y en particular, las que presentan el fenómeno Be, decidimos observar las estrellas que pertenecen a cúmulos abiertos galácticos.

Para ello tuvimos que elegir los cúmulos a observar. La selección de ellos se basó en las siguientes características. Debían contar con trabajos fotométricos, para poder tener datos sobre la magnitud visual aparente de sus miembros, pero que no hubieran sido estudiado con técnicas espectroscópicas, para poder aportar nuevos resultados en relación a la clasificación espectral de las estrellas. Además las magnitudes de las estrellas debían ser más brillantes que 13 mag para que los tiempos de integración no fueran excesivamente largos. Y, por último, los cúmulos debían contener numerosas estrellas Be.

Una vez elegidos los cúmulos, tuvimos que seleccionar las estrellas, que obviamente debían ser de tipo espectral B (también seleccionamos algunas estrellas tipo O tardías y A tempranas). Algunas estrellas las escogimos porque ya habían sido reportadas como estrellas de tipo B, otras las elegimos de acuerdo a sus índices de color ($B - V$) y ($U - B$). Además incluimos algunas de las estrellas tipo B más brillantes del campo observado en la banda K , con la intención de encontrar nuevas estrellas Be¹. También incluimos en nuestra muestra las estrellas Be conocidas, extraídas de la base de datos WEBDA².

Considerando los criterios mencionados, la selección original consistió en quince cúmulos abiertos cercanos y doscientas ochenta estrellas que fueron observadas entre los años 2002 y 2013. De todas ellas se tomaron espectros en baja resolución con el fin de determinar sus parámetros fundamentales aplicando el método BCD.

El paso siguiente fue seleccionar, entre las estrellas de la muestra anterior, las Be conocidas y las que presentaban una segunda discontinuidad de Balmer, para tomarles espectros de alta resolución con el objetivo de estimar sus velocidades de rotación proyectada y observar el perfil de la línea

¹Se sabe que las estrellas que presentan fenómeno Be tienen excesos infrarrojos.

²WEBDA es una base de datos de estrellas en cúmulos abiertos galácticos ha sido desarrollada desde 1987 en el Instituto de Astronomía (Universidad de Lausana, Suiza) por J. C. Mermillod. La dirección web es <http://www.univie.ac.at/webda/navigation.html>.

H α , y así detectar la presencia del fenómeno Be.

Todos los espectros de baja resolución fueron obtenidos utilizando el espectrógrafo Boller & Chivens, con una red de 600 l/mm (# 80) centrada en 4000 Å y ranuras de 250 μ m y 350 μ m y. Antes del año 2011, se utilizó un detector CCD PM 512, así el rango espectral cubría el intervalo 3500 – 4700 Å, mientras que en las observaciones siguientes se utilizó un detector CCD TEK 1024 por lo que abarcaban el rango 3500 – 5000 Å. La resolución espectral efectiva obtenida fue de 4,53 Å cada dos píxeles ($R = 900$). Los espectros de alta resolución fueron adquiridos con el espectrógrafo REOSC DC, con dos redes de 400 l/mm (# 580) con una ranura de 250 μ m y un detector CCD TK 1K. El rango espectral cubierto es 4225 – 6700 Å con una resolución espectral efectiva 0,19 Å por píxel ($R = 13\,000$). Ambos espectrógrafos fueron adosados al telescopio J. Sahade 2,15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), San Juan, Argentina.

El procedimiento de reducción fue realizado con los paquetes del software IRAF³. Las observaciones fueron corregidas por *overscan* y *trimming*, se les aplicó corrección por *bias* y *flat-field*, y fueron calibradas en longitud de onda. Esta última calibración se realizó tomando espectros de comparación para cada objeto, con lámparas de He–Ne–Ar (para los espectros de baja resolución) y de Th–Ar (para los de alta resolución).

Todos los espectros de baja resolución también fueron calibrados en flujo, para ello se emplearon las siguientes estrellas estándares: HR 3454, HR 5501, HR 7596, HR 4468 y HR 5694. Además, estos espectros fueron corregidos por extinción atmosférica utilizando los coeficientes medidos por el personal técnico de CASLEO, utilizando el juego de filtros del sistema *UBVRI* y la cámara CCD *Roper Scientific VersArray 2048B*, en el año 2010, disponible en la página de dicho observatorio⁴.

Debido a que los coeficientes de extinción atmosférica no son constantes, realizamos un estudio para cuantificar el error de medición debido a este efecto. Para ello tomamos un espectro de ciencia y el espectro de una estrella estándar de flujo y realizamos las calibraciones de flujo de la estándar y del espectro de ciencia con otros dos conjuntos de coeficientes de extinción, medidos en los años 2011 y 2014 por los alumnos de la cátedra de “Astronomía observacional” de esta casa de altos estudios (Baume et al., 2012; Fernández-Lajús et al., en prensa). Sobre estos espectros medimos los parámetros BCD D y λ_1 y el gradiente de color observado, Φ_b , encontrando que las diferencias en las mediciones coinciden con las reportadas previamente por Zorec y Briot (1991, descritas previamente en el Capítulo 4).

Otra fuente de error a tener en cuenta, sobre todo en los espectros de baja resolución, es la refracción atmosférica. De acuerdo a un estudio realizado por el Observatorio Europeo Austral (ESO, *European Southern Observatory*⁵) para una masa de aire $X = 1,5$ la refracción diferencial entre 4000 Å y 6000 Å es de 1''08. Para minimizar la pérdida de flujo debida a este efecto tomamos las observaciones con la menor distancia cenital posible (ver Tabla 6.1) y ranuras lo más anchas posibles (para el espectrógrafo Boller & Chivens una ranura de 250 μ m equivale a 2''), y, así, evitar

³IRAF es distribuido por el Observatorio Astronómico Óptico Nacional (NOAO), el cual es operado por la Asociación de Universidades para Investigación en Astronomía (AURA), Inc., en virtud del acuerdo de cooperación con la Fundación de Ciencia Nacional.

⁴<http://www.casleo.gov.ar/info-obs.php>

⁵<https://www.eso.org/sci/observing/tools/calendar/ParAng.html>

Tabla 6.1: Cúmulos abiertos observados. Las coordenadas α y δ corresponden al sistema FK5 (ep=J2000 y eq= 2000). Los valores de la masa de aire, X , corresponden al promedio de las masas de aire de las estrellas observadas en cada cúmulo abierto. La última columna lista la cantidad de espectros tomados en el campo de cada cúmulo con el espectrógrafo Boller & Chivens.

Cúmulos	α	δ	X	fechas de observación	N
Collinder 223	10 : 32 : 16	-60 : 01 : 1	1,19	02/2012, 06/2012, 02/2013, 04/2013	23
Hogg 16	13 : 29 : 18	-61 : 12 : 0	1,19	06/2012, 02/2013, 04/2013	24
NGC 2645	08 : 39 : 03	-46 : 14 : 0	1,07	02/2012, 04/2013	20
NGC 3114	10 : 02 : 36	-60 : 07 : 1	1,21	04/2003, 06/2003, 05/2011, 02/2013	54
NGC 3766	11 : 36 : 18	-61 : 36 : 5	1,21	01/2002	36
NGC 4755	12 : 53 : 39	-60 : 21 : 4	1,23	06/2003, 07/2013	21
NGC 6025	16 : 03 : 17	-60 : 25 : 5	1,17	06/2012, 04/2013	30
NGC 6087	16 : 18 : 50	-57 : 56 : 0	1,14	04/2003, 06/2003, 07/2013	24
NGC 6250	16 : 57 : 58	-45 : 56 : 3	1,12	05/2011, 07/2013	18
NGC 6383	17 : 34 : 48	-32 : 34 : 0	1,13	06/2012, 07/2013	17
NGC 6530	18 : 04 : 31	-24 : 21 : 3	1,12	05/2011, 06/2012, 07/2013	28

la pérdida de luz como función de la longitud de onda.

Finalmente, comparamos el espectro de la estrella HR 4468 tomado en CASLEO con el espectro de la misma estrella tomado en el observatorio Pico Dos Dias de Brasil. En la Figura 6.1 se puede ver que los espectros se superponen perfectamente, aunque hayan sido tomados en diferentes fechas, con diferentes instrumentos y con distintas condiciones climáticas, lo que significa que los errores introducidos por los dos efectos mencionados no producen variaciones apreciables en las mediciones de los parámetros BCD.

Luego de la reducción de todos los datos decidimos dejar fuera de este trabajo de tesis las observaciones de cincuenta estrellas pertenecientes a cuatro cúmulos abiertos, debido a que en algunos casos no llegamos a completar una muestra considerable de estrellas como para poder realizar el estudio detallado del cúmulo. En otros casos, si bien contamos con una buena cantidad de estrellas, encontramos necesario obtener más observaciones para poder discutir resultados más concretos.

Finalmente los datos presentados en este trabajo corresponden a los cúmulos abiertos Collinder 223, Hogg 16, NGC 2645, NGC 3114, NGC 3766, NGC 4755, NGC 6025, NGC 6087, NGC 6250, NGC 6383 y NGC 6530. Las estrellas observadas se encuentran listadas en el Apéndice C.

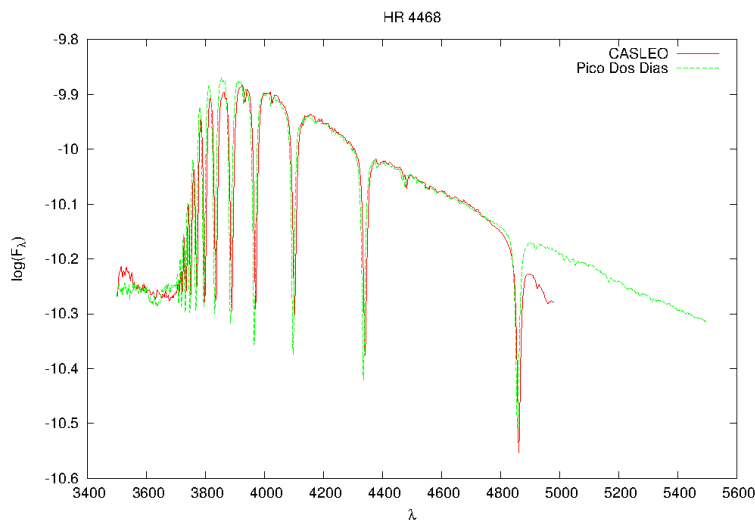


Figura 6.1: Espectros de la estrella HR 4468 tomados en dos observatorios distintos. No se observan diferencias por efectos debidos a la refracción o a la extinción atmosférica.

6.1. Metodología

El objetivo principal de este trabajo de tesis consistió en la búsqueda de estrellas Be en cúmulos abiertos. Un segundo objetivo fue brindar una base de datos de las estrellas de los cúmulos y sus parámetros junto con los valores de los parámetros estelares de sus miembros. Por este motivo el análisis de los datos se realizó en tres etapas:

1. La primera etapa se trabajó con los datos espectroscópicos de baja resolución. Así, para cada una de las estrellas observadas, determinamos (como se explicó en la sección §4) los parámetros BCD: λ_1 , D y Φ ; y los parámetros fundamentales: tipo espectral, clase de luminosidad, temperatura efectiva, logaritmo de la gravedad superficial, magnitud visual absoluta, magnitud bolométrica absoluta y el gradiente de color intrínseco. Los tipos espectrales derivados fueron verificados con los correspondientes en el sistema MK. En algunas ocasiones no fue posible interpolar o extrapolar los parámetros BCD en las tablas de calibración. En esos casos, se utilizó el sistema MK para realizar la calibración espectral, mientras que los parámetros fundamentales fueron interpolados en las tablas de Cox (2000), y el gradiente de color intrínseco se derivó a través de la relación entre Φ_b y $(B - V)$ dada por Moujtahid et al. (1998, ver §3.2.4).

A partir de los valores de los gradientes de color intrínseco y observado, derivamos el exceso de color $E(B - V)$. Y para las estrellas que tienen determinaciones de su magnitud visual aparente, estimamos su módulo de distancia y su distancia. Además, calculamos la luminosidad, la masa y la edad para cada una de las estrellas. Estos tres valores se determinaron interpolando en modelos evolutivos sin rotación, de metalicidad $Z = 0,014$, dados por Ekström et al. (2012).

En esta etapa, también realizamos la identificación de aquellas estrellas que presentan una segunda discontinuidad de Balmer, y determinamos su altura, d .

Todos los resultados obtenidos se muestran en el capítulo 7 y en el apéndice C.

2. En la segunda etapa nos dedicamos a determinar el módulo de distancia, el exceso de color y la edad con sus respectivos errores para cada cúmulo abierto. Para determinar la distancia a un cúmulo, primero realizamos un análisis sobre la membresía de las estrellas observadas en dicha región. La metodología llevada a cabo en esta instancia se explica en la siguiente sección §6.1.1.

La información que nos brinda el sistema BCD nos permitió construir diagramas HR, a partir de los cuales estimamos la edad del cúmulo con el ajuste de isócronas (sin rotación y de metalicidad $Z = 0,014$ dadas por Ekström et al., 2012). Por otra parte, como contamos con las edades individuales de las estrellas, podemos determinar la edad de cúmulo realizando un promedio de las mismas. De este modo contamos con dos métodos distintos para calcular las edades de los cúmulos observados.

3. Por último medimos la velocidad de rotación proyectada en los espectros de alta resolución. Esta magnitud la derivamos a partir de los perfiles de línea de HeI como explicaremos en la sección §6.1.2. Además, inspeccionamos la apariencia del perfil de la línea H α para establecer en cuáles estrellas se observa el fenómeno Be.

6.1.1. Aplicación del método BCD a cúmulos abiertos

Como ya indicamos, el sistema de clasificación espectrofotométrico BCD nos permite derivar las magnitudes absolutas M_v y M_{bol} , y el exceso de color $E(B - V)$ para cada estrella. Estas cantidades junto con la magnitud visual aparente fotométrica, m_v , dan una estimación para el módulo de distancia corregido por extinción interestelar de cada una de ellas. Esto nos llevó a pensar que podríamos estimar la distancia y el exceso de color de un cúmulo estelar, haciendo un promedio de dichos valores. Para ello fue necesario idear un criterio para decidir qué estrellas vamos a considerar como posibles miembros del cúmulo en cuestión.

El procedimiento realizado fue el siguiente. En primer lugar, y como primera aproximación, promediamos los módulos de distancia de todas las estrellas observadas en la región del cúmulo:

$$\begin{aligned}
 \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 &= \frac{\sum_{i=1}^n (m_v - M_v)_0^{(i)}}{n} \\
 \sigma_1^2 &= \frac{\sum_{i=1}^n \left[(m_v - M_v)_0^{(i)} - \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 \right]^2}{n-1} \\
 err &= \frac{\sigma}{n}
 \end{aligned} \tag{6.1}$$

donde n es la cantidad de estrellas observadas y el subíndice 1 indica que es la primera aproximación. Luego elegimos las estrellas para las cuales su módulo de distancia entra en el rango de 1σ , es decir, que:

$$\langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 - \sigma_1 < (m_v - M_v)_0^{(i)} < \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 + \sigma_1 \tag{6.2}$$

y, también tomamos las estrellas cuyo módulo de distancia cae fuera del rango mencionado, considerando la cota de error indicada de cada objeto, esto es:

$$\begin{aligned}
 \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 - \sigma_1 &< (m_v - M_v)_0^{(i)} - err^{(i)} < \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 + \sigma_1 \\
 \text{ó} & \\
 \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 - \sigma_1 &< (m_v - M_v)_0^{(i)} + err^{(i)} < \langle (m_v - M_v)_0 \rangle_1 + \sigma_1
 \end{aligned} \tag{6.3}$$

Luego promediamos los módulos de distancia de las estrellas seleccionadas con el criterio descrito. Este valor, $\langle (m_v - M_v)_0 \rangle_2$ (con su correspondiente dispersión, σ_2), es el que le asignamos al módulo de distancia del cúmulo, $\overline{(m_v - M_v)_0}$. Con esta misma selección de estrellas calculamos el exceso de color promedio, $\overline{E(B - V)}$.

El hecho de contar con las determinaciones de distancia individuales de cada estrella y estimar la distancia al cúmulo nos permitió idear un criterio de membresía, para determinar qué estrellas podrían pertenecer o no al cúmulo. Tomamos como referencia el valor del módulo de distancia del cúmulo, $\overline{(m_v - M_v)_0}$, y definimos 4 categorías de membresía: miembro (m), probable miembro (pm), probable no miembro (pnm) y no miembro (nm).

Miembros: son aquellas estrellas tales que sus módulos de distancia caen dentro del rango de $1\sigma_2$.

Probables miembros: son aquellas estrellas tales que sus módulos de distancia caen dentro del rango entre $1\sigma_2$ y $2\sigma_2$.

Probables no miembros: son aquellas estrellas tales que sus módulos de distancia caen dentro del rango entre $2\sigma_2$ y $3\sigma_2$.

No miembros: son aquellas estrellas tales que sus módulos de distancia caen más allá que $3\sigma_2$ aunque se consideren los errores.

Por ejemplo, supongamos que $\overline{(m_v - M_v)_0} = 10$ mag y $\sigma = 1$, y una muestra de estrellas cuyos módulos de distancia son $10 \pm 0,5$ mag, $8,5 \pm 0,7$ mag, $11 \pm 0,2$ mag, $7,8 \pm 0,5$ mag, $7,5 \pm 0,1$ mag y $14 \pm 0,1$ mag. Así las estrellas con módulos de distancia $10 \pm 0,5$ mag y $8,5 \pm 0,7$ las consideramos miembros, las de módulo $11 \pm 0,2$ mag y $7,8 \pm 0,5$ mag las consideramos probables miembros, la de módulo $7,5 \pm 0,1$ mag es probable no miembro y la de módulo $14 \pm 0,1$ mag es no miembro.

6.1.2. Medición de la velocidad de rotación

En esta sección vamos a explicar la metodología seguida para estimar la velocidad de rotación proyectada sobre el plano del cielo, $v \sin i$. En este caso utilizamos el método de la curva de rotación. Este método consiste en observar estrellas con velocidad de rotación proyectada conocida a las cuáles se les mide el ancho a mitad de altura ($FWHM$ por su sigla en inglés: *full width at half maximum*) de determinadas líneas. Luego se le asigna al $FWHM$ medido, la velocidad de rotación conocida. De este modo se puede construir un gráfico, $v \sin i$ versus $FWHM$, al cual se le ajusta una recta por mínimos cuadrados (ver Figura 6.2). Finalmente, uno mide el $FWHM$ de cualquier estrella y con el ajuste realizado se puede determinar la velocidad de rotación proyectada.

En este trabajo tomamos como estándares de rotación las estrellas medidas por Slettebak et al. (1975) a las cuales les medimos los $FWHM$ de las líneas HeI $\lambda 4471,477$; MgII $\lambda 4481,228$ y HeI $\lambda 5875,621$ (ver Tabla 6.2). Luego obtuvimos una curva de rotación para cada línea. Como resultado tenemos tres rectas:

$$\begin{aligned} FWHM &= (0,026 \pm 0,003) v \sin i + (0,917 \pm 0,474) && \text{para HeI } \lambda 4471,477 \\ FWHM &= (0,019 \pm 0,001) v \sin i + (0,446 \pm 0,130) && \text{para MgII } \lambda 4481,228 \\ FWHM &= (0,027 \pm 0,004) v \sin i + (0,594 \pm 0,534) && \text{para HeI } \lambda 5875,621 \end{aligned} \quad (6.4)$$

El valor de $v \sin i$ adoptado es un promedio de las velocidades obtenidas con cada línea, el error estimado es ~ 30 km/s.

Un parámetro que usualmente se determina para estimar cuán rápido rota una estrella es $\omega = v \sin i / v_{\text{crit}}$. La velocidad de rotación lineal crítica en el ecuador, v_{crit} , es la velocidad a la cual la fuerza centrífuga equilibra a la fuerza gravitatoria: $v_{\text{crit}} \simeq \sqrt{M_\star G / R_\star}$, donde M_\star y R_\star son la masa y el radio de la estrella y G es la constante de gravitación universal (igual a $6,668 \times 10^{-8}$ dyn cm²/g²). Esta velocidad la pudimos calcular porque contamos con los valores de T_{eff} , $\log g$ y M_{bol} (derivados con el método BCD) para cada estrella, luego podemos obtener los valores de la masa y el radio utilizando las siguientes relaciones:

$$\log \left(\frac{\mathcal{L}_\star}{\mathcal{L}_\odot} \right) = \frac{M_{\text{bol}\odot} - M_{\text{bol}\star}}{2,5}; \quad \mathcal{L}_\star = 4\pi R_\star^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad \text{y} \quad g = GM_\star / R_\star^2 \quad (6.5)$$

Finalmente podemos calcular el cociente $\omega = v \sin i / v_{\text{crit}}$. Los errores estimados para v_{crit} y ω son ~ 100 km/s y $< 0,05$, respectivamente. Los valores determinados para $v \sin i$ y ω se listan en las tablas del Apéndice C.

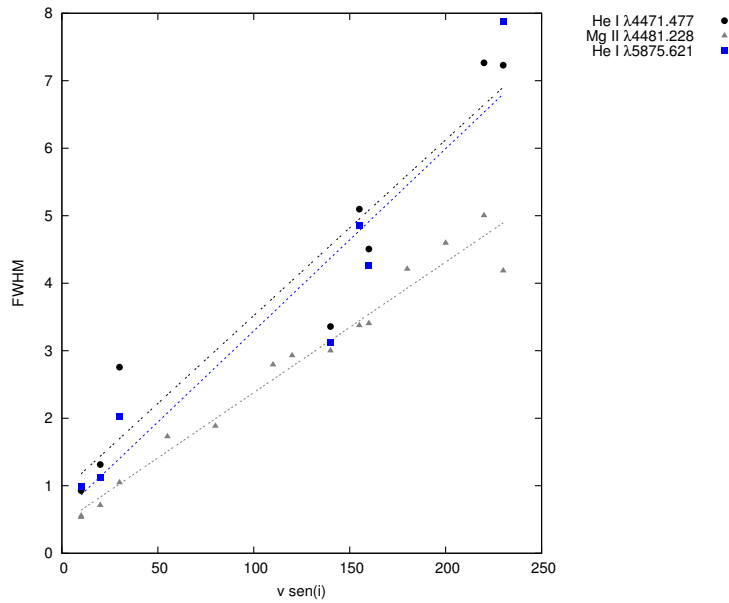


Figura 6.2: Curvas de rotación correspondientes a las tres líneas medidas.

Tabla 6.2: Estándares de rotación. Las velocidades de rotación fueron tomadas del trabajo de Slettebak et al. (1975).

ID	FWHM			$v \text{ sen } i$ [km/s]
	HeI $\lambda 4471,477$	MgII $\lambda 4481,228$	HeI $\lambda 5875,621$	
HD 79 351	0,9286	0,5339	0,9966	10
HD 203 608	...	0,5542	...	10
HD 169 467	1,315	0,711	1,127	20
HD 158 408	2,757	1,046	2,028	30
HD 214 846	...	1,729	...	55
HD 188 228	...	1,884	...	80
HD 208 450	...	2,794	...	110
HD 222 661	...	2,929	...	120
HD 196 867	3,359	3,001	3,119	140
HD 175 191	5,097	3,374	4,858	155
HD 214 923	4,506	3,405	4,26	160
HD 178 253	...	4,21	...	180
HD 212 581	...	4,595	...	200
HD 158 094	7,265	5,004	...	220
HD 158 427	7,23	4,185	7,881	230

Capítulo 7

Resultados¹

A continuación mostramos los resultados generales obtenidos para los once cúmulos estudiados y sus respectivos miembros. Daremos una pequeña reseña histórica de cada sistema y mencionaremos los resultados más relevantes. Recordemos que los detalles acerca de las particularidades de cada cúmulo, junto con los parámetros fundamentales determinados para toda la muestra se presentan en el Apéndice C.

De acuerdo a lo explicado en las secciones anteriores, para cada cúmulo, estimamos el módulo de distancia, el exceso de color y la edad con sus respectivos errores. En este trabajo se determinó el tipo espectral de cuarenta y ocho estrellas por primera vez y encontramos nueve estrellas Be que nunca habían sido reportadas como tales. Además reportamos la existencia de varias estrellas B que rotan a alta velocidad y estrellas que presentan una envoltura circunestelar (evidenciadas a través de la presencia de una segunda discontinuidad de Balmer) pero no presentan emisión en $H\alpha$.

7.1. Collinder 223

Antecedentes

Collinder 223 ($\alpha = 10^{\text{h}} 32^{\text{m}} 16^{\text{s}}$ y $\delta = -60^{\circ} 01^{\text{m}} 2^{\text{s}}$; $J2000$) es un cúmulo abierto de tamaño medio muy poco estudiado ubicado en la región de la nebulosa de Carina, en dirección tangencial al brazo espiral Carina–Sagittarius (cf. Clariá y Lapasset, 1991). La fotometría fotoeléctrica UBV fue realizada por Clariá y Lapasset (1991) quienes observaron que este cúmulo está conformado solamente por estrellas de tipo B. La distancia y la edad permanecen algo inciertas. Los valores reportados para la distancia van desde 1686 pc hasta 2900 pc, mientras que los de la edad se encuentran entre 36 Ma y 257 Ma. Con determinaciones intermedias de $d = 2820 \pm 190$ pc y $t = 100$ Ma (Tadross, 2004), y $d = 2130$ pc (Rastorguev et al., 1999). Este último valor está basado en el

¹Los resultados obtenidos para los cúmulos Collinder 223, Hogg 16, NGC 2645, NGC 3114, NGC 3766, NGC 4755 y NGC 6025 fueron publicados en los años 2012 y 2015 (Aidelman et al., 2012, 2015).

método de la paralaje estadística por movimientos propios reducidos para el sistema de referencia de HIPPARCOS. Los estudios del exceso de color $E(B - V)$ realizados por Clariá y Lapasset (1991) y Tadross (2004) muestran muy buen acuerdo (0,26 mag y 0,25 mag, respectivamente). Estos datos se resumen en la Tabla C.1.

Las estrellas más brillantes del campo del cúmulo tienen determinaciones de tipos espectrales y clases de luminosidad. Pero no se ha hecho hasta ahora ningún estudio del cúmulo con el fin de realizar una clasificación espectral de sus miembros. Las estrellas cuya clasificación se encuentra en la literatura se resumen en la tabla C.2. Con respecto a las estrellas peculiares tenemos que las estrellas Nrs. 2, 48, 56 y 106 fueron reportadas como estrellas dobles, la Nr. 105 como variable fotométrica, la Nr. 80 y HD 305 296 como Be y las Nrs. 35 y 80 como estrellas azules rejuvenecidas (del inglés *blue stragglers*).

Resultados

Debido a la falta de una clasificación homogénea, hemos utilizado el método BCD para derivar los parámetros fundamentales de las estrellas observadas en el campo de Cr 223. Los resultados se muestran en las Tablas C.3 y C.4. Basados en el criterio propuesto en la sección §6.1.1 seleccionamos una primera muestra de probables miembros del cúmulo (ver Fig. 7.1). Recordemos que las estrellas preseleccionadas son aquellas que se alejan menos de 1σ del valor del módulo de distancia promedio considerando toda la muestra (son los que se encuentran entre las barras más oscuras indicadas con una m en la Figura 7.1). Los valores del módulo de distancia, exceso de color $E(B - V)$ y distancia estimados para el cúmulo, corresponden a los promedios respectivos considerando las estrellas preseleccionadas. Finalmente, en función de estos últimos valores determinamos las estrellas miembro, m ; probables miembro, pm ; probables no miembro, pnm ; y las no miembro, nm .

De este modo, determinamos los parámetros medios del cúmulo: $E(B - V) = 0,25 \pm 0,03$ mag y $(m_v - M_v)_0 = 11,21 \pm 0,25$ mag, que corresponde a una distancia de 1746^{+209}_{-186} pc. De acuerdo a este valor de módulo de distancia definimos que la estrella Nr. 9 es pm mientras que las Nrs. 2, 4 y 29 son pnm . La estrella Nr. 80, de acuerdo a nuestro criterio de membresía quedaría como pm , pero considerando que tiene un módulo de distancia con un error muy grande, la vamos a considerar como nm .

Para poder estimar la edad del cúmulo hemos realizado un diagrama HR en el cual se grafican también las isócronas dadas por Ekström et al. (2012). Considerando la ubicación de las estrellas más evolucionadas (Nr. 35 y HD 305 291) podemos determinar una edad de 25 Ma aproximadamente (ver Fig. 7.2). Por otro lado, si utilizamos el promedio de las edades computadas para cada estrella (miembros y pm) obtenemos un valor de 135 ± 32 Ma. Sin embargo, este último valor podría estar sobrestimado debido a posibles anomalías en el exceso de color, como se discute en la subsección §8.3. Por lo tanto, la edad del cúmulo todavía permanece incierta y es necesario observar un número mayor de estrellas para poder determinarla.

Con el método BCD seis estrellas de nuestra muestra se clasificaron espectralmente y se determinó la clase de luminosidad para ocho estrellas, en ambos casos por primera vez. Encontramos cinco estrellas con una segunda discontinuidad de Balmer (Nrs. 2, 21, 80, 106 y HD 305 296) indi-

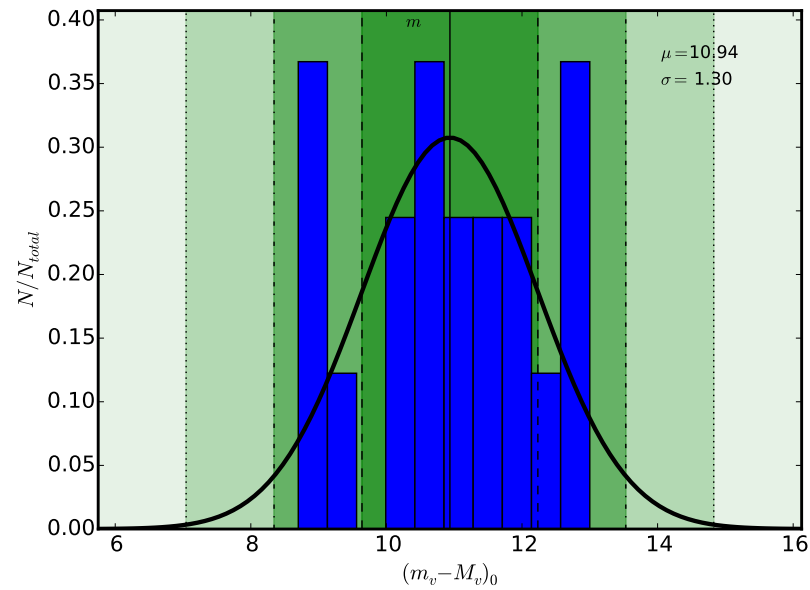


Figura 7.1: Collinder 223. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

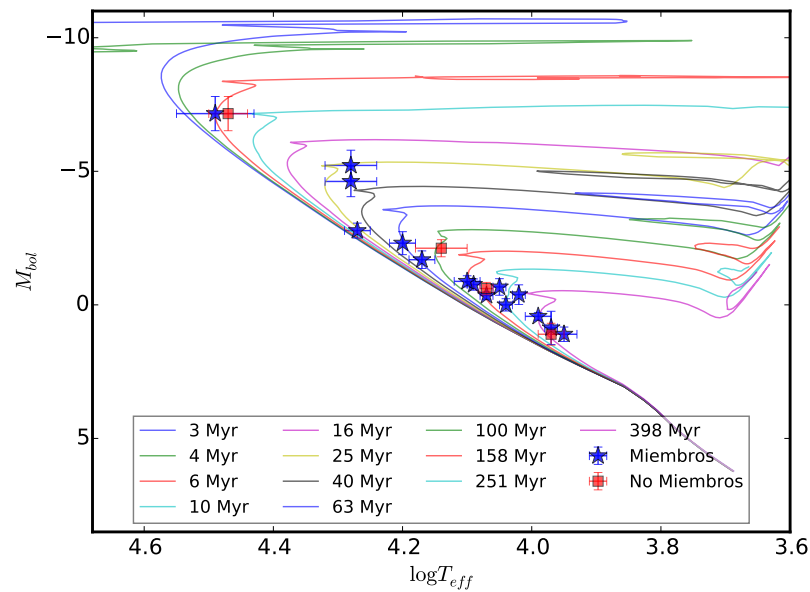


Figura 7.2: Collinder 223. Diagrama HR. Las isócronas son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). La isócrona que mejor representa la edad del cúmulo es la correspondiente a 25 Ma.

cando la presencia de una envoltura circunestelar (ver Figura C.1). Entre ellas, las estrellas Nrs. 2, 80 y HD 305 296 presentan la línea $H\alpha$ en emisión. De este modo, a las estrellas Be conocidas, agregamos la Nr. 2. La estrella Nr. 106 no presenta $H\alpha$ en emisión por lo que no la podemos clasificar como estrella Be aunque sí tiene una envoltura circunestelar. Además determinamos la velocidad de rotación proyectada para las estrellas Nrs 2, 80, 106 y HD 305 296. Estos resultados se muestran en la Tabla C.5.

Discusión

La distancia estimada en este trabajo concuerda con el valor obtenido por Kharchenko et al. (2005, 1686 pc). El exceso de color derivado aquí, $E(B - V) = 0,25$ mag, está de acuerdo con las estimaciones realizadas por Clariá y Lapasset (1991, $0,26 \pm 0,03$ mag) y Tadross (2004, $0,25 \pm 0,015$ mag).

Con respecto a la membresía de las estrellas determinamos que la estrella Nr. 9 es *pm* mientras que las Nrs. 2, 4 y 29 son *pnm* y la Nr. 80 *nm*. Este resultado está de acuerdo con Clariá y Lapasset (1991) ya que ellos determinaron que todas estas estrellas no pertenecen al cúmulo. Sin embargo en ese mismo trabajo definen como no-miembro a las estrellas Nrs. 21, 48, 49, 57 y 58, mientras que nosotros encontramos que son miembros del cúmulo.

Los tipos espectrales BCD concuerdan muy bien con las determinaciones previas excepto por las estrellas Nrs. 4 y 106. En el caso de la primera, nuestra clasificación acuerda con la realizada por Wade y Smith (1985) basada en la fotometría *wby* $H\beta$ y flujos *UV*. Para la segunda, determinamos tanto con el método BCD, como con el MK, que es una estrella tipo B5IV y no una estrella tipo F. Esta discrepancia puede deberse a que la estrella es doble.

Por otro lado, este cúmulo tiene reportados dos objetos de nuestra muestra como estrellas azules rejuvenecidas: Nrs. 80 y 35 (Clariá y Lapasset, 1991). Sin embargo, como fue mencionado anteriormente, la primera es una estrella tipo B0V ubicada por detrás del cúmulo ($d = 3936 \pm 1177$ pc), y la segunda, de acuerdo con el método BCD, es un objeto de tipo B3II y su ubicación se correspondería con el punto de apartamiento del cúmulo. Por otro lado, la clasificación BCD sugiere que HD 305 296 podría ser una estrella azul rejuvenecida tipo B0V.

7.2. Hogg 16

Antecedentes

Hogg 16 ($\alpha = 13^{\text{h}} 29^{\text{m}} 18^{\text{s}}$ y $\delta = -61^{\circ} 12^{\text{m}} 0$; $J2000$) está ubicado en la constelación del Centauro. A. R. Hogg fue el primero en identificarlo como un cúmulo y sugirió que podría estar fusionado con Collinder 272² (Hogg, 1965). Considerando la pequeña distancia angular entre ambos cúmulos,

²En el trabajo original el autor escribe Collinder 227 pero como las coordenadas de este cúmulo son muy diferentes suponemos que es un error de tipo.

de sólo 10^m , Vázquez y Feinstein (1991) sostienen esta idea, posteriormente Vázquez et al. (1997) sugieren además que estos cúmulos podrían estar evolutivamente conectados.

El estudio fotométrico de este cúmulo fue realizado por varios autores: Moffat y Vogt (1973b); Fenkart et al. (1977); Vázquez y Feinstein (1991); Kharchenko et al. (2005); Rastorguev et al. (1999) y Kharchenko et al. (2009b). Los valores del exceso de color tienen un buen acuerdo, con valores que van desde 0,41 hasta 0,44. Sin embargo, la distancia tiene una dispersión mayor, con valores que van desde los 603 pc hasta los 2130 pc. Por otro lado la edad también permanece algo incierta. Los parámetros del cúmulo determinados por los autores mencionados se listan en la Tabla C.6.

El único trabajo donde encontramos una clasificación espectral de las estrellas del cúmulo fue realizado por Fitzgerald et al. (1979b). La clasificación espectral del resto de las estrellas se encuentra en catálogos o en trabajos relacionados con una población particular de estrellas. Los datos encontrados en la literatura se resumen en la Tabla C.7. Con respecto a las estrellas peculiares, en nuestra muestra encontramos una estrella reportada como Be (Nr. 68), una reportada con líneas en emisión (Nr. 9) y las estrellas Nrs. 2 y 3 que, de acuerdo con Vázquez y Feinstein (1991), presentan emisión en la línea $H\beta$. Moffat y Vogt (1973b) también reporta $H\beta$ en emisión en la estrella Nr. 3.

Resultados

El sistema BCD nos permite distinguir claramente dos poblaciones de estrellas que muestran módulos de distancia, excesos de color y tipos espectrales muy diferentes (ver Tablas C.8, C.9 y Figura 7.3). Siguiendo el procedimiento de estudio planteado para todos los cúmulos, el panel superior de la Figura 7.3 muestra la distribución de los módulos de distancias calculados para cada estrella observada. Allí se puede ver que la diferencia entre los dos grupos de estrellas es apreciable, situando un grupo alrededor de un módulo de distancia de $\sim 8,9$ mag y el otro a ~ 13 mag. Luego, cada uno de estos grupos fue analizado con el criterio de preselección de los miembros descrito anteriormente (ver sección §6.1.1). Esto se muestra en los dos paneles inferiores de la Figura 7.3.

Un grupo consiste mayormente en estrellas tipo A y B tardías (de aquí en adelante a este grupo lo llamaremos Hogg 16a) y está ubicado a un módulo de distancia medio de $8,91 \pm 0,26$ mag, que corresponde a una distancia de 605_{-69}^{+77} pc. El exceso de color medio es $E(B - V) = 0,26 \pm 0,03$ mag. Todos estos parámetros fueron calculados promediando los valores obtenidos para las estrellas Nrs. 5, 14, 49, 50, 52, 68, 74 y 75. El otro grupo compuesto por estrellas B tempranas (en adelante Hogg 16b), está caracterizado por un alto enrojecimiento ubicado a $(m_v - M_v)_0 = 12,78 \pm 0,32$ mag, que corresponde a una distancia de 3607_{-499}^{+580} pc. El valor medio del exceso de color es $E(B - V) = 0,65 \pm 0,09$ mag, promediando los valores de las estrellas Nrs. 1, 2, 3, 6, 9 y 53. Este resultado confirma la aparente superposición visual de dos cúmulos diferentes a lo largo de la línea de la visual. De acuerdo a nuestro criterio de membresía la estrella Nr. 1 es *pm* de Hogg 16b.

Con los datos BCD graficamos un diagrama HR (ver Fig. 7.4). Este diagrama muestra que la edad de Hogg 16a es < 40 Ma, mientras que la edad de Hogg 16b está entre 10 Ma y 16 Ma. Por otro lado, calculando los promedios de las edades individuales obtenemos 233 ± 62 Ma y 11 ± 3 Ma, respectivamente. La edad del primer grupo es un poco más incierta debido probablemente a la falta de una muestra significativa de objetos.

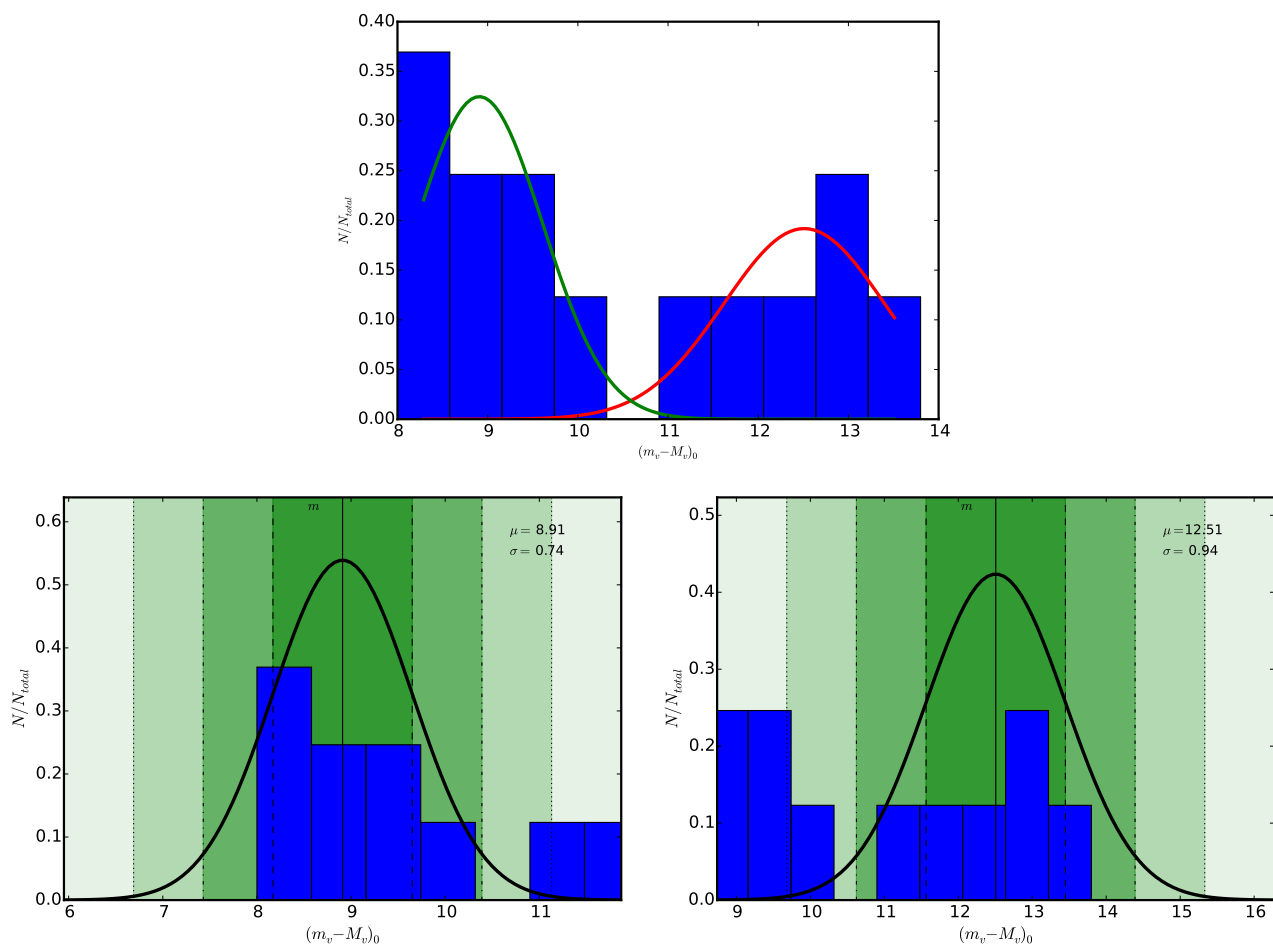


Figura 7.3: Hog 16. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución. En el panel superior se ve claramente la separación de las poblaciones estelares. El panel inferior izquierdo corresponde a Hog 16a y el derecho a Hog 16b.

De toda la muestra estudiada, reportamos por primera vez los tipos espectrales para cinco estrellas. Las estrellas Nrs. 3 y 68 muestran un segundo salto de Balmer y $H\alpha$ en emisión. En los espectros de la estrella Nr.9 también se observan líneas de hidrógeno en emisión, pero esto es esperable debido a que la estrella es supergigante. Los espectros de estas estrellas se muestran en las Figuras C.2.

Determinamos la velocidad de rotación para las estrellas Nrs. 14, 52 y 68 en Hog 16a y para las Nrs. 3 y 9 en Hog 16b. Es interesante notar que todas estas estrellas rotan a gran velocidad (ver Tabla C.10).

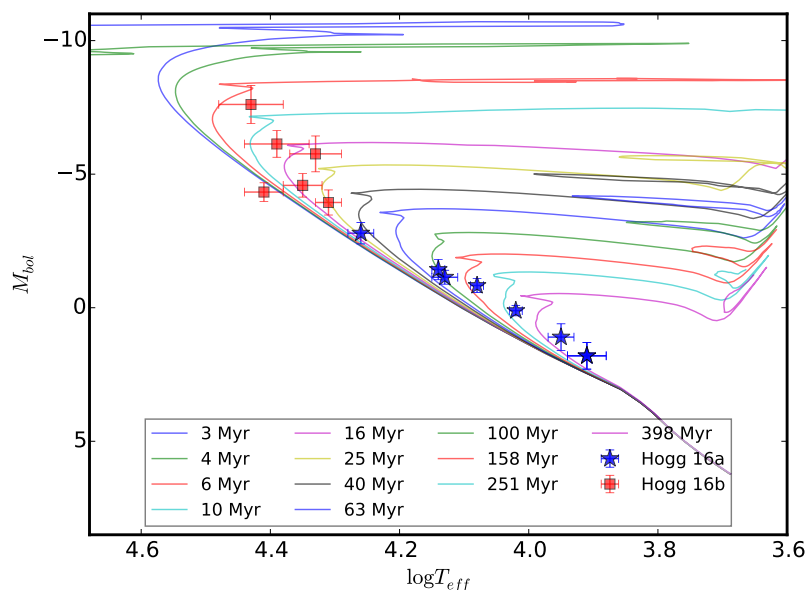


Figura 7.4: Hogg 16. Diagrama HR. Reconocemos dos poblaciones estelares: Hogg 16a y Hogg 16b. Para Hogg 16a estimamos que la edad es menor que 40 Ma, mientras que para Hogg 16b está entre 10 Ma y 16 Ma. Las curvas isócronas están dadas por [Ekström et al. \(2012\)](#).

Discusión

El módulo de distancia BCD de Hogg 16a acuerda muy bien con el valor $(m_v - M_v)_0$ determinado por [Fenkart et al. \(1977, 8,90 mag\)](#). Sin embargo, los valores de $E(B - V)$ derivados tienen discrepancias con los determinados previamente ya que el valor calculado para Hogg 16a es más chico que el valor calculado por [Moffat y Vogt \(1973b, 0,42 mag\)](#) y [Vázquez y Feinstein \(1991, 0,44 mag\)](#) mientras que el calculado para Hogg 16b es más grande. Esto puede deberse a que estos autores calculan un valor medio de $E(B - V)$ tomando estrellas de ambas poblaciones.

Por otro lado, considerando la distancia y la edad que estimamos para Hogg 16b, podríamos pensar que este grupo de estrellas estaría fusionado con Collinder 272, cuya estimación de distancia está entre 2045 pc y 4018 pc ([Kharchenko et al., 2005; Pandey et al., 2010](#), respectivamente) y su edad es de $\log t = 7,020$ (~ 10 Ma [Kharchenko et al., 2013](#)).

Con respecto a la clasificación espectral encontramos que, en general, los tipos espectrales derivados son más calientes que aquellos reportados en trabajos anteriores. Dentro de nuestra muestra encontramos dos de ellas (Nrs. 3 y 68) con un segundo salto de Balmer y tres (Nrs. 3, 9 y 68) con una emisión en $H\alpha$. Por lo tanto queda confirmado que las estrellas Nrs. 3 y 68 presentan el fenómeno Be. La estrella Nr. 9 no es una estrella Be porque la clasificamos como supergigante. Por otro lado, [Vázquez y Feinstein \(1991\)](#) detectó emisión $H\beta$ que nosotros no detectamos.

7.3. NGC 2645

Antecedentes

NGC 2645 (Pismis 6; $\alpha = 08^{\text{h}} 39^{\text{m}} 03^{\text{s}}$ y $\delta = -46^{\circ} 14^{\text{m}} 0$; $J2000$) es un pequeño cúmulo galáctico ubicado en la región de Vela. Pišmiš (1959) fue la primera en reportarlo como un cúmulo abierto. Este cúmulo junto con Markarjan 18 y Pismis 16 parecen trazar un filamento definido justo fuera del brazo local, en $l = 270^{\circ}$, a una distancia $d = 1668$ pc (Moffat y Vogt, 1973a). Según Kopchev et al. (2008), Pismis 6 y Pismis 8 podrían tener edades similares, por lo tanto, podrían haberse formado en la misma nube molecular gigante y ser un sistema binario.

La distancia a este cúmulo fue determinada por distintos autores y técnicas variadas. Todos los valores concuerdan entre 1,65 kpc y 1,8 kpc (ver Tabla C.11). El exceso de color $E(B - V)$ va desde 0,28 mag hasta 0,46 mag y la edad del cúmulo está estimada entre 1 Ma y 38 Ma (Vogt y Moffat, 1973; Fitzgerald et al., 1979a; Forbes y Short, 1994; Rastorguev et al., 1999; Kharchenko et al., 2005; Kopchev et al., 2008; Kharchenko et al., 2009b; Bukowiecki et al., 2011; Santos-Silva y Gregorio-Hetem, 2012).

Sólo hay dos estudios espectroscópicos del cúmulo realizados por Fitzgerald et al. (1979a,b). Con el primer trabajo tenemos cuatro estrellas en común, mientras que con el segundo tenemos ocho estrellas en común. Además, en la literatura encontramos que sólo las estrellas Nrs. 1 y 3 tienen determinaciones de tipos espectrales (ver Tabla C.12).

HD 74 180 está reportada como una estrella variable de velocidad radial (Moore et al., 1914), como una posible binaria espectroscópica (Lunt, 1918), como una binaria visual (tiene sólo una compañera tipo B2V, SLS 1114, separada por $37^{\text{s}},5$, Moffat y Fitzgerald, 1977) y como una variable α Cygni (van Leeuwen et al., 1998). Este objeto está clasificado como: F2Ia (Bidelman, 1951), F8 (Iriarte, 1965), F3Ia (Malaroda, 1975), F0Ia (Humphreys, 1978) y F4I (Mersch y Heck, 1980).

Las estrellas Nrs. 3 y 4 son las únicas reportadas como Be, ya que se encuentran listadas en el catálogo de Jaschek y Egret (1982).

Resultados

En las Tablas C.13 y C.14 mostramos los parámetros BCD de las estrellas de nuestra muestra y sus cantidades asociadas. De la segunda tabla, derivamos los parámetros medios de este cúmulo (incluyendo los miembros y los pm , ver Fig. 7.5), $(m_v - M_v)_0 = 12,39 \pm 0,30$ mag, que corresponde a una distancia de 3002_{-437}^{+512} pc, y $E(B - V) = 0,54 \pm 0,07$ mag.

De acuerdo al valor determinado para el módulo de distancia del cúmulo, las estrellas Nrs. 6 y 10 son pm , la Nr. 51 y HD 74 180 son pnm y la Nr. 72 nm . Según nuestro criterio las estrellas Nr. 1 y 55 serían pm , pero como tienen un módulo de distancia y un error muy grande las vamos a considerar como nm . La estrella Nr. 56 es considerada no miembro porque la clasificamos como F7III y tiene una magnitud visual aparente similar al de una estrella B3V perteneciente al cúmulo.

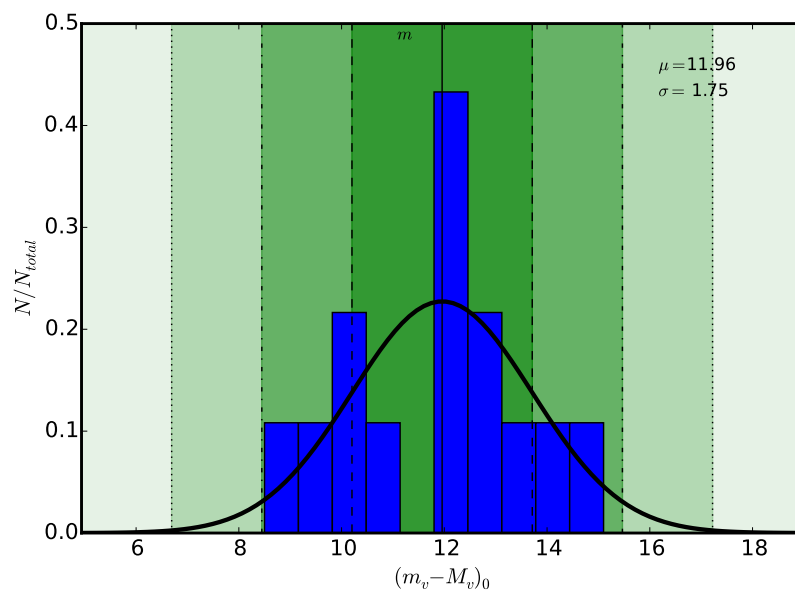


Figura 7.5: NGC 2645. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

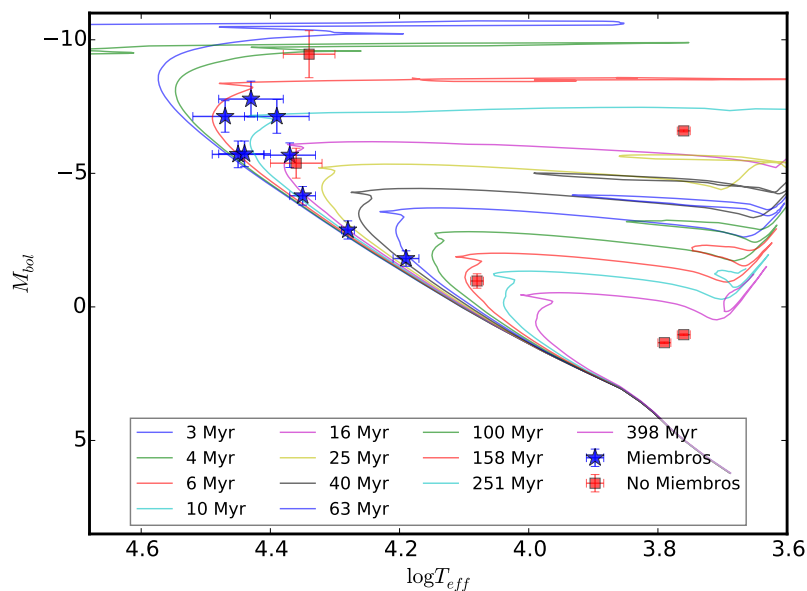


Figura 7.6: NGC 2645. Diagrama HR. La edad estimada para este cúmulo es 6–10 Ma. Las isócronas están dadas por [Ekström et al. \(2012\)](#).

Del diagrama HR (ver Fig. 7.6), considerando la posición de las estrellas más evolucionadas, estimamos una edad entre 6 Ma y 10 Ma. Por otro lado, teniendo en cuenta el promedio de las edades individuales de los miembros del cúmulo, calculamos 77 ± 60 Ma.

La población más brillante del cúmulo consiste en estrellas tipo B tempranas gigantes y supergigantes. Hemos determinado por primera vez el tipo espectral de cinco estrellas.

Además de las estrellas Be conocidas en nuestra muestra (estrellas Nrs. 3 y 4), distinguimos otras dos que muestran la segunda componente del salto de Balmer: la estrella Nr. 51 y la conocida supergigante HD 74 180 (ver Figura C.3). En los espectros de las estrellas Nr. 4 y 5 observamos la línea $H\alpha$ en emisión. De este modo confirmamos que la Nr. 4 es Be y encontramos una estrella Be nueva, la Nr. 5. También determinamos la velocidad de rotación de las estrellas Nrs. 1, 4 y 5 (ver Tabla C.15).

Un resultado particular es el valor negativo de $E(B - V)$ para la estrella Nr. 56. Esto se debe a que el valor observado del gradiente de color es menor al intrínseco. Como veremos más adelante (ver sección 7.4), esto sucede en la mitad de la muestra de estrellas observadas en el campo de NGC 3114. Los efectos que podrían causar anomalías en el color se discuten en la sección 8.

Discusión

Nuestras determinaciones de edad están en muy buen acuerdo con los valores encontrados en la literatura (Forbes y Short, 1994; Kopchev et al., 2008; Bukowiecki et al., 2011; Santos-Silva y Gregorio-Hetem, 2012). Sin embargo, encontramos un módulo de distancia ~ 1 magnitud mayor que las determinaciones previas (11,2 – 11,57 mag) ubicando al cúmulo más lejos y en una región más enrojecida.

Con respecto a la membresía de las estrellas estamos de acuerdo con Fitzgerald et al. (1979a) en que la estrella Nr. 51 estaría fuera del cúmulo y también confirmamos que el objeto HD 74 180 no sería miembro del cúmulo.

La clasificación espectral determinada con el método BCD para las estrellas Nos. 5, 6 y 51 coincide muy bien con la realizada por Fitzgerald et al. (1979b), sin embargo, aunque los tipos espectrales de las estrellas Nrs. 1, 2, 3, 4 y 7 también muestran un buen acuerdo, encontramos que son más evolucionadas. También confirmamos la naturaleza supergigante de HD 74 180 y determinamos que su tipo espectral es F8Ib. Particularmente, para esta estrella, Steemers y van Genderen (1986) encontraron variaciones en el brillo (de $\sim 0,06$ mag en V) y en el color (de $\sim 0,02$ mag), confirmadas con datos de HIPPARCOS (van Leeuwen et al., 1998). Nosotros pensamos que estas variaciones podrían explicar las discrepancias en el tipo espectral.

La estrella Nr. 51 es una estrella candidata a Be de campo de tipo espectral B8IV, ya que probablemente no pertenezca al cúmulo.

7.4. NGC 3114

Antecedentes

NGC 3114 ($\alpha = 10^{\text{h}} 02^{\text{m}} 36^{\text{s}}$ and $\delta = -60^{\circ} 07^{\text{m}} 2^{\text{s}}$; $J2000$) aparece catalogado como un cúmulo por primera vez en el trabajo de [Dreyer \(1888\)](#) donde se lo clasifica como cúmulo brillante. Está ubicado en una región densa y poco enrojecida en dirección a Carina, por esta razón es complicado separar las estrellas del cúmulo de las estrellas de campo. Este cúmulo es rico en estrellas peculiares como Ap, Bp y Be ([Levato y Malaroda, 1975](#)). Según [Carraro y Patat \(2001\)](#) es posible separar el cúmulo en dos poblaciones: varias estrellas poco enrojecidas que probablemente sean miembros del cúmulo y estrellas de campo con un enrojecimiento mayor.

Los parámetros de este cúmulo fueron derivados utilizando distintas técnicas. Los estudios fotométricos fueron llevados a cabo por [Lyngå \(1962\)](#); [Jankowitz y McCosh \(1962\)](#); [Becker y Fenkart \(1971\)](#); [Schmidt \(1982\)](#); [Schneider y Weiss \(1988\)](#); [Sagar y Sharples \(1991\)](#); [Malysheva \(1997\)](#); [Tadross \(2001\)](#) y [Carraro y Patat \(2001\)](#). Varios trabajos utilizan datos de HIPPARCOS para determinar los parámetros del cúmulo ([Robichon et al., 1999](#); [Rastorguev et al., 1999](#); [Loktin y Beshenov, 2001](#); [Kharchenko et al., 2005, 2009a](#)). Finalmente, encontramos trabajos que utilizan métodos espectroscópicos o combinaciones de distintas técnicas ([Trumpler, 1930](#); [Amieux y Burnage, 1981](#); [Lindoff, 1968](#); [González y Lapasset, 2001](#)).

Los valores del módulo de distancia encontrados en la literatura van desde 8,6 mag hasta 10,26 mag, que corresponden a distancias entre 440 pc y 1 130 pc. La edad del cúmulo tiene bastante incerteza, con valores entre 51 Ma y 500 Ma. Con respecto al exceso de color todos los autores obtienen valores entre 0 y 0,09 mag. Todos estos datos se resumen en la Tabla [C.16](#).

Los estudios espectroscópicos, principalmente relacionados con la clasificación espectral, fueron realizados por [Frye et al. \(1970\)](#); [Levato y Malaroda \(1975\)](#) y [González y Lapasset \(2001\)](#). Otras clasificaciones de las estrellas de forma individual también se encuentran en la literatura ([Houk y Cowley, 1975](#); [Amieux y Burnage, 1981](#); [Jaschek y Egret, 1982](#); [Mermilliod, 1982a](#); [Gray y Garrison, 1989](#); [Hamdy et al., 1993](#); [Nesterov et al., 1995](#); [Renson y Manfroid, 2009](#); [Bychkov et al., 2009](#)). Todos estos datos se muestran en la Tabla [C.17](#).

Como mencionamos anteriormente, este cúmulo se caracteriza por tener una gran población de estrellas peculiares. En nuestra muestra hay cuatro estrellas reportadas como peculiares: Nrs. 4, 5, 9 y 66. Las estrellas Nrs. 5 y 9 fueron reportadas como B2IV/Vp y B2IVp, respectivamente, por [Levato y Malaroda \(1975\)](#). Por otro lado [Bychkov et al. \(2009\)](#) confirma la peculiaridad química de la Nr. 5 clasificándola como B9 (Si) mientras que la estrella Nr. 9 fue confirmada como peculiar por [Amieux y Burnage \(1981\)](#). La estrella Nr. 66 fue clasificada como CP2 por [Schneider y Weiss \(1988\)](#) y [Maitzen et al. \(1988\)](#). En cambio, la peculiaridad observada en la estrella Nr. 4 está en discusión. Por un lado, [Levato y Malaroda \(1975\)](#) la clasificó como una estrella CP2 de tipo espectral B8.5IV (SiII), esta clasificación fue confirmada por [Amieux y Burnage \(1981\)](#). Por el otro lado, [Schneider y Weiss \(1988\)](#) encuentra que sus datos fotométricos no corresponden a los colores esperados para una estrella CP. Además, [Maitzen et al. \(1988\)](#), basado en la clasificación espectral realizada por [Frye et al. \(1970\)](#), argumenta que esta estrella no sería peculiar porque las líneas de silicio están

típicamente asociadas a la clase de luminosidad III, resultado que se ajusta a la clase de luminosidad que hemos determinado.

Schneider y Weiss (1988) reporta a la estrella Nr. 91 como una variable tipo λ Boötis y propone a la estrella Nr. 105 como candidata a variable de este tipo.

Las estrellas Nrs. 3, 5 y 10 se encuentran en el catálogo de estrellas azules rejuvenecidas realizado por Ahumada y Lapasset (1995). Además encontramos que las estrellas Nrs. 9 y 15 fueron reportadas como estrellas azules rejuvenecidas y la Nr. 124 propuesta como candidata por Schmidt (1982).

Las estrellas Be conocidas de nuestra muestra son las Nrs. 28, 33, 47 y HD 87801. A ellas podemos agregar las encontradas por González y Lapasset (2001): la Nr. 3 clasificada como B8IIIe, la Nr. 4 que presenta $H\beta$ en emisión, la estrella Nr. 91 clasificada como B8.5III shell. La estrella Nr. 129 está reportada como estrella con líneas de emisión.

Resultados

Los resultados del método BCD se listan en la Tabla C.19 y los valores derivados están en la Tabla C.20. Los probables miembros fueron seleccionados de la Figura 7.7. En este gráfico se identifica claramente una alta concentración de estrellas alrededor del valor ~ 9 mag para el módulo de distancia. Los parámetros medios del cúmulo determinados son: $E(B - V) = 0,05 \pm 0,01$ mag y $(m_v - M_v)_0 = 9,21 \pm 0,15$ mag, que corresponde a $d = 694^{+49}_{-46}$ pc. De acuerdo a nuestro criterio, encontramos que las estrellas Nrs. 4, 9, 66, 102, 105 y 132 son *pm* y las Nrs. 100 y 141 son *pnm*.

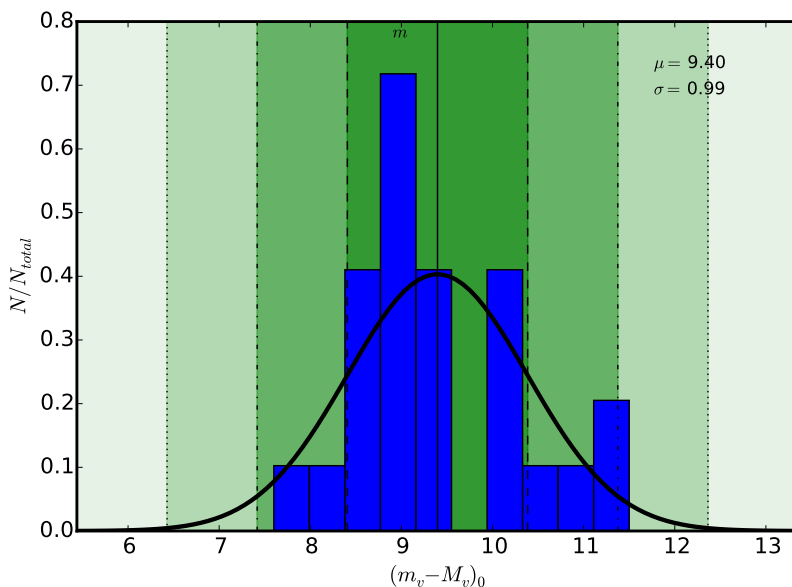


Figura 7.7: NGC 3114. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución. Las estrellas que tienen gradientes de color anómalos no se tuvieron en cuenta.

Es interesante remarcar que las estrellas de este cúmulo están caracterizadas por un gradiente de color anómalo (ver Tabla C.18 y sección §8.3). Encontramos que alrededor del 50 % de las estrellas estudiadas tienen un índice $(\Phi_b - \Phi_b^0)$ negativo, por lo tanto, no podemos derivar el exceso de color. En estos casos la distancia la determinamos asignándole a estas estrellas el valor medio del exceso de color del cúmulo ($0,05 \pm 0,01$ mag). Así, de acuerdo a nuestro criterio de membresía agregamos las estrellas Nrs. 5, 6, 7, 15 y 186 a las *pm*, la Nr. 47 y HD 87 436 a las *pnm* y la HD 87 801 sería *nm*.

En la Figura 7.8 graficamos las estrellas en un diagrama HR junto con las isócronas dadas por Ekström et al. (2012). Las estrellas de tipos espectrales tardíos están desplazadas hacia el rojo, como si estuvieran más evolucionadas, por lo que resulta muy difícil asignarle una única edad al cúmulo. La dispersión de edades, reportada en la literatura, también se encuentra reflejada en las edades individuales de las estrellas determinadas en este trabajo, como se muestra en la Tabla C.20.

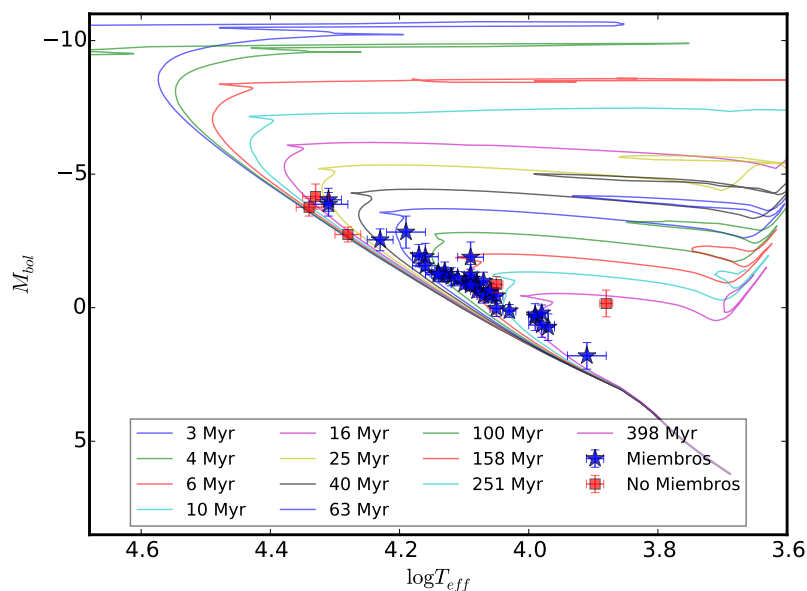


Figura 7.8: NGC 3114. Diagrama HR. Las isócronas están dadas por Ekström et al. (2012). La edad es difícil de estimar debido a que la región parece tener una mezcla de estrellas de distintas edades.

Con respecto a la clasificación espectral hemos clasificado por primera vez a cuatro estrellas: Nrs. 99, 105, CPD–59 1691 y J10015881–6001125. Hemos identificado trece estrellas que presentan la segunda discontinuidad de Balmer en su espectro (Nrs. 3, 4, 6, 11, 28, 33, 47, 79, 91, 126, 129, 132 y HD 87 436) entre las cuales las estrellas Nrs. 6, 11, 79, 126, 132 y HD 87 436 no han sido reportadas como estrellas Be (ver Fig. C.4). Por otro lado, observamos emisión en la línea $H\alpha$ en las estrellas Nrs. 3, 4, 28, 33, 47, 91, 129 y HD 87 801. En los espectros de las estrellas Nr. 11 y 15 no observamos emisión en $H\alpha$, de modo que la Nr. 11 es una estrella con envoltura circunestelar y alta rotación que no presenta fenómeno Be y rota a alta velocidad. Además determinamos la velocidad

de rotación de las estrellas Nrs. 3, 4, 11, 12, 15, 23, 33, 47, 91, 129 y HD 87 801 (ver Tabla C.21). De aquí podemos ver que las estrellas Nrs. 15 y 141 son estrellas tipo B con alta rotación.

Discusión

El valor medio del módulo de distancia verdadero derivado con el método BCD está de acuerdo con el valor determinado por [Loktin y Beshenov \(2001, 9,445 mag\)](#) quien utilizó las paralajes trigonométricas de HIPPARCOS. Nuestro exceso de color está de acuerdo con los valores obtenidos por [Lyngå \(1962, 0,04 mag\)](#), [Amieux y Burnage \(1981, 0,04 mag\)](#) y [Schneider y Weiss \(1988, 0,058 mag\)](#), aunque nosotros no hemos utilizado la muestra completa de la estrellas observadas. Sin embargo, no podemos definir la edad ya que la región parece tener una mezcla de estrellas de distintas edades (esta discusión la retomaremos en la sección §8.4). Varios autores se encontraron con el mismo problema al usar datos fotométricos.

En relación con la membresía de las estrellas, fue reportado que las estrellas Nos. 3, 5, 7, 79, 102, 132, HD 87 436 y HD 87 801 no pertenecen al cúmulo ([Frye et al., 1970](#); [Schneider y Weiss, 1988](#); [Maitzen et al., 1988](#); [González y Lapasset, 2001](#)) mientras que las estrellas Nrs. 91, 105 y 130 son *pnm* ([Schneider y Weiss, 1988](#)). Nuestros resultados arrojan que las estrellas Nrs. 3, 5, 7, 102, 105 y 130 serían miembros del cúmulo y confirman que HD 87 436 y HD 87 801 no pertenecen al cúmulo. Sin embargo, encontramos que las estrellas Nrs. 79, 91 y 130 son miembros del cúmulo.

Según [Sagar y Sharples \(1991\)](#) la determinación de los miembros del cúmulo por velocidad radial es difícil debido a que la velocidad heliocéntrica media del cúmulo ($\sim 25 \text{ km seg}^{-1}$) es muy parecida a la que se espera para estrellas del disco galáctico en esa dirección, por lo que toma como probables miembros a aquellas estrellas con $(m_v - M_v) = 10,0 \pm 1,5 \text{ mag}$. Este criterio es muy parecido al nuestro ya que nosotros tomamos como probables miembros a aquellas estrellas con $(m_v - M_v)_0 = 9,21 \pm 1,38 \text{ mag}$.

Hemos clasificado cuatro estrellas por primera vez. Para la mayoría de las estrellas, los tipos espectrales derivados concuerdan con las determinaciones previas (con diferencias de a lo sumo dos subtipos espectrales).

Además de las estrellas Be conocidas (Nrs. 4, 28, 33, 47, 91 y HD 87 801), en nuestra muestra distinguimos trece que muestran una segunda discontinuidad de Balmer entre ellas hay siete estrellas candidatas a Be, estas son: Nrs. 3, 6, 11, 79, 126, 132 y HD 87 436, ya que muestran un segundo salto y no están reportadas como Be.

Las estrellas propuestas como azules rejuvenecidas, Nrs. 3, 5, 9, 10, 15 y 124 ([Schmidt, 1982](#); [Ahumada y Lapasset, 1995](#)), deberían ser estudiadas más en detalle considerando que algunas de ellas fueron reportadas como no miembros y, además, tienen excesos de gradiente de color negativos o son estrellas de baja luminosidad (ver Tabla C.19).

7.5. NGC 3766³

Antecedentes

NGC 3766 ($\alpha = 11^{\text{h}} 36^{\text{m}} 13^{\text{s}}.3$ y $\delta = -61^{\circ} 36' 55''$; $J2000$) es un cúmulo abierto joven conformado por un grupo bastante compacto de estrellas situado sobre el ecuador galáctico en el brazo espiral de Sagittarius–Carina en dirección a la constelación del Centauro. Es uno de los cúmulos abiertos con el mayor número de estrellas Be en el hemisferio sur (Slettebak, 1985).

Este cúmulo fue estudiado con técnicas fotométricas y espectroscópicas, utilizando datos de HIPPARCOS y herramientas teóricas tales como cúmulos sintéticos (Weaver, 1953; Ahmed, 1962; Sher, 1962; Becker, 1963; Kraus, 1967; Lindoff, 1968; Schild, 1970; Becker y Fenkart, 1971; Winnenbourg, 1973; Yilmaz, 1976; Mermilliod, 1981; Shobbrook, 1985; MelÑik y Efremov, 1995; Moitinho et al., 1997; Malysheva, 1997; Tovmassian et al., 1998; Rastorguev et al., 1999; Tadross, 2001; McSwain y Gies, 2005; Kharchenko et al., 2005; McSwain et al., 2008; Kharchenko et al., 2009a; Yadav et al., 2013). Sin embargo, la distancia al cúmulo (entre 735 pc y 2500 pc) y la edad (entre 6 y 33 Ma) muestran ciertas incertezas. El enrojecimiento $E(B - V)$ del cúmulo está entre 0,16 y 0,22 mag, como se puede ver en la Tabla C.22. Según Moitinho et al. (1997) los valores de $E(B - V)$, en algunos casos, podrían estar subestimados ya que los colores intrínsecos fueron obtenidos a partir de los tipos espectrales y clases de luminosidad de estrellas variables o estrellas Be disponibles en la literatura.

Si bien NGC 3766 es un cúmulo muy estudiado, hay muy pocos trabajos orientados a la clasificación espectral de las estrellas que lo conforman (Schild, 1970; Slettebak, 1985; Yudin, 2001). También encontramos estrellas clasificadas en catálogos y en trabajos relacionados a la búsqueda de estrellas tipo Be. Todos estos datos se muestran en la Tabla C.23.

Dentro de nuestra muestra de estrellas observadas encontramos dos binarias (Nrs. 27 y 316, Hartkopf et al., 1993; Kholopov, 1956, respectivamente), tres estrellas azules rejuvenecidas (Nrs. 5, 26 y 27, Ahumada y Lapasset, 1995) y una variable (Nr. 232, Winkler, 1997). Según Mermilliod (1982a) la estrella Nr. 1 es una posible estrella azul rejuvenecida. Por otro lado, si bien la estrella Nr. 232 fue clasificada como binaria, Henize (1976) encuentra que la emisión en $H\alpha$ es variable y propone la posibilidad de una compañera de tipo espectral K. Según Adelman et al. (2000) la estrella tiene una compañera conocida y confirmada.

Con respecto a la población de estrellas Be encontramos reportadas como tales a las estrellas Nrs. 1, 15, 26, 27, 151, 239, 240, 264, 291 y 301. Entre las cuales las Nrs. 1, 26, 27, 151, 239 y 291 fueron clasificadas como Be transitorias por McSwain et al. (2009).

³Este cúmulo fue analizado en mi tesis de licenciatura. En este trabajo mejoramos los parámetros BCD con el código M.I.D.E.3700 y agregamos los datos obtenidos en alta resolución.

Resultados

Los resultados obtenidos con el método BCD se listan en la Tabla C.24 y los valores derivados están en la Tabla C.25. Los probables miembros fueron seleccionados de la Figura 7.9. En este gráfico se identifica claramente una alta concentración de estrellas alrededor del valor $\sim 11,5$ mag para el módulo de distancia.

Calculamos un módulo de distancia medio $(m_v - M_v)_0 = 11,50 \pm 0,15$ mag (que corresponde a una distancia de $d = 1996_{-133}^{+142}$ pc) y un exceso medio $E(B - V) = 0,25 \pm 0,02$ mag. De acuerdo con nuestro criterio ninguna estrella quedaría fuera del cúmulo, pero las Nrs. 27, 55 y 169 son *pm*.

Encontramos algunas estrellas que tienen un valor negativo de la diferencia $\Phi_b - \Phi_b^0$. Esto conduce a un valor negativo del exceso de color (este resultado lo discutiremos más en profundidad en la sección 8.3). Por lo tanto, las distancias a estas estrellas las calculamos, asignándoles el valor $E(B - V)$ obtenido para el cúmulo.

Construimos un diagrama HR de NGC 3766 (ver Figura 7.10) que muestra las isócronas dadas por Ekström et al. (2012). Si consideramos la posición de la estrella más evolucionada, Nr. 232, la edad del cúmulo estaría entre 6 Ma y 10 Ma. Por otro lado, estimamos la edad del cúmulo calculando un promedio de las edades estelares individuales, detalladas en la Tabla C.25. Esta estimación da una edad de 28,3 Ma.

Con respecto a la clasificación espectral hemos clasificado por primera vez a cuatro estrellas: Nrs. 24, 30, MG 29, MG 116 y MG 177. Además, también por primera vez, determinamos las clases de luminosidad de las estrellas Nrs. 169, 209, 239, 240, 243, HD 306 644, HD 306 778, HD 306 784, HD 306 787, HD 306 788, HD 308 743 y HD 308 852.

Finalmente, de este estudio espectroscópico encontramos cuatro estrellas que presentan una segunda discontinuidad de Balmer: Nrs. 55, 240, 264 y HD 308 852 (ver Figura C.5). Los espectros de las estrellas Nrs. 26, 151, 232, 240, 264, 291, 301 y HD 308 852 muestran emisión en $H\alpha$. Así resulta que las estrellas Nr. 301 y HD 308 852 son una nueva estrella Be. Sin embargo las estrellas Nrs. 27, 239 y HD 306 787 no muestran emisión en dicha línea. Por otro lado determinamos la velocidad de rotación de las estrellas Nrs. 26, 27, 151, 232, 239, 240, 264, 291, 301, HD 306 787 y HD 308 852. En la tabla C.26 se puede observar que las estrellas Nrs. 24, 30, 169, 317 y NGC 3766 MG 29 son estrellas tipo B que rotan a gran velocidad.

Discusión

Nuestra estimación de distancia está en muy buen acuerdo con la mayoría de las determinaciones encontradas en la literatura (ver Tabla C.22), y en particular con Schild (1970) y McSwain et al. (2008). El exceso de color medio BCD derivado a partir de los excesos de gradiente de color también está de acuerdo con el valor $(B - V) - (B - V)_0 = 0,21$ mag, donde $(B - V)$ es el índice de color observado tomado de SIMBAD y $(B - V)_0$ fue obtenido utilizando nuestras temperaturas BCD y las calibraciones temperatura-color de Flower (1996).

Con respecto a la edad, los valores encontrados en este trabajo están de acuerdo con el rango de edades encontrado en la literatura (ver Tabla C.22).

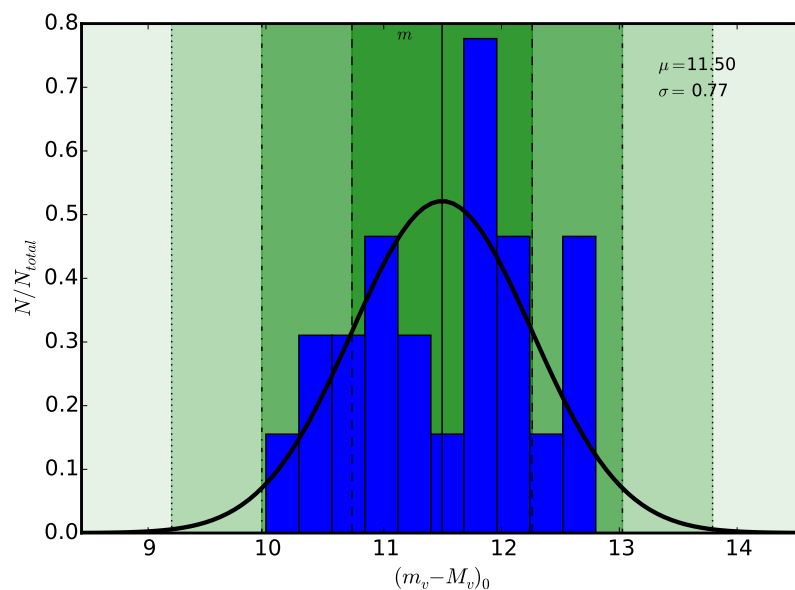


Figura 7.9: NGC 3766. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

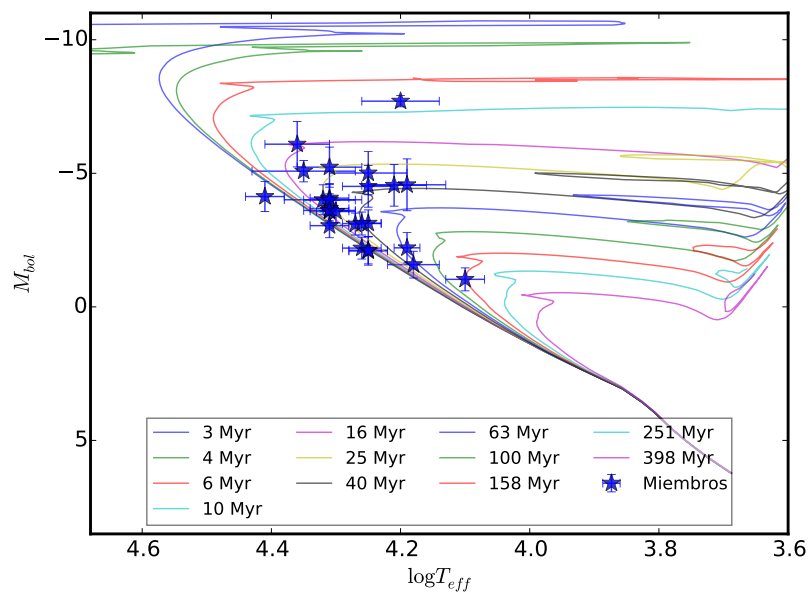


Figura 7.10: NGC 3766. Diagrama HR. El cúmulo tiene una edad dentro del rango de 6 – 28 Ma. Las isócronas están dadas por [Ekström et al. \(2012\)](#).

Según nuestro criterio encontramos que la mayoría de las estrellas observadas son miembros del cúmulo, sólo las Nrs. 27, 55 y 169 son *pm*. En la literatura encontramos que la única estrella de nuestra muestra que se discute si pertenece o no al cúmulo es la Nr. 232. Schild (1970) la considera una estrella de fondo, mientras que Humphreys (1978) dice que es un probable miembro. Por otro lado Slettebak (1985), de acuerdo a sus observaciones plantea que la clase de luminosidad es incorrecta o que es una estrella de fondo. Tanto la literatura como nosotros, coincidimos en que la estrella es supergigante. El problema para poder determinar su membresía radica en que es una estrella variable y binaria.

Como hemos mencionado anteriormente la clasificación espectral de las estrellas fue realizada por Schild (1970); Slettebak (1985) y Yudin (2001). Nuestra clasificación está en muy buen acuerdo con estos trabajos. La única estrella que nosotros clasificamos como más evolucionada es la Nr. 1 (B5III), mientras que Schild (1970) y Yudin (2001) la clasificaron como B2IVpe y Slettebak (1985) como B3/5V:.

De acuerdo al catálogo realizado por Ahumada y Lapasset (1995) las estrellas Nrs. 5, 26 y 27 fueron reportadas como estrellas azules rejuvenecidas. Sin embargo nuestro diagrama HR no refleja esta clasificación.

7.6. NGC 4755⁴

Antecedentes

El cúmulo abierto NGC 4755 ($\alpha = 12^h 53^m 42^s$ y $\delta = -60^\circ 22'$, *J2000*) también conocido como κ Crucis o “Caja de Joyas” (designado por Herschel) es un grupo de estrellas altamente concentradas con grandes diferencias en las luminosidades. Pickering y Bailey (1898) fueron los primeros en designar a la agrupación como un cúmulo abierto. NGC 4755 es relativamente raro ya que contiene estrellas supergigantes azules y rojas simultáneamente (Perry et al., 1976). Además tiene varias estrellas variables tipo β Cephei.

Al ser un cúmulo con estrellas muy brillantes fue estudiado por muchos astrónomos que determinaron su distancia, su exceso de color y su edad. Los valores de la edad, distancia y enrojecimiento calculados a partir de estudios fotométricos fueron derivados por Arp y van Sant (1958); Becker (1963); Humphreys (1976); Perry et al. (1976); Mermilliod (1981); Nicolet (1981); Shobbrook (1984); Dachs y Kaiser (1984); Sagar (1987); Alfaro y Delgado (1991); Balona y Koen (1994); Sagar y Cannon (1995); Malysheva (1997); Balona et al. (1997); Fabregat y Torrejon (1998); Tadross (2001); Sanner et al. (2001); Piskunov et al. (2004); McSwain y Gies (2005) y Kharchenko et al. (2013). Mientras que los derivados con estudios espectroscópicos son Trumpler (1930); Hernández (1960); Feast (1963); Schild (1970); Harris (1976); Santos y Bica (1993); Piatti et al. (2002); Dufton et al. (2006); Aidelman et al. (2012) y Corti y Orellana (2013). Otras técnicas de estudio fueron

⁴Este cúmulo fue analizado en mi tesis de licenciatura. En este trabajo mejoramos los parámetros BCD con el código M.I.D.E.3700 y agregamos los datos obtenidos en alta resolución.

utilizadas por Lindoff (1968); Pandey et al. (1989); Meynet et al. (1993); Rastorguev et al. (1999); Robichon et al. (1999); Baumgardt et al. (2000); Kharchenko et al. (2005) y Piskunov et al. (2008).

De acuerdo a los valores listados en la Tabla C.27 el módulo de distancia se encuentra entre 8,9 mag y 12,657 mag y la distancia entre 750 pc y 2778 pc, mostrando una dispersión importante de dichos valores. El exceso de color $E(B - V)$ también muestra cierta incerteza en su determinación ya que encontramos valores que van desde 0,31 mag hasta 0,48 mag. Dicha incerteza puede deberse a que parece haber una extinción no uniforme sobre el cúmulo (Sagar, 1987; Sagar y Cannon, 1995). Con respecto a la determinación de la edad encontramos valores entre 3 Ma y 93 Ma.

En la literatura encontramos varios trabajos dedicados a determinar los tipos espectrales de las estrellas pertenecientes a NGC 4755 (Arp y van Sant, 1958; Hernández, 1960; Feast, 1963; Schild, 1970; Balona, 1975; Harris, 1976; Evans et al., 2005). Lo interesante de este cúmulo es que además de tener varias estrellas supergigantes (ver Tabla C.28) tiene muchas estrellas variables, en particular tipo β Cefeida y binarias.

Resultados

En las Tablas C.29 y C.30 se muestran los resultados obtenidos para los parámetros fundamentales de las estrellas observadas en el campo de NGC 4755. Considerando los probables miembros seleccionados (Figura 7.11) calculamos los valores medios para el módulo de distancia, distancia y exceso de color del cúmulo: $(m_v - M_v)_0 = 12,10 \pm 0,22$ mag (que corresponde a una distancia de $d = 2635_{-250}^{+277}$ pc) y $E(B - V) = 0,30 \pm 0,04$ mag. De acuerdo a estos valores, las estrellas Nrs. 7, 8, 11, 223 y 305 serían *pm* mientras que las Nrs. 1 y 5 *pnm*.

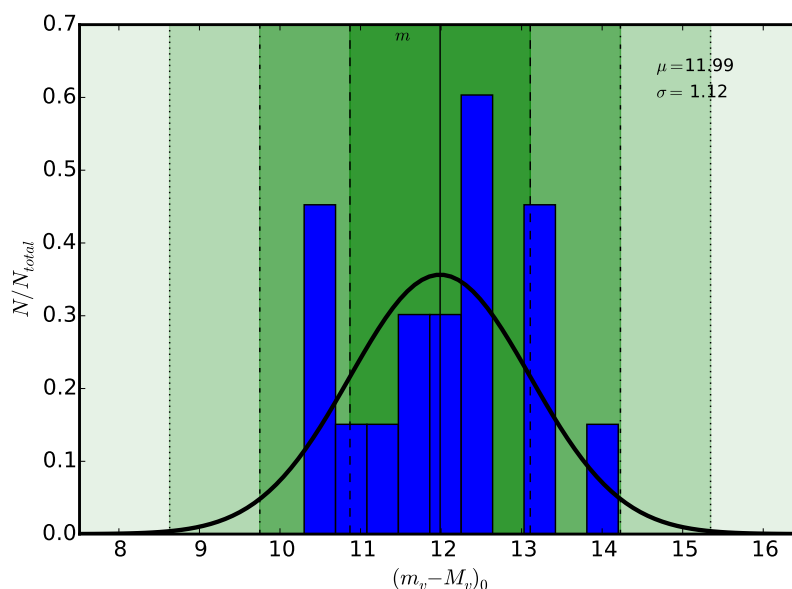


Figura 7.11: NGC 4755. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

En la Figura 7.12 se muestran las isócronas dadas por Ekström et al. (2012) en el diagrama HR del cúmulo. De aquí derivamos una edad entre 6 Ma y 10 Ma teniendo en cuenta la posición de las dos estrellas evolucionadas que serían miembros del cúmulo (Nrs. 106 y 223). Una mejor estimación de 7,7 Ma puede obtenerse promediando las edades estelares individuales de las estrellas (sin considerar las estrellas *pnm*, ver Tabla C.30). Mermilliod (1981) lo ubica en el grupo de edad de NGC 884 y dice que una característica de este grupo es que tienen supergigantes rojas.

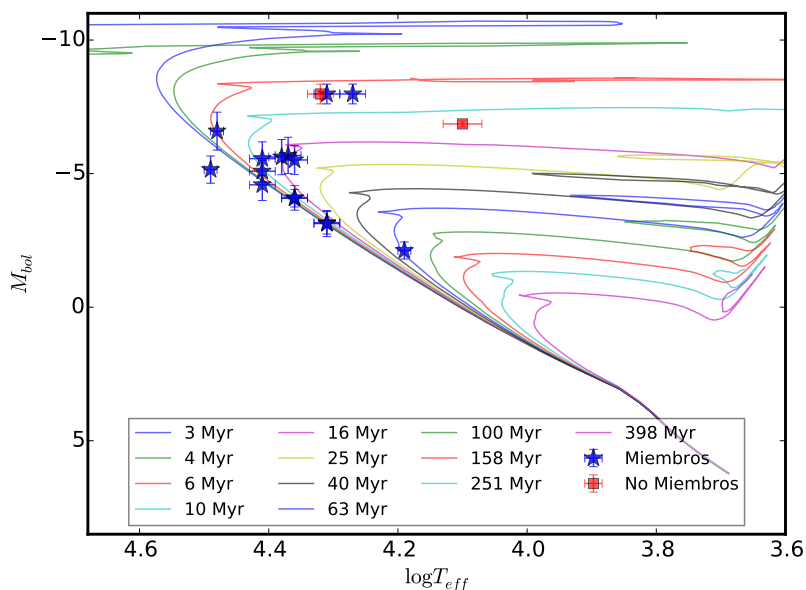


Figura 7.12: NGC 4755. Diagrama HR. La edad estimada del cúmulo es ~ 8 Ma. Las isócronas son las calculadas por Ekström et al. (2012).

Como hemos mencionado anteriormente este cúmulo tiene estrellas muy brillantes por lo que todas las estrellas de nuestra muestra han sido clasificadas anteriormente. Los espectros con una segunda discontinuidad de Balmer corresponden a las estrellas Nrs. 1 y 306 las cuales son una supergigante B9Ia y una estrella Be conocida, respectivamente (ver Figura C.6). De las estrellas observadas en alta resolución (Nrs. 1, 106 y 306) sólo la Nr. 306 muestra emisión en $H\alpha$ (ver Tabla C.31). Además encontramos que las estrellas Nrs. 6, 201, 223 y 418 son estrellas B con alta rotación.

Discusión

En general, los valores determinados en este trabajo para el módulo de distancia, distancia, exceso de color y edad de NGC 4755 están de acuerdo con las estimaciones previas (ver Tabla C.27). En particular nuestro valor estimado para la distancia está en excelente acuerdo con el calculado por Baumgardt et al. (2000). Sin embargo los valores derivados de la BCD para el módulo de distancia y para el exceso de color están más cercanos a los primeros valores publicados: Arp y van Sant ($E(B - V) = 0,31$ mag, 1958) y Hernández ($(m_v - M_v)_0 = 12,1$ mag, 1959).

Las discrepancias encontradas entre el módulo de distancia obtenido por distintos autores están fuertemente relacionadas con las determinaciones del enrojecimiento, ya que el exceso de color tiene las contribuciones de dos componentes: una debida al material interestelar y otra debida a la envoltura circunestelar de la población estelar Be. Mientras que los métodos fotométricos utilizan valores medios del enrojecimiento como un enrojecimiento interestelar puro, el sistema espectroscópico BCD permite determinar mediciones individuales corregidas por las extinciones interestelar y circunestelar en emisión/absorción. El exceso de color medio BCD derivado por medio de los excesos de los gradientes de color es levemente menor que $\overline{(B - V)} - (B - V)_0 = 0,39$ mag, que fue obtenido con valores $(B - V)$ observados tomados de [Dachs y Kaiser \(1984\)](#) y las estimaciones $(B - V)_0$ derivadas a partir de nuestras temperaturas BCD y la calibración color-temperatura dada por [Flower \(1996\)](#).

Con respecto a las estrellas que están confirmadas como miembros del cúmulo encontramos a las Nrs. 1, 5, 6, 106, 305, 418 ([Baumgardt et al., 2000](#); [Sanner et al., 2001](#)) Las estrellas Nr. 8 y 454 están reportadas como no miembro ([Sanner et al., 2001](#); [Dachs y Kaiser, 1984](#), respectivamente). Sin embargo, nosotros encontramos que las estrellas que probablemente no sean del cúmulo son las Nrs. 1 y 5. En este caso, al tratarse de una muestra de estrellas en la que la mayoría son variables, es difícil determinar con precisión la distancia a cada objeto. Como nuestro criterio de pertenencia al cúmulo depende fuertemente de la estimación de la distancia no podemos hacer una discusión detallada en este tema.

Los tipos espectrales derivados con el método BCD están en muy buen acuerdo con las determinaciones realizadas anteriormente por [Hernández \(1960\)](#); [Feast \(1963\)](#); [Schild \(1970\)](#); [Balona \(1975\)](#); [Harris \(1976\)](#) y [Evans et al. \(2005\)](#). Las discrepancias en la clasificación espectral pueden deberse a la naturaleza variables de la mayoría de las estrellas observadas.

Confirmamos la presencia del fenómeno Be en la estrella Nr. 306 ya que observamos una segunda discontinuidad de Balmer y un núcleo en emisión en la línea $H\gamma$ (ver Figura C.6).

De acuerdo a nuestro diagrama HR, no habría estrellas azules rejuvenecidas en el cúmulo.

7.7. NGC 6025

Antecedentes

NGC 6025 ($\alpha = 16^{\text{h}} 03^{\text{m}} 17^{\text{s}}$ y $\delta = -60^{\circ} 25^{\text{m}} 9$, $J2000$) ubicado en la constelación del Triangulum Australe. Se caracteriza por presentar un diagrama M_v vs $(B - V)_0$ bien definido. En cambio, el plano M_v vs $(U - B)_0$ muestra un tipo de división (o corte) en la secuencia principal en los valores de magnitud absoluta $M_v < 1$ mag (cf. [Mermilliod, 1981](#)). Este corte, que también fue reportado por [Feinstein \(1971\)](#) en el diagrama color-magnitud y por [Kilambi \(1975\)](#) en el intervalo $0,1 \text{ mag} < (B - V)_0 < 0,2 \text{ mag}$, no se debe a la mezcla de cúmulos de diferentes edades ([Mermilliod, 1981](#)).

Los estudios fotométricos de este cúmulo fueron llevados a cabo por varios autores: [Hogg \(1953\)](#); [Feinstein \(1971\)](#); [Kilambi \(1975\)](#); [Fenkart y Binggeli \(1979\)](#); [Mermilliod \(1981\)](#); [Malysheva \(1997\)](#) y [Kharchenko et al. \(2005\)](#). Otros datos complementarios relacionados con estudios estadísticos o

espectroscópicos, como así también relacionados con paralajes trigonométricas y modelos evolutivos fueron aportados por [Trumpler \(1930\)](#); [Nicolet \(1981\)](#); [Meynet et al. \(1993\)](#); [Loktin y Beshenov \(2001\)](#); [Paunzen y Netopil \(2006\)](#); [Piskunov et al. \(2008\)](#) y [Grosso y Levato \(2011\)](#). El módulo de distancia verdadero ubica al cúmulo entre 8,93 mag y 10,15 mag, lo que representa una distancia entre 614 pc y 870 pc. El exceso de color $E(B - V)$ toma valores desde 0,15 mag hasta 0,18 mag, y la edad, que es más incierta, está entre 71 Ma y 126 Ma. Estos datos están resumidos en la Tabla [C.32](#).

Con respecto a la pertenencia de las estrellas al cúmulo encontramos reportadas como no miembros y/o probables no miembro a las estrellas Nrs. 6, 8, 11, 14, 15, 26, 43, 86 y 90 ([Feinstein, 1971](#); [Kilambi, 1975](#); [Grosso y Levato, 2011](#)).

Con respecto a la clasificación espectral, todas las estrellas de nuestra muestra fueron clasificadas, excepto la estrella Nr. 86 (ver Tabla [C.33](#)). El único trabajo orientado a determinar los tipos espectrales de las estrellas pertenecientes a NGC 6025 fue realizado por [Grosso y Levato \(2011\)](#). El resto de las clasificaciones encontradas en la literatura se realizaron en el marco de catálogos de estrellas brillantes.

En relación a las estrellas con líneas en emisión encontramos sólo dos estrellas. La estrella Nr. 1 es una estrella Be conocida y reportada como variable tipo γ Cassiopeiae por [Adelman \(2001\)](#) y la Nr. 6 con emisión en la línea $H\beta$ ([Grosso y Levato, 2011](#)). En la literatura encontramos, además, estrellas químicamente peculiares: [Grosso y Levato \(2011\)](#) reporta a la estrella Nr. 11 como B9IVp(Hg-Mg?) y a la Nr. 25 como B8IIIp(Si λ 4200) mientras que la Nr. 90 figura en el catálogo de [Renson y Manfroid \(2009\)](#) como B8(Si).

Entre las estrellas que presentan variaciones fotométricas, [Waelkens y Rufener \(1985\)](#) reporta, para la estrella Nr. 12, variaciones en el brillo y en $(U - B)$, y la clasifica como una estrella B que pulsa lentamente. También encontramos la estrella Nr. 26 reportada como binaria eclipsante ([Otero y Dubovsky, 2004](#); [Grosso y Levato, 2011](#)) y como binaria espectroscópica con líneas dobles ([Grosso y Levato, 2011](#)). Por su parte [Kilambi \(1975\)](#) reporta como variables a las estrellas Nrs. 14, 26, 43 y 86.

Por último, dentro de nuestra muestra tenemos estrellas reportadas como variables en velocidad radial, en este caso son las estrellas Nrs. 14 y 22 ([Grosso y Levato, 2011](#)) y una estrella azul rejuvenecida, la Nr. 1 ([Mermilliod, 1982b](#)).

Resultados

Los parámetros BCD obtenidos para cada estrella se describen en la Tabla [C.34](#) mientras que sus correspondientes parámetros físicos, distancias y edades se listan en la Tabla [C.35](#). De los valores de esta última tabla, calculamos el valor medio del módulo de distancia verdadero $(m_v - M_v)_0 = 9,25 \pm 0,17$ mag (que se corresponde con $d = 709^{+57}_{-53}$ pc) y el exceso de color medio $E(B - V) = 0,34 \pm 0,02$ mag. Todos estos valores fueron calculados con la primera selección de probables miembros (ver Figura [7.13](#)). De acuerdo al valor obtenido para el módulo de distancia y nuestro criterio de membresía, las estrellas Nrs. 6, 11, 23 y 26 son *pm* mientras que la Nr. 15 es *pnm*.

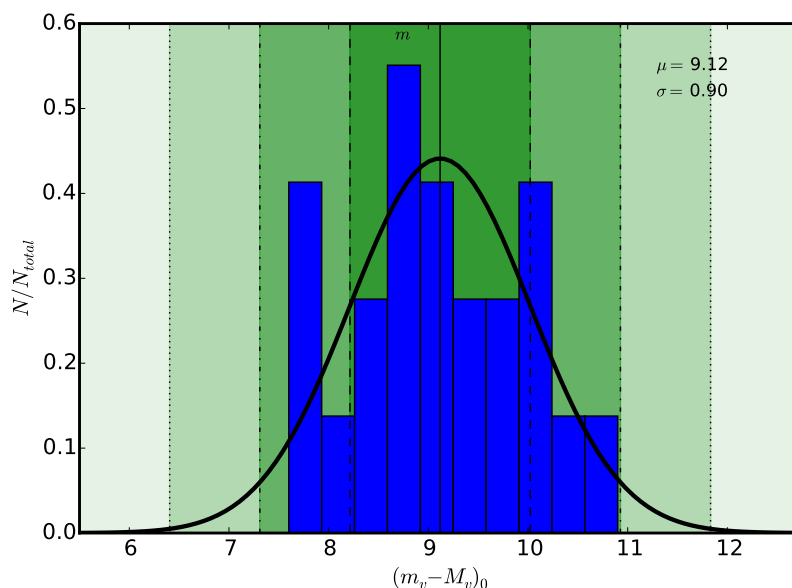


Figura 7.13: NGC 6025. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

Construimos un diagrama HR utilizando los parámetros BCD M_{bol} vs T_{eff} donde se puede observar un diagrama bien definido (Figura 7.14). Considerando entonces que la estrella Nr. 1 (Mermilliod, 1982b) y la Nr. 12 (ver más abajo en la discusión) son estrellas azules rejuvenecidas, la edad del cúmulo estaría entre 40 Ma y 63 Ma. Este rango de edades está de acuerdo con la edad media, $t = 68 \pm 13$ Ma, obtenida calculando el promedio de las estimaciones individuales de la edad de cada estrella (listadas en la Tabla C.35).

La estrella Nr. 86 fue clasificada por primera vez como A2VI. Observamos que las estrellas Nrs. 3 y 25 muestran un segundo salto de Balmer en sus espectros y rotan a alta velocidad (ver Figura C.7 y Tabla C.36). Confirmamos también la presencia del fenómeno Be en la estrella Nr. 1 ya que observamos la línea $H\alpha$ en emisión. Por el contrario no observamos emisión en los espectros de las estrellas Nrs. 3 y 25, por lo tanto, estas son estrellas tipo B con envoltura circunestelar y alta rotación que no presentan fenómeno Be. Además en la Tabla C.36 encontramos que las estrellas Nrs. 8, 13 y 16 son estrellas B con alta rotación.

Discusión

Nuestras estimaciones de distancia y edad para NGC 6025 acuerdan muy bien con los valores reportados por Paunzen y Netopil (2006, 725 ± 94 pc), Malysheva (1997, 71 Ma) y Paunzen y Netopil (2006, 74 Ma).

Las estrellas Nrs. 8, 11, 14, 15, 26, 43, 86 y 90 fueron reportadas como no miembros (Feinstein, 1971; Kilambi, 1975; Grosso y Levato, 2011) y las estrellas Nrs. 6 y 26 como *pnm* por Grosso y

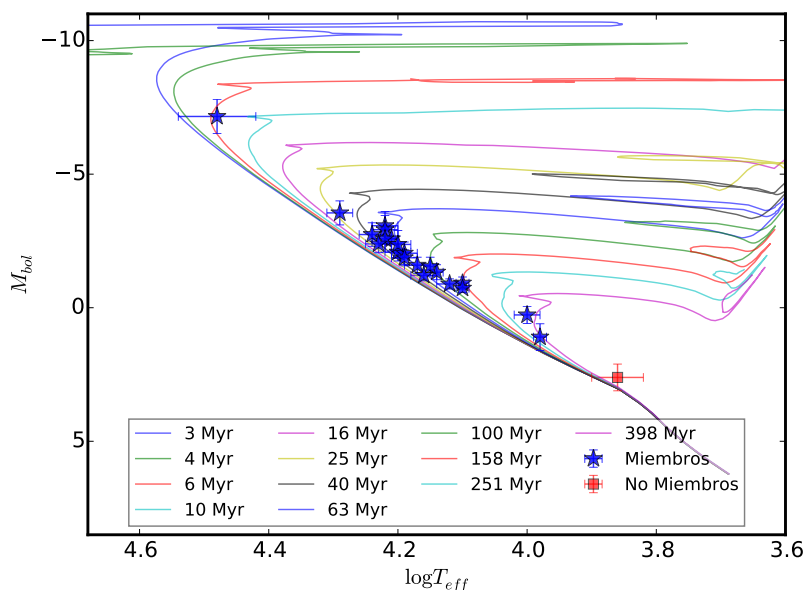


Figura 7.14: NGC 6025. Diagrama HR. La edad estimada de este cúmulo está entre 40 y 68 Ma. Las isócronas están dadas por [Ekström et al. \(2012\)](#).

[Levato \(2011\)](#). De acuerdo a nuestros resultados coincidimos sólo en que la estrella Nr. 15 sería no miembro, el resto de las estrellas podrían pertenecer al cúmulo. Hay que tener en cuenta que las estrellas Nrs. 14, 26, 43 y 86 son variables fotométricas, y a esto podría deberse la discrepancia sobre cuáles estrellas son miembros del cúmulo.

Nuestro diagrama HR también muestra una falta de estrellas en la región correspondiente a los valores de M_{bol} que están entre 0 y 1 mag, pero necesitamos observar una cantidad mayor de estrellas para poder confirmar la existencia de este corte.

La clasificación espectral BCD está de acuerdo con clasificaciones anteriores, principalmente la realizada por [Grosso y Levato \(2011\)](#), con la cual discrepamos a lo sumo por dos subtipos espectrales y dos clases de luminosidad. La excepción es la estrella Nr. 23, clasificada como B4IV en este trabajo y como A0V por [Grosso y Levato \(2011\)](#).

Un resultado interesante es que encontramos que las estrellas Nrs. 1 y 6 son estrellas que presentan variaciones en la línea $H\beta$. Según [Grosso y Levato \(2011\)](#), la estrella Nr. 1 mostró un perfil de la línea $H\beta$ en absorción con un núcleo en emisión de doble pico, mientras que en nuestro espectro se observa una línea en absorción con un núcleo central en emisión. En ese mismo trabajo, también reportaron que la línea $H\beta$ de la estrella Nr. 6 se encontró en emisión, mientras que nosotros observamos que su espectro corresponde al de una estrella tipo B normal (ver [Figura 7.15](#)).

Con respecto a la población de estrellas Be del cúmulo reportamos que las estrellas Nrs. 3 y 25 podrían presentar el fenómeno Be debido a que muestran el segundo salto de Balmer en sus espectros. Además la estrella Nr. 3 es un rotador rápido ([Grosso y Levato, 2011](#), 240 km sec^{-1}).

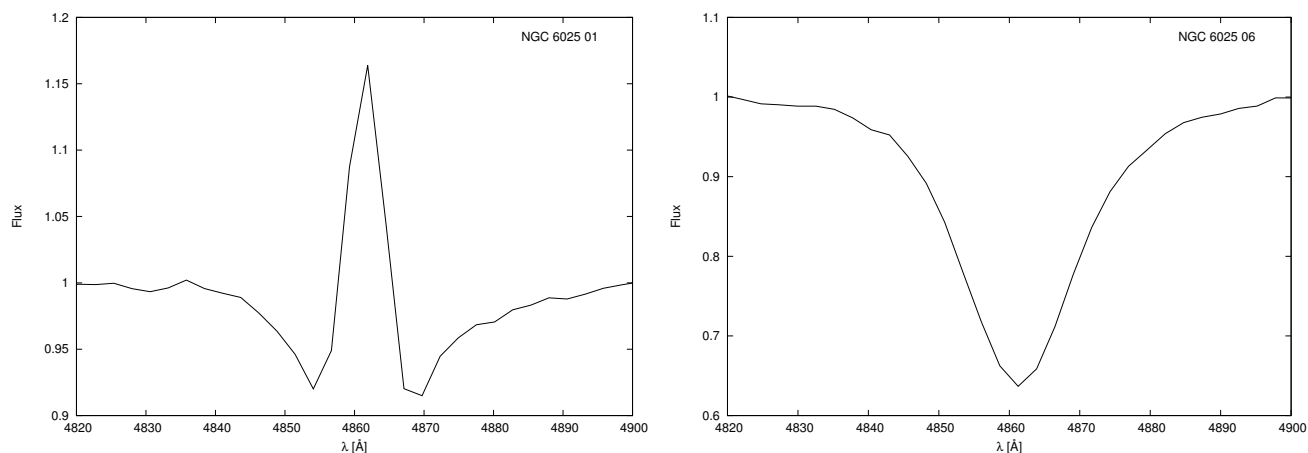


Figura 7.15: Perfil de la línea $H\beta$ de las estrellas Nr. 1 (a la izquierda) y la Nr. 6 (a la derecha).

La única estrella reportada como una estrella azul rejuvenecida es la Nr. 1 (Mermilliod, 1982b). Nuestro diagrama HR confirma este resultado pero además sugiere que la estrella Nr. 12 podría ser también una estrella azul rejuvenecida.

7.8. NGC 6087⁵

Antecedentes

NGC 6087 ($\alpha = 16^{\text{h}} 18^{\text{m}} 50$ y $\delta = -57^{\circ} 56^{\text{m}} 1$; $J2000$) se ubica cerca del plano Galáctico, en el borde sur de la constelación de Norma. Se encuentra inmerso en una región que aparenta estar uniformemente enrojecida. Próximo al centro del cúmulo se encuentra la estrella más brillante, S Normae, una cefeida muy conocida.

La distancia, el enrojecimiento y la edad del cúmulo han sido determinados en muchos trabajos, en su mayoría basados en datos fotométricos (Ferne, 1961; Landolt, 1963; Breger, 1966; Graham, 1967; Becker y Fenkart, 1971; Schmidt, 1980; Janes y Adler, 1982; Turner, 1986; Sagar, 1987; Sagar y Cannon, 1997; Kharchenko et al., 2005; Piskunov et al., 2007; An et al., 2007). Otras técnicas, como por ejemplo paralajes estadísticas, cúmulos sintéticos, etc., fueron utilizadas por Trumpler (1930); Lindoff (1968); Tosi (1979); Meynet et al. (1993); Robichon et al. (1999); Rastorguev et al. (1999); Baumgardt et al. (2000) y Loktin y Beshenov (2001). En particular Tosi (1979) determina la edad del cúmulo con tres métodos distintos: ajuste de isócronas, posición del punto de apartamiento y período de cefeidas. Sostiene que el método más exacto es el ajuste de isócronas seguido del de las cefeidas. En la Tabla C.37 listamos todos los valores de dichos parámetros, que encontramos en los trabajos mencionados. Allí podemos ver que los valores del exceso de color $E(B - V)$ van

⁵Este cúmulo fue analizado en mi tesis de licenciatura. En este trabajo mejoramos los parámetros BCD con el código M.I.D.E.3700 y agregamos los datos obtenidos en alta resolución.

desde 0,13 mag hasta 0,22 mag, el módulo de distancia va desde 9,375 mag hasta 10,23 mag y la distancia toma valores entre 750 pc y 1 000 pc. La determinación de la edad tiene gran dispersión, con valores entre 10 – 20 Ma y 146 Ma.

En relación a la clasificación espectral de las estrellas del cúmulo encontramos sólo el trabajo de Feast (1957). En la Tabla C.38 se listan las clasificaciones espectrales determinadas previamente que encontramos en la literatura, ya sea en catálogos o en estudios de poblaciones estelares.

Entre las estrellas que presentan algún tipo de peculiaridad encontramos que las Nrs. 9, 10, 14 y 22 fueron reportadas como Be por Mermilliod (1982a). En particular, la estrella Nr. 10 había sido reportada previamente por Feast (observó $H\beta$ en emisión 1957) y Henize (observó $H\alpha$ en emisión 1976). Mientras que la Nr. 22 fue listada como una estrella con líneas en emisión en los catálogos de Henize (1976) y Jaschek y Egret (1982). Por otro lado la Nr. 25 es una estrella tipo CP2 (Maitzen, 1985).

Resultados

Con el método BCD determinamos los parámetros fundamentales de las estrellas observadas (ver Tablas C.39 y C.40). Haciendo un promedio del módulo de distancia, determinamos los probables miembros del cúmulo, como se muestra en la Figura 7.16. Luego, como hemos explicado anteriormente, haciendo el promedio de los valores del módulo de distancia, distancia y exceso de color, estimamos dichos parámetros para NGC 6087.

Los resultados que obtuvimos son: $(m_v - M_v)_0 = 9,00 \pm 0,19$ mag (que corresponde a una distancia $d = 629^{+56}_{-52}$ pc) y $E(B - V) = 0,35 \pm 0,03$ mag. Además determinamos que las estrellas Nrs. 7, 22, 101 y 129 son *pm* y las Nrs. 33 y 35 como *nm*.

Confeccionamos un diagrama HR donde graficamos las estrellas observadas junto con las isócronas dadas por Ekström et al. (2012). De acuerdo a la Figura 7.17 podríamos decir que el cúmulo tiene una edad de aproximadamente 50 Ma si consideramos que la estrella Nr. 22 es una estrella azul rejuvenecida. Por otro lado, haciendo un promedio de las edades individuales (última columna de la Tabla C.40) obtenemos $t = 58 \pm 6$ Ma. Las dos estimaciones están en excelente acuerdo, por lo que la edad de este cúmulo es de aproximadamente 55 Ma.

Con el sistema BCD clasificamos por primera vez las estrellas Nr. 25, 33, 101 y 128 y determinamos, también por primera vez, la clase de luminosidad de la estrella Nr. 35.

Un resultado importante es que las estrellas Nrs. 7 y 9 presentan variaciones. Contamos con tres espectros de cada estrella, observados en tres fechas distintas (26/04/2003, 04/06/2003 y 22/07/2013), y en ellos notamos cambios no sólo en el salto de Balmer sino también en la segunda componente del salto (ver Figura C.8). Estas variaciones modifican los parámetros D y λ_1 , por lo que los parámetros fundamentales derivados para cada fecha son distintos. Por ejemplo, los tipos espectrales para cada una de las observaciones de la estrella Nr. 7 son B4V, B6III y B9VI: (en orden cronológico) mientras que para la Nr. 9 determinamos B6:IV:, B7IV y B7V. En las Tablas C.39 y C.40 los valores listados corresponden al promedio de las tres observaciones.

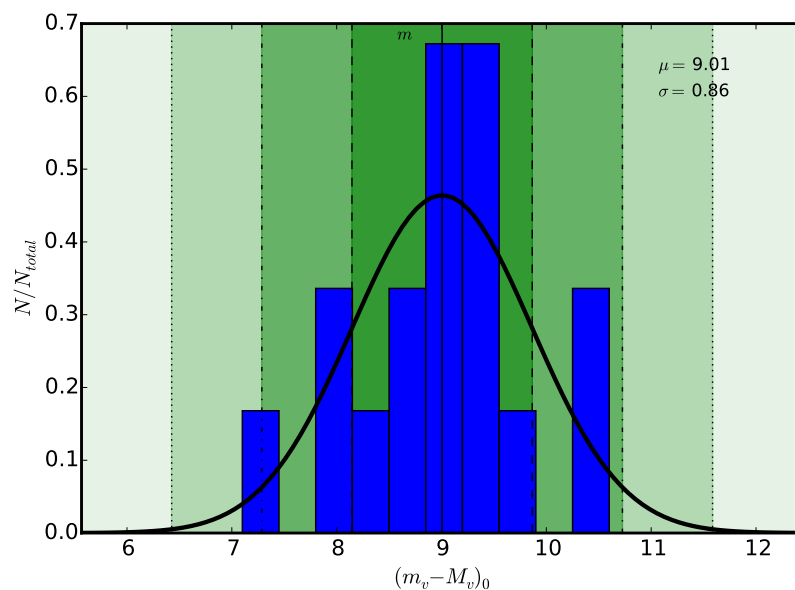


Figura 7.16: NGC 6087. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

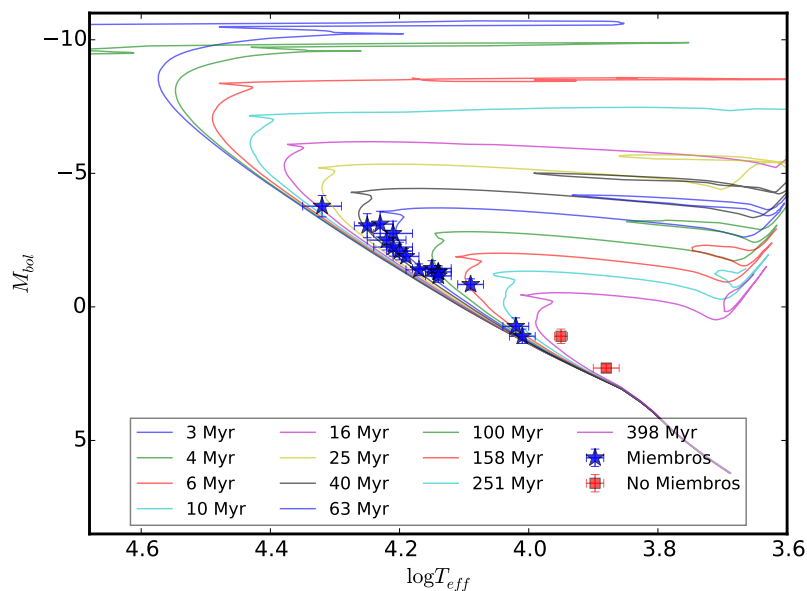


Figura 7.17: NGC 6087. Diagrama HR. La edad estimada para este cúmulo es de ~ 55 Ma. Las isócronas son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#).

Como dijimos anteriormente, se hicieron tres observaciones de las estrellas Nrs. 7 y 9. En la Figura C.8, observamos que la altura total del salto de Balmer, D , no varía, sino que cambia la altura de la primer componente, D_* . Esto contradice el hecho de que cuando las líneas en emisión experimentan variaciones en el visible, sólo la segunda componente varía (Divan, 1979). Nuestra interpretación es que este resultado es compatible con un sistema binario o una estrella pulsante.

Otras estrellas que presentan una segunda componente del salto de Balmer son las Nrs. 10, 11, 14, 101 y 156 (ver Figura C.9). La estrella Nr. 22 muestra la línea $H\beta$ en absorción con doble pico. Por otro lado encontramos emisión en la línea $H\alpha$ en los espectros de las estrellas Nrs. 7, 9 y 10. Además medimos las velocidades de rotación de las estrellas Nrs. 7, 9, 10, 11, 14 y 156. Así encontramos una estrella nueva que presenta el fenómeno Be, la Nr. 7, y las estrellas Nrs. 11 y 156 son estrellas con envoltura circunestelar y alta rotación que no presentan el fenómeno Be.

Discusión

La edad determinada en este trabajo para NGC 6087 (~ 55 Ma) está de acuerdo con los valores estimados previamente, en particular con dos de los valores derivados por Tosi (1979, 55 Ma). Sin embargo, nuestro módulo de distancia es levemente menor a los valores encontrados en la literatura. Esto puede deberse a que determinamos un exceso de color $E(B - V)$ mayor.

Con respecto a la membresía encontramos en la literatura que las estrellas reportadas como *nm* y/o *pnm* son las Nr. 7, 10 y 129 (Landolt, 1964; Schmidt, 1980; Turner, 1986). Sin embargo, nuestro criterio indica que las estrellas que no serían del cúmulo son las Nrs. 33 y 35 (*nm*) y la Nr. 101 (*pnm*). Según Schmidt (1980) la estrella Nr. 10 tiene un módulo de distancia muy grande y por eso no es miembro, pero esta conclusión podría deberse a una subestimación de la magnitud absoluta debido a que la presencia de una envoltura circunestelar la hace parecer más fría de lo que realmente es. La estrella Nr. 7 hay que estudiarla más en detalle debido a su variabilidad.

Los tipos espectrales y clases de luminosidad determinados en el presente trabajo están de acuerdo con aquellos determinados por Feast (1957). La mayor discrepancia se da en la estrella Nr. 9 pero esto puede deberse a que la estrella parece ser variable aunque los tres tipos espectrales determinados aquí, para cada observación, nos dan muy similares.

La variación de la primera componente del salto de Balmer observada, en los espectros de las estrellas Nrs. 7 y 9, se puede interpretar del siguiente modo. La primer componente del salto de Balmer estaría asociada a la fotosfera estelar, mientras que la segunda correspondería a la envoltura circunestelar, de modo que si la primera componente es la que varía podríamos pensar que es la estrella la que está modificando su estructura, es decir, podría estar pulsando. También podría tratarse de un sistema binario. De este modo, incluso, podríamos explicar las variaciones en la segunda discontinuidad de Balmer. Particularmente, estas estrellas carecen de un seguimiento espectroscópico y fotométrico, por lo cual, para estudiar más a fondo esta cuestión hacen falta más observaciones que nos ayuden a aclarar un poco este peculiar comportamiento.

Entre las estrellas Be conocidas pertenecientes al cúmulo encontramos que las Nrs. 9, 10 y 14 presentan una segunda discontinuidad de Balmer. Además, observamos este segundo salto en las Nrs. 7, 11, 101 y 156.

De acuerdo a nuestro diagrama HR, la estrella Nr. 22 podría ser considerada como estrella azul rejuvenecida.

7.9. NGC 6250

Antecedentes

NGC 6250 ($\alpha = 16^{\text{h}} 57^{\text{m}} 58$ y $\delta = -45^{\circ} 56^{\text{m}} 6$; $J2000$) se localiza al sur de la constelación de Ara. Se caracteriza por tener una distribución peculiar en el cielo. El cúmulo consiste en un grupo central muy compacto rodeado por una concentración de estrellas brillantes más dispersa. Hay varios argumentos que sugieren que el cúmulo está asociado a una prominente nube de polvo (cf. [Herbst, 1977](#)).

Estudios fotométricos realizados sobre este cúmulo fueron llevados a cabo por [Moffat y Vogt \(1975\)](#); [Herbst \(1977\)](#); [Battinelli y Capuzzo-Dolcetta \(1991\)](#) y [McSwain y Gies \(2005\)](#). [Kharchenko et al. \(2005\)](#) y [Piskunov et al. \(2008\)](#) utilizaron datos del catálogo de Tycho-2. Un trabajo basado en datos polarimétricos fue realizado por [Feinstein et al. \(2008\)](#).

En la literatura encontramos que las determinaciones del módulo de distancia presentan poca dispersión, con valores entre 9,69 mag y 11,10 mag, y sólo dos determinaciones de distancia 865 pc y 950 pc. El exceso de color $E(B - V)$ reportado en la literatura tiene poca dispersión ya que los valores están entre 0,35 mag y 0,38 mag. Lo mismo pasa con las determinaciones de la edad, con valores entre 14 Ma y 26 Ma. Todos estos datos se encuentran resumidos en la Tabla [C.42](#).

Con respecto a la pertenencia de las estrellas al cúmulo, [Moffat y Vogt \(1975\)](#) reportan que la estrella Nr. 4 probablemente no pertenezca al cúmulo (por ser de tipo espectral A). Por otro lado las estrellas Nrs. 32, 33 y 37 no serían miembros de NGC 6250 ([Feinstein et al., 2008](#)).

En la literatura encontramos un sólo trabajo abocado a la determinación de los tipos espectrales de las estrellas pertenecientes a NGC 6250 realizado por [Herbst \(1977\)](#). En este trabajo se reporta a la estrella Nr. 3 como una binaria visual con componentes de aproximadamente igual brillo y a la Nr. 35 como la estrella que ilumina a la nebulosa de reflexión. Además en trabajos relacionados con el estudio de estrellas brillantes y/o con el estudio de poblaciones estelares particulares (como estrellas químicamente peculiares, Be, etc.) también encontramos la clasificación espectral de las estrellas de nuestra muestra.

[Lodén y Nordström \(1969\)](#) observan líneas de He y K en el espectro de la estrella Nr. 34 y [Henize \(1976\)](#) reporta que se observa la línea $H\alpha$ en emisión en el espectro de la estrella Nr. 35.

Resultados

Los resultados obtenidos con el método BCD están listados en las Tablas [C.44](#) y [C.45](#). Como hemos contado anteriormente, con las estrellas preseleccionadas (ver Figura [7.18](#)) calculamos los valores medios que asignamos a los parámetros del cúmulo. Para el módulo de distancia obtuvimos $(m_v - M_v)_0 = 10,55 \pm 0,33$ mag (que corresponde a una distancia de 1288_{-181}^{+210} pc) y un exceso

$E(B - V) = 0,38 \pm 0,16$ mag. En estos cálculos no hemos incluido las estrellas Nrs. 4, 18, 22 y HD 329 211 debido a que tienen un exceso de gradiente de color negativo (la distancia para estas estrellas fue determinada tomando el exceso medio del cúmulo). Utilizando nuestro criterio de membresía determinamos que las estrellas Nrs. 21, 33, 34 y CD-49 11096 son *pm*, la Nr. 32 es *pnm* y la Nr. 4 es *nm*.

Para estimar la edad del cúmulo confeccionamos un diagrama HR (ver Figura 7.19). Aquí podemos ver que es un diagrama muy bien definido. De acuerdo a la ubicación de la estrella más evolucionada, la Nr. 37, el cúmulo tendría una edad de 6 Ma. El promedio de las edades individuales nos da una edad de 54 ± 19 Ma (considerando sólo las estrellas *m* y *pm*). Sin embargo este promedio no es un buen valor de estimación de la edad debido a que tenemos una dispersión muy grande de los valores individuales para cada estrella.

Con respecto a la clasificación espectral, clasificamos por primera vez a la estrella CD-49 11096, y determinamos las clases de luminosidad de las estrellas Nr. 17 y HD 329 211.

Entre las estrellas observadas en este trabajo encontramos que la Nr. 34 es peculiar en He (ver Figura C.10). Observamos una segunda discontinuidad de Balmer en la estrella Nr. 1 (ver Figura C.11) y $H\alpha$ en emisión en la estrella Nr. 35. Además medimos la velocidad de rotación de las estrellas Nrs. 1, 2, 3, 17, 32, 33 y 35. Estos resultados se encuentran listados en la Tabla C.46. Aquí podemos ver que las estrellas Nrs. 1, 32 y 33 son altas rotadoras. De este modo encontramos tres estrellas con envoltura circunestelar y alta rotación que no presenta el fenómeno Be: las estrellas Nrs. 1, 32 y 33.

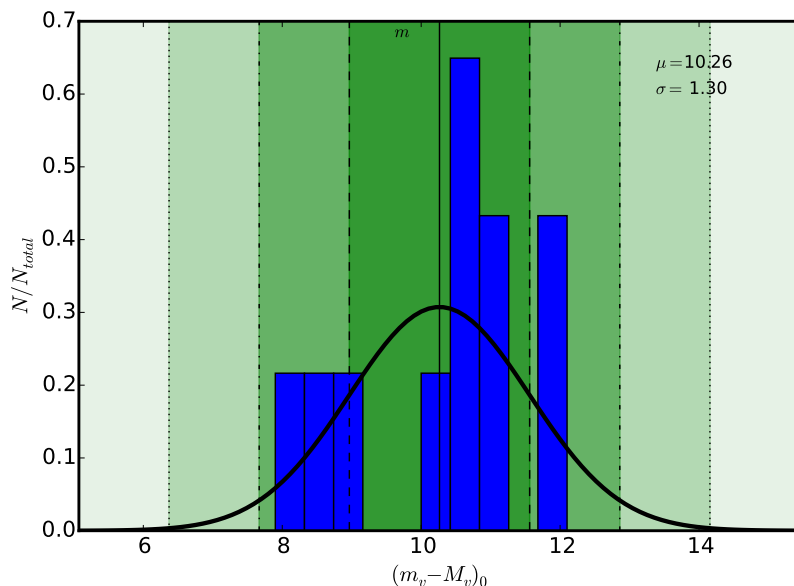


Figura 7.18: NGC 6250. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

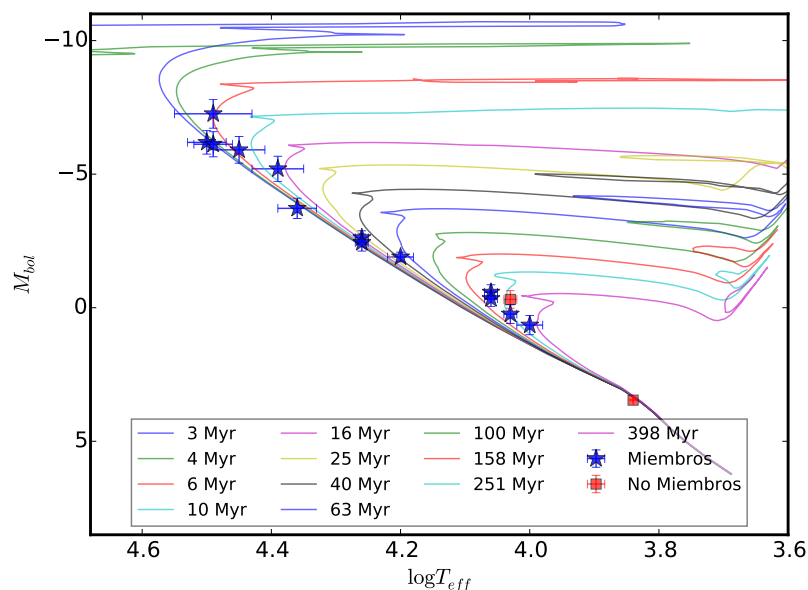


Figura 7.19: NGC 6250. Diagrama HR. Las isócronas son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). De acuerdo a la ubicación de la estrella más evolucionada, el cúmulo tendría una edad de 6 Ma.

Discusión

Los parámetros fundamentales de NGC 6250 derivados con el método BCD están de acuerdo con lo publicado en la literatura. En particular el módulo de distancia está de acuerdo con el valor determinado por [Piskunov et al. \(2008\)](#), el exceso de color está en excelente acuerdo con los valores determinados por [Moffat y Vogt \(1975\)](#), [Herbst \(1977\)](#) y [Feinstein et al. \(2008\)](#), que se listan en la Tabla C.42. Sin embargo, la distancia es levemente mayor que los valores determinados por [Moffat y Vogt \(1975\)](#) y [Kharchenko et al. \(2005\)](#). Con respecto a la membresía, coincidimos con [Feinstein et al. \(2008\)](#) en que la estrella Nr. 32 no sería miembro del cúmulo, por el contrario, nosotros determinamos que la estrella Nr. 33 sí pertenece a NGC 6250. De acuerdo a nuestro diagrama HR, la edad estimada (~ 6 Ma) es menor a la reportada en la literatura. Debido a que el diagrama está muy bien definido, es en cúmulo ideal para la búsqueda de estrellas Be.

En relación a la clasificación espectral encontramos muy buen acuerdo (un poco más de la mitad de las estrellas en común) con los tipos espectrales reportados por [Herbst \(1977\)](#). En particular tenemos grandes diferencias en la clasificación de las estrellas Nrs. 3, 4 y 34. En el caso de la Nr. 3 esta discrepancia podría deberse al hecho de que la estrella es binaria.

La única estrella reportada con la línea $H\alpha$ en emisión es la Nr. 35 ([Henize, 1976](#)) pero por otro lado [Herbst \(1977\)](#) reporta que la estrella ilumina a la nebulosa de reflexión. Para ver que la estrella efectivamente sea Be habría que hacer un estudio más en profundidad, ya que en nuestro espectro no se observa ningún indicio de este fenómeno por lo que la emisión reportada podría deberse a la nebulosa. Por el contrario, la estrella Nr. 1 sería candidata a Be debido a la presencia del segundo

salto de Balmer en su espectro. Confirmamos la observación de [Lodén y Nordström \(1969\)](#) de que la estrella Nr. 34 es rica en He.

7.10. NGC 6383

Antecedentes

NGC 6383 ($\alpha = 17^{\text{h}} 34^{\text{m}} 48$ y $\delta = -32^{\circ} 34^{\text{m}} 0$; $J2000$) y en particular la estrella HD 159 176 parecen ser los responsables de la ionización de la región HII RCW 132. Este es un cúmulo abierto bastante compacto que podría ser parte de la asociación Sgr OB1 junto con NGC 6530 y NGC 6531 (cf. [Rauw y De Becker, 2008](#)).

Este cúmulo ha sido muy estudiado. Trabajos fotométricos fueron realizados por [Zug \(1937\)](#); [Eggen \(1961\)](#); [Graham \(1967\)](#); [Lindoff \(1968\)](#); [Becker y Fenkart \(1971\)](#); [Fitzgerald et al. \(1978\)](#); [Lloyd Evans \(1978\)](#); [Thé et al. \(1985\)](#); [Pandey et al. \(1989\)](#); [Feinstein \(1994\)](#); [Paunzen et al. \(2007\)](#) y [Rauw y De Becker \(2008\)](#), mientras que de la espectroscopía se ocuparon [Trumpler \(1930\)](#) y [Sanford \(1949\)](#). Otras técnicas fueron utilizadas por [Battinelli y Capuzzo-Dolcetta \(1991\)](#); [Rastorguev et al. \(1999\)](#); [Kharchenko et al. \(2005\)](#) y [Piskunov et al. \(2008\)](#). En estos trabajos se determinaron valores de exceso de color (entre 0,26 mag y 0,35 mag), módulo de distancia (entre 10,5 mag y 11,65 mag), distancia (entre 760 pc y 2 130 pc) y edad del cúmulo (entre 1,6 Ma y 20 Ma) que se resume en la Tabla [C.47](#).

La única estrella reportada como probable no miembro es la Nr. 3 ([Antalová, 1972](#); [Lloyd Evans, 1978](#)), mientras que las Nrs. 57 y 85 fueron reportadas como no miembro ([Lloyd Evans, 1978](#)).

A diferencia de los cúmulos descritos anteriormente, encontramos en la literatura bastantes trabajos que realizan la clasificación espectral de las estrellas de NGC 6383: [Antalová \(1972\)](#); [Lloyd Evans \(1978\)](#); [Thé et al. \(1985\)](#) y [van den Ancker et al. \(2000, ver Tabla C.48\)](#).

En el Apéndice [C](#) se resaltan las características particulares de las estrellas.

Resultados

En las Tablas [C.49](#) y [C.50](#) se listan los resultados obtenidos con el método BCD. Los valores determinados para los parámetros del cúmulo, teniendo en cuenta las estrellas preseleccionadas (ver Figura [7.20](#)) son: $(m_v - M_v)_0 = 9,61 \pm 0,38$ mag (que corresponde a una distancia $d = 834_{-133}^{+158}$ pc) y $E(B - V) = 0,51 \pm 0,03$ mag. De acuerdo a nuestro criterio de membresía determinamos que las estrellas Nrs. 3 y 6 son *pm* y las Nrs. 47 y 85 son *pnm*.

Con los valores de la magnitud bolométrica y de la temperatura efectiva determinados con el método BCD pudimos confeccionar un diagrama HR en el cuál graficamos también las isócronas dadas por [Ekström et al. \(2012, ver Figura 7.21\)](#). De este diagrama podemos inferir que la edad del cúmulo estaría entre 6 Ma y 10 Ma, teniendo en cuenta que la estrella Nr. 1 es una binaria reportada como azul rejuvenecida y que la Nr. 6 es la estrella más evolucionada de la muestra. El

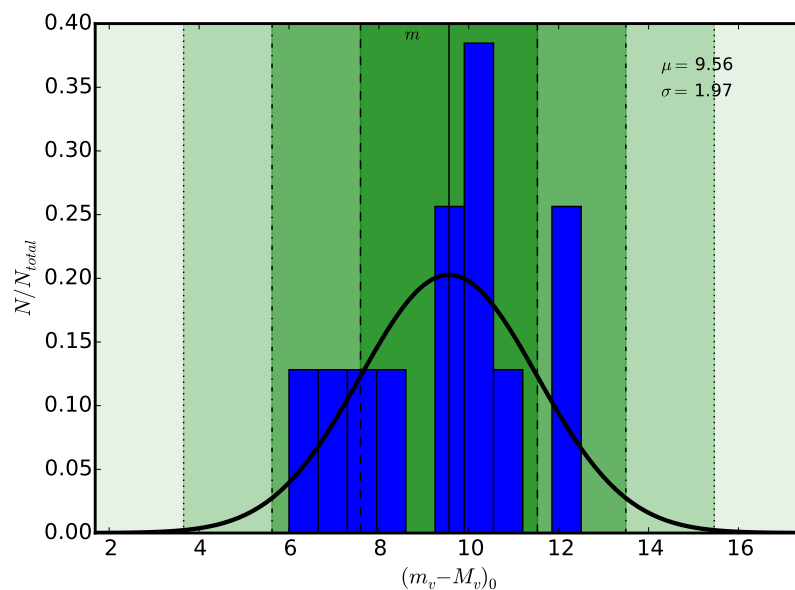


Figura 7.20: NGC 6383. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

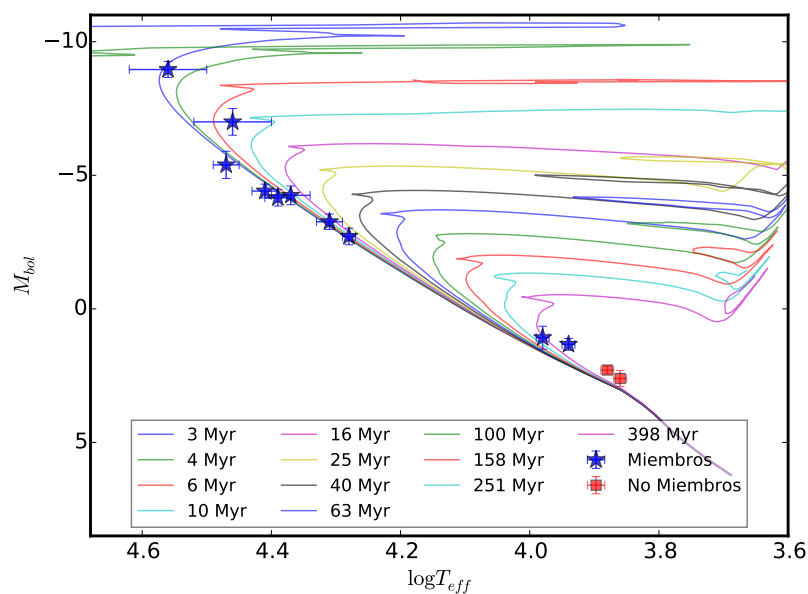


Figura 7.21: NGC 6383. Diagrama HR. Las isócronas son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). La edad estimada es de 6 – 10 Ma.

promedio de las edades individuales de las estrellas miembro nos da una edad de 5 ± 1 Ma (no se promediaron los valores de las estrellas Nrs. 3 y 57 debido a que son muy grandes).

Se determinó por primera vez la clase de luminosidad de la estrella Nr. 76. Dentro de nuestra muestra no encontramos estrellas reportadas explícitamente como Be, sin embargo las estrellas Nr. 1 y 76, de acuerdo a la información encontrada en la literatura estarían dentro de dicho grupo de estrellas peculiares debido a que fueron reportadas como estrellas con líneas en emisión (Em). La estrella Nr. 57 presenta un segundo salto de Balmer en su espectro (ver Figura C.12) y la Nr. 76 presenta emisión en $H\alpha$. En la Tabla C.51 presentamos las determinaciones de la velocidad de rotación para las estrellas Nrs. 1, 47, 76 y 100.

Discusión

El exceso de color $E(B - V)$ determinado con el método BCD es mayor al determinado en trabajos previos, por este motivo nosotros ubicamos al cúmulo más cerca que los autores mencionados en la Tabla C.47. Esto podría deberse al hecho de que al ser un cúmulo tan joven podría haber muchas estrellas que aún estén rodeadas por los remanentes de sus nubes protoestelares. La edad inferida a partir del diagrama HR es levemente mayor a la determinada previamente. Con respecto a la membresía coincidimos con [Lloyd Evans \(1978\)](#) en que la estrella Nr. 85 no pertenecería a NGC 6383. Por el contrario, la Nr. 3 a nosotros nos queda dentro del cúmulo, pero al estar reportada como binaria espectroscópica la discrepancia podría deberse a esto.

Nuestra clasificación espectral acuerda, en términos generales, con la realizada por [Lloyd Evans \(1978\)](#). Un caso que llama la atención es la clasificación de la estrella Nr. 6 (ver Tab. C.48), la diferencia entre los tipos espectrales reportados podría indicar que la estrella es variable (como reportó [Antalová, 1972](#)) y a que presenta exceso IR ([Thé et al., 1985](#); [van den Ancker et al., 2000](#)). Como los parámetros D y λ_1 están libres de extinción, los parámetros fundamentales derivados en este trabajo para este objeto serían más precisos y, por lo tanto, también es más precisa su ubicación en el diagrama HR.

Confirmamos la existencia del fenómeno Be en la estrella Nr. 76 debido a que nuestra clasificación indica que no es supergigante y observamos $H\alpha$ en emisión. Además proponemos como candidata a estrella Be a la Nr. 57 debido a que presenta una segunda discontinuidad de Balmer. Por último, de acuerdo a nuestro diagrama HR, la Nr. 6 no sería una estrella azul rejuvenecida.

7.11. NGC 6530

Antecedentes

NGC 6530 ($\alpha = 18^{\text{h}} 04^{\text{m}} 31$ y $\delta = -24^{\circ} 21' 5''$; $J2000$) está asociado con la nebulosa de emisión Messier 8 (también conocida como Nebulosa de la Laguna). Este cúmulo está conformado por un gran número de estrellas variables, muchas estrellas de presecuencia principal como así también estrellas de tipo temprano de secuencia principal.

La Nebulosa de La Laguna (M8) es una región HII grande en las cercanías del brazo espiral Sagitario–Carina en frente de la región del centro galáctico. NGC 6530, el cúmulo central, está dominado por la estrella Sgr 9 tipo O. Una región nebular secundaria llamada Nebulosa del Reloj de Arena está excitada por la estrella tipo O, Her 36, (Feigelson et al., 2013).

La distancia, el enrojecimiento interestelar y la edad del cúmulo fueron determinados por muchos autores utilizando distintas técnicas. Entre los que utilizaron técnicas fotométricas encontramos a Johnson et al. (1961); van Altena y Jones (1972); Kilambi (1977); Sagar y Joshi (1978); Chini y Neckel (1981); Sagar et al. (1986); Battinelli y Capuzzo-Dolcetta (1991); Strobel et al. (1992); Feinstein (1994); van den Ancker et al. (1997); Sung et al. (2000); Prisinzano et al. (2005); Zhao et al. (2006); Mayne y Naylor (2008); Kharchenko et al. (2013). Mientras que los que utilizaron datos espectroscópicos fueron Trumpler (1930); Sanford (1949); Harris (1976); Boehm-Vitense et al. (1984). Otros métodos fueron utilizados por Penston (1964); Lindoff (1968); Rastorguev et al. (1999); Robichon et al. (1999); Baumgardt et al. (2000); Loktin y Beshenov (2001); Kharchenko et al. (2005); McSwain y Gies (2005); Kharchenko et al. (2009a)

Los valores determinados para el exceso de color $E(B - V)$ van desde 0,30 mag hasta 0,541 mag. El módulo de distancia toma valores desde 9,005 mag hasta 12,7 mag. La distancia desde 730 pc hasta 1900 pc. Las determinaciones de la edad están de acuerdo en que el cúmulo es muy joven, con valores desde ~ 1 Ma hasta $\sim 7,5$ Ma. Todos estos datos están resumidos en la tabla C.52.

Con respecto a la membresía encontramos que las estrella Nrs. 45, 55, 65 y 85 están reportadas como no miembros (van Altena y Jones, 1972). Según Kilambi (1977) las Nrs. 32, 42, 55, 56, 59, 60, 61, 65, 66, 70, 73, 76, 80, 86 y 93 son miembros de NGC 6530 y de acuerdo a Kumar et al. (2004) son miembro las Nrs. 7, 9, 43, 56, 65, 73, 85 y 93.

La clasificación espectral de los miembros del cúmulo fue realizada por Walker (1957); Hiltner et al. (1965); Chini y Neckel (1981); Torres (1987); Boggs y Bohm-Vitense (1989) y Kumar et al. (2004) (ver tabla C.53). Encontramos un gran número de estrellas reportadas como variables fotométricas, variables en velocidad radial, estrellas tipo Vega, estrellas en sistemas binarios y triples. También hay estrellas que fueron reportadas como peculiares y con líneas en emisión. Sin embargo hasta hoy en día está en discusión si hay estrellas Be intrínsecas, o si las líneas de emisión observadas se deben a la emisión general de la nebulosa en la que se encuentra ubicado el cúmulo (esta discusión la retomaremos más adelante §7.11).

Resultados

El método BCD nos permitió estimar, a partir de los parámetros fundamentales determinados para todas las estrellas de la muestra (ver Figura 7.22 y Tablas C.54 y C.55), los valores promedio de los parámetros del cúmulo: $(m_v - M_v)_0 = 11,76 \pm 0,20$ mag (que corresponde a una distancia de $d = 2245^{+215}_{-196}$ pc) y $E(B - V) = 0,26 \pm 0,05$. Para las estrellas que tienen valores negativos de $(\Phi_b - \Phi_b^0)$ calculamos la distancia asignándoles el valor medio del exceso de color derivado para el cúmulo. De acuerdo a nuestro criterio de membresía las estrellas Nrs. 7, 9, 45, 55, 59 y 85 serían *pm* y las Nr. 80 y LSS 4627 son *nm*.

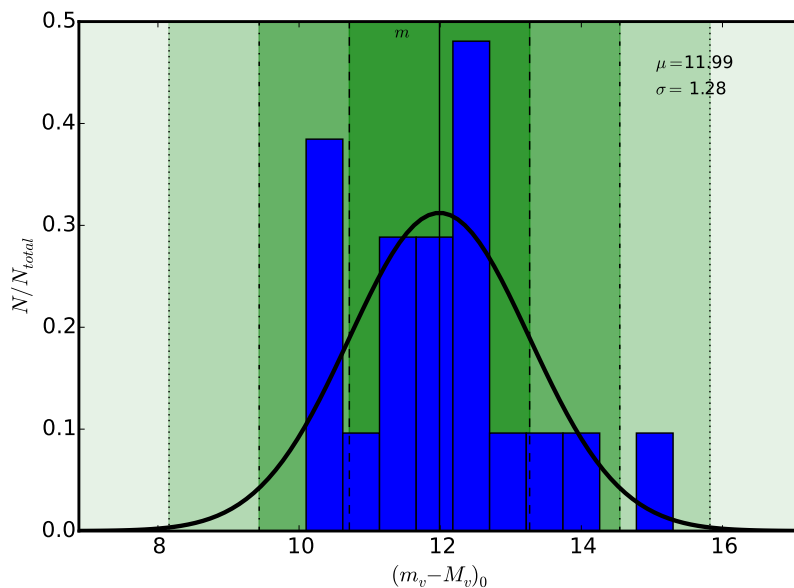


Figura 7.22: NGC 6530. Criterio para determinar la primera muestra de probables miembros. La muestra se selecciona dentro de 1σ de la distribución.

Para estimar la edad del cúmulo, confeccionamos un diagrama HR. En la Figura 7.23 se puede ver que la ubicación de las estrellas Nrs. 9 y 65 (que son las más evolucionadas considerando que las dos supergigantes no pertenecerían al cúmulo) corresponde a una edad entre 4 Ma y 6 Ma. Por otro lado, si utilizamos el promedio de las edades computadas para cada estrella (miembros y pm) obtenemos un valor de 6 ± 1 Ma. De aquí podemos concluir que efectivamente es un cúmulo muy joven.

Las estrellas Nr. 55 y 66 tienen una ubicación extraña en el diagrama debido a que se apartan bastante de la secuencia principal.

Hemos clasificado por primera vez a las estrellas Nr. 68 y LSS 4627. Entre las estrellas observadas encontramos que las Nrs. 45 y 65 presentan un segundo salto de Balmer en su espectro y la Nr. 68 tiene emisión en la línea $H\beta$ (ver Figura C.13).

En todas las estrellas observadas en alta resolución, Nrs. 7, 9, 32, 42, 45, 55, 58, 65, 68, 83, 86 y 100 se observa una emisión central muy angosta en el núcleo de la línea $H\alpha$. Pero esta emisión se debe a la densa nebulosa que se encuentra en la línea de la visual de NGC 6530.

Por otro lado medimos la velocidad de rotación de las estrellas Nrs. 9, 32, 42, 45, 55, 83, 86 y 100 (ver Tabla C.56). Entre ellas encontramos que la Nr. 42 es alta rotadora.

Discusión

El módulo de distancia determinado con el método BCD está de acuerdo con el valor determinado por Lindoff (1968), sin embargo el exceso de color promedio $E(B - V)$ es menor a los valores

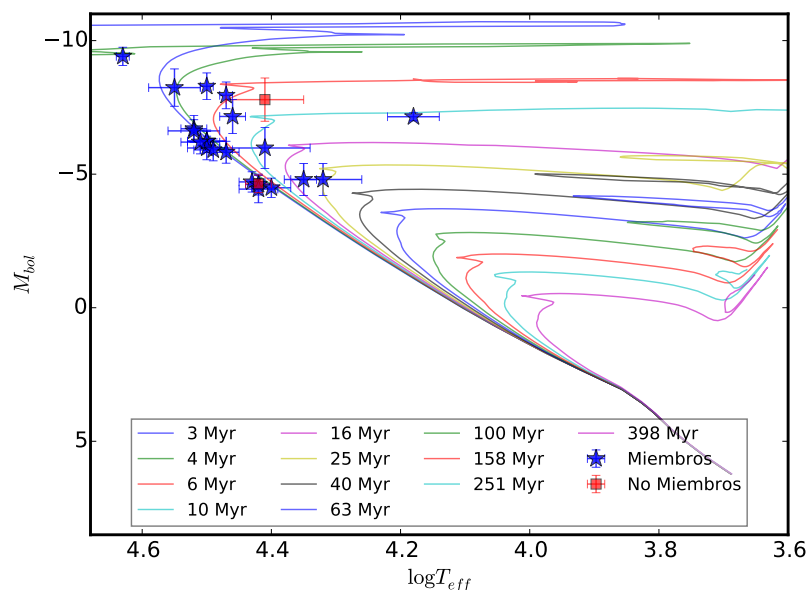


Figura 7.23: NGC 6530. Diagrama HR. Las isócronas son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). La ubicación de las estrellas más evolucionadas (considerando que las dos supergigantes no pertenecerían al cúmulo) corresponde a una edad entre 4 y 6 Ma. La estrella evolucionada que se sitúa sobre la isócrona de 10 Ma, fue reportada como variable tipo Vega.

determinados previamente. La edad determinada aquí está en excelente acuerdo con los valores encontrados en la literatura. Con respecto a la membresía hemos determinado que la estrella Nr. 45 es *pnm* en acuerdo con [van Alena y Jones \(1972\)](#). Contrariamente a lo determinado por [Kilambi \(1977\)](#), la estrella Nr. 80, según nuestro criterio, no pertenecería a NGC 6530.

En la [Figura 7.23](#) se puede ver que las estrellas Nr. 55 y 66 se apartan bastante de la secuencia principal, teniendo en cuenta que fueron reportadas como variables por [Walker \(1957\)](#) podrían tratarse de estrellas binarias.

La clasificación espectral derivada en este trabajo coincide con las determinaciones previas, en particular está de acuerdo con la clasificación realizada por [Hiltner et al. \(1965\)](#); [Chini y Neckel \(1981\)](#); [Torres \(1987\)](#) y [Boggs y Bohm-Vitense \(1989\)](#).

Con respecto a la presencia del fenómeno Be en las estrellas del cúmulo hay una discusión bastante importante ya que es difícil determinar cuándo la emisión observada corresponde a una envoltura circunestelar y cuándo a la nebulosa. [Schmidt-Kaler \(1967\)](#) observa que la estrella Nr. 100 está ubicada en una región donde el brillo de la nebulosa de emisión es bajo y sólo unos pocos miembros del cúmulo están ubicados en áreas de menor brillo nebuloso, todos ellos más débiles que $V = 10$ mag. Concluye que como la estrella Nr. 100 es más brillante que todas las otras estrellas que se supone son Be, todos estos miembros de NGC 6530 (excepto la Nr. 65) no son estrellas B con emisión. Además agrega que este resultado está confirmado por las mediciones fotoeléctricas

del índice $H\beta$ de las estrellas Nrs. 65, 73 y 100. Por su parte [McCall et al. \(1990\)](#) sostiene que las estrellas clasificadas como Be no son intrínsecamente peculiares y probablemente no sean Be reales, con excepción de la estrellas Nr. 65. Contrariamente [Chini y Neckel \(1981\)](#) encuentran que las observaciones de $H\beta$ confirman fuertemente los resultados previos de que muchos miembros del cúmulo son Be intrínsecas.

Nuestros resultados confirman el hecho de que la estrella Nr. 65 es una Be intrínseca debido a que observamos una segunda discontinuidad de Balmer en su espectro mientras que la estrella Nr. 68 es candidata a Be ya que observamos la línea $H\beta$ con una emisión central (habría que investigar si la emisión no se debe a la nebulosa). Sin embargo, si bien la Nr. 45 presenta una segunda discontinuidad de Balmer, no presenta fenómeno Be ya que la clasificamos como supergigante.

De acuerdo a nuestro diagrama HR las estrellas Nr. 73 y 93 no serían azules rejuvenecidas, pero la Nr. 7 sí sería una estrella azul rejuvenecida.

Capítulo 8

Discusión

De acuerdo a la gran cantidad de datos obtenidos, realizamos en este capítulo, una discusión general sobre los resultados detallados en el capítulo anterior. En la primera sección de este capítulo compararemos los valores de los parámetros fundamentales derivados con el método BCD con los reportados en la literatura. Además discutiremos posibles escenarios que puedan explicar los apartamientos de la secuencia principal, en particular aquellos observados en los diagramas HR de Collinder 223 y NGC 3114.

8.1. Parámetros fundamentales

La metodología utilizada para este estudio nos permitió determinar una gran cantidad de parámetros fundamentales y físicos de todas las estrellas observadas, por lo que en esta sección nos vamos a abocar a discutir los resultados obtenidos. Sin embargo, a la hora de buscar, en la literatura, valores de T_{eff} , $\log g$, M_v y M_{bol} reportados para las estrellas observadas para ese trabajo, nos encontramos con que estos son muy escasos. Debido a esto no hicimos un análisis cúmulo a cúmulo, sino que trabajamos con las estrellas para las cuales encontramos datos reportados en trabajos previos.

Magnitud visual absoluta, M_v : En el caso de la magnitud visual absoluta, encontramos determinaciones de dicho parámetro en los trabajos de [Clariá y Lapasset \(1991, Collinder 223\)](#), [Fitzgerald et al. \(1979b, Hogg 16\)](#), [Fitzgerald et al. \(1979a, NGC 2645\)](#), [Shobbrook \(1985, NGC 3766\)](#), [Kilambi \(1975, NGC 6025\)](#) y [Lloyd Evans \(1978, NGC 6383\)](#)¹. De las doscientas treinta estrellas observadas (en total considerando todos los cúmulos) sólo cincuenta y cinco tenían determinada su magnitud visual absoluta.

La comparación entre los valores determinados con el método BCD y los determinados en trabajos previos se muestra en la Figura 8.1. Sin embargo, debido a que en los trabajos men-

¹Sólo consideramos los trabajos que publicaron de manera explícita los valores de M_v .

cionados, la magnitud visual absoluta se calcula utilizando el valor del módulo de distancia estimado para el cúmulo, sólo vamos a comparar los valores de M_V de las estrellas pertenecientes a los cúmulos con los que tenemos un acuerdo razonable en las determinaciones de $(m_v - M_v)_0$. Dichos cúmulos son Collinder 223, NGC 3766, NGC 6025 y NGC 6383. En la figura diferenciamos las estrellas B normales (identificadas con círculos) de aquellas que presentan envolturas circunestelares y/o alta rotación (identificadas con triángulos). Las estrellas para las cuales la diferencia entre las magnitudes es mayor que dos magnitudes, es decir que cumplen que $|M_{V_{BCD}} - M_{V_{lit}}| > 2$ mag, son estrellas reportadas como Em², Be, supergigantes y variables³. Estas discrepancias podrían deberse a que en los trabajos mencionados se utiliza un valor medio de $E(B - V)$ y estas estrellas tienen, además un exceso de color debido a la envoltura circunestelar.

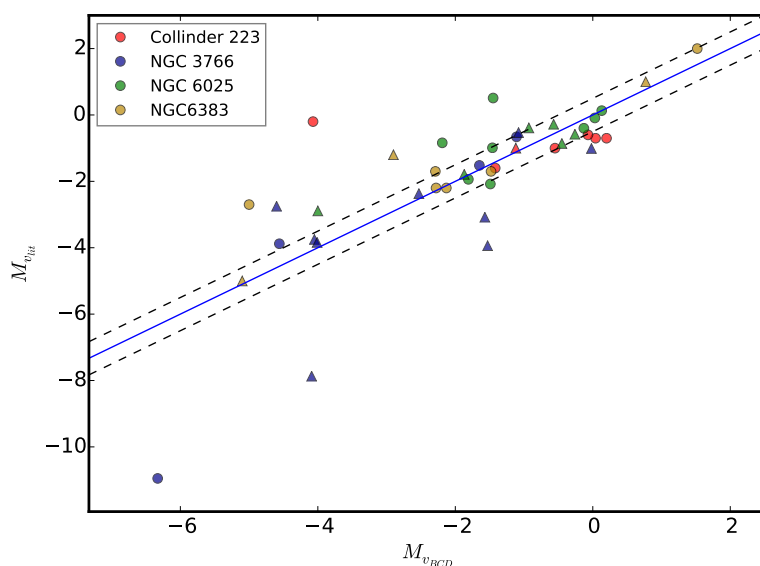


Figura 8.1: Comparación de los valores de M_V determinados para las estrellas miembro con el método BCD y los determinados en trabajos previos. La recta de trazo continuo es la identidad y las punteadas se apartan de ella en 0,5 mag. Los círculos identifican a las estrellas B normales y los triángulos a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación.

Temperatura efectiva, T_{eff} : En el caso de las temperaturas efectivas encontramos sólo cuatro trabajos que determinan valores de T_{eff} : [McSwain et al. \(2008, 2009, NGC 3766\)](#), [Dufton et al. \(2006, NGC 4755\)](#), [Piskunov \(1980, NGC 6025\)](#) y [van den Ancker et al. \(2000, NGC 6383\)](#). Se

²Estrellas con líneas en emisión.

³Estas estrellas son: Cr 223 35 (reportada como azul rejuvenecida), Hogg 16 2 (reportada como Em), Hogg 16 3 (reportada como Em), Hogg 16 9 (reportada como Em), NGC 2645 1 (clasificada como supergigante), NGC 2645 2 (clasificada como supergigante), NGC 3766 15 (reportada como Be), NGC 3766 232 (reportada como variable), NGC 3766 291 (reportada como Be), NGC 6383 6 (reportada con exceso IR) y NGC 6383 47.

puede ver en la Figura 8.2 que en términos generales hay acuerdo con las determinaciones previas, en particular con las determinaciones para NGC 4755 y NGC 3766, donde las diferencias son menores a 2000 K. Se observa una discrepancia importante en la mitad de las estrellas de NGC 6025. Esto puede deberse a que Piskunov (1980) determinó las temperaturas a partir de los datos fotométricos UBV que se encontraban disponibles en esa época, mientras que nosotros determinamos la temperatura con un método independiente de la fotometría. En particular para este cúmulo, encontramos que el exceso $E(B - V)$ calculado aquí es bastante mayor que el reportado anteriormente, sumado al hecho de que casi todas las estrellas con las que tenemos discrepancias mayores a 2000 K las clasificamos con clase de luminosidad III y IV.

En la figura también se ve que, en general, las temperaturas efectivas determinadas con el método BCD son mayores ya que la mayoría de las estrellas se ubican por debajo de la recta identidad.

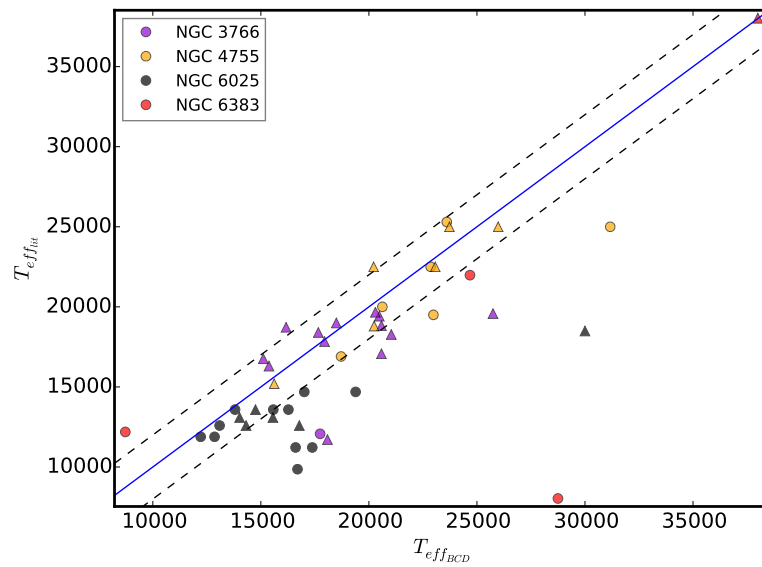


Figura 8.2: Comparación de los valores de T_{eff} determinados para las estrellas miembro con el método BCD y los determinados en trabajos previos. La recta de trazo continuo es la identidad y las punteadas se apartan de ella en 2000 K. Los círculos identifican a las estrellas B normales y los triángulos a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación.

Gravedad superficial, $\log g$: Hay muy pocos trabajos que determinaron la gravedad superficial de las estrellas pertenecientes a cúmulos abiertos galácticos. En este caso encontramos los realizados por: McSwain et al. (2008, 2009, NGC 3766), Dufton et al. (2006, NGC 4755) y Thé et al. (1985, NGC 6383). En términos generales, encontramos que los valores determinados con el método BCD son menores que los determinados por otros métodos.

Magnitud absoluta bolométrica, M_{bol} : Sólo encontramos doce estrellas que tienen determinada su magnitud absoluta bolométrica en tres trabajos previos: [Harris \(1976\)](#) que determina los valores de M_{bol} de las estrellas NGC 4755 1, NGC 4755 5, NGC 4755 6, NGC 4755 106, NGC 6087 8, NGC 6383 1, NGC 6383 2, NGC 6383 83, NGC 6530 7 y NGC 6530 9; [Hutchings \(1976, NGC 3766 232\)](#) y [Andersen et al. \(1980, NGC 6383 100\)](#).

Una discusión más detallada sobre los valores de M_{bol} y $\log g$ se describe más adelante, en la sección §8.2.

Exceso de color, $E(B - V)$: En este caso encontramos más trabajos en los que se determinaron valores individuales para el enrojecimiento estelar: [Forbes y Short \(1994, NGC 2645\)](#), [Schmidt \(1982, NGC 3114\)](#), [Shobbrook \(1985, NGC 3766\)](#), [Shobbrook \(1984, NGC 4755\)](#), [Kilambi \(1975, NGC 6025\)](#), [Schmidt \(1980, NGC 6087\)](#), [Herbst \(1977, NGC 6250\)](#), [Lloyd Evans \(1978, NGC 6383\)](#) y [Chini y Neckel \(1981, NGC 6530\)](#). En los trabajos de Schmidt y Shobbrook, se calcula el exceso de color $E(b - y)$ del cual derivamos el valor de $E(B - V)$ utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$. El cúmulo NGC 6025 no fue incluido en la Figura 8.3 ya que sabemos que nuestras determinaciones son mayores. Debido a que [Herbst \(1977\)](#); [Schmidt \(1980\)](#); [Chini y Neckel \(1981\)](#); [Schmidt \(1982\)](#); [Shobbrook \(1984, 1985\)](#); [Forbes y Short \(1994\)](#) calculan el desenrojecimiento las estrellas utilizando un valor medio de $E(B - V)$ los datos se acomodan de manera horizontal en la Figura 8.3. El único cúmulo al cual no le sucede esto es a NGC 6383. Sin embargo nuestras determinaciones de $E(B - V)$ son mayores a las reportadas por [Lloyd Evans \(1978\)](#).

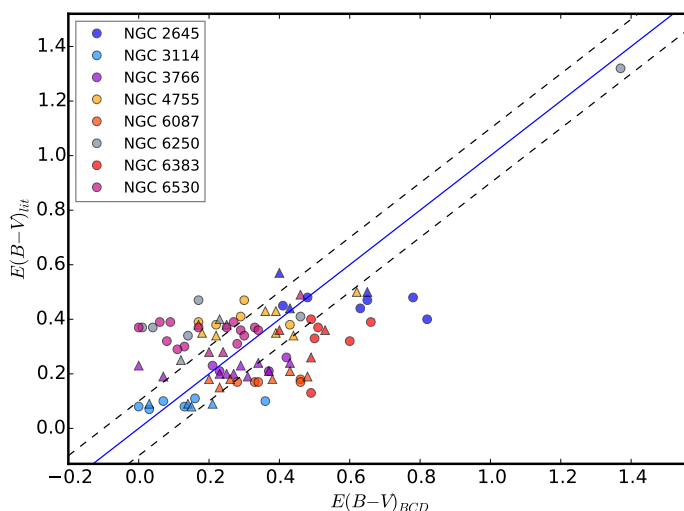


Figura 8.3: Comparación de los valores de $E(B - V)$ determinados para las estrellas miembro con el método BCD y los determinados en trabajos previos. La recta de trazo continuo es la identidad y las punteadas se apartan de ella en 0,1 mag. Los círculos identifican a las estrellas B normales y los triángulos a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación.

Un interrogante que surge a la hora de determinar los excesos de color de un cúmulo que tiene un alto contenido de estrellas Be es cuánto se sobrestima el valor de $E(B - V)$ debido al exceso producido por las envolturas circunestelares. Esta es una cuestión interesante ya que estos excesos ubican a estas estrellas en posiciones anómalas en los diagramas color–magnitud de los cúmulos. Para analizar la situación hicimos lo siguiente. En primer lugar, debido a que los parámetros de la BCD están libres de extinción interestelar, llamamos $E(B - V)_{\text{total}}$ al derivado por este método. Además definimos un exceso debido al medio interestelar, $E(B - V)_{\text{MIE}}$, y un exceso debido a la envoltura circunestelar, $E(B - V)_{\text{ce}}$. Debido a que el exceso de color se define como una diferencia de índices de color, resulta que $E(B - V)_{\text{total}} = E(B - V)_{\text{MIE}} + E(B - V)_{\text{ce}}$. El valor de $E(B - V)_{\text{MIE}}$ para cada cúmulo (con excepción de NGC 4755, NGC 6383 y NGC 6530 porque tienen muchas estrellas variables) lo estimamos haciendo el promedio de las estrellas B “normales” clasificadas como miembros o probables miembros. Las diferencias entre $E(B - V)_{\text{total}}$ y $E(B - V)_{\text{MIE}}$ son, en promedio, de 0,04 mag. Un error de 0,04 mag en el exceso de color, implica un error de $\sim 0,12$ mag en la magnitud visual absoluta (que coincide con el valor reportado por [Slettebak, 1985](#)).

8.2. Magnitudes absolutas bolométricas y gravedades efectivas

La magnitud absoluta bolométrica nos da una forma global de verificar las calibraciones de los parámetros fundamentales empleadas en este trabajo. Para esto hemos calculado la magnitud bolométrica absoluta de las estrellas, $M_{\text{bol}}(\log \mathcal{L})$, a partir de los valores de la luminosidad por medio de la interpolación en las secuencias evolutivas dadas por [Ekström et al. \(2012\)](#), como hemos explicado anteriormente). La Figura 8.4 muestra $M_{\text{bol}}(\log \mathcal{L})$ como función de $M_{\text{bol}}(\lambda_1, D)$, donde también se muestran las incertezas de las magnitudes calculadas. A pesar de la dispersión de puntos, no vemos ninguna desviación sistemática fuerte sobre el dominio de las magnitudes que revele un grado de incerteza de inconsistencia interna de la utilización de la calibración $M_{\text{bol}}(\lambda_1, D)$.

La magnitud absoluta bolométrica, $M_{\text{bol}}(\lambda_1, D)$, la gravedad superficial, $\log g(\lambda_1, D)$, y la temperatura, $T_{\text{eff}}(\lambda_1, D)$, (cuya calibración se debatió ampliamente en el trabajo de [Zorec et al., 2009](#)) han sido utilizadas en el presente trabajo como parámetros de entrada a las secuencias evolutivas de las estrellas sin rotación calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). Determinamos así las luminosidades estelares $\log(\mathcal{L}/\mathcal{L}_{\odot})$ y las masas M/M_{\odot} , a partir de las cuales pudimos estimar la gravedad superficial $\log g_{\text{evol}}$ de cada estrella (tomando la temperatura efectiva derivada con el método BCD).

La gravedad superficial estelar es otro parámetro fundamental que permite testear la calibración actual $\log g(\lambda_1, D)$. La comparación de $\log g_{\text{evol}}$ contra $\log g(\lambda_1, D)$ se muestra en la Fig. 8.5. Contrariamente a lo obtenido para las magnitudes bolométricas, en la Fig. 8.5 se puede observar que hay una desviación sistemática entre ambas gravedades superficiales estimadas en el sentido que $\log g_{\text{evol}} > \log g(\lambda_1, D)$ en el intervalo $2,7 \text{ dex} \lesssim \log g \lesssim 4,0 \text{ dex}$. Sin embargo, vemos que en $\log g \simeq 2,75 \text{ dex}$ hay dos desviaciones diferentes: estrellas con masas $M \lesssim 12M_{\odot}$ y radios $R \gtrsim 12R_{\odot}$

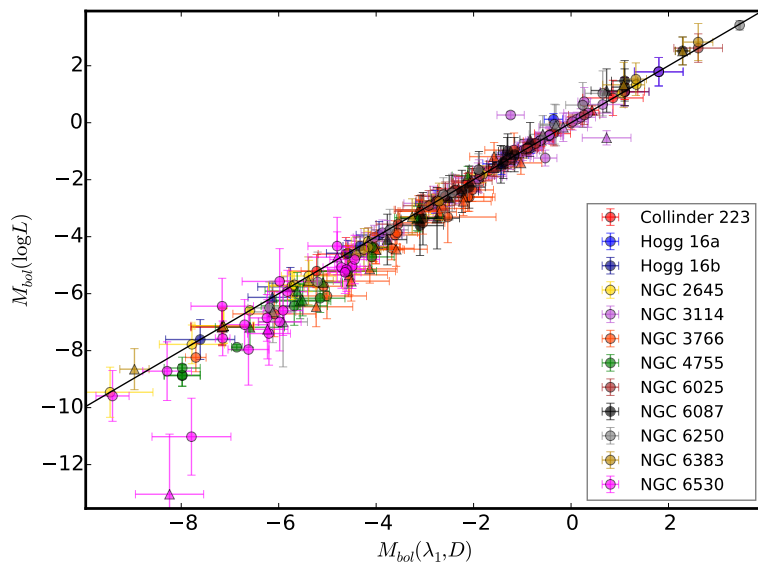


Figura 8.4: Magnitudes bolométricas absolutas $M_{\text{bol}}(\log \mathcal{L})$ contra $M_{\text{bol}}(\lambda_1, D)$. La recta de trazo continuo corresponde a la función identidad. Los círculos identifican a las estrellas B normales y los triángulos a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación.

tienen $\log g_{\text{evol}} > \log g(\lambda_1, D)$, mientras que aquéllas con $M \gtrsim 20M_{\odot}$ y radios $R \gtrsim 40R_{\odot}$ tienen $\log g_{\text{evol}} < \log g(\lambda_1, D)$. Notemos que la calibración $\log g(\lambda_1, D)$ fue construida utilizando parámetros $\log g_{\text{atm}}$ obtenidos con ajustes de modelos de atmósferas estelares a las líneas espectrales, principalmente las de Balmer. Una desviación sistemática similar entre $\log g_{\text{evol}}$ y $\log g_{\text{atm}}$ ya ha sido señalada también para las estrellas tipo A por [Gerbaldi y Zorec \(1993\)](#). La Figura 8.5 muestra entonces que debe haber una diferencia en la interpretación de los parámetros $\log g$ cuando se calculan con modelos de atmósferas estelares o con modelos de estructura estelar, como las cantidades $\log g_{\text{evol}}$ deben estar relacionadas en promedio con las capas estelares más profundas que $\log g_{\text{atm}}$ para estrellas con $M \lesssim 12M_{\odot}$ y radios $R \gtrsim 12R_{\odot}$. Una situación opuesta ocurre para las estrellas masivas evolucionadas con $M \gtrsim 20M_{\odot}$ y $R \gtrsim 40R_{\odot}$.

Cabe destacar que la rotación, despreciada en la presente aproximación, causaría diferencias sistemáticas que van en sentido contrario que las mencionadas anteriormente para estrellas con $M \lesssim 12M_{\odot}$. Los parámetros estelares aparentes de estrellas con rotación que se obtienen utilizando modelos sin rotación, producen luminosidades bolométricas aparentes mayores y temperaturas efectivas aparentes menores (producido por el efecto de oscurecimiento gravitatorio, [Frémat et al., 2005](#); [Zorec et al., 2005](#)), que en promedio resultan en una determinación de $\log g_{\text{evol}}$ menor que las contrapartes estelares no-rotantes.

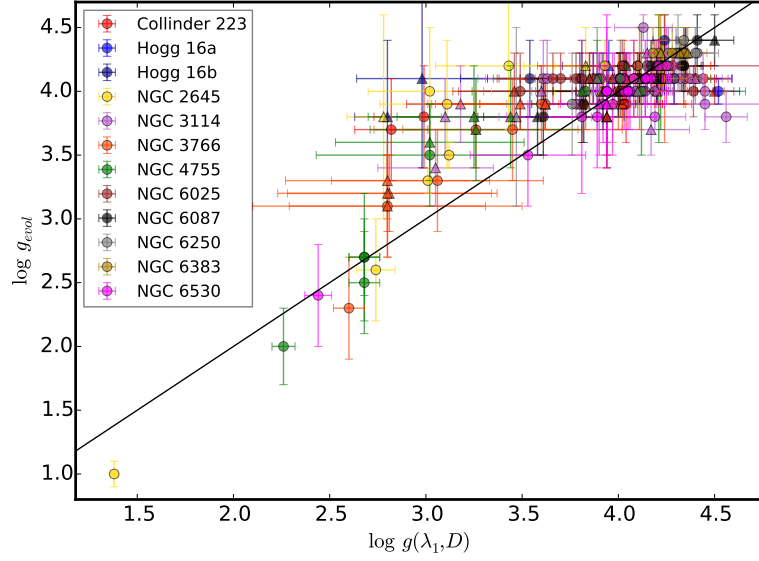


Figura 8.5: Estimaciones de los parámetros $\log g_{evol}$ con modelos de evolución estelar contra $\log g(\lambda_1, D)$ obtenida con las calibraciones BCD. Los círculos identifican a las estrellas B normales y los triángulos a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación.

8.3. Exceso de gradiente de color negativo

Como fue mencionado anteriormente, alrededor del 50% de la muestra estelar estudiada en NGC 3114 (y algunas otras estrellas en otros cúmulos) tiene claros signos de anomalía en el exceso de gradiente de color, es decir el índice $\Phi_b^{obs} - \Phi_b^0(\lambda_1, D)$ es negativo indicando que existe un “azulamiento”⁴ en la distribución de la energía estelar.

Este índice de color negativo no puede atribuirse ni a las incertezas que afectan a las mediciones, ni a las técnicas de reducción ya que las estrellas de este cúmulo fueron observadas a lo largo de diferentes turnos de observación, junto con estándares de flujo y estrellas pertenecientes a otros cúmulos. A todas ellas les aplicamos el mismo procedimiento de reducción. Sin embargo, las estrellas con exceso de gradiente negativo, en su mayoría, se ubican en la dirección de NGC 3114.

Existen, al menos, tres causas posibles para este efecto: cambios en el gradiente de color debido a anomalías en la metalicidad estelar, efectos inducidos por la alta rotación estelar y la binaridad.

Efectos de la metalicidad: de acuerdo con [Chalonge y Divan \(1977b\)](#) los valores negativos en $(\Phi_b - \Phi_b^0)$ se encuentran típicamente en estrellas tardías pobres en metales. En estrellas de tipo temprano este fenómeno no es relevante. También se sabe que en las estrellas químicamente peculiares está presente el efecto *blanketing* (cf. [Cidale et al., 2007](#)) y presentan un salto de Balmer menor que las estrellas normales que muestran el mismo flujo en el IR-cercano ([Leone](#)

⁴Que se hace más azul.

y Catalano, 1991). Particularmente, NGC 3114 tiene varias estrellas Am y Ap, sin embargo, utilizando modelos de atmósferas estelares calculadas para metalicidades distintas a la solar, nos dimos cuenta de que la causa que produce este azulamiento no alcanza a justificar la diferencia observada en la Tabla C.19.

Efectos de la alta rotación: la alta rotación produce una deformación en la superficie de la estrella que provoca una variación de la gravedad superficial y de la temperatura efectiva con la latitud, conocido como “efecto de oscurecimiento gravitatorio” (EOG, von Zeipel, 1924). Debido al EOG, las gravedades superficiales y temperaturas efectivas derivadas con modelos o calibraciones basadas en atmósferas estelares plano-paralelas o axisimétricas deben considerarse como aparentes y dependientes del ángulo de inclinación entre el eje de rotación estelar y la dirección de la visual (cf. Maeder y Peytremann, 1970; Collins et al., 1991; Frémat et al., 2005; Torres y Cidale, 2007). En NGC 3114, se encuentra un gran número de estrellas Be como revela la presencia del segundo salto de Balmer. Este alto número de estrellas Be podría implicar que hay también un número significativo de altos rotadores que momentáneamente no muestran el fenómeno Be o que aún no han alcanzado las propiedades rotacionales requeridas para poder considerarlas Be, pero inevitablemente el EOG afecta el espectro estelar, el cual conduce a una interpretación engañosa de sus índices ($\Phi_b - \Phi_b^0$). Sin embargo, inspeccionando las tablas de índices de color ($B - V$) para altos rotadores publicadas por Collins et al. (1991), vemos que la rotación puede introducir algún efecto de azulamiento. Además notamos que un tercio de las estrellas reportadas en la Tabla C.18 son estrellas Be donde la radiación libre-libre y ligado-libre de la envoltura circunestelar podría cambiar significativamente el índice ($\Phi_b - \Phi_b^0$). Se puede demostrar que envolturas circunestelares compactas y calientes pueden producir un azulamiento aparente (Moujtahid et al., 1998, 1999).

Binaridad: el número de binarias no resueltas en los cúmulos puede ser apreciable debido a que existe una mayor probabilidad de interacción. Se cree que la binaridad es responsable de las anomalías químicas del grupo CP (cf. Quiroga et al., 2010; Stateva et al., 2012). Los sistemas binarios evolucionan a tiempos de escala cortos. Debidos a los efectos evolutivos, una de las compañeras se torna más roja, originando cambios en el gradiente de color. A medida en que las diferencias de luminosidad entre ambas componentes disminuye, es posible tener una discontinuidad de Balmer que refleje principalmente a la componente más fría, mientras que la distribución de energía en la región visual del espectro es dominada por la componente caliente. Esto puede conducir a un valor muy negativo de ($\Phi_b - \Phi_b^0$).

Si al achatamiento de las componentes de los sistemas binarios cercanos y al EOG inducido por la mutua interacción rotación-gravedad, le sumamos la contribución debida a un abri-llantamiento de los hemisferios estelares enfrentados de cada componente, se puede producir en espectro peculiar (Palate et al., 2013) e incrementar el efecto de azulamiento. Por lo tanto, por un lado el fenómeno Be, y por el otro lado, la binaridad encubierta, pueden generar el exceso de gradiente de color negativo reportado.

8.4. Apartamiento de la secuencia principal

Como mencionamos durante el estudio de los cúmulos, en particular de Collinder 223 y NGC 3114, observamos un apartamiento de las estrellas de secuencia principal, con respecto a la secuencia principal de edad cero teórica (*ZAMS*, por su sigla en inglés: zero age main sequence), como se muestra en la Figura 8.6. Aquí se puede observar los datos comienzan a apartarse en $M_{bol} \sim -2$ mag, y continua hacia las estrellas menos brillantes. Para investigar sobre el origen de este apartamiento, incluimos en nuestro gráfico a la *ZAMS* empírica, como explicaremos a continuación.

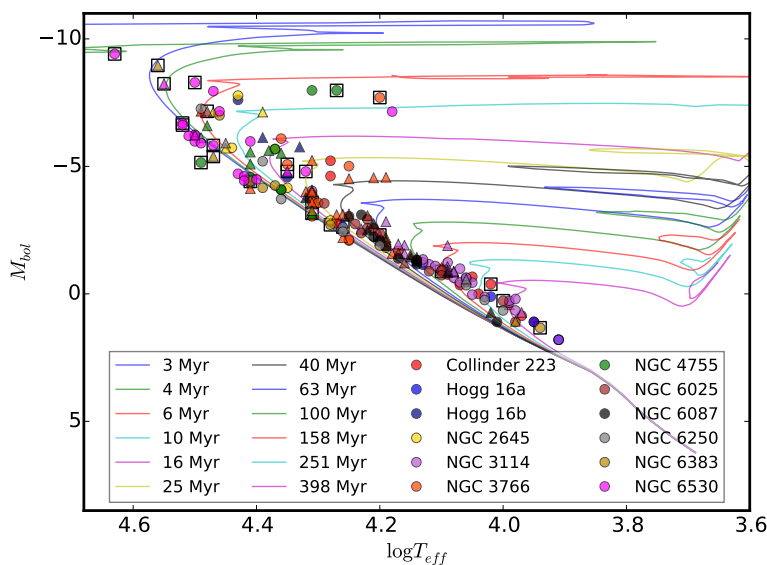


Figura 8.6: Diagrama HR. Las isócronas son las calculadas por Ekström et al. (2012). Los miembros y los *pm* de los cúmulos están denotados con símbolos ●, las que tienen envoltura circunestelar y/o alta velocidad de rotación están indicadas con ▲. Las estrellas denotadas con símbolos □ son aquellas reportadas como sistemas múltiples.

En la Figura 8.7, mostramos el diagrama color–magnitud al cual superpusimos la secuencia principal de edad cero empírica dada por Schmidt-Kaler (1982). Aquí se puede ver que para magnitudes $M_v > -1$ mag se apartan, de la secuencia principal de edad cero teórica, tanto la *ZAMS* empírica como nuestros datos. Sin embargo, en magnitudes cercanas a 1 mag, nuestros datos se apartan aún más. Como se puede observar en la figura, algunos de estos puntos corresponden a estrellas con envolturas circunestelares y/o alta rotación y también a algunas binarias, pero otros parecen ser estrellas B normales. Aunque se supone que los parámetros BCD están libres de los efectos de extinción, el hecho de que algunas estrellas de NGC 3114 tengan un gradiente de color que se torna hacia el azul con respecto al gradiente intrínseco de una estrella con los mismos parámetros físicos, podría sugerir que muchas otras estrellas también son anómalas (con gradientes cercanos al gradiente intrínseco). Como consecuencia, la subestimación del enrojecimiento del cúmulo, producida

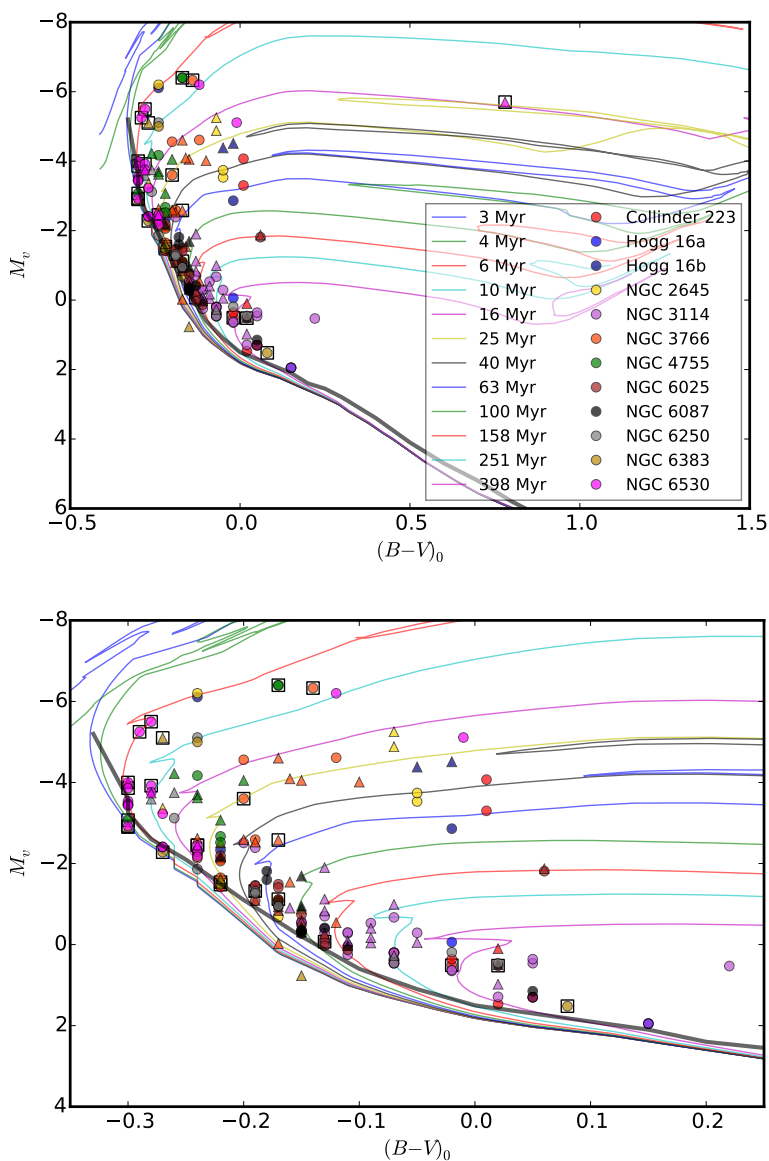


Figura 8.7: Diagrama color–magnitud. Las isócronas, en ambos gráficos, son las calculadas por [Ekström et al. \(2012\)](#). Los miembros y los *pm* de los cúmulos están denotados con símbolos ●, las que tienen envoltura circunestelar y/o alta velocidad de rotación están indicadas con ▲. Las estrellas denotadas con símbolos □ son aquellas reportadas como sistemas múltiples. La ZAMS empírica dada por [Schmidt-Kaler \(1982\)](#) está representada por la línea gruesa de trazo continuo.

por las anomalías espectrales de las estrellas, también conducen a la sobrestimación del módulo de distancia y de las luminosidades estelares. Una discusión similar puede aplicarse a Collinder 223, aunque no se han detectado anomalías espectrales debido a su módulo de distancia grande y un

gran enrojecimiento interestelar (motivo por el cual los valores de $(\Phi_b - \Phi_b^0)$ no alcanzan valores negativos).

Otra posibilidad que no se puede descartar es la presencia de un incipiente doble punto de apartamiento asociado con la población de estrellas de campo. De hecho, hay evidencias notables de que un punto de apartamiento secundario fue encontrado en dos cúmulos de la Nube Mayor de Magallanes: NGC 1848 (Mackey y Broby Nielsen, 2007) y NGC 1868 (Santiago et al., 2002), que difiere en una edad de ~ 300 Ma. Para este comportamiento, el primer autor propuso que ambos cúmulos se formaron en una sola nube molecular gigante pero fueron capturados dentro de un grupo de cúmulos común por la interacción de mareas. Este escenario naturalmente puede producir diferencias en las distribuciones espacial y de edad, como así también uniformidad de la metalicidad. Por otro lado, Bastian y de Mink (2009) encuentran que el efecto de velocidades de rotación moderadas (entre un 20% y un 50% de la velocidad crítica) en cúmulos jóvenes produce un ensanchamiento de la secuencia principal (en el rango de masas $\sim 1,2 - 1,7 M_\odot$, estrellas enanas de tipo espectral F, o gigantes tipo K) mientras que en los cúmulos más viejos causa una dispersión del punto de apartamiento.

Es interesante resaltar que ambos cúmulos (NGC 3114 y Collinder 223) también poseen una dispersión significativa de las distancias estelares internas, que podría apoyar el escenario de la interacción de mareas o captura.

Una hipótesis alternativa que podría producir un apartamiento significativo de la secuencia principal hacia colores más rojos es la naturaleza binaria sin resolver de las estrellas. Ambos corrimientos de luminosidad de alrededor de 0,75 mag, atribuidos a la presencia de compañeras de luminosidad similar, donde la secundaria se vuelve más roja por los efectos evolutivos, podrían ser responsables de la protuberancia en los diagramas HR. Sin embargo, como este fenómeno no se observa en todos los cúmulos, la incidencia de la binaridad versus el tipo espectral debe ser explorada en profundidad. Finalmente, debemos mencionar que debido a los efectos de la rotación, los parámetros BCD aparentes llevan a la determinación de valores menores de T_{eff} y $\log g$ por lo que las estrellas parecen más evolucionadas y corridas hacia el rojo en el diagrama HR (Zorec et al., 2005).

Debido a este efecto de apartamiento observado, especialmente en los cúmulos Collinder 223 y NGC 3114, las edades individuales calculadas a través de la interpolación en las secuencias evolutivas están sobrestimadas para las estrellas con $M_{\text{bol}} \gtrsim -2$ mag. Si hacemos el promedio de las edades de las estrellas miembro de cada uno de estos cúmulos, pero sólo consideramos las estrellas con $M_{\text{bol}} \lesssim -2$ mag, encontramos que para Collinder 223 el promedio da una edad de 30 ± 9 Ma y para NGC 3114 da 97 ± 11 Ma. Estos valores están de acuerdo a las edades estimadas del diagrama HR: ~ 25 Ma para Collinder 223 y ~ 100 Ma para NGC 3114.

Conclusiones

En este trabajo hemos utilizado el sistema espectrofotométrico BCD, basado en cantidades medibles en el espectro continuo estelar alrededor de la discontinuidad de Balmer, para determinar de forma directa los parámetros fundamentales (tipo espectral y clase de luminosidad, T_{eff} , $\log g$, M_v , M_{bol} y Φ_0) de la población de estrellas B y Be observadas en cúmulos abiertos. Pudimos derivar los valores individuales del módulo de distancia, exceso de color $E(B - V)$, luminosidad, masa y edad de toda la muestra. Esto nos permitió armar el catálogo del Apéndice C.

Luego, llevamos a cabo un completo estudio de los once cúmulos abiertos analizados (Collinder 223, Hogg 16, NGC 2645, NGC 3114, NGC 3766, NGC 4755, NGC 6025, NGC 6087, NGC 6250, NGC 6383 y NGC 6530), derivando los módulos de distancia, los excesos de color y establecimos un criterio para determinar la membresía de las estrellas a los cúmulos respectivos. Los resultados principales de los parámetros de los cúmulos se resumen en la Tabla 9.1.

Las determinaciones de distancia obtenidas, a través del método BCD, para NGC 2645, NGC 6087, NGC 6250, NGC 6383, los cuales presentan buenas estimaciones de distancia (empleando métodos clásicos con datos fotométricos), están en muy buen acuerdo con lo reportado previamente. Así el método BCD se convierte en un método práctico para estimar los parámetros fundamentales no sólo de las estrellas sino también de la asociación a la cual pertenecen. Para los otros cúmulos, cuyos parámetros aún permanecían algo inciertos, los resultados obtenidos con el método BCD nos permitió mejorar estas determinaciones.

Como los parámetros BCD(λ_1 , D) no están afectados por absorción interestelar/circunestelar, pudimos construir diagramas HR (y diagramas color–magnitud) libres de enrojecimiento y estimar la edad de los cúmulos. Además obtuvimos propiedades físicas de las estrellas B y Be, y reportamos nuevas estrellas Be como así también candidatas a estrellas azules rejuvenecidas.

Pudimos detectar la superposición de cúmulos en dirección de la línea de la visual y discutir la pertenencia de las estrellas al cúmulo.

Finalmente, queremos resaltar la presencia de un corrimiento de la secuencia principal hacia temperaturas más bajas y luminosidades más altas en los diagramas HR de Collinder 223 y NGC 3114. Este apartamiento se ubica en la región de las estrellas tipo B tardías con magnitudes absolutas

Tabla 9.1: Parámetros de los cúmulos derivados con el método BCD.

Cúmulo	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	edad [Ma]
Collinder 223	$0,25 \pm 0,03$	$11,21 \pm 0,25$	~ 25
Hogg 16a	$0,26 \pm 0,03$	$8,91 \pm 0,26$	< 40
Hogg 16b	$0,65 \pm 0,09$	$12,78 \pm 0,32$	10 – 16
NGC 2645	$0,54 \pm 0,07$	$12,39 \pm 0,30$	6 – 14
NGC 3114	$0,05 \pm 0,01$	$9,21 \pm 0,15$	~ 100
NGC 3766	$0,25 \pm 0,02$	$11,50 \pm 0,15$	6 – 28
NGC 4755	$0,30 \pm 0,04$	$12,10 \pm 0,22$	~ 8
NGC 6025	$0,34 \pm 0,02$	$9,25 \pm 0,17$	40 – 68
NGC 6087	$0,35 \pm 0,03$	$9,00 \pm 0,19$	~ 55
NGC 6250	$0,38 \pm 0,16$	$10,55 \pm 0,33$	6
NGC 6383	$0,51 \pm 0,03$	$9,61 \pm 0,38$	5 – 10
NGC 6530	$0,26 \pm 0,05$	$11,76 \pm 0,20$	4 – 6

bolométricas entre -1 mag y 1 mag. El origen de este corrimiento podría estar relacionado con la subestimación del enrojecimiento producido por estrellas con gradiente espectral anómalo, rápida rotación estelar que induce el EOG, efectos de binaridad y/o interacciones tidales entre cúmulos cercanos. Por lo tanto es necesario estudiar la incidencia de la binaridad en cúmulos y el efecto de la rotación estelar sobre la radiación emergente.

De acuerdo a los resultados obtenidos vemos que el método espectrofotométrico BCD es una poderosa herramienta, fácil de utilizar, con la cual se pueden determinar los parámetros físicos fundamentales de las estrellas tempranas, siendo, además, adecuada para explorar las propiedades estelares de los cúmulos. El conocimiento de valores precisos de temperatura efectiva, gravedad superficial, masa estelar y luminosidad de las estrellas en cúmulos abiertos es muy importante para derivar no sólo la distancia y edad sino también para discutir la estructura y la evolución estelar de los mismos. El método BCD podría pensarse para estudiar estrellas tempranas y cúmulos extragalácticos, para discutir las características y distancias de las galaxias cercanas.

Parte III
Estrellas Be

Capítulo 10

El fenómeno Be

En esta tercera parte del trabajo de tesis estudiaremos la población Be en cúmulos abiertos. Primeramente, daremos una reseña de las principales características de estas estrellas y luego, en el capítulo siguiente (§11), mostraremos los resultados obtenidos. Finalmente haremos una discusión sobre algunos resultados particulares (capítulo §12) y, por último, mencionaremos las conclusiones del trabajo realizado (capítulo §13).

Definición del fenómeno Be

Las estrellas Be se definen como estrellas de tipo espectral B (también pueden ser de tipo espectral O tardío o A temprana) no supergigantes que exhiben, o han exhibido alguna vez, una o más líneas de Balmer en emisión (Jaschek et al., 1981; Collins, 1987). A veces también aparecen en emisión líneas de helio y de metales una vez ionizados. Aproximadamente, el 17% de las estrellas tipo B no supergigantes presentan las características de las estrellas Be (Zorec y Briot, 1997). La mayoría de ellas se encuentran entre las clases espectrales B0–B7. El 5% se corresponde con los tipos espectrales O8–O9.5 y un pequeño porcentaje (1%) son de tipo espectral A0 o A1. Se piensa que algunas estrellas Be pueden incluso sobrevivir como tales en la fase de gigante luminosa (Negueruela, 2004).

Las propiedades observadas en las estrellas Be son consistentes con la presencia de un disco circunestelar denso (achatado en el plano perpendicular al eje de rotación) en el cual el gas es ionizado por la radiación ultravioleta proveniente del objeto central. Se sabe que las estrellas Be son rotadores rápidos (Struve, 1931) e históricamente se ha pensado que sus discos se forman como resultado de la pérdida de masa al balancearse la fuerza centrífuga con la fuerza de gravedad en el ecuador de la estrella, de modo que el gas es eyectado desde la estrella y no acretado desde una fuente externa. En contraposición, otros modelos proponen que el fenómeno Be es consecuencia de la transferencia de masa en sistema binarios (Kriz y Harmanec, 1975; Pols et al., 1991).

Características observacionales

Espectro Be y espectro Be de envoltura Como mencionamos, la definición del fenómeno Be se basa en la observación de líneas de Balmer en emisión, principalmente la línea $H\alpha$. El aspecto del perfil de esta línea puede ser muy variado (Struve, 1931; Hanuschik, 1996).

Una estrella presenta un “espectro Be” cuando se observan líneas en emisión intensas con uno o dos máximos. Cuando presenta dos máximos, existe una absorción central cuya intensidad no alcanza a cruzar el nivel de flujo del continuo (casos A y B de la Figura 10.1). En cambio, se llama “espectro Be de envoltura” (del inglés *Be-shell*) cuando observamos superpuesta a una línea fotosférica ancha, una línea en absorción profunda y angosta, y dicha componente de absorción está por debajo del nivel de flujo del continuo (Hanuschik, 1996). Las alas de la componente fotosférica pueden o no estar en emisión como se muestra en el caso C de la Figura 10.1.

Algunas estrellas Be pueden mostrar variaciones del aspecto de las líneas de hidrógeno (y a veces, helio y hierro). Algunas estrellas pueden mostrar, en un ciclo de unos pocos años, cambios en la intensidad de las líneas: líneas en fuerte emisión, completamente ausentes (confundiéndose con el continuo) o en absorción como en una estrella B normal, mientras que otras pueden permanecer estables. Por otro lado, también pueden presentar variaciones en los perfiles de línea de corto período que cubren un rango muy amplio de frecuencia, ya que algunas estrellas Be pueden mostrar ciertos cambios en unos pocos meses, horas o minutos. A veces varios ciclos de variaciones con períodos muy diferentes pueden superponerse.

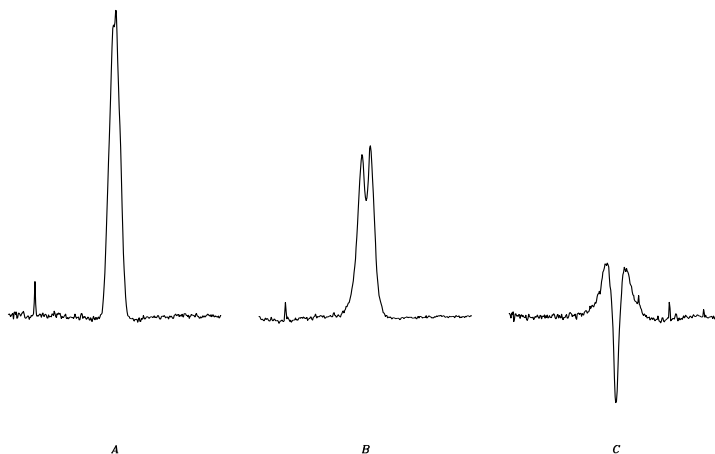


Figura 10.1: Perfiles de la línea $H\alpha$ en emisión. Los casos A y B corresponden a un espectro Be, mientras que el caso C corresponde a un espectro Be de envoltura.

En algunas estrellas Be, como por ejemplo 88 Her y 59 Cyg, se observan “cambios de fase”, esto significa que, la variabilidad es tal que un mismo objeto, en diferentes épocas, puede mostrar un espectro Be, un espectro de envoltura y un espectro tipo B normal. Es decir, un espectro Be, o un espectro de envoltura, puede perder completamente sus líneas en emisión y convertirse en una estrella B normal, o viceversa. También puede ocurrir que una estrella con un espectro Be se transforme en una Be con espectro de envoltura, o viceversa. Esto sugiere que los objetos B y Be no son objetos estructuralmente diferentes.

Otra característica espectral importante que muestran muchas estrellas Be, son líneas fotosféricas muy ensanchadas con respecto a las estrellas B normales. Este fenómeno se explica a través del ensanchamiento Doppler producido por la alta rotación estelar. Más adelante daremos detalles sobre la velocidad de rotación de las estrellas Be.

Espectro continuo y variaciones fotométricas: Con respecto a las características del espectro continuo, las estrellas Be muestran alrededor de la discontinuidad de Balmer una distribución de energía similar a la de una estrella B normal (Divan, 1979). Por otro lado, desde hace más de medio siglo, es bien conocido que algunas estrellas Be pueden mostrar dos discontinuidades de Balmer (Barbier y Chalonge, 1939). La primera corresponde a la de una estrella B normal y tiene la misma ubicación espectral. La segunda aparece en longitudes de onda más cortas que la primera, lo que significa que se forma en un medio que tiene una presión menor que la de la fotosfera de la estrella central (ver sección §3.2.5).

También se sabe que las estrellas Be tienen variaciones fotométricas. Las variaciones en el visual pueden tener dos componentes. Una de ellas, periódica con escalas de tiempo corto (días) y pequeñas amplitudes: algunos centésimos de magnitud. La otra, irregular tanto en amplitud como en escala, alcanzando algunas décimas de magnitud (cf. Moujtahid et al., 1998). Por esta razón no es una sorpresa ver que numerosas estrellas Be son estrellas variables de pequeña amplitud (0,01 mag hasta 0,10 mag).

Se ha demostrado que las variaciones fotométricas irregulares implican un exceso o una deficiencia en el flujo de continuo global con respecto a la radiación fotosférica subyacente de la estrella. Los cambios cuasi-cíclicos y/o irregulares que modifican los excesos de flujo de positivos hacia negativos son los que hacen evidentes las variaciones de “fase” Be.

Los cambios de fase también se hacen evidentes a través de variaciones de la segunda discontinuidad de Balmer, ya que esta se puede observar en emisión o en absorción, y en algunos casos desaparecer. Sin embargo, la primera componente del salto no varía y tiene el mismo valor que el que se mide durante la fase de B normal (Divan, 1979; Divan y Zorec, 1982b,c; Zorec, 1986). Para la estrella 59 Cyg se mostró que la luminosidad integrada desde el ultravioleta lejano (1300 Å) hasta el IR (1,8 μm) no varía durante los cambios de fase de la estrella Be (Divan y Zorec, 1982a). Por otro lado, para 88 Her se mostró que la temperatura efectiva y la luminosidad de la estrella central no varían durante un cambio de fase (Zorec et al., 1989). De acuerdo con todos estos argumentos, podemos suponer que los efectos de la interacción entre la estrella central y la envoltura circunestelar puede no ser tan fuerte, y que la primera

discontinuidad de Balmer refleja realmente las características físicas de una fotosfera normal y no está perturbada por la presencia de un disco o envoltura.

Pocos trabajos han abordado el estudio de las propiedades de este segundo salto. Por un lado, [Moujtahid et al. \(1999\)](#) estudió el comportamiento espectrofotométrico visual de largo período de las estrellas Be como una función de los parámetros estelares fundamentales. De las características de este comportamiento espectrofotométrico concluyeron que: (i) Las fases de emisión y absorción espectrofotométrica no deberían implicar ángulos de aspecto preferenciales, ya que dichas fases pueden aparecer sea cual sea la inclinación estelar. Este fenómeno no siempre puede explicarse por envolturas circunestelares fuertemente aplanadas; (ii) Los radios de las regiones de formación del continuo visible no pueden exceder unos pocos radios estelares; (iii) Las densidades electrónicas de esas regiones deben ser menores a $N_e \sim 10^{13} \text{ cm}^{-3}$; (iv) La temperatura electrónica de las capas circunestelares que producen las fases de emisión espectrofotométrica se compara con la temperatura de radiación del continuo de Balmer estelar y esta es mucho menor que la temperatura estelar cuando se producen las fases de absorción.

Un resultado similar fue encontrado por [Cruzado \(2010\)](#) a partir de un estudio teórico (bajo la hipótesis de ETL) donde se muestra que para densidades muy bajas y/o envolturas geométricamente delgadas no se observa el segundo salto. Para una determinada distribución espacial del material alrededor de la estrella, el tamaño del segundo salto en emisión depende de la temperatura de la envoltura. En envolturas que, espacialmente, no están muy extendidas, el segundo salto puede observarse en absorción cuando la temperatura en la envoltura es baja.

Características de la envoltura

De acuerdo a diferentes estudios observacionales con diferentes técnicas, se encuentra que las envolturas de las estrellas Be de tipos tardíos podrían ser menores que las de tipos tempranos. La forma del disco alrededor de las estrellas Be todavía es un tema activo y controversial, es decir un disco muy achatado de $1^\circ - 3^\circ$ de ángulo de apertura contra una geometría más “esferoidal”. En su trabajo de revisión [Stee \(2010\)](#) concluye que la extensión del disco es de unos pocos milisegundos de arco (unas pocas decenas del radio estelar), y su geometría depende fuertemente de la longitud de onda, siendo delgado cerca de la estrella central y ligeramente ensanchado luego de pocos radios estelares. El ángulo de apertura del disco es difícil de precisar debido principalmente a la incerteza en la orientación del eje de rotación (ver Figura 10.2). Este disco está truncado cuando la estrella Be forma parte de un sistema binario. En este mismo trabajo Stee resalta la detección de vientos polares utilizando técnicas interferométricas (ver Figura 10.3). El origen de este viento parecería no estar vinculado con la presencia de un disco o un anillo. Así, sería posible tener un viento sin un disco en el entorno circunestelar de una estrella Be.

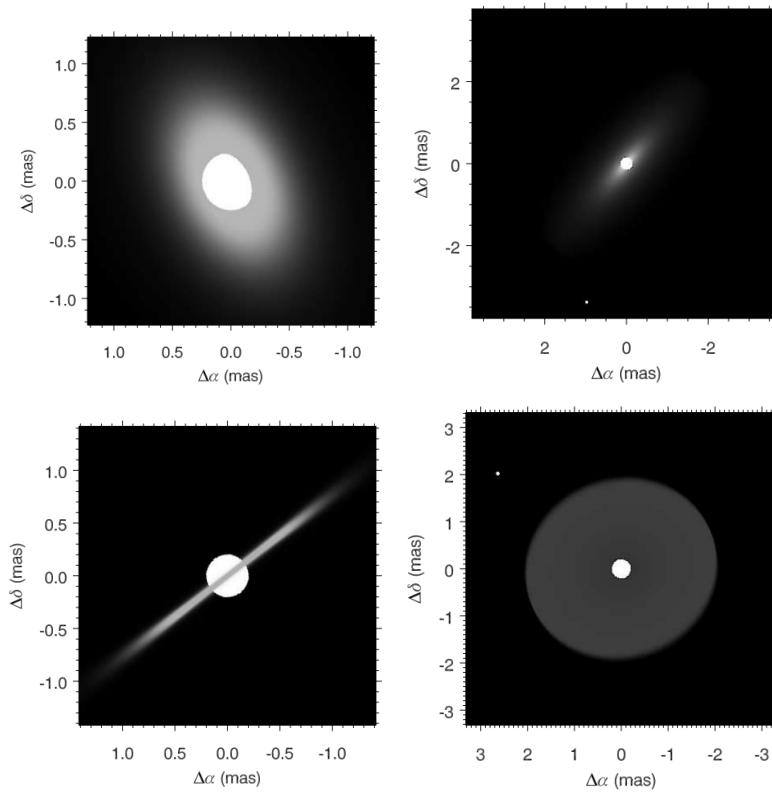


Figura 10.2: Imágenes modeladas por Gies et al. (2007), utilizando datos interferométricos de CHARA, donde se observan discos con diferentes inclinaciones.

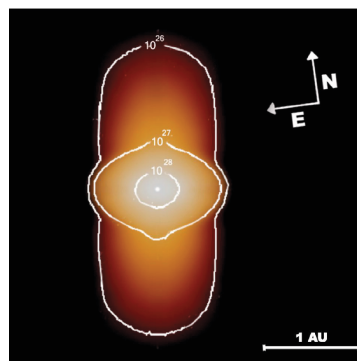


Figura 10.3: Mapa de intensidad de continuo de la estrella α Arae en $2,15\mu$ modelado con SIMECA Meilland et al. (2007). Se observa un disco (Kepleriano) ecuatorial denso con un viento polar a lo largo del eje de rotación.

¿Cómo se forma la envoltura circunestelar?

Del análisis de las observaciones espectrofotométricas de las estrellas Be en diferentes longitudes de onda, combinadas con los resultados obtenidos con datos interferométricos y polarimétricos, se infiere la existencia de una envoltura achatada sobre el plano ecuatorial, donde los efectos de rotación jugarían un papel preponderante (por ejemplo [Struve, 1931](#); [Huang, 1972](#); [Quirrenbach, 1993](#); [Quirrenbach et al., 1994](#); [Hirata, 1995](#)).

A pesar de esta evidencia, aún no hay consenso sobre el o los mecanismos de formación de estas estructuras. Hay que tener en cuenta que cualquiera sea el mecanismo propuesto, este debe ser capaz de formar una región densa hacia el plano ecuatorial, que pueda explicar la variabilidad observada y contemplar la inyección de momento angular al medio.

[Struve \(1931\)](#) propuso que la envoltura circunestelar de las estrellas Be se forma por la eyección de materia desde las regiones ecuatoriales debido a su inestabilidad rotacional. La geometría sugerida para esta envoltura es en forma de anillo, la cual se supone que está en rotación Kepleriana. Esta envoltura ionizada por la radiación UV daría origen a las líneas en emisión. Según este modelo, la diversidad de perfiles observados se atribuyen a la inclinación del eje de rotación con respecto a la línea de la visual (como se muestra en la [Figura 10.4](#)).

Basándonos en este modelo, y teniendo en cuenta que la velocidad de rotación medida es una velocidad proyectada sobre el plano del cielo, $v \sin i$, entonces si una estrella Be muestra una velocidad de rotación proyectada baja, en la mayoría de los casos es porque i tiene un valor bajo (la estrella se ve de polo). En esta situación la estrella presenta un “espectro Be” (casos A, B y C de la [Figura 10.4](#)). En cambio, si una estrella Be muestra una velocidad de rotación proyectada muy alta (la estrella se ve próxima al ecuador), y si el material del disco es ópticamente grueso, entonces observamos un “espectro Be de envoltura” (caso D de la [Figura 10.4](#)).

Este modelo, posteriormente fue adaptado por [Poeckert y Marlborough \(1977, 1978a,b\)](#) con la finalidad de incluir una lenta expansión en el disco y así explicar las asimetrías observadas en los perfiles de línea.

Años más tarde, [Bjorkman y Cassinelli \(1993\)](#) propusieron el modelo de viento comprimido, *Wind Compressed Disk* o modelo *WCD*. Estos autores encontraron que al incorporar la rotación en el viento se produce un flujo de materia hacia el ecuador, resultando en un aumento de densidad en la zona ecuatorial. En oposición a esta teoría, [Cranmer y Owocki \(1995\)](#) demostraron que la componente no radial de la fuerza de radiación reduce a cero el efecto de compresión ecuatorial propuesto por el modelo *WCD*. [Cassinelli y MacGregor \(2000\)](#) recuperaron la idea del modelo *WCD* pero contemplando la presencia de un campo magnético. Sin embargo, las simulaciones numéricas realizadas con rotación estelar, no pueden reproducir un disco magnetizado que explique las observaciones ([Owocki y Ud-Doula, 2003](#)).

Como alternativa a los discos formados a partir de la compresión del viento, surgió el modelo de un disco viscoso. Este modelo propone una dinámica similar a la de los discos de acreción, pero el gas y el momento angular se imparten desde la región interna y difunden hacia afuera. Si existe una inyección continua de momento en el gas, podría formarse un disco con velocidades cercanas a las Keplerianas ([Okazaki, 2001](#)). Los mecanismos propuestos para la inyección de momento en

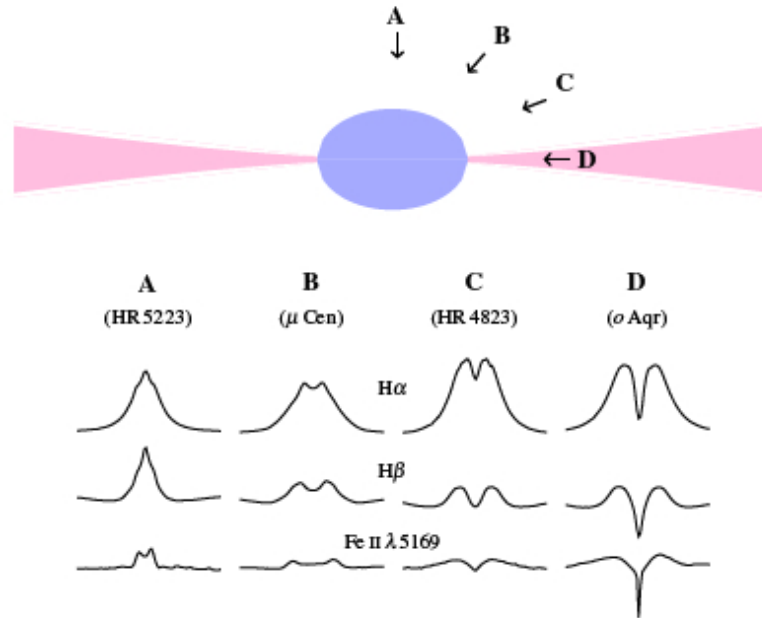


Figura 10.4: Vista esquemática de una estrella Be en rotación crítica con un disco con cierto ángulo de apertura. La parte inferior muestra ejemplos de perfiles de línea vistos en diferentes direcciones desde el polo (espectro Be) hasta el ecuador (espectro Be de envoltura). Figura tomada del trabajo de Rivinius et al. (2013).

el disco son las pulsaciones no radiales o los episodios eruptivos en la superficie estelar. A pesar de que han logrado explicar algunas de las características observadas en las estrellas con líneas en emisión, el tema de inyección de momento, sigue siendo algo incierto en este modelo.

¿Las estrellas Be rotan a velocidad crítica?

El postulado de que las estrellas Be rotan a velocidades cercanas a la crítica¹, actualmente sigue siendo uno de los pilares fundamentales para justificar una geometría tipo anillo o disco ecuatorial en rotación Kepleriana alrededor del objeto central.

Por lo tanto, la comprensión física del fenómeno Be depende de cuán cerca esté la velocidad de rotación de las estrellas de la velocidad crítica. Si v es tal que $v/v_{\text{crit}} \gtrsim 0,95$, existen muchos procesos débiles posibles que podrían entregar fácilmente material a la órbita. Pero si esta relación cae por debajo de $\sim 0,9$, el incremento de la cantidad de energía y la adición de momento angular que serían necesarios para hacer girar el material en un disco Kepleriano es lo suficientemente grande para restringir en gran medida el número y tipo de fuentes potenciales (Owocki, 2005). Por este motivo, es fundamental poder determinar con exactitud cuán rápido rota una estrella Be.

¹Como explicamos en el capítulo 6.1.2 definimos $v_{\text{crit}} \simeq \sqrt{M_{\star}G/R_{\star}}$

Muchos investigadores han estudiado esta problemática (Slettebak, 1979; Fukuda, 1982; Grady et al., 1989; Balona, 1990; Zorec et al., 1990; Porter, 1996; Zorec y Briot, 1997; Steele, 1999; Yudin, 2001; Chauville et al., 2001) y todos ellos han arribado a diferentes conclusiones. Por un lado, Slettebak concluye que no hay diferencias apreciables entre las características rotacionales con las características espectrales, mientras que Fukuda y Yudin coinciden en que los tipos tardíos rotan más rápido que los tempranos. Por otro lado, otros autores encuentran que las estrellas rotan significativamente a velocidades subcríticas, $v/v_{\text{crit}} \sim 0,7 - 0,8$ (Porter, 1996; Chauville et al., 2001), en oposición al resultado obtenido por Yudin (2001), quien concluye que las estrellas tardías de todas las clases de luminosidad rotan con velocidades próximas a la crítica.

De acuerdo a los resultados obtenidos por Porter (1996) y Chauville et al. (2001), Townsend et al. (2004) proponen revisar las determinaciones de $v \sin i$ de las estrellas Be, ya que estos valores podrían estar subestimados por los efectos del oscurecimiento gravitatorio. El efecto de oscurecimiento gravitatorio, como mencionamos al comienzo del trabajo, se observa en las estrellas que rotan muy rápidamente al distorsionarse su superficie hacia formas oblatas, produciendo una redistribución del flujo radiativo en proporción a la gravedad local (von Zeipel, 1924). Esta distorsión hace que las regiones ecuatoriales sean más frías que las polares, y así las regiones que rotan más lento (y más brillantes) de la superficie estelar se ponderan por sobre las regiones más rápidas (y más frías) ya que el perfil de absorción observado es el resultante de la radiación en la línea proveniente de toda la superficie estelar. Por lo tanto, las estrellas oscurecidas gravitacionalmente presentan perfiles más angostos que los esperados para el caso de estrellas esféricas (y así se calculan valores menores de $v \sin i$), como se ilustra en la Figura 10.5. Por esta razón Townsend et al. (2004) sugiere los efectos del oscurecimiento gravitatorio podrían ser lo suficientemente fuertes como para generar que una distribución de velocidades de rotación casi críticas pareciera estar desplazada hacia valores más bajos, entre $0,5v_{\text{crit}}$ y $0,8v_{\text{crit}}$.

Si bien el efecto de oscurecimiento gravitatorio se conoce desde hace casi un siglo (von Zeipel, 1924), su potencial sesgo en las muestras estadísticas de tasas de rotación de estrellas Be ha sido analizada por Cranmer (2005); Frémat et al. (2005); Zorec y Royer (2012). En este sentido, Cranmer (2005) realizó un trabajo utilizando el modelo de Monte Carlo para producir un gran número de distribuciones de probabilidad de velocidad ecuatorial lineal v de prueba. Cada distribución fue procesada, considerando ángulos de inclinación aleatorios, para simular una muestra estadística observada de anchos de línea. Concluye que no todas las estrellas tempranas (O7e–B2e) pueden estar rotando con $v = v_{\text{crit}}$, encontrando que el máximo de la distribución estaría en $\omega = v \sin i / v_{\text{crit}} \sim 0,68$. Frémat et al. (2005) alcanza un resultado similar al realizar un estudio estadístico en el cual se corrigen los valores observados por efectos asociados a la deformación estelar, donde demuestra que las estrellas Be alcanzarían a rotar a $v/v_{\text{crit}} \sim 0,75$ de la velocidad de ruptura por rotación.

Un análisis más completo fue realizado por Zorec et al. (en prensa) donde se estudian posibles efectos que subestiman o sobrestiman los valores de medidos de la velocidad de rotación proyectada. En dicho trabajo se encuentra que, cuando las estrellas Be de todas las etapas evolutivas se consideran en conjunto, las correcciones a las distribuciones de v/v_{crit} por sobrestimaciones de $v \sin i$ debido al ensanchamiento de líneas espectrales por macroturbulencia y binaridad, producen un cambio de estas distribuciones a valores ligeramente más bajos, $v/v_{\text{crit}} \simeq 0,65$.

Esto sugiere que la probabilidad de que las estrellas Be sean rotadoras críticas es extremadamente baja. Si este es el caso, entonces cualquier modelo teórico que trate de explicar el origen de los discos de las estrellas Be debe requerir de un incremento sustancial en el momento angular entre la fotosfera y el borde interior del disco (Cranmer, 2005).

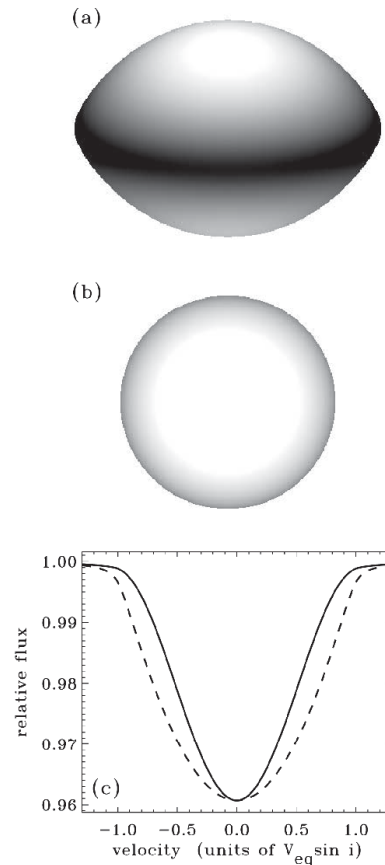


Figura 10.5: Imágenes esquemáticas de la intensidad de continuo de una estrella B9V rotando rígidamente con una velocidad v en el ecuador y vista desde un ángulo de inclinación $i = 75^\circ$ medido desde el polo. Ambas imágenes fueron modeladas con el mismo oscurecimiento lineal hacia el limbo, pero difieren en que (a) utiliza la fuerza centrífuga para alterar la superficie equipotencial (achatamiento de Roche) y redistribuir el flujo radiativo en proporción a la gravedad efectiva (oscurecimiento gravitatorio de von Zeipel), mientras que (b) no lo hace. El panel (c) muestra las líneas de absorción resultantes calculadas: la línea sólida corresponde a la imagen (a); la línea punteada corresponde a (b). El núcleo central del perfil (b) fue renormalizado para que coincida con (a), y así poder comparar de manera más clara las formas de las líneas. Figura tomada del trabajo de Cranmer (2005).

Estado evolutivo

Otro tema actualmente en discusión es en qué momento de la vida de una estrella se origina el fenómeno Be. Por un lado, se sabe que las estrellas Be, en general, se ubican por encima de la secuencia principal de edad cero, pero este hecho no necesariamente indica el estado evolutivo real de las mismas (Slettebak, 1985), ya que los parámetros estelares de las estrellas Be están afectados por el enrojecimiento debido a la envoltura circunestelar y por el oscurecimiento gravitatorio.

Si bien Slettebak reconoce que el fenómeno Be está presente en todas las etapas evolutivas, Zorec et al. (2005) encuentra que el fenómeno Be en estrellas masivas galácticas frecuentemente aparece en la primera etapa de la secuencia principal, mientras que a medida que evolucionan las estrellas B masivas el fenómeno se observa en la segunda mitad de la vida de la estrella en secuencia principal.

Una manera de analizar el estado evolutivo de las estrellas Be es a través de su estudio en cúmulos abiertos. En este sentido, Mathew et al. (2008) estudiaron la población de estrellas Be en doscientos siete cúmulos abiertos jóvenes, encontrando que un grupo de estrellas Be han evolucionado hacia la fase Be (ya que se observan en cúmulos con edades entre 20 – 30 Ma), mientras que otras nacieron como estrellas Be (según se aprecia en cúmulos jóvenes con edades menores a 10 Ma). También encontraron que este tipo de estrellas están presentes en diferentes etapas evolutivas y, por lo tanto, es poco probable que el fenómeno Be se deba solamente a la contracción del núcleo cerca del punto de apartamiento (del inglés *turn-off point*) del cúmulo. Por otro lado, según Malchenko (2008) la mayoría de las estrellas Be aparecen a una edad de 10 Ma y su concentración alcanzaría un máximo entre 12 Ma y 20 Ma.

En contraste, las estrellas Be masivas de las Nubes de Magallanes, y en particular a la Nube Menor de Magallanes, son más numerosas por un factor de 3 – 5 que en nuestra Galaxia, debido a la baja metalicidad rotan más rápido (Maeder et al., 1999), y en un esquema evolutivo estas estrellas aparecerían en la segunda etapa de la secuencia principal (Martayan et al., 2007). Así, la metalicidad ciertamente también tendría un gran efecto sobre la evolución y la formación de discos de estrellas Be.

En Resumen: De todo lo presentado en este capítulo, se puede ver que aún quedan varias cuestiones sin resolver. Una de las cuestiones más importantes es la velocidad de rotación, ya que entre los diferentes procesos discutidos la rotación es todavía el principal parámetro que se utiliza para explicar la formación y evolución del fenómeno Be. Sin embargo, todavía no está claro cuál es la velocidad de rotación de las estrellas Be ya que algunos autores sostienen que todas son rotadores subcríticos, mientras que otros concluyen que algunas estrellas estarían rotando a velocidades cercanas a la crítica. Además, la velocidad de rotación tienen implicancias sobre la evolución estelar. En este sentido todavía se discute si las altas velocidades observadas son intrínsecas o si se adquieren en alguna etapa evolutiva particular.

Con respecto al estado evolutivo, aún se discute si las estrellas Be nacen como tales, o si el fenómeno se desarrolla durante la primera y/o la segunda etapa de la vida de la estrellas en secuencia principal, o en etapas más evolucionadas.

Estas problemáticas nos motivaron a estudiar las estrellas Be con un método innovador (sistema espectrofotométrico BCD), con el objetivo de aportar nueva información que contribuya a clarificar la comprensión del fenómeno Be.

Capítulo 11

Resultados

Como mencionamos al comienzo del trabajo de tesis, nos propusimos estudiar la población de estrellas Be en cúmulos abiertos con el objetivo de buscar relaciones entre las propiedades intrínsecas de las estrellas con fenómeno Be y las características de sus envolturas circunestelares, para así poder aportar datos concretos que ayuden a comprender mejor este fenómeno. Para ello, realizamos previamente una búsqueda y selección de estos objetos, como detallamos en la parte II de este trabajo.

Luego, aplicamos el método BCD con el cual determinamos sus parámetros fundamentales y realizamos un análisis de sus espectros. Estos parámetros se resumen en la Tabla 11.1 donde se listan las estrellas Be identificadas en cada cúmulo. En esta tabla se indican el nombre de cada estrella junto con los siguientes parámetros: d , Φ_b , tipo espectral, T_{eff} , $\log g$, $v \text{ sen } i$ y $\omega = v \text{ sen } i / v_{\text{crit}}$, determinados en el presente trabajo. Recordemos que d representa la altura del segundo salto de Balmer y se utilizará como un indicador de las propiedades de la envoltura circunestelar. Cuando $d > 0$ el segundo salto se observa en absorción y cuando $d < 0$ se observa en emisión. Los valores de $v \text{ sen } i$ y ω se determinaron de acuerdo a la descripción brindada en la sección §6.1.2. En los casos en que no contábamos con un espectro para medir $v \text{ sen } i$, realizamos un promedio de los valores publicados en la literatura (listados en el Apéndice C).

A continuación mostraremos los resultados obtenidos para la población de estrellas Be.

Tabla 11.1: Estrellas Be pertenecientes a los cúmulos analizados.

ID	Otra designación	d [dex]	Φ_b [μ]	T.E.	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	$v \text{ sen } i$ [km/s]	ω	Notas
Collinder 223. Edad ~ 25 Ma									
...	HD 305 296	-0,02	1,18	B0Ve	$30\,000 \pm 4\,275$	$3,94 \pm 0,00$	99	0,1	
Hogg 16a. Edad < 40 Ma									
68	HD 116 875	0,06	1,08	B4Ve	$18\,000 \pm 826$	$3,95 \pm 0,24$	246	0,5	
Hogg 16b. Edad de 10 – 16 Ma									
02	CD-60 4696	-0,12	1,57	B2II	$21\,618 \pm 2\,177$	$2,80 \pm 0,17$	
03	CD-60 4701	-0,04	1,54	B1IIIe	$24\,698 \pm 2\,826$	$2,98 \pm 0,34$	251	1,1	
NGC 2645. Edad 6 – 14 Ma									
03	HD 73 903	0,00	1,65	B0II	$24\,750 \pm 3\,255$	$2,78 \pm 0,19$	180	0,8	
04	CD-45 4355	0,00	1,27	B0IIe	$29\,375 \pm 4\,023$	$2,94 \pm 0,35$	235	0,6	
05	CPD-45 2779	0,00	1,32	B1IVe	$28\,188 \pm 2\,425$	$3,83 \pm 0,32$	139	0,3	
NGC 3114. Edad ~ 100 Ma									
003	HD 87 458	0,05	0,42	B6IIIe	$15\,349 \pm 920$	$3,18 \pm 0,28$	110	0,5	
004	HD 87 241	0,06	1,13	B8IIIe	$12\,250 \pm 506$	$3,10 \pm 0,28$	129	0,6	
028	HD 87 404	0,04	0,70	B6IVe	$14\,309 \pm 690$	$3,60 \pm 0,30$	159	0,5	
033	HD 87 818	0,03	0,79	B5IVe	$14\,912 \pm 445$	$3,87 \pm 0,25$	226	0,6	
091	HD 87 125	0,07	0,99	B8IVe	$12\,269 \pm 311$	$3,82 \pm 0,27$	247	0,6	
129	HD 87 366	0,00	0,68	B8Ve	$12\,406 \pm 364$	$4,11 \pm 0,17$	262	0,5	
NGC 3766. Edad de 6 – 28 Ma									
001	ALS 2398	0,00	1,07	B5III	$16\,168 \pm 1000$	$2,81 \pm 0,7$	196	1,0	
015	ALS 2408	0,00	1,16	B4III	$17\,659 \pm 1000$	$2,80 \pm 0,7$	171	0,9	
026	CPD-60 3125	0,00	0,67	B2IVe	$21\,036 \pm 1000$	$3,81 \pm 0,7$	273	0,6	
027	CPD-60 3128	0,00	1,06	B3III	$20\,581 \pm 1000$	$3,49 \pm 0,7$	39	0,1	EB
151	CD-60 3626	0,00	0,91	B3Ve	$17\,949 \pm 1000$	$4,01 \pm 0,1$	195	0,4	
239	HD 306 798	0,00	1,21	B3IV	$20\,301 \pm 1000$	$3,62 \pm 0,7$	145	0,4	
240	ALS 2401	0,09	1,18	B5IIe	$15\,377 \pm 1000$	$2,80 \pm 0,7$	241	1,1	
264	HD 306 657	-0,07	1,28	B2Ve	$25\,744 \pm 1000$	$4,04 \pm 0,1$	201	0,4	

Continúa en la página siguiente.

Tabla 11.1 – *Continuación de la página anterior.*

ID	Otra designación	d [dex]	Φ_b [μ]	TEyCL	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	$v \text{ sen } i$ [km/s]	ω	Notas
291	HD 306 793	0,00	1,19	B3Ve	$18\,493 \pm 1000$	$4,04 \pm 0,1$	274	0,5	
301	CPD–60 3087	0,00	0,73	B3Ve	$18\,153 \pm 1000$	$4,01 \pm 0,1$	273	0,5	
...	HD 308 852	–0,03	0,96	B5IVe	$15\,575 \pm 500$	$3,83 \pm 0,7$	201	0,5	
NGC 4755. Edad de ~ 8 Ma									
008	CPD–59 4540	0,00	1,20	B3 V	$20\,220 \pm 1\,000$	$4,22 \pm 0,10$	75	0,1	BV
011	CPD–59 4530	0,00	1,40	B6 V	$15\,616 \pm 500$	$4,04 \pm 0,00$	265	0,5	
117	CPD–59 4531	0,00	1,24	B3 V	$20\,240 \pm 1\,000$	$4,21 \pm 0,10$	300	0,5	
202	CPD–59 4558	0,00	0,99	B2 IV	$25\,820 \pm 1\,000$	$3,81 \pm 0,10$	247	0,5	BE?, BEc?
306	CPD–59 4559	–0,05	1,51	B0 IIIe	$30\,045 \pm 1\,000$	$3,44 \pm 0,10$	304	0,8	BEc?
NGC 6025. Edad de 40 – 68 Ma									
01	HD 143 448	0,00	1,20	B0Ve:	$30\,000 \pm 4275$	$3,94 \pm 0,00$	133	0,2	γ Cas
06	HD 143 288	0,00	1,42	B6V	$14\,750 \pm 650$	$4,19 \pm 0,14$	215	0,4	
NGC 6087. Edad de 55 Ma									
007	HD 146 483	0,07*	1,18	B6Ve	14162 ± 521	$4,11 \pm 0,17$	238	0,5	
009	HD 146 484	0,03*	1,13	B6Ve	13810 ± 511	$4,24 \pm 0,10$	72	0,1	
010	HD 146 324	0,03	1,39	B5IIIe	16250 ± 631	$3,58 \pm 0,31$	109	0,3	
014	CPD–57 7791	0,05	1,10	B8V	12273 ± 447	$4,20 \pm 0,11$	222	0,4	
022	HD 146 531	0,00	1,35	B2IVe	20945 ± 1236	$3,92 \pm 0,26$	260	0,6	
NGC 6250. Edad de 6 Ma									
35	HD 152 979	0,00	0,99	B0IVe	$31\,127 \pm 2571$	$3,89 \pm 0,30$	149	0,3	
NGC 6383. Edad de 6 – 10 Ma									
001	CD–32 12935	0,00	1,37	O7V	$38\,000 \pm 2\,000$	$3,97 \pm 0,02$	129	0,3	BE, BEc
076	CD–32 12908	0,00	1,49	B3Ve	$20\,473 \pm 822$	$4,23 \pm 0,09$	287	0,5	

Continúa en la página siguiente.

Tabla 11.1 – *Continuación de la página anterior.*

ID	Otra designación	d [dex]	Φ_b [μ]	TE _y CL	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	$v \text{ sen } i$ [km/s]	ω	Notas
NGC 6530. Edad de 4 – 6 Ma									
042	HD 315 032	0,00	0,95	B0IV	$31\,688 \pm 2368$	$3,90 \pm 0,30$	213	0,4	V
065	HD 164 906	0,00	1,27	O	$35\,655 \pm 3828$	$2,97 \pm 0,36$	255	1,0	BE
100	HD 164 947	0,00	1,04	B2VI	$22\,166 \pm 1268$	$3,94 \pm 0,00$	30	0,05	BV, BE

Notas. (*) El valor de d corresponde a un promedio de las medidas realizadas en tres fechas distintas. Notas de la última columna: (ED) Reportada como estrella doble. (EB) Reportada como estrella binaria. (BV) Reportada como estrella binaria visual. (BE) Reportada como estrella binaria espectroscópica. (BEc) Reportada como estrella binaria eclipsante. (γ Cas) Reportada como estrella variables tipo γ Cassiopeiae. (V) Reportada como estrella variable.

11.1. Características generales

Frecuencia del fenómeno Be: De las cuarenta y dos estrellas Be listadas en la Tabla 11.1, treinta son “enanas” (dentro de este grupo consideraremos a las clases de luminosidad IV, V y VI) y doce son “evolucionadas” (clases de luminosidad II y III). Considerando que la muestra total estudiada consiste en doscientas treinta estrellas tipo B, las estrellas Be representan un 18 %. Este porcentaje es muy similar al reportado por Zorec y Briot (1997) para las estrellas Be de campo (17 %).

En virtud de los parámetros estelares que derivamos, mostramos, en primer lugar, la distribución de estrellas Be por tipo espectral y clase de luminosidad (ver Figura 11.1). Si bien la muestra puede tener ciertos sesgos, se observa una mayor concentración de estrellas Be entre los tipos espectrales B0 y B2–B3, y también se puede ver otro máximo en el tipo espectral B5–B6. Esta distribución bimodal también fue reportada por Mermilliod (1982a), quien observó dos máximos: uno en los tipos B1–B2 y otro en los tipos B7–B8; y por Yu et al. (2015), quienes encuentran, en el cúmulo NGC 663, máximos en B0–B2 y en B5–B7. En nuestro caso particular (ver Figura 11.1) no se observa un máximo definido para los tipos espectrales tempranos, ya que tanto en B0 como en B3 tenemos la misma cantidad de estrellas. Sin embargo, en los tipos espectrales B2–B3 tenemos una mayor contribución de estrellas enanas, mientras que en los tipos espectrales B0 y B5–B6, se observan tanto estrellas enanas como evolucionadas. La falta de estrellas de tipos espectrales B1–B2 podría deberse a un problema de completitud de la muestra y a discrepancias en la clasificación espectral¹.

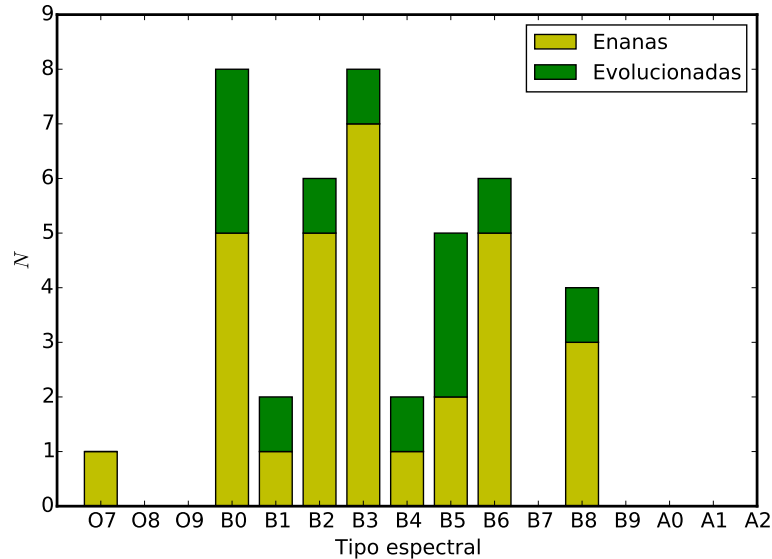


Figura 11.1: Cantidad de estrellas Be por tipo espectral y clase de luminosidad.

¹La clasificación BCD difiere en uno o dos subtipos espectrales con la clasificación MK.

Para analizar la naturaleza bimodal de la distribución anterior utilizamos el test estadístico llamado Modelado de mezcla de Gaussianas, GMM (por su sigla en inglés *Gaussian mixture modeling*, Muratov y Gnedin, 2010). El test evalúa la probabilidad de que la distribución se corresponda con una mezcla de dos distribuciones Gaussianas (que pueden tener o no la misma dispersión). Para ello calcula dos parámetros denotados D y k . El primero mide la separación entre los valores medios de las dos Gaussianas relativa a sus dispersiones y se define como:

$$D \equiv \frac{|\mu_1 - \mu_2|}{[(\sigma_1^2 + \sigma_2^2)/2]^{1/2}}$$

El método discrimina la existencia de dos distribuciones cuando la separación de los modos es mayor que $D > 2$. Si el método GMM detecta dos modos pero que no están suficientemente separados ($D < 2$) entonces tal división no es significativa.

El segundo parámetro, k , es la curtosis de la distribución la cual es una medida de la forma de la distribución. Una curtosis positiva corresponde a una distribución puntiaguda, tal como la Torre Eiffel, mientras que una curtosis negativa corresponde a una distribución aplanada, como un sombrero de copa. Una suma de dos poblaciones, no necesariamente Gaussianas, resulta más amplia que cualquiera de ellas y, por lo tanto, tiene una curtosis significativamente negativa. Sin embargo, $k < 0$ es una condición necesaria pero no suficiente de la bimodalidad.

El resultado que obtuvimos al aplicar el test GMM a la distribución de estrellas Be por tipo espectral no confirma el comportamiento bimodal observado ya que los valores que arroja el programa son $k = -0,696$ y $D = 2,46$. Además encuentra que la probabilidad de que la distribución sea unimodal es de un 74%. Por lo tanto es necesario obtener más datos para poder definir el comportamiento de la distribución.

Propiedades cinemáticas: Por otro lado, analizamos la distribución de las estrellas Be según las velocidades de rotación proyectada y ω . Estos resultados se muestran en la Figura 11.2. En la distribución con respecto a $v \text{ sen } i$ (panel izquierdo de la figura) se puede observar un comportamiento bimodal con un máximo en $v \text{ sen } i \sim 225 - 250 \text{ km/s}$ y un segundo máximo en $v \text{ sen } i \sim 125 \text{ km/s}$. Este último se debe principalmente a la contribución de las estrellas tempranas (O7e–B2e). Yudin (2001) también reporta una gran cantidad de estrellas en el intervalo $200 - 250 \text{ km/s}$, en excelente acuerdo con nuestro resultado. Por su parte, Guthrie (1982) encuentra una distribución bimodal para estrellas B tardías en cúmulos abiertos, con un máximo en $v \text{ sen } i < 50 \text{ km/s}$ y un segundo máximo en $v \text{ sen } i = 225 \text{ km/s}$. La diferencia en la ubicación del máximo a bajas velocidades entre nuestro trabajo y el de Guthrie (1982), podría deberse a la selección de la muestra.

En este caso el test GMM arroja que la probabilidad de que la distribución sea unimodal es del 4% con una separación entre los máximos $D = 2,51$ y una curtosis $k = -0,772$. Las

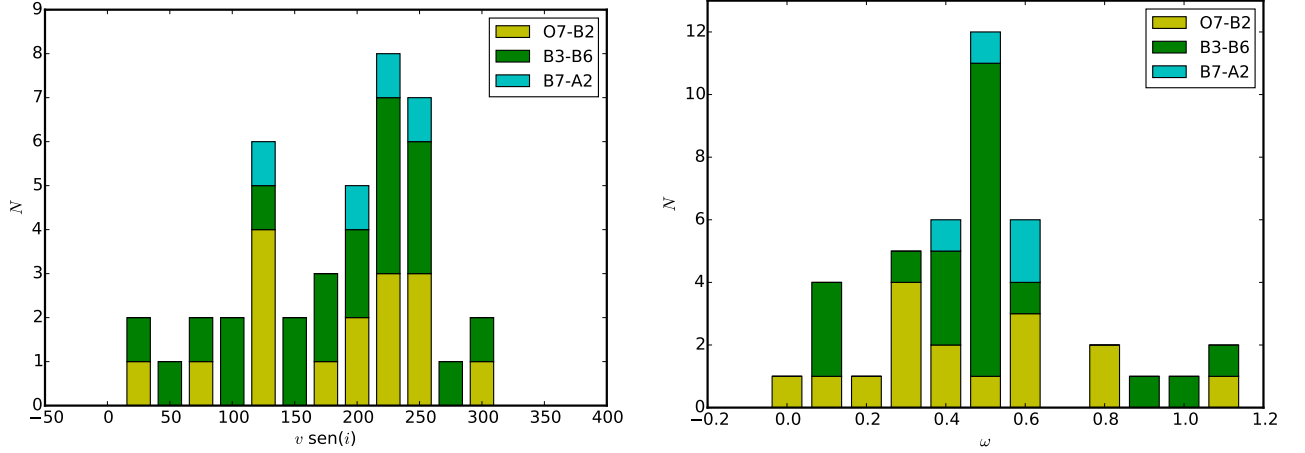


Figura 11.2: Estrellas Be. Distribución de las velocidades de rotación de las estrellas Be en cúmulos abiertos.

Gaussianas halladas por el programa corresponden a $\mu_1 = 137$ km/s, $\sigma_1 = 57$ km/s, $\mu_2 = 251$ km/s y $\sigma_2 = 29$ km/s. Es decir que la distribución parecería ser bimodal.

Sin embargo, en la distribución de ω (panel derecho de la Fig. 11.2) se observa un máximo importante en $\omega \sim 0,5$, debido principalmente a la contribución de estrellas entre tipos espectrales B3 y B6. Mientras que las estrellas tempranas se ven distribuidas en todo el rango de velocidades con un máximo relativo en $\omega \sim 0,3$. El máximo en $\omega \sim 0,5$ está en concordancia con el hallado observacionalmente por Yudin (2001) y Cranmer (2005).

A diferencia de la distribución para las velocidades de rotación proyectadas el resultado que brinda GMM, para el caso de ω , no confirma un comportamiento bimodal ($k = -0,039$ y $D = 0,10$) aunque la probabilidad de que la distribución sea unimodal es baja (11 %).

Posteriormente, realizamos un estudio sobre la incidencia del tamaño de las estrellas en la velocidad de rotación. Para ello, tomamos como parámetro a la gravedad superficial (ya que las estrellas con menor $\log g$ son más grandes) y la comparamos con ω , como se muestra en la Figura 11.3 (donde el tamaño de los puntos se corresponde, además, con el valor de T_{eff} , que se encuentra en el rango de 12 000 – 38 000 K). Allí vemos que todas las estrellas enanas ($3,5 \lesssim \log g \lesssim 4,3$) tienen velocidades de rotación tales que $\omega \leq 0,6$. Mientras que las estrellas evolucionadas ($\log g < 3,5$) rotan a velocidades $\omega \geq 0,5$ con una concentración hacia velocidades cercanas a la crítica. Si bien los valores de ω (y en particular $\omega > 1,0$) tienen incertezas de medición, no hay que descartar posibles sobrestimaciones de $v \sin i$ producidas por movimientos macroturbulentos en la atmósfera de la estrella, y contribuciones debidas al movimiento orbital en un sistema binario (Zorec et al., en prensa). En la Figura 11.3 también se puede observar que para las estrellas enanas ($\log g \sim 4,0$), las estrellas más frías (círculos pequeños) rotan más rápido.

Nuestros resultados confirman, en parte, lo hallado en trabajos previos. Según el trabajo publicado por Yudin (2001), existen diferencias estadísticas significativas en las velocidades de rotación proyectada para diferentes subgrupos espectrales de estrellas Be en el sentido que las estrellas de tipo tardío (de clase de luminosidad V) generalmente rotan más rápido que las de tipos tempranos. Sin embargo, este comportamiento no es obvio para las estrellas de clase de luminosidad III–IV. Sin embargo, nuestros resultados no sólo arrojan que las estrellas más tardías rotarían más rápido sino que, además, sugieren que las estrellas gigantes y gigantes luminosas muestran una tendencia a rotar con velocidades cercanas a la crítica.

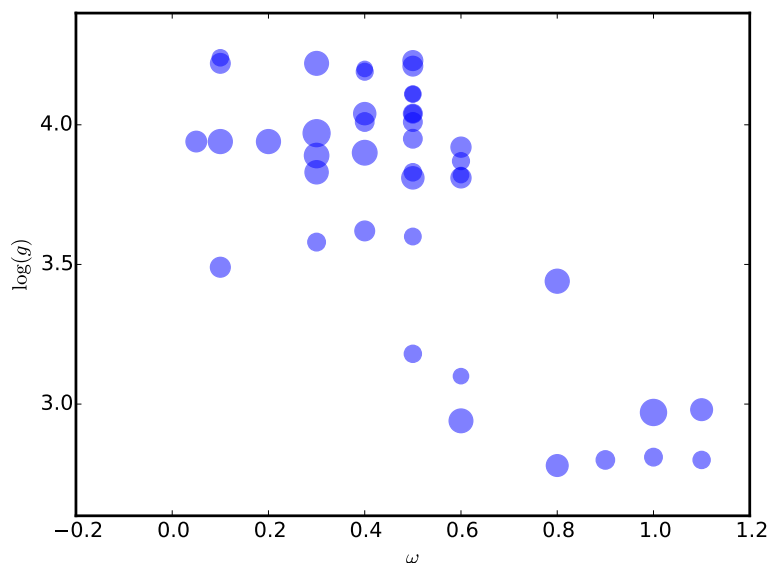


Figura 11.3: Estrellas Be. Relación entre la gravedad superficial y ω . El tamaño de los puntos se corresponde con el valor de T_{eff} en el rango 12 000 – 38 000 K.

Estado evolutivo: Una manera de analizar el estado evolutivo de las estrellas Be, como hemos mencionado previamente, es a través de su ubicación en el diagrama HR. En este sentido, al haber elegido el método BCD tenemos una ubicación más precisa de las estrellas en este diagrama, ya que los parámetros D y λ_1 están libres de los efectos de extinción.

En la Figura 11.4 se muestra la posición de las estrellas Be, discriminadas por cúmulo (código de colores de la figura), en el diagrama HR teórico. Las secuencias evolutivas son las dadas por Ekström et al. (2012) para una metalicidad de $Z = 0,014$ y velocidades de rotación inicial $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0$ y $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0,4$. En esta figura se puede observar que una velocidad de rotación inicial no nula alarga la vida de la estrella en secuencia principal, ya que produce un corrimiento de la *TAMS*, ensanchando la banda de secuencia principal, y aumentando la luminosidad de la etapa de transición hacia la rama horizontal de las gigantes.

En este diagrama se ve, además, que la mayoría de las estrellas Be se ubican a lo largo y ancho

de la secuencia principal. Hay un pequeño grupo de estrellas que se encuentran sobre la *TAMS*: Hogg 16 02, Hogg 16 03, NGC 2645 03, NGC 3114 03, NGC 3114 04, HD 308 852 (perteneciente a NGC 3766) y NGC 6087 09. Vemos, también, tres estrellas que claramente aparecen sobre la rama horizontal de las gigantes, estas son: NGC 3766 1, NGC 3766 15 y NGC 3766 240. Y finalmente, se puede ver, que hay muchas estrellas Be que se ubican sobre la *ZAMS*. De aquí podemos concluir que el fenómeno Be está presente en diferentes etapas evolutivas, como ya lo habían propuesto Slettebak (1985) y Zorec et al. (2005).

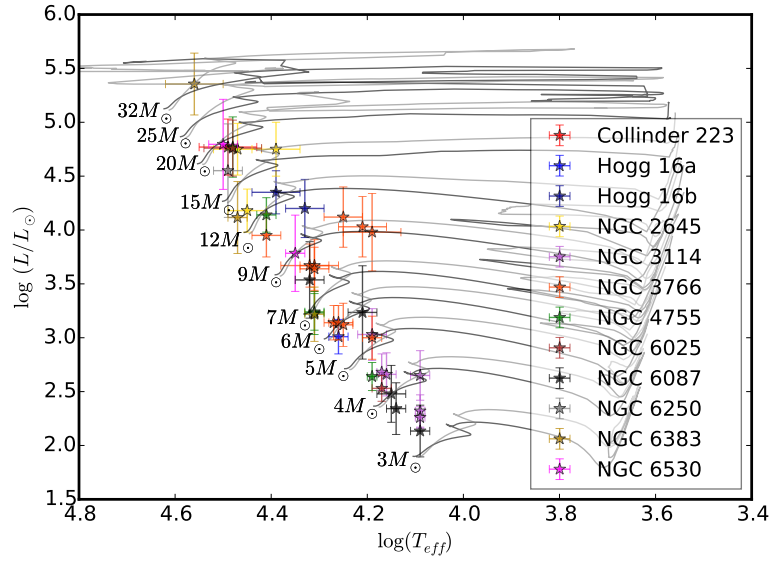


Figura 11.4: Estrellas Be. Ubicación en el diagrama HR teórico. Las secuencias evolutivas están dadas por Ekström et al. (2012) para una metalicidad de $Z = 0,014$ y velocidades de rotación $v_{ini}/v_{crit} = 0$ (en líneas negras) y $v_{ini}/v_{crit} = 0,4$ (en líneas grises).

Para analizar una posible dependencia entre la ubicación de las estrellas Be en el diagrama HR con la velocidad de rotación proyectada y ω , confeccionamos las Figuras 11.5 y 11.6, donde el tamaño de los símbolos se corresponde directamente con el valor de $v \sin i$ y de ω , respectivamente. En el primer gráfico se puede ver que las estrellas que tienen un valor alto de $v \sin i$ se ubican, mayoritariamente, sobre la secuencia principal. Sin embargo estas estrellas no son, necesariamente, los rotadores más rápidos, como se puede ver en la Figura 11.6, donde se ve reflejado el resultado encontrado previamente de que las estrellas gigantes y gigantes luminosas rotarían a velocidades críticas (ver Figura 11.3), incluso aquellas estrellas que se estarían viendo de polo (como discutiremos en la sección 11.2). Algunas de estas estrellas claramente se ubican sobre la *TAMS* o sobre la rama horizontal de las gigantes.

En este último diagrama HR (Figura 11.6), realizamos, además, una distinción de las estrellas de acuerdo a la edad del cúmulo al cual pertenecen. Aquí se puede ver, como es de esperar, que las estrellas tipo B jóvenes (menores a 10 Ma) y más masivas ($M \gtrsim 8 M_{\odot}$) todavía no

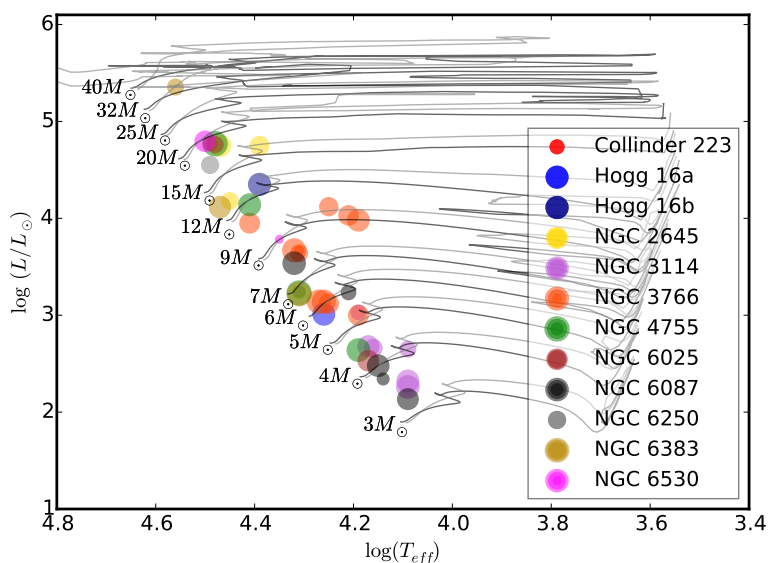


Figura 11.5: Estrellas Be. Ubicación en el diagrama HR teórico. Las secuencias evolutivas están dadas por Ekström et al. (2012) para una metalicidad de $Z = 0,014$ y velocidades de rotación $v_{ini}/v_{crit} = 0$ (en líneas negras) y $v_{ini}/v_{crit} = 0,4$ (en líneas grises). El tamaño de los puntos se relaciona directamente con el valor de $v \sin(i)$ en el rango de $30 \text{ km/s} \leq v \sin(i) \leq 310 \text{ km/s}$. Notar que las estrellas con un valor alto de $v \sin(i)$ se ubican sobre la secuencia principal.

evolucionaron. De manera análoga encontramos que las estrellas frías pertenecientes a cúmulos viejos todavía continúan en secuencia principal. Mientras que las de una edad intermedia (10 – 30 Ma) ya han comenzado a evolucionar. De acuerdo a la Tabla 11.1 tenemos doce estrellas con edades menores a 10 Ma, diecisiete con edades entre 10 Ma y 30 Ma, trece con edades mayores a 40 Ma, y una sola de edad indeterminada. El ligero aumento de la cantidad de estrellas que presentan el fenómeno Be en cúmulos que tienen una edad entre 10 – 30 Ma está en concordancia con los resultados reportados por Fabregat y Torrejón (2000); Mathew et al. (2008) y Tarasov y Malchenko (2012).

En los diagramas HR de las Figuras 11.4 y 11.6, y de la Tabla 11.1, podemos ver que los cúmulos más jóvenes (edades menores a 30 Ma) son los que presentan estrellas Be de tipos más tempranos que B5, mientras que los cúmulos más viejos (más de 30 Ma) tienen estrellas Be más tardías. Resultados que muestran esta misma tendencia fueron reportados por Mathew et al. (2008). Este tema se discutirá en el capítulo siguiente.

11.2. Características particulares

El método BCD nos permitió determinar los parámetros fundamentales de todas las estrellas Be pertenecientes a los cúmulos. Esto nos posibilita estudiar posibles relaciones entre las características

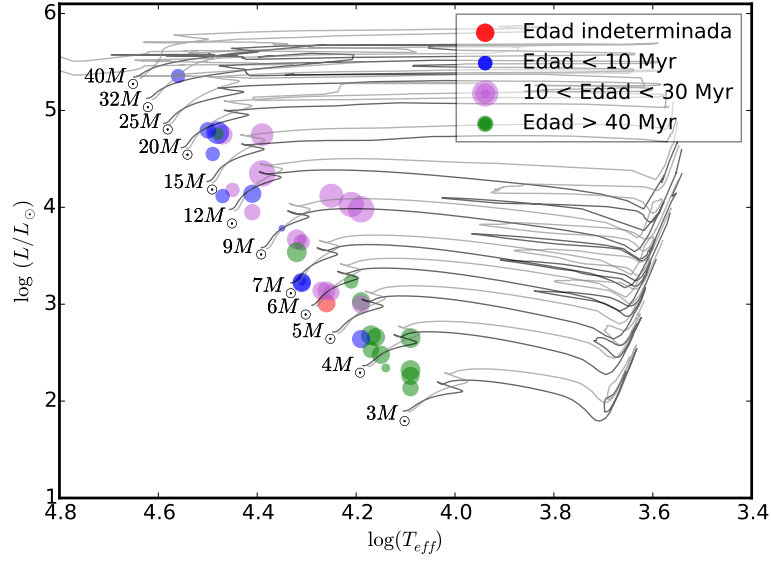


Figura 11.6: Estrellas Be. Ubicación en el diagrama HR teórico. Las secuencias evolutivas están dadas por Ekström et al. (2012) para una metalicidad de $Z = 0,014$ y velocidades de rotación $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0$ (en líneas negras) y $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0,4$ (en líneas grises). El tamaño de los puntos se relaciona directamente con el valor de ω en el intervalo $0 \leq \omega \leq 1$. Las estrellas que rotan con velocidades cercanas a la crítica son las más evolucionadas.

espectrales y dichos parámetros. Una característica muy particular de las estrellas con fenómeno Be es la presencia de una segunda discontinuidad de Balmer, presentada en los capítulos 3 y 4. Sin embargo, como vimos en el capítulo 7, existen otros objetos tipo B que exhiben esta segunda discontinuidad pero no están clasificadas como Be. También encontramos estrellas B con alta rotación que aparentemente no desarrollaron una envoltura circunestelar. Estos grupos de estrellas podrían ser clave para comprender el origen del fenómeno Be, por lo que los incorporaremos al grupo de estrellas B activas, como explicaremos más adelante.

En esta sección, primero estudiamos el aspecto de la segunda discontinuidad de Balmer, d , en la población de estrellas Be, analizando el comportamiento de esta discontinuidad, con respecto a T_{eff} , $\log g$, Φ_b , el perfil de la línea $H\alpha$, $v \sin i$ y ω . Luego, mostramos algunos resultados obtenidos para las estrellas B activas.

11.2.1. Estrellas Be

Relación con la temperatura efectiva y la gravedad superficial: En la Figura 11.7 se puede ver que existe una estrecha relación entre la temperatura efectiva del objeto central y la altura de la segunda componente de la discontinuidad de Balmer. Encontramos que el salto se encuentra en emisión ($d < 0$) para temperaturas mayores a $\sim 15\,000$ K, mientras que se

observa en absorción ($d > 0$) para $T_{\text{eff}} < 18\,000$ K. En el caso en el que la temperatura de la envoltura sea comparable a la de la estrella, nuestros resultados muestran una tendencia similar con los hallados por [Moujtahid et al. \(1999\)](#) y [Cruzado \(2010\)](#). Esta misma tendencia fue reportada recientemente por [Cochetti et al. \(2013, 2015\)](#) para una muestra de estrellas Be y Bn de campo.

Es interesante notar que una gran cantidad de estrellas Be no muestran la segunda discontinuidad de Balmer en sus espectros. Estas estrellas Be, sin segundo salto, se distribuyen a lo largo de todo el rango de temperaturas y, en su mayoría, son de clases de luminosidad IV y V. En este caso, de acuerdo al estudio teórico realizado por [Cruzado \(2010\)](#), estas estrellas tendrían envolturas con densidades muy bajas y/o geoméricamente delgadas.

Con respecto a la presencia del segundo salto con la gravedad superficial no se observa ninguna relación.

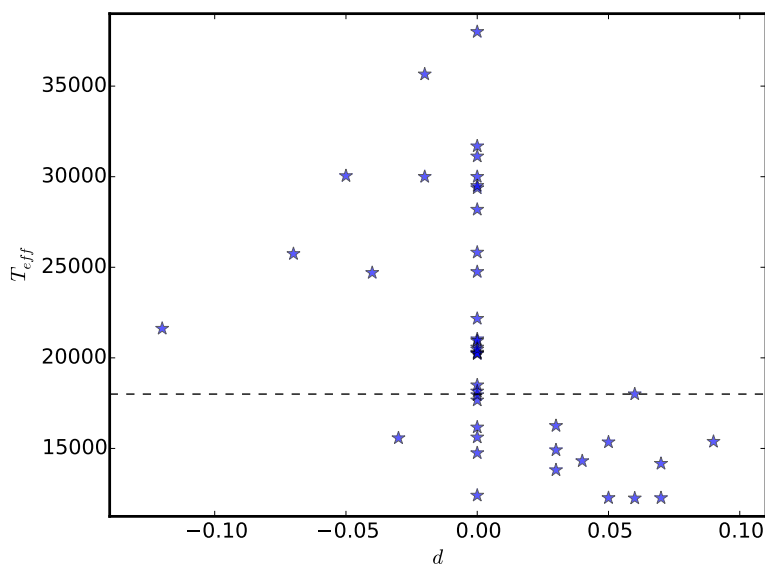


Figura 11.7: Estrellas Be. Relación entre la temperatura efectiva y el segundo salto de Balmer. La recta horizontal indica la temperatura a la cual se observa un cambio en el comportamiento del segundo salto de Balmer (18 000 K).

Relación con el gradiente de color: En principio, uno esperaría encontrar una relación entre el gradiente de color observado, Φ_b y el segundo salto de Balmer, ya que la envoltura circunestelar genera enrojecimiento. Sin embargo, tenemos que tener en cuenta que el valor medido de Φ_b tiene contribuciones tanto del medio interestelar y como de la envoltura circunestelar. Con el objetivo de tratar de independizarnos de los efectos del medio interestelar y buscar una relación entre el valor de d y el gradiente de color, debido sólo al disco, realizamos una corrección al gradiente de color observado. Entonces, teniendo en cuenta la relación entre el exceso de color $E(B - V)$ y la diferencia de gradiente de color dada por la Ec. 4.1, podemos escribir:

$$\Phi' = \Phi^{(obs)} - \left(\frac{E(B - V)}{c} + \Phi^0 \right)$$

donde $E(B - V)$ es el valor medio obtenido para el cúmulo al cual pertenece la estrella Be, c es el cociente entre $R_v = 3,1$ y la constante de proporcionalidad correspondiente al rango espectral observado, y Φ_b^0 es el gradiente de color intrínseco. De este modo Φ'_b será el gradiente de color observado afectado por el enrojecimiento debido sólo a la presencia de una envoltura circunestelar. Sin embargo, al graficar los valores de Φ'_b con respecto a la altura de la segunda componente del salto de Balmer no se observa ninguna relación (ver Figura 11.8).

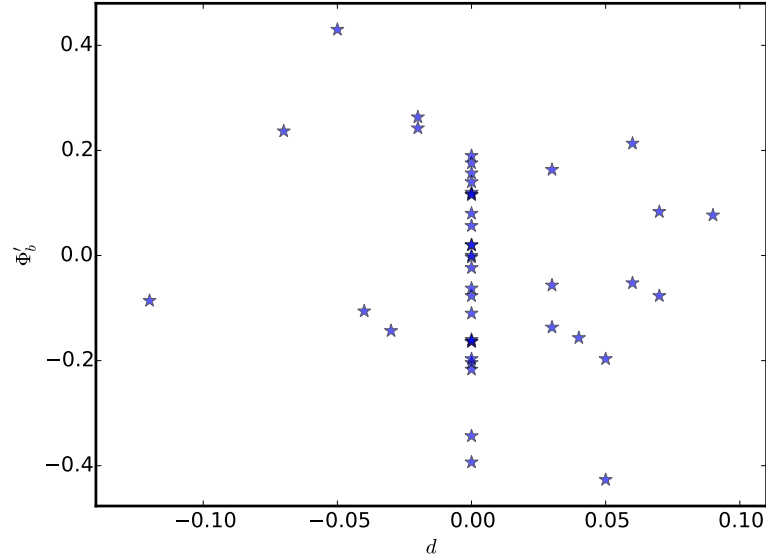


Figura 11.8: Estrellas Be. Relación entre el gradiente de color afectado sólo por el enrojecimiento de la envoltura circunestelar, Φ'_b , y d . No se observa ninguna relación.

Relación con la apariencia e intensidad de la línea $H\alpha$: En la Figura 11.9 se muestran los perfiles de la línea $H\alpha$ para las estrellas Be observadas en este trabajo. Las estrellas de la figura se han agrupado de acuerdo a la apariencia del segundo salto de Balmer. Aquí se puede ver que las estrellas que presentan una segunda componente del salto de Balmer en emisión (columna de la derecha de la figura) se observan de polo o con una inclinación intermedia, mientras que las que lo muestran en absorción (columna de la izquierda de la figura) presentan características de todos los ángulos de inclinación entre el ecuador y el polo. Este último resultado también puede observarse en las estrellas que no presentan la segunda componente del salto (columna central de la figura). Además podemos ver que los perfiles de la línea $H\alpha$ para las estrellas NGC 6530 42 y NGC 6530 100 son mucho más angostas, en comparación con las otras estrellas observadas. Por lo que podemos concluir que estas emisiones se corresponden con la nebulosa en la cual se encuentra inmerso el cúmulo y, por ende, estas dos estrellas no presentarían el fenómeno Be en nuestros espectros².

De la apariencia del perfil $H\alpha$, basado en el esquema del modelo rotacional propuesto para una estrella Be por Struve (1931, ver Figura 10.4), podemos estimar, a grandes rasgos, con qué inclinación estamos observando a las estrellas Be de nuestra muestra. Las estrellas HD 305 296 (perteneciente a Collinder 223), NGC 2645 04, NGC 3114 03, NGC 3114 04, NGC 3766 264, NGC 6087 09, NGC 6087 10 y NGC 6383 76 podrían considerarse con inclinaciones $\lesssim 30^\circ$ (casi de polo). Las estrellas Hogg 16 03, Hogg 16 68, NGC 3114 28, NGC 3114 129, NGC 3766 151, NGC 3766 301, HD 308 852 (perteneciente a NGC 3766), NGC 4755 306, NGC 6025 01 y NGC 6250 35 presentarían inclinaciones intermedias ($i \sim 45^\circ$). Finalmente, NGC 3114 91, NGC 3766 26, NGC 3766 239, NGC 3766 240, NGC 6087 14 y NGC 6087 07 podrían pensarse con inclinaciones $\gtrsim 60^\circ$ (casi de ecuador).

En particular, los perfiles de $H\alpha$ observados en nuestros espectros (Figura 11.9) están de acuerdo con la restricción (*i*) propuesta por Moujtahid et al. (1999, ver capítulo 10) en lo referente a la inclinación del eje de rotación de las estrellas, ya que, por ejemplo, aquéllas con un segundo salto en absorción se observan en todo el rango de inclinaciones entre 0° y 90° .

Dado que uno esperaría que una estrella vista de polo, con un disco en el plano ecuatorial, muestre en su espectro un segundo salto de Balmer en emisión, llaman la atención las estrellas que presentarían una inclinación del eje de rotación $\lesssim 30^\circ$ respecto a la línea de la visual y muestran una segunda componente del salto de Balmer en absorción. Esta peculiaridad también fue reportada por Cochetti et al. (2013, 2015) para estrellas de campo y nos lleva a pensar que un salto de Balmer en absorción podría indicar la presencia de material circunestelar a altas latitudes.

²Como el fenómeno Be es variable, estas estrellas pueden estar transitando una “fase pasiva”, por lo que las vamos a seguir conservando en nuestra muestra.

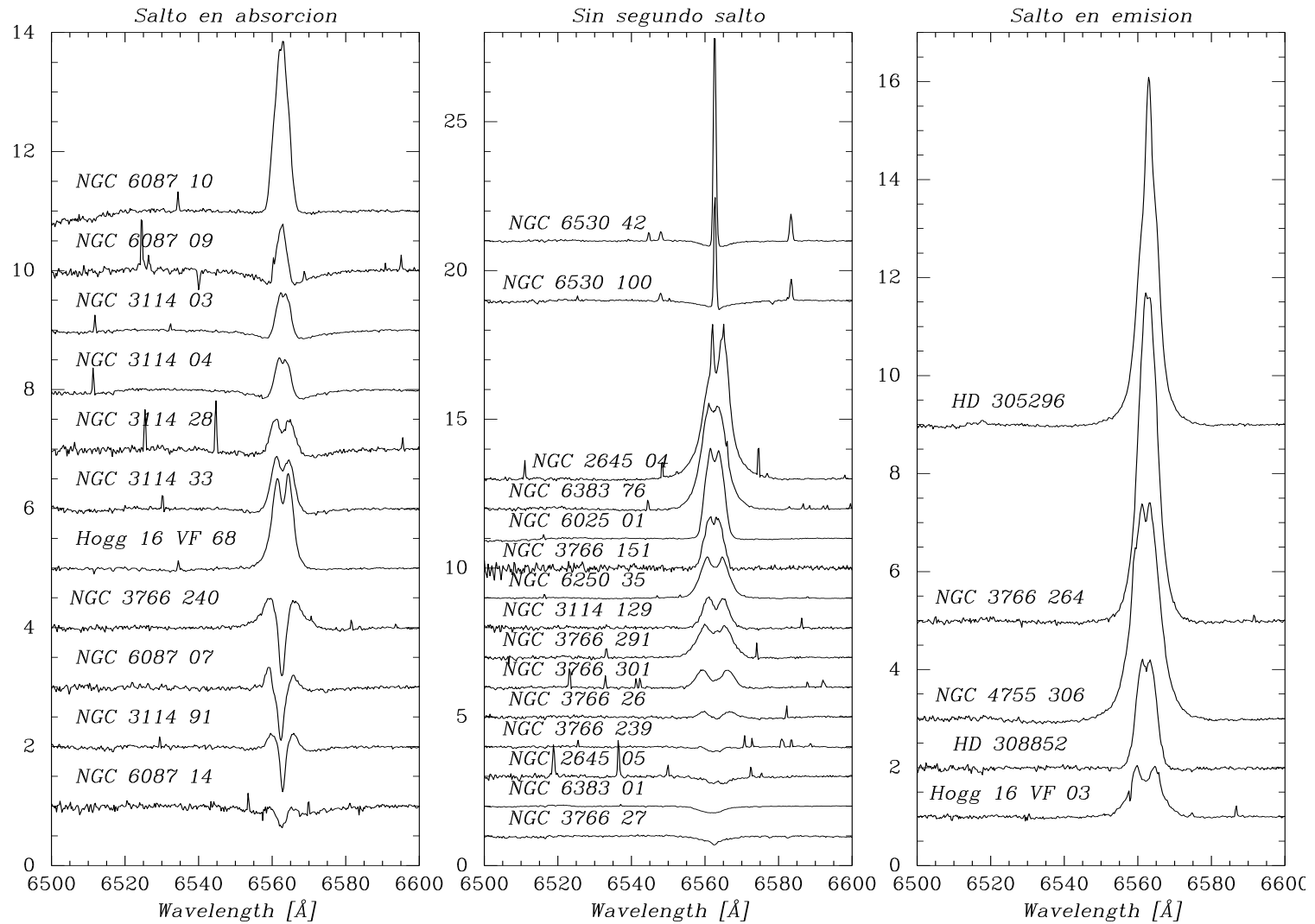


Figura 11.9: Perfil de la línea H α para las estrellas Be observadas en este trabajo. La primer columna corresponde a las estrellas que muestran una segunda componente del salto de Balmer en absorción. La segunda columna corresponde a las estrellas Be que no muestran un segunda salto y la tercer columna a las que muestran el segundo salto en emisión.

Si comparamos sólo los perfiles de las líneas de las estrellas que se ven de polo (perfil en emisión con un solo pico central), parecería que las que tienen el salto en emisión ($d < 0$) tienen líneas más intensas que las que lo tienen en absorción ($d > 0$). Además de la dependencia con la temperatura, mencionada previamente, podríamos pensar que también existe una dependencia con la densidad de la envoltura. Como es sabido la intensidad de la línea $H\alpha$, al ser una línea de recombinación, es proporcional a la densidad del medio al cuadrado y al volumen emisor. Entonces, podemos pensar que las envolturas de las estrellas que presentan el segundo salto de Balmer en absorción serían más compactas y/o menos densas. Retomaremos este tema en el siguiente capítulo con el objetivo de discutir las propiedades de las envolturas circunestelares.

Relación con la velocidad de rotación: De acuerdo al modelo estándar, la comprensión del fenómeno Be está ligado fuertemente a la alta velocidad de rotación de estas estrellas, sin embargo, la inclinación del eje de rotación con respecto a la línea de la visual es muy difícil de estimar. En este modelo se supone que las estrellas Be rotan a velocidades cercanas a la crítica, por lo tanto, cuando se miden valores grandes de $v \sin i$, o de ω , se considera que vemos a la estrella con una inclinación cercana a 90° (la estrella se ve de ecuador), mientras que si medimos valores bajos se considera que la estrella se ve de polo. Por esta razón, esperaríamos encontrar una relación entre la velocidad de rotación proyectada y el segundo salto de Balmer, ya que uno esperaría ver el segundo salto en emisión (absorción) en estrellas con baja (alta) inclinación.

Sin embargo, como muestra la Figura 11.10, dicha relación no es evidente dado que el segundo salto en emisión o absorción está presente para cualquier valor de $v \sin i$. Por otra parte, en esta figura pudimos identificar que las estrellas que se verían con inclinaciones próximas al ecuador y tienen $d > 0$ rotan a $v \sin i \sim 250$ km/s y se corresponden con $\omega \sim 0,5$.

En la figura siguiente, 11.11, se grafica la apariencia del salto con respecto a ω donde tampoco se observa una relación entre estos parámetros. Sin embargo, cabe destacar que encontramos algunas estrellas que aparentemente se verían de polo (de acuerdo a la apariencia del perfil $H\alpha$) y presentan un ω en el rango de $0,4 \lesssim \omega \lesssim 0,6$ (al igual que algunas estrellas Be vistas próximas al ecuador). De aquí podemos concluir que estas estrellas (se corresponden con las gigantes y gigantes luminosas) estarían rotando con velocidades cercanas a la crítica. A diferencia de las que se ven de ecuador, que estarían rotando con velocidades subcríticas. Esta discusión la retomaremos en el capítulo siguiente.

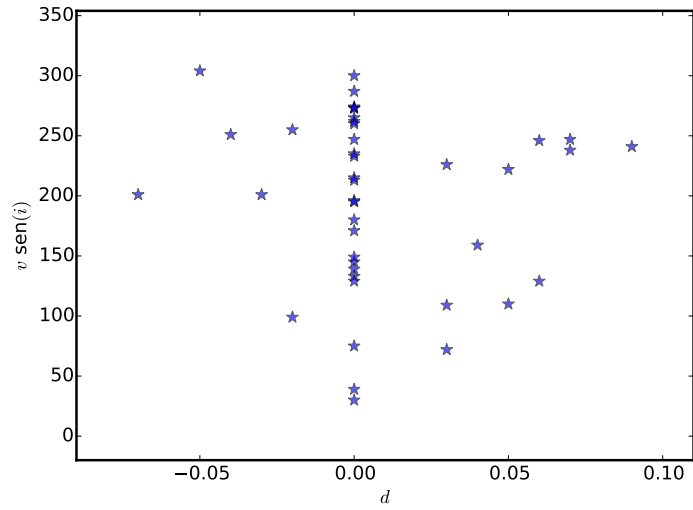


Figura 11.10: Estrellas Be. Relación entre la velocidad de rotación proyectada y el segundo salto de Balmer.

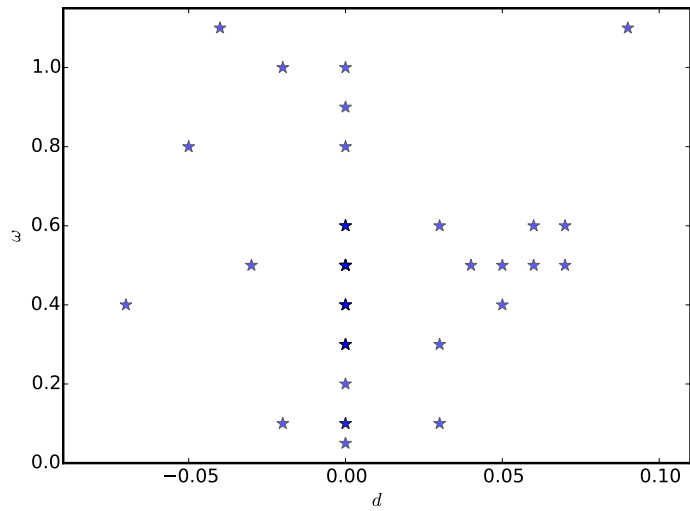


Figura 11.11: Estrellas Be. Relación entre ω y el segundo salto de Balmer.

11.2.2. Estrellas B Activas

Como mencionamos anteriormente, durante el proceso de búsqueda de estrellas con líneas en emisión, además de encontrar nuevas estrellas Be, detectamos otras estrellas B que presentan una doble discontinuidad de Balmer y/o alta rotación ($\omega \geq 0,4$) pero que no manifiestan el fenómeno Be. Dado que estas estrellas tienen características comunes a las Be, proponemos agregarlas al grupo de estrellas clasificadas como “B Activas”.

El *Grupo de Estrellas OB Activas* fue creado en 1994 por el *Grupo de Trabajo de la IAU sobre Estrellas Be* cuando se discutió el hecho de que muchas de las propiedades presentes en las estrellas Be (pulsaciones, vientos estelares, campos magnéticos, binarias interactuantes) también se observan en estrellas tipo B que no necesariamente exhiben el fenómeno Be. De este modo, bajo la designación de “Estrellas OB Activas” se engloba a los objetos B que presentan procesos físicos comunes. En la Figura 11.12 se muestran las distintas estrellas clasificadas como Activas, su ubicación en un diagrama HR esquemático y sus propiedades principales. Dos clases de estrellas B activas son definidas primariamente por la presencia y aspecto de líneas circunestelares en emisión: las estrellas Be (a veces también llamadas estrellas Be clásicas) y las estrellas B[e]³.

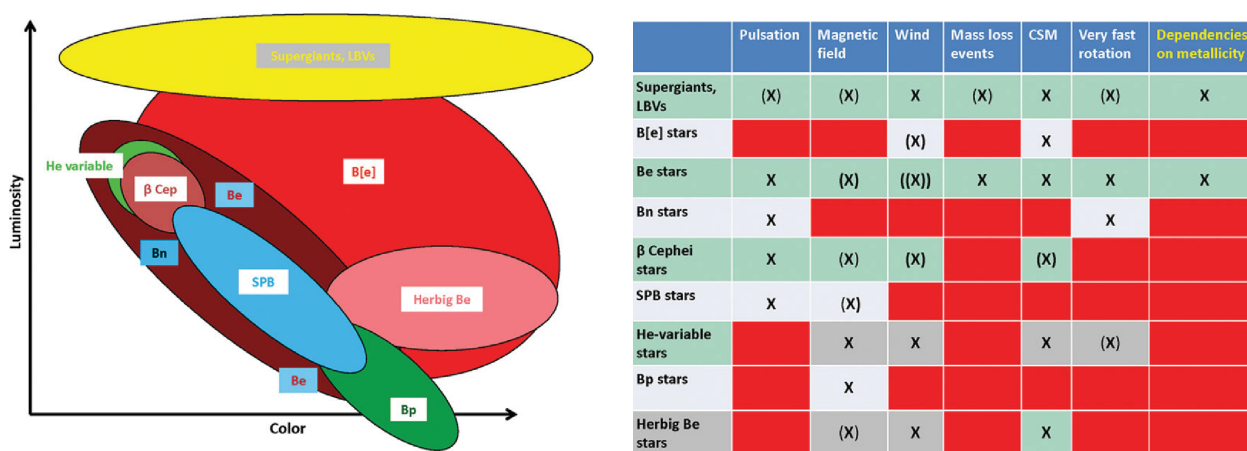


Figura 11.12: El panel izquierdo muestra un diagrama HR esquemático de las diversas clases de estrellas OB activas. El panel derecho muestra una Matriz donde se indica los distintos fenómenos que presentan las estrellas OB activas. Las cruces indican la combinación de propiedad y tipo de estrella que son típicas. Los paréntesis simples indican combinaciones que no están establecidas de manera general. Los paréntesis dobles son los casos dudosos. Los casilleros que no están marcados son combinaciones que no existen o no se sabe que existen. Figuras tomadas del trabajo de Baade et al. (2010).

Por otra parte, las estrellas Be tienen una relación, poco obvia, con las llamadas estrellas B con alta rotación que no muestran líneas en emisión en el rango óptico. Este grupo de estrellas sólo se puede identificar al ser observadas aproximadamente de ecuador revelando sus líneas espectrales extremadamente ensanchadas. Ocasionalmente, en la notación MK, estas estrellas son conocidas como estrellas Bn o Bnn. Incluimos a estos objetos como posibles candidatos a estrellas Be.

De acuerdo a la información previa recolectada de las estrellas que presentamos a continuación, más la información obtenida de nuestros espectros (ver sección §7 y apéndice C), decidimos separarlas en dos grupos distintos para poder realizar un mejor análisis. Como la mayoría de las

³Las estrellas B[e] se distinguen de las Be por tener cantidades apreciables de polvo circunestelar caliente que se evidencian a través de grandes excesos infrarrojos. Estos objetos también presentan líneas prohibidas en emisión de baja excitación, por esto se las denota con [e].

estrellas estudiadas son de tipo espectral B, todos los grupos están representados por la letra “B” (pero también vamos a incluir algunas estrellas de tipo espectral O y A):

Estrellas B con doble discontinuidad de Balmer: Son aquéllas que presentan una doble discontinuidad de Balmer y que, hasta el momento no han sido reportadas como estrellas Be o no hemos observado $H\alpha$ en emisión. Las vamos a identificar con la notación “Bdd”.

Estrellas B con alta rotación: En este grupo incluimos las estrellas que no presentan una segunda discontinuidad de Balmer ni fueron reportadas como Be pero rotan a velocidades tales que $\omega \geq 0,4$. Estas estrellas serían posibles candidatas a Be. Las vamos a identificar con la notación “B ω ”.

En la Tabla 11.2 se muestran los parámetros fundamentales, derivados con el método BCD, para las estrellas Bdd y B ω . La Tabla está organizada de la misma manera que la presentada en la sección anterior para las estrellas Be.

A fin de analizar la muestra y buscar una posible afinidad con las estrellas Be, observamos que si sumamos la cantidad de estrellas Be, Bdd y B ω , encontramos que las estrellas Be representan un 57% del total, mientras que las estrellas Bdd y las B ω representan un 20% y un 23%, respectivamente. Tanto las Bdd como las B ω representan un 7% de la población B total estudiada. Es necesario destacar que la muestra obtenida para las estrellas Bdd y B ω tienen un sesgo importante pues el objetivo principal del trabajo de tesis fue la búsqueda de estrellas Be, que fueron preseleccionadas cuidadosamente.

De estos porcentajes resulta que aproximadamente de cada cinco estrellas B activas, tres tienen envolturas evidenciadas por la emisión en $H\alpha$, una tiene envoltura evidenciada a través de la presencia del segundo salto de Balmer (pero sin emisiones) y otra no muestra evidencias observacionales de envoltura pero rota a gran velocidad ($\omega \gtrsim 0,4$). Además, de cada diez estrellas B normales, tres son activas.

Tabla 11.2: Estrellas B activas pertenecientes a los cúmulos analizados.

ID	Otra designación	d [dex]	Φ_b [μ]	T.E	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	$v \text{ sen } i$ [km/s]	ω	Grupo
Collinder 223. Edad ~ 25 Ma									
021	TYC 8613–1295–1	0,07	1,21	A1V	$9\,846 \pm 387$	$4,50 \pm 0,10$	Bdd
106	HD 305 217	0,04	1,18	B5IV	$15\,891 \pm 593$	$3,85 \pm 0,26$	79	0,2	Bdd (ED)
Hogg 16a. Edad indeterminada									
14	CPD–60 4699	0,00	1,20	B8V	$12\,041 \pm 274$	$4,06 \pm 0,18$	325	0,7	B ω
52	HD 116 999	0,00	1,30	B6IV	$13\,871 \pm 378$	$3,87 \pm 0,25$	246	0,6	B ω
NGC 3114. Edad ~ 100 Ma									
006	HD 87 137	0,03	0,73	B8IV	$11\,886 \pm 277$	$4,02 \pm 0,21$	100	0,2	Bdd
011	HD 87 031	0,05	0,87	B8IV	$12\,341 \pm 296$	$4,01 \pm 0,21$	215	0,5	Bdd
015	HD 87 612	0,00	0,66	B4V	$16\,908 \pm 630$	$3,98 \pm 0,23$	211	0,4	B ω
079	HD 304 829	0,07	1,27	A1V	$9\,395 \pm 500$	$4,17 \pm 0,20$	Bdd
126	HD 87 309	0,02	1,05	B9IV	$11\,920 \pm 308$	$3,98 \pm 0,22$	Bdd
132	HD 304 831	0,07	1,03	B7:VI:	$14\,308 \pm 648$	$4,40 \pm 0,06:$	Bdd
141	HD 304 832	0,00	0,85	B2V	$22\,033 \pm 916$	$4,15 \pm 0,12$	300	0,5	B ω
NGC 3766. Edad de 6 – 28 Ma									
024	CPD–60 3131	0,00	1,11	B5V	$15\,113 \pm 500$	$4,24 \pm 0,2$	238	0,4	B ω
030	CPD–60 3135	0,00	0,85	B4V	$18\,081 \pm 1000$	$4,11 \pm 0,1$	189	0,4	B ω
055	CPD–60 3138	–0,04	1,19	B7IV	$12\,589 \pm 500$	$4,02 \pm 0,7$	Bdd
169	HD 100 969	0,00	1,14	B2II	$20\,482 \pm 1000$	$2,80 \pm 0,7$	144	0,8	B ω
317	HD 306 785	0,00	1,14	B2III	$20\,580 \pm 1000$	$3,62 \pm 0,7$	307	0,9	B ω
...	NGC 3766 MG 029	0,00	0,84	B3V	$18\,210 \pm 1000$	$4,11 \pm 0,1$	288	0,5	B ω
NGC 4755. Edad de ~ 8 Ma									
006	CPD–59 4564	0,00	1,22	B1 III	$25\,983 \pm 1\,000$	$3,25 \pm 0,70$	99	0,4	B ω
201	ALS 2814	0,00	0,93	B1 III	$23\,727 \pm 1\,000$	$3,26 \pm 0,70$	188	0,7	B ω
418	CPD–59 4542	0,00	0,93	B2 III	$23\,070 \pm 1\,000$	$3,02 \pm 0,70$	228	0,9	B ω (BE?)

Continúa en la página siguiente.

Tabla 11.2 – Continuación de la página anterior.

ID	Otra designación	d [dex]	Φ_b [μ]	TEyCL	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	$v \text{ sen } i$ [km/s]	ω	Grupo
NGC 6025. Edad de 40 – 68 Ma									
03	HD 143 413	0,04	1,21	B5III	$16\,780 \pm 804$	$3,46 \pm 0,32$	263	0,9	Bdd
08	CD–60 6015	0,00	1,17	B5V	$15\,705 \pm 628$	$4,04 \pm 0,19$	200	0,4	B ω
13	CD–60 6011	0,00	0,97	B5IV	$15\,558 \pm 594$	$3,85 \pm 0,26$	185	0,5	B ω
16	CD–60 6027	0,00	1,38	B6V	$14\,017 \pm 453$	$3,97 \pm 0,22$	270	0,6	B ω
25	HD 143 412	0,03	1,39	B7V	$14\,316 \pm 714$	$4,22 \pm 0,13$	233	0,4	Bdd
NGC 6087. Edad de 50 Ma									
011	HD 146 294	0,05	1,25	B4 V	16604 ± 782	$4,00 \pm 0,22$	229	0,5	Bdd
101	GEN# +2.60870101	0,04	1,10	A1: VI:	10355 ± 336 :	$4,50 \pm 0,10$:	Bdd
156	CD–57 6346	0,04	1,06	B6: V:	15605 ± 761 :	$4,35 \pm 0,05$:	297	0,4	Bdd
NGC 6250. Edad de 6 Ma									
01	HD 152 853	–0,03	1,03	B0III	$28\,418 \pm 2781$	$3,47 \pm 0,39$	244	0,7	Bdd
32	HD 152 687	0,00	1,03	B9V	$10\,722 \pm 275$	$4,10 \pm 0,16$	217	0,4	B ω
33	HD 152 561	0,00	1,04	B9V	$11\,420 \pm 284$	$4,10 \pm 0,16$	285	0,6	B ω
NGC 6383. Edad de 6 – 10 Ma									
057	CD–32 12946	0,02	1,73	B6V	$9\,573 \pm 322$	$4,36 \pm 0,10$:	Bdd

Notas. (*) El valor de d corresponde a un promedio de las medidas realizadas en tres fechas distintas. Notas de la última columna: (ED) Reportada como estrella doble. (EB) Reportada como estrella binaria. (BV) Reportada como estrella binaria visual. (BE) Reportada como estrella binaria espectroscópica. (BEc) Reportada como estrella binaria eclipsante. (γ Cas) Reportada como estrella variables tipo γ Cassiopeiae. (V) Reportada como estrella variable.

Al analizar la distribución de la población de estrellas B activas por tipo espectral (ver Figura 11.13) se observa la siguiente tendencia: las estrellas B activas, entre los tipos espectrales B0–B6, manifiestan en forma notoria el fenómeno Be. Sin embargo, hacia las estrellas de tipos espectrales más tardíos que B5, encontramos un importante número de estrellas Bdd, y su distribución parece completar, en número, la falta de estrellas Be hacia tipos espectrales tardíos (una idea similar fue propuesta para las estrellas Bn por Zorec et al., 2003). Por otra parte, las estrellas clasificadas como B ω parecen tener una distribución homogénea. Pero debido a que nuestra muestra es incompleta, habría que obtener más datos para poder comprobar esta tendencia.

Análogamente para las estrellas Be, se puede observar que la mayoría de las estrellas B activas rotan con velocidades entre 200 km/s y 250 km/s (ver Figura 11.14, panel superior), es decir 100 km/s más rápido que lo estimado para las estrellas B normales de campo (Abt et al., 2002), y contribuyen a aumentar el máximo, ya reportado para las estrellas Be, en la distribución de ω (Figura 11.14, panel inferior). Este resultado parecería apoyar la idea de que las estrellas que se forman en regiones de alta densidad carecen de rotadores lentos, que dominan en las regiones de baja densidad y de campo jóvenes (Wolff et al., 2007; Daffon et al., 2007).

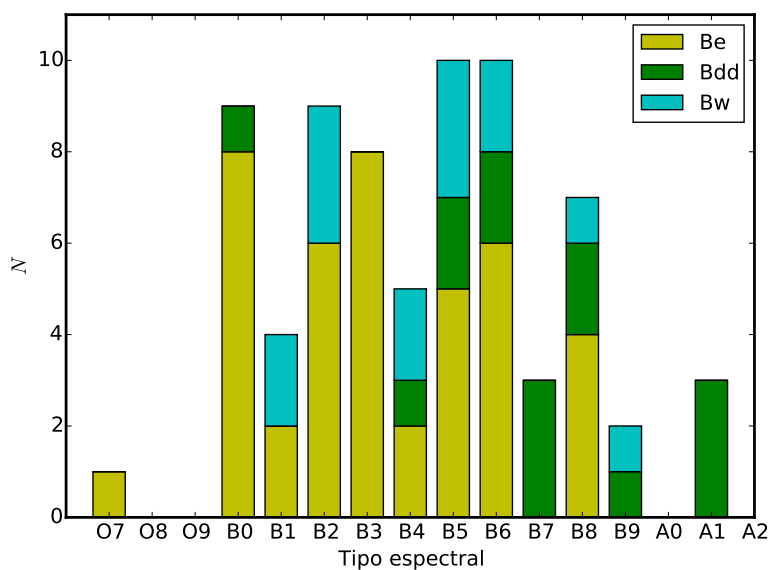


Figura 11.13: Cantidad de estrellas B activas por tipo espectral y clase de luminosidad.

Al analizar las distribuciones con el test GMM encontramos los mismos resultados que para las estrellas Be en el sentido que las distribuciones respecto al tipo espectral y a ω no serían bimodales, sin embargo, este test vuelve a confirmar que la distribución respecto a $v \sin i$ es bimodal ya que arroja los valores $k = -0,524$ y $D = 3,03$ (con $\mu_1 = 117$ km/s, $\sigma_1 = 44$ km/s, $\mu_2 = 242$ km/s y $\sigma_2 = 38$ km/s) y un 1% de probabilidad de que la distribución sea unimodal.

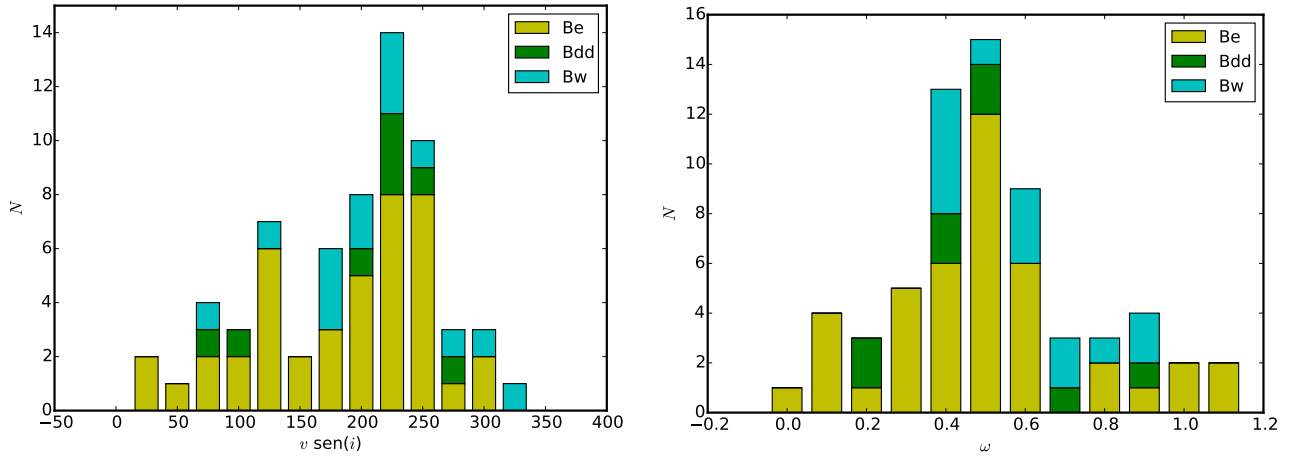


Figura 11.14: Distribución de las velocidades de rotación de las estrellas B activas en cúmulos abiertos.

Una inspección visual rápida de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ de las estrellas Bdd (ver Figura 11.15), revela que la línea $H\alpha$ podría estar rellena por emisión debido a que su intensidad es similar a la intensidad de $H\beta$. Podríamos entonces sugerir que las estrellas Bdd presentan envolturas/discos circunestelares que deberían ser densas (para poder observar la segunda componente del salto de Balmer) y compactas, debido a que la emisión de la envoltura no logra rellenar por completo las líneas fotosféricas.

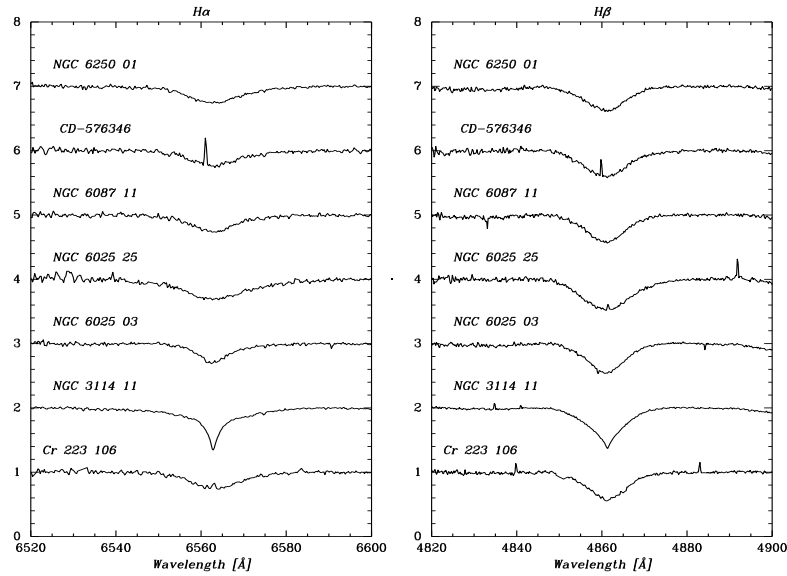


Figura 11.15: Perfiles de las líneas $H\alpha$ (primer columna) y $H\beta$ (segunda columna) de las estrellas que muestran una segunda discontinuidad de Balmer pero no presentan el fenómeno Be.

En la Figura 11.16 se muestra un diagrama HR donde se grafican las estrellas Bdd, B ω y Be. Se puede observar que las estrellas con masas mayores que $8 M_{\odot}$ y $\omega > 0,4$ muestran una tendencia a aproximarse a la *TAMS* o a estar más allá, mientras que aquellas con masas menores que $8 M_{\odot}$ y $\omega < 0,4$, se encuentran en las partes centrales de la secuencia principal.

Este resultado reforzaría la propuesta de que la presencia de una envoltura circunestelar se remonta a las primeras etapas de secuencia principal.

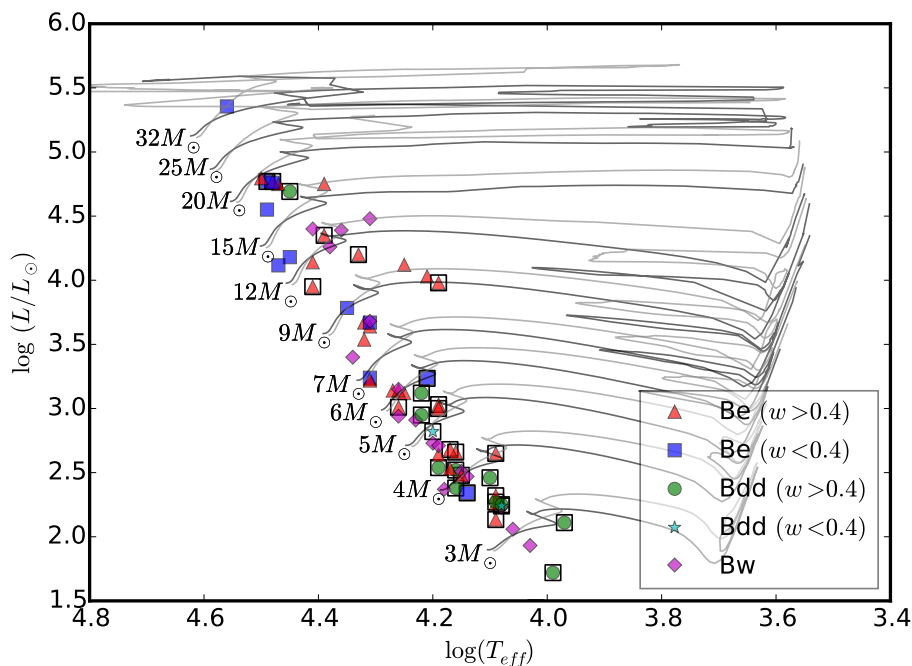


Figura 11.16: Estrellas B activas. Ubicación en el diagrama HR teórico. Las secuencias evolutivas están dadas por Ekström et al. (2012) para una metalicidad de $Z = 0,014$ y velocidades de rotación $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0$ (en líneas negras) y $v_{\text{ini}}/v_{\text{crit}} = 0,4$ (en líneas grises). Los objetos indicados con el símbolo \square son aquellas que muestran una segunda discontinuidad de Balmer.

Capítulo 12

Discusión

Para analizar el fenómeno Be y el estado evolutivo de estas estrellas iniciamos un estudio y búsqueda de estrellas con líneas en emisión en once cúmulos abiertos. Como primer paso fue necesario confirmar la pertenencia de las estrellas Be a los cúmulos seleccionados. El segundo paso consistió en caracterizar las propiedades generales de la población de estrellas Be y discutir su estado evolutivo y posible vínculo con las estrellas Bdd. Además, la metodología empleada nos permitió derivar parámetros estelares, establecer relaciones entre las características de los objetos centrales y sus discos.

12.1. Rotación crítica y subcrítica

Encontramos que las distribuciones de velocidades de rotación para las estrellas Be son bimodales, como se indica en la Figura 11.2. La distribución de v sen i tiene máximos en v sen $i \sim 225$ km/s y 125 km/s. Mientras que la distribución de ω tiene un máximo bien marcado en 0,5, con una importante contribución de estrellas con tipos espectrales entre B3 y B6, y un máximo relativo en 0,3 para las estrellas más temprana que B2. Esta misma tendencia la siguen las estrellas Bdd y B ω . Realizando un estudio más detallado, hallamos que dentro del grupo de las estrellas enanas, las estrellas Be más frías rotan más rápido que las Be calientes. Además, en la Figura 11.3, observamos que todas las estrellas Be gigantes (de cualquier tipo espectral) rotan a velocidades próximas a la crítica, mientras que las Be enanas rotan con velocidades menores a $\omega = 0,6$ (excepto, tal vez, unas pocas que se estarían viendo de polo).

Sin bien nuestras mediciones de v sen i no fueron corregidas por los efectos de oscurecimiento gravitatorio ni por efectos debidos a movimientos macroturbulentos o binaridad, los resultados hallados por Cranmer (2005); Frémat et al. (2005) y Zorec et al. (en prensa) nos garantizan que nuestra muestra, que esta centrada en $\omega \sim 0,5$ (como también encuentran Yudin, 2001; Cranmer, 2005), se desplazaría hacia valores de $\omega \sim 0,68$, es decir v/v_{crit} entre 0,75 y 0,65 (Frémat et al., 2005; Zorec et al., en prensa). Por lo tanto, la mayoría de las estrellas Be enanas seguirían siendo

rotadores subcríticos.

Otros resultados que apoyan la idea de que las estrellas Be no serían rotadores críticos, provienen del estudio de modelos estelares (Brott et al., 2011; Dunstall et al., 2011; Peters, 2011). Los modelos de evolución estelar de estrellas en rotación predicen un aumento de la abundancia de nitrógeno (N) en la fotosfera como consecuencia de las corrientes de circulación meridionales y la difusión turbulenta que llevarían el material CNO procesado en el núcleo a la superficie. Si bien se espera que este efecto sea más pronunciado cuando la velocidad de rotación es más alta, hasta el momento no ha sido posible confirmar la presencia de una sobreabundancia de N en las estrellas Be.

Como nosotros encontramos que la mayoría de las estrellas enanas serían, efectivamente, rotadoras subcríticas, es necesario proponer otros mecanismos que favorezcan a la formación de un disco circunestelar en rotación Kepleriana. Entre estas propuestas, Cranmer (2005) sugiere que las estrellas tempranas deberían transitar por episodios violentos de expulsión de material impulsados por pulsaciones. Otra posibilidad, es que las estrellas Be transfieran masa a sus discos a través de vientos lentos altamente ionizados, modulados por una rotación moderada, debido a que estos vientos contribuyen al aumento en la pérdida de masa por la zona ecuatorial. Modelos de vientos con estas características fueron elaborados por Curé et al. (2011) y Venero et al. (2016).

En cambio, si consideramos las correcciones mencionadas recientemente a los valores observados de v en i en las estrellas gigantes, seguiríamos encontrando que estos objetos rotan a la velocidad crítica. El hecho de que las estrellas gigantes (o gigante luminosa) sean, en su mayoría, rotadoras críticas podría deberse a que, en dicha fase, la estrella disminuye el valor de la velocidad crítica (Crampin y Hoyle, 1960) debido a que su radio aumenta (por lo que disminuye su gravedad superficial y su momento angular). Como consecuencia se mide un valor más grande de v/v_{crit} que se ve reflejado en los valores medidos de ω . Si bien el aumento de v/v_{crit} favorecería el incremento de la cantidad de masa cedida al disco y, por lo tanto, podría incrementarse la emisión en $H\alpha$ (en la etapa de gigante roja o gigante luminosa), nosotros pensamos, de acuerdo a los resultados obtenidos, que la envoltura circunestelar se forma en la etapa de secuencia principal.

12.2. Estado evolutivo

De acuerdo a nuestros resultados encontramos que el fenómeno Be está presente en diversas etapas evolutivas (como ya lo habían propuesto Slettebak, 1985; Zorec et al., 2005), con un importante número de estrellas Be enanas. Esto sugiere que el fenómeno se desarrollaría durante la fase de secuencia principal.

Un resultado interesante, es que además observamos una clara dependencia entre el tipo espectral de las estrellas Be con la edad del cúmulo. Es decir, los cúmulos más jóvenes, con edades menores a 30 Ma, presentan estrellas Be de tipos espectrales más tempranos que B5 (es decir $T_{\text{eff}} \gtrsim 15\,000$ K), mientras que los cúmulos edades mayores a 30 Ma, tienen estrellas Be más tardías, como se muestra en la Figura 12.1 (donde se grafica T_{eff} versus la edad del cúmulo). El hecho de no encontrar estrellas tempranas en cúmulos viejos es lo esperable debido a que las estrellas masivas ya han evolucionado. Lo que llama la atención es que en los cúmulos observados jóvenes,

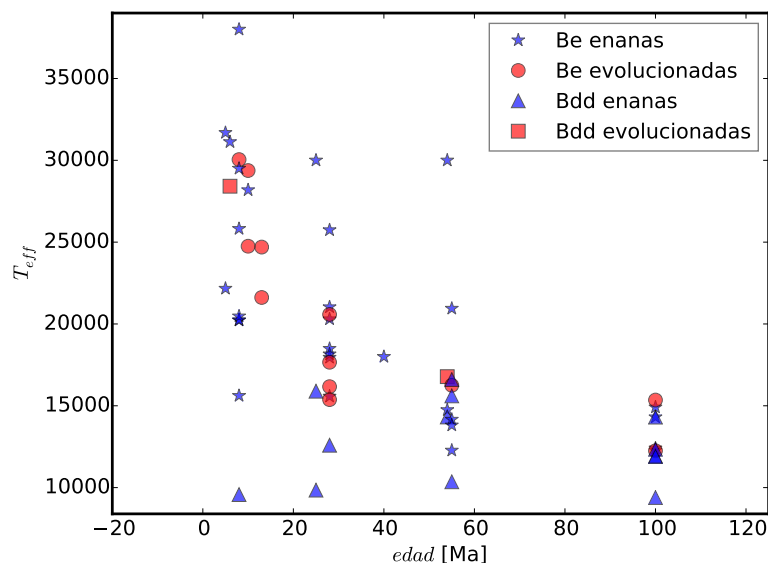


Figura 12.1: En la figura se grafican las estrellas Be y las Bdd. Los cúmulos más jóvenes, presentan estrellas Be de tipos espectrales más tempranos que B5 (es decir $T_{\text{eff}} \gtrsim 15\,000$ K), mientras que los cúmulos edades mayores a 30 Ma, tienen estrellas Be más tardías.

que contienen estrellas con tipos espectrales desde B0 hasta A0, las estrellas tardías no presentan el fenómeno Be. Esto indicaría que las estrellas tempranas (que son las más masivas y que evolucionan más rápido) desarrollan el fenómeno Be antes que las estrellas menos masivas. Por esta razón, pensamos que el fenómeno Be está relacionado con la masa inicial del objeto y la alta velocidad de rotación contribuye a aumentar la densidad del disco. Esta secuencia evolutiva explicaría por qué se observa un máximo de estrellas Be en cúmulos con edades entre 10 Ma y 30 Ma, dado que en este caso estaríamos viendo el fenómeno Be tanto en las estrellas B tempranas como en las tardías.

De acuerdo a estos resultados, podríamos pensar que, las estrellas Be enanas tempranas rotaban a velocidades críticas y durante la primera fase de contracción, cedieron parte de su momento angular a la envoltura circunestelar, y por esta razón observamos el fenómeno Be a velocidades subcríticas. Sin embargo, no podemos hacer el mismo análisis para las estrellas Be con tipos espectrales más tardíos que B5, debido a que no las observamos en los cúmulos jóvenes. Por lo tanto, la alta rotación, si bien favorece a la formación de una envoltura circunestelar, debe estar acompañada de otros procesos, como pulsaciones o vientos, para poder desarrollar el fenómeno Be.

Otro resultado llamativo, es la presencia de estrellas tipo B con envoltura circunestelar pero que no muestran, en sus espectros, $H\alpha$ en emisión (a estas estrellas las denominamos Bdd). Estas envolturas se hacen evidentes a través de la presencia de la segunda componente del salto de Balmer. En su mayoría, encontramos que las Bdd son más frías que las Be pertenecientes al mismo cúmulo. Por lo que podríamos pensar que las Bdd son la contraparte fría de las estrellas Be tardías. Estas estrellas estarían comenzando a llenar sus discos, o nunca llegan a desarrollar el fenómeno

Be debido a que no tienen suficientes fotones UV capaces de ionizar la envoltura, por lo que el hidrógeno permanece casi neutro.

Dado que las estrellas Be son variables, y se observan cambios de fase de Be a B normal y viceversa, podríamos también pensar que las estrellas Bdd podrían ser las precursoras de las estrellas Be que cambian de fase. Pero para confirmar esta hipótesis es necesario obtener más datos.

En resumen: encontramos que las estrellas Be enanas tienen envolturas y, en su gran mayoría, no son rotadoras críticas. También observamos que estas estrellas rara vez presentan la segunda discontinuidad de Balmer, esto nos lleva a pensar que estos discos serían menos densos que los observados en estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. Mientras que las estrellas Be gigantes tienden a mostrar una segunda discontinuidad de Balmer, que podría interpretarse como el resultado de un aporte adicional de masa y momento al disco, debido a que estas estrellas ya serían rotadoras críticas.

No encontramos una relación entre las estrellas Be y las B ω , donde ambos grupos presentan valores similares de ω .

Capítulo 13

Conclusiones

En esta tercera parte de este trabajo de tesis se estudió la población Be en cúmulos abiertos, sus características espectrales y su estado evolutivo. Se discutió además su posible relación con las estrellas Bdd.

El sistema espectrofotométrico BCD, nos permitió determinar con mayor precisión que las técnicas usuales, los parámetros fundamentales de las estrellas Be de una manera rápida, fácil y directa. Es importante remarcar que al poder determinar el exceso de color debido al medio interestelar y a la envoltura circunestelar, pudimos estimar la distancia a estas estrellas y, en función de ella, decidir si tienen probabilidades o no de pertenecer al cúmulo, y así definir su edad.

Entre los resultados generales obtenidos para las estrellas Be, confirmamos algunos resultados reportados previamente, mientras que otros son totalmente originales:

- Encontramos que las estrellas Be representan un 18 % de la población B estudiada en cúmulos abiertos en coincidencia con los valores encontrados para las estrellas de campo.
- La distribución de estrellas Be por tipo espectral presenta un comportamiento bimodal con un máximo entre los tipos espectrales B0–B3 y un segundo máximo en B5–B6. En este trabajo se analizó la frecuencia de estrellas Be por clase de luminosidad encontrando una mayor contribución de las estrellas enanas en los tipos espectrales B2–B3.
- La distribución de las velocidades de rotación proyectada es bimodal con un máximo principal en $v \text{ sen } i \sim 225 \text{ km/s}$ y otro secundario en $v \text{ sen } i = 125 \text{ km/s}$. Esta distribución se mantiene al agregar las estrellas Bdd y B ω .
- Con respecto a la distribución de ω , encontramos un máximo en 0,5 producido principalmente por estrellas con tipos espectrales entre B3 y B6.
- Entre las estrellas Be de secuencia principal, las estrellas Be calientes rotan más lento que las frías, pero las estrellas Be enanas rotan más lento que las estrellas Be gigantes, sugiriendo que estas últimas rotan a velocidades cercanas a la crítica.

- El fenómeno Be está presente en todas las etapas evolutivas. Observamos una clara dependencia entre el tipo espectral de las estrellas Be con la edad del cúmulo. Es decir, los cúmulos más jóvenes, con edades menores a 30 Maños, presentan estrellas Be de tipos espectrales más tempranos que B5, mientras que los cúmulos con edades mayores a 30 Maños contienen estrellas Be de tipos más tardíos. Se observa un aumento de la cantidad de estrellas Be en cúmulos con edades entre 10 Maños y 30 Maños dado que en este caso estaríamos viendo el fenómeno Be tanto en las estrellas B tempranas como en las tardías. Este resultado podría extrapolarse para estudiar las estrellas de campo, en el sentido de que al conocer el tipo espectral de la estrellas Be, se podría inferir una estimación de la edad.
- La mayor cantidad de estrellas Be son de secuencia principal.
- Detectamos la existencia de estrellas que tienen envolturas circunestelares pero no presentan fenómeno Be. Las envolturas de estas estrellas serían densas y compactas. Estas estrellas comienzan a completar la falta de estrellas Be hacia los tipos tardíos. Resaltamos que nuestra muestra tiene un importante sesgo y habría que obtener más datos para comprobar esta tendencia.
- Encontramos una clara dependencia entre la aparición de la segunda componente del salto de Balmer y la temperatura efectiva de la estrella. Para estrellas con $T_{\text{eff}} \leq 18000$ K el segundo salto se encuentra en absorción y para estrellas con $T_{\text{eff}} \geq 15000$ K el segundo salto se encuentra en emisión. No se encontró dependencia con $\log g$.
- Encontramos evidencia de material circunestelar a altas latitudes, ya que observamos una segunda discontinuidad de Balmer en absorción en estrellas que se ven casi de polo.

Se observa que la mayoría de las estrellas Be son enanas con velocidades de rotación subcríticas, y que el fenómeno Be se desarrolla en forma secuencial, comenzando por las estrellas masivas y progresivamente extendiéndose hacia las menos masivas. Por lo tanto, si bien la alta rotación favorece a la formación de una envoltura circunestelar, ésta debe estar acompañada de otros procesos físicos que contribuyan a la pérdida de masa, como ser pulsaciones o vientos estelares.

En este sentido, proponemos el siguiente escenario para explicar el origen del fenómeno Be. La fase en la cual el fenómeno Be se activa depende de la masa inicial y de la metalicidad. Tanto las pulsaciones como la intensidad de los vientos impulsados por radiación están relacionados con estas variables, por ejemplo los vientos son más intensos a mayor masa y mayor metalicidad, asimismo las pulsaciones no radiales se intensifican con la metalicidad. De este modo, el disco comenzaría a formarse primero en las estrellas más masivas y con alta rotación, ya que la rotación también potencia la pérdida de masa en la zona ecuatorial y contribuye a la aparición de pulsaciones no radiales. En las estrellas menos masivas, el fenómeno se desarrolla más tarde debido a que los vientos son menos intensos. Cuando las estrellas Be alcanzan la etapa de gigante, disminuyen su gravedad superficial (y su momento angular) aumentando el valor de su velocidad crítica, entonces, se darían las condiciones para que se incremente la densidad del disco y comience a observarse la

segunda componente de la discontinuidad de Balmer (en emisión o en absorción, dependiendo de la temperatura de la estrella).

Con respecto a la metalicidad, proponemos que en las Nubes de Magallanes, el inicio del fenómeno Be estaría rezagado debido a la baja metalicidad, ya que si bien, la rotación es más alta, los vientos y las pulsaciones son más débiles.

Agradecimientos:

A mis directores, Lydia y Jorge, por toda la garra y la paciencia. A Fede por TODO, ABSOLUTAMENTE TODO. A Feli, que me ayudó con cuestiones técnicas de video. A mi FAMILIA (toda entera) por su apoyo incondicional que me empuja siempre hacia adelante. A mis AMIGOS!!!! Vicky, July, Nico, Tincho, Charly, Juan, Vir, Peque y Yami que siempre están ahí. A Lean, Charly, Jime, Javi y Naty que me bancaron los nervios de los últimos días. A todo el grupo MEP, por ser un grupo de trabajo en el cual me siento muy a gusto. A Gabriel y Roberto que estuvieron siempre dispuestos a atender todas mis consultas durante todos estos años. Y al jurado por sus contribuciones, todas enriquecedoras.

Parte IV
Apéndice

Gradiente de color y absorción interestelar

En este capítulo explicaremos con detalle cómo se obtienen las expresiones del gradiente de color **3.1** y **3.2** presentadas en la sección §**3.1**

Luego veremos cómo se obtiene una relación entre el gradiente de color y la absorción.

A.1. Definición del gradiente de color

La definición del gradiente de color, $\Phi(\lambda, T)$, para un cuerpo negro se obtiene a partir de la función de Planck. La función de Planck en unidades de longitud de onda representa la emisión de radiación de continuo por unidad de rango de longitud de onda y es:

$$\mathcal{F}_\lambda = \frac{2\pi h c^2}{\lambda^5} \left(e^{\frac{hc}{k\lambda T}} - 1 \right)^{-1}$$

donde $h = 6,6252 \times 10^{-27}$ ergseg es la constante de Planck, $c = 2,997929 \times 10^{10}$ cm/seg es la velocidad de la luz, $k = 1,38046 \times 10^{-16}$ erg/K es la constante de Boltzmann, λ es la longitud de onda medida en cm y T es la temperatura en K.

Si definimos las constantes:

$$C_1 = 2\pi h c^2$$
$$C_2 = \frac{hc}{k}$$

podemos escribir la función de Planck como:

$$\mathcal{F}_\lambda = \frac{C_1}{\lambda^5} \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right)^{-1}$$

Si tomamos el logaritmo en ambos miembros obtenemos que:

$$\begin{aligned} \ln(\mathcal{F}_\lambda) &= \ln C_1 + \ln \frac{1}{\lambda^5} - \ln \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right) \\ \ln(\mathcal{F}_\lambda) - \ln \frac{1}{\lambda^5} &= \ln C_1 - \ln \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right) \\ \ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda) &= \ln C_1 - \ln \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right) \end{aligned}$$

Ahora derivamos $\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda)$ respecto de $\frac{1}{\lambda}$:

$$\begin{aligned} \frac{d(\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda))}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} &= - \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right)^{-1} e^{\frac{C_2}{\lambda T}} \frac{C_2}{T} \\ &= - \frac{C_2}{T} \left(e^{\frac{C_2}{\lambda T}} - 1 \right)^{-1} \left(e^{-\frac{C_2}{\lambda T}} \right)^{-1} \\ &= - \frac{C_2}{T} \left(1 - e^{-\frac{C_2}{\lambda T}} \right)^{-1} \end{aligned}$$

Llamando:

$$\boxed{\Phi(\lambda, T) = \frac{C_2}{T} \left(1 - e^{-\frac{C_2}{\lambda T}} \right)^{-1}} \quad (\text{A.1})$$

Resulta que:

$$\boxed{\frac{d(\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda))}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} = -\Phi(\lambda, T)} \quad (\text{A.2})$$

Si suponemos que el gradiente es constante para un rango de longitud de onda dado podemos escribir la derivada del primer miembro como un cociente incremental, así obtenemos que:

$$\begin{aligned} \frac{d(\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda))}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} &\simeq \frac{\ln(\lambda_1^5 \mathcal{F}_{\lambda_1}) - \ln(\lambda_2^5 \mathcal{F}_{\lambda_2})}{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}} \\ &= \frac{\ln\left(\frac{\lambda_1^5 \mathcal{F}_{\lambda_1}}{\lambda_2^5 \mathcal{F}_{\lambda_2}}\right)}{\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2}} \end{aligned}$$

De este modo podemos escribir la función Φ_{ab} observada del espectro para un rango de longitud de onda dado $[a, b]$:

$$\Phi_{ab} = -\frac{\ln\left(\frac{\lambda_a^5 \mathcal{F}_{\lambda_a}}{\lambda_b^5 \mathcal{F}_{\lambda_b}}\right)}{\frac{1}{\lambda_a} - \frac{1}{\lambda_b}}$$

A.2. Relación con la absorción interestelar

Supongamos que entre la estrella y el observador existe una nube de gas cuyo coeficiente de absorción por intervalo de longitud de onda y por unidad de volumen es κ_λ . Llamemos I_λ a la intensidad por unidad de longitud de onda en una dirección dada. El cambio en la intensidad de radiación será:

$$dI_\lambda = -I_\lambda \kappa_\lambda dx$$

donde x representa la dirección del rayo. Entonces, teniendo en cuenta que la profundidad óptica es $d\tau_\lambda = -\kappa_\lambda dx$, podemos reescribir la expresión anterior como:

$$\frac{dI_\lambda}{I_\lambda} = d\tau_\lambda$$

Escribiendo el primer miembro en forma logarítmica obtenemos que:

$$d(\ln I_\lambda) = d\tau_\lambda$$

Integrando en ambos miembros en la dirección del rayo sobre la nube obtenemos que:

$$\ln I_\lambda - \ln I_{0\lambda} = -\tau_\lambda \quad (\text{A.3})$$

Ahora derivemos respecto de $d(1/\lambda)$:

$$\frac{d(\ln I_\lambda)}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} - \frac{d(\ln I_{0\lambda})}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} = -\frac{d\tau_\lambda}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}$$

Si suponemos equilibrio termodinámico entonces el campo de radiación es isotrópico y tenemos que $I_\lambda = \mathcal{F}_\lambda$. Si además sumamos y restamos $\frac{d(\ln \lambda^5)}{d(1/\lambda)}$ en el primer miembro obtenemos lo siguiente:

$$\begin{aligned} \frac{d(\ln \mathcal{F}_\lambda)}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} + \frac{d(\ln \lambda^5)}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} - \frac{d(\ln \mathcal{F}_{0\lambda})}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} - \frac{d(\ln \lambda^5)}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} &= \frac{d[\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_\lambda)]}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} - \frac{d[\ln(\lambda^5 \mathcal{F}_{0\lambda})]}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)} \\ &= -\Phi + \Phi_0 \end{aligned}$$

De este modo encontramos que:

$$\Phi - \Phi_0 = \frac{d\tau_\lambda}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}$$

Por otro lado, sabemos que:

$$\mathcal{F}_\lambda = \mathcal{F}_{0\lambda} 10^{-0,4 A_\lambda} \quad \text{y} \quad \mathcal{F}_\lambda = \mathcal{F}_{0\lambda} e^{-\tau_\lambda}$$

Igualando las expresiones se encuentra una relación entre τ_λ y A_λ :

$$\tau_\lambda = 0,4 A_\lambda \ln 10$$

Por lo tanto:

$$\boxed{\Phi - \Phi_0 = 0,4 \ln 10 \frac{dA_\lambda}{d\left(\frac{1}{\lambda}\right)}}$$

donde Φ_0 es el gradiente de color intrínseco, es decir el gradiente de color que tendría la estrella si no estuviese enrojecida.

Apéndice B

Instructivo para utilizar M.I.D.E.3700

En la primera parte de este trabajo de tesis, en la sección 4.3, se introdujo el código M.I.D.E.3700 como una herramienta para medir de manera interactiva los parámetros BCD en el espectro de una estrella. En este capítulo daremos un breve instructivo para utilizar el código.

Ejecutando el programa

El código está escrito en lenguaje *Python*. La versión *Python*¹ 2.7.3 se puede obtener de la página web <https://www.python.org/download/releases/2.7.3/>.

Los paquetes que usa el programa son:

```
os
sys
math
numpy
copy
PyQt4
matplotlib
pylab
PIL
```

El primer paso es descomprimir el archivo `BCD_python.tar` con el comando:

```
> tar -xvf BCD_python.tar
```

¹Para versiones más nuevas hay que realizar modificaciones para adaptar el código.

Al descomprimirse se genera un directorio llamado `BCD_Pyhton`. El archivo `BCD.py` es el ejecutable. Para correr el código hay que utilizar el comando “python”:

```
> python BCD.py
```

Lo primero que el programa hace es cargar todas las tablas que necesita para calcular los parámetros fundamentales. Luego despliega el espectro de la estrella para poder realizar todos los ajustes: continuos de Paschen y Balmer y envolventes inferior y superior de las líneas de Balmer. Finalmente despliega el espectro con todos los ajustes realizados y se abre un cuadro de diálogo que pregunta si la estrella es mas fría que una estrella tipo A2.

Qué hay dentro del directorio `BCD_Pyhton`

Los directorios `Modulos`, `Curvas` e `Input` contienen archivos de uso interno del programa.

En el directorio `Estrellas` hay que guardar los archivos `ascii` de los espectros de las estrellas que se quieren medir.

El directorio `Ajustes` contiene archivos de salida del programa relacionados con los ajustes realizados para cada estrella. Aquí se guardan 4 archivos por cada estrella: `estrella.1.png`, `estrella.2.png`, `estrella.3.png` y `estrella.out`. Los archivos de extensión `png` corresponden a: el primer ajuste (con el que se estima T_{eff}), el ajuste realizado en el espectro normalizado por el cuerpo negro, y el ajuste final, respectivamente. En el archivo `estrella.out` se guardan los puntos utilizados para hacer los ajustes y las expresiones de las rectas y parábolas correspondientes a cada ajuste.

Archivos dentro del directorio `BCD_Pyhton`

El archivo `estrellas.in` es el archivo de entrada al programa. Aquí se listan los nombres de los archivos `ascii` correspondientes a los espectros de las estrellas que se quieren medir y, si existe, el valor de la magnitud visual aparente. En el caso en el que no esté medida la magnitud de la estrella no hay que poner nada.

Los archivos de salida del programa son: `BCD.out`, `ParFun.out` y `Dist.out`, que brindan los parámetros BCD, los parámetros fundamentales y la distancia.

Cómo realizar los ajustes

Cuando se despliega el espectro, el título de la ventana dice qué ajuste es el que hay que realizar. Primero se ajusta el continuo de Paschen, luego el de Balmer, después la envolvente inferior y finalmente la envolvente superior de las líneas de hidrógeno. Con el botón izquierdo del ratón se eligen los puntos por donde queremos que pase el ajuste. Presionando la letra “a” del teclado se realiza el ajuste, el cual se graficará inmediatamente sobre el espectro. Si el ajuste no es bueno se pueden modificar los puntos eliminándolos con el botón derecho del ratón, como se muestra en la Figura B.1, y eligiendo nuevos puntos con el botón izquierdo. Cada vez que presionemos la letra “a” obtendremos un nuevo ajuste. Una vez que estemos satisfechos con el ajuste se presiona la letra “q” del teclado para guardar y salir. Tener en cuenta que para los ajustes de los continuos se necesitan como mínimo 3 puntos y para el ajuste de las envolventes se necesitan como mínimo 4 puntos.

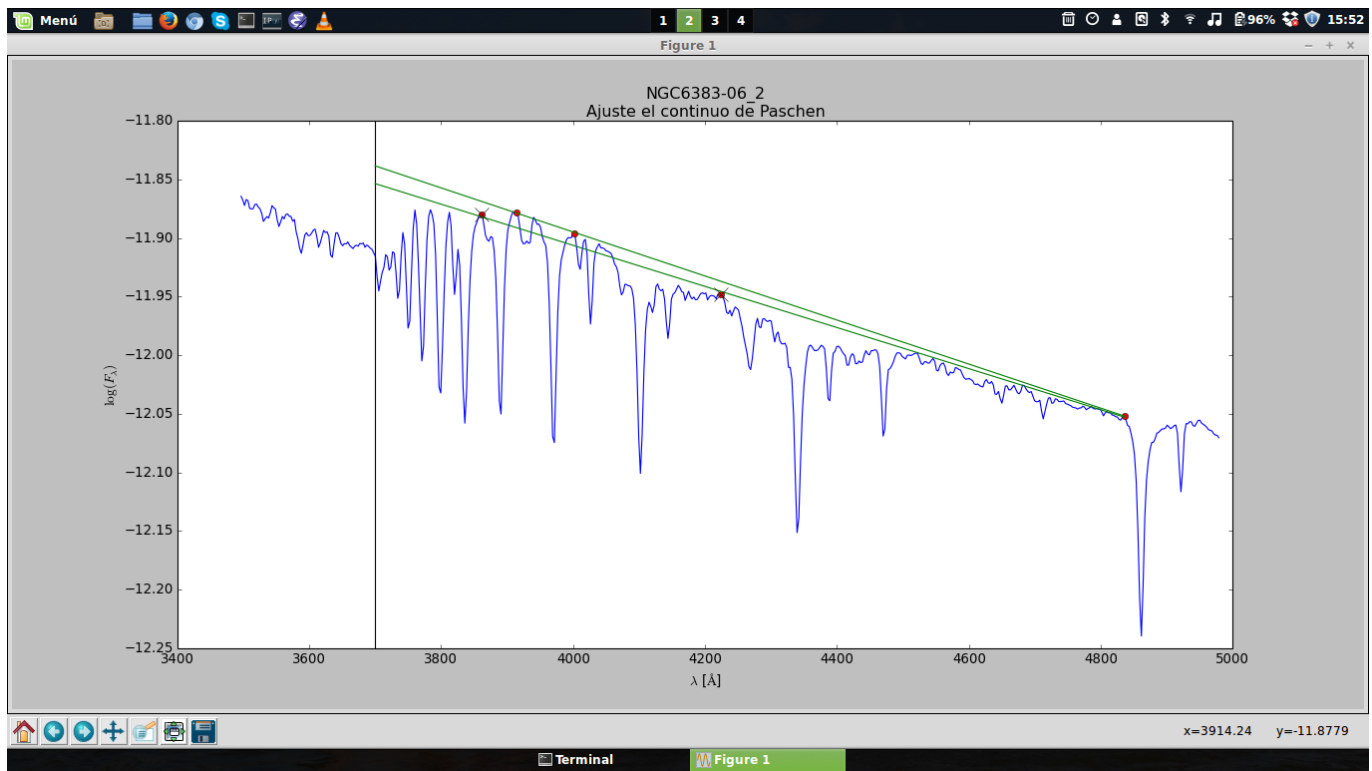


Figura B.1: Ejemplo del ajuste del continuo de Paschen con el código M.I.D.E.3700. Los puntos rojos son los elegidos para realizar el ajuste. Los puntos rojos tachados son los puntos descartados.

Detalles sobre los cúmulos abiertos estudiados

En este capítulo presentamos los resultados hallados para todas las estrellas observadas. Estos resultados para las estrellas de cada cúmulo se listan en tres tablas. La primera tabla muestra la identificación de la estrella, los parámetros BCD D , λ_1 , Φ_b observados y sus propiedades físicas (tipo espectral y clase de luminosidad, T_{eff} , $\log g$, M_v , M_{bol} , y el gradiente de color intrínseco Φ_b^0). La segunda tabla incluye para cada estrella: la magnitud visual aparente m_v , el exceso de color $E(B - V)$, el módulo de distancia verdadero $(m_v - M_v)_0$, la distancia d , la luminosidad \mathcal{L} relativa a la solar, la masa estelar M y la edad. La tercera tabla incluye los resultados obtenidos para la velocidad de rotación y la emisión de $H\alpha$.

C.1. Collinder 223

Tabla C.1: Collinder 223. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Clariá y Lapasset (1991)	$0,26 \pm 0,03$...	$2\,900 \pm 270$	36
Rastorguev et al. (1999)	2 130	...
Tadross (2004)	$0,25 \pm 0,015$	$12,25 \pm 0,15$	$2\,820 \pm 190$	$\lesssim 100$
Kharchenko et al. (2005)	1 686	~ 257
Piskunov et al. (2008)	0,18	11,692
Kharchenko et al. (2013)	0,33	...	1 376	~ 158

Tabla C.2: Collinder 223. Clasificación espectral disponible en la literatura. Nomenclatura extraída de Clariá y Lapasset (1991).

ID	Otra	T.E.	Referencias	Notas
Claria	designación			
002	HD 91 113	B9.5IV/V	2	ED
003	TYC 8956–2122–1	...		
004	HD 91 041	B8III; B5/6, B6, B3	2,3	UV
005	TYC 8956–2046–1	...		
009	HD 305 215	A0	5	
020	HD 305 284	A	5	
021	TYC 8613–1295–1	...		
029	HD 305 294	A	5	
035	HD 305 295	B5	5	AR
048	HD 305 216A	...		ED
049	TYC 8956–1969–1	...		
056	HD 305 282	A0	5	ED
057	HD 305 283	A0	5	
058	TYC 8956–1775–1	...		
080	HD 305 218	B2Ve, B5	1,5	Be, AR
105	TYC 8956–1289–1	B6V	4	VF
106	HD 305 217	F2	5	ED
...	HD 305 291	B2	5	
...	HD 305 296	B2Ve, B, B2Ve	1,5,6	Be

Notas. (1) Graham (1970). (2) Listada en el catálogo de Houk y Cowley (1975). (3) Wade y Smith (1985) (utilizó tres métodos diferentes). (4) Lapasset et al. (1991). (5) Listada en el catálogo de Nesterov et al. (1995). (6) Kaltcheva y Scorcio (2010). (AR) Azul rejuvenecida. (Be) Estrella que presenta fenómeno Be. (ED) Estrella doble. (UV) Estrella que tiene un color UV muy negativo. (VF) Variable fotométrica.

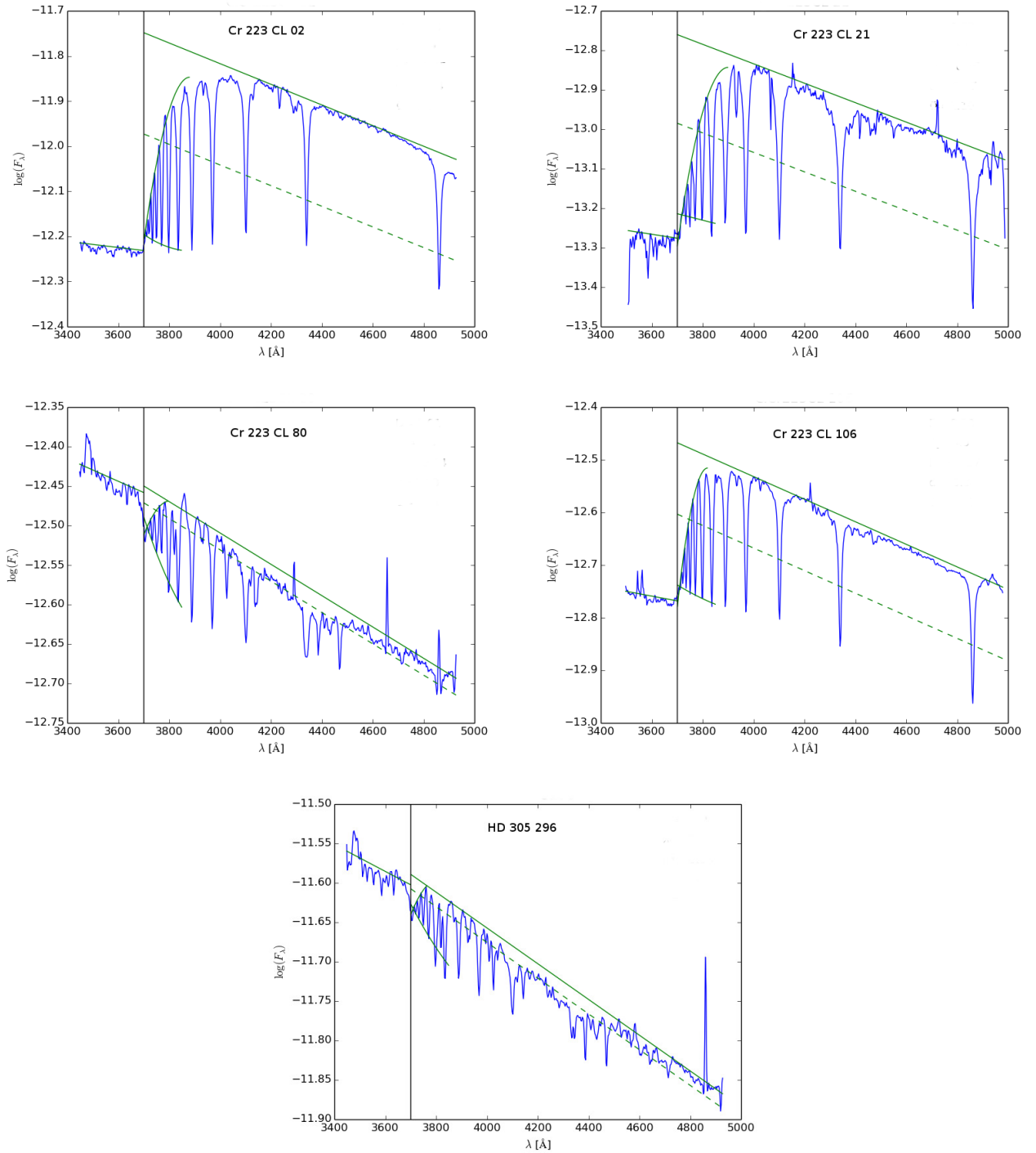


Figura C.1: Collinder 223. Estrellas con segundo salto de Balmer

Tabla C.3: Collinder 223. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de [Clariá y Lapasset \(1991\)](#)

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_V	M_{bol}	Φ_b^0
Claria	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
002	HD 91 113 ^{dd}	0,39	59	1,15	B9Ve ^{ED}	11 844 ± 299	4,20 ± 0,16	0,25 ± 0,25	-0,61 ± 0,23	0,87 ± 0,02
003	TYC 8956-2122-1	0,36	79	1,13	B9VI:	11 818 ± 344	4,09 ± 0,07 ^a	0,20 ± 0,21 ^a	-0,35 ± 0,14 ^a	0,91 ± 0,03
004	HD 91 041	0,37	96	1,01	B6V ^{mk}	13 933 ± 1 267 ^a	4,04 ± 0,00 ^a	-0,88 ± 0,32 ^a	-2,12 ± 0,32 ^a	0,84 ± 0,02 ^m
005	TYC 8956-2046-1	0,21	67	1,11	B3V	18 795 ± 685	4,28 ± 0,08	-1,42 ± 0,13	-2,78 ± 0,28	0,74 ± 0,01
009	HD 305 215	0,52	61	1,26	A1IV	9 400 ± 293:	4,11 ± 0,15:	1,47 ± 0,44:	0,86 ± 0,62:	1,09 ± 0,07
020	HD 305 284	0,36	57	1,21	B8V	12 216 ± 336	4,18 ± 0,16	0,04 ± 0,20	-0,76 ± 0,21	0,84 ± 0,02
021	TYC 8613-1295-1 ^{dd}	0,47	74	1,21	A1V	9 846 ± 387	4,50 ± 0,10:	0,10 ± 0,44:	0,43 ± 0,14:	1,04 ± 0,04
029	HD 305 294	0,50	71	1,34	A2:V	9 382 ± 335:	4,35 ± 0,10:	1,30 ± 0,22 ^a	1,10 ± 0,41 ^a	1,09 ± 0,05
035	HD 305 295	0,16	36	1,36	B3II	18 853 ± 1 782	2,82 ± 0,19	-4,07 ± 0,81	-5,22 ± 0,57	0,72 ± 0,02
048	HD 305 216A	0,45	55	1,24	A0IV ^{ED}	10 576 ± 288	4,02 ± 0,21	0,51 ± 0,34:	-0,38 ± 0,37:	0,94 ± 0,03
049	TYC 8956-1969-1	0,41	54	1,20	B9IV	11 327 ± 280	4,03 ± 0,20	0,20 ± 0,30	-0,67 ± 0,31	0,89 ± 0,02
056	HD 305 282	0,35	57	1,05	B7V ^{ED}	12 566 ± 460	4,15 ± 0,16	-0,07 ± 0,21	-0,88 ± 0,21	0,83 ± 0,02
057	HD 305 283	0,42	69	1,18	A0V:	11 000 ± 330	4,40 ± 0,11:	0,36 ± 0,33	0,00 ± 0,23:	0,93 ± 0,04
058	TYC 8956-1775-1	0,49	83	1,28	A2V ^{mk}	9 000 ± 334 ^a	4,20 ± 0,03 ^a	1,30 ± 0,27 ^a	1,10 ± 0,27 ^a	1,20 ± 0,02 ^m
080	HD 305 218 ^{dd}	0,08	82	1,24	B0V:e ^{Be}	30 000 ± 2 000:	3,94 ± 0,00 ^a	-4,00 ± 0,64 ^a	-7,16 ± 0,64 ^a	0,57 ± 0,02 ^m
105	TYC 8956-1289-1	0,29	54	1,32	B6V ^{VF}	14 650 ± 617	4,10 ± 0,18	-0,55 ± 0,27	-1,69 ± 0,33	0,78 ± 0,01
106	HD 305 217 ^{dd}	0,26	49	1,18	B5IV ^{ED}	15 891 ± 593	3,85 ± 0,26	-1,12 ± 0,42	-2,31 ± 0,43	0,77 ± 0,01
...	HD 305 291	0,17	39	1,41	B3III	18 958 ± 1 616	2,99 ± 0,26	-3,30 ± 0,72	-4,62 ± 0,57	0,73 ± 0,01
...	HD 305 296 ^{dd}	0,05	80	1,18	B0Ve ^{Be}	30 000 ± 4 275 ^a	3,94 ± 0,00 ^a	-4,00 ± 0,64 ^a	-7,16 ± 0,64 ^a	0,57 ± 0,02 ^m

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{mk}) Tipo espectral derivado utilizando el sistema MK. (^{Be}) Reportada como estrella Be. (^{ED}) Reportada como estrella doble. (^{VF}) Reportada como variable fotométrica. (^a) Valor interpolado en la tabla de [Cox \(2000\)](#). (^m) Valor determinado utilizando la relación entre Φ_b y $(B - V)$ dada por [Moujtahid et al. \(1998\)](#).

Tabla C.4: Collinder 223. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID	Otra	m_v	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$	Membrecía	$\log \mathcal{L}$	M	$edad$
Claria	designación	[mag]		[mag]		$[\mathcal{L}_\odot]$	$[M_\odot]$	[Ma]
002	HD 91 113 ^{dd}	9,68	$0,19 \pm 0,02$	$8,8 \pm 0,3$	pnm	$2,1 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	137 ± 64
003	TYC 8956–2122–1	11,43	$0,15 \pm 0,02$	$11,7 \pm 0,2$	m	$2,0 \pm 0,2$	$3 \pm 0,1$	162 ± 22
004	HD 91 041 ^{dd}	8,16	$0,12 \pm 0,02$	$8,7 \pm 0,3$	pnm	$2,7 \pm 0,1$	$4 \pm 0,4$	99 ± 23
005	TYC 8956–2046–1	11,61	$0,25 \pm 0,01$	$12,3 \pm 0,1$	m	$3,0 \pm 0,1$	$6 \pm 0,3$	10 ± 10
009	HD 305 215	11,24	$0,11 \pm 0,05$	$9,4 \pm 0,4$	pm	$1,6 \pm 0,3$	$2 \pm 0,2$	370 ± 118
020	HD 305 284	11,53	$0,25 \pm 0,01$	$10,7 \pm 0,2$	m	$2,2 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	124 ± 55
021	TYC 8613–1295–1 ^{dd}	12,44	$0,13 \pm 0,03$	$12,0 \pm 0,4$	m	$1,7 \pm 0,1$	$2 \pm 0,3$	186 ± 188
029	HD 305 294	10,42	$0,17 \pm 0,04$	$9,0 \pm 0,2$	pnm	$1,5 \pm 0,1$	$2 \pm 0,1$	198 ± 194
035	HD 305 295	9,83	$0,43 \pm 0,01$	$12,6 \pm 0,8$	m	$4,0 \pm 0,2$	$14 \pm 5,6$	18 ± 9
048	HD 305 216A	11,81	$0,23 \pm 0,02$	$10,6 \pm 0,3$	m	$2,1 \pm 0,2$	$3 \pm 0,2$	256 ± 48
049	TYC 8956–1969–1	11,64	$0,24 \pm 0,01$	$10,7 \pm 0,3$	m	$2,2 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	197 ± 36
056	HD 305 282	11,28	$0,15 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,2$	m	$2,3 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	117 ± 45
057	HD 305 283	11,11	$0,17 \pm 0,02$	$10,2 \pm 0,3$	m	$1,9 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	116 ± 111
058	TYC 8956–1775–1	11,69	$0,05 \pm 0,02$	$10,2 \pm 0,3$	m	$1,5 \pm 0,1$	$2 \pm 0,1$	439 ± 122
080	HD 305 218 ^{dd}	10,37	$0,45 \pm 0,02$	$13,0 \pm 0,6$	nm	$4,8 \pm 0,3$	18 ± 2	7 ± 1
105	TYC 8956–1289–1	11,69	$0,40 \pm 0,01$	$11,0 \pm 0,3$	m	$2,6 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	66 ± 25
106	HD 305 217 ^{dd}	11,01	$0,28 \pm 0,01$	$11,3 \pm 0,4$	m	$2,8 \pm 0,2$	$5 \pm 0,5$	57 ± 10
...	HD 305 291	10,83	$0,46 \pm 0,01$	$12,7 \pm 0,7$	m	$3,7 \pm 0,2$	12 ± 5	22 ± 11
...	HD 305 296 ^{dd}	9,26	$0,41 \pm 0,02$	$12,0 \pm 0,6$	m	$4,8 \pm 0,3$	18 ± 3	7 ± 2

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro.

Tabla C.5: Collinder 223. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be. No encontramos determinaciones previas de la velocidad de rotación para las estrellas listadas.

ID	$v \text{ sen } i$	ω	D_*	d	T.E	Notas
2	49	0,1	0,39	0,04	B9Ve	<i>pnm</i> , H α
21	0,47	0,07	A1V	<i>m</i>
80	274	0,4	0,08	-0,03	B0Ve	<i>nm</i> , H α , Be
106	79	0,2	0,26	0,04	B5IV	<i>m</i>
HD 305 296	99	0,1	0,05	-0,02	B0Ve	<i>m</i> , H α , Be

Notas. (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores.

C.2. Hogg 16

Tabla C.6: Hogg 16. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Moffat y Vogt (1973b)	0,42	12,64	1 810	...
Fenkart et al. (1977)	...	8,90	603	< 5,1
Vázquez y Feinstein (1991)	$0,44 \pm 0,04$	$11,65 \pm 0,15$	$2\,130 \pm 160$	$25,8 \pm 1,5$
Rastorguev et al. (1999)	1 900	...
Kharchenko et al. (2005)	1 585	~18
Kharchenko et al. (2009b)	0,41

Tabla C.7: Hogg 16. Clasificación espectral disponible en la literatura. Nomenclatura extraída de Vázquez y Feinstein (1991)

ID	Otra	T.E.	Referencias	Notas
Vazquez	designación			
01	CD-60 4699	B2III	3	
02	CD-60 4696	B3V	3	H β
03	CD-60 4701	B1.5V:ne, B3V	2,3	H β
05	CPD-60 4698	...		
06	CPD-60 4695	B1IV	3	
09	CPD-60 4703	A,B2e	1,3	Em
14	CPD-60 4699	...		
49	HD 117 239	...		
50	HD 117 256	B9V	1	
52	HD 116 999	B8/9III	1	
53	CPD-60 4719	...		
68	HD 116 875	B8V	1	Be
74	CPD-60 4711	...		
75	CPD-60 4705	...		

Notas. (1) Listada en el catálogo de Houk y Cowley (1975). (2) Garrison et al. (1977). (3) Fitzgerald et al. (1979b). (Be) Estrella que presenta fenómeno Be. (Em) Estrella con líneas en emisión. (H β) Estrella con emisión en la línea H β .

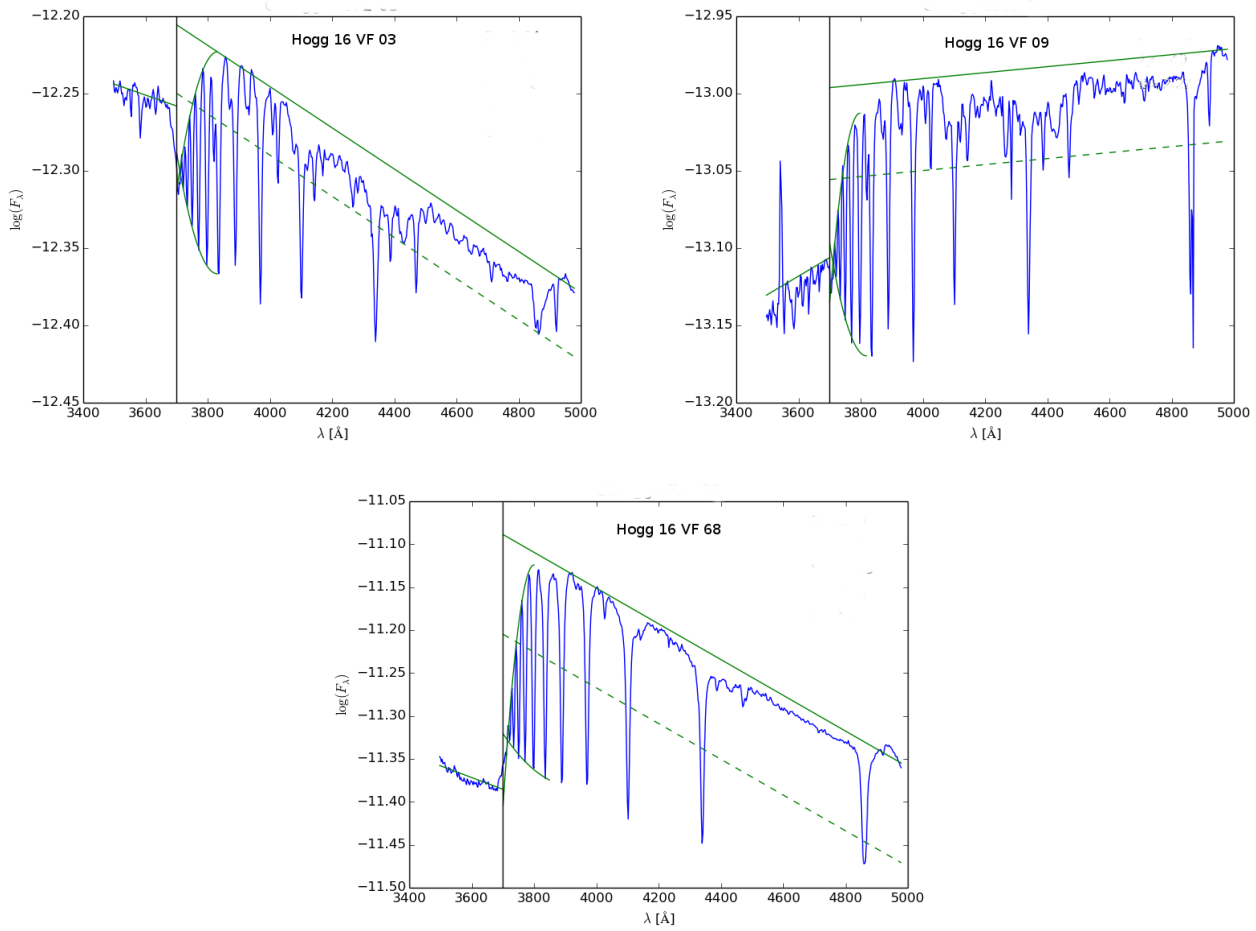


Figura C.2: Hogg 16. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o $H\beta$ con emisión central.

Tabla C.8: Hogg 16. Parámetros fundamentales estelares calculados con el sistema BCD. Numeración extraída de Vázquez y Feinstein (1991).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_V	M_{bol}	Φ_b^0
Vázquez	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
01	CD-60 4699	0,14	71	1,45	B2VI:	25 455 ± 1 586:	4,24 ± 0,06:	-2,25 ± 0,25:	-4,33 ± 0,35:	0,70 ± 0,01
02	CD-60 4696	0,12	39	1,57	B2II	21 618 ± 2 177	2,80 ± 0,17:	-4,51 ± 0,84	-5,76 ± 0,67	0,70 ± 0,01
03	CD-60 4701 ^{dd}	0,10	46	1,54	B1IIIe	24 698 ± 2 826	2,98 ± 0,34	-4,38 ± 0,78	-6,13 ± 0,50	0,69 ± 0,01
05	CPD-60 4698	0,43	73	1,58	A0VI:	10 538 ± 334:	4,52 ± 0,11:	-0,06 ± 0,41:	-0,36 ± 0,39 ^a	0,99 ± 0,04
06	CPD-60 4695	0,18	49	1,52	B3IV	20 595 ± 1 171	3,80 ± 0,31	-2,33 ± 0,51	-3,94 ± 0,47	0,72 ± 0,01
09	CPD-60 4703	0,07	39	2,19	B0Ibe ^{Em}	26 817 ± 3 586	2,69 ± 0,11:	-6,11 ± 0,91:	-7,61 ± 0,71	0,69 ± 0,01
14	CPD-60 4699	0,35	52	1,20	B8V	12 041 ± 274	4,06 ± 0,18	-0,04 ± 0,26	-0,83 ± 0,26	0,85 ± 0,02
49	HD 117 239	0,51	87	1,30	A2V ^{mk}	9 000 ± 500 ^a	4,20 ± 0,30 ^a	1,30 ± 0,50 ^a	1,10 ± 0,50 ^a	1,12 ± 0,02
50	HD 117 256	0,33	53	1,22	B6V	13 584 ± 505	4,03 ± 0,20	-0,33 ± 0,26	-1,14 ± 0,26	0,80 ± 0,02
52	HD 116 999	0,32	49	1,30	B6IV	13 871 ± 378	3,87 ± 0,25	-0,62 ± 0,36	-1,43 ± 0,38	0,79 ± 0,01
53	CPD-60 4719	0,15	49	1,50	B2III	22 610 ± 1 651	3,54 ± 0,36	-2,86 ± 0,54	-4,58 ± 0,44	0,71 ± 0,01
68	HD 116 875 ^{dd}	0,23	52	1,08	B4Ve ^{Be}	18 000 ± 826	3,95 ± 0,24	-1,43 ± 0,39	-2,79 ± 0,40	0,75 ± 0,01
74	CPD-60 4711	0,49	73	1,58	A5V:	8 180 ± 500 ^a	4,29 ± 0,30 ^a	1,95 ± 0,50 ^a	1,80 ± 0,50 ^a	1,27 ± 0,06
75	CPD-60 4705	0,42	88	1,66	A5V:	8 180 ± 500 ^a	4,29 ± 0,30 ^a	1,95 ± 0,50 ^a	1,80 ± 0,50 ^a	1,27 ± 0,06

Notas. El símbolo : indica valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrellas con doble discontinuidad de Balmer. (^{mk}) Tipos espectrales estimados con el sistema MK. (^{Be}) Estrella Be conocida. (^{Em}) Estrellas con líneas en emisión. (^a) Valores interpolados en las tablas de Cox (2000).

Tabla C.9: Hogg 16. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID	Otra	m_v	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$	Membrecía	$\log \mathcal{L}$	M	$edad$
Vázquez	designación	[mag]		[mag]		$[\mathcal{L}_\odot]$	$[M_\odot]$	[Ma]
01	CD-60 4699	10,43	$0,51 \pm 0,01$	$11,1 \pm 0,3$	pm _b	$3,6 \pm 0,1$	9 ± 1	2 ± 3
02	CD-60 4696	10,48	$0,59 \pm 0,01$	$13,2 \pm 0,8$	m _b	$4,2 \pm 0,3$	20 ± 12	12 ± 7
03	CD-60 4701 ^{dd}	10,17	$0,57 \pm 0,01$	$12,8 \pm 0,8$	m _b	$4,4 \pm 0,2$	28 ± 29	9 ± 5
05	CPD-60 4698	11,06	$0,40 \pm 0,03$	$9,9 \pm 0,4$	m _a	$1,9 \pm 0,1$	$2 \pm 0,3$	140 ± 141
06	CPD-60 4695	11,36	$0,54 \pm 0,01$	$12,0 \pm 0,5$	m _b	$3,5 \pm 0,2$	8 ± 1	22 ± 6
09	CPD-60 4703	10,85	$1,03 \pm 0,01$	$13,8 \pm 0,9$	m _b	$4,9 \pm 0,3$...	5 ± 3
14	CPD-60 4699	10,28	$0,22 \pm 0,01$	$9,6 \pm 0,3$	m _a	$2,2 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	155 ± 33
49	HD 117 239	10,22	$0,12 \pm 0,02$	$8,6 \pm 0,5$	m _a	$1,5 \pm 0,2$	$2 \pm 0,2$	387 ± 226
50	HD 117 256	10,18	$0,29 \pm 0,01$	$9,6 \pm 0,3$	m _a	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	91 ± 25
52	HD 116 999	9,49	$0,35 \pm 0,01$	$9,0 \pm 0,4$	m _a	$2,5 \pm 0,2$	$4 \pm 0,4$	92 ± 14
53	CPD-60 4719	11,00	$0,54 \pm 0,01$	$12,2 \pm 0,5$	m _b	$3,7 \pm 0,2$	11 ± 3	15 ± 5
68	HD 116 875 ^{dd}	7,30	$0,23 \pm 0,01$	$8,0 \pm 0,4$	m _a	$3,0 \pm 0,2$	$6 \pm 0,6$	32 ± 11
74	CPD-60 4711	10,73	$0,21 \pm 0,04$	$8,1 \pm 0,5$	m _a	$1,2 \pm 0,2$	$2 \pm 0,2$	484 ± 369
75	CPD-60 4705	11,16	$0,27 \pm 0,04$	$8,4 \pm 0,5$	m _a	$1,2 \pm 0,2$	$2 \pm 0,2$	484 ± 369

Notas. m_v Valores obtenidos de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. ^(pm_b) Probable miembro de Hogg 16b.

Tabla C.10: Hogg 16. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be. No encontramos determinaciones previas de la velocidad de rotación para las estrellas listadas.

ID	$v \text{ sen } i$	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
Hogg 16a						
14	325	0,7	0,35	0,00	B8V	m
52	246	0,6	0,32	0,00	B6IV	m
68	246	0,5	0,23	0,06	B4Ve	m , H α , Be
Hogg 16b						
2	0,12	0,00	B2II	m , Be
3	251	1,1	0,10	-0,05	B1IIIe	m , H α , Be
9	165	0,8	0,07	0,00	B0Ibe	m , Em

Notas. (m) Estrella miembro del cúmulo. (pm) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (pmm) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (nm) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión.

C.3. NGC 2645

Tabla C.11: NGC 2645. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Vogt y Moffat (1973)	0,40	12,38	1650	...
Fitzgerald et al. (1979a)	$0,41 \pm 0,06$	$11,2 \pm 0,2$	1700 ± 200	...
Forbes y Short (1994)	$0,46 \pm 0,04$	$11,34 \pm 0,09$...	8 ± 2
Rastorguev et al. (1999)	1720	...
Kharchenko et al. (2005)	~ 38
Kopchev et al. (2008)	1 – 10
Kharchenko et al. (2009b)	0,38
Bukowiecki et al. (2011)	0,42	11,57	1744 ± 110	~ 14
Santos-Silva y Gregorio-Hetem (2012)	$0,28 \pm 0,08$	$11,3^{+0,8}_{-0,3}$	1800^{+800}_{-200}	5^{+5}_{-4}

Tabla C.12: NGC 2645. Clasificación espectral disponible en la literatura. Numeración extraída de [Forbes y Short \(1994\)](#)

ID Forbes	Otra designación	Previos	Referencias	Notas
01	HD 73 919	B1V, B1V, B0.5V, B2IV	5,6,8,9	
02	CD-45 4352	B0.5V, B2IV	8,9	
03	HD 73 903	B1V, B3II, B1.5IV, B0.5V	2,6,8,9	Be
04	CD-45 4355	B2IVe, B1Ve, B1Vne	8,9,11	Be
05	CPD-45 2779	B2V	9	
06	CD-45 4351E	B4V	9	
07	CPD-45 2774	B2V	9	
10	CD-45 4351J	...		
51	CPD-45 2775	B9V	9	
55	TYC 8151-2888-1	...		
56	TYC 8151-474-1	...		
58	ALS 17 179	...		
59	J08393443-4618457	...		
72	CD-45 4366	...		
...	HD 74 180	F2Ia, F8, F3Ia, F0Ia, F4I	1,3,4,7,10	VA

Notas. Lista de Referencias: (1) [Bidelman \(1951\)](#) (2) [Feast et al. \(1961\)](#). (3) [Iriarte \(1965\)](#). (4) [Malaroda \(1975\)](#). (5) [Garrison et al. \(1977\)](#). (6) Listada en el catálogo de [Houk \(1978\)](#). (7) [Humphreys \(1978\)](#). (8) [Fitzgerald et al. \(1979a\)](#). (9) [Fitzgerald et al. \(1979b\)](#). (10) [Mersch y Heck \(1980\)](#). (11) Listada en el catálogo de [Jaschek y Egret \(1982\)](#). (Be) Estrella que presenta fenómeno Be. (Em) Estrella con líneas en emisión. (VA) Variable.

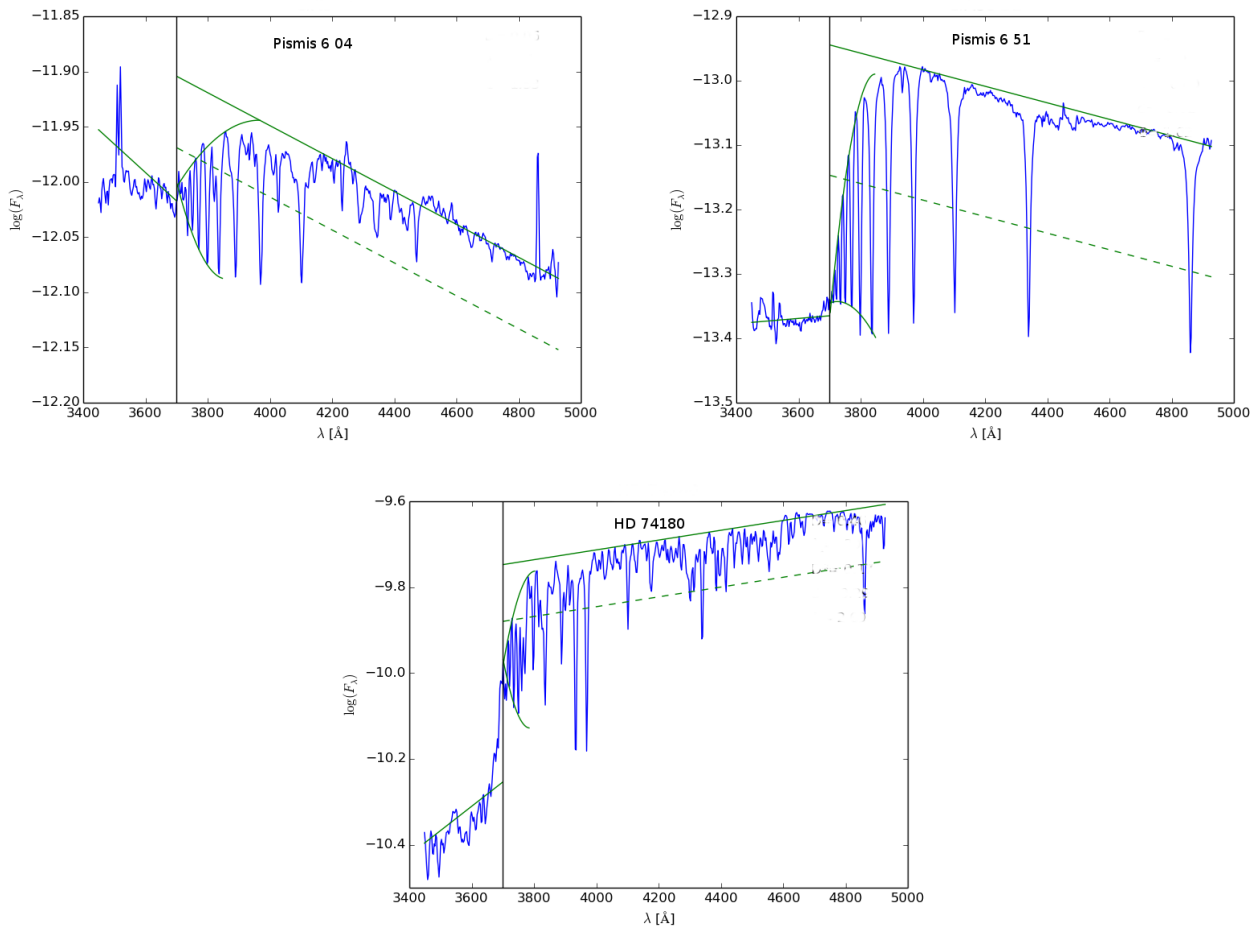


Figura C.3: NGC 2645. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o $H\beta$ en emisión.

Tabla C.13: NGC 2645. Parámetros fundamentales estelares del sistema BCD. La numeración fue extraída de [Forbes y Short \(1994\)](#).

ID Forbes	Otra designación	D [dex]	λ_1 [Å]	Φ_b [μ]	T.E	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	M_v [mag]	M_{bol} [mag]	Φ_b^0 [μ]
01	HD 73 919	0,05	28	1,30	B1Ia	$22\,067 \pm 2\,210$	$2,74 \pm 0,10$:	$-7,48 \pm 0,67$:	$-9,46 \pm 0,88$:	$0,70 \pm 0,01$
02	CD-45 4352	0,05	40	1,61	B0Ib	$26\,920 \pm 3\,565$	$2,67 \pm 0,12$:	$-6,20 \pm 0,72$:	$-7,78 \pm 0,67$	$0,68 \pm 0,01$
03	HD 73 903	0,07	42	1,65	B0II ^{Be}	$24\,750 \pm 3\,255$	$2,78 \pm 0,19$:	$-5,25 \pm 0,96$	$-7,13 \pm 0,63$	$0,68 \pm 0,01$
04	CD-45 4355	0,07	48	1,27	B0IIe ^{Be}	$29\,375 \pm 4\,023$	$2,94 \pm 0,35$	$-4,88 \pm 0,84$	$-7,13 \pm 0,59$	$0,68 \pm 0,01$
05	CPD-45 2779	0,10	55	1,32	B1IVe	$28\,188 \pm 2\,425$	$3,83 \pm 0,32$	$-3,36 \pm 0,54$	$-5,71 \pm 0,50$	$0,69 \pm 0,01$
06	CD-45 4351E	0,21	60	1,69	B3V	$18\,953 \pm 647$	$4,16 \pm 0,13$	$-1,50 \pm 0,24$	$-2,88 \pm 0,34$	$0,73 \pm 0,01$
07	CPD-45 2774	0,10	51	1,84	B1III	$27\,288 \pm 2\,678$	$3,43 \pm 0,38$	$-3,53 \pm 0,63$	$-5,73 \pm 0,48$	$0,69 \pm 0,01$
10	CD-45 4351J	0,28	55	1,98	B5V	$15\,372 \pm 624$	$4,10 \pm 0,17$	$-0,68 \pm 0,28$	$-1,81 \pm 0,29$	$0,77 \pm 0,01$
51	CPD-45 2775 ^{dd}	0,38	50	1,62	B8IV	$12\,134 \pm 332$	$3,91 \pm 0,24$	$-0,22 \pm 0,33$	$-0,97 \pm 0,27$	$0,85 \pm 0,01$
55	TYC 8151-2888-1	0,12	44	0,90	B2III	$22\,672 \pm 2\,095$	$3,02 \pm 0,32$	$-3,70 \pm 0,71$	$-5,38 \pm 0,56$	$0,70 \pm 0,01$
56	TYC 8151-474-1	0,20	44	1,94	F7III	$5\,717 \pm 83$: ^a	$3,01 \pm 0,02$ ^a	$1,17 \pm 0,03$: ^a	$1,04 \pm 0,03$: ^a	$2,31 \pm 0,01$
58	ALS 17 179	0,11	46	1,30	B1III	$23\,393 \pm 2\,165$	$3,11 \pm 0,35$	$-3,74 \pm 0,72$	$-5,68 \pm 0,46$	$0,70 \pm 0,01$
59	J08393443-4618457	0,16	54	1,41	B2IV	$22\,145 \pm 1\,138$	$3,93 \pm 0,26$	$-2,33 \pm 0,43$	$-4,16 \pm 0,35$	$0,71 \pm 0,00$
72	CD-45 4366	0,30	61	2,03	F2IV	$6\,133 \pm 83$: ^a	$3,12 \pm 0,02$ ^a	$1,33 \pm 0,03$: ^a	$1,34 \pm 0,03$: ^a	$1,86 \pm 0,07$
...	HD 74 180 ^{dd}	0,24	22	2,67	F8Ib	$5\,750 \pm 198$ ^a	$1,38 \pm 0,02$ ^a	$-6,50 \pm 0,04$ ^a	$-6,59 \pm 0,04$ ^a	$2,51 \pm 0,14$

Notas. El símbolo : indica valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrellas con segunda discontinuidad de Balmer. (^{Be}) Estrellas Be conocidas. (^a) Valores interpolados de las tablas de [Cox \(2000\)](#).

Tabla C.14: NGC 2645. Parámetros físicos y distancias a las estrellas.

ID Forbes	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
01	HD 73 919	8,85	$0,41 \pm 0,01$	$15,1 \pm 0,7$	nm	$5,7 \pm 0,4$	35 ± 10	5 ± 1
02	CD-45 4352	8,91	$0,63 \pm 0,01$	$13,2 \pm 0,7$	m	$5,0 \pm 0,3$...	4 ± 3
03	HD 73 903	9,05	$0,65 \pm 0,01$	$12,2 \pm 1,0$	m	$4,8 \pm 0,3$	43 ± 43	7 ± 4
04	CD-45 4355	9,47	$0,40 \pm 0,01$	$13,1 \pm 0,8$	m	$4,8 \pm 0,2$...	5 ± 3
05	CPD-45 2779	10,62	$0,43 \pm 0,01$	$12,7 \pm 0,5$	m	$4,2 \pm 0,2$	15 ± 3	6 ± 3
06	CD-45 4351E	11,50	$0,65 \pm 0,01$	$11,0 \pm 0,2$	pm	$3,1 \pm 0,1$	$6 \pm 0,4$	17 ± 11
07	CPD-45 2774	11,14	$0,78 \pm 0,01$	$12,3 \pm 0,6$	m	$4,2 \pm 0,2$	19 ± 10	7 ± 4
10	CD-45 4351J	12,30	$0,82 \pm 0,01$	$10,4 \pm 0,3$	pm	$2,6 \pm 0,1$	$5 \pm 0,3$	52 ± 21
51	CPD-45 2775 ^{dd}	11,20	$0,53 \pm 0,01$	$9,8 \pm 0,3$	pnm	$2,3 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	159 ± 15
55	TYC 8151-2888-1	10,97	$0,13 \pm 0,01$	$14,3 \pm 0,7$	nm	$4,1 \pm 0,2$	18 ± 11	13 ± 6
56	TYC 8151-474-1	11,30	$-0,25 \pm 0,01$...	nm	$1,5 \pm 0,01$	$2 \pm 0,2$	640 ± 170
58	ALS 17 179	9,94	$0,41 \pm 0,01$	$12,4 \pm 0,7$	m	$4,2 \pm 0,2$	18 ± 11	12 ± 5
59	J06393443-4618457	11,51	$0,48 \pm 0,01$	$12,4 \pm 0,4$	m	$3,6 \pm 0,1$	9 ± 1	16 ± 6
72	CD-45 4366	10,23	$0,12 \pm 0,01$	$8,5 \pm 0,04$	nm	$1,4 \pm 0,01$	$2 \pm 0,1$	860 ± 350
...	HD 74 180 ^{dd}	3,82	$0,11 \pm 0,01$	$10,0 \pm 0,05$	pnm	$4,5 \pm 0,02$	13 ± 1	...

Notas. Valores de m_v obtenidos de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro. ^(nm) Estrella no miembro.

Tabla C.15: NGC 2645. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	129	0,3	0,05	0,00	B1Ia	<i>nm</i>
3	...	182, 177	2,3	0,8	0,07	0,00	B0II	<i>m</i> , Be
4	235	0,6	0,07	0,00	B0IIe	<i>m</i> , H α , Be
5	139	0,3	0,10	0,00	B1IVe	<i>m</i> , H α
51	0,38	0,02	B2III	<i>pnm</i>
HD 74 180	...	38, 28	1,4	0,2	0,24	0,29	F8Ib	<i>pnm</i>

Notas. (1) Uesugi y Fukuda (1970). (2) Balona (1975). (3) Jaschek y Egret (1982). (4) Ammler-von Eiff y Reiners (2012). (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores.

C.4. NGC 3114

Tabla C.16: NGC 3114. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Trumpler (1930)	...	8,6	440	...
Lyngå (1962)	0,04	9,7	870	200 – 500
Jankowitz y McCosh (1962)	0,09	9,8	910	60 – 200
Lindoff (1968)	~ 51
Becker y Fenkart (1971)	0,01	9,65	840	...
Amieux y Burnage (1981)	0,04	9,8	860	...
Schmidt (1982) ^{fs}	0,08	10,26 ± 0,10	1 130 ± 50	65 – 75
Schneider y Weiss (1988) ^{fs}	0,058
Sagar y Sharples (1991)	940 ± 60	100 – 200
Malysheva (1997) ^{fs}	0,08	...	902	~ 98
Robichon et al. (1999)	877	...
Rastorguev et al. (1999)	950	...
González y Lapasset (2001)	0,07 ± 0,01	9,8 ± 0,2	...	160
Loktin y Beshenov (2001)	...	9,445	...	~ 123
Tadross (2001)	0,00	9,8	912	~ 158
Carraro y Patat (2001)	0,07 ± 0,03	...	950	< 300
Kharchenko et al. (2005)	911	~ 174
Kharchenko et al. (2009a)	0,08

Notas. ^(fs) Fotometría en el sistema Strömrgren, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$.

Tabla C.17: NGC 3114. Clasificación espectral realizada en trabajos previos. La numeración fue extraída de Lyngå (1962).

ID Lynga	Otra designación	Previos	Referencias	Notas
003	HD 87 458	B8III, B8II/III, B8III, B8IIIe	1,2,3,10	AR, Em
004	HD 87 241	B9III, B9III, B8.5IVp (SiII), B8.5, B8.5IIIe, B9	1,2,3,8,10,11	CP?, Be
005	HD 87 266	B1V, B3IV, B2IV/Vp, B2.5V, B9 (Si)	1,2,3,10,12	CP, AR
006	HD 87 137	B8II/III, B9IV, B8III	2,3,10	
007	HD 87 042	B9V, B9.5IV/V, B9III/IV, B9, B9.5V	1,2,3,8,10	
009	HD 87 222	B3V, B3IV, B2IVp, B3V, B3, O	1,2,3,10,11	CP, AR
010	HD 87 349	B8IV, B8V, B8III, B8, B7V	1,2,3,8,10	AR
011	HD 87 031	B9IV, B9III, B9.5IV, B9III	1,2,3,10	
013	HD 304 848	B9IV, B9	3,9	
015	HD 87 612	B7V, B8V, B4Vn, B6V	1,2,3,10	AR
028	HD 87 404	B8IV, B9, B7Vn, B8IV	1,2,3,6	Be
033	HD 87 818	B8/B9IV, A0Vn	2,3	Be
040	HD 304 894	B9V, A0	1,9	
047	HD 87 565	B4V, B4IV, B2Vnne, B4IV, B4V, B2Ve	1,2,3,5,6,10	Be
066	HD 304 841	A, B9	9,12	CP
067	HD 304 840	A	9	
079	HD 304 829	A3, A2	4,9	
085	CPD-59 1748	B9IV:	1	
088	HD 304 837	B9	9	
091	HD 87 125	B9IV, B9V, B8.5III shell	1,2,10	Boo, Be
097	HD 87 205	B9V, B9II/III	1,2	
099	CPD-59 1677	...		
100	HD 304 836	B6/B9	4	
102	HD 304 835	A, B9.5III	9,10	
105	CPD-59 1666	...		Boo?
124	HD 304 854	B9, A	4,9	AR?
126	HD 87 309	B8V:	1	
127	HD 304 855	A	9	
129	HD 87 366	B9V:, B9III, B9V	1,5,6	Em
130	HD 304 856	A	9	
132	HD 304 831	A0	9	
134	HD 87 567	A	2	
136	HD 87 581	B8/B9II/III	2	
141	HD 304 832	A0, B3III	9,10	
147	HD 304 858	A	9	
149	HD 87 507	B9III, B9II/III, B8III/IV	1,2,10	
186	HD 86 981	B9IV, B8/B9II/III	1,2	

Continúa en la página siguiente.

APÉNDICE C. DETALLES SOBRE LOS CÚMULOS ABIERTOS ESTUDIADOS

Tabla C.17 – Continuación de la página anterior.

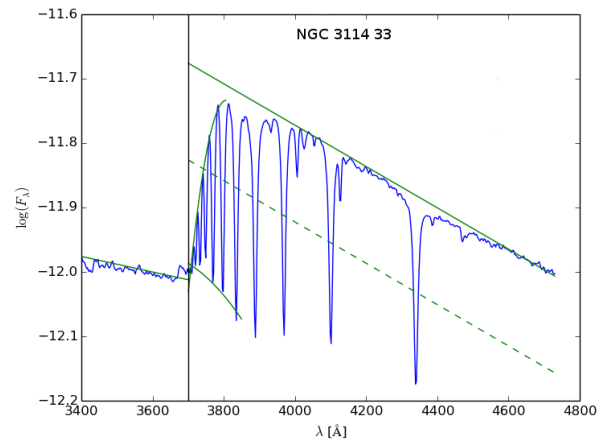
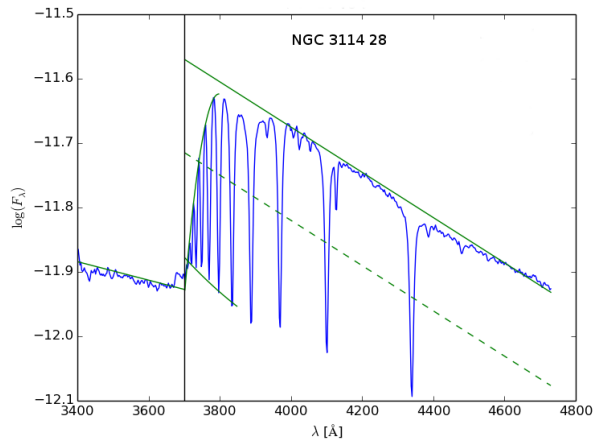
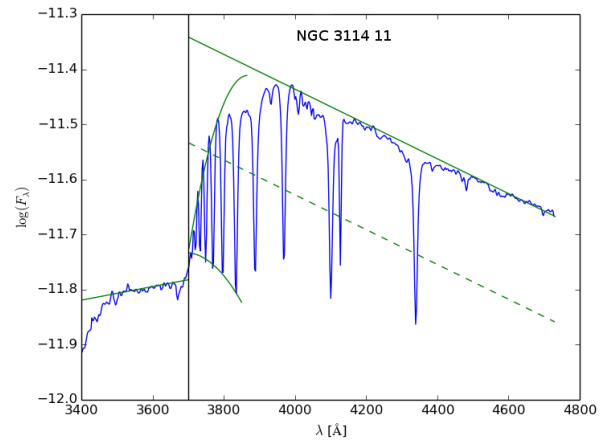
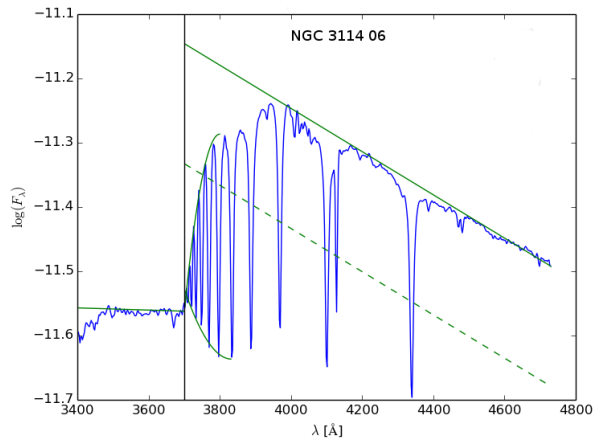
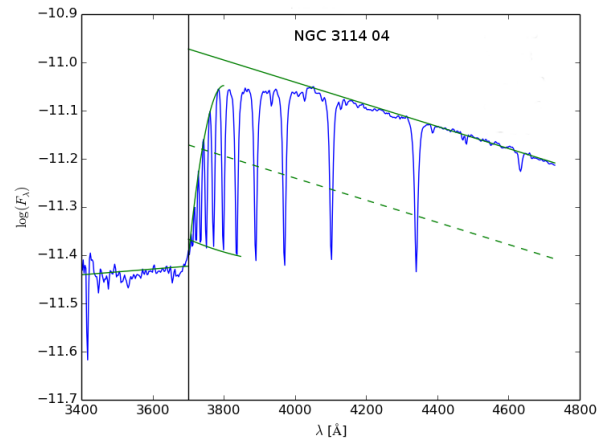
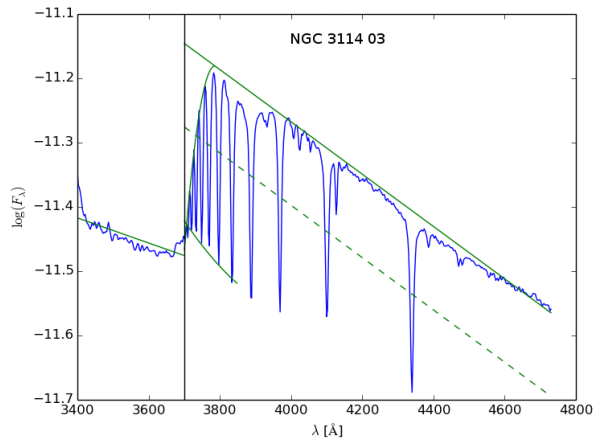
ID Lynga	Otra designación	Previos	Referencias	Notas
...	HD 87 436	A7III, A6II/III, A6II, A6II, A4	1,2,7,10,11	
...	HD 87 801	B4V, B2/B3Vn, B4.5IV	1,2,10	Be
...	HD 304 838	B6/B9, A0	4,9	
...	HD 304 839	B6/B8, B9	4,9	
...	CPD–59 1691	...		
...	J10015881–6001125	...		

Notas. Lista de Referencias: (1) [Frye et al. \(1970\)](#), (2) Listada en el catálogo de [Houk y Cowley \(1975\)](#), (3) [Levato y Malaroda \(1975\)](#), (4) [Amieux y Burnage \(1981\)](#), (5) Listada en el catálogo de [Jaschek y Egret \(1982\)](#), (6) [Mermilliod \(1982a\)](#), (7) [Gray y Garrison \(1989\)](#), (8) [Hamdy et al. \(1993\)](#), (9) Listada en el catálogo de [Nesterov et al. \(1995\)](#), (10) [González y Lapasset \(2001\)](#), (11) Listada en el catálogo de [Renson y Manfroid \(2009\)](#), (12) [Bychkov et al. \(2009\)](#), (CP) Químicamente peculiar, (Boo) Variable λ Boothis, (AR) Azul rejuvenecida, (Em) Estrella con líneas en emisión, (Be) Estrella que presenta fenómeno Be.

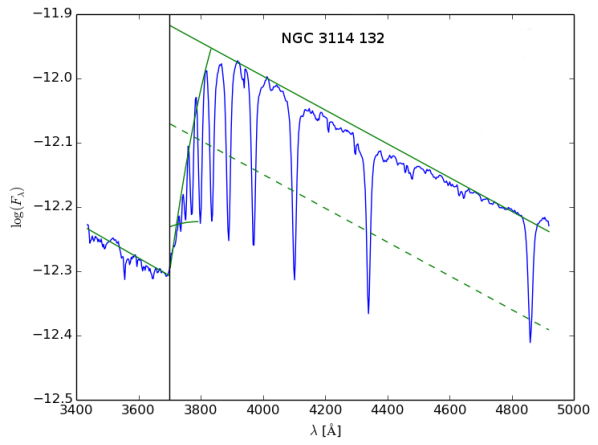
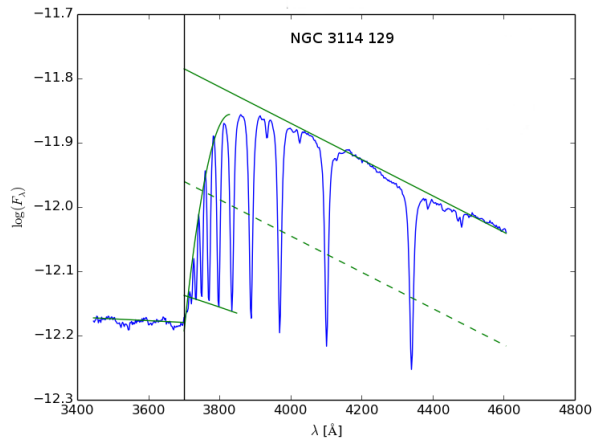
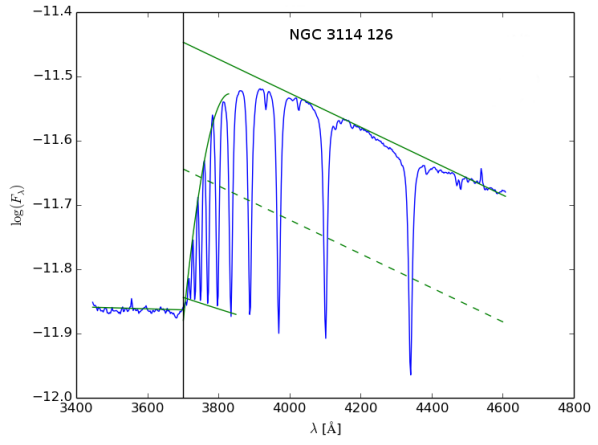
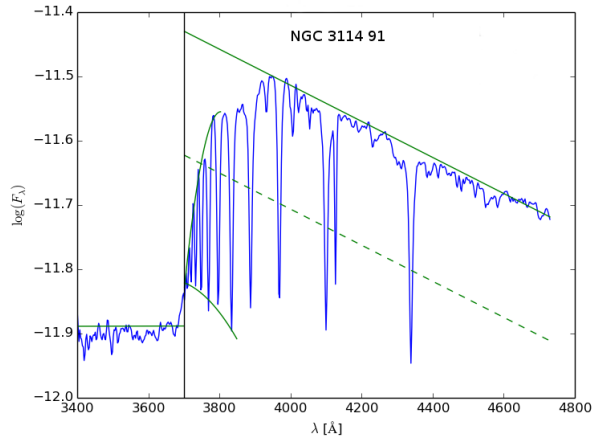
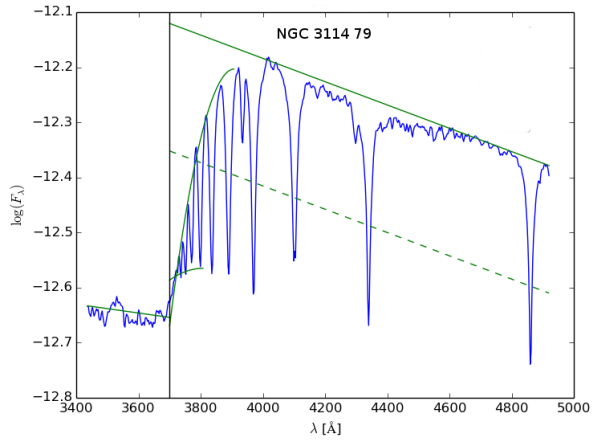
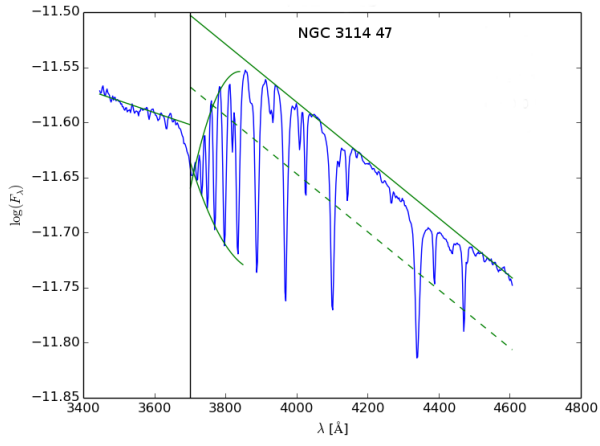
Tabla C.18: NGC 3114. Estrellas con gradientes de color anómalos. La numeración fue extraída de [Lyngå \(1962\)](#).

ID Lynga	Otra designación	Φ_b [μ]	Φ_b^0 [μ]	$(\Phi_b - \Phi_b^0)$
003	HD 87 458 ^{dd}	0,42	0,78 \pm 0,01	–0,36
005	HD 87 266	0,62	0,72 \pm 0,01	–0,10
006	HD 87 137 ^{dd}	0,73	0,85 \pm 0,02	–0,12
007	HD 87 042	0,78	1,07 \pm 0,02	–0,29
010	HD 87 349	0,22	0,81 \pm 0,01	–0,59
013	HD 304 848	0,77	0,81 \pm 0,01	–0,04
015	HD 87 612	0,66	0,75 \pm 0,01	–0,10
028	HD 87 404 ^{dd}	0,70	0,79 \pm 0,01	–0,09
040	HD 304 894	0,25	0,95 \pm 0,04	–0,70
047	HD 87 565 ^{dd}	0,30	0,75 \pm 0,01	–0,45
085	CPD–59 1748	0,34	1,07 \pm 0,05	–0,73
088	HD 304 837	0,85	1,02 \pm 0,05	–0,17
097	HD 87 205	0,79	0,85 \pm 0,02	–0,06
129	HD 87 366 ^{dd}	0,68	0,83 \pm 0,02	–0,15
186	HD 86 981	0,73	0,81 \pm 0,02	–0,08
...	HD 87 436 ^{dd}	1,30	1,79 \pm 0,02	–0,49
...	HD 87 801	0,67	0,71 \pm 0,00	–0,04
...	J10015881–6001125	0,60	0,88 \pm 0,02	–0,28

Notas. (^{dd}) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer.



APÉNDICE C. DETALLES SOBRE LOS CÚMULOS ABIERTOS ESTUDIADOS



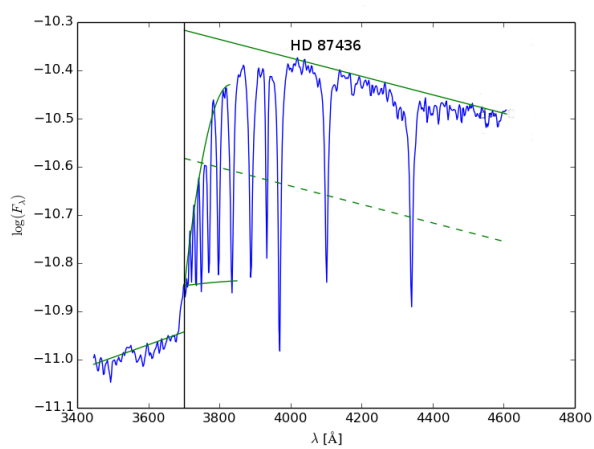


Figura C.4: NGC 3114. Estrellas con segundo salto de Balmer

Tabla C.19: NGC 3114. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. La numeración fue extraída de Lyngå (1962).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Lynga	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
003	HD 87 458 ^{dd}	0,27	39	0,42	B6IIIe ^{Em}	15 349 ± 920	3,18 ± 0,28	-1,90 ± 0,57	-2,83 ± 0,60	0,78 ± 0,01
004	HD 87 241 ^{dd}	0,38	37	1,13	B8IIIe ^{p?,Be}	12 250 ± 506	3,10 ± 0,28	-0,99 ± 0,41	-1,89 ± 0,57	0,85 ± 0,02
005	HD 87 266	0,18	47	0,62	B2III ^p	20 521 ± 1 161	3,61 ± 0,34	-2,51 ± 0,55	-4,04 ± 0,43	0,72 ± 0,01
006	HD 87 137 ^{dd}	0,38	53	0,73	B8IV	11 886 ± 277	4,02 ± 0,21	-0,04 ± 0,30	-0,86 ± 0,26	0,85 ± 0,02
007	HD 87 042	0,46	100	0,78	A0V ^{mk}	9 790 ± 500 ^a	4,14 ± 0,30 ^a	0,65 ± 0,50 ^a	0,35 ± 0,50 ^a	1,07 ± 0,02 ^m
009	HD 87 222	0,19	47	0,71	B3IV ^p	20 203 ± 1 245	3,63 ± 0,32	-2,39 ± 0,53	-3,87 ± 0,44	0,72 ± 0,01
010	HD 87 349	0,34	50	0,22	B7V	13 079 ± 469	3,91 ± 0,23	-0,39 ± 0,32	-1,16 ± 0,34	0,81 ± 0,01
011	HD 87 031 ^{dd}	0,37	52	0,87	B8IV	12 341 ± 296	4,01 ± 0,21	-0,17 ± 0,31	-0,94 ± 0,25	0,84 ± 0,02
013	HD 304 848	0,34	53	0,77	B7V	12 906 ± 533	4,03 ± 0,20	-0,28 ± 0,27	-1,09 ± 0,27	0,81 ± 0,01
015	HD 87 612	0,24	52	0,66	B4V	16 908 ± 630	3,98 ± 0,23	-1,31 ± 0,35	-2,54 ± 0,41	0,75 ± 0,01
028	HD 87 404 ^{dd}	0,31	43	0,70	B6IVe ^{Be}	14 309 ± 690	3,60 ± 0,30	-1,12 ± 0,45	-1,91 ± 0,50	0,79 ± 0,01
033	HD 87 818 ^{dd}	0,28	49	0,79	B5IVe ^{Be}	14 912 ± 445	3,87 ± 0,25	-0,90 ± 0,38	-1,95 ± 0,42	0,78 ± 0,01
040	HD 304 894	0,43	66	0,25	A0V	10 741 ± 337	4,32 ± 0,11:	0,63 ± 0,37:	0,12 ± 0,24:	0,95 ± 0,04
047	HD 87 565 ^{dd}	0,21	74	0,30	B4VI:e ^{Be}	19 031 ± 866:	4,35 ± 0,05:	-1,40 ± 0,13:	-2,74 ± 0,28:	0,75 ± 0,01
066	HD 304 841	0,32	56	0,94	B7V ^p	13 530 ± 539	4,13 ± 0,15	-0,28 ± 0,20	-1,24 ± 0,28	0,80 ± 0,01
067	HD 304 840	0,40	59	1,05	B9V	11 596 ± 288	4,19 ± 0,16	0,36 ± 0,27	-0,53 ± 0,24	0,88 ± 0,03
079	HD 304 829 ^{dd}	0,40	89	1,27	A1V ^{mk}	9 395 ± 500 ^a	4,17 ± 0,20 ^a	0,98 ± 0,50 ^a	0,73 ± 0,50 ^a	1,14 ± 0,02 ^m
085	CPD-59 1748	0,48	73	0,34	A2V:	9 727 ± 270	4,44 ± 0,10:	0,46 ± 0,44:	0,27 ± 0,13 ^f	1,07 ± 0,05
088	HD 304 837	0,49	62	0,85	A1V	9 625 ± 368	4,14 ± 0,15	1,29 ± 0,41:	0,65 ± 0,46:	1,02 ± 0,05
091	HD 87 125 ^{dd}	0,37	48	0,99	B8IVe ^{Be,Boo}	12 269 ± 311	3,82 ± 0,27	-0,40 ± 0,35	-1,07 ± 0,37	0,84 ± 0,02
097	HD 87 205	0,37	60	0,79	B8V	12 037 ± 318	4,22 ± 0,15	0,25 ± 0,31	-0,63 ± 0,24	0,85 ± 0,02
099	CPD-59 1677	0,41	59	1,10	B9V	11 465 ± 272	4,19 ± 0,15	0,46 ± 0,29	-0,46 ± 0,25:	0,89 ± 0,03
100	HD 304 836	0,40	74	0,97	A0VI:	11 134 ± 318	4,56 ± 0,11:	-0,37 ± 0,36:	-0,87 ± 0,30 ^f	0,94 ± 0,03
102	HD 304 835	0,40	60	1,36	B9V	11 638 ± 328	4,20 ± 0,15	0,39 ± 0,32	-0,45 ± 0,28:	0,88 ± 0,03
105	CPD-59 1666	0,48	74	1,08	A2V: ^{Boo?}	9 565 ± 320	4,45 ± 0,30:	0,36 ± 0,40:	0,20 ± 0,30 ^f	1,07 ± 0,05
124	HD 304 854	0,34	59	0,98	B7V	12 677 ± 487	4,21 ± 0,15	-0,04 ± 0,26	-0,89 ± 0,19	0,82 ± 0,02
126	HD 87 309 ^{dd}	0,39	52	1,05	B9IV	11 920 ± 308	3,98 ± 0,22	-0,05 ± 0,33	-0,89 ± 0,28	0,86 ± 0,02
127	HD 304 855	0,40	55	1,05	B9V	11 538 ± 268	4,09 ± 0,18	0,21 ± 0,26	-0,61 ± 0,28	0,87 ± 0,02
129	HD 87 366 ^{dd}	0,35	55	0,68	B8Ve ^{Em}	12 406 ± 364	4,11 ± 0,17	-0,09 ± 0,24	-0,92 ± 0,24	0,83 ± 0,02
130	HD 304 856	0,47	82	1,38	A5V:	8 180 ± 500 ^a	4,29 ± 0,30 ^a	1,95 ± 0,50 ^a	1,80 ± 0,50 ^a	1,20 ± 0,05
132	HD 304 831 ^{dd}	0,29	72	1,03	B7:VI:	14 308 ± 648	4,40 ± 0,06:	-0,83 ± 0,19:	-1,57 ± 0,19:	0,81 ± 0,02:

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.19 – Continuación de la página anterior.

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Lynga	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
134	HD 87 567	0,34	73	0,96	B9:VI:	$12\,383 \pm 442$	$4,45 \pm 0,06$:	$-0,67 \pm 0,24$:	$-0,84 \pm 0,14$:	$0,87 \pm 0,03$:
136	HD 87 581	0,32	50	0,97	B7IV	$13\,629 \pm 416$	$3,90 \pm 0,24$	$-0,55 \pm 0,35$	$-1,35 \pm 0,36$	$0,80 \pm 0,01$
141	HD 304 832	0,16	62	0,85	B2V	$22\,033 \pm 916$	$4,15 \pm 0,12$	$-1,93 \pm 0,30$	$-3,76 \pm 0,33$	$0,71 \pm 0,00$
147	HD 304 858	0,42	58	1,01	B9V	$11\,215 \pm 274$	$4,13 \pm 0,15$	$0,46 \pm 0,24$	$-0,44 \pm 0,29$:	$0,90 \pm 0,02$
149	HD 87 507	0,41	47	0,91	B9IV	$11\,650 \pm 231$	$3,80 \pm 0,27$	$-0,29 \pm 0,36$	$-0,99 \pm 0,34$	$0,87 \pm 0,02$
186	HD 86 981	0,30	69	0,73	B7VI:	$13\,851 \pm 543$	$4,37 \pm 0,08$:	$-0,70 \pm 0,19$	$-1,31 \pm 0,17$	$0,81 \pm 0,02$
...	HD 304 838	0,41	63	1,09	B9V	$11\,155 \pm 301$	$4,27 \pm 0,14$	$0,53 \pm 0,44$:	$0,03 \pm 0,30^f$	$0,91 \pm 0,03$
...	HD 87 436 ^{dd}	0,53	50	1,30	A7III:	$7\,550 \pm 500^{bv}$	$3,05 \pm 0,30^a$	$-0,19 \pm 0,50^f$	$-0,16 \pm 0,50^a$	$1,79 \pm 0,02^m$
...	HD 87 801	0,16	52	0,67	B2IVe ^{Be}	$21\,613 \pm 1\,127$	$3,87 \pm 0,28$	$-2,43 \pm 0,46$	$-4,16 \pm 0,47$	$0,71 \pm 0,00$
...	HD 304 839	0,31	56	0,97	B6V	$13\,853 \pm 586$	$4,15 \pm 0,14$	$-0,30 \pm 0,24$	$-1,24 \pm 0,27$	$0,80 \pm 0,01$
...	CPD-59 1691	0,37	46	0,86	B8IV	$12\,323 \pm 297$	$3,78 \pm 0,28$	$-0,53 \pm 0,37$	$-1,23 \pm 0,39$	$0,83 \pm 0,02$
...	J10015881-6001125	0,41	55	0,60	B9V	$11\,371 \pm 277$	$4,05 \pm 0,18$	$0,20 \pm 0,29$	$-0,64 \pm 0,29$	$0,88 \pm 0,02$

Notas. El símbolo : indica valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. (^{mk}) Tipos espectrales determinados con el sistema MK. (^{Be}) Estrellas Be conocidas. (^{Em}) Estrellas reportada con líneas en emisión. (^p) Reportada como peculiar. (^{Boo}) Reportada como estrella variable λ Boothis. (^a) Valores interpolados en las tablas de Cox (2000). (^{bv}) Valor de T_{eff} de Boehm-Vitense (1982). (^f) Valor de M_{bol} estimado con la corrección bolométrica dada por Flower (1996). (^m) Valor determinado a través de la relación entre Φ_b y $(B - V)$ dada por Moujtahid et al. (1998).

Tabla C.20: NGC 3114. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID	Otra	m_v	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$	Membrecía	$\log \mathcal{L}$	M	$edad$
Lynga	designación	[mag]		[mag]		$[\mathcal{L}_\odot]$	$[M_\odot]$	[Ma]
003	HD 87 458 ^{dd}	7,73	...	9,5 ± 0,6	m	3,0 ± 0,2	7 ± 2	51 ± 22
004	HD 87 241 ^{dd}	7,77	0,21 ± 0,02	8,1 ± 0,4	pm	2,7 ± 0,2	5 ± 1	102 ± 50
005	HD 87 266	8,23	...	10,6 ± 0,6	pm	3,5 ± 0,2	9 ± 2	23 ± 6
006	HD 87 137 ^{dd}	8,29	...	8,2 ± 0,3	pm	2,2 ± 0,1	3 ± 0,2	165 ± 31
007	HD 87 042	8,36	...	7,6 ± 0,5	pm	1,8 ± 0,2	2 ± 0,2	294 ± 145
009	HD 87 222	8,63	0,00 ± 0,01	11,0 ± 0,5	pm	3,4 ± 0,2	8 ± 2	24 ± 7
010	HD 87 349	8,62	...	8,9 ± 0,3	m	2,4 ± 0,1	4 ± 0,3	117 ± 17
011	HD 87 031 ^{dd}	8,73	0,03 ± 0,01	8,8 ± 0,3	m	2,3 ± 0,1	3 ± 0,2	144 ± 24
013	HD 304 848	9,19	...	9,3 ± 0,3	m	2,3 ± 0,1	4 ± 0,2	118 ± 27
015	HD 87 612	9,72	...	10,9 ± 0,4	pm	2,9 ± 0,2	5 ± 0,4	42 ± 11
028	HD 87 404 ^{dd}	8,96	...	9,9 ± 0,5	m	2,7 ± 0,2	5 ± 1	80 ± 18
033	HD 87 818 ^{dd}	9,41	0,01 ± 0,01	10,3 ± 0,4	m	2,7 ± 0,2	5 ± 0,4	72 ± 10
040	HD 304 894	10,35	...	9,6 ± 0,4	m	1,9 ± 0,1	3 ± 0,2	146 ± 114
047	HD 87 565 ^{dd}	9,67	...	10,9 ± 0,1	pnm	3,0 ± 0,1	6 ± 0,4	6 ± 9
066	HD 304 841	10,15	0,11 ± 0,01	10,1 ± 0,2	pm	2,4 ± 0,1	4 ± 0,2	88 ± 32
067	HD 304 840	9,20	0,12 ± 0,02	8,5 ± 0,3	m	2,1 ± 0,1	3 ± 0,2	151 ± 68
079	HD 304 829 ^{dd}	9,74	0,10 ± 0,02	8,5 ± 0,5	m	1,6 ± 0,2	2 ± 0,2	345 ± 172
085	CPD-59 1748	10,49	...	9,9 ± 0,4	m	1,8 ± 0,1	2 ± 0,3	194 ± 192
088	HD 304 837	10,18	...	8,7 ± 0,4	m	1,6 ± 0,2	2 ± 0,2	336 ± 121
091	HD 87 125 ^{dd}	8,56	0,11 ± 0,02	8,6 ± 0,3	m	2,3 ± 0,2	4 ± 0,3	152 ± 15
097	HD 87 205	9,43	...	9,0 ± 0,3	m	2,2 ± 0,1	3 ± 0,2	121 ± 62
099	CPD-59 1677	10,02	0,16 ± 0,02	9,1 ± 0,3	m	2,1 ± 0,1	3 ± 0,2	158 ± 70
100	HD 304 836	11,06	0,03 ± 0,02	11,4 ± 0,4	pnm	2,2 ± 0,1	3 ± 0,5	114 ± 114
102	HD 304 835	9,07	0,36 ± 0,02	7,6 ± 0,3	pm	2,1 ± 0,1	3 ± 0,2	144 ± 67
105	CPD-59 1666	11,04	0,01 ± 0,04	10,7 ± 0,4	pm	1,8 ± 0,1	2 ± 0,3	237 ± 195
124	HD 304 854	9,84	0,12 ± 0,02	9,5 ± 0,3	m	2,3 ± 0,1	3 ± 0,2	100 ± 51
126	HD 87 309 ^{dd}	9,31	0,14 ± 0,01	8,9 ± 0,3	m	2,3 ± 0,1	3 ± 0,2	168 ± 17
127	HD 304 855	9,87	0,13 ± 0,02	9,2 ± 0,3	m	2,1 ± 0,1	3 ± 0,2	176 ± 47
129	HD 87 366 ^{dd}	9,42	...	9,4 ± 0,2	m	2,3 ± 0,1	3 ± 0,2	130 ± 41
130	HD 304 856	11,13	0,13 ± 0,04	8,8 ± 0,5	m	1,2 ± 0,2	2 ± 0,2	484 ± 369
132	HD 304 831 ^{dd}	9,74	0,15 ± 0,01	10,1 ± 0,2	pm	2,5 ± 0,1	4 ± 0,3	41 ± 43
134	HD 87 567	9,60	0,07 ± 0,02	10,1 ± 0,2	m	2,2 ± 0,1	3 ± 0,3	75 ± 76

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.20 – Continuación de la página anterior.

ID Lynga	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
136	HD 87 581	9,24	$0,13 \pm 0,01$	$9,4 \pm 0,4$	m	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,4$	99 ± 15
141	HD 304 832	9,82	$0,09 \pm 0,01$	$11,5 \pm 0,3$	pnm	$3,4 \pm 0,1$	$8 \pm 0,5$	9 ± 6
147	HD 304 858	9,54	$0,08 \pm 0,02$	$8,8 \pm 0,2$	m	$2,1 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	190 ± 58
149	HD 87 507	8,48	$0,03 \pm 0,01$	$8,7 \pm 0,4$	m	$2,3 \pm 0,1$	$3 \pm 0,3$	183 ± 17
186	HD 86 981	9,72	...	$10,3 \pm 0,2$	pm	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	46 ± 45
...	HD 304 838	9,87	$0,13 \pm 0,02$	$8,9 \pm 0,4$	m	$1,9 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	137 ± 86
...	HD 87 436 ^{dd}	6,19	...	$5,8 \pm 0,5$	nm	$2,0 \pm 0,2$	3 ± 1	368 ± 167
...	HD 87 801	9,10	...	$11,4 \pm 0,5$	pnm	$3,6 \pm 0,2$	9 ± 1	18 ± 6
...	HD 304 839	9,20	$0,13 \pm 0,01$	$9,1 \pm 0,2$	m	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,2$	75 ± 31
...	CPD-59 1691	8,78	$0,02 \pm 0,01$	$9,2 \pm 0,4$	m	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	149 ± 16
...	J10015881-6001125	$2,2pm0,1$	$3 \pm 0,2$	194 ± 35

Notas. Valores de m_v tomados de la base de datos SIMBAD. (^{dd}) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. (^{nm}) Estrella no miembro. (^{pnm}) Estrella probable no miembro.

Tabla C.21: NGC 3114. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
3	110	0,5	0,27	0,05	B6IIIe	m , $H\alpha$, Em
4	129	130	1	0,6	0,38	0,06	B8IIIe	pm , $H\alpha$, Be
5	...	65	1	0,2	0,18	0,00	B2III	pm
6	...	100	1	0,2	0,38	0,03	B8IV	pm
7	...	50	1	0,1	0,46	0,00	A0V	pm
9	...	45	1	0,1	0,19	0,00	B3IV	pm
10	...	50	1	0,1	0,34	0,00	B7V	m
11	215	260	1	0,5	0,37	0,05	B8IV	m
15	211	200	1	0,4	0,24	0,00	B4V	pm
28	159	0,5	0,31	0,04	B6IVe	m , $H\alpha$, Be
33	226	0,6	0,28	0,03	B5IVe	m , $H\alpha$, Be
47	161	200	1	0,2	0,21	0,00	B4Vle	pnm , $H\alpha$, Be
79	0,40	0,07	A1V	m
91	247	250	1	0,6	0,37	0,07	B8IVe	m , $H\alpha$, Be
102	...	25	1	0,05	0,40	0,00	B9V	pm
126	0,39	0,02	B9IV	m
129	262	0,5	0,35	0,00	B8Ve	m , $H\alpha$, Em
132	0,29	0,07	B7VI	pm
141	...	300	1	0,5	0,16	0,00	B2V	pnm
149	...	50	1	0,1	0,41	0,00	B9IV	m
HD 87 436	...	20	1	0,1	0,53	0,10	A7III	nm
HD 87 801	264	300	1	0,6	0,16	0,00	B2IVe	pnm , $H\alpha$, Be

Notas. (1) [González y Lapasset \(2001\)](#). (m) Estrella miembro del cúmulo. (pm) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (pnm) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (nm) Estrella que no pertenece al cúmulo. ($H\alpha$) Estrella que presenta la línea $H\alpha$ en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

C.5. NGC 3766

Tabla C.22: NGC 3766. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Weaver (1953)	1 300	...
Ahmed (1962)	0,16	10,80	1 450	10 – 20
Sher (1962)	$0,19 \pm 0,01$	11,4	1 900	10
Becker (1963)	0,19	12,00	1 900	...
Kraus (1967)	1 620	...
Lindoff (1968)	~ 11
Schild (1970)	0,22	$11,6 \pm 0,2$	2 200	...
Becker y Fenkart (1971)	0,18	11,80	1 790	...
Winnenburg (1973)	0,16	10,92	1 530	...
Yilmaz (1976)	...	12,25	2 150	22
Mermilliod (1981)	0,19	...	1 900	22
Shobbrook (1985)	0,20	$11,4 \pm 0,1$	$1 900 \pm 100$...
MelÑik y Efremov (1995)	2 080	...
Moitinho et al. (1997)	$0,20 \pm 0,10$	$11,73 \pm 0,33$	$2 218 \pm 335$	24
Malysheva (1997) ^{fs}	0,23	...	1 856	~ 6
Tovmassian et al. (1998)	1 600	...
Robichon et al. (1999)	735	...
Rastorguev et al. (1999)	1 690	...
Tadross (2001)	0,20	12,40	2 239	~ 25
McSwain y Gies (2005) ^{fs}	0,20	11,40	...	~ 14
Kharchenko et al. (2005)	1 745	~ 33
McSwain et al. (2008)	$0,223 \pm 0,03$	$11,6 \pm 0,2$	$2 100 \pm 200$...
Kharchenko et al. (2009a)	0,18
Yadav et al. (2013)	$0,22 \pm 0,05$...	$2 500 \pm 500$	~ 20

Notas. ^(fs) Fotometría en el sistema Strömgren, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74E(B - V)$.

Tabla C.23: NGC 3766. Clasificación espectral realizada en trabajos previos. La numeración fue extraída de [Ahmed \(1962\)](#).

ID Ahmed	Otra designación	Previos	Referencias	Notas
001	ALS 2398	B2IVpe, B, B1.5III, B3/5V:, B, B2IVpe	11,13,19,20,23,25	AR?, Be
005	HD 306 794	B1.5III, B2IVpe	11,19	AR
015	ALS 2408	B, B2III, B3V, B, B2IIIe	10,11,20,22,25	Be
024	CPD-60 3131	...		
026	CPD-60 3125	B2IVne, A0Ib, B2/3V:, B2V, B2.5Ve	11,14,20,21,25	AR, Be
027	CPD-60 3128	B2IV-V, B2/3V, B2.5Ve	11,20,25	EB, AR, Be
030	CPD-60 3135	...		
055	CPD-60 3138	B2IV/V	14	
097	CPD-60 3098	B2V	11	
151	CD-60 3626	OB ⁻ :w, B2.5V, B2.5V	17,20,25	Be
169	HD 100 969	B5, B3	3,14	
209	HD 306 800	B9	22	
232	HD 100 943	B0, B5I, B5Ia, B5Ia, B5I, B4Ia, B1Iab/Ib, B5, B5Ia, B1Iab/Ib	1,2,4,7,8,11,13,15,18,24	H α , EB?, V
239	HD 306 798	B, B, B5	3,22,24	Be
240	ALS 2401	B, B5, B, B5e	3,20,22,25	Be
243	HD 308 740	B5	22	
264	HD 306 657	B8, B2V, B8, B2Ve	15,20,22,25	Be
291	HD 306 793	B3V, K5, B3Ve	20,22,25	Be
301	CPD-60 3087	B3V	20	Be
316	BF Cen	B7, B7, B8, B2IVn, B8, B4/6, B7+[A0]	5,6,9,11,13,16,26	EA
317	HD 306 785	B3, B3III	22,24	
326	HD 100 840	B7II, B1/2Ib:, B2.5II	12,13,24	
...	HD 306 644	B8	22	
...	HD 306 778	B8	22	
...	HD 306 784	B5	22	
...	HD 306 787	B9	22	
...	HD 306 788	B9	22	
...	HD 308 743	B8	22	
...	HD 308 852	B5	22	
...	NGC 3766 MG 029	...		
...	NGC 3766 MG 116	...		
...	NGC 3766 MG 177	...		

Notas. Lista de Referencias: (1) Listada en el catálogo de [Oosterhoff \(1951\)](#), (2) [Hoffleit \(1953\)](#), (3) [Münch \(1954\)](#), (4) [Morgan et al. \(1955\)](#), (5) [Kholopov \(1956\)](#), (6) [Kraft y Landolt \(1959\)](#), (7) [Walraven y Walraven \(1960\)](#), (8) [Beer \(1961\)](#), (9) [Popper \(1966\)](#), (10) Listada en el trabajo de [Bok y Bok \(1969\)](#), (11) [Schild \(1970\)](#), (12) [Stephenson y Sanduleak \(1971\)](#), (13) Listada en el catálogo de [Houk y Cowley \(1975\)](#), (14) [Harris \(1976\)](#), (15) [Henize \(1976\)](#), (16) [Loden et al. \(1976\)](#), (17) [Stephenson y Sanduleak \(1977\)](#), (18) [Humphreys \(1978\)](#), (19) [Mermilliod \(1982a\)](#), (20) [Slettebak \(1985\)](#), (21) [Vijapurkar y Drilling \(1993\)](#), (22) Listada en el catálogo de [Nesterov et al. \(1995\)](#), (23) Listada en el catálogo de [Reed y Beatty \(1995\)](#), (24) [Tovmassian et al. \(1998\)](#), (25) [Yudin \(2001\)](#), (26) Listada en el trabajo de [Budding et al. \(2004\)](#), (AR) Azul rejuvenecida, (Be) Estrella que presenta fenómeno Be, (EB) Estrella binaria, (H α) Estrella con emisión de la línea H α , (EA) Binaria eclipsante tipo Algol, (V) Variable,

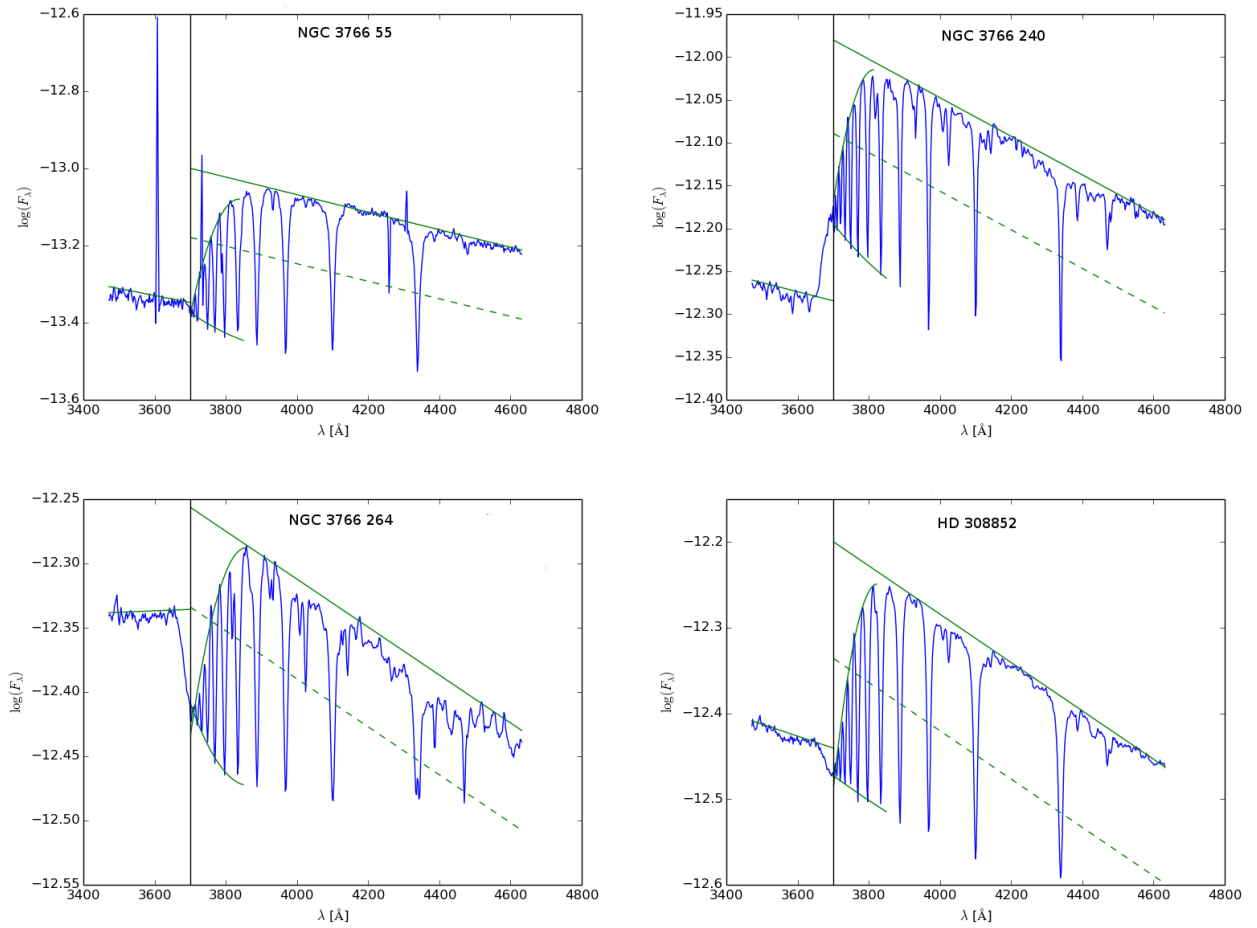


Figura C.5: NGC 3766. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o emisi3n en $H\gamma$.

Tabla C.24: NCG 3766. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. La numeración fue extraída de Ahmed (1962).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Ahmed	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
001	ALS 2398	0,20	32	1,07	B5III ^{Be}	16 168 ± 1 888	2,81 ± 0,53	-4,05 ± 1,02	-4,55 ± 0,78	0,76 ± 0,01
005	HD 306 794	0,11	42	1,00	B2III	22 782 ± 2 790	3,06 ± 0,55	-4,56 ± 0,99	-6,09 ± 0,85	0,70 ± 0,02
015	ALS 2408	0,19	35	1,16	B4III ^{Be}	17 659 ± 1 888	2,80 ± 0,53	-4,09 ± 1,02	-4,51 ± 0,78	0,77 ± 0,01
024	CPD-60 3131	0,28	60	1,11	B5V	15 113 ± 1 359	4,24 ± 0,22	-0,02 ± 0,55	-1,58 ± 0,50	0,77 ± 0,02
026	CPD-60 3125	0,17	49	0,67	B2IVe ^{Be}	21 036 ± 2 854	3,81 ± 0,53	-2,51 ± 0,85	-4,01 ± 0,56	0,73 ± 0,01
027	CPD-60 3128	0,20	45	1,06	B3III ^{EB,Be}	20 581 ± 1 423	3,49 ± 0,59	-2,58 ± 0,99	-3,59 ± 0,64	0,73 ± 0,03
030	CPD-60 3135	0,25	54	0,85	B4V	18 081 ± 1 287	4,11 ± 0,27	-1,08 ± 0,39	-2,20 ± 0,41	0,77 ± 0,02
055	CPD-60 3138 ^{dd}	0,36	50	1,19	B7IV	12 589 ± 1 011	4,02 ± 0,33	-0,54 ± 0,42	-1,03 ± 0,43	0,82 ± 0,03
097	CPD-60 3098	0,19	47	0,94	B3IV	20 255 ± 1 421	3,62 ± 0,44	-2,59 ± 0,50	-3,68 ± 0,46	0,73 ± 0,01
151	CD-60 3626	0,22	52	0,91	B3Ve ^{Be}	17 949 ± 704	4,01 ± 0,49	-1,56 ± 0,81	-3,13 ± 0,50	0,74 ± 0,01
169	HD 100 969	0,15	37	1,14	B2II	20 482 ± 2 431	2,80 ± 0,57	-4,60 ± 1,32	-5,23 ± 0,75	0,72 ± 0,02
209	HD 306 800	0,21	55	1,22	B3V	20 602 ± 1 531	4,03 ± 0,45	-1,65 ± 0,51	-3,04 ± 0,45	0,73 ± 0,01
232	HD 100 943	0,11	19	0,94	B3Iae ^{Em,V}	15 682 ± 2 521	2,60 ± 0,08 ^a	-6,33 ± 0,07 ^a	-7,70 ± 0,21 ^a	0,76 ± 0,04
239	HD 306 798	0,18	47	1,21	B3IV ^{Be}	20 301 ± 1 506	3,62 ± 0,57	-2,53 ± 0,75	-4,07 ± 0,55	0,72 ± 0,02
240	ALS 2401 ^{dd}	0,22	31	1,18	B5Ie ^{Be}	15 377 ± 2 437	2,80 ± 0,70	-4,01 ± 1,08	-4,57 ± 0,97	0,77 ± 0,03
243	HD 308 740	0,25	62	1,32	B5V	17 975 ± 1 146	4,24 ± 0,24	-1,11 ± 0,34	-2,09 ± 0,53	0,76 ± 0,01
264	HD 306 657 ^{dd}	0,15	58	1,28	B2Ve ^{Be}	25 744 ± 1 579	4,04 ± 0,27	-2,62 ± 0,58	-4,13 ± 0,56	0,71 ± 0,01
291	HD 306 793	0,22	54	1,19	B3Ve ^{Be}	18 493 ± 277	4,04 ± 0,44	-1,53 ± 0,53	-3,10 ± 0,41	0,74 ± 0,01
301	CPD-60 3087 ^{dd}	0,22	53	0,73	B3Ve ^{Be}	18 153 ± 1 186	4,01 ± 0,45	-1,57 ± 0,53	-3,12 ± 0,43	0,74 ± 0,01
316	BF Cen	0,14	47	1,00	B2III ^{EA}	22 585 ± 4 384	3,45 ± 0,57	-3,60 ± 0,97	-5,08 ± 0,40	0,71 ± 0,01
317	HD 306 785	0,18	47	1,14	B2III	20 580 ± 1 745	3,62 ± 0,59	-2,59 ± 0,77	-4,00 ± 0,58	0,72 ± 0,02
326	HD 100 840	0,18	33	1,14	B4II	17 742 ± 2 633	< 2,80 ± 0,51	-4,61 ± 1,04	-5,01 ± 0,81	0,77 ± 0,02

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.24 – *Continuación de la página anterior.*

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Ahmed	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
...	HD 306 644	0,31	37	1,28	B6III	$15\,658 \pm 1\,298$	$3,26 \pm 0,53$	$-2,10 \pm 1,01$	$-2,53 \pm 0,99$	$0,81 \pm 0,02$
...	HD 306 778	0,20	54	0,68	B3V	$20\,309 \pm 1\,803$	$4,00 \pm 0,55$	$-2,10 \pm 0,80$	$-3,61 \pm 0,50$	$0,72 \pm 0,01$
...	HD 306 784	0,34	49	1,10	B7IV	$13\,146 \pm 267$	$4,03 \pm 0,54$	$-0,01 \pm 0,84$	$-1,17 \pm 0,60$	$0,80 \pm 0,03$
...	HD 306 787	0,26	55	1,22	B5V	$16\,224 \pm 1\,317$	$4,11 \pm 0,32$	$-1,06 \pm 0,42$	$-2,03 \pm 0,44$	$0,77 \pm 0,02$
...	HD 306 788	0,19	54	0,69	B3V	$20\,091 \pm 1\,304$	$4,01 \pm 0,44$	$-2,06 \pm 0,49$	$-3,57 \pm 0,42$	$0,72 \pm 0,01$
...	HD 308 743	0,23	53	0,86	B3V	$17\,783 \pm 1\,363$	$4,01 \pm 0,44$	$-1,52 \pm 0,63$	$-2,66 \pm 0,49$	$0,77 \pm 0,01$
...	HD 308 852 ^{dd}	0,27	45	0,96	B5IVe	$15\,575 \pm 809$	$3,83 \pm 0,55$	$-1,54 \pm 0,97$	$-2,21 \pm 0,57$	$0,77 \pm 0,02$
...	NGC 3766 MG 029	0,22	56	0,84	B3V	$18\,210 \pm 835$	$4,11 \pm 0,21$	$-1,58 \pm 0,39$	$-2,70 \pm 0,35$	$0,74 \pm 0,01$
...	NGC 3766 MG 116	0,25	61	0,96	B5V	$17\,983 \pm 1\,212$	$4,22 \pm 0,13$	$-1,10 \pm 0,10$	$-2,12 \pm 0,51$	$0,76 \pm 0,02$
...	NGC 3766 MG 177	0,18	47	0,62	B3IV	$20\,447 \pm 1\,862$	$3,60 \pm 0,59$	$-2,53 \pm 0,69$	$-4,04 \pm 0,54$	$0,72 \pm 0,02$

Notas. El símbolo : indica valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cms^{-2} . ^(dd) Estrellas con doble discontinuidad de Balmer. ^(Be) Estrellas Be conocidas. ^(EB) Estrella reportada como binaria. ^(Em) Estrellas reportada con líneas en emisión. ^(V) Estrella reportada como variable. ^(EA) Estrella reportada como binaria eclipsante tipo Algol. ^(a) Valores interpolados en las tablas de Cox (2000).

Tabla C.25: NGC 3766. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID Lynga	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
001	ALS 2398	8,63	$0,23 \pm 0,01$	$12,0 \pm 1,0$	m	$4,0 \pm 0,3$	$9 \pm 0,2$	$24,9 \pm 1,1$
005	HD 306 794	8,16	$0,23 \pm 0,01$	$12,0 \pm 1,0$	m	$4,6 \pm 0,3$	12 ± 3	$16,8 \pm 5,4$
015	ALS 2408	8,54	$0,29 \pm 0,01$	$11,7 \pm 1,0$	m	$4,1 \pm 0,3$	$10 \pm 0,2$	$22,0 \pm 0,9$
024	CPD-60 3131	11,30	$0,25 \pm 0,02$	$10,5 \pm 0,6$	m	$2,4 \pm 0,2$	2 ± 1	$10,7 \pm 15,8$
026	CPD-60 3125	9,06	$-0,14 \pm 0,01$	$10,8 \pm 0,9$	m	$3,7 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$23,8 \pm 3,3$
027	CPD-60 3128	8,46	$0,25 \pm 0,02$	$10,3 \pm 1,0$	pm	$3,7 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$25,6 \pm 3,0$
030	CPD-60 3135	11,10	$0,07 \pm 0,01$	$12,0 \pm 0,4$	m	$3,0 \pm 0,2$	4 ± 2	$18,9 \pm 15,7$
055	CPD-60 3138 ^{dd}	10,33	$0,28 \pm 0,02$	$10,0 \pm 0,4$	pm	$2,5 \pm 0,2$	$4 \pm 0,1$	$143,0 \pm 15,4$
097	CPD-60 3098	9,62	$0,16 \pm 0,01$	$11,7 \pm 0,5$	m	$3,7 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$26,9 \pm 3,0$
151	CD-60 3626	9,40	$0,13 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,8$	m	$3,1 \pm 0,2$	$6 \pm 0,1$	$38,3 \pm 8,9$
169	HD 100 969	9,17	$0,27 \pm 0,02$	$12,8 \pm 1,3$	pm	$4,5 \pm 0,3$	12 ± 1	$15,7 \pm 1,8$
209	HD 306 800	10,80	$0,37 \pm 0,01$	$11,3 \pm 0,5$	m	$3,3 \pm 0,2$	$7 \pm 0,2$	$13,4 \pm 10,0$
232	HD 100 943	7,15	$0,21 \pm 0,03$	$12,6 \pm 1,1$	m	$5,2 \pm 0,2$	22 ± 1	$7,0 \pm 0,2$
239	HD 306 798	9,37	$0,37 \pm 0,01$	$10,8 \pm 0,8$	m	$3,6 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$26,8 \pm 3,2$
240	ALS 2401 ^{dd}	9,61	$0,31 \pm 0,03$	$12,7 \pm 1,1$	m	$4,0 \pm 0,4$	$9 \pm 0,2$	$26,7 \pm 1,1$
243	HD 308 740	11,10	$0,42 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,4$	m	$3,0 \pm 0,2$	$6 \pm 0,2$	$22,1 \pm 16,3$
264	HD 306 657 ^{dd}	10,49	$0,43 \pm 0,01$	$11,8 \pm 0,6$	m	$4,0 \pm 0,2$	$11 \pm 0,4$	$9,1 \pm 3,8$
291	HD 306 793	10,67	$0,34 \pm 0,01$	$11,1 \pm 0,5$	m	$3,1 \pm 0,2$	$6 \pm 0,2$	$31,9 \pm 9,8$
301	CPD-60 3087	10,90	$0,00 \pm 0,01$	$12,5 \pm 0,5$	m	$3,1 \pm 0,2$	$6 \pm 0,1$	$36,4 \pm 8,8$
316	BF Cen	8,81	$0,22 \pm 0,01$	$11,7 \pm 1,0$	m	$4,2 \pm 0,2$	$11 \pm 0,2$	$16,2 \pm 1,3$
317	HD 306 785	9,72	$0,31 \pm 0,02$	$11,4 \pm 0,8$	m	$3,7 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$25,6 \pm 3,0$
326	HD 100 840	8,19	$0,28 \pm 0,02$	$11,9 \pm 1,0$	m	$4,3 \pm 0,3$	$12 \pm 0,2$	$16,7 \pm 0,6$

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.25 – *Continuación de la página anterior.*

ID Lynga	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	<i>edad</i> [Ma]
...	HD 306 644	...	$0,38 \pm 0,02$	$3,2 \pm 0,4$	$6 \pm 0,1$	$59,3 \pm 5,3$
...	HD 306 778	9,80	$-0,09 \pm 0,01$	$11,1 \pm 0,8$	m	$3,5 \pm 0,2$	$7 \pm 0,2$	$25,4 \pm 5,3$
...	HD 306 784	...	$0,22 \pm 0,02$	$2,3 \pm 0,2$	$4 \pm 0,1$	$109,0 \pm 33,6$
...	HD 306 787	...	$0,35 \pm 0,01$	$2,8 \pm 0,2$	$5 \pm 0,1$	$53,9 \pm 13,5$
...	HD 306 788	10,00	$-0,07 \pm 0,01$	$11,3 \pm 0,5$	m	$3,4 \pm 0,2$	$7 \pm 0,1$	$25,4 \pm 5,5$
...	HD 308 743	...	$0,07 \pm 0,01$	$3,1 \pm 0,2$	$6 \pm 0,1$	$39,6 \pm 9,2$
...	HD 308 852 ^{dd}	10,10	$0,14 \pm 0,02$	$11,2 \pm 1,0$	m	$3,0 \pm 0,2$	$5 \pm 0,1$	$66,2 \pm 7,3$
...	NGC 3766 MG 029	...	$0,08 \pm 0,01$	$3,2 \pm 0,1$	$6 \pm 0,1$	$35,9 \pm 8,8$
...	NGC 3766 MG 116	10,29	$0,15 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,1$	m	$3,0 \pm 0,2$	$6 \pm 0,2$	$21,4 \pm 16,4$
...	NGC 3766 MG 177	...	$-0,23 \pm 0,01$	$3,7 \pm 0,2$	$8 \pm 0,2$	$26,1 \pm 3,2$

Notas. Valores de m_v tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrellas con una doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro.

Tabla C.26: NGC 3766. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	...	200, 175, 214	1,2,3	1,0	0,20	0,00	B5III	m , Be
15	...	170, 154, 190	1,2,3	0,9	0,19	0,00	B4III	m , Be
24	...	238	3	0,4	0,28	0,00	B5V	m
26	273	230, 232, 296	1,2,3	0,6	0,17	0,00	B2IVe	m , H α , Be
27	39	100, 128	1,2	0,1	0,20	0,00	B3III	pm , Be
30	...	189	3	0,4	0,25	0,00	B4V	m
55	0,36	-0,04	B7IV	pm
151	195	170, 184, 197	1,2,3	0,4	0,22	0,00	B3Ve	m , H α , Be
169	...	144	3	0,8	0,15	0,00	B2II	pm
232	40	0,1	0,11	0,00	B3Iae	m , H α
239	145	165	3	0,4	0,18	0,00	B3IV	m , Be
240	241	300, 288, 236	1,2,3	1,1	0,22	0,09	B5IIe	m , H α , Be
264	201	220, 224, 251	1,2,3	0,4	0,15	-0,07	B2Ve	m , H α , Be
291	274	200, 208, 261	1,2,3	0,5	0,22	0,00	B3Ve	m , H α , Be
301	273	300	1	0,5	0,22	0,00	B3Ve	m , H α
317	...	307	3	0,9	0,18	0,00	B2II	m
HD 306 787	88	0,2	0,26	0,00	B5V	m
HD 308 852	201	0,5	0,27	-0,03	B5IVe	m , H α
NGC 3766 MG 29	...	288	3	0,5	0,22	0,00	B3V	

Notas. (1) Slettebak (1985). (2) Yudin (2001). (3) McSwain et al. (2008). (m) Estrella miembro del cúmulo. (pm) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (pnm) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (nm) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

C.6. NGC 4755

Tabla C.27: NGC 4755. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	edad [Ma]
Trumpler (1930)	...	8,9	750 – 1 260	...
Weaver (1953)	1 100:	...
Arp y van Sant (1958)	$0,31 \pm 0,3$	9,6	830	3
Hernández (1959)	...	12,1
Wallenquist (1959)	...	$10,8 \pm 0,3$
Hernández (1960)	0,44	11,6
Becker (1961)	...	11,0
Becker (1963)	0,31	10,1	1 035	...
Buscombe (1963)	0,40	11,8	...	6
Feast (1963)	$0,48 \pm 0,01$	$11,86 \pm 0,14$	2 360	...
Kennedy (1966)	0,46	11,9
Barbaro et al. (1967)	8
Graham (1967)	0,40	$11,76 \pm 1,0$
Lindoff (1968)	< 10
Schild (1970)	0,42	11,6
Humphreys (1976)	2 160	...
Harris (1976)	2 160	~ 26
Perry et al. (1976)	$0,40 \pm 0,01$	$11,8 \pm 0,2$...	7
Mermilliod (1981)	0,35	11,45	1 845	...
Nicolet (1981) ^{fg}	$0,39 \pm 0,04$	$10,95 \pm 0,37$	$1 550 \pm 290$...
Shobbrook (1984)	0,38	11,4	1 900	...
Dachs y Kaiser (1984)	0,44	11,82	2 300	8 – 11,5
Sagar (1987)	$0,41 \pm 0,06$	11,82	...	10
Pandey et al. (1989)	0,38	12,62	...	~ 7
Alfaro y Delgado (1991) ^{fs}	$0,39 \pm 0,05$	~ 7
Santos y Bica (1993)	$0,4 \pm 0,1$	8,5
Meynet et al. (1993)	~ 14
Balona y Koen (1994)	...	11,55	...	10 ± 2
Sagar y Cannon (1995)	$0,41 \pm 0,05$	$11,6 \pm 0,2$...	10
Malysheva (1997) ^{fs}	0,41	...	2 169	~ 8
Balona et al. (1997)	~ 12

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.27 – Continuación de la página anterior.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Fabregat y Torrejon (1998) ^{fs}	0,38	11,5
Rastorguev et al. (1999)	1 890	...
Robichon et al. (1999)	1 923	...
Baumgardt et al. (2000)	2 778	...
Tadross (2001)	0,382	12,54	1 818	~ 93
Sanner et al. (2001)	$0,36 \pm 0,02$	$11,6 \pm 0,2$	$2 100 \pm 200$	10 ± 5
Piskunov et al. (2004)	16
McSwain y Gies (2005) ^{fs}	0,38	11,80	2 290	~ 7
Kharchenko et al. (2005)	1 976	~ 10
Dufton et al. (2006)	$2 300 \pm 100$	10 – 15
Piskunov et al. (2008)	0,38	12,657
Kharchenko et al. (2013)	0,396	...	1 971	20
Corti y Orellana (2013)	$1 888 \pm 481$	15

Notas. (^{fg}) Fotometría en el sistema de Ginebra, inferimos el exceso utilizando la relación $E(B_2 - V_1) = 0,840 E(B - V)$. (^{fs}) Fotometría en el sistema Strömberg, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$.

Nr. 1: Bertaud (1959) la reporta como una estrella peculiar clasificándola como B9p Si?. Años más tarde Brandi y Clariá (1973) confirman la presencia de silicio en el espectro.

Nr. 5: Se encuentra listada en el catálogo de estrellas azules rejuvenecidas de Ahumada y Lapasset (1995).

Nr. 6: Primeramente Perry et al. (1976) la propusieron como posible binaria espectroscópica, luego se confirmó que la estrella es una variable tipo β Cephei (Jakate, 1978; Shobbrook, 1984; Koen, 1993; Balona y Koen, 1994). Por otro lado Ahumada y Lapasset (1995, 2007) la reportan como estrella azul rejuvenecida.

Nr. 7: Reportada como posible binaria espectroscópica (Knoechel, 1980) y como β Cephei (Koen, 1993; Balona y Koen, 1994). Además se encuentra listada en el catálogo de estrellas azules rejuvenecidas de Ahumada y Lapasset (1995).

Nr. 8: Reportada como binaria visual (Perry et al., 1976; Knoechel, 1980; Dachs y Kaiser, 1984) y como estrella con líneas en emisión (Knoechel, 1980).

Nr. 11: Estrella con líneas en emisión (Knoechel, 1980).

Nr. 106: Jakate (1978) concluye que este objeto se trata de una variable elipsoidal o una binaria eclipsante. Más tarde Friedemann et al. (1996) confirman la naturaleza eclipsante de la binaria. Por otro lado Adelman et al. (2000) observan que la amplitud de variación es sustancialmente

mayor que lo que corresponde a su tipo espectral. Un dato curioso que encontramos sobre esta estrella es que está reportada como candidata a *runaway*¹ por [Tetzlaff et al. \(2011\)](#).

- Nr. 113:** [Balona y Koen \(1994\)](#) observan amplitudes de variación muy bajas y la proponen como posible β Cephei.
- Nr. 117:** Es un objeto con líneas en emisión ([Perry et al., 1976](#); [Knoechel, 1980](#); [Shobbrook, 1984](#)).
- Nr. 201:** Es una variable tipo β Cephei ([Balona y Koen, 1994](#); [Balona et al., 1997](#)).
- Nr. 202:** Reportada como posible binaria espectroscópica ([Perry et al., 1976](#); [Knoechel, 1980](#)) y con líneas en emisión ([Knoechel, 1980](#)). Por su parte, [Balona y Koen \(1994\)](#) concluyen que es una β Cephei y que probablemente también sea binaria eclipsante.
- Nr. 223:** Binaria espectroscópica ([Feast, 1963](#); [Perry et al., 1976](#); [Knoechel, 1980](#)). [McSwain y Gies \(2005\)](#) la proponen como candidata a estrella Be.
- Nr. 305:** Reportada como binaria espectroscópica de líneas simples por [Feast \(1963\)](#) y [Perry et al. \(1976\)](#), mientras que [Knoechel \(1980\)](#) y [Dachs y Kaiser \(1984\)](#) dicen que es binaria visual. Por otro lado [Koen \(1993\)](#) y [Balona y Koen \(1994\)](#) proponen que la estrella es binaria eclipsante. [Ahumada y Lapasset \(1995\)](#) la incluyen en su catálogo de estrellas azules rejuvenecidas.
- Nr. 306:** [Schild \(1970\)](#) observa los núcleos de las líneas $H\beta$ y $H\gamma$ en emisión junto con emisión en las líneas de FeII. Luego [Henize \(1976\)](#) observa emisión en $H\alpha$. Varios autores reportan líneas en emisión, [Perry et al. \(1976\)](#); [Knoechel \(1980\)](#); [Mermilliod \(1982a\)](#); [Shobbrook \(1984\)](#); [Dachs y Kaiser \(1984\)](#); [Slettebak \(1985\)](#); [McSwain y Gies \(2005\)](#). Por otra parte, [Balona y Koen \(1994\)](#) encuentran que la estrella es variable y proponen que probablemente sea una binaria eclipsante. Además reportan que el índice β es muy pequeño para tratarse de un objeto Em, por lo que sugieren que su período varía como una estrella tipo λ Eri (que son un tipo de estrellas Be).
- Nr. 418:** Reportada como posible binaria espectroscópica ([Perry et al., 1976](#); [Knoechel, 1980](#); [Shobbrook, 1984](#)) y β Cephei ([Jakate, 1978](#)). Por el contrario, [Balona y Koen \(1994\)](#) observan que es constante pero que, en el diagrama HR, se ubica en la banda de inestabilidad correspondiente a las β Cepheis.

¹Esto indica que la estrella se aleja del cúmulo a gran velocidad

Tabla C.28: NGC 4755. Clasificación espectral realizada en trabajos previos. La nomenclatura fue extraída de la WEBDA.

ID WEBDA *	Otra designación	Previos	Referencias	Notas
001	HD 111 904	B9Ia, B8/9Ib, B9p(Si?), B9Ia/ab, B9Ia, B9Ia, B9Iab, B9Ia, B9Ia, B9Ia, B9Ia, B7II, B8p(Si), B9Iab, B9Iab, B9Ia, B9Iab, B9Ia, A2Iab, B9Ia, B9Ia	1,3,4,5,6,7,8, 9,10,11,12,13,14,15, 16,17,18,23,25,28,30	P
005	CPD-59 4552	B5II/III, B0.5/1, B1III, B1III, B1III, B1III, B1III	3,5,8,12,15,17,28	AR?
006	CPD-59 4564	B6III:, B0.5/1II/III, B2III, B2III, B2III, B2III, B1V	3,5,8,12,15,17,28	β Cep, AR
007	CPD-59 4528	B6V:, B0.5V, B0.5V, B2III, B1V	3,8,15,26,28	BE?, β Cep, AR?
008	CPD-59 4540	B1.5V	28	BV, Em
011	CPD-59 4530	B8V, B3V	8,28	Em
106	HD 111 934	B2, B2Ib:, B1.5Ib, B3Ib, B1.5Ib, B2Ib, B2Ib, B1.5Ib, B2Ib, B3Ib, B1.5Ib, B1.5Ib, B1.5Ib, B2Ib	2,5,8,9,12,15,16, 17,19,21,24,28,29,30	BEc, RA?
113	CPD-59 4532	B1V, B1V	8,15	β Cep?
117	CPD-59 4531	Bnn, B2.5Vn	8,28	Em
201	ALS 2814	B1V, B0.5V, B1V, B1V	8,12,15,28	β Cep
202	CPD-59 4558	B1V, B1V	8,15	BE?, Em, BEc?
223	CPD-59 4551	B0V, B0.5Vn, B0V, B2III	8,12,15,28	BE2, Be?
305	CPD-59 4557	B2::, B0.5V, B0.5IVn, B0.5V, B1V	5,8,12,15,28	BE1, BV, BEc?, AR?
306	CPD-59 4559	Bnne, B2IVne, B2IVne, B1V	8,12,20,22	H α , Be, BEc?
418	CPD-59 4542	B2:V, B2V, B1.5V	8,15,28	BE?, β Cep?
452	HD 312 079	B5, B1.5V	27,28	
454	HD 312 080	B9, B2V	27,28	

Notas. (*) La nomenclatura de SIMBAD se basa en el trabajo de [Arp y van Sant \(1958\)](#). Lista de Referencias: (1) [Bidelman \(1954\)](#), (2) [Morgan \(1956\)](#), (3) [Arp y van Sant \(1958\)](#), (4) [Bertaud \(1959\)](#), (5) [Hernández \(1960\)](#), (6) [Walraven y Walraven \(1960\)](#), (7) [Morris \(1961\)](#), (8) [Feast \(1963\)](#), (9) [Buscombe \(1969b\)](#), (10) [Hiltner et al. \(1969\)](#), (11) [Levato y Malaroda \(1970\)](#), (12) [Schild \(1970\)](#), (13) [Stephenson y Sanduleak \(1971\)](#), (14) [Brandi y Clariá \(1973\)](#), (15) [Balona \(1975\)](#), (16) Listada en el catálogo de [Houk y Cowley \(1975\)](#), (17) [Harris \(1976\)](#), (18) [Houk et al. \(1976\)](#), (19) [Humphreys \(1978\)](#), (20) [Mermilliod \(1982a\)](#), (21) [Ferne \(1983\)](#), (22) [Slettebak \(1985\)](#), (23) [Gutierrez-Moreno et al. \(1986\)](#), (24) [Mermilliod y Maeder \(1986\)](#), (25) [Sowell \(1987\)](#), (26) [Vijapurkar y Drilling \(1993\)](#), (27) [Nesterov et al. \(1995\)](#), (28) [Evans et al. \(2005\)](#), (29) [Dufton et al. \(2006\)](#), (30) [Corti y Orellana \(2013\)](#), (β Cep) Variable tipo β Cephei, (AR) Azul rejuvenecida (blue straggler), (BE) Binaria espectroscópica, (BE1) Binaria espectroscópica de líneas simples (variable en velocidad radial), (BE2) Binaria espectroscópica de doble línea, (BEc) Binaria eclipsante, (Be) Estrella que presenta fenómeno Be, (BV) Binaria visual, (Em) Estrella con líneas en emisión, (H α) Estrella con emisión de la línea H α , (P) Químicamente peculiar, (RA) Estrella *runaway*.

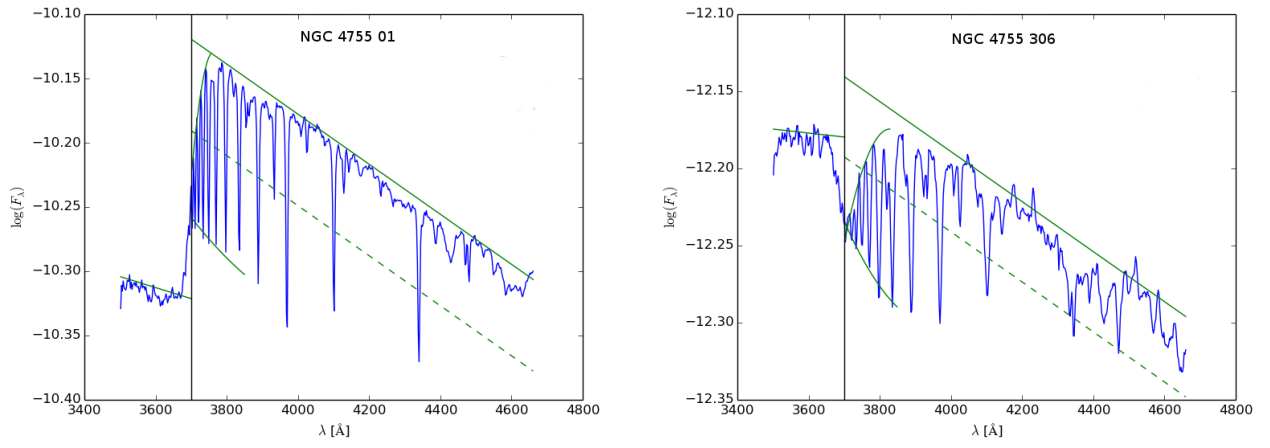


Figura C.6: NGC 4755. Estrellas con segundo salto de Balmer

Tabla C.29: NGC 4755. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de la WEBDA.

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
WEBDA	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
001	HD 111 904 ^{dd}	0,14	10	1,33	B8 Ia ^p	12 679 ± 2 149	2,26 ± 0,06 ^a	-6,20 ± 0,02 ^a	-6,86 ± 0,11 ^a	0,82 ± 0,02
005	CPD-59 4552	0,10	29	0,95	B2 Ia	20 712 ± 2 781	2,68 ± 0,08 ^a	-6,40 ± 0,05 ^a	-7,98 ± 0,37 ^a	0,73 ± 0,02
006	CPD-59 4564	0,12	48	1,22	B1 III ^{βC}	25 983 ± 3 494	3,25 ± 0,55	-3,70 ± 0,58	-5,56 ± 0,63	0,70 ± 0,02
007	CPD-59 4528	0,11	45	0,93	B1 III ^{βC}	23 606 ± 3 077	3,02 ± 0,59	-4,17 ± 0,79	-5,68 ± 0,68	0,70 ± 0,02
008	CPD-59 4540	0,19	61	1,20	B3 V ^{BV,Em}	20 220 ± 1 266	4,22 ± 0,08	-1,54 ± 0,58	-3,16 ± 0,42	0,72 ± 0,02
011	CPD-59 4530	0,29	65	1,40	B6 V ^{Em}	15 616 ± 618	4,04 ± 0,00 ^a	-0,88 ± 0,32 ^a	-2,12 ± 0,32 ^a	0,81 ± 0,01
106	HD 111 934	0,08	26	1,12	B2 Ia ^{BEc}	20 625 ± 4 833	2,68 ± 0,08 ^a	-6,40 ± 0,05 ^a	-7,98 ± 0,37 ^a	0,73 ± 0,02
113	CPD-59 4532	0,14	54	1,00	B2 IV ^{$\beta C?$}	25 888 ± 2 077	3,89 ± 0,54	-2,67 ± 0,65	-4,58 ± 0,59	0,71 ± 0,01
117	CPD-59 4531	0,19	62	1,24	B3 V ^{Em}	20 240 ± 2 112	4,21 ± 0,13	-1,52 ± 0,29	-3,13 ± 0,49	0,72 ± 0,02
201	ALS 2814	0,12	47	0,93	B1 III ^{βC}	23 727 ± 3 131	3,26 ± 0,55	-3,62 ± 0,80	-5,62 ± 0,66	0,70 ± 0,01
202	CPD-59 4558	0,13	52	0,99	B2 IV ^{Em}	25 820 ± 4 384	3,81 ± 0,57	-3,07 ± 0,97	-5,09 ± 0,40	0,70 ± 0,02
223	CPD-59 4551	0,10	28	1,13	B2 Ia ^{$BE2$}	18 713 ± 3 988	2,68 ± 0,08 ^a	-6,40 ± 0,05 ^a	-7,98 ± 0,37 ^a	0,72 ± 0,01
305	CPD-59 4557	0,11	61	1,27	B0 V ^{$BE1,BV$}	31 169 ± 2 438	4,12 ± 0,54	-3,07 ± 0,61	-5,15 ± 0,51	0,69 ± 0,02
306	CPD-59 4559 ^{dd}	0,08	52	1,51	B0 IIIe ^{Be}	30 045 ± 4 500	3,44 ± 0,59	-4,22 ± 1,05	-6,59 ± 0,71	0,68 ± 0,02
418	CPD-59 4542	0,12	44	0,93	B2 III ^{$\beta C?$}	23 070 ± 2 890	3,02 ± 0,49	-4,05 ± 1,05	-5,51 ± 0,54	0,70 ± 0,02
452	HD 312 079	0,17	55	1,06	B2 V	22 857 ± 1 909	4,01 ± 0,47	-2,22 ± 0,57	-4,08 ± 0,33	0,73 ± 0,02
454	HD 312 080	0,16	51	1,02	B2 IV	22 986 ± 1 192	3,83 ± 0,35	-2,52 ± 0,31	-4,09 ± 0,46	0,72 ± 0,02

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^p) Estrella reportada como químicamente peculiar. (^{βC}) Estrella reportada como variable tipo β Cephei. (^{BV}) Estrella reportada como binaria visual. (^{Em}) Estrella reportada con líneas en emisión. (^{BEc}) Estrella reportada como binaria eclipsante. (^{$BE2$}) Estrella reportada como binaria espectroscópica de doble línea. (^{$BE1$}) Estrella reportada como binaria espectroscópica de líneas simples. (^{Be}) Estrella Be conocida. (^a) Valor interpolado en la tabla de Cox (2000).

Tabla C.30: NGC 4755. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID	Otra	m_v	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$	Membrecía	$\log \mathcal{L}$	M	$edad$
WEBDA	designación	[mag]		[mag]		$[\mathcal{L}_\odot]$	$[M_\odot]$	[Ma]
001	HD 111 904 ^{dd}	5,77	$0,51 \pm 0,02$	$10,4 \pm 0,1$	pnm	$5,1 \pm 0,04$	$19 \pm 0,5$	$8,1 \pm 0,2$
005	CPD-59 4552	8,29	$0,16 \pm 0,01$	$14,2 \pm 0,1$	pnm	$5,5 \pm 0,2$	29 ± 1	$5,5 \pm 0,4$
006	CPD-59 4564	9,01	$0,39 \pm 0,02$	$11,5 \pm 0,6$	m	$4,4 \pm 0,3$	$14 \pm 0,3$	$10,8 \pm 1,0$
007	CPD-59 4528	9,74	$0,17 \pm 0,01$	$13,4 \pm 0,8$	pm	$4,5 \pm 0,3$	$14 \pm 0,4$	$12,5 \pm 1,0$
008	CPD-59 4540	9,90	$0,36 \pm 0,02$	$10,3 \pm 0,6$	pm	$3,2 \pm 0,2$	5 ± 3	$13,0 \pm 10,5$
011	CPD-59 4530	11,39	$0,44 \pm 0,02$	$10,9 \pm 0,3$	pm	$2,6 \pm 0,1$	$5 \pm 0,1$	$51,8 \pm 20,6$
106	HD 111 934	6,92	$0,29 \pm 0,02$	$12,4 \pm 0,1$	m	$5,4 \pm 0,2$	28 ± 1	$5,6 \pm 0,2$
113	CPD-59 4532	10,14	$0,22 \pm 0,01$	$12,1 \pm 0,7$	m	$4,0 \pm 0,2$	$11 \pm 0,5$	$9,1 \pm 3,6$
117	CPD-59 4531	10,89	$0,39 \pm 0,02$	$11,2 \pm 0,3$	m	$3,2 \pm 0,2$	5 ± 3	$12,2 \pm 10,3$
201	ALS 2814	9,38	$0,18 \pm 0,01$	$12,5 \pm 0,8$	m	$4,3 \pm 0,3$	$12 \pm 0,3$	$14,1 \pm 1,1$
202	CPD-59 4558	10,02	$0,22 \pm 0,01$	$12,4 \pm 1,0$	m	$4,1 \pm 0,2$	$12 \pm 0,3$	$11,2 \pm 2,1$
223	CPD-59 4551	7,84	$0,30 \pm 0,01$	$13,3 \pm 0,1$	pm	$5,3 \pm 0,2$	25 ± 1	$6,1 \pm 0,1$
305	CPD-59 4557	8,58	$0,43 \pm 0,02$	$10,3 \pm 0,6$	pm	$4,3 \pm 0,2$	10 ± 7	$2,3 \pm 2,1$
306	CPD-59 4559 ^{dd}	9,98	$0,62 \pm 0,01$	$12,3 \pm 1,1$	m	$4,8 \pm 0,3$	$19 \pm 0,5$	$6,7 \pm 0,7$
418	CPD-59 4542	9,68	$0,17 \pm 0,01$	$13,2 \pm 1,1$	m	$4,4 \pm 0,2$	$13 \pm 0,3$	$13,6 \pm 0,9$
452	HD 312 079	10,04	$0,25 \pm 0,02$	$11,5 \pm 0,6$	m	$3,7 \pm 0,1$	$9 \pm 0,3$	$14,4 \pm 5,4$
454	HD 312 080	10,05	$0,20 \pm 0,02$	$11,9 \pm 0,3$	m	$3,8 \pm 0,2$	$9 \pm 0,2$	$17,0 \pm 3,6$

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro.

Tabla C.31: NGC 4755. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	29	40, 60, 66, 38	1,2,3,7	0,1	0,14	0,07	B8Ia	<i>pnm</i>
5	...	61, 39, 69, 100	3,6,7,9	0,2	0,10	0,00	B2Ia	<i>pnm</i>
6	...	96, 87, 115	3,6,7	0,4	0,12	0,00	B1III	<i>m</i>
7	...	27, 23, 48, 173	3,6,7,9	0,1;0,8	0,11	0,00	B1III	<i>pm</i>
8	...	75	7	0,1	0,19	0,00	B3V	<i>pm</i> , Em
11	...	265	7	0,5	0,29	0,00	B6V	<i>pm</i> , Em
106	62	6, 75	6,7	0,2	0,08	0,00	B2Ia	<i>m</i>
113	...	106, 65	3,8	0,2	0,14	0,00	B2IV	<i>m</i>
117	...	300	7	0,5	0,19	0,00	B3V	<i>m</i> , Em
201	...	195, 180	3,7	0,7	0,12	0,00	B1III	<i>m</i>
202	...	262, 200, 278	3,5,6	0,5	0,13	0,00	B2IV	<i>m</i> , Em
223	...	177, 110	3,7	0,4	0,10	0,00	B2Ia	<i>pm</i>
305	...	271, 170, 122	3,7,8	0,3	0,11	0,00	B0V	<i>pm</i>
306	304	369, 370, 300, 327	3,4,5,9	0,8	0,08	-0,05	B0IIIe	<i>m</i> , H α , Be
418	...	285, 208, 190	3,6,7	0,9	0,12	0,00	B2III	<i>m</i>
452	...	120, 80	6,7	0,2	0,17	0,00	B2V	<i>m</i>
454	...	38	7	0,2	0,16	0,00	B2IV	<i>m</i>

Notas. (1) Buscombe (1969b). (2) Levato y Malaroda (1970). (3) Balona (1975). (4) Mermilliod (1982a). (5) Slettebak (1985). (6) Huang y Gies (2006). (7) Dufton et al. (2006). (8) Daflon et al. (2007). (9) McSwain et al. (2009). (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

C.7. NGC 6025

Tabla C.32: NGC 6025: Determinaciones de exceso de color, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	edad [Ma]
Trumpler (1930)	1 020	...
Hogg (1953)	...	9,4 – 9,6
Feinstein (1971)	$0,17 \pm 0,03$	$9,40 \pm 0,10$	760	100
Kilambi (1975) ^{fs}	$0,15 \pm 0,01$	$9,7 \pm 0,1$...	90
Fenkart y Binggeli (1979)	870	...
Nicolet (1981) ^{fg}	$0,18 \pm 0,03$	$8,94 \pm 0,36$	614 ± 110	...
Mermilliod (1981)	0,17	10,15	835	...
Meynet et al. (1993)	~ 126
Malysheva (1997) ^{fs}	0,15	...	778	~ 71
Loktin y Beshenov (2001)	...	$10,736 \pm 0,2$...	~ 78
Kharchenko et al. (2005)	769	~ 91
Paunzen y Netopil (2006)	$0,16 \pm 0,01$...	725 ± 94	74 ± 22
Piskunov et al. (2008)	0,16	9,926
Grosso y Levato (2011)	...	$9,8 \pm 0,06$...	84

Notas. ^(fs) Fotometría en el sistema Strömgren, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$. ^(fg) Fotometría en el sistema de Ginebra, inferimos el exceso utilizando la relación $E(B_2 - V_1) = 0,840 E(B - V)$.

Tabla C.33: NGC 6025. Clasificación espectral realizada en trabajos anteriores. La nomenclatura fue extraída de [Feinstein \(1971\)](#) y [Kilambi \(1975\)](#).

ID	Otra designación	Tipos Espectrales	References	Notas
01	HD 143 448	B3e, B3IV, B3IVe, B2/B3III, B3, B1.5V, B1Ve	1,2,3,4,5,6,10	Be, AR, γ Cas
02	HD 143 449	B, B5IV, B5IV	4,6,10	
03	HD 143 413	B7IV	4,10	
04	CD-60 6021	B8V	10	
05	CD-60 6007	B9V	10	
06	HD 143 288	B6Ve	10	H β
07	HD 143 340	B9V, B5IV	4,10	
08	CD-60 6015	B6V	10	
11	HD 143 287	B8/B9Ib/II, B9IVp	4,10	P
12	HD 143 309	B8/B9Ib/II, B6III, B6V	4,7,10	VF
13	CD-60 6011	B8V	10	
14	CD-60 6013	B8.5V	10	VF, Vr
15	CD-60 6017	F0V	10	
16	CD-60 6027	B8V	10	
22	HD 143 388	B5V	10	Vr
23	CD-60 6024	A0V	10	
24	CPD-59 6562	B9V	10	
25	HD 143 412	B8, B8IIIp	4,10	P
26	V 396 Nor	A0IV/V, A1V+A1V, A0V+A0V	4,8,10	VF, BEc, BE2
43	HD 143 123	B6II/III, B5V	4,10	VF
86	CPD-60 6287	VF
90	HD 143 027	B8/9Ib/IIp, B8(Si)	4,9	P

Notas. Lista de referencia: (1) Listada en el catálogo de [Merrill y Burwell \(1933\)](#), (2) [Morris \(1961\)](#), (3) [Buscombe \(1969b\)](#), (4) Listada en el catálogo de [Houk y Cowley \(1975\)](#), (5) Listada en el catálogo de [Henize \(1976\)](#), (6) [Garrison et al. \(1977\)](#), (7) [Waelkens y Rufener \(1985\)](#), (8) [González y Levato \(2006\)](#), (9) Listada en el catálogo de [Renson y Manfroid \(2009\)](#), (10) [Grosso y Levato \(2011\)](#), (γ Cas) Variable tipo γ Cassiopeiae, (AR) Estrella azul rejuvenecida, (BE2) Binaria espectral con líneas dobles. (BEc) Binaria eclipsante, (Be) Estrella reportada como Be, (H β) Estrella con H β en emisión, (P) Químicamente peculiar, (Vr) Variable en velocidad radial, (VF) Variable fotométrica,

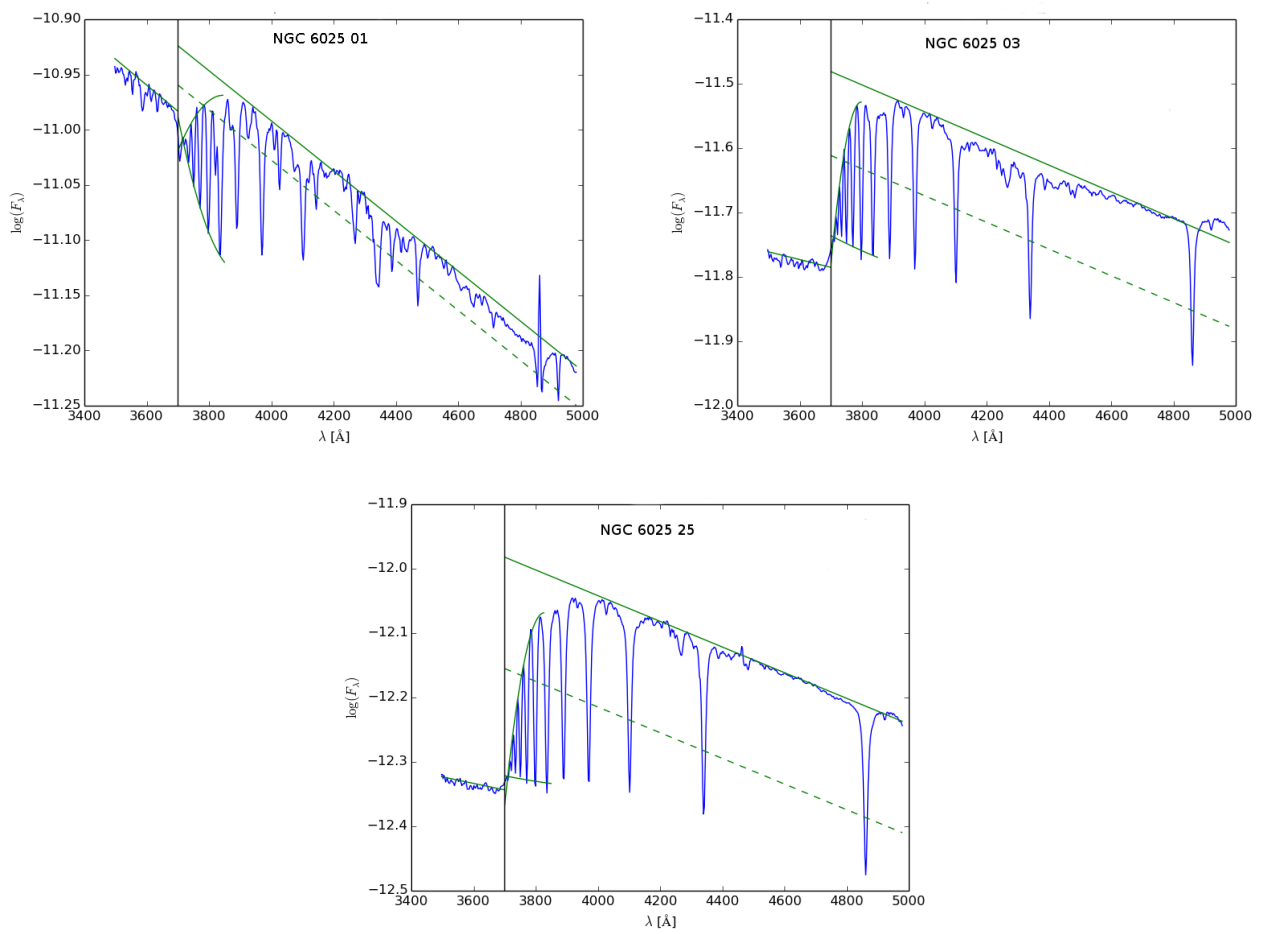


Figura C.7: NGC 6025. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o presentan la línea H β en emisión.

Tabla C.34: NGC 6025. Parámetros fundamentales estelares estimados con el sistema BCD. La numeración fue extraída de Feinstein (1971) y Kilambi (1975).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Feinstein	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
Kilambi										
01	HD 143 448	0,06	81	1,20	B0Ve: ^{Be,γC}	30 000 \pm 4 275 ^a	3,94 \pm 0,00 ^a	-4,00 \pm 0,64 ^a	-7,16 \pm 0,64 ^a	0,68 \pm 0,01
02	HD 143 449	0,26	47	1,29	B5IV	16 275 \pm 531	3,78 \pm 0,29	-1,49 \pm 0,47	-2,58 \pm 0,45	0,76 \pm 0,01
03	HD 143 413 ^{dd}	0,24	43	1,21	B5III	16 780 \pm 804	3,46 \pm 0,32	-1,87 \pm 0,55	-3,07 \pm 0,53	0,76 \pm 0,01
04	CD-60 6021	0,34	57	1,20	B7V	12 857 \pm 491	4,15 \pm 0,11	-0,13 \pm 0,21	-0,92 \pm 0,23	0,82 \pm 0,02
05	CD-60 6007	0,36	61	1,17	B7V	12 216 \pm 376	4,23 \pm 0,13	0,13 \pm 0,32	-0,73 \pm 0,16	0,85 \pm 0,02
06	HD 143 288	0,29	57	1,42	B6V ^{Em}	14 750 \pm 650	4,19 \pm 0,14	-0,45 \pm 0,30	-1,59 \pm 0,30	0,78 \pm 0,01
07	HD 143 340	0,24	44	1,36	B5III	16 607 \pm 750	3,49 \pm 0,32	-1,81 \pm 0,55	-2,92 \pm 0,53	0,76 \pm 0,01
08	CD-60 6015	0,27	53	1,17	B5V	15 705 \pm 628	4,04 \pm 0,19	-0,84 \pm 0,32	-2,08 \pm 0,33	0,77 \pm 0,01
11	HD 143 287	0,31	55	1,23	B6V ^p	13 805 \pm 522	4,11 \pm 0,17	-0,35 \pm 0,20	-1,33 \pm 0,28	0,80 \pm 0,01
12	HD 143 309	0,20	48	1,23	B3IV ^{VF}	19 386 \pm 1 081	3,70 \pm 0,32	-2,19 \pm 0,51	-3,55 \pm 0,45	0,73 \pm 0,01
13	CD-60 6011	0,28	49	0,97	B5IV	15 558 \pm 594	3,85 \pm 0,26	-0,93 \pm 0,41	-2,04 \pm 0,42	0,77 \pm 0,01
14	CD-60 6013	0,27	55	1,07	B6V ^{VF, Vr}	15 575 \pm 554	4,10 \pm 0,17	-0,74 \pm 0,28	-1,87 \pm 0,30	0,77 \pm 0,01
15	CD-60 6017	0,31	77	2,23	F0V:	7 300 \pm 700 ^a	4,34 \pm 0,50 ^a	2,70 \pm 0,50 ^a	2,61 \pm 0,50 ^a	1,67 \pm 0,03
16	CD-60 6027	0,31	51	1,38	B6V	14 017 \pm 453	3,97 \pm 0,22	-0,57 \pm 0,34	-1,54 \pm 0,35	0,79 \pm 0,01
22	HD 143 388	0,24	50	1,18	B4IV ^{Vr}	17 379 \pm 692	3,87 \pm 0,26	-1,46 \pm 0,41	-2,74 \pm 0,44	0,75 \pm 0,01
23	CD-60 6024	0,25	48	1,29	B4IV	16 696 \pm 659	3,81 \pm 0,28	-1,45 \pm 0,43	-2,58 \pm 0,50	0,76 \pm 0,01
24	CPD-59 6562	0,34	60	1,39	B7V	13 090 \pm 490	4,23 \pm 0,13	0,03 \pm 0,31	-0,89 \pm 0,19	0,83 \pm 0,02
25	HD 143 412 ^{dd}	0,31	59	1,39	B7V ^p	14 316 \pm 714	4,22 \pm 0,13	-0,26 \pm 0,25	-1,21 \pm 0,20	0,80 \pm 0,01
26	V 396 Nor	0,46	70	1,55	A1V ^{VF, BEc, BE2}	9 938 \pm 376	4,39 \pm 0,10:	0,52 \pm 0,22:	0,27 \pm 0,32 ^a	1,02 \pm 0,04
43	HD 143 123	0,25	53	1,40	B4V	17 010 \pm 770	4,02 \pm 0,21	-1,08 \pm 0,36	-2,39 \pm 0,33	0,76 \pm 0,01
86	CPD-60 6287	0,48	79	1,60	A2:VI: ^{VF}	9 540 \pm 318:	4,20 \pm 0,30 ^a	1,30 \pm 0,50 ^a	1,10 \pm 0,50 ^a	1,12 \pm 0,05
90	HD 143 027	0,27	45	1,46	B5IV ^p	15 705 \pm 583	3,66 \pm 0,29	-1,41 \pm 0,48	-2,37 \pm 0,52	0,77 \pm 0,01

Notas. El símbolo : indica valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cms^{-2} . (^{dd}) Estrella con una doble discontinuidad de Balmer. (^{mk}) Tipo espectral determinado con el método MK. (^{Be}) Estrella Be conocida. (^{γ C}) Estrella reportada como variable tipo γ Cassiopeiae. (^{Em}) Estrella con líneas en emisión. (^p) Estrella reportada como peculiar. (^{Vr}) Estrella reportada como variable en velocidad radial. (^{VF}) Estrella reportada como variable fotométrica. (^{BEc}) Estrella binaria eclipsante. (^{BE2}) Estrella reportada como binaria espectroscópica con líneas dobles. (^a) Valores interpolados en las tablas de Cox (2000).

Tabla C.35: NGC 6025. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID Feinstein Kilambi	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	age [Ma]
01	HD 143 448	7,30	$0,35 \pm 0,01$	$10,2 \pm 0,6$	m	$4,8 \pm 0,3$	18 ± 3	7 ± 2
02	HD 143 449	8,11	$0,36 \pm 0,01$	$8,5 \pm 0,5$	m	$2,9 \pm 0,2$	6 ± 1	53 ± 7
03	HD 143 413 ^{dd}	8,42	$0,31 \pm 0,01$	$9,3 \pm 0,6$	m	$3,1 \pm 0,2$	7 ± 1	44 ± 12
04	CD-60 6021	9,73	$0,26 \pm 0,01$	$9,1 \pm 0,2$	m	$2,3 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	107 ± 34
05	CD-60 6007	10,23	$0,24 \pm 0,02$	$9,4 \pm 0,3$	m	$2,2 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	113 ± 60
06	HD 143 288	8,96	$0,44 \pm 0,01$	$8,1 \pm 0,3$	m	$2,5 \pm 0,1$	$4 \pm 0,2$	53 ± 28
07	HD 143 340	8,05	$0,41 \pm 0,01$	$8,6 \pm 0,5$	m	$3,1 \pm 0,2$	7 ± 1	46 ± 12
08	CD-60 6015	8,86	$0,27 \pm 0,01$	$8,9 \pm 0,3$	m	$2,7 \pm 0,1$	$5 \pm 0,3$	54 ± 16
11	HD 143 287	8,34	$0,32 \pm 0,01$	$7,7 \pm 0,2$	m	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,2$	82 ± 29
12	HD 143 309	9,30	$0,34 \pm 0,01$	$10,4 \pm 0,5$	m	$3,3 \pm 0,2$	8 ± 1	27 ± 7
13	CD-60 6011	9,62	$0,13 \pm 0,01$	$10,1 \pm 0,4$	m	$2,7 \pm 0,2$	$5 \pm 0,5$	59 ± 13
14	CD-60 6013	9,85	$0,22 \pm 0,01$	$9,9 \pm 0,3$	m	$2,6 \pm 0,1$	$5 \pm 0,3$	49 ± 19
15	CD-60 6017	9,63	$0,93 \pm 0,02$	$7,6 \pm 0,2$	pnm	$0,9 \pm 0,2$	$1,5 \pm 0,2$	782 ± 785
16	CD-60 6027	9,88	$0,40 \pm 0,01$	$9,2 \pm 0,3$	m	$2,5 \pm 0,1$	$4 \pm 0,3$	89 ± 14
22	HD 143 388	9,15	$0,29 \pm 0,01$	$9,7 \pm 0,4$	m	$3,0 \pm 0,2$	6 ± 1	39 ± 10
23	CD-60 6024	10,59	$0,36 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,4$	m	$2,9 \pm 0,2$	6 ± 1	46 ± 10
24	CPD-59 6562	10,06	$0,38 \pm 0,01$	$8,9 \pm 0,3$	m	$2,3 \pm 0,1$	$3 \pm 0,2$	78 ± 44
25	HD 143 412 ^{dd}	9,70	$0,40 \pm 0,01$	$8,7 \pm 0,3$	m	$2,4 \pm 0,1$	$4 \pm 0,4$	48 ± 32
26	V 396 Nor	9,31	$0,36 \pm 0,03$	$7,7 \pm 0,2$	m	$1,8 \pm 0,1$	$2 \pm 0,3$	181 ± 174
43	HD 143 123	9,34	$0,44 \pm 0,01$	$9,1 \pm 0,4$	m	$2,9 \pm 0,1$	5 ± 1	37 ± 15
86	CPD-60 6287	10,70	$0,33 \pm 0,03$	$8,4 \pm 0,5$	m	$1,5 \pm 0,2$	$2 \pm 0,3$	264 ± 174
90	HD 143 027	10,27	$0,47 \pm 0,01$	$10,2 \pm 0,5$	m	$2,8 \pm 0,2$	5 ± 1	58 ± 11

Notas. Valores de m_v obtenidos de la base de datos SIMBAD. (^{dd}) Estrella con una doble discontinuidad de Balmer. (^{pnm}) Estrella probable no miembro.

Tabla C.36: NGC 6025. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	133	195	2	0,2	0,06	0,00	B0Ve	m , H α , Be
2	...	65	2	0,2	0,26	0,00	B5IV	m
3	263	240	2	0,9	0,24	0,04	B5III	m
4	...	60	2	0,1	0,34	0,00	B7V	m
5	...	60	2	0,1	0,36	0,00	B7V	m
6	...	215	2	0,4	0,29	0,00	B6V	m , Be
7	...	60	2	0,2	0,24	0,00	B5III	m
8	...	200	2	0,4	0,27	0,00	B5V	m
11	...	70	2	0,1	0,31	0,00	B6V	m
12	...	10	2	0,03	0,12	0,00	B3IV	m
13	...	185	2	0,5	0,28	0,00	B5IV	m
14	...	15	2	0,03	0,27	0,00	B6V	m
15	...	120	2	0,2	0,31	0,00	F0V	pm
16	...	270	2	0,6	0,31	0,00	B6V	m
22	...	15	2	0,04	0,24	0,00	B4IV	m
23	...	60	2	0,2	0,25	0,00	B4IV	m
25	233	0,4	0,31	0,03	B7V	m
26	...	$27_A + 21_B, 25_A + 25_B$	1,2	0,04	0,46	0,00	A1V	m
43	...	10	2	0,02	0,25	0,00	B4V	m

Notas. (1) [González y Levato \(2006\)](#). (2) [Grosso y Levato \(2011\)](#). (m) Estrella miembro del cúmulo. (pm) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (pnm) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (nm) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

C.8. NGC 6087

Tabla C.37: NGC 6087. Determinaciones previas de exceso de color, módulo de distancia, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Trumpler (1930)	870	...
Fernie (1961)	0,22	9,4	750	10 – 20
Landolt (1963)	0,20	$9,8 \pm 0,1$
Breger (1966)	$0,20 \pm 0,01$	9,7
Graham (1967)	...	9,9	950	...
Lindoff (1968)	930	~ 41
Becker y Fenkart (1971)	0,13	9,96	820	...
Tosi (1979) [*]	55 ± 5 ; 146 ± 11 ; $55 \pm 9,6$
Schmidt (1980) ^{fs}	$0,17 \pm 0,01$	$9,60 \pm 0,09$
Janes y Adler (1982)	0,21	10,23	...	~ 40
Turner (1986)	...	$9,78 \pm 0,13$	902 ± 10	...
Sagar (1987)	$0,18 \pm 0,05$	9,8	...	20
Meynet et al. (1993)	~ 71
Sagar y Cannon (1997)	0,22	...	1000 ± 100	65
Robichon et al. (1999)	769	...
Rastorguev et al. (1999)	820	...
Baumgardt et al. (2000)	819,67	...
Loktin y Beshenov (2001)	...	9,375	...	~ 95
Kharchenko et al. (2005)	901	~ 85
Piskunov et al. (2007)	0,18
An et al. (2007)	$0,132 \pm 0,007$	$9,708 \pm 0,048$

Notas. (^{fs}) Fotometría en el sistema Strömgen, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$. (^{*}) Determina la edad del cúmulo con tres métodos distintos: ajuste de isocronas, posición del punto de turn-off y período de cefeidas (55 Ma, 146 Ma y 55 Ma, respectivamente).

Tabla C.38: NGC 6087. Clasificación espectral disponible en la literatura. Numeración extraída de [Ferne \(1961\)](#) y [Breger \(1966\)](#).

ID Ferne/ Breger	Otra designación	Tipos Espectrales	Referencias	Notas
001	HD 146 271	B6V; B8Ib; B8Ib	1,2,7	
007	HD 146 483	B9III; B9Ib	1,2	
008	HD 146 448	B6V; B6II/III; B6II	1,2,3	
009	HD 146 484	B9V; A0	1,2	Be
010	HD 146 324	B5Ve; B8; B5Ve	1,2,4	Be
011	HD 146 294	B5V; B8III/IV	1,2	
013	HD 146 261	B5V; B8/B9II	1,2	
014	CPD-57 7791	B8Ve; B8Ve	1,4	Be
015	HD 146 204	B8III/V; B7	1,2	
022	HD 146 531	B6III; B5IIIe; B6III; B7III; B3Ve	2,4,5,6,8	Be
025	CPD-57 7817	...		CP2
033	GEN# +2.60870033	...		
035	HD 146 428	B5	2	
036	GEN# +2.60870036	B8V	1	
101	GEN# +2.60870101	...		
128	CD-57 6341	...		
129	GEN# +2.60870129	A0V	1	
156	CD-57 6346	B7V	1	

Notas. Lista de referencia: (1) [Feast \(1957\)](#), (2) Listada en el catálogo de [Houk y Cowley \(1975\)](#), (3) [Harris \(1976\)](#), (4) [Mermilliod \(1982a\)](#), (5) Listada en el catálogo de [Jaschek y Egret \(1982\)](#), (6) [Kozok \(1985\)](#), (7) Listada en el catálogo de [Reed \(2003\)](#), (8) [Levenhagen y Leister \(2006\)](#), (Be) Estrella reportada como Be, (CP2) Estrella químicamente peculiar tipo CP2.

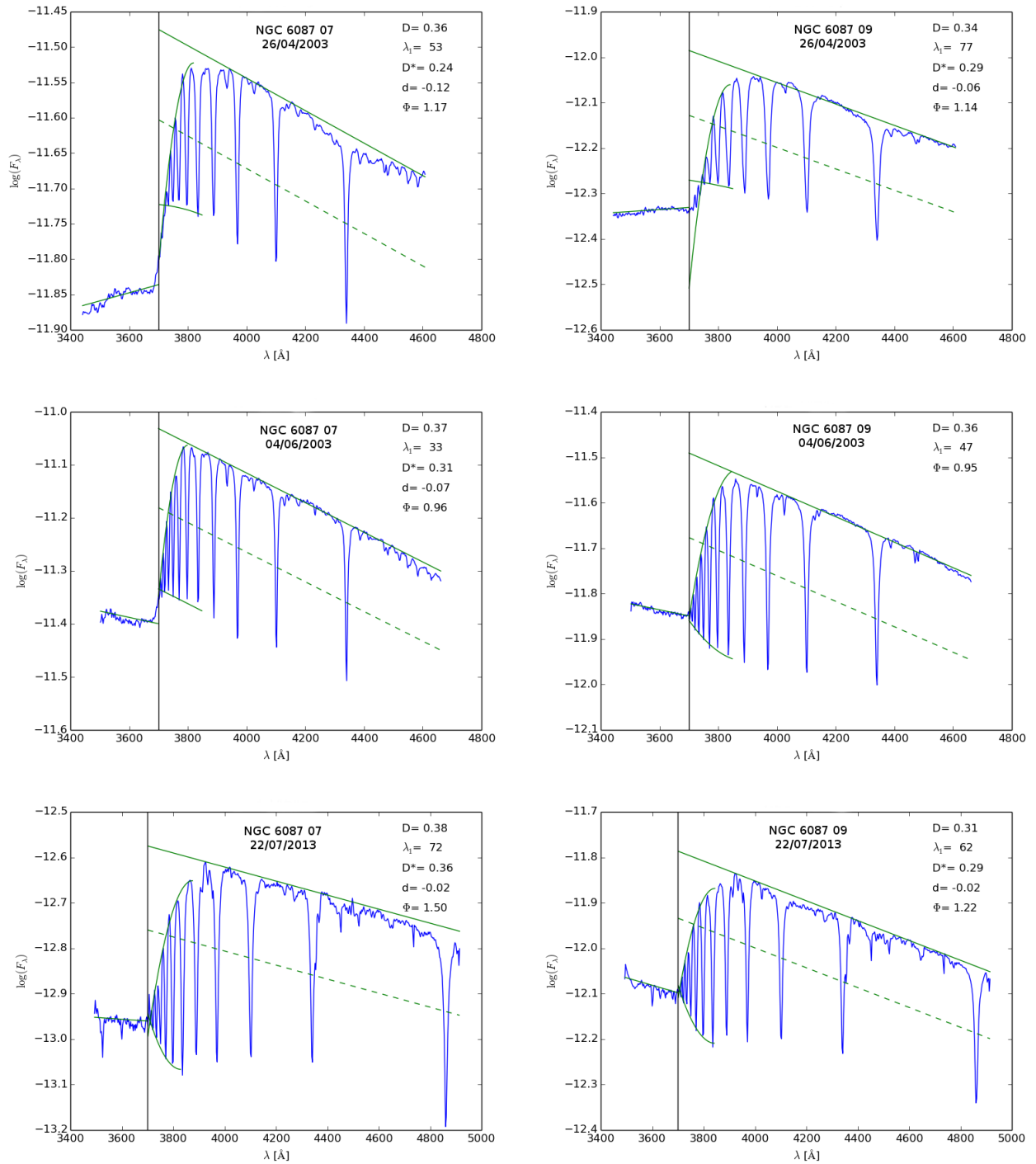


Figura C.8: NGC 6087. Variaciones en el salto de Balmer en los espectros de las estrellas Nr. 7 (izquierda) y Nr. 9 (derecha).

APÉNDICE C. DETALLES SOBRE LOS CÚMULOS ABIERTOS ESTUDIADOS

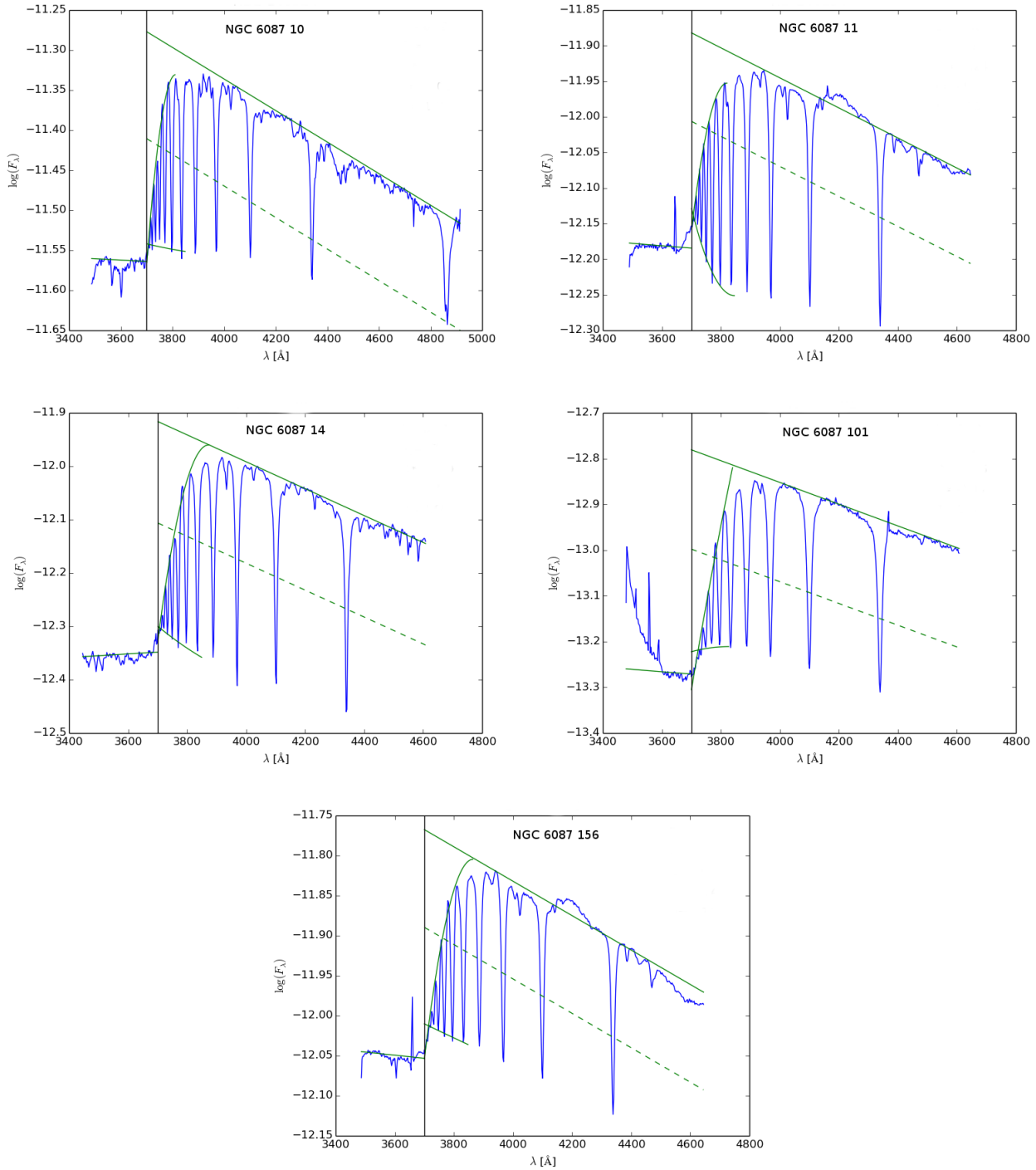


Figura C.9: NGC 6087. Estrellas con segundo salto de Balmer

Tabla C.39: NGC 6087. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de [Fernie \(1961\)](#) y [Breger \(1966\)](#).

ID	Other	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Fernie/ Breger	designation	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
001	HD 146 271	0,23	45	1,37	B4IV	$16\,971 \pm 744$	$3,61 \pm 0,31$	$-1,81 \pm 0,52$	$-3,10 \pm 0,48$	$0,75 \pm 0,01$
007	HD 146 483 ^{dd}	0,30	55	1,18	B6Ve	$14\,162 \pm 521$	$4,11 \pm 0,17$	$-0,41 \pm 0,22$	$-1,44 \pm 0,29$	$0,79 \pm 0,01$
008	HD 146 448	0,26	53	1,14	B5V	$15\,765 \pm 600$	$4,01 \pm 0,21$	$-0,94 \pm 0,35$	$-2,09 \pm 0,33$	$0,77 \pm 0,01$
009	HD 146 484 ^{dd}	0,30	61	1,13	B6Ve ^{Be}	$13\,810 \pm 511$	$4,24 \pm 0,10$	$-0,31 \pm 0,26$	$-1,31 \pm 0,23$	$0,80 \pm 0,02$
010	HD 146 324 ^{dd}	0,26	44	1,39	B5IIIe ^{Be}	$16\,250 \pm 631$	$3,58 \pm 0,31$	$-1,69 \pm 0,51$	$-2,75 \pm 0,46$	$0,76 \pm 0,01$
011	HD 146 294 ^{dd}	0,24	53	1,25	B4V	$16\,604 \pm 782$	$4,00 \pm 0,22$	$-1,29 \pm 0,37$	$-2,50 \pm 0,37$	$0,75 \pm 0,01$
013	HD 146 261	0,26	53	1,37	B5V	$16\,159 \pm 506$	$4,01 \pm 0,21$	$-1,07 \pm 0,36$	$-2,24 \pm 0,34$	$0,76 \pm 0,01$
014	CPD-57 7791 ^{dd}	0,35	58	1,10	B8V ^{Be}	$12\,273 \pm 447$	$4,20 \pm 0,11$	$0,03 \pm 0,25$	$-0,84 \pm 0,21$	$0,83 \pm 0,02$
015	HD 146 204	0,30	59	1,23	B6V	$14\,783 \pm 663$	$4,22 \pm 0,13$	$-0,35 \pm 0,26$	$-1,39 \pm 0,22$	$0,79 \pm 0,01$
022	HD 146 531	0,18	53	1,35	B2IVe ^{Be}	$20\,945 \pm 1\,236$	$3,92 \pm 0,26$	$-2,16 \pm 0,41$	$-3,77 \pm 0,40$	$0,72 \pm 0,01$
025	CPD-57 7817	0,30	64	1,26	B7V ^{CP2}	$13\,879 \pm 485$	$4,33 \pm 0,10$	$-0,41 \pm 0,19$	$-1,30 \pm 0,19$	$0,80 \pm 0,02$
033	GEN# +2.60870033	0,52	71	1,10	A2:V:	$9\,063 \pm 348$	$4,34 \pm 0,10$	$1,15 \pm 0,50$	$1,10 \pm 0,27^a$	$1,14 \pm 0,06$
035	HD 146 428	0,37	77	1,79	A8:VI:	$7\,652 \pm 176^a$	$4,32 \pm 0,01^a$	$2,40 \pm 0,15^a$	$2,29 \pm 0,15^a$	$1,54 \pm 0,03$
036	GEN# +2.60870036	0,32	57	1,30	B6V	$13\,673 \pm 592$	$4,17 \pm 0,14$	$-0,27 \pm 0,23$	$-1,16 \pm 0,24$	$0,80 \pm 0,01$
101	GEN# +2.60870101 ^{dd}	0,44	73	1,10	A1:VI:	$10\,355 \pm 336$	$4,50 \pm 0,10$	$0,50 \pm 0,43$	$0,73 \pm 0,32^a$	$1,00 \pm 0,04$
128	CD-57 6341	0,23	49	1,41	B4IV	$17\,694 \pm 779$	$3,82 \pm 0,27$	$-1,60 \pm 0,47$	$-3,04 \pm 0,45$	$0,75 \pm 0,01$
129	GEN# +2.60870129	0,49	72	1,60	A2:V:	$10\,137 \pm 625$	$4,41 \pm 0,10$	$1,15 \pm 0,50$	$1,10 \pm 0,27^a$	$1,10 \pm 0,07$
156	CD-57 6346 ^{dd}	0,26	71	1,06	B6:V:	$15\,605 \pm 761$	$4,35 \pm 0,05$	$-0,95 \pm 0,16$	$-1,89 \pm 0,20$	$0,78 \pm 0,02$

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cms^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{Be}) Estrella Be conocida. (^{CP2}) Estrella reportada como químicamente peculiar tipo CP2. (^a) Valor interpolado en la tabla de [Cox \(2000\)](#).

Tabla C.40: NGC 6087. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID Ferne/ Breger	Other designation	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
001	HD 146 271	8,35	$0,46 \pm 0,01$	$8,7 \pm 0,5$	m	$3,3 \pm 0,4$	6 ± 1	45 ± 9
007	HD 146 483 ^{dd}	8,29	$0,26 \pm 0,01$	$7,9 \pm 0,2$	pm	$2,5 \pm 0,3$	$4 \pm 0,2$	74 ± 27
008	HD 146 448	9,02	$0,28 \pm 0,01$	$9,1 \pm 0,4$	m	$2,8 \pm 0,3$	$5 \pm 0,4$	55 ± 15
009	HD 146 484 ^{dd}	9,48	$0,23 \pm 0,01$	$9,1 \pm 0,3$	m	$2,3 \pm 0,2$	$4 \pm 0,2$	64 ± 37
010	HD 146 324 ^{dd}	7,92	$0,43 \pm 0,01$	$8,3 \pm 0,5$	m	$3,2 \pm 0,4$	6 ± 1	51 ± 10
011	HD 146 294 ^{dd}	9,43	$0,38 \pm 0,01$	$9,6 \pm 0,4$	m	$2,9 \pm 0,3$	$5 \pm 0,4$	46 ± 13
013	HD 146 261	9,39	$0,46 \pm 0,01$	$9,0 \pm 0,4$	m	$2,9 \pm 0,3$	$5 \pm 0,4$	49 ± 13
014	CPD-57 7791 ^{dd}	9,70	$0,20 \pm 0,02$	$9,0 \pm 0,3$	m	$2,1 \pm 0,2$	$3 \pm 0,2$	121 ± 53
015	HD 146 204	10,19	$0,33 \pm 0,01$	$9,5 \pm 0,3$	m	$2,5 \pm 0,2$	$4 \pm 0,2$	41 ± 27
022	HD 146 531	9,69	$0,48 \pm 0,01$	$10,4 \pm 0,4$	pm	$3,5 \pm 0,4$	8 ± 1	19 ± 7
025	CPD-57 7817	9,82	$0,34 \pm 0,01$	$9,2 \pm 0,2$	m	$2,3 \pm 0,2$	$4 \pm 0,2$	48 ± 42
033	GEN# +2.60870033	11,97	$-0,02 \pm 0,03$	$6,5 \pm 0,2$	nm	$1,3 \pm 0,3$	$2 \pm 0,1$	264 ± 240
035	HD 146 428	9,95	$0,14 \pm 0,02$	$7,1 \pm 0,2$	nm	$0,9 \pm 0,2$	$2 \pm 0,1$	458 ± 459
036	GEN# +2.60870036	10,36	$0,38 \pm 0,01$	$9,5 \pm 0,2$	m	$2,3 \pm 0,2$	$4 \pm 0,2$	75 ± 35
101	GEN# +2.60870101 ^{dd}	11,25	$0,05 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,4$	pm	$1,4 \pm 0,3$	$2 \pm 0,2$	103 ± 121
128	CD-57 6341	8,71	$0,50 \pm 0,01$	$8,8 \pm 0,5$	m	$3,2 \pm 0,4$	$6 \pm 0,6$	39 ± 7
129	GEN# +2.60870129	9,75	$0,27 \pm 0,04$	$7,8 \pm 0,5$	pm	$1,4 \pm 0,3$	$2 \pm 0,1$	78 ± 121
156	CD-57 6346 ^{dd}	9,14	$0,20 \pm 0,01$	$9,5 \pm 0,2$	m	$2,5 \pm 0,2$	$4 \pm 0,3$	26 ± 28

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro. ^(nm) Estrella no miembro.

Tabla C.41: NGC 6087. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
7	238	0,5	0,23	0,12	B4IVe	<i>pm</i> , H α
7	238	0,5	0,29	0,07	B4IVe	<i>pm</i> , H α
7	238	0,5	0,39	0,02	B4IVe	<i>pm</i> , H α
9	72	0,1	0,26	0,06	B6Ve	<i>m</i> , H α , Be
9	72	0,1	0,34	0,00	B6Ve	<i>m</i> , H α , Be
9	72	0,1	0,31	0,02	B6Ve	<i>m</i> , H α , Be
10	109	0,3	0,26	0,03	B5IIIe	<i>m</i> , H α , Be
11	229	0,5	0,24	0,05	B4V	<i>m</i>
14	222	0,4	0,35	0,05	B8V	<i>m</i> , Be
22	...	260	1	0,6	0,18	0,00	B2IVe	<i>pm</i> , Be
101	0,44	0,04	A1VI	<i>pm</i>
156	297	0,4	0,26	0,04	B6V	<i>m</i>

Notas. (1) [Levenhagen y Leister \(2006\)](#). (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores.

C.9. NGC 6250

Tabla C.42: NGC 6250: Determinaciones previas de exceso de color, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Moffat y Vogt (1975)	$0,38 \pm 0,02$	11,10	950	...
Herbst (1977)	0,37	10,05	...	14
Fenkart y Binggeli (1979)	950	...
Battinelli y Capuzzo-Dolcetta (1991)	~ 14
Kharchenko et al. (2005)	865	~ 26
McSwain y Gies (2005) ^{fs}	0,35	9,69	...	~ 26
Piskunov et al. (2008)	0,35	10,77
Feinstein et al. (2008)	0,37

Notas. ^(fs) Fotometría en el sistema Strömgren, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$.

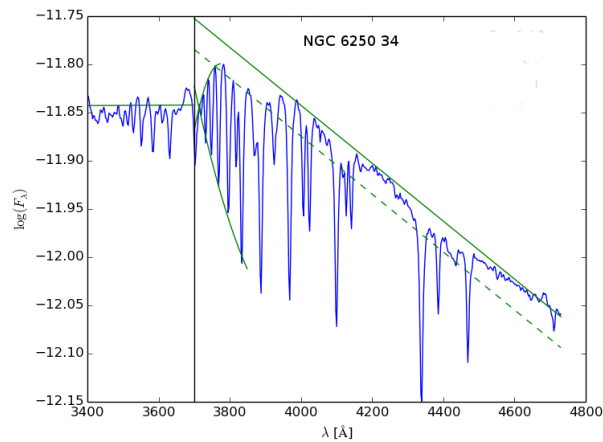


Figura C.10: NGC 6250. Estrellas Nr. 34 rica en He.

Tabla C.43: NGC 6250. Clasificación espectral realizada en trabajos anteriores. Numeración extraída de Moffat y Vogt (1975) y Herbst (1977).

ID Moffat/ Herbst	Otra designación	Tipos Espectrales	Referencias	Notas
01	HD 152 853	B2/3, B2II/III, B2II/III, B2III, B2II/III, B2III	3, 6, 7, 8, 10, 14	
02	HD 152 799	B6, B5, B2/3III	3, 7, 8	
03	HD 152 822	B7, A0, B5/6IV	3, 7, 8	BV
04	HD 152 917	A8, A, A5, A6III/IV	3, 4, 7, 8	
17	HD 329 271	B8, F	3, 12	
18	CD-45 11088	B8V	7	
21	HD 152 743	B2V, B2V, B2IV	6, 7, 8	
22	HD 152 706	A0, B9V	6, 8	
32	HD 152 687	B8/9, A0, B9V, B9V	3, 7, 8, 14	
33	HD 152 561	B9/A0, A0, B9V	3, 7, 8	
34	HD 153 073	B3, B8, B2III	3, 7, 8	P
35	HD 152 979	B2/3, B2IV, B1Vn, B1Vn, B2IV, B1Vn	3, 5, 6, 7, 9, 11, 13	H α
37	HD 329 379	B1:V, B1:V, B1, B2	1, 2, 3, 12	
...	CD-49 11096	...		
...	HD 329 211	G0	12	

Notas. Lista de referencia: (1) Feast et al. (1961), (2) Walker (1963), (3) Lodén y Nordström (1969), (4) Moffat y Vogt (1975), (5) Herbst (1975), (6) Garrison et al. (1977), (7) Herbst (1977), (8) Listada en el catálogo de Houk (1978), (9) Listada en el catálogo de Jaschek y Egret (1982), (10) Savage et al. (1985), (11) Kozok (1985), (12) Nesterov et al. (1995), (13) Levenhagen y Leister (2006), (14) Tetzlaff et al. (2011), (BV) Binaria visual, (H α) Estrella con la línea H α en emisión, (P) Estrella químicamente peculiar.

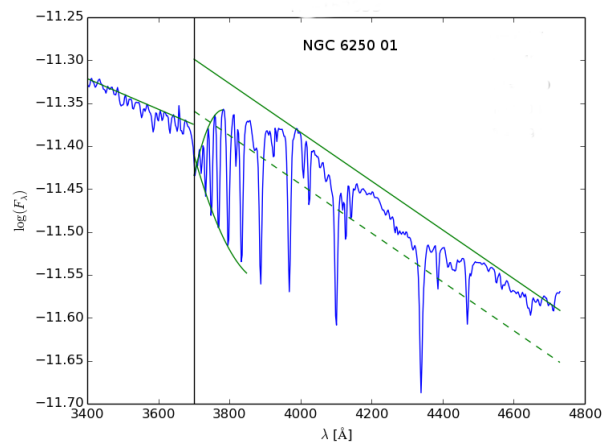


Figura C.11: NGC 6250. Estrellas con segundo salto de Balmer.

Tabla C.44: NGC 6250. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de [Moffat y Vogt \(1975\)](#) y [Herbst \(1977\)](#)

ID	Other	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Moffat/ Herbst	designation	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
01	HD 152 853 ^{dd}	0,09	52	1,03	B0III	28 418 ± 2 781	3,47 ± 0,39	-3,75 ± 0,60	-5,91 ± 0,50	0,69 ± 0,00
02	HD 152 799	0,16	76	0,73	B2VI:	22 919 ± 1 577	4,31 ± 0,04:	-1,86 ± 0,15:	-3,72 ± 0,38:	0,71 ± 0,01
03	HD 152 822	0,22	68	0,93	B4VI: ^{BV}	18 236 ± 625	4,30 ± 0,07	-1,32 ± 0,11	-2,62 ± 0,26	0,75 ± 0,01
04	HD 152 917	0,33	70	1,63	F1V	6 930 ± 70 ^a	4,34 ± 0,00 ^a	3,58 ± 0,02 ^a	3,46 ± 0,02 ^a	1,71 ± 0,07
17	HD 329 271	0,22	64	1,36	B4V	18 074 ± 623	4,26 ± 0,09	-1,27 ± 0,19	-2,44 ± 0,32	0,75 ± 0,01
18	CD-45 11088	0,42	70	0,78	A0VI:	10 828 ± 367	4,41 ± 0,11:	0,19 ± 0,38	0,24 ± 0,35:	0,94 ± 0,04
21	HD 152 743	0,12	52	0,75	B1IV	24 600 ± 2 371	3,76 ± 0,34	-3,12 ± 0,52	-5,20 ± 0,47	0,70 ± 0,01
22	HD 152 706	0,46	71	0,79	A1V	10 084 ± 376	4,40 ± 0,10:	0,46 ± 0,25:	0,65 ± 0,36:	1,01 ± 0,04
32	HD 152 687	0,44	58	1,03	B9V	10 722 ± 275	4,10 ± 0,16	0,59 ± 0,22:	-0,31 ± 0,33:	0,92 ± 0,03
33	HD 152 561	0,41	56	1,04	B9V	11 420 ± 284	4,10 ± 0,16	0,27 ± 0,25	-0,58 ± 0,28	0,88 ± 0,02
34	HD 153 073	0,08	61	0,90	B0V ^p	31 435 ± 1 884	4,01 ± 0,24	-3,46 ± 0,41	-6,19 ± 0,44	0,67 ± 0,01
35	HD 152 979	0,09	57	0,99	B0IVe ^{Be}	31 127 ± 2 571	3,89 ± 0,30	-3,59 ± 0,56	-6,12 ± 0,47	0,68 ± 0,01
37	HD 329 379	0,06	48	2,50	B0II	30 363 ± 4 229	2,92 ± 0,34	-5,11 ± 0,88	-7,26 ± 0,54	0,67 ± 0,01
...	CD-49 11096	0,40	62	1,59	B9V	11 450 ± 308	4,26 ± 0,14	0,46 ± 0,39	-0,34 ± 0,29:	0,89 ± 0,03
...	HD 329 211	0,26	69	0,51	B5VI:	15 747 ± 671	4,34 ± 0,07:	-0,95 ± 0,13	-1,90 ± 0,18	0,77 ± 0,02

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{BV}) Estrella reportada como binaria visual. (^p) Estrella reportada como químicamente peculiar. (^{Be}) Estrella Be conocida. (^a) Valor interpolado en la tabla de [Cox \(2000\)](#).

Tabla C.45: NGC 6250. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID Moffat Herbst	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
01	HD 152 853 ^{dd}	7,94	$0,25 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,6$	m	$4,7 \pm 0,6$	20 ± 12	6 ± 3
02	HD 152 799	8,74	$0,01 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,1$	m	$3,4 \pm 0,3$	8 ± 1	2 ± 4
03	HD 152 822	9,07	$0,14 \pm 0,01$	$10,0 \pm 0,1$	m	$2,9 \pm 0,2$	$6 \pm 0,3$	11 ± 11
04	HD 152 917	7,62	$-0,04 \pm 0,04$	$2,9 \pm 0,5$	nm	$0,5 \pm 0,1$	$1 \pm 0,1$	6 ± 6
17	HD 329 271	10,65	$0,46 \pm 0,01$	$10,5 \pm 0,2$	m	$2,9 \pm 0,3$	$5 \pm 0,3$	12 ± 11
18	CD-45 11088	11,10	$-0,09 \pm 0,02$	$9,7 \pm 0,6$	m	$1,6 \pm 0,3$	$3 \pm 0,2$	110 ± 112
21	HD 152 743	9,06	$0,04 \pm 0,01$	$12,1 \pm 0,5$	pm	$4,1 \pm 0,4$	12 ± 2	12 ± 5
22	HD 152 706	10,09	$-0,12 \pm 0,02$	$8,5 \pm 0,6$	pm	$1,5 \pm 0,3$	$2 \pm 0,2$	148 ± 152
32	HD 152 687	8,69	$0,08 \pm 0,02$	$7,9 \pm 0,2$	pnm	$1,9 \pm 0,3$	$3 \pm 0,2$	236 ± 59
33	HD 152 561	9,11	$0,12 \pm 0,02$	$8,5 \pm 0,3$	pm	$2,1 \pm 0,3$	$3 \pm 0,2$	184 ± 46
34	HD 153 073	9,10	$0,17 \pm 0,01$	$12,0 \pm 0,4$	pm	$4,5 \pm 0,4$	17 ± 3	3 ± 2
35	HD 152 979	8,16	$0,23 \pm 0,01$	$11,0 \pm 0,6$	m	$4,6 \pm 0,4$	17 ± 4	4 ± 3
37	HD 329 379	9,70	$1,37 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,9$	m
...	CD-49 11096	10,91	$0,53 \pm 0,02$	$8,8 \pm 0,4$	pm	$1,9 \pm 0,3$	$3 \pm 0,2$	135 ± 80
...	HD 329 211	10,91	$-0,14 \pm 0,01$	$10,7 \pm 0,5$	m	$2,6 \pm 0,2$	$4 \pm 0,3$	24 ± 25

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{pm}) Estrella probable miembro. (^{pnm}) Estrella probable no-miembro.

Tabla C.46: NGC 6250. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	244	0,7	0,09	-0,03	B0III	<i>m</i>
2	73	0,1	0,16	0,00	B2VI	<i>m</i>
3	50 + 30	0,1	0,22	0,00	B4VI	<i>m</i>
17	137	0,2	0,22	0,00	B4V	<i>m</i>
32	217	0,4	0,44	0,04	B9V	<i>pnm</i>
33	285	0,6	0,41	0,05	B9V	<i>pm</i>
35	149	190	1	0,3	0,09	0,00	B0IVe	<i>m</i> , H α , Be

Notas. (1) [Levenhagen y Leister \(2006\)](#). (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores.

C.10. NGC 6383

Tabla C.47: NGC 6383: Determinaciones previas de exceso de color, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Trumpler (1930)	2 130	...
Zug (1937)	2 130	...
Sanford (1949)	760	...
Eggen (1961)	1 259	...
Graham (1967)	...	$10,68 \pm 0,54$	1 380	...
Lindoff (1968)	...	10,5	1 250	~ 20
Becker y Fenkart (1971)	0,26	10,92	1 065	...
Fitzgerald et al. (1978)	$0,33 \pm 0,02$	10,85	$1 500 \pm 200$	$1,6 \pm 0,4$
Lloyd Evans (1978)	0,35	10,6	1 350	...
Thé et al. (1985)	$0,30 \pm 0,01$...	$1 400 \pm 150$...
Pandey et al. (1989)	0,35	11,65	...	~ 4
Battinelli y Capuzzo-Dolcetta (1991)	1 380	~ 4
Feinstein (1994)	0,33	...	1 400	...
Rastorguev et al. (1999)	1 180	...
Kharchenko et al. (2005)	985	~ 5
Paunzen et al. (2007) ^{fs}	0,28	...	1 700	4
Piskunov et al. (2008)	0,30	10,897
Rauw y De Becker (2008)	$0,32 \pm 0,02$...	$1 300 \pm 100$...

Notas. (^{fs}) Fotometría en el sistema Strömgen, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$.

Nr. 1: Es una binaria espectroscópica de doble línea y componentes iguales. El primero en decir que es una binaria espectroscópica de componentes muy cercanas, de brillo similar, igual tipo espectral y misma masa fue Trumpler (1930). Por otro lado Garrison et al. (1983) la proponen como candidata a binaria eclipsante masiva. Además fue clasificada como Oe5 por Hiltner (1951) y reportada como azul rejuvenecida en el catálogo de Ahumada y Lapasset (1995).

Nr. 3: Fue reportada como variable espectroscópica la estrella Nr. 3 por Thé et al. (1985). También fue reportada como binaria visual por Lloyd Evans (1978). Por otro lado, Landstreet et al. (2008) la proponen como candidata a binaria espectroscópica. Además fue reportada como peculiar por Lloyd Evans (1978, la clasificó como A7:p.) y Landstreet et al. (2008, proponen que es una estrella Ap magnética).

Nr. 6: Fue reportada como posible variable por Antalová (1972). Además presenta líneas intensas en su espectro (Lloyd Evans, 1978) y un gran exceso en el IR-cercano (Thé et al., 1985; van

den Ancker et al., 2000). También fue reportada como azul rejuvenecida en el catálogo de Ahumada y Lapasset (1995).

- Nr. 10:** Fitzgerald et al. (1978) reportan que es menos brillante de lo que se espera para el cúmulo y que la variación podría estar sujeta a las condiciones de evolución de pre-secuencia y a que todavía se encuentra rodeada por el remanente de su nube protoestelar.
- Nr. 14:** Reportada como variable por Antalová (1972). También fue reportada como posible binaria espectroscópica por Lloyd Evans (1978).
- Nr. 76:** Merrill y Burwell (1950) y Henize (1976) observan $H\alpha$ en emisión.
- Nr. 83:** Fue reportada como posible binaria espectroscópica por Lloyd Evans (1978).
- Nr. 100:** Es una binaria eclipsante de doble línea de componentes muy similares (Sahade y Berón Dávila, 1963; Lloyd Evans, 1978; Bell y Malcolm, 1987). También fue reportada como variable por Antalová (1972) y según Leung (1974) esta estrella tiene una curva de luz tipo ω UMa con un período de $\sim 0^d76$.

Tabla C.48: NGC 6383. Clasificación espectral disponible en la literatura. Nomenclatura extraída de [Eggen \(1961\)](#); [Thé \(1965\)](#) y [Lloyd Evans \(1978\)](#).

ID	Otra	Tipos	Referencias	Notas
Eggen/The/ Lloyd Evans	designación	Espectrales		
001	CD-32 12935	O8, O6, O8, Oe5, O7, O9+O9, O7, O7V, O7V+O7V, O7, O7V+O7V, O7+O7, O7, O6V+O6V, O7+O7, O7V+O7V, O8V, O5/6(E), B9V+8V, O7V+O7V, O7V, O7V+O7V, O6V, O7V((f))+O7V((f))	1, 2, 3, 4, 5, 6, 7, 9, 10, 11, 13, 14, 15, 16, 17, 18, 20, 23, 24, 25, 28, 30, 35, 36	BE2, BEc, Em, AR
002	CD-32 12931	B1, B5, B2V, B2V, B8, B2V	12, 18, 20, 26, 27, 28	
003	CD-32 12927	B9, A7:p, A2, B8IV, A1IVp, A2, A2	12, 20, 27, 28, 31, 32, 33	BV, BE, AM
006	CD-32 12921	B1Vs, A, B5, A6V	20, 25, 27, 28	V?, IR, AR
010	CD-32 12943	B5, B3V, B8	12, 20, 27	
014	CD-32 12929	B3, B3V:n, B5, B5	12, 20, 27, 32	BE?
047	CD-32 12954	A3II, A5	20, 27	
057	CD-32 12946	A0:V, A5	20, 27	
076	CD-32 12908	B7, B, B	12, 19, 27	H α
083	CD-32 12919	B3, B0V:, B2V, B3	12, 18, 20, 27	BE?
085	CD-32 12910	F3V, F0	20, 27	BE
100	CD-32 12924	B5, B6, B2:, B0.5+B0.5, B5+, B2:nn, B5, B1(B0.5+B0.5), B1:V:nn	8, 12, 20, 21, 22, 26, 27, 29, 34	BEc, BE2

Notas. Lista de referencia: (1) [Trumpler \(1930\)](#), (2) [Sanford \(1949\)](#), (3) [Spitzer et al. \(1950\)](#), (4) [Hiltner \(1951\)](#), (5) [Morgan et al. \(1955\)](#), (6) [Struve \(1958\)](#), (7) [Walker \(1963\)](#), (8) [Sahade y Berón Dávila \(1963\)](#), (9) [Buscombe \(1969a\)](#), (10) [Hiltner et al. \(1969\)](#), (11) [Haug \(1970\)](#), (12) [Antalová \(1972\)](#), (13) [Walborn \(1973\)](#), (14) [Conti et al. \(1975\)](#), (15) [Balona \(1975\)](#), (16) [Levato \(1975\)](#), (17) [Seggewiss y de Groot \(1976\)](#), (18) [Harris \(1976\)](#), (19) [Henize \(1976\)](#), (20) [Lloyd Evans \(1978\)](#), (21) [Cester et al. \(1980\)](#), (22) [Brancewicz y Dworak \(1980\)](#), (23) Listada en el catálogo de [Houk \(1982\)](#), (24) [Gahm et al. \(1983\)](#), (25) [Lindroos \(1985\)](#), (25) [Thé et al. \(1985\)](#), (26) [Bell y Malcolm \(1987\)](#), (27) Listada en el catálogo de [Nesterov et al. \(1995\)](#), (28) [van den Ancker et al. \(2000\)](#), (29) [Pasinetti Fracassini et al. \(2001\)](#), (30) [Maíz-Apellániz et al. \(2004\)](#), (31) [Landstreet et al. \(2008\)](#), (32) [Bychkov et al. \(2009\)](#), (33) [Renson y Manfroid \(2009\)](#), (34) [Lefèvre et al. \(2009\)](#), (35) [Hohle et al. \(2010\)](#), (36) [Sota et al. \(2014\)](#), (AM) Estrella Ap magnética, (AR) azul rejuvenecida, (BE) Binaria espectroscópica, (BE2) Binaria espectroscópica con doble línea, (BEc) Binaria eclipsante, (BV) Binaria visual, (Em) Estrella con líneas en emisión, (H α) Estrella con emisión en H α . (IR) Estrella reportada con exceso en el infrarrojo, (V) Variable,

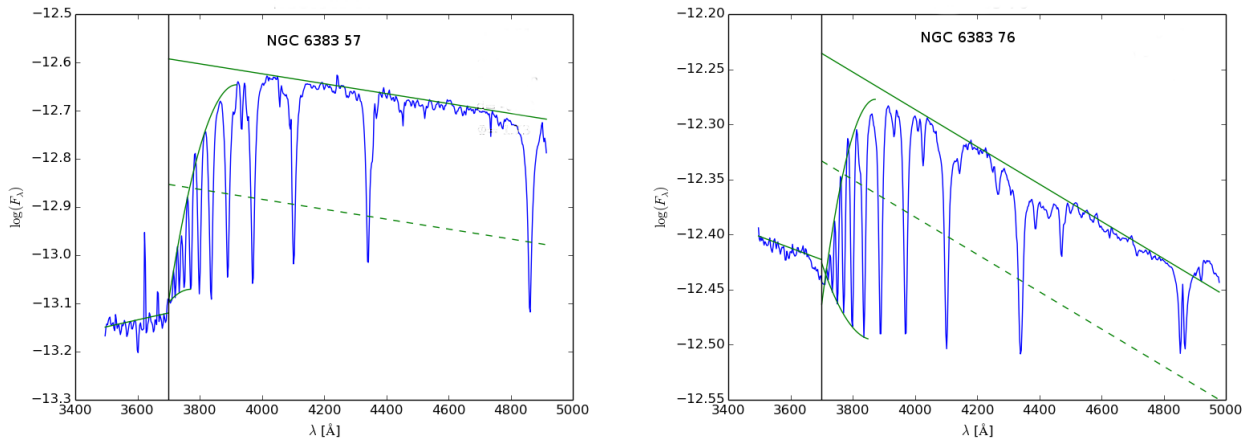


Figura C.12: NGC 6383. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o H β en emisión.

Tabla C.49: NGC 6383. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de [Eggen \(1961\)](#); [Thé \(1965\)](#), and [Lloyd Evans \(1978\)](#).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Eggen/The/ Lloyd Evans	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
001	CD-32 12935	0,01	38	1,37	O7V ^{BE2, BEc, Em, mk}	$38\,000 \pm 2\,000^a$	$3,97 \pm 0,02^a$	$-5,10 \pm 0,30^a$	$-8,96 \pm 0,30^a$	$0,62 \pm 0,02^m$
002	CD-32 12931	0,14	67	1,58	B2V	$24\,678 \pm 1\,125$	$4,21 \pm 0,08$	$-2,13 \pm 0,27$	$-4,16 \pm 0,31$	$0,70 \pm 0,01$
003	CD-32 12927	0,39	96	1,84	A3V ^{BV, BE, AM, mk}	$8\,727 \pm 273^a$	$4,23 \pm 0,03^a$	$1,52 \pm 0,22^a$	$1,33 \pm 0,22^a$	$1,12 \pm 0,02:$
006	CD-32 12921	0,07	47	1,43	B0II ^{V?, IR, AR}	$28\,750 \pm 3\,906$	$2,92 \pm 0,34$	$-5,00 \pm 0,92$	$-7,00 \pm 0,50$	$0,68 \pm 0,01$
010	CD-32 12943	0,15	59	1,51	B2V	$23\,510 \pm 1\,427$	$4,08 \pm 0,16$	$-2,29 \pm 0,34$	$-4,25 \pm 0,35$	$0,71 \pm 0,01$
014	CD-32 12929	0,20	69	1,40	B3VI:BE?	$19\,247 \pm 670$	$4,28 \pm 0,08$	$-1,48 \pm 0,12$	$-2,71 \pm 0,31$	$0,73 \pm 0,01$
047	CD-32 12954	0,39	71	1,84	A8V	$7\,652 \pm 176^a$	$4,32 \pm 0,01^a$	$2,40 \pm 0,15^a$	$2,29 \pm 0,15^a$	$1,54 \pm 0,07$
057	CD-32 12946 ^{dd}	0,49	70	1,73	B6V	$9\,573 \pm 322$	$4,36 \pm 0,10:$	$0,77 \pm 0,23:$	$1,08 \pm 0,43:$	$1,07 \pm 0,05$
076	CD-32 12908	0,18	65	1,49	B3Ve ^{Em}	$20\,473 \pm 822$	$4,23 \pm 0,09$	$-1,62 \pm 0,20$	$-3,26 \pm 0,29$	$0,72 \pm 0,01$
083	CD-32 12919	0,13	66	1,35	B1V ^{BE?}	$25\,644 \pm 1\,062$	$4,18 \pm 0,10$	$-2,28 \pm 0,28$	$-4,41 \pm 0,26$	$0,70 \pm 0,01$
085	CD-32 12910	0,26	91	2,01	F0V ^{BE, mk}	$7\,300 \pm 163^a$	$4,34 \pm 0,01^a$	$2,70 \pm 0,30^a$	$2,61 \pm 0,30^a$	$1,62 \pm 0,02:$
100	CD-32 12924	0,10	74	1,27	B0V ^{BEc, BE2}	$29\,500 \pm 1\,590$	$4,22 \pm 0,05:$	$-2,90 \pm 0,37:$	$-5,39 \pm 0,51:$	$0,68 \pm 0,01$

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cm s^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{mk}) Tipo espectral derivado utilizando el sistema MK. (^{BE}) Binaria espectroscópica. (^{BE2}) Binaria espectroscópica con doble línea. (^{BEc}) Binaria eclipsante. (^{Em}) Estrella con líneas en emisión. (^{BV}) Binaria visual. (^{AM}) Estrella Ap magnética. (^V) Variable. (^{IR}) Estrella reportada con exceso en el infrarrojo. (^a) Valor interpolado en la tabla de [Cox \(2000\)](#).

Tabla C.50: NGC 6383. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID Eggen/The/ Lloyd Evans	Otra designación	m_v [mag]	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Membrecía	$\log \mathcal{L}$ [\mathcal{L}_\odot]	M [M_\odot]	$edad$ [Ma]
001	CD-32 12935	5,68	$0,53 \pm 0,01$	$12,4 \pm 0,5$	m	$5,4 \pm 0,3$	35 ± 5	$3 \pm 0,4$
002	CD-32 12931	10,43	$0,66 \pm 0,01$	$10,5 \pm 0,3$	m	$3,6 \pm 0,3$	9 ± 1	3 ± 3
003	CD-32 12927	10,30	$0,49 \pm 0,02$	$7,3 \pm 0,2$	pm	$1,3 \pm 0,2$	$2 \pm 0,1$	409 ± 206
006	CD-32 12921	9,07	$0,51 \pm 0,01$	$12,5 \pm 0,9$	pm
010	CD-32 12943	10,00	$0,60 \pm 0,01$	$10,4 \pm 0,3$	m	$3,7 \pm 0,3$	9 ± 1	9 ± 6
014	CD-32 12929	9,85	$0,50 \pm 0,01$	$9,8 \pm 0,1$	m	$3,0 \pm 0,3$	$6 \pm 0,5$	6 ± 7
047	CD-32 12954	9,99	$0,23 \pm 0,05$	$6,9 \pm 0,2$	pnm	$0,9 \pm 0,2$	$2 \pm 0,1$	458 ± 459
057	CD-32 12946 ^{dd}	10,64	$0,49 \pm 0,04$	$8,3 \pm 0,2$	m	$1,4 \pm 0,3$	$2 \pm 0,1$	164 ± 173
076	CD-32 12908	9,83	$0,58 \pm 0,01$	$9,7 \pm 0,2$	m	$3,2 \pm 0,3$	7 ± 1	9 ± 7
083	CD-32 12919	9,53	$0,49 \pm 0,01$	$10,3 \pm 0,3$	m	$3,8 \pm 0,3$	10 ± 1	3 ± 3
085	CD-32 12910	9,53	$0,27 \pm 0,02$	$6,0 \pm 0,3$	pnm	$0,8 \pm 0,3$	$1,5 \pm 0,1$	467 ± 536
100	CD-32 12924	8,97	$0,40 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,4$	m	$4,1 \pm 0,3$	13 ± 2	2 ± 2

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro.

Tabla C.51: NGC 6383. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E	Notas
1	129	290, 168, 125 : 160, 170	1,2,3,4	0,3	0,01	0,00	O7V	m , Em
3	...	26	5	0,05	0,39	0,00	A3V	pm
47	55	0,1	0,39	0,03	A8V	pnm
57	0,49	0,02	B6V	m
76	287	0,5	0,18	0,00	B3Ve	m , H α , Em
100	241 + 161	0,3	0,10	0,00	B0V	m
100	239 + 289	0,2	0,10	0,00	B0V	m

Notas. (1) [Buscombe \(1969a\)](#). (2) [Balona \(1975\)](#). (3) [Levato \(1975\)](#). (4) [Conti y Ebbets \(1977\)](#). (5) [Landstreet et al. \(2008\)](#). (m) Estrella miembro del cúmulo. (pm) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (pnm) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (nm) Estrella que no pertenece al cúmulo. (H α) Estrella que presenta la línea H α en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

C.11. NGC 6530

Tabla C.52: NGC 6530. Determinaciones previas de exceso de color, distancia y edad.

Trabajos	$E(B - V)$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	$edad$ [Ma]
Trumpler (1930)	1 090	...
Sanford (1949)	730	...
Johnson et al. (1961)	0,32	$10,7 \pm 0,3$	1 400	...
Penston (1964)	~ 1
Lindoff (1968)	...	11,91	1 560	< 7
van Altena y Jones (1972)	0,35	11,25	1 780	2
Harris (1976)	$6,36 \pm 0,34$
Kilambi (1977)	0,34	10,7
Sagar y Joshi (1978)	0,35	11,3	...	2
Chini y Neckel (1981)	$0,36 \pm 0,09$	11,4
Boehm-Vitense et al. (1984)	5 ± 2
Sagar et al. (1986)	~ 2
Battinelli y Capuzzo-Dolcetta (1991)	0,35	...	1 600	~ 2
Strobel et al. (1992)	0,4	12,7	...	~ 3
Feinstein (1994)	0,36	11,4	1 900	...
van den Ancker et al. (1997)	0,30	...	$1\,800 \pm 200$...
Rastorguev et al. (1999)	1 270	...
Robichon et al. (1999)	$\sim 763,36$...
Sung et al. (2000)	0,35	$11,25 \pm 0,1$...	1,5
Baumgardt et al. (2000)	$\sim 917,43$...
Loktin y Beshenov (2001)	...	$9,005 \pm 0,255$...	$\sim 7,5$
Prisinzano et al. (2005)	1 250	2,3
Kharchenko et al. (2005)	1 322	$\sim 4,7$
McSwain y Gies (2005) ^{fs}	0,34	10,62	...	$\sim 7,4$
Zhao et al. (2006)	1 330	$\sim 7,4$
Mayne y Naylor (2008)	0,32	10,34	...	2
Kharchenko et al. (2009a)	0,30	...	1 322	$\sim 4,7$
Kharchenko et al. (2013)	0,541	...	1 365	$\sim 4,7$

Notas. ^(fs) Fotometría en el sistema Strömgren, inferimos el exceso utilizando la relación $E(b - y) = 0,74 E(B - V)$.

Nr. 7: Reportada como variable por Walker (1957). Rauw et al. (2002) encuentran variaciones en la velocidad radial de largo período y luego confirman que la estrella es binaria con un período de 6 – 8 años (Rauw et al., 2012).

- Nr. 9:** Reportada como variable por [Walker \(1957\)](#) mientras que [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega. [Howarth et al. \(1997\)](#) son los primeros en observar que podría tratarse de una binaria espectroscópica con líneas dobles. [Arias et al. \(2006\)](#) identifican las dos componentes. Por otro lado también fue reportada como estrella peculiar ([Hiltner et al., 1965](#); [Harris, 1976](#)).
- Nr. 32 y 42:** Reportadas como variables por [Walker \(1957\)](#). En particular la Nr. 42 tiene líneas en emisión ([Schild y Romanishin, 1976](#)).
- Nr. 43:** Fue reportada como sistema triple por [Walker \(1957\)](#) y como variable por [Kilambi \(1977\)](#). [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega.
- Nr. 45 y 55:** Reportadas como variables por [Walker \(1957\)](#). En particular la Nr. 45 tiene líneas en emisión ([Iriarte y Chavira, 1955](#)) y se observa fuertemente enrojecida ([Walker, 1957](#)).
- Nr. 56:** [Walker \(1957\)](#) observa líneas dobles en su espectro y emisión en las líneas de hidrógeno, y según [Boggs y Bohm-Vitense \(1989\)](#) es una binaria conocida. [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega.
- Nr. 59, 60 y 61:** Fueron reportadas como variables por [Walker \(1957\)](#). En particular la Nr. 59 fue reportada como peculiar ([Hiltner et al., 1965](#); [Niedzielski y Muciek, 1988](#)) y la Nr. 60 es también variable en velocidad radial y presenta líneas de hidrógeno en emisión ([Walker, 1957](#)).
- Nr. 65:** Fue reportada como variable en velocidad radial y clasificada como binaria espectroscópica por [Boehm-Vitense et al. \(1984\)](#). También fue reportada como peculiar ([Morgan et al., 1953](#); [Hiltner et al., 1965](#); [Anderson, 1970](#); [Torres, 1987](#); [Houk y Smith-Moore, 1988](#)). Por otra parte se observan líneas de hidrógeno en emisión en su espectro ([Merrill et al., 1925](#); [Walker, 1957](#)). Por otra parte [Kumar et al. \(2004\)](#) la reportan como una estrellas Herbig Ae/Be I o III.
- Nr. 66 y 68:** Fueron reportadas como variables por [Walker \(1957\)](#). En particular la Nr. 66 fue reportada como estrella rica en HeI, He-weak ([Hiltner et al., 1965](#); [Niedzielski y Muciek, 1988](#); [Renson, 1988](#)), y con líneas de hidrógeno en emisión ([Walker, 1957](#)).
- Nr. 73:** Primeramente fue reportada como binaria espectroscópica por [Walker \(1957\)](#); [Boehm-Vitense et al. \(1984\)](#) y [Boggs y Bohm-Vitense \(1989\)](#). Más tarde [González y Lapasset \(2003\)](#) dicen que es un sistema cercano con transferencia de masa y, 11 años después, confirman que es un sistema triple conformado por un sistema binario cercano y una tercera componente que orbita alrededor ([González et al., 2014](#)). Por otro lado [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega. También fue reportada como estrella azul rejuvenecida ([Ahumada y Lapasset, 1995](#)).
- Nr. 80:** Fue reportada como variable en velocidad radial por [Walker \(1957\)](#).

- Nr. 85:** [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega.
- Nr. 86:** [Hiltner et al. \(1965\)](#) la reportan como una binaria espectroscópica con líneas dobles y [Otero et al. \(2005\)](#) la clasifican como binaria eclipsante tipo E.
- Nr. 93:** [Kumar et al. \(2004\)](#) la proponen como probable estrella tipo Vega. También fue reportada como estrella azul rejuvenecida ([Ahumada y Lapasset, 1995](#)) y como estrella de post-secuencia con una edad de 150 Ma ([van den Ancker et al., 1997](#)).
- Nr. 100:** Fue reportada como estrella doble visual ([Aitken y Doolittle, 1932](#); [Jeffers et al., 1963](#)) y como variable ([Kilambi, 1977](#)). Los primeros en reportarla como binaria espectroscópica fueron [Boehm-Vitense et al. \(1984\)](#). También tiene líneas en emisión ([Iriarte y Chavira, 1955](#)).

Tabla C.53: NGC 6530. Clasificación espectral realizada en trabajos anteriores. La nomenclatura fue extraída de Walker (1957) y Kilambi (1977).

ID	Otra Walker/ Kilambi	Tipos Espectrales	Referencias	Notas
007	HD 164 794	O5, O5, O7, O6, O5e, O7f, O5, O5V, O4f, O4:V((f)), O4((f)), O6V, O5, O4V, O7.5I, O8, O4V((f)), O6, O4V, O3/4, O4V, O4V, O4V((f)), O3, O3.5V((f))+O5/5.5V((f)), O4V((f))z	3,4,5,8,10,11,13,14,16, 18,20,21,22,25,26,27, 32,33,36,40,41,43,44,48, 49,50	V,BE,Em
009	HD 164 816	B0V, B0V, O9.5IIIp, B0V, O9.5III/IV(n), O9.5IIIp, O9.5IVn, O9.5III/IV, O6, B0V, B0V, B2IV/V, O, B0V, B0, B0V, B3Ve, O9.5V+B0V, O9.5V+B0V	6,12,13,14,19,22, 24,25,27,30,32,33,34,36, 38,43,46,47,50	V,BE2,P,Em
032	GEN# +2.65300032	B6, B3Ve, B2.5	8,13,27	V,Em
042	HD 315 032	B3n, B2Vne, B1, B1.5Vne, B1V, B5	8,13,27,32,36,39	V,H α ,Be
043	HD 315 026	B3, B1.5V, B1.5V, B5, B2V	27,32,36,39,43	V,Vv,ST
045	HD 164 865	B9Iab, B τ -, B9Iab, B8Iab, B9Ia, B9Ia, B	8,9,14,17,24,31,33	V,H α
055	HD 315 023	B2.5Ve, B1.5, B3, B	13,27,39,45	V,Em
056	CD-24 13829	B3nne, B1.5Vne, B1, B0.5Vne, B0.5V, B1.5V, B	8,13,27,32,36,43,45	V,Vv,BE2,EH
059	HD 315 033	B2n, B2Vp, B1.5, B1Vp, B1V, B3	8,13,27,32,37,39	V,P
060	LSS 4615	B3nne, B1Ve, B1.5	8,13,27	V,Vr,EH
061	ALS 16976	B5, B2Ve, B1.5	8,13,27	V,Em
065	HD 164 906	B(0)e, B(0)ne, B0ne, B1IV:pe, B0nne, B τ , B0IVpne, B1Vnp, B0, B0ne, O6, B1IV:ep, B0.5IVpne, B1IV:PE:, B0V, B0IVe, B0Ve	1,2,4,6,8,9, 13,15,23,25,27,28,32, 33,36,43,46	V,Vr,BE,P,H α ,EH,Be
066	CD-24 13831	B2ne, B2Vpe, B1.5, B2He, B	8,13,27,35,45	V,He,EH
068	CD-24 13830	...		V
070	ALS 18783	B7, B2Ve, B2	8,13,27	Em
073	HD 315 031	B3, B0n, B2IVn, B1, B0.5Vn, B1V, B3, B0.5V+B1/2V, B2IV, B, B0.5IV/V+B1V	7,8,13,27,32,36, 39,42,43,45,51	Vv,ST,AR

Continúa en la página siguiente.

Tabla C.53 – *Continuación de la página anterior.*

ID	Otra designación	Tipos Espectrales	Referencias	Notas
Walker/Kilambi				
076	HD 315 024	B5, B2n, B2.5Ve, B1, B1.5V, B5, B	7,8,13,27,37,39,45	Em
080	CD–24 13837	B2n, B1Ve, B1, B0.5Ve, B1V	8,13,27,32,36	Vr,Em
085	HD 164 933	B1V, B0.5V, B0.5IV, B0.5IV, B1/2Ib/II, B0.5V, B0.5V	13,24,30,32,33,36,43	Vv
086	CD–24 13840	B4n, B2Vne, B3, B2Vne, B2.5V, B	8,13,27,32,36,45	BE2,BEc,Em
093	HD 315 021	B2nn, B2IVn, B1.5, B1V, B1V, B9, B2IV, B	8,13,27,30,36,39,43,45	Vv,AR,PS
100	HD 164 947	B5, B3, B5 τ –, B2IVe, B2.5, B2V:n:, B3IV+B2.5V, B3, B5ae+, B3Ve, B2N:V:, B2.5V, B, B1/2Vne	7,8,9,13,27,28,29, 30,31,32,33,36,45,46	BV,V,BE,H α ,Be
...	LSS 4627	...		

Notas. Lista de referencia: (1) Merrill et al. (1925), (2) Merrill y Burwell (1933), (3) Morgan et al. (1943), (4) Sanford (1949), (5) Weaver (1953), (6) Morgan et al. (1953), (7) Sharpless (1953) toma la clasificación del catálogo de Henry Draper, (8) Walker (1957), (9) Velghe (1957), (10) Kopylov (1958), (11) Underhill (1959), (12) Morris (1961), (13) Hiltner et al. (1965), (14) Haug (1970), (15) Anderson (1970), (16) Conti y Alschuler (1971), (17) Stephenson y Sanduleak (1971), (18) Walborn (1972), (19) Walborn (1973), (20) Conti y Leep (1974), (21) Balona (1975), (22) Harris (1976), (23) Listada en el catálogo de Henize (1976), (24) Garrison et al. (1977), (25) Humphreys (1978), (26) Morossi y Crivellari (1980), (27) Chini y Neckel (1981), (28) Listada en el catálogo de Jaschek y Egret (1982), (29) Abt y Cardona (1983), (30) Boehm-Vitense et al. (1984), (31) Kozok (1985), (32) Torres (1987), (33) Listada en el catálogo de Houk y Smith-Moore (1988), (34) Niedzielski y Muciek (1988), (35) Renson (1988), (36) Boggs y Bohm-Vitense (1989), (37) Boggs y Bohm-Vitense (1990), (38) Hamdy et al. (1993), (39) Nesterov et al. (1995), (40) Hanson et al. (1996), (41) Penny (1996), (42) González y Lapasset (2003), (43) Kumar et al. (2004), (44) Maíz-Apellániz et al. (2004), (45) McSwain y Gies (2005), (46) Levenhagen y Leister (2006), (47) Arias et al. (2006), (48) Williams et al. (2011), (49) Rauw et al. (2012), (50) Sota et al. (2014), (51) González et al. (2014), (AR) Azul rejuvenecida, (BE) Binaria espectroscópica, (BE2) Binaria espectroscópica con líneas dobles, (BEc) Binaria eclipsante, (BV) Binaria visual, (Be) Presenta fenómeno Be, (Em) Estrella con líneas en emisión, (EH) Estrellas con líneas de H β , H γ y/o H δ en emisión, (H α) Estrella con emisión en H α , (He) Estrella rica en He. (PS) Estrella de post-secuencia principal, (ST) Sistema triple, (V) Variable, (Vv) Probable variable tipo Vega, (Vr) Variable en velocidad radial,

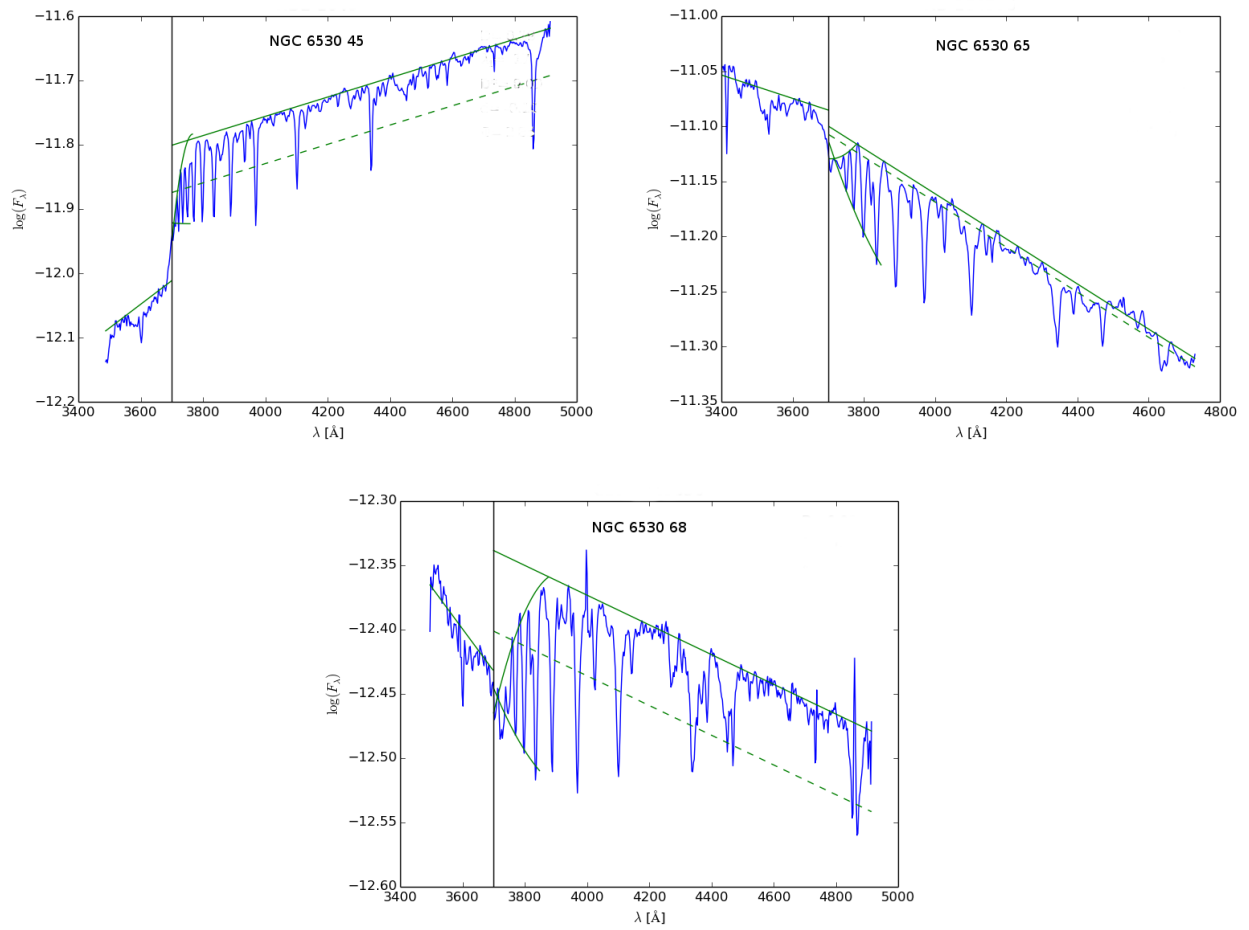


Figura C.13: NGC 6530. Estrellas con segundo salto de Balmer y/o H β en emisión.

Tabla C.54: NGC 6530. Parámetros fundamentales estelares derivados con el sistema BCD. Numeración extraída de Walker (1957) y Kilambi (1977).

ID	Otra	D	λ_1	Φ_b	T.E	T_{eff}	$\log g$	M_v	M_{bol}	Φ_b^0
Walker/ Kilambi	designación	[dex]	[Å]	[μ]		[K]	[dex]	[mag]	[mag]	[μ]
007	HD 164 794	0,01	9	1,10	O4V((f)) ^{so,V,BE,Em}	$42\,857 \pm 1\,000^n$	$3,92 \pm 0,30^n$	$-5,50 \pm 0,50^n$	$-9,41 \pm 0,34^n$	$0,61 \pm 0,03^m$
009	HD 164 816	0,05	...	0,66	O9III ^{mk,V,BE2,P,Em}	$31\,846 \pm 1\,000^n$	$3,53 \pm 0,30^n$	$-5,25 \pm 0,50^n$	$-8,29 \pm 0,50^n$	$0,93 \pm 0,03^m$
032	GEN# +2.65300032	0,14	60	0,81	B2V ^{V,Em}	$24\,964 \pm 1\,539$	$4,08 \pm 0,15$	$-2,33 \pm 0,33$	$-4,49 \pm 0,36$	$0,70 \pm 0,00$
042	HD 315 032	0,08	58	0,95	B0IV ^{V,Hα,Be}	$31\,688 \pm 2\,368$	$3,90 \pm 0,30$	$-3,74 \pm 0,54$	$-6,23 \pm 0,42$	$0,68 \pm 0,00$
043	HD 315 026	0,09	66	0,86	B0V ^{V,Vv,ST}	$29\,534 \pm 1\,271$	$4,15 \pm 0,11$	$-2,92 \pm 0,40$	$-5,82 \pm 0,41$	$0,68 \pm 0,00$
045	HD 164 865 ^{dd}	0,14	21	2,56	B4Ia ^{V,Hα}	$15\,208 \pm 1\,636$	$2,44 \pm 0,07^a$	$-6,20 \pm 0,03^a$	$-7,15 \pm 0,15^a$	$0,76 \pm 0,03$
055	HD 315 023	0,10	78	0,80	B0VI ^{V,Em}	$28\,882 \pm 1\,511$	$3,94 \pm 0,00^a$	$-4,00 \pm 0,64^a$	$-7,16 \pm 0,64^a$	$0,69 \pm 0,00$
056	CD-24 13829	0,07	64	1,05	B0V ^{V,Vv,BE2,Em}	$33\,494 \pm 1\,836$	$4,06 \pm 0,20$	$-3,86 \pm 0,36$	$-6,70 \pm 0,50$	$0,67 \pm 0,01$
059	HD 315 033	0,13	70	1,19	B1V ^{V,P}	$26\,656 \pm 1\,163$	$4,21 \pm 0,08$	$-2,41 \pm 0,29$	$-4,71 \pm 0,38$	$0,70 \pm 0,01$
060	LSS 4615	0,08	62	1,04	B0V ^{V,Vr,Em}	$31\,948 \pm 1\,922$	$4,03 \pm 0,20$	$-3,54 \pm 0,43$	$-6,24 \pm 0,36$	$0,67 \pm 0,01$
061	ALS 16976	0,13	66	0,92	B1V ^{V,Em}	$26\,483 \pm 1\,034$	$4,17 \pm 0,10$	$-2,41 \pm 0,29$	$-4,61 \pm 0,39$	$0,70 \pm 0,00$
065	HD 164 906 ^{dd}	0,03	51	1,27	O ^{V,Vr,BE,P,Be}	$35\,655 \pm 3\,828$	$2,97 \pm 0,36$	$-5,70 \pm 0,88$	$-8,24 \pm 0,70$	$0,66 \pm 0,01$
066	CD-24 13831	0,10	...	0,95	B1V ^{V,He,Em}	$25\,450 \pm 4\,550^a$	$3,94 \pm 0,00^a$	$-3,23 \pm 0,77^a$	$-5,98 \pm 0,77^a$	$0,62 \pm 0,02^m$
068	CD-24 13830	0,08	60	1,70	B0Ve ^V	$31\,622 \pm 2\,282$	$3,97 \pm 0,27$	$-3,47 \pm 0,60$	$-5,98 \pm 0,44$	$0,68 \pm 0,01$
070	ALS 18783	0,13	73	0,67	B2V ^{Em}	$26\,044 \pm 1\,632$	$4,25 \pm 0,06$	$-2,17 \pm 0,32$	$-4,44 \pm 0,51$	$0,70 \pm 0,01$
073	HD 315 031	0,07	56	1,08	B0IV ^{Vv,ST}	$33\,249 \pm 2\,996$	$3,81 \pm 0,39$	$-3,92 \pm 0,61$	$-6,62 \pm 0,42$	$0,68 \pm 0,01$
076	HD 315 024	0,08	58	0,83	B0IV ^{Em}	$32\,189 \pm 2\,391$	$3,89 \pm 0,30$	$-3,76 \pm 0,48$	$-6,20 \pm 0,44$	$0,68 \pm 0,01$
080	CD-24 13837	0,05	42	0,82	O9Ib ^{Vr,Em}	$25\,977 \pm 4\,032$	$2,71 \pm 0,14$	$-6,22 \pm 0,89$	$-7,79 \pm 0,81$	$0,68 \pm 0,01$
085	HD 164 933	0,07	...	1,16	B0III ^{Vv,mk}	$29\,732 \pm 1\,000^n$	$3,49 \pm 0,30^n$	$-5,11 \pm 0,50^n$	$-7,95 \pm 0,50^n$	$1,09 \pm 0,03^m$
086	CD-24 13840	0,17	88	0,70	B2V ^{BE2,BEc,Em}	$20\,900 \pm 3\,225^a$	$3,94 \pm 0,00^a$	$-2,45 \pm 0,60^a$	$-4,80 \pm 0,60^a$	$0,62 \pm 0,02^m$
093	HD 315 021	0,08	62	1,06	B0V ^{Vv}	$31\,086 \pm 1\,967$	$4,05 \pm 0,20$	$-3,43 \pm 0,53$	$-5,91 \pm 0,41$	$0,68 \pm 0,01$
100	HD 164 947	0,16	77	1,04	B2VI ^{BV,V,BE,Be}	$22\,166 \pm 1\,268$	$3,94 \pm 0,00^a$	$-2,45 \pm 0,60^a$	$-4,80 \pm 0,60^a$	$0,72 \pm 0,01$
...	LSS 4627	0,13	64	0,58	B1V	$26\,483 \pm 1\,241$	$4,14 \pm 0,11$	$-2,57 \pm 0,31$	$-4,64 \pm 0,33$	$0,70 \pm 0,00$

Notas. El símbolo : es usado para indicar los valores extrapolados. g es la gravedad superficial estelar dada en cms^{-2} . (^{dd}) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. (^{so}) Tipo espectral derivado utilizando el Catálogo Espectroscópico de Estrellas Galácticas Tipo O (Sota et al., 2011). (^{mk}) Tipo espectral derivado utilizando el sistema MK. (^{BE}) Estrella reportada como binaria espectroscópica. (^{BE2}) Estrella reportada como binaria espectroscópica con líneas dobles. (^V) Estrella reportada como variable. (ST) Estrellas reportada como sistema triple. (^{Vv}) Estrella reportada como probable variable tipo Vega. (^{Vr}) Estrella reportada como variable en velocidad radial. (^{Be}) Estrella reportada como Be. (^{Em}) Estrella reportada como estrella con líneas en emisión. (^{BV}) Estrella reportada como binaria visual. (^{BEC}) Estrella reportada como binaria eclipsante. (^{He}) Estrella reportada como rica en He. (^a) Valor interpolado en la tabla de Cox (2000). (^m) Valor determinado utilizando la relación entre Φ_b y $(B - V)$ dada por Moujtahid et al. (1998). (ⁿ) Parámetro estelar tomado del trabajo de Martins et al. (2005).

Tabla C.55: NGC 6530. Parámetros físicos y distancia a las estrellas.

ID	Otra	m_v	$E(B - V)$	$(m_v - M_v)_0$	Membrecía	$\log \mathcal{L}$	M	$edad$
Walker/ Kilambi	designación	[mag]		[mag]		$[\mathcal{L}_\odot]$	$[M_\odot]$	[Ma]
007	HD 164 794	5,93	$0,33 \pm 0,02$	$10,4 \pm 0,5$	pm	$5,7 \pm 0,4$	54 ± 13	$1 \pm 0,6$
009	HD 164 816	7,09	$-0,20 \pm 0,02$	$11,5 \pm 0,5$	pm	$5,3 \pm 0,4$	31 ± 10	$5 \pm 0,8$
032	GEN# +2.65300032	10,37	$0,08 \pm 0,01$	$12,5 \pm 0,3$	m	$3,8 \pm 0,3$	10 ± 1	7 ± 5
042	HD 315 032	9,18	$0,20 \pm 0,01$	$12,3 \pm 0,5$	m	$4,6 \pm 0,4$	186 ± 4	4 ± 2
043	HD 315 026	9,01	$0,13 \pm 0,01$	$11,5 \pm 0,4$	m	$4,2 \pm 0,3$	14 ± 1	3 ± 2
045	HD 164 865 ^{dd}	7,74	$1,23 \pm 0,02$	$10,1 \pm 0,1$	pm	$4,8 \pm 0,2$	17 ± 3	10 ± 2
055	HD 315 023	10,07	$0,09 \pm 0,01$	$13,8 \pm 0,6$	pm	$4,6 \pm 0,4$	17 ± 2	7 ± 1
056	CD-24 13829	9,08	$0,29 \pm 0,01$	$12,1 \pm 0,4$	m	$4,7 \pm 0,4$	19 ± 3	3 ± 2
059	HD 315 033	8,90	$0,34 \pm 0,01$	$10,3 \pm 0,3$	pm	$3,9 \pm 0,3$	10 ± 1	2 ± 2
060	LSS 4615	9,65	$0,27 \pm 0,01$	$12,4 \pm 0,4$	m	$4,5 \pm 0,3$	17 ± 2	3 ± 2
061	ALS 16976	10,28	$0,17 \pm 0,01$	$12,2 \pm 0,3$	m	$3,8 \pm 0,3$	10 ± 1	3 ± 3
065	HD 164 906 ^{dd}	7,45	$0,46 \pm 0,01$	$11,7 \pm 0,9$	m
066	CD-24 13831	10,17	$0,25 \pm 0,02$	$12,6 \pm 0,8$	m	$4,2 \pm 0,5$	12 ± 2	12 ± 6
068	CD-24 13830	9,75	$0,76 \pm 0,01$	$10,9 \pm 0,6$	m	$4,5 \pm 0,4$	17 ± 4	3 ± 2
070	ALS 18783	10,48	$-0,06 \pm 0,02$	$11,8 \pm 0,4$	m	$3,7 \pm 0,3$	10 ± 1	2 ± 3
073	HD 315 031	8,31	$0,30 \pm 0,01$	$11,3 \pm 0,6$	m	$4,8 \pm 0,5$	22 ± 10	3 ± 2
076	HD 315 024	9,55	$0,11 \pm 0,01$	$13,0 \pm 0,5$	m	$4,6 \pm 0,4$	19 ± 5	3 ± 2
080	CD-24 13837	9,39	$0,11 \pm 0,01$	$15,3 \pm 0,9$	nm
085	HD 164 933	8,70	$0,04 \pm 0,02$	$13,7 \pm 0,5$	pm
086	CD-24 13840	9,60	$0,06 \pm 0,02$	$11,9 \pm 0,6$	m	$3,7 \pm 0,4$	9 ± 1	24 ± 1
093	HD 315 021	8,59	$0,28 \pm 0,01$	$11,2 \pm 0,5$	m	$4,4 \pm 0,4$	15 ± 2	3 ± 2
100	HD 164 947	8,87	$0,24 \pm 0,01$	$10,6 \pm 0,6$	m	$3,8 \pm 0,4$	9 ± 1	19 ± 4
...	LSS 4627	11,37	$-0,09 \pm 0,01$	$13,1 \pm 0,4$	nm	$3,9 \pm 0,3$	10 ± 1	3 ± 3

Notas. Los valores de m_v fueron tomados de la base de datos SIMBAD. ^(dd) Estrella con doble discontinuidad de Balmer. ^(pm) Estrella probable miembro. ^(pnm) Estrella probable no miembro. ^(nm) Estrella no miembro.

Tabla C.56: NGC,6530. Resultados de la medición de la velocidad de rotación y de la altura de la primera y segunda discontinuidad de Balmer de las estrellas Be.

ID	$v \text{ sen } i$	$v \text{ sen } i_{(\text{lit})}$	Ref.	ω	D_{\star}	d	T.E.	Notas
7	...	140, 71, 128, 75, 102, 70, 191	1,2,3,4,5,8	0,2; 0,09	0,01	0,00	O4V((f))	<i>pm</i> , Em
9	121	180, 129, 95	5,6,7	0,2	0,05	0,00	O9III	<i>pm</i> , Em
32	22	0,04	0,14	0,00	B2V	<i>m</i> , Em
42	213	0,4	0,08	0,00	B0IV	<i>m</i> , Be
45	22	0,1	0,14	0,10	B4Ia	<i>pm</i> , Em
55	179	0,2	0,10	0,00	B0VI	<i>pm</i> , Em
65	...	255	7	1,0	0,03	-0,02	O	<i>m</i> , Be
68	0,08	0,00	B0Ve	<i>m</i>
86	203 + 207	0,3	0,17	0,00	B2V	<i>m</i> , Em
100	45 + 14	120	7	0,05	0,16	0,00	B2VI	<i>m</i> , Be

Notas. (1) Slettebak (1956). (2) Balona (1975). (3) Conti y Ebbets (1977). (4) Bohannon et al. (1990). (5) Penny (1996). (6) Howarth et al. (1997). (7) Levenhagen y Leister (2006). (8) Williams et al. (2011). (*m*) Estrella miembro del cúmulo. (*pm*) Estrella que probablemente pertenezca al cúmulo. (*pnm*) Estrella que probablemente no pertenezca al cúmulo. (*nm*) Estrella que no pertenece al cúmulo. ($H\alpha$) Estrella que presenta la línea $H\alpha$ en emisión en nuestros espectros. (Be) Estrella reportada como Be en trabajos anteriores. (Em) Estrella reportada con líneas en emisión en trabajos anteriores.

Bibliografía

- Abt, H. A. y Cardona, O. 1983, *ApJ*, 272, 182
- Abt, H. A., Levato, H., y Grosso, M. 2002, *ApJ*, 573, 359
- Adelman, S. J. 2001, *Baltic Astronomy*, 10, 589
- Adelman, S. J., Yuce, K., y Engin, S. 2000, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4946, 1
- Ahmed, F. 1962, *Publications of the Royal Observatory of Edinburgh*, 3, 60
- Ahumada, J. y Lapasset, E. 1995, *A&AS*, 109, 375
- Ahumada, J. A. y Lapasset, E. 2007, *A&A*, 463, 789
- Aidelman, Y., Cidale, L. S., Zorec, J., y Arias, M. L. 2012, *A&A*, 544, A64
- Aidelman, Y., Cidale, L. S., Zorec, J., y Panei, J. A. 2015, *A&A*, 577, A45
- Aidelman, Y., Cidale, L. S., Zorec, J., y Panei, J. A. en preparación, *En preparación*
- Aitken, R. G. y Doolittle, E. 1932, *New general catalogue of double stars within 120 of the North pole ...*
- Alfaro, E. J. y Delgado, A. J. 1991, *A&A*, 241, 69
- Amieux, G. y Burnage, R. 1981, *A&AS*, 44, 101
- Ammler-von Eiff, M. y Reiners, A. 2012, *A&A*, 542, A116
- An, D., Terndrup, D. M., y Pinsonneault, M. H. 2007, *ApJ*, 671, 1640
- Andersen, J., Nordstrom, B., y Wilson, R. E. 1980, *A&A*, 82, 225
- Anderson, C. M. 1970, *ApJ*, 160, 507
- Antalová, A. 1972, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 23, 126
- Arias, J. I., Barbá, R. H., Maíz Apellániz, J., Morrell, N. I., y Rubio, M. 2006, *MNRAS*, 366, 739

BIBLIOGRAFÍA

- Arp, H. C. y van Sant, C. T. 1958, *AJ*, 63, 341
- Baade, D., Rivinius, T., Štefl, S., y Martayan, C. 2010, en *Proceedings of the International Astronomical Union*, Vol. 6, *Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits*, 1–13
- Balona, L. A. 1975, *MmRAS*, 78, 51
- Balona, L. A. 1990, *MNRAS*, 245, 92
- Balona, L. A., Dziembowski, W. A., y Pamyatnykh, A. 1997, *MNRAS*, 289, 25
- Balona, L. A. y Koen, C. 1994, *MNRAS*, 267, 1071
- Barbaro, G., Dallaporta, N., y Nobili, L. 1967, *Publicazioni dell'Ósservatorio Astronomico di Padova*, 138, 1
- Barbier, D. y Chalonge, D. 1939, *ApJ*, 90, 627
- Barbier, D. y Chalonge, D. 1941, *Annales d' Astrophysique*, 4, 30
- Bastian, N. y de Mink, S. E. 2009, *MNRAS*, 398, L11
- Battinelli, P. y Capuzzo-Dolcetta, R. 1991, *MNRAS*, 249, 76
- Baume, G. L., Campuzano-Castro, F., Fernández-Lajús, E., et al. 2012, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 55, 519
- Baumgardt, H., Dettbarn, C., y Wielen, R. 2000, *A&AS*, 146, 251
- Becker, W. 1961, *ZAp*, 51, 151
- Becker, W. 1963, *ZAp*, 57, 117
- Becker, W. y Fenkart, R. 1971, *A&AS*, 4, 241
- Beer, A. 1961, *MNRAS*, 123, 191
- Bell, S. A. y Malcolm, G. J. 1987, *MNRAS*, 226, 899
- Bertaud, C. 1959, *Journal des Observateurs*, 42, 45
- Bidelman, W. P. 1951, *ApJ*, 113, 304
- Bidelman, W. P. 1954, *PASP*, 66, 249
- Bjorkman, J. E. y Cassinelli, J. P. 1993, *ApJ*, 409, 429
- Boehm-Vitense, E. 1982, *ApJ*, 255, 191
- Boehm-Vitense, E., Hodge, P., y Boggs, D. 1984, *ApJ*, 287, 825
- Boggs, D. y Bohm-Vitense, E. 1989, *ApJ*, 339, 209
- Boggs, D. y Bohm-Vitense, E. 1990, *ApJ*, 358, 441

- Bohannon, B., Abbott, D. C., Voels, S. A., y Hummer, D. G. 1990, *ApJ*, 365, 729
- Bok, B. J. y Bok, P. F. 1969, *AJ*, 74, 1125
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., y Zinnecker, H. 1998, *MNRAS*, 298, 93
- Brancewicz, H. K. y Dworak, T. Z. 1980, *AcA*, 30, 501
- Brandi, E. y Clariá, J. J. 1973, *A&AS*, 12, 79
- Breger, M. 1966, *PASP*, 78, 293
- Brott, I., Evans, C. J., Hunter, I., et al. 2011, *A&A*, 530, A116
- Budding, E., Erdem, A., Çiçek, C., et al. 2004, *A&A*, 417, 263
- Bukowiecki, Ł., Maciejewski, G., Konorski, P., y Strobel, A. 2011, *AcA*, 61, 231
- Buscombe, W. 1963, *Mount Stromlo Observatory Mimeographs*, 6, 0
- Buscombe, W. 1969a, *MNRAS*, 144, 1
- Buscombe, W. 1969b, *MNRAS*, 144, 31
- Bychkov, V. D., Bychkova, L. V., y Madej, J. 2009, *MNRAS*, 394, 1338
- Carraro, G. y Patat, F. 2001, *A&A*, 379, 136
- Cassinelli, J. P. y MacGregor, K. B. 2000, en *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, y J. Fabregat, 337
- Cester, B., Giuricin, G., Mardirossian, F., y Predolin, F. 1980, *MmSAI*, 51, 537
- Chalonge, D. 1953, *C.N.R.S.*, 15, 201
- Chalonge, D. y Divan, L. 1952, *Annales d' Astrophysique*, 15, 201
- Chalonge, D. y Divan, L. 1973, *A&A*, 23, 69
- Chalonge, D. y Divan, L. 1977a, *A&A*, 55, 121
- Chalonge, D. y Divan, L. 1977b, *A&A*, 55, 117
- Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., et al. 2001, *A&A*, 378, 861
- Chini, R. y Neckel, T. 1981, *A&A*, 102, 171
- Cidale, L., Zorec, J., y Tringaniello, L. 2001, *A&A*, 368, 160
- Cidale, L. S., Arias, M. L., Torres, A. F., et al. 2007, *A&A*, 468, 263
- Clariá, J. J. y Lapasset, E. 1991, *PASP*, 103, 998

BIBLIOGRAFÍA

- Cochetti, Y. R., Arias, M. L., Cidale, L., y Zorec, J. 2013, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 56, 207
- Cochetti, Y. R., Arias, M. L., Cidale, L. S., Granada, A., y Zorec, J. 2015, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 57, 108
- Collins, II, G. W. 1987, en *IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars*, ed. A. Slettebak y T. P. Snow, 3–19
- Collins, II, G. W., Truax, R. J., y Cranmer, S. R. 1991, *ApJS*, 77, 541
- Conti, P. S. y Alschuler, W. R. 1971, *ApJ*, 170, 325
- Conti, P. S., Cowley, A. P., y Johnson, G. B. 1975, *PASP*, 87, 327
- Conti, P. S. y Ebbets, D. 1977, *ApJ*, 213, 438
- Conti, P. S. y Leep, E. M. 1974, *ApJ*, 193, 113
- Corti, M. A. y Orellana, R. B. 2013, *A&A*, 553, A108
- Cox, A. N. 2000, *Allen's astrophysical quantities*
- Crampin, J. y Hoyle, F. 1960, *MNRAS*, 120, 33
- Cranmer, S. R. 2005, *ApJ*, 634, 585
- Cranmer, S. R. y Owocki, S. P. 1995, *ApJ*, 440, 308
- Cruzado, A. 2010, en *Proceedings of the International Astronomical Union, Vol. 6, Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits*, 386–387
- Curé, M. 2004, *ApJ*, 614, 929
- Curé, M., Cidale, L., y Granada, A. 2011, *ApJ*, 737, 18
- Dachs, J. y Kaiser, D. 1984, *A&AS*, 58, 411
- Dafon, S., Cunha, K., de Araújo, F. X., Wolff, S., y Przybilla, N. 2007, *AJ*, 134, 1570
- Divan, L. 1954, *Annales d' Astrophysique*, 17, 456
- Divan, L. 1979, en *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. y Zorec, J. 1982a, en *ESA Special Publication, Vol. 177, The Scientific Aspects of the Hipparcos Space Astrometry Mission*, ed. J. Delhaye, 101–104
- Divan, L. y Zorec, J. 1982b, en *IAU Symposium, Vol. 98, Be Stars*, ed. M. Jaschek y H.-G. Groth, 61–63
- Divan, L. y Zorec, J. 1982c, en *ESA Special Publication, Vol. 176, Third European IUE Conference*, ed. E. Rolfe y A. Heck
- Dreyer, J. L. E. 1888, *MmRAS*, 49, 1

- Dufton, P. L., Smartt, S. J., Lee, J. K., et al. 2006, *A&A*, 457, 265
- Dunstall, P. R., Brott, I., Dufton, P. L., et al. 2011, *A&A*, 536, A65
- Eggen, O. J. 1961, *Royal Greenwich Observatory Bulletins*, 27, 61
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., et al. 2012, *A&A*, 537, A146
- Evans, C. J., Smartt, S. J., Lee, J.-K., et al. 2005, *A&A*, 437, 467
- Fabregat, J. y Torrejon, J. M. 1998, *A&A*, 332, 643
- Fabregat, J. y Torrejón, J. M. 2000, *A&A*, 357, 451
- Feast, M. W. 1957, *MNRAS*, 117, 193
- Feast, M. W. 1963, *MNRAS*, 126, 11
- Feast, M. W., Stoy, R. H., Thackeray, A. D., y Wesselink, A. J. 1961, *MNRAS*, 122, 239
- Feigelson, E. D., Townsley, L. K., Broos, P. S., et al. 2013, *ApJS*, 209, 26
- Feinstein, A. 1971, *PASP*, 83, 800
- Feinstein, A. 1994, *RMxAA*, 29, 141
- Feinstein, C., Vergne, M. M., Martínez, R., y Orsatti, A. M. 2008, *MNRAS*, 391, 447
- Fenkart, R. P. y Binggeli, B. 1979, *A&AS*, 35, 271
- Fenkart, R. P., Binggeli, B., Good, D., et al. 1977, *A&AS*, 30, 307
- Fernández-Lajús, E., Gamen, R., Sánchez, M., Scalia, M. C., y Baume, G. en prensa, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, Enviado
- Fernie, J. D. 1961, *ApJ*, 133, 64
- Fernie, J. D. 1983, *ApJS*, 52, 7
- Fitzgerald, M. P., Boudreault, R., Fich, M., Luiken, M., y Witt, A. N. 1979a, *A&AS*, 37, 351
- Fitzgerald, M. P., Jackson, P. D., Luiken, M., Grayzeck, E. J., y Moffat, A. F. J. 1978, *MNRAS*, 182, 607
- Fitzgerald, M. P., Luiken, M., Maitzen, H. M., y Moffat, A. F. J. 1979b, *A&AS*, 37, 345
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355
- Forbes, D. y Short, S. 1994, *AJ*, 108, 594
- Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A., y Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305
- Friedemann, C., Guertler, J., y Loewe, M. 1996, *A&AS*, 117, 205
- Frye, R. L., MacConnell, D. J., y Humpherys, R. M. 1970, *PASP*, 82, 1360

BIBLIOGRAFÍA

- Fukuda, I. 1982, *PASP*, 94, 271
- Gahm, G. F., Ahlin, P., y Lindroos, K. P. 1983, *A&AS*, 51, 143
- Garrison, R. F., Hiltner, W. A., y Schild, R. E. 1977, *ApJS*, 35, 111
- Garrison, R. F., Schild, R. E., y Hiltner, W. A. 1983, *ApJS*, 52, 1
- Gerbaldi, M. y Zorec, J. 1993, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 40, IAU Colloq. 137: *Inside the Stars*, ed. W. W. Weiss & A. Baglin (San Francisco, ASP), 150
- Gies, D. R., Bagnuolo, Jr., W. G., Baines, E. K., et al. 2007, *ApJ*, 654, 527
- González, J. F. y Lapasset, E. 2001, *AJ*, 121, 2657
- González, J. F. y Lapasset, E. 2003, *A&A*, 404, 365
- González, J. F. y Levato, H. 2006, *A&A*, 448, 283
- González, J. F., Veramendi, M. E., y Cowley, C. R. 2014, *MNRAS*, 443, 1523
- Grady, C. A., Bjorkman, K. S., Snow, T. P., et al. 1989, *ApJ*, 339, 403
- Graham, J. A. 1967, *MNRAS*, 135, 377
- Graham, J. A. 1970, *AJ*, 75, 703
- Gray, R. O. y Garrison, R. F. 1989, *ApJS*, 70, 623
- Grosso, M. y Levato, H. 2011, *RMxAA*, 47, 255
- Guthrie, B. N. G. 1982, *MNRAS*, 198, 795
- Gutierrez-Moreno, A., Moreno, H., Loyola, P., y Cortes, G. 1986, *A&AS*, 64, 205
- Hamdy, M. A., Abo Elazm, M. S., y Saad, S. M. 1993, *Ap&SS*, 203, 53
- Hanson, M. M., Conti, P. S., y Rieke, M. J. 1996, *ApJS*, 107, 281
- Hanuschik, R. W. 1996, *A&A*, 308, 170
- Harris, G. L. H. 1976, *ApJS*, 30, 451
- Hartkopf, W. I., Mason, B. D., Barry, D. J., et al. 1993, *AJ*, 106, 352
- Hartmann, L. 2009, *Accretion Processes in Star Formation: Second Edition* (Cambridge University Press)
- Haug, U. 1970, *A&A*, 9, 453
- Henize, K. G. 1976, *ApJS*, 30, 491
- Herbst, W. 1975, *AJ*, 80, 212
- Herbst, W. 1977, *AJ*, 82, 902

- Hernández, C. 1959, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, La Plata, Argentina, 2, 1
- Hernández, C. 1960, PASP, 72, 416
- Hiltner, W. A. 1951, ApJ, 114, 241
- Hiltner, W. A., Garrison, R. F., y Schild, R. E. 1969, ApJ, 157, 313
- Hiltner, W. A., Morgan, W. W., y Neff, J. S. 1965, ApJ, 141, 183
- Hirata, R. 1995, PASJ, 47, 195
- Hoffleit, D. 1953, Annals of Harvard College Observatory, 119, 37
- Hogg, A. R. 1953, MNRAS, 113, 746
- Hogg, A. R. 1965, PASP, 77, 440
- Hohle, M. M., Neuhäuser, R., y Schutz, B. F. 2010, Astronomische Nachrichten, 331, 349
- Houk, N. 1978, Michigan catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars
- Houk, N. 1982, Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD stars. Volume 3. Declinations -40° to -26° .
- Houk, N. y Cowley, A. P. 1975, University of Michigan Catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars. Volume I. Declinations -90° to -53° .
- Houk, N., Hartoog, M. R., y Cowley, A. P. 1976, AJ, 81, 116
- Houk, N. y Smith-Moore, M. 1988, Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars. Volume 4, Declinations -26° to -12° .
- Howarth, I. D., Siebert, K. W., Hussain, G. A. J., y Prinja, R. K. 1997, MNRAS, 284, 265
- Huang, S.-S. 1972, ApJ, 171, 549
- Huang, W. y Gies, D. R. 2006, ApJ, 648, 591
- Humphreys, R. M. 1976, PASP, 88, 647
- Humphreys, R. M. 1978, ApJS, 38, 309
- Hutchings, J. B. 1976, ApJ, 203, 438
- Iriarte, B. 1965, Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya, 4, 33
- Iriarte, B. y Chavira, E. 1955, Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya, 2, 12
- Jakate, S. M. 1978, AJ, 83, 1179
- Janes, K. y Adler, D. 1982, ApJS, 49, 425
- Jankowitz, N. E. y McCosh, C. J. 1962, Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa, 22, 18

BIBLIOGRAFÍA

- Jaschek, M. y Egret, D. 1982, en IAU Symposium, Vol. 98, Be Stars, ed. M. Jaschek y H.-G. Groth, 261
- Jaschek, M., Slettebak, A., y Jaschek, C. 1981, Be star terminology., Be Star Newsletter
- Jeffers, H. M., van den Bos, W. H., y Greeby, F. M. 1963, Index catalogue of visual double stars, 1961.0
- Johnson, H. L. 1960, Lowell Observatory Bulletin, 5, 17
- Johnson, H. L., Hoag, A. A., Iriarte, B., Mitchell, R. I., y Hallam, K. L. 1961, Lowell Observatory Bulletin, 5, 133
- Kahn, F. D. 1974, A&A, 37, 149
- Kaltcheva, N. y Scorcio, M. 2010, A&A, 514, A59
- Kennedy, P. M. 1966, Mount Stromlo Observatory Mimeographs, 9, 1
- Kharchenko, N. V., Berczik, P., Petrov, M. I., et al. 2009a, A&A, 495, 807
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., y Scholz, R. 2005, A&A, 438, 1163
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., et al. 2009b, A&A, 504, 681
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., y Scholz, R.-D. 2013, A&A, 558, A53
- Kholopov, P. N. 1956, Peremennye Zvezdy, 11, 325
- Kilambi, G. C. 1975, PASP, 87, 975
- Kilambi, G. C. 1977, MNRAS, 178, 423
- Kippenhahn, R. y Weigert, A. 1990, Stellar Structure and Evolution, 192
- Knoechel, G. 1980, A&A, 82, 253
- Koen, C. 1993, MNRAS, 264, 165
- Kopchev, V., Nedialkov, P., y Petrov, G. 2008, ArXiv e-prints
- Kopylov, I. M. 1958, Izvestiya Ordena Trudovogo Krasnogo Znameni Krymskoj Astrofizicheskoj Observatorii, 20, 156
- Kozok, J. R. 1985, A&AS, 62, 7
- Kraft, R. P. y Landolt, A. U. 1959, ApJ, 129, 287
- Kraus, B. 1967, Astronomische Nachrichten, 289, 285
- Kraus, S., Hofmann, K.-H., Menten, K. M., et al. 2010, Natur, 466, 339
- Kriz, S. y Harmanec, P. 1975, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 26, 65
- Kumar, B., Sagar, R., Sanwal, B. B., y Bessell, M. S. 2004, MNRAS, 353, 991
- Lada, C. J. y Lada, E. A. 2003, ARA&A, 41, 57

- Lamers, H. J. G. L. M. y Cassinelli, J. P. 1999, *Introduction to Stellar Winds*, 452
- Landolt, A. U. 1963, *AJ*, 68, 283
- Landolt, A. U. 1964, *ApJS*, 8, 329
- Landstreet, J. D., Silaj, J., Andretta, V., et al. 2008, *A&A*, 481, 465
- Langer, N. 1998, *A&A*, 329, 551
- Lapasset, E., Clariá, J. J., y Minniti, D. 1991, *Information Bulletin on Variable Stars*, 3594, 1
- Leaman, R. 2012, *AJ*, 144, 183
- Lefèvre, L., Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., y Acker, A. 2009, *A&A*, 507, 1141
- Leone, F. y Catalano, F. A. 1991, *A&A*, 242, 199
- Leung, K. C. 1974, *A&AS*, 13, 315
- Levato, H. 1975, *A&AS*, 19, 91
- Levato, H. y Malaroda, S. 1970, *PASP*, 82, 741
- Levato, H. y Malaroda, S. 1975, *AJ*, 80, 807
- Levenhagen, R. S. y Leister, N. V. 2006, *MNRAS*, 371, 252
- Levesque, E. M., Massey, P., Olsen, K. A. G., et al. 2005, *ApJ*, 628, 973
- Lindoff, U. 1968, *Arkiv for Astronomi*, 5, 1
- Lindroos, K. P. 1985, *A&AS*, 60, 183
- Lloyd Evans, T. 1978, *MNRAS*, 184, 661
- Loden, L. O., Loden, K., Nordstrom, B., y Sundman, A. 1976, *A&AS*, 23, 283
- Lodén, L. O. y Nordström, B. 1969, *Arkiv for Astronomi*, 5, 231
- Loktin, A. V. y Beshenov, G. V. 2001, *Astronomy Letters*, 27, 386
- Lunt, J. 1918, *ApJ*, 48, 261
- Lyngå, G. 1962, *Arkiv for Astronomi*, 3, 65
- Mackey, A. D. y Broby Nielsen, P. 2007, *MNRAS*, 379, 151
- Maeder, A. 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*
- Maeder, A., Grebel, E. K., y Mermilliod, J.-C. 1999, *A&A*, 346, 459
- Maeder, A. y Peytremann, E. 1970, *A&A*, 7, 120

BIBLIOGRAFÍA

- Maitzen, H. M. 1985, *A&AS*, 62, 129
- Maitzen, H. M., Weiss, W. W., y Schneider, H. 1988, *A&AS*, 75, 391
- Maíz-Apellániz, J., Walborn, N. R., Galué, H. Á., y Wei, L. H. 2004, *ApJS*, 151, 103
- Malaroda, S. 1975, *AJ*, 80, 637
- Malchenko, S. L. 2008, *Odessa Astronomical Publications*, 21, 60
- Malysheva, L. K. 1997, *Astronomy Letters*, 23, 585
- Martayan, C., Frémat, Y., Hubert, A.-M., et al. 2007, *A&A*, 462, 683
- Martins, F., Schaerer, D., y Hillier, D. J. 2005, *A&A*, 436, 1049
- Mathew, B., Subramaniam, A., y Bhatt, B. C. 2008, *MNRAS*, 388, 1879
- Mayne, N. J. y Naylor, T. 2008, *MNRAS*, 386, 261
- McCall, M. L., Richer, M. G., y Visvanathan, N. 1990, *ApJ*, 357, 502
- McSwain, M. V. y Gies, D. R. 2005, *ApJS*, 161, 118
- McSwain, M. V., Huang, W., y Gies, D. R. 2009, *ApJ*, 700, 1216
- McSwain, M. V., Huang, W., Gies, D. R., Grundstrom, E. D., y Townsend, R. H. D. 2008, *ApJ*, 672, 590
- Meilland, A., Stee, P., Vannier, M., et al. 2007, *A&A*, 464, 59
- MelÑik, A. M. y Efremov, Y. N. 1995, *Astronomy Letters*, 21, 10
- Menzel, D. H. y Pekeris, C. L. 1935, *MNRAS*, 96, 77
- Mermilliod, J. C. 1981, *A&AS*, 44, 467
- Mermilliod, J. C. 1982a, *A&A*, 109, 48
- Mermilliod, J.-C. 1982b, *A&A*, 109, 37
- Mermilliod, J.-C. y Maeder, A. 1986, *A&A*, 158, 45
- Merrill, P. W. y Burwell, C. G. 1933, *ApJ*, 78, 87
- Merrill, P. W. y Burwell, C. G. 1950, *ApJ*, 112, 72
- Merrill, P. W., Humason, M. L., y Burwell, C. G. 1925, *ApJ*, 61
- Mersch, G. y Heck, A. 1980, *A&A*, 85, 93
- Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., Schaerer, D., y Charbonnel, C. 1994, *A&AS*, 103
- Meynet, G., Mermilliod, J.-C., y Maeder, A. 1993, *A&AS*, 98, 477

- Mihalas, D. 1970, *Stellar atmospheres*
- Moffat, A. F. J. y Fitzgerald, M. P. 1977, *A&A*, 54, 263
- Moffat, A. F. J. y Vogt, N. 1973a, *A&A*, 23, 317
- Moffat, A. F. J. y Vogt, N. 1973b, *A&AS*, 10, 135
- Moffat, A. F. J. y Vogt, N. 1975, *A&AS*, 20, 155
- Moitinho, A., Alfaro, E. J., Yun, J. L., y Phelps, R. L. 1997, *AJ*, 113, 1359
- Moore, J. H., Paddock, G. F., Wilson, R. E., y Campbell, W. W. 1914, *Lick Observatory Bulletin*, 8, 71
- Morgan, H. R. 1956, *AJ*, 61, 90
- Morgan, W. W., Code, A. D., y Whitford, A. E. 1955, *ApJS*, 2, 41
- Morgan, W. W., Keenan, P. C., y Kellman, E. 1943, *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification*
- Morgan, W. W., Whitford, A. E., y Code, A. D. 1953, *ApJ*, 118, 318
- Morossi, C. y Crivellari, L. 1980, *A&AS*, 41, 299
- Morris, P. M. 1961, *MNRAS*, 122, 325
- Moujtahid, A., Zorec, J., y Hubert, A. M. 1999, *A&A*, 349, 151
- Moujtahid, A., Zorec, J., Hubert, A. M., Garcia, A., y Burki, G. 1998, *A&AS*, 129, 289
- Münch, L. 1954, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 2, 19
- Muratov, A. L. y Gnedin, O. Y. 2010, *ApJ*, 718, 1266
- Negueruela, I. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 380
- Nesterov, V. V., Kuzmin, A. V., Ashimbaeva, N. T., et al. 1995, *A&AS*, 110, 367
- Nicolet, B. 1981, *A&A*, 104, 185
- Niedzielski, A. y Muciek, M. 1988, *AcA*, 38, 225
- Okazaki, A. T. 2001, *PASJ*, 53, 119
- Oosterhoff, P. T. 1951, *BAN*, 11, 299
- Otero, S. A. y Dubovsky, P. A. 2004, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5557, 1
- Otero, S. A., Wils, P., y Dubovsky, P. A. 2005, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5586
- Owocki, S. 2005, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 337, *The Nature and Evolution of Disks Around Hot Stars*, ed. R. Ignace y K. G. Gayley, 101

BIBLIOGRAFÍA

- Owocki, S. y Ud-Doula, A. 2003, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 305, *Magnetic Fields in O, B and A Stars: Origin and Connection to Pulsation, Rotation and Mass Loss*, ed. L. A. Balona, H. F. Henrichs, y R. Medupe, 350
- Palate, M., Rauw, G., Koenigsberger, G., y Moreno, E. 2013, *A&A*, 552, A39
- Pandey, A. K., Bhatt, B. C., Mahra, H. S., y Sagar, R. 1989, *MNRAS*, 236, 263
- Pandey, A. K., Sandhu, T. S., Sagar, R., y Battinelli, P. 2010, *MNRAS*, 403, 1491
- Pasinetti Fracassini, L. E., Pastori, L., Covino, S., y Pozzi, A. 2001, *A&A*, 367, 521
- Paunzen, E. y Netopil, M. 2006, *MNRAS*, 371, 1641
- Paunzen, E., Netopil, M., y Zwintz, K. 2007, *A&A*, 462, 157
- Payne-Gaposchkin, C. 1979, *Stars and clusters*
- Penny, L. R. 1996, *ApJ*, 463, 737
- Penston, M. V. 1964, *The Observatory*, 84, 141
- Perry, C. L., Franklin, Jr., C. B., Landolt, A. U., y Crawford, D. L. 1976, *AJ*, 81, 632
- Peters, G. J. 2011, en *IAU Symposium*, Vol. 272, *Active OB Stars: Structure, Evolution, Mass Loss, and Critical Limits*, ed. C. Neiner, G. Wade, G. Meynet, y G. Peters, 101–102
- Piatti, A. E., Bica, E., Clariá, J. J., Santos, J. F. C., y Ahumada, A. V. 2002, *MNRAS*, 335, 233
- Piatti, A. E., Clariá, J. J., y Ahumada, A. V. 2011, *New Ast.*, 16, 161
- Pickering, E. C. y Bailey, S. I. 1898, *ApJ*, 8, 257
- Piskunov, A. E. 1980, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 19, 67
- Piskunov, A. E., Belikov, A. N., Kharchenko, N. V., Sagar, R., y Subramaniam, A. 2004, *MNRAS*, 349, 1449
- Piskunov, A. E., Schilbach, E., Kharchenko, N. V., Röser, S., y Scholz, R.-D. 2007, *A&A*, 468, 151
- Piskunov, A. E., Schilbach, E., Kharchenko, N. V., Röser, S., y Scholz, R.-D. 2008, *A&A*, 477, 165
- Pišmiš, P. 1959, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 2, 37
- Poeckert, R. y Marlborough, J. M. 1977, *ApJ*, 218, 220
- Poeckert, R. y Marlborough, J. M. 1978a, *ApJ*, 220, 940
- Poeckert, R. y Marlborough, J. M. 1978b, *ApJS*, 38, 229
- Pols, O. R., Cote, J., Waters, L. B. F. M., y Heise, J. 1991, *A&A*, 241, 419
- Popper, D. M. 1966, *AJ*, 71, 175
- Porter, J. M. 1996, *MNRAS*, 280, L31

- Prisinzano, L., Damiani, F., Micela, G., y Sciortino, S. 2005, *A&A*, 430, 941
- Quiroga, C., Torres, A. F., y Cidale, L. S. 2010, *A&A*, 521, A75
- Quirrenbach, A. 1993, en *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 25, American Astronomical Society Meeting Abstracts #182, 916
- Quirrenbach, A., Buscher, D. F., Mozurkewich, D., Hummel, C. A., y Armstrong, J. T. 1994, *A&A*, 283, L13
- Rastorguev, A. S., Glushkova, E. V., Dambis, A. K., y Zabolotskikh, M. V. 1999, *Astronomy Letters*, 25, 595
- Rauw, G., Blomme, R., Waldron, W. L., et al. 2002, *A&A*, 394, 993
- Rauw, G. y De Becker, M. 2008, *The Multiwavelength Picture of Star Formation in the Very Young Open Cluster NGC 6383*, ed. B. Reipurth, 497
- Rauw, G., Sana, H., Spano, M., et al. 2012, *A&A*, 542, A95
- Reed, B. C. 2003, *AJ*, 125, 2531
- Reed, B. C. y Beatty, A. E. 1995, *ApJS*, 97, 189
- Renson, P. 1988, *A&AS*, 76, 127
- Renson, P. y Manfroid, J. 2009, *A&A*, 498, 961
- Rieke, G. H. y Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., y Martayan, C. 2013, *A&ARv*, 21, 69
- Robichon, N., Arenou, F., Mermilliod, J.-C., y Turon, C. 1999, *A&A*, 345, 471
- Sagar, R. 1987, *MNRAS*, 228, 483
- Sagar, R. y Cannon, R. D. 1995, *A&AS*, 111, 75
- Sagar, R. y Cannon, R. D. 1997, *A&AS*, 122, 9
- Sagar, R. y Joshi, U. C. 1978, *MNRAS*, 184, 467
- Sagar, R., Piskunov, A. E., Miakutin, V. I., y Joshi, U. C. 1986, *MNRAS*, 220, 383
- Sagar, R. y Sharples, R. M. 1991, *A&AS*, 88, 47
- Sahade, J. y Berón Dávila, F. 1963, *Annales d'Astrophysique*, 26, 153
- Sanford, R. F. 1949, *ApJ*, 110, 117
- Sanner, J., Brunzendorf, J., Will, J.-M., y Geffert, M. 2001, *A&A*, 369, 511
- Santiago, B., Kerber, L., Castro, R., y de Grijs, R. 2002, *MNRAS*, 336, 139
- Santos, Jr., J. F. C. y Bica, E. 1993, *MNRAS*, 260, 915

BIBLIOGRAFÍA

- Santos-Silva, T. y Gregorio-Hetem, J. 2012, *A&A*, 547, A107
- Savage, B. D., Massa, D., Meade, M., y Wesselius, P. R. 1985, *ApJS*, 59, 397
- Savage, B. D. y Mathis, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Schild, R. y Romanishin, W. 1976, *ApJ*, 204, 493
- Schild, R. E. 1970, *ApJ*, 161, 855
- Schmidt, E. G. 1980, *AJ*, 85, 158
- Schmidt, E. G. 1982, *PASP*, 94, 232
- Schmidt-Kaler, T. 1967, *ApJ*, 149, 719
- Schmidt-Kaler, T. 1982, Volume 2. Astronomy and Astrophysics. Subvolume b: Stars and Star Clusters
- Schneider, H. y Weiss, W. W. 1988, *A&AS*, 75, 353
- Schultz, G. V. y Wiemer, W. 1975, *A&A*, 43, 133
- Schulz, N. S. 2005, *From Dust To Stars Studies of the Formation and Early Evolution of Stars*
- Seggewiss, W. y de Groot, M. 1976, *A&A*, 51, 195
- Sharpless, S. 1953, *ApJ*, 118, 362
- Sher, D. 1962, *The Observatory*, 82, 63
- Shobbrook, R. R. 1984, *MNRAS*, 206, 273
- Shobbrook, R. R. 1985, *MNRAS*, 212, 591
- Shu, F. H., Adams, F. C., y Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
- Slettebak, A. 1956, *ApJ*, 124, 173
- Slettebak, A. 1979, *SSRv*, 23, 541
- Slettebak, A. 1985, *ApJS*, 59, 769
- Slettebak, A., Collins, II, G. W., Parkinson, T. D., Boyce, P. B., y White, N. M. 1975, *ApJS*, 29, 137
- Sota, A., Maíz Apellániz, J., Morrell, N. I., et al. 2014, *ApJS*, 211, 10
- Sota, A., Maíz Apellániz, J., Walborn, N. R., et al. 2011, *ApJS*, 193, 24
- Sowell, J. R. 1987, *ApJS*, 64, 241
- Spitzer, Jr., L., Epstein, I., y Hen, L. 1950, *Annales d'Astrophysique*, 13, 147
- Stateva, I., Iliev, I. K., y Budaj, J. 2012, *MNRAS*, 420, 1207

- Stee, P. 2010, en Proceedings of the International Astronomical Union, Vol. 6, Active OB stars: structure, evolution, mass loss, and critical limits, 313–324
- Steele, I. A. 1999, *A&A*, 343, 237
- Stemmers, W. J. G. y van Genderen, A. M. 1986, *A&A*, 154, 308
- Stephenson, C. B. y Sanduleak, N. 1971, *Publications of the Warner & Swasey Observatory*, 1, 1
- Stephenson, C. B. y Sanduleak, N. 1977, *ApJS*, 33, 459
- Strobel, A., Skaba, W., y Proga, D. 1992, *A&AS*, 93, 271
- Struve, O. 1931, *ApJ*, 73, 94
- Struve, O. 1958, *AJ*, 63, 346
- Sung, H., Chun, M.-Y., y Bessell, M. S. 2000, *AJ*, 120, 333
- Tadross, A. L. 2001, *New Ast.*, 6, 293
- Tadross, A. L. 2004, *ChJAA*, 4, 67
- Tarasov, A. E. y Malchenko, S. L. 2012, *Astronomy Letters*, 38, 428
- Tassoul, J.-L. 2007, *Stellar Rotation*
- Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., y Hohle, M. M. 2011, *MNRAS*, 410, 190
- Thé, P.-S. 1965, *Contributions from the Bosscha Observatory*, 32, 0
- Thé, P. S., Hageman, T., Tjin A Djie, H. R. E., y Westerlund, B. E. 1985, *A&A*, 151, 391
- Torres, A. F. y Cidale, L. S. 2007, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 361, Active OB-Stars: Laboratories for Stellare and Circumstellar Physics, ed. A. T. Okazaki, S. P. Owocki, y S. Stefl, 509
- Torres, A. V. 1987, *ApJ*, 322, 949
- Tosi, M. 1979, *MmSAI*, 50, 245
- Tovmassian, H. M., Epemian, R. A., Hovhannessian, K., et al. 1998, *AJ*, 115, 1083
- Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., y Howarth, I. D. 2004, *MNRAS*, 350, 189
- Trumpler, R. J. 1930, *Lick Observatory Bulletin*, 14, 154
- Turner, D. G. 1986, *AJ*, 92, 111
- Uesugi, A. y Fukuda, I. 1970, *Catalogue of rotational velocities of the stars*
- Underhill, A. B. 1959, *ApJ*, 130, 1027
- van Altena, W. F. y Jones, B. F. 1972, *A&A*, 20, 425

BIBLIOGRAFÍA

- van den Ancker, M. E., Thé, P. S., y de Winter, D. 2000, *A&A*, 362, 580
- van den Ancker, M. E., Thé, P. S., Feinstein, A., et al. 1997, *A&AS*, 123, 63
- van Leeuwen, F., van Genderen, A. M., y Zegelaar, I. 1998, *A&AS*, 128, 117
- Vázquez, R. A., Baume, G., Feinstein, A., y Prado, P. 1997, *A&AS*, 124, 13
- Vázquez, R. A. y Feinstein, A. 1991, *A&AS*, 90, 317
- Velghe, A. G. 1957, *ApJ*, 126, 302
- Venero, R. O. J., Curé, M., Cidale, L. S., y Araya, I. 2016, *ApJ*, Aceptado para su publicación
- Vijapurkar, J. y Drilling, J. S. 1993, *ApJS*, 89, 293
- Vogt, N. y Moffat, A. F. J. 1973, *A&AS*, 9, 97
- von Zeipel, H. 1924, *MNRAS*, 84, 684
- Wade, B. R. y Smith, L. F. 1985, *MNRAS*, 212, 77
- Waelkens, C. y Rufener, F. 1985, *A&A*, 152, 6
- Walborn, N. R. 1972, *AJ*, 77, 312
- Walborn, N. R. 1973, *AJ*, 78, 1067
- Walker, G. A. H. 1963, *MNRAS*, 125, 141
- Walker, M. F. 1957, *ApJ*, 125, 636
- Wallenquist, A. 1959, *Uppsala Astronomical Observatory Annals*, 4
- Walraven, T. y Walraven, J. H. 1960, *BAN*, 15, 67
- Weaver, H. F. 1953, *AJ*, 58, 177
- Whittet, D. C. B. y van Breda, I. G. 1980, *MNRAS*, 192, 467
- Williams, S. J., Gies, D. R., Hillwig, T. C., McSwain, M. V., y Huang, W. 2011, *AJ*, 142, 146
- Winkler, H. 1997, *MNRAS*, 287, 481
- Winnenburg, W. 1973, *A&A*, 24, 157
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., y Venn, K. 2007, *AJ*, 133, 1092
- Wolfire, M. G. y Cassinelli, J. P. 1987, *ApJ*, 319, 850
- Yadav, R. K. S., Sariya, D. P., y Sagar, R. 2013, *MNRAS*, 430, 3350
- Yasui, C., Kobayashi, N., Tokunaga, A. T., Saito, M., y Tokoku, C. 2010, *ApJL*, 723, L113

- Yilmaz, F. 1976, *A&AS*, 26, 1
- Yorke, H. W. 1993, en *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 35, *Massive Stars: Their Lives in the Interstellar Medium*, ed. J. P. Cassinelli y E. B. Churchwell, 45
- Yu, P. C., Lin, C. C., Chen, W. P., et al. 2015, *AJ*, 149, 43
- Yudin, R. V. 2001, *A&A*, 368, 912
- Zhao, J.-L., Chen, L., y Wen, W. 2006, *ChJAA*, 6, 435
- Zorec, J. 1986, *Structure et rotation differentielle dans le etoiles B avec et sans emission*
- Zorec, J. y Briot, D. 1991, *A&A*, 245, 150
- Zorec, J. y Briot, D. 1997, *A&A*, 318, 443
- Zorec, J., Cidale, L., Arias, M. L., et al. 2009, *A&A*, 501, 297
- Zorec, J., Divan, L., y Hoefflich, P. 1989, *A&A*, 210, 279
- Zorec, J., Frémat, Y., Cidale, L. S., Chauville, J., y Ballereau, D. 2003, *Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia La Plata Argentina*, 46, 30
- Zorec, J., Frémat, Y., y Cidale, L. 2005, *A&A*, 441, 235
- Zorec, J., Frémat, Y., Domiciano de Souza, A., et al. en prensa, *A&A*, Enviado
- Zorec, J., Mochkovitch, R. A., y Garcia, A. 1990, en *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, Vol. 316, *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, ed. L. A. Willson y R. Stalio, 239
- Zorec, J. y Royer, F. 2012, *A&A*, 537, A120
- Zug, R. S. 1937, *Lick Observatory Bulletin*, 18, 89