

TESIS DE LICENCIATURA

**ESTRELLAS B EN CÚMULOS ABIERTOS:
PARÁMETROS FUNDAMENTALES**

Yael Judith Aidelman

Directora: Dra. Lydia Cidale



Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Universidad Nacional de La Plata

La Plata, junio de 2010

*A mis viejos, mis hermanos,
mi abuela y a Fede.*

Resumen

Los diagramas color-color y color-magnitud de los cúmulos abiertos son herramientas valiosas para obtener información sobre la estructura de la Galaxia a través de la determinación de sus distancias y edades. Así mismo, los estudios fotométricos permiten estudiar la extinción interestelar en la dirección de observación y la evolución estelar. Sin embargo, el estudio fotométrico de cúmulos galácticos jóvenes conducen, en ocasiones, a resultados controvertidos en lo referente a la determinación de sus módulos de distancia y la discusión de la pertenencia de los objetos a dichos sistemas estelares. Algunas posibles causas 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. A su vez la existencia de materia circunestelar alrededor de estrellas de tipos espectrales tempranos también impone dificultades adicionales ya que ésta modifica la distribución de energía de continuo produciendo excesos de color anómalos.

Nuestra propuesta en este trabajo es aplicar una técnica alternativa y/o complementaria para la determinación de distancias, edades y parámetros fundamentales de estrellas B en cúmulos galácticos, basada en un estudio espectroscópico en baja resolución de la región próxima a la discontinuidad de Balmer. La medición del salto de Balmer puede realizarse en forma directa permitiendo utilizar el sistema de clasificación BCD (Barbier, Chalonge y Divan) y sus calibraciones en M_v y M_{bol} . Los parámetros D y λ_1 de este sistema están libres de extinción interestelar y absorción/emisión proveniente de la envoltura circunestelar (Zorec & Briot, 1991).

Con el objetivo de poder comparar los resultados obtenidos a partir de observaciones espectroscópicas con los que brinda la fotometría, utilizamos espectros en baja resolución en el rango de longitudes de onda $\lambda\lambda 3500-4600\text{\AA}$ de 11 estrellas del campo de NGC 2439, 32 estrellas de NGC 3766, y 15 estrellas de NGC 6087, entre las cuales detectamos 12 estrellas Be.

Midiendo los parámetros D y λ_1 (altura y posición del salto de Balmer) no sólo determinamos M_v y M_{bol} sino también los parámetros fundamentales T_{eff} , $\log g$, tipo espectral y clase de luminosidad de todas las estrellas de la muestra. Utilizando estos valores calculamos el módulo de distancia de cada estrella (y por consiguiente el de cada cúmulo). Construimos, además, diagramas HR de los cuales inferimos las edades de los cúmulos utilizando las isocronas dadas por Bressan et al. (1993). Estos diagramas nos permitieron discutir el estado evolutivo de las estrellas Be observadas.

Como resultado obtuvimos que los módulos de distancia y las edades de los cúmulos son: para NGC 2439 $(m_v - M_v)_0 = 12.48 \pm 0.44$ mag y una edad entre 12.6 y 20 Myr; para NGC 3766 $(m_v - M_v)_0 = 10.07 \pm 0.31$ mag con una edad de 22 Myr; y para NGC 6087 $(m_v - M_v)_0 = 9.33 \pm 0.31$ mag y 79 Myr, que muestran un excelente acuerdo con los datos encontrados en la literatura.

Concluimos que el sistema de clasificación espectrofotométrico BCD es una herramienta muy útil para el estudio de los cúmulos ya que tiene numerosas ventajas, principalmente porque se encuentra libre de extinción interestelar y es un método práctico que se basa en cantidades medibles que son fuertemente sensibles al balance de ionización en la atmósfera estelar y a la presión del gas, por lo que resulta un excelente indicador de T_{eff} y luminosidad. A partir de nuestros resultados elaboramos un criterio para determinar la pertenencia de las estrellas al cúmulo correspondiente. La observación de la discontinuidad de Balmer nos permitió diferenciar fácilmente las estrellas “normales” de las “peculiares” con envoltura circunestelar, ya que la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer indica la existencia de dicha envoltura. De este modo pudimos identificar y estudiar el estado evolutivo de las estrellas Be de nuestra muestra.

En un futuro cercano es posible que las observaciones con los grandes telescopios, de objetos muy alejados de nuestra Galaxia y en otras, utilicen espectroscopía con baja y media dispersión. Cuanto más alejados se encuentren los objetos, menor será la resolución. En esas condiciones, técnicas tales como el sistema de clasificación BCD será de gran utilidad para determinar los parámetros fundamentales de dichos objetos, en especial de aquellos que presenten particularidades, como las estrellas Be.

ÍNDICE GENERAL

1. Introducción	1
2. Clasificación BCD y observaciones	5
2.0.1. Sistema de clasificación BCD	5
2.1. Obtención de parámetros fundamentales de las estrellas	9
2.1.1. Aplicación a cúmulos abiertos	14
2.2. Observaciones	15
3. NGC 3766	20
3.1. Descripción	21
3.2. Resultados	26
3.3. Discusión	34
4. NGC 6087	38
4.1. Estudios fotométricos	39
4.2. Resultados	43
4.3. Discusión	48
5. NGC 2439	51
5.1. Descripción	52
5.2. Resultados	56
5.3. Discusión	59
6. Estado evolutivo de las estrellas Be	61
6.1. Descripción	61
6.1.1. Características espectroscópicas	62
6.1.2. Estado evolutivo de las estrellas Be	64

6.2. Resultados	68
6.3. Discusión	77
7. Discusión general y conclusiones	78

ÍNDICE DE FIGURAS

1.1. Cúmulo abierto NGC 2264 (http://fascinatingly.com).	1
2.1. Superficie Σ en el sistema de clasificación BCD (Dufay, 1964).	7
2.2. Plano (λ_1, D) (Chalonge & Divan, 1973).	8
2.3. Método para medir los parámetros D y λ_1 sobre el plano $\log F_\lambda$ Vs λ	10
2.4. Calibraciones en T_{eff} , tipo espectral y clase de luminosidad (Zorec et al., 2009).	11
2.5. Método para medir los parámetros D y λ_1 en el plano $\log(F_\lambda/B_\lambda)$ Vs $1/\lambda$	12
2.6. Calibración en M_v (Zorec, 1986).	13
2.7. Calibración en M_{bol} (Zorec, 1986).	13
2.8. Calibración en $\log g$ (Zorec, 1986).	14
3.1. NGC 3766	20
3.2. Miembros (M), posibles no miembros (PMN-1 y PNM-2) y las estrellas con problemas de calibración (MC) en NGC 3766 junto con las isocronas dadas por Bressan et al. (1993).	32
3.3. Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 3766 junto con la estrella gigante CD-60 3621 medida por Levesque et al. (2005).	33
4.1. NGC 6087	38
4.2. Objetos cuyos módulos de distancia se apartan apreciablemente del valor medio: NGC 6087 7, 101, 129 y 156. Con la letra M se grafican los objetos pertenecientes a NGC 6087.	47
4.3. Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 6087 junto con la estrella cefeida S Nor.	48

5.1.	NGC 2439	51
5.2.	Estrellas miembro (M) y no probables no miembros (NGC 2439 65, 70 y HD 62033) del cúmulo NGC 2439.	58
5.3.	Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 2439.	59
6.1.	Estrella Be Alpha Arae (Impresión artística, http://www.eso.org).	61
6.2.	En la primera figura vemos el espectro de la estrella HD 306657 perteneciente al cúmulo NGC 3766 cuya segunda componente del salto de Balmer se encuentra en emisión; la segunda corresponde a una estrella estándar, HR 3454, sin segunda componente del salto; y la tercer figura es el espectro de la estrella CD-31 4898 del cúmulo NGC 2439.	63
6.3.	Fracción de cúmulos que contienen estrellas con líneas en emisión respecto al número total de cúmulos (Mathew et al., 2008).	67
6.4.	Diagrama HR con caminos evolutivos obtenidos para objetos sin rotación (figura de la izquierda) y con una velocidad de rotación $V_{rot} = 300$ km/seg (figura de la derecha) (Zorec et al., 2005).	67
6.5.	Posición de las estrellas Be en el diagrama HR de cúmulos abiertos.	71
6.6.	Posición de las estrellas Be de campo en el diagrama HR.	72
6.7.	Ubicación de las estrellas NGC 6087 7 y 9.	73
6.8.	Variación del salto de Balmer en la estrella NGC 6087 07. El primer espectro se obtuvo el 25/04/2003 y el segundo el 03/06/2003.	74
6.9.	Variación del salto de Balmer en la estrella NGC 6087 09. El primer espectro se obtuvo el 25/04/2003 y el segundo el 03/06/2003.	75
6.10.	Superposición de los espectros. La primer figura corresponde a la estrella NGC 6087 07 (HD-146483) y la segunda a la estrella NGC 6087 09 (HD 146484).	76

ÍNDICE DE TABLAS

2.1.	Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 2439. La numeración de la primera columna corresponde a la de White (1975).	16
2.2.	Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 3766. La numeración de la primera columna corresponde a la de Ahmed (1962).	17
2.3.	Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 6087. La numeración de la primera columna corresponde a la de Fernie (1961) y Breger (1966).	18
2.4.	Errores en la estimación de M_v y de M_{bol}	19
2.5.	Errores en la estimación de T_{eff} y de $\log g$	19
3.1.	Magnitudes aparentes correspondientes a las estrellas de nuestra muestra pertenecientes al cúmulo NGC 3766 obtenidas de la literatura.	24
3.2.	Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársec del cúmulo NGC 3766 obtenidos por los distintos autores.	25
3.3.	Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 3766 encontradas en la literatura.	25
3.4.	Parámetros fundamentales de las estrellas observadas obtenidos utilizando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009).	27
3.5.	Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones de Sher (1965) utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.19$	28
3.6.	Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones de Moitinho et al. (1997) utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.20$	29

3.7.	Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones que figuran en SIMBAD utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.193$.	30
3.8.	Tipos espectrales y clases de luminosidad de las estrellas observadas del cúmulo NGC 3766 obtenidas por Schild (1970), las que figuran en SIMBAD y nuestras determinaciones.	35
3.9.	Comparación de los valores de la T_{eff} y sus errores determinados por McSwain et al. (2008) y en este trabajo.	36
3.10.	Comparación de los valores de $\log g$ y sus errores determinados por McSwain et al. (2008) y en este trabajo.	37
4.1.	Magnitudes aparentes de las estrellas observadas en el cúmulo NGC 6087 obtenidas de la literatura. En las dos últimas columnas se lista la probabilidad de membresía según mediciones de velocidades radiales (Feast, 1957) y movimientos propios (King, 1982).	41
4.2.	Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársecs del cúmulo NGC 6087 obtenidos por distintos autores.	42
4.3.	Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 6087 encontradas en la literatura.	42
4.4.	Parámetros fundamentales obtenidos empleando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009).	44
4.5.	Magnitudes absolutas, aparentes (Breger, 1966) y módulo de distancia obtenidos para cada estrella observada del cúmulo NGC 6087 utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.20$.	45
4.6.	Magnitudes absolutas, aparentes (dadas por SIMBAD) y módulo de distancia obtenidos para cada estrella observada del cúmulo NGC 6087 utilizando un exceso de color promedio $E(B-V) = 0.204$.	46
4.7.	Tipos espectrales y clases de luminosidad de las estrellas observadas del cúmulo NGC 6087 obtenidas por Feast (1957), las dadas por SIMBAD y las determinadas en el presente trabajo.	50
5.1.	Magnitudes aparentes de las estrellas de la muestra pertenecientes al cúmulo NGC 2439 obtenidas por White (1975) fotoeléctricamente y las de SIMBAD.	55
5.2.	Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársecs del cúmulo NGC 2439 obtenidos por distintos autores. Las tres últimas filas corresponden a las distancias de las tres estructuras encontradas por Kaltcheva et al. (2001).	55
5.3.	Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 2439 encontradas en la literatura.	56

5.4.	Parámetros obtenidos empleando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009). . .	57
5.5.	Módulos de distancia para las estrellas observadas del campo en el campo de NGC 2439 utilizando la fotometría de White (1975) con un exceso de color $E(B-V) = 0.37$	57
5.6.	Módulos de distancia para las estrellas observadas en el campo de NGC 2439 utilizando la fotometría de SIMBAD con un exceso de color $E(B-V) = 0.40$	58
5.7.	Tipos espectrales de las estrellas de la muestra encontrados en SIMBAD y los determinados a partir del sistema de clasificación BCD.	60
6.1.	Estrellas Be detectadas por la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer en los cúmulos. La nomenclatura corresponde a White (1975) para NGC 2439, a Ahmed (1962) para NGC 3766, y a Fernie (1961) y Breger (1966) para NGC 6087. . . .	69
6.2.	Estrellas de nuestra muestra que presentan fenómeno Be encontradas en la literatura.	70
7.1.	Módulo de distancia, distancia en pársec y edad.	80

CAPÍTULO 1

Introducción

Los cúmulos abiertos son sistemas de estrellas asociadas físicamente y formadas a partir de nubes moleculares gigantes mediante ráfagas de formación estelar. Estos tipos de cúmulos son de forma irregular, están ubicados en ciertas regiones del disco de la Vía Láctea, y sus estrellas son del mismo tipo, dado que el proceso de formación es el mismo para todas. Además de la naturaleza contemporánea de las estrellas, se supone que están a la misma distancia y tienen la misma composición química.

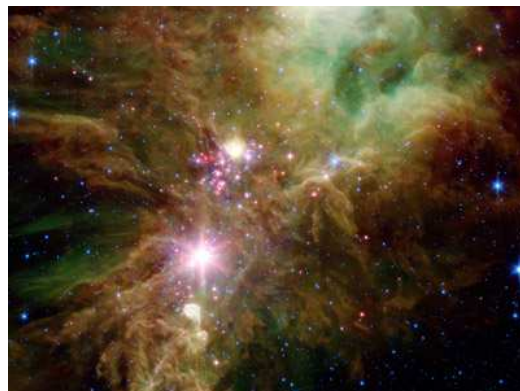


Figura 1.1: Cúmulo abierto NGC 2264 (<http://fascinatingly.com>).

El estudio de cúmulos abiertos galácticos es de gran interés en varios aspectos astrofísicos, en el sentido que los cúmulos abiertos jóvenes proveen información sobre los procesos de formación estelar más recientes y son objetos claves para clarificar cuestiones sobre la estructura galáctica, mientras que los cúmulos abiertos viejos y de edad intermedia juegan un papel importante en la correlación entre las teorías de evolución estelar y galáctica.

Los diagramas 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 y su edad, y para estudiar tanto la extinción interestelar en la dirección de observación como también la evolución estelar. Las distancias, edades, y contenidos estelares de los cúmulos abiertos brindan información de la historia de formación de las estrellas, la estructuras y la evolución de la Galaxia.

Uno de los métodos más usados para la determinación del módulo de distancia de un cúmulo fue el propuesto por Johnson (1960), conocido como “Ajuste de la curva de desviación evolutiva”. Esta curva, ΔM_v Vs. M_v , se construyó a partir de las diferencias de magnitud, ΔM_v , existentes entre las ZAMS (secuencia principal de edad cero) teóricas elaboradas por Henyey et al. (1959) para cúmulos de distintas edades y la ZAMS empírica dada por Johnson & Iriarte (1958b). Johnson encontró que las curvas para las distintas edades son aproximadamente congruentes. Este hecho sugirió que es posible derivar una única curva, la curva de desviación media evolutiva empírica, que puede utilizarse como una aproximación de los cambios evolutivos en los cúmulos teniendo un rango relativamente amplio de edades. Luego, se ajusta dicha curva al diagrama $(m_v - M_v)_0$ Vs. m_{v_0} construido con las observaciones; el valor del módulo de distancia es aquél al cual la curva se aproxima asintóticamente por el lado derecho.

Otro método para determinar distancias consiste en el “Ajuste de la Secuencia Principal”. De la secuencia principal (MS) de las estrellas cercanas con distancias conocidas, se puede establecer una relación unívoca entre el color de una estrella y su magnitud absoluta; usando esta relación para predecir las magnitudes absolutas de las estrellas de MS de un cúmulo en función de sus colores, y comparando estos brillos intrínsecos con las magnitudes aparentes de las estrellas, obtenemos la distancia al cúmulo empleando la ley de Pogson. Si llevamos a cabo este procedimiento para una muestra completa de estrellas del cúmulo, podemos desplazar la MS en un diagrama color-magnitud observacional hasta que ajuste con la MS de las estrellas cercanas. La cantidad que corresponde al desplazamiento de la MS entre un gráfico y el otro es el módulo de distancia aparente del cúmulo. Luego este valor debe corregirse por la extinción interestelar para obtener el módulo de distancia verdadero.

Una característica importante de los diagramas color-magnitud de los cúmulos es que la secuencia principal se corta mucho antes de alcanzar las luminosidades de la rama horizontal. El punto en el cual las estrellas comienzan a apartarse de la secuencia principal se llama Punto de *Turn-off*. Esta estructura indica que las estrellas del cúmulo se formaron en una determinada época. Debido a que la ubicación del punto de *turn-off* se ubica cada vez

más abajo a medida que la edad del cúmulo crece, la magnitud absoluta de este punto, $M_v(\text{To})$, provee una medida directa de la edad del cúmulo. Sin embargo el valor de $M_v(\text{To})$ no es fácil de determinar observacionalmente.

Pueden obtenerse resultados más precisos con el ajuste de isocronas. La isocrona que minimiza las discrepancias entre las secuencias observadas y las calculadas da una estimación de la edad del cúmulo.

Otro hecho que resalta la importancia del estudio de estos cúmulos es que se han encontrado cúmulos abiertos jóvenes que contienen estrellas con líneas en emisión, y por las características mencionadas anteriormente, constituyen el escenario perfecto para estudiar la formación y evolución de estos objetos.

Primeramente se intentó explicar la existencia de estrellas Be sugiriendo que este fenómeno aparece durante la fase de contracción del núcleo, que ocurre después del agotamiento del hidrógeno (Schmidt-Kaler, 1964). Luego, se observó una fracción significativa de estrellas Be cerca de la ZAMS (Schild & Romanishin, 1976). En la actualidad generalmente se acepta que ocupan toda la banda de secuencia principal y diferentes estados evolutivos (Mermilliod, 1982; Slettebak, 1985; Zorec et al., 2005) y, por lo tanto, no estarían confinadas a alguna fase evolutiva particular.

La observación espectroscópica de las estrellas pertenecientes a cúmulos es una buena herramienta para la obtención de sus parámetros. El espectro continuo que extiende la serie de Balmer hacia la región del ultravioleta (continuo de Balmer) aparece débilmente en absorción en los tipos espectrales O tardíos. Su intensidad aumenta en la clase B, y alcanza un máximo en los tipos A0-A2 de la secuencia principal o alrededor del tipo F0 en las supergigantes. A partir de allí disminuye la intensidad del salto de Balmer para luego desaparecer en la clase G. Este comportamiento tan particular del continuo de Balmer en los distintos tipos espectrales condujo al primer sistema de clasificación estelar basado en el uso de parámetros medibles, el cual fue propuesto por Barbier, Chalonge y Divan (BCD) (Barbier & Chalonge, 1941; Chalonge & Divan, 1952). Este sistema de clasificación está basado únicamente en el estudio espectrofotométrico de la radiación de continuo en la vecindad de la discontinuidad de Balmer. Teniendo en cuenta las características de esta discontinuidad, el método resulta ser útil para estrellas cuyos tipos espectrales se encuentran en el rango O4-F9, en las que la altura de esta discontinuidad es mayor a 0.005 dex. Por su parte, el sistema de clasificación BCD puede ser también aplicable a estrellas con envolturas circunestelares y que incluso podrían presentar una segunda discontinuidad de Balmer.

Resumiendo, este método tiene numerosas ventajas, principalmente porque se basa en: a) cantidades medibles que son fuertemente sensibles al balance de ionización en la atmósfera estelar y a su presión del gas, por lo que resulta un excelente indicador de T_{eff} y $\log g$; b) parámetros que describen

el espectro continuo visible, cuyas capas de formación atmosférica están en promedio más profundas que las que forman líneas espectrales. Y como se ha demostrado que para las estrellas Be estas dos cantidades están libres de extinción circunestelar y absorción/emisión circunestelar (Zorec & Briot, 1991), pero no están libres de los efectos de la rápida rotación (Zorec et al., 2005), resulta ser una buena forma de remover las perturbaciones de emisión/absorción circunestelar de los datos observacionales de las estrellas Be.

En este trabajo se propone determinar las distancias y las edades de tres cúmulos galácticos a partir de los espectros de los miembros del cúmulo. Comparando nuestros resultados con los obtenidos mediante fotometría, podremos evaluar la potencialidad del sistema de clasificación BCD. Este sistema puede utilizarse paralelamente con la fotometría, para determinar los parámetros fundamentales de las estrellas del cúmulo. Además se intentará mejorar, usando observaciones espectroscópicas y la clasificación BCD, las posiciones de la estrellas con fenómeno Be en cúmulos abiertos en el diagrama HR y así poder determinar su estado evolutivo. Con estos objetivos organizamos el trabajo de la siguiente manera: en el capítulo 2, daremos los detalles y aplicación de la clasificación BCD acompañada de la descripción de las observaciones realizadas. En los capítulos siguientes (3, 4 y 5) detallaremos los resultados obtenidos para los cúmulos NGC 2439, 3766 y 6087 y los discutiremos brevemente nuestros resultados considerando la información disponible en la literatura. El capítulo 6 presenta un estudio de las estrellas del programa que muestran el fenómeno Be determinando sus tipos espectrales y analizando sus estados evolutivos; y finalmente, en el último capítulo mencionaremos las conclusiones del trabajo realizado.

CAPÍTULO 2

Clasificación BCD y observaciones

En este trabajo utilizaremos el sistema espectrofotométrico de clasificación BCD, desarrollado por Barbier, Chalonge y Divan, el cual nos permitirá determinar los parámetros fundamentales (T_{eff} , M_v , M_{bol} , $\log g$, tipo espectral y clase de luminosidad) de las estrellas tipo B pertenecientes a cúmulos abiertos y distinguir entre las estrellas B normales y las peculiares (estrellas B con líneas de emisión).

2.0.1. Sistema de clasificación BCD

Este sistema de clasificación está basado únicamente en el estudio espectrofotométrico de la radiación de continuo en la vecindad de la discontinuidad de Balmer (BD) y utiliza los siguientes parámetros: la intensidad del salto de Balmer, D , medido en dex y determinado en $\lambda 3700 \text{ \AA}$ y se calcula como $D = \log(F_{3700+}/F_{3700-})$, donde F_{3700+} es el valor del flujo acercándose por derecha a la recta $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ y F_{3700-} es el flujo acercándose por izquierda a la misma recta. El valor de F_{3700+} se obtiene extrapolando la recta que ajusta al continuo de Paschen hasta $\lambda = 3700 \text{ \AA}$, del mismo modo F_{3700-} es el valor del continuo de Balmer en $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ (figura 2.3); la posición espectral media de la BD, λ_1 , usualmente dada como la diferencia $\lambda_1 - 3700 \text{ \AA}$; y dos parámetros adicionales relacionados con el gradiente de color Φ . Este último se define tradicionalmente como (Allen, 1976):

$$\Phi = 5\lambda - \frac{d(\ln F_\lambda)}{d(1/\lambda)} \quad (2.1)$$

que para un cuerpo negro a temperatura T , se escribe como:

$$\Phi(T) = (C_2/T) (1 - e^{-C_2/T}) \quad (2.2)$$

donde $C_2 = hc/k = 1,4388 \text{ cm K}$ es la constante de radiación. Suponiendo que para una dada distribución de energía estelar F_λ entre las longitudes de onda λ_a y λ_b , Φ es constante, la expresión para Φ es:

$$\Phi = \ln \left[\frac{\lambda_a^5 F_{\lambda_a}}{\lambda_b^5 F_{\lambda_b}} \right] / \left(\frac{1}{\lambda_a} - \frac{1}{\lambda_b} \right) \quad (2.3)$$

El gradiente de color Φ_{uv} , dado en μm , se define para la región espectral 3200-3700 Å, y el gradiente de Paschen definido en dos versiones: Φ_b ó Φ_{rb} para las regiones espectrales 4000-4800 Å y 4000-6700 Å, respectivamente, ambos parámetros expresados en μm . Los gradientes de color ϕ_b y ϕ_{rb} pueden escribirse como función del color (B-V) del sistema fotométrico UBV (Moujtahid et al., 1998). La relación entre los excesos de color en los sistemas BCD y UBV debidos al enrojecimiento por el medio interestelar (ISM) es entonces (Chalonge & Divan, 1973):

$$A_v = 3,1 E(B - V) = 1,7 (\phi_{rb} - \phi_{rb}^0) = 1,9 (\phi_b - \phi_b^0) \text{ mag} \quad (2.4)$$

donde ϕ_{rb}^0 es el gradiente de color intrínseco.

Se encuentra que D es un fuerte indicador de la temperatura efectiva, mientras que λ_1 está relacionado con la gravedad superficial de la estrella. Si bien Φ_{rb} se encuentra afectado por la absorción interestelar, resulta ser un buen indicador de temperaturas efectivas y metalicidades.

De este modo en el sistema espectrofotométrico BCD, cada estrella queda representada en un gráfico tridimensional por un punto M que posee coordenadas $(\Phi_{rb}, D, \lambda_1)$. Las estrellas de Población I que pueden ser clasificadas en el sistema MK se ubican en la vecindad de una superficie Σ , cuya forma se muestra en la figura 2.1. Sobre el modelo de la superficie se trazan dos familias de curvas: las curvas que separan los tipos espectrales, y una familia de curvas aproximadamente ortogonales a las primeras, las cuales separan las clases de luminosidad definidas en el sistema Yerkes. De esta manera cada cuadrilátero corresponde a un símbolo completo del sistema MK, pero la nueva clasificación es más precisa dado que dentro de un cuadrilátero se pueden distinguir estrellas con características levemente diferentes, las cuales varían en forma continua.

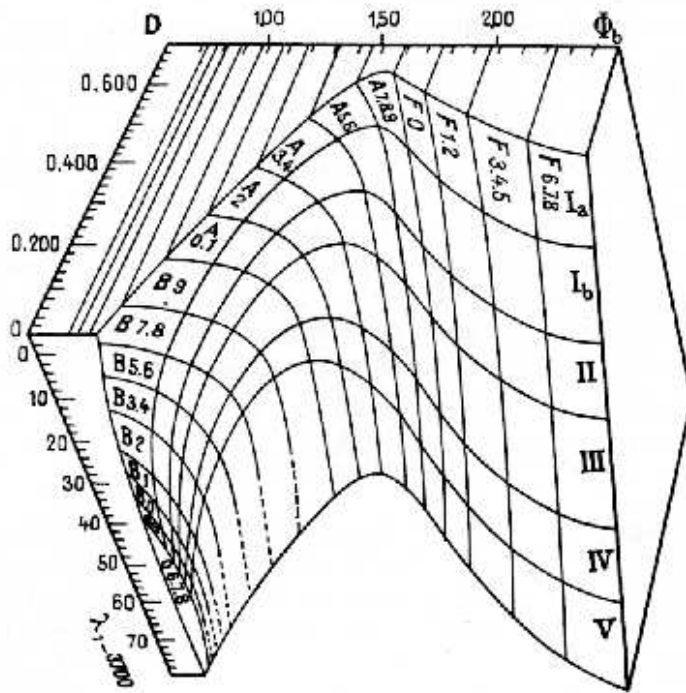


Figura 2.1: Superficie Σ en el sistema de clasificación BCD (Dufay, 1964).

Las estrellas con líneas metálicas, prácticamente inclasificables con el sistema MK, se ubican por detrás de la parte derecha de Σ . Su apartamiento con respecto a esta superficie es un indicador de cuán acentuado está su carácter metálico. Por el contrario, las subenanas, las cuales son estrellas de Población II, claramente se sitúan en el frente de la parte derecha de la superficie Σ .

En la clasificación desarrollada por Barbier & Chalonge (1941), el punto correspondiente a una estrella normal está dado por la proyección del punto M anteriormente mencionado, sobre el plano $D-\lambda_1$ (figura 2.2). Resulta entonces necesario considerar separadamente las estrellas pertenecientes a las porciones izquierda (estrella tipo B) y derecha (estrellas tipo F) de la superficie Σ , las cuales pueden tener las mismas coordenadas D y λ_1 , pero una coordenada diferente Φ_{rb} .

2.1. Obtención de parámetros fundamentales de las estrellas

En el trabajo que llevaremos a cabo sólo utilizaremos los parámetros D y $\lambda_1-3700 \text{ \AA}$, dado que la mayoría de los objetos observados corresponden a tipos espectrales tempranos, los cuales se ubican en la porción izquierda de la superficie Σ mencionada anteriormente. En la práctica obtuvimos los valores de estos dos parámetros de la siguiente manera: el valor de D lo determinamos con 2 mediciones. La primera medición se realiza en el plano $\log F_\lambda$ Vs. λ sobre la recta $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ donde se marcan dos puntos: el punto por el que pasa la extrapolación del continuo de Paschen, $a = \phi_{rb}$ en la figura 2.3, y el punto al cual converge la serie de las líneas de Balmer, b en la figura 2.3. Luego obtenemos el valor de $\lambda_1-3700 \text{ \AA}$ de la siguiente forma: desde el punto de intersección entre la envolvente b y $\lambda = 3700 \text{ \AA}$, se mide hacia el continuo de Paschen, sobre esta última recta, una distancia $D/2$ y se marca el punto c , luego se traza una recta paralela al continuo de Paschen que pase por c . A continuación se toma la envolvente superior de las líneas de Balmer y la intersección de esta envolvente con la recta anterior será el punto e . A la distancia entre la recta $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ y el punto e la llamamos x_0 . Este último valor hay que corregirlo por el efecto Doppler debido al movimiento orbital de la Tierra y a la velocidad radial del objeto a medir. Esta corrección se obtiene mediante la interpolación lineal entre las distancias a la vertical $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ de los centros de las primeras líneas de la serie de Balmer presentes en el espectro (H_γ , H_δ , H_ϵ , etc), y las longitudes de onda de laboratorio correspondientes a las mismas. El valor de x_0 corregido es el valor de $\lambda_1-3700 \text{ \AA}$. Ya que la escala de longitud de onda para determinar la intersección de la curva de flujo está basada en las longitudes de onda intrínsecas de las líneas espectrales identificadas.

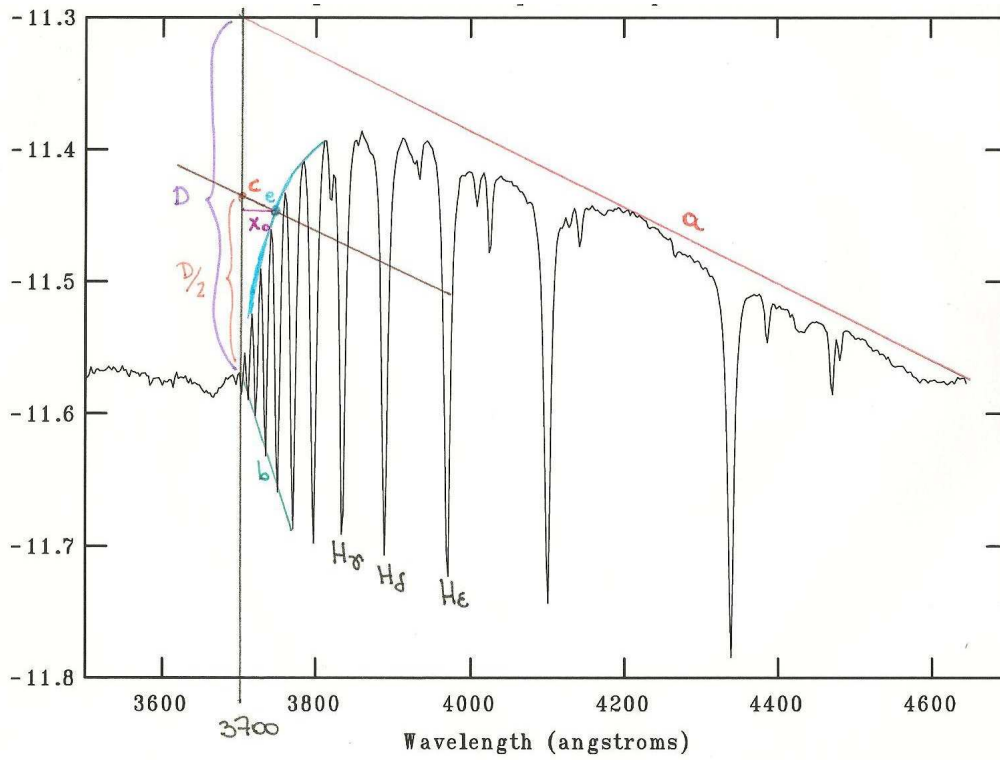


Figura 2.3: Método para medir los parámetros D y λ_1 sobre el plano $\log F_\lambda$ Vs λ .

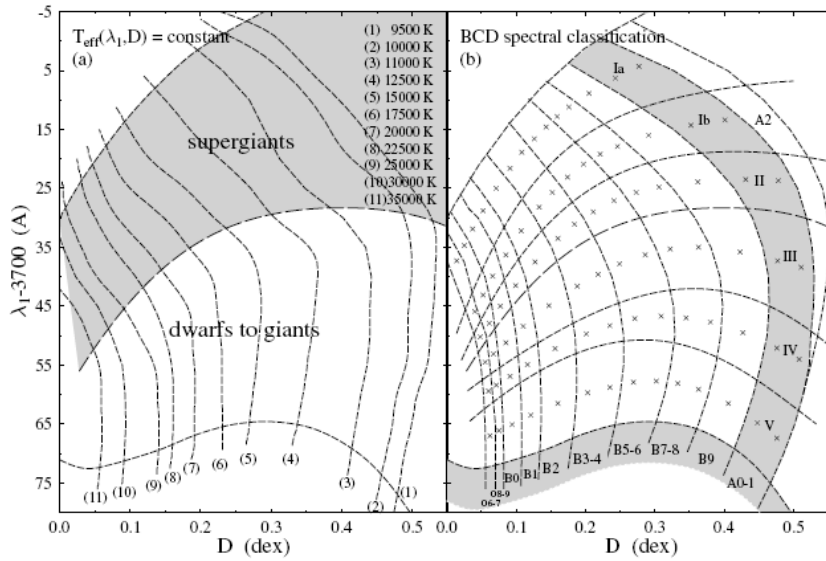


Figura 2.4: Calibraciones en T_{eff} , tipo espectral y clase de luminosidad (Zorec et al., 2009).

Una vez obtenidos estos dos valores ingresamos al gráfico de $T_{\text{eff}}(\lambda_1, D) = \text{constante}$, figura 2.4 (Zorec et al., 2009), y obtenemos una primera estimación de la T_{eff} de la estrella. Con este valor de la temperatura efectiva generamos un cuerpo negro utilizando la tarea MKSPEC del paquete ONEDSPEC del software IRAF, empleando una temperatura T levemente mayor (unos 1000 ó 2000 K) a T_{eff} para obtener una buena rectificación de la distribución de energía de continuo. La distribución espectral del cuerpo negro se utiliza para construir el diagrama $\log(F_\lambda/B_\lambda)$ Vs $1/\lambda$, como se muestra en la figura 2.5, donde B_λ es la función de Planck para la temperatura T . En este nuevo espectro volvemos a medir D . Con este nuevo valor de D volvemos al plano $\log(F_\lambda)$ Vs λ (figura 2.3) y determinamos un nuevo valor de λ_1 como se indicó anteriormente (pero tomando la distancia $D/2$ correspondiente a la última medida). Con los nuevos valores de D y λ_1 utilizamos las calibraciones (figuras 2.4, 2.6, 2.7 y 2.8) dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009) para la determinación de los parámetros fundamentales: tipo espectral (TE), clase de luminosidad (CL), T_{eff} , M_v , M_{bol} , y $\log g$.

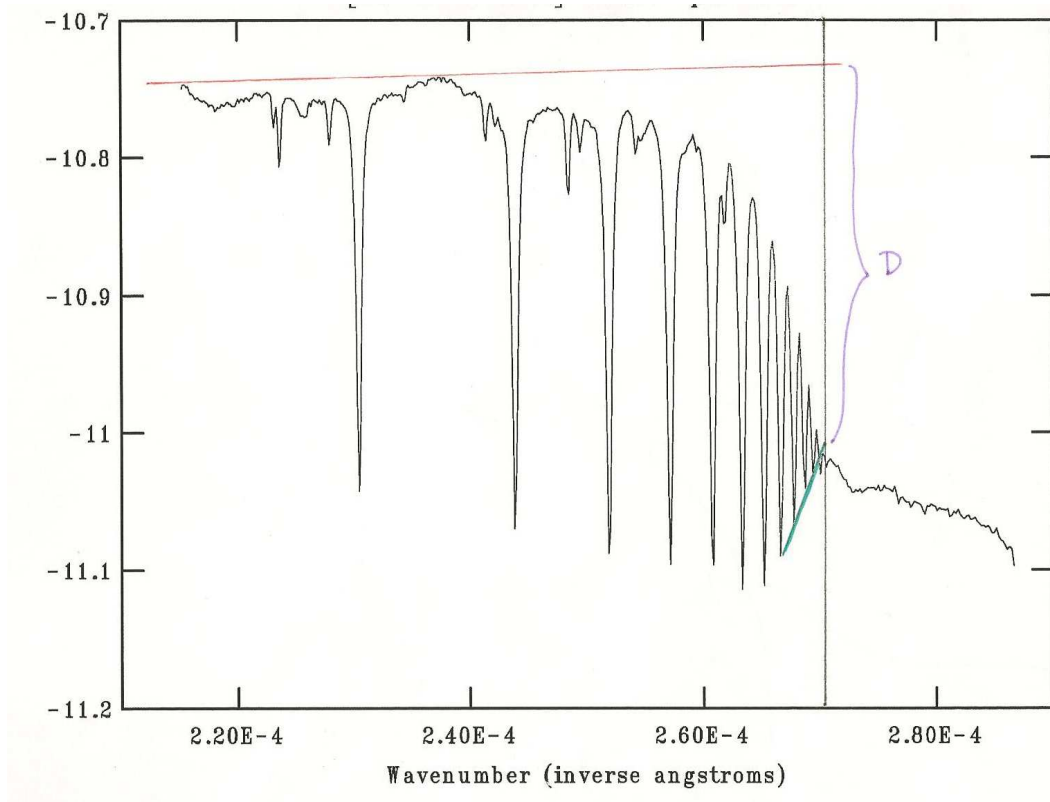


Figura 2.5: Método para medir los parámetros D y λ_1 en el plano $\log(F_\lambda/B_\lambda)$ Vs $1/\lambda$.

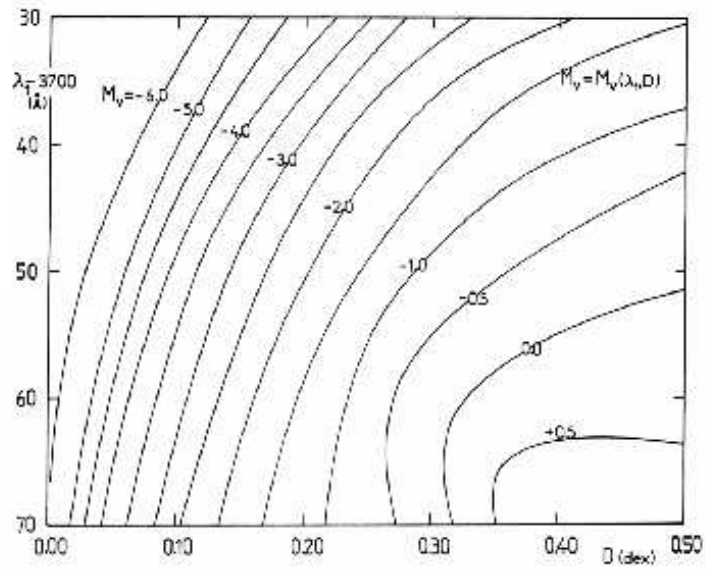


Figura 2.6: Calibración en M_v (Zorec, 1986).

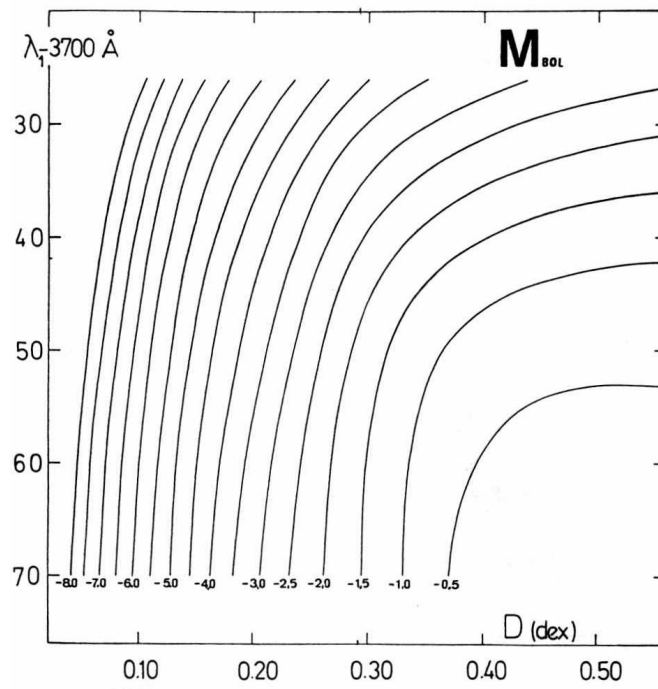


Figura 2.7: Calibración en M_{bol} (Zorec, 1986).

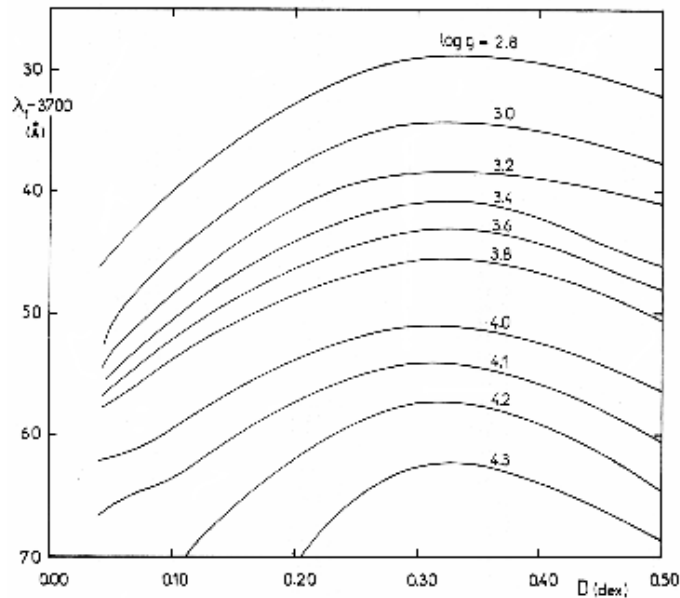


Figura 2.8: Calibración en $\log g$ (Zorec, 1986).

2.1.1. Aplicación a cúmulos abiertos

Para determinar la edad de los cúmulos usamos las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) construidas a partir de modelos estelares computados con las opacidades radiativas más recientes de Iglesias et al. (1992) y utilizando una composición química, típica de la vecindad solar, de $X = 0.7000$, $Y = 0.28$ y $Z = 0.020$. Los caminos evolutivos tienen masas iniciales en el rango $0.6-120 M_{\odot}$ y se extienden desde la ZAMS hasta el comienzo del régimen de pulsaciones térmicas de la fase de la rama asintótica de las gigantes para estrellas de masa baja e intermedia, y hasta la quema central de carbono para las estrellas masivas. Los cálculos fueron realizados adoptando un “overshoot” moderado no local desde las regiones convectivas. Las estrellas de masa baja e intermedia fueron calculadas a masa constante ya que la pérdida de masa durante las fases de la rama de las gigantes y la rama asintótica puede ser incluida fácilmente siguiendo un procedimiento analítico estándar, mientras que las estrellas masivas ($M \geq 12 M_{\odot}$) evolucionan en presencia de pérdida de masa por vientos estelares. El resto de los parámetros físicos de los modelos estelares, es decir las tasas de reacción nuclear, la cadena de nucleosíntesis, energía por pérdida de neutrinos, condiciones de borde en las capas externas, etc., los extrajeron del trabajo de Alongi et al. (1992), correspondientes a la longitud de mezcla de la convección súper-adiabática más externa.

Para determinar el módulo de distancia de los cúmulos hemos extraído las magnitudes visuales aparentes disponibles en la literatura corregidas por absorción del ISM, y, junto con las magnitudes visuales absolutas determinadas con la clasificación BCD (de la forma descrita anteriormente), calculamos dicho parámetro para cada estrella de la muestra. Promediando estos resultados derivamos el módulo de distancia del cúmulo y la distancia utilizando las siguientes relaciones:

$$A_v = R_v E(B - V), \quad (2.5)$$

$$(m_v - M_v)_0 = m_v - M_v - A_v = -5 + 5 \log d \quad (2.6)$$

donde A_v es la absorción en el visible, R_v es el coeficiente de absorción selectiva para el cual tomaremos un valor de 3.1 que corresponde al valor medio para el medio interestelar difuso (Schultz & Wiemer, 1975; Whittet & van Breda, 1980; Rieke & Lebofsky, 1985), y $E(B-V)$ es el exceso de color cuyo valor fue tomado de la literatura.

2.2. Observaciones

Nuestras observaciones consisten en estrellas B pertenecientes a los cúmulos abiertos NGC 2439, 3766 y 6087. En las tablas 2.1, 2.2 y 2.3 detallamos estas observaciones: en la primera columna figura la nomenclatura (White (1975), Ahmed (1962), y Fernie (1961) y Breger (1966), respectivamente); en la segunda detallamos una identificación alternativa (ID); en las dos siguientes damos las coordenadas y en la última columna la fecha de observación.

El conjunto de observaciones utilizadas en esta tesis fueron obtenidas en tres períodos distintos por: la Dra. Cidale y la Lic. Tringaniello, en las noches del 28, 29 y 30 de enero del 2002; por la Dra. Cidale en las noches del 24 y 25 de abril del 2003; y por la Dra. Granada, la Dra. Cidale y la Lic. Araujo en las noches del 3 y 4 de junio de 2003; en el Complejo Astronómico El Leoncito (Provincia de San Juan). Todas las observaciones fueron obtenidas con el espectrógrafo Boller y Chivens adosado al telescopio de 2.15 m *Jorge Sahade*. Se empleó una ranura de 250 μ , una red de difracción de 600 líneas mm^{-1} , centrada en 4000 Å, con un ángulo de 6° 40' y 6° 45', y un detector CCD de 512 × 512 pixeles. El rango espectral observado fue $\lambda\lambda 3500-4600$ Å, con una resolución de 4.53 Å cada 2 pixeles. Las reducciones fueron llevadas a cabo por la Dra. Cidale, utilizando los paquetes de IRAF¹ (versión 2.11).

¹IRAF es la sigla de Reducción de Imágenes y Facilidades de Análisis (Image Reduction and Analysis Facility), un sistema de software de utilidad general para el procesamiento de datos astronómicos. IRAF fue escrito y avalado por el Grupo de Programación

Las observaciones fueron corregidas por *overscan* y *trimming*, y se les aplicó corrección por *bias* y *flat-field*. Todos los espectros fueron corregidos por extinción atmosférica, y calibrados tanto en flujo como en longitud de onda. Esta última calibración se realizó tomando espectros de comparación para cada objeto, con lámpara de He-Ne-Ar. Para llevar a cabo las calibraciones en flujo se emplearon las siguientes estrellas estándares de flujo: HR 3454 (en el 2002), HR 5501, HR 7596, HR 4468 y HR 5694 (en abril de 2003); y HR 7596 (en junio de 2003).

Con la tarea *splot* de IRAF realizamos gráficos de $\log F_\lambda$ Vs. λ y $\log(F_\lambda/B_\lambda)$ Vs. $1/\lambda$, donde B_λ es la función de Planck evaluada en una temperatura mayor que la T_{eff} estimada en primera medición del salto de Balmer (como se explicó en la sección anterior). Para las estrellas de la muestra, según el procedimiento mencionado en la sección 2.1, determinamos los parámetros fundamentales.

Tabla 2.1: Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 2439. La numeración de la primera columna corresponde a la de White (1975).

NGC 2439				
Nro White	ID	α (J2000)	δ (J2000)	Noche de observación
0002	CD-31 4911	07:40:53.399	-31:41:19.50	28/01/02
0069	CD-31 4897	07:40:37.370	-31:41:39.60	28/01/02
0070	CD-31 4897b	07:40:39.020	-31:42:28.20	28/01/02
0081	CD-31 4900	07:40:39.750	-31:38:00.60	28/01/02
...	ALS 665	07:40:46.800	-31:38:02.00	28/01/02
0017	ALS 674	07:41:10.460	-31:45:58.50	29/01/02
0075	NGC 2439 75	07:40:30.710	-31:45:17.20	29/01/02
0081	CD-31 4900	07:40:39.750	-31:38:00.60	29/01/02
...	HD 62033	07:40:47.801	-31:31:06.41	29/01/02
0006	CD-31 4902	07:40:46.320	-31:40:10.50	30/01/02
0065	ALS 654	07:40:32.490	-31:39:59.30	30/01/02
0068	CD-31 4890	07:40:27.281	-31:41:47.16	30/01/02

IRAF (IRAF Programming Group) en los Observatorios Nacionales de Astronomía Ópticos (NOAO) en Tucson, Arizona. NOAO es dirigido por la Asociación de Universidades para la Investigación en la Astronomía S.A (AURA), con el acuerdo cooperativo de la Fundación de Ciencia Nacional.

CAPÍTULO 2. CLASIFICACIÓN BCD Y OBSERVACIONES

Tabla 2.2: Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 3766. La numeración de la primera columna corresponde a la de Ahmed (1962).

NGC 3766				
Nro Ahmed	ID	α (J2000)	δ (J2000)	Noche de observación
0001	ALS 2398	11:35:55.467	-61:36:13.44	28/01/02
0005	HD 306794	11:36:04.506	-61:35:22.40	28/01/02
0015	ALS 2408	11:36:31.568	-61:34:25.47	28/01/02
0024	CPD-60 3131	11:36:12.030	-61:35:10.60	28/01/02
0027	CPD-60 3128	11:36:11.903	-61:35:50.05	28/01/02
0097	CPD-60 3098	11:35:52.260	-61:38:07.50	28/01/02
0151	CD-60 3626	11:36:12.350	-61:32:44.90	28/01/02
0316	V* BF Cen	11:36:17.034	-61:28:01.32	28/01/02
0326	HD 100840	11:35:47.111	-61:33:37.89	28/01/02
...	CI* NGC 3766 MG 029	11:36:12.510	-61:32:40.20	28/01/02
0169	HD 100969	11:36:41.900	-61:31:37.40	29/01/02
0209	HD 306800	11:37:10.930	-61:39:22.70	29/01/02
0239	HD 306798	11:36:09.368	-61:41:41.59	29/01/02
0240	ALS 2401	11:36:05.482	-61:42:06.06	29/01/02
0243	HD 308740	11:35:48.890	-61:45:04.00	29/01/02
0264	HD 306657	11:35:15.172	-61:41:59.61	29/01/02
0291	HD 306793	11:35:22.068	-61:32:11.05	29/01/02
0317	HD 306785	11:35:48.572	-61:29:19.13	29/01/02
...	HD 306644	11:34:50.970	-61:27:56.50	29/01/02
...	HD 306784	11:35:54.200	-61:24:51.50	29/01/02
...	HD 306787	11:36:48.370	-61:26:41.70	29/01/02
0026	CPD-60 3125	11:36:09.570	-61:35:38.10	30/01/02
0030	CPD-60 3135	11:36:15.790	-61:36:08.10	30/01/02
0055	CPD-60 3138	11:36:18.860	-61:37:03.90	30/01/02
0232	HD 100943	11:36:28.366	-61:39:54.16	30/01/02
0301	CPD-60 3087	11:35:60.000	-61:29:00.00	30/01/02
...	HD 306778	11:37:21.490	-61:26:04.40	30/01/02
...	HD 306788	11:37:45.777	-61:29:30.16	30/01/02
...	HD 308743	11:36:04.840	-61:50:34.40	30/01/02
...	HD 308852	11:37:41.940	-61:45:42.40	30/01/02
...	CI* NGC 3766 MG 116	11:36:18.760	-61:37:10.30	30/01/02
...	CI* NGC 3766 MG 177	11:36:50.340	-61:40:07.70	30/01/02

CAPÍTULO 2. CLASIFICACIÓN BCD Y OBSERVACIONES

Tabla 2.3: Fechas en las que fueron observadas las estrellas del cúmulo NGC 6087. La numeración de la primera columna corresponde a la de Fernie (1961) y Breger (1966).

NGC 6087

Nro Fernie/Breger	ID	α (J2000)	δ (J2000)	Noche de observación
0008	HD 146448	16:19:25.139	-57:53:08.59	24/04/03
0009	HD 146484	16:19:36.666	-57:56:05.46	24/04/03
0010	HD 146324	16:18:49.013	-57:55:51.52	24/04/03
0011	HD 146294	16:18:37.890	-57:56:20.30	24/04/03
0025	CPD-57 7817	16:18:49.691	-57:54:30.31	24/04/03
0035	HD 146428	16:19:21.241	-57:54:23.72	24/04/03
0036	NGC 6087 036	16:19:20.000	-57:52:30:00	24/04/03
0128	CD-57 6341	16:18:50.577	-57:56:39.71	24/04/03
0129	NGC 6087 129	16:18:48.000	-57:56:80:00	24/04/03
0156	CD-57 6346	16:19:18.329	-57:53:36.54	24/04/03
0007	HD 146483	16:19:38.460	-57:54:22.57	25/04/03
0009	HD 146484	16:19:36.666	-57:56:05.46	25/04/03
0011	HD 146294	16:18:37.890	-57:56:20.30	25/04/03
0014	CPD-57 7791	16:18:22.817	-57:51:28.67	25/04/03
0015	HD 146204	16:18:06.401	-57:51:00.39	25/04/03
0101	NGC 6087 101	16:18:17.000	-57:48:70:00	25/04/03
0007	HD 146483	16:19:38.460	-57:54:22.57	03/06/03
0009	HD 146484	16:19:36.666	-57:56:05.46	03/06/03
0033	NGC 6087 033	16:19:47.000	-57:56:20:00	03/06/03

Los errores en los parámetros D y λ_1 medidos se deben básicamente a la incerteza en el trazado del continuo, $\Delta D < 0.02$ dex (Zorec et al., 2009) debido a la calibración en flujo y $\Delta\lambda_1 < 10 \text{ \AA}$ (Cidale, comunicación privada)² debido a la medición y errores de calibración en longitud de onda. La propagación de estos errores en las calibraciones de los parámetros fundamentales se pueden ver en las tablas 2.4 y 2.5 (son tablas de doble entrada: en la primera columna figuran los intervalos en λ_1 , y las dos columnas siguientes corresponden a los errores en los distintos intervalos de D).

Tabla 2.4: Errores en la estimación de M_v y de M_{bol} .

M_v	Intervalos de D		M_{bol}	Intervalos de D	
λ_1	0.00-0.25	0.25-0.50	λ_1	0.00-0.25	0.25-0.50
30-50	<0.5	<0.5	30-50	<0.3	<0.5
50-70	<0.3	<0.3	50-70	<0.3	<0.3

Tabla 2.5: Errores en la estimación de T_{eff} y de $\log g$.

T_{eff}	Intervalos de D		$\log g$	Intervalos de D	
λ_1	0.00-0.25	0.25-0.50	λ_1	0.00-0.25	0.25-0.50
5-35	<1000	<500	30-50	<0.7	<0.7
35-55	<1000	<500	50-70	<0.1	<0.2
55-75	<1000	<500			

²El valor determinado por Zorec et al. (2009) corresponde a $\Delta\lambda_1 < 2 \text{ \AA}$ que es la resolución espectral, pero en ocasiones la calibración en flujo genera una mayor incerteza debido al solapamiento de las líneas de Balmer.

CAPÍTULO 3

NGC 3766

El cúmulo galáctico NGC 3766¹ ($\alpha = 11^h 36^m 13.^s3$ y $\delta = -61^\circ 36' 55''$) es un grupo compacto de estrellas en el complejo de Carina ubicado en la constelación de Centauro. Es un cúmulo rico en estrellas con líneas de emisión. Este hecho dificulta la determinación de parámetros fundamentales de dichos objetos ya que las magnitudes fotométricas están afectadas por la emisión proveniente de la envoltura circumestelar.



Figura 3.1: NGC 3766

¹Vulgarmente este cúmulo se conoce con el nombre de “La Perla”

3.1. Descripción

Entre los años 1962 y 1965, Sher estudió el cúmulo NGC 3766 empleando el sistema fotométrico UBV, utilizando fotometría fotoeléctrica y fotográfica (Sher, 1962, 1965). El color intrínseco de cada estrella, $(B - V)_0$, fue obtenido del “nomograma” de Johnson (1958). Con estos datos pudo calcular el exceso de color para cada estrella resultando un valor medio de $E(B-V) = 0.19 \pm 0.005$ mag. También calculó la magnitud aparente desenojorada para cada estrella usando el valor medio del exceso de color y la magnitud absoluta fue tomada de las tabulaciones de Johnson & Iriarte (1958a) empleando el color intrínseco, $(B - V)_0$, correspondiente. De este modo obtuvo un módulo de distancia $(m_v - M_v)_0 = 11.4$ mag que corresponde a una distancia $d \sim 1900$ pc.

Luego, Schild (1970) realizó una investigación que involucraba a poblaciones estelares de cúmulos jóvenes que contienen estrellas supergigantes de tipo espectral M, con la intención de establecer tipos espectrales y clases de luminosidad. Las calibraciones de magnitud y color versus el tipo espectral, así como también las correcciones bolométricas, fueron extraídas de Blaauw (1963) y Johnson (1966). Para corregir las magnitudes observadas y calcular la extinción interestelar utilizó un valor $R_v = 3.0$. Del diagrama HR de NGC 3766, Schild observó que el punto de *turn-off* ocurre principalmente en el tipo espectral B2. El enrojecimiento medio encontrado por Schild fue $E(B-V) = 0.22$ mag, y obtuvo un módulo de distancia verdadero de 11.6 ± 0.2 mag correspondiente a una distancia de 2200 pc.

Winnenburg (1973) también empleó fotometría fotográfica UBV y estimó el exceso de color de NGC 3766 por tres métodos diferentes: usando los diagramas color-magnitud y color-color, empleando el nomograma dado por Johnson (1958) y la relación $M_v = 1,515 + 7,171(B - V)_0 - 30,293$; y promediando los valores derivados por Ahmed (1962), Sher (1962), Kraus (1967) y Winnenburg (1970). En vista del buen acuerdo obtenido por los diferentes procedimientos determinó el valor de $E(B-V) = 0.16$ mag. Luego, adoptando $R_v = 3.0$ calculó los valores $A_v = 0.48$ mag y $(m_v - M_v)_0 = 10.92$ mag que corresponde a una distancia de 1530 pc.

Posteriormente Yilmaz (1976) estudió este cúmulo con el sistema de fotometría fotoeléctrica RGU. Para una muestra de 237 estrellas realizó el diagrama color-magnitud del cual estimó un exceso de color $E(G-R) = 0.22$, un módulo de distancia aparente de 12.25 mag, que corresponde a 2150 pc de distancia, y una edad de 22 Myr.

La fotometría $ubvy\beta$ realizada por Shobbrook (1985) (utilizando un fotómetro monocanal controlado por computadora) para las 39 estrellas de su muestra, permitió determinar un exceso de color medio de $E(b-y) = 0.153 \pm 0.003$ mag. Omitiendo las estrellas con líneas en emisión listadas por Mermilliod (1982) y utilizando la relación $E(B-V) = 1.35 E(b-y)$ obtuvo $E(B-V) = 0.203$ mag. De acuerdo con esto, el módulo de distancia encontrado es de 11.4 ± 0.1 mag que corresponde a una distancia de 1.9 ± 0.1 kpc.

Luego Moitinho et al. (1997) hicieron fotometría CCD en el sistema UBV. Las estrellas del cúmulo fueron medidas con dos aperturas diferentes, una de un radio de $7.''92$ para medir las estrellas estándares, y la otra, con un radio más pequeño, de $1.''58$ que es igual a la medida típica del ancho a mitad de altura del CCD. Con respecto a la estimación del enrojecimiento medio y a la distancia al cúmulo adaptaron los diagramas fotométricos graficando sólo aquellas estrellas promediadas con la superposición de los marcos. La incerteza, $\sigma_{E(B-V)}$, en $E(B-V)$ fue estimada siguiendo el proceso descrito en el trabajo de Phelps & Janes (1994), resultando $\sigma_{E(B-V)} \sim 0.10$ mag. En esta estimación están incluidos los efectos sistemáticos provenientes de las incertezas asociadas a la curva de la ZAMS y a la inclinación del vector de enrojecimiento, así como los errores fotométricos y los errores cometidos en el ajuste de la ZAMS. El mejor ajuste para el exceso de color que obtuvieron fue $E(B-V) = 0.20$ mag y $(m_v - M_v)_0 = 11.73 \pm 0.33$ mag. Sin embargo las estrellas ubicadas en la cima de la MS muestran una mayor extinción en $(B-V)$, como así también una desviación media más grande de la línea de referencia, que las estrellas usadas en el procedimiento de ajuste. Este efecto podría producirse por varios factores tales como estrellas Be variables, binarias, rotación, etc., pero también por la presencia del enrojecimiento variable que afecta principalmente a las estrellas de tipo temprano. Las estrellas de tipos más tempranos que B4 tienen un exceso de color individual 0.08 mag más grande que el enrojecimiento del cúmulo. Adoptando $R_v = 3.2$ se obtiene $A_v = 0.64$ y una distancia $d = 2218 \pm 335$ pc.

Para determinar la edad de NGC 3766, Moitinho et al. (1997) utilizaron el ajuste de isocronas de Claret (1995) para la región superior de los diagramas color-magnitud. El mejor ajuste según sus datos indica que NGC 3766 tiene aproximadamente 24 Myr.

McSwain et al. (2008) elaboraron un trabajo basado en observaciones espectroscópicas de estrellas tipo B normales y estrellas Be, en las bandas roja y azul del óptico, del cúmulo en cuestión. Utilizando la relación para la MS de Harmanec (1988), estimaron el enrojecimiento para poder asignarle los tipos espectrales a cada estrella B con $\log g_{polar} > 3.9$ basándose en la temperatura efectiva que obtuvieron de sus espectros. Luego, utilizando la relación de Wegner (1994) determinaron el color intrínseco $(B - V)_0$ de las

estrellas en base a los colores (B-V) obtenidos de la WEBDA². Para 17 de las estrellas de secuencia principal tipo B de la muestra obtuvieron $E(B-V) = 0.223 \pm 0.03$ mag. Teniendo en cuenta que las estrellas B rotan más lento que las estrellas Be, y suponiendo una distribución aleatoria para la inclinación del eje de rotación, encontraron que el módulo de distancia es 11.6 ± 0.2 mag, que se corresponde con una distancia de 1.9-2.3 kpc.

En las tablas 3.1, 3.2 y 3.3 se detallan las magnitudes visuales aparentes, excesos de color y edades, respectivamente, encontradas en la literatura (Sher, 1965; Shobbrook, 1985; Moitinho et al., 1997; Piatti et al., 1998). Estas tablas están organizadas del siguiente modo. En la primer columna de la tabla 3.1 figura la identificación de las estrellas según la nomenclatura de Ahmed (1962), en la segunda se indica el ID de cada objeto, las siguientes columnas detallan las magnitudes aparentes medidas por los autores mencionados, y la última columna corresponde a las magnitudes dadas por SIMBAD³. Mientras que en las tablas 3.2 y 3.3, cada fila detalla los valores obtenidos para $E(B-V)$, $(m_v - M_v)_0$, d y la edad, respectivamente, en los trabajos descritos anteriormente.

²La WEBDA es la versión de Web de la base de datos conocida como BDA, es un catálogo de datos observacionales de estrellas en cúmulos abiertos galácticos y en la Pequeña Nube de Magallanes (<http://www.univie.ac.at/webda/navigation.html>).

³SIMBAD es una catálogo astronómico que provee datos básicos, identificación cruzada, bibliografía y mediciones para objetos astronómicos fuera del sistema solar (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>).

Tabla 3.1: Magnitudes aparentes correspondientes a las estrellas de nuestra muestra pertenecientes al cúmulo NGC 3766 obtenidas de la literatura.

Nro	ID	$m_{v_{Sher}}$	$m_{v_{Shobbrook}}$	$m_{v_{Moitinho}}$	$m_{v_{Piatti}}$	$m_{v_{SIMBAD}}$
Ahmed						
0001	ALS 2398 ^e	8.59	...	8.63
0005	HD 306794	8.17	8.14	8.16
0015	ALS 2408 ^v	8.56	8.56	8.51	...	8.54
0024	CPD-60 3131	11.29	11.29	11.33	11.29	11.30
0026	CPD-60 3125	9.06	9.06	9.21	9.23	9.06
0027	CPD-60 3128	8.46	...	8.42	8.41	8.46
0030	CPD-60 3135	11.08	11.08	11.10	11.06	11.10
0055	CPD-60 3138	10.77	10.77	11.17	11.13	10.33
0097	CPD-60 3098	9.63	...	9.62
0151	CD-60 3626	10.39	...	9.40
0169	HD 100969	9.15	...	9.17
0209	HD 306800	10.57	...	10.80
0232	HD 100943 ^e	7.15
0239	HD 306798 ^e	9.37
0240	ALS 2401 ^e	9.61
0243	HD 308740	11.10
0264	HD 306657 ^e	10.49
0291	HD 306793 ^e	10.67
0301	CPD-60 3087 ^e	10.9
0316	V* BF Cen ^b	8.81
0317	HD 306785	9.72
0326	HD 100840	8.18	...	9.70	...	8.19
...	HD 306644
...	HD 306778	9.8
...	HD 306784
...	HD 306787
...	HD 306788	10.0
...	HD 308743
...	HD 308852	10.1
...	CI* NGC 3766 MG 029
...	CI* NGC 3766 MG 116	...	11.75	12.18	12.13	10.29
...	CI* NGC 3766 MG 177

(e) Estrella con líneas en emisión

(b) Binaria eclipsante tipo algol

(v) Variable eruptiva

$m_{v_{Sher}}$ fotometría obtenida del trabajo de Sher (1965)

$m_{v_{Shobbrook}}$ fotometría obtenida del trabajo de Shobbrook (1985)

$m_{v_{Moitinho}}$ fotometría obtenida del trabajo de Moitinho et al. (1997)

$m_{v_{Piatti}}$ fotometría obtenida del trabajo de Piatti et al. (1998)

Tabla 3.2: Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársec del cúmulo NGC 3766 obtenidos por los distintos autores.

Trabajos	E(B-V) [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Distancia [pc]
Sher (1965)	0.19 ± 0.005	11.4	1900
Schild (1970)	0.22	11.6 ± 0.2	2200
Winnenburg (1973)	0.16	10.92	1530
Yilmaz (1976)	...	12.25^1	2150
Shobbrook (1985)	0.20	11.4 ± 0.1	1900 ± 100
Moitinho et al. (1997)	0.20 ± 0.10	11.73 ± 0.33	2218 ± 335
McSwain et al. (2008)	0.223 ± 0.03	11.6 ± 0.2	2100 ± 200

1- Módulo de distancia aparente dado por Yilmaz (1976)

Tabla 3.3: Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 3766 encontradas en la literatura.

Trabajos	Edad [Myr]
Sher (1962)	10
Yilmaz (1976)	22
Moitinho et al. (1997)	24

3.2. Resultados

Para determinar los parámetros fundamentales de las estrellas observadas utilizamos los parámetros D y λ_1 del sistema de clasificación BCD de acuerdo a lo explicado en la sección 2.1. En la tabla 3.4 se encuentran los valores obtenidos para los parámetros fundamentales: las dos primeras columnas corresponden a la nomenclatura de Ahmed (1962) y a la identificación alternativa (ID); en las siguientes columnas se detallan los valores obtenidos para D , λ_1 , tipo espectral y clase de luminosidad (TE y CL), T_{eff} , $\log g$, M_v , y M_{bol} ; en la última columna figura la cantidad de mediciones realizadas cada objeto. Las estrellas CPD -60 3131, CPD -60 3128, HD 306798, HD 308740, HD 306657 y V* BF Cen (NGC 3766 24, 27, 239, 243, 264 y 316 respectivamente) tienen un valor de D y/o λ_1 mayor al del intervalo para el cual están publicadas las calibraciones por lo que sus parámetros fundamentales fueron determinados por extrapolación de las calibraciones. Mientras que el tipo espectral se obtuvo, a partir de la temperatura estimada, del trabajo de Allen (1955).

De la sección anterior podemos ver que la fotometría encontrada en la literatura es bastante escasa. El procedimiento para calcular el módulo de distancia consistió en tomar las magnitudes aparentes, m_v , medidas por Sher (1965); Moitinho et al. (1997) con sus respectivos excesos de color. En el caso de la fotometría de SIMBAD utilizamos un valor promedio del exceso de color calculado con los valores de la tabla 3.1, $E(B-V) = 0.2$ mag. Adoptando un valor de $R_v = 3.1$ y nuestras estimaciones para la magnitud visual absoluta, encontramos tres valores para el módulo de distancia: 9.79 ± 0.30 , 10.00 ± 0.31 y 10.43 ± 0.32 mag para las tres mediciones respectivamente, cuya equivalencia en pársecs es: 907 ± 115 , 999 ± 140 y 1200 ± 180 pc. Estos resultados se pueden ver en las tablas 3.5, 3.6 y 3.7; las dos primeras columnas corresponden a las identificaciones de los objetos, la segunda al valor de la magnitud absoluta que obtuvimos según lo descrito anteriormente (tabla 3.4), en la tercera figuran las magnitudes aparentes dadas por los trabajos mencionados, y las dos últimas columnas corresponden a los valores que obtuvimos de módulo de distancia con sus respectivos errores. Promediando estos valores podemos tomar como módulo de distancia a $(m_v - M_v)_0 = 10.07 \pm 0.3$ mag que corresponde a una distancia de 1030 ± 150 pc.

Tabla 3.4: Parámetros fundamentales de las estrellas observadas obtenidos utilizando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009).

NGC 3766									
Nro Ahmed	ID	D [dex]	λ_1 [Å]	T.E y C.L	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	M_v [mag]	M_{bol} [mag]	Nro de observaciones
0001	ALS 2398	0.259	51.60	B5 IV	16250	3.90	-1.25	-2.50	1
0005	HD 306794	0.162	89.84	B4-5	21400	>4.30	-1.50	-4.00	1
0015	ALS 2408 ^v	0.261	52.89	B5 IV	16250	3.91	-1.20	-2.45	1
0024	CPD-60 3131	0.336	82.14	B7-8	12400	>4.30	-0.45	-0.57	1
0026	CPD-60 3125	0.191	53.98	B3 V	20000	4.00	-1.90	-3.80	1
0027	CPD-60 3128	0.283	87.02	B5	14000	>4.30	-0.70	-1.54	1
0030	CPD-60 3135	0.295	69.80	B7 VI	13500	>4.30	-0.04	-1.50	1
0055	CPD-60 3138	0.445	68.74	A0 V	10200	4.25	0.50	0.19	1
0097	CPD-60 3098	0.273	92.51	B7 VI	14500	>4.30	-0.55	-1.57	1
0151	CD-60 3626	0.281	74.50	B7 VI	14500	>4.30	-0.50	-1.54	1
0169	HD 100969	0.188	53.69	B3 V	20000	4.00	-1.87	-3.78	2
0209	HD 306800	0.250	72.12	B5 VI	15500	~4.40	-0.54	-2.20	1
0232	HD 100943	0.123	21.02	B5 Ib (Be)	16000	2.25	-8.00	-8.63	2
0239	HD 306798	0.238	73.50	B5 VI	17000	~4.40	-0.60	-2.35	1
0240	ALS 2401	0.224	30.95	B4 III (Be)	15500	2.75	-4.00	-4.75	1
0243	HD 308740	0.304	80.76	B9 VI	13000	>4.57	-0.50	-1.40	1
0264	HD 306657	0.198	84.58	B3 (Be)	19000	>4.30	-1.10	-3.10	1
0291	HD 306793	0.271	66.67	B6 VI	15000	~4.32	-0.50	-1.90	1
0301	CPD-60 3087	0.225	63.54	B5 V	16000	~4.35	-0.51	-2.10	1
0316	V* BF Cen ^b	0.211	101.11	B3	18500	>4.70	-1.00	-2.90	1
0317	HD 306785	0.191	58.11	B3 V	20000	4.12	-1.70	-3.65	1
0326	HD 100840	0.238	51.30	B4 V	17000	3.95	-1.45	-2.58	1
...	HD 306644	0.372	49.27	B8 IV	12500	3.92	-0.50	-1.00	2
...	HD 306778	0.223	56.16	B3-4 V	18400	4.08	-0.50	-3.14	1
...	HD 306784	0.344	48.01	B7 IV	13200	3.88	-0.74	-1.34	1
...	HD 306787	0.298	71.21	B8 VI	13000	~4.43	-0.20	-1.40	1
...	HD 306788	0.199	57.84	B3 V	19550	4.06	-1.50	-3.39	1
...	HD 308743	0.261	61.21	B5 V	15600	4.24	-0.63	-2.20	1
...	HD 308852	0.318	53.71	B6 V (Be)	13700	4.10	-4.43	-1.35	1
...	Cl NGC 3766 MG 029	0.272	74.99	B6 VI	14600	>4.47	-0.61	-1.68	1
...	Cl NGC 3766 MG 116	0.303	73.49	B7 VI	12500	>4.53	-0.05	-1.40	1
...	Cl NGC 3766 MG 177	0.221	64.39	B4 V	18000	4.25	-1.05	-2.58	1

(b) Binaria eclipsante tipo algol

(v) Variable eruptiva

Tabla 3.5: Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones de Sher (1965) utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.19$.

Nro Ahmed	ID	M_v [mag]	$m_{v_{sher}}$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]
0015	ALS 2408	-1.20	8.56	9.17 ± 0.3
0024	CPD-60 3131	-0.45	11.29	11.15 ± 0.3
0026	CPD-60 3125	-1.90	9.06	10.37 ± 0.3
0027	CPD-60 3128	-0.70	8.46	8.57 ± 0.3
0030	CPD-60 3135	-0.04	11.08	10.53 ± 0.3
0055	CPD-60 3138	0.50	10.77	9.68 ± 0.3
0326	HD 100840	-1.45	8.18	9.04 ± 0.3
$(m_v - M_v)_0 = 9.79 \pm 0.30$ mag $d = 907 \pm 125$ pc				

Tabla 3.6: Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones de Moitinho et al. (1997) utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.20$.

Nro	ID	M_v	$m_{v_{Moitinho}}$	$(m_v - M_v)_0$
Ahmed		[mag]	[mag]	[mag]
0001	ALS 2398	-1.25	8.59	9.22 ± 0.3
0005	HD 306794	-1.50	8.17	9.05 ± 0.3
0015	ALS 2408	-1.20	8.51	9.09 ± 0.3
0024	CPD-60 3131	-0.45	11.33	11.16 ± 0.3
0026	CPD-60 3125	-1.90	9.21	10.49 ± 0.3
0027	CPD-60 3128	-0.70	8.42	8.50 ± 0.3
0030	CPD-60 3135	-0.04	11.10	10.52 ± 0.3
0055	CPD-60 3138	0.50	11.17	10.05 ± 0.3
0097	CPD-60 3098	-0.55	9.63	9.56 ± 0.3
0151	CD-60 3626	-0.50	10.39	10.27 ± 0.3
0169	HD 100969	-1.87	9.15	10.40 ± 0.2
0209	HD 306800	-0.54	10.57	10.49 ± 0.5
0326	HD 100840	-0.50	9.70	9.58 ± 0.3
...	Cl* NGC 3766 MG 116	-0.05	12.18	11.61 ± 0.3
$(m_v - M_v)_0 = 10.00 \pm 0.31$ mag				
$d = 999 \pm 140$ pc				

Tabla 3.7: Módulos de distancia calculados a partir de las observaciones que figuran en SIMBAD utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.193$.

Nro	ID	M_v	$m_{v_{SIMBAD}}$	$(m_v - M_v)_0$
Ahmed		[mag]	[mag]	[mag]
0001	ALS 2398	-1.25	8.63	9.28 ± 0.3
0005	HD 306794	-1.50	8.16	9.06 ± 0.3
0015	ALS 2408	-1.20	8.54	9.14 ± 0.3
0024	CPD-60 3131	-0.45	11.3	11.15 ± 0.3
0026	CPD-60 3125	-1.90	9.06	10.36 ± 0.3
0027	CPD-60 3128	-0.70	8.46	8.56 ± 0.3
0030	CPD-60 3135	-0.04	11.10	10.54 ± 0.3
0055	CPD-60 3138	0.50	10.33	9.23 ± 0.3
0097	CPD-60 3098	-0.55	9.62	9.57 ± 0.3
0151	CD-60 3626	-0.50	9.40	9.30 ± 0.3
0169	HD 100969	-1.87	9.17	10.44 ± 0.3
0209	HD 306800	-0.54	10.80	10.74 ± 0.3
0232	HD 100943	-8.00	7.15	14.55 ± 0.5
0239	HD 306798	-0.60	9.37	9.37 ± 0.3
0240	ALS 2401	-4.00	9.61	13.01 ± 0.5
0243	HD 308740	-0.50	11.10	11.00 ± 0.3
0264	HD 306657	-1.10	10.49	10.99 ± 0.5
0291	HD 306793	-0.50	10.67	10.58 ± 0.3
0301	CPD-60 3087	-0.51	10.90	10.81 ± 0.3
0316	V* BF Cen	-1.00	8.81	9.21 ± 0.3
0317	HD 306785	-1.70	9.72	10.82 ± 0.3
0326	HD 100840	-1.45	8.190	9.04 ± 0.3
...	HD 306778	-0.50	9.80	9.70 ± 0.3
...	HD 306788	-1.50	10.00	10.90 ± 0.3
...	HD 308852	-4.43	10.10	13.93 ± 0.3
...	CI* NGC 3766 MG 116	-0.05	10.29	9.74 ± 0.3
		$(m_v - M_v)_0 = 10.43 \pm 0.32$ mag		
		$d = 1200 \pm 180$ pc		

Como podemos ver, el error cometido en la estimación del módulo de distancia es de $\sigma_{(m_v - M_v)_0} \sim 0.3$ mag (correspondiente a una distancia de ~ 200 pc que es mucho mayor que el tamaño del cúmulo), de aquí que las estrellas cuyos módulos de distancia se aparten más de 1 mag $\sim 3\sigma_{(m_v - M_v)_0}$, podríamos pensar que no pertenecen al cúmulo. Es decir que vamos a considerar como miembros del cúmulo a aquellos objetos cuyos módulos de distancia sea $9.10 \text{ mag} < (m_v - M_v)_0 < 11.10 \text{ mag}$. Según este criterio, las estrellas NGC 3766 5, 15, 232, 240, 326 y HD 308852 tienen muchas probabilidades de no pertenecer al cúmulo, y las denotaremos como PNM-1 (tablas 3.5, 3.6 y 3.7). Mientras que las estrellas NGC 3766 1, 55 y 151 podrían ser posibles no miembros, las denotaremos PNM-2. Además recordemos que las estrellas NGC 3766 24, 27, 239, 243, 264 y 316 tienen errores de calibración por lo que no fueron tenidos en cuenta, y las llamaremos MC. En la figura 3.2 se pueden ver los miembros (M), los posibles no miembros (PNM-1 y PNM-2) y las estrellas con problemas en la calibración (MC) mencionadas anteriormente. Entonces, recalculando los valores del módulo de la distancia sin tener en cuenta a las estrellas NGC 6087 232, 240 y HD 308852 (de acuerdo al criterio anterior) obtuvimos un valor de 9.92 ± 0.30 mag, que equivale a 965 ± 135 pc. Estos valores son muy inferiores a los obtenidos en la literatura.

Para determinar la edad utilizamos las isocronas de Bressan et al. (1993), descritas en la subsección 2.1.1 y la gigante CD-60 3621 medida por Levesque et al. (2005). De la figura 3.3 se puede observar que la edad del cúmulo sería $16 \text{ Myr} < t < 24 \text{ Myr}$.

Figura 3.2: Miembros (M), posibles no miembros (PMN-1 y PMN-2) y las estrellas con problemas de calibración (MC) en NGC 3766 junto con las isocronas dadas por Bressan et al. (1993).

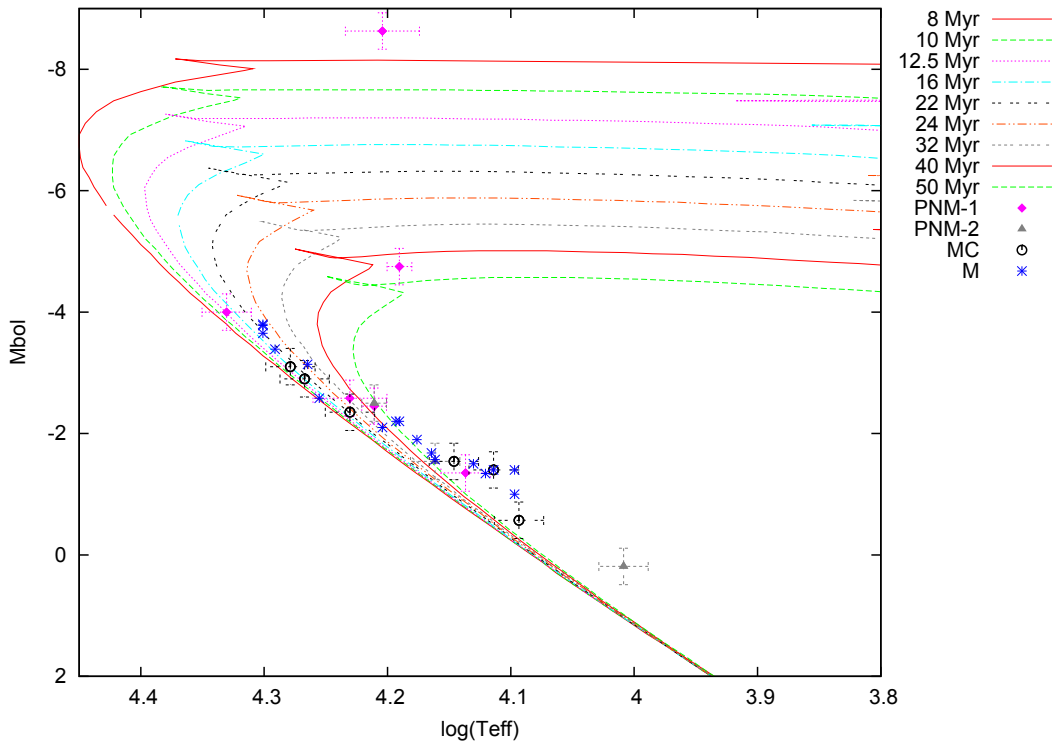
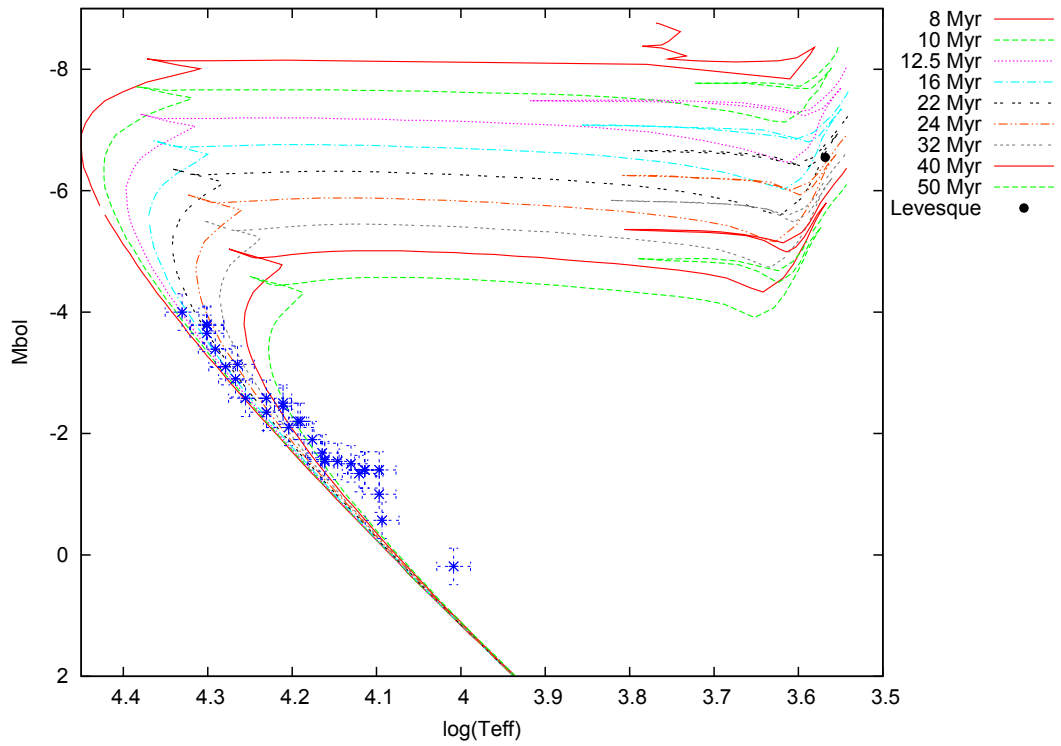


Figura 3.3: Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 3766 junto con la estrella gigante CD-60 3621 medida por Levesque et al. (2005).



3.3. Discusión

Hemos presentado un método para determinar parámetros fundamentales de objetos en cúmulos abiertos basado en estudios espectrofotométricos utilizando el sistema BCD. Estos datos nos permitieron determinar la distancia y la edad del cúmulo NGC 3766.

En esta sección vamos a comparar nuestros resultados con los encontrados en la literatura que corresponden, en su mayoría, a estudios fotométricos. En primer lugar analizaremos las discrepancias entre los tipos espectrales determinados por Schild (1970) y los que figuran en SIMBAD con nuestras estimaciones para las estrellas observadas del cúmulo NGC 3766 (tabla 3.8, las tres últimas columnas corresponden a los TE y CL dadas por Schild (1970), SIMBAD y el presente trabajo, respectivamente). Se puede observar que muy pocas estrellas tienen determinada su clase de luminosidad. Con respecto al tipo espectral, la clasificación BCD difiere en dos o tres subtipos espectrales tendiendo a dar tipos espectrales más tardíos que los determinados anteriormente. Esta discrepancia está dentro de las diferencias típicas esperada para el sistema BCD (Zorec et al., 2009).

En relación al módulo de distancia, el valor que hemos obtenido, $(m_v - M_v)_0 = 9.92 \pm 0.30$, resulta ser menor que los encontrados en la literatura. Este valor lo obtuvimos haciendo el promedio entre las tres fotometrías mencionadas anteriormente. En este cálculo hemos descartado las estrellas NGC 3766 232, 240 y HD 308852 debido a que tienen un valor de módulo de distancia muy grande (~ 14.55 , ~ 13.06 y ~ 13.93 , respectivamente). Si no tuviéramos en cuenta esto, el valor determinado sería levemente mayor, $(m_v - M_v)_0 \sim 10.07$ mag, resultado que se acerca a lo obtenido por Winnenbourg (1973) de 10.92 mag.

La discrepancia en el módulo de distancia obtenida empleando las magnitudes absolutas del sistema BCD y aquel derivado por otros autores, podría deberse a que los valores encontrados en la literatura están basados en determinaciones de magnitudes absolutas derivadas a partir del tipo espectral (Schild, 1970), siendo éstos más tempranos que los derivados en este trabajo. Por otra parte hay que considerar que este es un cúmulo muy rico en estrellas Be con lo cual la clasificación espectral es más incierta.

Tabla 3.8: Tipos espectrales y clases de luminosidad de las estrellas observadas del cúmulo NGC 3766 obtenidas por Schild (1970), las que figuran en SIMBAD y nuestras determinaciones.

Nro	ID	TE/CL_{Schild}	TE/CL_{SIMBAD}	$TE/CL_{Este\ trabajo}$
Ahmed				
0001	ALS 2398	B2 IV (pe)	B2 IV (pe)	B5 IV
0005	HD 306794	B1.5 III	B1	B4-5
0015	ALS 2408	B2 III	B2 III (v)	B5 IV
0024	CPD-60 3131	B7-8
0026	CPD-60 3125	B2 IV (ne)	B2 (Be)	B3 V
0027	CPD-60 3128	B2 IV-V	B2 IV-V	B5
0030	CPD-60 3135	B7 V
0055	CPD-60 3138	A0 V
0097	CPD-60 3098	B2 V	B1.5 III	B7 VI
0151	CD-60 3626	...	B2.5 V	B7 VI
0169	HD 100969	...	B2-5	B3 V
0209	HD 306800	...	B9	B5 VI
0232	HD 100943	B4 Ia	B1 Iab-Ib (e)	B4 III (Be)
0239	HD 306798	...	Be	B5 VI
0240	ALS 2401	...	Be	B4 III (Be)
0243	HD 308740	...	B5	B9
0264	HD 306657	...	B8 (Be)	B3 (Be)
0291	HD 306793	...	B3 V (e)	B6 VI
0301	CPD-60 3087	...	B3 V (e)	B5 V
0316	V* BF Cen	B2 IV	B8 (b)	B3
0317	HD 306785	...	B2 III	B3 V
0326	HD 100840	B2 III	B7	B4 V
...	HD 306644	...	B8	B8 IV
...	HD 306778	...	B8	B3-4 V
...	HD 306784	...	B5	B7 IV
...	HD 306787	...	B9	B8 VI
...	HD 306788	...	B9	B3 V
...	HD 308743	...	B8	B5 V
...	HD 308852	...	B5	B6 V (Be)
...	Cl* NGC 3766 MG 029	B6 VI
...	Cl* NGC 3766 MG 116	B7 VI
...	Cl* NGC 3766 MG 177	B4 V

- (e) Estrella con líneas en emisión
- (b) Binaria eclipsante tipo algol
- (v) Variable eruptiva
- (pe) Línea $H\gamma$ puntiaguda y emisión incipiente en $H\beta$
- (ne) Emisión moderada en $H\beta$

En relación a la determinación de parámetros fundamentales encontramos el trabajo realizado por McSwain et al. (2008) descrito anteriormente, donde los valores de la T_{eff} y el $\log g$ fueron obtenidos a partir del ajuste de las líneas H_γ y de HeI $\lambda\lambda 4143, 4388, 4471 \text{ \AA}$, y de la fotometría de Strömgen. En las tablas 3.9 y 3.10 se muestran estos valores obtenidos (columnas 3 y 4) por McSwain et al. (2008) y los determinados en el presente trabajo (columnas 5 y 6). De aquí observamos que las temperaturas efectivas difieren para algunos objetos, entre 2000 y 4000 K. La discrepancia puede deberse a que las estrellas en común son en su mayoría estrellas Be. Para determinar T_{eff} de las estrellas Be, McSwain et al. (2008) empleó las líneas de HeI, sin embargo estas líneas no son menos sensibles a la temperatura efectiva. Mientras que el logaritmo de la gravedad difiere entre 0.6 y 1.3 dex ya que las alas de dichas líneas muestran una pequeña dependencia con la gravedad superficial.

Por otro lado, determinamos la edad de NGC 3766 utilizando las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) y la ubicación de la estrella gigante CD-60 3621 medida por Levesque et al. (2005). Nuestro resultado, $16 \text{ Myr} < t < 24 \text{ Myr}$, está de acuerdo con el valor obtenido por Yilmaz (1976) (22 Myr) y Moitinho et al. (1997) (24 Myr).

Tabla 3.9: Comparación de los valores de la T_{eff} y sus errores determinados por McSwain et al. (2008) y en este trabajo.

Nro	ID	$T_{effMcSwain}$	$\Delta T_{effMcSwain}$	$T_{effEste\ trabajo}$	$\Delta T_{effEste\ trabajo}$
Ahmed		[K]	[K]	[K]	[K]
0001	ALS 2398	18725	301	16250	500
0015	ALS 2408 ^v	18399	301	16250	500
0024	CPD-60 3131	16760	250	12400	500
0026	CPD-60 3125	18274	301	20000	1000
0027	CPD-60 3128	18817	301	14000	500
0151	CD-60 3626	17834	400	14500	500
0169	HD 100969	19420	300	20000	1000
0239	HD 306798	19660	250	17000	1000
0240	ALS 2401	16301	301	15500	500
0264	HD 306657	19580	301	19000	1000
0291	HD 306793	18995	301	15000	500

(v) Variable eruptiva

Tabla 3.10: Comparación de los valores de $\log g$ y sus errores determinados por McSwain et al. (2008) y en este trabajo.

Nro Ahmed	ID	$\log g_{McSwain}$	$\Delta \log g_{McSwain}$	$\log g_{Este\ trabajo}$	$\Delta \log g_{Este\ trabajo}$
0001	ALS 2398	3.34	0.09	3.90	0.2
0015	ALS 2408 ^v	3.30	0.09	3.91	0.2
0024	CPD-60 3131	3.98	0.03	4.70	0.2
0026	CPD-60 3125	3.49	0.09	4.00	0.1
0027	CPD-60 3128	3.31	0.09	4.60	0.2
0151	CD-60 3626	3.82	0.10	4.52	0.2
0169	HD 100969	3.48	0.02	4.00	0.1
0239	HD 306798	3.73	0.02	4.40	0.1
0240	ALS 2401	3.51	0.10	2.75	0.7
0264	HD 306657	4.00	0.09	4.45	0.1
0291	HD 306793	4.02	0.09	~4.32	0.1

(v) Variable eruptiva

CAPÍTULO 4

NGC 6087

El campo de Norma es uno de los sectores más enrojecidos de la Vía Láctea, con fuertes variaciones de absorción imponiendo dificultades para estudios fotométricos en el rango óptico. El cúmulo abierto NGC 6087 ($\alpha = 16^h 18.^m 8$ y $\delta = -57^\circ 56'$) es uno de los cúmulos más brillantes de la región y se ubica cerca del límite sur de la constelación de Norma, en una región uniformemente oscurecida del brazo de Sagitario-Carina de nuestra Galaxia.



Figura 4.1: NGC 6087

4.1. Estudios fotométricos

Fernie (1961) realizó observaciones fotoeléctricas del cúmulo con la finalidad de estudiar la estrella cefeida S Nor, que está ubicada cerca del centro óptico del cúmulo. Con observaciones de 58 estrellas, Fernie estimó el exceso de color, la absorción interestelar y el módulo de distancia: $E(B-V) = 0.22$, $A_v = 0.67$ mag y $(m_v - M_v)_0 = 9.4 \pm 0.1$ mag, respectivamente. Posteriormente, Landolt (1964) llevó a cabo un nuevo relevamiento fotográfico. Observó 55 estrellas de NGC 6087 cuyas magnitudes se obtuvieron usando curvas de calibración definidas por las magnitudes de las estrellas estándar. Luego, aplicando las curvas de desviación evolutiva del método de Johnson (1960) encontró un módulo de distancia $(m_v - M_v)_0 = 9.8 \pm 0.1$ mag, habiendo adoptado un exceso de color $E(B-V) = 0.20$ mag (que corresponde al valor medio de los datos de Irwin (1958) y Fernie (1961)).

Para el estudio de la cefeida S Nor es necesario conocer con exactitud el módulo de distancia y el enrojecimiento. Con este objetivo Breger (1966) observó 37 estrellas, en el sistema fotométrico UBV, cuyas magnitudes y colores tienen un error menor que ± 0.01 mag. De sus observaciones fotoeléctricas determinó un valor para el exceso de color $E(B-V) = 0.20 \pm 0.01$ mag y una absorción visual $A_v = 0.60$ mag, habiendo adoptado un valor de $R_v = 3.0$. El módulo de distancia que derivó, ajustando las secuencias principales en los diagramas V Vs. (B-V) y V Vs. (U-B), corresponde a un valor de 9.7 mag.

Sin embargo, ninguno de estos estudios satisface estrictamente todos los criterios para la transformación lineal del sistema UBV especificado por Johnson (1963). Dado que los errores sistemáticos en la fotometría contribuyen a los errores en las estimaciones del enrojecimiento y la distancia del cúmulo. Por esto, Turner (1986) realizó un nuevo estudio fotoeléctrico del cúmulo NGC 6087 con el fin de obtener una mejor determinación del enrojecimiento y la distancia, además de determinar datos más detallados de los miembros del cúmulo mejorando los resultados encontrados por Landolt (1964). En ese trabajo se observaron 31 estrellas en la región próxima a S Nor, obteniéndose un exceso de color $E(B-V) \sim 0.18$ mag y un módulo de distancia $(m_v - M_v)_0 = 9.78 \pm 0.03$ mag.

Posteriormente, Sagar & Cannon (1997) hicieron observaciones CCD en las bandas U, B, V, R e I que fueron usadas para generar los diagramas color-color y color-magnitud de varios cúmulos abiertos jóvenes: NGC 3228, NGC 4103, NGC 5662 y NGC 6087. La muestra consistió en ~ 2000 estrellas más brillantes que $V = 20$ mag. Encontraron que los datos fotoeléctricos obtenidos por diferentes grupos concuerdan muy bien entre sí y con los datos obtenidos con el CCD por Sagar. Con respecto a la estimación de la extinción interestelar de los cúmulos, generaron el diagrama (U-B) Vs. (B-V) aparente

para todas las estrellas observadas de cada cúmulo. Para identificar la secuencia principal en dichos cúmulos, construyeron los diagramas aparentes V Vs. (B-V); V Vs. (U-B); V Vs. (V-R) y V Vs. (V-I) para todas las estrellas. Adoptando una inclinación para el vector de enrojecimiento igual a $E(U-B)/E(B-V) = 0.72$ y ajustando la ZAMS intrínseca dada por Aller et al. (1982) para las estrellas de MS con tipos espectrales más tempranos que A0, encontraron para NGC 6087 un valor medio del exceso de color $E(B-V) = 0.22$ mag. Para determinar el módulo de distancia estudiaron los diagramas intrínsecos V_0 Vs. $(B-V)_0$; V_0 Vs. $(U-B)_0$; V_0 Vs. $(V-R)_0$ y V_0 Vs. $(V-I)_0$ de cada cúmulo, en los cuales fueron incluidas las observaciones fotoeléctricas hechas anteriormente por Fernie (1961), Breger (1966) y Turner (1986). Usando el mismo valor de $E(B-V)$ para todas las estrellas del cúmulo, y ajustando la ZAMS dada por Aller et al. (1982) a los diagramas V_0 Vs. $(B-V)_0$ y V_0 Vs. $(U-B)_0$ encontraron un valor medio $(m_v - M_v)_0 = 9.9 \pm 0.3$ mag.

Nuevas observaciones en el sistema $ubvy\beta$ fueron hechas por Kaltcheva (2009), que combinadas con todos los datos $ubvy\beta$ disponibles (publicados y no publicados) lograron una muestra de 130 estrellas O y B con una magnitud límite alrededor de $V = 9.5$ mag y que contiene a las estrellas más brillantes de los cúmulos abiertos NGC 6087, Ly 6, el campo 2158 de Loden, las asociaciones OB Nor OB1, y estrellas ubicadas en las direcciones de R 103 y R 105. Esta muestra les permitió estudiar las distintas agrupaciones en la dirección de Norma, donde la mayoría de las estrellas delinean un segmento consistente con la ubicación del brazo de Sagitario-Carina.

Para calcular la distancia y absorción interestelar adoptaron la clasificación de luminosidad (LC) disponible en SIMBAD. El procedimiento aplicado por Kaltcheva para obtener los excesos de color y las distancias estelares está descrito en detalle en el trabajo realizado por Kaltcheva & Hilditch (2000). Empleando el diagrama c_1 Vs. $(b-y)$ encuentran que muy pocas estrellas están moderadamente enrojecidas, por lo que utilizaron $R_v = 3.2$ y $E(B-V) = E(b-y)/0.74$ para obtener V_0 . Para derivar los valores de M_v de todas las estrellas emplearon la calibración de Balona & Shobbrook (1984). Para aquellas estrellas con valores de $H\beta$ fuera del límite de la calibración de M_v , y las estrellas con líneas de emisión, calcularon $H\beta$ a partir de c_0 para obtener M_v . De acuerdo a esto, Kaltcheva & Hilditch (2000) encontraron que la distancia a NGC 6087 es de 886 ± 50 pc.

En la tabla 4.1 se muestran las magnitudes aparentes en la banda V de nuestra muestra de objetos, medidas por los distintos autores: la primer columna corresponde a la nomenclatura según Fernie (1961) y Breger (1966), en la columna siguiente figura una identificación alternativa para cada objeto, en las columnas que siguen se detallan los valores de las magnitudes aparentes determinadas por cada autor, y en las dos últimas columnas se indica la

membresía de cada estrella al cúmulo, según los criterios de Feast (1957) (velocidad radial) y King (1982) (movimientos propios).

En la tabla 4.2, columnas 3, 4 y 5, se detallan los valores de los excesos de color, los módulos de distancia y distancias, respectivamente, determinados en los trabajos descritos anteriormente.

Tabla 4.1: Magnitudes aparentes de las estrellas observadas en el cúmulo NGC 6087 obtenidas de la literatura. En las dos últimas columnas se lista la probabilidad de membresía según mediciones de velocidades radiales (Feast, 1957) y movimientos propios (King, 1982).

Nro	ID	$m_{v_{Ferne}}$	$m_{v_{Landolt}}$	$m_{v_{Breger}}$	$m_{v_{Turner}}$	$m_{v_{Kaltcheva}}$	$m_{v_{SIMBAD}}$	P_{V_r}	P_{μ}
Ferne/Breger									
007	HD 146483	8.28	8.31	8.28	8.28	8.30	8.29	M	M?
008	HD 146448	8.97	8.97	9.00	8.97	9.03	9.02	M	M
009	HD 146484 ^e	9.41	...	9.44	9.44	9.44	9.48
010	HD 146324 ^e	7.93	7.80	7.94	7.95	7.95	7.92	M	...
011	HD 146294	9.40	9.37	9.41	9.39	9.41	9.43	M	M
014	CPD-57 7791	9.64	9.64	9.70	9.70	M	M
015	HD 146204	10.14	10.14	10.18	...	10.16	10.19	M	M
025	CPD-57 7817 ^{cp}	9.69	9.84	10.05	10.01	...	9.82	M	M
033	NGC 6087 33	11.96	11.95	11.97
035	HD 146428	10.10	10.08	...	10.07
036	NGC 6087 36	...	10.18	10.38	10.38	...	10.36	M	M
101	NGC 6087 101	...	11.25	11.25
128	CD-57 6341	...	8.71	8.72	8.71	...	8.72	M	M
129	NGC 6087 129	...	9.75	9.75	9.72	...	9.75	M	NM
156	CD-57 6346	12.28	9.20

(e) Estrella con líneas en emisión identificadas en SIMBAD
(cp) Estrella químicamente peculiar
 $m_{v_{Ferne}}$ fotometría obtenida del trabajo de Ferne (1961)
 $m_{v_{Landolt}}$ fotometría obtenida del trabajo de Landolt (1964)
 $m_{v_{Breger}}$ fotometría obtenida del trabajo de Breger (1966)
 $m_{v_{Turner}}$ fotometría obtenida del trabajo de Turner (1986)
 $m_{v_{Kaltcheva}}$ fotometría obtenida del trabajo de Kaltcheva (2009)
 $m_{v_{SIMBAD}}$ fotometría obtenida de SIMBAD

Tabla 4.2: Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársecs del cúmulo NGC 6087 obtenidos por distintos autores.

Trabajos	E(B-V) [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Distancia [pc]
Fernie (1961)	0.22	9.4±0.1	758±36
Landolt (1964)	0.20	9.8±0.1	912±43
Breger (1966)	0.20	9.7	871
Turner (1986)	0.18	9.78±0.03	904±12
Sagar & Cannon (1997)	0.22	9.9±0.3	955±141
Kaltcheva & Hilditch (2000)	886±50

En lo concerniente a la edad del cúmulo se encuentra que las estrellas más brillantes son las que muestran indicios de la evolución estelar. Según Maitzen (1985) la edad de NGC 6087 es de 51 Myr. Este valor fue estimado del diagrama V Vs. U-B usando la fotometría UBV de Breger (1966). Por su parte, Turner (1986) estimó una edad de 50±10 Myr con la posición del punto de *turn-off* de la secuencia principal. Posteriormente Sagar & Cannon (1997) determinaron la edad ajustando las isocronas teóricas de evolución estelar dadas por Bertelli et al. (1994) en el correspondiente diagrama. Así obtuvieron una edad de 65 Myr para NGC 6087. En la nueva versión del COCD (Catálogo de Datos de Cúmulos Abiertos Kharchenko et al. (2005)) la edad determinada para este cúmulo es de $\log t = 7.93$ (que equivale a 85 Myr). Estos resultados se detallan en la tabla 4.3.

Tabla 4.3: Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 6087 encontradas en la literatura.

Trabajos	Edad [Myr]
Maitzen (1985)	51
Turner (1986)	50±10
Sagar & Cannon (1997)	65
Kharchenko et al. (2005)	85

4.2. Resultados

Como podemos notar la mayoría de los trabajos utilizan datos fotométricos para la determinación del exceso de color, el módulo de distancia y la edad del cúmulo. En esta sección describiremos los resultados obtenidos a partir de nuestras observaciones espectroscópicas, para luego contrastarlos con los datos detallados anteriormente.

En primer lugar determinamos los parámetros fundamentales de las estrellas observadas utilizando los valores medidos de D y λ_1 del sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009), de acuerdo a lo explicado en la sección 2.1. De este modo obtuvimos tipo espectral y clase de luminosidad (TE y CL), T_{eff} , $\log g$, M_v , y M_{bol} para todas la estrellas. Estos resultados se muestran en la tabla 4.4: las dos primeras columnas corresponden a la nomenclatura de Fernie (1961) y Breger (1966), y a la identificación alternativa; en las siguientes columnas se detallan los valores obtenidos para D , λ_1 y los parámetros fundamentales mencionados anteriormente; en la última columna de la tabla si indica la cantidad de veces que fue observado cada objeto.

Las estrellas NGC 6087 33, 101 y 129 tienen valores de D y/o λ_1 que no están incluidos dentro del rango de las calibraciones BCD mencionadas. Por lo que sus magnitudes absolutas y bolométricas fueron obtenidas a partir de los tipos espectrales que nosotros hemos determinado y empleando los valores estándares para estrellas enanas dada por Allen (1955) y las correcciones bolométricas brindadas por Flower (1977), respectivamente. El resto de los parámetros fueron determinados extrapolando las tablas de Zorec presentadas en el capítulo 2. Como vimos en la sección 2.2, las estrellas NGC 6087 7 y 9 fueron observadas con dos meses de diferencia. Las discrepancias entre las dos observaciones indicarían que son objetos variables que presentan el fenómeno Be, por lo cual, en la tabla 4.4, figuran dos veces. En el capítulo 6 retomaremos esta discusión.

Para estimar el módulo de distancia vamos a tomar las magnitudes aparentes m_v y el exceso de color medidos por Breger (1966) (para las estrellas NGC 6087 33 y 101 tomaremos los valores medidos por Landolt (1964)) y las magnitudes extraídas de SIMBAD con un exceso de color promedio $E(B-V) = 0.204$. Así, considerando $R_v = 3.1$ podemos calcular el módulo de distancia para cada estrella y, haciendo un promedio, obtenemos el módulo de distancia del cúmulo; luego de la fotometría dada por Breger obtuvimos $(m_v - M_v)_0 = 9.37 \pm 0.32$ mag que equivale a una distancia de 750 ± 110 pc; y de la fotometría de SIMBAD obtuvimos que $(m_v - M_v)_0 = 9.17 \pm 0.32$ mag que corresponde a una distancia de 685 ± 100 pc. Los resultados obtenidos se muestran en las tablas 4.5 y 4.6. Haciendo un promedio de estos valores obtenemos un valor para el módulo de distancia de $(m_v - M_v)_0 = 9.27 \pm 0.32$ mag que corresponde a una distancia $d = 700 \pm 100$ pc.

Tabla 4.4: Parámetros fundamentales obtenidos empleando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009).

NGC 6087									
Nro Ferne/Breger	ID	D [dex]	λ_1 [Å]	TE y CL	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	M_v [mag]	M_{bol} [mag]	Nro de observaciones
0007	HD 146483	0.300	30.67	B6 III (Be)	12500	2.83	-2.80	-3.50	1
0007	HD 146483	0.240	60.02	B4 V (Be)	16700	4.21	-0.88	-2.50	1
0008	HD 146448	0.280	51.11	B5 V	15000	4.00	-0.95	-2.00	1
0009	HD 146484	0.285	79.42	B8 VI (Be)	14000	>4.30	-0.65	-1.70	1
0009	HD 146484	0.350	52.58	B7 V (Be)	12500	4.00	-0.45	-1.00	1
0010	HD 146324	0.290	41.00	B6 III (Be)	15000	3.35	-1.75	-2.50	1
0011	HD 146294	0.290	67.95	B7 VI (Be)	14100	~4.40	-0.28	-1.57	2
0014	CPD-57 7791	0.370	67.03	B9 V (Be)	11300	~4.39	0.52	-0.50	1
0015	HD 146204	0.310	61.57	B5 V	13750	4.28	-0.09	-1.40	1
0025	CPD-57 7817	0.298	68.08	B7 VI (CP)	14000	4.30	-0.20	-1.50	1
0033	NGC 6087 33	0.490	71.31	A1 V	9500	~4.40	0.88	0.74	1
0035	HD 146428	0.330	79.00	B9 VI	11400	4.62	-0.30	-1.00	1
0036	NGC 6087 36	0.310	59.96	B6 V	13900	4.24	-0.16	-1.36	1
0101	NGC 6087 101	0.420	90.96	A2-3 VI	10000	>4.30	3.60	3.36	1
0128	CD-57 6341	0.285	53.61	B5 V	15000	4.15	-0.90	-2.00	1
0129	NGC 6087 129	0.501	79.73	A2 V	9000	>4.30	1.30	1.21	1
0156	CD-57 6346	0.230	73.79	B6 VI (Be)	15000	~4.43	-0.63	-2.00	1

Tabla 4.5: Magnitudes absolutas, aparentes (Breger, 1966) y módulo de distancia obtenidos para cada estrella observada del cúmulo NGC 6087 utilizando un exceso de color $E(B-V) = 0.20$.

Identificación Ferne/Breger	ID	M_v	$m_{v_{Breger}}$	$(m_v - M_v)_0$
0007	HD 146483	-2.80	8.28	10.46 ± 0.5
0007	HD 146483	-0.88	8.28	8.54 ± 0.3
0008	HD 146448	-0.95	9.00	9.33 ± 0.3
0009	HD 146484	-0.65	9.44	9.47 ± 0.3
0009	HD 146484	-0.45	9.44	9.27 ± 0.3
0010	HD 146324	-1.75	7.94	9.07 ± 0.5
0011	HD 146294	-0.28	9.41	9.07 ± 0.3
0014	CPD-57 7791	0.52	9.70	8.56 ± 0.3
0015	HD 146204	-0.09	10.18	9.65 ± 0.3
0025	CPD-57 7817	-0.20	10.05	9.63 ± 0.3
0033	NGC 6087 33	0.88	11.95	10.45 ± 0.3
0035	HD 146428	-0.30	10.10	9.78 ± 0.3
0036	NGC 6087 36	-0.16	10.38	9.92 ± 0.3
0101	NGC 6087 101	3.60	11.25	7.03 ± 0.3
0128	CD-57 6341	-0.90	8.72	9.00 ± 0.3
0129	NGC 6087 129	1.30	9.75	7.83 ± 0.3
0156	CD-57 6346	-0.63	12.28	12.29 ± 0.3
$(m_v - M_v)_0 = 9.37 \pm 0.32$ mag				
$d = 750 \pm 110$ pc				

Tabla 4.6: Magnitudes absolutas, aparentes (dadas por SIMBAD) y módulo de distancia obtenidos para cada estrella observada del cúmulo NGC 6087 utilizando un exceso de color promedio $E(B-V) = 0.204$.

Identificación Ferne/Breger	ID	M_v	$m_{vSIMBAD}$	$(m_v - M_v)_0$
0007	HD 146483	-2.80	8.29	10.46 ± 0.5
0007	HD 146483	-0.88	8.29	8.54 ± 0.3
0008	HD 146448	-0.95	9.02	9.34 ± 0.3
0009	HD 146484	-0.65	9.48	9.50 ± 0.3
0009	HD 146484	-0.45	9.48	9.30 ± 0.3
0010	HD 146324	-1.75	7.92	9.04 ± 0.5
0011	HD 146294	-0.28	9.43	9.08 ± 0.3
0014	CPD-57 7791	0.52	9.70	8.55 ± 0.3
0015	HD 146204	-0.09	10.19	9.65 ± 0.3
0025	CPD-57 7817	-0.20	9.82	9.39 ± 0.3
0033	NGC 6087 33	0.88	11.97	10.46 ± 0.3
0035	HD 146428	-0.30	10.07	9.74 ± 0.3
0036	NGC 6087 36	-0.16	10.36	9.89 ± 0.3
0101	NGC 6087 101	3.60	11.25	7.02 ± 0.3
0128	CD-57 6341	-0.90	8.72	8.99 ± 0.3
0129	NGC 6087 129	1.30	9.75	7.82 ± 0.3
0156	CD-57 6346	-0.63	9.20	9.20 ± 0.3
$(m_v - M_v)_0 = 9.17 \pm 0.32$ mag				
$d = 685 \pm 100$ pc				

Las estrellas cuyo módulo de distancia se aparta significativamente del valor medio, podríamos considerarlas no pertenecientes al cúmulo. Teniendo en cuenta que el error estimado es $\sigma_{(m_v - M_v)_0} \sim 0.3$ podríamos establecer como criterio que las estrellas cuyos módulos de distancia sea menor a $3\sigma_{(m_v - M_v)_0}$, es decir que están comprendidos entre $8.3 \text{ mag} < (m_v - M_v)_0 < 10.3 \text{ mag}$, serán miembros del cúmulo. Luego, en las tablas 4.5 y 4.6 (donde se indican los valores medidos para cada estrella de forma individual con su respectivo error) podemos ver que los módulos de distancia de las estrellas NGC 6087 101 y 129 se apartan bastante del valor medio. Sin embargo estos objetos, como mencionamos anteriormente, podrían tener errores de calibración. También, podemos observar en estas tablas, que la estrella NGC 6087 156 toma dos valores muy distintos, según la fotometría de Breger este objeto no pertenecería al cúmulo. Además, como dijimos que la estrella NGC 6087 7

presenta variaciones (tabla 4.4), no vamos a considerarla en este criterio de membrecía. La ubicación de estos objetos en el diagrama HR se puede ver en la figura 4.2.

Finalmente, si volvemos a calcular el módulo de distancia sin tener en cuenta la estrella NGC 6087 101, y utilizando una magnitud visual aparente de 9.2 mag para el objeto NGC 6087 156, obtenemos que $(m_v - M_v)_0 = 9.32 \pm 0.33$ que se corresponde con una distancia $d = 730 \pm 110$ pc.

Para estimar la edad del cúmulo ajustamos las isocronas dadas por Bressan et al. (1993). En la figura 4.3 se puede ver que la ubicación de las estrellas de secuencia principal junto con la posición de la estrella cefeida S Nor da una edad de $40 \text{ Myr} < t < 79 \text{ Myr}$.

Figura 4.2: Objetos cuyos módulos de distancia se apartan apreciablemente del valor medio: NGC 6087 7, 101, 129 y 156. Con la letra M se grafican los objetos pertenecientes a NGC 6087.

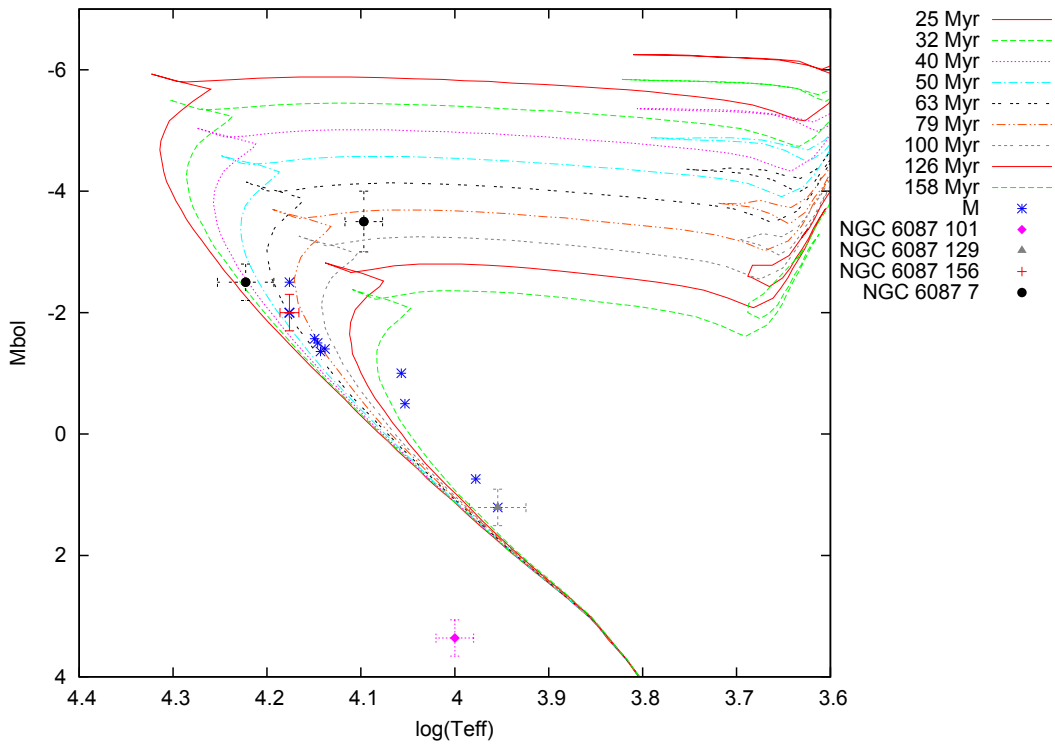
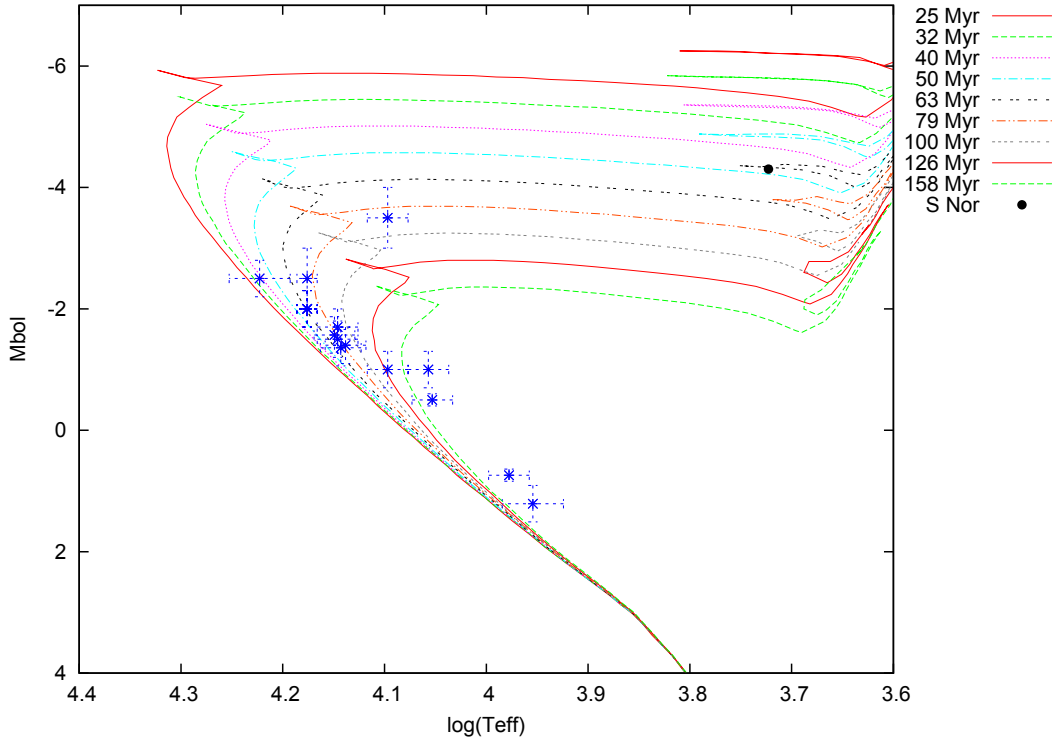


Figura 4.3: Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 6087 junto con la estrella cefeida S Nor.



4.3. Discusión

En esta sección contrastaremos nuestros resultados espectroscópicos con los fotométricos descritos anteriormente. Primeramente discutiremos lo concerniente a los tipos espectrales, con respecto a esto encontramos que Feast (1957) determinó los tipos espectrales y clases de luminosidad de algunas de las estrellas pertenecientes al cúmulo empleando el sistema de clasificación MK, y usando el Atlas de espectros estelares del observatorio de Yerkes. En la tabla 4.7 se muestran las estrellas de nuestra muestra con la clasificación según Feast, SIMBAD y la BCD obtenida en el presente trabajo (columnas 3, 4, y 5 respectivamente). Como se puede observar en dicha tabla, los tipos espectrales obtenidos por Feast (1957) y los de la clasificación BCD pueden discrepar en dos o tres subtipos espectrales.

En la sección anterior se puede observar que los valores obtenidos para los módulos de distancia por diferentes autores son congruentes entre sí, mientras que las estimaciones de la edad de cúmulo presentan mayor dispersión. El

valor obtenido para el módulo de distancia es levemente menor a los valores reportados por otros autores, presentando el mejor acuerdo con el encontrado por Fernie (1961) (9.4 ± 0.1 mag). Al haber medido los módulos de distancia individuales para cada objeto pudimos establecer un criterio de pertenencia al cúmulo. Concluimos que el objeto NGC 6087 101 no sería miembro del cúmulo debido a su apartamiento del valor medio del módulo de distancia que hemos determinado. Datos brindados por WEBDA también indican que NGC 6087 35 no sería miembro.

Con respecto a las estrellas que presentan variabilidad fotométrica, se puede ver en la tabla 4.1 que NGC 6087 25 presenta una discrepancia importante entre los valores de V medidos. Según Breger (1966) es posible que las medidas de Fernie estuvieran contaminadas por el brillo de la estrella S Nor ya que NGC 6087 25 se ubica sólo a medio minuto de arco de esta estrella brillante. Por otro lado, Maitzen (1985) sostuvo que esta estrella seguramente podría considerarse como una estrella tipo CP2 fotométrica y que la discrepancia entre los valores implicaría una variabilidad de largo período sin precedentes. Posteriormente Landstreet et al. (2007) encontraron que esta estrella es de tipo Ap. Estas estrellas se caracterizan por presentar abundancias atmosféricas anómalas y estructuras de campos magnéticos a gran escala, usualmente son variables periódicas en luz, espectro y campo magnético. Nuestras observaciones espectroscópicas coinciden con Maitzen (1985) y Landstreet et al. (2007) en el hecho de que la estrella NGC 6087 25 es químicamente peculiar. Nuestro espectro indica que es una estrella de tipo espectral Bp.

En la sección anterior hemos determinado que $40 \text{ Myr} < t < 79 \text{ Myr}$ para el cúmulo bajo estudio. Este valor se obtuvo empleando la posición de la estrella cefeida S Nor en el diagrama HR, junto con las isocronas dadas por Bressan et al. (1993), como se puede observar en la figura 4.3.

Tabla 4.7: Tipos espectrales y clases de luminosidad de las estrellas observadas del cúmulo NGC 6087 obtenidas por Feast (1957), las dadas por SIMBAD y las determinadas en el presente trabajo.

Nro	ID	TE/CL_{Feast}	TE/CL_{SIMBAD}	$TE/CL_{Este\ trabajo}$
007	HD 146483	B9 III	B9 Ib	B6 III (Be)
007	HD 146483	B9 III	B9 Ib	B4 V (Be)
008	HD 146448	B6 V	B6 II/III	B5 V
009	HD 146484	...	A0 e	B8 VI (Be)
009	HD 146484	...	A0 e	B7 V (Be)
010	HD 146324	...	B8 e	B6 III (Be)
011	HD 146294	B5 V	B8 III/IV	B7 VI (Be)
014	CPD-57 7791	B8 V e	A0	B9 VI (Be)
015	HD 146204	B8 V o III	B7	B5 V
025	CPD-57 7817	B5 V e	...	B7 VI (CP)
033	NGC 6087 33	A1 V
035	HD 146428	B9 VI
036	NGC 6087 36	B8 V	...	B6 V
101	NGC 6087 101	A2-3 VI
128	CD-57 6341	B5 V	...	B5 V
129	NGC 6087 129	A0 V	...	A2 V
156	CD-57 6346	...	B5	B6 VI (Be)

(e) Estrella con líneas en emisión

CAPÍTULO 5

NGC 2439

El cúmulo galáctico NGC 2439 ($\alpha = 07^h 40.^m 8$ y $\delta = -31^\circ 41'$) se conoce como un cúmulo abierto esparcido, localizado hacia un “aparente agujero de absorción” en una nebulosa de gran emisión en Vela-Puppis. El enrojecimiento en esta dirección es no-uniforme y, además, hay evidencias de una asociación de estrellas OB en la vecindad de este cúmulo. Este hecho hace que la determinación de los parámetros del cúmulo sea conflictiva ya que hay pequeñas diferencias en el módulo de distancia y la edad entre dicha asociación y NGC 2439. La cuestión de cuáles estrellas de los alrededores del cúmulo pertenecen o no a la asociación es altamente controvertida. Este hecho hace que el cúmulo sea un objeto de particular interés para la aplicación del sistema de clasificación BCD.

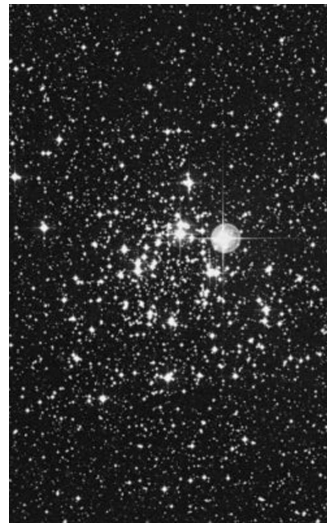


Figura 5.1: NGC 2439

5.1. Descripción

El cúmulo NGC 2439 ha sido relativamente poco estudiado, en relación a la cantidad de trabajos publicados que hacen referencia a los dos cúmulos estudiados anteriormente. En 1975, White publicó observaciones fotográficas utilizando tres colores, U_{pg} , B_{pg} y V_{pg} , y fotoeléctricas en el sistema estándar UBV de Johnson & Morgan (1953) de 183 estrellas en el campo de NGC 2439. Con esta información, realizó los tres diagramas color-magnitud (White, 1975). La parte más débil de la secuencia principal fue ajustada con la relación color-color de la clase V dada por Fitzgerald (1970) usando un vector de enrojecimiento con una pendiente de 0.72. El exceso de color derivado con este procedimiento fue $E(B-V) = 0.37$ mag, sin encontrar evidencia de un enrojecimiento diferencial sobre la región estudiada.

La calibración de la ZAMS de $(U - B)_0$ dada por Johnson (1963) fue usada por White (1975) para construir el diagrama de evolución para todas las estrellas de la muestra para las cuales estaba disponible el color (U-B). El mejor ajuste de dichas curvas dio como resultado un módulo de distancia de $(m_v - M_v)_0 = 13.24$ mag ($d = 4450$ pc)¹. Además, del diagrama color-magnitud, obtuvo que el punto de *turn-off* ocurre en $(U - B)_0 = 0.88$ que corresponde a la clase B1.5. De acuerdo a Stothers (1972), la edad determinada a partir de dicho diagrama es de 20 Myr.

En este estudio White notó la existencia de una asociación de estrellas OB luminosas en la vecindad del cúmulo que aparentemente se encuentran a la misma distancia. Esta asociación también fue reconocida por Schmidt-Kaler (1961) y Garrison et al. (1977) como resultado de un programa de clasificación espectral MK para estrellas OB del hemisferio sur. En particular, las observaciones espectroscópicas de Garrison proporcionaron fuertes evidencias de la existencia de esta asociación, ya que cuatro estrellas clasificadas como supergigantes fueron localizadas aproximadamente a dos grados de NGC 2439. La presencia de cuatro supergigantes en una pequeña región del espacio prueba la existencia de un grupo homogéneo de estrellas físicamente relacionadas en esta región.

Nuevas observaciones espectroscópicas y fotométricas de los posibles miembros de esta asociación fueron realizadas por Turner (1977). Las estrellas del programa fueron seleccionadas dentro de una región de 5 grados de diámetro centrada, aproximadamente, en NGC 2439. El exceso de color para las estrellas fue obtenido de la misma manera que Turner (1976b) (con excepción de dos objetos que tienen líneas en emisión). Las magnitudes absolutas se

¹Esta gran distancia presumiblemente se deba al pequeño enrojecimiento del cúmulo, que resulta ser inusual en un cúmulo tan joven.

derivaron usando los datos de la clasificación espectral y la fotometría $H\beta$ disponible en el trabajo de Klare & Neckel (1977). El ajuste de la ZAMS para NGC 2439 se realizó para 17 estrellas empleando la ZAMS dada por Turner (1976a). De aquí obtuvo un exceso $E(B-V) = 0.43$ mag y un módulo de distancia $(m_v - M_v)_0 = 12.69 \pm 0.05$ mag. Esta nueva estimación de la distancia está en excelente acuerdo con la distancia determinada, en ese mismo trabajo, para los miembros de la asociación $((m_v - M_v)_0 = 12.66 \pm 0.06)$. La nueva ZAMS no modifica el valor de la edad obtenido por White (1975) de 20 Myr. La pequeña discrepancia entre la edad de las estrellas del cúmulo y las de la asociación provee evidencia adicional de su propia existencia. Es decir que el cúmulo NGC 2439 está “inmerso” en una asociación de estrellas OB que están muy cerca en términos de edad y distancia.

Posteriormente Ramsay & Pollaco (1992) realizaron una clasificación de los miembros del cúmulo aplicando la técnica de distancia-enrojecida BVI_c (Pollaco & Ramsay, 1992) junto con los diagramas color-magnitud. La muestra consistió en observaciones CCD de los colores $UBVI_c$ de 120 estrellas dentro del campo de NGC 2439.

El método estándar que utilizaron para determinar el exceso de color del cúmulo fue el de desenrojecer los colores (B-V) y (U-B) usando la relación

$$\frac{E_{U-B}}{E_{B-V}} = 0,72 + 0,05E_{B-V} \quad (5.1)$$

Luego, desplazaron los valores desenrojecidos en el plano V hasta encontrar el mejor ajuste con la parte no evolucionada de la secuencia principal y la ZAMS de Walker (1985), obteniendo así un exceso de color $E(B-V) = 0.38 \pm 0.02$ mag y un módulo de distancia absoluto de 13.00 ± 0.1 mag, correspondiente a una distancia de 3980 pc. Del diagrama M_v Vs. $(B - V)_0$ obtuvieron una edad menor a 300 Myr usando la isocrona de Vandenberg (1985) para metalicidad solar².

En el año 2001, Kaltcheva publicó nuevos datos fotométricos de 11 estrellas dentro de una región de 5° de diámetro en NGC 2439. Las estrellas fueron seleccionadas de modo de completar, tanto como sea posible, los datos fotométricos *ubvy* del campo. Para construir la muestra completa de los objetos en los alrededores de NGC 2439, recolectaron de SIMBAD todas las estrellas con tipos espectrales más tempranos que B3 y más brillantes que 10 mag. Incluyeron todas las estrellas listadas por Humphreys (1978) como probables miembros de la asociación NGC 2439 aunque algunas de ellas no cumplía con el criterio de selección mencionado anteriormente. La muestra final contiene 56 estrellas.

²La isocrona de menor edad determinada por Vandenberg (1985) para metyalicidades solares es de 300 Myr.

Para derivar la magnitud absoluta de las estrellas utilizaron la calibración de Balona & Shobbrook (1984), mientras que la clasificación MK fue tomada de SIMBAD. Las incertezas en M_v para las estrellas con clases de luminosidad entre III-V es ± 0.3 y para las supergigantes es de ± 0.5 magnitudes.

Los excesos de color fueron obtenidos de las calibraciones de Crawford (1975, 1979). Hacia $l = 246^\circ$ el exceso de color $E_{(b-y)}$ crece linealmente con la distancia hasta 960 pc, revelando un agujero de absorción en la dirección de NGC 2439. Hacia $l = 248^\circ - 249^\circ$, sólo las estrellas cercanas con una distancia más chica que 250 pc están presentes. Esto implica que la nube de polvo $248^\circ - 249^\circ$ es cercana y posiblemente está localizada a una distancia de $\sim 200-250$ pc. El conjunto completo de datos indica la presencia de tres estructuras espaciales hacia el campo de NGC 2439. En primer lugar, hay estrellas de “primer plano” localizadas a una distancia media de 370 ± 99 pc. Todas estas estrellas están débilmente enrojecidas, con una extinción visual $A_v < 0.5$ mag y un valor medio de 0.1 mag. El diagrama M_v Vs. $(b-y)_0$ revela que todas estas estrellas son de baja masa. En segundo plano se encuentra un grupo de cuatro estrellas gigantes localizado a una distancia de 1.03 kpc. Estas estrellas no están uniformemente enrojecidas y A_v varía de 1.8 a 4.1 mag. En tercer plano se distinguen las estrellas brillantes cercanas a la vecindad de NGC 2439 ubicadas a 2.6 ± 0.56 kpc, y otro grupo (grupo 2) a una distancia de 3.2 ± 0.50 kpc, ambos tienen una extinción visual media $A_v = 1.27$ mag. Las tres estrellas pertenecientes a Bochum 15 (LS 628, 679 y 681) que fueron incluidas en la muestra, se ubican a una distancia media de 2.6 ± 0.23 kpc y tienen un enrojecimiento dado por $A_v = 2.0$ mag en promedio.

Todos los valores del módulo de distancia, distancias y edades encontrados en la literatura se detallan en la tablas 5.1, 5.2 y 5.3 (el formato de estas tablas es el mismo que los mencionados en los cúmulos estudiado anteriormente). es notable la incerteza existente en la determinación de distancias de los miembros del cúmulo.

Tabla 5.1: Magnitudes aparentes de las estrellas de la muestra pertenecientes al cúmulo NGC 2439 obtenidas por White (1975) fotoeléctricamente y las de SIMBAD.

Nro	ID	$m_{v_{White}}$	$m_{v_{SIMBAD}}$
White			
0002	CD-31 4911 ^{sd}	8.90	8.86
0006	CD-31 4902 ^e	10.48	10.46
0017	ALS 674	12.10	12.10
0065	ALS 654	12.38	12.38
0068	CD-31 4890	10.73	10.7
0069	CD-31 4897 ^e	11.29	11.29
0070	CD-31 4897b	12.11	12.11
0075	NGC 2439 75	12.16	12.16
0081	CD-31 4900	11.30	11.30
0109	ALS 665
...	HD 62033	...	8.32

(e) Estrella con líneas en emisión

(sd) Estrella en sistema doble

$m_{v_{White}}$ fotometría obtenida del trabajo de White (1975)

Tabla 5.2: Excesos de color, módulos de distancia y distancias en pársecs del cúmulo NGC 2439 obtenidos por distintos autores. Las tres últimas filas corresponden a las distancias de las tres estructuras encontradas por Kaltcheva et al. (2001).

Trabajos	E(B-V) [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	Distancia [pc]
White (1975)	0.37	13.24	4450
Turner (1977)	0.43	12.69±0.05	3451±80
Ramsay & Pollaco (1992)	0.38±0.02	13.00±0.1	3980
Kaltcheva et al. (2001)	370±99 ¹
Kaltcheva et al. (2001)	1030 ²
Kaltcheva et al. (2001)	2600±560 ³

1. Distancia correspondiente a las estrellas de primer plano.

2. Distancia correspondiente a las estrellas gigantes.

3. Distancia correspondiente a Bochum 15.

Tabla 5.3: Estimaciones de la edad del cúmulo NGC 2439 encontradas en la literatura.

Trabajos	Edad [Myr]
White (1975)	20
Turner (1977)	20
Ramsay & Pollaco (1992)	<300

5.2. Resultados

Para determinar los parámetros fundamentales de las estrellas observadas en la región de NGC 2439, empleamos el sistema de clasificación BCD del mismo modo que fue utilizado para el estudio de los cúmulos anteriores. Estos resultados se muestran en la tabla 5.4 (la organización de la tabla es la misma que utilizamos oportunamente en el tratamiento de los cúmulos anteriores).

Debido a la existencia de varias estructuras estelares en la misma región, hemos decidido calcular los módulos de distancia de cada objeto observado, empleando la fotometría de White (1975), SIMBAD y las magnitudes absolutas determinadas con la clasificación BCD (tabla 5.4). Las magnitudes aparentes obtenidas por White fueron corregidas por el exceso de color correspondiente. En el caso de la fotometría de SIMBAD tomamos un valor promedio $E(B-V) = 0.4$.

Los resultados obtenidos se detallan en las tablas 5.5 y 5.6. Se observa que las estrellas NGC 2439 65, 70 (ALS 654, CD-31 4897b) y HD 62033 no serían miembros del cúmulo, ya que se apartan significativamente del valor medio del módulo de distancia determinado. La ubicación en el diagrama HR de estas estrellas se puede ver en la figura 5.2. Sin considerar estas tres estrellas, el valor medio del módulo de distancia del cúmulo NGC 2439 es $(m_v - M_v)_0 = 12.48 \pm 0.44$ mag, correspondiente a una distancia de 3100 ± 700 pc.

Para determinar la edad del cúmulo ajustamos las isocronas de Bressan et al. (1993), y teniendo en cuenta el hecho de que la estrella NGC 2439 2 es una estrella tipo Blue Straggler (White, 1975) encontramos valores entre 12.6 y 20 Myr. El apartamiento de la estrella NGC 2439 69 de la ZAMS podría deberse, en principio, a efectos de alta rotación.

Tabla 5.4: Parámetros obtenidos empleando el sistema de clasificación BCD y las calibraciones dadas por Zorec (1986) y Zorec et al. (2009).

NGC 2439									
Nro White	ID	D [dex]	λ_1 [Å]	TE y CL	T_{eff} [K]	$\log g$ [dex]	M_v [mag]	M_{bol} [mag]	Nro de observaciones
0002	CD-31 4911	0.098	39.81	B1 II	23000	2.82	-5.20	-7.20	1
0006	CD-31 4902	0.163	50.48	B2 IV	22000	3.60	-2.75	-4.70	1
0017	ALS 674	0.180	65.76	B2 V	21250	4.39	-1.50	-3.60	1
0065	ALS 654	0.167	39.20	B3 V	19500	2.85	-4.00	-5.25	1
0068	CD-31 4890	0.150	56.07	B2 V	23500	3.97	-2.42	-4.63	2
0069	CD-31 4897	0.218	47.89	B3-4 III	17500	3.60	-2.10	-3.50	1
0070	CD-31 4897b	0.162	32.23	B3 II (Be)	17500	2.89	-4.80	-5.90	1
0075	NGC 2439 75	0.162	59.65	B2 V	22500	4.11	-2.10	-4.40	1
0081	CD-31 4900	0.149	57.28	B2 V	23500	4.00	-2.37	-4.60	2
...	ALS 665	0.160	53.81	B2 IV	21900	3.86	-2.50	-4.50	2
...	HD 62033	0.358	61.88	B8 V (Be)	12200	4.26	0.22	-0.80	2

Tabla 5.5: Módulos de distancia para las estrellas observadas del campo en el campo de NGC 2439 utilizando la fotometría de White (1975) con un exceso de color $E(B-V) = 0.37$.

Nro White	ID	M_v [mag]	$m_{V_{White}}$ [mag]	$(m_v - M_v)_0$ [mag]
0002	CD-31 4911	-5.20	8.90	12.953 ± 0.5
0006	CD-31 4902	-2.75	10.48	12.083 ± 0.5
0017	ALS 674	-1.50	12.10	12.453 ± 0.3
0065	ALS 654	-4.00	12.38	15.233 ± 0.5
0068	CD-31 4890	-2.42	10.73	12.003 ± 0.3
0069	CD-31 4897	-2.10	11.29	12.243 ± 0.5
0070	CD-31 4897b	-4.80	12.11	15.763 ± 0.5
0075	NGC 2439 75	-2.10	12.16	13.113 ± 0.5
0081	CD-31 4900	-2.37	11.30	12.523 ± 0.5

Tabla 5.6: Módulos de distancia para las estrellas observadas en el campo de NGC 2439 utilizando la fotometría de SIMBAD con un exceso de color $E(B-V) = 0.40$.

Nro	ID	M_v	$m_{V_{SIMBAD}}$	$(m_v - M_v)_0$
White		[mag]	[mag]	[mag]
0002	CD-31 4911	-5.20	8.86	12.82 ± 0.5
0006	CD-31 4902	-2.75	10.46	11.97 ± 0.5
0017	ALS 674	-1.50	12.10	12.36 ± 0.3
0065	ALS 654	-4.00	12.38	15.14 ± 0.5
0068	CD-314890	-2.42	10.70	11.88 ± 0.3
0069	CD-31 4897	-2.10	11.29	12.15 ± 0.5
0070	CD-314897b	-4.80	12.11	15.67 ± 0.5
0075	NGC 2439 75	-2.10	12.16	13.02 ± 0.5
0081	CD-31 4900	-2.37	11.30	12.43 ± 0.5
...	HD 62033	0.22	8.32	6.86 ± 0.3

Figura 5.2: Estrellas miembro (M) y no probables no miembros (NGC 2439 65, 70 y HD 62033) del cúmulo NGC 2439.

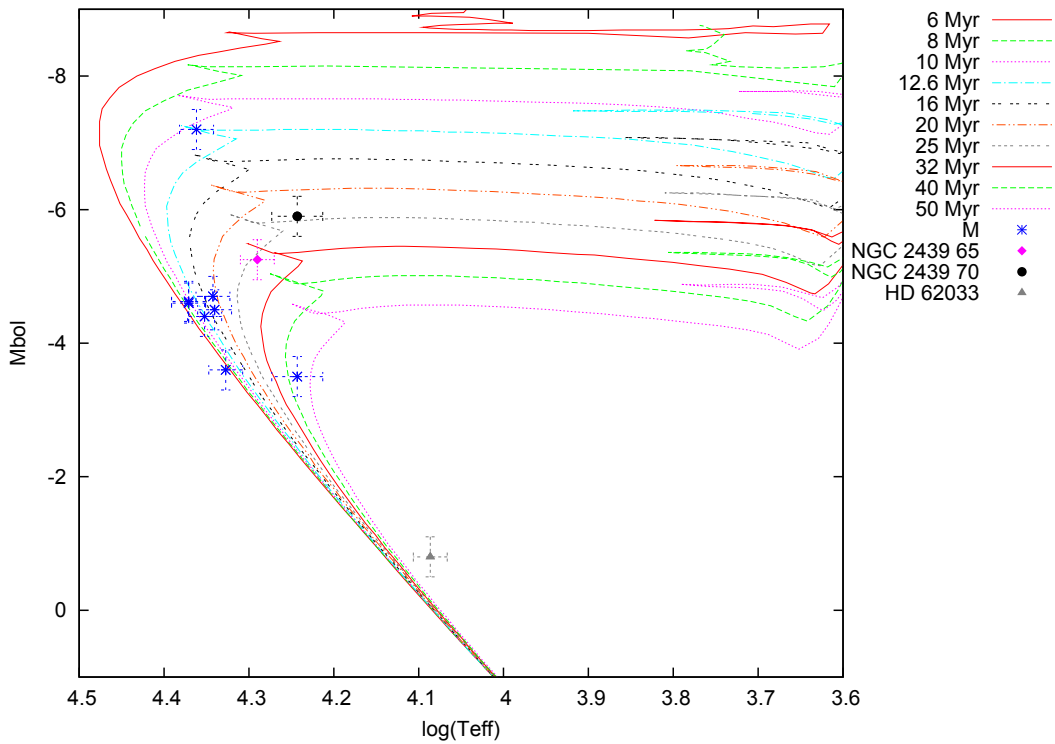
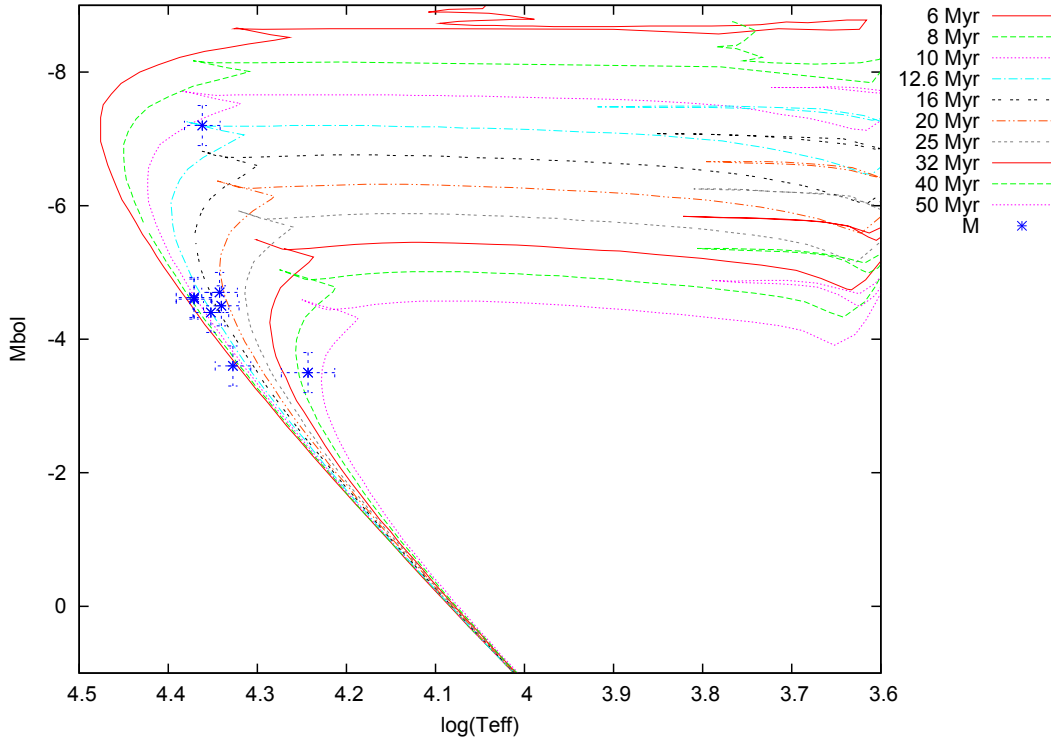


Figura 5.3: Ajuste de las isocronas dadas por Bressan et al. (1993) en el cúmulo NGC 2439.



5.3. Discusión

Del estudio del cúmulo NGC 2439 podemos destacar que las estimaciones para el módulo de distancia y la distancia obtenidas en este trabajo están de acuerdo con los valores determinados por Turner (1977). El módulo de distancia que hemos calculado es de ~ 0.5 y ~ 0.75 mag menor que los valores determinados por Ramsay & Pollaco (1992) y White (1975), respectivamente. De acuerdo a las distancias obtenidas para las estrellas ALS 654 y CD-31 4897b ($d > 10$ kpc), podemos concluir que éstas no pertenecerían al cúmulo NGC 2439 ubicándose en un plano posterior. Sin embargo, la distancia estimada para HD 62033, de 235.50 ± 32.64 pc, indicaría que este objeto pertenece al conjunto de estrellas del “primer plano”, identificadas por Kaltcheva et al. (2001).

En lo que concierne a los tipos espectrales, comparamos los tipos espectrales obtenidos con el sistema de clasificación BCD con los encontrados en SIMBAD (tabla 5.7). Se puede observar que, en su mayoría, no están deter-

minados ni los subtipos espectrales ni las clases de luminosidad, mientras que los que sí están determinados discrepan con nuestros resultados en un subtipo.

Con respecto al ajuste de las isocronas concluimos que es un cúmulo joven, cuya edad estaría comprendida entre 12.6 y 20 Myr. Este último valor estaría de acuerdo con lo encontrado en la literatura por White (1975) y Turner (1977). Sin embargo, basándonos en la ubicación en el diagrama HR de la estrella CD-31 4911, clasificada como Blue Straggler (White, 1975) podríamos concluir que la edad del cúmulo rondaría alrededor de 12.6 Myr.

Con respecto a nuestras determinaciones de distancia y edad para NCG 2439 tenemos indicios de que existe una clara estructura estelar ligada físicamente a una distancia de 3100 pc.

Dada la potencialidad del sistema de clasificación BCD, sería interesante realizar un estudio exhaustivo de la región de NGC 2439, ya que podría ayudar a delinear la estructura de esta región.

Tabla 5.7: Tipos espectrales de las estrellas de la muestra encontrados en SIMBAD y los determinados a partir del sistema de clasificación BCD.

Nro	ID	TE/CL_{SIMBAD}	$TE/CL_{Estetrabajo}$
White			
0002	CD-31 4911	B1.5 Ib (sd)	B1 II
0006	CD-31 4902	B2 V (e)	B2 IV
0017	ALS 674	B	B2 V
0065	ALS 654	B	B3 V
0068	CD-31 4890	...	B2 V
0069	CD-31 4897	B (e)	B3-4 III
0070	CD-31 4897b	...	B3 II (Be)
0075	NGC 2439 75	B	B2 V
0081	CD-31 4900	B1 V	B2 V
...	ALS 665	B	B2 IV
...	HD 62033	B9 IV-V	B8 V (Be)

(e) Estrella con líneas en emisión
 (sd) Estrella en sistema doble
 (Be) Estrella que presenta fenómeno Be

CAPÍTULO 6

Estado evolutivo de las estrellas Be

6.1. Descripción

Los objetos Be son estrellas de tipo espectral B enanas o gigantes (no-supergigantes) que muestran líneas de la serie de Balmer en emisión, en particular $H\alpha$, y otras líneas de elementos más pesados, por ejemplo la del FeII. La presencia de líneas en emisión estaría atribuida a la existencia de una

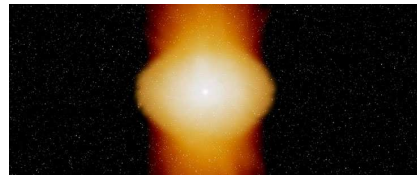


Figura 6.1: Estrella Be Alpha Arae (Impresión artística, <http://www.eso.org>).

envoltura extendida, tipo disco, alrededor de ellas. Los tipos espectrales de la mayoría de estas estrellas se encuentran entre las estrellas O tardías y las A tempranas. Se encuentra que la distribución de estrellas Be tiene un máximo en el tipo espectral B1-B2 y B7-B8 (Mermilliod, 1982). Sin embargo la formación de un disco alrededor de las estrellas Be Clásicas (CBe) todavía es un misterio y la mayoría de los estudios sugieren la presencia de un disco ecuatorial ópticamente delgado formado por la canalización de la materia de la estrella a través del viento, la rotación y el campo magnético (Porter & Rivinius, 2003).

Otra característica importante de las estrellas Be es que son rápidos rotadores y sus velocidades de rotación son entre 1.5 y 2 veces más rápidas que las estrellas B sin líneas en emisión (Slettebak, 1979; Zorec et al., 2004).

6.1.1. Características espectroscópicas

La presencia de líneas en emisión en el espectro visible de las estrellas B está usualmente acompañada por dos efectos:

- Un enrojecimiento del espectro continuo en el rango óptico ($\lambda\lambda 3700\text{-}4600 \text{ \AA}$) y en el rango ultravioleta ($\lambda\lambda 3150\text{-}3600 \text{ \AA}$); esto es, una temperatura de color inferior a la que presentan las estrellas B normales del mismo tipo espectral.
- La discontinuidad de Balmer, en ocasiones, se muestra como constituida por dos componentes: un primer salto correspondiente al objeto, y un segundo salto debido a la presencia de una envoltura.

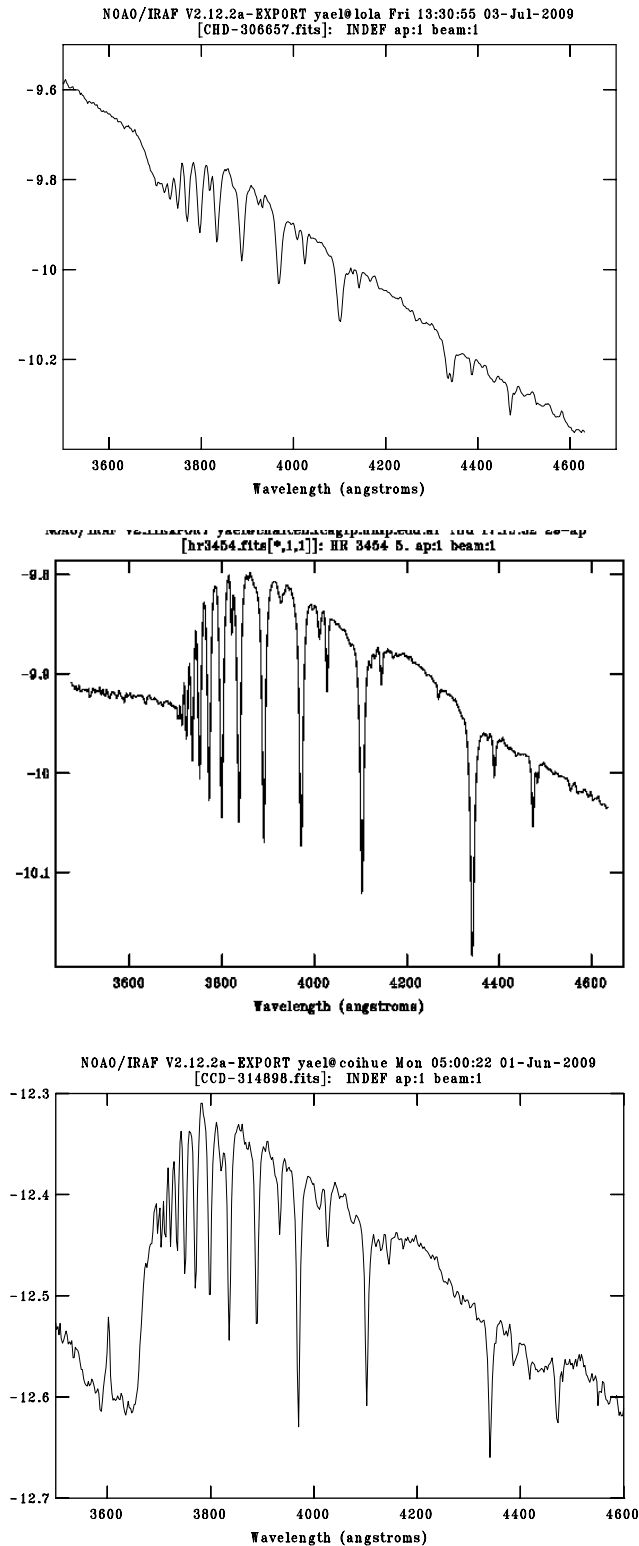
Barbier & Chalonge (1939) notaron la existencia de dos componentes en la discontinuidad de Balmer: el primer salto corresponde a la posición que ocuparía dicha discontinuidad en una estrella enana, mientras que el segundo está localizado a longitudes de onda más cortas, como si se tratara de una supergigante. De aquí Barbier y Chalonge concluyeron que las dos discontinuidades se producen en dos regiones diferentes de la atmósfera estelar: la fotosfera y la envoltura extendida, donde la presión es mucho menor.

La segunda componente de la discontinuidad de Balmer puede aparecer tanto en emisión (Barbier & Chalonge, 1941) como en absorción, como se puede ver en la figura 6.2 (donde se muestran tres espectros con distintas configuraciones del salto de Balmer). La emisión característica que presenta dicha componente se define con respecto al continuo de Balmer de una estrella normal del mismo tipo espectral. Una segunda componente en emisión puede causar varios efectos en el espectro: puede simular una discontinuidad de Balmer más pequeña que la correspondiente a una estrella normal del mismo tipo espectral, puede hacer que dicha discontinuidad desaparezca, o puede estar en emisión con respecto al continuo de Paschen.

Sin embargo cabe destacar que no todas las estrellas B con líneas de emisión muestran dos componentes de la discontinuidad de Balmer. Muchas de ellas presentan sólo la componente estelar, en este caso la estrella resulta ser normal para su tipo espectral. Y esto es así aún cuando los espectros de estos objetos exhiban intensas emisiones en sus líneas de Balmer.

CAPÍTULO 6. ESTADO EVOLUTIVO DE LAS ESTRELLAS BE

Figura 6.2: En la primera figura vemos el espectro de la estrella HD 306657 perteneciente al cúmulo NGC 3766 cuya segunda componente del salto de Balmer se encuentra en emisión; la segunda corresponde a una estrella estándar, HR 3454, sin segunda componente del salto; y la tercer figura es el espectro de la estrella CD-31 4898 del cúmulo NGC 2439.



6.1.2. Estado evolutivo de las estrellas Be

Es bien conocido que las estrellas Be ocupan posiciones anómalas en los diagramas color-magnitud, ubicándose por encima de la secuencia principal (Fabregat & Torrejón, 2000). Este hecho puede explicarse en términos de la contribución de la emisión del continuo circunestelar a los índices fotométricos (Fabregat et al., 1996; Fabregat & Torrejon, 1998). Estos índices de color crudos sitúan a las estrellas Be cerca, o dentro, de la TAMS (terminal age main sequence) (Schmidt-Kaler, 1964; Schild & Romanishin, 1976). Sin embargo, esta ubicación aparente en el diagrama HR de algunas estrellas Be se debe en parte al exceso de la emisión en el continuo producida por la envoltura circunestelar (CE) y por la sobreluminosidad de los objetos centrales originada por la deformación geométrica inducida rotacionalmente y el efecto de oscurecimiento gravitatorio asociado (von Zeipel, 1924a,b; Slettebak et al., 1980; Mermilliod, 1982; Slettebak, 1985; Collins & Sonneborn, 1977; Collins et al., 1991; Townsend et al., 2004; Frémat et al., 2005).

Jaschek et al. (1980) y Hubert-Delplace et al. (1982) notaron una tendencia moderada que consiste en que las estrellas tipo Be tardías pertenecen a la clase de luminosidad gigante, mientras que las de tipos Be tempranas tienen tendencia a ser enanas, como si hubiera una selección masa-edad que fuera la base del fenómeno Be. Por otro lado, Slettebak (1985) planteó que las estrellas Be pueden encontrarse sobre la ZAMS debido a efectos evolutivos, enrojecimiento de la envoltura o un oscurecimiento importante inducido rotacionalmente, o alguna combinación de las tres. Por su parte Mermilliod (1982) encontró que las estrellas Be ocupan toda la banda de secuencia principal y no están confinadas a la región donde termina la MS.

Si el fenómeno Be es una consecuencia de la alta velocidad de rotación estelar, cercana a la velocidad crítica, una de las cuestiones fundamentales es poder probar si la alta rotación superficial es una propiedad innata, o si es una propiedad adquirida en alguna fase de la evolución estelar. Dos marcos fenomenológicos fueron propuestos para abordar esta cuestión, que dependen de si las estrellas Be son consideradas binarias o estrellas aisladas. En el caso de sistemas binarios, el fenómeno Be podría surgir luego del desborde del lóbulo de Roche, cuando una de las componentes gana masa y momento angular (Packet, 1981; Harmanec, 1987; Gies, 2000). Mientras que este mecanismo no considera enteramente la frecuencia de estrellas Be observadas (Pols et al., 1991; van Bever & Vanbeveren, 1997), puede explicar las binarias Be/rayos-X (Coe, 2000). Por lo tanto, podemos considerar que el fenómeno Be concierne sólo a una estrella aislada. En este caso, una velocidad ecuatorial cercana a la velocidad crítica puede ser un atributo propio de la estrella desde su fase de secuencia principal de edad cero, o puede ser una propiedad

adquirida durante su larga vida en la secuencia principal.

Usando momentos de inercia de modelos estelares sin rotación, Hardorp & Strittmatter (1970) concluyeron que la tasa de rotación inicial de las estrellas en la ZAMS debe ser del 1 al 4% por debajo de la tasa crítica, para que la estrella se vuelva un rotador crítico a partir de la contracción del núcleo en MS. La rotación crítica sobre la superficie que la estrella pudiera alcanzar durante su fase de MS también depende de la cantidad inicial y distribución interna de su momento angular y de sus mecanismos de pérdida y redistribución (Endal & Sofia, 1979; Meynet & Maeder, 2000; Heger & Langer, 2000; Meynet & Maeder, 2002; Maeder & Meynet, 2001, 2003; Stępień, 2002).

Para poder determinar si el fenómeno Be aparece en una dada etapa evolutiva de la vida de las estrellas B, o si éste se origina a partir de determinadas condiciones de la formación de una estrella que incluyan rotación rápida y probablemente otros hechos, Fabregat & Torrejón (2000) estudiaron la incidencia de estrellas Be en cúmulos abiertos como función de la edad del cúmulo. Para ello usaron la fotometría de Strömgren *ubvy*, y encontraron que las estrellas Be clásicas aparecen a una edad de 10 Myr alcanzando su máximo de frecuencia entre los 13 Myr y los 25 Myr. Para los cúmulos más viejos la incidencia de estrellas Be decrece con la edad. De aquí concluyeron que el fenómeno Be es un efecto evolutivo que aparece en la segunda mitad de la etapa de secuencia principal de una estrella B. Esta idea está sustentada por otros hechos, como la ausencia de estrellas Be tardías en cúmulos jóvenes ricos en estrellas Be tempranas. Por esto propusieron que el fenómeno Be podría estar relacionado con cambios estructurales que ocurren a la edad de $t/t_{ms} = 0.5$, hecho que también conduce a un incremento no monótono de la abundancia del helio. La semiconvección o la difusión turbulenta responsable del enriquecimiento en helio y nitrógeno, acoplado con la alta velocidad de rotación, puede originar campos magnéticos por efecto dínamo. Hay evidencia de que varios de los fenómenos observados se deben a la actividad fotosférica de las estrellas Be relacionadas con la presencia de campos magnéticos. Esta hipótesis provee una relación entre el fenómeno Be y la alta velocidad de rotación característica de estas estrellas.

Por otro lado, Wisniewski & Bjorkman (2006) identificaron numerosas candidatas a estrellas Be de tipos espectrales B0-B5 en cúmulos de 5-8 Myr de edad, contradiciendo la suposición de Fabregat & Torrejón (2000) que las estrellas CBe sólo se encontrarían en cúmulos de al menos 10 Myr. Estos resultados sugieren que un número significativo de estrellas tipo B deben emerger de la ZAMS como rotadores rápidos. Detectaron un aumento en el contenido fraccional de estrellas tempranas candidatas a Be en cúmulos de 10-25 Myr, sugiriendo que el fenómeno Be es más común con la edad evolutiva.

Posteriormente Mathew et al. (2008) hicieron espectroscopía y observación en la banda R de 207 cúmulos abiertos, identificando que 42 de ellos contienen, en total, 157 estrellas con líneas en emisión. Debido a la gran cantidad de cúmulos observados y las estrellas con líneas de emisión detectadas, pudieron hacer un análisis estadístico de los parámetros fundamentales de todos estos objetos, encontrando que: a)- el fenómeno Be probablemente no se deba a la contracción del núcleo cerca del punto de *turn-off*; b)- los tipos espectrales más tempranos que B1 muestran el fenómeno Be luego de los 10 Myr, si esto es cierto, entonces el fenómeno Be en tipos espectrales más tempranos que B1 se debería a efectos evolutivos; c)- el fenómeno Be es bastante frecuente en cúmulos más jóvenes que 10 Myr. McSwain & Gies (2005), Wisniewski & Bjorkman (2006), y Wisniewski et al. (2007) encontraron resultados similares (figura 6.3). De este hecho concluyeron que estas estrellas nacieron como CBe, en vez de evolucionar hasta convertirse en una estrella Be clásica. Ya que no encontraron ninguna estrella CBe más temprana que B1 en cúmulos dentro de este rango de edades, estos resultados sugieren que el fenómeno en cuestión sucede principalmente para tipos espectrales más tardíos que B1. También encontraron que la fracción de cúmulos con estrellas CBe crece significativamente en el intervalo de 20-30 Myr, resultados similares fueron encontrados por Wisniewski & Bjorkman (2006) y McSwain & Gies (2005). Estos resultados indican en conjunto que hay un aumento entre los 10 Myr y los 30 Myr, indicando que las estrellas en estos cúmulos evolucionan hasta volverse una estrella CBe. Por lo tanto, podría haber dos mecanismos responsables del origen del fenómeno Be. El primero sería que las estrellas nacen como CBe, como indican las detectadas en cúmulos muy jóvenes. Éstas probablemente se formen como rápidos rotadores. Estos tipos de estrellas se encuentran en cúmulos de todas las edades y serían más tardías que el tipo espectral B1. El segundo mecanismo podría ser el responsable del aumento de estrellas CBe en cúmulos con edades entre 10 y 30 Myr, probablemente debido a un efecto evolutivo. En este rango de edades hay un gran número de estrellas CBe más tempranas que B1. Esta componente se debería a posibles cambios estructurales o rotacionales en estrellas de tipo B tempranas, en la segunda mitad de la vida en MS (Fabregat & Torrejón 2000). Finalmente, analizando la distribución de estrellas con líneas de emisión como función del tipo espectral encontraron dos máximos, en B1-B2 y B5-B7.

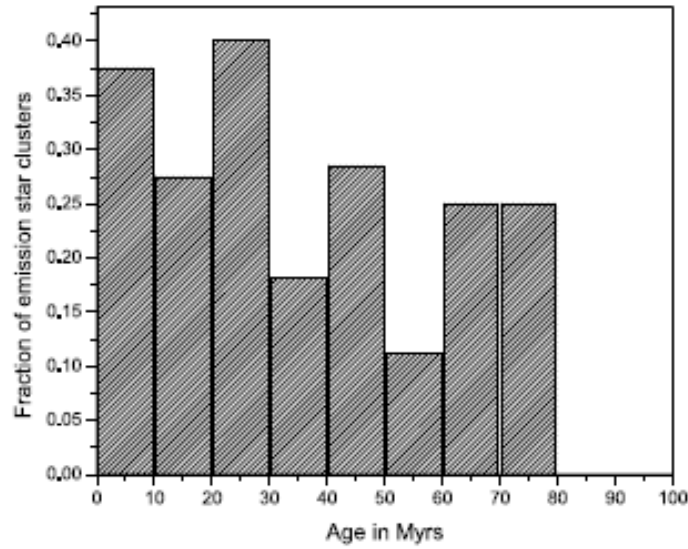


Figura 6.3: Fracción de cúmulos que contienen estrellas con líneas en emisión respecto al número total de cúmulos (Mathew et al., 2008).

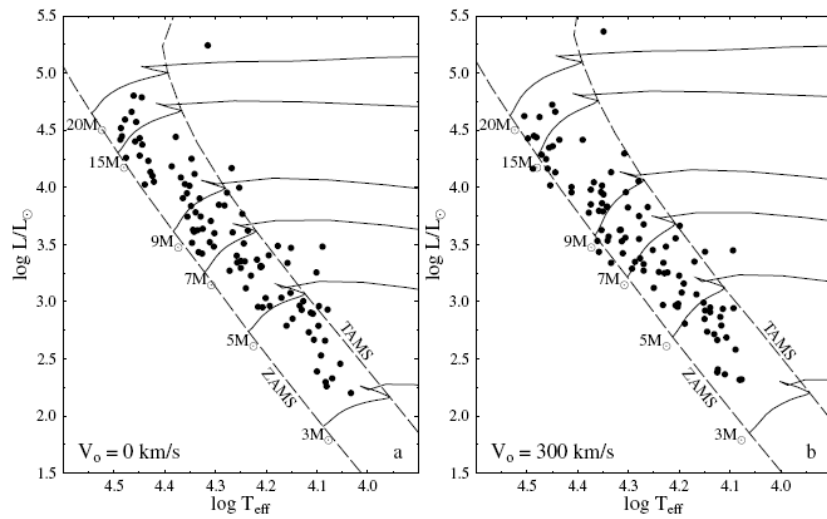


Figura 6.4: Diagrama HR con caminos evolutivos obtenidos para objetos sin rotación (figura de la izquierda) y con una velocidad de rotación $V_{rot} = 300$ km/seg (figura de la derecha) (Zorec et al., 2005).

Reforzando la idea de que las estrellas Be podrían ubicarse sobre toda la banda de MS, Zorec & Briot (1997) encontraron que la frecuencia de estrellas Be galácticas en contraste con el tipo espectral no difiere fuertemente de una clase de luminosidad a otra, lo que podría sugerir que el fenómeno Be puede aparecer en cualquier estado evolutivo durante la MS. Luego, Zorec et al. (2005) estudiaron el efecto de la velocidad de rotación sobre los parámetros fundamentales de las estrellas Be. Observaron 97 estrellas Be de campo cuyos parámetros fueron obtenidos con el sistema de clasificación BCD y luego fueron corregidos por rotación. Como se muestra en la figura 6.4, también encontraron que las estas estrellas ocuparían toda la banda de secuencia principal.

6.2. Resultados

Como vimos anteriormente (sección 2.1) las estrellas Be pueden diferenciarse de las estrellas normales por la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer. Para ver si este segundo salto está en absorción o emisión se ajusta una recta al continuo de Balmer, si el punto de intersección de este ajuste con la vertical $\lambda = 3700 \text{ \AA}$ se encuentra por encima del punto de intersección entre dicha vertical y la envolvente inferior de las líneas de la serie de Balmer, diremos que el salto se encuentra en absorción. En cambio, si se encuentra por debajo, diremos que se encuentra en emisión. En total encontramos 12 estrellas Be: 2 en el campo NGC 2439, 4 en el campo de NGC 3766 y 6 en el campo de NGC 6087. Como vimos en el análisis anterior que hicimos sobre los cúmulos, las estrellas NGC 2439 70 y HD 62033; y NGC 3766 232, 240 y HD 308852, no serían miembros de los respectivos cúmulos, de modo que las consideraremos como estrellas Be de campo. Estos resultados se pueden ver en la tabla 6.1 donde la primera y segunda columna corresponden a las identificaciones con las que venimos trabajando, la tercera corresponde al tipo espectral, en la cuarta se indica si la segunda componente del salto de Balmer se observa en absorción o en emisión, y en la última columna figuran las noches en las que fue observado cada objeto. En la tabla 6.2 detallamos las estrellas de nuestro programa que fueron detectadas por la emisión en $H\alpha$ por otros investigadores.

El estado evolutivo de estas estrellas lo determinamos en el diagrama HR empleando las isocronas teóricas de Bressan et al. (1993) (figuras 6.5 y 6.6).

Como dijimos anteriormente, se hicieron dos observaciones de las estrellas NGC 6087 07 y 09 (HD-146484 y HD-146483, respectivamente) con dos meses de diferencia. En la figura 6.7 podemos ver que dichas estrellas se desplazan por el diagrama HR. Este desplazamiento se corresponde con variaciones en

CAPÍTULO 6. ESTADO EVOLUTIVO DE LAS ESTRELLAS BE

el espectro, que se pueden observar en las figuras 6.8 y 6.9. Al superponer los espectros de cada una de estas estrellas, figura 6.10, observamos que la altura total del salto de Balmer no varía, sino que cambia la altura de la primer componente. Esto contradice el hecho de que cuando las líneas en emisión experimentan variaciones en el visible, sólo la segunda componente varía (Divan, 1979).

Tabla 6.1: Estrellas Be detectadas por la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer en los cúmulos. La nomenclatura corresponde a White (1975) para NGC 2439, a Ahmed (1962) para NGC 3766, y a Fernie (1961) y Breger (1966) para NGC 6087.

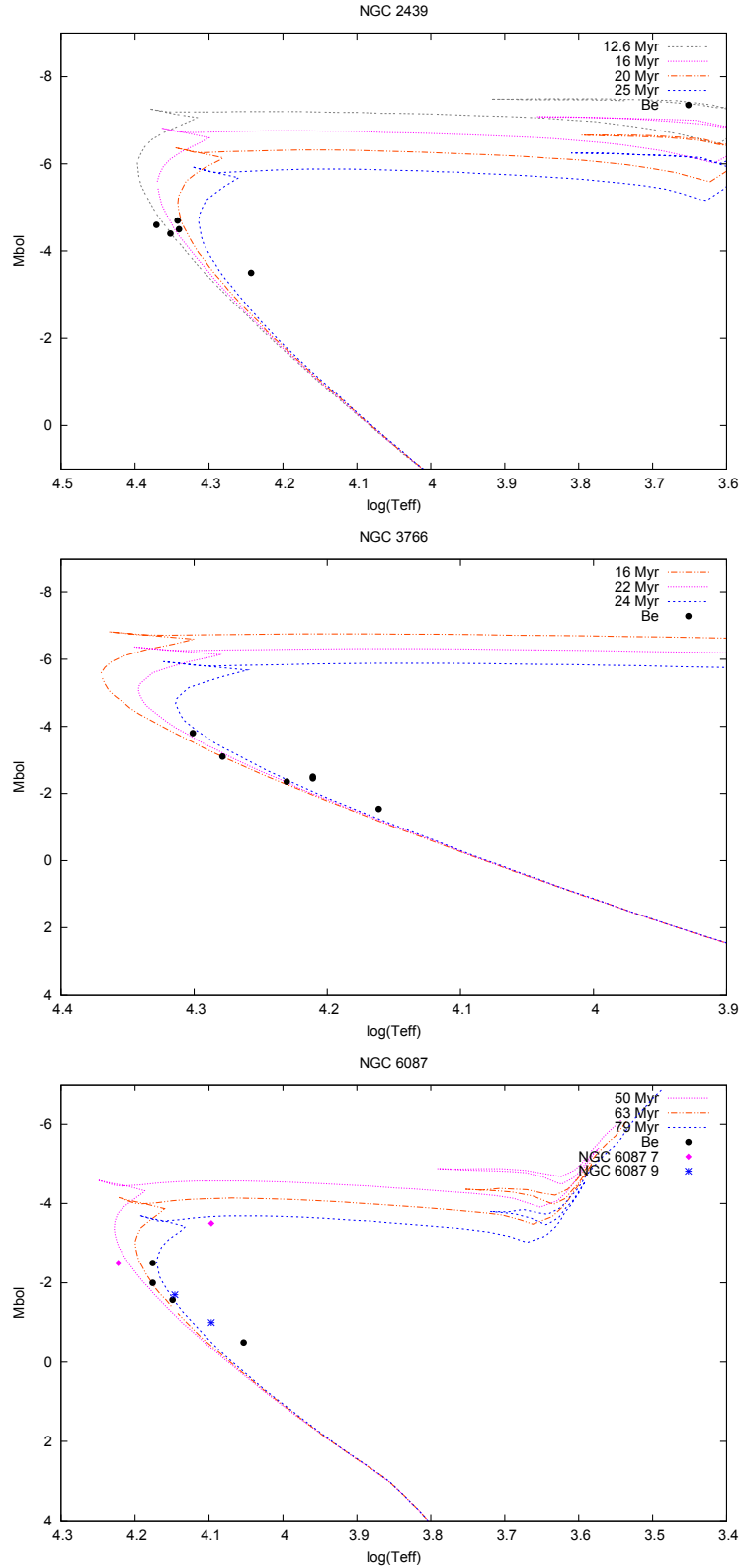
Estrellas Be pertenecientes a cúmulos				
Nro	ID	TE y CL	Segunda componente	Noche de observación
NGC 3766 264	HD 306657	B3	emisión	29/01/02
NGC 6087 007	HD 146483	B6 III	absorción	03/06/03
NGC 6087 007	HD 146483	B4 V	absorción	25/04/03
NGC 6087 009	HD 146484	B8 VI	absorción	25/04/03
NGC 6087 009	HD 146484	B7 V	absorción	03/06/03
NGC 6087 010	HD 146324	B6 III	absorción	24/04/03
NGC 6087 011	HD 146294	B7 VI	absorción	25/04/03
NGC 6087 014	CPD-57 7791	B9 VI	absorción	25/04/03
NGC 6087 156	CD-57 6346	B6 VI	absorción	24/04/03
Estrellas Be de Campo				
Nro	ID	TE y CL	Segunda componente	Noche de observación
NGC 2439 070	CD-31 4897b	B3 II	absorción	28/01/02
...	HD 62033	B8 V	absorción	29/01/02
NGC 3766 232	HD 100943	B5 Ib	absorción	30/01/02
NGC 3766 240	ALS 2401	B4 III	absorción	29/01/02
...	HD 308852	B6 V	emisión	30/01/02

Tabla 6.2: Estrellas de nuestra muestra que presentan fenómeno Be encontradas en la literatura.

Nro	ID	Referencia
NGC 2439 006	CD-31 4902	1
NGC 2439 069	CD-31 4897	2
NGC 2439 075	NGC 2439 75	2
NGC 2439 081	CD-31 4900	1
NGC 3766 001	ALS 2398	3
NGC 3766 015	ALS 2408	3
NGC 3766 026	CPD-60 3125	3
NGC 3766 027	CPD-60 3128	3
NGC 3766 151	CD-60 3626	3
NGC 3766 239	HD 306798	3
NGC 3766 240	ALS 2401	3
NGC 3766 264	HD 306657	3
NGC 6087 010	HD 146324	4
NGC 6087 014	CPD-57 7791	4

- 1- Slettebak (1985)
- 2- McSwain & Gies (2005)
- 3- McSwain et al. (2008)
- 4- Feast (1957)

Figura 6.5: Posición de las estrellas Be en el diagrama HR de cúmulos abiertos.



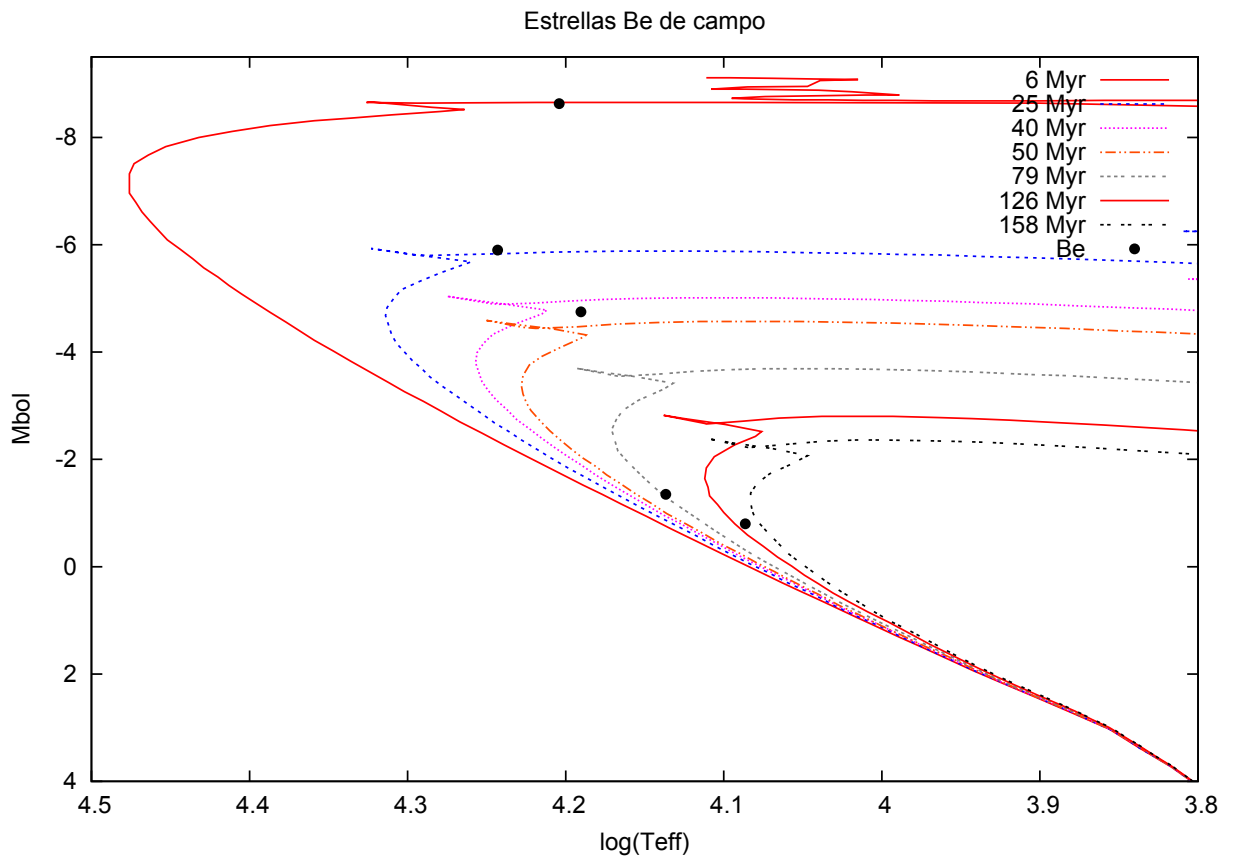


Figura 6.6: Posición de las estrellas Be de campo en el diagrama HR.

Figura 6.7: Ubicación de las estrellas NGC 6087 7 y 9.

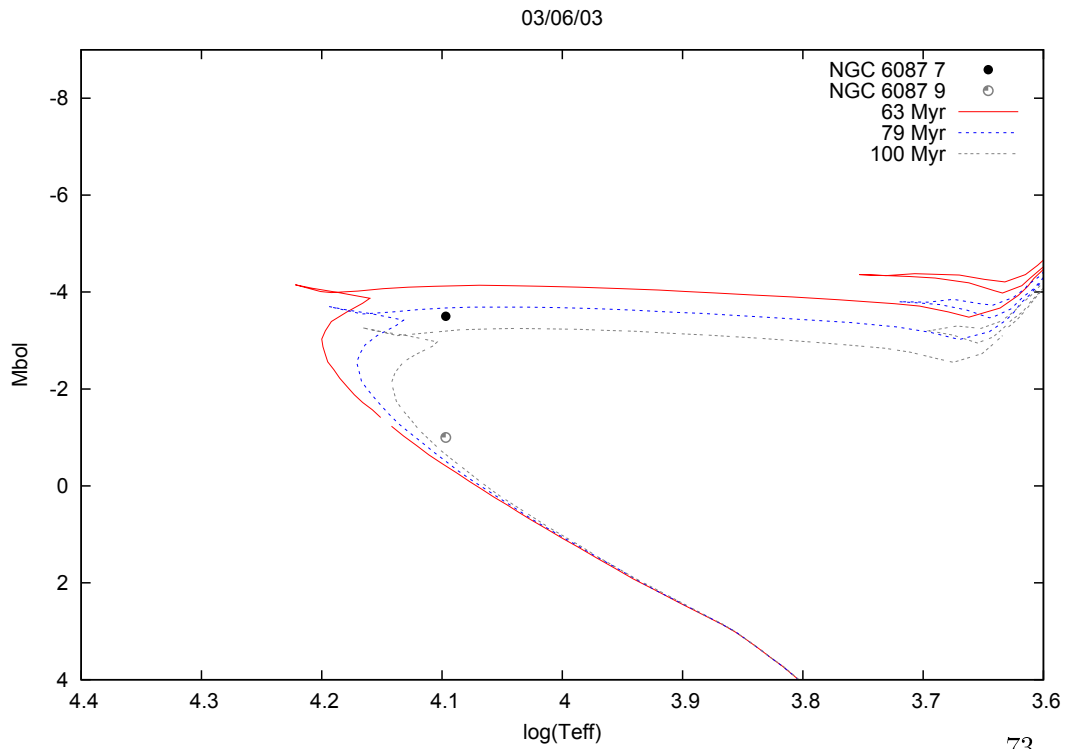
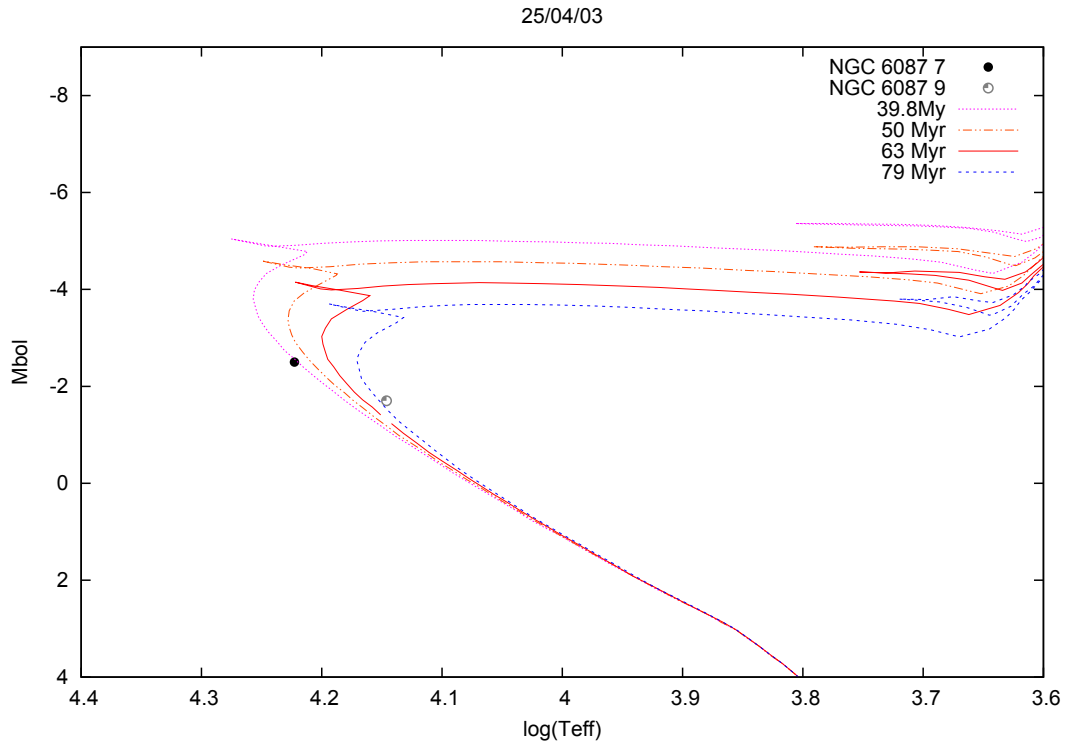


Figura 6.8: Variación del salto de Balmer en la estrella NGC 6087 07. El primer espectro se obtuvo el 25/04/2003 y el segundo el 03/06/2003.

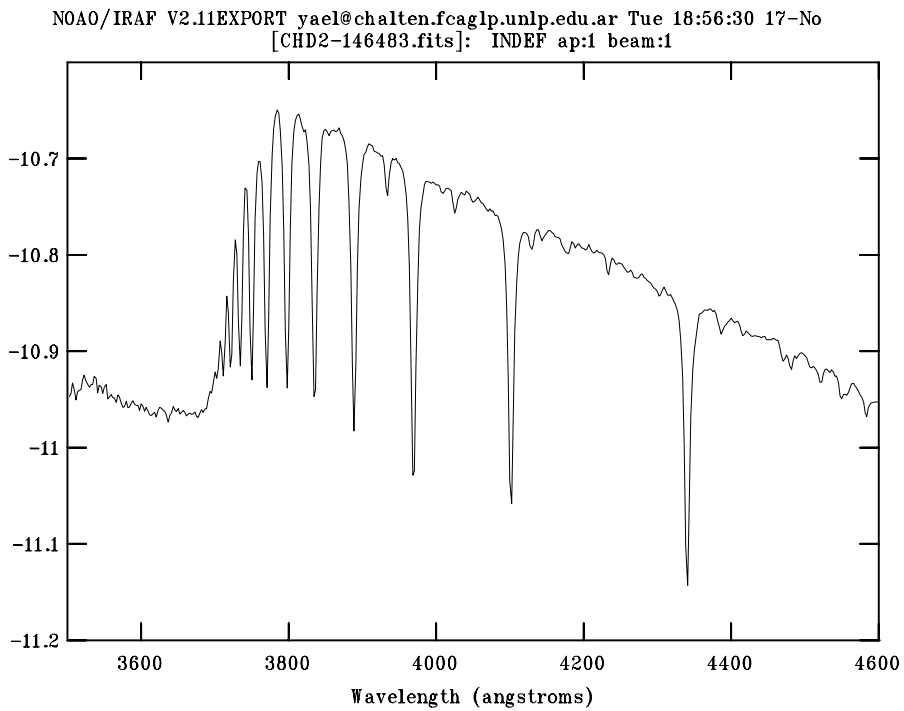
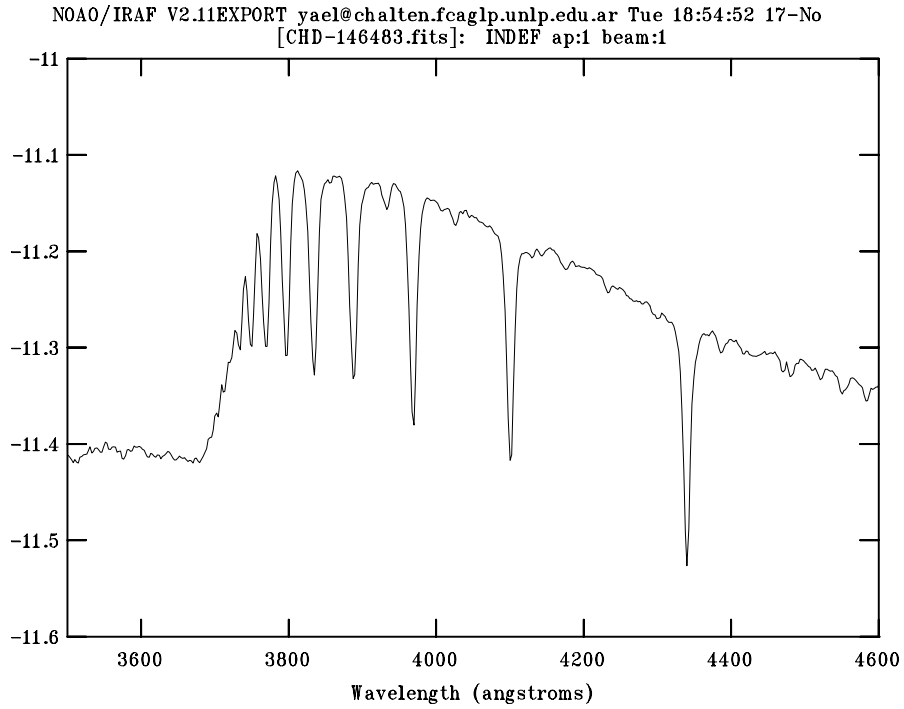


Figura 6.9: Variación del salto de Balmer en la estrella NGC 6087 09. El primer espectro se obtuvo el 25/04/2003 y el segundo el 03/06/2003.

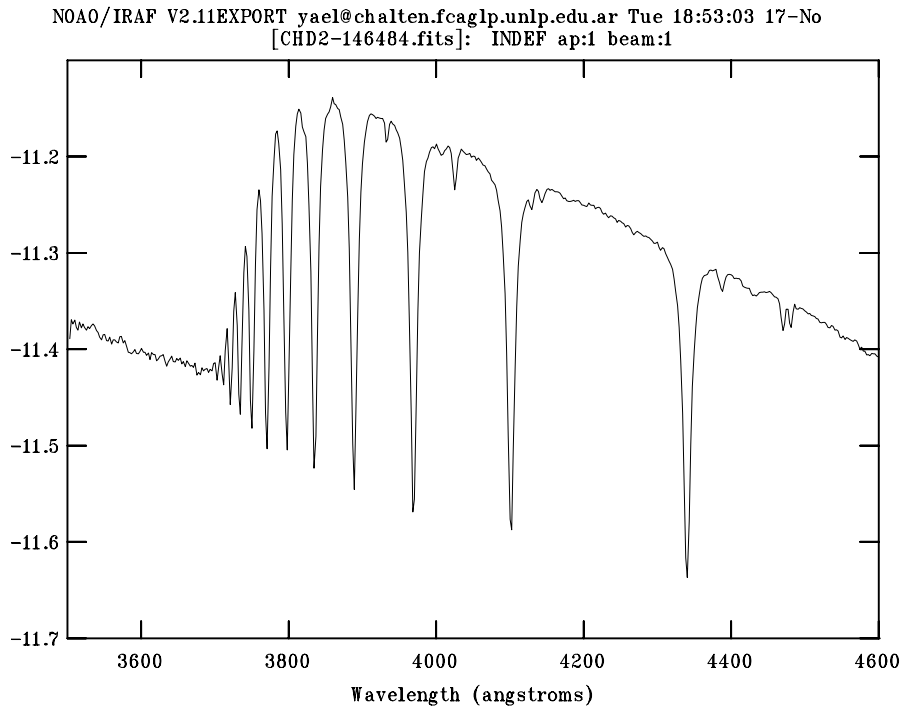
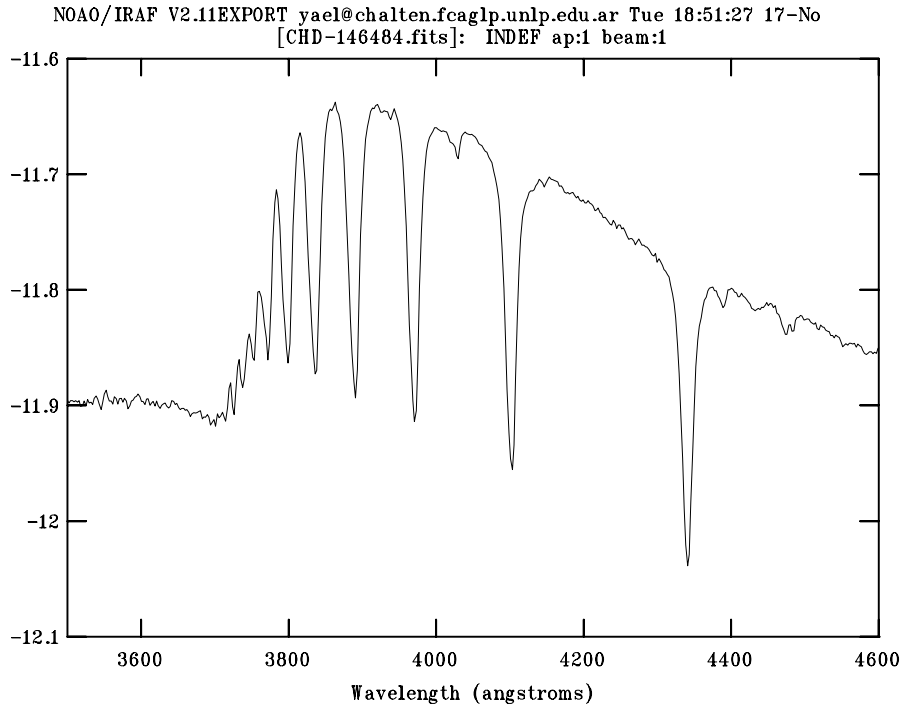
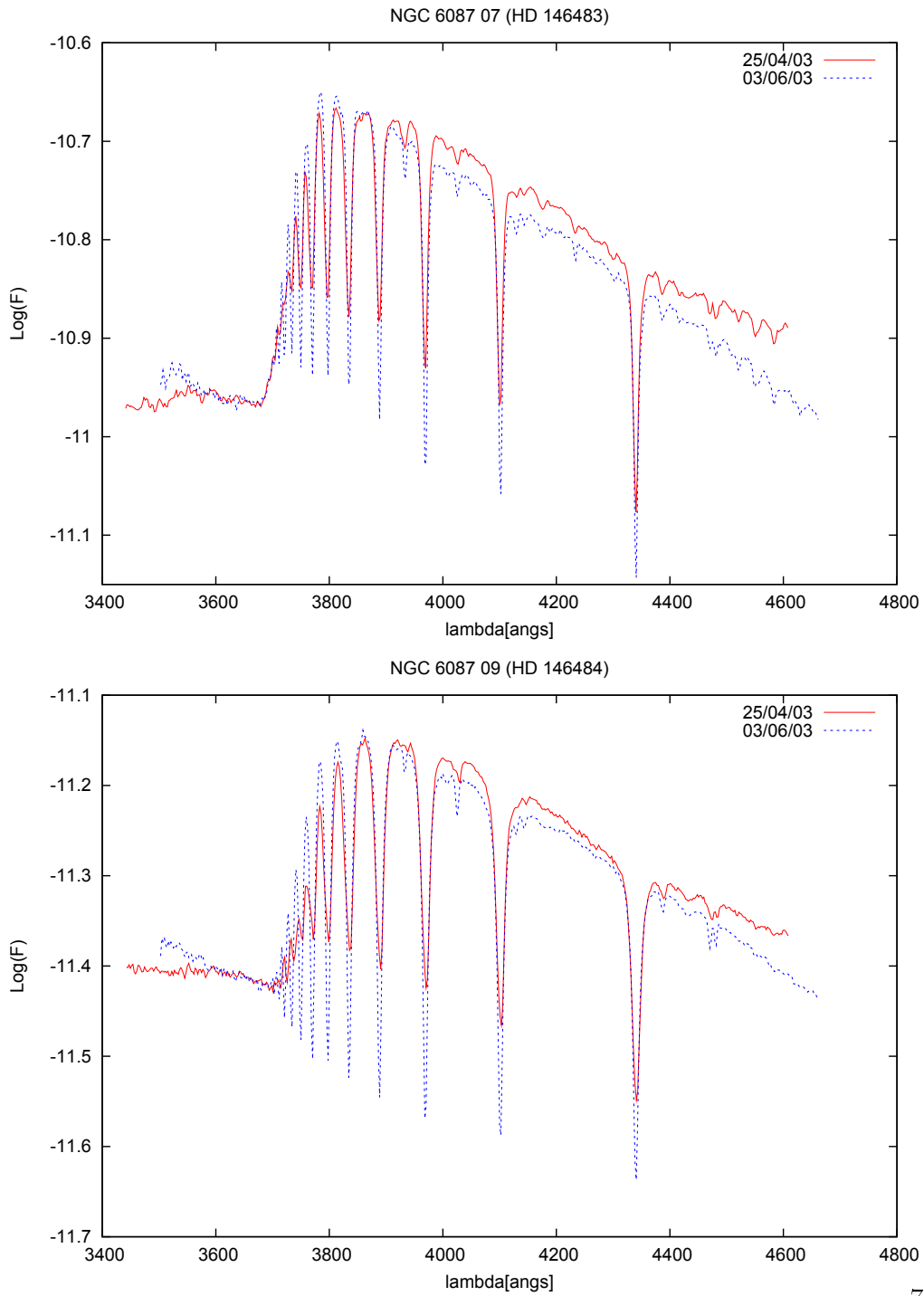


Figura 6.10: Superposición de los espectros. La primer figura corresponde a la estrella NGC 6087 07 (HD-146483) y la segunda a la estrella NGC 6087 09 (HD 146484).



6.3. Discusión

Como hemos descrito anteriormente, pudimos detectar las 12 estrellas Be gracias a la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer. La presencia de esta segunda componente indica que los efectos debidos a la envoltura son importantes. Sin embargo el hecho de no observar una segunda componente, no descarta la posibilidad de que el objeto sea Be, ya que el rango en longitudes de onda que observamos no incluyen la línea $H\alpha$, por lo que no podemos saber si dicha línea está en emisión o en absorción. Debemos recordar que las estrellas Be son variables y que se considera que una estrella es Be si presenta o ha presentado alguna vez la línea $H\alpha$ en emisión (Jaschek et al., 1980). En base a los datos recopilados en la literatura, encontramos 14 estrellas más, con lo cual tenemos un total de 21 estrellas Be (ya que tenemos 5 estrellas en común).

A partir del estudio de los módulos de distancia de estos objetos realizado en los capítulos 3, 4 y 5, concluimos que las estrellas Be CD-31 4897b, HD 62033, HD 100943, ALS 2401 y HD 308852 no pertenecen a los correspondientes cúmulos. Con respecto a las estrellas Be en cúmulos abiertos, coincidimos con los resultados de Mathew et al. (2008), en que la mayoría de estas estrellas no se encuentran en la parte evolucionada de la secuencia principal (figura 6.5). Mientras que para las estrellas Be de campo encontramos que están más evolucionadas y nuestros resultados coinciden con Zorec et al. (2005) y Slettebak (1985) en que estos objetos se encuentran sobre toda la banda de secuencia principal. Sin embargo, en las figuras 6.5 y 6.6, vemos que algunas estrellas Be se apartan de la ZAMS y/o TAMS por lo que esta ubicación podría deberse a efectos de la rápida rotación (Zorec et al., 2005). Se planea una segunda etapa de este trabajo en la cual aplicaremos estas correcciones.

Con respecto a las estrellas con fenómeno Be NGC 6087 7 y 9, la variación de la primera componente del salto de Balmer se puede interpretar del siguiente modo. La primer componente del salto de Balmer estaría asociada a la estrella, 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 esta modificando su estructura, es decir, que podría estar pulsando. También podría tratarse de un sistema binario. De este modo también podríamos explicar las variaciones en la 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.

CAPÍTULO 7

Discusión general y conclusiones

En este trabajo hemos estudiado estrellas de tipo espectral B pertenecientes a los cúmulos NGC 2439, 3766 y 6087. La muestra consistió en espectros de baja resolución de 11 estrellas del campo de NGC 2439, 32 estrellas de NGC 3766, y 15 estrellas de NGC 6087, entre las cuales detectamos 12 estrellas Be en base a la presencia de una doble estructura en el salto de Balmer. El rango espectral de longitudes de onda observado fue $\lambda\lambda 3500\text{-}4600\text{\AA}$, esto permitió utilizar el sistema de clasificación BCD.

Hemos mencionado que este sistema de clasificación está basado en cuatro parámetros medibles. De acuerdo a la metodología utilizada (descrita en el segundo capítulo) concluimos que el uso del par (λ_1, D) permite determinar los parámetros fundamentales estelares (T_{eff} , M_v , M_{bol} , $\log g$, tipo espectral y clase de luminosidad) y presenta numerosas ventajas (Zorec et al., 2009), no sólo porque la discontinuidad de Balmer es una buena característica visible para estrellas desde tipos espectrales O tempranas hasta las F tardías sino también porque:

1. Los parámetros (λ_1, D) se obtienen directamente de las mediciones sobre la distribución de energía del continuo estelar. Esto implica que, en promedio, son relevantes para determinar las propiedades físicas de las capas fotosféricas que están más profundas que aquellas descritas por las líneas estelares;
2. Cada tipo espectral y clase de luminosidad del sistema MK (Morgan et al., 1943) está representada por intervalos anchos de λ_1 y valores de D , lo que implica que el sistema BCD tiene una alta resolución en comparación con el sistema MK: el rango de λ_1 va desde 75\AA para las

enanas hasta -5 \AA para las supergigantes, mientras que el rango de D va desde cerca del 0.0 dex, para las estrellas más calientes O y estrellas F9, hasta alrededor de 0.5 dex, para estrellas tipo A3-4;

3. Las incertezas de 1σ en las mediciones que afectan a D y a λ_1 son: $\delta D \leq 0.02$ dex y $\delta\lambda_1 \leq 2$, respectivamente. Así, de 2) y 3) encontramos que difícilmente cualquier otro sistema de clasificación pueda alcanzar el nivel de resolución mencionado, especialmente en lo que concierne a la clase de luminosidad;
4. El parámetro λ_1 es independiente de la extinción del medio interestelar, mientras que D tiene una baja dependencia con el exceso de color $E(B-V)$, generalmente $\delta D = 0.03 E(B-V)$ dex, por lo que es casi insensible a la razón de absorción selectiva $R_v = A_v/E(B-V)$. La diferencia en δD es producida por la extrapolación de la distribución de energía de Paschen en el intervalo $\lambda 3700-4000 \text{ \AA}$, que arrastra el enrojecimiento del ISM del continuo de Paschen. La baja dependencia con la extinción del ISM es, sin embargo, de gran interés para el estudio de las estrellas de tipo espectral tempranas, ya que frecuentemente están distantes y fuertemente enrojecidas;
5. Para obtener los valores de (λ_1, D) se necesitan espectros de baja resolución ($\sim 7 \text{ \AA/mm}$). Esto significa que las estrellas débiles pueden observarse con tiempos de exposición cortos. Además, las técnicas de reducción y procesamiento espectrales utilizadas en la calibración en flujo y longitud de onda son fáciles de usar y de práctica común.
6. El sistema BCD generalmente se utiliza para clasificar a las estrellas “normales”, es decir objetos cuyas atmósferas pueden modelarse con la aproximación de equilibrio hidrostático y radiativo. Sin embargo, tanto la fotosfera como las componentes circunestelares de la discontinuidad de Balmer están bien separadas espectroscópicamente, por esto este sistema también puede usarse para el estudio de algunos objetos “peculiares” tales como: i) estrellas Be (Divan & Zorec, 1982; Zorec, 1986; Zorec & Briot, 1991; Chauville et al., 2001; Zorec et al., 2005; Viničius et al., 2006); ii) objetos con fenómeno B[e] (Cidale et al., 2001); iii) estrellas químicamente peculiares (grupo He-Weak) (Cidale et al., 2007).

Por lo tanto, el primer objetivo de este trabajo consistió en verificar que la espectroscopía de los miembros del cúmulo sea un buen método para estimar distancias y edades. Para esto contrastamos nuestros módulos de distancia

y edades calculados empleando el sistema BCD con los datos fotométricos y espectroscópicos encontrados en trabajos anteriores.

Midiendo los parámetros D y λ_1 (altura y posición del salto de Balmer), junto con las calibraciones de Zorec (1986) y Zorec et al. (2009), determinamos M_v , M_{bol} , T_{eff} , $\log g$, tipo espectral y clase de luminosidad de cada objeto de la muestra. Este material lo utilizamos para calcular el módulo de distancia de cada estrella (y por consiguiente el del cúmulo), y también lo empleamos para construir diagramas HR de los cuales inferimos las edades de los cúmulos y el estado evolutivo de las estrellas Be observadas.

Para verificar que el método elegido es adecuado, contrastamos nuestros valores calculados de módulo de distancia y edad de los cúmulos con los encontrados en trabajos anteriores (en su mayoría realizados a partir de observaciones fotométricas). Los módulos de distancia de los cúmulos los obtuvimos promediando los valores que determinamos para las estrellas miembro, los cuales se calcularon a partir de las magnitudes visuales aparentes disponibles en la literatura y con las magnitudes visuales absolutas obtenidas con la clasificación BCD. Mientras que las edades las determinamos ajustando las isocronas de Bressan et al. (1993) en el diagrama HR de cada cúmulo. Los valores obtenidos para cada cúmulo se muestran en la tabla 7.1. De este modo podemos observar que, en términos generales, nuestros resultados están en acuerdo con los encontrados en la literatura.

A su vez, la determinación de los módulos de distancia individuales de las estrellas nos permitió establecer un criterio para identificar los objetos que podrían no pertenecer a los respectivos cúmulos. De este modo consideramos que las estrellas ALS 654, CD-31 4897b y HD 62033 no serían miembros de NGC 2439; HD 100943, ALS 2401 y HD 308852 no pertenecen a NGC 3766; y NGC 6087 101 y HD 146428 no son miembros de NGC 6087.

Como hemos visto el exceso de color y el módulo de distancia de los cúmulos están bastante discutidos y hay mucha información disponible. Sin embargo al momento de buscar los parámetros fundamentales de cada una de las estrellas encontramos que la muestra estudiada carece de datos ho-

Tabla 7.1: Módulo de distancia, distancia en pársec y edad.

ID	$(m_v - M_v)_0$ [mag]	d [pc]	Edad [Myr]
NGC 2439	12.48 ± 0.44	3100 ± 700	12.6-20
NGC 3766	9.92 ± 0.30	965 ± 135	16-24
NGC 6087	9.32 ± 0.33	730 ± 110	40-79

mogéneos y resulta bastante difícil rastrear esta información en la literatura. Por lo cual, el hecho de haber utilizado la espectroscopía como método de observación en el rango de longitudes de onda donde se observa el salto de Balmer, junto con el sistema de clasificación BCD, brinda una nueva muestra homogénea de parámetros fundamentales.

El segundo objetivo de este trabajo fue el de determinar el estado evolutivo de la estrellas Be. El sistema BCD nos ha permitido detectar 12 estrellas con fenómeno Be en los cúmulos estudiados (tabla 6.1) a través de la presencia de una segunda componente en el salto de Balmer. Este método nos permite distinguir fácilmente entre las estrellas normales y las estrellas Be. Sin embargo el hecho de no observar una segunda componente, no descarta la posibilidad de que el objeto sea Be, ya que el rango en longitudes de onda que observamos no incluyen la línea $H\alpha$, por lo que no podemos saber si dicha línea está en emisión o en absorción. Según nuestros resultados, coincidimos con Mathew et al. (2008), en que la mayoría las estrellas Be pertenecientes a cúmulos abiertos no se encuentran en la parte evolucionada de la secuencia principal (figura 6.5). Mientras que para las estrellas Be de campo encontramos que están más evolucionadas. Este resultado está de acuerdo con los obtenidos por Zorec et al. (2005) y Slettebak (1985) que sostienen que estos objetos se ubican sobre toda la banda de secuencia principal.

La observación del salto de Balmer, además, nos permitió descubrir que las estrellas NGC 6087 7 y 9 varían su estructura, debido a que encontramos modificaciones en la primera componente de dicho salto, mientras la altura del salto total se mantiene constante. Este comportamiento contradice el hecho de que cuando las líneas en emisión experimentan variaciones en el visible, sólo la segunda componente varía (Divan, 1979). La variación de la primera componente del salto de Balmer puede deberse a que la estrella está pulsando o que forme parte de un sistema binario.

Finalmente concluimos que el sistema de clasificación espectral BCD es una herramienta útil para estudiar la estructura galáctica de regiones que presentan extinción no uniforme y, por lo tanto, puede ser extendido al estudio de cúmulos galácticos lejanos y extragalácticos. Así, técnicas tales como el sistema de clasificación BCD será de gran utilidad en un futuro próximo para determinar los parámetros fundamentales de objetos alejados en nuestra Galaxia y en otras, empleando los grandes telescopios. Esos objetos ya no se observarán con fotómetros como se hacia hasta ahora, sino que, probablemente, se realicen con espectroscopía de baja y media dispersión. Cuanto más alejados se encuentren los objetos, menor será la resolución utilizada.

CAPÍTULO 7. DISCUSIÓN GENERAL Y CONCLUSIONES

Agradecimientos:

A Fede por toda la contención, el apoyo, las ricas cenas y la compañía en esta última etapa de mi carrera.

A mis viejos y mis hermanos por el apoyo incondicional que me brindaron desde el comienzo.

A mis amigos: Vicky, July, Yami, Nico, Juan, Tincho, Charly, Javi, Fede, Flor, Romi y May por haber compartido todo en estos diez años de carrera.

A Lydia por toda la paciencia que me tuvo durante la realización de este trabajo.

Y a todos los profesores y compañeros con los que he compartido esta carrera. Muchísimas Gracias a todos ustedes.

- Ahmed, F. 1962, Publications of the Royal Observatory of Edinburgh, 3, 60
- Allen, C. W. 1955, Astrophysical quantities.
- Allen, C. W. 1976, Astrophysical Quantities, ed. Allen, C. W.
- Aller, L. H., Appenzeller, I., Baschek, B., et al. 1982, Landolt-Börnstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology - New Series " Gruppe/Group 6 Astronomy and Astrophysics " Volume 2 Schaifers/Voigt: Astronomy and Astrophysics / Astronomie und Astrophysik " Stars and Star Clusters / Sterne und Sternhaufen, ed. Czermak, V., Huckenholz, H. G., Rybach, L., Schmid, R., Schopper, J. R., Schuch, M., Stöffler, D., & Wohlenberg, J.
- Alongi, M., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 1992, A&AS
- Balona, L. A. & Shobbrook, R. R. 1984, MNRAS, 211, 375
- Barbier, D. & Chalonge, D. 1939, ApJ, 90, 627
- Barbier, D. & Chalonge, D. 1941, Annales d'Astrophysique, 4, 30
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, A&AS, 106, 275
- Blaauw, A. 1963, Basic Astronomical Data, 383
- Breger, M. 1966, PASP, 78, 293
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1993, A&AS, 100, 647
- Chalonge, D. & Divan, L. 1952, Annales d'Astrophysique, 15, 201
- Chalonge, D. & Divan, L. 1973, A&A, 23, 69
- Chalonge, D. & Divan, L. 1977, A&A, 55, 117
- Chauville, J., Zorec, J., Ballereau, D., et al. 2001, A&A, 378, 861
- Cidale, L., Zorec, J., & Tringaniello, L. 2001, A&A, 368, 160

- Cidale, L. S., Arias, M. L., Torres, A. F., et al. 2007, *A&A*, 468, 263
- Claret, A. 1995, *A&AS*, 109, 441
- Coe, M. J. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 656–+
- Collins, II, G. W. & Sonneborn, G. H. 1977, *ApJS*, 34, 41
- Collins, II, G. W., Truax, R. J., & Cranmer, S. R. 1991, *ApJS*, 77, 541
- Crawford, D. L. 1975, *AJ*, 80, 955
- Crawford, D. L. 1979, *AJ*, 84, 1858
- Divan, L. 1979, in *Ricerche Astronomiche*, Vol. 9, IAU Colloq. 47: Spectral Classification of the Future, ed. M. F. McCarthy, A. G. D. Philip, & G. V. Coyne, 247–256
- Divan, L. & Zorec, J. 1982, in *ESA Special Publication*, Vol. 177, The Scientific Aspects of the Hipparcos Space Astrometry Mission, ed. J. Delhaye, 101–104
- Dufay, J. 1964, *Introduction to astrophysics: The stars*, ed. Dufay, J.
- Endal, A. S. & Sofia, S. 1979, *ApJ*, 232, 531
- Fabregat, J. & Torrejon, J. M. 1998, *A&A*, 332, 643
- Fabregat, J. & Torrejón, J. M. 2000, *A&A*, 357, 451
- Fabregat, J., Torrejon, J. M., Reig, P., et al. 1996, *A&AS*, 119, 271
- Feast, M. W. 1957, *MNRAS*, 117, 193
- Fernie, J. D. 1961, *ApJ*, 133, 64
- Fitzgerald, M. P. 1970, *A&A*, 4, 234
- Flower, P. J. 1977, *A&A*, 54, 31
- Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A., & Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305
- Garrison, R. F., Hiltner, W. A., & Schild, R. E. 1977, *ApJS*, 35, 111
- Gies, D. R. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 668–+
- Hardorp, J. & Strittmatter, P. A. 1970, in *IAU Colloq. 4: Stellar Rotation*, 48–+
- Harmanec, P. 1987, in *IAU Colloq. 92: Physics of Be Stars*, ed. A. Slettebak & T. P. Snow, 339–355
- Harmanec, P. 1988, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 39, 329
- Heger, A. & Langer, N. 2000, *ApJ*, 544, 1016

- Henry, L. G., Lelevier, R., & Levee, R. D. 1959, *ApJ*, 129, 2
- Hubert-Delplace, A. M., Hubert, H., Chambon, M. T., & Jaschek, M. 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 98, *Be Stars*, ed. M. Jaschek & H.-G. Groth, 125–128
- Humphreys, R. M. 1978, *ApJS*, 38, 309
- Iglesias, C. A., Rogers, F. J., & Wilson, B. G. 1992, *ApJ*, 397, 717
- Irwin, J. B. 1958, *AJ*, 63, 46
- Jaschek, M., Jaschek, C., Hubert-Delplace, A., & Hubert, H. 1980, *A&AS*, 42, 103
- Johnson, H. L. 1958, *Lowell Observatory Bulletin*, 4, 37
- Johnson, H. L. 1960, *Lowell Observatory Bulletin*, 5, 17
- Johnson, H. L. 1963, *Photometric Systems*, ed. Strand, K. A. (the University of Chicago Press), 204–+
- Johnson, H. L. 1966, *ARA&A*, 4, 193
- Johnson, H. L. & Iriarte, B. 1958a, *Lowell Observatory Bulletin*
- Johnson, H. L. & Iriarte, B. 1958b, *Lowell Observatory Bulletin*, 4, 47
- Johnson, H. L. & Morgan, W. W. 1953, *ApJ*, 117, 313
- Kaltcheva, N. 2009, *PASP*, 121, 1326
- Kaltcheva, N., Gredel, R., & Fabricius, C. 2001, *A&A*, 372, 95
- Kaltcheva, N. T. & Hilditch, R. W. 2000, *MNRAS*, 312, 753
- Keenan, P. C. & Morgan, W. W. 1951, in *50th Anniversary of the Yerkes Observatory and Half a Century of Progress in Astrophysics*, ed. J. A. Hynek, 12–+
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., & Scholz, R. 2005, *A&A*, 438, 1163
- King, D. S. 1982, *Journal and Proceedings of the Royal Society of New South Wales*, 115, 1
- Klare, G. & Neckel, T. 1977, *A&AS*, 27, 215
- Kraus, B. 1967, *Astronomische Nachrichten*, 289, 285
- Landolt, A. U. 1964, *ApJS*, 8, 329
- Landstreet, J. D., Bagnulo, S., Andretta, V., et al. 2007, *A&A*, 470, 685
- Levesque, E. M., Massey, P., Olsen, K. A. G., et al. 2005, *ApJ*, 628, 973
- Maeder, A. & Meynet, G. 2001, *A&A*, 373, 555
- Maeder, A. & Meynet, G. 2003, *A&A*, 411, 543

- Maitzen, H. M. 1985, *A&AS*, 62, 129
- Mathew, B., Subramaniam, A., & Bhatt, B. C. 2008, *MNRAS*, 388, 1879
- McSwain, M. V. & Gies, D. R. 2005, *ApJS*, 161, 118
- McSwain, M. V., Huang, W., Gies, D. R., Grundstrom, E. D., & Townsend, R. H. D. 2008, *ApJ*, 672, 590
- Mermilliod, J. C. 1982, *A&A*, 109, 48
- Meynet, G. & Maeder, A. 2000, *A&A*, 361, 101
- Meynet, G. & Maeder, A. 2002, *A&A*, 390, 561
- Moitinho, A., Alfaro, E. J., Yun, J. L., & Phelps, R. L. 1997, *AJ*, 113, 1359
- Morgan, W. W., Keenan, P. C., & Kellman, E. 1943, *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification*, ed. Morgan, W. W., Keenan, P. C., & Kellman, E.
- Moujtahid, A., Zorec, J., Hubert, A. M., Garcia, A., & Burki, G. 1998, *A&AS*, 129, 289
- Packet, W. 1981, *A&A*, 102, 17
- Phelps, R. L. & Janes, K. A. 1994, *ApJS*, 90, 31
- Piatti, A. E., Claria, J. J., & Bica, E. 1998, *ApJS*, 116, 263
- Pollacco, D. L. & Ramsay, G. 1992, *MNRAS*, 254, 228
- Pols, O. R., Cote, J., Waters, L. B. F. M., & Heise, J. 1991, *A&A*, 241, 419
- Porter, J. M. & Rivinius, T. 2003, *PASP*, 115, 1153
- Ramsay, G. & Pollaco, D. L. 1992, *A&AS*, 94, 73
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Sagar, R. & Cannon, R. D. 1997, *A&AS*, 122, 9
- Schild, R. & Romanishin, W. 1976, *ApJ*, 204, 493
- Schild, R. E. 1970, *ApJ*, 161, 855
- Schmidt-Kaler, T. 1961, *Zeitschrift fur Astrophysik*, 53, 1
- Schmidt-Kaler, T. 1964, *Veroeffentlichungen des Astronomisches Institute der Universitaet Bonn*, 70, 1
- Schultz, G. V. & Wiemer, W. 1975, *A&A*, 43, 133
- Sher, D. 1962, *The Observatory*, 82, 63
- Sher, D. 1965, *MNRAS*, 129, 237
- Shobbrook, R. R. 1985, *MNRAS*, 212, 591

- Slettebak, A. 1979, *Space Science Reviews*, 23, 541
- Slettebak, A. 1985, *ApJS*, 59, 769
- Slettebak, A., Kuzma, T. J., & Collins, II, G. W. 1980, *ApJ*, 242, 171
- Stępień, K. 2002, *A&A*, 383, 218
- Stothers, R. 1972, *ApJ*, 175, 431
- Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., & Howarth, I. D. 2004, *MNRAS*, 350, 189
- Turner, D. G. 1976a, *AJ*, 81, 1125
- Turner, D. G. 1976b, *ApJ*, 210, 65
- Turner, D. G. 1977, *AJ*, 82, 805
- Turner, D. G. 1986, *AJ*, 92, 111
- van Bever, J. & Vanbeveren, D. 1997, *A&A*, 322, 116
- Vandenberg, D. A. 1985, *ApJS*, 58, 711
- Vinicius, M. M. F., Zorec, J., Leister, N. V., & Levenhagen, R. S. 2006, *A&A*, 446, 643
- von Zeipel, H. 1924a, *MNRAS*, 84, 665
- von Zeipel, H. 1924b, *MNRAS*, 84, 684
- Walker, A. R. 1985, *MNRAS*, 213, 889
- Wegner, W. 1994, *MNRAS*, 270, 229
- White, S. D. M. 1975, *ApJ*, 197, 67
- Whittet, D. C. B. & van Breda, I. G. 1980, *MNRAS*, 192, 467
- Winnenburg, W. 1970, Ph. D. thesis
- Winnenburg, W. 1973, *A&A*, 24, 157
- Wisniewski, J. P. & Bjorkman, K. S. 2006, *ApJ*, 652, 458
- Wisniewski, J. P., Bjorkman, K. S., Magalhães, A. M., et al. 2007, *ApJ*, 671, 2040
- Yilmaz, F. 1976, *A&AS*, 26, 1
- Zorec, J. 1986, *Structure et rotation differentielle dans le etoiles B avec et sans emission*, ed. Zorec, J.
- Zorec, J. & Briot, D. 1991, *A&A*, 245, 150
- Zorec, J. & Briot, D. 1997, *A&A*, 318, 443
- Zorec, J., Cidale, L., Arias, M. L., et al. 2009, *A&A*, 501, 297
- Zorec, J., Frémat, Y., & Cidale, L. 2005, *A&A*, 441, 235
- Zorec, J., Levenhagen, R., Chauville, J., et al. 2004, in *IAU Symposium, Vol. 215, Stellar Rotation*, ed. A. Maeder & P. Eenens, 89–+