

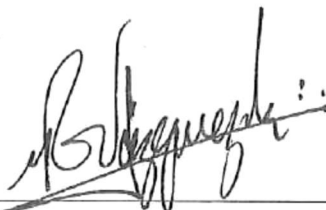
ANÁLISIS DE LOS CÚMULOS ABIERTOS:  
NGC 2192, BE 15 Y BE 80

TESIS DE LICENCIATURA EN FÍSICA

APROBADA POR:



Dr. WILLIAM JOHN SCHUSTER BRUCKERT  
Director de tesis



Dr. ROBERTO VÁZQUEZ MEZA  
Secretario



Dr. CARLOS CHAVARRÍA KLEINHENN  
1er. Vocal

## *Dedicatoria*

*Al pequeño Isaias,  
el motor que nos impulsa.*

## *Agradecimientos*

Créí que al terminar de escribir las otras secciones de la tesis, el reto se había terminado, pero al enfrentarme al espacio en blanco de esta sección me doy cuenta de que no es así, es tan fácil perderse al intentar agradecer a aquellas personas e instituciones que de alguna manera han contribuido, algunas sin saberlo, a que este trabajo sea posible.

Quiero agradecer al Dr. William John Schuster Bruckert por haberme propuesto este proyecto. A él y al Dr. André Moitinho por haber realizado las observaciones astronómicas de NGC 2192, Be 15 y Be 80, a éste último y al Dr. Wilton S. Dias por realizar las reducciones fotométricas de estos cúmulos abiertos.

Al proyecto CONACyT “Reconocimiento UBVR<sub>I</sub> de los Cúmulos Abiertos del Hemisferio Norte” con clave SEP-2003-C02-45014/A-1 por otorgarme una beca de tesis de licenciatura de enero de 2006 a diciembre de 2006, y por haber financiado mi asistencia al XLIX Congreso Nacional de Física y al XXI Congreso Nacional de Astronomía.

A la Universidad Nacional Autónoma de México por haberme acogido, en particular al Instituto de Astronomía en Ensenada por proporcionarme un lugar de trabajo, acceso a material bibliográfico, artículos de papelería y de computo necesarios para realizar este trabajo. De igual manera, a todo el personal del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, por todas las atenciones brindadas durante mis estancias.

A mi alma máter la Universidad Autónoma de Baja California, por facilitarme los elementos necesarios para mi formación profesional.

Nuevamente a mi asesor el Dr. Schuster por compartir su conocimiento y experiencias, tanto en el Instituto de Astronomía como en las campañas de observación en San Pedro Mártir, y por su paciencia inagotable al guiarme en la realización de esta tesis.

A mis sinodales el Dr. Roberto Vázquez Meza y el Dr. Carlos Chavarría Kleinhenn por sus valiosos y acertados comentarios acerca de la ciencia y la manera de escribirla, que contribuyeron a mejorar la calidad de lo aquí plasmado.

Al Dr. Raúl Michel Murillo por su apreciada crítica sobre algunas secciones de la tesis.

A mi padre Francisco, por haber alentado esa chispa de curiosidad que hay en mí y por animarme a seguir siempre adelante; a mi madre María del Carmen, por su apoyo incondicional e incanzable interés por mi bienestar; a mi hermana Esmeralda, mi mejor amiga, por su ejemplo y cariño. A ellos por creer en mí, en fin por ser lo que son.

A todos mis profesores de la Facultad de Ciencias, quienes con su labor docente han contribuido a mi formación académica e influenciado el rumbo de mis aspiraciones intelectuales. Especialmente el Dr. Roberto Vázquez, quien a inicios de la licenciatura taladro en mi cerebro la manera correcta de expresar la segunda ley de Newton, y me abrió las puertas de la investigación astronómica. Al Dr. Héctor Aceves Campos por que en su curso de Funciones Especiales y Transformadas Integrales aprendí, no sólo laboriosa herramienta matemática sino como aplicarla para analizar una gran variedad de fenómenos físicos, y me dio ese “empujoncito” que necesitaba para atreverme a continuar mis estudios fuera del país.

A mis amigos: Mayra, Lore, Kary, Kike, Manolo, Markitos, Moi, Jedi, Juan, Samuel y Jano. Por todos los momentos compartidos a través de estos años: incontables sesiones de estudio, clases, prácticas de laboratorio, exámenes, fiestas y viajes, en los que he aprendido tanto con ustedes y de ustedes; siempre los tendré en mi memoria.

# Índice general

Índice de tablas	II
Índice de figuras	III
1. INTRODUCCIÓN	1
1.1. Motivación . . . . .	6
1.2. Plan de Tesis . . . . .	9
2. MARCO TEÓRICO	11
2.1. Conceptos básicos . . . . .	11
2.1.1. Definición de estrella . . . . .	11
2.1.2. Clasificación espectral . . . . .	13
2.2. Sistemas fotométricos para medir a las estrellas . . . . .	15
2.3. Magnitudes e índices de color . . . . .	19
2.3.1. Magnitud absoluta . . . . .	20
2.3.2. Colores fotométricos . . . . .	21
2.4. Extinción y enrojecimiento interestelar . . . . .	23
2.4.1. Índice de color fotométrico libre de enrojecimiento interestelar (parámetro $Q$ ) . . . . .	28
2.4.2. Bloqueo del continuo por absorción de los metales (líneas “line blanketing”) . . . . .	30
2.4.3. Metalicidad y el exceso ultravioleta en el continuo estelar . . . . .	33
2.5. Diagrama Hertzsprung-Russell . . . . .	36
2.5.1. Evolución estelar y el diagrama HR . . . . .	36
2.5.2. Dependencia del diagrama CM sobre la metalicidad . . . . .	41
2.6. Métodos para la determinación de los parámetros físicos de un cúmulo abierto	42
2.6.1. Distancia: Ajuste a la secuencia principal . . . . .	42

2.6.2. Edad: Ajuste de curvas isócronas . . . . .	44
<b>3. ADQUISICIÓN Y REDUCCIÓN DE LOS DATOS</b>	<b>49</b>
3.1. Observación . . . . .	49
3.2. Reducciones fotométricas . . . . .	52
<b>4. Diagramas Color-Color y Color-Magnitud</b>	<b>54</b>
4.1. Be 15 . . . . .	54
4.1.1. Diagrama Color-Color $(B-V)$ vs. $(U-B)$ . . . . .	57
4.1.2. Diagramas Color-Magnitud . . . . .	59
4.2. Be 80 . . . . .	65
4.2.1. Diagrama Color-Color $(B-V)$ vs. $(U-B)$ . . . . .	66
4.2.2. Diagramas Color-Magnitud . . . . .	69
4.3. NGC 2192 . . . . .	73
4.3.1. Diagrama Color-Color $(B-V)$ vs. $(U-B)$ . . . . .	74
4.3.2. Diagramas Color-Magnitud . . . . .	77
<b>5. CONCLUSIONES</b>	<b>84</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>87</b>

# Índice de Tablas

2.1. Clasificación espectral de estrellas en el sistema Harvard . . . . .	14
2.2. Sistema fotométrico Johnson-Cousin-Glass . . . . .	18
2.3. Parámetro $Q$ y tipo espectral para estrellas tempranas . . . . .	30
2.4. Significado físico del diagrama HR . . . . .	38
2.5. Secuencia principal de edad cero (ZAMS) . . . . .	41
3.1. Coordenadas ecuatoriales y galácticas para los cúmulos abiertos: Be 15, Be 80 y NGC 2192 . . . . .	50
3.2. Tiempos de exposición para las imágenes CCD de los cúmulos abiertos . . . . .	50
3.3. Tiempos de exposición para los campos de estrellas estándar $UBV(RI)_C$ de Landolt . . . . .	51
5.1. Parámetros físicos y metalicidad de los cúmulos abiertos . . . . .	85

# Índice de figuras

1.1. Galaxia espiral barrada M91 . . . . .	2
1.2. Las pléyades, un cúmulo abierto . . . . .	6
2.1. Espectro de la radiación solar en la superficie terrestre . . . . .	17
2.2. Efecto del enrojecimiento interestelar en el sistema $UBV$ . . . . .	26
2.3. Vector de cubrimiento en el diagrama C-C para una estrella subenana deficiente en metales . . . . .	32
2.4. Diagrama HR . . . . .	37
2.5. Tiempos de contracción a la secuencia principal para distintas masas . . . . .	39
2.6. Estadíos en el diagrama HR y trazas evolutivas post-secuencia principal para 3 estrellas de distinta masa . . . . .	40
2.7. Diagrama C-M de varios cúmulos abiertos . . . . .	43
2.8. Curvas isócronas teóricos en el diagrama HR para $(X, Y, Z) = (0.70, 0.27, 0.03)$ y $(l/H) = 1.5$ . . . . .	46
4.1. Be 15 en el filtro $V$ . . . . .	55
4.2. Diagrama $(B-V)$ vs. $(U-B)$ para Be 15 . . . . .	58
4.3. Diagrama $(B-V)$ vs. $V$ para Be 15 sin usar <b>elipse</b> . . . . .	61
4.4. Diagrama $(B-V)$ vs. $V$ para Be 15 . . . . .	62
4.5. Diagrama $(V-R)$ vs. $V$ para Be 15 . . . . .	64
4.6. Be 80 en el filtro $V$ . . . . .	66
4.7. Diagrama $(B-V)$ vs. $(U-B)$ para Be 80 . . . . .	67
4.8. IRAS 18518-0117 en los filtros $I$ , $R$ y $V$ . . . . .	69
4.9. Diagrama $(V-R)$ vs. $V$ para Be 80 . . . . .	70
4.10. Diagrama $(V-I)$ vs. $V$ para Be 80 . . . . .	72
4.11. NGC 2192 en el filtro $V$ . . . . .	74
4.12. Diagrama $(B-V)$ vs. $(U-B)$ para NGC 2192 . . . . .	75
4.13. Diagrama $(B-V)$ vs. $V$ para NGC 2192 . . . . .	78

4.14. Diagrama $(V-I)$ vs. $V$ para NGC 2192 . . . . .	79
--	----

# Capítulo 1

## INTRODUCCIÓN

Al mirar el cielo nocturno, vemos un enorme número de estrellas con un gran rango de brillos aparentes, donde las estrellas más brillantes, aquellas que son fácilmente visibles a simple vista están distribuidas casi uniformemente por el cielo entero. En una noche transparente y oscura, podemos ver la *Vía Láctea ó Camino de Santiago*, que consiste en una débil banda de luz blanquecina de apariencia lechosa cortada por una grieta oscura, que se extiende a lo largo del cielo. Ese débil brillo es la impresión en conjunto producida por la gran cantidad de estrellas que conforman la Galaxia<sup>1</sup>, y la banda oscura es causada por polvo interestelar que se interpone entre nosotros y las estrellas, el cual limita severamente nuestra habilidad para ver partes de la misma.

La Vía Láctea, el hogar de nuestro sistema solar, lo compartimos con al menos 200 mil millones de estrellas más, miles de cúmulos y nebulosas. Nuestra Galaxia posee una masa probable de  $2 \times 10^{11}$  a  $6 \times 10^{11}$  masas solares, con un diámetro de alrededor 100,000 años luz. A través de investigaciones (como [1]) se ha encontrado que nuestra Galaxia, es una galaxia espiral y que probablemente tiene una estructura de barra como las galaxias M58, M91 o

---

<sup>1</sup>Galaxia con mayúscula se refiere a nuestra galaxia, la Vía Láctea.

M109 (ver figura 1.1).



FIGURA 1.1. Imagen en óptico de la galaxia espiral barrada M91, que se encuentra a 63 millones de años luz en la constelación Coma Berenices. Según estudios recientes la Vía Láctea presenta una estructura barrada similar a la de ésta galaxia. La imagen fue tomada con la Advanced Camera for Surveys del telescopio espacial Hubble en cuatro filtros, cortesía de [2].

A grandes rasgos, la Galaxia está compuesta por dos elementos estructurales principales: una componente esferoidal y un disco. Cada uno de estos contiene diferentes y muy características poblaciones estelares y objetos no estelares. Todos ellos con distintas propiedades cinemáticas, dinámicas, químicas y evolutivas. La componente esferoidal puede ser pensada como un sistema de simetría axial, que por conveniencia, puede ser dividido en varios subcomponentes: el *núcleo* (la parte más interna de la Galaxia) con un tamaño aproximado de  $3 \text{ pc}^2$ , el *bulbo* (el componente intermedio) del orden de 6 kpc, y un *halo* envolvente que puede extenderse radialmente 30 kpc o más. El disco galáctico es un sistema extremadamente delgado (formado por cuatro brazos espirales) con alrededor de 200 pc de ancho, que se extiende hasta un radio del orden de 25 o 30 kpc.

<sup>2</sup>pc = pársec (acrónimo de segundo de paralaje)

Los objetos de la componente esferoidal son estrellas viejas y cúmulos globulares (los cuales están distribuidos esféricamente alrededor de la Galaxia) que contienen poco o nada de polvo y gas. Son objetos de la población estelar tipo II de Baade [3]. Las características constitutivas del disco incluyen: polvo y gas interestelar, nebulosas de emisión (ó regiones HII) y de reflexión, estrellas jóvenes abundantes en metales, formadas en asociaciones estelares y cúmulos abiertos localizados en los brazos espirales del disco galáctico; así como estrellas evolucionadas abundantes en metales y que se distribuyen suavemente a través del disco. Al polvo, gas y estrellas jóvenes se les llama población de los brazos espirales y corresponden a la población I de Baade.

Un cúmulo abierto se define como un grupo numeroso de estrellas, que puede contener desde varias docenas hasta miles de estrellas, las cuales se han formado casi simultáneamente a partir de una misma nube molecular y que permanecen ligadas gravitacionalmente. Los cúmulos abiertos son objetos de Población tipo I (jóvenes y con alta metalicidad), los cuales en su rotación alrededor de la galaxia, eventualmente se dispersan debido a perturbaciones gravitacionales con otros objetos.

A diferencia de los cúmulos globulares, los cúmulos abiertos se encuentran fuertemente concentrados a la largo del plano o disco de la Vía Láctea, por lo que se hace referencia a ellos como cúmulos galácticos. Estos se encuentran en galaxias con formación estelar activa (galaxias espirales e irregulares). Su morfología y baja concentración central los hace más difícil de reconocer que los cúmulos globulares, como se sitúan cerca del plano galáctico tienden a ser oscurecidos por el polvo del medio interestelar, y además pueden perderse fácilmente entre la alta densidad de las estrellas del campo.

Los cúmulos abiertos cubren un intervalo muy amplio de tamaños, luminosidad y mor-

fología, con límites de agrupación que van desde la docena de miembros con magnitudes integrales de  $M_V \simeq -3$ , hasta sistemas de muchos cientos de estrellas con magnitudes integrales hasta de  $M_V = -9$ . El rango de su diámetro físico es de unos cuantos parsecs<sup>3</sup>. Algunos son objetos muy extendidos en el cielo que por su cercanía subtienden ángulos de varios minutos de arco en el cielo (las Híades, por ejemplo), mientras otros es posible identificarlos a simple vista como cúmulos (las Pléyades, por ejemplo). Típicamente tienen edades inferiores a unos cuantos centenares de millones de años. El rango de densidad de estos sistemas es marginalmente más alto que la densidad media de las estrellas del campo de  $\sim 0.1$  estrellas  $\times \text{pc}^{-3}$  a más de  $10^3$  estrellas  $\times \text{pc}^{-3}$  en el centro de los cúmulos más ricos.

Las propiedades de un cúmulo abierto pueden ser resumidas por su clasificación Trumpler [4], la cual especifica:

1. Su grado de concentración con números romanos I . . IV, donde el número menor indica un grado más alto grado de concentración central.
2. El rango de brillo de sus estrellas, medido en una escala de 1 . . 3, donde el número más bajo indica un rango menor de brillo estelar.
3. Su riqueza, especificada como **p,m** o **r** dependiendo si el sistema es pobre (contiene menos de 50 estrellas), moderado (de 50 – 100) o rico (más de 100 estrellas).

Se añade un sufijo “n” a la clasificación, si existe una nebulosa difusa de emisión alrededor del cúmulo.

A diferencia de los cúmulos globulares que contienen estrellas amarillas y rojas, muchos cúmulos abiertos contienen estrellas azules y jóvenes brillantes; por lo que se cree que los

---

<sup>3</sup>Parsec:distancia a la que una unidad astronómica (UA, que es la distancia media Tierra-Sol de 149,000,000 km) subtiende un ángulo de un segundo de arco.

---

cúmulos globulares, al carecer de este tipo de estrellas, son viejos. De manera inversa, la presencia de estrellas azules en los cúmulos abiertos, indica que son de formación mucho más reciente. Otro argumento a favor son las observaciones de sus metalicidades: estudios espectrales de estrellas de cúmulos abiertos muestran que tienen abundancias de elementos pesados alrededor del valor solar, con metalicidades en el rango de  $-0.75 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim +0.25$ ; metalicidades tan altas son esperadas en estrellas jóvenes formadas con material del disco galáctico, químicamente enriquecido por generaciones estelares previas.

Uno de los cúmulos abiertos más conocidos es el de las Pléyades (palomas, en griego) o Messier 45, también conocido como “Las Siete Hermanas” o “Subaru” para los japoneses. Este cúmulo es perceptible a simple vista en el cielo nocturno del hemisferio norte, a un costado de la constelación Tauro. Es conocido desde la antigüedad, siendo mencionado en varias escrituras antiguas como el Mahabharata (poema épico de la India) donde se refiere a ellas como *krittikas* (del sánscrito, que puede traducirse como “cortadores”), en la *Iliada* y la *Odisea* de Homero (principales obras épicas griegas) y también se menciona en tres ocasiones en la Biblia.

En las Pléyades se aprecia una nebulosa de reflexión<sup>4</sup>, debida al polvo que refleja la luz azul de sus estrellas calientes y jóvenes (ver Figura 1.2). Se piensa, que este polvo fue lo que sobró de la formación del cúmulo hace cerca de 100 millones de años.

Otro cúmulo abierto de gran importancia para la astrofísica son las Híades, que se encuentran, al igual que las Pléyades, en la constelación de Tauro. Debido a su aparente cercanía ha sido posible determinar su distancia por métodos geométricos clásicos, es decir, mediante el paralaje de sus estrellas y por el procedimiento de “punto de convergencia”, que proporciona la distancia al centro del cúmulo. Esta medida sirve de referencia para calcular las dimensio-

---

<sup>4</sup>Nebulosa de reflexión: nube de polvo que refleja la energía procedente de una estrella cercana.



FIGURA 1.2. Las pléyades, uno de los cúmulos abiertos más conocidos. Es un cúmulo joven y cercano en el cual se observa una nebulosa de reflexión. Imagen tomada de [www.nasa.gov](http://www.nasa.gov)

nes de la Galaxia e incluso de objetos extragalácticos, al comparar cúmulos galácticos con las Híade; lo que ha permitido construir una escala cósmica de distancias. Mediante observaciones con el satélite astrométrico HIPPARCOS se han calculado con gran precisión los paralajes de muchas estrellas miembros de este cúmulo, calculándose una distancia al centro del cúmulo de  $46.34 \pm 0.27$  pársecs.

## 1.1. Motivación

Los cúmulos abiertos, son una pieza clave para estudiar a la Galaxia, son objetos ideales para la investigación de diversos problemas astrofísicos debido a que sus estrellas se formaron bajo las mismas condiciones, están a la misma distancia, tiene composición química similar y cuentan con un amplio rango de masas; por lo que son muy útiles para estudiar las propiedades estelares desde el punto de vista estadístico y establecer propiedades como conjunto, lo que nos permite inferir las propiedades de nuestra Galaxia.

Al contener estrellas azules brillantes, los cúmulos abiertos son útiles para investigar las propiedades de las estrellas más masivas. Además, la distribución espacial de los cúmulos

abiertos es un campo de prueba de la estructura del disco de la Galaxia, ya que los sistemas jóvenes definen la estructura espiral de la Galaxia, mientras que los sistemas viejos trazan su cinemática externa. Se cree que muchas de las estrellas del disco se originaron en cúmulos abiertos o galácticos, por lo que las características de estos sistemas deben dictar muchas de las propiedades del disco estelar galáctico en su conjunto.

Por lo tanto, los cúmulos estelares imponen restricciones observacionales a la teoría de formación y evolución estelar. En lo que respecta a los estudios galácticos, una de las más severas limitaciones observacionales para estudiar el disco galáctico es la ausencia de datos fotométricos confiables para cerca de la mitad de los aproximadamente 1600 cúmulos galácticos conocidos. Esto sin considerar la falta de homogeneidad en los métodos de observación y de análisis comúnmente utilizados.

El "*Catalogue of Open Cluster Data*" (COCD) de Lynga [5] que incluye información de 1151 cúmulos, ha sido la base observacional para numerosos estudios de estructura galáctica. Sin embargo, los parámetros que resultan de los datos de dicho catálogo son derivados por distintos autores usando diferente instrumentación, técnicas de calibración y criterio analítico, dando como resultado un catálogo inhomogéneo. Un análisis de la precisión esperada por efectos de la inhomogeneidad fue realizado por Janes & Adler [6], quienes encontraron una diferencia típica de 0.55 mag en la determinación del módulo de distancia en diferentes estudios fotométricos (principalmente UBV). Loktin & Matkin [7] reanalizaron la fotometría UBV de 340 cúmulos y generaron un catálogo de enrojecimientos, distancias y edades de cúmulos abiertos homogéneo, aunque menos numeroso. Ellos usaron tres grupos diferentes de curvas isócronas para sus estimaciones de edad y distancia, lo que afectó la consistencia de su catálogo. Más recientemente Dambis [8] volvió a determinar enrojecimientos, distancias y edades de 203 cúmulos abiertos, más jóvenes que  $1.5 \times 10^8$  años, para lo cual utilizó un

solo grupo de curvas isócronas y un ZAMS (del inglés Zero Age Main Sequence) empírico.

A pesar de que los trabajos de Loktin & Matkin y Dambis han generado mejores conjuntos de parámetros de cúmulos, al menos dos factores siguen contribuyendo a disminuir la precisión de sus resultados. Primero, utilizaron datos fotométricos de diferentes fuentes, calibrados usando diversos conjuntos de estrellas estándares. El segundo y posiblemente más importante factor que disminuye la precisión de estos autores, es la profundidad fotométrica.

Previo al desarrollo de los CCDs<sup>5</sup> a principios de los años 80's la profundidad para todas las bandas fotométricas estaba usualmente limitada a una magnitud fotoeléctrica  $V \lesssim 16$ , la cual no basta para una determinación confiable de la distancia para la mayoría de los cúmulos galácticos débiles, pues los efectos evolutivos producen índices de color más rojos en los diagramas Color-Color y Color-Magnitud. Para los cúmulos jóvenes la forma casi vertical de la secuencia principal en la parte superior azul, introduce grandes incertidumbres en la determinación de los parámetros físicos tales como su distancia, enrojecimiento interestelar, edad y metalicidad de los cúmulos en cuestión.

Ante esta necesidad se desarrolló un proyecto, llamado "Reconocimiento  $UBV(RI)_C$  con CCD de Cúmulos Abiertos del Hemisferio Norte" [9], cuyo objetivo principal es analizar de forma sistemática y homogénea un conjunto de datos CCD en el sistema  $UBV(RI)_C$  de una muestra mayor a 300 cúmulos abiertos, y establecer así un sistema fotométrico altamente homogéneo en cuanto a la instrumentación (telescopio, detector y filtros), la observación y reducción de datos fotométricos (métodos y calibraciones) para obtener:

- Un atlas de diagramas color-color y color-magnitud confiable de más de 300 cúmulos abiertos.

---

<sup>5</sup>CCD: Dispositivo de Carga Acoplada (en inglés Charge Coupled Device).

- Un conjunto homogéneo de parámetros físicos tales como enrojecimientos, distancias y edades para los cúmulos observados.
- Un sistema de referencia para los estudios fotométricos de cúmulos posteriores.
- Criterios de selección para posteriores estudios más detallados de los cúmulos del atlas.

Los cúmulos abiertos NGC 2192, Be 15 y Be 80 forman parte de estos 312 cúmulos, el objetivo de esta tesis será el analizar de manera sistemática, el conjunto de datos CCD en el sistema  $UBV(RI)_C$  para los tres cúmulos en particular, y así obtener:

- Sus diagramas Color-Color y Color-Magnitud.
- Sus parámetros físicos fundamentales tales como edad, enrojecimiento interestelar, distancia y metalicidad.

## 1.2. Plan de Tesis

En el **Capítulo 2** se exponen algunos conceptos astrofísicos necesarios para el estudio de los cúmulos abiertos.

En el **Capítulo 3** se describe a grandes rasgos el proceso de adquisición y reducción de los datos.

En el **Capítulo 4** se presenta el análisis de los diagramas Color-Color y Color-Magnitud, para cada uno de los cúmulos problema, NGC 2192, Be 15 y Be80, comparando los resultados obtenidos con la información reportada en la literatura.

En el **Capítulo 5** se exponen las conclusiones, así como posibles líneas de investigación futuras para estos tres cúmulos.

# Capítulo 2

## MARCO TEÓRICO

### 2.1. Conceptos básicos

#### 2.1.1. Definición de estrella

Una estrella es una esfera de gas autoluminosa en cuasi-equilibrio hidrostático, que genera energía en su interior mediante la conversión de energía gravitacional en luminosidad, fusionando elementos ligeros con más pesados tales como el helio; estos procesos termonucleares implican cambios en la composición química, lo que se manifiesta como cambios estructurales en la estrella conforme evoluciona. La energía generada mediante estas reacciones, es emitida al espacio en forma de radiación electromagnética, neutrinos y viento estelar.

Las estrellas con reacciones termonucleares en su centro son objetos cuya masa oscila entre  $0.08 M_{\odot}$  y  $150 M_{\odot}$ , cuyas temperaturas efectivas varían desde los 2000 K, hasta los 60,000 K, tal como se muestra en la Tabla 2.1. Su luminosidad (energía total emitida por unidad de tiempo) también tiene un rango muy amplio, que va de una milésima (estrella M8V) hasta un millón de veces la luminosidad del Sol (estrella O3V).

La forma de la distribución de energía emitida por una estrella, es determinada por unos

cuantos parámetros básicos, como son la temperatura efectiva, la gravedad superficial ó masa estelar y la composición química.

1. La temperatura efectiva, está dada por:

$$T_{eff} \equiv \left( \frac{L}{4\pi R^2 \sigma} \right)^{\frac{1}{4}}$$

Donde  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann,  $L$  es la luminosidad total y  $R$  el radio de la estrella.

La  $T_{eff}$  fija la cantidad de energía que pasa por unidad de superficie. Como la distribución de energía por unidad de superficie en una estrella se aproxima burdamente a la distribución de energía de un cuerpo negro de temperatura superficial  $T_{eff}$ , ésta es una medida de la temperatura del gas que integra el bulbo de la atmósfera estelar.

2. la gravedad superficial, se define como:

$$g \equiv \frac{GM}{R^2}$$

Donde  $G$  es la constante de gravitación universal y  $M$  la masa de la estrella.

La gravedad superficial fija el gradiente de presión en la atmósfera y determina en gran parte la densidad y altura a la cual se forman el continuo de luz y las líneas espectrales.

Las líneas espectrales son una serie de líneas oscuras que cruzan el espectro continuo de una estrella, las cuales se deben a la presencia de ciertos átomos o moléculas en la parte superior y más fría de la atmósfera de la estrella, donde cada línea corresponde a la transición cuántica de un elemento químico en particular. Estas líneas oscuras se producen cuando la radiación procedente del núcleo de la estrella atraviesa una zona más fría (más superficial) donde parte de la energía es absorbida, por lo que se conocen

como líneas de absorción. Frecuentemente, en ciertos espectros estelares se observan ciertas transiciones que brillan más que el espectro continuo, a las cuales se les llama líneas de emisión, y son producidas por la emisión de luz a ciertas longitudes de onda por los átomos o moléculas de un gas confinado a un volumen mayor que el de la estrella que ha sido calentado. Las líneas de emisión suelen observarse en nebulosas, cometas y en estrellas que se encuentran rodeadas por una envoltura gaseosa a alta temperatura.

3. La **composición química** de la atmósfera determina la variación en frecuencia de la opacidad del material estelar, y de la intensidad relativa de las líneas espectrales de las diferentes especies atómicas presentes. En una primera aproximación, la composición química de una estrella puede ser caracterizada al comparar la abundancia relativa de cualquier metal pesado (por ejemplo Fe) a la de hidrógeno; particularmente, las estrellas ricas en hierro tienden a ser ricas en otros elementos más pesados que el helio. Tomando en cuenta este fenómeno, se puede hablar de la metalicidad de una estrella como un indicativo de la composición química completa. En astronomía, se considera metal todo aquel elemento químico cuyo peso atómico es superior al del helio.

Considerando la definición de estrella dada y suponiendo que la luminosidad es generada en las partes interiores de la estrella, se puede mostrar que la estructura estelar está determinada únicamente por su masa, su composición química y su estado evolutivo.

### 2.1.2. Clasificación espectral

Las estrellas pueden ser clasificadas en función de su espectro fotosférico. Una de las clasificaciones de este tipo es el sistema Harvard, desarrollado por Edward Pickering, An-

nie Cannon y Williamina Fleming a principios de 1900, quienes clasificaron según las líneas espectrales e intensidad a las estrellas en siete tipos diferentes, conocidos como tipos espectrales, cada uno de ellos se identifica con una letra según su temperatura superficial y color de las mismas (ver tabla 2.1):

TABLA 2.1. Tipo espectral y temperatura de las estrellas según el sistema Harvard

Tipo espectral	Temperatura [K]	Color
O	30,000 - 60,000	azules
B	10,000 - 30,000	blanco azuladas
A	7,500 - 10,000	blancas
F	6,000 - 7,500	blanco amarillentas
G	5,000 - 6,000	amarillas
K	3,500 - 5,000	amarillo anaranjada
M	2,000 - 3,500	rojas

La clasificación ha sido extendida con tipos espectrales adicionales, resultando en la secuencia como la conocemos hoy en día, **W O B A F G K M L T** y **R N C S**, donde **W** son estrellas de Wolf-Rayet, **L** y **T** representan estrellas extremadamente frías y de poca masa ( $< 0.08M_{\odot}$ ) del tipo de las enanas marrones y **R**, **N**, **C** y **S** son utilizadas para clasificar a las estrellas ricas en carbono y compuestos como el óxido de titanio y óxido de circonio.

Además de poder determinar la temperatura y composición química de una estrella mediante su espectro, también se puede inferir su tamaño, densidad o masa. A mediados del siglo XX Morgan y Kennan, desarrollaron el sistema que ahora conocemos como **sistema de clasificación espectral MK** que incluye, además de la letra correspondiente al tipo espectral, un número romano (del I a VII) que aumenta cuanto más anchas son ciertas líneas en absorción en el espectro de la estrella. Los tipos de luminosidades son una determinación de la gravedad superficial de una estrella y se definen como:

I: Supergigantes

- II: Gigantes brillantes
- III: Gigantes
- IV: Subgigantes
- V: Enanas
- VI: Subenanas
- VII: Enana degeneradas

Algunas clases, especialmente la I, se subdividen en a, b y ab para especificar algunas peculiaridades. La clasificación espectral del Sol en este sistema es G2V.

## 2.2. Sistemas fotométricos para medir a las estrellas

Al proceso de medir el brillo aparente de un objeto en varias bandas del espectro electromagnético se le conoce como fotometría astronómica.

Un sistema fotométrico está definido por una combinación particular filtro-detector y un conjunto de estrellas estándares o de referencia medidas con esa combinación particular. Estas estrellas estándares deben estar distribuídas por todo el cielo y poseer un rango amplio de las características que se desean medir (generalmente temperaturas, gravedad y metalicidad). Un filtro fotométrico puede ser burdamente caracterizado por una longitud de onda efectiva ( $\lambda_{eff}$ ) o central y un ancho, éste último está definido como la diferencia en longitud de onda entre los puntos en los cuales el flujo ( $f_\nu$ ) cae a la mitad de su valor pico, esta cantidad es llamada en inglés *full width at half maximum* (*FWHM*). Los filtros que integran un sistema fotométrico usualmente se clasifican en banda ancha ( $40 \text{ nm} < \Delta\lambda < 100 \text{ nm}$ ), banda intermedia ( $70 \text{ nm} < \Delta\lambda < 40 \text{ nm}$ ) y banda angosta ( $\Delta\lambda < 7 \text{ nm}$ ). Recientemente ha sido propuesta otra categoría, la banda ultra-ancha, para sistemas de reconocimiento como Sloan

e Hipparcos. Todos los sistemas fotométricos permiten la medición de flujos relativos a partir de los cuales se pueden inferir propiedades particulares (tales como temperatura, gravedad y metalicidad) del objeto que la emite.

Uno de los más antiguos y más utilizados sistemas fotométricos de banda ancha, es el sistema **Ultravioleta-Azul-Visual (UBV)** desarrollado por Johnson & Morgan en 1953 [10] en el cual la banda B se diseñó buscando igualar su respuesta espectral a la de las placas fotográficas, la banda V a la respuesta visual y U como una banda adicional entre B y el corte atmosférico ultravioleta.

Conforme las mediciones en el infrarrojo se volvieron más importantes, este sistema fue extendido por el mismo Johnson en 1965 adicionando 7 bandas para cubrir el rango de 700 – 10,040 nm, estas bandas son **R I J K L M N**; donde la banda **K** es la más usada cuando se estudia el infrarrojo cercano y **M** es la longitud de onda más larga comúnmente utilizada. Posteriormente, Cousins [11] redefinió la longitud de onda efectiva de las bandas *R* e *I* de (700 nm, 900 nm) a (670 nm, 810 nm). En la actualidad, cuando las bandas *R* e *I* son citadas usualmente (más no invariablemente) se trata de las bandas de Cousins y no las de Johnson. Glass [12] definió una banda *H* que existe entre las bandas *J* y *K*. Otros pequeños ajustes a las bandas infrarrojas de Johnson se han hecho por diferentes observadores, por lo que no sólo existen los sistemas de Johnson y Cousins sino también de Kron *et al.* [13] [14], Stebbins & Kron [15], Eggen, Canterna etc.; dando como resultado el que actualmente no exista un sistema estándar único para la región infrarroja. Esta diversidad es debida a que en el infrarrojo la atmósfera de la Tierra es transparente sólo en ciertas “ventanas” de longitud de onda (ver figura 2.1), por lo que la elección de la longitud central y el ancho de banda para la extensión en el infrarrojo del sistema *UBV*, ha sido dictada en gran parte por la localización de estas ventanas.

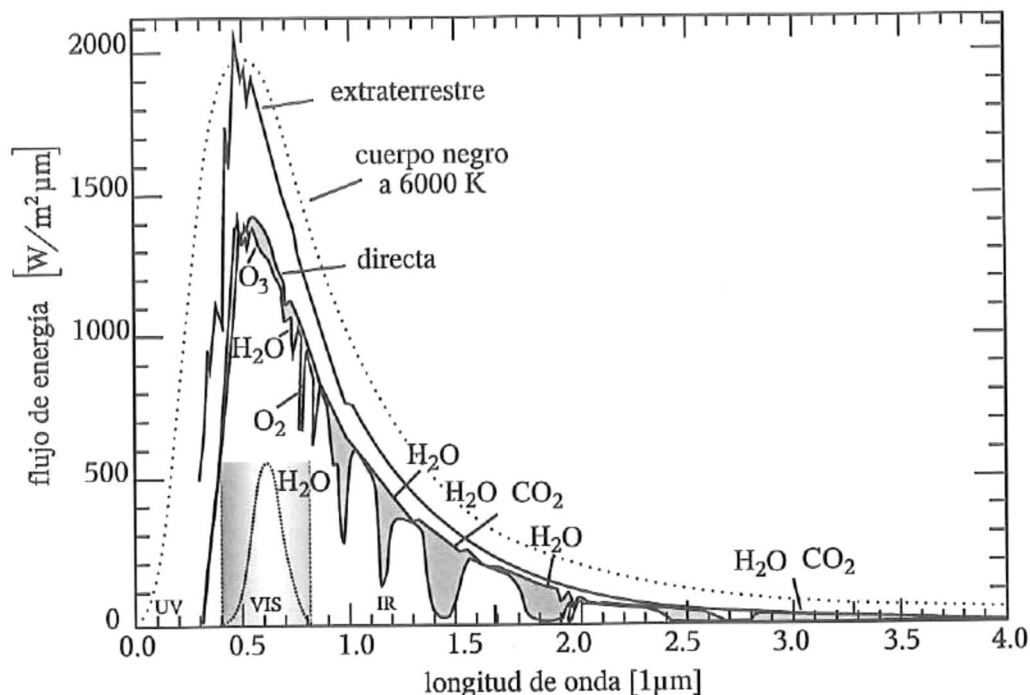


FIGURA 2.1. Espectro de la radiación solar que llega a la Tierra. La curva punteada representa la radiación de un cuerpo negro a 6000 K. La curva superior representa el espectro de radiación que llega a la cima de la atmósfera. Le sigue la irradiancia espectral directa sobre la superficie terrestre donde aun no existe atenuación por parte de moléculas, gases y aerosoles; los picos en absorción están causados principalmente por agua y dióxido de carbono. La absorción de radiación por el vapor de agua barre todo el espectro a partir de unos 690 nm. Las bandas de absorción del dióxido de carbono están presentes desde unos 1500 nm. Imagen tomada de [16].

Dado el continuo avance de la tecnología, con el paso del tiempo, cualquier combinación filtro-detector se vuelve obsoleta. Como consecuencia, los astrónomos tratan de medir magnitudes en las distintas bandas con equipo cuya respuesta espectral no coincide precisamente con aquella que marca la combinación estándar filtro-detector definida, pero que proveen una aproximación razonable a estas combinaciones. Por ejemplo, si se observa un objeto en el sistema *UBV* de Johnson-Morgan, denotando las magnitudes en las bandas observadas por  $U'$ ,  $B'$ ,  $V'$ , etc. y las estándares por  $U, B, V$ , etc., las magnitudes observadas pueden ser “transformadas” al sistema *UBV* estándar, mediante ecuaciones del tipo:

TABLA 2.2. Longitud de onda y full width at half maximum para cada uno de los filtros que constituyen el sistema  $UBV(RI)_C$  y su extensión infrarroja de Johnson, incluyendo el filtro  $H$  de Glass.

Banda	$\lambda_{eff}$ [nm]	FWHM [nm]
U	365	66
B	445	94
V	551	88
R	658	138
I	806	149
J	1220	213
H	1630	307
K	2190	390
L	3450	472
M	4750	460

$$V = \alpha_V V' + \beta_V (B' - V') + \gamma_V \quad (2.1)$$

Donde  $\alpha_V$  representa la pendiente cuyo valor es  $\approx 1.0$ ,  $\beta_V$  representa el coeficiente de color que es  $\approx 0.0$  y  $\gamma_V$  es el punto cero.

Las constantes de la ecuación (2.1), son determinadas de tal manera que las magnitudes  $UBV$  transformadas de las estrellas estándares sean lo más estrechamente iguales a las magnitudes  $UBV$  publicadas para estas estrellas.

Los puntos cero del sistema estándar son usualmente elegidos de manera que la estrella Vega tenga  $U = B = V = M = \dots = 0$  aunque esto es por razones históricas, pues se ha determinado que la magnitud aparente de Vega<sup>1</sup> no es cero sino  $V = +0.04$ . Por ejemplo la magnitud aparente en la banda V para el Sol es  $V = -26.74$ ; para Sirio (la estrella más brillante)  $V = -1.45$ , y la estrella más débil que se ha medido tiene  $V \approx 27$ .

<sup>1</sup>Incluso, se sabe que ésta estrella es variable.

## 2.3. Magnitudes e índices de color

### Magnitud aparente

En el siglo XIX, se descubrió que los intervalos iguales de luminosidad perceptibles por el ojo, correspondían a casi iguales razones de energía radiante; esto es, que la respuesta del ojo a estímulos lumínicos es esencialmente logarítmica. Lo que significa, que una estrella de magnitud 6 es cerca de 100 veces más débil que una estrella de magnitud 1. Si  $m_1$  y  $m_2$ , denotan las magnitudes asignadas para estrellas con flujos de energía  $f_1$  y  $f_2$ , entonces:

$$m_1 - m_2 = -k \log_{10} \left( \frac{f_1}{f_2} \right) \quad (2.2)$$

El signo menos en la ecuación 2.2, es elegido de manera que los valores numéricos más pequeños sean para las estrellas más brillantes, en correspondencia con la escala de Hiparco<sup>2</sup>. El sistema de magnitudes fue definido de tal manera que una diferencia de 5 magnitudes, corresponde exactamente en un factor de 100 en la razón de los flujos de radiación, es decir, a  $(f_1/f_2) = 100$ ,  $m_1 - m_2 = 5$ . Por lo que, en la ecuación 2.2, la constante tiene un valor de 2.5:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left( \frac{f_1}{f_2} \right) \quad (2.3)$$

ó bien:

---

<sup>2</sup>Hiparco: astrónomo griego Hiparco que inventó una escala numérica para cuantificar que tan brillantes aparecían las estrellas en el cielo. Las dividió dentro de 6 grupos de magnitudes, separadas en intervalos de igualdad lumínica; las estrellas más brillantes correspondían a la magnitud 1 y las más débiles, visibles a simple vista, eran de magnitud 6.

$$\left(\frac{f_1}{f_2}\right) = 10^{-0.4(m_1 - m_2)} \quad (2.4)$$

A partir de la ecuación (2.4), vemos que una diferencia de 1 magnitud corresponde a la razón de flujos de  $10^{0.4} \approx 2.512$ , y que 2.5 magnitudes corresponden a una razón de flujos de 10.

### 2.3.1. Magnitud absoluta

Suponiendo que no hay material interestelar, el flujo de energía que recibimos en la Tierra de un objeto depende sólo de su brillo intrínseco y su distancia a nosotros. Si  $F$  es el flujo recibido del objeto a una distancia  $D$ , el flujo  $f$  que sería recibido si éste estuviera a una distancia  $d$  está dada por la ley del inverso del cuadrado:

$$f = \left(\frac{D}{d}\right)^2 F \quad (2.5)$$

Obviamente, cuanto más lejano este un objeto más débil parecerá. Para obtener información acerca de la luminosidad intrínseca de un objeto, debemos tomar en cuenta su distancia a nosotros. Por lo tanto, se define la **magnitud absoluta** ( $M$ ) de un objeto como la magnitud aparente que tendría si éste se localizara a una distancia estándar  $D$ . De la ecuación (2.3) y (2.5), obtenemos:

$$m - M = -2.5 \log \left(\frac{f}{F}\right) = 5 \log \left(\frac{d}{D}\right) \quad (2.6)$$

Si la distancia estándar  $D$  es 10 pc, entonces:

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad (2.7)$$

$m - M$  es conocido como el **módulo de distancia** de un objeto. Si se conocen  $m$  y  $d$ , es posible inmediatamente corregir para la distancia no estándar del objeto, y reducir su magnitud aparente  $m$  a la magnitud absoluta  $M$  mediante la ecuación (2.7). De manera inversa, si se conocen  $m$  y  $M$ , se puede inferir  $d$ :

$$d = 10^{\left(\frac{m-M}{5}+1\right)} \quad (2.8)$$

Las magnitudes absolutas son normalmente citadas para la banda visual y denotada como  $M_V$ , por lo que en el sistema estándar:

$$d = 10^{0.2(V-M_V+5)} \quad (2.9)$$

La magnitud absoluta ( $M_V$ ) corresponde sólo a la energía en la banda V. Para medir la energía total emitida se usa la magnitud bolométrica.

### 2.3.2. Colores fotométricos

Supóngase que tenemos un sistema fotométrico caracterizado por varias bandas de filtros a diferentes longitudes de onda. Si tomamos la diferencia en magnitudes medida en dos bandas diferentes, podemos formar lo que se conoce como un **color** o **índice de color** (I.C.). Si  $A$  y  $B$  denotan dos filtros diferentes:

$$(I.C.)_{AB} \equiv m_A - m_B = \text{constante} - 2.5 \log \frac{\int_0^{\infty} S_{\lambda}(A) f_{\lambda} d_{\lambda}}{\int_0^{\infty} S_{\lambda}(B) f_{\lambda} d_{\lambda}} \quad (2.10)$$

Donde  $S_{\lambda}$  denota la sensibilidad combinada telescopio-detector-filtro.

Un índice de color es usualmente escrito usando las letras que denotan los diferentes filtros involucrados, esto es,  $(A - B)$  para el hipotético caso anterior, o por ejemplo  $(B - V)$  y  $(U - B)$  en el sistema estándar de Johnson.

A través de la ecuación (2.10) es claro que un índice de color, esencialmente mide la razón de los flujos estelares cercana a la longitud de onda efectiva de dos bandas. Como esta cantidad depende sólo de la razón de flujos, mide una propiedad del espectro de un objeto que es independiente de su distancia, lo cual es muy deseable dada la incertidumbre en la distancia de muchos objetos astronómicos.

Midiendo colores de banda ancha o intermedia es posible determinar ciertas propiedades físicas de las estrellas, por ejemplo, las estrellas frías son más rojas mientras que las estrellas calientes son más azules. Un índice de color como  $(B - V)$ , que mide la razón de flujo entre una longitud de onda corta y una larga, proporciona una medida de la temperatura estelar.

Otro ejemplo, la región ultravioleta del espectro (filtro U en el sistema estándar de Johnson) de algunas estrellas contiene un gran número de líneas de absorción, cuya intensidad refleja la abundancia de elementos pesados en su atmósfera; mientras que la región azul (banda B) es relativamente libre de líneas. Por lo que  $(U - B)$  es sensible a la composición química de las estrellas. Desafortunadamente, hay otro importante parámetro físico que afecta el valor observado de  $(U - B)$ . En algunas estrellas calientes a longitudes de onda más cortas que los 365 nm, existe una baja repentina en la intensidad del nivel continuo del espectro (*continuo*

de aquí en adelante). Este descenso repentino se debe a la absorción del *continuo* en el nivel dos del hidrógeno por las transiciones ligado-libre de los electrones en este nivel de energía, es decir, corresponde a las líneas de transición de la serie de Balmer para el hidrógeno, razón por la que se le conoce como el **salto de Balmer**. Ya que 365 nm está justo a la mitad de la banda U, el índice de color ( $U-B$ ) es sensible tanto a la composición química como a la intensidad del salto de Balmer, el cual a su vez es sensible a la gravedad superficial de la estrella.

## 2.4. Extinción y enrojecimiento interestelar

El espacio entre las estrellas está lleno con un enrarecido gas al que se le denomina polvo interestelar. Este polvo, dispersa algunos fotones y absorbe otros cuya longitud de onda sea comparable o más pequeño que el tamaño característico de los granos de polvo, convirtiendo la energía de estos fotones en calor. En astronomía, a la disminución de la luz provocada por los fenómenos de dispersión y absorción se le conoce como **extinción interestelar**.

La luz estelar además de ser atenuada por la extinción interestelar también es **enrojecida**, ya que el medio interestelar absorbe mayormente la luz de longitudes de onda corta, en consecuencia, las estrellas parecen más débiles y más rojas de lo que serían considerando sólo el efecto de la distancia. Por lo tanto, es necesario corregir los colores y magnitudes observados por la extinción interestelar para obtener las magnitudes y colores intrínsecos. Esta corrección denotada como  $A_X$ , se define como la diferencia entre la magnitud observada en la banda  $X$  ( $m_X$ ) y la magnitud que sería observada en ausencia de polvo interestelar ( $m_{0X}$ ) esto es:

$$A_X \equiv (m - m_o)_X \quad (2.11)$$

En el sistema *UBV* la extinción más citada corresponde a la del filtro V,  $A_V$ , la cual se define como:

$$A_V \equiv (m - m_o)_V = V - V_0 \quad (2.12)$$

Al incluir esta corrección en la ecuación (2.7) tenemos:

$$m_X - M_X = 5 \log d - 5 + A_X \quad (2.13)$$

Donde  $A_X$  es la extinción interestelar en alguna banda  $X$ .  $M_X$  la magnitud absoluta dada y  $5 \log d - 5$  el módulo de distancia.

Despejando la magnitud observada de la ecuación (2.13) para la banda V tendríamos:

$$m_V = M_V + A_V + 5 \log d - 5 \quad (2.14)$$

De manera que si conocemos la distancia  $d$  a una estrella cuyo tipo espectral es conocido (clase MK), el  $A_X$  sería inmediatamente obtenido de la medición de  $m_X$ .

El **enrojecimiento interestelar** o **exceso de color**  $E(X - Y)$  en algún color  $X - Y$ , es definido como la diferencia entre el color observado  $(I.C.)_{XY} = m_X - m_Y$  y el color intrínseco  $(I.C.)_{oXY} = m_{oX} - m_{oY}$ :

$$E(X - Y) \equiv (I.C.)_{XY} - (I.C.)_{oXY} = [m_X - m_Y] - [m_{oX} - m_{oY}] = A_X - A_Y \quad (2.15)$$

A  $E(X - Y)$  también se le conoce como **exceso de color “X” menos “Y”**. En el sistema  $UBV$ , la notación acostumbrada para el exceso de color es:

$$E(B - V) \equiv (B - V) - (B - V)_0 \quad (2.16)$$

$$E(U - B) \equiv (U - B) - (U - B)_0 \quad (2.17)$$

Por convención los colores son definidos de manera que la banda de longitud de onda más corta esté a la izquierda y como la extinción interestelar generalmente decrece hacia longitudes de onda larga, el exceso de color es usualmente positivo. Esto es, los colores se vuelven más rojos en presencia de la absorción interestelar.

Los efectos del enrojecimiento interestelar, medido por el exceso de color, pueden ser determinados directamente de la observación, mediante el análisis de estrellas de un determinada tipo espectral, como lo hicieron Hiltner y Johnson [17] quienes tras analizar una muestra amplia de estrella tipo O y B determinaron con precisión el tipo espectral MK de todas las estrellas de la muestra y midieron sus colores  $UBV$ . Con estos datos se pueden construir diagramas de dos colores como el de la figura 2.2 donde se muestra cómo las estrellas de idéntico tipo  $MK$  se distribuyen a lo largo de una *línea de enrojecimiento* en el diagrama de dos colores. Este procedimiento puede ser aplicado a un grupo de estrellas de cualquier tipo espectral para determinar su color intrínseco y sus valores de  $E(B - V)$  y  $E(U - B)$ .

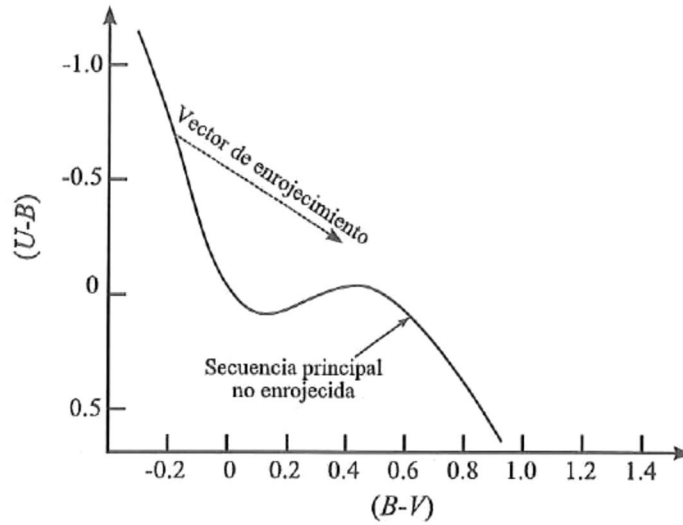


FIGURA 2.2. Efecto del enrojecimiento interestelar en el sistema UBV para el diagrama Color-Color. Las estrellas más azules de esta línea se consideran no enrojecidas y definen la secuencia intrínseca de dos colores mientras que las estrellas más enrojecidas se mueven hacia abajo a valores mayores de  $(U-B)$  y  $(B-V)$ . Imagen tomada de [18].

Aunque los vectores de enrojecimiento para estrellas de diferente tipo  $MK$  se originan en distintos puntos del diagrama de dos colores, se ha encontrado a través de un cuidadoso análisis de los datos para estrellas tipo O a B9, que todas ellas tienen prácticamente idénticas pendientes, por lo que la pendiente del vector de enrojecimiento está dada por:

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72 + 0.05E(B - V) \quad (2.18)$$

Usualmente el segundo término del lado derecho de la igualdad en la ecuación (2.18) es pequeño y puede ser despreciado. Éste se incrementa principalmente por cambios en la

forma de la distribución de la energía estelar producidos por enrojecimiento, que modifican la longitud de onda efectiva de los filtros.

De esta manera, asumiendo que conocemos el tipo espectral de las estrellas bajo estudio, podemos determinar el exceso de color comparando el color observado de cada estrella con aquel de una estrella no enrojecida del mismo tipo espectral.

De igual manera, basándose en las estrellas O y B, se ha encontrado que la razón de absorción total en magnitudes es “universal” para la Galaxia y se expresa como:

$$R_V \equiv \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (2.19)$$

Donde  $A_V$  es la extinción en la banda visual y  $E(B - V)$  es el exceso de color independiente.

La ecuación (2.19), establece que la extinción  $A_V$  es proporcional al exceso de color  $E(B - V)$  de hecho, a cualquier otro exceso de color, y que el valor de la constante de proporcionalidad  $R_V$  es fijado por la curva del enrojecimiento interestelar.

Mediante estudios de extinción como los de Schultz & Wiemer [19] y Sneden *et al.* [20], se ha encontrado que existe un único valor de  $R_V$ . Suponiendo que las propiedades físicas del material interestelar son las mismas en cualquier parte de la Galaxia, se tiene que éste es de:

$$R_V \approx 3.1 \quad (2.20)$$

Combinando las ecuaciones 2.19 y 2.20, tenemos:

$$A_V = 3.1E(B - V) \quad (2.21)$$

La ecuación 2.21 es ampliamente utilizada porque permite estimar  $A_V$  a partir de la cantidad  $E(B - V)$  que es fácilmente medible.

Como se ha mencionado anteriormente,  $A_V$  es proporcional a cualquier exceso de color, para los otros excesos tenemos:

$$\begin{aligned} A_V &= 4.3E(U - B) \\ A_V &= 2.48E(V - I) \\ A_V &= 1.99E(B - R) \\ A_V &= 5.54E(V - R) \end{aligned}$$

A partir de las equivalencias anteriores, podemos expresar los excesos de cualquier color en función del  $E(B - V)$ :

$$\begin{aligned} E(U - B) &= 0.72E(B - V) \\ E(V - R) &= 0.56E(B - V) \\ E(V - I) &= 1.25E(B - V) \\ E(B - R) &= 1.56E(B - V) \\ E(R - I) &= 0.69E(B - V) \end{aligned}$$

Las relaciones anteriores fueron tomadas de Straižys [21].

#### 2.4.1. Índice de color fotométrico libre de enrojecimiento interestelar (parámetro $Q$ )

Cuando no se tiene el tipo espectral de una estrella, pero se conoce la pendiente de su vector de enrojecimiento, es posible definir un parámetro fotométrico que depende solamente del tipo espectral de la estrella y es independiente del enrojecimiento. En el sistema  $UBV$ , este parámetro es:

$$Q \equiv (U - B) - \frac{E(U - B)}{E(B - V)}(B - V) \quad (2.22)$$

O sea:

$$Q \equiv (U - B) - 0.72(B - V) \quad (2.23)$$

Si sustituimos las ecuaciones (2.16) y (2.17) en (2.22), podemos verificar inmediatamente que  $Q$  está libre de enrojecimiento:

$$\begin{aligned} Q &= (U - B)_0 + E(U - B) - \frac{E(U - B)}{E(B - V)} [(B - V)_0 + E(B - V)] \\ &= (U - B)_0 - \frac{E(U - B)}{E(B - V)}(B - V)_0 \equiv Q_0 \end{aligned} \quad (2.24)$$

La importancia de este parámetro, es que para estrellas de tipo temprano, se puede determinar el color intrínseco de los datos fotométricos y el tipo espectral sin necesidad del espectro. Además,  $Q$  puede ser medido fácilmente para estrellas que son mucho muy débiles para ser clasificadas espectralmente.

La relación entre  $Q$  y el tipo espectral para estrellas tempranas se muestra en la tabla 2.3.

Para tipos espectrales más tardíos que  $A0$ ,  $Q$  no es función únicamente de la clase espectral, por lo que ya no es útil para estimar la cantidad de enrojecimiento interestelar presente. Esta falla ocurre debido a que el vector de enrojecimiento adquiere casi la misma pendiente que la curva de secuencia principal no enrojecida para estrellas de tipo más tardío; como se aprecia en la figura 2.2. Esto significa que es casi imposible decir (a partir sólo de datos

TABLA 2.3. Parámetro  $Q$  y tipo espectral para estrellas tempranas para su color  $(B-V)_0$  correspondiente. Estos datos fueron publicados en Johnson & Morgan (1953).

Tipo espectral	$Q$	Tipo espectral	$Q$
O5	-0.93	B3	-0.57
O6	-0.93	B5	-0.44
O8	-0.93	B6	-0.37
O9	-0.90	B7	-0.32
B0	-0.90	B8	-0.27
B0.5	-0.85	B9	-0.13
B1	-0.78	A0	0.00
B2	-0.70		

$UBV$ ) si una estrella dada ha sido enrojecida, o si está desenrojecida pero es de un tipo más tardío.

#### 2.4.2. Bloqueo del continuo por absorción de los metales (líneas “line blanketing”)

La mera presencia de líneas de absorción en cualquier banda fotométrica reduce la energía recibida en esa banda. Este efecto directo de *bloqueo del continuo por líneas* (más conocido por su nombre en inglés “*line blocking*”) se describe mediante el coeficiente de bloqueo:

$$\epsilon_\lambda \equiv 1 - \frac{\int_{\lambda-\Delta\lambda}^{\lambda+\Delta\lambda} f_\lambda d\lambda}{\int_{\lambda-\Delta\lambda}^{\lambda+\Delta\lambda} f_\lambda^c d\lambda} \quad (2.25)$$

Donde  $f_\lambda$  denota el flujo observado a la longitud de onda  $\lambda$ ,  $f_\lambda^c$  es el flujo del continuo cerca de  $\lambda$ , y  $\Delta\lambda$  es un intervalo de longitud de onda preseleccionado (típicamente de 25 a 50 Å).

El coeficiente de bloque se incrementa rápidamente del visual hacia el azul y ultravioleta,

de hecho, es tan fuerte, que en el ultravioleta es muy difícil encontrar ventanas sin bloquear dentro de las cuales establecer el nivel del continuo; cuanto más tardío sea el tipo espectral de la estrella, mayor será el bloqueo de líneas. Ante esto es casi imposible determinar empíricamente coeficientes de bloqueo confiables para estrellas de tipo tardío, debido a que las líneas simplemente distorsionan por absorción al continuo y no hay manera de establecer el nivel del flujo del continuo de manera confiable en gran parte del espectro visible.

Supongamos, que tenemos una estrella con cero abundancia de metales, por lo tanto con ninguna otra línea espectral más que las de hidrógeno e incrementamos gradualmente la abundancia de metales por arriba del valor de las Híades, debido a la dependencia con la longitud de onda del coeficiente  $\epsilon_\lambda$ , la estrella se volverá más roja en  $(B-V)$  y mucho más en  $(U-B)$

Un efecto adicional de incrementar la abundancia de metales para una temperatura efectiva dada ( $T_{eff} = \text{constante}$ ), es el *calentamiento inverso* de la atmósfera (más conocido por su denominación en inglés *backwarming*). El mantener la temperatura constante implica que el flujo total de energía producido en el interior de la estrella por procesos termonucleares debe escapar de la misma, por lo que la energía bloqueada debe redistribuirse en longitud de onda y escapar por las ventanas del continuo entre las líneas. Esta redistribución incrementa el nivel del continuo por arriba del valor que tendría en ausencia de las líneas y simula el efecto de una temperatura efectiva más alta para la estrella.

Los cambios fotométricos totales producidos por la adición de líneas son determinados por una competencia entre estos dos efectos, el bloqueo que tiende a incrementar cada magnitud observada y el calentamiento inverso que tiende a decrecerla. En la práctica, en la banda U el bloqueo domina sobre el calentamiento inverso, excede ligeramente en la banda B y es

menos importante en la banda V.

Finalmente, la adición de líneas incrementa los índices de color  $(U-B)$  y  $(B-V)$  y decrementa la magnitud V. Esto implica que para mapear estrellas más deficientes en metales a la secuencia de las Híades, se tendrá un  $\Delta(U-B) > 0$ ,  $\Delta(B-V) > 0$  y  $\Delta V < 0$ ; pues las Híades son ligeramente más ricas en metales comparadas con el Sol, por lo que uno encuentra que  $\Delta(B-V)_{\odot} \approx +0.055$ ,  $\Delta(U-B)_{\odot} \approx 0.13$  y  $\Delta V_{\odot} \approx -0.026$ .

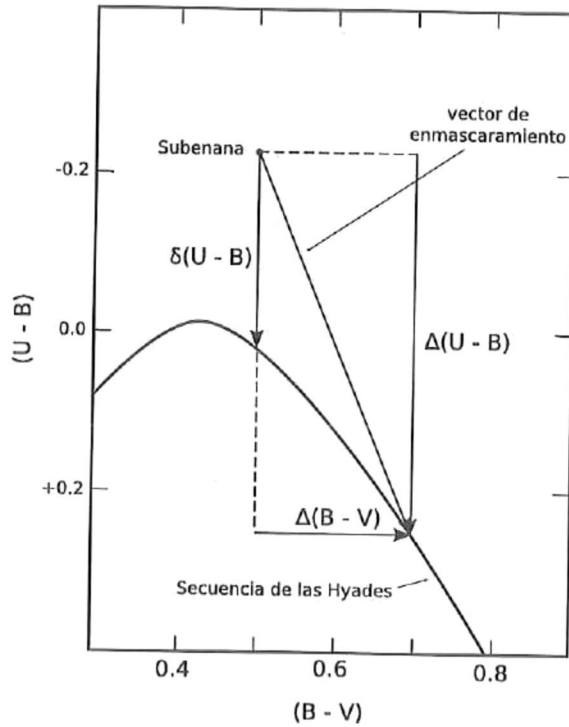


FIGURA 2.3. Vector de cubrimiento en el diagrama C-C para una estrella subenana deficiente en metales. La subenana tiene un  $\delta(U-B)$  comparado con una estrella Híades del mismo  $(B-V)$ . Una estrella Híades de la misma  $T_{eff}$  tiene un color que difiere por una cantidad  $\Delta(B-V)$  y  $\Delta(U-B)$  respecto a la subenana. Imagen tomada de [18].

El resultado final en el diagrama de dos colores  $(U-B, B-V)$  es que las estrellas se distribuyen a lo largo del *vector de enmascaramiento* (*blanketing vector*), como se muestra

en la figura 2.3. En la figura se observa que las estrellas pobres en metales tienen un *exceso ultravioleta*  $\delta(U - B)$  relativo a la secuencia dada por las estrellas Híades que tienen el mismo  $(B - V)$ ; además diferirán de las estrellas Híades de la misma temperatura efectiva por cantidades  $\Delta(B - V)$  y  $\Delta(U - B)$  en  $(B - V)$  y  $(U - B)$ , respectivamente. Si podemos determinar la pendiente del vector de enmascaramiento como función de índice  $(B - V)$  de las estrellas Híades, luego podemos determinar las *correcciones por bloqueo (blanketing corrections)*  $\delta(B - V)$  y  $\delta(U - B)$ , para cualquier estrella de conocido  $\Delta(B - V)$  y  $\Delta(U - B)$ . Adicionalmente, si podemos calcular la variación en la magnitud visual,  $\Delta V$ , entonces estamos en condición de corregir los colores observados y el brillo de las estrellas por efectos diferenciales de cubrimiento y así mapear los diagramas color-magnitud uno a otro, reducido a una abundancia común.

### 2.4.3. Metalicidad y el exceso ultravioleta en el continuo estelar

La abundancia de elementos en las estrellas es generalmente reportada relativa a la abundancia de estos mismos elementos en el Sol; las cuales a su vez se expresan en función del hidrógeno. En el Sol, la abundancia por número de varios elementos relativa al hidrógeno, es aproximadamente la siguiente: helio 0.10, carbón  $3 \times 10^{-4}$ , nitrógeno  $1 \times 10^{-4}$ , oxígeno  $6 \times 10^{-4}$ , neón  $1 \times 10^{-4}$ , magnesio  $3 \times 10^{-5}$ , silicio  $3 \times 10^{-5}$  y hierro  $4 \times 10^{-5}$ .

La **abundancia de hierro** denotada como  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , se define así:

$$[\text{Fe}/\text{H}] \equiv \log_{10} \left( \frac{n(\text{Fe})}{n(\text{H})} \right)_{\star} - \log_{10} \left( \frac{n(\text{Fe})}{n(\text{H})} \right)_{\odot} \quad (2.26)$$

$[\text{Fe}/\text{H}]$  varía desde valores tan bajos como  $-5$  a mayores que cero.

Razones como  $[O/Fe]$  cubren un rango mucho menor, debido a que las estrellas pobres en Fe son generalmente también pobres en otros metales. Como consecuencia, es útil definir los parámetros  $(X, Y, Z)$  que dan la abundancia fraccional por peso de hidrógeno, helio y todo lo demás respectivamente. Para una mezcla tipo solar los valores son:  $X = 0.70$ ,  $Y = 0.28$  y  $Z = 0.02^3$ .

Las estrellas de tipo espectral F, G y K que son algo bajas en luminosidad (en  $M_V$ ) para su índice de color  $(B-V)$  son llamadas subenanas. Al comparar estas estrellas con las estrellas comunes del campo, las subenanas tienen un exceso ultravioleta, es decir, tienen un color  $(U-B)$  más azul que las estrellas normales ó de campo con el mismo  $(B-V)$ . Cuando estas estrellas son observadas espectroscópicamente, se encuentra que sus líneas espectrales son débiles, y que por consecuencia son extremadamente pobres en metales con respecto al Sol, por un factor de  $10^{-2}$  y hasta más. Esto implica que las subenanas son más azules respecto a estrellas que tienen intensidad de líneas normales e idénticas propiedades (luminosidad y  $T_{eff}$ ).

Una manera muy adecuada para identificar subenanas a distancia desconocida, y por lo tanto de localización desconocida en el diagrama CM, es midiendo el exceso ultravioleta  $\delta(U-B)$ , que es la diferencia entre  $(U-B)$  para la estrella subenana con respecto a las estrellas de la secuencia principal de las Híades, cuyo valor de  $(B-V)$  en el diagrama Color-Color  $(U-B, B-V)$  es idéntico al de la subenana. Donde tanto  $(U-B)$  como  $(B-V)$  deben haber sido primeramente corregidos de cualquier enrojecimiento interestelar.

En un intento por definir un índice de color que sea un indicador inambiguo de la metalicidad para cualquier subenana, Sandage [22] definió unos factores de corrección para distintos valores del exceso ultravioleta observado como función del color  $(B-V)_0 = 0.6$ ,

<sup>3</sup>El valor más aceptado actualmente es  $Z=0.0019$ .

que se denotan como  $\delta_{0.6}$ ). Estos factores corrigen a  $(B - V)_0 = 0.6$ , ya que a este valor el  $\delta(U - B)$  es máximo, decrece para  $(B - V) \geq 0.6$  pues las estrellas emiten cada vez menos luz ultravioleta y también para  $(B - V) \leq 0.6$  donde los metales presentes se encuentran cada vez más ionizados.

Combinando datos fotométricos para subenanas con abundancias metálicas determinadas espectroscópicamente, uno puede calibrar el exceso ultravioleta  $\delta(U - B)_{0.6}$  en términos de la abundancia en metales de la estrella. Este exceso ultravioleta puede luego ser usado para estimar la abundancia de metales en otras estrellas, lo que representa grandes ventajas pues:

1. Muchas estrellas de interés son tan débiles para espectroscopia de alta dispersión (el límite práctico es alrededor de  $m \approx 12^4$ ) pero pueden ser medida con fotometría  $UBV$  (su límite práctico es de  $m \approx 20$ ).
2. Se requieren muchos días de laboriosas mediciones y análisis para producir una estimación de la abundancia espectroscópica, mientras que una determinación fotométrica aunque más imprecisa, requiere sólo una pequeña fracción de este esfuerzo.

La correlación entre  $\delta_{0.6}$  con  $\text{Fe}/\text{H}$  ha sido establecida en varias investigaciones, por ejemplo Sandage & Fouts [23] en 1987 y más recientemente por Karataş & Schuster [24]. Se debe remarcar que el  $\delta(U - B)$  es medido respecto a las Híades, las cuales tienen  $[\text{Fe}/\text{H}]_H \approx +0.13$  (según [24]). Para valores moderados de  $\delta(U - B)$ , (alrededor de cero) y para estrellas ricas en metales ( $[\text{Fe}/\text{H}] \approx 0.0$ ), se cumple la relación:

$$[\text{Fe}/\text{H}] - [\text{Fe}/\text{H}]_H \approx -5\delta(U - B) \quad (2.27)$$

<sup>4</sup>Este límite depende del telescopio usado, por ejemplo para un telescopio de 8 a 10 metros de diámetro en su óptica principal ésta estrella sería brillante.

## 2.5. Diagrama Hertzsprung-Russell

La correlación más importante entre las propiedades estelares descubierta hasta la actualidad es el **diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR)**, desarrollado independientemente por el danés Ejnar Hertzsprung en 1911 y por el americano Henry Norris Russell en 1913; al estudiar la relación entre la magnitud absoluta y el tipo espectral de las estrellas.

El **diagrama HR** clásico consistía en una gráfica de magnitud visual absoluta contra tipo espectral, pero la variante ahora más comúnmente utilizada es reemplazando el tipo espectral discreto por una coordenada continua. Observacionalmente, su forma más útil es el **diagrama Color-Magnitud (diagrama CM)**, que es una gráfica de color contra una magnitud, que puede ser absoluta (para estrellas cuyas distancias son conocidas) o aparente (si todas las estrellas están a la misma distancia como en un cúmulo estelar).

Desde el punto de vista teórico, la forma más útil del diagrama HR es una gráfica de  $T_{eff}$  contra  $\log(L/L_{\odot})$ , usualmente llamado el **diagrama HR teórico**. El diagrama HR teórico es equivalente tanto al diagrama HR clásico como al diagrama CM, sin embargo para hacer una correspondencia cuantitativa entre los diagramas se deben conocer las magnitudes absolutas, luminosidades, las relaciones color-temperatura así como las correcciones bolométricas ( $T_{eff}$  vs.  $(B - V)$ , por ejemplo) con suficiente exactitud; por lo que establecer el mapeo entre los diagramas sigue siendo un importante problema astrofísico.

### 2.5.1. Evolución estelar y el diagrama HR

Dado que los valores del radio estelar, luminosidad y temperatura superficial de las estrellas varían ampliamente, se esperaría que las estrellas se distribuyeran de manera uniforme

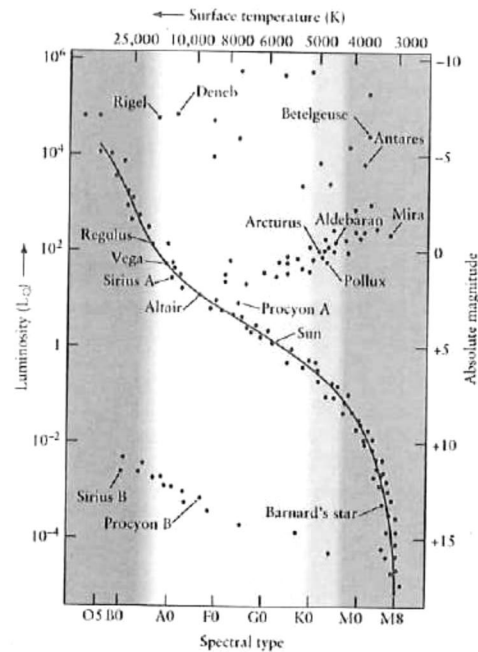


FIGURA 2.4. Diagrama Hertzsprung-Russell clásico ó teórico: luminosidad estelar ó magnitud absoluta contra tipo espectral. Se señala la posición de algunas de las estrellas más conocidas incluyendo al Sol. Imagen tomada de [www.geocities.com](http://www.geocities.com)

en el diagrama HR. Sin embargo, se encuentra que la mayor parte de las estrellas se localizan a lo largo de una curva aproximadamente diagonal llamada **secuencia principal (SP)**.

En el diagrama HR también se observa que las estrellas amarillas y rojas (de tipo espectral F-G-K-M) se encuentran aglomeradas en dos grupos claramente separados, la **secuencia principal de las estrellas enanas** y las **gigantes**. Las estrellas gigantes caen dentro de varios grupos distintivos: la **rama horizontal (RH)** que es una banda casi horizontal alrededor del cero en la magnitud visual absoluta (notable en los cúmulos globulares); la **rama de gigantes rojas (RGB)**, que surge casi verticalmente de la secuencia principal a tipos espectrales K y M, y finalmente la **rama asintótica de gigantes (AGB)**, que surge de la rama horizontal y se aproxima al extremo de la rama de gigantes rojas. Alrededor de 10 magnitudes abajo de la **SP** está la **secuencia de enanas blancas**, las cuales son

estrellas que tienen un rango muy amplio de tipo espectral pero son débiles por ser muy pequeñas en tamaño. Estos grupos representan diferentes fases de la evolución estelar, donde las áreas más densas corresponden a estadios evolutivos en los cuales las estrellas permanecen un período de tiempo largo. En la figura 2.6 se puede observar la localización en el diagrama HR de cada una de estas etapas evolutivas y en la tabla 2.4 se encuentra la característica más sobresaliente de cada una de ellas.

TABLA 2.4. Característica principal de las distintas fases evolutivas para las estrellas en el diagrama HR

Estadio	Significado físico	Rasgos
Secuencia principal (SP)	Fusión de H en He en el núcleo	Estadio evolutivo de mayor duración.
Rama subgigante (RSG)	Transición de la fusión de H en el núcleo a un cascarón	Prominente en diagramas CM de cúmulos globulares.
Rama de gigantes rojas (RGB)	Fusión de H en un cascarón	Para estrellas de poca masa, termina en el destello de He.
Rama Horizontal (RH)	Fusión de He en el núcleo	Luminosidad característica y color sensible a la metalicidad; cúmulos globulares.
Red Clump (RC)	RH roja y rechoncha de las estrellas más ricas en metales	Prominente en diagramas CM de cúmulos abiertos.
Rama asintótica de gigantes (AGB)	Fusión de He en un cascarón	Asociada con significativa y creciente pérdida de masa (estrellas variables irregulares).
Banda de inestabilidad	Ionización de $\text{He}^+$ da lugar a variables regulares	Poblada por estrellas RR Lyrae, W Virginis y cefeidas (estrellas masivas).
Secuencia de enanas blancas	Estrellas frías de electrones degeneradas	Azules a cafés y débiles.

Como la evolución de una estrella está determinada principalmente por su masa, ésta define el tiempo que le tomará a cada estrella llegar a la secuencia principal, el tiempo de permanencia en la misma, así como su posterior evolución. Las estrellas más masivas

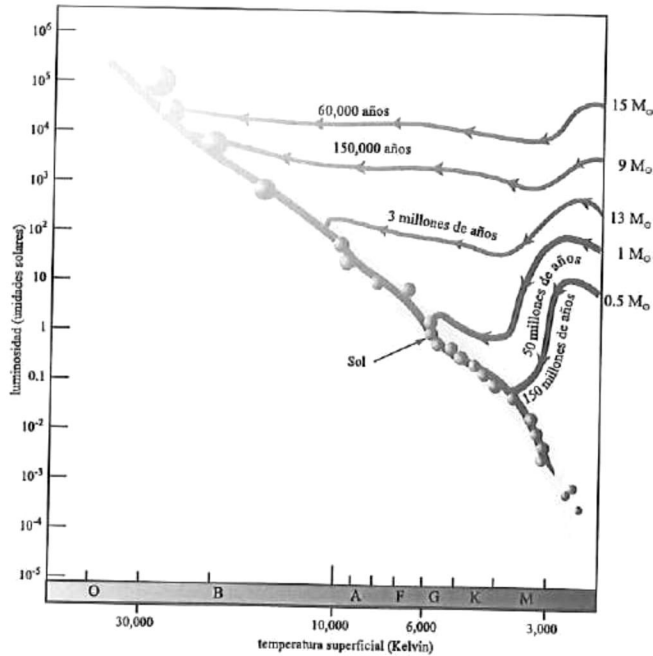


FIGURA 2.5. Tiempos de contracción a la secuencia principal para distintas masas, donde se observa que conforme aumenta la masa de la estrella disminuye el tiempo necesario para contraerse a la secuencia principal. Imagen tomada de [25].

evolucionaran rápidamente, mientras que las de poca masa lo harán de manera mucho más lenta. En la figura 2.5 se muestran algunas trazas evolutivas para estrellas desde  $0.5M_{\odot}$  hasta  $15M_{\odot}$  y el tiempo que le toma a cada estrella llegar a la secuencia principal. De manera similar, en la figura 2.6 se muestran las trazas evolutivas al abandonar la secuencia principal para una estrella de masa semejante al Sol, una cinco veces más masiva y otra diez veces más.

En un diagrama CM para estrellas de la vecindad solar, se observa que en la secuencia principal existe una dispersión significativa en magnitud absoluta para un color dado, esto se debe a que no todas las estrellas tienen la misma edad. Las estrellas de una hipotética población de edad zero formarían una secuencia principal más estrecha, conocida como **Zero Age Main Sequence** o **ZAMS**, es decir, **secuencia principal de edad cero**. Definir la

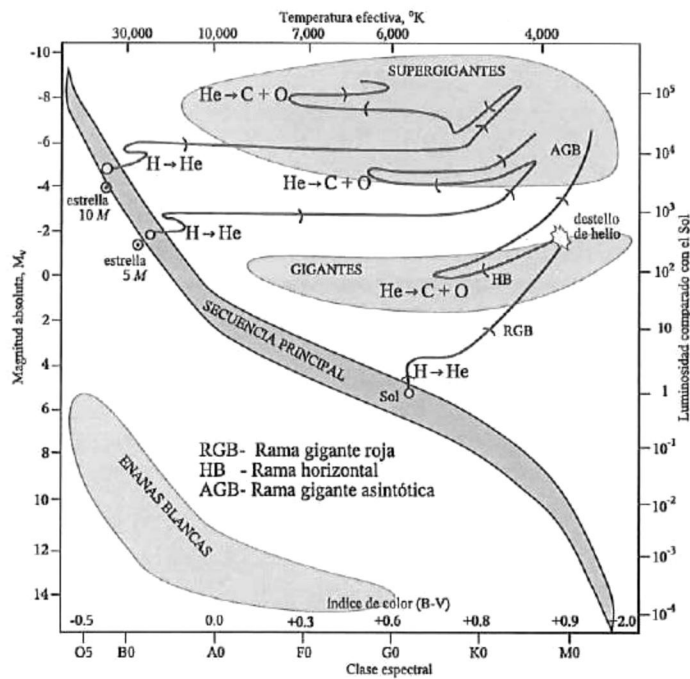


FIGURA 2.6. Estádios en el diagrama HR y trazas evolutivas tras abandonar la secuencia principal para estrellas de 3 masas diferentes. Imagen tomada de [26].

ZAMS (ver tabla 2.5) sería sencillo si se tuvieran observaciones de un cúmulo muy joven, cercano y rico en estrellas, pero como tal cúmulo no existe, se tiene que recurrir a cúmulos viejos pero cercanos a magnitudes débiles y cúmulos jóvenes y lejanos a magnitudes brillantes. Esta estrategia se basa en el hecho de que conforme un cúmulo envejece sus estrellas más luminosas se van moviendo fuera del ZAMS, en consecuencia, entre más antiguo sea un cúmulo más débil será la magnitud a la cual las estrellas estén cercanas al ZAMS. La distancia relativa a los cúmulos empleados se determina suponiendo que los cúmulos definen entre ellos una sola ZAMS. Esta suposición se basa en el hecho de que el material del cual están formados los cúmulos no varía mucho, es decir, su composición química inicial es prácticamente constante, similar al tipo solar o Híades, por lo que su secuencia principal generalmente se localiza en la misma sección del diagrama HR o CM. Siguiendo estas supo-

siciones se puede construir un diagrama como el de la figura 2.7 donde la línea mas gruesa corresponde al ZAMS.

TABLA 2.5. Secuencia principal de edad cero, conocida como ZAMS (del inglés Zero Age Main Sequence). Estos datos fueron publicados por Schmidt-Kaler en 1982 [27].

$(B - V)_0$	$(U - B)_0$	$M_V$	$(B - V)_0$	$(U - B)_0$	$M_V$
-0.30	-1.08	-3.25	0.30	0.03	2.8
-0.25	-0.90	-2.1	0.40	-0.01	3.4
-0.20	-0.69	-1.1	0.50	0.00	4.1
-0.15	-0.5	-0.2	0.60	0.08	4.7
-0.10	-0.30	0.6	0.70	0.23	5.2
-0.05	-0.10	1.1	0.80	0.42	5.8
0.00	0.01	1.5	0.90	0.63	6.3
0.05	0.05	1.7	1.00	0.86	6.7
0.10	0.08	1.9	1.10	1.03	7.1
0.20	0.10	2.4	1.20	1.13	7.5
			1.30	1.20	8.0

Los datos de la tabla 2.5 pueden ser usados para construir diagramas Color-Color y Color-Magnitud. Si se hace una corrección adecuada para el enrojecimiento interestelar, se pueden distinguir las estrellas de diferente clase espectral y luminosidad basándose sólo en el color al compararlas con diagramas como los de las figuras 2.4, 2.6, 2.5 y 2.7.

### 2.5.2. Dependencia del diagrama CM sobre la metalicidad

Mientras que la estructura en general del diagrama CM es la misma para estrellas de cualquier composición química, la posición vertical del ZAMS así como la localización precisa de varias ramas, dependen de los parámetros de composición  $(X, Y, Z)$ . Si hacemos una cuidadosa comparación de las trazas evolutivas para estrellas pobres en metales (cuyo valor apropiado de  $Y = 0.2$  y  $Z = 0.0004$ ) con aquellas de metalicidad tipo solar (cuyos valores apropiados son  $Y = 0.28$  y  $Z = 0.019$ ), se revela que bajar  $Z$  por un factor de 1.7, modifica

las trazas estelares de estrellas individuales en varias maneras importantes:

El bajar  $Z$  causa que las estrellas individuales se vuelven más brillantes y más calientes. Arriba de  $4M_{\odot}$  el efecto principal es hacer las estrellas más calientes. En el ZAMS, a  $0.6M_{\odot}$  una estrella es más brillante por un factor de 2.3 y más caliente por un factor de 1.25 a la metalicidad más baja; mientras que una estrella de  $4M_{\odot}$  a la más baja metalicidad, es más brillante por un factor de 1.3 y más caliente por un factor de 1.33. Aunque bajar  $Z$  hace a las estrellas individuales más brillantes, el efecto general de bajar  $Z$  por un factor de 1.7 es mover hacia abajo el ZAMS justo una magnitud a un color dado. Para un discusión más detallada ver [28].

A bajas metalicidades la rama de gigantes rojas (**RGB**) es casi vertical en el diagrama CM, y tiene un color que depende menos fuertemente de la masa de las estrellas que se encuentran en ella, como es el caso de la metalicidad solar. La rama asintótica de gigantes (**AGB**) al igual que la **RGB** corre mucho más vertical y hacia la parte azul que la **AGB** para estrellas de metalicidad solar. La rama horizontal (**RH**) (presente en los cúmulos globulares) ó el **RC** (en los cúmulos abiertos) está ligeramente más abajo que en el caso de metalicidad solar.

## 2.6. Métodos para la determinación de los parámetros físicos de un cúmulo abierto

### 2.6.1. Distancia: Ajuste a la secuencia principal

En lugar de tratar de determinar la temperatura efectiva de cada miembro del cúmulo realizando un análisis detallado de las líneas espectrales de cada estrella (lo cual sería un proyecto mayúsculo, aún asumiendo que las estrellas son lo suficientemente brillantes para

obtener un buen espectro), es mucho más rápido determinar sus índices de color, como  $(B-V)$  y  $(V-I)$ . Con el conocimiento de la magnitud aparente y el índice de color para cada estrella, se puede construir un diagrama CM para el cúmulo abierto, como los de la figura 2.7.

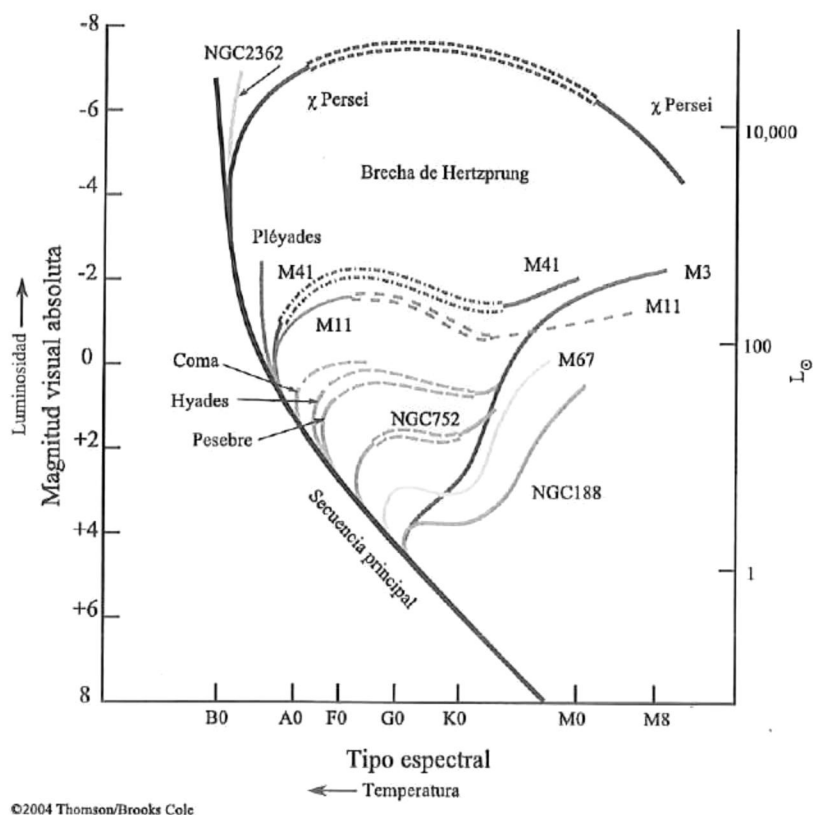


FIGURA 2.7. Diagrama Magnitud Visual  $V$  contra el índice de color  $(B-V)$  para varios cúmulos abiertos, en una escala común de magnitud absoluta. En el diagrama NGC 2362 es el más joven y NGC 188 el más viejo. Imagen tomada de [28].

Dado que las dimensiones de un cúmulo abierto típico son relativamente pequeñas respecto a su distancia a la Tierra, se introduce un pequeño error asumiendo que cada miembro del cúmulo tiene el mismo módulo de distancia. Como resultado, graficando la magnitud aparente en lugar de la magnitud absoluta, corrigiendo por la extinción interestelar y comparando

la secuencia principal obtenida observacionalmente con una secuencia principal calibrada en magnitud absoluta (como los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler o las curvas isócronas), al ajustar verticalmente es posible determinar el módulo de distancia al cúmulo, obteniendo así la distancia al observador. Este método para determinar distancias se conoce como *ajuste a la secuencia principal*.

### 2.6.2. Edad: Ajuste de curvas isócronas

La determinación de la edad en un cúmulo, se basa en el hecho de que el tiempo de permanencia de las estrellas en la secuencia principal disminuye rápidamente con el incremento de su masa, y que durante la fase de quema de hidrógeno en un cascarón, la estrella evoluciona rápidamente fuera de la secuencia principal hacia la derecha en el diagrama CM. Ésta evolución a la derecha es tan rápida para estrellas masivas, que en un cúmulo típico es poco probable encontrarlas en esta etapa, pues tienen una vida muy breve como supergigantes y luego explotan como supernovas. Para estrellas menos masivas (alrededor de  $1M_{\odot}$ ), la evolución a la derecha en el diagrama CM es mucho más lenta y produce una rama de subgigantes rojas. En ambos casos, existe un punto definitivo donde las estrellas abandonan la secuencia principal conocido como “punto de salida” ó en inglés “turn off point” (de aquí en adelante TOP), la magnitud a la cual se observa este punto es un indicador de la edad del cúmulo.

Suponiendo que las estrellas de un cúmulo se formaron todas al mismo tiempo, la posición de las mismas en un diagrama CM claramente nos da información acerca del estado evolutivo de las estrellas de diferentes masas a cierto tiempo, en particular después de su arribo al ZAMS. Un método para ajustar estos datos, consiste en usar conjuntos de *curvas isócronas*, las cuales son modelos teóricos que se construyen conectando los puntos que representan

las posiciones de estrellas modelo de distintas masas en su traza evolutiva, a un tiempo específico después de iniciar la quema de hidrógeno en el núcleo; estos puntos se encuentran por interpolación a la largo de cada traza evolutiva. Diferentes conjuntos de curvas isócronas (como los de la figura 2.8) son obtenidos para diferentes elecciones de los parámetros de composición ( $Y, Z$ ) y de la razón entre la longitud de mezclado y la escala de altura ( $l/H$ ) para una envoltura convectiva.

Para estimar la edad de un cúmulo en un diagrama CM tentativamente se trata de ajustar una única curva isócrona. Para elegir la curva apropiada, es necesario tomar en consideración algunas características que exhiben los diagramas CM de los cúmulos abiertos y las limitaciones que impone el uso de las curvas isócronas:

En el proceso de ajustar una curva isócrona, se deben elegir primero los parámetros apropiados para la composición química. Estos parámetros de composición puede ser determinados mediante estimaciones espectroscópicas, que en el caso de  $Z$  puede realizarse para muchas estrellas, sin embargo para  $Y$  sólo para aquellas arriba de la secuencia principal. Además, para mapear curvas isócronas teóricas dentro de los diagramas CM observados, o viceversa, se debe conocer la escala de temperatura efectiva y las correcciones bolométricas.

En un diagrama CM las curvas isócronas en la parte superior de la secuencia principal son casi verticales, por lo que ajustar una curva isócrona es esencialmente equivalente a determinar el color de la parte más azul o la magnitud más brillante de la secuencia principal. Para las estrellas más azules, la pérdida de masa y los efectos de rotación son significativos, lo que puede producir importantes incertidumbres en los resultados si se ajusta a estas estrella. En cambio, las estrellas de secuencia principal a magnitudes mayores no presentan estos efectos, además al ajustar a dichas magnitudes, no sólo se ajusta la luminosidad y el

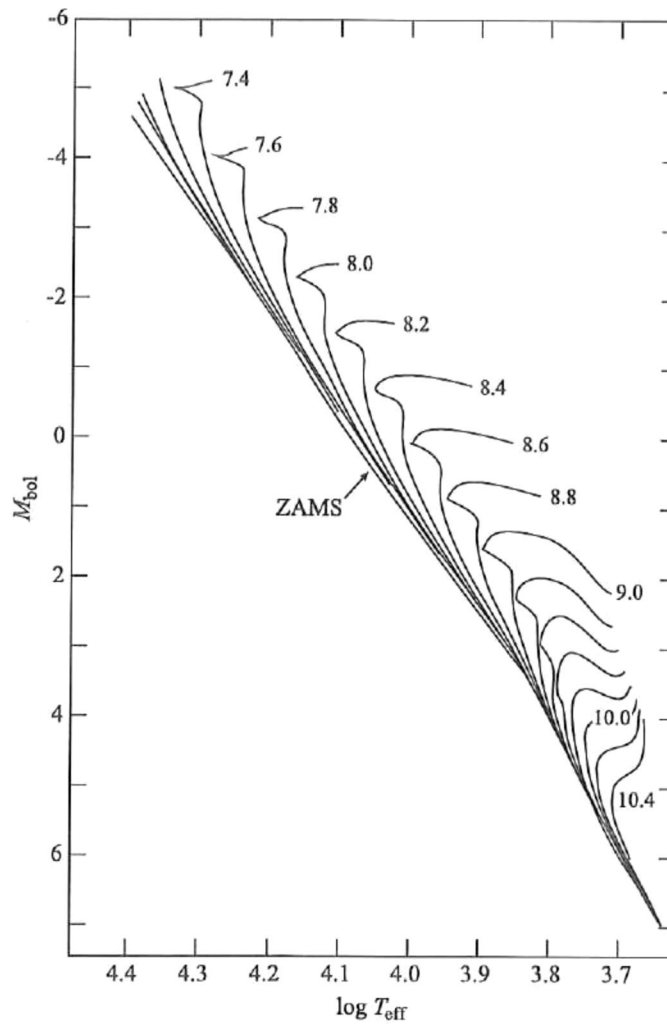


FIGURA 2.8. Curvas isocronas teóricas en el diagrama HR para  $(X, Y, Z) = (0.70, 0.27, 0.03)$  y  $(l/H) = 1.5$ . Las curvas están etiquetadas con su correspondiente  $\log(\text{edad})$  en años. Imagen tomada de [28]

color cerca del TOP, sino también la forma de la isocrona al curvarse dentro de la rama de subgigantes; por lo tanto un ajuste a éstas estrellas es más confiable.

En algunos diagramas de cúmulos, hay una brecha distintiva en la secuencia principal

debajo del **TOP**, la llamada brecha de inestabilidad o brecha de Hertzsprung. Esta brecha es el resultado de la rápida evolución en el diagrama HR del período de contracción estelar general, posterior a la extinción del hidrógeno en el núcleo convectivo y la ignición de helio. Este fenómeno ocurre sólo para un limitado rango de masas estelares, por lo tanto la luminosidad a la cual se encuentra ésta brecha es un buen indicador de la edad; el cual sin embargo depende sensiblemente de la composición química.

La forma de la rama de subgigantes es también un indicador útil de la edad, ya que la razón entre la luminosidad del **TOP** y la luminosidad mínima de la **RGB** están cercanamente correlacionadas con la masa de las estrellas en el **TOP**, y así con la edad del cúmulo.

Al analizar los diagramas CM de cúmulos surge una amplia variedad de problemas. Primero, las estimaciones de la edad dependen sensiblemente de la luminosidad de los rasgos que son ajustados, y así de la magnitud absoluta asignada para las estrellas del cúmulo. Cualquier error en la escala de distancias tiene serias consecuencias. Segundo, como se mencionó previamente el proceso de ajuste es vulnerable a errores, al asumir los valores de los parámetros de abundancia  $Y$  y  $Z$ . Tercero, casi todos los diagramas CM observacionales de cúmulos muestran una larga dispersión intrínseca en la secuencia principal, el atribuir ésto a errores observacionales o errores en las correcciones por absorción interestelar, no basta. Parte de la dispersión puede ser el resultado de una diferencia temporal en la formación de las estrellas individuales del cúmulo, o resultado de las variaciones en abundancia de estrella a estrella. En algunos casos, las estrellas pueden haber sufrido un intercambio de masa con una binaria cercana. Parte de la dispersión podría deberse a la influencia de otros factores, tales como rotación, campos magnéticos, intercambio de masa, pérdida de masa o acreción. El ancho de la banda de **SP** tiende a hacer inciertas las estimaciones de la edad de un cúmulo.

En el análisis de cúmulos muy jóvenes surgen problemas adicionales: a masas menores hay un gran número de estrellas aún contrayéndose dentro de la secuencia principal, muchas de éstas estrellas están rodeadas por una envoltura de gas y partículas de polvo que dificultan la determinación de la luminosidad intrínseca y temperatura efectiva de las estrellas individuales. Además, existe clara evidencia de que la formación estelar ocurre más o menos continuamente sobre un período finito que asciende a una fracción significativa de la edad entera de estos cúmulos.

## Capítulo 3

# ADQUISICIÓN Y REDUCCIÓN DE LOS DATOS

### 3.1. Observación

Las observaciones de estos cúmulos se realizaron en el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir con el telescopio de 84 cm. Dadas las características del proyecto, se trató de que los instrumentos fueran los mismos, se usó el mismo detector (CCD SITe1 1k), si bien se usaron dos distintas ruedas de filtros, para Be 15 y NGC 2192 fue la rueda *Mexman* mientras que para Be 80 fue la rueda *La Ruca*; siempre se usó el mismo juego de filtros  $UBV(RI)_C$ , para focales circulares de 46 mm de diámetro.

El cúmulo abierto Be 80 fue observado por los doctores André Moitinho y William Schuster, el 24/25 de junio del 2001, mientras que los cúmulos NGC 2192 y Be 15 fueron observados en otra campaña de observación el 6/7 y 8/9 de febrero del 2002 respectivamente, por el doctor William Schuster únicamente. Las coordenadas tanto ecuatoriales como galácticas de los tres cúmulos se encuentran en la tabla 3.1.

Los tiempos de exposición para los cúmulos en cada uno de los filtros del Sistema

TABLA 3.1. Coordenadas en el sistema ecuatorial y galáctico para los tres cúmulos abiertos observados. Donde A.R es la ascensión recta, Dec. la declinación;  $l$  la longitud galáctica y  $b$  la latitud galáctica.

	Be 15	Be 80	NGC 2192
A.R	05 <sup>h</sup> 02. <sup>s</sup> 3	18 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup> 21 <sup>s</sup>	06 <sup>h</sup> 15. <sup>s</sup> 2
Dec.	+44°27.0'	-01°13.3'	+39°51.3'
$l$	162.°33	32.°17	173.°41
$b$	+1.61	1.25	+10.64

$UBV(RI)_C$  es distinto. Para cada filtro se tomaban tres exposiciones con los tiempos señalados en la tabla 3.2. Cuando se tenía saturación en el detector CCD por la alta señal de las estrellas más brillantes, en un intento por eliminarla, se disminuía el tiempo de exposición en los filtros V,R e I (que son en los que comúnmente ocurre la saturación), haciéndose dos integraciones de 25 segundos, más dos integraciones de 10 segundos y dos más de 5 segundos.

TABLA 3.2. Tiempos de exposición de los cúmulos problema en las cinco bandas de color de Johnson-Cousins.

Filtro	Tiempo de exposición [s]
U	240
B	180
V	100
R	100
I	120

Además de las imágenes CCD de los cúmulos problema, se tomaron *imágenes de estrellas estándar ó de referencia* de Landolt e imágenes de calibración como son *imágenes de ruido de lectura ("bias")*, *estrellas de extinción atmosférica*, *campos planos y oscuros ("darks")*, todos ellos elementos necesarios para la reducción de los datos fotométricos.

Los oscuros ó *darks* son exposiciones con el CCD oscuro con un tiempo de integración igual al de la exposición más larga, en este caso aproximadamente 600 segundos. Los *darks* fueron tomados a lo largo de toda la temporada de observación, hasta acumular de 20-50.

Las imágenes de ruido de lectura ó *bias* son exposiciones de cero segundos con el CCD oscuro, donde solamente se limpia y se lee el detector; de éstos se tomaron de 50 a 100 por noche.

Los *campos planos* son imágenes del cielo en penumbra sin estrellas, tomados ya sea al amanecer o al atardecer; se requieren al menos 5 exposiciones de cada filtro por noche.

Para los *campos de estrellas estándar de Landolt*, se tomó una única exposición con los tiempos señalados en la tabla 3.3. Al igual que los cúmulos, en caso de tener saturación, se modificaron los tiempos de exposición en los filtros V,R e I a dos exposiciones de 15 segundos más dos de 5 segundos, para cada filtro.

TABLA 3.3. Tiempos de exposición para los campos de estrellas estándar de Landolt en las cinco bandas de color de Johnson-Cousins.

Filtro	Tiempo de exposición [s]
U	240
B	120
V	60
R	60
I	60

Para las estrellas de extinción atmosférica, que podría ser estrellas individuales o un cúmulo, se hacían de 2-5 observaciones de la misma estrella o cúmulo por noche, o sólo dos por noche en caso de que se utilizará un cúmulo muy abundante. Una observación era realizada a una masa de aire<sup>1</sup> pequeña ( $X \sim 1.0 - 1.2$ ) y la otra a una masa de aire grande ( $2.0 \lesssim X \lesssim 2.5$ ), buscando tener un rango en la masa de aire de de al menos  $\Delta X > 0.8$  entre las observaciones. La utilidad de estas estrellas es para determinar los coeficientes de extinción atmosférica para cada banda, y así corregir las observaciones por la extinción atmosférica<sup>2</sup>.

<sup>1</sup>Masa de aire: razón entre la densidad columnar de aire a lo largo de la línea de visión del objeto y aquella situada en la vertical del observador (donde  $X=1$ ).

<sup>2</sup>Esta corrección es particular para cada observatorio astronómico.

Los valores típicos de estos coeficientes para el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir son:

$$k_U \approx 0.46$$

$$k_B \approx 0.23$$

$$k_V \approx 0.14$$

$$k_{RC} \approx 0.09$$

$$k_{IC} \approx 0.06$$

## 3.2. Reducciones fotométricas

Las reducciones fotométricas se realizaron en conjuntos ó “batchs” con el paquete DAOPHOT de IRAF<sup>3</sup>, siguiendo los procedimientos usuales dentro del paquete CCDRED. Estas reducciones fueron realizadas por los doctores André Moitinho y Wilton S. Dias. A grandes rasgos el procedimiento es el siguiente:

- Reducción preliminar: Se elimina la contribución del ruido y nivel de lectura propio del detector, restándole el *bias*; la contribución de la corriente oscura producida en cada píxel por excitación térmica, mediante la resta de los *darks*, y la variación en la sensibilidad de los diámetro del CCD como función de la posición, dividiendo todas las imágenes entre los *campos planos* correspondientes a cada filtro.
- Cálculo de las magnitudes instrumentales: mediante fotometría de apertura; que consiste en sumar las cuentas colectadas por el CCD de todos los píxeles contenidos dentro

---

<sup>3</sup>IRAF: acrónimo del inglés Image Reduction and Analysis Facility, consiste en un paquete de programas de propósitos generales para la reducción y análisis de datos astronómicos, distribuido por el National Optical Astronomy Observatories que es operado por la Association of Universities for Research in Astronomy bajo un acuerdo de cooperación con la National Science Foundation, todas ellas instituciones estadounidenses.

de un área determinada por una apertura circular definida por “software”, que contiene la señal de la estrella sobrepuesta al fondo; eliminando luego la contribución del cielo de fondo alrededor de cada estrella mediante un anillo exterior al círculo arriba descrito definido por otra apertura de igual área determinada por software, previa normalización de las áreas correspondientes. Así se obtiene el número de cuentas netas y por ende la magnitud instrumental para cada una de las estrellas.

- Determinación de los coeficientes de extinción y aplicación de la corrección por extinción: Para esta parte se utilizan las estrellas o cúmulos de extinción atmosférica observados a distintas masas de aire; esta corrección es particular para cada observatorio y depende básicamente de la altura sobre el nivel del mar del mismo.
- Determinación de las constantes de punto cero y los coeficientes de transformación: para determinar las constantes de punto cero se usan aperturas fotométricas sintéticas seguido de un análisis de las curvas de crecimiento<sup>4</sup>; con las estrellas estándares de Landolt se construye una curva de crecimiento promedio para corregir por el uso de aperturas más chicas en las fuentes más pequeñas o los campos muy contaminados (para una descripción detallada de este método ver [29] y [30]).
- Transformación de las mediciones instrumentales al sistema estándar: usando los puntos ceros y coeficientes de transformación, se calculan las magnitudes al sistema  $UBV(RI)_C$  estándar según la ecuación 2.1.

---

<sup>4</sup>Curva de crecimiento: gráfica de la relación entre el radio de la apertura en píxeles y  $\Delta M$ .

# Capítulo 4

## Diagramas Color-Color y Color-Magnitud

Tanto Be 15 y Be 80, deben su acrónimo Be a Berkeley y pertenecen, junto con otros 88 cúmulos abiertos al programa de cúmulos abiertos de Berkeley, que fueron observados por primera vez por astrónomos de esa universidad estadounidense en California, y publicados en un catálogo por Gosta Lynga [5].

### 4.1. Be 15

Denominado también C0458+443 y OCl 414.

Este cúmulo se localiza en la constelación del Auriga, con un diámetro estimado de 8 minutos de arco. Sus coordenadas ecuatoriales y galácticas se encuentran en la tabla 3.1.

Por inspección visual a la imagen del filtro V (ver figura 4.1) se estimó el tamaño y centro del cúmulo, para luego mediante una rutina llamada `ellipse`<sup>1</sup> escrita en AWK<sup>2</sup>, aislar la región

---

<sup>1</sup>Escrita por André Mointinho.

<sup>2</sup>Lenguaje de programación diseñado por Alfred Aho, Peter Weinberger y Brian Kernighan para el tratamiento de datos a base de texto, en archivos o cadenas de datos.

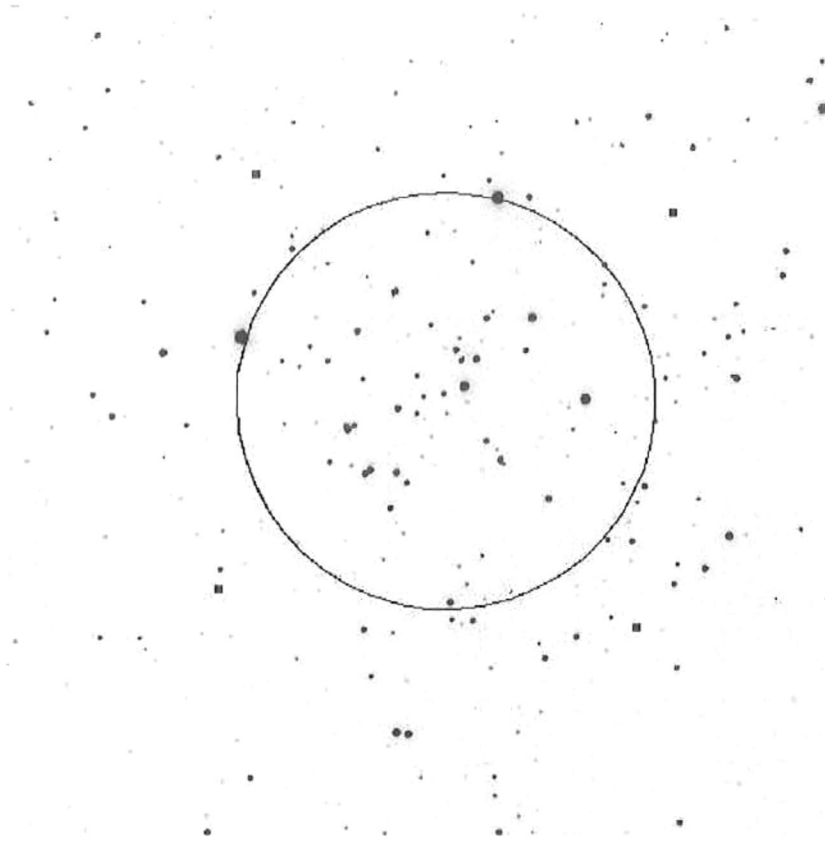


FIGURA 4.1. Imagen en el filtro V del cúmulo abierto Be 15 , tomada con el mismo arreglo instrumental que las imágenes científicas en el Observatorio Astronómico Nacional, en San Pedro Mártir Baja California. El tamaño de la imagen es de  $7.1 \times 7.1$  minutos de arco. Se ha sobrepuesto la **elipse** utilizada para delimitar al cúmulo (ver texto abajo). En esta y todas las imágenes subsecuentes, el norte está arriba y el este a la izquierda.

central del cúmulo, con el objetivo de aumentar el contraste entre el cúmulo y las estrellas del campo y así facilitar el análisis en los diagramas CM del mismo. Los parámetros de entrada de **elipse** son: el centro del cúmulo, los radios mayor y menor, en píxeles, y el ángulo de inclinación (medido respecto al centro en sentido contrario a las manecillas del reloj, es decir, de oeste a norte) en grados, los cuales son establecidos por el usuario basándose ya sea en la imagen del cúmulo en algún filtro fotométrico o en una gráfica de las posiciones en el eje X y Y de las estrellas del cúmulo. Las estrellas que no quedan contenidas en dicha elipse son

eliminadas del archivo de datos.

La elipse determinada para Be 15, no representa el tamaño ni el centro real del cúmulo, pues las dimensiones físicas de éste exceden el tamaño de la imagen. Las características de la elipse son las siguientes:

centro: 487 píxeles, 482 píxeles  
 radio de Norte a Sur: 256 píxeles  
 radio de Este a Oeste: 259 píxeles  
 Ángulo:  $5^\circ$

Para analizar los cúmulos y determinar sus parámetros, se elaboraron sus diagramas Color-Color y Color-Magnitud a partir de secuencias de comandos (macros) escritos en Supermongo<sup>3</sup>.

Para el cálculo de incertidumbres en los índices de color para cada estrella de los cúmulos problema, se usó el método de propagación de incertidumbres. Dada la definición de índice de color en la ecuación (2.10), la incertidumbre asociada para el color ( $B - V$ ) por ejemplo, se define como:

$$E(I.C.)_{BV} = \sqrt{E(B)^2 + E(V)^2}$$

Donde  $E(I.C.)_{BV}$  es la incertidumbre en el índice de color ( $B - V$ ),  $E(B)$  la incertidumbre en el filtro  $B$  y  $E(V)$  la incertidumbre en el filtro  $V$ .

De manera análoga se definen las incertidumbres en los otros índices de color tales como

<sup>3</sup>Paquete de graficación para aplicaciones astronómicas escrito por Robert Lupton y Patricia Monger.

$(U - B)$ ,  $(V - I)$  y  $(V - R)$ .

#### 4.1.1. Diagrama Color-Color $(B - V)$ vs. $(U - B)$

En este diagrama se grafica el índice de color  $(B - V)$  contra el índice  $(U - B)$ ; donde el primero, como se ha mencionado anteriormente, es un indicador de la temperatura y el segundo de la composición química y el salto de Balmer. Este diagrama es de gran utilidad, porque permite determinar a partir de las estrellas tempranas ó las estrellas tipo "F tardías y G tempranas" la longitud del vector de enrojecimiento, a partir del exceso de color en  $E(B - V)$ .

Para Be 15 en éste diagrama, se aplicó el criterio de sólo incluir las estrellas cuyo error en el índice de color  $(U - B)$  fuese menor a 0.10, pues había algunas estrellas cuya incertidumbre era tan grande que su barra de error superaba incluso el tamaño del eje. Esta incertidumbre tan grande en los datos del índice  $(U - B)$ , se debe a la falta de sensibilidad del CCD en la región ultravioleta del espectro y a la falta de tiempo efectivo de exposición.

Para determinar el  $E(B - V)$  se ajusta a la distribución de estrellas la curva de colores intrínsecos de Schmidt-Kaler [27] para estrellas de la secuencia principal. Cambiando el valor del  $E(B - V)$  en el macro de Supermongo, hasta encontrar aquel valor que haga coincidir la forma de la distribución de las estrellas en el diagrama, con alguna parte de la curva de los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler (a base de prueba y error). Considerando el ángulo del vector de enrojecimiento, es decir, la dependencia del  $E(U - B)$  como función del  $E(B - V)$  para el medio interestelar.

En el diagrama CM para Be 15 se ha ajustado la curva de colores intrínsecos de la secuencia principal a las estrellas problema que corresponden al tipo espectral "G", lo que

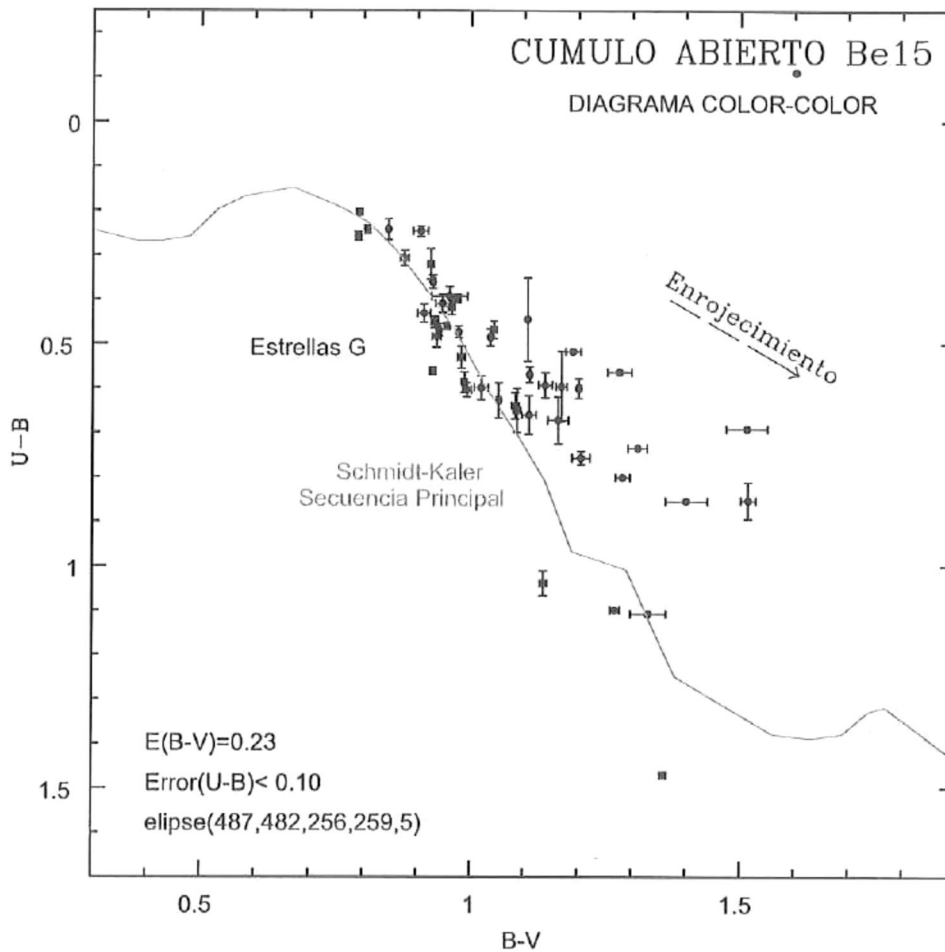


FIGURA 4.2. Diagrama de los índices de color ( $B-V$ ) versus ( $U-B$ ) para el cúmulo abierto Be 15. La línea continua corresponde a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para la secuencia principal, enrojecida según la ley de extinción interestelar estándar con un  $E(B-V) = 0.23$ ; se señala la ubicación de las estrellas tipo G a las cuales se ajusto preferentemente. Las estrellas que aparecen han sido filtradas con el programa ellipse, cuyos parámetros se encuentran resumidos en la parte inferior izquierda de la siguiente manera: (centro oeste-este, centro norte-sur, radio oeste-este, radio norte-sur, ángulo de inclinación), ésta misma notación se seguirá en los diagramas subsecuentes.

significa que se consideran las estrellas más brillantes de este cúmulo de tipo espectral G. El ajustar a estas estrellas implica un exceso en ( $B-V$ ) dado por:

$$E(B - V) = 0.23 \pm 0.03$$

Como se ha ajustado a las estrellas tipo G, no es posible en el diagrama  $(U - B, B - V)$  separar los efectos del enrojecimiento interestelar y el exceso ultravioleta, en consecuencia, no podemos estimar la metalicidad del cúmulo vía el exceso ultravioleta. Por lo tanto, supondremos que este cúmulo tiene metalicidad tipo solar ( $[Fe/H] \sim 0.0$ ), es decir  $Z = 0.0019$ .

#### 4.1.2. Diagramas Color-Magnitud

Tal como se mencionó al final del marco teórico, los diagramas Color-Magnitud son útiles para determinar la distancia y edad de los cúmulos abiertos. El más utilizado de estos diagramas por razones históricas del sistema UBV es el del índice de color  $(B - V)$  contra la magnitud en  $V$ , aunque cuando se usa un CCD como detector los diagramas que incluyen más estrellas son  $(V - R, V)$  y  $(V - I, V)$ .

##### Diagrama $(B - V)$ vs. $V$

De manera semejante al diagrama  $(B - V)$  vs.  $(U - B)$ , para estimar el módulo de distancia, se dejan fijas las estrellas en el diagrama  $(B - V)$  vs.  $V$  y se ajusta a las mismas una curva isócrona de  $\log(\text{edad})$  intermedio. Entonces en el macro de Supermongo se modifica el valor del módulo de distancia (que representa el ajuste vertical) hasta hacer que la curva isócrona pase por el punto medio de la secuencia principal. Las curvas isócronas utilizadas fueron desarrolladas por el grupo de Padova en el año 2000 [31].

En esta parte del análisis es de gran utilidad utilizar el archivo de datos que resulta de aplicar el programa **ellipse**. Pues si comparamos las figuras 4.3 y 4.4, donde la primera tiene todas las estrellas y la segunda sólo aquellas que quedaron tras aplicar **ellipse**, se aprecia

que un gran número de estrellas debajo de una magnitud visual  $\sim 18.5$  que tenían las incertidumbres mayores (por ser las estrellas más débiles y por ello más difíciles de observar) han desaparecido de la imagen; probablemente muchas de éstas son estrellas del campo detrás del cúmulo. A magnitudes menores también se han perdido algunas estrellas, incluyendo dos de las más brillantes. En general, en la figura 4.4 es más clara la delimitación de la secuencia principal y el **TOP** del cúmulo. Dándole mayor peso a las estrellas de magnitud visual  $16.5 \lesssim V \lesssim 18.5$  en el citado diagrama, encontramos un módulo de distancia de:

$$V - M_V = 10.4 \pm 0.1$$

Conociendo el módulo de distancia y con la ecuación 2.9 es posible determinar la distancia a este cúmulo:

$$\text{distancia: } 1.2 \pm 0.05 \text{ kpc}$$

Para determinar la edad del cúmulo a través del ajuste de una curva isócrona, en las figuras 4.3 y 4.4 se observa que existen dos posibles zonas de “**TOP**” para este cúmulo, muy dispares entre si. Una de ellas implica un cúmulo más joven si se ajusta preferentemente a las estrellas más brillantes, localizadas a una magnitud  $V \lesssim 14$ ; y el otro sugiere uno muy viejo, si elegimos las estrellas brillantes más débiles (de magnitud  $14.5 \lesssim V \lesssim 16$ ). Aún dentro de estos intervalos se observa dispersión entre las estrellas, lo que imposibilita asignarle una única curva isócrona, ante lo cual se propone un rango para cada uno de ellos, para la zona que implicaría un cúmulo joven se propone  $9.35 \lesssim \log(\text{edad}) \lesssim 9.45$  y para el ajuste a magnitudes más débiles  $9.90 \lesssim \log(\text{edad}) \lesssim 10.05$ .

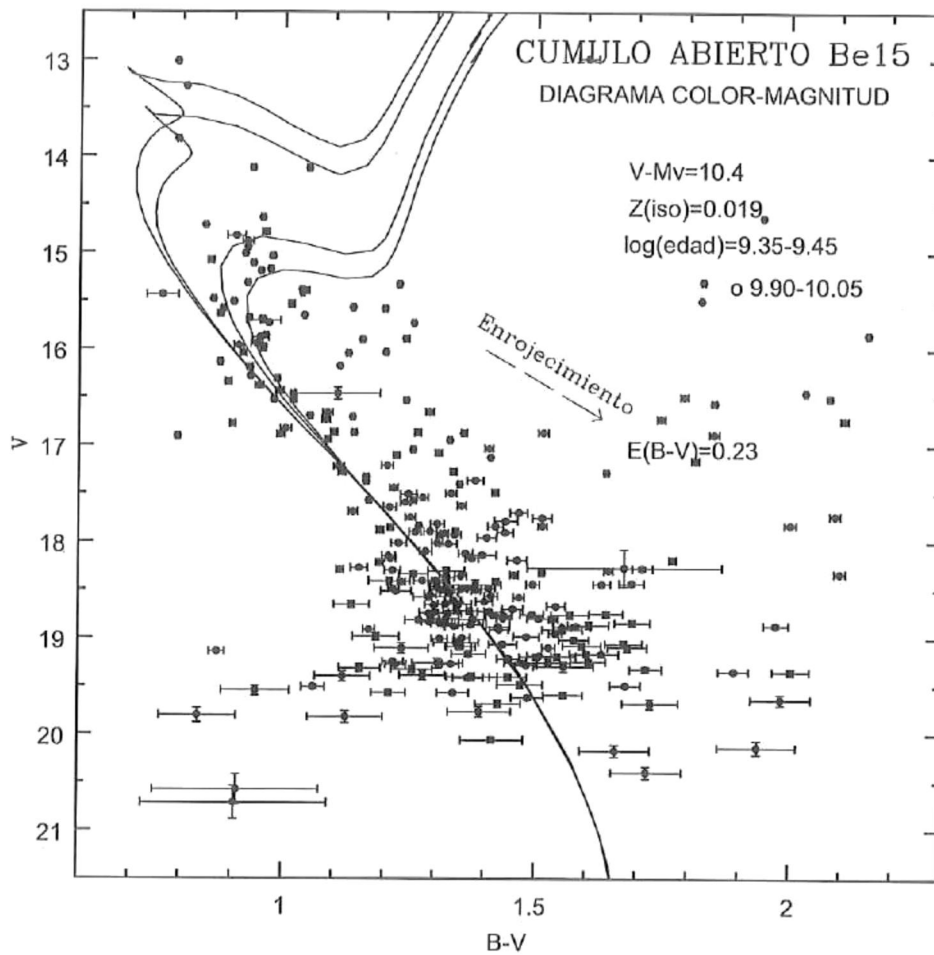


FIGURA 4.3. Diagrama Color-Magnitud ( $B-V$ ) vs.  $V$  para el cúmulo abierto Be 15. Las curvas continuas corresponden a las isócronas de Girardi *et al.* (2000), donde las curvas superiores corresponden a los  $\log(\text{edad})$  menores. Se muestra el vector de enrojecimiento correspondiente y otros parámetros del cúmulo. Éste diagrama incluye todas las estrellas del archivo de datos.

#### Diagrama ( $V-R$ ) vs. $V$

Otro diagrama auxiliar para determinar la distancia y la edad de un cúmulo, es el diagrama ( $V-R$ ) vs.  $V$ , el cual también es muy utilizado pues cuenta con un gran número de

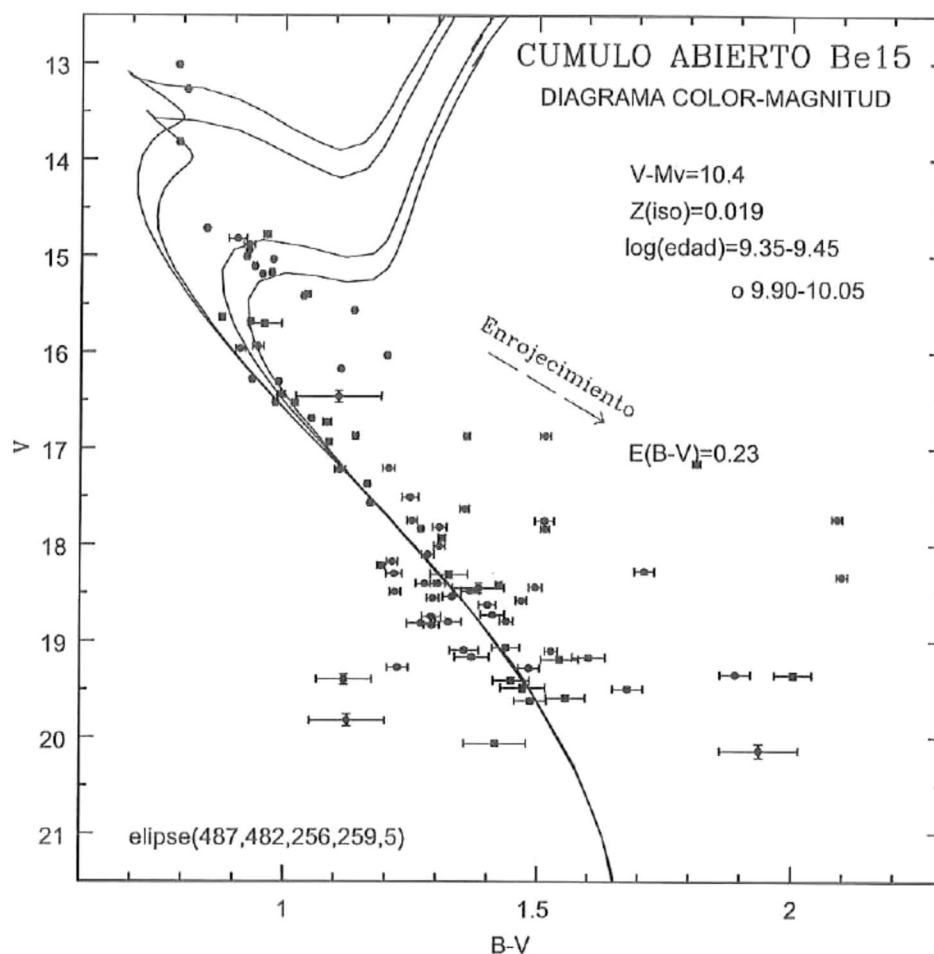


FIGURA 4.4. Diagrama Color-Magnitud ( $B-V$ ) vs.  $V$  para el cúmulo abierto Be 15 tras utilizar el programa *ellipse*. Las curvas continuas corresponden a las isócronas de Girardi *et al.* (2000), donde las curvas superiores corresponden a los  $\log(\text{edad})$  menores. Se muestra el vector de enrojecimiento correspondiente y otros parámetros del cúmulo.

estrellas, debido a la alta sensibilidad del detector CCD en el filtro  $R$  (ver la figura 4.5). Para asignar el módulo de distancia y la curva isócrona en este diagrama se siguieron los mismos criterios de selección que en el diagrama CM anterior. Llegándose a través de sucesivas iteraciones a los mismos parámetros derivados del análisis del diagrama ( $B-V$ ) vs.

$V$  (figuras 4.3 y 4.4), lo que indica que nuestros resultados son coherentes y que no existen errores sistemáticos en la reducción y análisis de los datos.

Las curvas isócronas propuestas, implican una edad de:

$$\text{edad: } \sim 2.5 \text{ Gyr}$$

ó bien de:

$$\text{edad: } \sim 9 \text{ Gyr}$$

Para decidir cual de las dos edades estimadas es la correcta, es necesario determinar la membresía al cúmulo de las estrellas más brillantes, que si recordamos dos de ellas fueron eliminadas al usar el programa *elipse*, pero tres de ellas permanecieron. Tal vez mediante velocidades radiales o espectroscopia se pueda determinar su membresía a Be 15.

Para este cúmulo existen dos publicaciones previas: una por Sujatha *et al.* [32] y otra de Lata *et al.* [33], en las cuales ellos derivan cosas distintas para este cúmulo. El  $E(B - V) = 0.23$  aquí estimado, se asemeja más al  $E(B - V) = 0.46$  publicado por Sujatha *et al.*, que si bien es el doble, es menor que el ajuste a las estrellas tipo B propuesto por Lata *et al.* a partir del cual estiman un  $E(B - V) = 0.88$ .

Para el módulo de distancia Sujatha *et al.* propone 10.5 magnitudes, que es prácticamente igual a nuestro  $V - M_V = 10.4 \pm 0.1$ , sin embargo Lata *et al.* estima uno mucho mayor de  $V - M_V = 15.15 \pm 0.2$ . Dada la diferencia en el módulo de distancia, Lata *et al.* estima una distancia mucho mayor (3.0 Kpc) comparada con los  $\sim 1.2$  Kpc encontrados por Sujatha y el presente trabajo.

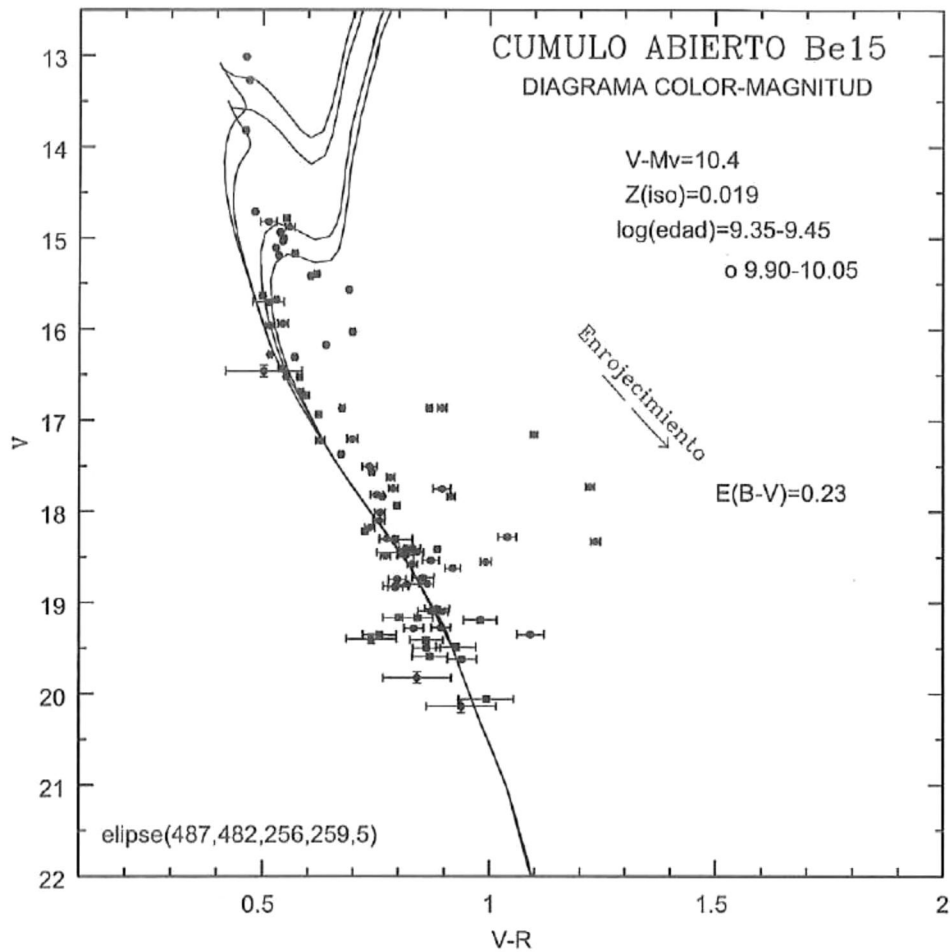


FIGURA 4.5. Diagrama Color-Magnitud ( $V-R$ ) vs.  $V$  donde las curvas continua corresponden a las curvas isócronas de Girardi *et al.*, donde las superiores corresponden a los  $\log(\text{age})$  menores. Se muestra su vector de enrojecimiento y otros parámetros propios del cúmulo así como las características de la *ellipse* usada.

Respecto a la edad del cúmulo, los dos ajustes que se proponen concuerdan en mayor medida con lo publicado por Sujatha *et al.* [32] quienes proponen una edad de 5 Gyr, que esta dentro del rango de las dos edades propuestas; mientras que Lata *et al.* [33] propone una edad mucho menor, 300 Myr.

Para la metalicidad ellos al igual que nosotros suponen que es tipo solar.

Un motivo que nos inclina a pensar que nuestro exceso de color es correcto, es un estudio realizado por Neckel & Klare [34] del  $A_V(r)$  como función de la distancia en la Galaxia, en el cual establecen que a una distancia de  $\sim 1.2$  kpc le corresponde un  $A_V \sim 0.8$ , el cual al sustituirlo en la ecuación 2.21 corresponde a un  $E(B - V) = 0.26$  que es casi idéntico al  $E(B - V) = 0.23$  aquí estimado.

## 4.2. Be 80

Conocido también como C 1851-013. Se localiza en la constelación del Águila, con un diámetro estimado de 4.0 minutos de arco.

En la imagen del filtro  $V$  (figura 4.6), se ha sobrepuesto la elipse elegida para filtrar espacialmente a este cúmulo. Dado que el tamaño del mismo es inferior al de la imagen, la selección del centro y delimitación del cúmulo es más confiable que la establecida para Be 15, cuyo tamaño superaba al del detector. Las características de la elipse para este cúmulo son:

Centro: 520 píxeles, 460 píxeles

Radio Norte-Sur: 110 píxeles

Radio Este-Oeste: 240 píxeles

Ángulo:  $345^\circ$



FIGURA 4.6. Imagen del cúmulo abierto Be 80 en el filtro  $V$ . Se ha sobrepuesto la **elipse** utilizada para aislar la región central del cúmulo y se han encerrado en un círculo las dos estrellas más brillantes.

#### 4.2.1. Diagrama Color-Color $(B-V)$ vs. $(U-B)$

Para este diagrama, se filtró espacialmente a Be 80 con la elipse antes descrita y además se eliminaron de los datos a aquellas estrellas cuyo índice  $(U-B)$  presentaban errores  $E(I.C.)_{UB} \gtrsim 0.10$ . El diagrama Color-Color  $(U-B, B-V)$  se muestra en la figura 4.7.

Dada la disposición de las estrellas en este diagrama, se decidió ajustarlas a las estrellas tipo B de los colores de Schmidt-Kaler, pues su forma casi vertical es la que más se asemeja a la distribución de estas estrellas, para este tipo espectral tampoco es posible mediante

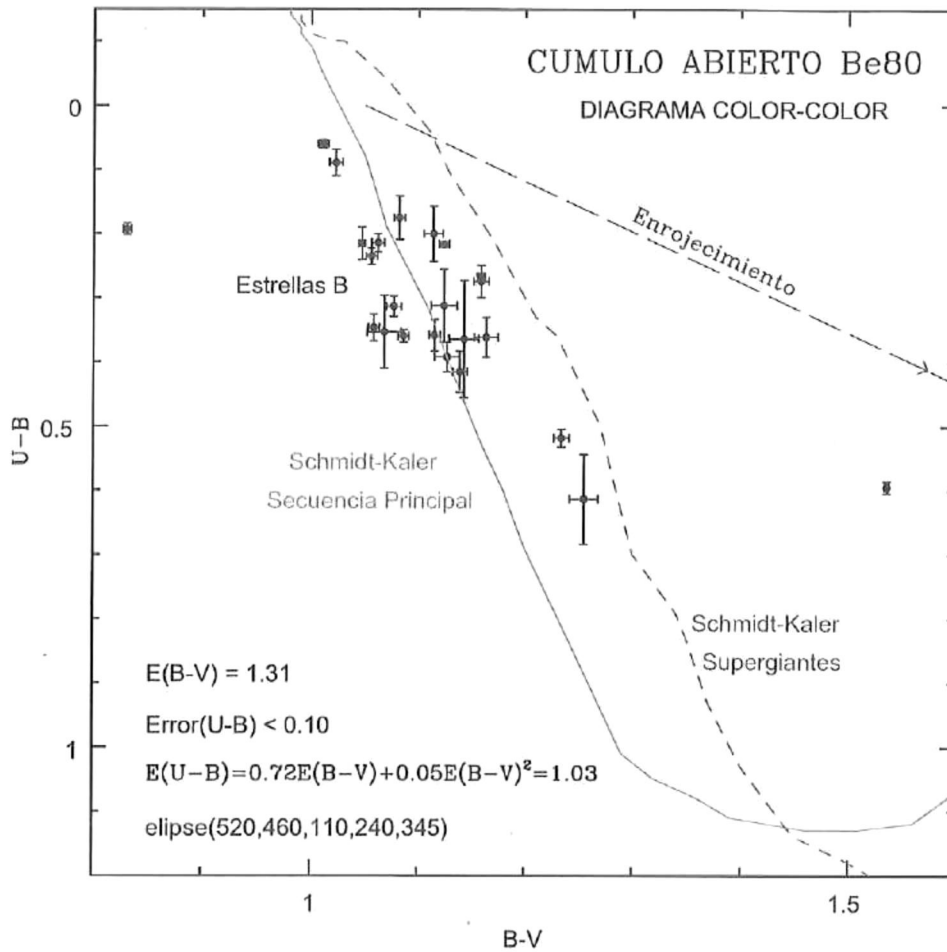


FIGURA 4.7. Diagrama de los índices de color  $(B-V)$  vs.  $(U-B)$  para el cúmulo abierto Be 80. La línea continua corresponde a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para la secuencia principal, la línea punteada a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para las estrellas Supergigantes. Se ha dibujado el vector de enrojecimiento y la localización de las estrellas tipo B a las que se ha ajustado.

el diagrama  $(B-V, U-B)$  determinar la metalicidad independiente del enrojecimiento interestelar; por lo que supondremos una metalicidad tipo solar ( $Z = 0.019$ ) en las curvas isócronas. El considerar a las tipo como las estrellas más brillantes del cúmulo, nos conduce a estimar un exceso de color muy grande de:

$$E(B - V) = 1.31 \pm 0.03$$

En la determinación del  $E(B - V)$  se tomó en cuenta el segundo orden de la ecuación (2.18). Este exceso de color, según la ecuación (2.21) implica un  $A_V = 4.06$ .

En la figura 4.7 se observan a un color  $(U - B) \sim 0.55$  y a  $1.2 \lesssim (B - V) \lesssim 1.3$  dos estrellas que parecieran ser parte de una secuencia. Si se superpone la curva de colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para estrellas supergigantes, se observa que estas dos estrellas casi están sobre la curva, por lo que podrían ser estrellas supergigantes. Aunque al ubicar estas dos estrellas en los diagramas CM, es evidente que no es así, ambas parecen pertenecer a la secuencia principal. Por lo que puede tratarse de estrellas atrás del cúmulo, un poco más enrojecidas.

En este mismo diagrama, es notable que otras dos estrellas se apartan del conjunto, una de ellas en la parte izquierda del diagrama a un índice de color  $(B - V) \approx 0.85$  y la otra a  $(B - V) \approx 1.5$ . Haciendo una correlación en el archivo de datos, éstas corresponden a las dos estrellas más brillante del cúmulo; la más brillante es la ubicada en el extremo derecho con una magnitud  $V = 12.95$  y la segunda con  $V = 13.66$ . Mediante sus índices de color y la ecuación (2.22) se puede determinar su parámetro  $Q$ , y luego con la tabla 2.3 determinar su tipo espectral. A la estrella más brillante ( $Q = -0.535$ ) le corresponde un tipo espectral  $B3 - B4$  y a la segunda ( $Q = -0.422$ ) un tipo espectral de una estrella  $B5$ . Para la segunda estrella más brillante, su tipo espectral es consistente con su posición en el diagrama  $(B - V)$  vs.  $(U - B)$ , indicando que probablemente es una estrella del campo menos enrojecida enfrente del cúmulo. En cambio para la más brillante, dada su ubicación se esperaría que tuviera un tipo espectral más tardío, pero no está cerca de la línea de Schmidt-Kaler de las estrellas supergigantes. Esta es una estrella enigmática, podría tratarse de una estrella tipo B con una envoltente de polvo, una estrella tipo F de baja metalicidad enfrente

del cúmulo, o tal vez su fotometría podría estar contaminada por la luz de una estrella más débil y roja cercana, como se aprecia en la figura 4.6.

Según la base de datos SIMBAD<sup>4</sup>, existe una fuente infrarroja denominada IRAS 18518-0117, con coordenadas ecuatoriales  $\alpha(2000) = 18^h54^m23.0^s$  y  $\delta(2000) = -1^\circ13'49''$  en el campo de Be 80. Por comparación en la variación del brillo en las imágenes de las bandas  $I$ ,  $R$  y  $V$  identificamos a la fuente infrarroja como la estrella encerrada en un círculo en la figura 4.8 .

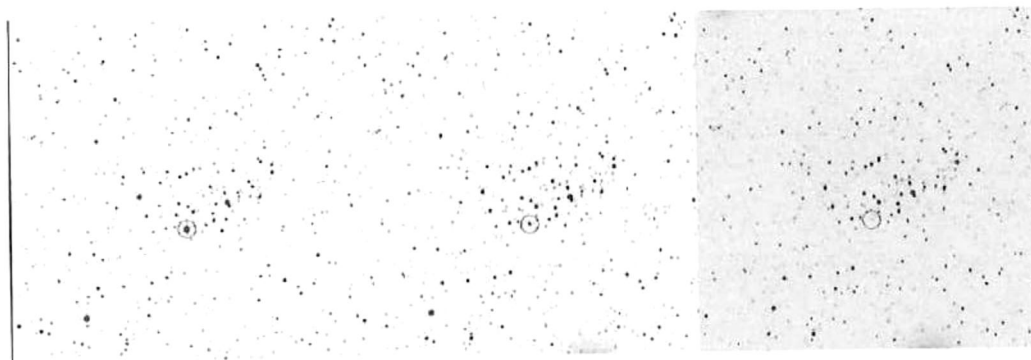


FIGURA 4.8. Imágenes del cúmulo Be 80 en los filtros  $I$  (izquierda),  $R$  (centro) y  $V$  (derecha), en donde se observa la variación en brillo de la estrella encerrada en el círculo identificada como la fuente infrarroja 18518-0117.

### 4.2.2. Diagramas Color-Magnitud

#### Diagrama $(V-R)$ vs. $V$

Ya que Be 80 tiene un número muy reducido de estrellas medidas en  $U$  y  $B$ , basamos nuestro estudio en los diagramas a longitudes de onda más grandes, en particular para las bandas  $V$ ,  $R$  e  $I$ .

Usando las relaciones entre los otros excesos de color y el  $E(B-V)$  conocido el exceso

<sup>4</sup>SIMBAD:base de datos astronómicas operada por el Centre Domées astronomiques de Strasbourg, Francia.

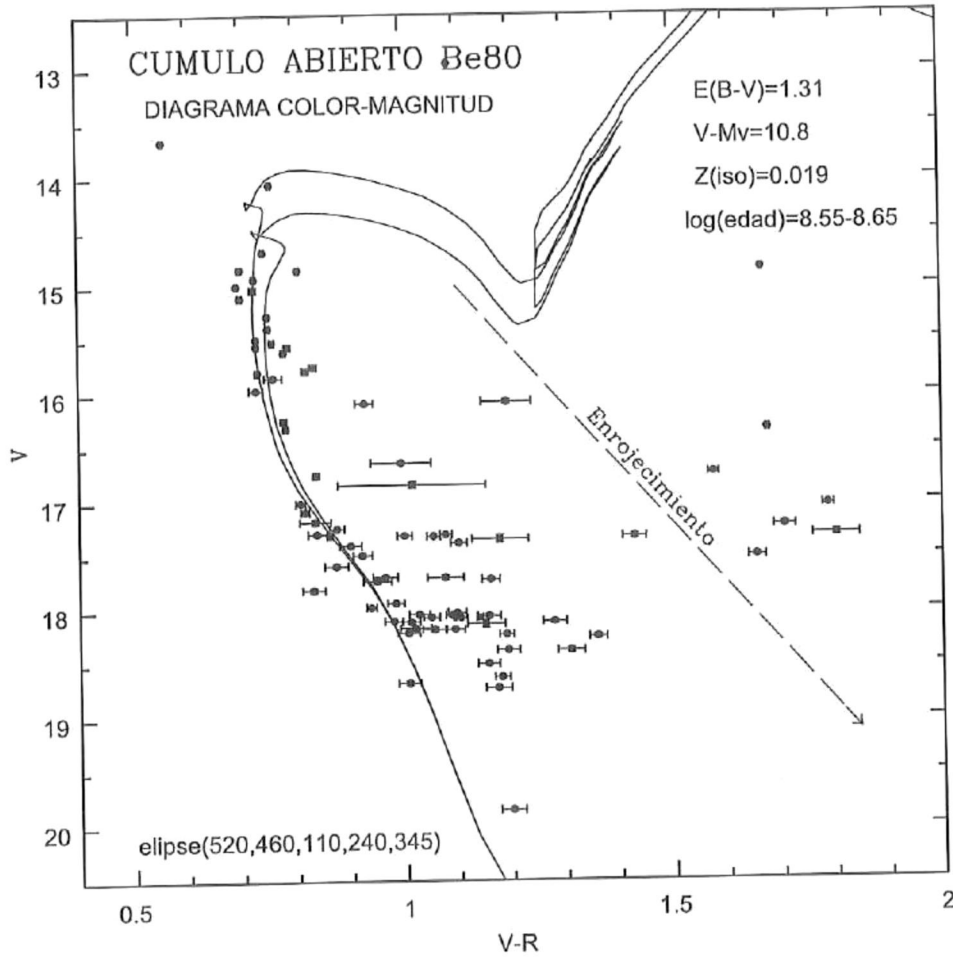


FIGURA 4.9. Diagrama del índice de color ( $V-R$ ) vs.  $V$  para el cúmulo abierto Be 80, donde las curvas continuas corresponden a las curvas isócronas de Girardi *et al.* (2000). Se muestra su correspondiente vector de enrojecimiento así como los parámetros de la *elipse* utilizada (parte inferior izquierda) y otros parámetros del cúmulo.

de color para este índice es  $E(V-R) = 0.7336$ .

Para ajustar el módulo de distancia se le dio más prioridad a las estrellas de la secuencia principal con un  $16 \lesssim V \lesssim 18$ , que aunque tienen incertidumbres mayores en el índice  $V-R$  que las estrellas de magnitud menor, la forma casi vertical de estas últimas hace el ajuste

inseguro. Finalmente se determinó un módulo de distancia de:

$$V - M_V = 10.8 \pm 0.1$$

Para la edad, después de fijar el módulo de distancia se buscó que la curva isócrona se ajustara lo mejor posible al **TOP**; dada la dificultad para asignar una única, se proponen dos isócronas con una diferencia de 0.10 en el  $\log(\text{edad})$  entre ellos. El menor que corresponde a  $\log(\text{edad}) = 8.55$  da preferencia a las estrellas de menor magnitud en  $V$ , de  $14 \lesssim V \lesssim 15$ ; mientras que el segundo ajuste da más peso a las estrellas con magnitud en  $V \gtrsim 15$ , que implica un **TOP** a magnitudes mayores, es decir, una edad más grande. El hecho de usar dos curvas isócronas nos proporciona una manera de asociar una incertidumbre en la edad, sin considerar los errores en los modelos.

#### Diagrama $(V-I)$ vs. $V$

El diagrama  $(V-I, V)$  se trabajó siguiendo los mismos criterios para seleccionar y ajustar las curvas isócronas que se discuten en el diagrama anterior, encontrando un mejor ajuste a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para la secuencia principal con un  $V - M_V = 10.7$ . Este valor es ligeramente menor al encontrado en el diagrama  $(V-R)$  vs.  $V$  (figura 4.9). A través de sucesivas iteraciones con las curvas isócronas se llegó al estimado  $\log(\text{edad}) = 8.55 - 8.65$  para la edad del cúmulo.

Dado que hay una diferencia de 0.1 en los módulos de distancia estimados, tomaremos el promedio  $V - M_V = 10.75 \pm 0.07$ , el cual nos conduce a estimar una distancia de:

$$\text{distancia: } 1.41 \pm 0.04 \text{ kpc}$$

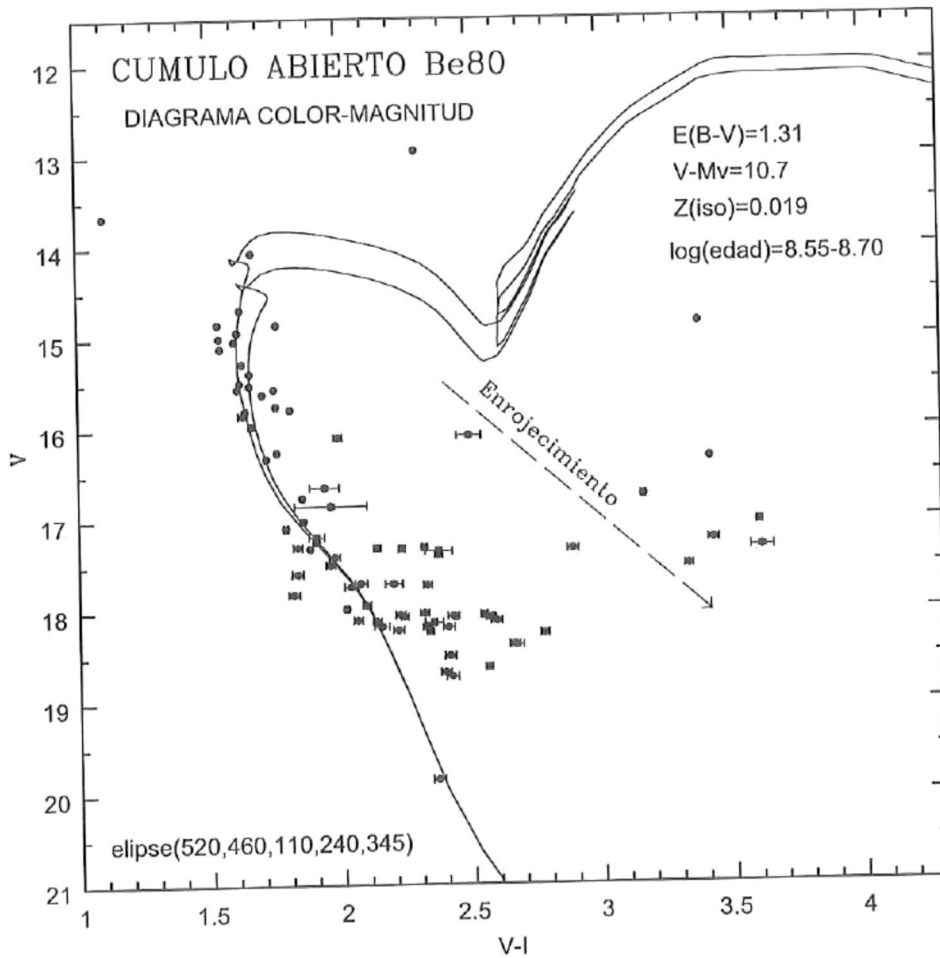


FIGURA 4.10. Diagrama del índice de color ( $V-I$ ) vs.  $V$  para el cúmulo abierto Be 80 donde las curvas continuas corresponden a las curvas isócronas de Girardi *et al.*. Se muestra su correspondiente vector de enrojecimiento, las características de la **elipse** utilizada y otros parámetros del cúmulo.

De igual manera para la edad del cúmulo, como se proponen dos curvas isócronas distintas, considerando su promedio que sería el  $\log(\text{edad}) = 8.60$ , obtenemos una edad de:

$$\text{edad: } 400 \pm 65 \text{ Myr}$$

Para este cúmulo existe una publicación por Carraro *et al.* de 2005 [35], en la cual estiman un  $E(B - V) = 1.10 \pm 0.05$ , que es menor al  $E(B - V) = 1.31 \pm 0.03$  aquí determinado. Al igual que en el presente trabajo, Carraro *et al.* suponen una metalicidad tipo solar para este cúmulo abierto. Respecto a la edad del cúmulo, ellos proponen una edad de 300 Myr que difiere en un 27% de los 400 Myr estimados.

Neckel & Klare [34] establecen que a una distancia de 1.3 – 1.4 kpc (que es aproximadamente la distancia derivada de nuestros ajustes), existen un  $A_V(r) \sim 4$ , el cual concuerda muy satisfactoriamente con el  $A_V = 4.06$  obtenido en este trabajo.

Si consideramos el *módulo de distancia enrojecido* o sea no corregido por enrojecimiento, que es de  $(10.75 + 4.06) = 14.81$ , es exactamente el mismo que el de Carraro *et al.* ( $m - M = 14.8 \pm 0.2$ ); por lo que la diferencia principal entre su ajuste y el aquí expuesto, estriba en el enrojecimiento interestelar calculado, cuyos valores difieren por más de dos veces la desviación estándar combinada.

### 4.3. NGC 2192

Este cúmulo abierto se localiza en la constelación del Auriga, con una dimensión de 5 minutos de arco.

En la figura 4.11 se observa que este cúmulo es pobre en estrellas y un poco disperso, por lo que sólo se trató de aislar la región central mediante el programa *ellipse*, cuyas características son las siguientes:

Centro: 570 píxeles y 460 píxeles

Radio de Norte a Sur: 260 píxeles

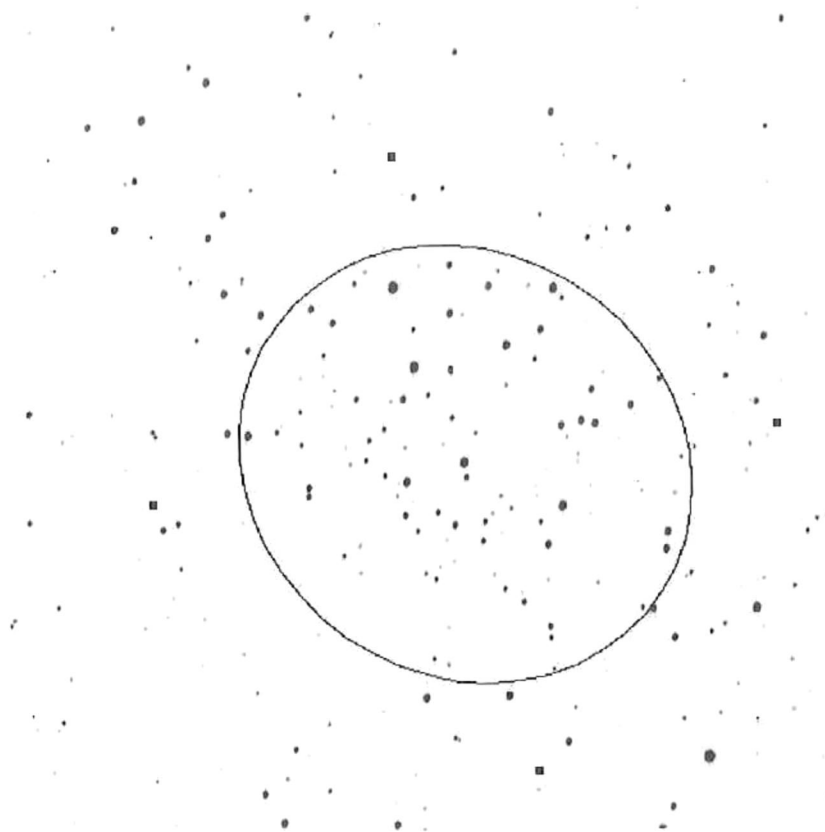


FIGURA 4.11. Imagen en el filtro  $V$  del cúmulo abierto NGC 2192. Se observa la elipse definida para este cúmulo.

Radio de Este a Oeste: 290 píxeles

Ángulo:  $35^\circ$

#### 4.3.1. Diagrama Color-Color $(B-V)$ vs. $(U-B)$

Tras numerosos intentos por ajustar los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para la secuencia principal, se concluyó que la parte donde hay la mayor concentración de estrellas coincide con las estrellas tipo F, pero se encuentra desplazadas arriba un cierto  $\Delta(U-B)$  por efectos de metalicidad, *i.e.*, se tiene un exceso ultravioleta. El hecho de ajustar a estas

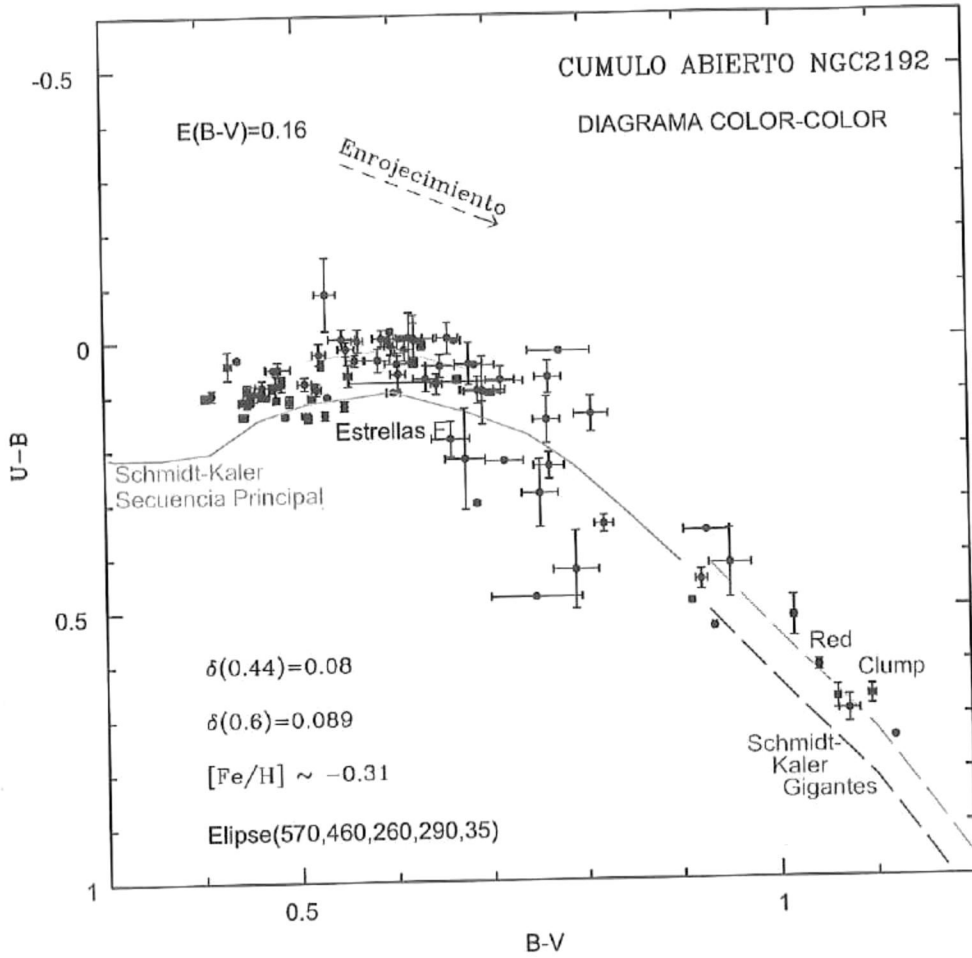


FIGURA 4.12. Diagrama de los índices de color  $(B-V)$  vs.  $(U-B)$  para el cúmulo abierto NGC 2192. La línea continua corresponde a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para la secuencia principal y la línea quebrada más gruesa a los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para las estrellas gigantes; tanto la línea continua como la quebrada más tenues representan el lugar por donde tendría que pasar la curva de Schmidt-Kaler de no haber un exceso ultravioleta ( $(\delta(U-B))_{0.6} \approx 0.089$ ). Se señala la posición de las estrellas tipo F y se han encerrado cada una de las estrellas del "Red Clump" así como el vector de enrojecimiento, la metalicidad y el exceso ultravioleta.

estrellas implica un  $E(B-V)$  pequeño de:

$$E(B - V) = 0.16 \pm 0.03$$

Este exceso según las relaciones de la absorción y los excesos de color, el exceso estimado implica un  $A_V = 0.496$ .

El ajustar a las estrellas tipo F nos permite a través del diagrama  $(B-V)$  vs.  $(U-B)$  estimar la metalicidad del cúmulo mediante el exceso ultravioleta  $\delta(U-B)$ . Para estimar la metalicidad se procedió de la siguiente manera: dado que se ajustó a las estrellas F, que se encuentran entre  $0.4 \lesssim (B-V) \lesssim 0.7$ , corrigiendo por el enrojecimiento interestelar (el  $E(B-V)$ ) tienen un  $0.24 \lesssim (B-V) \lesssim 0.54$ . Para estos valores, la diferencia en  $(U-B)$  corregida por el enrojecimiento interestelar, comparando con las Híades de  $\Delta(U-B) \approx 0.08$ , al cual le corresponde un exceso ultravioleta  $\delta(U-B) \approx 0.08$ . Para normalizar este exceso ultravioleta a un  $(B-V)$  fijo (al máximo en  $(B-V) = 0.6$ ) se tomó la tabla de normalización dada por Sandage [22], que establece  $\delta(U-B)_{0.6} \approx 0.089$ . Para calibrar este exceso ultravioleta en términos de la metalicidad se usó la calibración dada por Sandage & Fouts [23] de la cual se obtuvo que  $[Fe/H] \sim -0.31 \pm 0.15$ . Esta metalicidad es aproximadamente un factor de 2 menor a la solar, por lo que la metalicidad de las curvas isócronas será de  $Z(iso) = 0.008$ .

En los diagramas CM se ha identificado el “red clump”, el cual es como la rama horizontal de los cúmulos globulares pero colapsado debido a la alta metalicidad de un cúmulo abierto. Haciendo una correlación de estas estrellas en el diagrama  $(B-V)$  vs.  $(U-B)$ , estas cuatro estrellas se ubican en la parte inferior derecha a  $(B-V) \approx 1.08$  y a  $(U-B) \approx 0.65$ . Como se tiene un exceso ultravioleta, si se corrige de la misma forma que para las estrellas tipo F, pero ahora utilizando las estrellas del “red clump” y los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para estrellas gigantes en lugar de los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler para estrellas de secuencia principal, se obtiene que éstas estimaciones son consistentes con las anteriormente

derivadas, con lo que se confirman los valores del enrojecimiento interestelar y la metalicidad para este cúmulo. El desplazamiento debido al exceso ultravioleta, es representado en la figura 4.12 por las líneas quebradas y continuas más tenues.

### 4.3.2. Diagramas Color-Magnitud

#### Diagrama $(B-V)$ vs. $V$

Hay varias características que mencionar en este diagrama. Se observa una secuencia principal bien definida. También a  $(B - V) \sim 1.1$  y  $V \sim 14$  hay una aglomeración de 4 estrellas que, dada su posición, deben pertenecer a lo que se conoce como “*Red Clump*” (mencionado en la sección anterior); también se distingue el “*TOP*” alrededor de 14.5 en  $V$  y  $(B - V) \approx 0.5$ .

Siguiendo el mismo criterio que para los dos cúmulos anteriores al estimar los parámetros (dándole más peso a la magnitudes intermedias), se determinó el módulo de distancia de NGC 2192 ajustando preferentemente a las estrellas de magnitud  $16 \lesssim V \lesssim 17.5$ ; obteniendo así:

$$V - M_V = 12.6 \pm 0.1$$

Para seleccionar la curva isócrona para este cúmulo, además de considerar que reprodujera la tendencia de las estrellas a magnitudes menores y el punto **TOP**, se le dio gran importancia al *Red Clump*, cuidando que la curva pasara sobre estas estrellas. Si se observa a detalle la zona del **TOP**, se aprecia que no es posible definir un único punto, sino que se tiene un rango; lo cual conduce a proponer un conjunto de tres curvas isócronas con  $\log(edad) = 9.10 - 9.20$ . La isócrona de  $\log(edad) = 9.10$  ajusta de mejor manera a las estrellas  $\approx 14^m5$ , que implica un cúmulo ligeramente más joven; la intermedia de  $\log(edad) = 9.15$  ajusta preferentemente

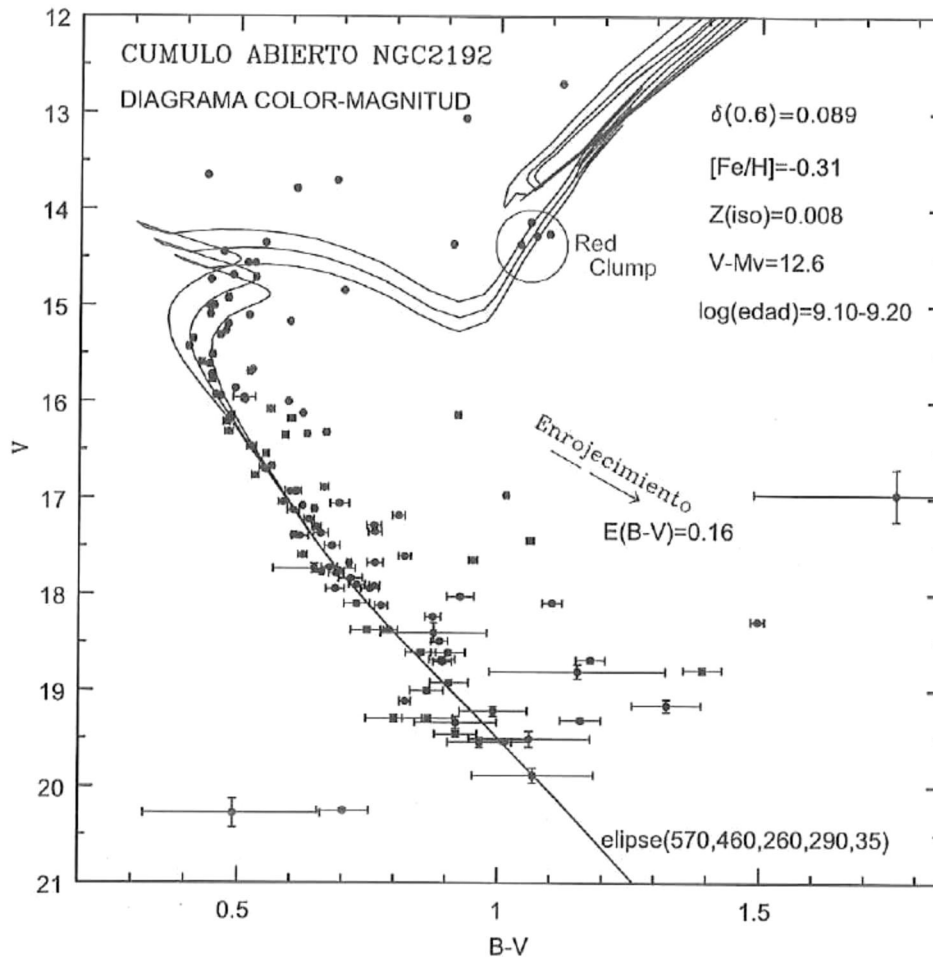


FIGURA 4.13. Diagrama del índice de color ( $B-V$ ) vs.  $V$  para el cúmulo abierto NGC 2192. Las curvas corresponden a las tres isócronas de Girardi *et al.* propuestas. Se han encerrado en un círculo las estrellas que pertenecen al *red clump*. Se muestra el vector de enrojecimiento y otros parámetros del cúmulo así como las características de la *elipse* usada.

a las estrellas de  $V \lesssim 15^m0$ , y la mayor  $\log(edad) = 9.20$  que ajusta mejor a las estrellas del **TOP** con  $V \approx 15.25$  implica un cúmulo más antiguo.

En la parte superior del diagrama ( $B-V, V$ ) se observan 5 estrellas muy brillantes las cuales no se consideraron al efectuar el ajuste de las isócronas, pues si se les daba prioridad

para asignar la isócrona, esta ya no reproducía la localización general de las estrellas a magnitudes mayores. Probablemente estas estrellas son miembros del campo.

Diagrama  $(V-I)$  vs.  $V$

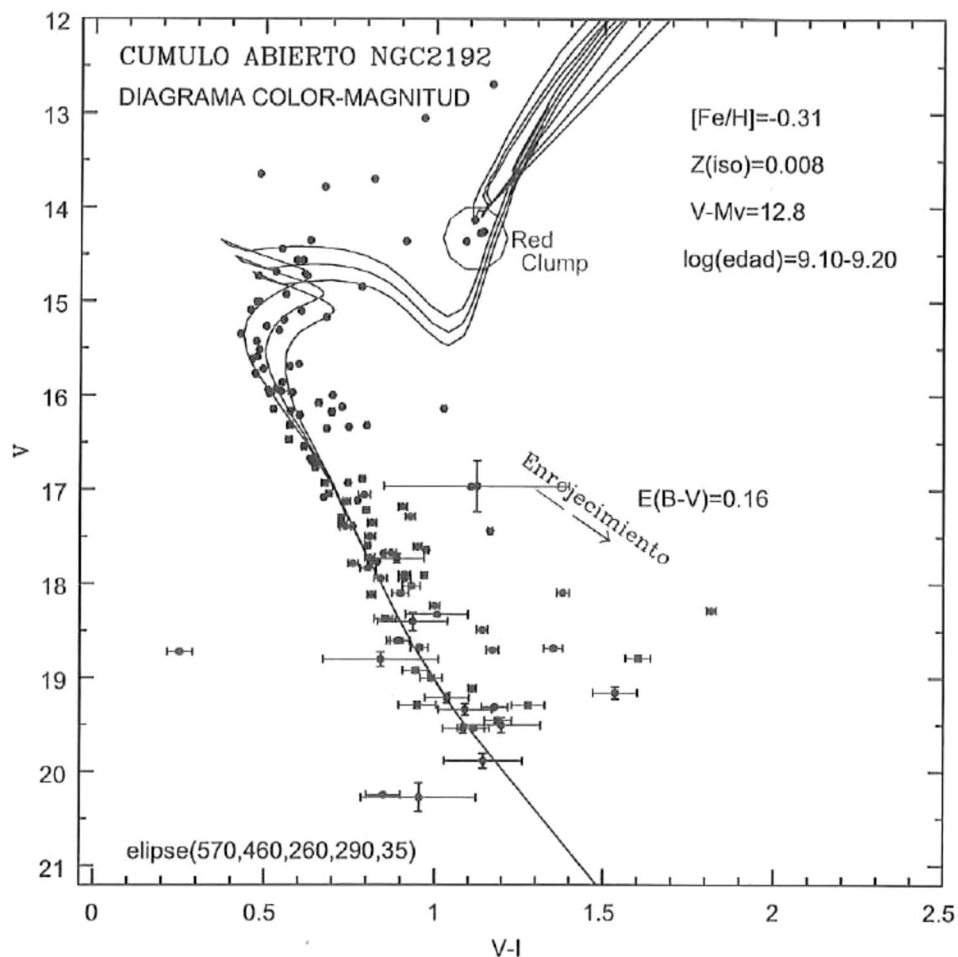


FIGURA 4.14. Diagrama del índice de color  $(V-I)$  vs.  $V$  para el cúmulo abierto NGC 2192. Las curvas corresponden a las tres curvas isócronas de Girardi *et al.* propuestas. Se han encerrado en un círculo las estrellas del *red clump*. Se muestra el vector de enrojecimiento y otros parámetros del cúmulo así como las características de la *elipse* adoptada. El módulo de distancia aquí estimado es ligeramente mayor al del diagrama  $(B-V)$  vs.  $V$ .

Debido a la mejor respuesta del CCD en los filtros  $V$  e  $I$ , en este diagrama se confirma la presencia del *red clump* y se observa en la figura 4.14 una zona de TOP más poblada que en el diagrama anterior (figura 4.13). Nuevamente, primero se ajustó el módulo de distancia siguiendo los mismos criterios antes mencionados. Para este diagrama se estimó un módulo de distancia  $V - M_V = 12.8$ , que es ligeramente mayor (0.2 magnitudes) al del diagrama  $(B-V)$  vs.  $V$ .

El hecho de tener más poblado este diagrama a magnitudes  $16 \lesssim V \lesssim 15.5$  y a  $V-I \sim 0.5$ , nos lleva a ratificar el  $\log(\text{edad}) = 9.10$ , pues la curva isócrona se ajusta muy bien a estas estrellas. Para los otros dos posibles TOPs propuestos, se han ajustado las mismas curvas isócronas del diagrama anterior,  $\log(\text{edad}) = 9.15$  y  $\log(\text{edad}) = 9.20$ ; sin embargo, sólo la isócrona de  $\log(\text{edad}) = 9.10$  ajusta a una de las estrellas del *red clump*.

Como existe una diferencia de 0.2 en los módulos de distancia estimados, se considerará su promedio; por lo que el módulo de distancia para NGC 2192 será de:

$$V - M_V = 12.7 \pm 0.1$$

De acuerdo con la ecuación (2.9), implica una distancia de:

$$\text{distancia: } 3.47 \pm 0.15 \text{ Kpc}$$

Para la edad, también se tomará el promedio, que corresponde al  $\log(\text{edad}) = 9.15$ ; por lo tanto la edad estimada para NGC 2192 es:

$$\text{edad: } 1.41 \pm 0.23 \text{ Gyr}$$

Este cúmulo tiene múltiples estudios anteriores, uno de ellos es el de Park & Lee [36]. El módulo de distancia dado por ellos de  $V - M_V = 12.7 \pm 0.2$  que coincide con el nuestro, por lo que obtenemos la misma distancia, ambos trabajos dan la misma metalicidad de  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.31 \pm 0.15$ . Sin embargo, diferimos en el exceso de color  $E(B - V)$ ; su valor de  $E(B - V) = 0.20 \pm 0.03$  es 0.04 mayor al  $E(B - V) = 0.16$  aquí estimado. Ellos proponen una curva isócrona de menor edad que corresponde a  $1.1 \pm 0.1$  Gyr, la diferencia en la curva isócrona seleccionado puede deberse a las 3-6 estrellas más brillantes a  $V \sim 13.^m6$  que se observan en las figuras 4.13 y 4.14, las cuales de ser miembros del cúmulo producirían una edad más pequeña; su pertenencia podría determinarse usando espectroscopia y midiendo sus velocidades radiales.

Por otra parte, Salaris *et al.* [37] calculan la edad para este cúmulo con un método distinto al aquí expuesto. Ellos utilizan el índice morfológico de la edad  $\delta(V)$ ,<sup>5</sup> y encuentran un valor de  $0.9 \pm 0.20$  Gyr, que es que es  $\sim 31\%$  menor a la estimada por nosotros. En lo que respecta a la metalicidad, el valor que utilizan concuerda con nuestro resultado, pues ellos toman el  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de la literatura, probablemente del valor dado por Park & Lee.

Otro estudio, es el de Phelps *et al.* [38] quien estimó la distancia a este cúmulo usando la misma técnica que Salaris, encontrando una edad de 1.1 Gyr que está 0.31 Gyr por debajo de la estimada en este trabajo.

E. Paunzen & M. Netopil [39] realizaron un análisis detallado de los parámetros de cúmulos abiertos disponibles en la literatura hasta noviembre del 2005 y sus errores correspondientes, utilizando una muestra de 395 cúmulos abiertos; lo que significa el análisis estadístico de 6437 estimaciones individuales (edad, enrojecimiento, distancia y metalicidad), que fueron

<sup>5</sup> $\delta(V)$ : se define como la diferencia en magnitudes entre el TOP y el "clump" de estrellas que queman helio en el núcleo.

tomadas de diversas fuentes independientes. En su publicación discuten las fuentes de errores teóricos así como los métodos observacionales, y comparan sus resultados con los parámetros encontrados en el catálogo de Dias *et al.* (del cual se tomaron las coordenadas y tamaño de los cúmulos aquí analizados). El objetivo de dicho estudio era dar una estimación realista de la exactitud de los parámetros y establecer una tabla estándar de parámetros de cúmulos abiertos que sirvieran en el futuro para pobrar curvas isócronas y modelos estelares.

Ellos proponen una lista de 72 cúmulos abiertos que contiene los valores promedio y desviación estándar de los parámetros conocidos más precisos. Dentro de esta lista se encuentra NGC 2192, en la que sus valores promedio son:

$$\text{Distancia: } 3467 \pm 72 \text{ pc}$$

$$E(B - V) = 0.21 \pm 0.01$$

$$\text{Edad: } 1.07 \pm 0.05 \text{ Gyr}$$

Si comparamos con nuestros parámetros, la distancia estimada es la misma; en cuanto a la edad diferimos en  $\sim 0.34$  Gyr, que representa una diferencia de 24 %, aproximadamente. La diferencia se debe, al igual que con Park & Lee al enrojecimiento interestelar estimado. Aunque hay que recordar que estos son los valores medios disponibles en la literatura, por lo que seguramente los valores derivados por Park & Lee están considerados en la muestra.

Dadas las coordenadas galácticas y la distancia estimada, se ha determinado la posición dentro de la Galaxia de los tres cúmulos abiertos. Usando el modelo de los brazos espirales de Vallée [40], se encuentra que Be 80 se localiza en el brazo de Perseo (espolón), mismo que en ocasiones se denomina brazo de Orión, lo cual explicaría su enrojecimiento interestelar elevado. En cambio, tanto Be 15 como NGC 2192 se localizan entre los brazos espirales de

Perseo y Sagitario, donde la extinción es menor, lo cual es consistente con el enrojecimiento interestelar mas bajo aquí estimado.

# Capítulo 5

## CONCLUSIONES

En esta Tesis se ha elaborado el diagrama Color-Color  $(B-V)$  vs.  $(U-B)$  y los diagramas Color-Magnitud  $(B-V)$  vs.  $V$ ,  $(V-I)$  vs.  $V$  y  $(V-R)$  vs.  $V$ , de cuyo análisis se ha determinado el enrojecimiento, distancia, edad y en uno de los casos, la metalicidad, para los cúmulos abiertos NGC 2192, Be 15 y Be 80. El enrojecimiento interestelar,  $E(B-V)$  se ha determinado usando el diagrama Color-Color  $(B-V, U-B)$ , ajustando a las estrellas de los cúmulos los colores intrínsecos de Schmidt-Kaler [27] para estrellas de la secuencia principal, y en un caso (NGC 2192), ajustando a las estrellas del Red Clump los colores intrínsecos de las estrellas gigantes, se ha confirmando su enrojecimiento y metalicidad. Para éste cúmulo se ha derivado la metalicidad en el mismo diagrama Color-Color siguiendo los lineamientos de Sandage [22] vía el exceso ultravioleta,  $\delta(U-B)$ , tomando su normalización así como la calibración de Sandage & Fouts [23]. La edad y distancia de estos cúmulos se ha estimado mediante el método de ajuste a la secuencia principal, ajustando las curvas isócronas del grupo de Padova [31] publicadas en el año 2000.

Las propiedades básicas que se han determinado para estos cúmulos, se encuentran resumidas en la tabla 5.1.

TABLA 5.1. Propiedades básicas de los cúmulos abiertos

Parámetro	NGC 2192	Be 15	Be 80
A.R.(2000)	06 <sup>h</sup> 15. <sup>s</sup> 2	05 <sup>h</sup> 02. <sup>s</sup> 3	18 <sup>h</sup> 54 <sup>m</sup> 21 <sup>s</sup>
Dec.(2000)	+39°51'	+44°27'	-01°13'17"
$l$	173.41	162.33	32.17
$b$	+10.64	+1.61	1.25
$E(B - V)$	0.16 ± 0.03	0.23 ± 0.03	1.31 ± 0.03
$(m - M)_0$	12.7 ± 0.1	10.4 ± 0.1	10.75 ± 0.07
edad	1.41 ± 0.23 Gyr	~ 2.5 Gyr ó ~ 9 Gyr	400 ± 65 Myr
distancia	3.47 ± 0.15 Kpc	1.2 ± 0.05 Kpc	1.41 ± 0.04 Kpc
[Fe/H]	-0.31 ± 0.15	adoptado	adoptado

De los tres, NGC 2192 es el cúmulo de edad intermedia, que exhibe las características típicas de un cúmulo abierto algo evolucionado: una bien definida secuencia principal, un pequeño número de gigantes rojas y un “*red clump*”. Este cúmulo, como tiene sus estrellas tipo F observadas en  $(U - B)$ , es el único de los tres para el cual se ha podido estimar la metalicidad, usando el exceso ultravioleta,  $\delta(U - B)_{0.6}$ . Debido a la homogeneidad de sus parámetros disponibles hasta el momento en la literatura, ha sido propuesto por E. Paunzen & M. Netopil [39] como cúmulo estándar.

Be 80 es un cúmulo joven, que tiene un enrojecimiento muy alto, una fuente infrarroja (*IRAS*18518 - 0117) y una estrella enigmática cuya interpretación está pendiente, pues podría tratarse de una estrella F de baja metalicidad enfrente del cúmulo, una tipo B con su propio envolvente de polvo, o simplemente su fotometría esta contaminada por la luz de una estrella roja muy cercana.

Be 15 es el cúmulo más antiguo de los tres; para el cual se proponen dos edades ~ 2.5 Gyr ó ~ 9 Gyr. La menor es una edad ya considerada grande para un cúmulo abierto; la segunda, es cercana a la edad de los dos cúmulos abiertos más viejos conocidos hasta el momento, Be

17 y NGC 6791 [37] con  $10.1 \pm 2.8$  Gyr y  $10.3 \pm 1.2$  Gyr, respectivamente. Para decidir cual de la dos edades es la apropiada para este cúmulo se requiere medir sus velocidades radiales por espectroscopia, para determinar la membresía al cúmulo de las estrellas más brillantes.

# Bibliografía

- [1] Benjamin R.A., Churchwell E., Babler B.L., Indebetouw R., Meade M.R., Whitney B.A., Watson C., Wolfire M.G., Wolff M.J., Ignace R., Bania T.M., Bracker S., Clemens D.P., Chomiuk L., Cohen M., Dickey J.M., Jackson J.M., Kobulnicky H.A., Mercer E.P., Mathis J.S., Stolovy S.R., & Uzpen B., 2005, *First GLIMPSE Results on the Stellar Structure of the Galaxy*, ApJ Letters, 630, L149. arXiv:astro-ph/0508325
- [2] en.wikipedia.org, 2007, *Messier 91*. [online,accesed 21-agosto-2007]
- [3] Baade W., 1944, *The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula.*, ApJ, 100, 137
- [4] Trumpler R.J., 1930, *Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters*, Lick Observatory Bulletin, 14, 154
- [5] Lynga G., 1981, *The Catalogue of Open Star Clusters*, Astronomical Data Center Bulletin, 1, 90
- [6] Janes K. & Adler D., 1982, *Open clusters and galactic structure*, ApJ Suppl., 49, 425
- [7] Loktin A.V., Matkin N.V., & Gerasimenko T.P., 1994, *Catalogue of open cluster parameters from UBV-data*, Astronomical and Astrophysical Transactions, 4, 153
- [8] MelÑik A.M., Sitnik T.G., Dambis A.K., Efremov Y.N., & Rastorguev A.S., 1998, *Kinematic evidence for the wave nature of the Carina-Sagittarius arm*, Astronomy Letters, 24, 594
- [9] Moitinho A., Schuster W., Chavarría C., & García G., 2003, *The SPM Open Cluster Survey—Year 1*, en: V. Avila-Reese, C. Firmani, C.S. Frenk, & C. Allen (Eds.) *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, pp. 179–179
- [10] Johnson H.L. & Morgan W.W., 1953, *Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas*, ApJ, 117, 313
- [11] Cousins A.W.J., 1976, *Standard Stars for VRI Photometry with S25 Response Photocathodes*, Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa, 35, 70
- [12] Glass I.S., 1974, *JHKL Photometry of 145 Southern Stars [errata: 1974MNSSA..33...71G]*, Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa, 33, 53

- [13] Kron G.E., White H.S., & Gascoigne S.C.B., 1953, *Red and Infrared Magnitudes for 138 Stars Observed as Photometric Standards.*, ApJ, 118, 502
- [14] Kron G.E. & Gascoigne S.C.B., 1953, *Red and Infrared Magnitudes for 27 Southern Hemisphere Stars of Early Spectral Type.*, ApJ, 118, 511
- [15] Stebbins J. & Kron G.E., 1956, *Six-color photometry of stars. VIII. The colors of 409 stars of different spectral types*, ApJ, 123, 440
- [16] Virtual Laboratory for Satellite Training and Data Utilization, 2000, *Atenuación de la radiación en la atmósfera.* [online,accessed 15-junio-2007]
- [17] Hiltner W.A. & Johnson H.L., 1956, *The Law of Interstellar Reddening and Absorption.*, ApJ, 124, 367
- [18] Mihalas D. & Binney J., 1950, *Galactic Astronomy*, W. H. Freeman and Company,
- [19] Schultz G.V. & Wiemer W., 1975, *Interstellar reddening and IR-excess of O and B stars*, A&Ap., 43, 133
- [20] Sneden C., Gehrz R.D., Hackwell J.A., York D.G., & Snow T.P., 1978, *Infrared colors and the diffuse interstellar bands*, ApJ, 223, 168
- [21] Straizys V., 1995, *Multicolor Stellar Photometry*, Pachar Astronomy and astrophysics Series Volume 15,
- [22] Sandage A., 1969, *New subdwarfs. II. Radial velocities, photometry, and preliminary space motions for 112 stars with large proper motion*, ApJ, 158, 1115
- [23] Sandage A. & Fouts G., 1987, *New subdwarfs. VI - Kinematics of 1125 high-proper-motion stars and the collapse of the Galaxy*, AJ, 93, 74
- [24] Karataş Y. & Schuster W.J., 2006, *Metallicity and absolute magnitude calibrations for UBV photometry*, MNRAS, 371, 1793
- [25] zebu.uoregon.ed, 2007, *Mass of the Milky Way Galaxy.* [online,accessed 21-agosto-2007]
- [26] outreach.atnf.csiro.au, 2007, *Messier 91.* [online,accessed 21-agosto-2007]
- [27] Aller L.H., Appenzeller I., Baschek B., Duerbeck H.W., Herczeg T., Lamla E., Meyer-Hofmeister E., Schmidt-Kaler T., Scholz M., Seggewiss W., Seitter W.C., & Weidemann V., 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*, Landolt-Bornstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology
- [28] Binney J. & Merrifield M., 1998, *Galactic Astronomy*, Princeton University Press,
- [29] Howell S.B., 1989, *Two-dimensional aperture photometry - Signal-to-noise ratio of point-source observations and optimal data-extraction techniques*, pasp, 101, 616

- [30] Howell S.B., 1990, *CCD growth curves - Application to faint and crowded point sources*, en: G.H. Jacoby (Ed.) *CCDs in astronomy*, volume 8 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pp. 312–318
- [31] Girardi L., Bressan A., Bertelli G., & Chiosi C., 2000, *Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 solar masses, and from  $Z=0.0004$  to 0.03*, *A&Ap. Suppl.*, 141, 371. [arXiv:astro-ph/9910164](#)
- [32] Sujatha S., Babu G.S.D., & Ananthamurthy S., 2004, *UBVRI CCD photometric studies of open clusters Berkeley 15, Czernik 18 and NGC 2401.*, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 32, 295
- [33] Lata S., Mohan V., & Sagar R., 2004, *CCD photometry of the galactic star clusters Be 15, Be 71 and King 1.*, *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 32, 371
- [34] Neckel T., Klare G., & Sarcander M., 1980, *The spatial distribution of the interstellar extinction*, *A&Ap. Suppl.*, 42, 251
- [35] Carraro G., Janes K.A., & Eastman J.D., 2005, *Photometry of neglected open clusters in the first and fourth Galactic quadrants*, *MNRAS*, 364, 179. [astro-ph/0508550](#)
- [36] Park H.S. & Lee M.G., 1999, *UBVI charge-coupled device photometry of two old open clusters NGC 1798 and 2192*, *MNRAS*, 304, 883
- [37] Salaris M., Weiss A., & Percival S.M., 2004, *The age of the oldest Open Clusters*, *A&Ap.*, 414, 163. [astro-ph/0310363](#)
- [38] Phelps R.L., Janes K.A., & Montgomery K.A., 1994, *Development of the Galactic disk: A search for the oldest open clusters*, *AJ*, 107, 1079
- [39] Paunzen E. & Netopil M., 2006, *On the current status of open-cluster parameters*, *MNRAS*, 371, 1641. [astro-ph/0607421](#)
- [40] Vallée J.P., 2005, *The Spiral Arms and Interarm Separation of the Milky Way: An Updated Statistical Study*, *AJ*, 130, 569
- [41] Moitinho A., 2001, *Open clusters in the third galactic quadrant. I. Photometry*, *A&Ap.*, 370, 436
- [42] Dias W.S., Alessi B.S., Moitinho A., & Lépine J.R.D., 2002, *New catalogue of optically visible open clusters and candidates*, *A&Ap.*, 389, 871. [astro-ph/0203351](#)
- [43] Karttunen H., Kröger P., Oja H., Poutanen M., & Donner K.J., 2003, *Fundamental Astronomy*, Springer,
- [44] Landolt A.U., 1992, *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*, *AJ*, 104, 340
- [45] Kwok S., Volk K., & Bidelman W.P., 1997, *Classification and Identification of IRAS Sources with Low-Resolution Spectra*, *ApJ Suppl.*, 112, 557

- [46] Olon F.M. & Raimond E., 1986, *IRAS catalogues and atlases. Atlas of low-resolution spectra*, Les Ulis: Ed. de Physique, 1986
- [47] en.Wikipedia.org, 2006, *Coordenadas ecuatoriales*. [online,accesed 20-abril-2007]
- [48] Virtual Laboratory for Satellite Training and Data Utilization, 2007, *Sistemas de coordenadas*. [online,accesed 22-abril-2007]
- [49] Martin Dutra, 2007, *Clasificación de estrellas*. [online,accesed 08-agosto-2007]
- [50] imagine.gsfc.nasa.gov, 2007, *Size of the Milky Way*. [online,accesed 21-agosto-2007]