

Diagrama Color-Magnitud de Cúmulos Estelares



Autor: Nicolás Hernández Saboya

Directora: Dra. Beatriz Sabogal

Proyecto de grado presentado para optar al título de:

Físico

24 de enero de 2014

Diagrama Color-Magnitud de Cúmulos Estelares

Autor: Nicolás Hernández Saboya

201013022

Directora: Dra. Beatriz Sabogal

24 de enero de 2014

Bogotá, 24 de enero de 2014

Dra. Beatriz Sabogal
Directora

Nicolás Hernández Saboya
Autor

Índice general

| | |
|---|-----------|
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. Cantidades Fotométricas | 1 |
| 1.1.1. Flujo radiativo y Luminosidad Intrínseca | 1 |
| 1.1.2. Magnitud Aparente | 1 |
| 1.1.3. Magnitud Absoluta | 2 |
| 1.1.4. Magnitud de Color | 2 |
| 1.2. Sistemas Fotométricos Estándar | 3 |
| 1.2.1. Sistema Fotométrico UVB | 3 |
| 1.3. Indice de Color | 4 |
| 1.4. Diagramas Hertzsprung-Russell y Diagramas Color-Magnitud | 5 |
| 1.5. Evolución Estelar | 6 |
| 1.5.1. Escalas de Tiempo Evolutivas | 7 |
| 1.5.2. Secuencia Principal | 9 |
| 1.5.3. Etapas Tardías de Evolución Estelar | 9 |
| 1.5.4. Etapas Finales de Evolución Estelar | 11 |
| 1.6. Poblaciones Estelares | 12 |
| 1.7. Cúmulos Estelares | 12 |
| 2. Procesamiento de datos | 15 |
| 2.1. Descripción del problema | 15 |
| 2.2. Objetos de Estudio | 15 |
| 2.2.1. NGC 5139 | 15 |
| 2.2.2. NGC 6250 | 16 |
| 2.3. Cámara WFI | 17 |
| 2.4. Datos Analizados | 18 |
| 2.4.1. NGC 5139 | 18 |
| 2.4.2. NGC 6250 | 20 |
| 2.5. Reducción de Imágenes Ciencia | 20 |
| 2.5.1. Preparación Inicial de Imágenes | 21 |
| 2.5.2. Imágenes Bias | 21 |
| 2.5.3. Imágenes Flat Field | 22 |
| 2.5.4. Imágenes Ciencia | 22 |
| 2.6. Fotometría | 23 |
| 2.6.1. Localización de los Objetos de Interés | 23 |

ÍNDICE GENERAL

III

| | |
|---|-----------|
| 2.6.2. Estimación de la Contribución Fotométrica del Cielo | 24 |
| 2.6.3. Cálculo del Flujo Emitido por los Objetos de Interés | 25 |
| 2.7. Comparación de Datos Fotométricos | 26 |
| 2.7.1. DAOMATCH | 26 |
| 2.7.2. DAOMASTER | 27 |
| 2.8. Calibración al Sistema Fotométrico Estándar UBV | 28 |
| 2.9. Correcciones Fotométricas | 28 |
| 2.10. Diagramas Color-Magnitud | 30 |
| 2.10.1. NGC 5139 | 30 |
| 2.10.2. NGC 6250 | 30 |
| 3. Análisis de Resultados | 37 |
| 3.1. NGC 5139 | 37 |
| 3.2. NGC 6250 | 40 |
| 4. Conclusiones y Trabajo Futuro | 45 |

Capítulo 1

Introducción

1.1. Cantidades Fotométricas

El objetivo principal de este proyecto de grado fue realizar dos diagramas color-magnitud; uno para el cúmulo abierto NGC 5139 y otro para el cúmulo globular NGC 6250. Por lo tanto, es preciso señalar y definir las cantidades fotométricas principales utilizadas en este trabajo.

1.1.1. Flujo radiativo y Luminosidad Intrínseca

El flujo radiativo F es la energía total de la luz emitida, en todas las longitudes de onda, que cruza por un área perpendicular a la dirección de propagación de la luz, por unidad de tiempo. En unidades SI, el flujo radiativo tiene la siguiente forma:

$$F = \frac{J}{m^2 * s} = \frac{W}{m^2} \quad (1.1)$$

Por lo tanto, existe una relación entre el flujo radiativo de una estrella y su luminosidad intrínseca L (energía emitida por segundo):

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (1.2)$$

donde se asume la simetría esférica de la propagación de la luz. Esta expresión es válida si no hay absorción de luz en la esfera de propagación.

1.1.2. Magnitud Aparente

La magnitud aparente es una escala de medición del brillo de una estrella, la cual fue propuesta por el astrónomo griego Hiparco en el siglo II a.C. Este método clasifica el brillo de una estrella en seis categorías (según la observación a ojo desnudo), donde las estrellas más brillantes se ubican en la categoría $m = 1$, y las más débiles tienen magnitud aparente $m = 6$. Sin embargo, debido al mejoramiento de las técnicas de medición fotométricas, la magnitud aparente adquirió un carácter cuantitativo en el siglo XIX gracias al trabajo de Norman Pogson, quien introdujo la siguiente relación:

$$m = -2,5 \log \frac{F}{F_0} \quad (1.3)$$

donde F es el flujo radiativo de la estrella y F_0 un flujo radiativo estándar. La unidad determinada para cantidades en magnitudes es mag.

Así, fue posible establecer una nueva relación que determina la magnitud de una estrella a partir de su flujo radiativo y la comparación con objetos astronómicos estándar, cuyas propiedades han sido estudiadas a fondo:

$$m_1 = -2,5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) + m_2 \quad (1.4)$$

donde m_1 y F_1 son los valores de la estrella estudiada y m_2 y F_2 la información del objeto astronómico estándar -por ejemplo, la estrella Vega (α Lyr)-. (Karttunen et al 2007).

1.1.3. Magnitud Absoluta

La magnitud absoluta M es una cantidad fotométrica establecida por los astrónomos: es la magnitud aparente que tendría una estrella, si esta se encontrara a una distancia de 10 pársec (pc). Para ello, se utilizó la expresión entre flujo radiativo y luminosidad intrínseca de una estrella (1.2). Así, se encontró una relación entre los flujos radiativos F_d y F_D , bajo la premisa que la luminosidad intrínseca de una estrella no depende de la distancia. Entonces:

$$\frac{F_d}{F_D} = \frac{D^2}{d^2} \quad (1.5)$$

donde d es la distancia real a la estrella, $D = 10\text{pc}$, F_d es el flujo radiativo de la estrella a una distancia d y F_D es el flujo hipotético de la estrella a una distancia de 10 pc.

Con las ecuaciones (1.5) y (1.4) es posible encontrar una expresión para la magnitud absoluta:

$$M = -2,5 \log \left(\frac{d^2}{D^2} \right) + m_d \quad (1.6)$$

Si se conoce la magnitud absoluta, entonces es posible encontrar la distancia a la estrella. Por ello, la cantidad $m - M$ se denomina el módulo de distancia:

$$m - M = 5 \log \left(\frac{d}{D} \right) \quad (1.7)$$

1.1.4. Magnitud de Color

Las magnitudes encontradas con el flujo radiativo determinado a un rango de longitud de onda se denominan magnitudes de color m_{color} . Instrumentalmente es posible restringir el flujo radiativo a un rango de longitudes de onda determinada con el uso de filtros en el telescopio.

1.2. Sistemas Fotométricos Estándar

Los sistemas fotométricos estándar son conjuntos de filtros, las cuales miden las magnitudes estándar y mediciones de magnitudes de color (a pasos de bandas específicos) para un conjunto de estrellas estándar que están bien distribuidas alrededor del cielo. Las magnitudes observadas son corregidas por la atenuación que sufre la luz por la atmósfera de la Tierra, es decir, los datos son extrapolados a masa de aire cero. La corrección de extinción interestelar también es determinante para los sistemas fotométricos estándar. Existen muchos sistemas fotométricos astronómicos adaptados a la variedad de detectores y filtros que poseen los telescopios actualmente. Todos los sistemas fotométricos permiten medir flujos absolutos, con los cuales se puede inferir propiedades específicas de las estrellas. No obstante, algunos sistemas se adaptan mejor a la observación de objetos calientes, y otros a la observación de objetos fríos. (Bessell 2005)

Los sistemas fotométricos normalmente son divididos en tres categorías: banda ancha ($\Delta\lambda < 1000 \text{ \AA}$); banda intermedia ($70 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 400 \text{ \AA}$) y banda estrecha ($\Delta\lambda < 70 \text{ \AA}$). Sin embargo, la categoría ultra-ancha surgió para los sistemas fotométricos de las misiones de exploración Hipparcos y Sloan. La figura 1.1 muestra diferentes filtros esquemáticos para sistemas fotométricos de banda ancha. Otra forma de clasificar los sistemas fotométricos es conociendo si son abiertos o cerrados. Esta característica depende de los desarrolladores del sistema y básicamente indica si ellos animan al astrónomo a reproducir sus mediciones (abierto) o sólo a utilizar sus datos (cerrado) (Bessell 2005)

1.2.1. Sistema Fotométrico UBV

El sistema fotométrico UBV, también llamado sistema Johnson o sistema Johnson-Morgan, es un sistema fotométrico de banda ancha -publicado durante la década de 1950 por Harold Johnson y William Morgan- que clasifica las estrellas de acuerdo a sus colores. Es decir, las magnitudes de color medidas bajo este sistema obtienen su nombre de acuerdo al color que corresponde la longitud de onda restringida λ ; por ejemplo: si $\lambda = 600\text{nm}$ (longitud de onda visual) entonces $m_{color} = m_V = V$.

El sistema original presentó problemas porque el rango de longitudes de onda del filtro U era determinado por la atmósfera y los elementos ópticos del telescopio, mientras que el rango del filtro V era determinado por el detector fotométrico. Además, el uso de diferentes instrumentos ópticos para cada observatorio llevaron a diferencias sistemáticas en la fotometría de estrellas no representadas en las listas estándar. Sin embargo, Alan Cousins (1973, 1983, 1984) estableció un sistema fotométrico UBV preciso que arregló las deficiencias del sistema Johnson y conservó sus ventajas. Además, introdujo un sistema fotométrico preciso. Así, junto con las contribuciones de otros astrónomos como Landolt, Kron, Smith, Stetson, etc; se estableció el sistema fotométrico UVBRI, el cual normalmente se refiere al sistema Johnson-Cousins UBV y al sistema Cousins RI (Bessell 2005). La figura 1.2 muestra las longitudes de onda y longitudes de onda efectivas del sistema UBVRI.

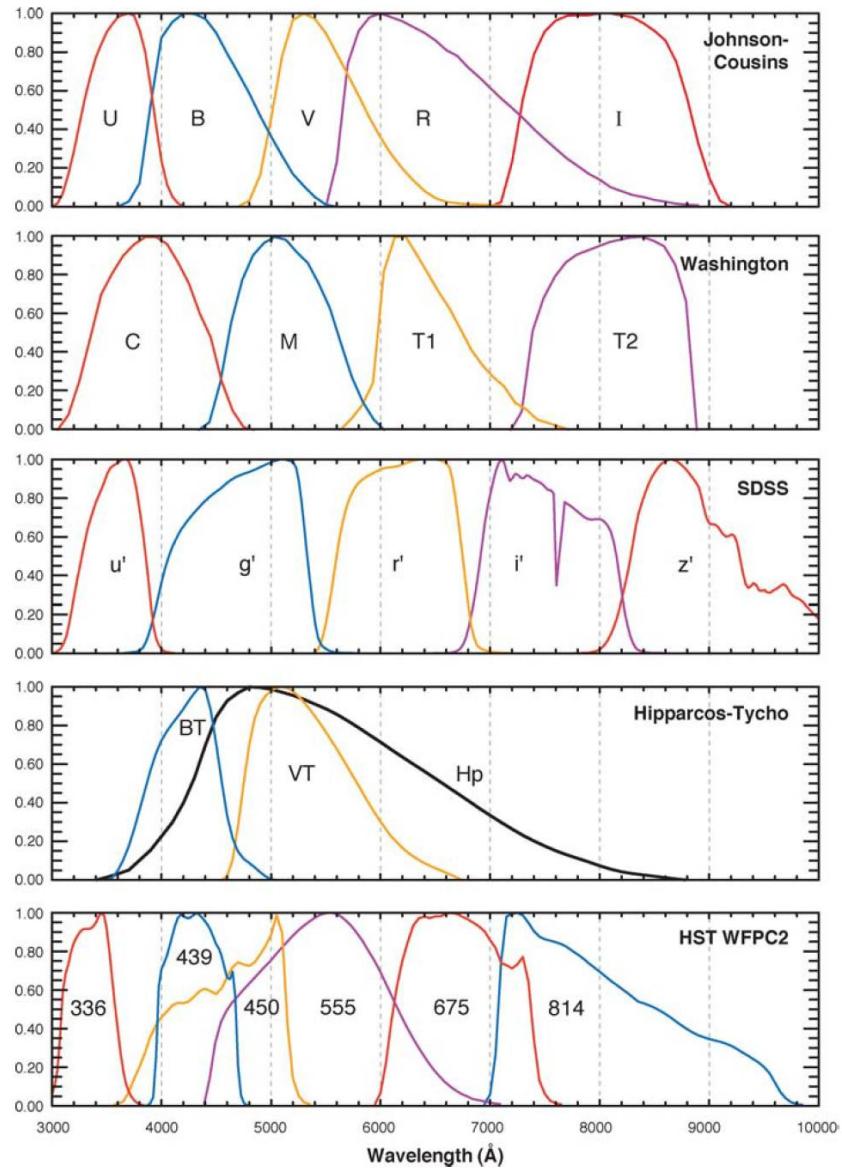


Figura 1.1: Filtros de sistemas de banda ancha (Bessell 2005)

1.3. Índice de Color

Para cualquier sistema fotométrico se puede definir índices de color. Un índice de color es la diferencia de dos magnitudes de color. Por ejemplo, el índice de color $(R - I) = m_R - m_I = R - I$. En este trabajo se utilizó el índice de color $(B - V)$ para realizar los diagramas color-

| Magnitude | | Band width [nm] | Effective wavelength [nm] |
|-----------|-------------|--------------------|------------------------------|
| U | ultraviolet | 66 | 367 |
| B | blue | 94 | 436 |
| V | visual | 88 | 545 |
| R | red | 138 | 638 |
| I | infrared | 149 | 797 |

Figura 1.2: Anchos de banda y longitudes de onda efectivas del sistema UBVRI (Karttunen et al 2007)

magnitud de los dos cúmulos estelares.

1.4. Diagramas Hertzsprung-Russell y Diagramas Color-Magnitud

Un diagrama Hertzsprung-Russell (o diagrama HR) es un gráfico que refleja la relación entre la luminosidad y la temperatura efectiva de las estrellas. Este diagrama fue propuesto por Ejnar Hertzsprung en 1905, e independientemente por Henry Russell en 1913. Originalmente fue propuesto como una relación empírica entre el tipopectral de las estrellas y su magnitud absoluta visual. Sin embargo, trabajos teóricos posteriores mostraron su importancia para el estudio de evolución estelar y poblaciones estelares, ya que se pueden identificar regiones especiales en el diagrama (temperatura efectiva vs luminosidad) en donde se concentran grupos importantes de estrellas. Estas regiones indican procesos físicos específicos que ocurren en el interior de las estrellas (Carroll & Ostlie 2007). La figura 1.3 es un diagrama HR teórico que muestra gran parte de las etapas evolutivas y poblaciones estelares más relevantes.

Obtener observationalmente la temperatura efectiva y la luminosidad de una estrella requiere trabajos tanto fotométricos como espectroscópicos. Sin embargo, es posible construir un equivalente al diagrama HR con sólo datos fotométricos. Estos diagramas se llaman diagramas color-magnitud (CMD) y se grafican con los datos de índice de color (equivalente fotométrico de la temperatura efectiva) y magnitud aparente de las estrellas. En los CMD también es posible encontrar información evolutiva y poblacional de las estrellas, por lo que es común, en estudios astronómicos, realizar CMD a cúmulos estelares.

En la figura 1.4 se muestran CMD esquemáticos para cúmulos estelares, en donde se pueden observar las agrupaciones de estrellas que normalmente se encuentran en los diagramas HR, las cuales indican etapas evolutivas y son nombradas de acuerdo a ellas.

Las etapas evolutivas que se pueden reconocer son las siguientes:

- Secuencia principal (Main Sequence: MS)
- Rama de Subgigantes (Subgiant Branch: SGB)

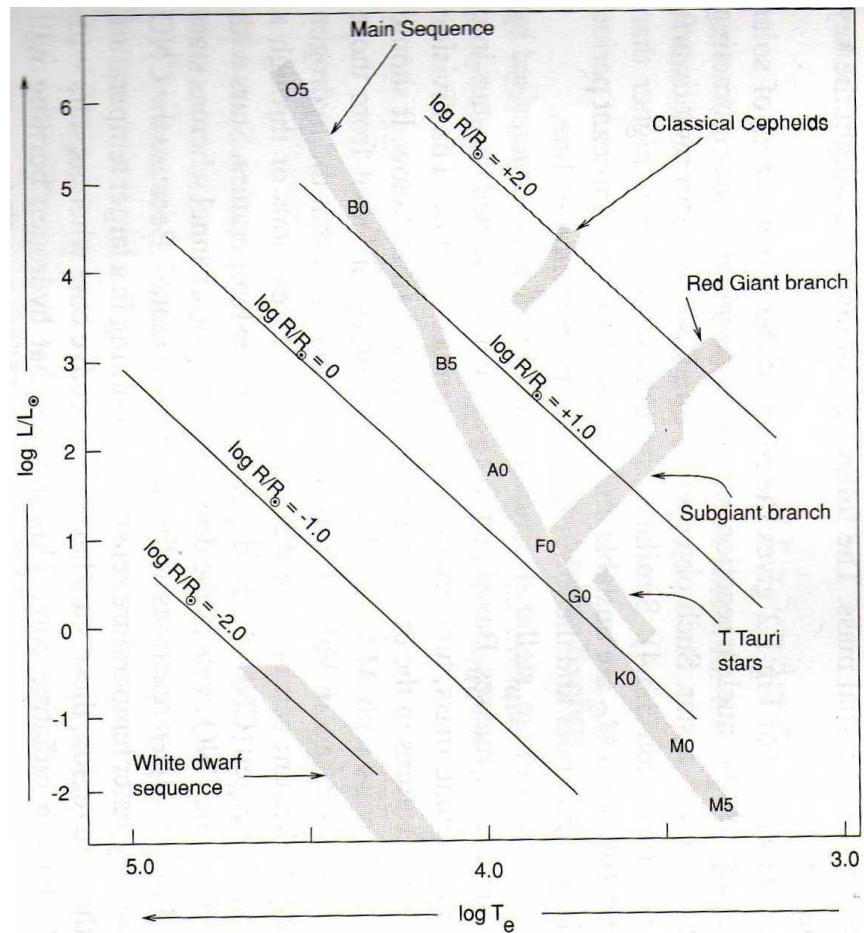


Figura 1.3: Ejemplo de diagrama Hertzsprung-Russell teórico (Padmanabhan 2001)

- Rama de Gigantes Rojas (Red Giant Branch: RGB)
- Rama Asintótica de Gigantes (Asymptotic Giant Branch: AGB)
- Rama Horizontal (Horizontal Branch: HB)

las cuales dependen de las reacciones nucleares que ocurren en las estrellas en ese momento.

1.5. Evolución Estelar

El término evolución estelar hace referencia a los cambios que sufre una estrella con el paso del tiempo. Estos cambios involucran la composición química, tamaño, temperatura y estructura interna. La evolución de una estrella puede depender de muchos factores; tanto externos

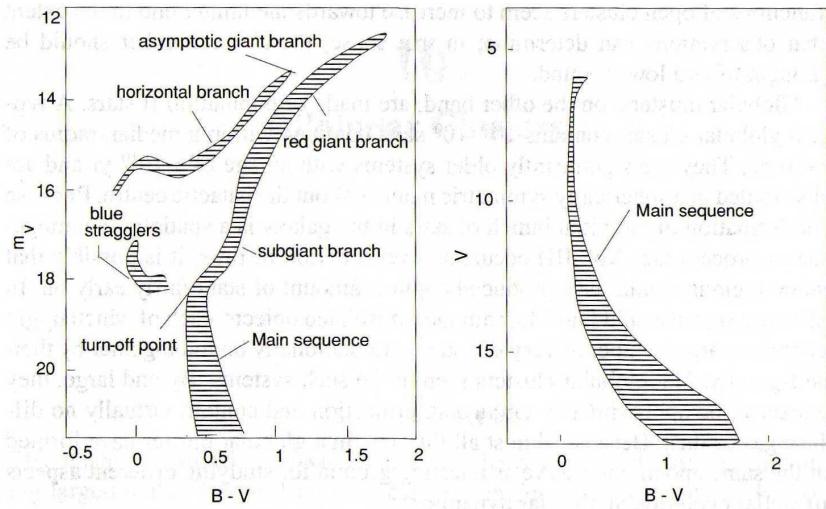


Figura 1.4: Diagrama color magnitud-esquemático para cúmulos abiertos (izquierdo) y para cúmulos globulares (derecho) (Padmanabhan 2001)

-por ejemplo, pertencer a un sistema de estrellas estrechamente ligadas gravitacionalmente-, como internos -por ejemplo composición química inicial-. No obstante, la teoría de evolución estelar explica satisfactoriamente las distintas etapas evolutivas de la mayoría de las estrellas teniendo en cuenta un solo factor: la masa inicial de la estrella. Según la teoría, existen tres mecanismos principales de producción y transferencia de energía de una estrella: atracción gravitacional, procesos termodinámicos y reacciones nucleares. Cada uno de estos mecanismos juega un papel importante en el tiempo de vida de una estrella y de sus etapas evolutivas. La figura 1.5 es un resumen de la evolución estelar, en donde se indican cada una de las etapas evolutivas para diferentes rangos de masa inicial. El orden cronológico de las etapas comienza en la parte inferior de la figura. La duración de cada una de las etapas evolutivas es representada graficamente con el tamaño del cuadro que encierra el nombre de la etapa.

1.5.1. Escalas de Tiempo Evolutivas

- Escala de tiempo nuclear: es el tiempo aproximado en el que una estrella radia toda la energía posible debido a reacciones nucleares. Un estimado se puede obtener con el cálculo del hidrógeno disponible para convertirse en helio (reacción nuclear principal en las estrellas). Teóricamente se conoce que las estrellas solo queman aproximadamente el 10 % del hidrógeno que contienen. Además el 0.7% del hidrógeno de la estrella se convierte en energía (Karttunen et al 2007). Este cálculo aproximado supone que la estrella está hecha originalmente solo de hidrógeno, lo que lleva a la siguiente estimación:

$$t_n \approx \frac{0,007 * 0,1 M c^2}{L} \quad (1.8)$$

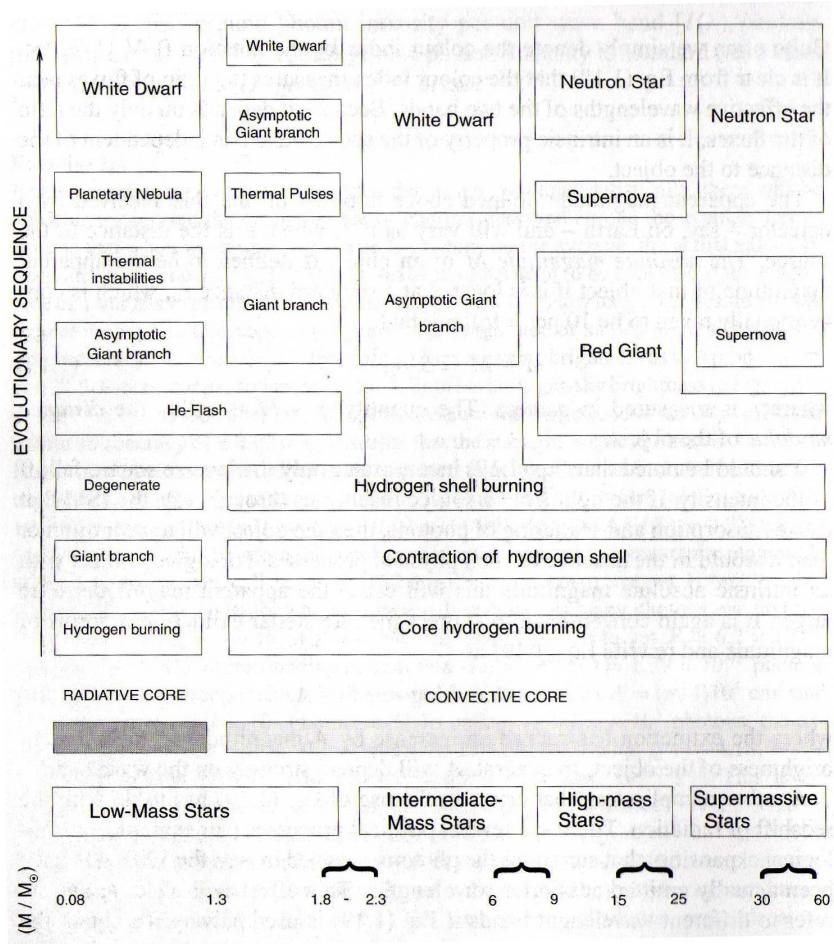


Figura 1.5: Resumen de la evolución estelar (Padmanabhan 2001)

donde M es la masa de la estrella, L su luminosidad intrínseca y c la velocidad de la luz (Karttunen et al 2007). Con los valores de masa y luminosidad solar ($M_{\odot} = 1,9891 * 10^{30} Kg$ y $L_{\odot} = 3,846 * 10^{26} W$) se encuentra un valor aproximado para la escala de tiempo nuclear para el sol: $t_n \approx 10^{10}$ años.

- Escala de tiempo térmico: Es el tiempo en el que la radiación toma para ir desde el centro hasta la superficie de la estrella. También puede ser interpretado como el tiempo en el que una estrella radiaría toda su energía térmica, si las reacciones nucleares fueran súbitamente detenidas. Una estimación posible para esta escala de tiempo es:

$$t_t \approx \frac{0,5GM^2}{LR} \quad (1.9)$$

donde G es la constante de gravitación universal, M la masa de la estrella, L su luminosidad intrínseca y R su radio (Karttunen et al 2007). Con los valores de masa, luminosidad y radio solar ($R_{\odot} = 696342$ km) se calcula un valor aproximado para la escala de tiempo térmico para el sol: $t_t \approx 10^7$ años.

- Escala de tiempo dinámico: es el tiempo que tardaría una estrella en colapsar si la presión que soporta la gravedad es súbitamente removida. Es posible calcularla con el análogo de una partícula en caída libre desde la superficie de la estrella hasta su centro. El tiempo aproximado sería de la siguiente manera:

$$t_d \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \quad (1.10)$$

donde G es la constante de gravitación universal, M la masa de la estrella y R su radio (Karttunen et al 2007). Con los valores de masa y radio solar se halla un valor aproximado para la escala de tiempo para el sol: $t_d \approx 0,44$ horas

1.5.2. Secuencia Principal

El modelo de evolución estelar indica que la etapa más larga de las estrellas es en la que predomina la escala de tiempo nuclear. En esta etapa, la estrella se comporta como un sistema ligado gravitacionalmente que fusiona hidrógeno en su núcleo, para convertirlo en helio. Este tipo de estrellas se denominan estrellas de secuencia principal (Main Sequence: MS) y forman una agrupación en los diagramas HR y CMD. Existe una región específica en donde las estrellas alcanzan por primera vez la MS, la cual es denominada secuencia principal de edad cero (Zero-Age Main Sequence: ZAMS) (Carroll & Ostlie 2007).

Como las estrellas gastan la mayoría de tiempo en la MS, es normal encontrar la mayoría de las estrellas en esta región. Después de un tiempo específico para la estrella, el cual depende de su masa inicial, el hidrógeno de su núcleo se termina de quemar. Este momento evolutivo se denomina punto de desvío (Turn Off point: TO), porque las siguientes etapas evolutivas siguen direcciones distintas en el diagrama HR. Luego de esta etapa existen diferentes pasos posibles para la estrella, los cuales dependen también de la masa de la estrella (Padmanabhan 2001).

1.5.3. Etapas Tardías de Evolución Estelar

Las etapas evolutivas posteriores a la secuencia principal dependen de la masa de la estrella. Por lo tanto, se establecieron cuatro categorías de estrellas de acuerdo a sus masas estelares, las cuales, durante la evolución estelar, derivan en diferentes caminos evolutivos. Las categorías son: estrellas de masa baja ($0,08M_{\odot} - 1,8M_{\odot}$), estrellas de masa intermedia ($2,3M_{\odot} - 6M_{\odot}$), estrellas de masa alta ($9M_{\odot} - 25M_{\odot}$), estrellas supermasivas ($30M_{\odot} - 60M_{\odot}$).

Las siguientes son las etapas evolutivas, posteriores a la MS, que se pueden identificar en un diagrama HR:

- Rama de Subgigantes (SGB): Tanto para estrellas de masa baja, como para estrellas de masa intermedia, se forma una capa de hidrógeno (el cual se quema) alrededor del nuevo núcleo de helio (la región de la estrella cuyo hidrógeno no se está quemando se llama envoltura de hidrógeno). Debido a este proceso, la masa del núcleo aumenta constantemente hasta que alcanza un equilibrio isotérmico. Luego, el núcleo se vuelve a contraer (mas rápido que la escala de tiempo dinámico) y se libera energía que ocasiona una expansión de la envoltura de hidrógeno (sección de la estrella que no hace parte de la capa de hidrógeno). Este fenómeno deriva en una disminución de la temperatura efectiva de la estrella (Carroll & Ostlie 2007).
- Rama de Gigantes Rojas (RGB): Luego de los procesos ocurridos en la SGB, la estrella forma regiones convectivas en su estructura que le permiten crear un gradiente de temperatura adiabático, el cual permite el transporte de energía y material metálico (elementos diferentes del hidrógeno) del núcleo de la estrella a sus capas exteriores. A medida que ocurre este fenómeno, la estrella viaja por la rama de gigantes rojas. Al final de esa etapa evolutiva, el núcleo de la estrella alcanza la temperatura necesaria (aproximadamente $1,3 * 10^8 K$ para una masa de $5M_{\odot}$) para empezar a quemar el helio de su núcleo. Este momento se llama punta de gigantes rojas (Red Giant Branch tip). Este proceso ocurre para todas las estrellas.
- Destello del núcleo de helio: Este proceso ocurre para estrellas con masas inferiores a $1,85M_{\odot}$. Durante el proceso evolutivo de la RGB, el núcleo de helio se contrae de tal forma que se genera un gradiente de temperatura inverso cerca al centro, es decir, el núcleo se refrigerá. Luego, debido a la energía del colapso gravitacional, alcanza la temperatura para comenzar una nueva reacción nuclear; sin embargo, la estrella alcanza este punto súbitamente y la reacción nuclear ocurre casi explosivamente. Este fenómeno ocasiona un incremento en la luminosidad de la estrella de aproximadamente $10^{11} * L_{\odot}$, y dura sólo unos segundos (Carroll & Ostlie 2007).
- Rama Asintótica de Gigantes (AGB) : En el momento en el que las estrellas de masa baja y masa intermedia alcanzan una temperatura suficientemente alta (aproximadamente $2 * 10^8 K$ para una masa de $5M_{\odot}$), el helio de su núcleo empieza a quemarse. En esta etapa evolutiva, la capa de hidrógeno, que se encuentra alrededor del núcleo, está inactiva nuclearmente pero se expande y absorbe la energía irradiada por el núcleo de helio. Por lo tanto, la temperatura efectiva disminuye y se forma una segunda región convectiva entre el núcleo y la envoltura de la estrella, lo que ocasiona la mezcla de elementos metálicos en todo el astro (Carroll & Ostlie 2007).
- Rama Horizontal (HB): Este proceso sólo ocurre para las estrellas de masa alta y las estrellas supermasivas. Al salir de los procesos de la RGB, se forma una región convectiva entre la capa de hidrógeno (el cual se está quemando) y la superficie de la estrella. Además, el núcleo de helio se vuelve convectivo y se contrae, por lo que la envoltura de la estrella se expande y baja su temperatura efectiva. La HB se considera análoga a la MS, ya que tienen un comportamiento similar pero, en vez de quemar hidrógeno en su núcleo, quema helio. En el momento final de esta etapa evolutiva se encuentran elementos como carbono y nitrógeno en el núcleo de la estrella, por lo que comienzan nuevas reacciones nucleares en ella (Carroll & Ostlie 2007).

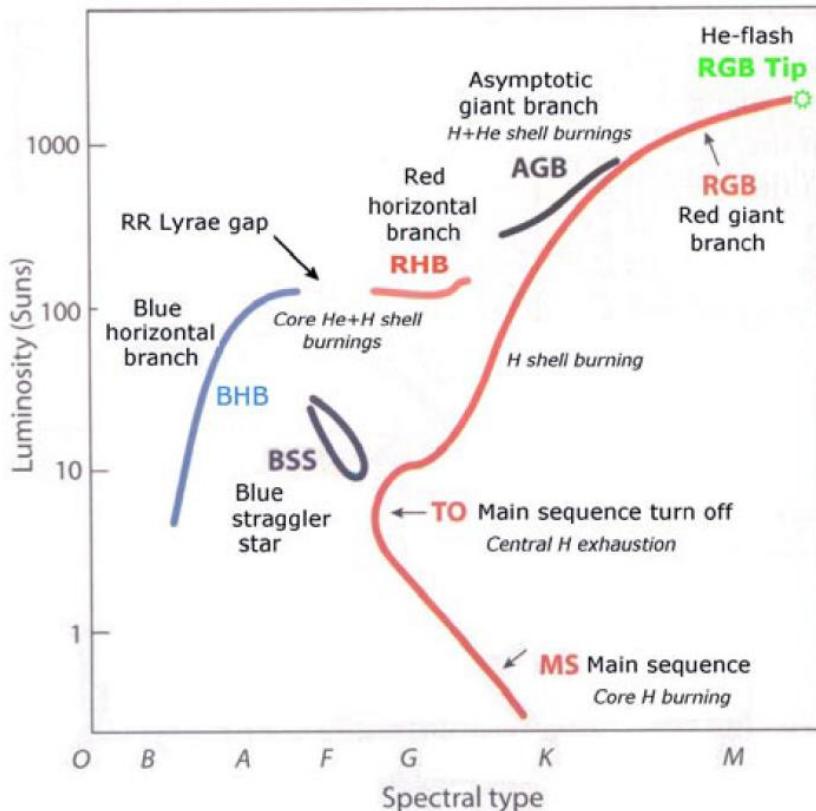


Figura 1.6: Etapas evolutivas estelares en un diagrama HR esquemático (Nature Publishing Group 2001)

1.5.4. Etapas Finales de Evolución Estelar

- **Enanas Blancas:** Esta es la etapa final de evolución para las estrellas con masa baja y masa intermedia. Una estrella llega a este momento cuando, luego de su paso por la AGB, no logra alcanzar la temperatura necesaria para continuar con más reacciones nucleares. Por lo tanto, las regiones exteriores de la estrella se vuelven inestables y gran parte de su masa es eyectada, formando una nebulosa planetaria. El núcleo de la estrella logra permanecer estable por la presión degenerada de los electrones que lo conforman. Este objeto se denomina enana blanca (Padmanabhan 2001).
- **Estrellas de Neutrones:** Esta es la etapa evolutiva final de las estrellas de masa alta y supermasivas. Debido a las reacciones nucleares que ocurren en una estrella durante su paso por la HB, el núcleo se contrae y se vuelve rico en neutrones. En el momento en el que la estrella vuelve a generar suficientes reacciones nucleares para detener la contracción del núcleo se produce una explosión que es capaz de separar la envoltura de una estrella de su núcleo. Esta explosión se llama supernova y el remanente -es decir, el

núcleo de la estrella- se denomina estrella de neutrones, el cual se soporta esencialmente por fuerzas nucleares a altas densidades (Padmanabhan 2001).

En la figura 1.6 se pueden observar las etapas evolutivas estelares más importantes, identificadas en un diagrama HR esquemático para cúmulos globulares.

1.6. Poblaciones Estelares

Una supernova expulsa elementos pesados del interior de la estrella que la origina. Este material luego se convierte en un material propicio para el nacimiento de nuevas estrellas; sin embargo, las estrellas que se originan allí se diferencian de las estrellas primigenias en su composición química inicial, ya que las primeras estrellas del universo se originaron sólo con fuentes de hidrógeno y helio. En 1946, Walter Baade notó este fenómeno y catalogó a las estrellas en dos poblaciones, de acuerdo a su metalicidad (presencia de elementos diferentes al hidrógeno y helio). Las estrellas de población I son las estrellas jóvenes que tienen presencia de metales en su espectro, mientras que las estrellas de población tipo II son las que tienen pocas trazas de metales y son viejas. Además, Baade encontró que las estrellas de población I se encuentran normalmente en el disco de la galaxia, mientras que las estrellas de población II se encuentran en el halo galáctico.

Otra forma de discriminar diferentes tipos de estrellas es observando el diagrama HR. A parte de las diferentes etapas evolutivas mencionadas anteriormente, se pueden encontrar estrellas que no siguen un camino evolutivo normal; por lo tanto, se encuentran en lugares distinguibles del diagrama HR y que no corresponden a una estrella normal evolucionando. En la figura 1.6 se pueden observar dos regiones que no corresponden a las etapas evolutivas mencionadas anteriormente, el salto de las RR Lyrae (RR Lyrae gap) y las estrellas Azules Rezagadas (Blue Stragglers). En la figura 1.3 se pueden observar las regiones ocupadas por otros dos tipos de estrellas: las estrellas Cefeidas Clásicas (Classical Cepheids) y las estrellas T Tauri (T Tauri Stars). Por lo tanto, con CMD es posible identificar diferentes tipos de poblaciones estelares en un grupo de estrellas analizado fotométricamente.

1.7. Cúmulos Estelares

Los cúmulos estelares son grupos de estrellas ligadas gravitacionalmente que fueron formados luego del colapso de una nube molecular (Carroll & Ostlie 2007). Estos objetos astronómicos son herramientas fundamentales para estudiar la formación estelar en las galaxias porque las estrellas que los constituyen se encuentran a la misma distancia aproximada de la tierra; además, tienen aproximadamente la misma edad y composición química, por lo que logran registrar parte de la historia de la galaxia (Ma 2013). Se clasifican en dos grandes grupos: cúmulos globulares y cúmulos abiertos.

Los cúmulos globulares son objetos astronómicos ideales para observar el proceso evolutivo de las estrellas. Estos cúmulos se encuentran normalmente en el centro galáctico y regularmente están formados por estrellas de población tipo II, por lo que es común encontrar en ellos estrellas en etapas evolutivas avanzadas (Reinhart et al 2012). Un cúmulo

globular común contiene entre 10^4 y 10^6 estrellas que están distribuidas en un espacio de simetría esférica, con un radio aproximado de 10 pársec (Padmanabhan 2001), y la mayoría están concentradas en el centro del cúmulo. La figura 1.7¹ es una imagen tomada por la cámara WFI del telescopio de 2.2m la ESO del cúmulo 47 Tucanae, el cual muestra las características descritas para un cúmulo globular.



Figura 1.7: Imagen del cúmulo 47 Tucanae, tomada por el telescopio VLT de la ESO, en el que se puede observar la simetría esférica de la distribución de sus estrellas. Crédito: ESO

Con el conocimiento que se tiene actualmente sobre el proceso evolutivo estelar, es posible determinar, con un CMD, características fundamentales de un cúmulo. Por ejemplo, si se logran identificar las diferentes etapas evolutivas presentes dentro del cúmulo, es posible estimar un rango de masas iniciales y de edades para el objeto estudiado. Además, es posible estimar la metalicidad de las estrellas, porque este factor indica la etapa evolutiva del cúmulo (Carroll & Ostie 2007). Esta información se adquiere a partir de la comparación de los CMD

¹Crédito: ESO. Disponible en: <http://www.eso.org/public/images/eso0620a/>

diseñados teóricamente para cúmulos globulares con los CMD obtenidos de la fotometría hecha al cúmulo globular en sí.

Los cúmulos abiertos son formados por estrellas de población I, y se encuentran en el disco galáctico. Normalmente, un cúmulo abierto típico contiene entre 100 y 1000 estrellas en una región de 1–10 pársec. Las estrellas que lo conforman son relativamente jóvenes, con una edad promedio de 10^8 años; además, existe evidencia observacional que señala que la formación de cúmulos abiertos es un proceso en marcha y constante (Padmanabhan 2001). Estos objetos astronómicos también pueden ser analizados con un CMD, y se puede encontrar, a partir de este diagrama, la etapa evolutiva y la metalicidad del cúmulo. Con esta información, se puede inferir, a grandes rasgos, la historia de formación estelar de la galaxia en la que se encuentra el cúmulo (Ma 2013). La figura 1.8² muestra el cúmulo abierto de las Pléyades, en el que se puede observar la organización dispersa de sus estrellas y el color similar que comparten sus estrellas más luminosas (indicador de que estas tienen una edad similar).



Figura 1.8: Imagen del cúmulo abierto M45, más conocido como las Pléyades. Crédito: NASA, ESA, AURA/Caltech.

²Crédito: NASA, ESA, AURA/Caltech. Disponible en: <http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2004/20/image/a/>

Capítulo 2

Procesamiento de datos

2.1. Descripción del problema

En este proyecto de grado se realizaron los CMD de dos cúmulos estelares, el císmulo abierto NGC 6250 y el císmulo globular NGC 5139. Para ello, se utilizaron imágenes tomadas por los telescopios del observatorio La Silla, el cual pertenece al Observatorio Europeo del Sur (ESO). Estos datos están disponibles en la base de datos públicos de la ESO (ESO Science Archive Facility), y fueron descargados vía FTP.

2.2. Objetos de Estudio

2.2.1. NGC 5139

El objeto NGC 5139, más conocido como ω Centauri, es el císmulo globular más grande y luminoso de la Vía Lactea. Fue descubierto por Edmond Halley en 1677. Su ascención recta es $13^h26,8^m$, su declinación es $-47^\circ29'$, se encuentra a una distancia aproximada de 4.8 kpc y su magnitud aparente es de 3.68. Su masa y radio aproximados son $5 * 10^6 M_\odot$ y 69 pc respectivamente. Este císmulo presenta una rotación global grande, comparada con su velocidad radial de $8 \frac{km}{s}$ (a 11 pc de su centro) por lo que es uno de los címulos globulares galácticos más planos detectados. Además, presenta una población estelar inusual, con un rango de metalicidad amplio y una distribución espacial específica para las diferentes subpopulaciones (Noyola et al 2008). A partir de esta información, se han planteado hipótesis sobre ω Centauri, ya que presenta características que no son propias de un císmulo globular clásico. Las tres más importantes son: NGC 5139 es el núcleo remanente de una galaxia enana (Meza et al 2005); es el producto de la fusión de dos címulos globulares de diferente edad (Icke & Alcaino 1988); es un císmulo globular con auto enriquecimiento de materiales pesados (Ikuta & Arimoto 2000). La figura 2.1¹ es una imagen de este císmulo, tomada por el telescopio VLT de la ESO.

¹Crédito: ESO. Disponible en: <http://www.eso.org/public/images/eso0844a/>

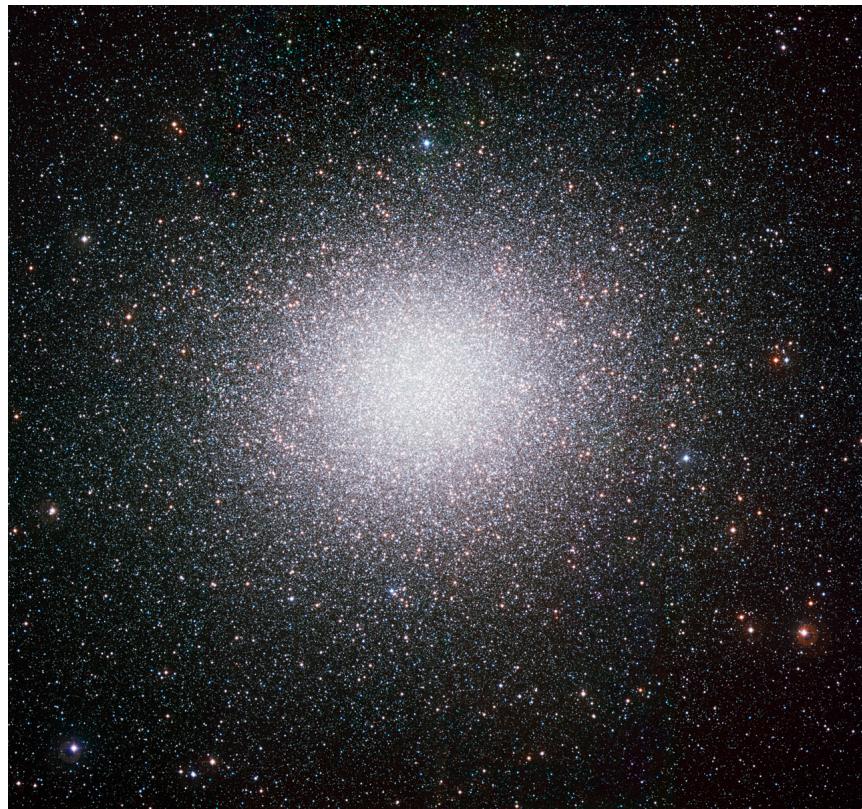


Figura 2.1: Imagen del cúmulo globular NGC 5139, más conocido como ω Centauri. Crédito: ESO

2.2.2. NGC 6250

NGC 6250 es un cúmulo abierto joven que se encuentra en una región fuertemente oscurcida, cerca a los límites de una estructura espiral entre las constelaciones de Sagitario y Carina. Existen argumentos sólidos que sugieren que este cúmulo abierto está relacionado con la gran nube de polvo que se encuentra cerca a él; por ejemplo: dos miembros del cúmulo reflejan la presencia de una nebulosa y algunas estrellas presentan un enrojecimiento mayor al esperado (Feinstein et al 2008). Su edad aproximada es de $1,4 * 10^7$ años y se encuentra a una distancia de 1025 pc. Su ascensión recta es $16^h 57^m 56^s$, su declinación es $-45^\circ 56' 12''$ y su magnitud visual es 5.9.². La figura 2.2³ es una imagen a blanco y negro del cúmulo NGC 6250, tomada con placas fotográficas.

²spider.seds.org

³Crédito: Centre d'Analyse des Images. Disponible en: <http://aladin.u-strasbg.fr/java/alapre.pl?c=16+57+58-45+56.6>



Figura 2.2: Imagen del cúmulo abierto NGC 6250. Crédito: Centre d'Analyse des Images

2.3. Cámara WFI

Las imágenes estudiadas en este proyecto de grado fueron tomadas por el telescopio de 2.2m ubicado en el observatorio de La Silla, Chile. El telescopio tiene montada una cámara CCD llamada Cámara de Campo Amplio (WFI)⁴. Esta cámara tiene un campo de visión de 34'x33'' y una escala de imagen de 0.238''/píxel, por lo que resulta ideal para obtener imágenes de objetos astronómicos de gran tamaño, como cúmulos estelares. El detector tiene 8 chips; su distribución, la relación que existe entre ellos y la información obtenida en la base de datos de la ESO se resume en la figura 2.3.

En la figura 2.4 se puede observar el tamaño de cada chip en píxeles y la ubicación en la cámara del centro de la observación (la x en la esquina superior derecha del chip 7).

⁴La información de esta sección fue extraída del manual de la Cámara WFI. Disponible en: <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/wfi/doc/2P2-MAN-ESO-90100-0001.pdf>

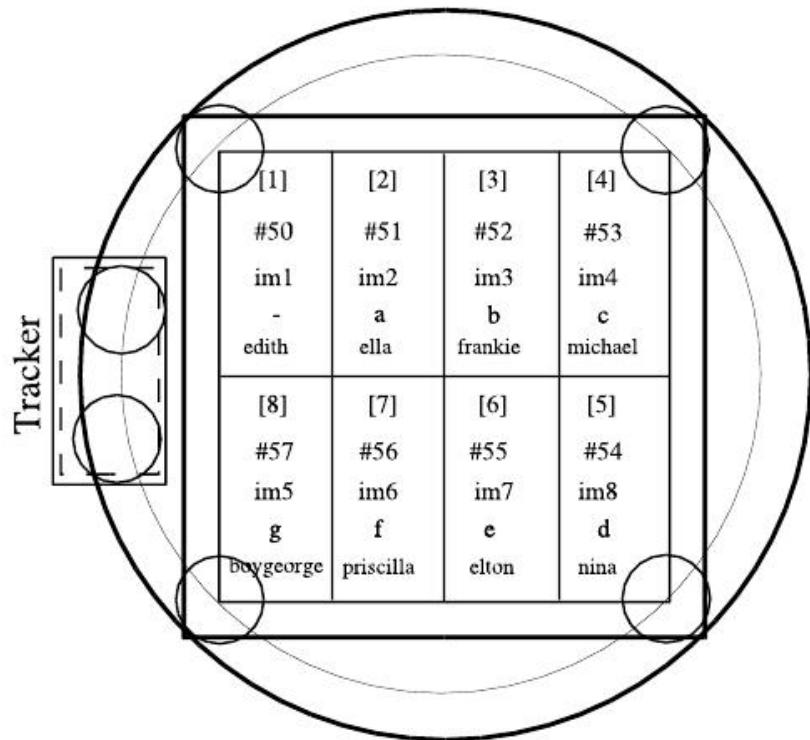


Figura 2.3: Distribución de Chips en WFI. Crédito: ESO

Para realizar una fotometría precisa, se necesitan datos importantes del funcionamiento de la CCD, como el ruido de lectura (Read Noise) y la ganancia (Gain). En la figura 2.5 se resumen los datos para cada uno de los chips de la CCD.

2.4. Datos Analizados

Los datos analizados en este trabajo fueron descargados vía FTP de la base de datos de la ESO. Estas son sus especificaciones:

2.4.1. NGC 5139

Para el análisis del cúmulo globular Omega Centauri se descargaron dos imágenes, raíces del objeto, las cuales se llamarán imágenes Ciencia en este proyecto. Estas imágenes se obtuvieron en los filtros de longitud de onda azul (B) y visual (V), las cuales fueron tomadas el 14 de Abril de 2003 con un tiempo de exposición de 59.92 s y 119.92 s respectivamente. Para su calibración, se descargaron: 10 imágenes Bias que también fueron tomadas el 14 de Abril de 2003; 5 imágenes Flat Field en el filtro B, que también fueron tomadas el 14 de Abril de 2003, con un tiempo de exposición promedio de 2.68 s; 3 imágenes Flat Field en el filtro V,

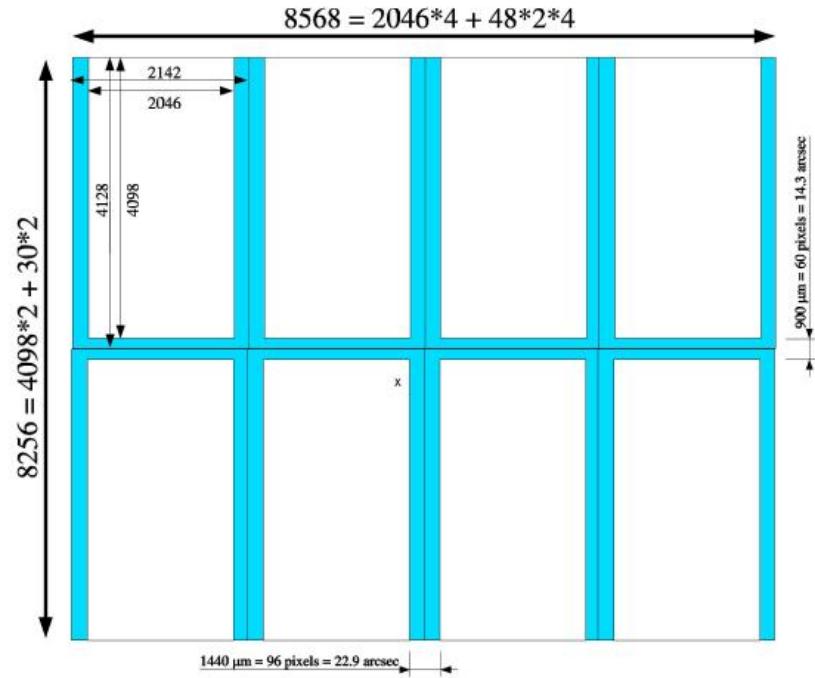


Figura 2.4: Tamaño en pixeles de los chips de WFI. Crédito: ESO

| | CCD #50 | CCD #51 | CCD #52 | CCD #53 |
|---------------------------|---------|---------|---------|---------|
| Read noise [ADU] | 2.3 | 2.3 | 2.1 | 2.3 |
| Gain [e^-/ADU] | 1.9 | 2.0 | 2.2 | 1.9 |
| Read noise [e^-] | 4.5 | 4.6 | 4.6 | 4.4 |
| | CCD #57 | CCD #56 | CCD #55 | CCD #54 |
| Read noise [ADU] | 2.1 | 2.2 | 2.4 | 2.4 |
| Gain [e^-/ADU] | 2.1 | 2.1 | 1.9 | 1.9 |
| Read noise [e^-] | 4.5 | 4.6 | 4.7 | 4.5 |

Figura 2.5: Ruidos de lectura y Ganancias de WFI. Crédito: ESO

que fueron tomadas el 12 de Abril de 2003, con un tiempo de exposición promedio de 32.18 s.

La figura 2.6 muestra una de las imágenes de NGC 5139 analizadas en este trabajo. Se puede observar que la gran mayoría de las estrellas del cúmulo se concentran en los chips 2,3,6,7. Esta región se denominará centro del cúmulo. Los chips 1,4,5,8 se denominarán bordes del cúmulo.

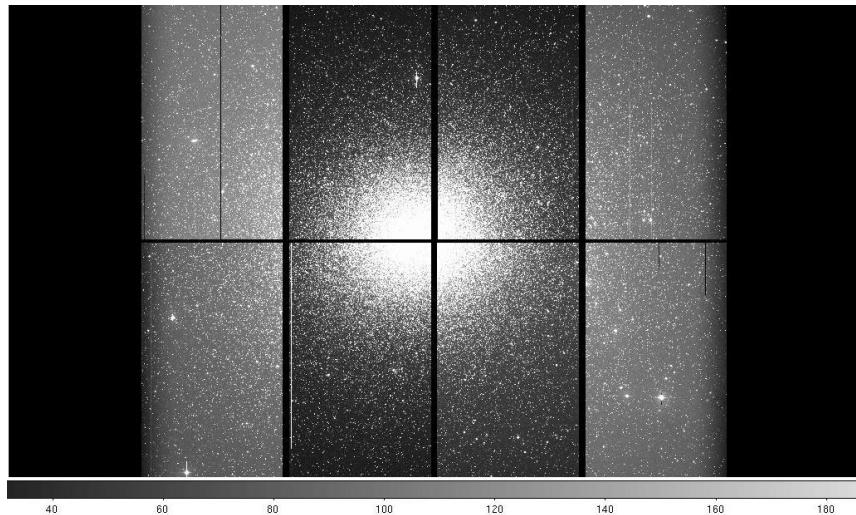


Figura 2.6: Imagen Ciencia analizada para Omega Centauri

2.4.2. NGC 6250

Para el análisis del cúmulo abierto NGC 6250 se descargaron dos imágenes Ciencia en los filtros de longitud de onda azul (B) y visual (V), las cuales fueron tomadas el 30 de Abril de 2005 con un tiempo de exposición de 119.92 s. Para su calibración, se descargaron: 10 imágenes Bias que también fueron tomadas el 30 de Abril de 2005; 5 imágenes Flat Field en el filtro B, que también fueron tomadas el 30 de Abril de 2005, con un tiempo de exposición promedio de 12.90 s; 5 imágenes Flat Field en el filtro V, que fueron tomadas el 29 de Abril de 2005, con un tiempo de exposición promedio de 2.80 s.

La figura 2.7 muestra una de las imágenes de NGC 6250 analizadas en este trabajo. Se puede observar que la gran mayoría de las estrellas del cúmulo se concentran en los chips 2,3,6,7, por lo que se espera encontrar la mayor parte de la información fotométrica en esta región.

2.5. Reducción de Imágenes Ciencia

El primer paso para el procesamiento de datos es la reducción de las imágenes de los cúmulos estelares. Para ello se utilizaron dos tipos de imágenes de calibración: imágenes Bias e imágenes Flat Field. El software que se utilizó para la reducción fue IRAF. Específicamente, se utilizaron las tareas MSCSPLIT, ESOWFI, ZEROCOMBINE, FLATCOMBINE y CCDPROC.

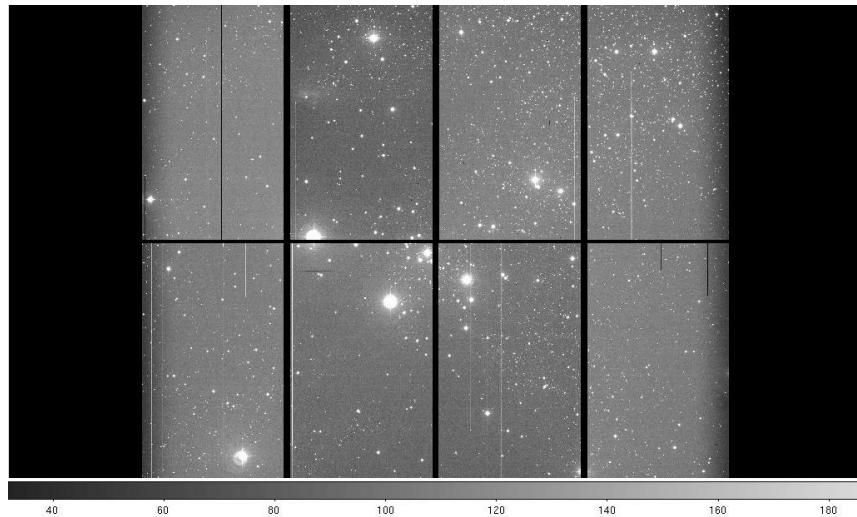


Figura 2.7: Imagen Ciencia analizada para NGC 6250

2.5.1. Preparación Inicial de Imágenes

Las imágenes obtenidas de la base de datos de la ESO tienen acoplada la información de los 8 chips. Sin embargo, para poder analizarlas fotométricamente es necesario separar las imágenes individuales de cada chip. Para ello, se utiliza la tarea MSCSPLIT, la cual se ejecuta sin que sea necesario dar un parámetro fundamental que defina su funcionamiento. Así mismo opera ESOWFI, una tarea que convierte el header (encabezado de la imagen que proporciona información esencial de la medición) de su formato jerárquico (original de los observatorios de la ESO) a uno compatible con IRAF. Luego de realizar este procedimiento inicial tanto a las imágenes de calibración como a las imágenes ciencia, se procede a hacer la corrección de la imagen Ciencia con las imágenes de calibración.

2.5.2. Imágenes Bias

El propósito de una imagen Bias es identificar el posible ruido intrínseco de la medición, el cual proviene, principalmente, de la cámara CCD. Por lo tanto, se captura una imagen con exposición de cero segundos en donde la CCD se encuentra totalmente aislada de cualquier fuente de luz externa. Normalmente esto se traduce en una medición con el obturador cerrado. La contribución de la CCD al Bias se debe a los amplificadores de los chips (por lo que es diferente para cada chip), la cual permanece constante. La media cuadrática de esta contribución es el ruido de lectura y tiene en cuenta tanto la compensación del nivel de corriente directa (denominada overscan) como sus variaciones. El ruido intrínseco de la CCD se presenta tanto en las columnas como en las filas de los píxeles, por lo que, para aplicar la corrección a las imágenes Ciencia y a las imágenes Flat, es necesario hacer una resta pixel por pixel en dos dimensiones de la medición hecha en la imagen Bias (Howell 2006). Debido a la naturaleza de esta corrección, es necesario encontrar un ruido intrínseco promedio. Para

ello, se genera una imagen Bias promedio a partir de la combinación de múltiples Bias para el mismo chip. Esto se logra aplicando la tarea ZEROCOMBINE a las imágenes Bias, estableciendo como parámetros esenciales la ganancia y el ruido de lectura del chip con el que se tomaron las imágenes.

2.5.3. Imágenes Flat Field

Las imágenes Flat Field se utilizan para corregir los errores de medición debidos a la iluminación no uniforme de la cámara CCD y sus variaciones pixel a pixel. Estas imágenes de calibración se encuentran al exponer la cámara CCD a una fuente de luz uniforme, con una razón de señal-ruido alta (S/N). Existen dos fuentes de luz uniforme que permiten crear una imagen Flat Field: el cielo (tanto en el amanecer como en el atardecer) y luz de una lámpara especial proyectada en el domo del observatorio. Las imágenes Flat Filed deben realizarse con el mismo filtro que las imágenes Ciencia para que la calibración sea precisa. Las imágenes Flat Field son válidas para realizar correcciones si fueron tomadas en la misma semana de la observación del objeto. La corrección con Flat Field es especialmente necesaria para las imágenes Ciencia tomadas en filtros pertenecientes a sistemas fotométricos de banda estrecha, porque permite remover franjas que aparecen debido a la interferencia de la luz dentro de la cámara CCD (Howell 2006). La corrección por Flat Field necesita que las imágenes de calibración reflejen las variaciones en la cámara CCD de forma estadísticamente apropiada, por lo que es preciso crear un Flat promedio a partir de la combinación de múltiples imágenes Flat Field. Para ello se utilizó la tarea FLATCOMBINE, cuyos parámetros más importantes fueron el ruido de lectura y la ganancia del chip de la CCD con el que se tomó la imagen.

2.5.4. Imágenes Ciencia

Las imágenes Ciencia son las que tienen la información astronómica a analizar fotométricamente. Los tiempos de exposición para este tipo de imágenes pueden variar de un segundo hasta varias horas, dependiendo de la magnitud aparente de los objetos que se quieren estudiar. Las posibles imperfecciones que pueda presentar una imagen Ciencia se pueden corregir al calibrarlas (reducirlas) con imágenes Bias e imágenes Flat Field (Howell 2006). El procedimiento matemático que se aplica a la medición de cada pixel, con el fin de minimizar estas imperfecciones es el siguiente:

$$IM = \frac{IC - IB}{IF - IB} \quad (2.1)$$

donde IM es Imagen Reducida, IC es Imagen Ciencia, IB es Imagen Bias e IF es Imagen Flat. Imagen Bias e Imagen Flat son los promedios de las imágenes obtenidos con las tareas ZEROCOMBINE y FLATCOMBINE respectivamente. Esta corrección a las imágenes Ciencia se realizó con la tarea CCDPROC, la cual requiere como parámetros principales -además de las imágenes de calibración promedio- el BIASSEC y TRIMSEC, los cuales son dos secciones estándar de cualquier imagen que corresponden a la detección debida al overscan y a la región útil de estudio, respectivamente. Esta información se encuentra en los headers de las imágenes y dependen del chip en el que se esté trabajando, más no del tipo de imagen que se esté procesando, porque esta información es una característica intrínseca de la cámara CCD.

2.6. Fotometría

La medición del flujo lumínico emitido por un objeto astronómico se llama fotometría. Este procedimiento es fundamental para el desarrollo de este trabajo, ya que así se determinan las magnitudes aparentes necesarias para la construcción de los diagramas color-magnitud. Un análisis fotométrico tiene tres pasos claves que son (Howell 2006):

- Localización de los objetos de interés
- Estimación de la contribución fotométrica del cielo
- Cálculo del flujo emitido por los objetos de interés

2.6.1. Localización de los Objetos de Interés

El método utilizado para localizar objetos -en este caso estrellas- en una imagen es por medio del uso de una función de dispersión de punto (PSF). Esta función se encarga de describir el sistema de respuesta de la CCD para una entrada puntual (un pixel en el caso de una imagen ideal o un objeto en el caso de una imagen real); por lo tanto, permite diferenciar la entrada de un objeto real de una simple detección aleatoria. En este trabajo se utilizó la tarea DAOFIND, la cual localiza los objetos y encuentra las coordenadas de su centro a partir de cinco parámetros: umbral de detección (threshold); mínimo valor bueno de detección; máximo valor bueno de detección; FWHM promedio del flujo de las estrellas de la imagen; desviación estándar del cielo de la imagen (Howell 2006).

El umbral de detección fue fijado luego de observar los resultados de DAOFIND para distintos valores de threshold (entre 2 y 7 con pasos de 1 en 1), con el resto de parámetros ya determinados, y se concluyó que los resultados para el umbral igual a 3 eran los más adecuados porque se incluían todos objetos potencialmente reales y no se incluían muchos datos inútiles que distorsionaran el resultado de la fotometría. Se obtuvo el mismo resultado para todos los chips, en ambos filtros, de los dos cúmulos estelares (Howell 2006).

El valor mínimo de detección se determinó al realizar un perfil radial (con la tarea IMEXAMINE) a las estrellas más débiles de la imagen analizada y encontrar el valor mínimo al que la detección convergió aceptablemente a una distribución Moffat (línea punteada en la figura 2.8). Se encontró que para cada cúmulo sus valores detección mínimos eran los mismos para todos sus chips en el mismo filtro. Para NGC 5139 la detección mínima en el filtro B fue de $300 \frac{ADU}{pixel}$ y en el filtro V fue de $250 \frac{ADU}{pixel}$. Para NGC 6250 la detección mínima en el filtro B fue de $250 \frac{ADU}{pixel}$ y en el filtro V fue de $200 \frac{ADU}{pixel}$. El valor máximo se encuentra en el manual del WFI y tiene un valor de $65535 \frac{ADU}{pixel}$.

El FWHM promedio del flujo de las estrellas y la desviación estándar del cielo también se encontraron con la tarea IMEXAMINE. Estos dos valores se calculan con base en la distribución Moffat que realiza el software al flujo de cada pixel de la imagen. Tanto para el FWHM como para la desviación estándar del cielo se encontraron diez valores por chip analizado y luego se promediaron.

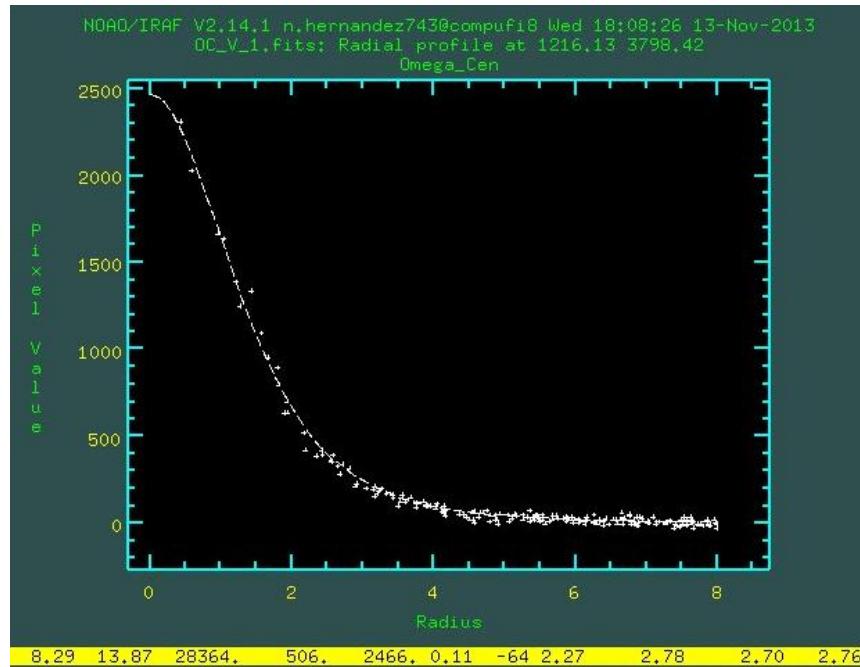


Figura 2.8: Ejemplo de perfil radial de una estrella

DAOFIND requiere parámetros adicionales como la masa de aire, tiempo de exposición de la CCD al tomar la imagen, filtro utilizado, entre otros. La tarea obtiene esta información de los headers de las imágenes.

2.6.2. Estimación de la Contribución Fotométrica del Cielo

El cielo o fondo en una imagen CCD es la detección que no corresponde a objetos astronómicos resueltos (en este caso, estrellas). Entonces, el valor de fondo de una imagen CCD no sólo tiene la información fotométrica del cielo observado, sino que también tiene en cuenta los fotones de objetos astronómicos sin resolver, el ruido de lectura y otras fuentes propias de la CCD. Por lo tanto, es importante hacer la estimación de la contribución fotométrica del cielo, porque con ella se realizan correcciones al cálculo del flujo emitido por los objetos estudiados. Una técnica común para hacer esta estimación es establecer un anillo de cielo alrededor del objeto y luego estimar un promedio estadístico basado en las mediciones pixel por pixel. Normalmente el anillo se define con un radio interior y un radio exterior, o con un radio interior y un ancho (Howell 2006). La figura 2.9 muestra de forma esquemática cómo se ubica un anillo de cielo alrededor de un objeto.

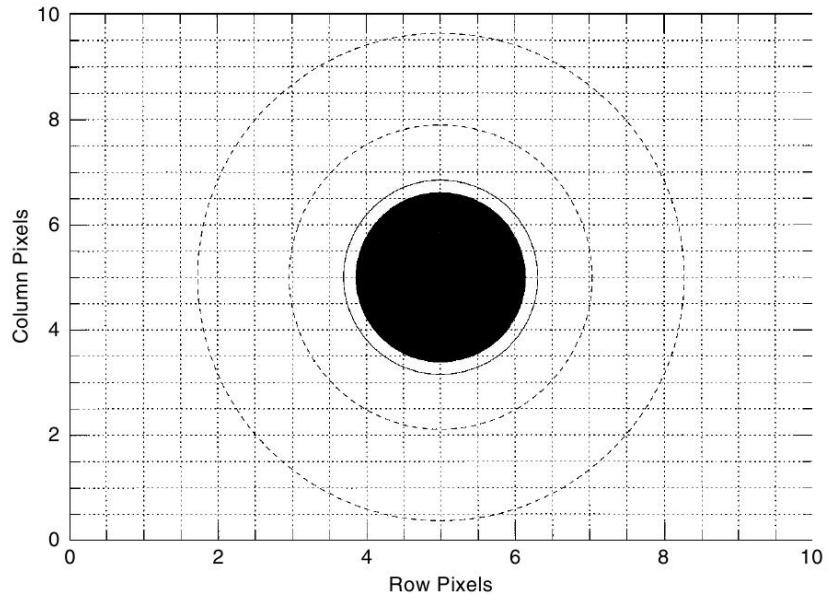


Figura 2.9: Gráfica esquemática de un anillo de cielo definido alrededor de un objeto astronómico (Howell 2006)

2.6.3. Cálculo del Flujo Emitido por los Objetos de Interés

El cálculo del flujo de un objeto, a partir de una imagen CCD, se realiza contando el número de fotones registrados por pixel en la cámara. Para delimitar el número píxeles contados por objeto astronómico se utiliza la función de dispersión asociada de la CCD y el centro del objeto encontrado anteriormente. Con estos dos datos se define un área aproximada del objeto ($A = \pi r^2$), donde el radio r lo determina el comportamiento de la PSF. Al contar los píxeles contenidos dentro del área definida se calcula la intensidad de luz del objeto; sin embargo se debe sustraer la contribución fotométrica del cielo. Con la intensidad de luz final calculada (L) se puede determinar, con la ecuación 3.0, la magnitud aparente (m) del objeto.

$$m = -2,5 \log(I) + C \quad (2.2)$$

donde C es una constante que convierte la magnitud instrumental al sistema fotométrico estándar elegido por el astrónomo (Howell 2006).

En este trabajo se utilizó la tarea QPHOT para realizar el cálculo de la magnitud instrumental de las estrellas de los cúmulos estelares. Esta tarea realiza fotometría de apertura, la cual consiste en estimar el centro de la PSF asociada al objeto astronómico y establecer un radio de apertura que parte de tal centro. Este radio de apertura define un área circular que debe contener el 100% del flujo de luz del objeto. Para cumplir con este requisito se utilizó un valor de $r = 3\text{FWHM}$, como es recomendado en Howell (2006).

Al ejecutarla fueron necesarios seis parámetros, los cuales fueron: tamaño de la caja de centrado, radio de apertura, radio interior del anillo de cielo, ancho del anillo de cielo, lista de coordenadas de los objetos astronómicos y ganancia de la cámara CCD. El ancho de la caja de centrado corresponde al número de pixeles de margen que tiene el software para ubicar el centro del objeto. Las guías del software IRAF sugieren un valor de 5 si se encontró las coordenadas del objeto con la tarea DAOFIND. El radio interior del anillo y su radio fueron escogidos al observar la separación entre estrellas, con el fin de no definir un anillo de cielo que incluya información fotométrica de una estrella vecina. Para el cúmulo globular NGC 5139 se escogió tanto el radio interno como el ancho del anillo de un pixel. Para el cúmulo abierto NGC 6250 se estableció tanto el radio interno como el ancho del anillo de dos pixeles. La lista de coordenadas astronómicas se determinó previamente con la tarea DAOFIND y el radio de apertura al encontrar el FWHM con la tarea IMEXAMINE. La ganancia de la cámara CCD se encuentra en el manual WFI disponible en la página web oficial de la ESO. Existen otros parámetros tales como masa de aire, tiempo de exposición de la imagen y filtro, los cuales QPHOT recupera del header de la imagen.

2.7. Comparación de Datos Fotométricos

Luego de realizar la fotometría a cada uno de los chips analizados se procede a comparar las magnitudes encontradas en cada uno de los filtros. Normalmente las imágenes se encuentran corridas una con respecto a la otra, aún cuando fueron tomadas durante la misma observación. Para localizar e identificar cada una de las estrellas en cada uno de los filtros se utilizan los software DAOMATCH y DAOMASTER (creados por Peter Stetson), los cuales, a través de una transformación de coordenadas a la posición de las estrellas, encuentran cuál es el corrimiento de la posición de una estrella en un filtro con respecto al otro.

2.7.1. DAOMATCH

El programa DAOMATCH recibe como entrada una lista con las imágenes a analizar. Además, necesita la indicación de una imagen estándar con la cual se va a comparar al resto de imágenes. Por lo tanto, se debe señalar la mejor imagen conseguida en la observación como estándar. Este software utiliza ecuaciones de transformación de coordenadas, las cuales están basadas en el método de coincidencia de triángulos hecho por Stetson en 1990 y son de forma general:

$$x(1) = A + C * x(n) + E * y(n) \quad (2.3)$$

$$y(1) = B + D * x(n) + F * y(n) \quad (2.4)$$

donde n hace referencia a la imagen analizada por el programa. Es decir, la posición, tanto en x como en y de una estrella en la imagen 1 depende de la posición en x y y de la imagen n . Esta ecuación aplica para todas las imágenes analizadas por el software y se aplica a las 30 estrellas más brillantes de cada imagen. En este trabajo, todas las imágenes Ciencia de cada cúmulo fueron tomadas el mismo día, por lo tanto debería esperarse que los

coeficientes tuvieran valores cercanos a 1 y 0. En el caso en el que, durante la observación, la cámara no se haya rotado, los coeficientes deben tomar valores de la forma: $C \approx F \approx 1$ y $D \approx E \approx 0$. Si la cámara fue rotada, pero las imágenes aún fueron tomadas en el mismo telescopio, los coeficientes se deben comportar de la siguiente forma: $C \approx F$; $D \approx E$; $C^2 + D^2 \approx 1$.

El software presenta una gran restricción: si existen menos de seis estrellas en común entre dos imágenes entonces la transformación de coordenadas no es correcta. Por consiguiente, las imágenes analizadas deben tener una superposición en cielo entre 25 y 30. Además, el tiempo de exposición debe ser adecuado para ambas imágenes con el fin de poder identificar fácilmente las treinta estrellas más brillantes en cada una de ellas⁵. Sin embargo, aún cuando se cumplen estas condiciones, DAOMATCH no arroja los mejores resultados, por lo que es prudente calcular manualmente cuál es el corrimiento entre una imagen y otra. En este trabajo se calculó el corrimiento para todas los chips de cada una de las imágenes analizadas; con los datos obtenidos se corrigieron los resultados de DAOMATCH.

2.7.2. DAOMASTER

El software DAOMASTER tiene dos funciones principales: establecer el corrimiento para todas las estrellas que coinciden en las imágenes analizadas y refinar las ecuaciones de transformación de coordenadas. DAOMASTER se ejecuta iterativamente con los resultados del programa DAOMATCH y requiere de cinco parámetros fijos, además de un parámetro que varía de acuerdo a la iteración que realiza el software. Los parámetros fijos son: número mínimo de imágenes, mínima fracción de imágenes, imágenes suficientes, desviación estándar máxima y número de coeficientes a resolver en las ecuaciones de transformación. Los tres primeros parámetros fijos se especifican durante una misma etapa de ejecución del programa (los otros dos en etapas independientes), en donde se delimita el criterio de la detección real de una estrella, basado en el número de imágenes en el que puede ser identificada. Por lo tanto, el primer parámetro hace referencia al número mínimo de imágenes en el que debe ser detectada una estrella para no ser descartada (depende del número de imágenes comparadas en el programa); el segundo establece la fracción mínima de imágenes en las que debe estar una estrella para considerarla en la ejecución del programa (varía entre 0 y 1); el tercer parámetro define cual es número suficiente de imágenes en que debe aparecer una estrella para ser considerada automáticamente en los resultados (depende del número de imágenes comparadas en el programa).

El cuarto parámetro fija un valor máximo de desviación estándar para las magnitudes de las estrellas. Por lo tanto, si la magnitud de una estrella se encuentra por fuera del rango de desviación estándar definido en este parámetro, entonces será descartada. El quinto parámetro define el nivel de precisión que se quiere en la transformación de coordenadas de acuerdo al número de coeficientes resueltos de las ecuaciones 2.3 y 2.4 (este número varía entre 2 y 16). Para imágenes que fueron tomadas el mismo día, con el mismo telescopio, normalmente se escoge el nivel más bajo, ya que no se obtienen diferencias significativas en niveles de precisión más altos. En este trabajo se utilizaron los valores de 2, 0.5, 2, 1.5, 2 respectivamente para todas las imágenes comparadas con este software. El cuadro 2.1 muestra

⁵www.ucolick.org/bolte/AY257/daophot/daomatchmaster.help

| Chip | NGC 5139 | NGC 6250 |
|-------|----------|----------|
| 1 | 10944 | 166 |
| 2 | 17159 | 365 |
| 3 | 8257 | 823 |
| 4 | 9997 | 704 |
| 5 | 7781 | 152 |
| 6 | 10948 | 287 |
| 7 | 16792 | 157 |
| 8 | 9578 | 301 |
| Total | 91456 | 2955 |

Cuadro 2.1: Tabla con el número de estrellas detectadas en ambos filtros para cada chip, en cada cúmulo

el número de estrellas detectadas en ambos filtros para cada chip, en cada cúmulo.

2.8. Calibración al Sistema Fotométrico Estándar UBV

Las magnitudes obtenidas con los procedimientos anteriormente descritos son las magnitudes instrumentales de las estrellas. Es necesario convertir estas magnitudes a algún sistema fotométrico estándar con el fin de comparar los resultados con los publicados. El sistema fotométrico más apropiado es el Johnson-Cousins debido a los filtros utilizados en la toma de las imágenes escogidas. Las ecuaciones de conversión utilizadas fueron tomadas de la descripción del WFI en la página oficial de la ESO⁶ y son las siguientes:

$$B' - B/123 = 24,70 + 0,22 * (B' - V') \quad (2.5)$$

$$V' - V/89 = 24,12 - 0,09 * (B' - V') \quad (2.6)$$

donde $B/123$ y $V/89$ son las magnitudes instrumentales en los filtros de longitud de onda azul (Blue) y longitud de onda visible (Visual) respectivamente. Al despejar estas ecuaciones se encuentra las relaciones que convierten directamente las magnitudes instrumentales al sistema estándar, que toman la siguiente forma:

$$B' = 1,32 * B/123 - 0,32 * V/89 + 24,99 \quad (2.7)$$

$$V' = 1,07 * V/89 - 0,13 * B/123 + 24 \quad (2.8)$$

2.9. Correcciones Fotométricas

Las ecuaciones de conversión al sistema Johnson-Cousins no tienen en cuenta la corrección de punto cero (ZP), la corrección por extinción de la atmósfera terrestre ni la corrección por

⁶www.eso.org/sci/facilities/lasilla/instruments/wfi/inst/zeropoints.html

extinción interestelar. Por lo tanto, se procede a realizar tales correcciones. Tanto la corrección de punto cero como la corrección por extinción de la atmósfera terrestre se pueden realizar con los datos suministrados por la descripción instrumental del WFI y los headers de las imágenes. En forma general, las correcciones para las magnitudes en cada uno de los filtros tienen la siguiente forma:

$$B_1 = B' - ZP(B_1) + Ext(B_1) * M_{aire}(B_1) \quad (2.9)$$

$$V_1 = V' - ZP(V_1) + Ext(V_1) * M_{aire}(V_1) \quad (2.10)$$

Las correcciones de punto cero y las de extinción dependen del filtro en que se haga la observación. Para el filtro Blue $ZP(B_1) = 24,81$ mag y $Ext(B_1) = 0,22$ mag. Para el filtro Visual $ZP(V_1) = 24,15$ mag y $Ext(V_1) = 0,11$ mag. Las masas de aire dependen tanto del filtro como del dia de observación, por lo que las masas de aire son distintas para cada cúmulo. Para el cúmulo globular NGC 5139, $M_{aire}(B_1) = 1,064$ y $M_{aire}(V_1) = 1,053$. Para el cúmulo abierto NGC 6250, $M_{aire}(B_1) = 1,044$ y $M_{aire}(V_1) = 1,045$. Por lo tanto, las ecuaciones que obtienen las magnitudes corregidas en el sistema fotométrico estándar son las siguientes:

NGC 5139:

$$B_1 = 1,32 * B/123 - 0,32 * V/89 + 0,31 \quad (2.11)$$

$$V_1 = 1,07 * V/89 - 0,13 * B/123 + 0,01 \quad (2.12)$$

NGC 6250:

$$B_1 = 1,32 * B/123 - 0,32 * V/89 + 0,30 \quad (2.13)$$

$$V_1 = 1,07 * V/89 - 0,13 * B/123 + 0,01 \quad (2.14)$$

No obstante, el software IRAF aplica la corrección por extinción de la atmósfera al realizar la fotometría de apertura. Por lo tanto, las ecuaciones definitivas para la calibración de magnitudes instrumentales al sistema Johnson-Cousins son:

$$B_1 = 0,07 - 0,32 * V/89 + 1,32 * B/123 \quad (2.15)$$

$$V_1 = 1,13 * /89 - 0,11 - 0,1305 * B/123 \quad (2.16)$$

La corrección por extinción interestelar depende del exceso de color $E_{(B-V)} = (B - V)_{observado} - (B - V)_{intrínseco}$, el cual mide el enrojecimiento de la luz debido a la absorción de luz de longitudes de onda cortas hecha por el polvo interestelar. Por consiguiente, el exceso de color es diferente para cada cúmulo analizado. Para el cúmulo globular NGC 5139 $E_{(B-V)} = 0,11$ (Sollima et al 2006) y para el cúmulo abierto NGC 6250 $E_{(B-V)} = 0,37$ (Herbst 1977). No es necesario aplicar la corrección por extinción interestelar a la magnitud en filtro Blue porque es posible corregir el índice de color (B-V) directamente con el exceso de color:

$$B - V = (B - V)_1 - E(B - V) \quad (2.17)$$

La corrección por extinción interestelar a la magnitud en filtro Visual sí es necesaria para poder realizar los CMD. Esta corrección tiene la siguiente ecuación:

$$V = V_1 - R_V * E(B - V) \quad (2.18)$$

donde R_V es el término de enrojecimiento en el filtro Visual (depende tanto del objeto astronómico observado como del filtro en el que se observa). Para el cúmulo globular NGC 5139, $R_V = 3,1$ (Sollima et al 2006) y para el cúmulo abierto NGC 6250, $R_V = 3,3$ (Herbst 1977).

2.10. Diagramas Color-Magnitud

Luego de realizar todo el proceso de reducción de imágenes ciencia, fotometría de apertura, calibración al sistema fotométrico estándar de las magnitudes y correcciones fotométricas, se graficó un diagrama color-magnitud para cada cúmulo estudiado. Los resultados, para cada cúmulo, fueron expuestos en CMD de chips individuales y en un CMD completo que involucra los datos de los 8 chips.

2.10.1. NGC 5139

La figura 2.10 contiene los CMD de los chips (2,3,6,7) que comprenden el centro del cúmulo NGC 5139. La figura 2.11 contiene los CMD de los chips (1,4,5,8) que comprenden los bordes de Omega Centauri. Finalmente, la figura 2.12 es el CMD de NGC 5139 resultante de graficar todos los datos fotométricos obtenidos para este cúmulo.

2.10.2. NGC 6250

La figura 2.13 contiene los CMD de los chips 1,2,3,4. La figura 2.14 contiene los CMD de los chips 5,6,7,8. Finalmente, la figura 2.15 es el CMD de NGC 6250 resultante de graficar todos los datos fotométricos obtenidos para este cúmulo.

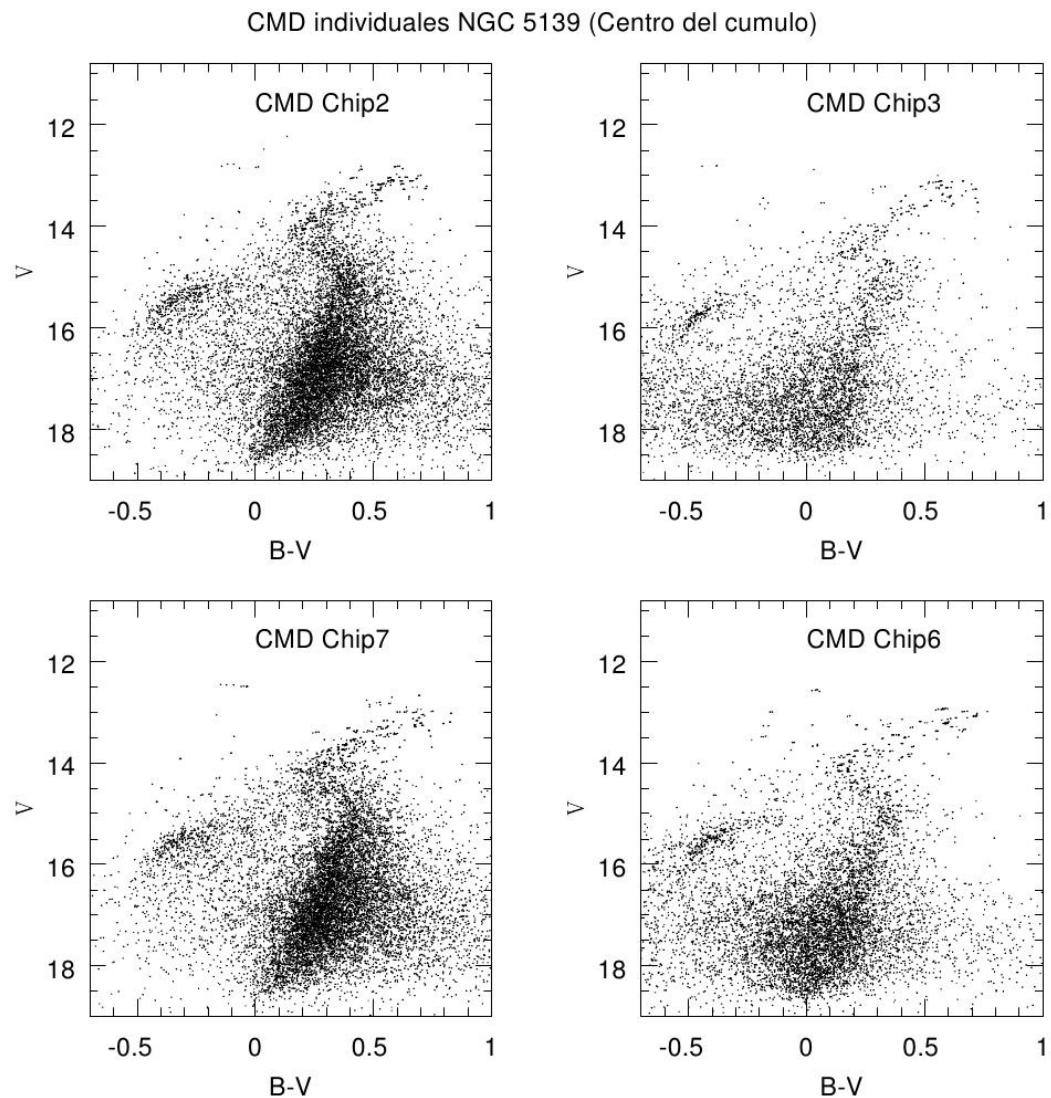


Figura 2.10: CMD individuales para los chips que comprenden el centro de NGC 5139

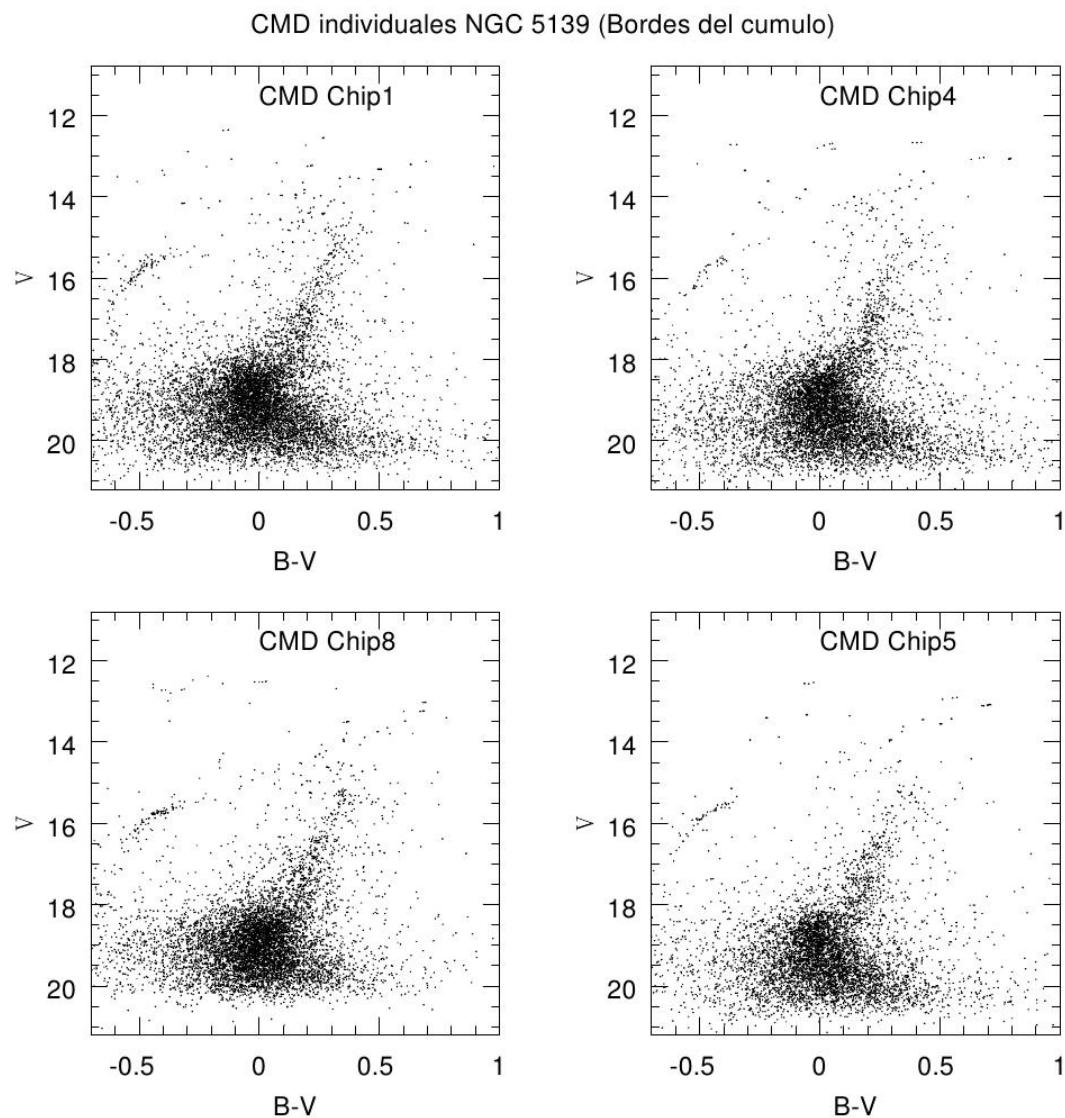


Figura 2.11: CMD individuales para los chips que comprenden los bordes de NGC 5139

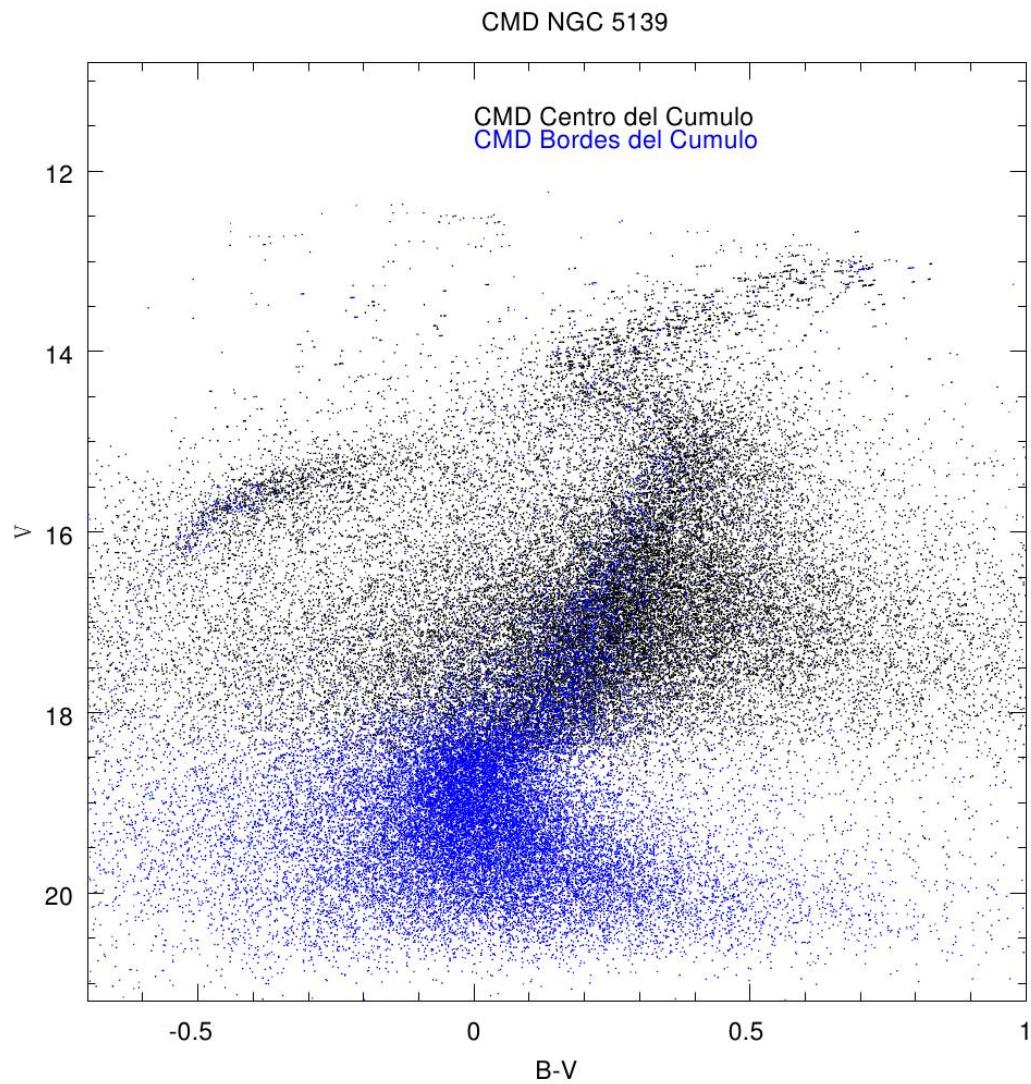


Figura 2.12: CMD completo de NGC 5139

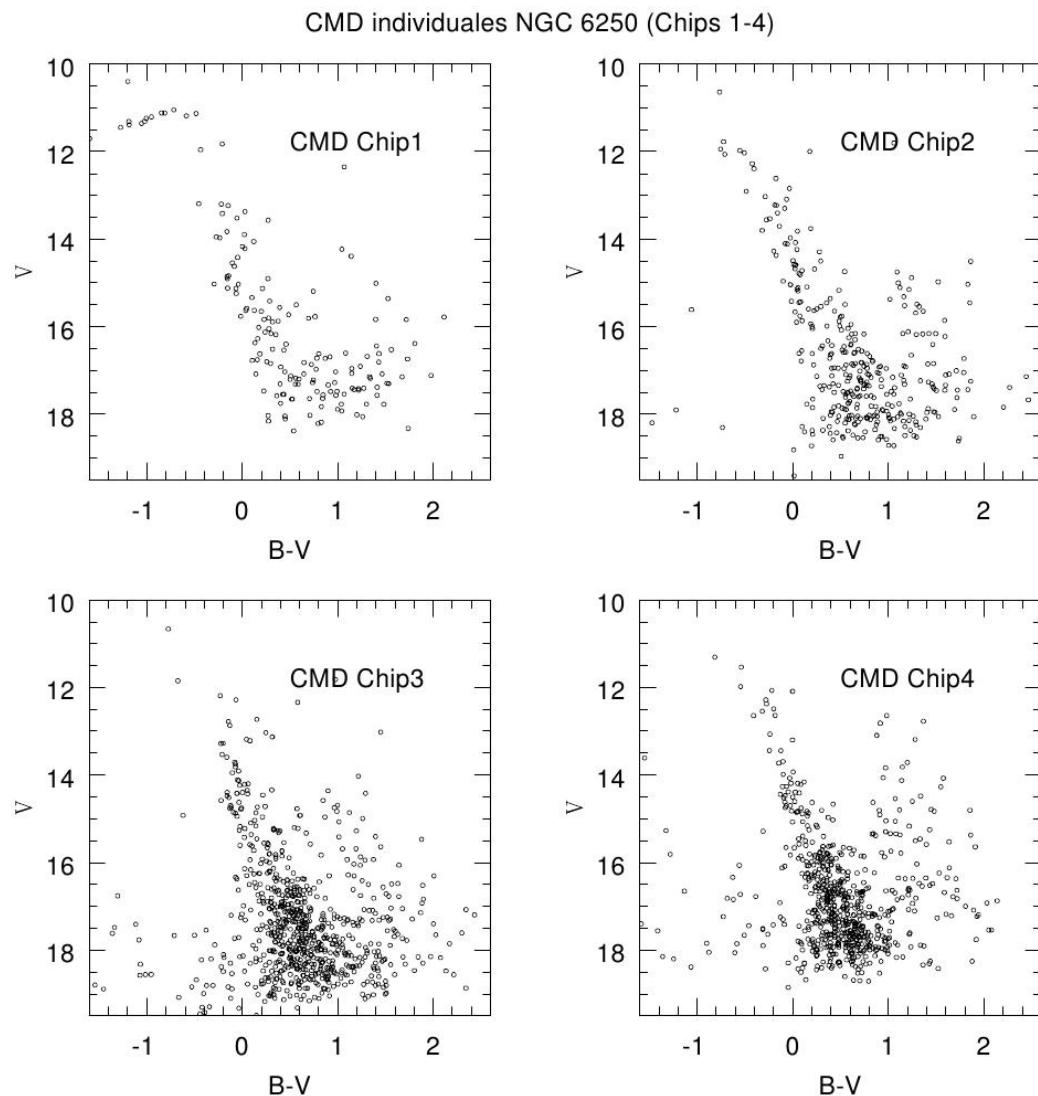


Figura 2.13: CMD individuales para los chips 1-4 de NGC 6250

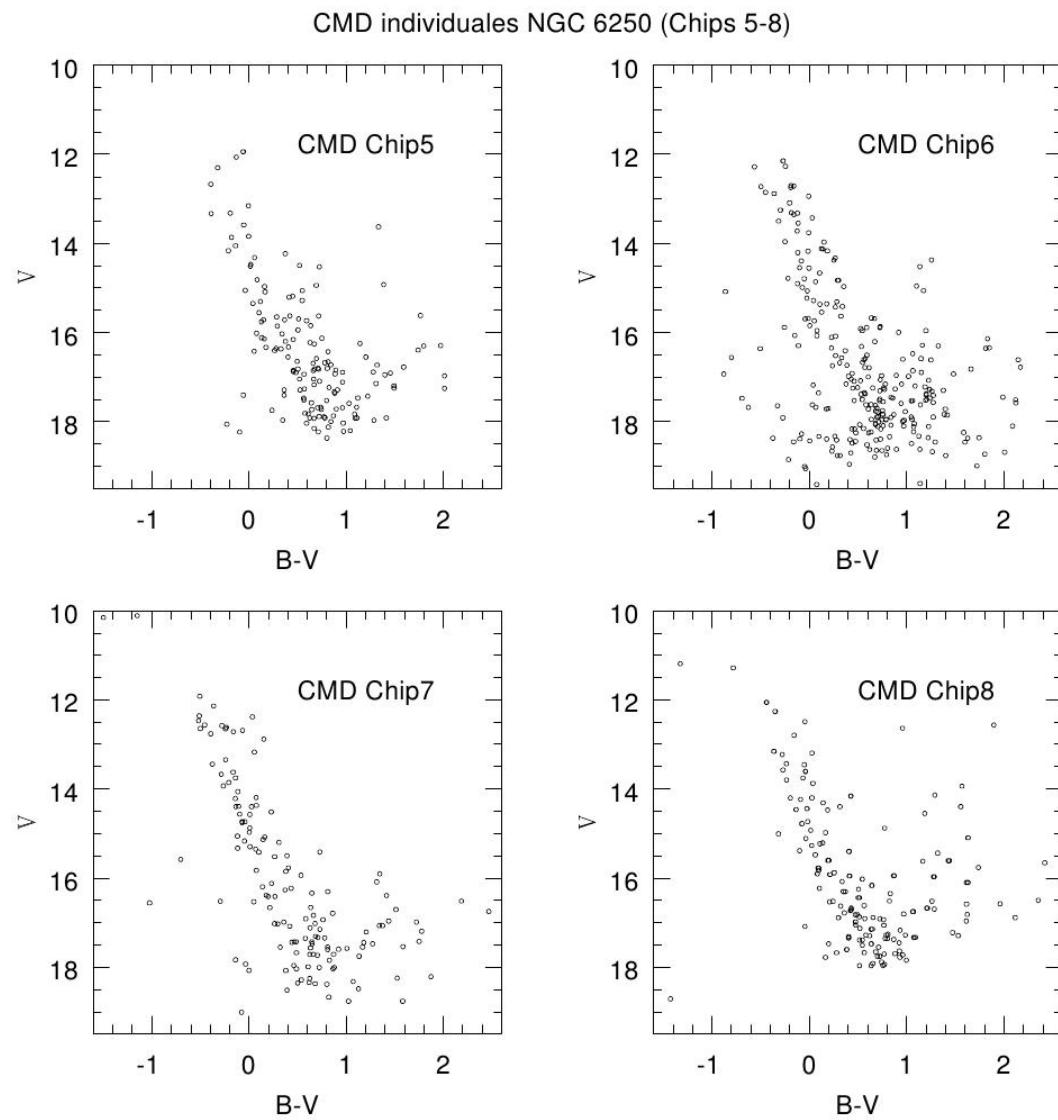


Figura 2.14: CMD individuales para los chips 5-8 de NGC 6250

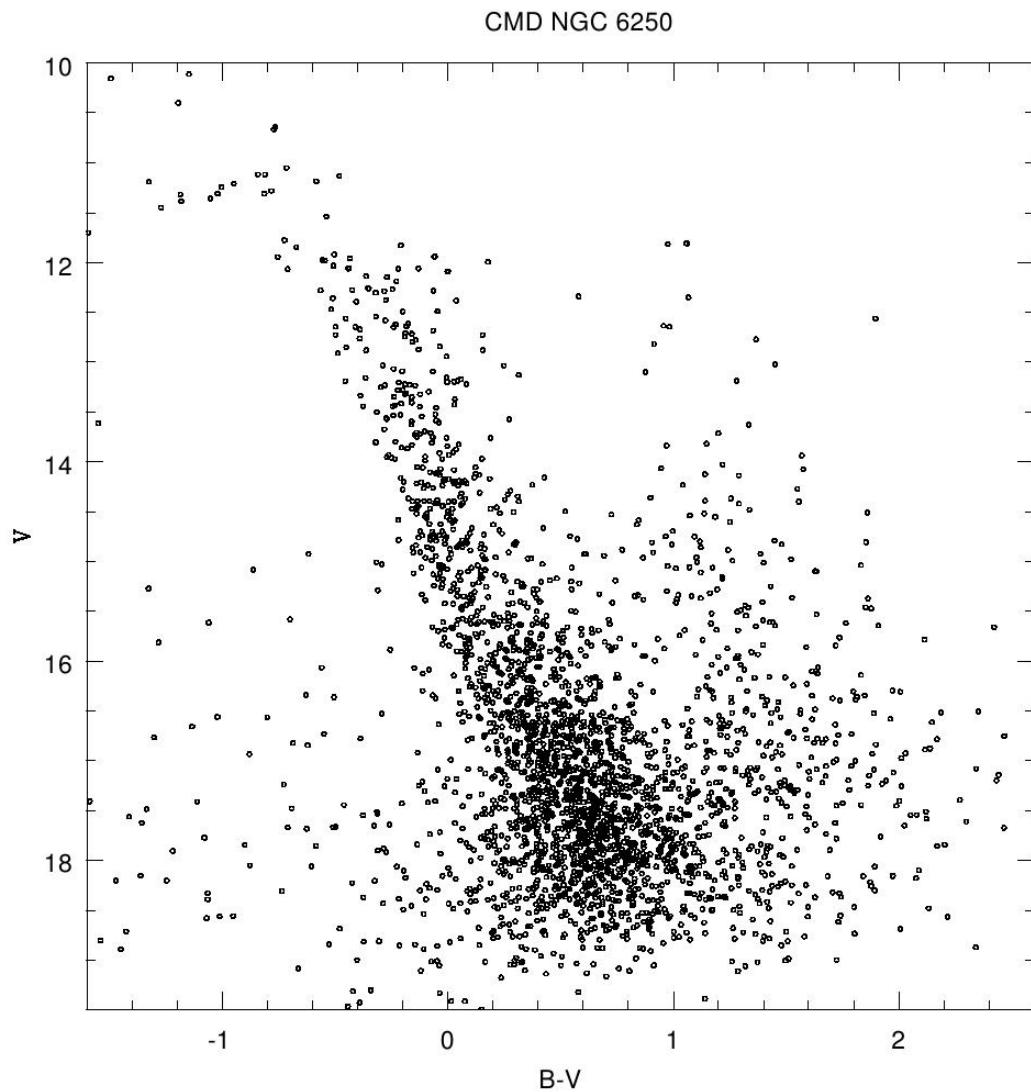


Figura 2.15: CMD completo de NGC 6250

Capítulo 3

Análisis de Resultados

3.1. NGC 5139

El CMD del cúmulo NGC 5139 se realizó con una muestra fotométrica de 91456 estrellas. La fotometría presenta un error (calculado por la tarea QPHOT), en promedio, de 0,06 magnitudes en el filtro B y 0,04 magnitudes en el filtro V. En el diagrama de la figura 2.12 se puede observar que la fotometría hecha a los chips del centro del cúmulo detecta estrellas de menor magnitud -es decir, mas luminosas- con respecto a los resultados de la fotometría hecha a los chips que comprenden el borde del cúmulo. Existen dos posibles razones por las que ocurre esto: primera, se debe tener en cuenta que los chips que comprenden el borde del cúmulo también detectan estrellas de fondo que no pertenecen al mismo, muchas de las cuales son mas lejanas y por lo tanto es mas débil su detección; segunda, la aglomeración de las estrellas en el centro del cúmulo no permite la detección independiente de la luminosidad de las estrellas débiles, por lo que se registran sólo las estrellas con menor magnitud en estos chips.

Para el análisis de evolución y poblaciones estelares se comparó la estructura del CMD obtenido (Figura 2.12) con los diagramas teóricos esquemáticos revisados en el primer capítulo (Figuras 1.4 y 1.6). Así se encontraron las etapas evolutivas principales presentes en NGC 5139. La figura 3.1 muestra la identificación de etapas evolutivas que se realizó en la figura 2.12. Se encontraron datos pertenecientes a la MS, SGB, RGB, AGB y HB. También se lograron identificar los momentos evolutivos de TO y RGB Tip. Por último, se logró observar el RR Lyrae gap, el cual define la separación entre las etapas evolutivas AGB y HB. Estos resultados son consistentes a lo que se esperaría del CMD de un cúmulo globular.

La identificación de poblaciones estelares no arroja resultados precisos porque la dispersión de datos en la figura 2.12 es muy grande. Esto implica que los datos ubicados en las regiones del CMD asociadas a poblaciones de estrellas variables no son concluyentes, porque es posible que se encuentren ahí debido a la dispersión. Esta dispersión de datos ocurre porque la información fotométrica también tiene en cuenta las estrellas que se encuentran en el fondo (datos no pertenecientes al cúmulo). Es posible eliminar parte de estos datos si se

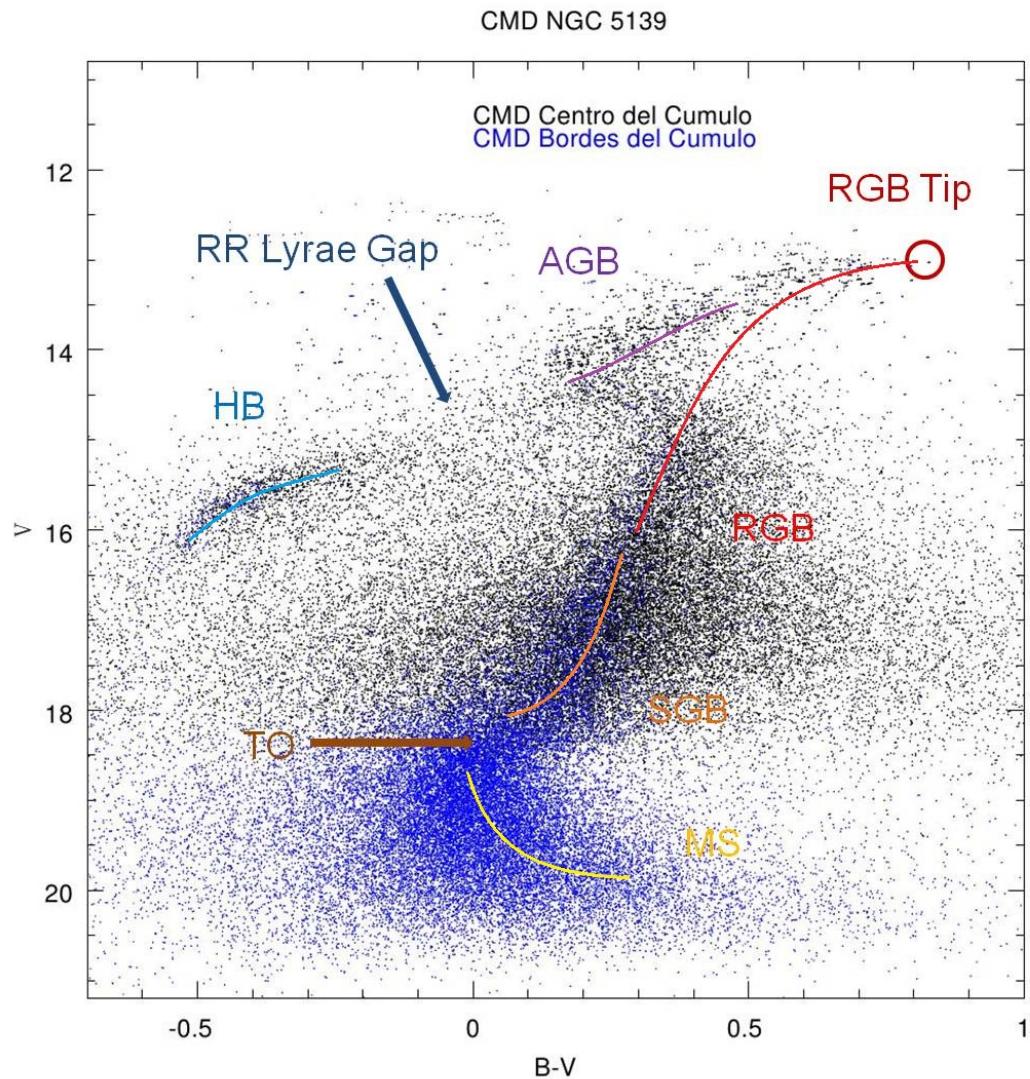


Figura 3.1: CMD completo de NGC 5139

conocen los movimientos propios de cada estrella y se comparan con el movimiento propio del cúmulo, las estrellas cuyos movimientos propios no coincidan con el del cúmulo son descartadas. Sin embargo, en este trabajo no se poseía tal información, por lo que no fue posible corregir la dispersión de datos.

Además, se realizó una comparación del CMD de la figura 2.12 con un CMD publicado por Ferraro et al (2004), el cual fue realizado con datos fotométricos del telescopio VLT. Este

CMD tiene aproximadamente 14000 estrellas con un error en la desviación estándar menor a 0.01 (Figura 3.2). El número de estrellas de este CMD es notoriamente inferior a las 91456 estrellas obtenidas en la fotometría de este proyecto de grado. Tal discrepancia ocurre porque los datos del CMD de Ferraro et al (2004) sólo pertenecen a NGC 5139 y cumplen con la condición estricta de poseer una desviación estándar muy pequeña, mientras que los datos obtenidos en este proyecto no han sido corregidos con tanto rigor.

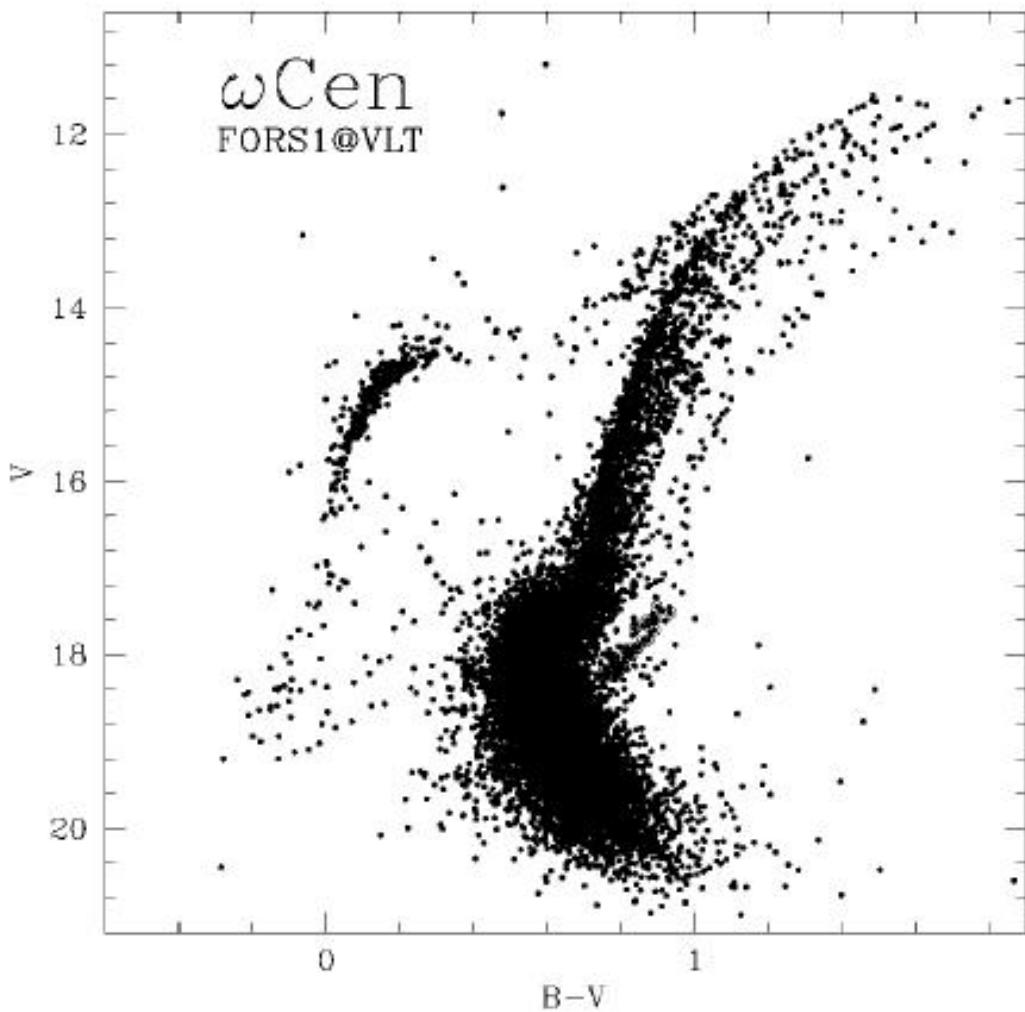


Figura 3.2: CMD de NGC 5139 (Ferraro et al 2004)

Al hacer la comparación entre la figura 2.12 y la figura 3.2 se encuentra que el CMD obtenido en este trabajo tiene un corrimiento al azul, en el eje de índice de color, de apro-

ximadamente 0.7 magnitudes. Es posible que esto haya ocurrido porque no se realizó la corrección por término de color a las magnitudes recién convertidas al sistema Johnsons-Cousins, ya que requerían datos de fotometría en los filtros R e I, las cuales no se hicieron. Al no hacer esta corrección, el error por término de color permaneció en la magnitudes, sobre todo en la magnitud azul (Blue) porque el coeficiente de término de color en este filtro es de 0,25, a comparación del coeficiente de término de color en el filtro visual que es de -0,13, lo cual afectó drásticamente el cálculo del índice de color. Otra discrepancia que se encuentra entre ambos CMD es el rango de magnitudes que ocupan en el eje de magnitud visual. El CMD de la figura 3.2 ocupa 10 magnitudes aproximadamente (entre las magnitudes 21 y 11), mientras que el CMD de la figura 3.2 ocupa aproximadamente 7 magnitudes (entre las magnitudes 20 y 13). Esta compresión de los datos en el eje de magnitud visual ocurre porque no se realizó fotometría de perfil al cúmulo globular. Este tipo de fotometría es el más adecuado para estudiar grupos de estrellas muy poblados porque adapta individualmente las PSF de cada estrella de acuerdo a las PSF de las estrellas contiguas. No se hizo fotometría de perfil a NGC 5139 porque esta técnica requiere más tiempo.

Sin embargo, al realizar la comparación entre las figuras 3.1 y 3.2 se encuentra que los CMD tienen la misma estructura general, en donde se pueden identificar las mismas etapas y momentos evolutivos, lo que implica que los resultados obtenidos en este trabajo son consistentes, en términos de evolución estelar, con la literatura publicada.

3.2. NGC 6250

El CMD del cúmulo NGC 6250 se realizó con una muestra fotométrica de 2955 estrellas. La fotometría presenta un error (calculado por la tarea QPHOT), en promedio, de 0,08 magnitudes en el filtro B y 0,02 magnitudes en el filtro V. El análisis al CMD de la figura 2.15 se hizo agregando los datos fotométricos de Herbst (1977) con el fin de complementar el CMD y tener una perspectiva más completa de la MS. Además, se agregó la ZAMS de acuerdo a los datos encontrados en Cox (2000). Los datos de la ZAMS se encuentran originalmente en función de la magnitud absoluta M_V , por lo que fue necesario convertirla a magnitud aparente para que fuera posible la comparación con la figura 2.15. Esta conversión se realizó con el módulo de distancia $V - M_V = 10,05$ (Herbst 1977). La figura 3.3 muestra el CMD de la figura 2.15 comparado con los datos de Herbst (1977) (puntos rojos) y la ZAMS (estrellas azules unidas por una línea).

Se puede observar que, al igual que en el CMD del cúmulo globular, existe un corrimiento al azul en el eje de índice de color del CMD de la figura 2.15. Este corrimiento ocurre también por no corregir el término de color a las magnitudes en el sistema fotométrico estándar. Por lo tanto, se decidió correr manualmente el CMD (sumando 0.83 al índice de color) con el fin de que coincida con los datos de comparación, y así encontrar posibles regiones de poblaciones estelares. La figura 3.4 muestra el CMD completo de NGC 6250 ajustado a los datos de la ZAMS y Herbst (1977). Al realizar el ajuste se observa que se complementan los datos obtenidos en este trabajo con los datos de Herbst (1977), formando una única MS que se comporta como la ZAMS. Esto implica que el proceso evolutivo observado en los resultados obtenidos va de acuerdo a lo esperado teóricamente. Nótese también que los datos fotométricos de este

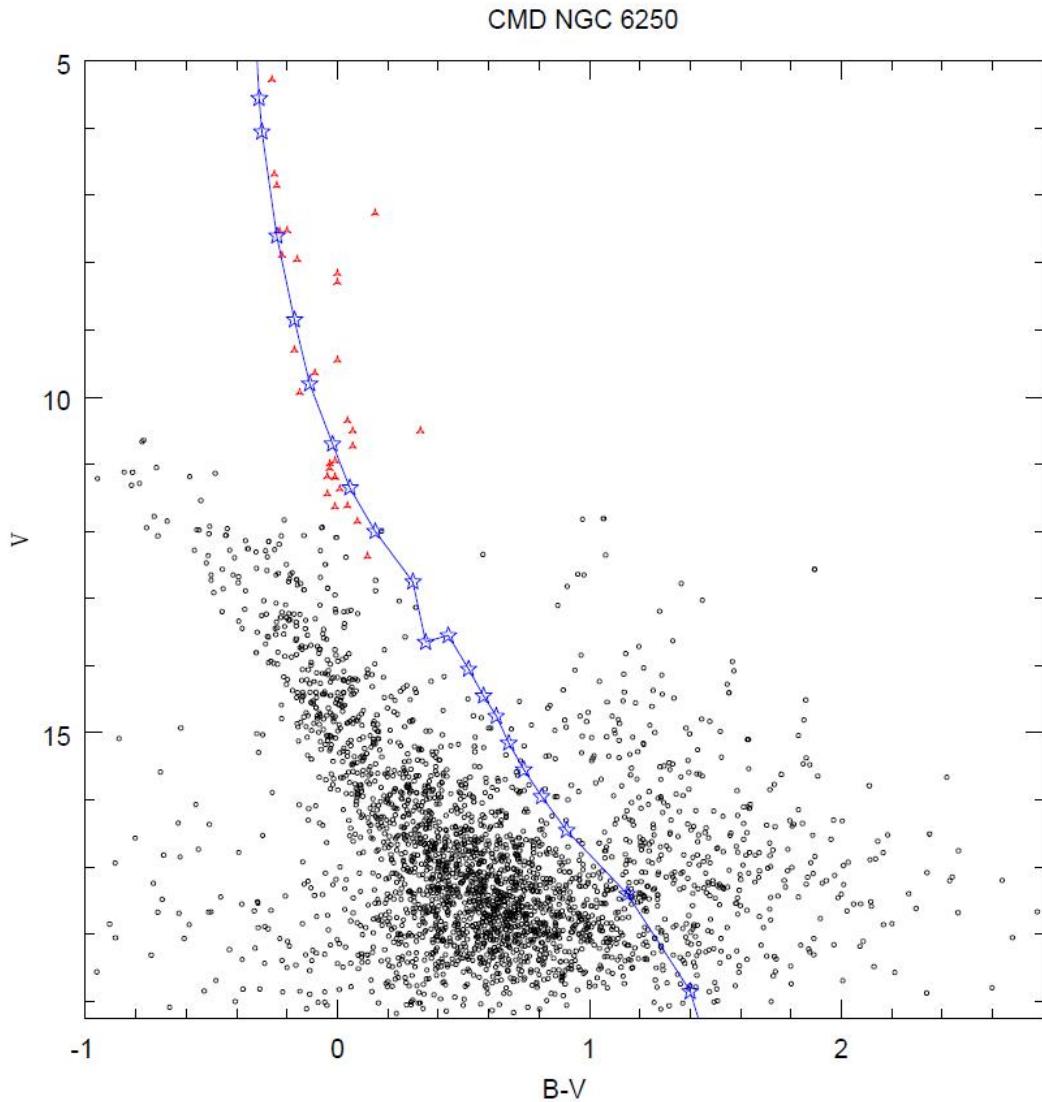


Figura 3.3: CMD completo de NGC 6250 comparado con la ZAMS y los datos de Herbst (1977)

trabajo se complementan con los datos de Herbst (1977), más no se superponen. Una posible razón para esto es el tipo de instrumento con el que tomaron cada conjunto de datos. Los datos de Herbst (1977) fueron tomados con placas fotográficas, las cuales permiten medir fotométricamente las estrellas más brillantes, pero no alcanzan a detectar las más débiles. En cambio, las imágenes analizadas en este proyecto de grado fueron tomadas por una cámara

CCD, la cual es mucho más sensible para detectar estrellas débiles, pero se puede saturar y detectar incorrectamente las estrellas mas luminosas del cúmulo.

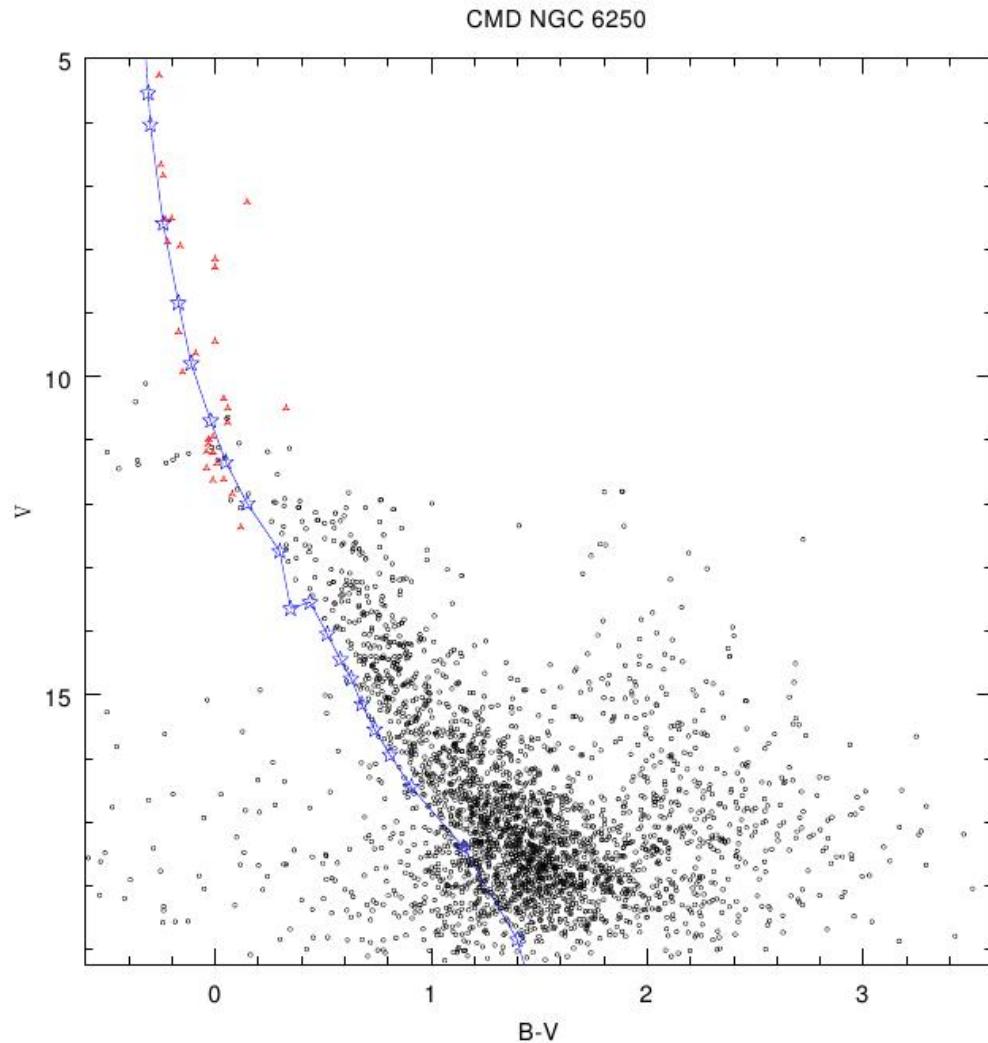


Figura 3.4: CMD completo de NGC 6250 ajustado a la ZAMS y a datos de Herbst (1977)

En la figura 3.5 se señalaron en la ZAMS los tipos espectrales de las diferentes estrellas estándar. Con base en esta información, se identificó que la agrupación de estrellas, vecina a la MS, y que se encuentra entre magnitudes 14 y 19 en el eje de magnitud visual, se le puede asociar una región de estrellas de pre-secuencia principal, específicamente las T Tauri,

porque se encuentra en el rango de tipo espectral esperado para este tipo de estrellas (entre F y M -además veáse la figura 1.3-) (Carroll & Ostlie 2007).

Las estrellas T Tauri son una clase importante de estrellas de baja masa que representan una transición entre el momento de formación de una estrella y el momento en que entra por primera vez a la MS. Estas estrellas presentan variaciones irregulares en la luminosidad y se encuentran en un rango de masas de $0,5M_{\odot} - 2M_{\odot}$ (Carroll & Ostlie 2007).

Además, en la figura 3.5 se señaló como única etapa evolutiva la MS, lo cual coincide con lo esperado de un cúmulo abierto.

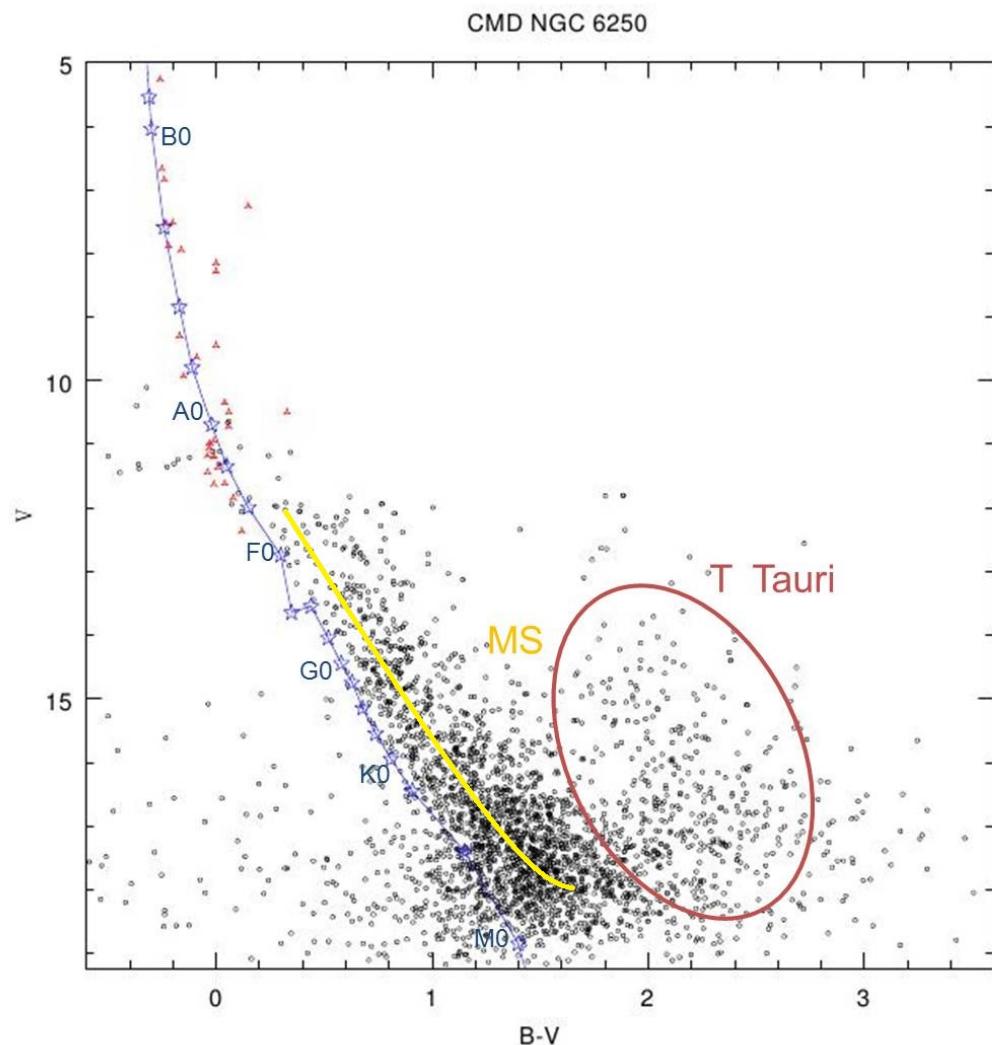


Figura 3.5: CMD completo de NGC 6250 con regiones de poblaciones estelares identificadas

Capítulo 4

Conclusiones y Trabajo Futuro

- Las imágenes Ciencia descargadas vía FTP de la base de datos de la ESO, tanto del cúmulo globular NGC 5139 como del cúmulo abierto NGC 6250, fueron reducidas y analizadas con fotometría de apertura. Se identificaron 91456 estrellas en el NGC 5139 y 2955 estrellas en el NGC 6250. Estos resultados coinciden con lo hallado en la revisión bibliográfica: se encontraron un número de estrellas del orden de 10^4 para el cúmulo globular y un número de estrellas del orden de 10^3 para el cúmulo abierto.
- Los resultados de los CMD, en materia de evolución estelar, fueron satisfactorios. Tanto para NGC 5139 como para NGC 6250 se encontraron las etapas evolutivas esperadas teóricamente. Para NGC 5139 se encontraron las etapas de MS, SGB, RGB, AGB y HB, además de los momentos evolutivos de TO y RGB Tip. Para NGC 6250 se identificó la MS como la única etapa evolutiva presente. Además, los resultados fueron consistentes con la revisión bibliográfica: para NGC 5139, lograron identificarse las mismas etapas y momentos evolutivos en el CMD de Ferraro et al (2004); para NGC 6250 se encontró que los datos del CMD de la figura 2.15, junto con los datos de Herbst (1977), al ajustarse, se comportan como una sola MS que coincide con la ZAMS esperada para ese cúmulo. Además, gracias al ajuste de datos que se realizó al CMD del NGC 6250 se logró identificar una posible zona de variables de pre-secuencia principal (T Tauri).
- No fue posible obtener un buen resultado fotométrico en el índice de color para ninguno de los CMD, probablemente por no corregir el término de color a las magnitudes instrumentales. Por lo tanto, como trabajo futuro, se propone hacer fotometría en los filtros R e I para poder realizar dicha corrección y obtener mejores resultados en los CMD de los cúmulos estudiados.
- Además, para ambos cúmulos, se propone como trabajo futuro hacer un análisis comparativo de los movimientos propios de las estrellas detectadas con respecto al movimiento propio del cúmulo en sí. Esto permitiría identificar las estrellas que pertenecen al cúmulo y las que no, mejorando la estimación del número de astros que lo conforman. También permitiría mejorar la dispersión de los datos en el CMD, especialmente en el del NGC 5139, lo que facilitaría la identificación de poblaciones de variables estelares.

Bibliografía

- Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics.* Nature Publishing Group, 2001
- Bessell, M. 2005, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 293
- Carroll, W & Ostlie, A. *An Introduction to Modern Astrophysics.* Second Edition, Pearson Addison-Wesley, 2007
- Cox, A. *Allen's Astrophysical Quantities.* Fourth Edition, Springer-Verlag, 2000
- Ferraro, R., Sollima, A., Pancino, E. et al. 2004, *Astrophys.J.*, 603: L81
- Herbst, W. 1977 *AJ*, 82, 11
- Howell, S. *Handbook of CCD Astronomy.* Second Edition, Cambridge University Press, 2006
- Icke, V. & Alcaino, G. 1988, *AAP*, 204, 115
- Ikuta, C. & Arimoto, N. 2000, *AAP*, 358, 535
- Karttunen, H. Kröger, P. et al. *Fundamental Astronomy.* Fifth Edition, Springer-Verlag, 2007
- Sollima, A., Borissova, J., Catelan, M. et al. 2006, *Astrophys.J.*, 640: L43
- Ma, J. 2013, *AJ in press*
- Meza, A., Navarro, J. F., Abadi, M. G., & Steinmetz, M. 2005, *MNRAS*, 359, 93
- Padmanabhan, T. *Theoretical Astrophysics.* Vol II. First Edition, Cambridge University Press, 2001
- Reinhart, E., McCombs, T. et al. 2012, *Journal of the Southeastern Association for Research in Astronomy*, 9, 56