



INAOE

Aplicaciones del Sistema Fotométrico de Strömgen a Sistemas Estelares

por

Giannina Dalle Mese Zavala
INAOE

Tesis sometida como requisito parcial para obtener el
grado de

**MAESTRO EN CIENCIAS EN LA
ESPECIALIDAD EN ASTROFÍSICA**

en el

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y
Electrónica**

Marzo 2010

Tonantzintla, Puebla

Supervisado por:

Dr. Omar López-Cruz
Investigador Titular, INAOE

Dr. William Schuster
Investigador Titular, IA UNAM-E

©INAOE 2010

El autor otorga al INAOE el permiso de reproducir y
distribuir copias de esta tesis en su totalidad o en
partes



Resumen

Este estudio conforma la base formal para la aplicación de la fotometría de Strömgren al estudio de las propiedades físicas de cúmulos estelares (abiertos y globulares), galaxias en cúmulo y de campo. La fotometría nos permite estudiar de manera eficiente las propiedades físicas de las estrellas. En particular el sistema fotométrico de Strömgren, el cual es un sistema de banda intermedia, ha sido específicamente diseñado para la determinación del tipo espectral de las estrellas basándose en la estimación de parámetros físicos tales como la temperatura efectiva (T_{eff}), la masa (M) y la gravedad superficial. En particular este estudio plantea la caracterización de parámetros que pueden ser indicativos del estado evolutivo y enriquecimiento de los sistemas estelares, a su vez, también se busca encontrar indicadores del efecto del medio ambiente sobre la evolución de los mismos. Para esto proponemos llevar a cabo observaciones en Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) usando cámara directa y filtros de Strömgren y en el Observatorio Astrofísico Guillermo Haro (OAGH) usando el reductor focal BACANORA y filtros de Rakos (Strömgren extendido para galaxias).

Agradecimientos

A mi familia por su apoyo incondicional y su confianza, por su cariño, por apoyarme en mis decisiones. Agradezco a mi asesor Dr. Omar López-Cruz por su apoyo en la realización de este proyecto, por su confianza y paciencia. Al Dr. William Schuster por sus comentarios. A mis sinodales Dr. Lino Rodríguez, Dra. Olga Vega y Dra. Mónica Rodríguez por sus valiosas sugerencias y comentarios. A mis amigos Héctor, David y Emmaly por las largas horas de trabajo que hemos pasado juntos. Al INAOE por darme la oportunidad de hacer mis estudios de maestría. Al Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología por haberme otorgado la beca.

Por último y para nada menos importante, a Mario, por su apoyo, por sus comentarios, por su ayuda, por las pláticas, por su confianza, por su amor.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Fundamentos	1
1.2. Caracterización física de las estrellas	2
1.2.1. Luminosidad y distancia	3
1.2.2. Masa y tamaño	3
1.2.3. Temperatura efectiva	5
1.2.4. Gravedad superficial	6
1.2.5. Composición química	8
1.3. Diagramas CM observados	10
1.4. Conclusiones	15
2. Sistemas estelares	17
2.1. Cúmulos estelares	17
2.1.1. Cúmulos globulares	17
2.1.2. Cúmulos abiertos	18
2.2. Diagramas HR y color-magnitud	23
2.3. Extinción	25
2.4. Cúmulos de galaxias	27
2.4.1. Riqueza	27
2.4.2. Clasificación morfológica	28
2.5. Extinción extragaláctica	29
3. Sistemas fotométricos	31
3.1. La naturaleza de los sistemas estándares	32
3.2. Fotometría multicolor frente a la espectroscopía	33
3.3. Sistemas fotométricos	33

3.3.1. Banda ancha	34
3.3.2. Banda intermedia	35
3.4. Conclusión	43
4. Estrellas estándares secundarias para el sistema <i>uvby</i>	45
4.1. Procesamiento básico del CCD	46
4.2. Fotometría con el Danés	48
4.2.1. Fotómetro Danés	48
4.2.2. Reducción de datos	51
4.3. Conclusiones	53
5. Transformación de observables a parámetros físicos	55
5.1. Modelos teóricos	56
5.2. Parámetros de entrada de CHORIZOS	57
5.3. Archivos de salida de CHORIZOS	57
5.4. Archivos de salida de STATPLOTS	58
5.5. Salidas gráficas de STATPLOTS	59
5.6. Conclusión	60
6. Extensión del sistema fotométrico de Strömgen para galaxias	61
6.1. Limitaciones de fotometría de banda ancha	61
6.2. Fotometría de Strömgen (sistema modificado de Rakos)	62
6.3. Identificación de miembros de un cúmulo por medio de ejes principales	64
6.4. Conclusión	69
7. Trabajo a futuro	71
A. Definiciones	75
A.1. Luminosidad	75
A.2. Temperatura efectiva	75
A.3. Magnitudes aparentes	76
A.4. Magnitudes absolutas	76
A.5. Magnitudes AB	77
A.6. Colores	77
A.7. Metalicidad	78
A.8. Análisis de componentes principales	78
A.8.1. Fundamento	79

A.8.2. Formalismo del ACP 79

‘

Capítulo 1

Introducción

1.1. Fundamentos

La estructura de una estrella se puede definir a partir de propiedades medibles por los astrónomos, podemos citar a la masa (M), la luminosidad (L), la temperatura efectiva (T_{eff}), la gravedad superficial (g) y la composición química. La masa inicial determina la evolución y tiempo de vida de una estrella; por ejemplo, estrellas de más de $10 M_{\odot}$ terminan en supernovas. El tiempo de vida de las estrellas masivas puede ser tan corto como un millón de años. Los parámetros físicos de estrellas individuales ayudan a entender las propiedades de los sistemas más complejos desde los cúmulos estelares con 10^5 estrellas o galaxias con 10^{11} estrellas.

En este proyecto se plantea la aplicación de la fotometría de banda intermedia para derivar parámetros físicos. Ésto será calculado a partir de calibraciones empíricas confrontadas con modelos teóricos. El sistema fotométrico de Strömgren, el cual consiste en cinco filtros de banda intermedia y uno de banda angosta. El trabajo comienza con el estudio de estrellas binarias visuales con masas y radios medidos con errores del orden de $\pm 3\%$ (Torres et al., 2010), cúmulos abiertos y globulares para después poder extrapolar la técnica a sistemas extragalácticos para finalmente abordar galaxias en cúmulos.

Como un punto intermedio en este proceso, estamos trabajando en la definición de un sistema de estrellas estándares secundarias para el sistema Strömgren ya que las estrellas estándares primarias se vuelven muy brillantes para los detectores digitales. Para esto se han estado haciendo observaciones simultáneas en el Observatorio Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) con el telescopio de 84 cm + CCD + filtros y con el de 1.5 m + Fotómetro Danés.

En las siguientes secciones hacemos un revisión de los conceptos básicos que se emplearán a lo largo de este estudio. En este primer capítulo se describen las características físicas de las estrellas y los métodos que se usan para determinar parámetros físicos. En el §2 se verán características de los cúmulos estelares y de galaxias, los efectos causados por la extinción y la definición del diagrama color-magnitud. La definición y características de diferentes sistemas fotométricos se tratarán en el §3. En el §4 se presenta el proyecto de estandarización de estrellas para el sistema fotométrico de Strömgren. En el §5 se menciona una técnica para la determinación de los parámetros físicos estelares a partir de observaciones. La fotometría aplicada a sistemas estelares extragalácticos se describe en el §6. Por último en el §7 se describen las etapas para un proyecto de tesis doctoral.

1.2. Caracterización física de las estrellas

La determinación de parámetros físicos de las estrellas nos ayuda a la comprensión de la estructura de las estrellas y su evolución. Esto nos puede ayudar a entender la formación de las primeras estructuras en el universo.

Las estrellas se forman en grupos debido al colapso gravitacional de nubes moleculares, dichas nubes pueden llegar a tener millones de veces la masa del Sol, por lo general son frías (~ 10 K). Sin embargo, las primeras estrellas se formaron a partir de gas atómico y la física de la formación estelar entonces es diferente a lo que se observa en nuestra Galaxia.

El análisis detallado de las estrellas nos permite deducir los parámetros físicos de las estrellas tales como: temperatura, gravedad superficial, luminosidad y composición. La variación temporal del flujo observado y de su distribución espectral puede ser un indicador de la presencia de una compañera. En algunos de estos casos, es posible determinar la masa y el radio de las componentes. Todo esto se puede hacer mediante el análisis de observaciones astrométricas, espectroscópicas y fotométricas.

A continuación se describirán los métodos principales que permiten la determinación precisa de los parámetros físicos estelares fundamentales. El conocimiento de dichos parámetros a partir de los métodos más directos ha estado limitado, hasta los años 90's se tenía una muestra menor a 40 estrellas. En la actualidad se tiene una lista de 95 estrellas (Torres et al., 2010). La nueva misión GAIA triplicará la muestra actual.

1.2.1. Luminosidad y distancia

La magnitud absoluta (y/o la luminosidad, ver A.1) es uno de los parámetros estelares más importantes. La medición de la luminosidad intrínseca de una estrella no es posible. Sólo se puede hacer si el efecto que se tiene por la absorción interestelar y la distancia son conocidos. La manera más precisa de medir la energía total de una estrella es mediante la combinación de observaciones desde la Tierra y desde el espacio con modelos de atmósferas estelares para poder predecir el rango de longitud de onda que no se cubre mediante las observaciones.

Como se mencionó anteriormente para conocer la luminosidad se necesita conocer la distancia al objeto. HIPPARCOS (*The High Precision Parallax Collecting Satellite*) revolucionó el conocimiento de las propiedades de las estrellas y la evolución de la Galaxia. HIPPARCOS se dedicó a la medición de posiciones, paralajes y movimientos propios de estrellas cercanas. El paralaje es la desviación angular de un objeto dependiendo del punto de vista elegido. La precisión que alcanzó en sus mediciones fue de 2 a 4 milliarcsec. El catálogo de HIPPARCOS (118218 estrellas con precisión de 1 milliarcsec en su posición) y la versión final, Catálogo Tycho (más de un millón de estrellas) fueron completados en agosto de 1996.

En resumen, las magnitudes absolutas y luminosidades se pueden determinar directamente y se conocen los paralajes, o indirectamente a partir de calibraciones basadas en conjuntos de estrellas cercanas.

1.2.2. Masa y tamaño

En el caso de las estrellas binarias espectroscópicas de doble línea, las dos estrellas tienen una luminosidad similar y las líneas de cada una se pueden distinguir en el espectro. Esto permite derivar la relación entre las masas; así como el semieje mayor de la órbita por el factor $\sin i$ donde i es la inclinación del sistema con respecto al observador. Cuando ocurre un eclipse, el análisis de la curva de luz proporciona la inclinación (entre otros parámetros); por lo tanto, se pueden derivar las masas individuales de cada componente del sistema.

Por otro lado, las binarias eclipsantes de doble línea (ver Fig. 1.1) son de mucha importancia, ya que a partir de ellas se pueden determinar las masas individuales y los diámetros de las estrellas con una precisión de 1-5% (Hensberge et al., 2007). Tales precisiones son las que se necesitan para hacer pruebas detalladas de modelos de estructura y evolución estelar.

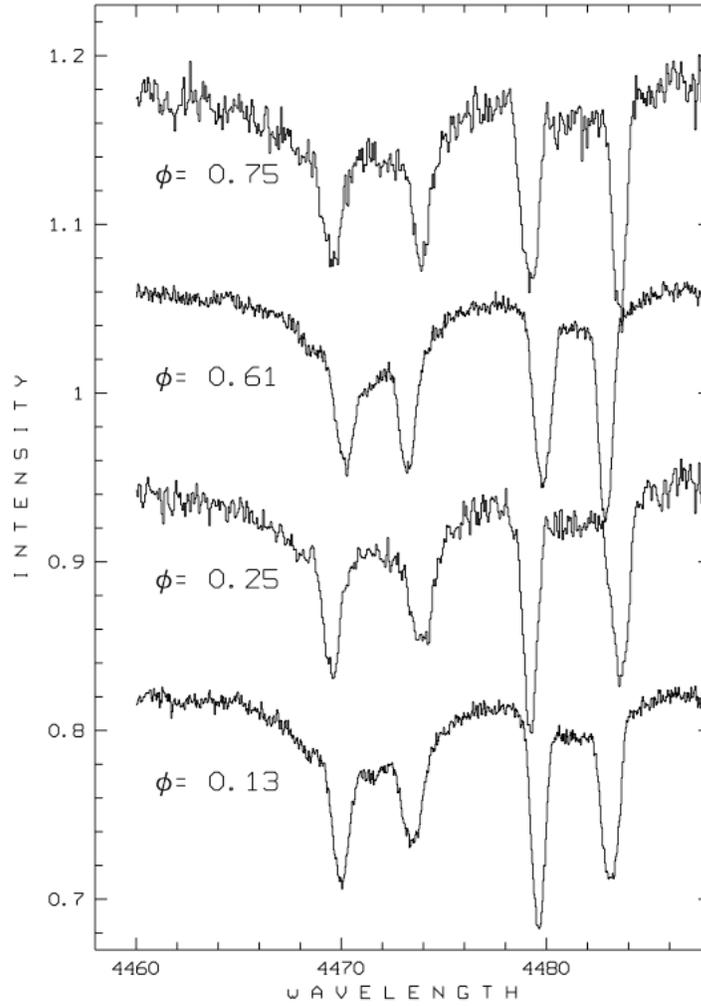


Figura 1.1: Extracto de un espectro de η Mus obtenido en el 2003 en SAAO ($\phi = 0.25, 0.75$) y ESO ($\phi = 0.13, 0.61$). El espectro de ESO fue obtenido en noches consecutivas. El corrimiento de las líneas implica unas masas de las componentes de $3.1\text{-}3.15M_{\odot}$ para una órbita con una inclinación de 82° (Hensberge et al., 2007).

La masa de estrellas individuales puede ser estimada por la relación Masa-Luminosidad. Los modelos teóricos de evolución estelar proporcionan la temperatura y luminosidad de una estrella de cierta masa y cierta composición química a una edad dada. La posición de una estrella en un diagrama color-magnitud (CM, ver sección 1.3) se puede transformar a la posición de ésta en un diagrama teórico luminosidad-temperatura y desde ahí estimar la masa y la edad utilizando las trazas evolutivas. Las cantidades teóricas y observadas se relacionan con el uso de calibraciones apropiadas y de modelos de atmósferas estelares.

1.2.3. Temperatura efectiva

Existen muchos métodos en la literatura para el cálculo de la temperatura efectiva (ver definición en A.2). Muy pocos de estos son métodos *directos*, excepto cuando se trata del Sol. Los métodos *semi-empíricos* o métodos *indirectos* se basan hasta cierto punto, en modelos de atmósferas estelares. Uno de los métodos *directos* es el empleado por Code et al. (1976), el cual está basado en mediciones interferométricas de semi-diámetros de ángulos estelares θ y de flujos totales $F_{bol} = \theta^2 \sigma T_{eff}^4$. El trabajo de Code contiene datos de 32 estrellas de tipos espectrales O5 a F8. Aunque siendo el método más directo para la determinación de temperaturas, este método necesita el auxilio de modelos de atmósferas estelares para predecir la energía en cierto rango de longitudes de onda que no es cubierto por las observaciones.

Los métodos *indirectos* están principalmente basados en el uso de fotometría multicolor, espectroscopía o la combinación de ambos. En fotometría la técnica consiste en medir la radiación en el pseudo continuo del espectro, obteniendo índices de color libres del efecto provocado por las líneas de absorción. La fotometría sintética hecha a partir de modelos de atmósferas estelares o la fotometría de estrellas (Code et al., 1976) proporcionan las calibraciones necesarias para relacionar índices fotométricos con la temperatura.

El uso de la fotometría en el infrarrojo (IR) para determinar temperaturas efectivas fue inicialmente propuesta por Blackwell & Shallis (1977). Su método llamado *Infrared Flux Method* (IRFM) usa la razón entre el flujo bolométrico de la estrella y el flujo monocromático a cierta longitud de onda dada en el IR, ambos medidos en la Tierra. Esta razón es entonces comparada con un estimado teórico para realizar la determinación de la temperatura efectiva. Este método ha sido ampliamente usado por varios autores.

El método *Spectral Energy Distribution Fit* (SEDF) propuesto por Masana et al. (2006),

utiliza el ajuste de una distribución espectral de energía de una estrella desde el óptico (V) al IR (JHK) utilizando fotometría sintética. A diferencia de la implementación del método IRMF, el cual promedia las temperaturas derivadas individualmente de cada banda del IR, este nuevo método toma en cuenta las cuatro bandas simultáneamente. Un algoritmo de ajuste es el que minimiza las diferencias entre fotometría sintética y observada adaptando los valores de la temperatura efectiva y del semi-diámetro angular. Además, la corrección bolométrica puede ser obtenida por medio de estos dos parámetros. Luego, cuando la distancia a la estrella es conocida, la luminosidad es calculada por la corrección bolométrica y la magnitud absoluta en cierta banda fotométrica.

Las incertidumbres de los parámetros derivados (temperatura, semi-diámetro angular y la corrección bolométrica) son calculadas por los errores de la fotometría observada y sintética. Desde un punto de vista teórico, este método se podría aplicar a estrellas de cualquier tipo espectral y luminosidad, sin embargo, el flujo en el IR se vuelve muy sensible a la metalicidad (ver A.7) y gravedad superficial para estrellas más calientes que 8000 K, por lo cual éstas pequeñas incertidumbres se convierten en grandes errores que afectan el cálculo de la T_{eff} . Los errores relativos en la temperatura efectiva para ciertas incertidumbres de $[Fe/H]$, $\log g$ y A_V son evaluados por Masana et al. (2006). Como ejemplo, en la figura 1.2 se muestran los errores relativos en temperatura debidos a incertidumbres de 0.5 dex en gravedad. Después de una extensa comparación con otros autores, se llega a la conclusión de que la escala de T_{eff} para estrellas F, G y K (4000-8000 K) se establece actualmente con una precisión de 0.5-1.0%.

En la Fig. 1.3 se muestra la calibración de la T_{eff} como función del índice de color $V - K_s$ y la composición química.

1.2.4. Gravedad superficial

La gravedad superficial fija el gradiente de presión en la atmósfera de una estrella y también es uno de los factores que determina el ancho de las líneas en un espectro. La gravedad superficial se puede determinar mediante la siguiente ecuación:

$$g \equiv \frac{GM}{R^2}. \quad (1.1)$$

donde G es la constante gravitacional, \mathcal{M} es la masa de la estrella. Pero esto no siempre se puede hacer así de sencillo, ya que es muy difícil determinar el radio R de una estrella y solo se pueden determinar para estrellas cercanas. Una manera de calcular g es mediante las estrellas binarias

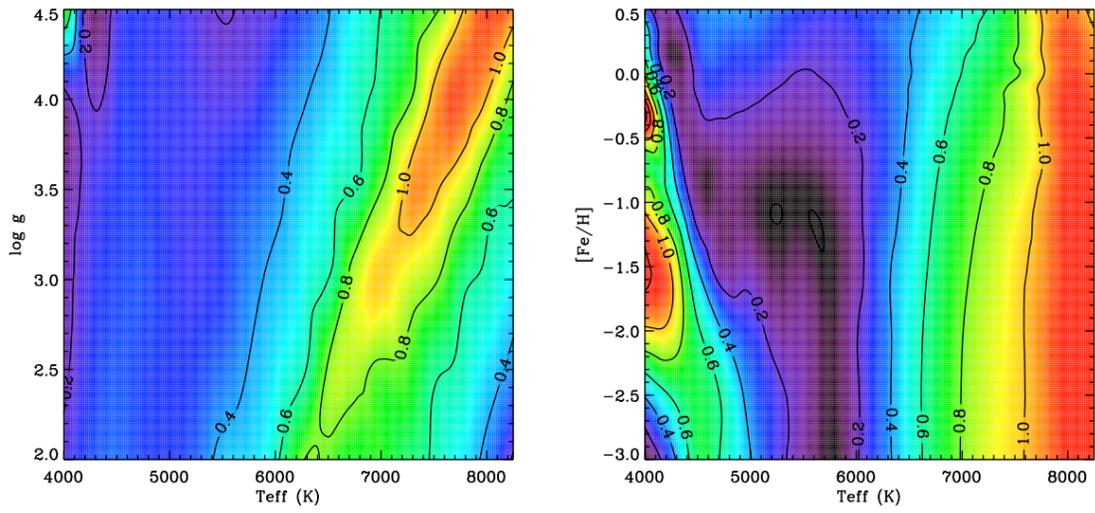


Figura 1.2: Error relativo en la temperatura debido a una incertidumbre de 0.5 dex en gravedad usando el método SEDF. Izquierda: para metalicidad solar. Derecha: para gravedad 4.5 (Masana, 2004).

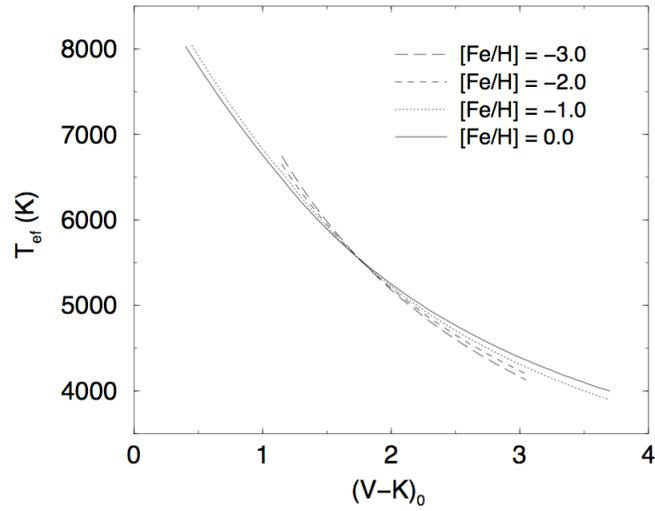


Figura 1.3: Calibración hecha por Masana et al. (2006) de la T_{eff} como función del índice de color $V - K_0$ y la composición química.

eclipsantes de doble línea ya que son el único método con el que se puede calcular la gravedad superficial de una manera independiente, pero esto no es aplicable para estrellas aisladas.

Jordi et al. (1997) han estudiado una muestra de binarias eclipsantes de doble línea, donde analizan las diferencias sistemáticas de la determinación de $\log g$ mediante fotometría $ubvy - \beta$. En la Fig. 1.4 se muestran las comparaciones para estos dos métodos, donde se puede ver que el método funciona bien para estrellas de temperaturas que van de 10000 a 12000 K.

1.2.5. Composición química

La composición química es medida a partir de la intensidad de las líneas y bandas de absorción. La manera más precisa de hacer esto es con espectroscopía de alta resolución. También se puede realizar ajustando espectros sintéticos, utilizando modelos de atmósferas estelares a los espectros observados. Para hacer esto, se tienen que suponer las temperaturas efectivas, gravedades superficiales y microturbulencia. En nuestro caso, la composición química se puede obtener con el uso de los índices de color obtenidos a través de la fotometría e implementándolos en CHORIZOS (ver Capítulo 5).

La desventaja de la espectroscopía es que necesita mucho tiempo de exposición con telescopios grandes y en el caso de estrellas débiles o para la realización de sondeos esto se vuelve prácticamente imposible. Las mediciones fotométricas con filtros de banda intermedia localizados en rangos espectrales adecuados es una buena alternativa. Algunos sistemas fotométricos han sido designados para tales propósitos y entre ellos están el sistema de Strömgren y el de Vilnius, como ejemplos.

La Fig 1.5 muestra una comparación entre la determinación espectroscópica y fotométrica de $[\text{Fe}/\text{H}]$. El sistema fotométrico utilizado es el de Strömgren y la calibración es la de Schuster & Nissen (1989). En este caso, la calibración fotométrica produce abundancias un poco más altas que las obtenidas por medio de la espectroscopía.

Las líneas de CaII H y K y el triplete MgI b son los indicadores más sensibles para notar cambios en $[\alpha/\text{Fe}]$ (Tautvaišiene et al., 2003). La Fig. 1.6 muestra la variación en el espectro cuando la T_{eff} , la gravedad superficial o las abundancias químicas cambian. Los autores concluyen que si se sitúan bandas angostas sobre estas líneas permitiría detectar los cambios debidos a las variaciones del Fe y de los elementos α . Los autores se refieren como elementos α a O, Ne,

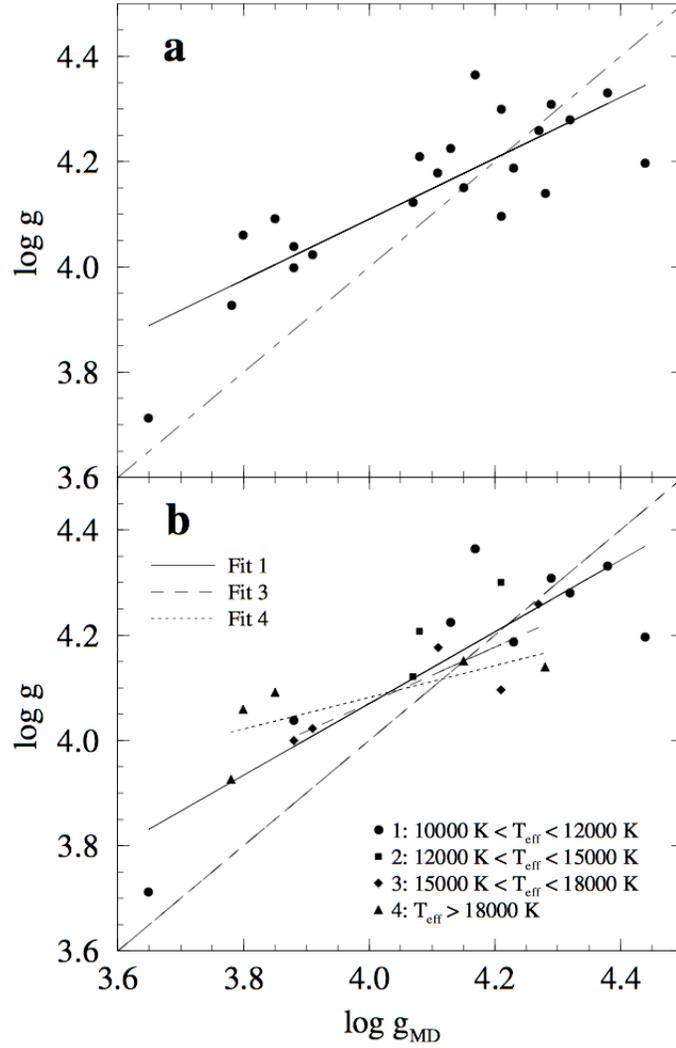


Figura 1.4: Comparación de la determinación de $\log g$ mediante fotometría contra $\log g_{MD}$ medido empíricamente. $\log g_{MD}$ se refiere a los datos obtenidos de la fotometría hecha por Moon & Dworetzky (1985). Los errores medios estimados son de aproximadamente 0.20 dex en el eje de las abcisas y de 0.017 dex en el eje de las ordenadas. **a** ajustes de los puntos por medio de mínimos cuadrados. **b** ajuste con mínimos cuadrados para estrellas a diferentes intervalos de T_{eff} . Ajuste 1: $10000\text{ K} < T_{eff} < 12,000\text{ K}$, Ajuste 2: $12000\text{ K} < T_{eff} < 15000\text{ K}$ y Ajuste 4: $T_{eff} > 18000\text{ K}$. No hay muchas estrellas en el intervalo de $15000\text{ K} < T_{eff} < 18000\text{ K}$ (Jordi et al., 1997).

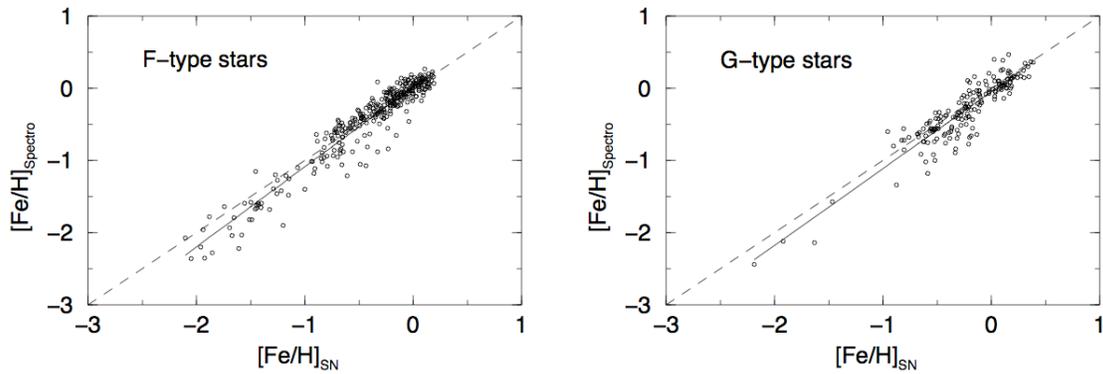


Figura 1.5: Comparación de la determinación de la composición química de fotometría y espectroscopía (Masana, 2004). El sistema fotométrico utilizado es el de Strömberg y la calibración es la de Schuster & Nissen (1989).

Mg, Si, S, Ar, Ca y Ti.

1.3. Diagramas CM observados

La Fig. 1.7 muestra el diagrama CM para 11000 estrellas cercanas con paralajes de Hipparcos. Claramente las estrellas no están dispersas de manera aleatoria en esta figura: ocupan lugares distintivos o secuencias. La mayoría de las estrellas están en el borde de la SP, las cuales van desde luminosas, calientes, azules, estrellas **O** hasta débiles, frías, rojas, estrellas **M**; estas estrellas son las enanas (clase de luminosidad V). La rama de las subgigantes (SGB del inglés SubGiant Branch) se une a la SP en $B - V \simeq 0.7$ y $M_{Hp} \simeq 4$ y extendiéndose horizontalmente a $B - V \simeq 1$, donde la región poblada se torna agudamente hacia arriba dentro de la rama de las gigantes rojas (RGB del inglés Red-Giant Branch). La RGB abarca desde $(B - V) \simeq 1$, a una luminosidad unas 30 veces (3.7mag) más brillantes que estrellas en la SP del mismo tipo espectral, hacia las estrellas más frías y brillantes. Estas estrellas son las gigantes rojas las cuales corresponden a una clase de luminosidad III. En el fuerte realce de densidad de estrellas cerca de $B - V \simeq 1.1$ y $M_{Hp} = 1$ se encuentra un grupo de estrellas rojas. Centradas en $B - V \simeq 0$ y $M_{Hp} = 12$ se puede encontrar un grupo de estrellas débiles pero muy calientes conocidas como *enanas blancas*. En la Tabla 1.2 se pueden apreciar algunas características de diferentes tipos espectrales de estrellas.

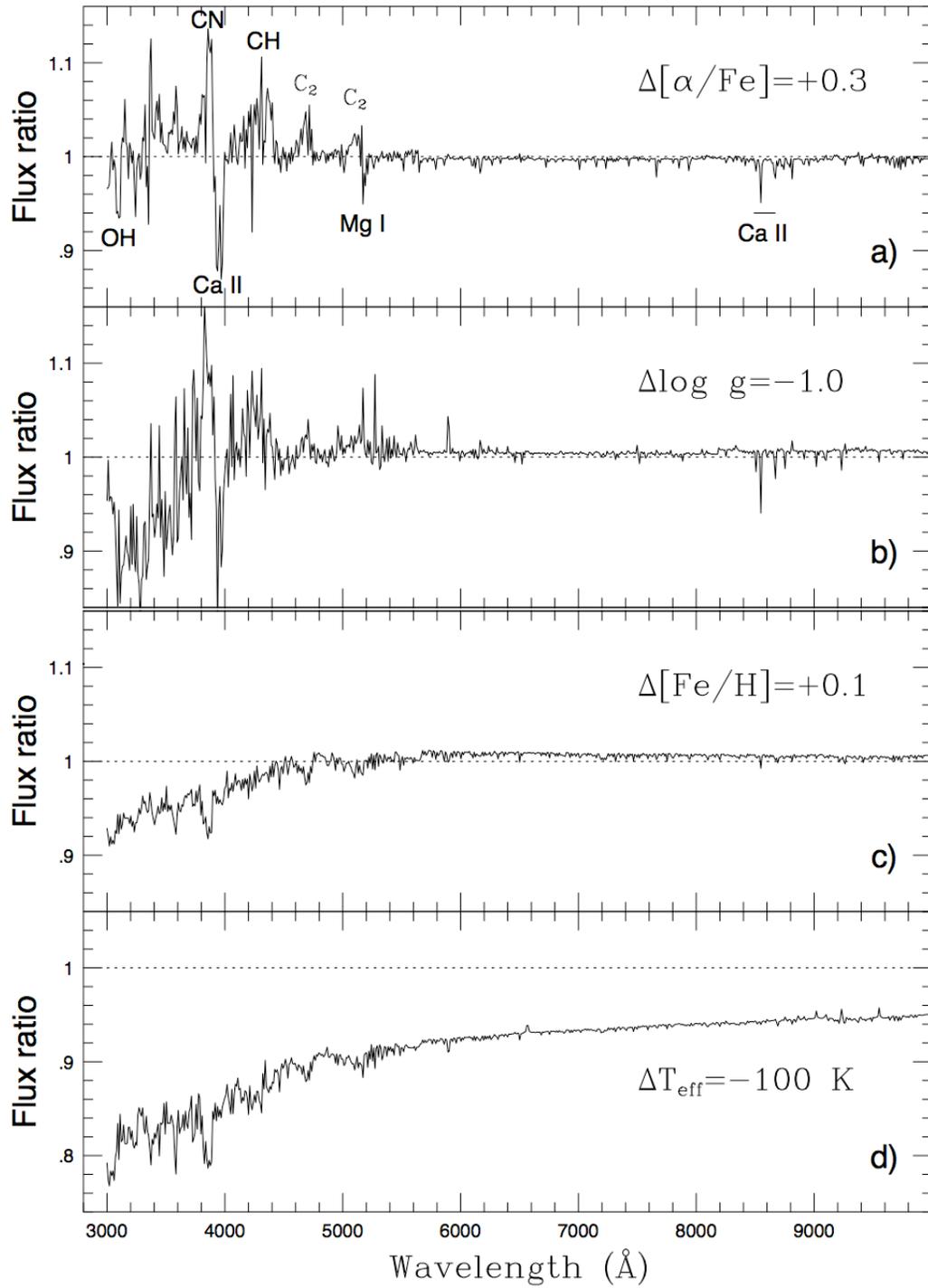


Figura 1.6: Variación relativa del flujo de energía con cambios en la temperatura efectiva, gravedad superficial o abundancias químicas (Tautvaišiene & Edvardsson, 2002).

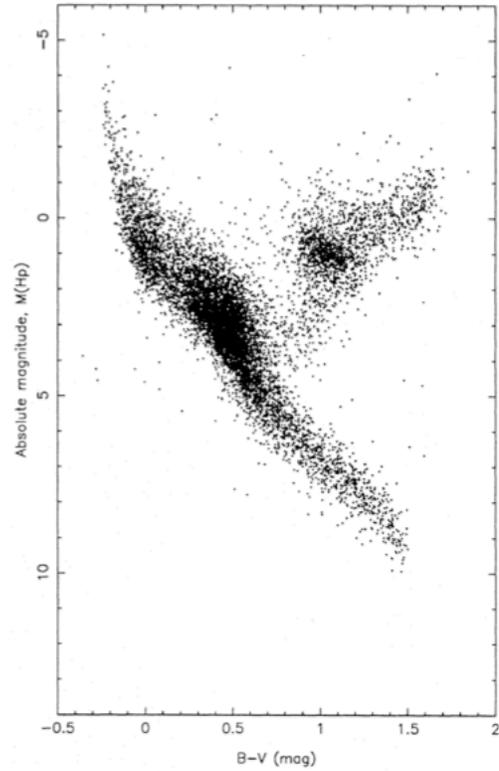


Figura 1.7: Diagrama color-magnitud para 10793 estrellas con paralajes tomados por el satélite Hipparcos. La gran mayoría de estas estrellas caen sobre la SP la cual va desde la esquina inferior derecha hacia la esquina superior izquierda. La rama de las subgigantes, gigantes rojas y enanas blancas también se pueden apreciar fácilmente. Las estrellas de la secuencia principal así como las enanas blancas tienen un error en el cálculo de su paralaje menor al 10 %, mientras que las gigantes que se eligieron tienen error en su paralaje ≤ 20 % (Perryman et al., 1995).

Tabla 1.1: Características de regiones en el diagrama CM.

Región	Significado físico	Comentarios
Secuencia principal (SP)	Quema de H en núcleo, aquí están la mayoría de las estrellas. Fusión de H a He	El tiempo de vida aquí es \propto a la cantidad de combustible nuclear disponible e inversamente \propto a la tasa a la cual este es quemado
Rama subgigante (SGB)	Transición de quema de H del núcleo a la envoltente	Prominente en diagramas CM de cúmulos globulares. Al comienzo el diámetro y la L aumentan, pero la estrella en sí se enfriará un poco o cambiará de color
Rama de gigantes rojas (RGB)	Quema de H en la envoltente, aumento de volumen y enfriamiento de su superficie de ahí, el color rojo	Para estrellas de baja masa terminado por el flash de He. La atmósfera alcanza una mínima T , aumenta su L y el volumen a T constante
Rama horizontal (HB)	Quema de He en el núcleo	Luminosidad característica. Colores desde blanco al rojo. Expansión del núcleo y la T disminuye y la L del cascarón de H, entonces L total disminuye y la estrella se mueve hacia la HB
Concentración roja (RC)	Aglomeración formada por estrellas ricas en metales. Quema de He en el núcleo.	Prominente en diagramas CM del disco
Rama asimptótica gigante (AGB)	Quema de He en la envoltente	Asociada con una significativa pérdida de masa, núcleo de C y O. Se agota el He del núcleo y se rompe el equilibrio y éste se contrae, lo cual genera más calor, la estrella se vuelve más luminosa y aumenta el radio. Se mueve hacia las gigantes con un ascenso más rápido
Franja de inestabilidad	Ionización de regiones de He^+ da lugar a estrellas variables	RR Lyrae y W Virgins se encuentran en la intersección con la HB y las cefeidas están sobre la franja
Enanas blancas	Estrellas degeneradas. Límite de Chandrasekhar es de $1.4M_{\odot}$	Azules y débiles, resultado de estrellas que tenían entre 0.8 y $8M_{\odot}$ en la SP

De acuerdo con la teoría la estructura estelar, la regiones clave del diagrama CM se resumen en la Tabla 1.1.

En la Fig. 1.8 se muestran las relaciones masa-luminosidad y masa-radio (Torres et al., 2010) donde se puede ver claramente una correlación entre los mismos. Las estrellas con las que se hicieron estas relaciones son estrellas binarias, con las cuales se pudieron obtener estos parámetros con una precisión de $\pm 3\%$. Este grupo de objetos y estos resultados los utilizaremos como calibradores para comprobar que la técnica que usaremos es confiable. Con toda la información que se ha obtenido de las estrellas a través del tiempo se ha podido establecer un rango de valores en las propiedades de éstas:

- Luminosidad: $10^{-6}L_{\odot} \lesssim L \lesssim 10^6L_{\odot}$,
- Radio: $\left(\frac{1}{800}\right)R_{\odot} \lesssim R \lesssim 1500R_{\odot}$,
- Masa: $\left(\frac{1}{20}\right)M_{\odot} \lesssim M \lesssim 50M_{\odot}$,
- Temperatura: $2000K \lesssim T_{eff} \lesssim 100000K$.

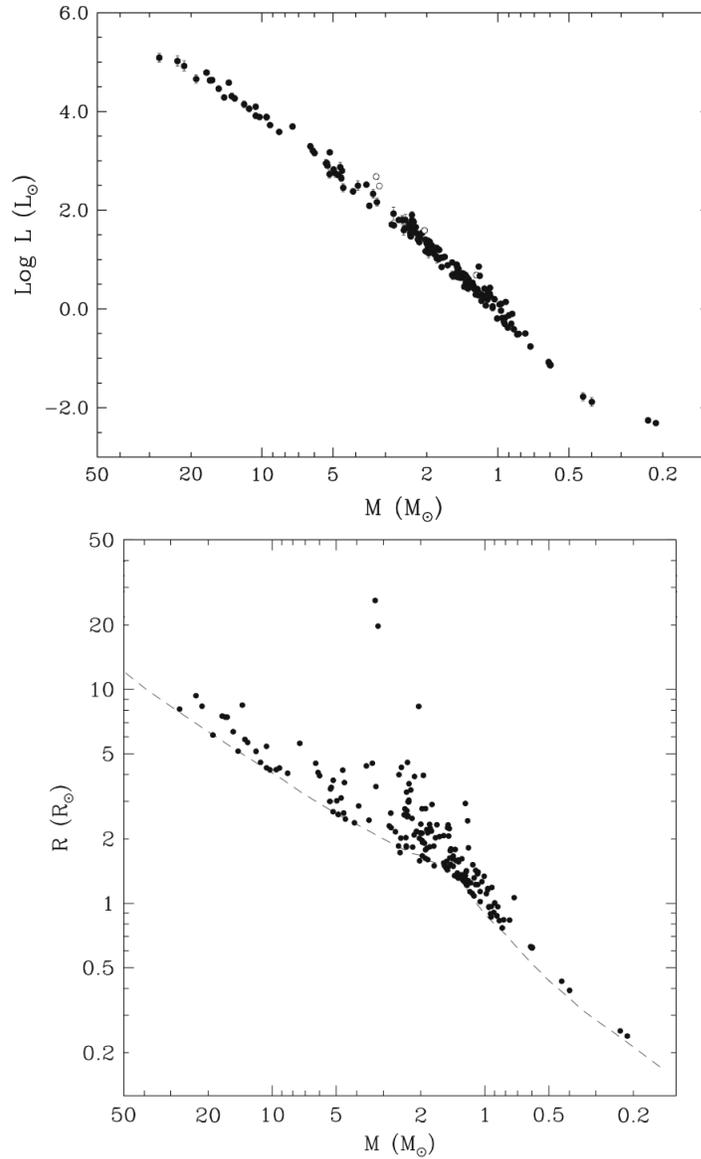


Figura 1.8: En esta figura superior se muestra la relación masa-luminosidad para las estrellas. Los círculos abiertos son estrellas gigantes. En la figura inferior se muestra la relación entre la masa y el radio. La SP de edad cero para metalicidades solares de Girardi et al. (2000) se muestra con la línea punteada. Los datos son de 95 estrellas binarias tomados de Torres et al. (2010).

Tabla 1.2: *Propiedades físicas de las estrellas de SP. Datos tomados de Aller et al. (1982).*

Tipo espectral	$\mathcal{M}/\mathcal{M}_{\odot}$	$\log(L/L_{\odot})$	M_{bol}	M_V	R/R_{\odot}	$\bar{\rho}/\bar{\rho}_{\odot}$
O3	120	6.15	-10.7	-6.0	15	0.035
O5	60	5.90	-10.1	-5.7	12	0.035
O8	23	5.23	-8.4	-4.9	8.5	0.037
B0	17.5	4.72	-7.1	-4.0	7.4	0.043
B3	7.6	3.28	-3.5	-1.6	4.8	0.069
B5	5.9	2.92	-2.7	-1.2	3.9	0.099
B8	3.8	2.26	-1.0	-0.2	3.0	0.14
A0	2.9	1.73	0.3	0.6	2.4	0.21
A5	2.0	1.15	1.7	1.9	1.7	0.41
F0	1.6	0.81	2.6	2.7	1.5	0.47
F5	1.3	0.51	3.4	3.5	1.3	0.59
G0	1.05	0.18	4.2	4.4	1.1	0.79
G5	0.92	-0.10	4.9	5.1	0.92	1.18
K0	0.79	-0.38	5.6	5.9	0.85	1.29
K5	0.67	-0.82	6.7	7.4	0.72	1.79
M0	0.51	-1.11	7.4	3.8	0.60	2.36
M5	0.21	-1.96	9.6	12.3	0.27	10.7
M7	0.12	-2.47	10.8	14.3	0.18	20.6
M8	0.06	-2.92	11.9	16.0	0.1	60

1.4. Conclusiones

Hemos visto con espectroscopía de alta resolución se puede determinar la composición química y permite la calibración de índices fotométricos sensibles a cambios de abundancias químicas. Por otra parte también se vio que con observaciones fotométricas y espectroscópicas de estrellas binarias eclipsantes de doble línea se puede determinar simultáneamente las masas de las componentes. Por otro lado, se hizo una reseña de como obtener temperaturas por medio de índices de color por ciertas calibraciones. Todo lo mencionado anteriormente se refiere a los métodos directos de la determinación de los parámetros estelares mas importantes. En nuestro estudio utilizaremos como calibradores los parámetros físicos de un conjunto de estrellas obtenidos por métodos directos.

Capítulo 2

Sistemas estelares

2.1. Cúmulos estelares

En la Galaxia existen numerosas aglomeraciones de estrellas, estas estructuras abarcan desde binarias, tercetos, trapecios, etc. hasta miles y cientos de miles de estrellas, éstos últimos son reconocidos como cúmulos estelares. El estudio de los cúmulos estelares ha sido relevante en el desarrollo de nuestro entendimiento de la evolución estelar y en la estimación de la estructura y la edad del universo. En la primera década del siglo XX, Harold Shapley (Shapley, 1914) propuso la teoría de la pulsación para las estrellas cefeidas como variaciones intrínsecas de su brillo y no como sistemas eclipsantes. Shapley aplicó este conocimiento para el estudio de estrellas variables en cúmulos globulares, hizo uso de la relación periodo-luminosidad para estrellas RR Lyrae y determinó las distancias a los cúmulos globulares. Con dichas observaciones Shapley demostró que los cúmulos globulares son extragalácticos, refiriéndolos al halo de la Galaxia. También, sus observaciones le permitieron calcular la distancia al centro de la Galaxia. Esto le ayudó a demostrar que la Galaxia es un sistema finito y que el Sol no se encuentra en el centro de la misma.

La distribución estelar en los cúmulos presenta grandes variaciones, esto se puede apreciar en la distribución de luminosidades, metalicidades y edades. Los más compactos, luminosos y pobres en metales son llamados *cúmulos globulares* los cuales se encuentran en el halo de la Galaxia, mientras que los menos compactos, menos luminosos pero más ricos en metales son los llamados *cúmulos abiertos* y se localizan en el disco galáctico.

2.1.1. Cúmulos globulares

Estos cúmulos son aglomeraciones esféricas de estrellas, se pueden encontrar cerca del centro de la Galaxia hasta las regiones más remotas del halo. Un cúmulo globular típico tiene una

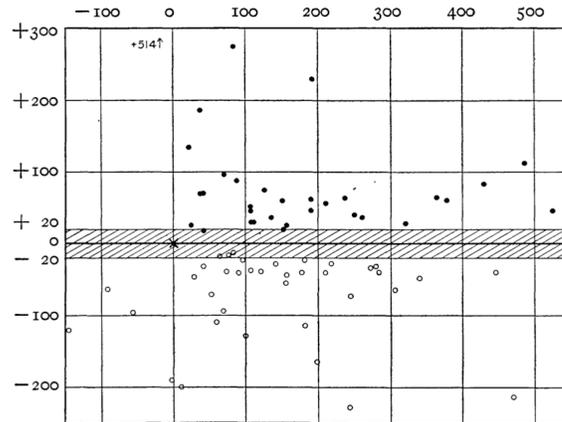


Figura 2.1: *Proyección de las posiciones de 69 cúmulos globulares estudiados por Shapley (1918) en un plano perpendicular a la Galaxia. Se muestra que en la región central de la Galaxia no existen este tipo de cúmulos, la simetría de su distribución y la posición del Sol (cruz) con respecto al centro de la distribución. El eje de las ordenadas son las distancias hacia el plano galáctico, el eje de las abscisas son las distancias proyectadas hacia el centro. La unidad de distancia es 100 parsecs, el lado de los cuadros es por consiguiente de 10,000 parsecs. El cúmulo NGC4147 está fuera del límite del diagrama, como se indica por la flecha (Shapley (1918)).*

magnitud absoluta de $M_V \simeq -7.3$ y un radio de $R_e \simeq 5$ pc, así como una población que varía 10^5 a 10^6 estrellas. Existen en la Galaxia, al menos, unos 150 cúmulos globulares que orbitan a una distancia promedio de 15 kpc del centro de la misma. Están compuestos por estrellas de población II, es decir, que tienen una metalicidad baja. Se cree que algunos cúmulos globulares se formaron como galaxias orbitantes alrededor de una galaxia mayor, acabando únicamente con su bulbo central cuando las estrellas externas fueron atraídas por la fuerza de marea ejercida por la galaxia central. Un ejemplo sobre esta teoría es ω Cen, el cual es un cúmulo globular con una población estelar compuesta por al menos tres generaciones y se cree que es el núcleo de la que pudo haber sido una galaxia (Hughes & Wallerstein, 2000). En la Tabla 2.1 se enlistan algunas características de ciertos cúmulos globulares.

2.1.2. Cúmulos abiertos

A diferencia de los cúmulos globulares, los cúmulos abiertos no presentan una distribución simétrica de las estrellas que los componen (como ejemplo ver Fig. 2.2) y se concentran sobre el plano de la Galaxia (ver Tabla 2.2), y es por esto que, algunas veces se refiere a ellos como *cúmulos galácticos*.

Tabla 2.1: Características de algunos cúmulos globulares (Harris, 1996)

Nombre	R_{gal}^a (kpc)	M_V	r_h^b (arcmin)	\log^c (r_t/r_c)	Tipo espectral	[Fe/H]	HB _{col}	Comentarios
104	7.3	-9.26	2.79	2.04	G4	-0.76	-0.99	Cúmulo viejo típico
5272	11.6	-8.77	1.12	1.85	F6	-1.57	+0.08	Cúmulo típico de metalicidad intermedia
7078	10.2	-9.07	1.06	2.50	F3	-2.22	+0.67	Cúmulo típico pobre en metales. Núcleo colapsado
288	11.4	-6.54	2.22	0.96	F8	-1.24	+0.98	Misma [Fe/H] que NGC 362, pero con HB azul
362	9.0	-8.26	0.81	1.94	F9	-1.16	-0.87	Misma [Fe/H] que NGC 288, pero con HB roja
1851	16.3	-8.26	0.52	2.24	F7	-1.26	-0.36	Misma [Fe/H] que NGC 288,362, pero con HB bimodal
5139	6.3	-10.16	4.18	1.24	F5	-2...-1	+0.90	Más luminoso. Químicamente inhomogéneo
-	AM 4	-1.50	0.42	0.50	-	-2.00	+0.98	Menos luminoso, núcleo con menor concentración
6121	6.1	-7.06	3.65	1.59	F8	-1.18	-0.06	Cúmulo globular más cercano ($d=2.1$ kpc)
-	AM 1, E 1	-4.60	0.50	1.23	-	-1.80	-0.93	Cúmulo globular más lejano
-	Liller 1	-7.42	0.45	2.30	-	+0.22	-1.00	Más rico en metales. Núcleo colapsado
5053	16.5	-6.64	3.50	0.82	-	-2.41	+0.52	Más pobre en metales

^aRadio de la galaxia en la que se encuentra el cúmulo^bRadio del cúmulo a la mitad de luz^c r_t es el radio de marea y r_c es el radio del núcleo

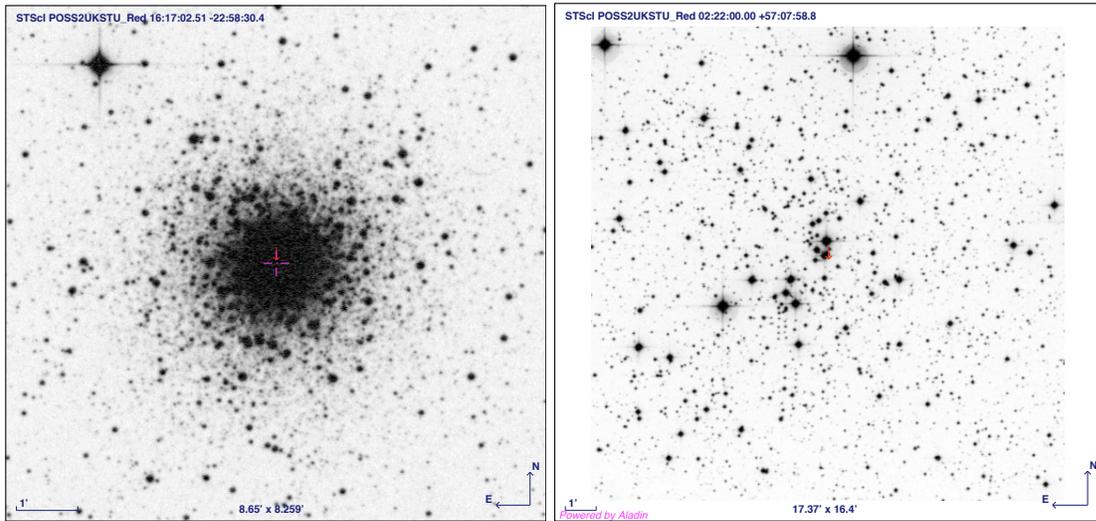


Figura 2.2: Izq. Imagen en el visible del cúmulo globular M80. Der. Imagen en el visible del cúmulo abierto χ Persei . [Digital Sky Survey, STScI Baltimore].

Debido a la asimetría y a la concentración central de estrellas, en ocasiones resulta difícil distinguir a los cúmulos abiertos. Otra de las dificultades para observarlos es que estos se encuentran sobre el plano de la Galaxia, donde la alta concentración estelar y el oscurecimiento por el polvo dificulta aún más su observación. Como consecuencia, el catálogo de Messier sólo cuenta con 27 cúmulos abiertos. Sin embargo, la abundancia de los cúmulos abiertos es intrínsecamente alta: la base de datos compilada por Dias et al. (2002) registra alrededor de 1500 cúmulos abiertos. Algunas de las propiedades típicas de los cúmulos abiertos son presentados en la Tabla 2.2.

Los cúmulos abiertos cubren un amplio rango en características como tamaño, luminosidad y morfología, van desde pequeños grupos de alguna docena de estrellas con magnitudes absolutas de $M_V \simeq -3$ hasta sistemas con miles de estrellas y magnitudes tan altas como $M_V \simeq -9$. El rango en diámetros puede ir hasta algunos parsecs. Desde que éstos son objetos extendidos, y sólo podemos detectar los relativamente cercanos, los cúmulos abiertos frecuentemente cubren gran cantidad de áreas en el cielo, sosteniendo ángulos de algunos grados. Las densidades que cubren estos objetos van desde ~ 0.1 estrellas pc^{-3} (un poco más que las estrellas de campo) hasta $\sim 10^3$ estrellas pc^3 en los centros de los cúmulos más ricos.

Los sistemas de densidades más bajas, también llamados *asociaciones*, algunas veces se pueden distinguir del campo debido a que contienen una gran fracción de estrellas de tipos poco frecuentes. Las *asociaciones OB*, por ejemplo, son características por tener un gran número de

Tabla 2.2: Características de algunos cúmulos abiertos (Binney & Merrifield, 1998)

NGC	Nombre Otro	D (kpc)	$(R,z)_{gal}$ (kpc)	M_V	Diámetro (arcmin)	Clase de Trumpler	$(B-V)_{TO}$	$\log(t/yr)$	[Fe/H]	Comentarios
2264	-	0.79	(9.23,0.03)	-5.4	40	III,3,p,n	-0.25	6.5-7.0	-0.15	Cúmulo joven típico
6705	M11	1.72	(6.96,-0.08)	-5.4	13	I,2,r,-	-0.05	8.4	+0.05	Cúmulo de edad intermedia típica
188	-	1.55	(9.35,0.58)	-2.9	15	II,2,r,-	+0.58	9.8	-0.16	Cúmulo viejo típico
6791	-	4.20	(8.12,0.80)	-3.6	10	I,2,r,-	+0.60	10.0	+0.15	Cúmulo muy viejo rico en metales
7261	-	2.12	(9.23,0.03)	-3.2	6	III,1,p,-	-0.25	7.6	-0.46	Cúmulo joven pobre en metales
-	Berkeley 17	2.40	(10.89,-0.15)	-	8	III,1,r,-	+0.58	10.1	-0.29	Cúmulo más viejo conocido
-	Berkeley 20	8.14	(16.12,-2.42)	-	3	I,3,p,-	-	9.7	-0.75	Cúmulo más pobre en metales conocido
-	Hyades	0.05	(8.55,-0.02)	-2.5	329	II,3,m,-	+0.12	8.8	+0.19	Cúmulo cercano, clásico para establecer escalas de distancia
-	Coma, Mel 111	0.08	(8.56,0.07)	-2.9	275	III,3,p,-	+0.05	8.6	-0.03	Cúmulo pobre cercano
-	Pleiades, M45	0.13	(8.63,-0.05)	-3.7	109	I,3,r,n	-0.11	8.0	+0.11	Cúmulo cercano muy bien estudiado
2632	Praesepe, M44	0.16	(8.64,0.08)	-2.9	95	II,3,m,-	+0.15	8.8	+0.19	Cúmulo cercano muy bien estudiado
869	<i>h</i> Persei	2.23	(10.19,-0.14)	-7.4	29	I,3,r,-	-0.25	6.7	-0.05	Cúmulo rico joven, compañero de χ Persei
884	χ Persei	2.22	(10.18,-0.14)	-7.3	29	I,3,r,-	-0.25	6.7	-0.05	Cúmulo rico joven, compañero de <i>h</i> Persei

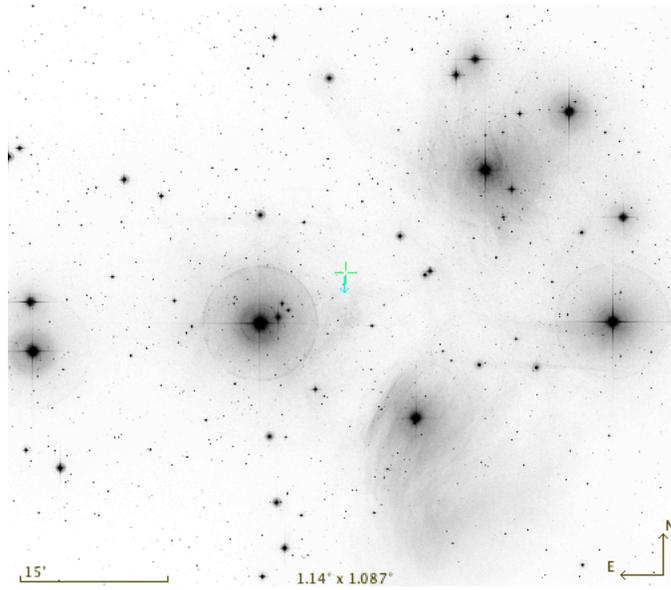


Figura 2.3: Imagen del cúmulo estelar abierto Las Pléyades (M45). Nótese la nubosidad rodeando a las estrellas. [Imagen tomada por el telescopio Hubble].

estrellas O y B, mientras que las *asociaciones T*, son ricas en estrellas T-Tauri.

La presencia de emisión difusa alrededor de estrellas en muchos cúmulos abiertos provee un contraste llamativo con la sola emisión de las mismas estrellas. Esta nubosidad se puede ver debido a que la luz de alguna estrella ha sido reflejada en los granos de polvo presentes en el cúmulo (nebulosa de reflexión) o a la transformación que sufre el gas ahí presente a consecuencia de la incidencia de los rayos ultravioleta (UV) de alguna estrella vecina. Como es usual en los sistemas astrofísicos, la presencia de polvo implica la presencia de material gaseoso. A diferencia de los cúmulos globulares, los cúmulos abiertos contienen una gran cantidad de medio interestelar (ISM).

La ausencia de estrellas brillantes azules en los cúmulos globulares señala que éstos son sistemas viejos. Contrario a esto, en la mayoría cúmulos abiertos, se cuenta con la presencia de estrellas jóvenes lo cual implica que estos sistemas se han formado mucho más recientemente que los cúmulos globulares. En los cúmulos estelares más jóvenes se puede observar directamente en su parte central densas concentraciones de gas del cual se forman las estrellas.

La metalicidad es un parámetro adicional que se tiene para entender la formación de los

cúmulos abiertos. Estudios espectrales de estos sistemas revelan la abundancia de elementos pesados, teniendo metalicidades en los rangos de $-0.75 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim 0.25$ (ver Tabla 2.2). Tales metalicidades tan altas se esperan en objetos jóvenes que se han formado de material del disco Galáctico el cual ha sido químicamente enriquecido por generaciones de estrellas anteriores.

Al igual que los cúmulos globulares, los abiertos han jugado un papel importante en el desarrollo del entendimiento de la astronomía Galáctica. Debido a que éstos contienen estrellas azules, se utilizan como laboratorios para el estudio de las estrellas de alta masa. La distribución espacial de estos cúmulos ayuda a entender la configuración del disco galáctico: los sistemas jóvenes trazan la estructura espiral del disco mientras que los sistemas viejos trazan la cinemática en el halo y en el disco grueso de la Galaxia.

2.2. Diagramas HR y color-magnitud

Una de las herramientas más importantes para estudiar las propiedades estelares es el diagrama Hertzsprung-Russell (diagrama HR) el cuál fue desarrollado de manera independiente por el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung en 1911 y por el astrónomo estadounidense Henry Norris Russell en 1913.

En su forma original, el diagrama HR era un gráfico de la magnitud visual absoluta contra el tipo espectral, pero algunas variantes son ahora más comunes en las cuales el tipo espectral discreto es reemplazado por temperatura y color. Observacionalmente, la forma más común es el diagrama *color-magnitud* (CM), que es el gráfico de un color contra una magnitud cualquiera, absoluta (para estrellas de distancia conocida) o aparente (si las estrellas es sabido que están todas a la misma distancia). En la Fig. 1.7 cada punto representa una estrella cercana de distancia conocida, lo cual es un ejemplo de este género. En la medida en que unas estrellas de una clase espectral MK tienen un color único, un diagrama CM es equivalente al diagrama clásico HR.

El conocimiento que se tiene del diagrama HR se puede completar, en parte, gracias al estudio de los cúmulos estelares. En general, si no se conoce la distancia hacia un cúmulo, no se podría graficar a sus miembros en un diagrama como el que la Fig. 1.7 requiere. Sin embargo, la mayoría de los cúmulos se encuentran a distancias mucho más grandes que el tamaño físico de los mismos; esto quiere decir que todas las estrellas del cúmulo tienen el mismo módulo de distancia. Entonces, la diferencia entre magnitud absoluta y aparente sería la misma para todas las estrellas (ver Fig. 2.4 y Fig. 2.5); por lo que, las estructuras que se aprecian en la Fig. 1.7

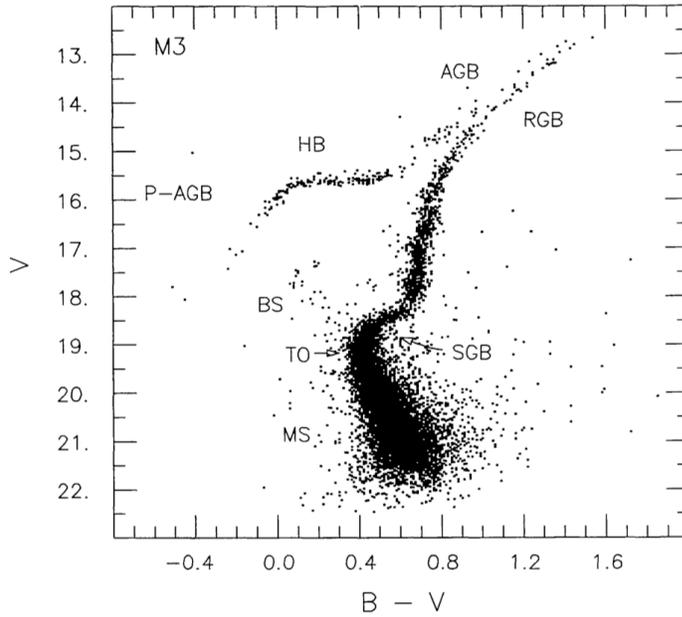


Figura 2.4: Diagrama CM de viejo cúmulo globular M3. Las fases importantes del diagrama están indicadas: secuencia principal (MS); blue stragglers, que son estrellas que aparentan una edad menor (BS); el turn off de la secuencia principal (TO); quema de H en el cascarón en la rama de las subgigantes (SGB); la rama de las gigantes rojas antes de la quema de He en el núcleo (RGB); la rama horizontal durante la quema de He en el núcleo (HB); rama asimptótica de las gigantes durante la quema de H y He en los cascarones (AGB); evolución post-(AGB) precedente a la fase de las enanas blancas (P-AGB). Figura tomada de Renzini & Fusi Pecci (1988).

serían similares en un gráfico de magnitud aparente contra el color de los miembros del cúmulo.

Desde un punto de vista teórico, la forma más conveniente del diagrama HR es una gráfica de T_{eff} contra $\log(L/L_{\odot})$; esto es llamado usualmente *diagrama teórico CM*. En la medida en que todas las estrellas de una clase espectral MK dada tienen la misma luminosidad y temperatura efectiva, el diagrama teórico CM es equivalente a ambos, al clásico diagrama HR y al diagrama CM. De cualquier forma para hacer una equivalencia cuantitativa entre el diagrama teórico HR y un diagrama CM, se debe de conocer la relación T_{eff} (clase espectral MK) y la corrección bolométrica (BC) (clase espectral MK) con buena precisión. Entablando este mapeo entre los dos diagramas resta un significativo problema astrofísico el cual consiste en relacionar la temperatura y la luminosidad bolométrica a un color y a una magnitud absoluta respectivamente.

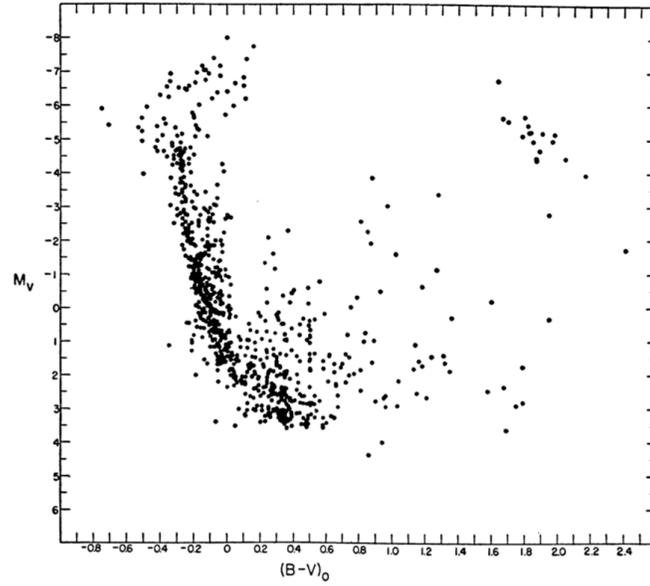


Figura 2.5: Diagrama CM del cúmulo abierto joven y doble h y χ Persei. Las estrellas más masivas se separan de la SP mientras que las de baja masa se están contrayendo hacia la SP. Las gigantes rojas se presentan en la esquina superior derecha del diagrama (Wildey, 1964).

2.3. Extinción

Una corrección que debe tenerse en cuenta en el momento de transformar observables en parámetros físicos es aquella debida a la presencia del ISM. El espacio entre las estrellas no está vacío: el material que lo forma interacciona con la radiación estelar, afectando las magnitudes observadas. El gas tiende a absorber y reemitir la radiación en una longitud de onda y dirección diferente, mientras que el polvo tiende a absorber a la radiación, se calienta y emite radiación continua en el infrarrojo.

La relación entre la magnitud aparente observada (m_λ) y la magnitud aparente intrínseca ($m_{\lambda,0}$) es

$$m_\lambda = m_{\lambda,0} + A_\lambda, \quad (2.1)$$

donde A_λ es la extinción en magnitudes debida al ISM para la longitud de onda λ .

El estudio de la dependencia de la extinción con la longitud de onda es importante por dos razones: primero, la extinción depende de las propiedades ópticas de los granos de polvo y puede revelar información sobre la composición y la distribución de los mismos. Segundo, la dependencia con la longitud de onda es necesaria para remover los efectos del debilitamiento de la

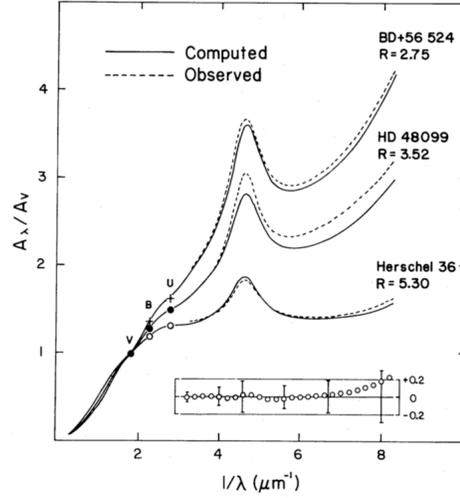


Figura 2.6: Las leyes de extinción de Cardelli et al. (1989) dan el valor de la absorción $A(\lambda)/A(V)$ como función de la longitud de onda y están parametrizadas por medio de la cantidad R_V .

energía proveniente de los objetos astronómicos de interés. La extinción en el óptico y en el IR se estudia tradicionalmente con fotometría de banda ancha e intermedia desde la Tierra. Para estudiar la extinción en el UV, se emplean observaciones desde satélites.

Cardelli et al. (1989) utilizaron observaciones en el UV y las combinaron con observaciones en el óptico de las mismas estrellas para determinar la relación entre las diferentes leyes a lo largo de un amplio rango de longitudes de onda (ver Fig. 2.6). Estos autores usaron el cociente $R_V \equiv A(V)/E(B - V)^1$ como parámetro. El valor de R_V depende de las características del medio a lo largo de la línea de visión y da una medida del tamaño del grano de polvo. Regiones estándar del ISM (donde la densidad es baja $n \approx 10^{-3} \text{cm}^{-3}$) presentan un valor bajo de R_V (~ 3.1). Cuando las líneas de visión penetran regiones densas ($n > 10^3 \text{cm}^{-3}$) se mide $4 < R_V < 6$.

La extinción está poco entendida en otras galaxias, esto es importante en las mediciones de la escala cosmológica de distancia. Se han reportado variaciones radiales en algunas galaxias espirales, también se han encontrado dependencias con la metalicidad de las galaxias. En el caso de las galaxias elípticas, los efectos devidos a la extinción son mínimos.

¹Se refiere al *exceso de color* el cual se produce por el cambio de color debido al polvo

2.4. Cúmulos de galaxias

Los cúmulos de galaxias son importantes laboratorios para los estudios de formación y evolución de las galaxias. Éstos cúmulos se caracterizan por las siguientes propiedades:

- los cúmulos son tridimensionales, estructuras dinámicamente ligadas,
- lo efectos ambientales propios de un cúmulo pueden afectar a las propiedades generales de las galaxias miembro. Como ejemplo están las galaxias cD² las cuales sólo se pueden encontrar en cúmulos de galaxias,
- el contraste de densidad entre el primer Mpc de un cúmulo rico y el campo deberá ser mayor a 200, p. ej. $n_g(\text{cúmulo})/n_g(\text{campo}) \leq 200$.

La definición más utilizada es la propuesta por Abell (1958). El definió los cúmulos de galaxias usando las placas del Observatorio de Palomar siguiendo el siguiente criterio:

- el cúmulo debe de tener al menos 50 miembros en un rango de magnitud de m_3 a $m_3 + 2$, donde m_3 es la magnitud de la tercera galaxia mas brillante,
- los miembros deben de estar dentro de un círculo de radio de 3 Mpc alrededor del centro del cúmulo,
- el cúmulo debe de tener un corrimiento al rojo entre 0.02 y 0.20.

La muestra hecha por Abell contiene 1682 cúmulos, los cuales siguen las restricciones propuestas por este.

2.4.1. Riqueza

La población total de galaxias en un cúmulo está relacionada con el concepto de riqueza, la cual es una medida del número de galaxias miembro con una distancia proyectada desde el centro del cúmulo. Por lo tanto, también es una medida de la densidad del cúmulo. Este es un problema crítico ya que el número total estimado de miembros depende fuertemente de la extensión asumida del cúmulo. Las definiciones hechas por Abell tratan con estos problemas al fijar un cierto rango de magnitud e introduciendo un límite lineal, un círculo lineal definido por:

$$R_A = \frac{1.7}{z} \text{arcmin} = 3 \text{ Mpc},$$

²Las galaxias cD son objetos inmensos y brillantes que generalmente pueden medir hasta 1 Mpc de diámetro, se pueden encontrar en los centros de los cúmulos de galaxias mas densos y ricos.

donde z es el corrimiento al rojo del cúmulo. Así la riqueza de éstos no depende de la distancia. Además, Abell corrigió la población de galaxias usando cuentas en regiones vacías cercanas al campo. El número de galaxias que satisfacen el criterio de Abell (N_A) definen las clases de riqueza R :

Riqueza R	Cuentas de Abell	Número de cúmulos de Abell
0	30-49	
1	50-79	1224
2	80-129	383
3	130-199	68
4	200-299	6
5	≥ 300	1

2.4.2. Clasificación morfológica

Muchos sistemas de clasificaciones han sido definidos y aplicados para el estudio de diferentes muestras de cúmulos. Sin embargo, todos los esquemas de clasificación confían en un parámetro para calificar la distribución proyectada de los cúmulos de galaxias. Esto es, todos los esquemas pueden ser ordenados y seguir una secuencia que va desde irregular a regular. Todos los sistemas de clasificación siguen, al menos, una de las siguientes propiedades:

- apariencia morfológica del cúmulo,
- dominio de las galaxias más brillantes,
- el contenido galáctico del cúmulo.

Existe un sistema, el de Bautz-Morgan (BM), el cual identifica el contraste relativo entre la galaxia más brillante y las demás galaxias miembro de un cúmulo. Este sistema consiste en tres tipos principales:

- I. El cúmulo es dominado por una galaxia central.
- II. Los miembros más brillantes son de apariencia intermedia entre galaxias cD y galaxias elípticas normales.
- III. El cúmulo no contiene galaxias dominantes.

En la Fig. 2.7 se puede ver una imagen del cúmulo de Coma tomada en el rango visible. En el lado derecho podemos ver el diagrama color-magnitud del cúmulo. Este diagrama usualmente se utiliza como criterio de membresía, se puede asegurar que las galaxias que caen sobre la

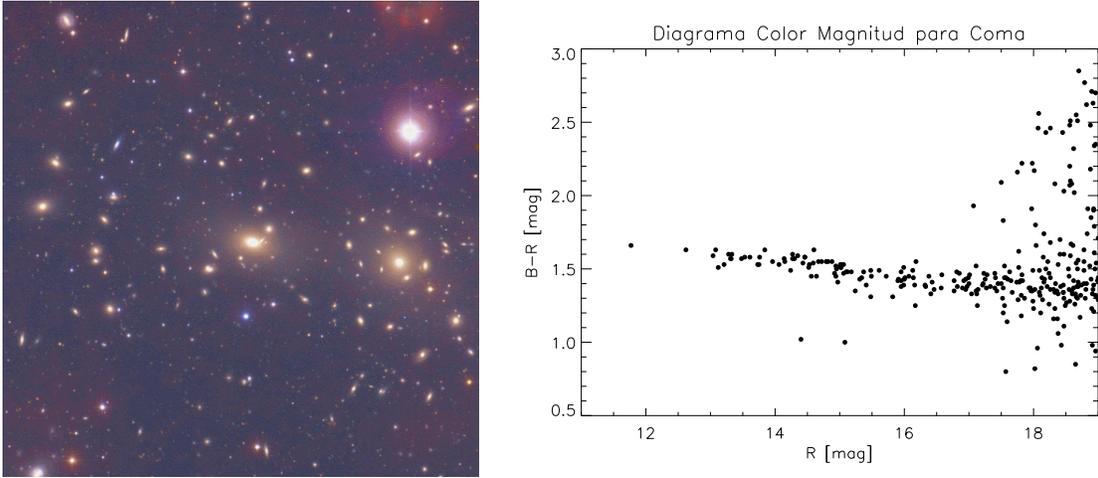


Figura 2.7: En la figura de la izquierda se muestra una imagen en el rango visible del cúmulo de Coma. A la derecha podemos ver el diagrama color-magnitud para el cúmulo (López-Cruz et al., 2004).

pendiente que se forma, sí pertenecen al cúmulo mientras que en las que están distribuidas en el lado derecho pueden ser tanto galaxias de campo como del cúmulo. Por otro lado, este diagrama define dos regiones especiales. Las galaxias elípticas siguen la relación color-magnitud. Las galaxias espirales se encuentran debajo de la relación color-magnitud. El hecho de que las galaxias elípticas sean más rojas que las galaxias espirales se puede explicar a partir del line-blanking producido por la alta metalicidad de las estrellas en galaxias elípticas y a partir de la formación estelar en las galaxias espirales.

2.5. Extinción extragaláctica

En este estudio, las correcciones por enrojecimiento en las observaciones extragalácticas se harán en base a los mapas de Schlegel et al. (1998). De todos los experimentos que han proporcionado información sobre el polvo, el más destacado ha sido el instrumento IRAS (Infrared Astronomical satellite), COBE-DIRBE (Diffuse Infrared Background Experiment) y COBE-FIRAS (Far-infrared absolute spectrophotometer). Con la información obtenida de éstas misiones Schlegel et al. (1998) produjeron los primeros mapas de emisión térmica de polvo a $100\mu\text{m}$. En este estudio planteamos el análisis de las propiedades estelares a partir de calibraciones empíricas para entender la formación y evolución de las galaxias. Los cúmulos de galaxias nos ofrecen propiedades análogas a los cúmulos estelares: misma distancia, edad, etc.

Capítulo 3

Sistemas fotométricos

En este capítulo revisamos las propiedades de los sistemas fotométricos más comunes. Trataremos de mostrar que el sistema fotométrico de banda intermedia es el más apropiado para nuestro estudio.

Los lugares geométricos en el diagrama HR definidos por las estrellas en sus diferentes fases evolutivas son muy importantes para la astrofísica. Esto se debe a que la historia evolutiva de una estrella se puede describir por su trayectoria en un diagrama HR. Mucho esfuerzo, tanto observacional como teórico, se ha hecho para la conversión de las magnitudes y colores observados de las estrellas a sus flujos absolutos totales (magnitudes bolométricas) y T_{eff} . Todo esto se necesita para inferir la masa, composición y edad de las estrellas. De manera similar, las magnitudes integradas (la suma de los flujos de los objetos que la componen) y colores de galaxias pueden ser analizados para determinar la naturaleza y proporción de las estrellas y el gas que la constituyen, así como un estudio de evolución galáctica.

Algo común para todos estos esfuerzos es la necesidad de llevar las mediciones a una escala de flujo físico estándar removiendo la absorción causada por la atmósfera terrestre y calibrando la sensibilidad del equipo fotométrico y espectroscópico a diferentes longitudes de onda. Las observaciones astronómicas fotométricas son calibradas con el uso de estrellas de brillo constante, las cuales son llamadas estrellas estándares. En principio, ninguna estrella mantiene un brillo constante a través del tiempo, sin embargo para las estrellas en la SP la condición de constancia en flujo se cumple dentro de ciertos márgenes por largo tiempo.

3.1. La naturaleza de los sistemas estándares

Un sistema fotométrico estándar está definido por una lista de magnitudes y colores estándares medidos con filtros y detectores específicos para un conjunto de estrellas distribuidas en regiones accesibles en el cielo. Las magnitudes observadas son corregidas por la atenuación que la atmósfera ejerce sobre los objetos, entre más alejado este el objeto del cenit, más afectado estará, o bien, tendrá un valor de masa de aire (distancia que recorre la luz de un objeto sobre la atmósfera terrestre antes de llegar al telescopio) más alto. El método para corregir la extinción es una parte fundamental en los sistemas fotométricos.

Varios sistemas fotométricos han sido establecidos con el paso de los años por diferentes observadores, en diferentes observatorios y con una variedad de detectores. Los sistemas fotométricos generalmente están definidos en diferentes longitudes de onda. Todos estos sistemas permiten, mediante calibraciones, la obtención de flujos absolutos, con cual se pueden establecer propiedades particulares (como temperatura, gravedad y metalicidad) del objeto en estudio, es por esto que, la demanda entre los sistemas es hacerlos más precisos o más eficientes que otro. Algunos están diseñados para el estudio de estrellas calientes y otros para estrellas frías. Otros para el estudio de objetos en regiones accesibles sólo en longitudes de onda particulares, p. ej. las regiones de formación estelar donde la detección de IR permite estudios más profundos.

Estos sistemas son divididos en tres categorías generales: sistemas de banda ancha ($400 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 1000 \text{ \AA}$), banda intermedia ($70 \text{ \AA} < \Delta\lambda < 400 \text{ \AA}$), de banda angosta ($\Delta\lambda < 70 \text{ \AA}$). Los sistemas fotométricos pueden ser abiertos o cerrados. Un sistema abierto es aquel en el que cualquiera puede usar el sistema original con el que fue hecho el sistema. Un sistema cerrado es uno donde un grupo pequeño de personas controlan la instrumentación y la reducción de datos, así como también se encargan de las observaciones por lo que sólo dejan a otras personas utilizar los datos obtenidos por este grupo. Se espera que, los errores sistemáticos y la calidad de los datos deberían estar mejor controlados en un sistema cerrado. Sin embargo, un sistema abierto se enriquece con las contribuciones de usuarios independientes, quienes pueden ensayar diferentes estrategias de observación o reducción de datos. Lo cual hace que los sistemas abiertos sean más dinámicos, más adaptables y donde los errores de calibración se pueden señalar y corregir mediante la intervención de los usuarios.

3.2. Fotometría multicolor frente a la espectroscopía

El empleo de la espectroscopía consume mucho tiempo de observación. Una alternativa, para hacer uso más eficiente del tiempo de telescopio es obtener fotometría en varios filtros que cubran principalmente longitudes de onda entre el FIR y UV. La idea es, que a partir de mediciones fotométricas tratar de determinar parámetros físicos (intrínsecos y extrínsecos) relacionados a estrellas y cúmulos estelares. Entre estos parámetros, se encuentra la temperatura efectiva, magnitud bolométrica, distancia, enrojecimiento y ley de extinción. Con la medición de parámetros físicos se puede aproximar la clasificación espectral de las estrellas (Strömgren, 1951) y (Johnson & Morgan, 1953). Es posible hacer una determinación confiable de los parámetros físicos mediante la comparación de las observaciones con modelos teóricos bajo ciertas circunstancias como la propuesta por Maíz-Apellániz (2004), la cual se discutirá más adelante.

3.3. Sistemas fotométricos

Muchos de los sistemas antiguos han sido mejorados con el paso del tiempo gracias a los nuevos detectores que tienen mayor sensibilidad, respuesta espectral y linealidad. Así como por las mejorías en la transmisión y estabilidad de los filtros. Algunos de los sistemas fotométricos más usados se muestran en la siguiente lista (Bessell, 2005):

Sistemas de Banda ancha

UBVRI de Johnson-Cousins
CMT₁T₂ de Washington
ugriz del Sloan Digital Sky Survey
H_pB_TV_T de Hipparcos
WFPC2 160w, 336, 439, 450, 555, 675, 814 del HST

Sistemas de banda intermedia

uvby de Strömgren
35, 38, 41, 42, 45, 48 de DDO
UBB₁B₂VV₁G de Geneva
UPXYZVS de Vilnius
WULBV de Walraven

Sistemas de banda angosta

Sistema de magnitud AB de Oke
Sistema Wing de 8 colores

Sistemas fotométricos infrarrojos

JHKLMN de Johnson/Glass
JHKL'M' de MKO
JHK de 2MASS
iJK de DENIS

En las siguientes secciones se mencionarán los sistemas más importantes; nos concentraremos en los de banda intermedia.

3.3.1. Banda ancha

Como se dijo anteriormente, un sistema fotométrico de banda ancha es aquel cuyos filtros tienen un ancho de 400 Å a 1000 Å. El más conocido de estos es el sistema de Johnson el cual discutimos en detalle por ser el sistema más utilizado.

Sistema de Johnson-Cousins

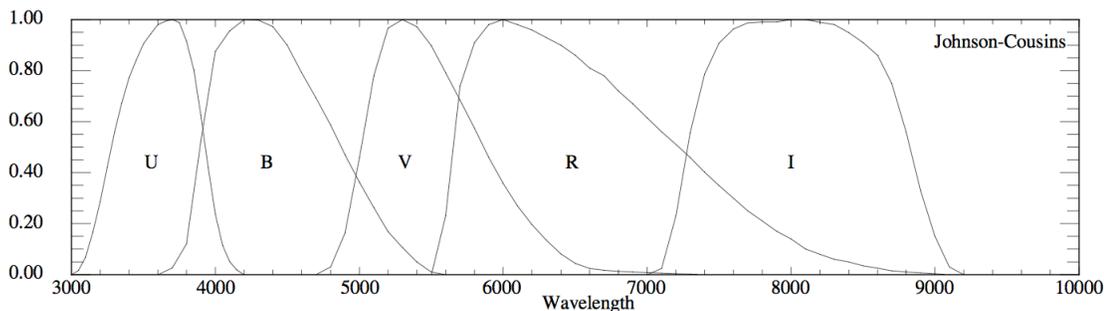
Este sistema fotométrico forma la base de todos los sistemas de banda ancha subsecuentes, así como el inicio de la investigación de la astronomía infrarroja. Los flujos en el sistema de Johnson están normalizados mediante la estrella Vega, por lo que, las conversiones de magnitudes de Johnson a flujos absolutos requieren de multiplicaciones con el flujo de Vega. Johnson & Morgan (1953) determinaron los colores intrínsecos para estrellas enanas y gigantes, calibraciones de temperatura y color y correcciones bolométricas para estrellas con diferente color para la derivación del flujo total de su magnitud medida en V .

En la Tabla 3.1 se pueden ver las longitudes de onda centrales de cada uno de los filtros de este sistema así como su FWHM. En la Fig. 3.1 se muestran las curvas de transmisión de los filtros de este sistema. La banda B fue ideada para aproximar la magnitud fotográfica sin procesar, considerando que la banda V se hizo para aproximar la magnitud visual. La banda U se utiliza para el estudio de las estrellas más calientes y para estrellas de baja metalicidad, este filtro se encuentra entre la banda B y el corte atmosférico. El límite hacia las longitudes de onda cortas de este filtro U varía debido a que la absorción atmosférica en esta región espectral varía con el tiempo y con nuestra posición en la Tierra. El equipo con el que se desarrolló este sistema (fotomultiplicador RCA 1P21 + filtros de vidrio para UBV) dominó el desarrollo de sistemas fotométricos durante 30 años. Pero aunque en el rango azul este fotomultiplicador tenía una alta sensibilidad, en el rojo era baja. Sin embargo, desde la introducción del sistema UBV , se intentó extender la fotometría hacia el infrarrojo, por ejemplo, en trabajos como Kron & Smith (1951). Pero los detectores de la época tenían una ganancia muy baja y una corriente oscura muy alta, lo cual restringía los estudios a las estrellas más brillantes. Aún así se incorporaron los filtros R , I de Cousins al sistema de Johnson.

Tiempo después, en la década de 1970, aparecieron nuevos materiales de detección que per-

Tabla 3.1: Sistema de Johnson-Cousins *UBVRI*.

	U	B	V	R	I
λ_{eff} (Å)	3663	4361	5448	6407	7980
$\Delta\lambda$ (Å)	650	890	840	1580	1540

**Figura 3.1:** Curvas de transmitancia para los filtros del sistema de Johnson (Bessell, 2005).

mitieron mejorar sensiblemente la respuesta en el rango del rojo e infrarrojo del espectro. Aprovechando estos nuevos detectores, Cousins (1976) definió una lista de estándares fotométricos extraordinariamente precisas para los filtros de Johnson en las regiones ecuatoriales del cielo.

En la Fig. 3.2 se puede ver un diagrama color-color obtenido con este sistema fotométrico, se aprecia una forma de “S” la cual es debida a la discontinuidad de Balmer. En la siguiente sección veremos cómo con un sistema de banda intermedia podemos evitar estas degeneraciones. Otra de las desventajas de este sistema es que el corte hacia el azul es definido principalmente por la atmósfera terrestre más que por el filtro mismo. Así, las magnitudes observadas, pueden variar con altitud y condiciones atmosféricas. Debido a esto, las magnitudes medidas en el filtro *U*, pueden variar con la altura del observatorio, la masa de aire y las condiciones atmosféricas.

3.3.2. Banda intermedia

El sistema de Johnson es un sistema diseñado de manera general. Tomando en cuenta sus limitaciones, pensando en aplicaciones específicas, se han definido otros sistemas fotométricos. El ejemplo mejor conocido es el sistema *uvby*, llamado también sistema de cuatro colores de Strömgen. En la Fig. 3.3 se puede apreciar la curva de transmisión de este sistema y de otros dos de los más utilizados.

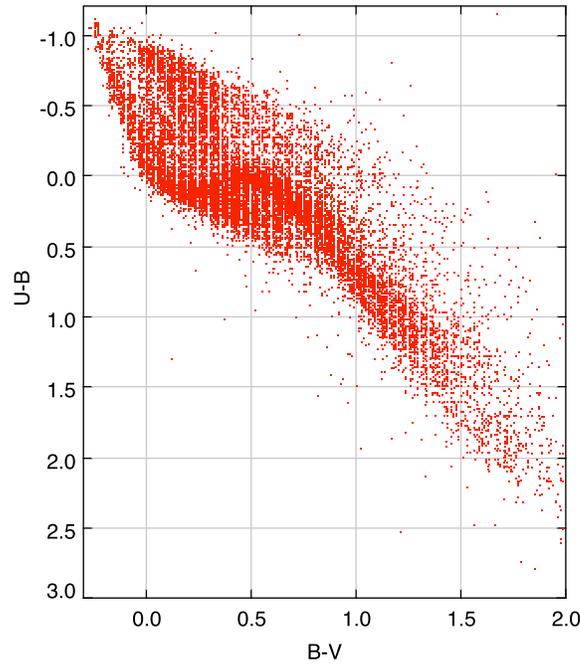


Figura 3.2: La figura muestra un diagrama color-color ($U-B$ vs. $B-V$) para ~ 46000 estrellas tomadas de Nicolet (1978). La mayoría caen en una curva en forma de “S”, que es la SP. Las estrellas en la SP son estrellas no evolucionadas. En este diagrama no se ha aplicado ninguna corrección debida a la absorción del medio interestelar enrojecidas por el polvo interestelar. Las estrellas O y B se localizan en el ángulo superior izquierdo del diagrama con un gradiente de la línea de enrojecimiento mostrado por la diagonal a todos los puntos. La razón por la que la SP no tiene una forma continua es debido a la discontinuidad de Balmer.

Tabla 3.2: Características de los filtros de los sistemas de banda intermedia.

	Strömgren			Geneva			Vilnius	
	λ_{eff}	$\Delta\lambda$		λ_{eff}	$\Delta\lambda$		λ_{eff}	$\Delta\lambda$
u	3520	314	U	3438	170	U	3450	400
v	4100	170	B	4248	283	P	3740	260
b	4688	185	$B1$	4022	171	X	4050	220
y	5480	226	$B2$	4480	164	Y	4660	260
β_w	4890	150	V	5508	298	Z	5160	210
β_n	4860	30	$V1$	5408	202	V	5440	260
			G	5814	206	S	6560	200

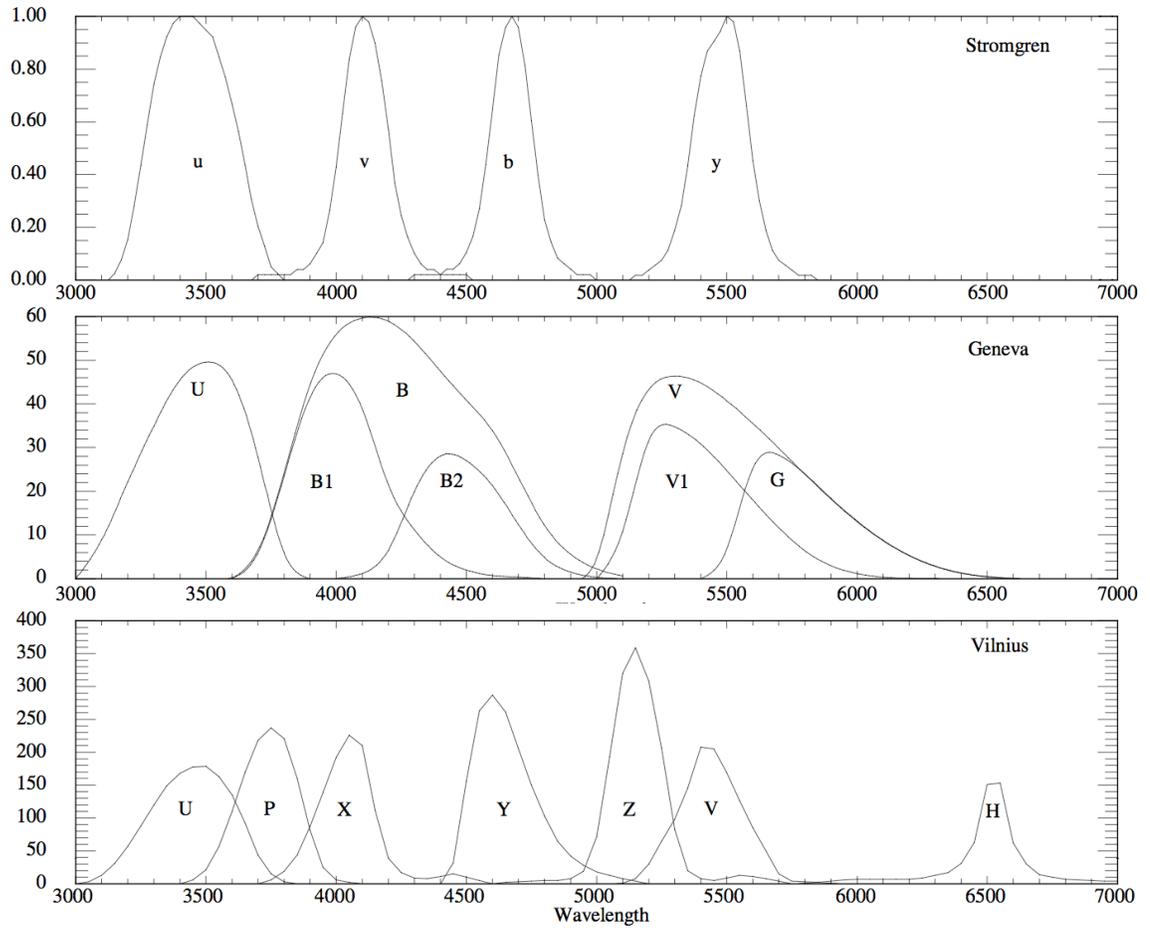


Figura 3.3: Curvas de tramitancia para los filtros del sistema de Strömgren, Geneva y Vilnius (Bessell, 2005).

Sistema de Geneva

El sistema fotométrico cerrado mejor conocido es el sistema Geneva, fue desarrollado en la primera mitad de la década de 1960, el cual es supervisado por un pequeño grupo del Observatorio de Geneve. VizieR contiene la versión actualizada de 29397 estrellas en el Catálogo de Geneve (Rufener, 1999); la base de datos fotométrica de Lausanne contiene datos para 43931 estrellas (<http://obswww.unige.ch/gepd/ph13.html>). Tres de sus filtros son muy similares a los filtros UBV de Johnson y se les designó con el mismo nombre. El sistema de Geneve añade cuatro filtros más (B_1 , B_2 , V_1 y G) solapados con estos tres filtros más anchos para medir mejor las trazas espectrales que dan información sobre la metalicidad o luminosidad de las estrellas observadas (ver Fig. 3.3). En la práctica, tres colores, $U - B_2$, $B_2 - V_1$ y $V_1 - G$, son utilizados juntos con combinaciones libres de enrojecimiento para la ley de extinción estándar y $E(B - V) < 0.4$ mag (Golay, 1972). Los índices combinados son:

$$\begin{aligned} d &= (U - B_1) - 1.430(B_1 - B_2), \\ F &= (U - B_2) - 0.832(B_2 - G), \\ g &= (B_1 - B_2) - 1.357(V_1 - G), \\ m_2 &= (U - B_1) - 1.357(V_1 - G). \end{aligned}$$

Los índices d y m_2 están estrechamente relacionados con los índices $[c_1]$ y $[m_1]$ del sistema de Strömgren.

Sistema de Vilnius

Este sistema fue desarrollado de manera independiente al sistema de Geneva, pero ambos por razones similares, a saber, para la derivación de temperaturas, luminosidades, y peculiaridades en el enrojecimiento y composición (Straizys, 1979). Los colores son normalizados bajo la condición:

$$(U - P) = (P - X) = (X - Y) = (Y - Z) = (Z - V) = (V - S).$$

para estrellas de tipo O no enrojecidas. Por lo tanto, todos los colores para estrellas normales son positivos.

El sistema de Vilnius extiende las capacidades del sistema de Strömgren a tipos espectrales más fríos y permite la detección de estrellas peculiares.

Sistema de Strömngren

Este sistema fue ideado por Strömngren (1951) y es el sistema de banda intermedia mejor conocido y difundido. Consta principalmente de cuatro filtros ($uvby$), el cual fue ideado con la finalidad de generar la clasificación espectral de las estrellas **B**, **A** y **F** mediante la medición en bandas intermedias selectas. Pero ha sido extendido para otros tipos de estrellas mediante la inclusión de nuevos filtros. A estos cuatro filtros Crawford & Mander (1966) añadieron dos más (β), centrados en la línea $H\beta$, para extraer luminosidades de las estrellas **B**. Las bandas $uvby$ están esencialmente separadas, a diferencia de las bandas UBV las cuales tienen un traslape entre ellas. La banda u está completamente debajo del salto de Balmer; v mide el flujo cerca de 4000 Å, región con mucha absorción debido a las líneas metálicas; b está centrado en 4600 Å y esta mucho menos afectado que B por el *line blanketing*¹; y es más estrecho que V . De este sistema se derivaron algunos índices: $m_1 = (v - b) - (b - y)$ con el cual se puede medir la depresión debida a las líneas metálicas alrededor de v (4100 Å); $c_1 = (u - v) - (v - b)$, para medir la discontinuidad de Balmer (eso se puede apreciar de mejor manera en la Fig. 3.4); y $\beta = \beta_w - \beta_n$ para medir la gravedad superficial por medio de la línea de $H\beta$, y T_{eff} para estrellas **A**, **F** y **G**. Para la extinción interestelar que sigue la ley estándar de la dependencia en longitud de onda se tiene:

$$E(c_1) = 0.20(b - y). \quad (3.1)$$

$$E(m_1) = -0.30(b - y), \quad (3.2)$$

Originalmente, Strömngren (1966) había obtenido un valor para la constante de la ecuación 3.2 de 0.18 pero después, en un estudio hecho por Crawford (1975) éste utilizó 0.30, obteniendo así mejores resultados.

Los colores desenrojados se producen bajo la transformación:

$$[c_1] = c_1 - 0.20(b - y),$$

$$[m_1] = m_1 + 0.30(b - y).$$

Otro parámetro modificado del sistema $[u-b]$ también ha sido investigado. Se puede encontrar muy fácilmente, ya que $[u - b]$ es definido igual a $(u - b) - 1.84(b - y)$, entonces:

$$[u - b] = [c_1] + 2[m_1].$$

¹Se refiere a la disminución de la intensidad del continuo del espectro de un objeto debido a series densas de líneas metálicas de absorción.

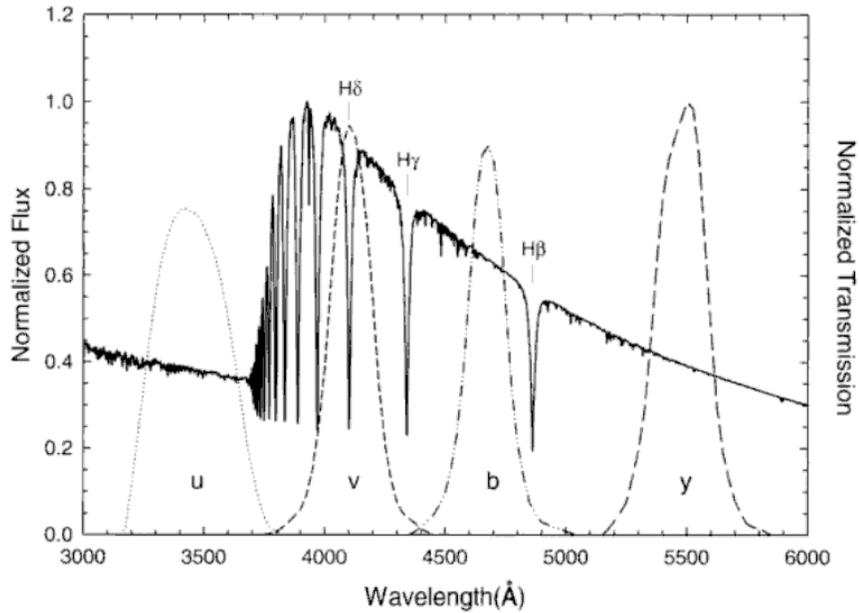


Figura 3.4: Curvas de transmisión del sistema de Strömgren graficadas junto con la distribución espectral de energía de una estrella tipo A0 V. Se aprecia que estas curvas más angostas que las del sistema UBV, delimitan mejor el salto de Balmer. (Gray & Corbally, 2009).

Strömgren (1966) también encontró que el parámetro $[u - b]$ es un buen indicador para medir la temperatura de estrellas muy calientes ($T_{eff} > 11000$ K). A partir de esto, se puede hacer un diagrama en el cual $[m_1]$ es la abscisa y $[c_1]$ la ordenada. El lugar de estas estrellas de varios tipos espectrales se muestran en la Fig. 3.5 donde se puede apreciar claramente la SP, también se muestran estrellas más evolucionadas o de menor metalicidad; a diferencia de la Fig. 3.6 en donde se muestra que hay dos regiones de confusión entre estrellas de SP y supergigantes, cuando se usan colores de banda ancha.

En la Fig. 3.5 se muestra el diagrama original de Strömgren (1966) (arriba) mientras que abajo se muestra la reproducción de este donde se muestran los límites que enmarcan a la SP (estrellas enanas) y las supergigantes. Nosotros hemos generado el mismo diagrama (usando una corrección normal de extinción) con los datos del catálogo *wby - β photoelectric photometric catalogue* de Hauck & Mermilliod (1998). La figura muestra a las estrellas se luminosidad V y clases espectrales B2-K0 localizadas en una banda angosta en el diagrama $[m_1]$ - $[c_1]$ y la posición a lo largo de esta banda determina la clase espectral.

c_1 mide la temperatura para estrellas B y luminosidad para A y F. El índice $(b - y)$ mide la

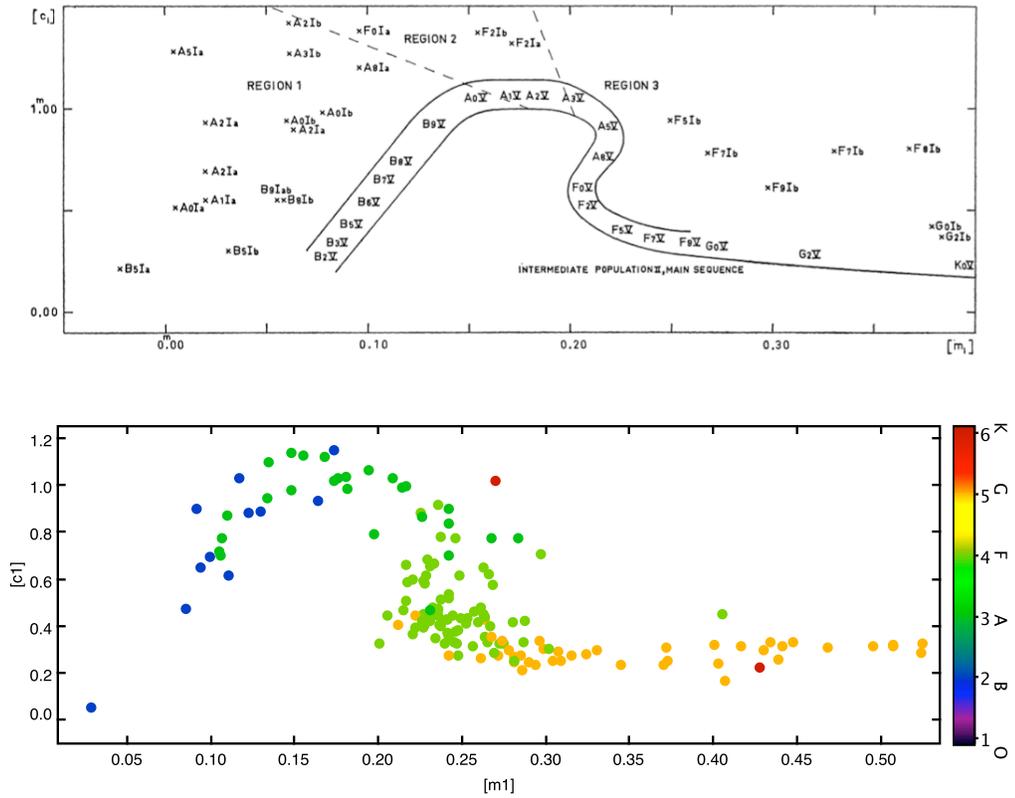


Figura 3.5: En la figura superior se muestra el diagrama $[m_1]$ - $[c_1]$ hecho por Strömgen (1966). En la figura inferior se muestra el mismo diagrama hecho con mediciones del catálogo de Hauck & Mermilliod (1998) corregidas por extinción normal.

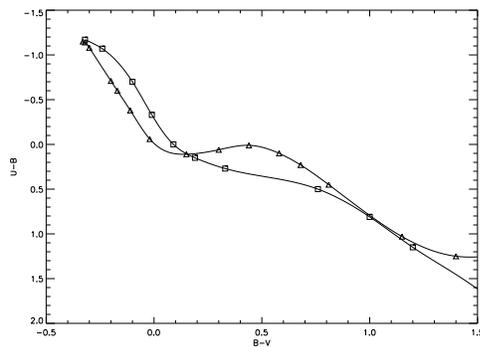


Figura 3.6: Diagrama color-color para estrellas de SP (triángulos) y supergigantes (cuadrados) (Aller et al., 1982).

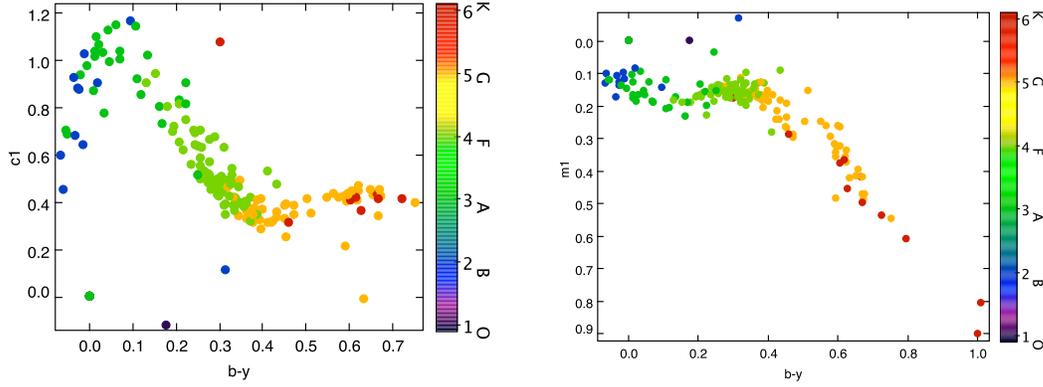


Figura 3.7: En la figura de la izquierda se puede ver la relación entre el índice c_1 y el color $b - y$, lo que muestra la variación de la discontinuidad de Balmer con respecto al tipo espectral, teniendo del lado izquierdo a las estrellas de tipo B, a las de tipo A en la pendiente central y abajo a las de tipo G. En la figura de la derecha se muestra la variación del parámetro m_1 . En la parte derecha de la figura, donde $(b - y) > 0.28$, el límite inferior coincide con la secuencia de Hyades y donde $(b - y) < 0.22$ se encuentran las estrellas más calientes que F0. Datos obtenidos de Hauck & Mermilliod (1998).

temperatura para ambas. Esto se puede apreciar en el gráfico izquierdo de la Fig. 3.7 (Golay, 1972) donde vemos la variación de clase espectral y vemos que podemos separar estrellas F de las G, aunque el traslape que existe entre ambos tipos espectrales entre los valores de 0.3 y 0.4 en $(b - y)$ no se considerarían. En el gráfico del lado derecho en la región del lado izquierdo se concentran estrellas con líneas metálicas, mientras que en la región central las menos metálicas.

En el gráfico derecho de la Fig. 3.8 se muestra la variación del parámetro β con $(b - y)$, en este caso como parámetro de temperatura o tipo espectral, en la figura se ve claramente la SP. En el gráfico izquierdo se puede ver la SP en una forma de “V”, en donde los valores de $b - y$ menores a 0.0 contienen a estrellas tipo B y en los mayores a 0.0 se encuentran los tipos F y G.

$b - y$ también transforma extremadamente bien a $V - I$. De las estrellas observadas por Cousins (1987) se deriva:

$$b - y = 0.481(V - I) + 0.161(V - I)^2 - 0.029(V - I)^3,$$

$$V - I = -0.002 + 2.070(b - y) - 1.113(b - y)^2 + 0.667(b - y)^3$$

El sistema se ha extendido hacia las enanas blancas, gigantes y enanas K, a supergigantes

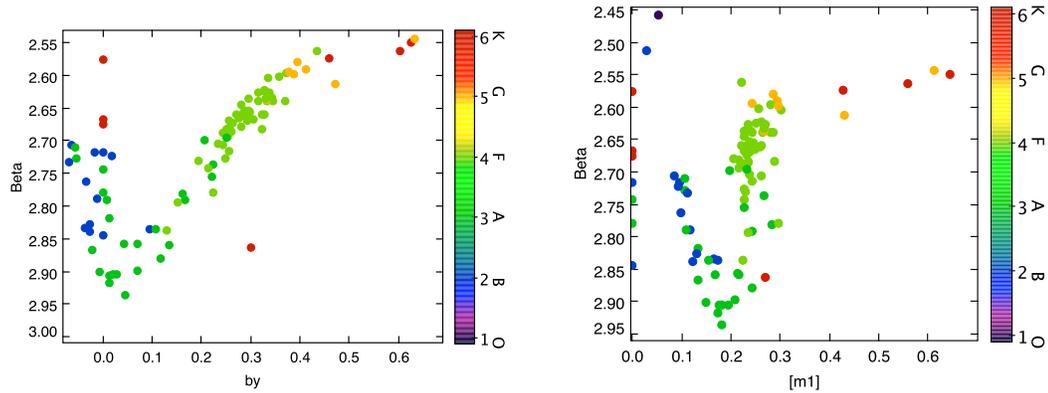


Figura 3.8: En la figura de la izquierda se muestra la variación del parámetro β con respecto a $b - y$. En la derecha se muestra la relación entre β y $[m_1]$; la curva alrededor de 0.17 en el eje muestra el límite superior para grupos de estrellas tempranas. Datos obtenidos de Hauck & Mermilliod (1998).

F, G y K pero ocurrieron unos problemas en la estandarización debido a diferencias entre filtros (especialmente el filtro v) y el color, enrojecimiento y el rango de tipo de espectral del sistema original.

La fotometría hecha con este sistema se ha aplicado a estudios detallados de estrellas variables, binarias, cúmulos de estrellas y a la estructura y evolución de la Galaxia. Algunos investigadores han reconocido la calidad y estabilidad de este sistema y lo han utilizado en estudios de cúmulos de galaxias cercanas (Rakos & Schombert, 1995).

3.4. Conclusión

El sistema de Strömgen lo hemos escogido ya que reproduce la clasificación espectral, las calibraciones producen $\log g$ y T_{eff} . La estimación precisa de éstos parámetros no es posible con un sistema de banda ancha como el de Johnson. Como una directa y rápida aplicación de las ventajas de este sistema podremos producir una lista de análogos solares para estudios de exoplanetas, ya que estos se encuentran en la región de $0.27 < [m_1] < 0.30$ y $0.2 < [c_1] < 0.4$ en el diagrama de la Fig. 3.5.

Capítulo 4

Estrellas estándares secundarias para el sistema *uvby*

Uno de los objetivos a largo plazo de este trabajo es extender el sistema fotométrico de Strömgen a sistemas estelares extragalácticos, usando telescopios medianos (2 m) a grandes (10 m). Para ello se ha estado trabajando en la definición de un sistema de estrellas estándares secundarias para el sistema *uvby* - β ya que las estrellas estándares primarias son muy brillantes para los detectores digitales (CCD's). Con este fin, se han estado realizando observaciones simultáneas en el OAN-SPM con el telescopio de 84 cm + CCD + filtros de Strömgen y en el 1.5 m + espectrofotómetro Danés. Esta configuración se propuso para generar, comparar y combinar las medidas de extinción atmosférica y las transformaciones al sistema estándar entre ambos telescopios. Como ya se ha mencionado anteriormente el sistema fotométrico de Strömgen fue definido para obtener indicadores del tipo espectral de las estrellas mediante la medición de índices de color cuidadosamente seleccionados sensibles a la temperatura, la metalicidad y la gravedad superficial. La finalidad es hacer un sistema de estrellas estándares secundarias en las regiones ecuatorial y norte de la esfera celeste. Los campos seleccionados están distribuidos cada dos horas en el cielo.

Durante las temporadas de observación que se han asignado, se observan 15-25 estrellas estándares secundarias, y durante toda la temporada 25-50 estrellas estándares primarias. Entre éstas hay estrellas de extinción atmosférica, que se observan todas las noches y sobre un rango mínimo de 0.8 en la *masa de aire*, y estrellas *drift*, que también se observan todas las noches y simétricamente a los dos lados del meridiano; con estas estrellas *extinción* y *drift* se determinan los coeficientes de extinción atmosférica y los términos lineales de tiempo de las *correcciones de noche*, para cada noche (Grønbech et al. 1976). Con todas las estrellas estándares de la tem-

porada se pueden calcular los coeficientes de transformación al sistema estándar. Las estrellas estándares tienen $6.5 < V < 8.5$, y se observan en tal orden: 3 integraciones *estrellas* y luego 1 *cielo*; para las de *drift* y de *extinción*, 3 *estrellas*, 1 *cielo*, 3 *estrellas*.

Las imágenes de los objetos a definir como estándares secundarios y de los estándares necesarios para la calibración de la fotometría, se tomarán en modo de mosaico (shift-and-stare) a manera de poder exponer las estrellas al mayor número de píxeles dentro del CCD. Las reducciones se hacen con IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) y software generado por nosotros en IDL.

El fotómetro Danés definirá los estándares secundarios *uvby- β* de anclaje (estrellas brillantes) dentro de los campos CCD. Con ello se logrará mejorar la uniformidad y la exactitud en la reproducción del sistema estándar de Strömgren. Para garantizar la mejor reproducción de este sistema, se ha hecho una amplia compilación de estrellas estándares reportadas en la literatura con la intención de cubrir el mayor rango en temperatura, gravedad superficial y metalicidad. Para garantizar la utilidad de las estrellas estándares secundarios resultantes: es necesario que el error promedio para estrellas $V \gtrsim 12$ mag sea menor que 0.02 mag (Stetson 2000). Esto implica que la S/N en las observaciones sea mejor que 1000.

El procesamiento de las imágenes de cada uno de los dos sistemas con los que se está trabajando (telescopio + fotómetro) lo cual se explicará enseguida.

4.1. Procesamiento básico del CCD

Las imágenes a analizar se obtuvieron en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, esto fue durante cuatro temporadas entre los años de 2005 y 2007 con el telescopio de 84 cm. Los detectores utilizados fueron el CCD Site SI003 de 1024×1024 píxeles de $24\mu\text{m} \times 24\mu\text{m}$ cada uno y el CCD Marconi de 2048×2048 píxeles de $13.5\mu\text{m} \times 13.5\mu\text{m}$ cada uno. El arreglo de CCD Marconi + Telescopio cubre $7.5' \times 7.5'$ con una escala de $1.05''/\text{píxel}$ y con el arreglo con el CCD Site SI003 se tiene un campo de $6.7' \times 6.7'$ con una escala de $1.87''/\text{píxel}$.

El CCD Marconi tiene mejor respuesta en el UV y azul que cualquier otro CCD de los que dispone el OAN-SPM, pero no es tan sensible en la banda *I* como los CCDs Site1 y Site3. Las ganancias obtenidas y ruidos de lectura durante las noches de observación coinciden con los valores promedios publicados en el reporte anual del observatorio durante el 2008.

Para las observaciones CCD. Se observarán imágenes de calibración: bias (≈ 15 imágenes), domeflats (≈ 5 tomas por filtro, con más de 10^4 cuentas), twilight flats. La limitante principal para obtener fotometría de alta precisión con CCD es la precisión que se puede obtener en el flat-field (i.e., la caracterización de la sensibilidad por cada píxel). Muchos estudios han demostrado que, el flatfield generado con observaciones de cielo nocturno es que brinda mayor precisión; pero, esto significa que gran parte del tiempo de observación se pasa observando campos “vacíos” (sin estrellas ni galaxias brillantes). La idea de generar los otros flats es para tener redundancia y medir la linealidad y ganancia del CCD. Además para generar, de ser necesarias, correcciones por iluminación.

Por otro lado, al tener las imágenes el primer paso es eliminar los efectos sistemáticos que el mismo CCD introduce a la señal entrante. Por lo tanto, una serie de correcciones deben de ser aplicadas para recobrar la señal original. Las reducciones fueron hechas con IRAF y se siguieron las instrucciones del paquete CCDRED dada en Massey (1997). Durante este procedimiento primero se corta la imagen para eliminar el *overscan*, la cual es una región del CCD que no es expuesta a la luz durante las observaciones por lo que es un indicador de bias. Pero lo que nosotros hicimos fue tomar una serie de 15 bias al comienzo de cada noche de observación. Todas estas imágenes se combinan para obtener una imagen promedio del bias, la cual es sustraída a las demás imágenes.

Para corregir por la señal instrumental, una serie de imágenes de calibración (campos planos) deben ser tomadas con el telescopio apuntando a una región uniformemente iluminada. Esto se obtiene mediante campos planos de domo o de cielo. Los de domo se obtienen apuntando el telescopio a una pantalla reflectora iluminada dentro del domo del telescopio. Los campos planos de cielo son obtenidos apuntando el telescopio al cielo durante el atardecer o el amanecer. Debido a los gradientes de iluminación en los domeflats a causa de la pobre iluminación de pantalla reflectora, los sky flats son preferidos que los de domo. Se debe de obtener un campo plano para cada filtro que se esté utilizando, para después dividir las imágenes con el correspondiente campo plano.

En resumen, los pasos de preprocesamiento dan imágenes finales que contiene la señal entrante corregida por todos los errores introducidos por el detector.

El siguiente paso es hacer la fotometría de los objetos de la imagen (siguiendo Howell (2006)),

en los datos de CCD las magnitudes serán estimadas mediante el análisis de curvas de crecimiento producidas por fotometría de apertura, lo ideal es que la apertura para medir la luz del objeto sea de 4 o 5 veces el FWHM, (en este caso es así porque estamos midiendo objetos “puntuales”). Con una medida así, nosotros esperaríamos que en ese tamaño de apertura esté toda la luz de la estrella, pero nunca es así, ya que las alas del perfil de una estrella se extienden mucho. Massey *et al.* (1989) encontraron que en casos donde el FWHM era típicamente pequeño (2.5-3 píxeles), incrementando el tamaño de la apertura 18 a 20 píxeles la luz obtenida se incrementan en un 1 a 2%.

4.2. Fotometría con el Danés

Con el fotómetro Danés, la integraciones típicas han sido hasta hasta 50000 cuentas mínimas en todos los canales de *uvby* y hasta 30000 cuentas mínimas en los dos canales de H_{β} ; para la medición del cielo, siempre lo integramos hasta un error menor o igual que el error de la integración estelar. Con estas técnicas logramos errores observacionales $\lesssim 1\%$ para todas las magnitudes, colores, e índices hasta $V \approx 13.0$ con luna oscura; con luna más brillante, estos errores aumentan rápidamente con la fase.

El Danés tiene fotomultiplicadores; por lo tanto, se emplearán técnicas de la fotometría clásica en el 1.5 m, como las descritas en las publicaciones de Schuster & Nissen (1988) Grønbech *et al.* (1976), y Schuster & Parrao (2001).

4.2.1. Fotómetro Danés

El sistema de Strömgren ha tenido algunas adaptaciones para la realización de estudios especializados de efectos astrofísicos. La fotometría es algunas veces combinada con fotometría de banda angosta, usualmente sobre la línea de H_{β} . Para esto se ha utilizado el fotómetro Danés, ya que es la misma configuración que utilizó Strömgren para la elaboración del sistema. El funcionamiento del fotómetro se describe a continuación.

El instrumento se emplea para hacer fotometría fotoeléctrica por conteo de fotones en dos modos de funcionamiento: el modo *uvby* y el modo β . Un espejo plano inclinado, intercalado opcionalmente en el camino óptico permite al usuario cambiar de modo: si el espejo está fuera, el haz se dirige a la sección *uvby*, con el espejo dentro de la sección β .

En el modo *uvby*, el fotómetro utiliza una rejilla de difracción para separar las componentes espectrales de las cuatro bandas del sistema Strömgren y usa cuatro tubos fotomultiplicadores para la medida simultánea de los cuatro canales.

En el modo $H\beta$, el haz de luz se divide mediante un filtro dicróico y se envía cada haz resultante a dos tubos fotomultiplicadores a través de filtros de interferencia centrados en la línea $H\beta$, uno ancho y otro angosto, para medir el continuo estelar y la línea espectral $H\beta$, respectivamente.

El plano focal del instrumento se encuentra a 185 mm de la superficie frontal. Allí se encuentra una rueda motorizada con seis diafragmas de diferentes tamaños. En la Fig 4.1 se muestra un diagrama general del fotómetro.

Sección *uvby*

Después de la rueda de diafragmas se encuentra el objetivo acromático, cuya distancia focal es de 402 mm con una relación $f/6$, que colima el haz sobre la rejilla de difracción. Esta misma lente vuelve a actuar después como cámara sobre el haz dispersado por la rejilla, enfocándolo sobre un arreglo de rendijas colocadas en el plano focal cilíndrico que se encuentra ubicado a la misma altura que la rueda de diafragmas.

La rejilla de difracción, que funciona en modo Litrow, cuenta con 1200 líneas/mm y está optimizada para $\lambda=5000 \text{ \AA}$ en el primer orden.

Después del arreglo de rendijas selectoras (de bandas *uvby*), se encuentra un conjunto de espejos de transferencia esféricos colectores que reenvían los respectivos haces hacia los fotomultiplicadores. Los espejos cuentan con un recubrimiento interferencial para optimizar la reflectividad en su respectiva banda y reducir la luz espuria.

A la entrada de los tubos fotomultiplicadores existen filtros de interferencia de muy alta transmisión (76-90%). El alto rendimiento de estos se debe a que no necesitan bloquear los lóbulos laterales de estos filtros de interferencia, ni los órdenes superiores y de la rejilla ya que de ello se encarga la máscara de rendijas. El conjunto de rendijas, combinado con los filtros de interferencia, ofrecen las bandas espectrales mostradas en la Tabla 4.1.

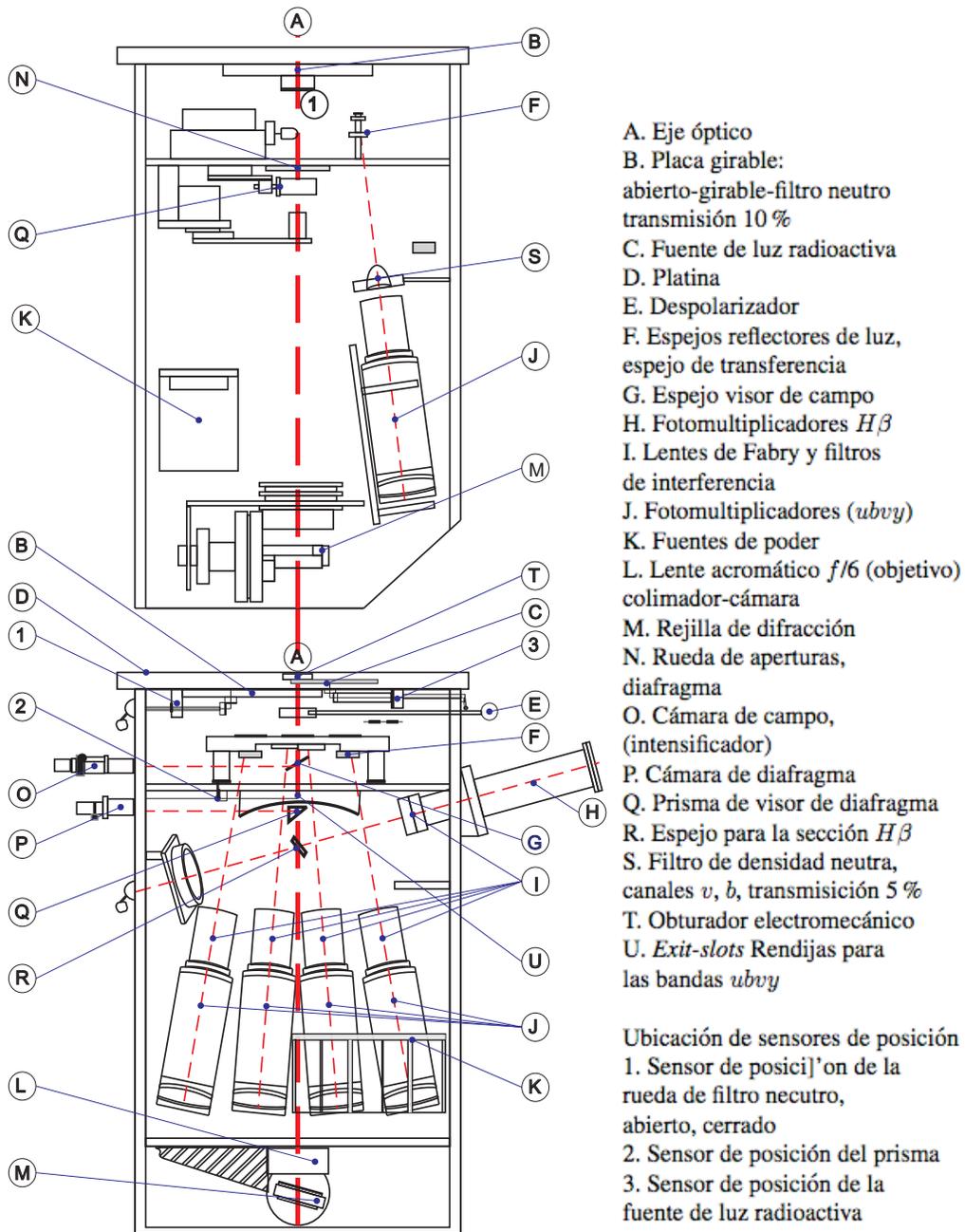


Figura 4.1: Diagrama general del fotómetro Danés (Gutiérrez et al., 2004).

Tabla 4.1: *Bandas espectrales para uvby.*

	<i>u</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>y</i>
λ_{max} (Å) (rendija)	3686	4222	4801	5636
λ_{min} (Å) (rendija)	3324	4006	4572	5346
$\lambda_{central}$ (Å) (filtro)	3505	4110	4685	5488
FWHM (Å) (filtro)	330	170	183	235
Transmisividad (%)	76	83	89	90

Tabla 4.2: *Bandas espectrales para β .*

	βn	βw
$\lambda_{central}$ (Å)	4864	4865
FWHM (Å)	30	137
Transmisividad (%)	70	82

Sección β

Después de la rueda de diafragmas hay un espejo plano intercalable accionado por un motor y que dobla el haz óptico de la sección *uvby*, hacia β . Después de este espejo se encuentra un filtro dicróico para dividir el haz, el cual lo separa de los haces de un 80% y 20%, respectivamente. Estos haces inciden luego de los canales βn (angosto) y βw (ancho), en cuyas entradas se ubican los filtros de interferencia mostrados en la Tabla 4.2.

El flujo luminoso recibido por cada canal de la sección β resulta más o menos igualado gracias a esta distribución de transmisividades, dando la razón $\beta n/\beta w$ debe ser próximo a la unidad y el índice instrumental, $\beta_{instrumental} = 2.5_{log}[\beta n/\beta w]$, cerca de cero.

4.2.2. Reducción de datos

Para hacer la reducción de datos obtenidos mediante fotometría fotoeléctrica, a continuación de muestra un esquema general de lo que se tiene que hacer (Taylor & Joner, 1992):

1. Si se están haciendo cuentas por pulso, se tienen que corregir los valores por un conjunto constante, esto es, cuentas por segundo en vez de cuentas por varios intervalos de tiempo arbitrarios. Las cuentas deben de ser corregidas por tiempo muerto.
2. Se debe de sustraer el cielo a cada una de las mediciones. Esto se debe de hacer antes de que los números se conviertan a magnitudes.

3. Calcular la magnitud instrumental y colores.
4. Determinar los coeficientes de extinción y aplicar la corrección por extinción (Schuster & Parrao, 2001).
5. Utilizar las estrellas estándares para determinar los coeficientes de transformación.
6. Transformar las magnitudes instrumentales al sistema estándar.
7. Estimar la calidad de la noche de observación mediante la comparación de los valores obtenidos con los ya aceptados.

$$V = -0.003 + 0.015(b - y)(st) + y(instr). \quad (todas\ las\ estrellas) \quad (4.1)$$

$$(b - y)(st) = -0.008 + 1.056(b - y)(instr). \quad (todas\ las\ estrellas) \quad (4.2)$$

$$m_1(st) = 0.007 + 1.051m_1(instr) - 0.111(b - y)(st). \quad (b - y \leq 0.409) \quad (4.3)$$

$$m_1(st) = 0.042 + 1.001m_1(instr) - 0.155(b - y)(st). \quad (b - y \geq 0.410) \quad (4.4)$$

$$c_1(st) = -0.006 + 0.997c_1(instr) + 0.057(b - y)(st). \quad (b - y \leq 0.409) \quad (4.5)$$

$$c_1(st) = -0.124 + 1.049c_1(instr) + 0.272(b - y)(st), \quad (b - y \geq 0.410) \quad (4.6)$$

Una de las desventajas de un sistema que cuenta pulsos es la inhabilidad que tienen para detectar dos pulsos consecutivos con precisión en un corto intervalo de tiempo. Para obtener la corrección debida a este *tiempo muerto* se toman en cuenta el número de cuentas medida por unidad de tiempo N_0 y el número de cuentas real N_r se relacionan mediante la ecuación:

$$N_r = N_0 / (1 - N_0\tau)$$

donde τ es la constante de tiempo muerto. Las constantes de tiempo muerto para cada fototubo son ahora diferentes de los valores originalmente reportados ya que ha habido varias modificaciones al fotómetro. Los valores recientemente adoptados son el promedio de varias mediciones realizadas por diferentes observadores y en estas mediciones se han usado básicamente dos técnicas: usando un conjunto de estrellas estándar y usando una lámpara de tungsteno con el voltaje estabilizado, alternando mediciones con filtro neutro y sin filtro neutro; en ambos casos los valores han sido bastante coincidentes.

Para el cálculo de la constante de tiempo muerto se ha empleado la relación:

$$\tau_i = (N_{of}b - N_{osf}) / (N_{of}N_{osf}(b_i - 1))$$

donde N_{of} es el número de cuentas observado con filtro neutro; N_{osf} es el número de cuentas observado sin el filtro neutro y b_i es la constante de atenuación del filtro neutro para el canal i .

4.3. Conclusiones

Hemos mostrado la metodología para la observación de estrellas en el sistema fotométrico $uvby - \beta$ de Strömgren usando CCD's + filtros de interferencia y con el fotómetro Danés que se apega a la forma clásica de hacer fotometría estelar.

A diferencia de otros programas observacionales, aquí hemos combinado fotometría clásica y fotometría con CCD. El espectrofotómetro Danés nos brinda la posibilidad de hacer observaciones en cuatro bandas simultáneas. Esto es muy ventajoso para la determinación de la extinción del lugar y estimar las variaciones durante la temporada. El CCD nos permite observar estrellas más débiles de manera eficiente. Así que con esta combinación podemos extender el sistema de Strömgren de manera precisa.

Capítulo 5

Transformación de observables a parámetros físicos

El objetivo principal de este trabajo es encontrar una correspondencia entre las propiedades obtenidas a partir de observaciones espectrofotométricas y/o fotométricas con los modelos teóricos. Este constituye un problema común en astrofísica, quizás el ejemplo más conocido es la utilización de colores $U - B$ y $B - V$ de Johnson para medir la temperatura y la extinción de estrellas de SP. Este problema aparece en una variedad de contextos, como el cálculo de corrimientos al rojo fotométricos con fotometría en el óptico e IR, leyes de extinción usando una combinación de espectroscopía y fotometría desde el UV hasta el IR, o edades y metalicidades de cúmulos estelares utilizando colores. Cada uno de estos casos tienen sus peculiaridades, pero todos estos se pueden considerar como ejemplos de los problemas que se pueden tratar con el código que se describirá a continuación.

Para traducir datos observables en parámetros estelares fundamentales (principalmente temperatura efectiva T_{eff} y magnitud bolométrica M_{bol}) se utilizará el programa CHORIZOS (CHI-square cOde for parameteRized modeling and characterIZation of phOtometry and Spectrophotometry), el cual es un algoritmo que ajusta una familia de espectros sintéticos a datos espectroscópicos y/o fotométricos para diferentes sistemas fotométricos (Maíz-Apellániz, 2004).

CHORIZOS consta de tres módulos programados en IDL: GENSYNPHOT que realiza la fotometría sintética sobre los modelos teóricos; CHORIZOS, donde se realizan los cálculos principales del ajuste y STATPLOTS, que calcula la verosimilitud final de los modelos y determina varias cantidades derivadas de la fotometría. Este último procedimiento genera además varias salidas

gráficas.

Los parámetros fundamentales se determinan en forma simultánea por medio de una técnica de minimización χ^2 a partir de los colores fotométricos calculados con la magnitudes originales. Los errores asociados con las medidas de los parámetros se obtienen a partir del ajuste χ^2 .

$$\chi^2 = \sum_m^M = \frac{(c_m - c_{m,mod})^2}{\sigma_m^2}, \quad (5.1)$$

donde $c_{m,mod}$ son los colores modelados y σ_m son las incertidumbres en los colores medidos. Dado un conjunto de $M + 1$ magnitudes (m_1, m_2, \dots, m_{M+1}) y N parámetros, uno puede definir dos problemas diferentes: (1) $M = N$: en este caso uno puede establecer tantas ecuaciones como incógnitas. (2) $M > N$: en este caso, el problema tiene más ecuaciones que incógnitas y no se puede obtener una solución exacta. Sin embargo, se pueden hallar soluciones aproximadas que sean compatibles con las incertidumbres medidas. En cualquiera de los dos casos, $M - N$ da el número de grados de libertad del ajuste.

La versión empleada de CHORIZOS maneja $N = 4$ parámetros: dos parámetros provenientes de la familia de propiedades intrínsecas de la familia de SEDs (temperatura y gravedad de los modelos estelares, y edad y metalicidad para modelos de cúmulos).

5.1. Modelos teóricos

Los modelos de evolución estelar proveen la variación de cantidades físicas y químicas desde el centro hasta la fotosfera de una estrella de masa y composición iniciales dadas. También proveen la evolución de estas cantidades con el tiempo. Los parámetros fundamentales son la T_{eff} y la M_{bol} o su equivalente en luminosidad. La información que nosotros podemos obtener a partir de las observaciones consiste en mediciones de los fotones que las estrellas emiten. Estas mediciones se hacen en forma de espectros o conteos.

Cuando uno transforma las predicciones de los modelos estelares en magnitudes observables, necesita determinar el flujo emitido por la superficie estelar a partir de la luminosidad y la temperatura efectiva. Esto se logra mediante los modelos de atmósferas.

Los modelos de atmósferas estelares quedan determinados por la composición química, la gravedad y la temperatura efectiva y proveen del flujo monocromático (el espectro estelar o la distribución espectral de energía) en la superficie estelar. Varios grupos han introducido códigos teóricos de modelos de atmósferas estelares y modelos de síntesis evolutiva.

Tabla 5.1: *Parámetros de atmósferas estelares de algunos modelos teóricos disponibles para CHORIZOS.*

Model	T_{eff}	$\log(g/1cgs)$	$\log(Z/Z_{\odot})$
Kurucz	3500-50000	0.0-5.0	-1.5-0.0
Lejeune	3500-50000	0.0-5.0	-1.5-0.0
TLUSTY	27500-55000	3.00-4.75	-0.7-0.0

Desafortunadamente, no existen modelos de atmósferas de estrellas masivas suficientemente realistas. Sin duda los modelos más completos de la actualidad son los de Kurucz (<http://kurucz.harvard.edu>). Estos modelos consideran un tratamiento muy riguroso de la opacidad por átomos y moléculas, pero asume una atmósfera estática plana donde se impone la condición de equilibrio termodinámico local y se sabe que las atmósferas de las estrellas de gran masa están en expansión y las estrellas producen vientos intensos durante toda su vida (Howarth & Lamers, 1999).

5.2. Parámetros de entrada de CHORIZOS

El archivo de entrada de CHORIZOS es un archivo de texto que incluye las magnitudes de cada objeto junto con sus respectivos errores, expresados en un formato particular. Se deben indicar también los filtros empleados asociados a las magnitudes. Esto se aplica tanto a estrellas como a cúmulos.

Los modelos de atmósferas estelares precalculados e incluidos en CHORIZOS son: modelos de Kurucz (Kurucz, 2004), de Lejeune (Lejeune et al., 1997) y TLUSTY (Lanz & Hubeny, 2003). Las leyes de extinción consideradas son: la familia de leyes de (Cardelli et al., 1989), las leyes promedio de la Nube Mayor de Magallanes y la ley LMC2 provistas por Misselt et al. (1999); y por último la ley asociada a la Nube Menor de Magallanes de Gordon & Clayton (1998). El usuario puede decidir qué modelos emplear en cada ejecución así como fijar los rangos en los que varía cada parámetro. Maíz-Apellániz (2004) muestra, por ejemplo, que los modelos de Lejeune reproducen mejor las propiedades de las estrellas M.

5.3. Archivos de salida de CHORIZOS

Cuando se aplica CHORIZOS a objetos estelares, se obtiene una salida de texto que provee, para cada estrella, su temperatura efectiva, gravedad superficial, el exceso de color y la ley de extinción que mejor se ajusta a los datos. Cuando se aplica CHORIZOS a cúmulos, se tiene para ca-

da uno su edad, metalicidad, el exceso de color y la ley de extinción que mejor ajuste a los datos.

En ambos casos, los valores se obtienen con sus respectivos errores provenientes del ajuste de mínimos cuadrados. CHORIZOS también provee un valor (χ^2) que indica que tan bueno es el ajuste.

5.4. Archivos de salida de STATPLOTS

STATPLOTS genera archivos de texto con varios valores deducidos a partir de la fotometría de entrada. Entre otros, STATPLOTS calcula la extinción (A_r) en el filtro de referencia elegido r y la corrección bolométrica (BC_r), a partir de los cuales se puede obtener la magnitud bolométrica absoluta (suponiendo conocida la distancia al objeto) usando la siguiente ecuación:

$$M_{bol} = m_\lambda - A_\lambda - 5\log(d) + 5 + BC_\lambda.$$

La corrección bolométrica de CHORIZOS es la provista por Bessell et al. (1998). Estos autores han calculado las correcciones bolométricas para el sistema Johnson-Cousins-Glass a partir de espectros sintéticos de varios modelos de atmósferas. Los valores teóricos obtenidos permiten una transformación confiable entre diagramas CM observables y diagramas teóricos HR.

Cuando se ajustan modelos de cúmulos, STATPLOTS provee una magnitud aparente en el filtro de referencia r corregida por extinción y a edad cero ($m_r - C_r - A_r$) que permite inferir la masa del cúmulo en cuestión. C_r es un factor que tiene en cuenta la variación del brillo del cúmulo con el tiempo.

Cuando uno mide magnitudes y luego calcula dos colores que incluyen un filtro en común, la distribución de probabilidad de los dos colores está correlacionada. Lo mismo sucede con la magnitud bolométrica M_{bol} , y la temperatura efectiva T_{eff} , de una estrella. STATPLOTS da la correlación entre M_{bol} y T_{eff} para cada estrella analizada. Cuando dos variables con distribución normal x_1 y x_2 están correlacionadas, los contornos de equidensidad de probabilidad son elipses caracterizadas por dos ejes y un ángulo de orientación (Brandt, 1999). Estas elipses se denominan *elipses de confianza* de la distribución normal de dos variables. Las tres cantidades mencionadas son función de las desviaciones estándar individuales (σ_1 y σ_2) de cada variable y del coeficiente de correlación ρ . La elipse está cerrada sobre el punto cuyas coordenadas son los valores medios \bar{x}_1 y \bar{x}_2 .

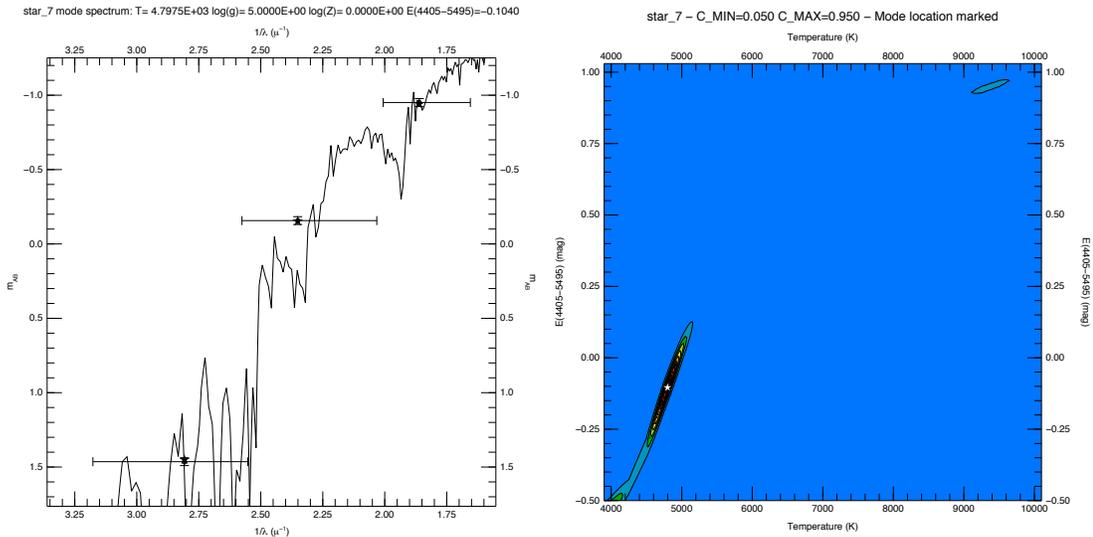


Figura 5.1: Izquierda: ejemplo de un espectro sintético que genera STATPLOTS y que mejor se ajusta a los datos de entrada, la fotometría sintética (indicada con los símbolos de estrella) y la fotometría observada (indicada con símbolos con barras de error; la barra horizontal muestra la extensión del filtro en longitud de onda y la barra vertical muestra la incertidumbre en la magnitud). La escala horizontal del espectro es la inversa de la longitud de onda (expresada en μ^{-1}) y la escala vertical está expresada en magnitudes AB (ver A.5). Derecha: Ejemplo de un diagrama de contornos que crea STATPLOTS, la estrella blanca muestra los valores de los parámetros usados para la gráfica del espectro.

La aplicación directa de esto es la determinación de las elipses que marcan la incerteza en la posición de un objeto en el diagrama HR.

5.5. Salidas gráficas de STATPLOTS

STATPLOTS produce dos tipos de salidas gráficas: un espectro sintético y diagramas de contornos (Fig. 5.1).

Cuando se ejecuta STATPLOTS (tanto para estrellas como para cúmulos) se crea un gráfico que contiene el espectro que mejor se ajusta a los datos de entrada, la fotometría sintética (indicada con los símbolos de estrella) y la fotometría observada (indicada con símbolos con barras de error; la barra horizontal muestra la extensión del filtro en longitud de onda y la barra vertical muestra la incerteza en la magnitud). La escala horizontal del espectro es la inversa de la longitud de onda (expresada en μ^{-1}) y la escala vertical está expresada en magnitudes AB.

Para cada par de parámetros de salida, STATPLOTS crea un diagrama de contornos que permite la visualización de los resultados del ajuste. Un símbolo blanco muestra los valores de los parámetros usados para la gráfica del espectro. En la Fig. 5.1 se muestra un ejemplo de un diagrama de contorno que produce STATPLOTS.

5.6. Conclusión

Una de las ventajas de usar un código como CHORIZOS es que éste busca automáticamente el espectro que mejor se ajusta a los colores fotométricos de entrada, y es muy útil cuando se tienen listas con cientos de estrellas. CHORIZOS provee además una manera rápida de identificar sistemas no resueltos, simplemente desplegando el espectro de salida superpuesto a los datos de entrada. En el caso de objetos múltiples compuestos por dos objetos indistinguibles (como una componente roja y una azul), CHORIZOS muestra un espectro característico.

Tenemos conocimiento de otras rutinas que también comparan espectros con datos observados (Mata-Chávez, 2008) pero la ventaja de utilizar CHORIZOS es que cuenta con más librerías, filtros de sistemas fotométricos, es de rápido acceso a través de internet y se encuentra totalmente documentado con una guía para el usuario.

Capítulo 6

Extensión del sistema fotométrico de Strömgren para galaxias

Las observaciones fotométricas de galaxias de campo y en cúmulos de galaxias han brindado evidencia directa sobre la evolución de las galaxias. El efecto Butcher-Oemler (Butcher & Oemler, 1978) establece que en cúmulos distantes ($z \geq 0.4$) la concentración de galaxias azules en la región central de los cúmulos es mayor que en los cúmulos más cercanos ($z \leq 0.4$). Sin embargo las contrapartes de dichas galaxias azules a bajo corrimiento al rojo es un tema de discusión (Rakos et al., 2008). En el proyecto doctoral que aquí se presenta pretendemos incidir en este problema mediante calibraciones más sensibles derivadas de la fotometría de Strömgren extendida a sistemas estelares no resueltos (galaxias).

6.1. Limitaciones de fotometría de banda ancha

El espectro de una galaxia resuelto espacialmente es lo mejor que un observador puede esperar. Sin embargo, para galaxias a $z \gtrsim 0.3$ el tamaño de las galaxias en el cielo es de apenas algunos segundos de arco, y uno tiene que establecer, en muchos casos, espectros individuales de estas. Idealmente, uno esperaría poder obtener los espectros de cada una de las galaxias miembros de un cúmulo para determinar los corrimientos al rojo y las características de membresía (ver Ibarra-Medel, 2010); se puede inferir de esta manera la historia de formación estelar comparando los espectros con modelos de evolución. Desafortunadamente, aún con telescopios de gran tamaño, esto requiere un gran cantidad de tiempo de observación, si uno quiere abarcar todo el rango de tipos de cúmulos y corrimientos al rojo. Por otra parte, la espectroscopía multi-objeto introduce un sesgo de selección al realizar observaciones de regiones muy pobladas, esto debido

a limitaciones por el tamaño físico de las fibras. Otras complicaciones también se deben a los efectos de apertura, relacionados con la fracción de galaxia que se este estudiando, la distancia, la posición de la rendija, etc.

La alternativa usual sería la fotometría de banda ancha, con lo cual se iniciaron los estudios de cúmulos de galaxias distantes. Sin embargo, lo que se gana en tiempo al utilizar esta técnica en ocasiones es es a menudo afectado con la pérdida de información espectral. Primero, algunos estudios tratan con la contaminación de campo sólo estadísticamente. Aunque los corrimientos al rojo fotométricos son, en principio, de buena calidad, se confía mucho en que con el filtro U se puede captar el salto de 4000 \AA a $z \leq 0.4$ o el aumento del flujo UV a $z \leq 0.6$; pero la banda U generalmente no se utiliza para observaciones de cúmulos a alto corrimiento al rojo. En segundo lugar, el hecho de que estos filtros sean tan anchos causan degeneraciones en la información espectral. Por lo tanto, la comparación de datos fotométricos con modelos de síntesis evolutiva sufren de algunos sesgos, como la degeneración edad-metalicidad.

Un problema mayor a estos aparece cuando se hacen comparaciones entre datos fotométricos de cúmulos a diferentes corrimientos al rojo ya que la muestra de los filtros se vuelve totalmente diferente a las regiones del marco de referencia. Estas comparaciones requieren de correcciones k , la cual es dependiente de la morfología de la galaxia y presumiblemente también de la evolución. En algunos casos muy afortunados, los filtros a un corrimiento al rojo corresponden a otros filtros a otro corrimiento al rojo, es entonces cuando correcciones k diferenciales deben de realizarse, y entonces, los conjuntos de datos generados estan limitados de cobertura espectral en común.

6.2. Fotometría de Strömgen (sistema modificado de Rakos)

Rakos y colaboradores promovieron una técnica observacional que resuelve, al menos mejora, algunos de los problemas antes mencionados: fotometría extragaláctica de Strömgen (Rakos & Schombert, 1995). Como ya se dijo en el §3 diferencia del sistema de Johnson, los filtros de Strömgen han sido especialmente diseñados para resaltar ciertas características del espectro de una estrella, lo cual se relaciona directamente con las propiedades físicas que uno quiere investigar, como metalicidad, temperatura y gravedad superficial (Strömgen, 1966). Por razones técnicas, Rakos *et al.* hicieron una leve modificación a los anchos de banda del sistema, por lo que los cuatro filtros quedaron de un ancho de $\sim 200 \text{ \AA}$, y las longitudes de onda centrales ahora

son $uz = 3500 \text{ \AA}$, $vz = 4100 \text{ \AA}$, $bz = 4675 \text{ \AA}$ y $yz = 5500 \text{ \AA}$, respectivamente, (la letra z en el nombre del filtro se refiere a la fuente en el sistema en reposo). Estas variaciones no afectan en la interpretación de la fotometría, por lo tanto, el usuario no podrá hacer diferencias sistemáticas entre el sistema original y su variante. De igual manera, durante el texto se mencionarán a los filtros como $(u, b, v$ y $y)$ y se omitirá la z .

Estos mismos autores describen la interpretación original del sistema de Strömgren. También muestran como las mismas cantidades pueden ser utilizadas para caracterizar objetos extragalácticos. Para poblaciones estelares homogéneas, el color $(u - v)$ mide el salto en 4000 \AA , el cual puede ser utilizado como indicador de reciente formación estelar. El color $(b - y)$ mide la pendiente del continuo. Los filtros b y y están situados en regiones libres de cualquier tipo de absorción prominente, entonces $(b - y)$ debería de ser un buen indicador de la edad estelar, libre de efectos de metalicidad. El filtro v , por otro lado, contiene a la región de las líneas FeI + CN. El índice fotométrico $m = (v - b) - (b - y)$ puede ser utilizado para medir efectos de metalicidad. Cabe recordar que cuando se tiene una distribución espectral de energía real de una galaxia, es más difícil interpretar los colores, ya que existe una mezcla de diferentes poblaciones estelares.

En resumen, las ventajas de utilizar esta técnica son:

- 1.- Los filtros son designados para muestrear ciertas regiones del espectro sensibles a cambios en las propiedades físicas subyacentes.
- 2.- Estos filtros evaden todas las líneas de emisión intensas, lo cual causa confusión en la fotometría UBV hecha a galaxias activas.
- 3.- Las observaciones se realizan en un sistema trasladado al marco en reposo del objeto, con lo cual se evaden las correcciones k y se obtienen datos confiables en todo el rango de corrimiento al rojo. Esto requiere saber con antelación el corrimiento al rojo del objeto.

Con el uso de telescopios ópticos y CCDs, este método se puede aplicar a cúmulos de $z = 0$ a $z \sim 1$. Sin embargo, los segmentos de $0.36 < z < 0.41$, $0.60 < z < 0.66$ y $0.83 < z < 0.89$ necesitan atención especial debido a la contaminación que sufren debido a la banda atmosférica A del O_2 en 7620 \AA , contaminando los filtros y , b o v corridos al rojo. Esto podría, en principio, ser calibrado con estrellas estándares espectrofotométricas, en caso de que no se pueda, se deben de evitar estas regiones.

6.3. Identificación de miembros de un cúmulo por medio de ejes principales

Steindling et al. (2001) recolectaron espectros de la literatura (Kennicutt, 1992a, 1992b y Kinney et al. 1996) y se convolucionaron con las curvas de transmisión de los filtros de Strömgren. De esta forma generaron la fotometría sintética en los colores $[(u - v), (v - b), (b - y)]$ (Fig. 6.1). Los autores insisten en el amplio criterio de selección ya que después se compararán con fotometría a alto corrimiento al rojo, y se quieren evadir efectos de color relacionados con la apertura. De hecho, las diferencias de color debidas a la variación de los tamaños de las aperturas pueden ser mayores que las diferencias de color intrínsecas de diferentes tipos de galaxias observadas a una apertura constante. Este efecto se espera que sea más severo con la fotometría de Strömgren, ya que es más sensible a las diferencias de poblaciones estelares (y sus gradientes). Sin embargo, cubre muy bien todo el rango de las galaxias cercanas.

Como se ve en la Fig. 6.1, el conjunto de galaxias ocupa un lugar bien definido en el sub-espacio, pero se quiere hacer de la manera más simple posible. Desde que se tiene el sistema de coordenadas por defecto (compuesto por tres ejes $u - v$, $v - b$ y $b - y$) no es práctico para este propósito, se realiza un análisis de componentes principales (PCA) en los puntos de referencia

Brevemente, un PCA (para mayor detalle ver A.8), en cualquier espacio de n dimensiones, calcula el eje sobre el cual los puntos de referencia presentan la dispersión más grande y significativa. Este es llamado el primer componente principal (PC1). Después se procede a calcular PC2, el eje con la segunda mayor extensión en el espacio de $n - 1$ dimensiones que todavía queda el cual es ortogonal a PC1, y así sucesivamente. Matemáticamente, esto es hecho por la normalización de las coordenadas de los puntos de referencia a variables estandarizadas y calculando sus covarianzas. El resultado son los eigenvectores (PC's) y los eigenvalores de esta matriz de covarianza. Si, a un punto, la desviación estándar del sub-espacio *mésimo* no es más grande que la precisión de los datos, quiere decir que los datos se pueden describir por $n - m$ componentes. Entonces, con PCA se minimizan las dimensiones de los datos y provee un sistema de coordenadas ortogonal en cual se pueden caracterizar mucho más fácil los datos.

Los vectores base del nuevo sistema de coordenadas son:

$$\begin{aligned} PC1 &= 0.80(u - v) + 0.53(v - b) + 0.28(b - y), \\ PC2 &= -0.56(u - v) + 0.49(v - b) + 0.67(b - y), \\ PC3 &= 0.22(u - v) - 0.69(v - b) + 0.69(b - y). \end{aligned}$$

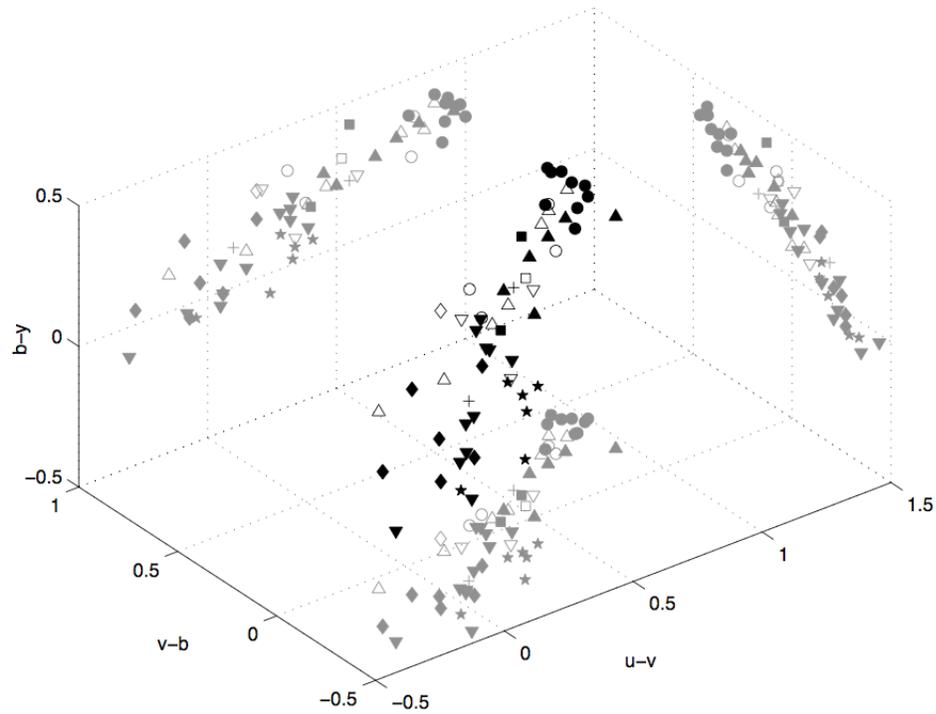


Figura 6.1: Vista en tres dimensiones de las galaxias de Kennicutt y Kinney en un espacio de colores del sistema de Strömgen. Las galaxias ocupan un cierto sub-espacio, en el cual están ordenadas de acuerdo al tipo de Hubble, con los tipos tempranos en la esquina superior derecha. Las proyecciones en los tres sub-planos se muestran en color gris. Como se ha explicado, tales coordenadas de color no son prácticas para una descripción cuantitativa. Los símbolos son: círculos, galaxias E y S0; triángulos apuntando hacia arriba, Sa-Sb; triángulos apuntando hacia abajo, Sc-Sd; diamantes, Im; cuadrados, I0; signo de más, espirales indefinidas; estrellas, modelos de Kinney et al. La clasificación fue tomada de NED. Símbolos abiertos, galaxias con núcleos reportados de Seyfert 2; símbolos rellenos, sin actividad de Syfert reportada (Steindling et al., 2001).

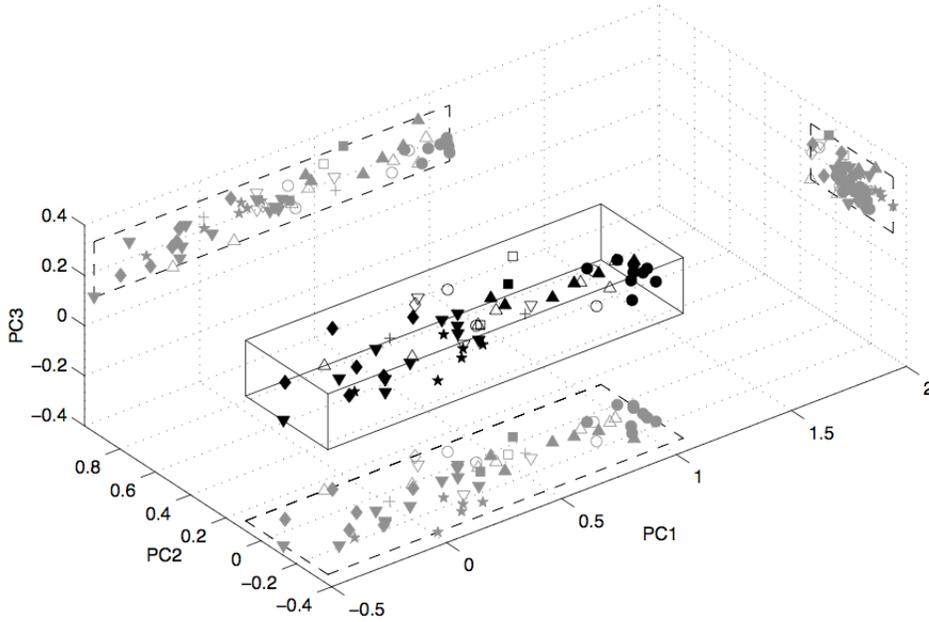


Figura 6.2: Galaxias en el espacio PCA. La muestra de Kennicutt + Kinney vista en el espacio tridimensional PCA. Las tres proyecciones tanto en el plano PC1-PC2, PC2-PC3 y PC1-PC3 son mostradas en gris. Las diferencias entre las galaxias ahora se encuentran casi sobre un mismo eje, PC1. Valores altos en el PC1 corresponden a galaxias de tipo temprano, y por lo tanto, valores pequeños a tipos tardíos. La dispersión a lo largo del PC2 y más aún sobre PC3, es mucho más pequeña. La desviación estándar en PC3 es del orden de las incertidumbres en la medida de los datos. Esto significa que $\langle PC3 \rangle$ es una propiedad intrínseca de las galaxias, que puede ser utilizada para distinguir cúmulos de galaxias de otros objetos, como estrellas o galaxias de campo. La ventaja de usar este espacio en lugar de un espacio de color es evidente. La caja del cúmulo, como se definió en el texto, y sus proyecciones se muestran en esta imagen (Steindling et al., 2001).

En la Fig. 6.2 se pueden ver las galaxias de Kennicutt y Kinney en el nuevo sistema. Nótese que la única diferencia entre las Figuras 6.1 y 6.2 es una simple rotación en tres dimensiones, sin embargo, la Fig 6.2 es mucho más simple de entender. Estos espacios no solamente permiten al ojo indentificar ciertas características mucho más fácil, sino también facilitan el tratamiento computacional ya que proporciona un conjunto de variables independientes.

Ya que los espectros de galaxias varían de manera continua sobre la secuencia de Hubble (ver Fig. 6.3), el espacio de color que estas ocupan, también debería de ser continuo. Los tres componentes de PCA definen un volúmen de tres dimensiones, el cual contiene todos los mode-

6.3. IDENTIFICACIÓN DE MIEMBROS DE UN CÚMULO POR MEDIO DE EJES PRINCIPALES

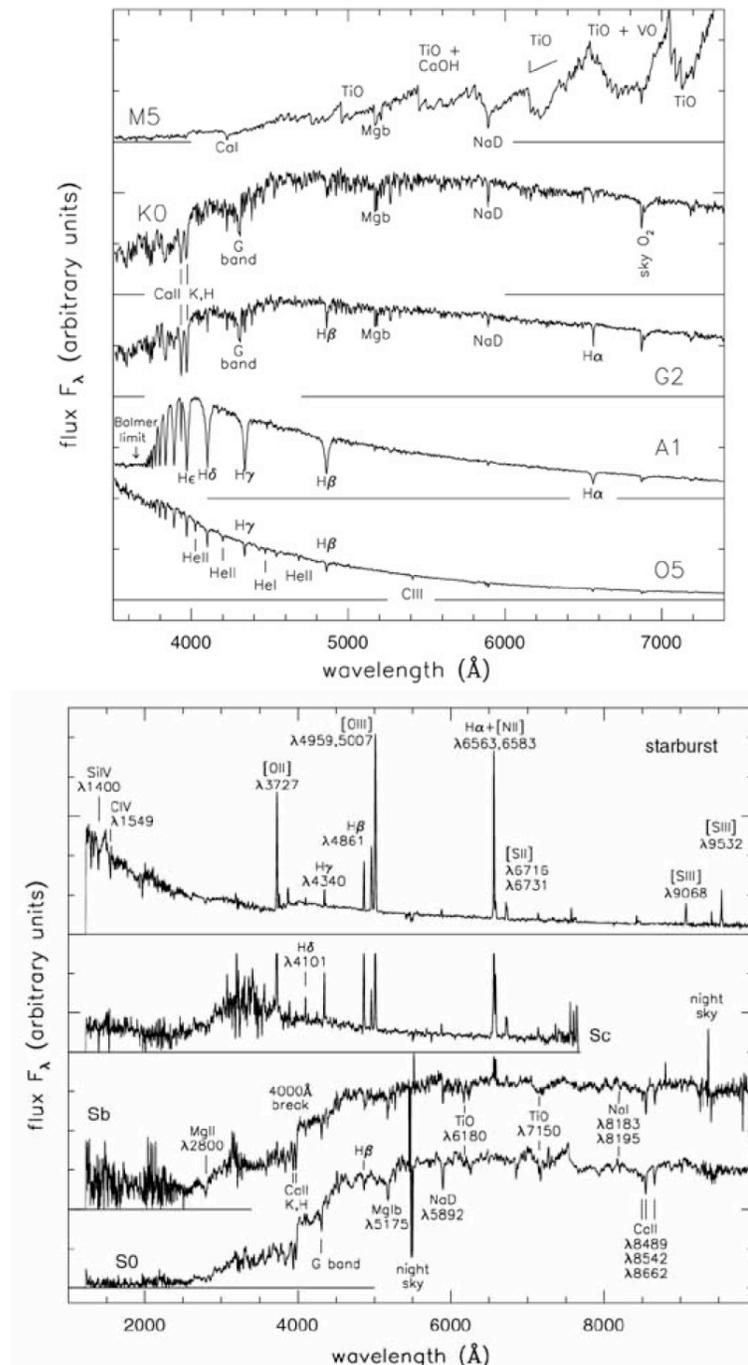


Figura 6.3: En la figura de arriba se muestran espectros de estrellas en SP de tipo espectral M5, K0, G2, y O5. En la figura de abajo de muestran espectros de galaxias espirales y S0. (Sparke & Gallagher, 2007).

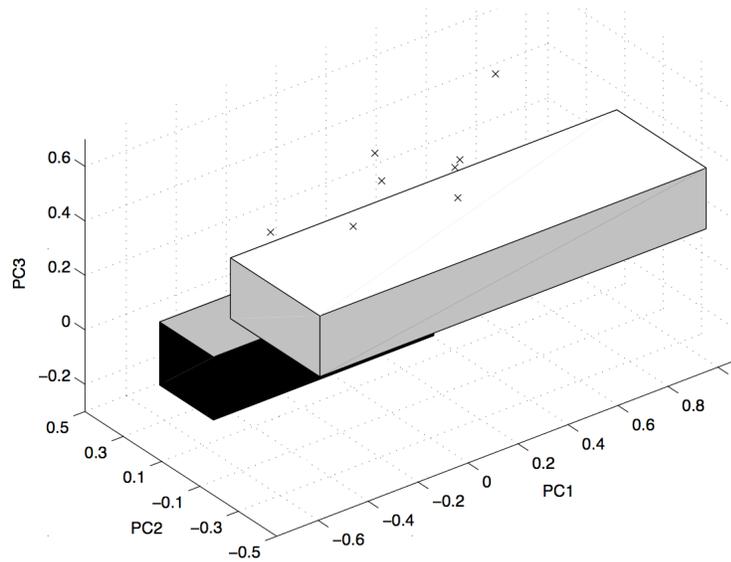


Figura 6.4: La caja más grande representa a la definida en la Fig. 6.2. Todas las galaxias estudiadas por Rakos & Schombert (1995) están dentro de esta caja. La caja más pequeña abarca galaxias con actividad AGN. Estas dos cajas no se traslapan, por lo que se pueden identificar galaxias dominadas por núcleos activos . (Steindling et al., 2001).

los de galaxias. Este volúmen o *cluster-box* tiene la condición de que los modelos de espectros sintéticos deben de estar a $z=0$. Tomando en cuenta esto, la variedad espectral de las galaxias locales es una representación de la evolución de las galaxias de $z=1$ al presente.

Con este método también es fácil interpretar los datos obtenidos, reduce sustancialmente la contaminación por estrellas de campo o galaxias de fondo que no pertenecen al cúmulo, hace una caracterización global de la historia de formación estelar de los cúmulos e identifica actividad AGN de los miembros del cúmulo (ver Fig. 6.4). El plano (PC1,PC2) hace una distinción entre los diferentes tipos de galaxias; el plano (PC2,PC3) permite identificar galaxias Seyfert (y distinguirlas de brotes estelares) basado solamente en colores fotométricos. En el caso de galaxias E/S0 con corrimiento al rojo conocido se puede resolver la degeneración de edad-polvo-metalicidad, no obstante todo esto bajo la precisión obtenida en las observaciones (Steindling et al., 2001).

6.4. Conclusión

Las ventajas de utilizar este método son:

1. Se puede usar imágenes de campo amplio y todas las fuentes que esta contenga se pueden analizar de manera simultánea.

2.- El uso de filtros adaptados al corrimiento al rojo de cada cúmulo supera a los problemas debidos a la corrección- k , permitiendo hacer comparaciones de datos sobre grandes rangos de z , sin ninguna asunción teórica.

Smolčić et al. (2006) hicieron un estudio de ~ 100000 galaxias del Sloan Digital Sky Survey SDSS, con cuyos resultados sostienen el trabajo hecho por Steindling et al. (2001) en el que con la fotometría sintética de Strömgren se pueden estudiar cúmulos de galaxias débiles y objetos de bajo brillo superficial sin la necesidad de la espectroscopía.

Capítulo 7

Trabajo a futuro

A lo largo de esta tesis hemos demostrado la ventaja que nos proporciona el sistema fotométrico de Strömgren para la determinación de parámetros físicos para estrellas y sistemas estelares (resueltos o no resueltos). Aquí planteamos un proyecto doctoral donde aplicamos las técnicas revisadas en esta tesis.

En la etapa inicial del proyecto de doctorado se observarán estrellas binarias visuales propuestas por Torres et al. (2010) las cuales tienen masas y radios medidos directamente con una precisión de $\pm 3\%$. Estos resultados los utilizaremos como calibradores de nuestras observaciones y cerciorarnos de que nuestra técnica está funcionando. Para esta parte del trabajo se harán observaciones con el telescopio de 84 cm del OAN-SPM + CCD.

Para la parte de cúmulos abiertos, particularmente se está realizando fotometría al cúmulo estelar abierto M67, y con los datos obtenidos hacer uso de CHORIZOS con el cual se puede calcular la probabilidad de que un modelo de distribución espectral de energía es consistente con los datos observados. De esta manera, con la fotometría obtenida, los modelos de atmósferas estelares, perfiles de líneas y luminosidad se puede obtener los datos para hacer un diagrama HR y compararlo con modelos de evolución, p. ej. modelos de *The Dartmouth Stellar Evolution Database* (Dotter et al., 2008).

El procesamiento de todos estos datos se hará con IRAF, y el análisis de las imágenes se realizará con la paquetería DAOPHOT siguiendo los pasos provistos por Massey et al. (1992). Todo esto se aplicará también para el análisis de los cúmulos globulares. En la Tabla 7.1 se enlistan los cúmulos globulares que se van a estudiar durante el programa.

Tabla 7.1: Lista de los cúmulos globulares a observar durante el programa de doctorado.

α	δ	Nombre	α	δ	Nombre
J2000	J2000		J2000	J2000	
12 : 10 : 06.3	+18 : 32 : 31.2	NGC 4147	17 : 27 : 44.4	-05 : 04 : 36.1	NGC 6366
13 : 42 : 11.3	+28 : 22 : 32.2	M 3	14 : 05 : 27.4	+28 : 32 : 04.2	NGC 5466
13 : 12 : 55.4	+18 : 10 : 09.1	M 53	16 : 46 : 59.0	+47 : 31 : 40.1	NGC 6229
13 : 16 : 27.1	+17 : 41 : 53.2	NGC 5053	16 : 47 : 14.6	-01 : 56 : 52.1	M 12
17 : 27 : 08.6	-07 : 05 : 35.2	IC 1257	16 : 32 : 32.0	-13 : 03 : 13.0	M 107
07 : 38 : 08.5	+38 : 52 : 55.2	NGC 2419	17 : 17 : 07.4	+43 : 08 : 11.0	M 92
14 : 29 : 37.4	-05 : 58 : 35.0	NGC 5634	16 : 41 : 41.6	+36 : 27 : 37.1	M 13
15 : 18 : 33.9	+02 : 04 : 58.1	M 5	16 : 57 : 09.0	-04 : 05 : 57.8	M 10

Como se mencionó anteriormente, se pretende hacer el uso del sistema fotométrico de Strömgen en sistemas extragalácticos, en nuestro caso está el interés en los cúmulos de galaxias a bajo z , ya que con este método se podrán determinar características físicas de los miembros del mismo (la fotometría de Rakos produce indicadores de edad y metalicidad). Para esta parte del trabajo, se solicitará tiempo de telescopio en el OAGH + BACANORA + Filtros de Rakos.

El BACANORA es un reductor focal y permite acceso a un campo de visión tres veces más grande que en imagen directa. Para un CCD de 1K con píxeles de $24 \mu\text{m}$ el campo de visión resultante será de 10.5 arcmin. La fotometría de galaxias se hará con el paquete *Picture Processing Package* (PPP, Yee (1991)). En la Tabla 7.2 se muestra la lista tentativa de cúmulos de galaxias que se observarán como parte de la tesis doctoral. Ibarra-Medel (2010) ha determinado, mediante un criterio de membresía usando datos SDSS, cuales son las galaxias que pertenecen al cúmulo; con esto en nuestro estudio podremos directamente identificar los miembros del cúmulo.

El plano (PC1,PC2) propuesto por Steindling et al. (2001) proporciona clasificaciones morfológicas de las galaxias, estas clasificaciones serán confrontadas con la morfología determinada en el trabajo doctoral de Añorve, C. (INAOE, 2010), quien ha determinado la morfología de las galaxias mediante modelaje de brillo superficial. Debido a que los cúmulos en la Tabla 7.2 son de bajo corrimiento al rojo, existen dentro de los observatorios virtuales (p. ej. National Virtual Observatory) datos de fácil acceso desde el UV hasta el radio. Con toda esta información se tratará de inferir los parámetros cosmológicos y de enriquecimiento de las galaxias en cúmulo.

Tabla 7.2: *Lista de cúmulos de galaxias a estudiar en el programa de doctorado.*

Nombre	z	α J2000	δ J2000	Nombre	z	α J2000	δ J2000
A0085	0.0559	00:41:50.4	-09 : 21 : 00.5	A0168	0.0454	01:15:01.7	+00 : 17 : 16.0
A0634	0.0269	08:14:44.8	+58 : 06 : 47.5	A0671	0.0500	08:28:44.0	+30 : 27 : 25.3
A0690	0.0806	08:39:36.4	+28 : 49 : 03.9	A0779	0.0228	09:19:49.9	+33 : 45 : 30.9
A0999	0.0322	10:23:19.6	+12 : 56 : 25.0	A1142	0.0355	11:00:59.5	+10 : 28 : 05.5
A1213	0.0470	11:16:24.1	+29 : 17 : 22.6	A1291a	0.0514	11:32:18.5	+56 : 06 : 44.7
A1413	0.141	11:55:15.4	+23 : 24 : 59.5	A1569	0.0696	12:36:06.2	+16 : 33 : 33.7
A1650	0.0835	12:58:50.6	-01 : 43 : 54.6	A1656	0.0232	12:59:48.8	+27 : 58 : 20.4
A1775	0.0752	13:41:50.5	+26 : 23 : 43.7	A1913	0.0530	14:26:59.8	+16 : 42 : 50.9
A1983	0.0451	14:52:48.3	+16 : 48 : 53.7	A2022	0.0581	15:04:33.8	+28 : 26 : 57.8
A2029	0.0781	15:10:54.3	+05 : 47 : 32.9	A2152	0.0444	16:05:12.0	+16 : 26 : 36.8
A2244	0.0971	17:02:51.2	+33 : 59 : 48.1	A2255	0.0802	17:13:00.1	+64 : 02 : 35.4
A2356	0.120	21:35:21.5	+00 : 13 : 51.8	A2399	0.0580	21:57:28.9	-07 : 46 : 40.1
A2593	0.0419	23:24:28.6	+14 : 37 : 41.0	A2670	0.0762	23:54:09.1	-10 : 24 : 03.3

Por último den la Tabla 7.1 se hace un cronograma de como se realizará el trabajo doctoral.

Apéndice A

Definiciones

A.1. Luminosidad

El brillo de una estrella se mide actualmente en términos del *flujo radiante* F recibido de la estrella. El flujo radiante es la cantidad total de energía lumínica en todas las longitudes de onda que cruzan un área orientada perpendicularmente en dirección en la cual viaja la luz por unidad de tiempo; esto es, es el número de ergios de energía lumínica (cantidad de luz visible expresada en lumen/segundo) que llega por segundo en un centímetro cuadrado hacia un detector que apunta a la estrella. El flujo radiante recibido del objeto depende tanto de su *luminosidad* (energía emitida por segundo) como de su distancia hacia el observador. Si la misma estrella se pusiera más lejos de la Tierra aparecería menos brillante en el cielo.

Si se tiene una estrella de luminosidad L rodeada por un cascarón esférico de radio r , asumiendo que nada de luz es absorbida durante su camino hacia el exterior de la esfera, el flujo radiante F , medido a una distancia r es relacionado con la luminosidad de la estrella por medio de:

$$F = \frac{L}{4\pi r^2},$$

ya que L no depende de r , el flujo radiante es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia hacia la estrella. Esta es la conocida ley del cuadrado inverso para la luz.

A.2. Temperatura efectiva

La T_{eff} asume la cantidad de energía que una estrella radia por unidad de superficie suponiendo un cuerpo negro ideal:

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

donde σ es la constante de Stefan-Boltzmann, L la luminosidad total y R es el radio de la estrella.

A.3. Magnitudes aparentes

El brillo aparente de las estrellas es expresado en términos de sus magnitudes aparentes. En la antigüedad los astrónomos griegos dividieron a las estrellas en seis grupos de magnitudes aparentes. La estrella más brillante era de magnitud uno y la más débil a ojo desnudo era de magnitud seis. Después, haciendo estudios fisiológicos se supo que los intervalos de magnitudes aparentes hechas con el ojo humano corresponden muy bien a las relaciones de transformación de la energía radiante, esto es, la respuesta del ojo a luz es esencialmente logarítmica en intensidad. Entonces si m_1 y m_2 denotan las magnitudes asignadas a estrellas con flujos de energía f_1 y f_2 entonces:

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

donde el signo negativo es solo para asignar un valor numérico menor a las estrellas brillantes.

Estudios fotométricos realizados en el siglo XIX mostraron que una estrella de magnitud 6 era 100 veces menos brillante que una de magnitud 1. Entonces el sistema de magnitudes fue definido de tal manera que, 5 magnitudes corresponden exactamente a un factor de 100 en un razón de flujos de radiación. Entonces, para $(f_1/f_2) = 100$, $m_1 - m_2 = 5$. Por lo tanto, en la ecuación anterior, $k = 2.5$, y, en general:

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

o

$$\frac{f_1}{f_2} = 10^{-0.4(m_1 - m_2)}.$$

Ya que la atmósfera absorbe algunos fotones, y otros se pierden en el sistema del telescopio y estos no son detectados, nosotros no medimos directamente el flujo f_v que llega al sistema solar desde la estrella.

A.4. Magnitudes absolutas

El flujo de energía que recibimos en la Tierra desde un objeto depende de dos cosas, de su brillo intrínseco y de su distancia. Si F es el flujo recibido de un objeto que esta a una distancia D , el flujo f que será recibido si alguna otra distancia d es dada por la ley del cuadrado inverso:

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

Para obtener información del brillo intrínseco de un objeto definimos la *magnitud absoluta* M la cual sería la magnitud aparente de un objeto localizado a una distancia estándar D . De las ecuaciones A.3 y A.4, se obtiene:

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

La distancia estándar D es de 10pc, entonces si d es medida en parsecs, tenemos:

$$m - M = 5 \log d - 5,$$

donde la cantidad $(m - M)$ es llamada *módulo de distancia*.

A.5. Magnitudes AB

Este sistema de magnitudes esta definido de tal manera que, si un flujo monocromático f_ν es medido en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$ entonces se tiene:

$$AB = -2.5 \log f_\nu - 48.60,$$

donde el valor de la constante está dado para definir $m(AB) = V$. En este sistema esta basado en el flujo absoluto de α Lyrae.

A.6. Colores

Al tener un sistema fotométrico con diferentes filtros en diferentes longitudes de onda podemos formar un color o índice de color, esto es, tomando la diferencia de las magnitudes medidas en dos filtros diferentes. Para entender esto podemos decir que si A y B denotan a dos filtros diferentes, podemos escribir:

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

donde S_λ denota la sensibilidad combinada del filtro, el telescopio y el detector. Un índice de color es escrito usualmente con las letras que denotan a los diferentes filtros del sistema. Como es visto en la ecuación anterior un color mide esencialmente la razón entre los flujos cerca de la longitud de onda efectiva de las dos bandas involucradas.

A.7. Metalicidad

Una cantidad muy importante utilizada por la astrofísica es la metalicidad, la cual se utiliza para describir la abundancia relativa de elementos más pesados que el helio en una estrella. La razón de hierro/hidrógeno prácticamente es la que más utilizan los investigadores. Hay que recalcar que el hierro es un elemento que se crea en las estrellas cuando estas alcanzan el final de sus vidas. Durante una explosión de supernova (particularmente el tipo Ia) el hierro es expulsado, enriqueciendo así el medio interestelar. Entonces nuevas estrellas tendrán una abundancia mayor de hierro que sus predecesoras. Como resultado, la cantidad de hierro se puede relacionar con la edad de una estrella.; las estrellas jóvenes tendrán una abundancia mayor de hierro. La razón de hierro/hidrógeno en la atmósfera de una estrella se puede comparar con la del Sol mediante la expresión:

$$\left[\frac{Fe}{H} \right] \equiv \log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right) - \log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot},$$

Estrellas con abundancias idénticas a la del Sol tendrán $[Fe/H]=0.0$, estrellas con metalicidad menor tendrán valores negativos y las estrellas con metalicidad más alta tendrán valores positivos. Los valores están en un rango de -4.5 para estrellas viejas extremadamente pobres, y de +1 para estrellas jóvenes extremadamente ricas en metales, estas medidas son las que se han obtenido en nuestra Galaxia.

A.8. Análisis de componentes principales

El Análisis de Componentes Principales (ACP) es una técnica estadística de síntesis de la información, o reducción de la dimensión (número de variables). Es decir, ante un bando de datos con muchas variables, el objetivo será reducirlas a un menor número perdiendo la menor cantidad de información posible.

Los nuevos componentes principales o factores serán una combinación lineal de las variables originales, y además serán independientes entre sí. Un aspecto clave en ACP es la interpretación de los factores, ya que ésta no viene dada *a priori*, sino que será deducida tras observar la relación de los factores con las variables iniciales (habrá, pues, que estudiar tanto el signo como la magnitud de las correlaciones). Esto no siempre es fácil, y será de vital importancia el conocimiento que el experto tenga sobre la maetria de investigación.

A.8.1. Fundamento

El ACP contruye una transformación lineal que escoge un nuevo sistema de coordenadas para el conjunto original de datos en el cual la varianza de mayor tamaño del conjunto de datos es capturada en el primer eje, la segunda varianza más grande es el segundo eje, y así sucesivamente. Para construir esta transformación lineal debe construirse primero la matriz de covarianza o matriz de coeficientes de correlación. Debido a la simetría de esta matriz existe una base completa de vectores propios de la misma. La transformación que lleva de las antiguas coordenadas a las coordenadas de la nueva base es precisamente la transformación lineal necesaria para reducir la dimensionalidad de datos. Además las coordenadas en la nueva base dan la composición en factores subyacentes de los datos iniciales.

Una de las ventajas del ACP para reducir la dimensionalidad de un grupo de datos, es que retiene aquellas características del conjunto de datos que contribuyen más a su varianza, manteniendo un orden de bajo nivel de los componentes principales e ignorando los de alto nivel. El objetivo es que esos componentes de bajo orden a veces contienen el más importante aspecto de esa información.

A.8.2. Formalismo del ACP

Dados M puntos $\mathbf{x}^{(\alpha)}$ en un espacio de d dimensiones se quiere elegir un vector unitario \mathbf{n} de d dimensiones, y una constante p tal que los puntos caigan lo más cerca posible del plano $\mathbf{n} \cdot \mathbf{x} = p$. Después se minimiza con respecto a p y \mathbf{n} la cantidad:

$$S \equiv \sum_{\alpha} |\mathbf{n} \cdot \mathbf{x}^{(\alpha)} - p|^2,$$

sujeto a $|\mathbf{n}|^2 - 1 = 0$. Por el método de los multiplicadores de Lagrange este problema lleva a las ecuaciones:

$$0 = \sum_{\alpha=1}^M \left[(\mathbf{n} \cdot \mathbf{x}^{(\alpha)} - p) x_i^{(\alpha)} \right] - \lambda n_i \quad (i = 1, \dots, d),$$

$$0 = \sum_{\alpha=1}^M (\mathbf{n} \cdot \mathbf{x}^{(\alpha)} - p),$$

donde λ es el multiplicador indefinido. Se resuelven estas ecuaciones utilizando la última ecuación para eliminar p de cada una de las primeras d ecuaciones. Entonces se encuentra que:

$$0 = \sum_{\alpha} \left(\mathbf{n} \cdot \mathbf{x}^{\alpha} - \frac{1}{M} \sum_{\beta} \mathbf{n} \cdot \mathbf{x}^{\beta} \right) x_i^{(\alpha)} - \lambda n_i.$$

Esta ecuación se puede reescribir como $\mathbf{A} \cdot \mathbf{n} = \lambda \mathbf{n}$ donde:

$$A_{ij} \equiv \sum_{\alpha} \left(x_j^{(\alpha)} - \frac{1}{M} \sum_{\beta} x_j^{(\beta)} \right) x_i^{(\alpha)}.$$

Entonces el vector requerido \mathbf{n} es un eigenvector de la matriz simétrica \mathbf{A} .

Índice de figuras

1.1. Extracto de un espectro de η Mus obtenido en el 2003 en SAAO ($\phi= 0.25, 0.75$) y ESO ($\phi= 0.13, 0.61$). El espectro de ESO fue obtenido en noches consecutivas. El corrimiento de las líneas implica unas masas de las componentes de 3.1-3.15 M_{\odot} para una órbita con una inclinación de 82° (Hensberge et al., 2007).	4
1.2. Error relativo en la temperatura debido a una incertidumbre de 0.5 dex en gravedad usando el método SEDF. Izquierda: para metalicidad solar. Derecha: para gravedad 4.5 (Masana, 2004).	7
1.3. Calibración hecha por Masana et al. (2006) de la T_{eff} como función del índice de color $V - K_0$ y la composición química.	7
1.4. Comparación de la determinación de $\log g$ mediante fotometría contra $\log g_{MD}$ medido empíricamente. $\log g_{MD}$ se refiere a los datos obtenidos de la fotometría hecha por Moon & Dworetzky (1985). Los errores medios estimados son de aproximadamente 0.20 dex en el eje de las abcisas y de 0.017 dex en el eje de las ordenadas. a ajustes de los puntos por medio de mínimos cuadrados. b ajuste con mínimos cuadrados para estrellas a diferentes intervalos de T_{eff} . Ajuste 1: 10000 K < T_{eff} < 12,000 K, Ajuste 2: 12000 K < T_{eff} < 15000 K y Ajuste 4: T_{eff} > 18000 K. No hay muchas estrellas en el intervalo de 15000 K < T_{eff} < 18000 K (Jordi et al., 1997).	9
1.5. Comparación de la determinación de la composición química de fotometría y espectroscopía (Masana, 2004). El sistema fotométrico utilizado es el de Strömgren y la calibración es la de Schuster & Nissen (1989).	10
1.6. Variación relativa del flujo de energía con cambios en la temperatura efectiva, gravedad superficial o abundancias químicas (Tautvaišiene & Edvardsson, 2002).	11

1.7.	Diagrama color-magnitud para 10793 estrellas con paralajes tomados por el satélite Hipparcos. La gran mayoría de estas estrellas caen sobre la SP la cual va desde la esquina inferior derecha hacia la esquina superior izquierda. La rama de las subgigantes, gigantes rojas y enanas blancas también se pueden apreciar fácilmente. Las estrellas de la secuencia principal así como las enanas blancas tienen un error en el cálculo de su paralaje menor al 10 %, mientras que las gigantes que se eligieron tienen error en su paralaje $\leq 20\%$ (Perryman et al., 1995).	12
1.8.	En esta figura superior se muestra la relación masa-luminosidad para las estrellas. Los círculos abiertos son estrellas gigantes. En la figura inferior se muestra la relación entre la masa y el radio. La SP de edad cero para metalicidades solares de Girardi et al. (2000) se muestra con la línea punteada. Los datos son de 95 estrellas binarias tomados de Torres et al. (2010).	14
2.1.	Proyección de las posiciones de 69 cúmulos globulares estudiados por Shapley (1918) en un plano perpendicular a la Galaxia. Se muestra que en la región central de la Galaxia no existen este tipo de cúmulos, la simetría de su distribución y la posición del Sol (cruz) con respecto al centro de la distribución. El eje de las ordenadas son las distancias hacia el plano galáctico, el eje de las abscisas son las distancias proyectadas hacia el centro. La unidad de distancia es 100 parsecs, el lado de los cuadros es por consiguiente de 10,000 parsecs. El cúmulo NGC4147 está fuera del límite del diagrama, como se indica por la flecha (Shapley (1918)).	18
2.2.	Izq. Imagen en el visible del cúmulo globular M80. Der. Imagen en el visible del cúmulo abierto χ Persei . [Digital Sky Survey, STScI Baltimore].	20
2.3.	Imagen del cúmulo estelar abierto Las Pléyades (M45). Nótese la nubosidad rodeando a las estrellas. [Imagen tomada por el telescopio Hubble].	22
2.4.	Diagrama CM de viejo cúmulo globular M3. Las fases importantes del diagrama están indicadas: secuencia principal (MS); blue stragglers, que son estrellas que aparentan una edad menor (BS); el turn off de la secuencia principal (TO); quema de H en el cascarón en la rama de las subgigantes (SGB); la rama de las gigantes rojas antes de la quema de He en el núcleo (RGB); la rama horizontal durante la quema de He en el núcleo (HB); rama asintótica de las gigantes durante la quema de H y He en los cascarones (AGB); evolución post-(AGB) precedente a la fase de las enanas blancas (P-AGB). Figura tomada de Renzini & Fusi Pecci (1988).	24

2.5. Diagrama CM del cúmulo abierto joven y doble h y χ Persei. Las estrellas más masivas se separan de la SP mientras que las de baja masa se están contrayendo hacia la SP. Las gigantes rojas se presentan en la esquina superior derecha del diagrama (Wildey, 1964).	25
2.6. Las leyes de extinción de Cardelli et al. (1989) dan el valor de la absorción $A(\lambda)/A(V)$ como función de la longitud de onda y están parametrizadas por medio de la cantidad R_V	26
2.7. En la figura de la izquierda se muestra una imagen en el rango visible del cúmulo de Coma. A la derecha podemos ver el diagrama color-magnitud para el cúmulo (López-Cruz et al., 2004).	29
3.1. Curvas de transmitancia para los filtros del sistema de Johnson (Bessell, 2005). . .	35
3.2. La figura muestra un diagrama color-color (U-B vs. B-V) para ~ 46000 estrellas tomadas de Nicolet (1978). La mayoría caen en una curva en forma de “S”, que es la SP. Las estrellas en la SP son estrellas no evolucionadas. En este diagrama no se ha aplicado ninguna corrección debida a la absorción del medio interestelar enrojecidas por el polvo interestelar. Las estrellas O y B se localizan en el ángulo superior izquierdo del diagrama con un gradiente de la línea de enrojecimiento mostrado por la diagonal a todos los puntos. La razón por la que la SP no tiene una forma continua es debido a la discontinuidad de Balmer.	36
3.3. Curvas de transmitancia para los filtros del sistema de Strömgren, Geneva y Vilnius (Bessell, 2005).	37
3.4. Curvas de transmisión del sistema de Strömgren graficadas junto con la distribución espectral de energía de una estrella tipo A0 V. Se aprecia que estas curvas más angostas que las del sistema UBV , delimitan mejor el salto de Balmer. (Gray & Corbally, 2009).	40
3.5. En la figura superior se muestra el diagrama $[m_1]-[c_1]$ hecho por Strömgren (1966). En la figura inferior se muestra el mismo diagrama hecho con mediciones del catálogo de Hauck & Mermilliod (1998) corregidas por extinción normal.	41
3.6. Diagrama color-color para estrellas de SP (triángulos) y supergigantes (cuadrados) (Aller et al., 1982).	41

3.7.	En la figura de la izquierda se puede ver la relación entre el índice c_1 y el color $b - y$, lo que muestra la variación de la discontinuidad de Balmer con respecto al tipo espectral, teniendo del lado izquierdo a las estrellas de tipo B , a las de tipo A en la pendiente central y abajo a las de tipo G . En la figura de la derecha se muestra la variación del parámetro m_1 . En la parte derecha de la figura, donde $(b - y) > 0.28$, el límite inferior coincide con la secuencia de Hyades y donde $(b - y) < 0.22$ se encuentran las estrellas más calientes que $F\theta$. Datos obtenidos de Hauck & Mermilliod (1998).	42
3.8.	En la figura de la izquierda se muestra la variación del parámetro β con respecto a $b - y$. En la derecha se muestra la relación entre β y $[m_1]$; la curva alrededor de 0.17 en el eje muestra el límite superior para grupos de estrellas tempranas. Datos obtenidos de Hauck & Mermilliod (1998).	43
4.1.	Diagrama general del fotómetro Danés (Gutiérrez et al., 2004).	50
5.1.	Izquierda: ejemplo de un espectro sintético que genera STATPLOTS y que mejor se ajusta a los datos de entrada, la fotometría sintética (indicada con los símbolos de estrella) y la fotometría observada (indicada con símbolos con barras de error; la barra horizontal muestra la extensión del filtro en longitud de onda y la barra vertical muestra la incertidumbre en la magnitud). La escala horizontal del espectro es la inversa de la longitud de onda (expresada en μ^{-1}) y la escala vertical está expresada en magnitudes AB (ver A.5). Derecha: Ejemplo de un diagrama de contornos que crea STATPLOTS, la estrella blanca muestra los valores de los parámetros usados para la gráfica del espectro.	59
6.1.	Vista en tres dimensiones de las galaxias de Kennicutt y Kinney en un espacio de colores del sistema de Strömngren. Las galaxias ocupan un cierto sub-espacio, en el cual están ordenadas de acuerdo al tipo de Hubble, con los tipos tempranos en la esquina superior derecha. Las proyecciones en los tres sub-planos se muestran en color gris. Como se ha explicado, tales coordenadas de color no son prácticas para una descripción cuantitativa. Los símbolos son: <i>círculos</i> , galaxias E y S0; <i>triángulos apuntando hacia arriba</i> , Sa-Sb; <i>triángulos apuntando hacia abajo</i> , Sc-Sd; <i>diamantes</i> , Im; <i>cuadrados</i> , I0; <i>signo de más</i> , espirales indefinidas; <i>estrellas</i> , modelos de Kinney <i>et al.</i> La clasificación fue tomada de NED. <i>Símbolos abiertos</i> , galaxias con núcleos reportados de Seyfert 2; <i>símbolos rellenos</i> , sin actividad de Syfert reportada (Steindling et al., 2001).	65

6.2. Galaxias en el espacio PCA. La muestra de Kennicutt + Kinney vista en el espacio tridimensional PCA. Las tres proyecciones tanto en el plano PC1-PC2, PC2-PC3 y PC1-PC3 son mostradas en gris. Las diferencias entre las galaxias ahora se encuentran casi sobre un mismo eje, PC1. Valores altos en el PC1 corresponden a galaxias de tipo temprano, y por lo tanto, valores pequeños a tipos tardíos. La dispersión a lo largo del PC2 y más aún sobre PC3, es mucho más pequeña. La desviación estándar en PC3 es del orden de las incertidumbres en la medida de los datos. Esto significa que $\langle PC3 \rangle$ es una propiedad intrínseca de las galaxias, que puede ser utilizada para distinguir cúmulos de galaxias de otros objetos, como estrellas o galaxias de campo. La ventaja de usar este espacio en lugar de un espacio de color es evidente. La caja del cúmulo, como se definió en el texto, y sus proyecciones se muestran en esta imagen (Steindling et al., 2001). 66

6.3. En la figura de arriba se muestran espectros de estrellas en SP de tipo espectral M5, K0, G2, y O5. En la figura de abajo de muestran espectros de galaxias espirales y S0. (Sparke & Gallagher, 2007). 67

6.4. La caja más grande representa a la definida en la Fig. 6.2. Todas las galaxias estudiadas por Rakos & Schombert (1995) están dentro de esta caja. La caja más pequeña abarca galaxias con actividad AGN. Estas dos cajas no se traslapan, por lo que se pueden identificar galaxias dominadas por núcleos activos . (Steindling et al., 2001). 68

7.1. Plan de trabajo para doctorado. 74

Índice de Tablas

1.1. Características de regiones en el diagrama CM.	13
1.2. Propiedades físicas de las estrellas de SP. Datos tomados de Aller et al. (1982).	15
2.1. Características de algunos cúmulos globulares (Harris, 1996)	19
2.2. Características de algunos cúmulos abiertos (Binney & Merrifield, 1998)	21
3.1. Sistema de Johnson-Cousins UBVRI.	35
3.2. Características de los filtros de los sistemas de banda intermedia.	36
4.1. Bandas espectrales para <i>uvby</i>	51
4.2. Bandas espectrales para β	51
5.1. Parámetros de atmósferas estelares de algunos modelos teóricos disponibles para CHORIZOS.	57
7.1. Lista de los cúmulos globulares a observar durante el programa de doctorado.	72
7.2. Lista de cúmulos de galaxias a estudiar en el programa de doctorado.	73

Bibliografía

Abell, G. O. 1958, ApJS, 3, 211

Aller, L. H., et al. 1982, Landolt-Bornstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology,

Bessell, M. S. 2005, ARA&A, 43, 293

Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, A&A, 333, 231

Binney, J., & Merrifield, M. 1998, Galactic astronomy / James Binney and Michael Merrifield. Princeton, NJ : Princeton University Press, 1998. (Princeton series in astrophysics) QB857 .B522 1998.

Blackwell, D. E., & Shallis, M. J. 1977, MNRAS, 180, 177

Boehm-Vitense, E. 1981, ARA&A, 19, 295

Brandt, S. 1999, Data analysis : statistical and computational methods for scientists and engineers, Publisher: Berlin: Springer, 1999, Transl. by Glen Cowan, ISBN: 0387984984,

Butcher, H., & Oemler, A., Jr. 1978, ApJ, 226, 559

Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, ApJ, 345, 245

Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 1996, Institute for Mathematics and Its Applications,

Code, A. D., Bless, R. C., Davis, J., & Brown, R. H. 1976, ApJ, 203, 417

Cousins, A. W. J. 1976, MmRAS, 81, 25

Cousins, A. W. J. 1987, Monthly Notes of the Astronomical Society of South Africa, 46, 144

Crawford, D. L. 1975, PASP, 87, 481

Crawford, D. L., & Mander, J. 1966, AJ, 71, 114

BIBLIOGRAFÍA

- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, *A&A*, 389, 871
- Dotter, A., Chaboyer, B., Jevremović, D., Kostov, V., Baron, E., & Ferguson, J. W. 2008, *ApJS*, 178, 89
- Fitzpatrick, E. L. 1985, *ApJ*, 299, 219
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Golay, M. 1972, *Vistas in Astronomy*, 14, 13
- Gordon, K. D., & Clayton, G. C. 1998, *ApJ*, 500, 816
- Gordon, K. D., Clayton, G. C., Misselt, K. A., Landolt, A. U., & Wolff, M. J. 2003, *ApJ*, 594, 279
- Gray, R. O., & Corbally, C. J. 2009, *Stellar Spectral Classification by Richard O. Gray and Christopher J. Corbally*. Princeton University Press, 2009.,
- Grønbech, B., Olsen, E. H., & Strömgren, B. 1976, *A&AS*, 26, 155
- Gutiérrez, L., Colorado, E., Quiroz, F., Murillo, J.M., Sierra, G. & Schuster, W. 2004, *El fotómetro Strömgren del OAN-SPM*
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, 129, 431
- Hensberge, H., et al. 2007, *MNRAS*, 379, 349
- Howarth, I., & Lamers, H. J. G. 1999, *Journal of the British Astronomical Association*, 109, 347
- Howell, S. B. 2006, *Handbook of CCD astronomy*, 2nd ed., by S.B. Howell. Cambridge observing handbooks for research astronomers, Vol. 5 Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2006 ISBN 0521852153.
- Hughes, J., & Wallerstein, G. 2000, *AJ*, 119, 1225
- Ibarra-Medel, H. J. 2010, *Tesis de Maestría*, INAOE
- Johnson, H. L., & Morgan, W. W. 1953, *ApJ*, 117, 313
- Jordi, C., & Massana, E. 2008, *Lecture Notes and Essays in Astrophysics*, 3, 33
- Jordi, C., Ribas, I., Torra, J., & Gimenez, A. 1997, *A&A*, 326, 1044

- Kennicutt, R. C., Jr. 1992, *ApJS*, 79, 255
- Kennicutt, R. C., Jr. 1992, *ApJ*, 388, 310
- Kinney, A. L., Calzetti, D., Bohlin, R. C., McQuade, K., Storchi-Bergmann, T., & Schmitt, H. R. 1996, *ApJ*, 467, 38
- Kron, G. E., & Smith, J. L. 1951, *ApJ*, 113, 324
- Kurucz, R. L. 2004, Model atmospheres from <http://kurucz.harvard.edu/>
- Lanz, T., & Hubeny, I. 2003, *ApJS*, 146, 417
- Lebreton, Y. 2000, *ARA&A*, 38, 35
- Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1997, *A&AS*, 125, 229
- López-Cruz, O., Barkhouse, W. A., & Yee, H. K. C. 2004, *ApJ*, 614, 679
- Masana, 2004, Tesis doctoral Universidad de Barcelona.
- Masana, E., Jordi, C., & Ribas, I. 2006, *A&A*, 450, 735
- Massey, P. & Davis, L. 1992, *A User's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF*
- Maíz-Apellániz, J. 2004, *PASP*, 116, 859.
- Mata-Chávez M. D. 2008, Tesis de Licenciatura, Universidad de Guadalajara
- Misselt, K. A., Clayton, G. C., & Gordon, K. D. 1999, *ApJ*, 515, 128
- Moon, T. T., & Dworetzky, M. M. 1985, *MNRAS*, 217, 305
- Nicolet, B. 1978, *A&AS*, 34, 1
- Perryman, M. A. C., et al. 1995, *A&A*, 304, 69
- Prevot, M. L., Lequeux, J., Prevot, L., Maurice, E., & Rocca-Volmerange, B. 1984, *A&A*, 132, 389
- Rakos, K. D., & Schombert, J. M. 1995, *ApJ*, 439, 47
- Rakos, K., Schombert, J., & Odell, A. 2008, *ApJ*, 677, 1019
- Renzini, A., & Fusi Pecci, F. 1988, *ARA&A*, 26, 199
- Rufener, F. 1999, *VizieR Online Data Catalog*, 2169, 0

BIBLIOGRAFÍA

- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1988, *A&AS*, 73, 225
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1989, *A&A*, 221, 65
- Schuster, W. J., & Parrao, L. 2001, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 37, 187
- Shapley, H. 1914, *ApJ*, 40, 448
- Shapley, H. 1918, *ApJ*, 48, 154
- Smolčić, V., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 121
- Sparke, L. S., & Gallagher, J. S., III 2007, *Galaxies in the Universe: An Introduction*. Second Edition. By Linda S. Sparke and John S. Gallagher, III. ISBN-13 978-0-521-85593-8 (HB); ISBN-13 978-0-521-67186-6 (PB). Published by Cambridge University Press, Cambridge, UK, 2007.,
- Steindling, S., Brosch, N., & Rakos, K. D. 2001, *ApJS*, 132, 19.
- Straizys, V. 1979, *Dudley Observatory Reports*, 14, 215
- Strömgren, B. 1951, *AJ*, 56, 142
- Strömgren, B. 1966, *ARA&A*, 4, 433
- Tautvaišiene, G., & Edvardsson, B. 2002, *Ap&SS*, 280, 143
- Tautvaišiene, G., Edvardsson, B., & Bartašiūte, S. 2003, *Baltic Astronomy*, 12, 532
- Taylor, B. J., & Joner, M. D. 1992, *PASP*, 104, 911
- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. 2010, *A&A Rev.*, 18, 67
- Trumpler, R. J. 1929, *Publications of the Allegheny Observatory of the University of Pittsburgh*, 6, 45
- Yee, H. K. C. 1991, *PASP*, 103, 396 & López-Cruz(1999)]yee Yee, H. K. C., & López-Cruz, O. 1999, *AJ*, 117, 1985
- Wildey, R. L. 1964, *ApJS*, 8, 439