



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

DETERMINACIÓN DE LOS PARÁMETROS FÍSICOS DE LOS
CÚMULOS ABIERTOS NGC 1647 Y NGC 1778

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICO

P R E S E N T A :

NOMBRE DEL ALUMNO
CARLOS ALBERTO GUERRERO PEÑA

TUTOR
M. EN C. JOSÉ HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTÍN

2008



FACULTAD DE CIENCIAS
UNAM



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

*A mi madre Martha Peña Chávez
Gracias por todo
A ti te dedico no sólo mi trabajo, te dedico mi vida*

Te amo

*A ti Izaskun, te dedico mi trabajo
Te agradezco por todas nuestras inolvidables experiencias
Por caminar a mi lado
...Por todo*

*A mi querido hermano Daniel por todo el amor que me tienes
A mi papá que quiero tanto
A Alfonso, gracias por todo tu apoyo
A Cynthia por hacer nuestras vidas más interesantes*

*A todas las personas que me han apoyado
Acompañándome en la alegría de los triunfos
Suavizando el dolor de las tristezas
A ti Isa, gracias*

Agradecimientos

A mi asesor José H. Peña por todo su apoyo para la realización de esta tesis; por darme la maravillosa oportunidad de conocer San Pedro Mártir y enamorarme aún más de la astronomía.

Al Instituto de Astronomía de la UNAM por el beneficio que me dieron como estudiante. A todo el personal del Observatorio Astronómico Nacional por su apoyo para realizar las observaciones, sin su ayuda no lo hubiera logrado. Al proyecto PAPIIT IN108106 por el apoyo económico para realizar el viaje. A Jean Pierre Sareyan por enseñarme a usar el telescopio y compartir muchas cosas más.

Agradezco al Dr. Julio Martinell, a la Dra. Gabriela Murguía, al Dr. Edmundo Moreno y al Dr. Roberto Ortega por ser los sinodales de este trabajo.

A mi familia y mis amigos, a todos les agradezco su amistad y su cariño.

Finalmente quiero agradecer a la institución que me formó, no sólo como físico, sino como persona; la institución que maduró mi carácter y forjó mi criterio. La institución donde he pasado los mejores años de mi vida, los más felices y los más intensos. La institución que me arropó desde la preparatoria: la Universidad Nacional Autónoma de México.

Gracias a mi muy querida Universidad. No me queda más que decir que soy orgullosamente UNAM...

This research has made use of the WEBDA database, operated at the Institute for Astronomy of the University of Vienna.

Introducción	8
1. Estrellas	9
1.1 Características de las Estrellas	9
1.1.1 Clasificación	9
1.1.2 Brillo y Distancia	9
1.1.3 Temperatura superficial, Color y Espectro	12
1.1.4 Tamaños Estelares	15
1.1.5 Masas Estelares	16
1.1.6 Composición Química	17
1.1.7 Edad y Algunas Características Menores	18
1.2 Familias Estelares	18
1.2.1 Diagrama Hertzsprung – Russell	18
1.2.2 Agrupamientos Físicos de Estrellas	21
1.3 Mecanismos de Generación de Energía	21
1.3.1 Ciclo Protón – Protón	21
1.3.2 Ciclo CNO	23
1.4 Ecuaciones de Interiores	25
2. Evolución	26
2.1 El Nacimiento de las Estrellas	26
2.1.1 Las Estrellas y el Medio Interestelar	26
2.1.2 Fragmentación de Nubes de Gas	27
2.1.3 Contracción de una Estrella Individual	28
2.2 Fases de Evolución de las Estrellas	29
2.2.1 De la Protoestrella a la Secuencia Principal	29
2.2.2 Características de la Secuencia Principal	30
2.2.3 Evolución de las Estrellas Gigantes Rojas	31
2.2.4 Evolución de Novas y Enanas Blancas	34
2.2.5 Evolución de Supernovas	36
3. Cúmulos	37
3.1 Cúmulos Estelares	37
3.1.1 Cúmulos Globulares	38
3.1.2 Cúmulos Abiertos o Galácticos	39
3.1.3 Poblaciones Estelares	40
3.2 Método del Cúmulo en Movimiento: Las Híadas	42

3.3 Determinación de Distancia a Cúmulos mediante el Ajuste SP	46
4. Calibraciones con Fotometría de Strömgren	50
4.1 Sistemas Fotométricos	50
4.2 Sistema Fotométrico de Strömgren (<i>uvby-β</i>)	51
5. Datos Observacionales	58
5.1 Adquisición de Datos	58
5.1.1 Observaciones	58
5.1.2 Espectrofotómetro Danés	59
5.2 Reducción de Datos	62
6. Los Cúmulos Abiertos NGC 1647 y NGC 1778	64
6.1 Datos de la Literatura	64
6.2 Cúmulo Abierto NGC 1647	65
6.3 Cúmulo Abierto NGC 1778	67
7. Resultados	70
7.1 Valores Estándares	70
7.2 Índices de Strömgren	72
7.2.1 Cúmulo Abierto Alfa Perseo	73
7.3 Colores Intrínsecos y Diagramas Fotométricos	76
7.4 Parámetros Físicos	79
8. Conclusiones	85
Apéndice A. Fotometría de Johnson	86
Bibliografía	92

Introducción

Los cúmulos abiertos son conjuntos físicos de estrellas que se formaron al mismo tiempo, a partir de la misma nube de gas y polvo cósmico, y que permanecen unidas debido a su mutua atracción gravitacional. Representan ejemplos de estrellas de edad constante y comparable composición química intrínseca, importante en el estudio de la evolución y formación estelar.

Debido a su movimiento orbital alrededor de la Galaxia, son excelentes marcadores de los movimientos cinemáticos y dinámicos de la Vía Láctea. Es por ello que el estudio de los cúmulos abiertos es importante, pues permite conocer parámetros astrofísicos significativos para modelar desde la escala global de la Galaxia, hasta procesos en estrellas individuales pre secuencia principal y post secuencia principal.

Sin embargo, de muchos cúmulos vemos sólo algunas pocas estrellas brillantes, por lo que el problema de determinar la pertenencia es muy importante. Para ello, es necesario conocer la distancia, el enrojecimiento y la magnitud absoluta miembro a miembro.

Alrededor y dentro de los cúmulos, hay polvo y nubes de hidrógeno de densidad no uniforme, que son parte del material del cual se formaron; este material provoca enrojecimientos variables a lo largo de toda la región, que se reflejan en la dispersión de los diagramas estelares (diagramas Hertzsprung – Russell, diagrama color – color, diagrama magnitud – color, entre otros).

La fotometría de Johnson (UVB) para determinar parámetros físicos de cúmulos galácticos, permite conocer características generales de las asociaciones, mientras que con la fotometría de banda intermedia, podemos determinar características individuales. El presente trabajo tiene por objetivo estudiar dos cúmulos abiertos, NGC 1647 y NGC 1778, mediante la fotometría de Strömgren ($ubvy - \beta$), para determinar sus parámetros físicos: enrojecimiento, módulo de distancia, distancia y edad. Los resultados serán comparados con los obtenidos de la fotometría de Johnson, extraídos de la literatura.

Una vez conocidos los parámetros, determinaremos, en base a la distancia individual de las estrellas, si pertenecen a las asociaciones. Existen otras características importantes en el estudio de la evolución estelar; estas propiedades son la temperatura y la gravedad superficial. La relevancia de conocer la temperatura y la gravedad superficial de las estrellas, es que con ellas podemos determinar la edad de los cúmulos. Si podemos determinar la edad, la distancia y la magnitud absoluta de las estrellas componentes de un cúmulo estelar, lo habremos caracterizado completamente.

Este trabajo comienza definiendo un concepto fundamental: ¿qué son las estrellas y cómo las caracterizamos? Después se expone el proceso de evolución estelar y los tipos de asociaciones de estrellas que hay en el Universo. Una vez introducidos los conceptos básicos, se presenta el sistema fotométrico de Strömgren y se explica el proceso de observación para medir los índices fotométricos, y el proceso de reducción de los datos obtenidos. Finalmente, se hará un tratamiento analítico de los datos observacionales para determinar los parámetros físicos de las asociaciones.

1. ESTRELLAS

1.1 Características de las Estrellas

1.1.1 Clasificación

El estudio de la evolución estelar es un proceso que se manifiesta a través de una serie de cambios en una o más características del objeto estudiado. En astronomía, se denomina *evolución estelar* a la secuencia de cambios que una estrella experimenta a lo largo de su existencia. El primer paso para estudiar las propiedades de los cuerpos celestes es estudiar al mayor número posible de ellos, para después seleccionar ciertas características y usarlas como un sistema de clasificación. No obstante, el paso más básico es determinar cuáles de estas características sirven para que la clasificación resultante tenga un sentido físico importante. Lo anterior es de suma importancia pues estas características proveen un orden sistemático a la clasificación que resulta de considerarlas.

No hay duda de la evolución de las estrellas, de hecho, el proceso de clasificación presupone que los objetos clasificados cambian sus propiedades. Sin embargo, se han encontrado algunos objetos que no cumplen satisfactoriamente con las propiedades en común; aquéllos objetos extraños son importantes en astronomía pues son un claro indicio de que la concepción del Universo estático es equivocada, debemos buscar cambios graduales en las características de los objetos celestes.

Una estrella es una esfera de plasma auto gravitante, en un estado de equilibrio hidrostático o muy cercano a él, que genera energía en su interior de manera sostenida mediante reacciones termonucleares. La energía generada se emite al espacio en forma de radiación electromagnética y viento estelar.

En física, un plasma es un sistema que contiene un número significativo de partículas cargadas (iones) libres, cuya dinámica presenta efectos colectivos dominados por las interacciones electromagnéticas entre las mismas, diferenciándolo de este modo del estado gaseoso, en el que no existen efectos colectivos importantes. El equilibrio hidrostático se produce en un fluido en el que las fuerzas de presión y la gravedad están equilibradas. En el caso de una estrella, existe un equilibrio entre la fuerza de gravedad que actúa atrayendo el gas estelar hacia el centro y comprimiéndolo, y la variación radial de presión que actúa en sentido contrario intentando expandir el sistema. En condiciones normales la estrella está en equilibrio y adopta una forma esférica estable. En una estrella la presión tiene dos partes, una hidrostática y otra producida por la presión de radiación. La presión que sostiene a las estrellas es fruto de la liberación de energía en el centro de éstas por medio de reacciones de fusión nuclear.

Ahora, lo primero que tenemos que hacer es determinar cuáles de las características de las estrellas son fundamentales y cuáles son de importancia secundaria para su clasificación.

1.1.2 Brillo y Distancia

Las estrellas difieren de manera más obvia en el brillo, basta con echar una mirada al cielo durante una noche estrellada para darse cuenta de ello.

Desafortunadamente, el brillo de una estrella no puede ser medido directamente, pues no sólo depende de las características intrínsecas de las estrellas, sino también de su distancia con respecto del observador. Por lo tanto, si queremos saber qué tan brillante es una estrella, primero debemos determinar qué tan lejos está. Pero aquí tenemos otro inconveniente, uno de los problemas más difíciles en astronomía es precisamente el medir distancias. Más aún, dado un método, usualmente sólo es aplicable a un número restringido de estrellas.

Hay dos métodos en astronomía para medir distancias directamente. El primero de ellos puede ser usado con estrellas cercanas (aquéllas que no se encuentran más que algunos cientos de años luz¹ lejos del Sol), es el método de *paralaje*. Según la Tierra viaja alrededor del Sol cada año, su posición, digamos a medio verano y medio invierno puede ser pensada como equivalente a la derecha y a la izquierda del Sol (figura 1). Entonces, una estrella cercana oscilará hacia adelante y hacia atrás en el contexto de las estrellas más distantes. En este caso, la magnitud de oscilación dependerá de la distancia de la estrella. Por lo tanto, la distancia puede ser estimada midiendo la oscilación con respecto a las estrellas de fondo. Una estrella que se encuentra a 300 años luz de distancia tiene una oscilación tan pequeña que es virtualmente indetectable, lo que representa un límite superior más allá del cual resulta impracticable medir distancias con el método de paralaje.

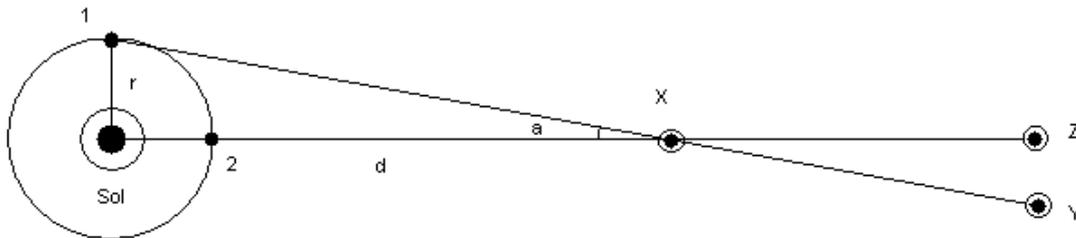


Figura 1. Paralaje estelar. Según la Tierra se mueve del punto 1 al punto 2 en su órbita alrededor del Sol, la estrella X parece cambiar de posición, primero parece estar frente a la estrella Y, y después frente a la estrella Z. El ángulo a es el paralaje de la estrella X.

Denominamos r a la distancia entre el Sol y la Tierra, equivale a una unidad astronómica: $1UA = 150 \times 10^6 \text{ km}$ entonces

$$\tan a = \frac{1UA}{d} \quad (1)$$

Pero a es muy pequeño por lo que $\tan a \approx a$, tenemos entonces

$$d = \frac{1UA}{a} \quad (2)$$

Si a es un segundo de arco, entonces $\tan a = 4.8 \times 10^{-6}$ y por lo tanto $d = 3.084 \times 10^{13} \text{ km}$, es la distancia a la que se encontraría un objeto celeste cuando su paralaje fuera 1 segundo de arco. A esta distancia se le conoce como *pársec* o *pc*.

¹ El año luz – la distancia que viaja la luz en el vacío en un año – es una unidad conveniente en astronomía. Es igual a $9.46 \times 10^{12} \text{ km}$ (poco menos de diez billones de kilómetros). Un año-luz no es una unidad de tiempo, sino de longitud.

Una vez que se ha establecido la distancia a una estrella, y se ha medido su brillo aparente, podemos conocer el brillo real de la estrella, es decir, su *brillo intrínseco* pues depende de ambas cantidades.

El otro método para determinar distancias en astronomía está dirigido a aquellas estrellas que se encuentran a más de 300 años luz del Sol (que son la abrumadora mayoría de las estrellas). En este método, se escoge un tipo específico de estrella, una fácilmente reconocible; después es necesario determinar su distancia y brillo intrínseco, tal vez con el método de paralaje. Entonces, siempre que se encuentra una estrella del mismo tipo, pero a gran distancia, una comparación entre su brillo aparente y el brillo intrínseco conocido de la estrella ejemplo nos dice qué tan lejos está.

Hasta ahora hemos destacado la diferencia entre *brillo aparente*, que es el que medimos, y brillo intrínseco o *brillo absoluto*. Aún cuando las diferencias en distancia han sido eliminadas, de forma que sólo tratamos con los brillos absolutos, encontramos que las estrellas difieren tremendamente de una a otra en su brillo; el rango de variación es tan grande que resulta impráctico hablar del brillo intrínseco para hacer comparaciones. En lugar de hablar del brillo de las estrellas, hablamos de su *magnitud*. Una estrella tiene una magnitud más que otra si es cerca de dos y media veces más luminosa.

El concepto de magnitudes estelares data desde las observaciones hechas por Hiparco (~130 a.C.) y Ptolomeo (~150 d.C.), quienes clasificaron las estrellas visibles al ojo humano (sin ningún instrumento) en seis grupos de acuerdo con su brillantez. A cada grupo le asignaron lo que ellos llamaron una magnitud; así, a las estrellas más brillantes las clasificaron con magnitud 1 y a las más débiles las clasificaron como magnitud seis. Siglos después, John Herschel (~1827) encontró que el cociente de las intensidades o flujos entre las estrellas de primera magnitud y sexta magnitud era de 100:1

$$\frac{b_1}{b_6} = 100. \quad (3)$$

la escala de magnitudes aparentes es logarítmica; dos estrellas que difieren en una magnitud, tendrán la siguiente diferencia en brillo

$$\frac{b_1}{b_2} \times \frac{b_2}{b_3} \times \dots \times \frac{b_5}{b_6} = 100 \Rightarrow \left(\frac{b_1}{b_2} \right)^5 = 100 \quad \therefore \frac{b_1}{b_2} = 2.512. \quad (4)$$

En general, los brillos aparentes de dos estrellas n y m , están relacionados con sus magnitudes aparentes de la siguiente forma

$$\frac{b_m}{b_n} = 10^{(2.5)(n-m)}, \quad m \geq n. \quad (5)$$

Las magnitudes en términos de los brillos están dadas por la siguiente ecuación

$$n - m = 2.5 \log \left(\frac{b_m}{b_n} \right). \quad (6)$$

De la expresión (6) se aprecia que no se puede determinar la magnitud de una estrella a menos que se haga con respecto a otra, que en este caso se denota como m . Sabemos que la luminosidad varía como la distancia al cuadrado, es decir, las luminosidades para una estrella de referencia y otra en general serían

$$L_m = 4\pi R_m^2 \sigma T_m^4, \quad (7)$$

y

$$L_n = 4\pi R_n^2 \sigma T_n^4.$$

Si suponemos que tienen la misma luminosidad $L_m = L_n = L$, entonces los flujos están relacionados sólo con las distancias

$$\frac{b_m}{b_n} = \left(\frac{R_n}{R_m} \right)^2. \quad (8)$$

Sustituyendo la expresión de flujo en términos de magnitudes, tenemos

$$m_n - m_m = 5 \log \left(\frac{R_n}{R_m} \right). \quad (9)$$

Para comparar la magnitud aparente de una estrella con otra necesitamos referir la magnitud intrínseca de la estrella a una distancia estándar, adoptada como 10pc (32.6años luz). A esta magnitud se le denomina *magnitud absoluta* M . Así,

$$m - M = 5 \log \left(\frac{R}{10} \right) \Rightarrow M = m + 5 - 5 \log R. \quad (10)$$

Si m y M se refieren a la misma estrella, siendo m la magnitud aparente (observada) y M la magnitud absoluta, entonces la expresión $m - M$ se conoce como *módulo de distancia*. La distancia R se puede expresar como

$$\log R = \left(\frac{m - M}{5} \right) + 1. \quad (11)$$

En la práctica no se puede calcular la magnitud absoluta de una estrella a menos que se conozca su distancia, y ésta expresión da un método para conocerla.

1.1.3 Temperatura superficial, Color y Espectro.

Si miramos las estrellas a través de un telescopio, o incluso con un par de binoculares, pronto observaremos que las estrellas también difieren en el color. Algunas son azules casi blancas, algunas son rojas, y algunas varían entre estos dos colores. Las diferencias en color se deben a diferencias en temperatura; podemos deducir por nuestra experiencia con objetos calientes, que las estrellas azules o blancas tienen temperaturas superficiales más elevadas que las estrellas rojas. El color de una estrella se obtiene usualmente examinando su luz a través de filtros de color, uno rojo y uno azul por ejemplo (figura 2). La estrella roja aparecerá muy brillante en el filtro rojo, pero muy

débil en el filtro azul, y lo opuesto para la estrella azul. La inspección hoy en día no se hace con el ojo humano, sino con detectores fotoeléctricos.

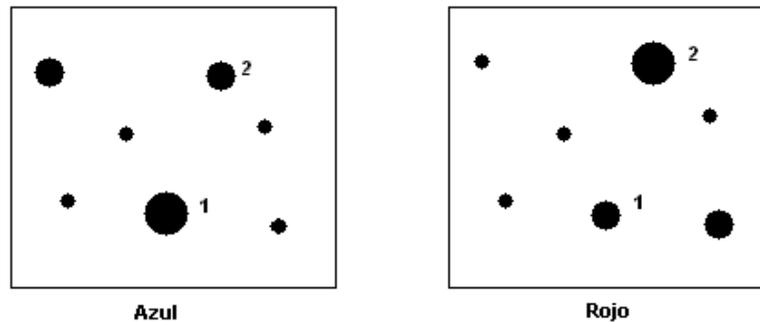


Figura 2. Un campo de estrellas fotografiado sucesivamente con filtros para luz azul y luz roja. La estrella 1 es una estrella típica azul, la estrella 2 es una típica estrella roja.

Un método más complicado para obtener temperaturas estelares depende del espectro de la luz estelar. Si ponemos un prisma al final del telescopio y lo apuntamos a una estrella, encontraremos que la imagen de la estrella está dibujada como una línea de colores que va desde el rojo en un extremo, pasando por el amarillo, verde, azul y violeta en el otro extremo. Éste es un espectro estelar; normalmente la luz de las estrellas se hace pasar primero por una rendija para obtener bandas en lugar de líneas, si analizamos en detalle estas bandas encontraremos que hay líneas oscuras, que corresponden a longitudes de onda donde no hay luz. Según la radiación del interior de la estrella viaja hacia la superficie estelar, los átomos presentes en la región superficial absorben parte del flujo, lo que produce las líneas de absorción. La habilidad de un átomo para absorber radiación depende de la temperatura de sus alrededores. Para cada átomo particular, hay una temperatura a la cuál absorbe radiación de forma más eficiente; a muy altas temperaturas puede suceder que el átomo se comience a ionizar, y a muy bajas temperaturas puede ser que no sea suficientemente excitado para dar un salto cuántico y emitir radiación. De tal modo que estudiando el espectro estelar podemos determinar la temperatura superficial de las estrellas.

El rango de temperaturas superficiales que se ha medido es relativamente pequeño; algunas de las estrellas más calientes que se conocen tienen una temperatura superficial de 50 000 – 100 000K, mientras que las más frías tienen cerca de 3 000 K, es decir, las temperaturas superficiales varían por un factor de cien, que es mucho menos que la variación en brillo estelar.

Dado que cada átomo produce líneas de absorción más eficientemente a cierta temperatura, y como esta temperatura es diferente para cada tipo de átomo, se tiene que la apariencia del espectro estelar cambia considerablemente con la temperatura superficial de las estrellas. Se ha encontrado que es conveniente agrupar a las estrellas en base a su espectro; cada grupo corresponde a un cierto rango de temperaturas. Las astrónomas Cannon y Pickering trabajaban para el Observatorio del Colegio de Harvard. Siguieron un orden alfabético determinado principalmente por la intensidad decreciente de las líneas de absorción del átomo de hidrógeno. Una estrella de clasificación A indica una estrella con líneas intensas de hidrógeno; una estrella de clasificación B indica una estrella con líneas menos intensas y así sucesivamente.

El astrofísico Saha, sin embargo, se dio cuenta que el orden alfabético no necesariamente ordenaba a las estrellas en orden de temperatura superficial. Saha

mostró que las estrellas de clasificación O tenían muy débiles las líneas de absorción de hidrógeno porque tenían una temperatura tan elevada que casi todo su hidrógeno estaba ionizado. Por otro lado, las estrellas de clasificación M (muy cercanas en orden alfabético a las tipo O) tenían muy débiles sus líneas de hidrógeno porque tenían tan baja temperatura que el gas no estaba en condiciones de absorber los fotones que dan origen a las líneas de hidrógeno. Este método de identificación es llamado la *Clasificación de Harvard*, pues fue propuesto en esa Universidad. El cuadro de abajo relaciona los rangos de temperatura involucrados para cada tipo espectral.

Clasificación de Harvard	O	B	A	F	G	K	M
Rango de Temperaturas	50 000-	25 000-	11 000-	7 500-	6 000-	5 000-	
K	25 000	11 000	7 500	6 000	5 000	3 500	3 500-

Se aprecia que las estrellas más calientes (frecuentemente llamadas *estrellas tempranas*) cubren un rango de valores mucho mayor que las estrellas más frías (llamadas *estrellas tardías*). La figura 3 muestra las bandas espectrales de los distintos tipos de espectros estelares.

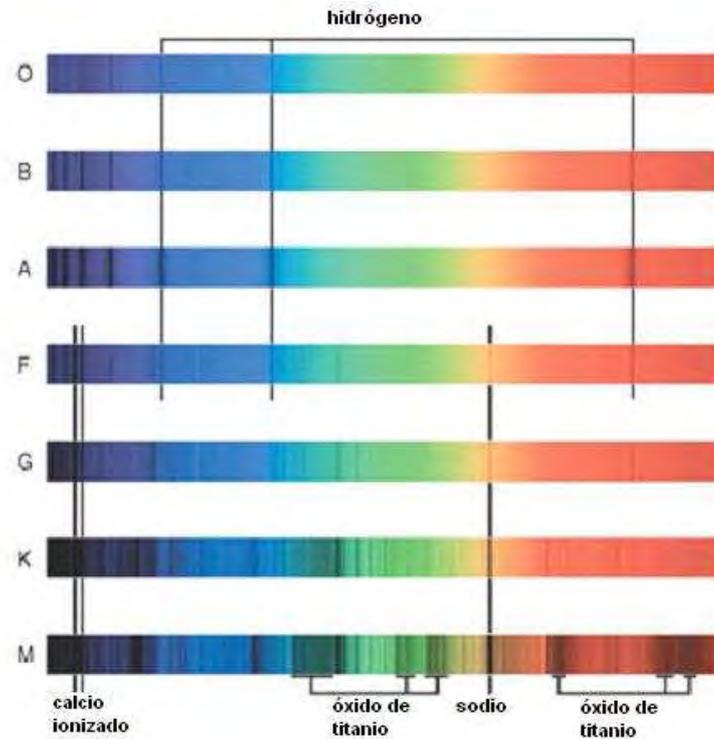


Figura 3. Tipos espectrales: las líneas de absorción que se observan en el espectro continuo se deben a los átomos presentes en las atmósferas estelares. En las estrellas más calientes, se aprecia que el hidrógeno está casi completamente ionizado, mientras que en las estrellas frías, no está en condiciones de absorber.

Las estrellas son consideradas como cuerpos negros pues la energía de la radiación que emiten es sólo función de su temperatura, es decir, obedecen la Ley de Radiación de Planck

$$B_{\nu} = \frac{8\pi h \nu^3}{c^3 \left(e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1 \right)}. \quad (12)$$

Las unidades de la ecuación 12 son $[B_{\nu}] = Wm^{-2}Hz^{-1}sr^{-1}$. La figura 4 muestra una representación gráfica de la distribución de la radiación y el máximo de la intensidad que se va desplazando con la temperatura, a una frecuencia máxima.

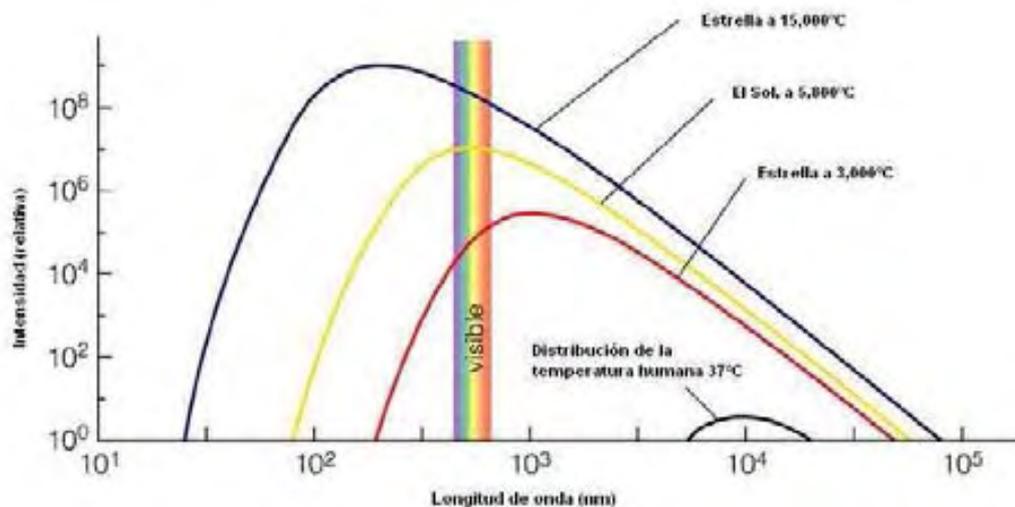


Figura 4. Distribución de Planck. Los objetos más calientes emiten más radiación en todas las longitudes de onda, y la luz que emiten tiene menor longitud de onda que la de los objetos más fríos, es decir, mayor frecuencia.

1.1.4 Tamaños Estelares

Así como las estrellas difieren ampliamente en brillo y temperatura superficial, también difieren considerablemente en tamaño. Las observaciones han demostrado que hay estrellas varios cientos de veces más grandes que el Sol, pero también hay estrellas que tienen menos de un centésimo de su tamaño. Los astrónomos han dado nombres a los diferentes tipos de estrellas dependiendo de sus características, y el tamaño es uno de los criterios usados para nombrarlas. Por ejemplo, estrellas que son de diez a cien veces más grandes que el Sol son llamadas *gigantes*; estrellas aún más grandes son llamadas *súper gigantes*. El tamaño de las estrellas, la temperatura superficial y su brillo son características que están relacionadas. Mientras más grande sea la estrella, será mayor su superficie, y por lo tanto, habrá mayor superficie de radiación. Similarmente, estrellas con gran temperatura superficial emiten más energía que estrellas de tamaño comparable, pero de menor temperatura. Se tiene entonces que una estrella grande y caliente será extremadamente brillante, mientras que una pequeña y fría será considerablemente débil; por otro lado, una estrella grande y fría podría emitir la misma cantidad de energía que una estrella pequeña pero muy caliente. La siguiente tabla muestra la clasificación completa que incluye el tipo espectral y la clase de luminosidad.

Tabla 1
Clasificación espectral y clase de luminosidad

<i>Espectro</i>	<i>Temperatura K</i>	<i>Color</i>	<i>Luminosidad</i>	<i>Descripción</i>
O	50 000	muy azul	0	muy brillante, súper gigante
B	20 000	azul blanco	I	luminosas súper gigantes
A	10 000	blanco	II	menos luminosas que súper gigantes
F	8 000	amarillo blanco	III	brillantes gigantes
F	7 000	amarillo blanco	IV	Subgigantes
G	6 000	amarillo	V	secuencia principal ²
K	4 000	naranja	V	secuencia principal
M	3 000	rojo	V	secuencia principal

² En la sección 2.2 se explica a detalle qué es la secuencia principal.

Los tamaños estelares abarcan el siguiente rango que va desde las estrellas más pequeñas a las más grandes

$$0.1R_{Sol} - 1000R_{Sol}$$

1.1.5 Masas Estelares

La determinación de las masas estelares representa otro de los grandes retos en astronomía; el único método para determinar la masa de las estrellas es por medio de otras estrellas. Cerca de la mitad de las estrellas en el Universo se encuentran en sistemas binarios; dos estrellas girando una alrededor de la otra se mantienen juntas debido a la misma fuerza que mantiene a la Tierra girando alrededor del Sol: la mutua atracción gravitacional. Esta fuerza depende sólo de la distancia a la que se encuentran entre ellas y de sus masas.

Existen tres tipos de sistemas binarios; el primer sistema es llamado *sistema binario de estrellas eclipsantes*. De la pura observación es posible medir directamente cuánto tiempo les toma a las estrellas completar un ciclo, observando la variación en el flujo de luz del sistema (este tiempo es el *período* T del sistema binario). Si podemos determinar la distancia r entre las dos estrellas en el sistema, y podemos determinar, en base a su espectro, qué tan rápido se mueven (ecuación 14), entonces podemos determinar el tamaño de la órbita. Sabiendo esto, es posible determinar las masas estelares usando las Leyes de Newton:

$$T^2 = \frac{4\pi^2}{G(M_1 + M_2)} r^3 \quad (13)$$

$$v = \frac{2\pi r}{T} \quad (14)$$

El segundo tipo de sistemas binarios es el *sistema binario de estrellas visuales*. Las binarias visuales son estrellas que se encuentran en sistemas binarios lo suficientemente alejadas como para determinar la distancia entre ellas observándolas directamente; conociendo el tamaño de la separación, podemos determinar el período también por medio de las observaciones y con ello, aplicando la ecuación 13, conocer las masas de las estrellas componentes del sistema.

El tercer tipo de sistemas binarios es el *sistema binario de estrellas espectroscópicas*. En este sistema las estrellas se encuentran muy cerca entre ellas, por lo que no es posible identificarlas como un conjunto sino como una sola estrella. Al analizar el espectro, se observa que es doble, es decir, hay dos estrellas orbitando. Los estudios muestran un corrimiento Doppler periódico de las líneas espectrales de una de las estrellas: cuando se acerca al observador, las líneas espectrales se corren hacia el azul, y cuando se aleja, las líneas se corren hacia el rojo. Ésta es la característica principal de las binarias espectroscópicas, midiendo el período de variación de las líneas, es posible determinar el período y la separación entre las estrellas componentes del sistema, a partir de la velocidad obtenida del corrimiento Doppler.

El mayor problema que tienen estos métodos de determinación de las masas estelares es que los dos componentes de la mayoría de los sistemas binarios están

demasiado cerca, por lo que su interacción gravitacional es muy fuerte, tan fuerte que incluso pueden extraer material de sus superficies. Esto ocasiona que las medidas sean muy complicadas e incluso inutilizables.

Las masas estelares abarcan el siguiente rango, que va desde las estrellas menos masivas hasta las más masivas:

$$0.08M_{Sol} - 100M_{Sol}$$

El siguiente cuadro es un resumen de las propiedades físicas de las estrellas:

Luminosidad: <i>a partir del brillo y la distancia</i>
$10^{-4} L_{Sol} - 10^6 L_{Sol}$
Temperatura: <i>a partir del color y el espectro</i>
$3\ 000\ K - 50\ 000\ K$
Masa: <i>a partir del período T y la separación promedio r</i>
$0.08M_{Sol} - 100M_{Sol}$
Radio: <i>a partir de la luminosidad y la temperatura</i>
$0.1R_{Sol} - 1000R_{Sol}$

1.1.6 Composición Química

Otra característica importante de las estrellas es su composición química, es decir, cuáles elementos químicos están presentes en las estrellas y cuáles son sus proporciones relativas. Para determinar qué cantidad de determinado elemento está presente en la estrella, debemos referirnos a la cantidad de luz que ese elemento absorbe en la superficie estelar. Pero la absorción de radiación depende de otros factores además de la abundancia relativa; como vimos, depende de las condiciones dentro de la superficie estelar (de la temperatura y la presión).

Las abundancias relativas de elementos presentes varían mucho de una estrella a otra; las variaciones en la cantidad de elementos pueden ser tan grandes que incluso pueden producir diferencias en el color aparente de otras estrellas similares, esto debido a que las líneas de absorción disminuyen más la intensidad de la radiación en la región violeta del espectro que en la roja.

Una de las características más importantes de las abundancias químicas en diferentes estrellas es el alto grado de uniformidad. Otra característica importante es la gran preponderancia de hidrógeno y helio; una estrella típica como el Sol tiene cerca de tres cuartas partes de su masa en la forma de hidrógeno y mucha de la masa restante en forma de helio, todos los otros elementos juntos sólo contribuyen un dos por ciento del total de la masa. Un ejemplo de la atmósfera solar que contuviera trescientos átomos de hidrógeno, tendría cerca ochenta átomos de helio y no más de otros dos átomos.

La determinación de abundancias relativas de elementos comparte la misma desventaja que presenta la determinación de temperaturas: las medidas que se hacen se refieren sólo a las características superficiales de las estrellas.

1.1.7 Edad y Algunas Características Menores

Sin importar cómo evolucionan las estrellas, el intervalo de tiempo entre su nacimiento y su estado actual debe ser un factor determinante; para nosotros es fácil seguir la vida de un animal o una planta desde su nacimiento hasta su muerte, pero nos es imposible seguir un desarrollo similar para las estrellas. En términos de cambios astronómicos, el tiempo de vida humana es prácticamente nada. Hasta cierto punto, la descripción del conocimiento de las edades estelares es un poco oscuro, pero como veremos más adelante, es posible hacer estimaciones indirectas de la edad de las estrellas.

Hemos descrito las características estelares más importantes y que se pueden medir con relativa facilidad, pero hay algunas otras características que sería conveniente conocer, pero que no se pueden medir con precisión o que sólo se pueden medir para algunas pocas estrellas. Por ejemplo, sería útil saber cómo está distribuido el material dentro de las estrellas; saber si las estrellas son densas en el centro y rarificadas hacia la superficie, o si tienen una variación uniforme en la densidad que decrece desde el centro hasta la superficie. La única forma de conocer esta información es por medio de los sistemas binarios en los que la interacción entre las estrellas es tan grande que hay un intercambio de materia entre ellas.

1.2 Familias Estelares

1.2.1 Diagrama Hertzsprung – Russell o diagrama H – R

El brillo y la temperatura superficial son las dos características estelares más fáciles de medir, es por ello que son las más usadas para diferenciar una estrella de otra, aunque no las únicas. La forma más útil de mostrar esas diferencias es mediante un diagrama; como vimos, todas las características físicas de las estrellas están relacionadas de alguna forma: la temperatura con el color, el tamaño con la luminosidad, la luminosidad con la masa, la masa con el brillo, etcétera.

El diagrama H – R fue inventado por los astrónomos Hertzsprung y Russell, coloca las estrellas de forma estadística. Es útil para observar propiedades globales de muchas estrellas; es posible colocar las propiedades de diferentes grupos de estrellas, ya sea que estén en una región determinada del cielo o que sean estrellas individuales. Resaltará la posición de la estrella dependiendo de sus características al momento de la observación. La posición de una estrella en el diagrama H – R depende, en general, de dos propiedades de la estrella: a) de sus características intrínsecas (dimensión, masa, composición química, etc.) y b) de sus características de acuerdo al tiempo de vida.

El diagrama Hertzsprung – Russell se utiliza para estudiar la evolución de las estrellas, pues al paso del tiempo cambian sus condiciones físicas (temperatura, diámetro, presión, luminosidad, etc.) y por lo tanto se colocan en regiones diferentes del diagrama.

Construimos el diagrama H – R graficando los valores de las magnitudes estelares en uno de los ejes, contra el color en el otro eje, por ejemplo. Debemos notar que la magnitud de una estrella depende del logaritmo de su brillo, mientras que el color, o tipo espectral, depende del logaritmo de la temperatura superficial, debido a

esto, distancias iguales a lo largo de la gráfica representan cocientes iguales de las cantidades relacionadas. La temperatura superficial en el diagrama, contrario a las prácticas científicas normales, crece de la derecha hacia la izquierda. La siguiente figura representa el diagrama H – R:

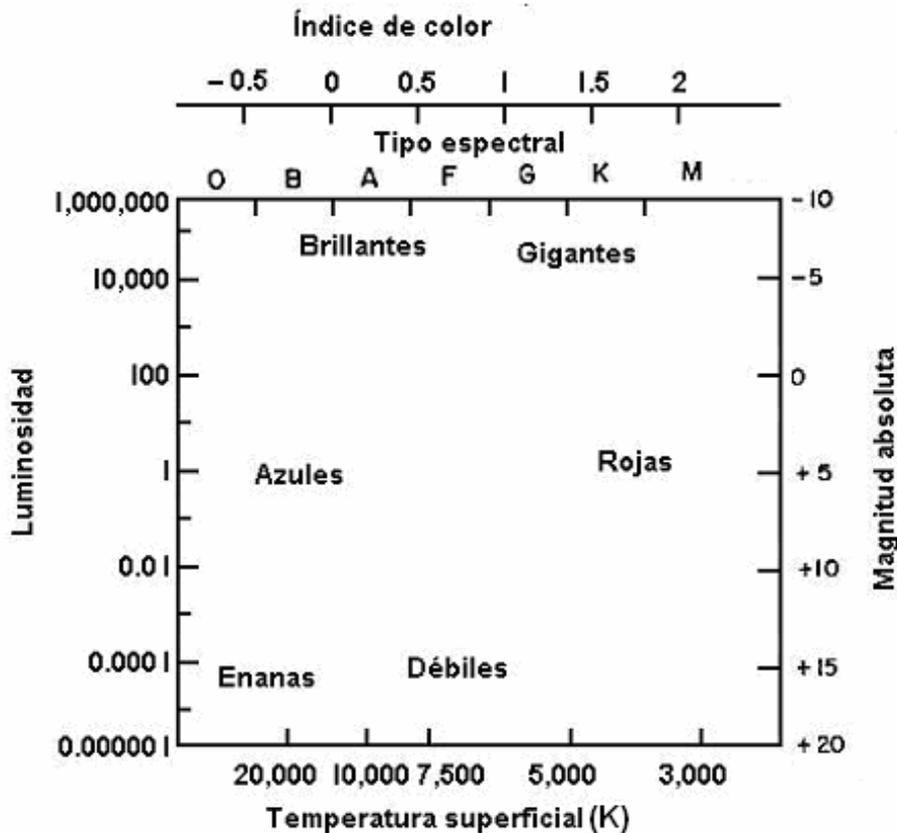


Figura 5. Diagrama Hertzsprung – Russell. La luminosidad está dada como fracción de la luminosidad del Sol.

Hemos visto que el brillo y la temperatura superficial están relacionados con el tamaño estelar, así que el diagrama H – R nos da información relacionada con el tamaño. La figura 5 muestra esta relación: se ve que el tamaño de las estrellas se incrementa con la distancia desde la región inferior izquierda del diagrama. Es frecuente dividir a las estrellas en diferentes tipos de acuerdo con su posición en el diagrama; por ejemplo, las estrellas ubicadas en la esquina superior derecha son las más grandes, sin embargo tienen baja temperatura superficial y por lo tanto son llamadas *gigantes rojas*. Por otra parte, las estrellas ubicadas en la esquina inferior izquierda son muy pequeñas, pero también son muy calientes por lo que son llamadas *enanas blancas*. Cuando graficamos un número grande de estrellas en el diagrama, se encuentra que la gran mayoría de ellas cae a lo largo de una línea diagonal que va desde la esquina inferior derecha a la esquina superior izquierda. Esta zona ha sido llamada la **secuencia principal**. El Sol es un miembro de la secuencia y se sitúa cerca de la parte central del diagrama.

La figura 6 es una representación visual de algunas de las estrellas que se conocen de acuerdo con su color, temperatura superficial, tamaño, masa, etc. Lo más notable de la figura es que las estrellas no están distribuidas al azar, sino agrupadas en ciertas regiones. La figura 7 muestra las regiones más importantes.

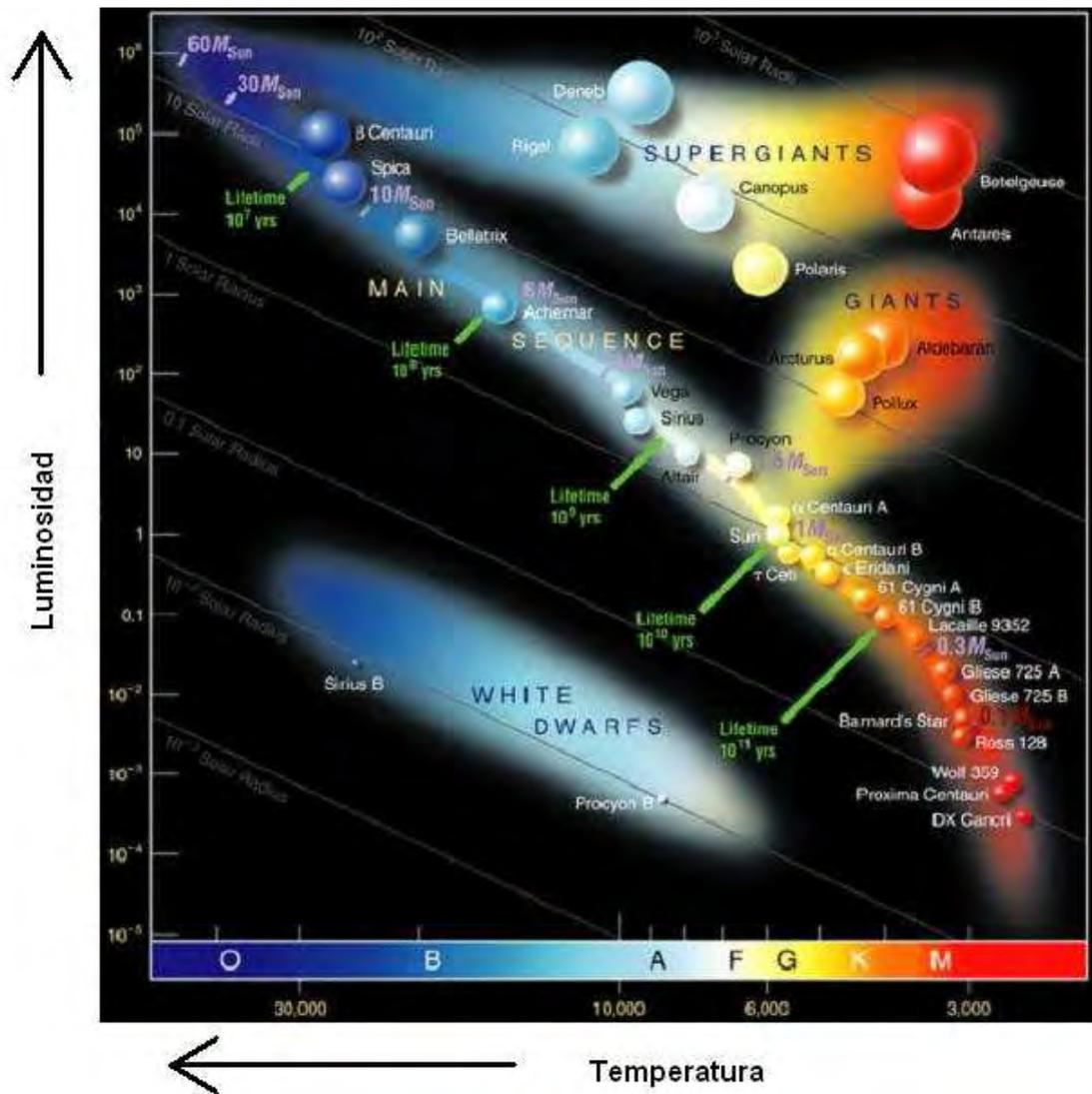


Figura 6. Diagrama Hertzsprung – Russell.

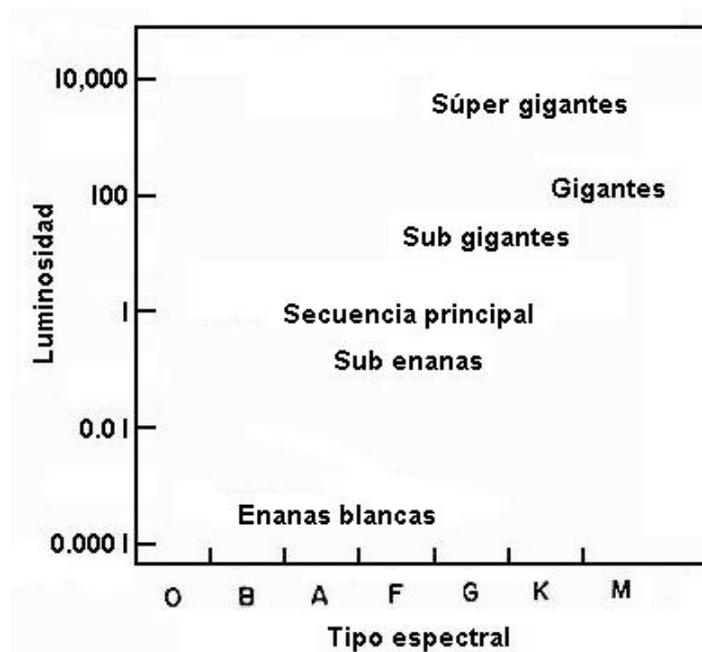


Figura 7. Diagrama H – R que muestra las divisiones principales de los tipos de estrellas.

Los diferentes grupos de estrellas en el diagrama no están igualmente poblados. El mayor número de ellas, por mucho, cae dentro de la secuencia principal. Las gigantes rojas forman otro grupo prominente. Hay muy pocas estrellas brillantes en la región de las súper gigantes, y un grupo de estrellas muy débiles en la base del diagrama. Aparte de estos grupos, hay algunas estrellas dispersadas en otras partes de la gráfica que se distinguen por su tamaño. Las estrellas en la secuencia principal son llamadas “enanas” (aunque las estrellas en la parte superior de la secuencia son marcadamente mayores que aquéllas al final de la secuencia). Cualquier estrella a la derecha de la secuencia principal entra dentro de la categoría general de las estrellas gigantes. Una estrella cien veces mayor que el Sol es llamada gigante, si es mil veces más grande, es llamada súper gigante; si es diez veces mayor que el Sol entonces es una estrella subgigante. Igualmente, una estrella debajo de la secuencia principal, pero por arriba de las enanas blancas es llamada una subenana.

1.2.2 Agrupamientos Físicos de Estrellas

Idealmente, en nuestro afán por agrupar a las estrellas en familias, desearíamos examinar todas las estrellas en el Universo, pero en la práctica es imposible; aparte de todas las dificultades que se presentan, el número de estrellas involucrado es prácticamente infinito. Lo que hacemos es buscar agrupamientos físicos de estrellas en el cielo. Podemos aislar una de estas pequeñas regiones del Universo para tratar de examinar el mayor número posible de su contenido estelar. Afortunadamente, las estrellas sí están agrupadas en unidades de manera natural, las cuales podemos estudiar de manera razonable como entidades separadas: estas unidades son las galaxias³. Una galaxia de gran dimensión puede contener varios miles de millones de estrellas, nuestro Sol mismo se encuentra al borde de una gran galaxia, la Vía Láctea. Desde nuestra ubicación observamos las estrellas dentro de nuestra Galaxia y tratamos de separarlas en diferentes tipos de familias, después, limitados por el poder de los telescopios, debemos examinar otras galaxias para ver si contienen familias estelares similares o diferentes.

Nuestra Galaxia es una galaxia espiral, es decir, consiste de un extraordinario número de estrellas que forman un núcleo central del cual se desprenden una serie de brazos espirales. Los brazos espirales contienen estrellas, como el núcleo central, pero también tienen nubes de gas y polvo que no se presentan en el núcleo. Hay otra diferencia inmediata: las estrellas más brillantes en el núcleo son rojas, las cuales dan al centro de las galaxias su típica coloración rojiza, pero las estrellas más brillantes en los brazos son azules, por lo que en general los brazos tienen una apariencia azulosa.

El conjunto de núcleo y brazos espirales es considerablemente aplanado considerando la sección transversal de la Galaxia, como resultado, cuando miramos al cielo en la noche, vemos la sección transversal de la Galaxia como una banda delgada que atraviesa el cielo, ésa es la Vía Láctea (figura 8).

Las nubes de gas y polvo (el *medio interestelar*) son de considerable interés en la evolución estelar pero también representan un obstáculo al realizar observaciones. El problema es que el polvo oculta la luz de las estrellas; debido a esto, no podemos estudiar un conjunto al azar de estrellas en la Galaxia como desearíamos, sino que sólo podemos estudiar aquéllos que son visibles desde nuestra posición.

³ Las galaxias son gigantes conglomerados de miles de millones de estrellas, gas, polvo, radiación y campos magnéticos; desde el punto de vista del Universo, son sus mínimas unidades estructurales.

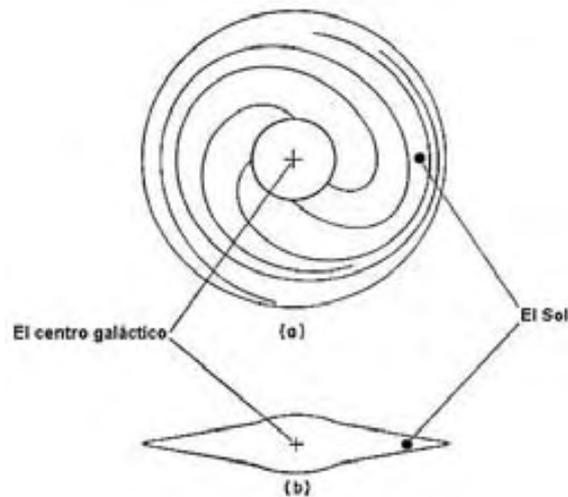


Figura 8. (a) Plano de la Galaxia y (b) sección transversal.

1.3 Mecanismos de Generación de Energía

1.3.1 Ciclo Protón – Protón

Hasta poco antes de la Segunda Guerra Mundial, el origen de la energía estelar era un misterio. Ahora es de conocimiento general que las estrellas generan su energía a partir de reacciones de fusión nuclear que tienen lugar en el centro de las estrellas.

Como se ha dicho, el centro de una estrella está muy caliente. La mayoría de los átomos en las regiones centrales están completamente fragmentados en partículas subatómicas; estas partículas se mueven a velocidades tan altas que frecuentemente chocan entre ellas. Los electrones no son afectados por las colisiones, pero los núcleos atómicos pueden interactuar bajo estas condiciones. Los núcleos más ligeros interactúan más rápidamente que los núcleos pesados, aunque lo anterior sólo es parcial debido a que se mueven más rápido. También es parcial debido a que todos los núcleos tienen carga positiva. Los núcleos más pesados tienen mayor carga eléctrica que los núcleos ligeros; cuando se aproximan entre ellos experimentan una fuerza de repulsión aún mayor, lo que previene que haya interacción.

En general podemos decir que una estrella mantiene su temperatura central lo suficientemente caliente para que los elementos más ligeros presentes interactúen. El elemento más ligero presente en el centro del Sol es el hidrógeno. El núcleo de hidrógeno (un protón) choca más frecuentemente y con más energía que cualquiera de los otros elementos, por lo que es el elemento que interactúa (el tiempo de interacción es increíblemente lento para nuestros estándares: un protón tendrá que esperar, en promedio, más de mil millones de años antes de que haya una reacción de fusión con otro protón. Sin embargo, el Sol contiene tanto hidrógeno que estas intrínsecamente raras interacciones producen cientos de miles de millones de caballos de fuerza).

Cuando un protón interactúa con otro protón, producen primero el isótopo pesado de hidrógeno, que conocemos como deuterio. El deuterio interactúa rápidamente con otro protón para producir un isótopo ligero de Helio (He^3). El estado final del proceso puede tomar varios caminos, una posibilidad es que dos de los núcleos de He^3 interactúen para producir un núcleo de helio He^4 más dos protones. Cualquiera que sea

el paso final, el resultado de la interacción es producir un núcleo de helio de cuatro protones. Pero cuatro protones pesan 0.7% más que un núcleo de helio, es decir, la interacción produjo masa. Como Albert Einstein demostró a principios del siglo XX, la masa se transforma en energía, así que el déficit de masa producto de la interacción de protones genera energía. La energía puede aparecer en varias formas, puede aparecer como radiación de muy alta frecuencia, puede aumentar la velocidad de las interacciones, una parte puede ser usada para crear nuevas partículas subatómicas. Todo el proceso desde la interacción inicial de dos protones hasta la producción final de un núcleo de helio es llamado el *ciclo protón – protón*.

La siguiente figura es un esquema de las reacciones que tienen lugar en la cadena protón – protón:

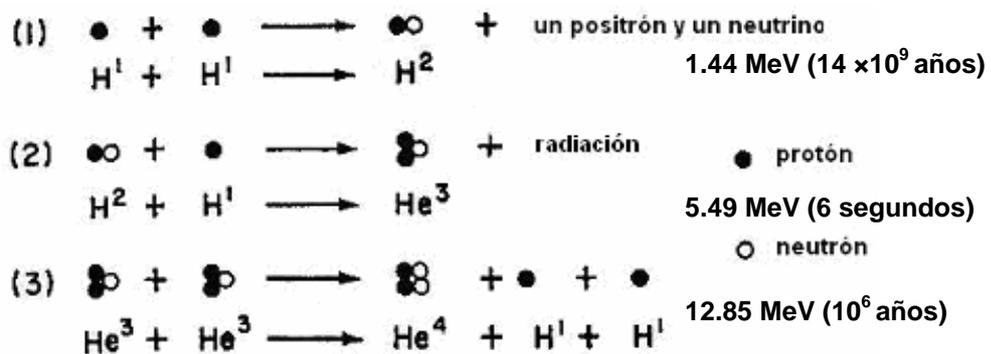


Figura 9. El ciclo protón – protón.

1.3.2 Ciclo CNO

En estrellas que son apreciablemente más calientes que el Sol, los protones se combinan para formar núcleos de helio de forma distinta. Ellas utilizan los núcleos de carbono presentes como un catalizador⁴: un protón se combina con un núcleo de carbono para formar un isótopo pesado de carbono, éste interactúa con otro protón para producir un isótopo ligero de nitrógeno. La adición de un tercer protón forma un isótopo pesado de nitrógeno, pero cuando un cuarto protón se añade al isótopo pesado de nitrógeno, en lugar de formarse un núcleo de oxígeno, el isótopo se rompe y forma un núcleo de helio más el núcleo original de carbono, que puede ser reutilizado en otra reacción. El resultado total de este proceso es, de nuevo, la formación de un núcleo de helio de cuatro protones, por lo que la energía se genera de la misma forma que en el ciclo protón – protón. La anterior serie de reacciones nucleares recibe el nombre de *ciclo de carbono*, o más precisamente, el *ciclo CNO* (figura 10).

Hasta ahora hemos considerado al hidrógeno como el principal elemento constituyente de las reacciones. Si no hay hidrógeno, el siguiente elemento ligero es el helio. Si la temperatura se eleva lo suficiente, de diez millones de grados a cerca de cien millones de grados Kelvin, el núcleo de helio comenzará a interactuar formando berilio. Pero el berilio producido es altamente inestable y se fragmenta en los dos núcleos de helio originales. Para que el helio pueda formar un elemento más pesado, es necesario

⁴ Un catalizador es una sustancia que incrementa la tasa de reacciones nucleares, pero sin ser consumido. El catalizador puede reaccionar para formar un núcleo intermedio, pero es regenerado en las siguientes etapas de la reacción.

que tres núcleos de helio choquen al mismo tiempo. Una colisión triple fusionara tres núcleos para formar un núcleo estable de carbono. Un núcleo de carbono pesa menos que tres núcleos de helio, por lo que también habrá una producción de energía como en los casos anteriores. Las colisiones triples son raras bajo circunstancias normales, por lo que el helio sólo se fusionará en carbono a muy altas densidades y temperaturas. El proceso de quemado de helio es llamado *la reacción triple – alfa*, pues los núcleos de helio se suelen llamar partículas alfa.

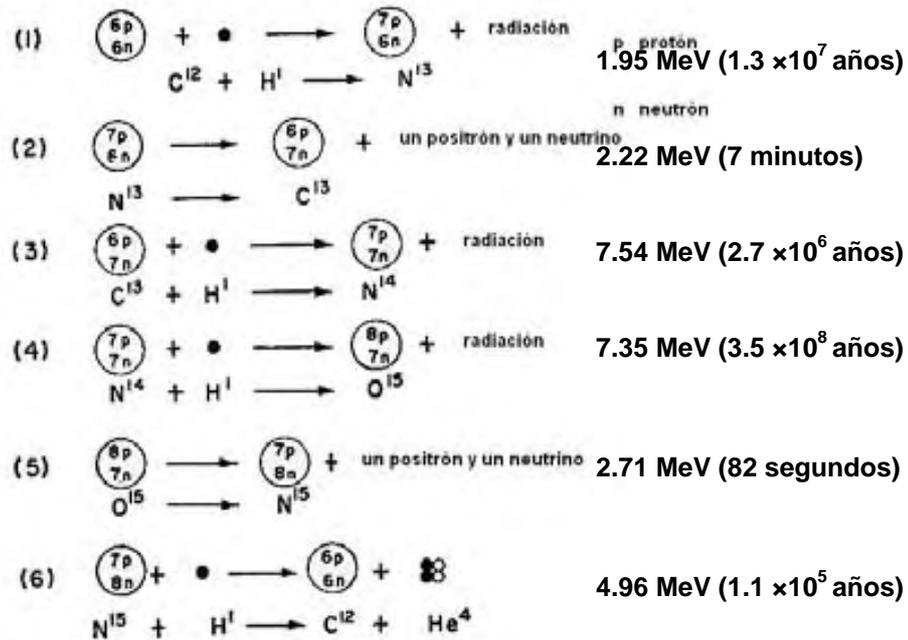


Figura 10. El ciclo del carbono (CNO). Las secuencias mostradas son las más simples, las reacciones involucradas pueden cambiar según las condiciones en los interiores estelares varían.

A temperaturas mayores de las requeridas para realizar la reacción triple – alfa, otras reacciones nucleares pueden ocurrir. El helio puede reaccionar con carbono para producir oxígeno; más helio puede interactuar con este oxígeno para formar neón, y así sucesivamente para formar elementos más pesados. El oxígeno producido al reaccionar un núcleo de helio con uno de carbono forma un núcleo de oxígeno y un neutrón, pero debido a que el neutrón es eléctricamente neutro, no experimenta repulsión cuando se acerca a un núcleo, es decir, puede entrar fácilmente e interactuar. Los neutrones son muy eficientes induciendo transformaciones nucleares, es por ello que tan pronto como la temperatura en el interior de las estrellas se eleva, una nueva serie de reacciones nucleares se hace posible.

La transformación de hidrógeno en helio produce energía, la transformación de helio en carbono también produce energía pero la cantidad de energía generada por esta reacción es menor. Reacciones sucesivas continúan produciendo energía pero en menores y menores cantidades según el núcleo atómico creado se vuelve más y más pesado. Eventualmente el proceso formará hierro (cuyo núcleo contiene 56 partículas subatómicas). En este punto las reacciones nucleares dejan de producir energía: para crear un elemento más pesado que el hierro es necesario invertir energía en el proceso, pero dijimos que la energía de las estrellas proviene de las reacciones nucleares, entonces, ¿qué pasa con una estrella que ha convertido todo su hidrógeno en hierro en el centro? Pero antes de responder esa pregunta hay otra igual de importante, ¿cómo una

estrella se vuelve lo suficientemente caliente para empezar a quemar hidrógeno en helio? Las respuestas a estas preguntas (una relacionada con las primeras etapas de la evolución de una estrella y la otra relacionada con las últimas) se discutirán en el siguiente capítulo.

1.4 Ecuaciones de Interiores

La descripción física de las estrellas y el estudio de su evolución en el tiempo se logra con un conjunto de ecuaciones que gobiernan los interiores estelares. La deducción de estas ecuaciones involucra la suposición del equilibrio térmico e hidrostático; además, se toma en cuenta el transporte radiativo: la radiación en el interior de las estrellas es generada por reacciones nucleares y el transporte de la radiación hasta la superficie se logra a través de la emisión, absorción y reemisión de los fotones desde regiones calientes hasta regiones frías de la estrella. Las ecuaciones diferenciales a resolver para determinar la evolución física de las estrellas son

Equilibrio hidrostático bajo la influencia de la auto gravedad	(i)	$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho$	
	(ii)	$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_r}{r^2} - \rho \frac{d^2 r_p}{dt^2}$	
Generación de energía	(iii)	$\frac{dL_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \left[\epsilon_r - T \frac{dS}{dt} \right]$	(15)
Transferencia de energía	}	Radiación	(iv)
		Convección adiabática	(v)
			$\frac{dT}{dr} = -\left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr}$
			$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\kappa \rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2}$

Las ecuaciones se resuelven usando las siguientes condiciones de frontera:

(a) En el centro de la estrella, $r = 0$: $M_r = 0$ y $L_r = 0$.

(b) En la superficie de la estrella, se deben ajustar las condiciones en función del tamaño y la temperatura, y por lo tanto, de la luminosidad.

El parámetro ϵ_r en la ecuación (iii) es la potencia radiativa generada en la estrella debido a reacciones nucleares, y depende de la densidad y la temperatura. La entropía S entra en juego debido a que, con el tiempo, las reacciones nucleares agotarán el combustible de la estrella lo cual afectará la potencia que puede generarse. En la ecuación (iv), a es la constante de Stefan-Boltzmann, c la velocidad de la luz en el vacío y κ es la opacidad, un parámetro muy importante que se refiere a la cantidad de energía que la estrella está absorbiendo desde el centro hasta la superficie: la razón de absorción de la radiación por el gas, que es la resistencia contra el flujo radiativo, se conoce como *opacidad*. El parámetro γ es la razón de los calores específicos molares $\gamma = c_p / c_v$.

Si consideramos una estrella de masa M y luminosidad L , las ecuaciones anteriores demuestran que es posible que tenga una configuración estable, que se ajustará a un radio R definido. La luminosidad L está relacionada con R y con la temperatura efectiva según (7), por lo que estrellas que tienen la misma configuración estructural son llamadas *estrellas homólogas*. Estas estrellas satisfacen una relación entre M , L y R o T_{ef}

$$\varphi(M, L, T_{ef}) = 0$$

La relación anterior implica que en el diagrama H – R, o diagrama color – magnitud, las estrellas homólogas caen en una línea bien definida: la llamada *Zero Age Main Sequence* (ZAMS, secuencia principal de edad cero). Pero la presencia de gigantes rojas y súper gigantes indica que al menos otro parámetro entra en juego. Este parámetro es la composición química de las estrellas, que cambia con el tiempo.

2. EVOLUCIÓN

2.1 El Nacimiento de las Estrellas

2.1.1 Las Estrellas y el Medio Interestelar

Las estrellas se forman con distintas cantidades de masa: como vimos, hay estrellas que tienen apenas 0.08% de la masa del Sol, hasta estrellas que son cien veces más masivas. Desde el comienzo del estudio de la evolución estelar, se propuso que las estrellas nacen en el medio interestelar. Para formar una estrella se necesita una cantidad enorme de materia, pero mucho del espacio entre estrellas está casi vacío y no parece posible formar una estrella juntando al tenue material que normalmente existe entre ellas. Sin embargo, en algunas regiones del espacio existen “nubes” de gas y polvo cósmico que son mucho más densas que el medio normal (se les llama nubes porque se parecen a las nubes atmosféricas, con la diferencia de que las últimas miden cientos de metros mientras que las nubes cósmicas miden entre 30 y 40 años luz).

Es en estas nubes cósmicas en las que se da el nacimiento de nuevas estrellas, se les llama también nubes oscuras porque la luz no las atraviesa y no podemos ver lo que hay dentro de ellas, o nubes moleculares porque son muy frías y el gas que hay en ellas está en forma de moléculas como el hidrógeno molecular, el monóxido de carbono, vapor de agua y amoníaco. Las nubes de material cósmico tienen millones de veces la masa del Sol, por lo que pueden formar muchas estrellas. Una estrella que nace en medio de una nube de material interestelar está rodeada de parte de la nube, que gradualmente se dispersa para dejar sola a la estrella. La dispersión ocurre debido a la radiación de la propia estrella: presión de radiación.

Para formar una estrella, es necesario que las nubes cósmicas comiencen a condensarse, pero para ello necesitamos una fuerza que atraiga el material difuso. Tal fuerza existe y es la gravedad, debido a la tendencia inherente de la materia de atraer a otra materia. Los planetas del sistema solar giran alrededor del Sol sin caer hacia él debido a que están en movimiento, es decir, la fuerza centrífuga que experimentan está balanceada con la fuerza gravitacional que el Sol ejerce. Las observaciones muestran que nuestra Galaxia está rotando, por lo que el material interestelar está en movimiento alrededor del centro de la Galaxia. Además del movimiento a gran escala, las nubes cósmicas tienen también movimientos interiores, por lo que tienen energía que se presenta en forma de calor.

En una nube, cada partícula atrae a otras partículas, por lo que la nube tiene una tendencia promedio de condensarse a un tamaño menor. La fuerza gravitacional total que actúa dependerá del número de partículas y de la distancia entre ellas; en otras palabras, la tendencia de la nube para contraerse depende de su masa y de su densidad. Pero mientras la nube se va condensando, la energía interna va aumentando y se opone a la contracción. La fuerza gravitacional debe superar una serie de fuerzas que se le oponen: la presión del gas, turbulencia, rotación, etcétera. El destino de la nube depende entonces de si la energía gravitacional es mayor o menor que la energía interna. Las observaciones muestran que las dos energías están en equilibrio, de lo contrario, en cada nube cósmica habría formación estelar.

La explicación a este problema está en términos de otra fuerza: una fuerza externa. La existencia de estrellas que tienen un tiempo de vida mucho menor que el tiempo de vida de la Galaxia implica que la formación estelar tiene que ver con el proceso de muerte de estas estrellas. Cuando las estrellas mueren, explotan y eyectan material al espacio a una velocidad enorme, si este material encuentra una nube interestelar, la comprimirá alterando el equilibrio de fuerzas. De esta manera, la formación estelar comienza.

2.1.2 Fragmentación de Nubes de Gas

Debido a lo anterior, podemos asumir que las estrellas no nacen de forma individual, sino en grupos. Una gran nube cósmica se contrae, y cuando alcanza cierto estado de condensación se vuelve inestable. Regiones mucho menores que la nube original son capaces de agruparse para continuar contrayéndose con su propia gravedad. En este punto, la nube inicial se fragmenta. Los fragmentos resultantes continúan condensándose hasta que también se vuelven inestables, por lo que otra fragmentación tiene lugar; este proceso se puede repetir varias veces.

La contracción calienta el gas hasta que, eventualmente, los fragmentos se vuelven tan calientes que se convierten en una *protoestrella* (figura 11). En este punto la contracción se detiene, debido a que el material que antes era parcialmente transparente, comienza a tornarse opaco. Como resultado, el calor de radiación, en lugar de salir libremente debido al proceso de fragmentación, es retenido y ejerce una presión sobre el material, que se opone a la contracción, lo que previene la fragmentación.

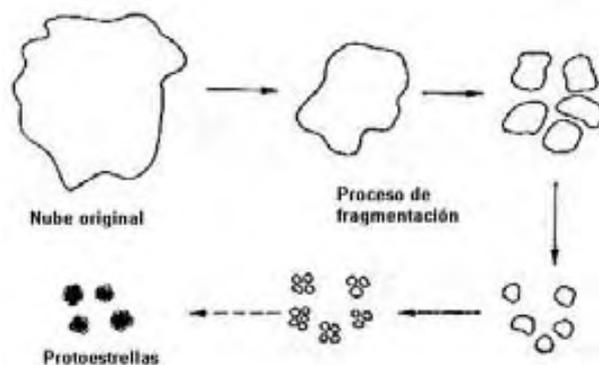


Figura 11. Producción de estrellas por fragmentación.

Este esquema de formación estelar se ajusta a las observaciones. Muchas estrellas de nuestra Galaxia pertenecen a cúmulos de estrellas, incluso los remanentes de la nube original se pueden distinguir en algunas asociaciones, pero aunque las estrellas se formen en grupos, una vez que la estrella se ha concentrado lo suficiente, podemos considerarla un cuerpo aislado.

Las estrellas como el Sol, que se encuentran aisladas sin un grupo evidente al cual pertenezcan, también nacieron en estas asociaciones; sin embargo, durante su recorrido por el cúmulo donde se formaron, experimentaron encuentros con otras estrellas que ocasionaron un intercambio de energía. Como consecuencia de ese intercambio, las estrellas logran alcanzar velocidades superiores a la velocidad de escape del cúmulo, por lo que logran salir de la asociación, disgregándola.

2.1.3 Contracción de una Estrella Individual

Después de que la protoestrella ha superado la última fragmentación, continuará compactándose debido a la acción de su propia gravedad. Su temperatura continuará elevándose, pues la energía gravitacional perdida reaparecerá en forma de calor. Cuando la protoestrella se vuelve opaca a la transmisión de energía, la temperatura se eleva mucho más rápido en el centro que en la superficie. La mayoría del material en la protoestrella es hidrógeno molecular, pero según la temperatura se incrementa, las moléculas comienzan a chocar con mayor frecuencia y violencia. Cuando la temperatura alcanza cerca de $1500K$, la energía de las colisiones es suficiente para romper las moléculas de hidrógeno; este proceso genera una gran cantidad de energía. Al romperse todas las moléculas de hidrógeno, la temperatura se ha elevado lo suficiente para que los átomos individuales de hidrógeno se separen en protones y electrones. La condensación continuará durante el proceso de fragmentación del hidrógeno; en el momento que todos los átomos en el centro de la protoestrella se han separado, comienza otro proceso: en ese momento la energía es suficiente para ionizar los átomos de helio presentes (la protoestrella está conformada por tres cuartas partes de hidrógeno y una cuarta parte de helio) y en ese momento la contracción se detiene.

Pero las estrellas nacen en el núcleo de enormes nubes de gas, por lo que durante el colapso gravitacional la protoestrella experimenta un proceso adicional. La contracción atrae material de los alrededores en un proceso llamado *acreción*. Todo el tiempo que dura la contracción, la gravedad añade material de la nube, por lo que la masa final de la estrella es mucho mayor que la masa inicial.

La energía rotacional del gas en el disco de acreción previene que éste caiga a la protoestrella, es decir, la fuerza centrífuga del material de la nube evita la formación de la protoestrella, sin embargo, el astrónomo estadounidense George Herbig y el mexicano Guillermo Haro descubrieron en el año 1954, que las estrellas jóvenes expulsan parte del material que les está cayendo de los alrededores. El propósito de estas expulsiones (o eyecciones como también se les conoce en la literatura) es llevarse parte de la energía rotacional para permitir que el gas caiga a la estrella y la haga crecer. Los chorros son expulsados a cientos de kilómetros por segundo, se mueven en dirección opuesta y están colimados por el campo magnético de la protoestrella; al chocar con las nubes que existen en el espacio donde se forman las estrellas, producen calentamiento y emisión de radiación. La figura 12 muestra de forma esquemática la formación de una protoestrella y la figura 13 muestra uno de estos “jets”.

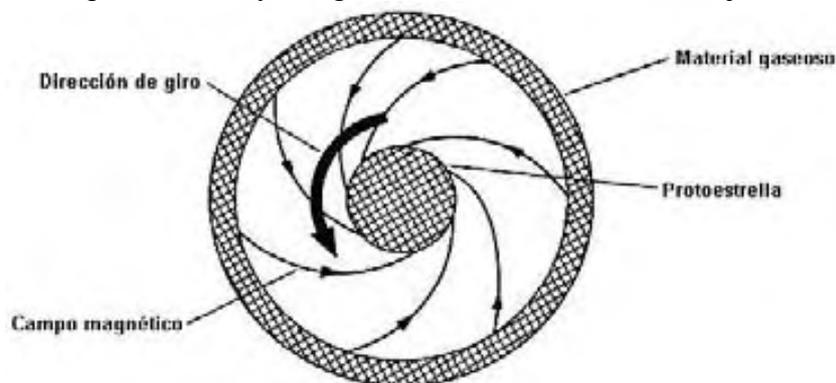


Figura 12. Al centro del disco de acreción está la protoestrella. El material del disco cae en espiral hacia la estrella, y al mismo tiempo se producen chorros de gas que salen perpendiculares al plano de rotación, y a gran velocidad.

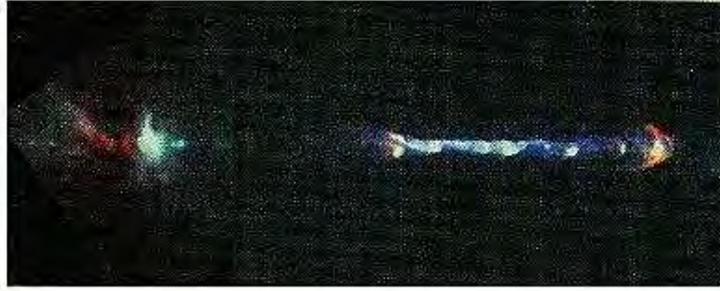


Figura 13. Los objetos Herbig – Haro aparecen como chorros de gas que son expulsados por estrellas muy jóvenes en formación.

2.2 Fases de Evolución en las Estrellas

2.2.1 De la Protoestrella a la Secuencia Principal

La opacidad en el núcleo de la protoestrella es muy grande, por lo que la energía en el interior es transportada por convección y no por radiación. Pero la convección es un método muy eficiente de transmisión de energía, por lo que la protoestrella comienza a brillar considerablemente. El súbito comienzo del recorrido en el diagrama H – R es llamado “camino de Hayashi”. La contracción final del núcleo de la protoestrella termina con un decrecimiento en la opacidad del centro, por lo que la energía comienza a transmitirse por radiación. En este punto, el camino en el diagrama H – R deja de ser vertical (cambio en la luminosidad), para ser horizontal (cambio en la temperatura superficial).

Durante la contracción, la protoestrella se mueve en dirección de la secuencia principal. Sus propiedades son parecidas a las de las estrellas ordinarias, con la diferencia de que sus características (brillo, temperatura superficial, etc.) cambian lentamente con el tiempo. El brillo de la protoestrella surge de la contracción, y la contracción sirve también para calentar la estrella. Cuando la estrella que se contrae alcanza las cercanías de la secuencia principal, su temperatura central se ha elevado a cerca de un millón de grados Kelvin. Es apenas ahora que el hidrógeno comienza a interactuar.

La energía derivada de la conversión de hidrógeno a helio es suficiente para proveer todos los requerimientos de energía de la estrella, por lo que la contracción se detiene. La estrella se colapsa debido a su fuerza de gravedad, pero ahora la energía se crea en el centro de la estrella. La energía fluye hacia el exterior de la estrella empujando al material que trata de contraerse, por lo que la estrella entra en equilibrio hidrostático. Esta posición estable continuará hasta que la estrella agote todas sus reservas de hidrógeno en el centro.

Ahora estamos en condiciones de definir la secuencia principal: es la región del diagrama H – R que contiene a las estrellas en la etapa inicial de quemado de hidrógeno. El período de fusión de átomos de hidrógeno durará gran parte de la vida de las estrellas, debido a que están compuestas mayormente por hidrógeno. Como resultado, la mayoría de las estrellas se encontrarán en esa zona del diagrama, como lo demuestran las observaciones.

2.2.2 Características de la Secuencia Principal

Aunque la secuencia principal forma una línea continua en el diagrama H – R, es conveniente dividirla en dos partes y considerarlas separadamente. Como vimos en la sección 1.3, el hidrógeno se puede quemar de dos formas: la cadena protón – protón y el ciclo CNO; dependiendo cuál de los procesos predomine, la estructura de las estrellas será radicalmente diferente. La característica que determina cuál de las reacciones será predominante es la temperatura central, y por lo tanto, la masa. Las estrellas más masivas están suficientemente calientes para que el ciclo del carbono opere en sus centros; las estrellas más pequeñas deben dejar la producción de energía a la cadena protón – protón. Existe una pequeña región de masas en la secuencia principal donde los dos procesos producen una apreciable proporción del total de la energía; esta región corresponde a estrellas que tienen entre una y media y dos veces la masa del Sol.

Es conveniente tomar este rango de masas como una línea divisora; así, llamaremos a las estrellas más masivas (y por lo tanto más brillantes) la *secuencia principal superior* y a las menos masivas, la *secuencia principal inferior*.

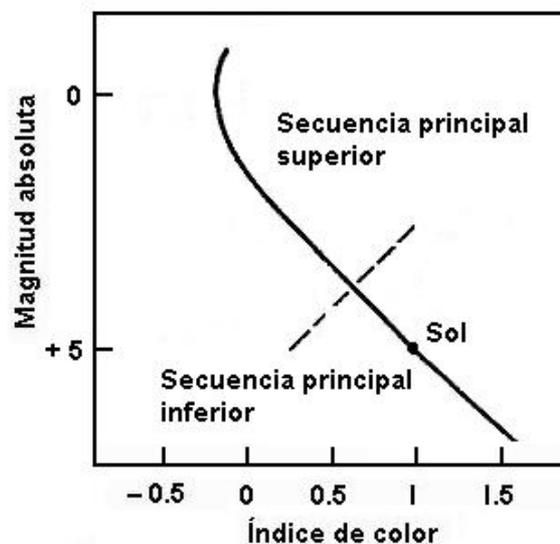


Figura 14. Diagrama H – R que muestra la secuencia principal superior e inferior.

Consideraremos primero estrellas de la secuencia principal superior. Cuando el ciclo del carbono está operando, la producción de energía aumenta muy rápidamente en el centro de la estrella: hay tanta energía que la transportación por radiación se vuelve ineficiente. Debido a esto, la región central se vuelve inestable y la mayoría de la energía es transmitida por convección. Por otra parte, la zona exterior de la estrella es estable y la energía es transmitida puramente por radiación. Es común llamar *núcleo* a la zona interna, y *envolvente* a la zona exterior.

El proceso de quemado de hidrógeno altera poco el desarrollo de una estrella de secuencia principal superior al principio de su vida. En el diagrama H – R, la estrella permanece muy cerca de su posición original hasta que una parte considerable del hidrógeno en el núcleo se ha quemado. Después, gradualmente, se vuelve más brillante, pero más fría (es equivalente a que aumenta de tamaño); es decir, se aleja de la secuencia principal desplazándose hacia arriba y a la derecha del diagrama. Cuando la estrella agota todo el hidrógeno del núcleo, queda sin una fuente de energía nuclear disponible de inmediato. Debido a la falta de reacciones nucleares en el centro, la

estrella sufre cambios internos que la llevan lejos de la secuencia principal en el diagrama H – R; consideraremos esos cambios en la siguiente sección.

Examinemos ahora las estrellas de la secuencia principal inferior (aquellas cuya masa es igual a dos masas solares o menos). La energía de estas estrellas es generada casi en su totalidad por la cadena protón – protón. Las reacciones de esta cadena son mucho menos sensibles a la temperatura que las reacciones del ciclo CNO, por lo que la energía tarda más en salir del núcleo. Debido a lo anterior, el material estelar en el núcleo es estable y la energía es transportada por radiación. La envoltente se encuentra a temperaturas considerablemente menores que el núcleo, por lo que es opaca al paso de radiación. El bloqueo es tan grande, que la envoltente se vuelve inestable, lo que produce que la energía sea transmitida por convección.

Según se quema el hidrógeno en el núcleo, la estructura interna cambia, junto con las características de las estrellas de secuencia principal inferior: gradualmente comienzan a separarse de la secuencia principal. Pero en este caso, la temperatura y brillo superficial aumentan, a diferencia de las estrellas de secuencia principal superior que aumentan de tamaño. La conversión de hidrógeno a helio tarda mucho más que en las estrellas de mayor masa; sin embargo, cuando todo el hidrógeno del núcleo se agota, la estrella comienza el movimiento hacia la derecha del diagrama aumentando de tamaño.

De este modo, la estructura interna de las estrellas de secuencia principal superior es completamente diferente a la estructura de estrellas de secuencia principal inferior; las primeras transmiten la energía por convección en el núcleo y por radiación en la envoltente, y las segundas por radiación en el núcleo y por convección en la envoltente. No obstante, su desarrollo inicial es bastante similar: las dos permanecen en la región de la secuencia principal hasta que agotan todo el hidrógeno del centro y después se mueven hacia la derecha del diagrama. La gran diferencia es el tiempo de evolución.

2.2.3 Evolución de las Estrellas Gigantes Rojas

En la sección anterior vimos que las estrellas de la secuencia principal, superior o inferior, queman todo el hidrógeno de sus centros y eventualmente aumentan de tamaño y comienzan un viaje hacia arriba y a la derecha de la secuencia. Al no tener más hidrógeno que quemar en el núcleo, las estrellas deben buscar una fuente alternativa de energía: la más inmediata es la contracción. El centro de una estrella post secuencia principal está compuesto principalmente por helio y una escasa mezcla de elementos más pesados. Este núcleo no genera energía, por lo que no hay nada que prevenga que las fuerzas gravitacionales actúen de nuevo, causando que la estrella comience a contraerse.

La contracción tiene dos consecuencias. La primera es que la región central se calienta; la segunda es que una parte justo fuera del núcleo se acerca mucho al centro. El aumento en la temperatura provoca que el hidrógeno comience a quemarse en la envoltura delgada que rodea al núcleo de helio. Las regiones centrales de las estrellas de secuencia principal superior e inferior consisten entonces de un núcleo que se contrae compuesto en su mayoría por helio, rodeado por una capa delgada de hidrógeno. Debido

al aumento en la temperatura, el hidrógeno se quema según el ciclo CNO, para todas las masas estelares.

Se esperaría que la envoltura de las estrellas también se contrajera, de tal modo que la estrella como un todo se volviera más pequeña. Pero de hecho ocurre lo contrario. El núcleo que se contrae se vuelve continuamente más caliente y brillante; la energía extra actúa sobre la envoltura de baja densidad, empujándola hacia fuera. Así, mientras el núcleo se vuelve más y más denso, la envoltura se vuelve más tenue. En el diagrama H – R la estrella continúa moviéndose hacia la derecha, debido a que las capas externas se expanden mucho más de lo que el núcleo se contrae.

En este estado de evolución, la densidad en el núcleo de las estrellas de secuencia principal inferior aumenta rápidamente. El material en el núcleo es comprimido a tal punto que deja de comportarse como un gas y comienza a comportarse más como un metal derretido; esto provoca que el núcleo de las estrellas actúe más como una bola metálica situada en el centro, por ejemplo, conduce mejor el calor. El material en este estado “aplastado” es llamado *degenerado*. Para imaginar la escala del proceso, podemos decir que el tamaño del núcleo de una estrella en estas condiciones es algunas veces mayor que el tamaño de la Tierra, pero la estrella como un todo es varias veces más grande que el tamaño del Sol. El quemado de hidrógeno en la capa que rodea al centro sigue produciendo helio, que aumenta la masa del núcleo. La condensación hacia el centro además de incrementar la masa del núcleo, aumenta su temperatura.

La estrella ha aumentado tanto su diámetro que ha alcanzado la región de las gigantes rojas en el diagrama H – R; en este momento, la temperatura de la región central ha alcanzado los diez millones de grados Kelvin. Del mismo modo que el hidrógeno, llegará un momento en el que el helio comenzará a reaccionar y proveerá de energía a la estrella mediante la reacción triple – alfa, y la temperatura se elevará aproximándose a los cien millones de grados. El estallido de energía liberado cuando el helio comienza a reaccionar es tan grande, que logra convertir el material degenerado del núcleo en gas ionizado nuevamente. Pero este gas está a una mayor temperatura y densidad de las que soporta, por lo que se expande rápidamente tratando de alcanzar un nuevo equilibrio. Todo el proceso desde que el helio se enciende hasta la expansión del núcleo es llamado el *flash de helio*.

Igual que con el hidrógeno, el helio del núcleo se agotará, dejando una estrella que ahora contiene dos capas de elementos que reaccionan. La primera de ellas es la vieja capa donde se quema hidrógeno, y una nueva capa donde se está quemando helio que ahora rodea un núcleo de carbono y oxígeno inerte. Al no haber una nueva fuente de energía, la estrella se vuelve inestable, y un nuevo proceso ocurre: la pérdida de masa. Es difícil saber cuánto material se escapa, pero según las observaciones, puede ser una fracción considerable del total de la masa. Efectivamente, es posible que algunas estrellas de secuencia principal inferior en esta etapa de evolución arrojen casi toda su envoltura. El resultado de tal explosión es lo que observamos como *nebulosas planetarias*.

Para las estrellas de secuencia principal superior el proceso es similar, la diferencia más importante está en lo que pasa en el núcleo. El material en el centro está a mucha mayor temperatura y menor densidad, por lo que el material central no se

degenera. Las estrellas también se ubican en la región de las gigantes rojas pero evolucionan hasta las súper gigantes rojas.

Una consecuencia de que la quema de helio no ocurra en materiales degenerados, es que no hay problemas de inestabilidad. En las estrellas más masivas de la secuencia principal superior, la etapa de quemado de helio ocurre mucho antes que en las estrellas de secuencia principal inferior; de hecho, esta condición se alcanza cuando aún están en la región azul de la secuencia principal. Después de que el núcleo de helio se ha quemado, las estrellas comienzan el recorrido hacia la región de las súper gigantes rojas que tienen una capa de hidrógeno y una de helio que se queman.

Los siguientes diagramas muestran el camino que siguen las estrellas de secuencia principal inferior (a) y superior (b), cuando dejan la secuencia y hasta el flash de helio.

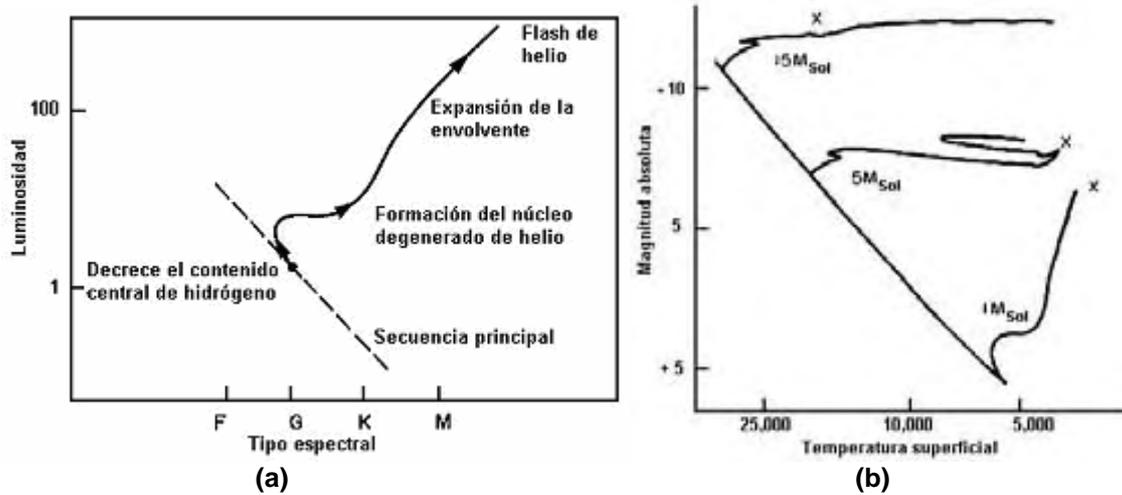


Figura 15. (a) Trayectoria evolutiva de una estrella de secuencia principal inferior hacia la región de las gigantes rojas. (b) Trayectoria evolutiva de las estrellas de secuencia principal superior después de dejar la secuencia, la marca X indica el inicio del flash de helio.

En términos de masas solares, todas las estrellas cuya masa original sea menor que $5M_{sol}$ desarrollarán un núcleo degenerado de carbono que ya no podrán quemar, mientras que las estrellas con masas superiores serán capaces de quemar carbono y oxígeno antes de que su núcleo se vuelva degenerado. La producción de un núcleo de carbono a partir de tres núcleos de helio no es el fin del quemado de helio. Un núcleo de helio puede interactuar con un núcleo de carbono para producir un núcleo de oxígeno. Cuando la temperatura ha alcanzado los sesenta millones de grados, los núcleos de carbono comienzan a reaccionar. El quemado de carbono produce más oxígeno, neón, magnesio y sodio. También libera una gran cantidad de protones y neutrones que reaccionan con los núcleos presentes para formar núcleos de peso intermedio.

Cuando la temperatura ha pasado los tres mil millones de grados, toda una serie de nuevas reacciones tienen lugar. Algunos elementos más pesados son sintetizados, incluyendo al hierro. La siguiente figura muestra la estructura de una estrella en estas condiciones.

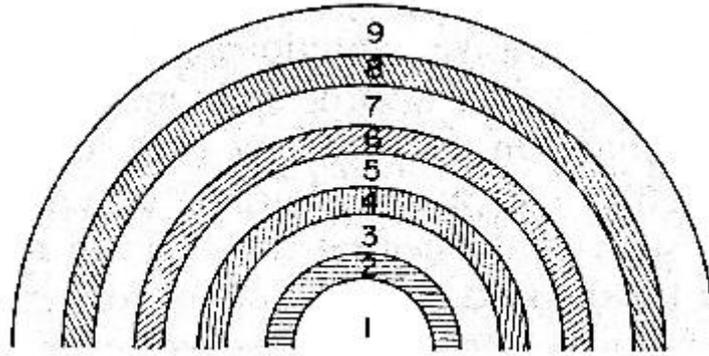


Figura 16. Estructura de una estrella de secuencia principal superior muy evolucionada. 1 – núcleo de hierro; 2 – capa de silicón; 3 – capa de magnesio y silicón; 4 – capa de magnesio, silicón y sulfuro; 5 – capa de oxígeno y magnesio; 6 – capa de oxígeno, neón y magnesio; 7 – capa de carbono y oxígeno; 8 – capa de helio; 9 – capa de hidrógeno. Entre cada capa hay una envoltura de material que sirve como combustible, por ejemplo, entre las capas 8 y 9 hay una capa donde se está quemando hidrógeno en helio.

2.2.4 Evolución de Novas y Enanas Blancas

A través de la historia de la humanidad, se han detectado algunas estrellas que aparecen en el cielo, para desaparecer algunos meses o años después. Se han distinguido dos grupos principales de este tipo de estrellas: las *novas* y las *supernovas*. Una nova es una estrella que aumenta rápidamente su brillo, por un factor de seis mil veces o más. Estudios espectroscópicos han mostrado que el incremento en brillo corresponde a una explosión estelar, que eyecta su superficie al espacio; el material arrojado puede ser observado a través de un telescopio. Si el brillo y la temperatura superficial de una nova son determinados, se encuentra que caen a la izquierda y debajo de la secuencia principal en el diagrama H – R. Debido a que las esferas de gas lucen como planetas a través del telescopio, es que se han llamado *nebulosas planetarias*.

Cuando las estrellas de secuencia principal inferior queman todo el helio del núcleo, se quedan sin combustible y con un núcleo degenerado de carbono. El problema es que cuando comienzan a quemar este núcleo degenerado, pierden enormes cantidades de energía muy precipitadamente, por lo que el cuerpo de la estrella se disipa en el espacio. La rápida eyección de masa es un evento explosivo que produce fuertes cantidades de radiación; en términos de las observaciones, significa que una estrella que sufre tal pérdida de masa aumenta en brillo, no sólo en el visual, sino en todas las longitudes de onda.

Las nebulosas planetarias arrojan pequeñas cantidades de material al espacio, por lo que no son eventos catastróficos. Las novas son pequeñas y densas estrellas que quedan en el centro de las nebulosas planetarias: estrellas enanas blancas.

Las enanas blancas son estrellas cuya temperatura superficial cubre un rango de temperaturas superficiales que va de los 3 000K a los 40 000K. Cuando las colocamos en el diagrama H – R, se ubican a lo largo de una línea aproximadamente paralela a la secuencia principal, pero muy por debajo de ella. Su posición en el diagrama indica que deben ser muy pequeñas (un poco más grandes que la Tierra). El tamaño de las estrellas está relacionado con la característica que define a las enanas blancas: su densidad. El promedio de la masa de éstas estrellas es de $\frac{1}{2} M_{Sol}$, si combinamos esta masa con el tamaño, veremos que la densidad de las enanas blancas es cerca de un millón de veces

la densidad del agua. Esta densidad implica que las enanas blancas tienen degenerado el material de todo su volumen.

Pero vimos que el material degenerado es un buen conductor, por lo que la temperatura de las enanas blancas es prácticamente la misma desde el centro hasta la superficie. Lo anterior contrasta con las estrellas normales, donde la temperatura decrece rápidamente desde el centro hacia la superficie. Las enanas blancas pierden calor continuamente, y no tienen fuentes de energía que balanceen esta pérdida, por lo que finalmente disipan toda su energía interna, convirtiéndose en cuerpos de temperatura uniforme muy cercana al cero absoluto. Tales estrellas han sido llamadas “enanas negras” y no pueden ser observadas directamente, pero se pueden detectar indirectamente por sus efectos gravitacionales. Sin embargo, el tiempo requerido para alcanzar esta fase final de evolución es muy largo, debido a que las enanas blancas se enfrían muy lentamente. Para la mayoría de las estrellas el proceso puede tomar más tiempo que el presente tiempo de vida de nuestra Galaxia¹, lo que implica que muy pocas enanas negras se han formado.

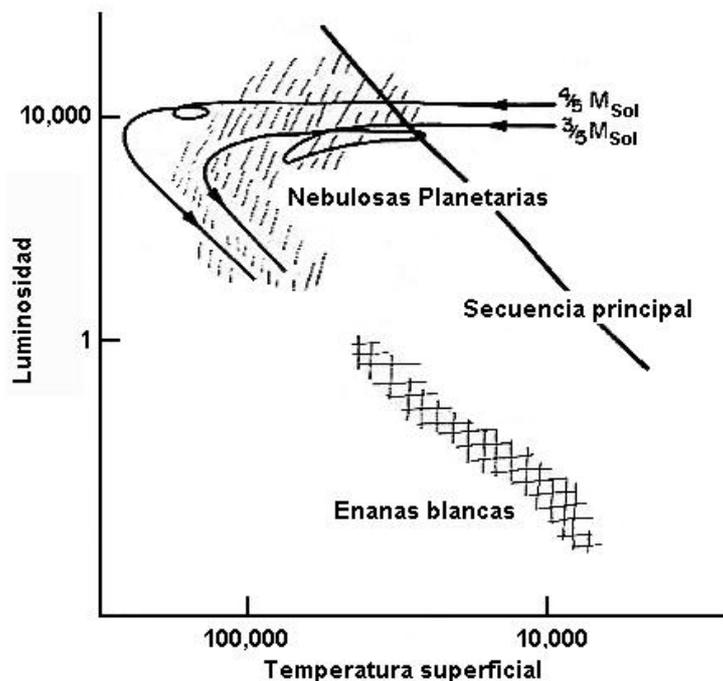


Figura 17. Trayectoria evolutiva desde las nebulosas planetarias hacia las enanas blancas, conforme a las observaciones.

2.2.5 Evolución de Supernovas

El otro tipo de estrellas nuevas son las *supernovas*. El máximo de brillo que estas estrellas pueden alcanzar es cerca de dos millones de veces el brillo del Sol, y son mucho más brillantes que la más brillante de las novae. Son mucho más raras que las novae: ocurre una explosión de supernova cada doscientos o trescientos años en nuestra Galaxia.

¹ La edad de la Vía Láctea se estima en unos 13 mil millones de años, dato que se desprende del estudio de los cúmulos globulares y que concuerda con el resultado obtenido por los geólogos en su estudio de la desintegración radiactiva de ciertos minerales terrestres.

Debido a la cantidad de brillo, es evidente que una explosión de supernova es un evento a una escala mucho mayor que las nebulosas planetarias. Una nova libera sus capas superficiales, dejando en el centro una estrella reconocible; una supernova puede estallar completamente. Las supernovas son tan brillantes que, en el máximo, su brillo puede contribuir un diez por ciento del total de la luz emitida por una galaxia.

Como hay muy pocas explosiones de supernovas en nuestra Galaxia (la última supernova observada en nuestra Galaxia apareció en 1604), lo que se observa son los remanentes de supernovas. Una explosión de supernova eyecta material al espacio como una nova, la diferencia es la cantidad de material y la velocidad a la que sale proyectado (velocidades cercanas a los cinco mil kilómetros por hora). La nube de gas que se mueve emite enormes cantidades de radiación – una buena parte en forma de ondas de radio.

Existen dos tipos de supernovas, dependiendo del tipo de estrella que explota; como veremos en el siguiente capítulo, existen dos tipos de poblaciones estelares. La forma de estudiar el tipo de supernova tiene que ver con el lugar en el que ocurren, ya sea en el núcleo de la Galaxia o en los brazos espirales. Los espectros de supernovas de Tipo I contienen muy poco hidrógeno y la explosión eyecta cerca de un décimo de la masa del Sol al espacio. Las supernovas de Tipo II contienen una considerable cantidad de hidrógeno, y la explosión arroja material equivalente a varias masas solares. Las supernovas de Tipo I son apreciablemente más brillantes en el máximo que las supernovas de tipo II.

¿Qué queda de una explosión de supernova? Obviamente, una nube de gas que se expande a muy altas velocidades, pero ¿es posible encontrar algún remanente estelar? La respuesta es sí; en los años 60, en el centro de la nebulosa del Cangrejo (el remanente de una supernova que estalló en el año 1054), fue descubierta una pequeña estrella con características peculiares: emite pulsos de radio treinta veces por segundo.

Los datos de las observaciones impusieron un estricto límite para la naturaleza de tal estrella. Los pulsos sólo podían ser explicados como resultado de la rotación de la estrella, pero ninguna estrella normal podría girar a tal velocidad. La fuerza de gravedad no sería suficientemente fuerte para prevenir que la materia saliera disparada del ecuador de la estrella. Sólo una estrella muy pequeña y muy densa – más pequeña y densa que una enana blanca – podría evitar la desintegración: el Sol tendría que reducirse a una esfera de pocos kilómetros de diámetro para permanecer estable.

La explicación a esta aparente incongruencia está en las etapas finales de una estrella muy masiva: cuando la estrella arroja sus capas exteriores, queda un núcleo degenerado muy denso que no es capaz de contrarrestar la gravedad, por lo que continúa comprimiéndose más y más. El efecto de tal compresión es que los electrones en el interior se acercan cada vez más al núcleo de los átomos presentes. El resultado final es que los electrones son obligados a penetrar en el núcleo e interactúan con los protones, formando un gas compuesto casi en su mayoría por neutrones. Ahora, los neutrones se acercan mucho y comienzan a repelerse; el material que antes no podía resistir el colapso gravitacional, tiene una fuerza que lo previene, por lo que se alcanza un nuevo equilibrio. Los objetos que han alcanzado este tipo de equilibrio tienen tamaños medidos en kilómetros, y densidades medidas en billones de veces la densidad del agua. Esto explica la estrella central de la nebulosa del Cangrejo: es una *estrella de neutrones*.

La última etapa de evolución estelar corresponde a estrellas que son aún más masivas que las estrellas que evolucionan en estrellas de neutrones: estrellas súper masivas. Estas estrellas evolucionan a estrellas de neutrones que tienen más de $3M_{Sol}$ (que es un límite superior para las estrellas de neutrones). Tales estrellas no alcanzan el equilibrio de las estrellas de neutrones, sino que se siguen comprimiendo hasta que la velocidad de escape de sus superficies es igual a la velocidad de la luz.

Una estrella de este tipo es completamente invisible, debido a que la radiación no puede escapar de ella. El material puede caer, pero no puede escapar, pues por el Principio de Relatividad, nada puede viajar más rápido que la luz. Un objeto de este tipo es llamado *hoyo negro*.

3. CÚMULOS

3.1 Cúmulos estelares

Cuando examinamos las estrellas de nuestra Galaxia, encontramos que muchas de ellas no se encuentran aisladas como el Sol, sino que se encuentran agrupadas en conjuntos de estrellas. Estos conjuntos de estrellas denominados *cúmulos*, son de particular importancia en el estudio de la evolución estelar; son condensaciones locales de estrellas unidas por fuerzas gravitacionales que aparecen en el cielo como concentraciones de puntos luminosos o, incluso, como tenues nebulosidades.

Hemos visto que una de las características estelares importantes es la edad, pero ésta no puede ser medida directamente; parece ser que estrellas que ahora aparecen agrupadas han estado juntas desde su nacimiento. Podemos suponer, como primera aproximación, que nacieron simultáneamente, por lo que todas tendrían la misma edad. Por lo tanto, aunque no somos capaces de medir qué tan viejo es un cúmulo, podemos decir que las diferencias entre las estrellas que lo componen no se deben a diferencias en la edad.

Los cúmulos estelares se dividen en dos tipos: **cúmulos globulares** y **cúmulos abiertos** o **galácticos**. Los del primer tipo son enormes (un cúmulo globular grande puede contener varios cientos de miles de estrellas), mientras que los del segundo tipo usualmente tienen un diámetro medio de aproximadamente 20 años-luz y el número de estrellas que contienen varía desde algunas decenas a varios miles.

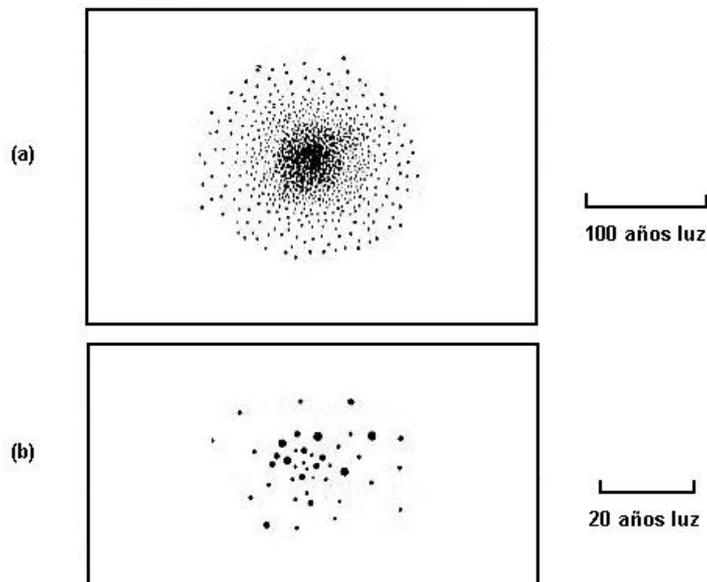


Figura 18. (a) Cúmulo globular. (b) Cúmulo galáctico.

3.1.1 Cúmulos Globulares

Un cúmulo globular consiste en una agrupación de $10^5 - 10^6$ estrellas viejas, gravitacionalmente ligadas, con distribución aproximadamente esférica y con alta concentración de estrellas en la parte central del cúmulo, de manera parecida al bulbo de

una galaxia espiral (figura 19), pero confinadas en un volumen de sólo unos pocos pársec cúbicos. Esta configuración provoca que en muchos casos resulte imposible, incluso con un potente telescopio, distinguir cada estrella de las que aparecen como una única fuente luminosa. Las estrellas en un cúmulo globular están más cerca que las estrellas que conforman un cúmulo abierto, por lo que poseen una densidad estelar muy alta, lo que provoca que existan fuertes interacciones entre sus estrellas componentes.

Los cúmulos globulares tienen tantas estrellas en el centro que lucen como bolas luminosas; las estrellas más brillantes son de color rojo (grandes y frías); son estas estrellas viejas las que le dan a los cúmulos globulares su típico color dorado, figura 20.

Cuando todo el conjunto de cúmulos globulares visibles desde la Tierra es observado, se encuentra que tienen una ubicación bien definida en nuestra Galaxia; los cúmulos globulares son bastante numerosos: hay al menos 150 cúmulos conocidos (y quizá 10 ó 20 más sin descubrir), y se encuentran distribuidos en el núcleo de la Vía Láctea, con el que tienen semejanza (en la figura 19 se presenta la galaxia de Andrómeda; se creó que la Vía Láctea es muy similar a ella). Como el Sol se encuentra en el borde de la Galaxia, la mayoría de los cúmulos globulares nos parecen acomodados juntos en una sola parte del cielo.

Cada cúmulo globular parece tener una edad definida. Es decir, todas las estrellas de un cúmulo globular están aproximadamente en la misma etapa de su evolución, todas las estrellas en el grupo tienen la misma edad (unos 13 mil millones de años) y abarcan toda una gama de masas estelares.



Figura 19¹. Galaxia de Andrómeda.

¹ **M31 Andrómeda**

La galaxia Andrómeda es una galaxia espiral, similar a la nuestra, aunque algo mayor. A una distancia de 2.2 millones de años luz, la galaxia Andrómeda es la galaxia espiral más cercana y el objeto más distante que se puede observar a simple vista. Antes de determinar su naturaleza por medio de poderosos telescopios, fue erróneamente considerada una nebulosa. Por medio del telescopio, se ve que junto a ella hay otras galaxias, de las cuales las más sobresalientes son dos pequeñas galaxias de forma elíptica.



Figura 20². Cúmulo globular NGC 6093.

3.1.2 Cúmulos Abiertos o Galácticos

Un cúmulo abierto es una agrupación irregular o enjambre de estrellas que a simple vista aparecen como manchas de luz. También se las denomina cúmulo galáctico, al estar situados relativamente próximo a nosotros en el plano de nuestra Galaxia. Un cúmulo estelar abierto es un grupo numeroso de estrellas que puede contener varios miles de objetos formados casi simultáneamente a partir de una misma nube molecular y que permanecen todavía ligados gravitacionalmente.

Los cúmulos abiertos se encuentran únicamente en galaxias con formación estelar activa, es decir, en galaxias espirales o irregulares. Típicamente tienen edades inferiores a unos pocos centenares de millones de años y se separan y dispersan en su rotación alrededor del centro galáctico por interacciones gravitacionales con otros cúmulos o por encuentros cercanos entre sus propias estrellas en su movimiento por la Galaxia. Los cúmulos más jóvenes contienen todavía gran cantidad de material gaseoso nebuloso iluminado por las estrellas; con el tiempo, la presión de radiación del cúmulo dispersa el gas de la nube molecular dejando únicamente las estrellas. Aproximadamente un 10% de la masa de la nube molecular puede condensarse en forma de estrellas antes de dispersarse por la presión de radiación. La figura 21 muestra el cúmulo galáctico de Las Pléyades, que es una referencia inmediata cuando se habla de cúmulos abiertos.

² Este enjambre estelar es M80 (NGC 6093), uno de los más densos de los 147 cúmulos globulares conocidos en la Galaxia Vía Láctea. Situado a unos 28 000 años luz de la Tierra, M80 contiene cientos de miles de estrellas, todas unidas por su mutua atracción gravitatoria.



Figura 21. Pléyades³.

3.1.3 Poblaciones Estelares

Las diferencias entre los cúmulos globulares y el núcleo de la Galaxia por un lado, y los cúmulos abiertos y los brazos espirales por el otro, sugieren que las estrellas que contienen son de diferentes familias. Existen estrellas que se mueven independientemente en los brazos o en el núcleo de la Galaxia (llamadas *estrellas de campo*) que tienen un rango muy amplio de edades, mientras que las estrellas en cúmulos tienen una edad común. Si construimos un diagrama H – R de los dos tipos de cúmulos, las diferencias saltan a la vista. Si comparamos el diagrama H – R de un típico cúmulo galáctico con el diagrama de las estrellas de campo más cercanas al Sol, encontramos una similitud global, pero la secuencia principal está más definida en el diagrama del cúmulo abierto y hay una brecha evidente entre la región superior de la secuencia, las estrellas azules brillantes, y la región de las gigantes rojas (esta zona es llamada la brecha Hertzsprung), figura 22 (a).

El diagrama H – R de un típico cúmulo globular, es muy diferente. La secuencia principal es muy difícil de identificar: consiste sólo de una pequeña banda en la base del diagrama. En la parte superior, la banda se desvía hacia la derecha y se dirige hacia la región de las gigantes rojas (no hay brecha Hertzsprung). En la región de las gigantes rojas cruza otra banda que atraviesa el diagrama de forma horizontal, es la *rama horizontal* (marcada con X en la figura 22 (b)), que consiste de estrellas muy brillantes, todas de la misma magnitud, pero que cubren un rango de colores.

³ Las Pléyades (que significa "palomas" en griego), también conocidas como M45, son un puñado de estrellas muy jóvenes las cuales se sitúan a una distancia aproximada de 450 años luz de la Tierra; están contenidas en un espacio de treinta años luz. Se formaron aproximadamente hace apenas unos 100 millones de años y aún se pueden ver rastros de la nube cósmica de la cual se crearon.

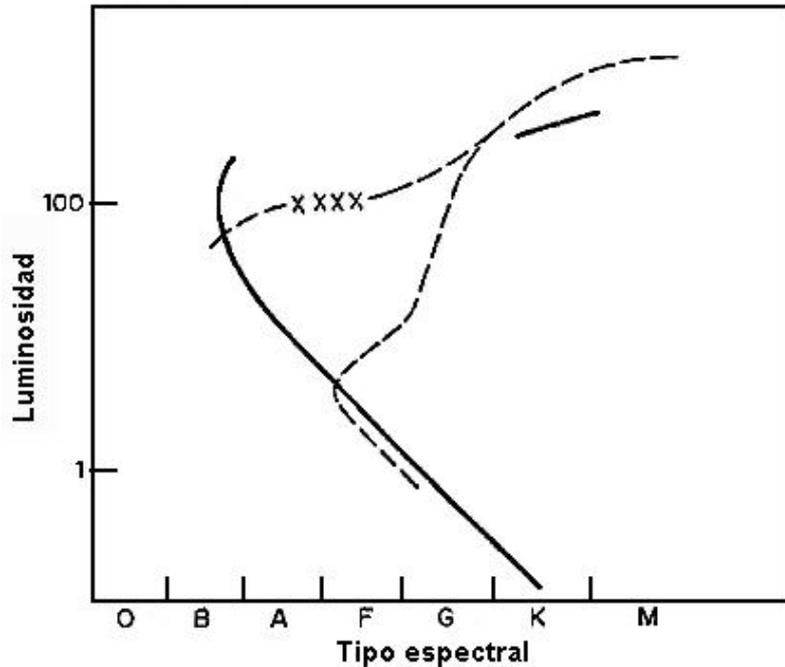


Figura 22. (a) _____ Diagrama H – R de un típico cúmulo abierto. (b) _____ Diagrama H – R de un típico cúmulo globular.

Después del flash de helio, una estrella se ubica inicialmente en algún lugar de la rama horizontal, que es una característica típica de los cúmulos globulares. La posición exacta depende de la masa y de la composición química de la estrella. Las estrellas menos masivas y con menos cantidad de elementos más pesados que el helio serán más azules, y por lo tanto estarán más a la izquierda de la rama. Esta característica es la diferencia más obvia entre los diagramas H – R de los cúmulos abiertos y los cúmulos globulares: los primeros no tienen rama horizontal y los últimos sí. La razón es que las estrellas que evolucionan en los cúmulos abiertos son más masivas y contienen elementos más pesados que sus equivalentes en los cúmulos globulares; como resultado, permanecen en la parte derecha de la banda (estrellas rojas) y no pueden ser fácilmente reconocibles de la región de las gigantes rojas.

Los estudios del diagrama H – R indican que hay dos grupos de estrellas que difieren en sus posiciones en la Galaxia y en sus propiedades intrínsecas. Las estrellas en cúmulos abiertos y las estrellas de campo pertenecen a la Población I; estrellas en cúmulos globulares o de tipos similares pertenecen a la Población II. La identificación de las dos familias se hace en términos del brillo, de la temperatura superficial y del tamaño de las estrellas, pero hay otra característica importante: la composición química. Si se comparan los espectros de las estrellas en los cúmulos abiertos con los espectros de las estrellas en los cúmulos globulares, hay una diferencia inmediata; las líneas de todos los elementos excepto el hidrógeno y el helio son apreciablemente más fuertes en las estrellas de Población I que en las de Población II. Es por ello que hay dos tipos de remanentes de supernova, las supernovas de Tipo I son explosiones de estrellas de Población II, que son estrellas muy evolucionadas y por ello tienen menos hidrógeno. Las supernovas de tipo II, son explosiones de estrellas de Población I, tempranas que contienen mayor cantidad de hidrógeno.

Si se extiende el estudio de la composición química a las estrellas de campo de la región cercana al Sol, se encuentra que hay un rango de valores muy extenso. Esto

quiere decir que hay estrellas de Población II en los brazos espirales, pero también indica que la diferencia en composición química está relacionada con la forma en la que se mueven las estrellas. La Galaxia rota como un todo; en particular, las estrellas en los brazos espirales orbitan alrededor del núcleo central. Las observaciones indican que las estrellas vecinas del Sol se mueven en órbitas casi circulares alrededor del centro de la Galaxia, pero también hay estrellas que se mueven en órbitas muy elongadas que se acercan mucho al núcleo galáctico (figura 23). Estas diferencias se deben a la composición química; una estrella de composición química típica de la Población I, se moverá en una órbita casi circular alrededor del núcleo, mientras que las estrellas que tienen composición química correspondiente a las estrellas de Población II, se moverán en una órbita elongada que se acerca mucho al centro de la Galaxia. Las observaciones indican que en los brazos espirales hay una mayoría de estrellas de Población I, pero también hay estrellas de Población II, pero en el centro galáctico sólo hay estrellas de Población II. El Sol es una estrella de Población I que sigue un camino casi circular alrededor del centro de la Galaxia.

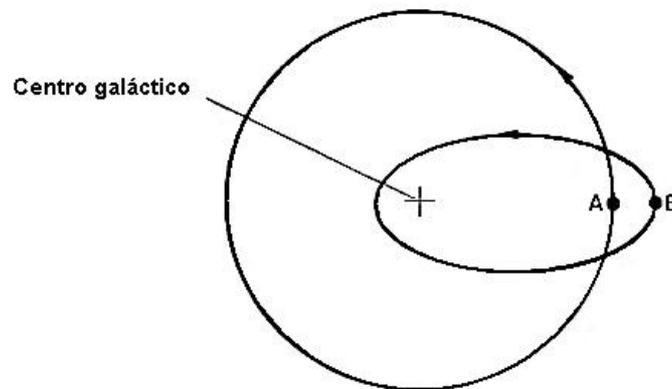


Figura 23. Órbitas de las estrellas de Población I (A), y órbita de las estrellas de Población II (B).

3.2 Método del Cúmulo en Movimiento: Las Híadas

Un cúmulo abierto ocupa un volumen limitado en el espacio, y las estrellas que lo componen pueden ser identificadas individualmente; usualmente se encuentran muy cerca entre ellas cuando las miramos en el cielo. Estas estrellas se caracterizan por sus movimientos comunes; en particular, viajan en caminos paralelos en el espacio, y se observa que los miembros se mueven con velocidades iguales relativas al Sol. El único cúmulo al que se le han podido medir las velocidades de cada miembro es el cúmulo galáctico llamado *Las Híadas*⁴, que es el grupo de estrellas más cercano al sistema solar, ubicado en la constelación de Tauro.

Para entender el método para medir las velocidades, introducimos el sistema de coordenadas ecuatoriales. Los objetos celestes más lejanos del sistema solar aparecen fijos en la bóveda celeste; para conocer las posiciones en la bóveda celeste, los astrónomos han desarrollado sistemas de referencia de acuerdo con una convención. Uno de esos sistemas de coordenadas es el sistema de *coordenadas ecuatoriales*, que se basa en determinar las posiciones de los objetos celestes con referencia al plano extendido del ecuador terrestre; la intersección del ecuador terrestre con la esfera celeste

⁴ Las Híadas son un cúmulo estelar abierto localizado en la constelación de Tauro a 121 años luz de distancia de la Tierra. Consta de 80 estrellas situadas en una esfera de 12 pársec de diámetro.

se denomina ecuador celeste. Las coordenadas en este sistema de referencia son: *declinación*, es decir, el ángulo entre el ecuador celeste y la posición del objeto en la bóveda celeste, y la *ascensión recta*, que es el ángulo medido desde un punto de referencia arbitrario (que por convención es el equinoccio de primavera), hasta el círculo horario que pasa por la posición del objeto celeste.

La declinación, que usualmente se denota por “Dec.” o por la letra griega δ , se expresa en grados y es positiva si el objeto está al norte del ecuador, y negativa si está al sur del ecuador, de tal forma que $-90^\circ \leq \delta \leq +90^\circ$. La ascensión recta se denota por “A.R.” o por la letra griega α , se mide en la dirección este del equinoccio de primavera y se expresa en horas, minutos y segundos, así $0^h \leq \alpha \leq 24^h$.

En la figura 24, AB representa un arco en el ecuador de la esfera que subtiende un ángulo α . Por convención, debido a que simplifica los cálculos astronómicos, el radio de la esfera celeste se toma como unitario, por lo que el arco AB mide α . Debido a lo anterior, el arco BC mide δ .

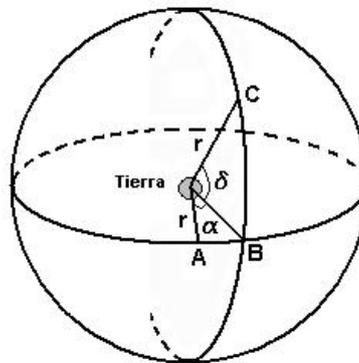


Figura 24. Coordenadas en la esfera celeste.

El plano del círculo pequeño de la figura 25, es paralelo al plano del círculo mayor, y tenemos que en el triángulo DEF

$$r_1 = r \cos \delta$$

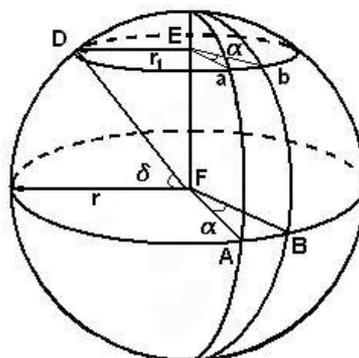


Figura 25. Distancia a declinación δ .

La circunferencia del círculo pequeño es $2\pi r_1 = 2\pi r \cos \delta$, mientras que la del círculo mayor es $2\pi r$. Los arcos ab y AB subtienden ángulos iguales a α , y están conectados por la siguiente relación

$$ab = AB \cos \delta$$

Si tomamos el radio del círculo mayor como unitario, entonces

$$ab = \alpha \cos \delta$$

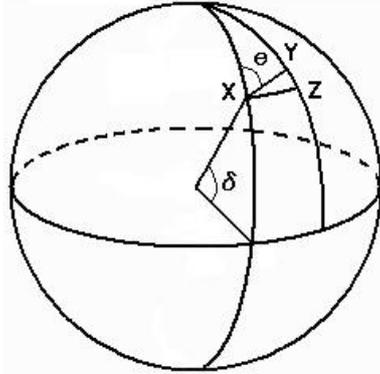


Figura 26. Componentes de desplazamiento.

Aplicando lo anterior al caso especial de una estrella en un cúmulo abierto (figura 26), que en un cierto intervalo de tiempo se mueve una distancia de μ segundos de arco hasta Y , vemos que si μ_a es el resultante cambio en ascensión recta, entonces

$$XZ = \mu_a \cos \delta$$

Del mismo modo, si μ_δ es el cambio en declinación, entonces

$$ZY = \mu_\delta$$

El ángulo θ en la figura 26 es llamado ángulo de posición del movimiento propio XY , y se mide desde el círculo que pasa por X hacia Z . Dado que estamos tratando con porciones extremadamente pequeñas del cielo, XYZ puede ser considerado como un triángulo plano con ángulo recto en Z , y ángulo $YXZ = 90^\circ - \theta$. Tenemos entonces que

$$\mu_a \cos \delta = XZ = \mu \sin \theta. \quad (16)$$

y

$$\mu_\delta = YZ = \mu \cos \theta. \quad (17)$$

Dividiendo (16) entre (17),

$$\tan \theta = \frac{\mu_a \cos \delta}{\mu_\delta}. \quad (18)$$

Dado que las estrellas en un cúmulo están asociadas dinámicamente, se observa que se mueven hacia un punto común en el cielo, que se denomina convergente. En la figura 27 (a), el punto X representa una de las estrellas en el cúmulo abierto, el punto C representa el punto convergente, y el punto S representa al Sol. El ángulo β es el ángulo que subtiende el arco XC en un círculo en la esfera celeste; siguiendo la convención de que el radio de la esfera es unitario, tenemos que la distancia XC es β .

En la figura 27 (b), la velocidad V de la estrella X es paralela a la línea SC , la línea que une al Sol con el convergente.

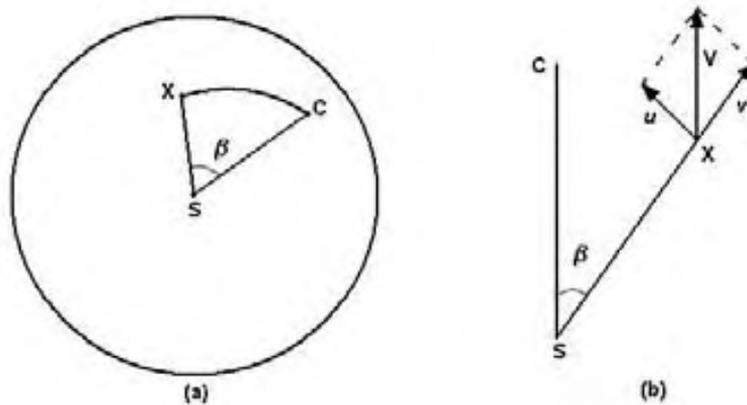


Figura 27. (a) El Sol, una estrella y el punto convergente. (b) Componentes de la velocidad de una estrella en un cúmulo abierto.

La velocidad V se separa en dos componentes: la componente transversal $u = V \sin \beta$ y la componente radial $v = V \cos \beta$; ambas componentes se encuentran en el plano CSX . Lo anterior es común para todas las estrellas del cúmulo, por lo tanto

$$V = v \sec \beta. \quad (19)$$

La velocidad v se determina por medio del corrimiento de las líneas espectrales. La siguiente tabla contiene algunas de las estrellas componentes de Las Híadas; muestra también sus coordenadas ecuatoriales, magnitud, desplazamiento en ascensión recta y declinación, y velocidad promedio, derivadas de las observaciones.

Tabla 2
Las Híadas

Estrella	α	δ	Magnitud	$\mu_a \cos \delta$	μ_δ	$v(\text{km} / \text{s})$
1201	3h 47m	+17°02'	5.97	+0.141"	-0.028	+35
1279	4 02	+14 54	6.01	+0.131	-0.024	+36
1283	4 03	+19 21	5.49	+0.103	-0.032	+24
1319	4 10	+15 09	6.32	+0.115	-0.029	+37
1373	4 17	+17 08	3.76	+0.105	-0.031	+38
1389	4 20	+17 42	4.30	+0.107	-0.029	+35
1392	4 21	+22 35	4.29	+0.100	-0.047	+35
1394	4 21	+15 23	4.48	+0.111	-0.023	+41
1409	4 23	+18 58	3.54	+0.106	-0.038	+39
1411	4 23	+15 44	3.85	+0.101	-0.028	+40
1427	4 25	+15 59	4.78	+0.105	-0.028	+38
1473	4 33	+12 19	4.27	+0.099	-0.012	+45
1620	4 57	+21 27	4.64	+0.056	-0.043	+42

Si tenemos una estrella a una distancia d y su movimiento propio⁵ anual es μ , se sigue que arco = radio x ángulo subtendido, y debido a que μ es muy pequeño, entonces

$$\mu = \frac{u \times 3.156 \times 10^7}{d} \quad (20)$$

donde u es la velocidad transversal de la estrella en km/s, y 3.156×10^7 es el número de segundos en un año.

Ahora, despejando d de la ecuación (20), y sustituyendo en la ecuación (2), tenemos que

$$a = \frac{1.5 \times 10^8}{3.156 \times 10^7} \cdot \frac{\mu}{u} \quad (21)$$

a y μ se expresan en segundos de arco. Ya conocemos u y μ :

$$u = V \sin \beta \quad \text{y} \quad \mu = \sqrt{(\mu_a \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2},$$

Para la estrella 1373, por ejemplo, $\beta = 0.140$ por lo que la distancia (ecuación 20) al cúmulo de Las Híadas es

$$\underline{d = 120.96al}$$

3.3 Determinación de Distancia a Cúmulos mediante el Ajuste SP

Es importante notar que las estrellas de secuencia principal cubren un rango considerable de edades, por lo que la secuencia no es una línea sino una banda de estrellas en el diagrama H – R. Es común distinguir entre la secuencia principal de edad cero (ZAMS: Zero Age Main Sequence), y la secuencia principal observada. La ZAMS es la línea en el diagrama H – R que corresponde a la posición de las estrellas en el instante en el que llegan a la secuencia principal. Se puede obtener una aproximación a la ZAMS, en la práctica, examinando los diagramas H – R de cúmulos galácticos, donde las estrellas son de edades similares.

Ningún cúmulo abierto tendrá una línea completa de secuencia principal de edad cero. En un cúmulo muy joven (un millón de años), las estrellas menos masivas seguirán quemando hidrógeno, mientras que las más brillantes y masivas habrán tenido tiempo para dejar la secuencia principal, ubicándose a la derecha de la secuencia.

En un cúmulo galáctico viejo (de cien millones de años), estrellas débiles habrán tenido tiempo de moverse de la secuencia principal igual que las estrellas más brillantes. Para verificar las observaciones, es necesario comparar su diagrama H – R con el diagrama H – R de las estrellas de secuencia principal de edad cero y ver a cuál de ellos

⁵ Además del movimiento debido al paralaje, algunas estrellas se mueven lentamente en una dirección que no cambia con el tiempo. Este efecto es causado por el movimiento relativo del Sol con las estrellas. Al movimiento angular por unidad de tiempo se le llama *movimiento propio*.

se ajusta. La siguiente figura muestra el diagrama de las estrellas de edad cero de un cúmulo galáctico joven y de uno viejo.

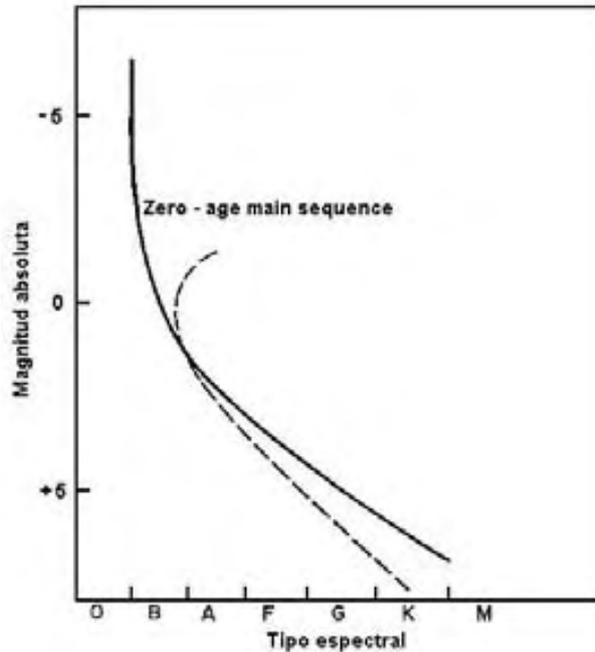


Figura 28. La secuencia principal de edad cero (ZAMS) para un cúmulo joven estándar (_____) y un cúmulo viejo (_____).

Como hemos dicho, asumimos que las estrellas en un cúmulo abierto tienen aproximadamente la misma edad y composición química original. Sin embargo, debido a que estrellas de diferentes masas evolucionan con diferente ritmo, no todas las estrellas en un cúmulo caen en la secuencia principal. Además de las estrellas de secuencia principal, un cúmulo puede contener estrellas que han comenzado a evolucionar fuera de la secuencia, como las gigantes rojas. En general, podemos esperar que en un cúmulo viejo la mayoría de las estrellas hayan evolucionado fuera de la secuencia. Del estudio de las observaciones se ha encontrado que las estrellas más masivas tipo O y B, dejan primero la secuencia principal. Encontrando el punto de partida (*turn-off point*) del cúmulo, que es la región de la secuencia principal donde las estrellas están comenzando a evolucionar fuera de la secuencia hacia la región de las gigantes rojas, se puede estimar la edad del cúmulo.

Como vimos en la sección 2.2.2, el Sol produce energía mediante la cadena protón – protón, por lo que su temperatura interior se estima en $T_c = 13 \times 10^6 K$. La masa del Sol es de $M_{Sol} = 1.98 \times 10^{33} g$ y está compuesta por cerca del 70% de hidrógeno; su luminosidad es $L_{Sol} = 3.84 \times 10^{27} J/s$. Sabiendo lo anterior, el Sol consumirá 10% de su hidrógeno en aproximadamente 7×10^9 años (que es un tiempo en el cual el Sol presentará cambios significativos en sus propiedades). Conociendo la masa M de otras estrellas de secuencia principal, superior e inferior, y midiendo sus luminosidades L , se puede calcular en cuánto tiempo consumirán el 10% de su contenido de hidrógeno, que es conocido como el *tiempo de evolución*

$$t_E = 7 \times 10^9 \frac{M / M_{Sol}}{L / L_{Sol}} \text{ años.} \quad (22)$$

estimar la edad de los cúmulos. Sabemos que las estrellas tempranas evolucionan más rápido que las estrellas tardías, por lo que para determinar el punto de partida es necesario ajustar las estrellas de secuencia principal inferior a la ZAMS, aún cuando las estrellas de secuencia principal superior no se ajusten.

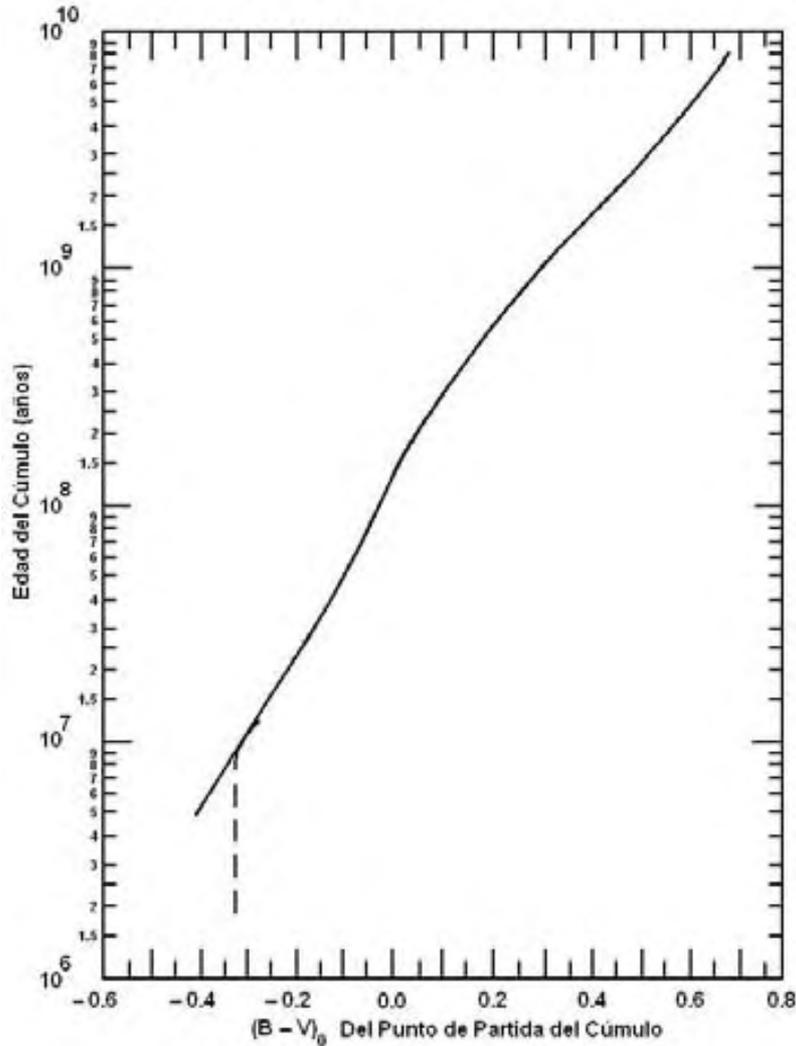


Figura 30. Edad de los cúmulos en función del índice de color intrínseco del punto de partida.

Como se dijo en la sección 1.1.2, la magnitud absoluta M_V de una estrella es la magnitud aparente que tendría si estuviera a 10pc de distancia, mientras que la magnitud V es la magnitud que medimos y depende de la distancia. En la sección anterior dijimos que Las Híadas es el cúmulo galáctico más cercano al Sistema Solar, y está a una distancia de 120.96 años luz, por lo que las magnitudes aparentes de las estrellas que medimos son aún menores. Comparando las magnitudes V y M_V , es decir, encontrando el módulo de distancia podemos determinar la distancia a los cúmulos, usando la ecuación 11.

Cuando construimos el diagrama $H - R$ de los cúmulos observados, graficamos la magnitud aparente y el índice de color aparente, pues no podemos medir los valores intrínsecos directamente. Por esta razón, al diagrama se le dice *diagrama $H - R$ relativo*, aunque también es común llamarlo *diagrama magnitud - color*, porque involucra la magnitud y el índice de color.

Cuando se determina la distancia, las escalas de $(B-V)$ y $(B-V)_0$ no se alinean, la escala $(B-V)$ siempre se encuentra desplazada hacia la derecha de $(B-V)_0$. Debido a que índices de color mayores se refieren a estrellas más rojas, observamos que las estrellas en un cúmulo están más rojas de lo que en realidad son. El enrojecimiento de la luz estelar se debe a la absorción interestelar. El enrojecimiento implica que las partículas absorben más fuertemente en la región azul del espectro que en la roja. La diferencia entre el índice de color aparente y el índice de color intrínseco es llamado *exceso de color* o *enrojecimiento* del cúmulo y se escribe como sigue

$$E(X - Y) = (X - Y) - (X - Y)_0 \quad (23)$$

donde X y Y representan dos longitudes de onda diferentes, por ejemplo B y V .

4. Calibraciones con Fotometría de Strömgren

4.1 Sistemas Fotométricos

La fotometría fotoeléctrica es una de las distintas variantes de las que dispone la fotometría para determinar la magnitud de las diferentes estrellas. Como su nombre indica, está basada en el uso de un fotómetro fotoeléctrico como receptor y cuantificador de la luz recibida. El equipo consta de un detector (un semiconductor) capaz de convertir la luz en electricidad (efecto fotoeléctrico), un amplificador, un conversor voltaje-frecuencia y un visualizador digital en donde se leen las cuentas.

Es decir, la fotometría fotoeléctrica es la técnica mediante la cual medimos el flujo de luz que nos llega desde las estrellas para asignarle valores. Un sistema fotométrico está compuesto por una serie de filtros (bandas de longitudes de onda), un conjunto de estrellas estándares para todo el mundo, que sirven para calibrar los filtros, un instrumento de medición y un telescopio para realizar las mediciones. El número de bandas y su forma, cuadrada o gaussiana, depende del tipo de problema que se quiera analizar. Existen diferentes sistemas fotométricos creados por diferentes autores.

Dependiendo del ancho de banda $\Delta\lambda$ de longitudes de onda de los filtros, se tienen tres tipos de sistemas fotométricos:

$\Delta\lambda < 100\text{\AA}$	Sistema de banda angosta
$100\text{\AA} < \Delta\lambda < 300\text{\AA}$	Sistema de banda intermedia
$\Delta\lambda > 300\text{\AA}$	Sistema de banda ancha

Las bandas generalmente están centradas en alguna longitud de onda conocida de algún elemento, como en el caso de la banda angosta, o en una característica del espectro como en el Salto de Balmer, en el caso de la banda intermedia o la banda ancha. Durante el desarrollo de este trabajo se ha utilizado la fotometría para describir la evolución de las estrellas; desde el cálculo de las magnitudes estelares (ecuación 10), hasta la determinación de la distancia mediante el índice de color; el mismo diagrama Hertzsprung – Russell está construido con mediciones fotométricas. Hasta ahora, se han considerado principalmente los filtros del sistema fotométrico creado por Morgan y Johnson, que utiliza los filtros **UVB**, con $U = 3600\text{\AA}$, $V = 5500\text{\AA}$ y $B = 4700\text{\AA}$; el filtro U está en el ultravioleta, el B en el azul y el V tiene la sensibilidad del ojo humano en el amarillo ($V = \text{visual}$).

4.2 Sistema Fotométrico de Strömgren (*uvby- β*)

El sistema de cuatro colores que utiliza Strömgren es un sistema de banda intermedia donde la forma de estas bandas es aproximadamente gaussiana. Los filtros de este sistema se encuentran en cuatro regiones del espectro: ultravioleta u (que corresponde al filtro U en el sistema de Johnson), violeta v , azul b (que corresponde al filtro B), y amarillo y (que corresponde al filtro V). En la tabla 4 se muestran las características de los filtros del sistema: longitud de onda central (λ) y ancho medio de banda ($\Delta\lambda$). En la figura 31 se muestran las curvas de transmisión respectivas.

Tabla 4
Sistema fotométrico de Strömgren

Filtro	λ central	$\Delta\lambda$
<i>u</i>	3505 Å	330 Å
<i>v</i>	4110 Å	170 Å
<i>b</i>	4685 Å	183 Å
<i>y</i>	5488 Å	235 Å

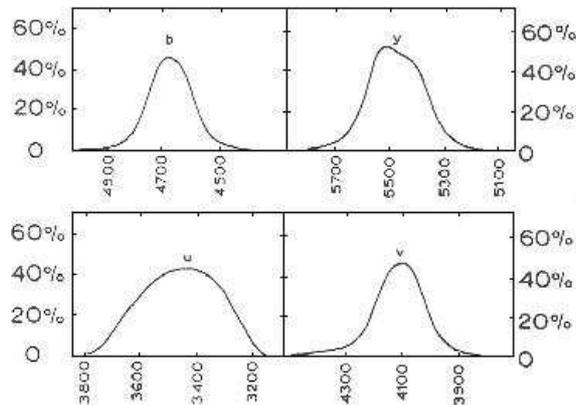


Figura 31. Curvas de Transmisión de los filtros *uvby*.

El filtro *y* proporciona la magnitud visual del objeto. La localización de la longitud central del filtro *b* reduce los efectos del encubrimiento de líneas de absorción causadas por la presencia de elementos más pesados que el helio en las atmósferas de las estrellas. En estrellas tardías tipo F y G, el efecto de absorción es prácticamente el mismo en los filtros *b* y *y*; en estrellas tempranas el efecto es nulo en ambos filtros, por lo que el parámetro *b*–*y* es un indicador (libre de absorción) de la temperatura superficial efectiva de las estrellas. El filtro violeta *v* está centrado en una región donde hay efecto de absorción. El filtro ultravioleta *u* tiene su límite inferior dentro de la región transparente de la atmósfera, por lo que su curva de respuesta no depende de la atmósfera terrestre. Este hecho es importante pues en la región ultravioleta la extinción atmosférica va en aumento. Este filtro mide el efecto de encubrimiento y la discontinuidad de Balmer hacia el lado $\lambda < 3700\text{Å}$. En la figura 32 se muestra una comparación entre el sistema de Johnson, el de Strömgren y el de Crawford, que se define más adelante.

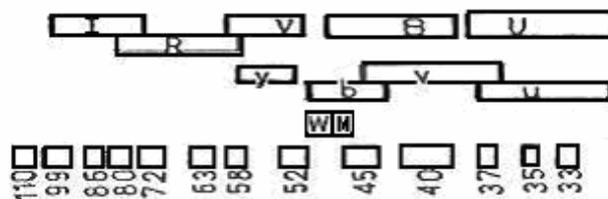


Figura 32. Comparación entre los sistemas fotométricos de Johnson (UBV arriba) y de Strömgren (*uvby* en medio) en las regiones del espectro donde se ubican. Debajo se presenta el índice de Crawford y en la base se incluye un continuo para comparar las longitudes de onda de los filtros.

La figura 33 muestra esquemáticamente la localización de los filtros del sistema fotométrico de Strömgren y las características de los flujos que producen.

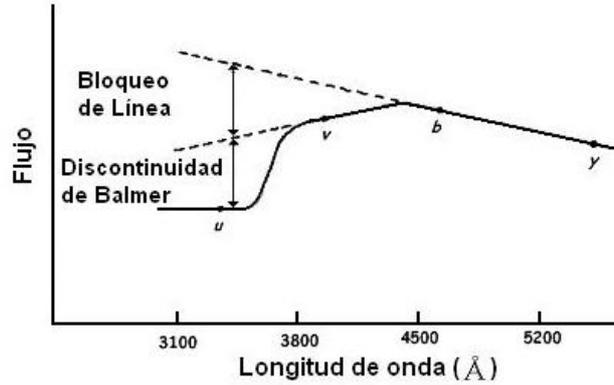


Figura 33. Localización de los filtros $uvby$.

Strömngren introduce dos parámetros:

$$\text{Discontinuidad de Balmer}^1 \quad c_1 = (u - v) - (v - b). \quad (24)$$

$$\text{Bloqueo de Líneas} \quad m_1 = (v - b) - (b - y). \quad (25)$$

El índice m_1 es una medida las líneas de bloqueo, pues el índice $(b - y)$ no está afectado, pero $(v - b)$ sí lo está. El índice c_1 mide la discontinuidad de Balmer, es decir, como está afectado por el salto en el continuo. Este índice está afectado por absorción, pues el filtro u sufre aproximadamente el doble de encubrimiento, debido a las líneas de absorción, que el filtro v , y como $c_1 = u - 2v + b$ el efecto se anula.

Los índices m_1 y c_1 están afectados por enrojecimiento estelar, por lo que Lindroos (1979) propuso dos ecuaciones para calcular los índices $[m_1]$ y $[c_1]$ que están libres de enrojecimiento, ajustando datos observacionales al diagrama ZAMS. Sus ecuaciones son

$$[m_1] = m_1(\text{observado}) + 0.32(b - y)(\text{observado}). \quad (26)$$

$$[c_1] = c_1(\text{observado}) - 0.2(b - y)(\text{observado}). \quad (27)$$

Una vez libres de enrojecimiento interestelar, debemos corregir los parámetros m_1 y c_1 para obtener sus valores intrínsecos. La corrección se hace aplicando la ecuación 23, conociendo los valores libres de enrojecimiento

$$(c_1)_0 = [c_1] - E(c_1). \quad (28)$$

$$(m_1)_0 = [m_1] - E(m_1). \quad (29)$$

Los excesos de color $E(c_1)$ y $E(m_1)$ están relacionados con el exceso en $(b - y)$ por la siguiente forma, Crawford (1975)

¹ La discontinuidad de Balmer es una caída en la intensidad del espectro continuo en el límite de la serie de Balmer del hidrógeno, justo en 3646 Å. Este salto representa la energía absorbida cuando un electrón que está originalmente en el segundo estado de energía, absorbe energía para liberarse, es decir, el átomo de hidrógeno se ioniza.

$$E(c_1) = 0.20E(b - y). \quad (30)$$

$$E(m_1) = -0.30E(b - y). \quad (31)$$

los coeficientes fueron determinados siguiendo una ley de extinción estándar que depende de la longitud de onda, por lo que los índices intrínsecos son

$$(c_1)_0 = [c_1] - 0.20E(b - y). \quad (32)$$

$$(m_1)_0 = [m_1] + 0.30E(b - y). \quad (33)$$

Otro parámetro que se utiliza como extensión del sistema fotométrico de Strömgren es el parámetro β . Este índice fue introducido por Crawford en 1956 y es un ejemplo de fotometría de banda angosta. Este sistema utiliza un filtro ancho y un filtro angosto de interferencia, sus características se muestran en la tabla siguiente

Tabla 5
Sistema fotométrico de banda angosta

Filtro	λ central	$\Delta\lambda$
W	4861 Å	150 Å
N	4861 Å	30 Å

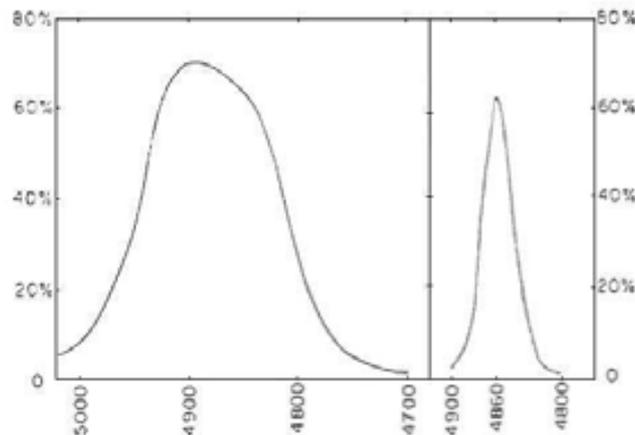


Figura 34. Curvas de Transmisión de los filtros W y N.

La máxima transmisión de estos filtros está lo más cercana posible a la longitud de onda de la línea $H\beta$ (4861 Å). Se utilizan dos filtros para medir la intensidad de la línea $H\beta$ con respecto al continuo, debido a que el flujo medido por el filtro angosto indica la intensidad de la línea y el filtro ancho mide el continuo inmediato. Debido a que ambos filtros tienen la misma longitud de onda central, no existe dependencia de la extinción atmosférica ni de la absorción interestelar en este sistema.

El parámetro β es el índice de color obtenido de la diferencia de magnitudes medidas con el filtro ancho y el filtro angosto. Este parámetro es un indicador de la luminosidad para estrellas tipo O y A (temprana), y es un indicador de la temperatura superficial efectiva para estrellas tipo A (tardía) a G.

Otra forma de obtener índices libres de enrojecimiento utiliza el parámetro β como indicador, pues está libre de enrojecimiento. Conociendo el índice β , se puede calibrar otro índice, por ejemplo el $(b-y)$, para obtener el valor del exceso de color $E(b-y)$, y con él, determinar el índice intrínseco $(b-y)_0$. Una vez conocido el valor del exceso de color en el índice $(b-y)$, se pueden determinar los parámetros intrínsecos libres de enrojecimiento $(c_1)_0$ y $(m_1)_0$. También podemos calcular V_0 y M_V , y con ellos, determinar la distancia a los cúmulos.

Las primeras calibraciones del color intrínseco para el sistema de cuatro colores fueron realizadas por Crawford (1975 y 1979). La calibración de Crawford (1975) es aplicable principalmente a estrellas de Población I cerca de la secuencia principal, pues limita los valores de $\delta[c_1] = [c_1](observada) - [c_1](ZAMS)$ y β , además utiliza estrellas de calibración con valores pequeños de $\delta[m_1] = [m_1](Híadas) - [m_1](observada)$ ². Las relaciones de Crawford son

$$(b-y)_0 = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\Delta\beta^2 - 0.05\delta[c_1] - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta[m_1]. \quad (34)$$

para estrellas de tipo espectral F ($2.59 \leq \Delta\beta \leq 2.72$) y

$$(b-y)_0 = 2.946 - 1.00\Delta\beta - 0.1\delta[c_1]. \quad (35)$$

para estrellas tipo A ($2.72 \leq \Delta\beta \leq 2.88$). K es una constante igual a 0.222 según Nissen (1988) y $\Delta\beta = 2.72 - \beta$. Estas son relaciones empíricas deducidas a partir de la comparación de las observaciones de cúmulos con el estudio de las Híadas, pues es el único cúmulo al que se le ha medido la distancia de forma directa.

La calibración para estrellas tempranas (B9 hasta A0), fue hecha por R.R. Shobbrook en 1986, para estrellas con $\Delta\beta \geq 2.89$:

$$(b-y)_0 = -0.1146 + 0.0805[c_1] + 0.0616[c_1]^2 + 0.2719[c_1]^3 - 0.7801[c_1]^4 + 0.4679[c_1]^5. \quad (36)$$

Aunque el índice β es un buen indicador de tipos espectrales, tiene un serio problema: es un parámetro bimodal. Como se ve en la figura 35, para un mismo valor de β hay dos valores de $(b-y)_0$. Este problema fue resuelto por el propio Strömberg; fue por ello que introdujo los índices m_1 y c_1 . Con ellos construyó una gráfica donde se representan los tipos espectrales, resaltando la secuencia principal (estrellas con clase de luminosidad V); ésta gráfica se muestra en la figura 36 y permite discriminar entre tipos espectrales, en función de los parámetros m_1 y c_1 , y una vez determinado el tipo espectral, se aplican las calibraciones de Nissen o de Shobbrook para estimar el enrojecimiento y los parámetros intrínsecos en términos del índice β .

² Las calibraciones de Crawford están diseñadas con respecto a las Híadas, debido a que las Híadas es el único cúmulo al que se le puede determinar la distancia de forma directa, mediante movimientos propios, paralaje o ajuste SP.

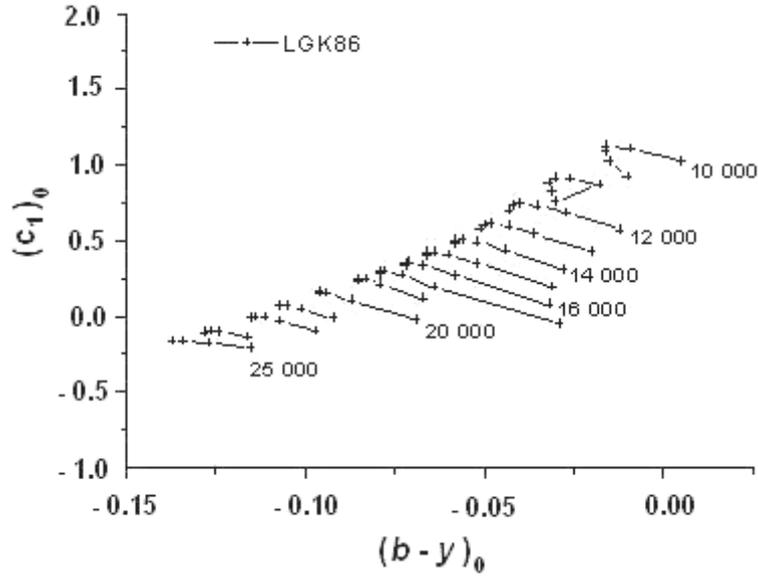


Figura 37. Isotermas construidas con los modelos de Lester & Kurucz. La temperatura está expresada en Kelvin.

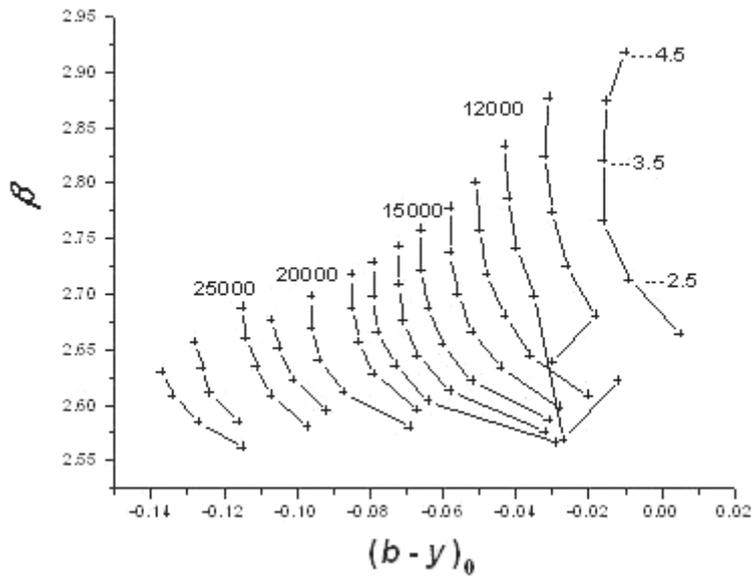


Figura 38. Isogravedades e isotermas, modelos de Lester & Kurucz. La gravedad está expresada en $\log g_{Sol}$.

La gravedad se mide en términos de la aceleración de la gravedad en la superficie de la Tierra: en la superficie $g = 9.81m/s^2$, a esta cantidad se le asigna el valor 1, por lo que, en estos términos, la gravedad superficial del Sol es $g_{Sol} = 274$ y $\log g_{Sol} = 2.5$.

Con respecto a la edad de los cúmulos, primero hay que graficar los valores desenrojados de las estrellas en las mallas teóricas de Kurucz, para determinar las temperaturas y gravedades superficiales de cada una. El procedimiento para determinar la edad de las estrellas, utiliza la calibración de Meynet et al. (New Dating of Galactic Open Cluster, 1993), quienes desarrollaron una serie de isócronas para estrellas con metalicidad tipo solar. A partir de una gran cantidad de datos de cúmulos abiertos, construyen isócronas sobre el diagrama H-R, que indican la edad de los cúmulos a partir

del punto donde las estrellas del cúmulo se separan de la secuencia principal (*turn off point*). Las estrellas de un cúmulo presentan aproximadamente la misma edad, por lo que la edad del cúmulo está determinada por esa estrella.

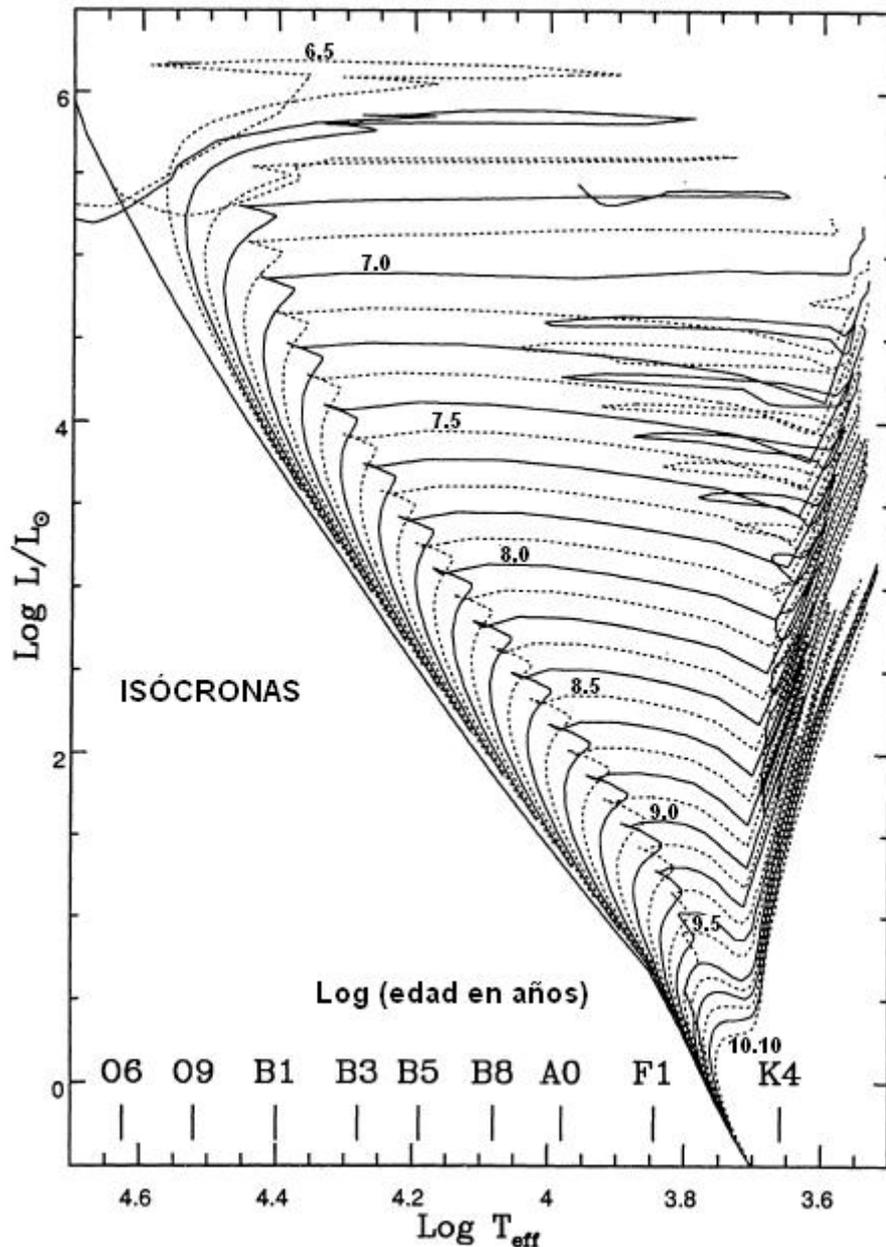


Figura 39. Líneas de tiempo en el diagrama Teórico H – R, para $\log t = 6.5$ hasta $\log t = 10.10$

Los números indican el logaritmo de la edad en años. Los tipos espectrales fueron tomados de Kudritzki & Hummer (1986). Las isócronas fueron calculadas considerando la pérdida de masa y la luminosidad (ecuación 22).

Una vez conocida la temperatura superficial, aplicamos la relación numérica derivada por Meynet et al.

$$\log(\text{edad en años}) = -3.611 \log T_{eff} + 22.956 \quad (37)$$

La ecuación 37 es válida sólo para el *blue turn off point*, (es decir, para la estrella más azul y más caliente del cúmulo, pues esa estrella es la que evoluciona más

rápido debido a su masa) y para un rango de temperaturas entre $3.98 \leq \log T_{eff} \leq 4.25$ o $9600K \leq T_{eff} \leq 18000K$, con una precisión $< 3 \times 10^{-3}$.

En resumen, el sistema fotométrico de Strömgen define los siguientes índices fotométricos, en función de los parámetros *uvby-β*:

- Índice β
 - Indicador de la luminosidad para estrellas de tipo O hasta A.
 - Indicador de temperatura para estrellas de tipo A hasta G.

- Índice c_1
 - Indicador de temperatura para estrellas de tipo O hasta A
 - Indicador de la luminosidad para estrellas de tipo A hasta F

- Índice m_1
 - Indicador de metalicidad para estrellas de tipo O hasta A
 - Indicador de la composición química para estrellas de tipo F hasta G

5. Datos Observacionales

5.1 Adquisición de Datos

5.1.1 Observaciones

Las observaciones fueron hechas en el Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir, Ensenada, Baja California Norte, México, en octubre del año 2007. La temporada de observaciones se llevó a cabo con el telescopio tipo Cassegrain de 1.5m con el espectrofotómetro Danés¹³ multicanal integrado. La tabla 6 muestra la temporada completa de observaciones.

Tabla 6
Temporada de observaciones

<i>Temporada</i>	<i>Cúmulo</i>	<i>Fecha inicial</i>	<i>Fecha final</i>	<i>Observadores</i>
Octubre 07	NGC 1778	181007	221007	CGP, JHP, JPS ¹⁴
Octubre 07	NGC 1647	231007	261007	CGP, JPS

¹³ Ver sección 5.1.2

¹⁴ **Observadores:** Carlos Alberto Guerrero Peña, Facultad de Ciencias UNAM; José H. Peña Saint Martín, Instituto de Astronomía UNAM; Jean Pierre Sareyan, OCA, Departament Gemini, France.

El método sistemático de observación de estrellas fue el siguiente: cada noche se realizaron múltiples series de integraciones (recolección de fotones) por cada estrella. El proceso de integración consistió de cinco integraciones de 10 segundos para los filtros *ubvy*, con una integración de 10 segundos del cielo cercano a la estrella, que será restado de la medición durante la reducción, y cinco integraciones de 10 segundos para los filtros N y W, con una integración de 10 segundos del cielo.

Cada noche se midieron estrellas estándares brillantes de calibración, que serán utilizadas para transformar los datos instrumentales al sistema estándar. El fotómetro utilizado tiene la ventaja de que adquiere los índices *ubvy* simultáneamente, y los parámetros N y W que definen el índice β , casi simultáneamente. Las incertidumbres individuales fueron determinadas calculando la desviación estándar de cada estrella. El error porcentual de cada medida es función del tipo espectral y del brillo de la estrella, pero fueron observadas suficiente tiempo para asegurar suficientes fotones y tener un cociente *señal a ruido* con precisión mínima 0.01mag, o mejor en algunos casos.

Como se ha dicho, la luz de las estrellas sufre un proceso de absorción debido al material interestelar que hay entre las estrellas y el observador. Además de la absorción interestelar, la atmósfera de la Tierra atenúa otro tanto la intensidad, debido a la extinción atmosférica relacionada con la masa de aire que la luz tiene que atravesar para llegar al telescopio. La masa de aire será menor en el cenit y máxima en el horizonte; la respuesta de la disminución de la magnitud es aproximadamente lineal con la extinción. La corrección por extinción atmosférica se calcula como sigue

$$m(z) = m(0) + k \sec(z). \quad (38)$$

donde z es el ángulo al cenit, $m(z)$ es la magnitud estelar al ángulo z , y k es el coeficiente de extinción atmosférica que deberá de calcularse midiendo la magnitud de una estrella estándar a diferentes alturas de z para cada filtro. Los fotones de las estrellas que recoge el telescopio se calculan cuantificando la razón señal a ruido o S/N , que es la medida de la cantidad de fotones sobre el ruido de fondo; la precisión de la señal se calcula usando la siguiente relación

$$\frac{S}{N} = \frac{\sqrt{\text{Cuentas recibidas}}}{\text{Cuentas recibidas}}. \quad (39)$$

Para eliminar el ruido de la señal, se hace una medición del flujo del cielo y después se resta a la medición del flujo de las estrellas.

5.1.2 Espectrofotómetro Danés

El fotómetro Strömgren del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir fue diseñado y construido originalmente durante 1981-1982, en los talleres del Observatorio de la Universidad de Copenhague, en Brorfelde, Dinamarca. Los responsables de su diseño genérico son B. Strömgren, E. H. Olsen, P. E. Nissen y R. F. Nielsen. El diseño óptico y mecánico fue realizado por R. F. Nielsen y P. Bechmann, respectivamente.

El instrumento se emplea para fotometría fotoeléctrica a conteo de fotones con dos modos de funcionamiento: el modo *uvby*, destinado a medir en el sistema Strömgren y el modo *Hβ*. Un espejo plano inclinado, intercalado opcionalmente en el camino óptico, desvía el haz hacia la sección *Hβ*; si el espejo está fuera, el haz se dirige a la sección *uvby*.

En el modo *uvby*, el fotómetro utiliza una rejilla de difracción para separar las componentes espectrales en las cuatro bandas del sistema Strömgren, y usa cuatro tubos foto multiplicadores para la medida simultánea de los cuatro canales. En el modo *Hβ*, el haz de luz se divide mediante un filtro dicróico (vidrio que tiene la propiedad de dividir el haz de luz que transmite, en función de la longitud de onda y del ángulo de incidencia de la luz sobre su superficie), y se envía cada haz resultante a dos tubos foto multiplicadores a través de filtros de interferencia centrados en la banda *Hβ*, uno ancho y otro angosto, para medir el continuo y la banda *Hβ*, respectivamente. El plano focal del instrumento se encuentra a 185mm de la superficie frontal. Allí se encuentra una rueda motorizada con seis diafragmas de diferentes tamaños. Estos son los siguientes:

Tabla 7
Diámetro de los diafragmas del espectrofotómetro

<i>Diafragma</i>	<i>Diámetro (mm)</i>	<i>Campo (")</i>
0	3	31.6
1	2	21.1
2	1.2	12.6
3	abierto	-
4	0.6	6.3
5	0.45	4.7

Después de la rueda de diafragmas se encuentra el objetivo acromático, cuya distancia focal es de 402mm 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.

Las bandas espectrales de los filtros *uvby*, *Hβ(N)* y *Hβ(W)* del fotómetro Danés se muestran en la tabla 8.

Tabla 8
Bandas espectrales del espectrofotómetro

<i>Longitud de onda λ (Å)</i>	<i>u</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>Y</i>	<i>Hβ(N)</i>	<i>Hβ(W)</i>
Máxima (rendija)	3886	4222	4801	5636	-	-
Mínima (rendija)	3324	4006	4572	5346	-	-
Central (filtro)	3505	4110	4685	5488	4864	4865
Transmisividad (%)	76	83	89	90	70	82

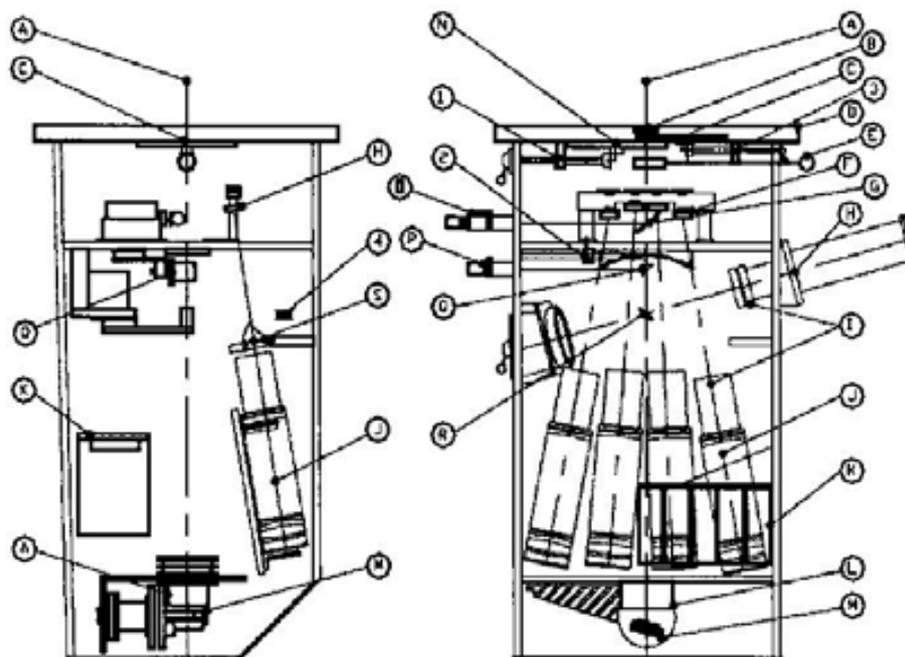


Figura 40. Elementos del espectrofotómetro Danés.

- A. Eje Óptico
- B. Lente de Barlow
- C. Fuente de luz radiactiva
- D. Plano de adaptación
- E. Despolarizador
- F. Espejos reflectores de luz
- G. Prisma de visor de campo
- H. Foto multiplicadores $H\beta$
- I. Lentes de Fabry y filtros de interferencia
- J. Foto multiplicadores ($uvby$)
- K. Fuentes de poder
- L. Lente acromático 1/6 (objetivo)
- M. R. Ejilla de difracción
- N. Rueda de aperturas

- O. Cámara CCD con intensificador
- P. Cámara CCD sin intensificador
- Q. Prisma de visor de diafragma
- R. Espejo para la sección $H\beta$
- S. Filtro de densidad neutra

Ubicación de sensores de posición

1. sensor de posición de la rueda de filtro neutro
2. sensor de posición de rendija
3. sensor de posición de la fuente de luz radiactiva
4. sensor de posición del filtro neutro

El fotómetro no toma en cuenta todos los fotones que le llegan, es por ello que hay que hacer una corrección por tiempo muerto. El número de cuentas medidas por unidad de tiempo N_o y el número de cuentas real N_r , se relacionan mediante la ecuación

$$N_r = \frac{N_o}{(1 - N_o \tau)} \quad (40)$$

donde τ es la constante de tiempo muerto. Las constantes de tiempo muerto adoptadas para cada fototubo, son el promedio de varias mediciones realizadas por diferentes observadores y se muestran en la tabla 9. 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 siguiente

$$\tau_i = \frac{(N_{of} b_i - N_{nof})}{N_{of} N_{nof} (b_i - 1)} \quad (41)$$

N_{of} = Número de cuentas observado con filtro neutro

N_{nof} = Número de cuentas observado sin el filtro neutro

b_i = Constante de atenuación del filtro neutro para el canal i .

Tabla 9
Constantes de tiempo muerto

Canal	Tiempo muerto τ (ns)
u	233 \pm 13
v	174 \pm 29
b	228 \pm 20
y	189 \pm 14
n	267 \pm 4
w	194 \pm 5

5.2 Reducción de Datos

El procedimiento de reducción fue hecho con los programas numéricos del paquete NABAPHOT (Arellano - Ferro & Parrao, 1988), los cuales reducen los datos instrumentales al sistema estándar. Los paquetes consisten en una serie de programas que se ejecutan sucesivamente y cuyos formatos son cuidadosamente consistentes, es decir, los archivos de salida de un programa son empleados como archivos de entrada por el programa siguiente. Los programas fueron diseñados en el Instituto de Astronomía de la UNAM para trabajar de acuerdo a las correcciones por extinción atmosférica del fotómetro Danés del Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir.

El primer paso para realizar las reducciones es crear el archivo OBJETOS.txt, que contiene los datos de todos los objetos que se observarán: objetos problema y objetos estándares. Este archivo contiene el nombre de la estrella, las coordenadas del objeto y las magnitudes $ubvy-\beta$ para las estrellas estándares.

El trabajo de NABAPHOT consistirá en convertir el sistema instrumental obtenido de las estrellas problemas, en el sistema estándar. Antes de iniciar con el primer programa de la paquetería, hay que "limpiar" los datos de cada noche. El proceso de limpieza consiste en eliminar los datos irregulares que se encuentren, así como los comentarios que se pudieran haber hecho durante la noche de observación.

Después de limpiar los datos, se ejecuta el primer programa de NABAPHOT, TACZU: el programa TACZU toma como entrada al archivo CLN.txt y el archivo OBJETOS.txt. Su labor es promediar todas las integraciones de un mismo objeto, y restarle el cielo a los datos de las estrellas. Además, realiza las correcciones por tiempo muerto. Al terminar devuelve un archivo TZU.txt con las correcciones realizadas.

El siguiente programa es **ATMOS**: toma como entrada el archivo TZU.txt y calcula las magnitudes y colores instrumentales, realizando además la corrección por extinción atmosférica (ecuación 38). La salida del programa es un archivo ATU.txt.

TRANS: localiza las estrellas estándares en el archivo ATU.txt y en el archivo OBJETOS.txt, y escribe un archivo TRU.txt donde se escriben todas las estrellas estándares con sus valores instrumentales y de la literatura. Estos valores deben de ser graficados para asegurarse que la relación entre sistemas sea lineal y que ninguna estrella esté corrida. Si alguna estrella esta muy alejada de la recta es probable que se haya observado una estrella equivocada. Habrá que eliminar estas estrellas con mucho cuidado.

CONS: este programa realiza los ajustes lineales para calcular los coeficientes de transformación de los sistemas, y devuelve un archivo SALU.txt donde están escritos. Estos coeficientes deberán copiarse, pues el programa siguiente los requiere. CONS ajusta ecuaciones de la siguiente forma:

$$\begin{aligned}
 V &= A + y_i + (b - y)_i, \\
 (b - y) &= C + D(b - y)_i, \\
 m_i &= E + F(m_i)_i + G(b - y)_i, \\
 c_i &= H + I(c_i)_i + J(b - y)_i, \\
 H\beta &= K + L(H\beta)_i.
 \end{aligned}
 \tag{42}$$

donde los subíndices i indican los valores instrumentales, y las constantes A, B, \dots, L son los coeficientes de transformación al sistema estándar.

REDU: este programa tiene de entrada el archivo ATU.txt, con los datos de las magnitudes corregidas por extinción atmosférica. Al ejecutarse, pide los coeficientes de transformación obtenidos de SALU.txt. Con estos datos transformará las magnitudes y colores instrumentales al sistema estándar. Los datos de salida, ya corregidos, estarán en un archivo llamado RDU.txt que contiene los datos reducidos de $V, (b - y), m_i$ y c_i . Los programas de NABAPHOT se tienen que repetir para reducir los datos de $H\beta$; el procedimiento es el mismo.

Realizadas estas correcciones y calculados los parámetros $V, (b - y), m_i, c_i$ y β empieza el análisis y cálculo de los parámetros. El siguiente paso es determinar los tipos espectrales de las estrellas, con ayuda del diagrama de Strömgen, para establecer qué calibración se aplicará a cada una. Existen dos programas más que realizan las calibraciones y calculan los valores intrínsecos, usando las ecuaciones 34, 35 o 36.

DSTAFTS4: el archivo de entrada es RDU; este programa utiliza las calibraciones de Nissen (1988), para estrellas tipo A y F, para determinar los valores de $E(b - y), (b - y)_0, m_0, c_0, V_0, M_V, DM$ (módulo de la distancia $V_0 - M_V$), y la distancia de cada estrella.

DSTSHBB3: utiliza el archivo RDU como entrada, y aplica las calibraciones de Shobbrok para estrellas tempranas tipo B. También arroja un archivo que contiene los valores de $E(b - y)$, $(b - y)_0$, m_0 , c_0 , V_0 , M_V , DM y la distancia.

6. Los Cúmulos Abiertos NGC 1647 y NGC1778

6.1 Datos de la Literatura

La información de la ubicación de los cúmulos, la magnitud visual de sus estrellas, y los estudios que se han realizado sobre ellos, fue extraída de un sitio en Internet, que es un banco de datos con información relativa a cúmulos galácticos. El sitio se llama **WEBDA** y es la versión en línea de la base de datos **BDA**, formada por astrónomos profesionales y amateurs. La información que ofrece está dividida en las siguientes categorías:

- Descripción. Descripción de la estructura del banco de datos que incluye una discusión de los catálogos de cúmulos que existen y el tipo de datos que se ofrecen en el sitio.
- Información. Información del cúmulo requerido y los datos referentes a él, contenidos en el sitio. Este canal provee una alternativa para localizar los cúmulos de interés, examinando el contenido de la base de datos.
- Interrogación. Brinda varias formas de investigar la base de datos, para hacer la selección de cúmulos o estrellas individuales de cada cúmulo.
- Navegación. Es la categoría principal del sitio. Cuenta con herramientas para generar imágenes de cada cúmulo, fotografías de los cúmulos solicitados, información de actividades fotométricas, etc. También grafica mapas de observación, en función de la magnitud visual requerida. Cada estrella graficada puede ser consultada individualmente para conocer sus coordenadas, además de su magnitud reportada.
- Concepción. Contiene información sobre el diseño y la concepción del sitio. También cuenta con instrucciones para usar cada herramienta.
- Mejoras. Es una lista de información técnica y actualizaciones periódicas incluidas en la base de datos.
- Publicación. Cuenta con bibliografía de artículos publicados, dedicados a incrementar los estudios y datos de la página.
- Colaboración. El sitio WEBDA está abierto a sugerencias, colaboraciones y futuros desarrollos e inclusiones que enriquezcan la información y faciliten la navegación a través de la página.
- Extensión. El sitio será extendido para incluir datos de cúmulos abiertos en las Nubes Magallánicas y regiones de formación estelar activa en otras galaxias.

El sitio WEBDA fue de suma importancia en el desarrollo de este trabajo, pues de él obtuvimos la información referente a los estudios que se han realizado sobre NGC 1647 y NGC 1778; navegando por la página encontramos que los cúmulos no tienen estudios reportados de fotometría de Strömgen, que fue la razón principal para estudiarlos.

6.2 Cúmulo Abierto NGC 1647

El cúmulo NGC 1647 está localizado en $R.A. = 4^h 46^m 8^s.45$ (2000.0) y $Dec. = +19^\circ 04' 37''.73$, en dirección de la constelación de Tauro. Tiene un diámetro de $1^\circ \times 1^\circ$ y tiene una población media. WEBDA reporta una distancia $d = 540 pc$, exceso de color $E(B-V) = 0.370$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 9.81$ y $\log(edad) = 8.158 años$. El cúmulo no tiene estudios con fotometría de Strömgen, que fue la razón principal para observarlo.



Figura 41. Cúmulo abierto NGC 1647.

El criterio de selección de estrellas se basó en la resolución del telescopio. La magnitud mínima que se puede detectar es 13. La siguiente figura muestra un diagrama de las estrellas del cúmulo hasta magnitud 13.

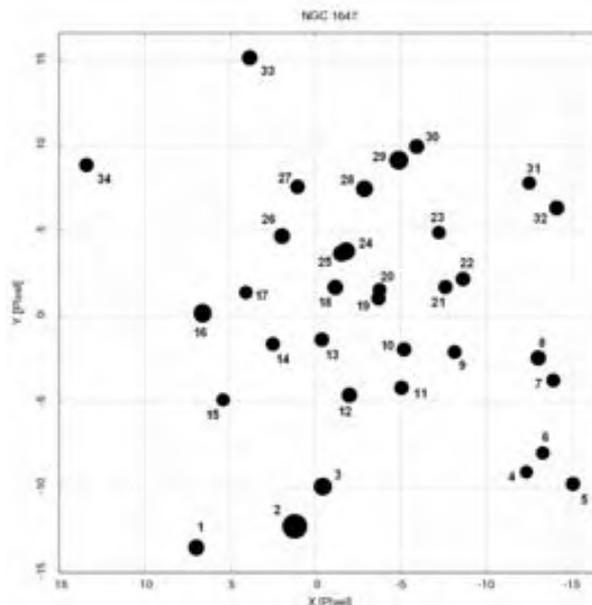


Figura 42. Diagrama de observación. Los números sucesivos indican el orden en el que se fueron observando las estrellas.

La siguiente tabla muestra los valores reportados de WEBDA para la magnitud visual aparente $V_{literatura}$, y los índices fotométricos de Johnson que se han reportado. También se incluye la magnitud medida con el telescopio $V_{instrumental}$. La columna “identificador” es la etiqueta con la que WEBDA reporta cada estrella y la columna “objeto”, el orden de la estrella que medimos.

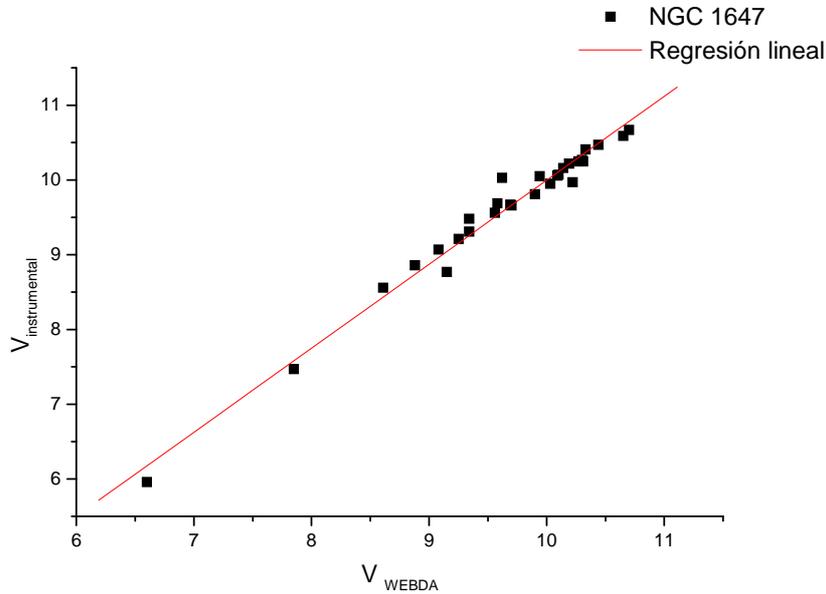
Tabla 10
NGC 1647

<i>identificador</i>	WEBDA			Objetos observados	
	$V_{literatura}$	$B - V$	$U - B$	<i>Objeto</i>	$V_{instrumental}$
419	9.9	-	-	N1647_01	9.81
1	6.6	2.37	-	N1647_02	5.96
2	7.85	1.19	-	N1647_03	7.47
71	13.94	0.88	0.27	N1647_04	10.67
68	10.14	0.43	-	N1647_05	10.16
70	10.44	0.39	-	N1647_06	10.47
66	10.27	0.34	-	N1647_07	10.25
65	9.56	-	-	N1647_08	9.56
10	10.25	0.48	0.08	N1647_09	11.05
5	10.19	0.33	-0.19	N1647_11	10.22
3	9.62	0.32	-0.06	N1647_12	10.03
37	10.16	0.30	0.13	N1647_13	8.86
233	11.85	1.03	-	N1647_35	10.14
31	10.3	0.65	-0.10	N1647_14	10.27
34	10.65	0.23	-	N1647_15	10.59
22	9.08	0.20	-0.11	N1647_16	9.07
29	10.7	0.31	0.17	N1647_17	10.67
42	9.7	0.33	0.22	N1647_18	9.66
49	9.94	0.34	0.27	N1647_19	10.05
48	10.33	0.27	0.15	N1647_20	10.41
51	10.03	0.39	0.09	N1647_21	9.95
54	10.1	0.36	0.00	N1647_22	10.07
55	10.31	0.43	0.03	N1647_23	10.25
45	8.88	0.28	-0.11	N1647_24	8.86
44	9.25	0.25	-0.04	N1647_25	9.21
94	9.69	0.23	-0.15	N1647_26	9.67
99	10.09	0.41	0.12	N1647_27	10.06
102	9.34	0.32	0.01	N1647_28	9.31
15	8.61	0.36	-0.05	N1647_29	8.56
16	9.34	0.90	0.57	N1647_30	9.48
57	10.22	0.32	-	N1647_31	9.97
59	9.58	0.26	-	N1647_32	9.69
105	9.85	-	-	N1647_33	8.39
84	9.15	1.38	-	N1647_34	8.77

Además de los datos reportados por WEBDA, otros autores han reportado parámetros físicos. En 1965, mediante fotometría de Johnson, Arthur A. Hoag et al. reportaron una distancia $d = 549 pc$, enrojecimiento de $E(B - V) = 0.30$ y módulo de distancia de $V_0 - M_V = 8.7$. En 1992, mediante fotometría de Johnson, David G. Turner reportó una distancia $d = 542 \pm 4 pc$, y midió un enrojecimiento de $E(B - V) = 0.29 \pm 0.01$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 8.67 \pm 0.02$ y reporta una edad de $\approx 1.9 \times 10^8 años$. En 2004, Leslie Hebb et al. determinaron mediante fotometría de Johnson una distancia $d = 550 pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.37$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 8.7$ y $\log(edad) = 8.3 años$. En 2005, R. P. Boyle et al. reportaron

una distancia $d = 555 \pm 74 pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.35 \pm 0.01$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 8.42 \pm 0.02$ y edad de $\log(edad) = 8.1 años$.

La siguiente gráfica muestra la correlación entre los valores instrumentales y los datos obtenidos de la literatura, junto con el ajuste por mínimos cuadrados.



Gráfica 1. Correlación entre los valores instrumentales y los valores de la literatura.

Tabla 11
Regresión lineal $Y = A + BX$

<i>Parámetro</i>	<i>Valor</i>	<i>Error</i>
A	-1.238	0.321
B	1.123	0.033
R	SD	N
0.98842	0.1525	35

6.3 Cúmulo Abierto NGC 1778

El cúmulo NGC 1778 se localiza en $R.A. = 5^h 04^m 46^s$ y $Dec. = +36^\circ 57' .3$ (2000.0), en dirección del brazo de Perseo; tiene un diámetro de $18.05' \times 18.05'$ y está poco poblado. Tiene pocos antecedentes y tampoco tiene estudios con fotometría de Strömgen. WEBDA reporta una distancia $d = 1469 pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.336$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 11.88$ y $\log(edad) = 8.155 años$.



Figura 43. Cúmulo abierto NGC 1778.

Este cúmulo tiene estrellas muy débiles y sólo algunas pocas estrellas brillantes; el criterio de selección de estrellas fue el mismo, las resolución del telescopio. La siguiente figura muestra un diagrama de las estrellas del cúmulo hasta magnitud 13.

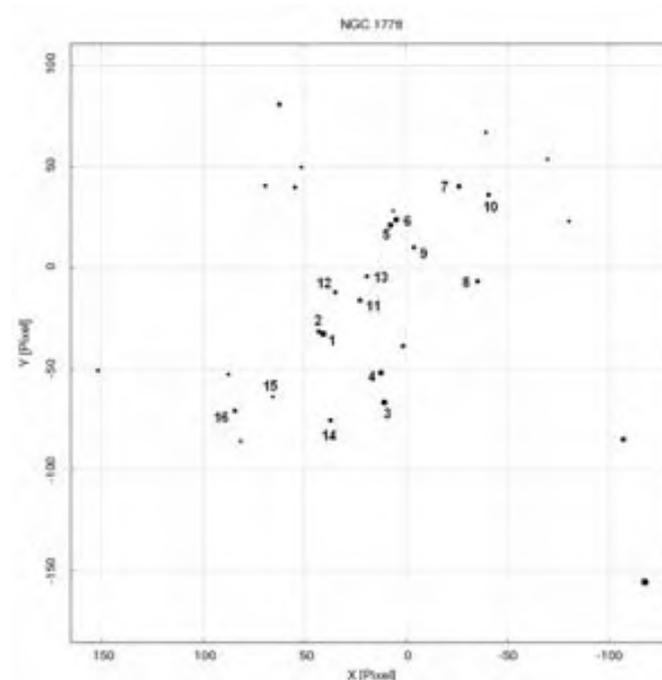


Figura 44. Diagrama de observación. Los números sucesivos indican el orden en el que se fueron observando las estrellas.

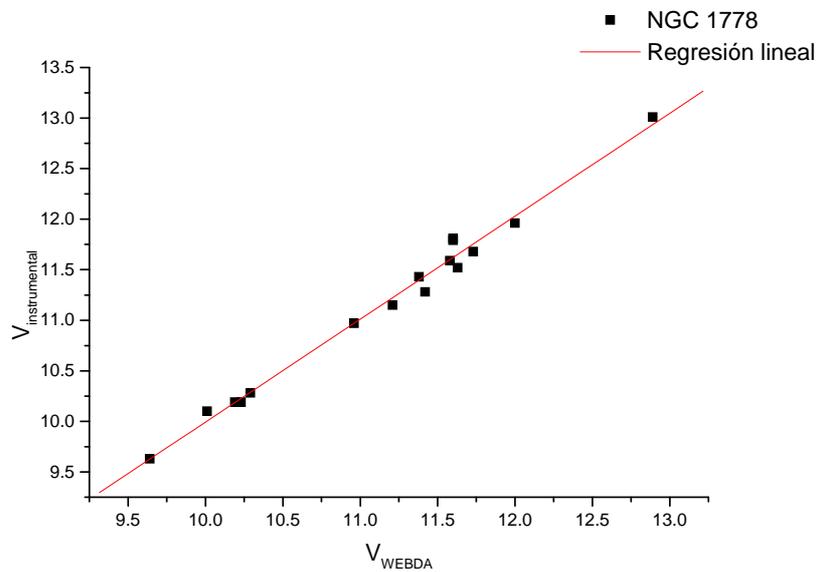
Tabla 12
NGC 1778

<i>identificador</i>	WEBDA			Objetos observados	
	$V_{literatura}$	$B - V$	$U - B$	<i>Objeto</i>	$V_{instrumental}$
140	9.64	0.2	-0.14	N1778_01	9.63
141	11.42	0.32	-0.25	N1778_02	11.28
2	10.01	1.59	1.33	N1778_03	10.10
3	10.23	0.33	-0.12	N1778_04	10.19
32	10.29	0.24	-0.11	N1778_05	10.28
31	10.19	0.28	-0.02	N1778_06	10.19

Tabla 12 (continuación)

33	10.96	0.25	0.1	N1778_07	10.97
34	11.38	1.62	1.28	N1778_08	11.43
39	11.73	0.24	-0.08	N1778_09	11.68
37	11.58	0.72	0.17	N1778_10	11.59
5	11.21	0.21	-0.04	N1778_11	11.15
41	12.00	0.2	-0.1	N1778_12	11.96
36	11.63	0.23	-0.01	N1778_13	11.52
7	11.60	0.35	-0.08	N1778_14	11.81
8	11.60	0.29	-0.09	N1778_15	11.79
46	12.89	0.82	0.22	N1778_16	13.01

Además de los datos reportados por WEBDA, otros autores han reportado parámetros físicos. En 1965, mediante fotometría de Johnson, Arthur A. Hoag et al. reportaron una distancia $d = 1380pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.34$ y módulo de distancia de $V_0 - M_V = 10.7$. En 1972, mediante fotometría de Johnson, R. Barbon y S. M Hassan reportaron una distancia $d = 1670pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.33$, módulo de distancia de $V_0 - M_V = 11.11$. En 1998 A. K. Pandey determinaron mediante fotometría de Johnson una distancia $d = 1100pc$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 10.2$ y $\log(edad) = 11.3años$. En 2007, Y. Xin et al. reportaron una distancia $d = 2023pc$, enrojecimiento $E(B - V) = 0.23$, módulo de distancia $V_0 - M_V = 11.53$ y $\log(edad) = 11.18años$.



Gráfica 2. Correlación entre los valores instrumentales y los valores de la literatura.

Tabla 12
Regresión lineal $Y = A + BX$

Parámetro	Valor	Error
A	-0.189	0.334
B	1.0182	0.029
R	SD	N
0.99401	0.099	16

7. Resultados

7.1 Valores Estándares

La siguiente tabla contiene las estrellas estándares que se observaron para transformar los datos observacionales al sistema estándar; fueron extraídas del Almanaque de Astronomía.

Tabla 13
Estrellas estándares

<i>identificador</i>	<i>A.R.</i>	<i>Dec.</i>	<i>V</i>	<i>b - y</i>	<i>m₁</i>	<i>c₁</i>	<i>β</i>	<i>T. espectral</i>
STBS2313	06 ^h .25 ^m . 39 ^s .6	-00°. 57'.1	5.88	0.361	0.17	0.3952	0.613	F8V
ST32147	05.00. 49.0	-05. 45.2	6.19	0.608	0.638	0.249	-	-
STBS1662	05.07. 38.3	+09. 28.3	6.17	0.398	0.185	0.3502	0.59	-
ST19445	03.08. 25.6	+26. 19.7	8.05	0.353	0.05	0.1952	0.585	-
ST19983	03.13. 03.2	+11. 16.1	7.8	0.468	0.081	0.6792	0.65	-
ST20427	03.18. 31.9	+38. 27.5	7.33	0.331	0.117	0.3892	0.609	-
ST22879	03.40. 22.1	-03. 13.0	6.68	0.369	0.12	0.2732	0.58	-
STBS1140	03.44. 48.2	+24. 17.4	5.448	0.005	0.097	0.6502	0.75	B7IV
STBS1144	03.45. 09.7	+24. 50.4	5.651	-0.021	0.107	0.6382	0.75	B8V
ST25322	04.02. 15.3	+22. 25.4	7.81	0.316	0.12	0.4162	0.621	-
STBS1024	03.23. 17.7	-07. 47.6	6.2	0.449	0.198	0.295	-	G2V
STBS1321	04.15. 25.8	+06. 11.9	6.94	0.425	0.24	0.2972	0.58	G5IV
STBS1430	04.30. 37.4	+13. 43.4	5.4	0.154	0.2	0.813	-	F0V
ST35953	05.29. 44.9	+33. 20.7	7.21	0.36	0.1	1.2442	0.717	-
ST42807	06.12. 29.0	10. 38.3	6.427	0.414	0.228	0.293	-	-
STB1672	05.08. 46.4	+09. 48.6	5.424	0.136	0.251	0.8352	0.828	A2m
ST36003	7.12. 19.2	+ 1. 26.2	7.62	0.64	0.638	0.187	-	-

La siguiente tabla muestra los coeficientes de transformación obtenidos para la temporada de observaciones y las desviaciones estándar promedio, además de las desviaciones en los índices V , $(b - y)$, m_1 , c_1 y $H\beta$.

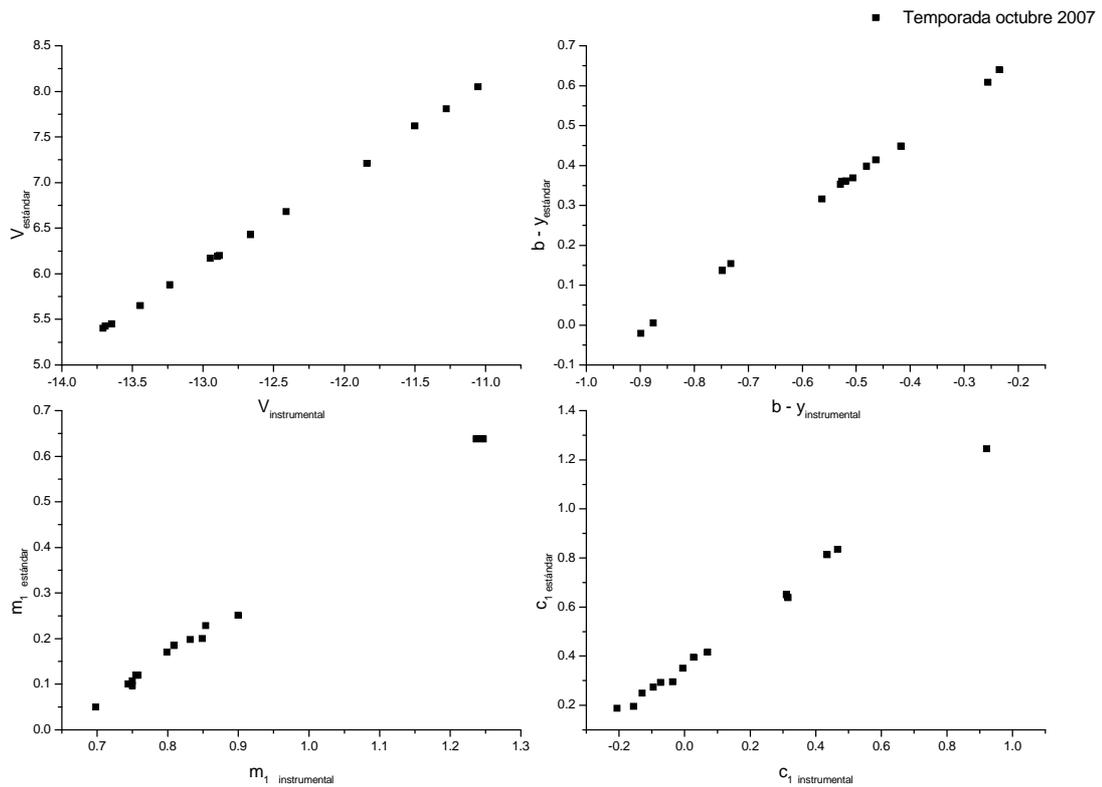
Tabla 14
Coefficientes de transformación, temporada octubre 2007

<i>A</i>	$\sigma(A)$	<i>B</i>	$\sigma(B)$	<i>C</i>	$\sigma(C)$	<i>D</i>	$\sigma(D)$
19.096	0.030	1.000	0.000	-0.002	0.021	0.867	0.006
<i>E</i>	$\sigma(E)$	<i>F</i>	$\sigma(F)$	<i>G</i>	$\sigma(G)$	<i>H</i>	$\sigma(H)$
0.981	0.008	0.000	0.000	-0.648	0.008	1.044	0.006
<i>I</i>	$\sigma(I)$	<i>J</i>	$\sigma(J)$	<i>K</i>	$\sigma(K)$	<i>L</i>	$\sigma(L)$
0.042	0.004	0.375	0.008	2.978	0.020	1.237	0.015
$\sigma(V)$	$\sigma(b - y)$	$\sigma(m_1)$	$\sigma(c_1)$	$\sigma(H\beta)$			
0.010 ^m	0.006 ^m	0.007 ^m	0.021 ^m	0.004 ^m			

Una vez obtenidos los coeficientes, transformamos los datos observacionales al sistema estándar; sustituimos los valores de las constantes A, B, \dots, L en las ecuaciones 42, y tenemos

$$\begin{aligned}
 V &= 19.096 + y_i + (b - y)_i \\
 (b - y) &= -0.002 + 0.867(b - y)_i \\
 m_1 &= 0.981 - 0.648(b - y)_i \\
 c_1 &= 1.044 + 0.042(c_1)_i + 0.375(b - y)_i \\
 H\beta &= 2.978 + 1.237(H\beta)_i
 \end{aligned}$$

Las siguientes gráficas muestran la correlación entre los valores instrumentales de V , $(b - y)$, m_1 y c_1 de la temporada, y los valores estándares.



Gráfica 3. Gráficas de transformación entre el sistema instrumental y el sistema estándar.

En la tabla 14 se aprecia que la precisión en los índices m_1 y $H\beta$ estuvo en las milésimas de magnitud; en la magnitud visual, la precisión de la temporada se mantuvo en las centésimas, debido a que la precisión depende directamente de la magnitud de las estrellas: estrellas débiles tienen flujos menores. La precisión se pudo mejorar dejando un tiempo de integración mayor en las estrellas débiles, sin embargo, esto no fue posible debido al tiempo con el que se disponía para observar cada cúmulo. El índice c_1 tiene la menor precisión debido a que depende directamente del filtro ultravioleta u . Como dijimos, la atmósfera absorbe con mayor intensidad en la región ultravioleta del espectro, aunque este filtro tiene su límite inferior en la región transparente de la

atmósfera, es muy difícil recibir una señal completa y tener una eficiencia cuántica¹ del 100% en el tubo fotomultiplicador de radiación ultravioleta.

7.2 Índices de Strömrgren

Una vez determinados los coeficientes de transformación, obtenemos los índices de Strömrgren en el sistema estándar, para cada cúmulo. La siguiente tabla muestra los índices del cúmulo NGC 1647.

Tabla 15
Índices de Strömrgren NGC 1647

WEBDA		Objetos observados				
<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	V^2	$b-y$	m_1	c_1	$H\beta$
419	N1647_01	9.81	0.197	0.047	0.629	2.756
1	N1647_02	5.96	0.727	0.694	0.280	2.562
2	N1647_03	7.46	0.996	0.510	0.245	2.757
71	N1647_04	10.67	0.312	0.054	0.941	2.864
68	N1647_05	10.15	0.361	0.117	0.995	2.889
70	N1647_06	10.46	0.288	0.062	0.707	2.767
66	N1647_07	10.24	0.350	0.017	0.913	2.721
65	N1647_08	9.56	0.364	0.153	0.340	2.611
10	N1647_09	11.05	0.398	0.035	0.979	2.892
5	N1647_11	10.22	0.358	0.056	0.66	2.774
3	N1647_12	10.02	0.29	0.055	0.656	2.736
37	N1647_13	8.86	0.246	0.040	0.651	2.774
233	N1647_35	10.13	0.254	0.092	0.571	2.708
31	N1647_14	10.26	0.219	0.082	0.905	2.794
34	N1647_15	10.59	0.257	0.061	0.900	2.851
22	N1647_16	9.06	0.199	0.042	0.739	2.742
29	N1647_17	10.67	0.259	0.062	0.967	2.838
42	N1647_18	9.66	0.246	0.077	0.912	2.850
49	N1647_19	10.05	0.290	0.083	0.945	2.832
48	N1647_20	10.40	0.247	0.075	0.825	2.778
51	N1647_21	9.94	0.303	0.080	0.766	2.753
54	N1647_22	10.07	0.290	0.053	0.654	2.746
55	N1647_23	10.24	0.341	0.040	0.632	2.724
45	N1647_24	8.86	0.248	0.039	0.645	2.700
44	N1647_25	9.21	0.231	0.033	0.769	2.697
94	N1647_26	9.66	0.216	0.047	0.666	2.726
99	N1647_27	10.05	0.327	0.044	0.794	2.753
102	N1647_28	9.30	0.281	0.026	0.770	2.702
15	N1647_29	8.56	0.304	0.020	0.644	2.620
16	N1647_30	9.48	0.496	0.232	0.449	2.548

¹ La Eficiencia cuántica es una cantidad definida para un dispositivo fotosensible, como una película fotográfica o un CCD, como el porcentaje de fotones que chocan con la superficie fotoreactiva que producirá un par electrón-hueco. Es una medida precisa de la sensibilidad del dispositivo. A menudo se mide sobre un rango de diferentes longitudes de onda para caracterizar la eficiencia del dispositivo a cada energía.

² Las incertidumbres asociadas a las mediciones de los índices de Strömrgren de los cúmulos, están contenidas en la tabla 14. En ella se muestran las desviaciones estándar promedio de la temporada completa para cada parámetro.

Tabla 15 (continuación)

57	N1647_31	9.96	0.333	0.041	0.691	2.772
59	N1647_32	9.69	0.400	0.008	0.773	2.738
105	N1647_33	8.39	1.048	0.556	0.214	2.585
84	N1647_34	8.77	1.084	0.840	0.088	2.553

La siguiente tabla muestra los índices de NGC 1778.

Tabla 16
Índices de Strömgen NGC 1778

WEBDA		Objetos observados				
<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	V	$b - y$	m_1	c_1	$H\beta$
140	N1778_1	9.47	0.224	-0.102	0.526	2.614
141	N1778_2	11.29	0.191	-0.065	0.438	2.671
2	N1778_3	9.99	0.734	0.255	0.300	2.585
3	N1778_4	10.04	0.477	0.089	0.446	2.699
32	N1778_5	10.14	0.183	-0.080	0.536	2.729
31	N1778_6	10.06	0.216	-0.090	0.730	2.623
33	N1778_7	10.84	0.193	-0.052	0.841	2.828
34	N1778_8	11.91	0.926	0.516	0.157	2.579
39	N1778_9	12.49	-0.490	0.408	0.750	2.74
37	N1778_10	11.43	0.401	0.083	0.242	2.617
5	N1778_11	11.01	0.168	-0.064	0.589	2.744
41	N1778_12	11.81	0.174	-0.067	0.498	2.740
36	N1778_13	11.37	0.165	-0.030	0.601	2.764
7	N1778_14	11.45	0.225	-0.109	0.727	2.664
8	N1778_15	11.42	0.192	-0.086	0.646	2.753
46	N1778_16	12.84	0.489	0.069	0.247	2.780

7.2.1 Cúmulo Abierto Alfa Perseo

Como se dijo en la sección 4.2, el parámetro β es bimodal, por lo que utilizamos la gráfica de Strömgen para determinar los tipos espectrales de las estrellas observadas. Pero para ello es necesario calcular los índices libres de enrojecimiento aplicando las ecuaciones 26 y 27. Las siguientes tablas contienen los índices libres de enrojecimiento, en orden de β descendiente, pues después se utilizará para aplicar las calibraciones de Nissen o Shobbrook. La última columna contiene el tipo espectral determinado a partir del diagrama de Strömgen.

Tabla 17
Índices libres de enrojecimiento NGC 1647

<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	V	$b - y$	m_1	c_1	$[m_1]$	$[c_1]$	$H\beta$	<i>T. espectral</i>
2	N1647_03	7.46	0.996	0.510	0.245	0.828	0.045	2.893	G
10	N1647_09	11.05	0.398	0.035	0.979	0.162	0.899	2.892	B
68	N1647_05	10.15	0.361	0.117	0.995	0.232	0.922	2.889	A
71	N1647_04	10.67	0.312	0.054	0.941	0.153	0.878	2.864	B
34	N1647_15	10.59	0.257	0.061	0.900	0.143	0.848	2.851	B
42	N1647_18	9.66	0.246	0.077	0.912	0.155	0.862	2.850	B
29	N1647_17	10.67	0.259	0.062	0.967	0.144	0.915	2.838	B
49	N1647_19	10.05	0.290	0.083	0.945	0.175	0.887	2.832	B
31	N1647_14	10.26	0.219	0.082	0.905	0.152	0.861	2.794	B
48	N1647_20	10.40	0.247	0.075	0.825	0.154	0.775	2.778	B

Tabla 17 (continuación)

5	N1647_11	10.22	0.358	0.056	0.660	0.170	0.588	2.774	B
37	N1647_13	8.86	0.246	0.04	0.651	0.118	0.601	2.774	B
57	N1647_31	9.96	0.333	0.041	0.691	0.147	0.624	2.772	B
70	N1647_06	10.46	0.288	0.062	0.707	0.154	0.649	2.767	B
419	N1647_01	9.81	0.197	0.047	0.629	0.11	0.589	2.756	B
51	N1647_21	9.94	0.303	0.08	0.766	0.177	0.705	2.753	B
99	N1647_27	10.05	0.327	0.044	0.794	0.148	0.728	2.753	B
54	N1647_22	10.07	0.290	0.053	0.654	0.145	0.596	2.746	B
22	N1647_16	9.06	0.199	0.042	0.739	0.105	0.699	2.742	B
59	N1647_32	9.69	0.400	0.008	0.773	0.136	0.693	2.738	B
3	N1647_12	10.02	0.290	0.055	0.656	0.147	0.598	2.736	B
94	N1647_26	9.66	0.216	0.047	0.666	0.116	0.622	2.726	B
55	N1647_23	10.24	0.341	0.040	0.632	0.149	0.563	2.724	B
66	N1647_07	10.24	0.350	0.017	0.913	0.129	0.843	2.721	B
233	N1647_35	10.13	0.254	0.092	0.571	0.173	0.52	2.708	B
102	N1647_28	9.30	0.281	0.026	0.770	0.115	0.713	2.702	B
45	N1647_24	8.86	0.248	0.039	0.645	0.118	0.595	2.700	B
44	N1647_25	9.21	0.231	0.033	0.769	0.106	0.722	2.697	B
15	N1647_29	8.56	0.304	0.02	0.644	0.117	0.583	2.620	B
65	N1647_08	9.56	0.364	0.153	0.34	0.269	0.267	2.611	G
105	N1647_33	8.39	1.048	0.556	0.214	0.891	0.004	2.585	G
1	N1647_02	5.96	0.727	0.694	0.280	0.926	0.134	2.562	G
84	N1647_34	8.77	1.084	0.840	0.088	1.186	-0.128	2.553	B
16	N1647_30	9.48	0.496	0.232	0.449	0.39	0.349	2.548	G

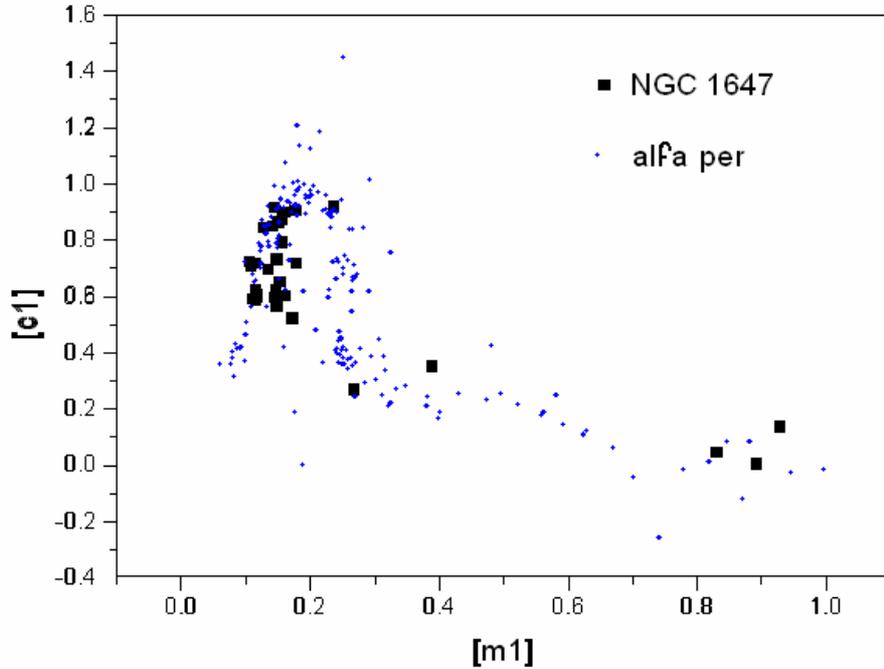
Tabla 18
Índices libres de enrojecimiento NGC 1778

<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	<i>V</i>	<i>b - y</i>	<i>m₁</i>	<i>c₁</i>	<i>[m₁]</i>	<i>[c₁]</i>	<i>Hβ</i>	<i>T. espectral</i>
46	N1778_16	13.01	0.570	0.150	0.380	0.330	0.270	2.830	G
33	N1778_07	10.97	0.250	0.020	0.950	0.100	0.900	2.828	B
36	N1778_13	11.52	0.240	0.050	0.720	0.120	0.680	2.764	B
8	N1778_15	11.79	0.250	-0.086	0.750	0.080	0.700	2.753	G
5	N1778_11	11.15	0.240	0.010	0.710	0.090	0.660	2.744	B
39	N1778_09	11.68	-0.200	0.320	0.810	0.250	0.850	2.740	A
41	N1778_12	11.96	0.250	0.010	0.620	0.090	0.570	2.740	B
32	N1778_05	10.28	0.240	-0.010	0.640	0.070	0.590	2.729	B
3	N1778_04	10.19	0.480	0.110	0.60	0.270	0.500	2.699	G
141	N1778_02	11.28	0.230	-0.065	0.530	0.070	0.490	2.671	B
7	N1778_14	11.81	0.280	-0.030	0.840	0.060	0.780	2.664	B
31	N1778_06	10.19	0.270	-0.020	0.840	0.070	0.780	2.623	B
37	N1778_10	11.59	0.470	0.150	0.360	0.300	0.260	2.617	G
140	N1778_01	9.63	0.280	-0.040	0.630	0.050	0.570	2.614	B
2	N1778_03	10.10	0.860	0.370	0.360	0.640	0.190	2.585	G
34	N1778_08	11.43	1.000	0.560	0.310	0.880	0.110	2.579	B

Para determinar los tipos espectrales, utilizamos el trabajo de Peña y Sareyan (*uvby - β* Photoelectric photometry of the open cluster Alfa Perseo, 2006). En ese trabajo, se hizo fotometría fotoeléctrica de banda intermedia sobre el cúmulo Alfa Perseo para comparar el método de la fotometría de Strömngren con todos los trabajos publicados sobre ese cúmulo. En particular, resultó de gran interés comparar la fotometría de Strömngren con los estudios de fotometría de Johnson y de velocidades

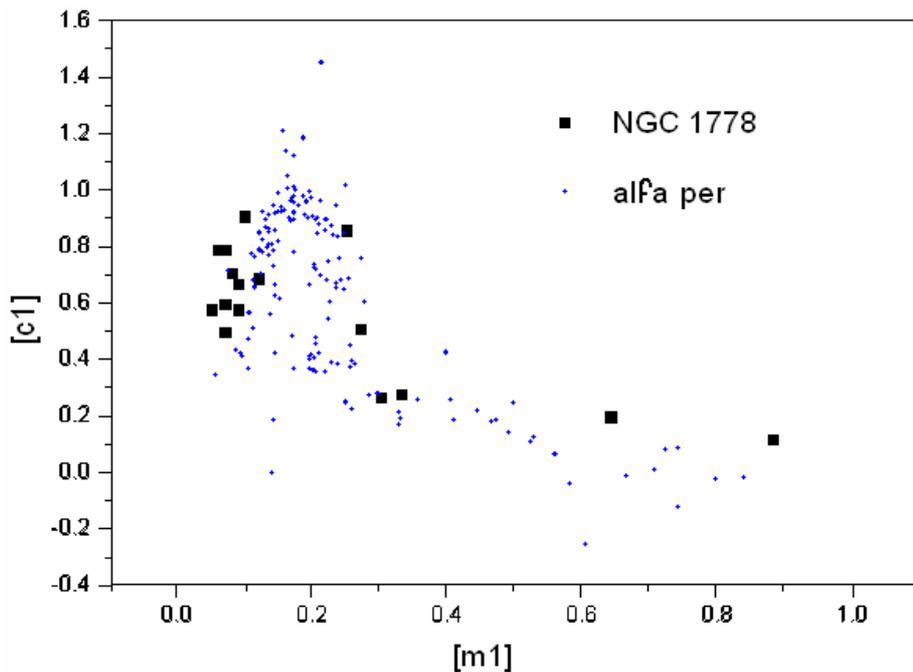
propias. Los resultados fueron consistentes en las tres técnicas, por lo que ese estudio ahora se utiliza para calibrar tipos espectrales de cúmulos abiertos.

Las siguientes gráficas muestran la comparación entre los datos observacionales de Alfa Perseo y NGC 1647 y NGC 1778, respectivamente.



Gráfica 4. Diagrama de Strömgen de NGC 1647.

Como se aprecia en la grafica, la mayoría de las estrellas de este cúmulo son tempranas, tipo B, sólo una tipo A y las demás son G hasta M. Debido a que no hay calibración para estrellas tardías, aplicaremos la calibración de Shobbrook a NGC 1647 para obtener los colores intrínsecos.



Gráfica 5. Diagrama de Strömgen de NGC 1778.

En este caso se presenta una situación similar al cúmulo anterior, sin embargo, las estrellas tempranas no caen en la secuencia principal: están desplazadas hacia la izquierda, lo que indica que son gigantes. Hay dos estrellas tipo A y el resto son G, K y M. A este cúmulo se le aplicará la calibración de Shobbrook para estrellas tipo B y la calibración de Nissen para estrellas tipo A.

7.3 Colores Intrínsecos y Diagramas Fotométricos

Una vez que tenemos los índices libres de enrojecimiento y los tipos espectrales, estamos en condiciones de aplicar las calibraciones de Shobbrook y de Nissen para obtener los colores intrínsecos de las estrellas observadas de cada cúmulo. La siguiente tabla muestra los colores intrínsecos de NGC 1647.

Tabla 19
Colores intrínsecos NGC 1647

<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	$(b - y)_o$	$(m_1)_o$	$(c_1)_o$	$H\beta$	V_o
10	N1647_09	-0.030	0.163	0.898	2.892	9.21
71	N1647_04	-0.033	0.162	0.870	2.864	9.20
34	N1647_15	-0.035	0.148	0.845	2.851	9.34
42	N1647_18	-0.032	0.162	0.874	2.85	9.04
29	N1647_17	-0.028	0.148	0.912	2.838	9.44
49	N1647_19	-0.030	0.181	0.900	2.832	8.65
31	N1647_14	-0.034	0.158	0.857	2.794	9.18
48	N1647_20	-0.039	0.164	0.784	2.778	9.14
5	N1647_11	-0.051	0.170	0.594	2.774	8.46
37	N1647_12	-0.051	0.157	0.591	2.774	8.56
57	N1647_31	-0.049	0.155	0.618	2.772	8.34
70	N1647_06	-0.047	0.162	0.643	2.767	9.03
419	N1647_01	-0.052	0.123	0.580	2.756	8.75
51	N1647_21	-0.043	0.186	0.712	2.753	8.44
99	N1647_27	-0.042	0.155	0.724	2.753	8.47
54	N1647_22	-0.051	0.155	0.589	2.746	8.61
22	N1647_16	-0.043	0.118	0.700	2.742	8.64
59	N1647_32	-0.044	0.141	0.689	2.738	7.80
3	N1647_12	-0.058	0.185	0.512	2.736	8.80
94	N1647_26	-0.049	0.126	0.616	2.726	8.53
55	N1647_23	-0.054	0.158	0.557	2.724	8.55
66	N1647_07	-0.035	0.133	0.84	2.721	8.59
233	N1647_13	-0.050	0.129	0.595	2.708	7.59
102	N1647_28	-0.043	0.123	0.708	2.702	7.91
45	N1647_24	-0.051	0.129	0.588	2.700	7.57
44	N1647_25	-0.042	0.115	0.717	2.697	8.04
15	N1647_29	-0.052	0.127	0.576	2.620	7.05

La tabla siguiente muestra los colores intrínsecos de NGC 1778.

Tabla 20
Colores intrínsecos NGC 1778

<i>identificador</i>	<i>objeto</i>	$(b - y)_o$	$(m_1)_o$	$(c_1)_o$	$H\beta$	V_o
33	N1778_07	-0.038	0.017	0.797	2.828	9.85
36	N1778_13	-0.053	0.036	0.560	2.764	10.44

Tabla 20 (continuación)

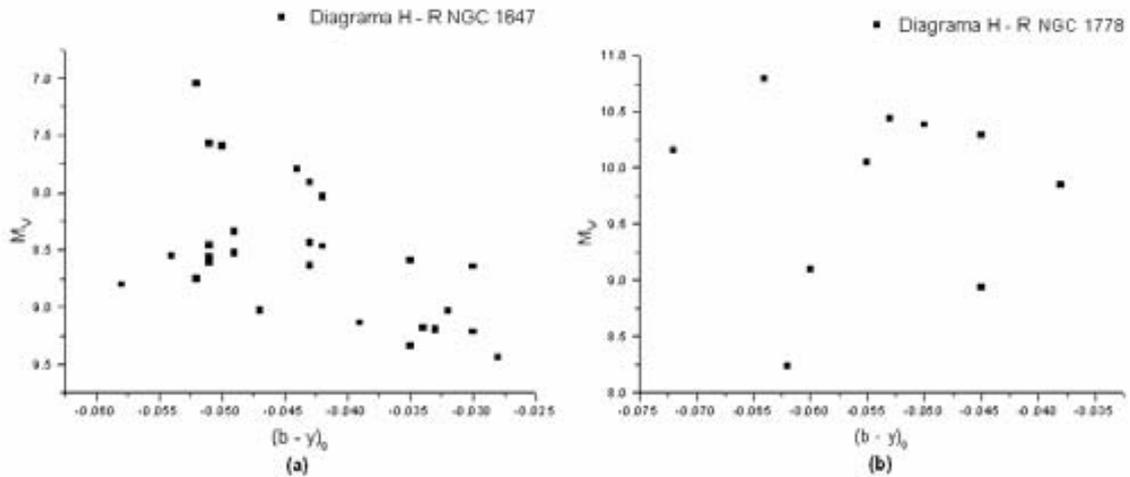
8	N1778_15	-0.050	-0.013	0.600	2.753	10.39
5	N1778_11	-0.055	0.003	0.547	2.744	10.05
41	N1778_12	-0.064	0.004	0.453	2.74	10.79
32	N1778_05	-0.060	-0.007	0.490	2.729	9.10
141	N1778_02	-0.072	0.014	0.388	2.671	10.16
7	N1778_14	-0.045	-0.028	0.676	2.664	10.29
31	N1778_06	-0.045	-0.012	0.680	2.623	8.94
140	N1778_01	-0.062	-0.016	0.472	2.614	8.24
39	N1778_09	-0.041	0.273	0.835	2.740	14.43
3	N1778_04	-0.078	0.255	0.341	2.699	7.66
37	N1778_10	-0.101	0.234	0.147	2.617	9.28
2	N1778_03	-0.102	0.506	0.141	2.585	6.40
34	N1778_08	-0.118	0.829	-0.041	2.579	7.43

Como dijimos en la sección 1.1.3 y en la sección 3.3, el índice de color depende del tipo espectral de las estrellas, estrellas más calientes y azules tendrán índices de color pequeños o negativos. En las tablas 19 y 20 se ve que el índice de color $(b - y)_0$ en todas las estrellas es negativo, lo que indica que son estrellas que emiten más en el azul, lo que es consistente con los tipos espectrales que se determinaron mediante el diagrama de Strömngren en función de los índices $[c_1]$ y $[m_1]$. Es importante hacer esta comparación, pues si basáramos la determinación de los tipos espectrales sólo en el índice de color, encontraríamos que todas las estrellas son azules y probablemente concluiríamos que son tipo B o más calientes, que es incorrecto, la mayoría son tipo B pero hay algunas tipo A y algunas más frías.

Ahora que tenemos los colores intrínsecos de cada índice, tenemos que construir los diagramas fotométricos que relacionan a los índices de Strömngren y que proporcionan toda la información que necesitamos para describir a las estrellas de los cúmulos observados. Necesitamos construir cuatro diagramas fundamentales: el primer diagrama fue construido en la sección anterior: es el diagrama $[c_1]$ Vs $[m_1]$ que nos indica los tipos espectrales de las estrellas; este diagrama fue introducido desde la sección anterior debido a que, según están definidos los índices m_1 y c_1 , es indistinto si usamos los colores intrínsecos o los colores libres de enrojecimiento; Strömngren hizo ésas definiciones, pues usamos los índices libres de enrojecimiento para encontrar los tipos espectrales, y aplicar las calibraciones para obtener los colores intrínsecos, de otra manera, sería difícil determinarlos.

El siguiente diagrama es el que muestra la correlación M_V Vs $(b - y)_0$. Este diagrama es importante pues es el diagrama H - R en términos de la magnitud absoluta y la diferencia de colores medida en dos filtros, es decir, el índice de color $(b - y)_0$. Para construir este diagrama es necesario determinar la magnitud absoluta M_V de las estrellas; esto es posible gracias a que conocemos el índice intrínseco $(b - y)_0$, y como dijimos en la sección 4.2, aplicando la calibración correcta al tipo espectral que encontramos en el diagrama $[c_1]$ Vs $[m_1]$, determinamos la magnitud intrínseca, que es la magnitud absoluta que buscamos.

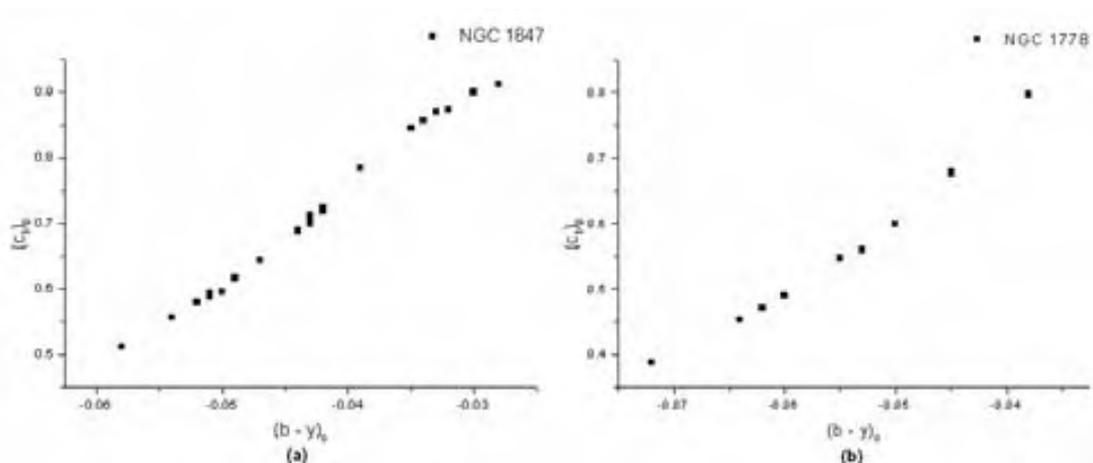
La siguiente gráfica muestra el diagrama magnitud - color de los cúmulos NCG 1647 y NCG 1778.



Gráfica 6. (a) Diagrama H – R de NGC 1647. (b) Diagrama H – R de NGC 1778.

El diagrama H – R de NGC 1647 se aprecia mejor definido que el diagrama de NGC 1778. En la gráfica (b) se nota mucha dispersión, tanta que no es posible distinguir la secuencia principal, sin embargo, hay una característica fundamental que no estamos tomando en cuenta y que será retomada en la sección 7.5. Construimos el diagrama H – R porque es importante en la fotometría de Johnson: los estudios que se pueden hacer con este sistema fotométrico están basados en ese diagrama (sección 3.3). El ajuste SP da información general del cúmulo, encontrando la estrella más caliente que se aleja de la secuencia principal, pero con el sistema fotométrico de Strömgren, se determinan los parámetros físicos individuales de las estrellas.

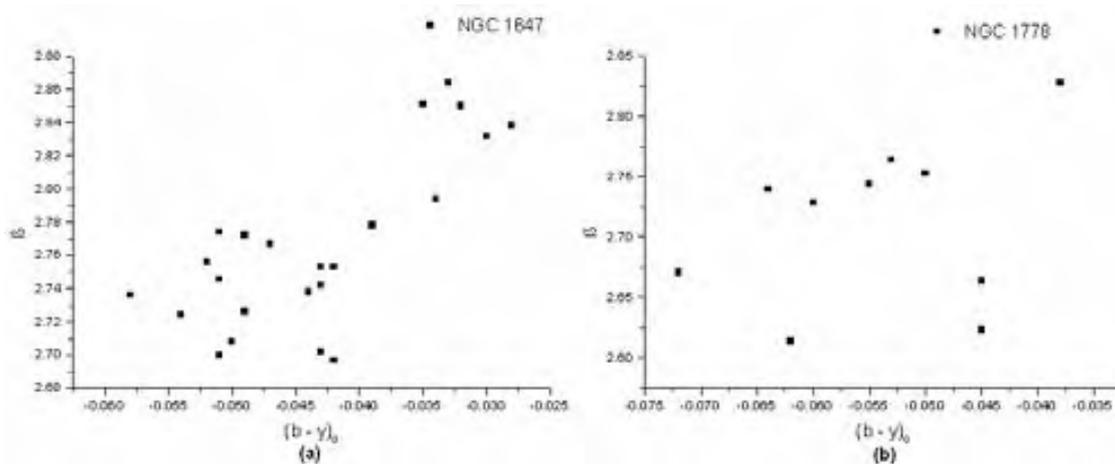
El siguiente diagrama que necesitamos es el diagrama $(c_1)_0$ Vs $(b-y)_0$. Utilizaremos este diagrama para determinar las temperaturas superficiales de las estrellas observadas, según la sección 4.2. La siguiente gráfica muestra los diagramas de NGC 1647 y NGC 1778.



Gráfica 7. (a) Diagrama $(c_1)_0$ Vs $(b-y)_0$, NGC 1647. (b) Diagrama $(c_1)_0$ Vs $(b-y)_0$, NGC 1778.

El último diagrama que construiremos con los índices de Strömgren es el diagrama β Vs $(b-y)_0$. Este diagrama permite determinar las temperaturas superficiales (como el diagrama $(c_1)_0$ Vs $(b-y)_0$), pero ahora lo utilizaremos para determinar las gravedades superficiales de las estrellas, basándonos en las curvas de

isogravedades teóricas propuestas por Lester & Kurucz. La siguiente gráfica muestra los diagramas $\beta V_s (b - y)_0$ de NGC 1647 y NGC 1778.



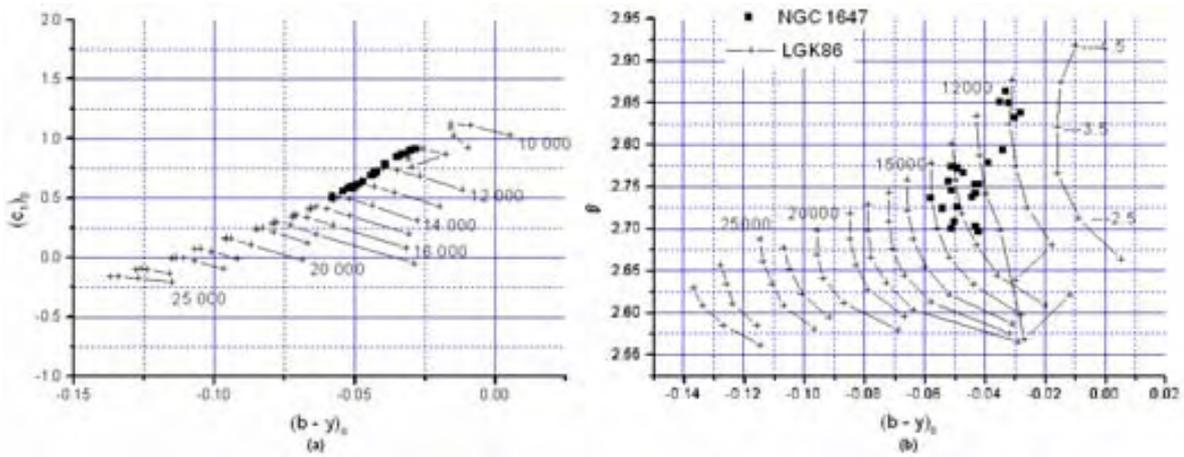
Gráfica 8. (a) Diagrama $\beta V_s (b - y)_0$, NGC 1647. (b) Diagrama $\beta V_s (b - y)_0$, NGC 1778.

7.4 Parámetros Físicos

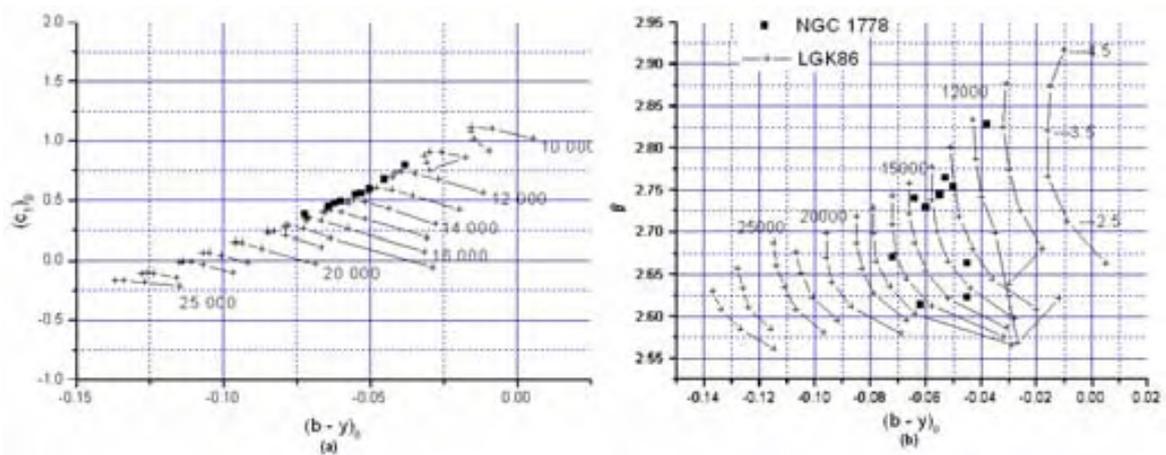
Finalmente llegamos al punto culminante de este trabajo, determinar las propiedades físicas de las estrellas que fueron observadas, y con ellas, determinar los parámetros físicos globales de los cúmulos NGC 1647 y NGC 1778. Ya determinamos los índices intrínsecos de todas las estrellas problema y establecimos sus tipos espectrales. Fueron medidas las magnitudes visuales aparentes V_0 libres de enrojecimiento de cada estrella, y con las calibraciones de la fotometría de Strömgen, determinamos el índice de color intrínseco $(b - y)_0$ de cada una de ellas. El índice de color fue de suma importancia, pues con él determinamos el exceso de color $E(b - y)$, según la ecuación 23, de cada estrella, y con este parámetro, la magnitud absoluta M_V .

Con la magnitud visual libre de enrojecimiento determinada, y la magnitud absoluta establecida, podemos estimar la distancia, valiéndonos del módulo de distancia $DM = V_0 - M_V$, aplicando la ecuación 11. Así, estrella por estrella determinaremos a qué distancia se encuentran, y haciendo uso de la estadística, determinaremos la distancia promedio de los cúmulos, si es que en verdad los hubiera. Hasta ahora, no tenemos evidencia concreta de que haya cúmulos, sólo las imágenes que WEBDA proporciona, y que nos hacen pensar que lo más probable es que sí los hay.

Pero antes de establecer las distancias, determinaremos las temperaturas y las gravedades superficiales mediante los diagramas teóricos de Lester & Kurucz. Las siguientes gráficas muestran los diagramas de NGC 1647 y NGC 1778 en las mallas LGK86, con una escala consistente con la propuesta por Lester & Kurucz, de las isotermas e isogravedades.



Gráfica 9. (a) Diagrama LGK86 de isotermas para NGC 1647. (b) Diagrama LGK86 de isogravedades para NGC 1647.



Gráfica 10. (a) Diagrama LGK86 de isotermas para NGC 1778. (b) Diagrama LGK86 de isogravedades para NGC 1778.

Las siguientes dos tablas contienen todos los parámetros físicos de las estrellas de los cúmulos NGC 1647 y NGC 1778, respectivamente.

Tabla 21
Parámetros físicos de las estrellas de NGC 1647

Id	$objeto$	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	$(m_1)_0$	$(c_1)_0$	$H\beta$	V_0	M_V	DM	$dist$	$T(K)$	$\log g$	$Mbro.^3$
10	N1647_09	0.428	-0.030	0.163	0.898	2.892	9.21	1.23	7.98	395	11000	4.0	N
71	N1647_04	0.343	-0.033	0.162	0.870	2.864	9.2	0.98	8.22	440	11000	4.5	S
34	N1647_15	0.292	-0.035	0.148	0.845	2.851	9.34	0.86	8.48	496	11000	4.5	S
42	N1647_18	0.284	-0.032	0.162	0.874	2.85	9.04	0.84	8.21	438	11000	4.5	S
29	N1647_17	0.287	-0.028	0.148	0.912	2.838	9.44	0.68	8.76	564	11000	4.0	S
49	N1647_19	0.325	-0.03	0.181	0.900	2.832	8.65	0.62	8.03	404	11000	4.0	S
31	N1647_14	0.253	-0.034	0.158	0.857	2.794	9.18	0.18	9.00	632	11000	3.5	S
48	N1647_20	0.293	-0.039	0.164	0.784	2.778	9.14	0.02	9.12	667	12000	3.5	S
5	N1647_11	0.417	-0.051	0.170	0.594	2.774	8.46	0.07	8.39	476	13000	4.0	S
37	N1647_12	0.341	-0.051	0.157	0.591	2.774	8.56	0.07	8.50	501	13000	4.0	S
57	N1647_31	0.382	-0.049	0.155	0.618	2.772	8.34	0.04	8.31	459	13000	4.0	S
70	N1647_06	0.335	-0.047	0.162	0.643	2.767	9.03	-0.04	9.06	649	12000	4.0	S
419	N1647_01	0.248	-0.052	0.123	0.580	2.756	8.75	-0.16	8.91	605	13000	4.0	S

³ El criterio de pertenencia al cúmulo se estableció en términos de la distancia.

Tabla 21 (continuación)

51	N1647_21	0.350	-0.043	0.186	0.712	2.753	8.44	-0.29	8.72	556	12000	3.0	S
99	N1647_27	0.369	-0.042	0.155	0.724	2.753	8.47	-0.30	8.77	567	12000	3.5	S
54	N1647_22	0.341	-0.051	0.155	0.589	2.746	8.61	-0.31	8.92	607	13000	3.5	S
22	N1647_16	0.240	-0.043	0.118	0.700	2.742	8.64	-0.45	9.10	659	12000	3.5	S
59	N1647_32	0.444	-0.044	0.141	0.689	2.738	7.80	-0.51	8.31	458	12000	3.5	S
3	N1647_02	0.311	-0.058	0.185	0.512	2.736	8.80	-0.43	9.23	701	14000	4.0	N
94	N1647_26	0.265	-0.049	0.126	0.616	2.726	8.53	-0.64	9.17	682	13000	3.5	S
55	N1647_23	0.395	-0.054	0.158	0.557	2.724	8.55	-0.63	9.18	686	13000	3.5	S
66	N1647_07	0.385	-0.035	0.133	0.84	2.721	8.59	-1.06	9.65	851	13000	3.0	N
233	N1647_13	0.296	-0.050	0.129	0.595	2.708	7.59	-0.95	8.54	511	13000	3.0	S
102	N1647_28	0.324	-0.043	0.123	0.708	2.702	7.91	-1.24	9.16	678	12000	3.0	S
45	N1647_24	0.299	-0.051	0.129	0.588	2.700	7.57	-1.10	8.68	544	13000	3.0	S
44	N1647_25	0.273	-0.042	0.115	0.717	2.697	8.04	-1.38	9.41	763	12000	3.0	N
15	N1647_29	0.356	-0.052	0.127	0.576	2.62	7.05	-3.63	10.68	1365	13000	3.0	N

La siguiente figura muestra las estrellas que forman parte del cúmulo NGC 1647, según se determinó en este trabajo.

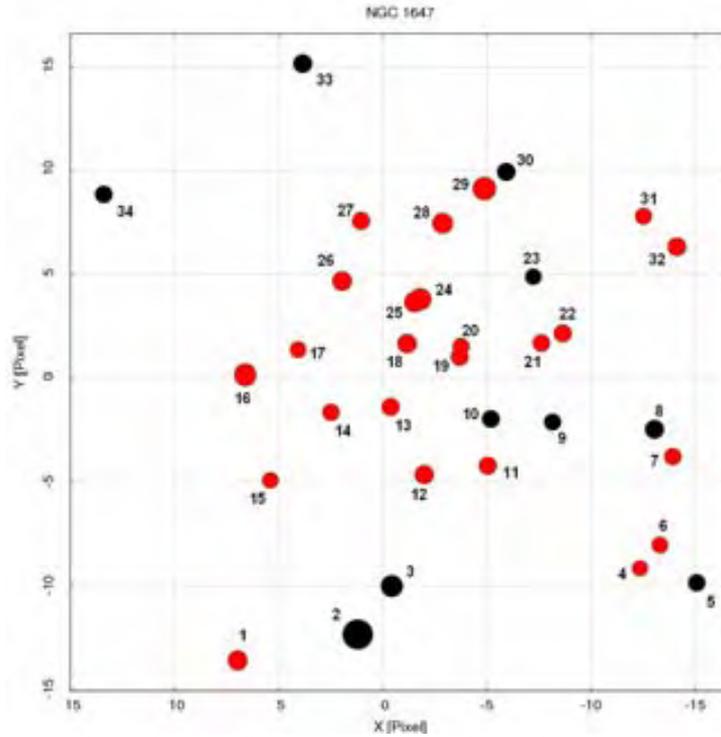


Figura 45. Estrellas que pertenecen al cúmulo NGC 1647.

Tabla 22
Parámetros físicos de las estrellas de NGC 1778

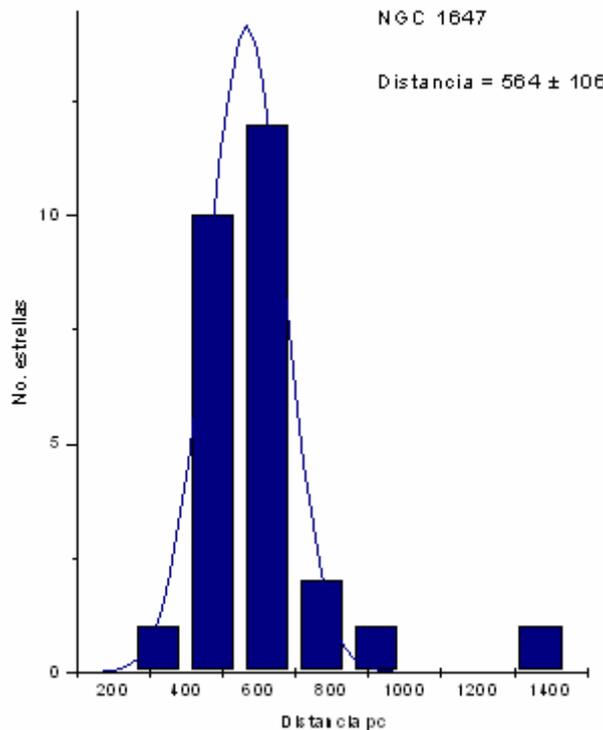
<i>Id</i>	<i>objeto</i>	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	$(m_1)_0$	$(c_1)_0$	$H\beta$	V_0	M_V	DM	<i>dist</i>	$T(K)$	$\log g$	<i>Mbro.</i>
33	N1778_07	0.231	-0.038	0.017	0.797	2.828	9.85	0.64	9.21	695	11000	4.0	¿?
36	N1778_13	0.218	-0.053	0.036	0.560	2.764	10.44	-0.06	10.49	1256	13000	4.0	¿?
8	N1778_15	0.242	-0.050	-0.013	0.600	2.753	10.39	-0.21	10.60	1317	13000	3.5	¿?
5	N1778_11	0.223	-0.055	0.003	0.547	2.744	10.05	-0.32	10.38	1189	14000	3.5	¿?
41	N1778_12	0.238	-0.064	0.004	0.453	2.740	10.79	-0.38	11.17	1716	15000	3.5	¿?
32	N1778_05	0.243	-0.060	-0.007	0.490	2.729	9.10	-0.53	9.63	845	14000	3.0	¿?
141	N1778_02	0.263	-0.072	0.014	0.388	2.671	10.16	-1.53	11.70	2184	16000	3.0	¿?

Tabla 22 (continuación)

7	N1778_14	0.270	-0.045	-0.028	0.676	2.664	10.29	-2.19	12.48	3137	12000	2.5	¿?
31	N1778_06	0.261	-0.045	-0.012	0.680	2.623	8.94	-3.88	12.83	3677	12000	2.0	¿?
140	N1778_01	0.286	-0.062	-0.016	0.472	2.614	8.24	-3.54	11.79	2275	14000	2.5	¿?
39	N1778_09	-0.449	-0.041	0.273	0.835	2.740	14.43	-0.66	15.09	1043	14000	2.5	¿?
3	N1778_04	0.555	-0.078	0.255	0.341	2.699	7.66	-1.02	8.68	545	13000	30	¿?
37	N1778_10	0.502	-0.101	0.234	0.147	2.617	9.28	-2.86	12.14	2678	12000	2.5	¿?
2	N1778_03	0.836	-0.102	0.506	0.141	2.585	6.40	-4.08	10.48	1247	13000	3.5	¿?
34	N1778_08	1.044	-0.118	0.829	-0.041	2.579	7.43	-4.47	11.90	2394	11000	3.0	¿?

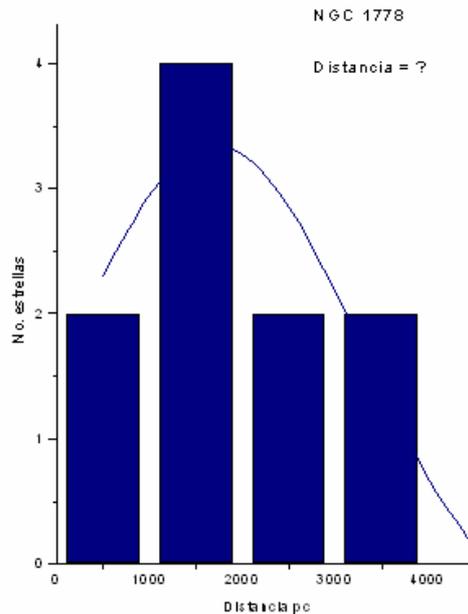
En las dos tablas se marcaron algunas de las estrellas. En el cúmulo NGC 1647, marcamos la estrella N1647_02 pues es la estrella de mayor temperatura que observamos, pero basándonos en la distancia a la que se encuentra, se concluyó que no pertenece al cúmulo, por lo que la siguiente estrella más caliente es N1647_23, pues no obstante que hay varias estrellas con 13000K de temperatura superficial, ella tiene el valor más negativo de $(b - \gamma)_0$, es decir, es la segunda estrella más caliente que observamos. En el cúmulo NGC 1778, marcamos la estrella N1778_02 que también es la más caliente de ese cúmulo. Hicimos ésta distinción pues aquéllas estrellas serán las que utilicemos para determinar la edad de los cúmulos, como dijimos en la sección 4.2, necesitamos la estrella azul más caliente de la asociación, pues sólo para ella es válida la teoría de Meynet et al.

Una vez que determinamos la distancia a cada una de las estrellas, haremos una estimación de la distancia promedio a la que se encuentran, este ajuste será muy importante pues nos dirá si hay una asociación de estrellas que se encuentren aproximadamente a la misma distancia; si es así, podremos afirmar que hay un cúmulo, y lo más importante, a qué distancia se encuentra. La siguiente gráfica muestra el ajuste hecho para NGC 1647.



Gráfica 11. Histograma de estimación de la distancia, ajuste Gaussiano de NGC 1647.

Según el ajuste Gaussiano, el cúmulo NGC 1647 se encuentra a una distancia $d = 564 \pm 106 pc$. El siguiente histograma corresponde al ajuste de NGC 1778.



Gráfica 12. Histograma de estimación de la distancia, ajuste Gaussiano de NGC 1778.

La distancia a la que se encuentran las estrellas de NGC 1778 es muy variada; algunas se encuentran muy lejos, más de $3000 pc$ de distancia, mientras que tres de ellas se encuentran a menos de $1000 pc$. Por lo anterior concluimos que no es posible determinar si hay un cúmulo en la dirección de NGC 1778. Ésta conclusión se notaba desde el diagrama H – R que construimos en la sección 7.3, una dispersión tan grande sugería que tal vez las estrellas de la asociación que WEBDA reporta no conforman un cúmulo, sino que son estrellas que se encuentran en la misma línea de visión y parecen estar agrupadas.

A partir de la ecuación 37, aplicada a la estrella N1647_23, determinamos que la edad del cúmulo NGC 1647 es

$$\log(\text{edad en años}) = 7.98 \pm 0.23$$

Los resultados que se presentan a continuación son los parámetros grupales del cúmulo NGC 1647. Las incertidumbres asociadas se derivaron de la tabla 14, propagando las desviaciones estándares de los índices de Strömgen de la temporada. Los parámetros físicos que se concluyen son:

$$\left. \begin{aligned} E(b - y) &= 0.32 \pm 0.02 \\ V_0 - M_V &= 8.75 \pm 0.09 \\ d &= 564 \pm 106 pc \\ \log(\text{edad en años}) &= 7.98 \pm 0.23 \end{aligned} \right\}$$

La siguiente tabla contiene los estudios reportados que se han hecho sobre NGC 1647, los parámetros que reporta WEBDA y los parámetros que se obtuvieron en este trabajo.

Tabla 23
Comparación de resultados

<i>Parámetros</i>	<i>C. Guerrero</i>	<i>WEBDA</i>	<i>A. Hoag</i>	<i>D. Turner</i>	<i>L. Hebb</i>	<i>R. Boyle</i>
$E(B - V)$	0.35 ⁴	0.370	0.30	0.29	0.37	0.35
$V_0 - M_V$	8.75	9.81	8.7	8.67	8.7	8.42
$d(pc)$	564	540	549	542	550	555
$\log(edad)$	7.98	8.158	-	8.27	8.3	8.1

Como se aprecia en la tabla anterior, los resultados obtenidos en este trabajo son consistentes con los obtenidos por los autores y con WEBDA, excepto en el módulo de distancia que el sitio reporta. Sin embargo, acorde con el módulo de distancia reportado, si aplicamos la ecuación 11 a ese parámetro, encontramos una distancia $d = 916pc$ que no es congruente con la distancia que reportan de $540pc$.

Con el análisis anterior concluimos el estudio de NGC 1647 Se logró el objetivo de determinar los parámetros físicos de las estrellas brillantes que lo componen, y con ellos determinamos los parámetros físicos globales de la asociación. En cuanto a NGC 1778, sólo podemos concluir que el estudio que se hizo con fotometría de Strömgren no es suficiente para concluir de forma definitiva si es que hay una asociación o no. Las estrellas que fueron observadas no son de secuencia principal, son gigantes según el diagrama de Strömgren. Lo que se propone para este cúmulo, es que en el futuro se haga una nueva observación, tal vez con el telescopio de 2.1m de San Pedro Mártir, pues tiene una resolución mayor que el de 1.5m; esto se propone pues las estrellas de NGC 1778 son muy débiles, la estrella más brillante que se observó fue de magnitud 9, y todas las demás fueron de magnitud 10 o hasta 13, que es la resolución límite inferior del telescopio de 1.5m.

Otro punto importante es que las calibraciones de Shobbrook y Nissen son válidas sólo para estrellas de secuencia principal, no para estrellas gigantes. Según la literatura, Arellano et al. están trabajando en una calibración para estrellas gigantes y súper gigantes que no son de secuencia principal, sin embargo, aún no está publicado. Con el estudio que se hizo sobre NGC 1778 sólo se pudieron determinar las características individuales de las estrellas observadas, que están en la tabla 22, pero como se dijo en la sección 7.3, hay una característica que no se había comentado, pero que en este párrafo se introdujo: no todos los cúmulos tienen estrellas brillantes, pero ello no implica que no haya cúmulo. Se propuso hacer un estudio en el futuro de la asociación con un telescopio que pueda ver estrellas más débiles, pues la magnitud de las estrellas puede ser incluso menor que 20.

En el Apéndice A se hará un estudio con fotometría de Johnson de los cúmulos NGC 1647 y NGC 1778, con los datos reportados en WEBDA para compararlos con los resultados de este trabajo.

⁴ El exceso de color determinado mediante la fotometría de Strömgren está en función del índice de color $(b - y)$, y para transformarlo en términos del índice $(B - V)$, Strömgren introdujo la siguiente relación $E(B - V) = E(b - y) / 0.9$.

8. Conclusiones

Como decíamos en la sección 7.3, hay una característica de las estrellas que no estábamos tomando en cuenta al construir el diagrama H – R de los cúmulos observados. Los cúmulos tienen pocas estrellas brillantes porque es más difícil formar una estrella súper masiva, que muchas estrellas menos masivas. No obstante, esa fue la premisa de este trabajo, observar las pocas estrellas brillantes que hay en cada uno de los cúmulos, pues ellas evolucionan más rápido que las estrellas pequeñas, y debido a que un cúmulo es una asociación de estrellas de edad constante, la teoría que se ha hecho relacionada con las estrellas que evolucionan más rápido, es válida para describir las propiedades generales de un grupo de estrellas.

El propósito de hacer el estudio de los datos de los cúmulos con la fotometría de Jonson (Apéndice A), fue el de tratar de conciliar dos de las técnicas fotométricas que se utilizan en astronomía al observar estrellas, para obtener sus parámetros físicos. Sin embargo, el análisis de Johnson da lugar a ciertas ambigüedades que no pueden ser resueltas de forma trivial.

El sistema fotométrico de banda intermedia tiene ventajas importantes sobre el sistema de banda ancha, y la más importante es que determina los parámetros físicos de cada una de las estrellas que se observan, sin importar si forman parte de un cúmulo o no; esto es de suma importancia, pues no todas las estrellas que se observan en la Galaxia son estrellas agrupadas en cúmulos bien definidos. Si queremos determinar las características de una estrella de campo, o una estrella variable por ejemplo, la técnica de Johnson no es capaz de proporcionarnos toda la información que necesitamos, mientras que la fotometría de Strömgren sí.

De esta forma concluye el estudio de los cúmulos galácticos abiertos NGC 1647 y NGC 1778: fuimos capaces de determinar las propiedades físicas de las estrellas de las asociaciones que observamos con ayuda del sistema fotométrico de Strömgren, y en base a la distancia de las estrellas de cada asociación, determinamos que, en efecto, en la dirección de NGC 1647 hay un cúmulo estelar que se encuentra a una distancia $d = 564 \pm 106 pc$.

En dirección de NGC 1778 no fue posible establecer si hay o no una asociación, pues la resolución del telescopio no permitió observar estrellas más débiles, y con las que se observaron, no es posible definir un cúmulo debido a que las distancias son muy variadas.

Se hizo una comparación entre los resultados de la fotometría de Strömgren y los obtenidos con fotometría de Jonson, y se vio que las dos técnicas son capaces de establecer los parámetros globales de las asociaciones, pero no fueron consistentes con uno de los parámetros que se determinaron. Esta diferencia sólo se presentó con los reportes de WEBDA, pues se comparó el mismo parámetro determinado por diversos autores, y son congruentes con lo que el sistema de Strömgren determina.

La discusión anterior refleja las ventajas de usar la fotometría de Strömgren sobre la de Johnson, pues la última sólo proporciona características globales y aproximadas de las asociaciones, y la fotometría de banda intermedia proporciona los

parámetros físicos intrínsecos de las estrellas de forma individual, que en conjunto, determinan los parámetros globales de los cúmulos, de forma inequívoca.

Apéndice A. Fotometría de Jonson

Como dijimos anteriormente, la magnitud límite que puede observar el telescopio de 1.5m del Observatorio Astronómico Nacional es 13. Las figuras 42 y 44 muestran las estrellas de los cúmulos NGC 1647 y NGC 1778 hasta magnitud 13, respectivamente. La siguiente figura muestra las estrellas de los cúmulos hasta magnitud 20.

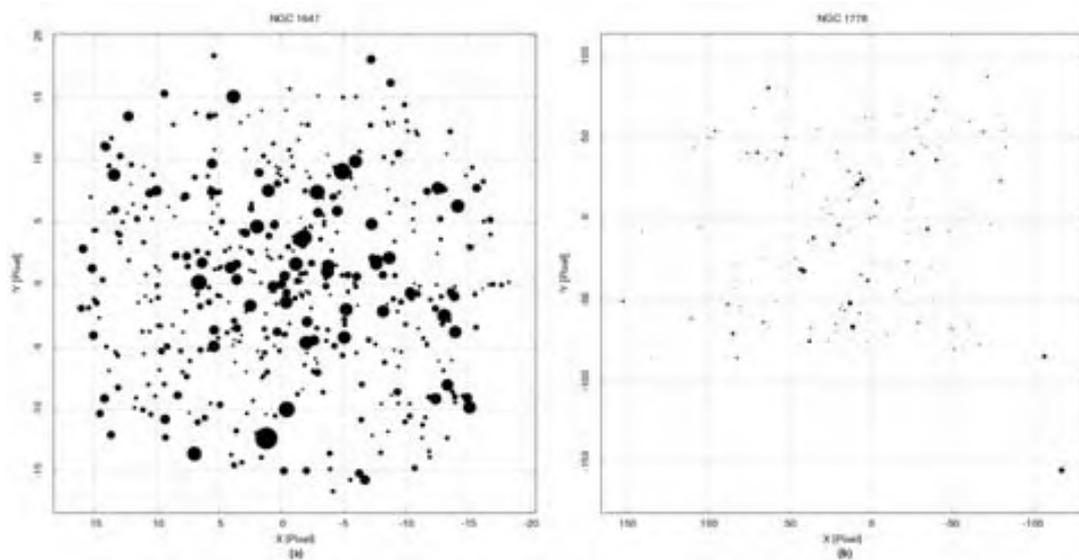


Figura 46. Diagrama de las estrellas cúmulos NGC 1647 (a), y NGC 1778 (b) hasta magnitud 20.

Si comparamos los diagramas de la figura 46 con los de las figuras 42 y 44, resalta la diferencia en el número de estrellas que fueron observadas comparadas con la población real de los cúmulos.

El sitio WEBDA proporciona toda la información de los estudios que se han hecho sobre cualquier cúmulo que esté reportado en la página; como dijimos en la sección 6.2, los cúmulos estudiados en este trabajo fueron escogidos debido a que no tenían estudios de fotometría de Strömgren reportados, pero sí tienen estudios de fotometría de Johnson.

Una de las ligas de la página conduce a los datos reportados que hay de fotometría de Johnson de los cúmulos. De esa liga extrajimos los datos para construir los diagramas $H - R$ usando la magnitud visual V y el índice de color $(B - V)$. A continuación presentamos los diagramas magnitud - color y color - color de NGC 1647.

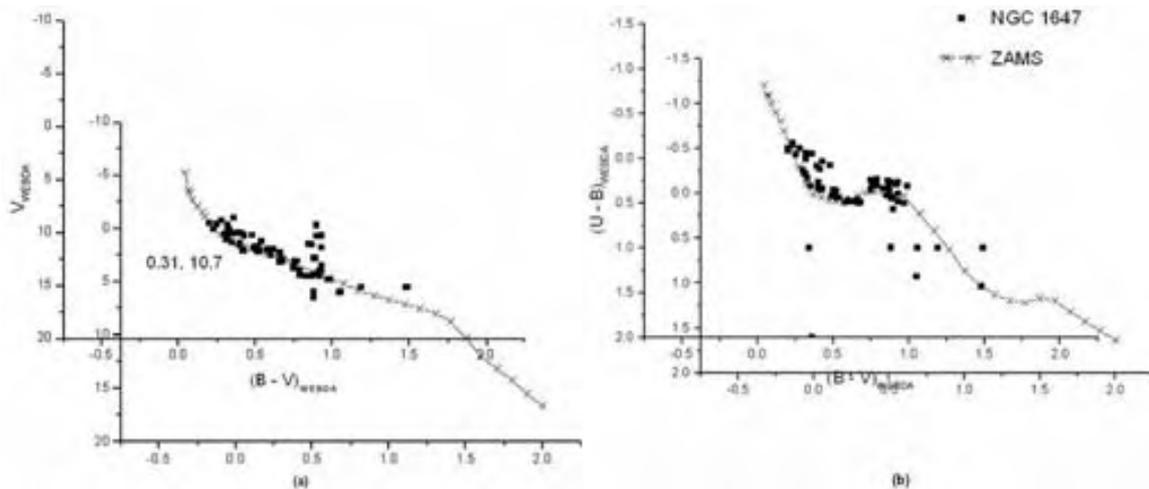


Figura 47. Diagramas H – R de NGC 1647. (a) Diagrama magnitud – color. (b) Diagrama color – color.

Una vez construidos los diagramas, aplicamos el procedimiento descrito en la sección 3.3 para determinar el enrojecimiento, el módulo de distancia, y con él la distancia (ecuación 11); para determinar la edad, ubicamos el módulo de distancia que se encontró, en la gráfica de la figura 30.

A continuación se presenta una tabla con los resultados obtenidos, comparados con los encontrados con fotometría de Strömgren y los parámetros que WEBDA reporta.

Tabla 24 Fotometría de Johnson NGC 1647			
<i>Parámetros</i>	<i>Johnson</i>	<i>WEBDA</i>	<i>C. Guerrero</i>
$E(B - V)$	0.375	0.370	0.35
$V_0 - M_V$	9.59	9.81	8.75
$d(pc)$	827	540	564
$\log(edad)$	8.514	8.158	7.98

Se observa que el módulo de distancia obtenido mediante el estudio de los índices de Johnson es muy parecido al que reporta WEBDA, y así tiene que ser, pues los datos que se utilizaron para construir los diagramas H – R fueron extraídos de aquel sitio; sin embargo, la distancia es muy diferente: como se comentó en la sección anterior, la distancia que WEBDA reporta no es consistente con el módulo de distancia que presenta, y como se ve con el análisis que se hizo en este trabajo de la fotometría de Johnson, la distancia tendría que ser aproximadamente $900pc$.

Es claro que los datos que el sitio WEBDA reporta de fotometría de Johnson deben tener algún error sistemático en las observaciones, de otra forma no se explica que el enrojecimiento sea coincidente con las observaciones que los demás autores hicieron con la misma técnica, y que hicimos con fotometría de Strömgren en este trabajo, y que aún así, el módulo de distancia sea tan diferente.

La figura 48 muestra el diagrama H – R del cúmulo NGC 1778, sobre el cuál haremos el mismo tratamiento que en el cúmulo anterior.

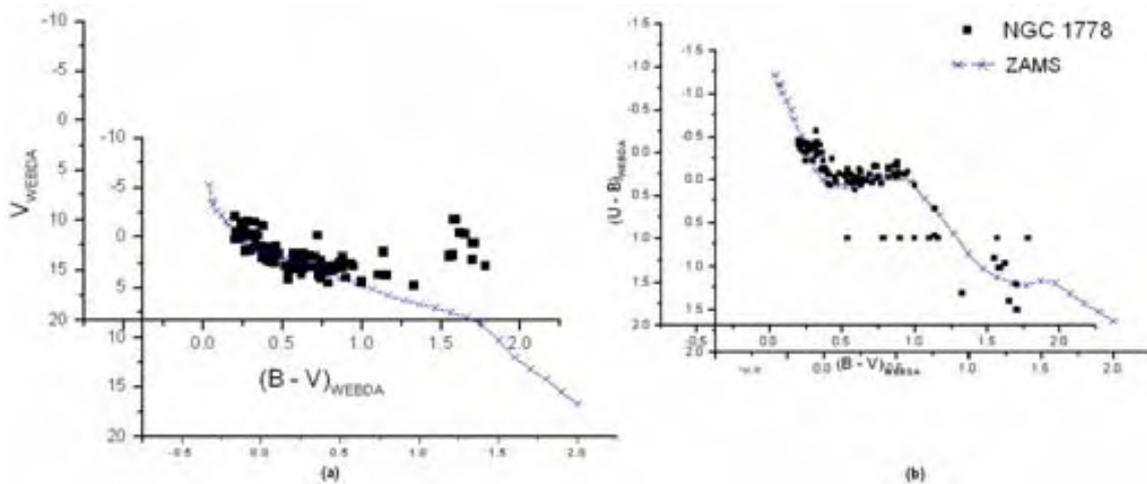


Figura 48. Diagramas H – R de NGC 1778. (a) Diagrama magnitud – color. (b) Diagrama color – color.

La tabla siguiente muestra los resultados del estudio de fotometría de Johnson comparado con los datos de WEBDA y con los otros autores.

Tabla 25 Fotometría de Johnson NGC 1778						
Parámetros	Johnson	WEBDA	A. Hoag	R. Barbon	K. Pandey	Y. Xin
$E(B - V)$	0.368	0.336	0.34	0.33	0.23	0.23
$V_0 - M_V$	11.74	11.88	10.7	11.11	10.2	11.53
$d(pc)$	2228	1469	1380	1670	1100	2023
$\log(edad)$	9.0	8.155	-	-	11.3	11.8

En este caso, se aprecia una tendencia en todos los parámetros, sin embargo, hay mucha dispersión; el enrojecimiento es muy parecido, pero el módulo de distancia varía casi por dos magnitudes en algunos autores. La distancia y la edad también varían considerablemente, y nuevamente, el cálculo de la distancia aplicando la ecuación 11 al módulo de distancia que reporta WEBDA, da una distancia de $2376pc$, que es más cercana a la distancia que determinamos usando la fotometría de Johnson, pero muy distinta a la reportada por los otros autores.

Se presenta la misma situación en dos cúmulos distintos: una diferencia en la determinación de la distancia. Anteriormente habíamos atribuido esa discrepancia a algún error sistemático en las observaciones, pero es difícil que la observación de dos cúmulos presente el mismo error. Una cosa que no se había considerado, es que los colores que reporta WEBDA son aparentes y no están libres de enrojecimiento, y el método de la sección 3.3 es válido para colores intrínsecos y sólo para la estrella del punto de partida de la secuencia principal del cúmulo. Es posible que esa sea la razón de la diferencia que se presenta, por lo que se propone que para poder establecer la distancia usando el ajuste SP, es necesario transformar los datos de WEBDA para obtener los colores intrínsecos de las estrellas reportadas.

El procedimiento para la determinación del valor de la absorción interestelar es el siguiente: en el sistema UBV de Johnson, la nomenclatura para el exceso de color es

$$\begin{aligned}
 E(B - V) &= (B - V) - (B - V)_0, \\
 E(U - B) &= (U - B) - (U - B)_0.
 \end{aligned}
 \tag{43}$$

donde los índices $(B - V)$ y $(U - B)$ denota el valor observado y los índices con subíndice cero indican el valor intrínseco. El efecto del enrojecimiento interestelar, medido por el exceso de color, puede ser determinado directamente de las observaciones. Las estrellas O, B son ideales para la determinación del enrojecimiento, puesto que son altamente luminosas y pueden ser observadas a grandes distancias; son intrínsecamente azules y fuertemente susceptibles al enrojecimiento y tienen un espectro distintivo que puede ser clasificado con alta precisión. La figura 49 muestra los distintos tipos de estrellas con los tipos espectrales distribuidos a lo largo de la línea de enrojecimiento en el diagrama color-color. Las estrellas azules se enrojecen en esta línea, y esto define el color intrínseco de la secuencia. Ocurre más enrojecimiento hacia abajo en la línea, a grandes valores de $(B - V)$ y $(U - B)$. Este procedimiento aplica a grupos de estrellas de cualquier tipo espectral, para determinar tanto el color intrínseco como la línea de enrojecimiento.

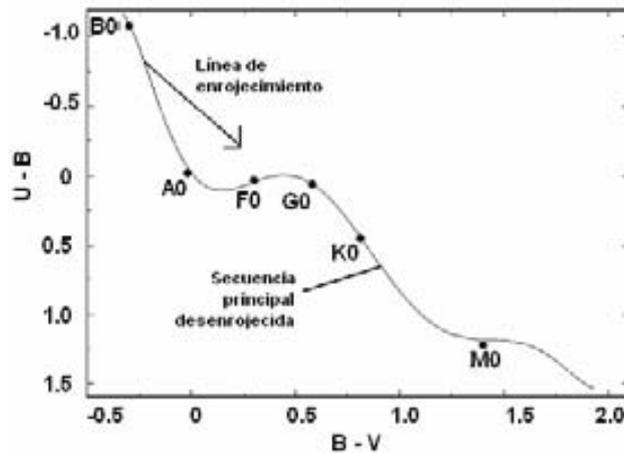


Figura 49. Diagrama color – color.

Un cuidadoso análisis de los datos para estrellas de tipo O hasta B9, indica que la inclinación de la línea de enrojecimiento es

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72 + 0.05E(B - V).
 \tag{44}$$

El segundo término del lado derecho de la ecuación 44 es pequeño y normalmente es despreciado. La construcción de la línea de enrojecimiento presupone el conocimiento de los tipos espectrales de las estrellas observadas. Sin embargo, en la mayoría de los casos no conocemos el tipo espectral de la estrella estudiada. No obstante, dada una inclinación de la línea de desenrojecimiento, es posible definir un parámetro fotométrico que dependa sólo del tipo espectral de una estrella, y que sea independiente del valor de desenrojecimiento. En el sistema UBV, este parámetro es

$$Q = (U - B) - \frac{E(U - B)}{E(B - V)}(B - V).
 \tag{45}$$

Si sustituimos una de las ecuaciones 43 en la ecuación 45, observamos que Q es independiente del enrojecimiento

$$Q = (U - B)_0 + E(U - B) - \frac{E(U - B)}{E(B - V)} [(B - V)_0 + E(B - V)],$$

$$Q = (U - B)_0 - \frac{E(U - B)}{E(B - V)} (B - V)_0.$$
(46)

Sustituyendo la ecuación 44, en la ecuación anterior encontramos que

$$Q = (U - B)_0 - 0.72(B - V)_0.$$
(47)

La importancia de este parámetro es que, permite la determinación del valor del color intrínseco de los datos fotométricos, sin recurrir a la espectroscopía. Además, Q puede ser medido fácilmente en estrellas muy débiles, para clasificarlas por espectro. Una buena aproximación de $(B - V)_0$ está dada por (Mihalas 1970)

$$(B - V)_0 = 0.332Q.$$
(48)

De esta forma, podemos determinar el índice $(B - V)_0$ para estrellas tempranas utilizando la ecuación 48. Una vez que conocemos $(B - V)_0$, podemos determinar $(U - B)_0$ con la ecuación 47, y finalmente, el exceso de color con las ecuaciones 43. El parámetro Q se ha medido para estrellas tempranas y se presenta en la siguiente tabla.

Tabla 26			
Parámetro Q en función del tipo espectral de estrellas tempranas			
<i>Tipo Espectral</i>	Q	<i>Tipo Espectral</i>	Q
O5	-0.93	B3	-0.57
O6	-0.93	B5	-0.44
O8	-0.93	B6	-0.37
O9	-0.90	B7	-0.32
B0	-0.90	B8	-0.27
B0.5	-0.85	B9	-0.13
B1	-0.78	A0	0.00
B2	-0.70		

Para tipos espectrales más tardíos que A0, Q no es una única función de la clase espectral y no es utilizado para estimar el valor del enrojecimiento. Esto se debe a que la pendiente de la línea de enrojecimiento tiene el mismo valor que la curva de secuencia principal desenrojecida para estrellas tardías, por lo cual es imposible definir si la estrella está enrojecida o no.

Aplicando el procedimiento anterior al cúmulo NGC 1647, se determinaron los siguientes parámetros físicos, que comparamos con los que reporta WEBDA

Tabla 27
Fotometría de Johnson NGC 1647

<i>Parámetros</i>	<i>Johnson</i>	<i>WEBDA</i>
$E(B - V)$	0.375	0.370
$V_0 - M_V$	8.80	9.81
$d(pc)$	555	540
$\log(edad)$	8.150	8.158

Lo que se aprecia en la tabla anterior es que el enrojecimiento, la distancia y la edad que WEBDA reporta son consistentes con los encontrados con el análisis de la fotometría de Strömgren y con el estudio realizado con la fotometría de Johnson Ahora con los índices libres de enrojecimiento, el único parámetro que varía es el módulo de distancia. En el cúmulo NGC 1778 sucede lo mismo, la siguiente tabla muestra los parámetros determinados usando la descripción anterior, también comparados con los reportes de WEBDA.

Tabla 28
Fotometría de Johnson NGC 1778

<i>Parámetros</i>	<i>Johnson</i>	<i>WEBDA</i>
$E(B - V)$	0.368	0.336
$V_0 - M_V$	11.01	11.88
$d(pc)$	1505	1469
$\log(edad)$	8.206	8.155

Nuevamente, el único parámetro que no coincide es el módulo de distancia, por lo que concluimos que esa diferencia se debe a que sólo se está considerando el módulo de distancia referido a la magnitud visual libre de enrojecimiento, pero no a la magnitud visual intrínseca.

Bibliografía

- ‡ Allen, C. W. *Astrophysical Quantities*. The Athlone Press, third edition. London & Atlantic Highlands, 1988.
- ‡ Arellano – Ferro, A. Parrao, L. 1988, *Reporte Técnico 57*. México, IA – UNAM.
- ‡ Arellano Ferro, A., Parrao, L. *NABAPHOT: un paquete de uso simple para la reducción de datos ubvy – β* . Instituto de Astronomía, UNAM 1993.
- ‡ Balona, L. A. And Shobbrook, R. R. *A re – calibration of the luminosities of early type stars: its effect on the Cepheid luminosity scale*. Mon. Not. R. Astr. Soc. 1984.
- ‡ Barbon, R. And Hassan, S. M. *A study of the open cluster NGC 1778*. Asiago Astrophysical Observatory, Italy. 1972.
- ‡ Beiser A. *Concepts Of Modern Physics*. 6a edición. Editorial McGraw-Hill. E. U. A., 2003.
- ‡ Boyle, R. P., Zdanavičius, J. And Kazlauskas, A. *Seven color photometry of the open cluster NGC 1647 area*. Baltic Astronomy, 2005.
- ‡ Crawford, D. L. *Empirical calibrations on the ubvy, β systems. I. The F – types stars*. The Astronomical Journal, Vol. 80, No. 11. 1975.
- ‡ Crawford, D. L. and Barnes, J. V. *Standard Stars for the ubvy Photometry*. The Astronomical Journal. Vol. 75, No. 9. 1970.
- ‡ Crawford, D. L. *Two – dimensional spectral classification by narrow – band photometry for B stars in clusters and associations*. American Astronomical Society. 1958.
- ‡ D. Tattersfield. *Projects and Demonstrations in Astronomy*. John Wiley & Son, New York – Toronto, 1980.
- ‡ Dyson, J.E., Williams, D. A. *The physics of the interestelar Medium*. Institute of Physics Publishing, Bristol and Philadelphia. 2nd edition, U. S. 1990.
- ‡ García Barreto, José Antonio. *Astronomía Básica*. Ediciones científicas universitarias, Fondo de Cultura Económica. México 2000.
- ‡ García – Pelayo, J. M. and Alfaro, E. J. *UBV photoelectric photometry of faints Stars in the clusters NGC 7235 and NGC 1778*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 1984.
- ‡ Golay, M. *Introduction to Astronomical Reductions*. D Reidel Publishing Company. Boston U.S.A. 1984.

- ✚ Greaves, W. M. H., Davidson, C. and Martin, E. *Colour temperatures of stars*. Greenwich: Royal Observatory. 1960.
- ✚ Griffiths, David. *Introduction to elementary particles*. John Wiley & Son. Canada 1987.
- ✚ Gutiérrez, L. Colorado, E., Quiroz, F., Murrillo, J. M., Sierra, G. y Schuster, W. *El fotómetro Strömngren del OAN – SPM*. Manual del instrumento, Noviembre 2004.
- ✚ Hardie, Robert H. *Photoelectric Reductions*. Dyer Observatory, 1980.
- ✚ Hayashi, Chushiro, Hōshi, Rēun, and Sugimoto Daiichiro. *Evolution of Stars*. Department of Nuclear Science, Kyoto University, Kyoto. 1962.
- ✚ Hebb, Leslie, F. G. Rosemary, and Gilmore, Gerard. *Photometric Monitoring of open clusters. I. The survey*. The Astronomical Journal, 2004.
- ✚ Hoag, Arthur. A. And Applequist, N. Louise. *Distance moduli of open clusters*. U. S. Naval Observatory, Flagstaff Station. 1965.
- ✚ Lester, John B., Gary, Richard O. and Kurucz Robert L. *Theoretical $ubvy - \beta$ indices*. The Astrophysical Journal Supplement Series, 1986.
- ✚ Marcelo Alonso, Edward Finn. *Física*. Volumen 2: campos y ondas, editorial Addison-Wesley. México 1985.
- ✚ Meadows, A. J. *Stellar Evolution*. Pergamon International Popular Science Series. 2nd edition, U. K. 1978.
- ✚ Meynet, G. Mermilliod, J. C. and Maeder, A. *New dating of galactic open clusters*. Astronomy & Astrophysics Supplement Series, 1993.
- ✚ Mihalas, Routhly. *Galactic Astronomy*. Freeman, 1970.
- ✚ Nissen, P.E. *The fourth – parameter problem in $ubvy - \beta$ photometry of open clusters*. Astron. Astrophys. 1988.
- ✚ Oda Noda, Berta. *Introducción al análisis gráfico de datos experimentales*. Las prensas de Ciencias, 3ª. Edición, México 2005.
- ✚ Pandey, A. K. *A report on the studies of star clusters with the UPSO 104 – cm Sampurnanand telescope during last 25 years*. Bull. Astor. Soc. India, 1998.
- ✚ Parrao, L., Schuster, W, J. *The importance of Atmospheric Extinction Measures and the Mean Extinction Curves for San Pedro Martir*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, Vol. 19 2003.

- ✚ Paunzen, E. and Netopil, M. *On the current status of open – clusters parameters*. Mon. Not. R. Astr. Soc. 2006.
- ✚ Peimbert Sierra, Manuel (compilador). *La evolución en la Astronomía*. El Colegio Nacional, México 2006.
- ✚ Peña, J. H. and Peniche, R. *ubvy – β photometry of open clusters. IV. NGC 1444, NGC 1662, NGC 2129, NGC 2169, and NGC 7209*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 1994.
- ✚ Peña, H. P., Fox Machado, L., Garrido, R. *ubvy – β photoelectric photometry of NGC 7063*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, México 2007.
- ✚ Peña, H. P., Peniche, R., Bravo, H and Yam, O. *ubvy – β photometry of open cluster NGC 1342*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, México 1994.
- ✚ Peña, H. P., Peniche, Garrido, R., Paparo, M. and García – Cole, A. *On the nature of the open clusters in the direction of NGC 6882/5*. Manuscript for Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica (2007)
- ✚ Peña, H. P., García, H. Rivera, J. L. and Sareyan, J. P. *Determination of a new association in the direction of the open cluster NGC 2158 through ubvy – β photoelectric photometry*. To appear in “NGC 2158 (2007)”, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica.
- ✚ Pietrinferni, A., Cassisi, S. Salares, M, and Castelli, F. *A large stellar evolution database for population synthesis studies. I. Scaled solar models and isochrones*. The Astronomical Journal, 2004.
- ✚ Resnick, H. K. *Física*. Volumen 2, editorial CECSA, cuarta edición, México 2002.
- ✚ Schneider, H. *Strömgren and H β photometry of early type stars in the northern open clusters I. NGC 7039, NGC 7063*. Astronomy & Astrophysics Supplement Series. 1987.
- ✚ Strömgren, Bengt. *Spectral Classification Through Photoelectric Narrow Band Photometry*. The Institute for Advanced Study, Princeton, New Jersey. 1966.
- ✚ Shobbrook, R. R. *ubvy – β photometry of southern clusters – V- NGC 2422*. Mon. Not. R. Astr. Soc. 1984.
- ✚ Schuster, W. J. Parrao, L. *The Atmospheric Extinction of San Pedro Martir*. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, Vol. 37, México 2001.
- ✚ Turner, David G. *Galactic clusters with associated cepheid variables. III. NGC 1647 and SZ Tauri*. The Astronomical Journal. 1992.

- # Unsöld, Albrecht. *The New Cosmos*. Heidelberg Science Library. 2nd revised and enlarged edition. Translated by R. C. Smith.
- # Wright, K. O. *Spectrophotometry*. Dominion Astrophysical Observatory, 1979.
- # Xin, Y. Deng, L. And Han, Z. W. *Blue straggler stars in galactic open clusters and the simple stellar population model*. The Astrophysical Journal, 2007.
- # <http://www.wikipedia.com>
- # <http://www.astroscu.unam.mx/sitios>
- # <http://www.ads.nasa.com>
- # <http://homepage.univie.ac.at/~pw/>