

00362

17



posgrado en ciencias físicas  
u n a m

**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE  
MÉXICO**

**POSGRADO EN CIENCIAS  
(FISICA)**

**DETERMINACION DE PARAMETROS FISICOS DEL CUMULO  
ABIERTO ALFA-PERSEO**

**MAESTRIA EN CIENCIAS  
(FISICA)**

**PRESENTA  
MARIA TERESA VALDES FERNANDEZ**

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**

2002



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 Ingmar, A mi Familia Toda ( $\alpha$ - $\Omega$ ).**

Agradezco a:

José Peña, por el tiempo, ayuda, paciencia, explicaciones y conocimientos brindados para la realización de esta tesis.

Rosario Peniche, Pepe y Atanacio por las observaciones de Tonantzintla de 1998, que tanto me gustaron y que me motivaron a realizar esta tesis.

Ingmar por su apoyo, cariño, compañía y comprensión.

Marisa Fernández por su lectura del texto y corrección de ortografía, así como por su soporte y consejos.

Luis de la Peña por sus conocimientos, consejos y orientación; así como por, las juntas de los viernes en las que tanto aprendí.

Germinal Cocho por sus conocimientos, soporte, consejos y orientación, sin los cuales no hubiera terminado.

Yanalté Herrera por toda su orientación y apoyo.

Laura Parrao por sus invaluable ayuda y consejos

Edmundo Moreno y Armando Arellano por su orientación para realizar esta tesis.

El Instituto de Física y al Posgrado en Física UNAM por sus instalaciones y autorización para realizar esta tesis.

El Instituto de Astronomía UNAM por sus instalaciones, recursos y autorización para realizar esta tesis.

El proyecto Papit número IN100199 por el apoyo económico brindado durante un año para la realización de esta tesis.

Conacyt por el año de beca, con el número 130799 para realizar los estudios de Maestría.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

# INDICE

	Número de página
Introducción	i
Capítulo 1 Teoría sobre luminosidad, magnitud y fotometría	1
1.1 Sistemas de clasificación espectroscópica	1
1.2 Diagrama Hertzsprung-Russell	4
1.3 Brillantez y Luminosidad	8
1.4 Escalas de Magnitud.	15
1.5 La Luminosidad de las estrellas.	17
1.6 Fotometría	19
1.6.1 Fotometría monocromática y sistemas de color de estrellas.	20
1.7 Sistemas Fotométricos	22
1.7.1 Sistema UBV	23
1.7.2 Sistema uvby	25
1.7.3 Banda Estrecha H $\beta$	26
1.8 La Magnitud Bolométrica	27
Extinción Atmosférica	27
Extinción Interestelar	27
Capítulo 2 Ecuaciones de Interiores estelares y Escalas Evolución	29
2.1 Ecuaciones de Interiores estelares.	29
2.1.1 Equilibrio hidrostático bajo la influencia de la autogravitación	29
2.1.2 Distribución de la masa	30
2.1.3 Producción de energía	31
2.1.4 Transporte de energía	32
Condiciones de frontera	34
2.2 Determinación de la temperatura para el sistema fotométrico uvby-beta	35
2.3 Evolución Estelar	38
2.3.1 Escalas de tiempo de evolución	38
2.3.2 Comportamiento de las estrellas de la secuencia principal y su evolución temporal	40
2.3.3 Determinación de la edad de un cúmulo Abierto	46
Capítulo 3 Análisis de Datos y Determinación de Parámetros	51
3.1.1 Adquisición	51
3.1.2 Reducción	52
3.1.3 Valores Fotométricos	53
3.2.1 Procedimiento	68

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

3.2.2 Programas utilizados	70
3.2.3 Membresía al Cúmulo	75
3.3 Determinación de la temperatura efectiva y de la edad del cúmulo Alfa Perseo	79
Capítulo 4 Comparación con Hipparcos	81
4.1 Paralajes estelares y distancias.	81
4.2 Movimientos Propios	83
4.3 El Satélite Hipparcos	88
4.3.1 El Catálogo Hipparcos	89
4.4 Resultados y Analisis	91
4.4.1 Búsqueda y comparación con Hipparcos	91
Conclusión	97
Bibliografía	99

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

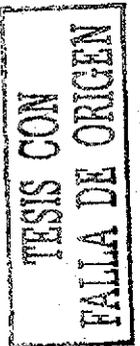
# INTRODUCCIÓN

Debido a que el astrofísico no puede realizar experimentos con su objeto de estudio, la única forma de abordarlo es la observación científica, es decir, con reglas que permiten la sistematización de los conocimientos adquiridos. Con el objeto de afinar la observación se han desarrollado diversos instrumentos que den precisión a la recolección de datos, cada uno de los cuales cuenta con sus propias técnicas que deben probar su utilidad en el avance del conocimiento científico; por consiguiente, el astrofísico debe tener muy claros los alcances y las limitaciones de cada una de las técnicas empleadas en su campo.

La importancia de contar con medios de observación científica probados estriba en que de ello depende la validez de la información obtenida acerca de los astros, de ahí que sea pertinente aplicar diversas técnicas de obtención de datos, compararlas y definir la precisión de los datos que cada una de ellas aporta.

Al observar un conjunto de estrellas, desconocemos que relación existe entre ellas. Por ejemplo, para poder saber si dicho conjunto estelar constituye un cúmulo es necesario determinar las distancias a las estrellas observadas para confirmar su pertenencia o no a un cúmulo, pertenencia que se determina por la distancia y el enrojecimiento.

En esta investigación se eligió el método fotométrico de Strömrgren para determinar la pertenencia o no a un cúmulo de un conjunto de estrellas observadas por J. H. Peña y J. P. Sareyan durante las noches del 29 de septiembre al 4 de octubre de 1988, en el Observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, del Instituto de Astronomía de la UNAM. El conjunto de estrellas observado fue el que se encuentra en el espacio de cielo alrededor de la estrella brillante Alfa Perseo. Este es un cúmulo ya muy estudiado y con los resultados se busca probar que el método y el equipo de observación son válidos y dan buenos resultados para este



cúmulo y para cualquier otro cúmulo estudiado por el equipo fotométrico, como es el caso del cúmulo NGC-6882-5, esto al comparar los resultados con otro método, la paralaje obtenida por el satélite Hipparcos. Este resultado de ser bueno, se podrá extender su confiabilidad, a cualquier otro cúmulo estudiado con la mencionada fotometría y equipo.

El problema a resolver en esta tesis es el de saber si las estrellas observadas alrededor de la gigante amarilla Alfa Perseo forman un cúmulo.

El objetivo principal de esta investigación es el de determinar la pertenencia de un grupo de estrellas al cúmulo Alfa Perseo precisando la distancia a través del método fotométrico y validar los resultados comparándolos con los obtenidos (mediante la paralaje) por el satélite Hipparcos<sup>1</sup>.

El objetivo secundario es el de determinar la edad, y para cada estrella su temperatura y enrojecimiento del cúmulo Alfa Perseo.

La hipótesis de trabajo de la que se partió en esta investigación es la de que la obtención de la distancia por los métodos de Crawford, D., Nissen, P, y Shobbrook, R. para la fotometría de Strömngren coincide con la obtenida por el satélite Hipparcos.

En el caso de que esta hipótesis se probara querría decir que tanto la fotometría como el método de la paralaje son técnicas confiables que permiten validar los resultados obtenidos correlacionándolos con los obtenidos para otros cúmulos.

---

<sup>1</sup> Hipparcos, el nombre del satélite, se pronuncia de manera semejante al nombre del astrónomo Hiparco en inglés: Hipparchus. Hiparco de Nicea (146 - 126 a. C) es el astrónomo griego que descubrió la precesión de los equinoccios, ordenó el mapa de las constelaciones, estimó el brillo de las estrellas e inventó la trigonometría. Postuló una teoría geocéntrica para explicar las órbitas planetarias empleando epiciclos y círculos excéntricos. Esta teoría prevaleció vigente hasta Copérnico (1473 - 1543, d. C), a pesar de que por lo menos un siglo antes Aristarco de Samos (310 - 230 a. C) había propuesto que la tierra y todos los planetas giraban alrededor del sol en círculos, mientras que el sol y las estrellas permanecían estacionarios. (Campbell, J. 1974, p. 248; Diccionario Enciclopédico.; Sagan, C. 1980, p. 18.)

En caso contrario, se trataría de técnicas astrométricas que no permiten validar los resultados obtenidos a través de una de ellas con los obtenidos mediante otra.

Para poder probar la hipótesis y cubrir los objetivos principal y secundario, se decidió utilizar el siguiente procedimiento:

1.- De entre los múltiples parámetros físicos (presión, edad, distancia, temperatura, velocidad, enrojecimiento, movimientos propios, metalicidad, etc.), se eligieron sólo algunos de ellos para ser investigados en este estudio con el objeto de reducir la investigación a dimensiones manejables: distancia y enrojecimiento para cada estrella y distancia, enrojecimiento y edad del cúmulo.

2.- Se redujeron los datos obtenidos por los observadores antes mencionados y después se calibraron.

3.- Con la reducción y calibración se determinaron la distancia y el enrojecimiento de cada estrella.

4.- La reducción y posterior calibración de los datos de observación de los observadores, permitieron la determinación de la edad, la distancia, y el enrojecimiento para el cúmulo.

5.- Con la distancia se determinó la pertenencia de las estrellas al cúmulo de Alfa Perseo. Aunque se determinó, no se tomó en cuenta el enrojecimiento, esta información no puede compararse con la del satélite Hipparcos (que no determinó enrojecimiento).

6.- Se determina la distancia a cada estrella de Alfa Perseo del satélite Hipparcos, por medio de la paralaje reportada.

7.- De la cantidad de estrellas observadas se buscaron las que fueron analizadas por el método de la paralaje por el satélite Hipparcos, ya que este método también determina la distancia y por tanto, la pertenencia al cúmulo.

8.- Se compararon las distancias obtenidas por el método fotométrico con las obtenidas por el de la paralaje.

La presentación de este estudio se hizo dividiendo la información en 4 capítulos.

En el Capítulo 1 se explican los conceptos clave en astronomía y las características de las técnicas de fotometría, pues con esta información podemos comprender los datos que proporcionan las técnicas fotométricas.

El Capítulo 2 se presentan modelos matemáticos idealizados (ecuaciones de interiores estelares) que explican el funcionamiento de una estrella, es decir, cómo esta compuesta, su masa (como variable de algunas fórmulas), temperatura, luminosidad y presión. Cómo se puede determinar la temperatura efectiva de una estrella con datos fotométricos y cómo se puede determinar la edad de la misma.

En el Capítulo 3 se presenta la reducción de los datos y el análisis de los resultados obtenidos a partir de esta reducción, también se encuentra el procedimiento de calibración y el análisis de los datos que se obtuvieron.

En el Capítulo 4 se analizan los datos del satélite Hipparcos y se comparan con los datos, acerca de la distancia, obtenidos a partir de la calibración. En este capítulo también se analizan los resultados de la comparación mencionada.

Al final se presentan las conclusiones de esta investigación.

Las gráficas y las figuras se encuentran numeradas en función del capítulo al cual pertenecen, y están colocadas de manera que el lector pueda seguir la explicación de las mismas dentro del texto mismo.

# CAPITULO 1

## 1.1 SISTEMAS DE CLASIFICACIÓN ESPECTROSCÓPICA.

La idea básica para clasificar las estrellas por sus espectros consiste en tomar en cuenta que las estrellas emiten radiación a diferentes longitudes de onda desde su superficie, pero al pasar por su atmósfera, compuesta por diferentes elementos químicos, se absorbe parte de esa radiación. Al observar desde la Tierra la luz de una estrella se notará que una porción de esa luz no se detecta, es decir, es absorbida, y se puede determinar cuál es la longitud de onda de esa radiación.

La distribución de líneas de absorción indica tanto la presencia de diferentes átomos dentro de la atmósfera estelar, como la presión y temperatura efectiva a la que se encuentran los gases. Cada estrella tiene diferente composición química de en atmósfera y distintas temperatura efectiva y presión, de manera que si las estrellas se clasifican de acuerdo con el tipo espectral que presentan (las líneas de absorción) tenemos, en una primera aproximación, un estimado de su temperatura efectiva.

### **Tipo espectral ~ Función de $T_e$**

Las características de espectro estelar pueden dividirse en un número reducido de grupos. Estos grupos, llamados clases espectrales de estrellas, forman una secuencia más o menos continua, que está estrechamente relacionada con la temperatura superficial estelar.

Estas secuencias espectrales de Harvard están arregladas de acuerdo a las intensidades de las líneas espectrales. Aunque el espectro de una estrella está compuesto por muchos elementos mezclados, solamente las líneas espectrales de unos cuantos elementos destacan lo suficientemente como para ser utilizados en la clasificación espectral. Éstos son: hidrógeno (H), helio ionizado (HeII), helio neutro (HeI), oxígeno y

nitrógeno neutros y ionizados, carbono y algunos metales neutros y ionizados. (García Barreto, J.A.,2000).

En la clasificación de Harvard se utilizan las siguientes letras en el siguiente orden:

<i>W</i>					<i>R</i>	<i>N</i>
<i>O</i> -	<i>B</i> -	<i>A</i> -	<i>F</i> -	<i>G</i> -	<i>K</i> -	<i>M</i>
						<i>S</i>
<i>azul</i>	<i>blanco-azulado</i>	<i>blanco</i>	<i>amarillo</i>	<i>amarillo</i>	<i>naranja</i>	<i>rojo</i>
40000°K	20000°K	10000°K	7500°K	5500°K	4500°K	3000°K

Figura tomada de (Ünsöld, A., 1977) p 163.

La secuencia de O a M, es continua y hay un cambio gradual en las líneas de intensidad conforme nos movemos de O a M, con ciertas líneas de absorción que se vuelven más débiles y otras más fuertes. Por esta razón es conveniente dividir cada clase en 10 subgrupos como G0, G1,... G9. G5, por supuesto, está a la mitad del camino entre G y K en sus características espectrales. Las clases espectrales W, R, N y S no encajan en un esquema continuo, por eso se colocan en un lado u otro del esquema.

Las clases espectrales se caracterizan de la siguiente manera:

**O**

- Estas estrella están caracterizadas por:
- Las líneas de HeII ionizado, neutral HeI e HI.
- Se trata de estrellas calientes azules.

**B**

- Tienen las dos líneas del helio neutro HeI. Las líneas de hidrógeno de Balmer son más fuertes.
- Las líneas de HeII desaparecen después de B3. Los metales ionizados comienzan a mostrar líneas.
- Se trata de estrellas blanco-azulado.

## **A**

- Tienen las líneas de Balmer HI que alcanzan sus intensidades máximas.
- Las líneas de HeI se desvanecen.
- Las intensidades de las líneas de metales ionizados se incrementan, especialmente las de CaII.

## **F**

- En estas estrellas son importantes las líneas de hidrógeno y calcio ionizado, con las intensidades de las líneas de hidrógeno decreciendo y las intensidades de las líneas de los metales incrementando.

## **G**

- En estas estrellas las líneas de hidrógeno disminuyen en intensidad y las líneas dominantes son las metálicas.
- Dominan las líneas de CaII.
- También, son fuertes las líneas de hierro y ciertas bandas moleculares (CH y CN) se vuelven visibles.

## **K**

- En estas estrellas las líneas H y K de CaII alcanzan su máxima intensidad en K2.
- Otras líneas metálicas neutras se fortalecen y las líneas de hidrógeno se debilitan más.
- Las bandas CH y CN incrementan su intensidad.

## **M**

- En estas estrellas las bandas de óxido de titanio(TiO), dominan el espectro.

## **W**

- Estas estrellas se llaman de Wolf-Rayet.
- Contienen líneas de emisión de HeII ionizado.

## **R y N**

- También conocidas como estrellas de carbón.
- Tienen bandas intensas en CN y C<sub>2</sub> que se incrementan en R y decrecen en N.

## **S**

- Difieren de las estrellas M en que tienen bandas intensidad de óxido de circonio, ZrO, en lugar de bandas de TiO. (Motz, Ll., 1970).

La secuencia de Harvard es tanto una secuencia de color y temperatura como una espectral. Las estrellas calientes azules están a la izquierda y las estrellas frías (o rojas) a la derecha. Hay decrecimiento continuo en la temperatura de la izquierda hacia la derecha y un cambio continuo en el color del azul-blanco al rojo (Ünsold, A., 1977).

## **1.2 DIAGRAMA HERTZPRUNG-RUSSELL (H-R) O DIAGRAMA COLOR-MAGNITUD (C-M)**

Dos estrellas que tienen espectros muy cercanos, y que parecen idénticos, pueden diferir en otras de sus características. (Una de esas características es su luminosidad o magnitud absoluta visual). Al comenzar el siglo XX, E. Hertzsprung señaló que las estrellas tipo espectral M se podían dividir en 2 grupos: las intrínsecamente poco luminosas y las intrínsecamente luminosas. Como la luminosidad es una consecuencia de la energía que emana de una estrella con ciertas dimensiones, el tener baja temperatura superficial indica que su flujo es bajo, pero que su diámetro debe ser grande. Así, llamó a las estrellas poco luminosas, enanas (por su relativamente pequeño diámetro) y a las estrellas luminosas, gigantes (por tener gran diámetro). Unos años después, Russell encontró que las estrellas con tipo espectral K, G y F, se podían dividir en luminosas y poco

luminosas. De esta forma surgió el diagrama de color-magnitud (C-M) o de Hertzsprung-Russell (H-R)

El diagrama Hertzsprung-Russell, coloca las estrellas en forma estadística. En el eje horizontal se encuentra la clasificación espectral de las estrellas, (o temperatura efectiva y que aumenta de derecha a izquierda). En el eje vertical está la luminosidad, comparada con la luminosidad del Sol, la que aumenta de abajo arriba salvo si se grafica magnitud absoluta, en cuyo caso aumenta es decreciente.

La posición de una estrella en el diagrama H-R dependerá, en general, de dos propiedades de la estrella,

- sus características intrínsecas (composición química, dimensiones, etc.)
- sus características de acuerdo al tiempo de vida (cuánto hidrógeno ya se ha convertido en helio, etc.)

El diagrama se utiliza como diagnóstico de 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 diferentes regiones del diagrama.

Un diagrama H-R para un conjunto de estrellas a una distancia conocida es el mostrado a continuación

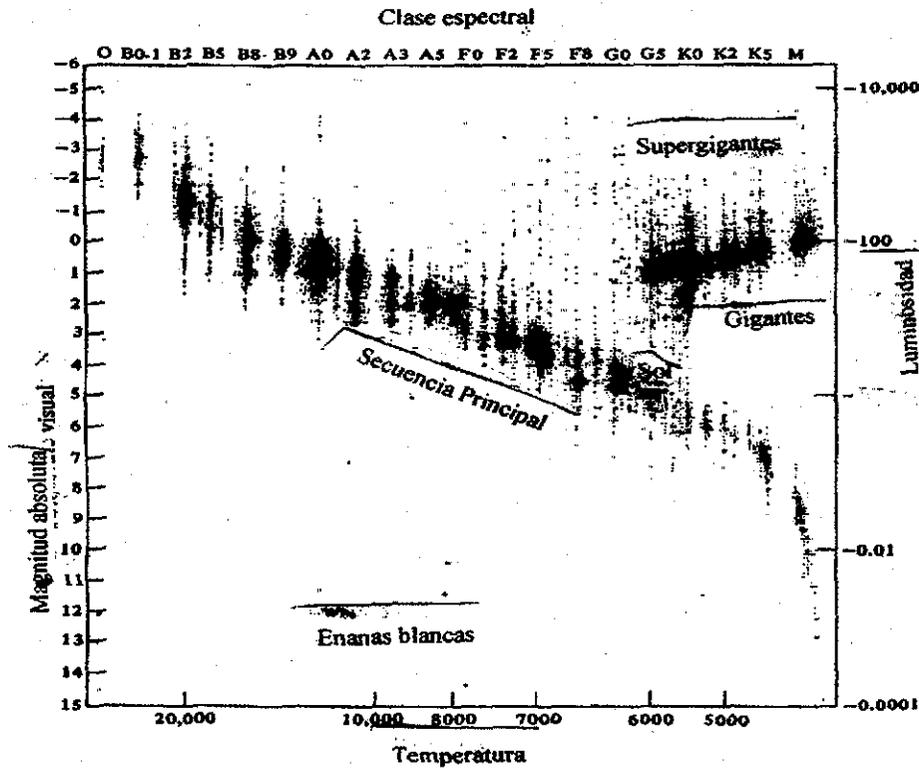


Figura 1.1  
Diagrama H-R de magnitudes absolutas estelares contra tipos espectrales  
Tomada de (Motz, Ll., 1970) p.24

TESIS CON FALLA DE ORIGEN

En el trabajo original de Russell las magnitudes visuales absolutas de las estrellas (ordenadas) se graficaban contra sus clases espectrales (abscisas) (García Barreto J.A, 2000). Pero actualmente se acostumbra graficar la magnitud visual (ordenada) contra el índice de color (B-V) , sistema fotométrico de UBV, o (b-y), sistema fotométrico ubvy, (abscisas), dependiendo de los datos obtenidos en distintos sistemas, que han evolucionado conforme los métodos de observación se actualizaron tecnológicamente.

La banda principal donde se encuentra la mayor parte de las estrellas se denomina secuencia principal y muestra la región del diagrama donde las estrellas tienen su fuente de energía de la conversión de hidrógeno a helio. Esta banda tiene forma de S y va de la parte inferior derecha, donde están las estrellas tipo espectral K y M, a la parte superior izquierda, donde se encuentran las estrellas del tipo espectral O y B.

Al consumir la mayor parte de hidrógeno en helio, las estrellas sufren cambios físicos (principalmente el cambio de temperatura y

dimensiones), lo que las lleva a reestructurarse. De esta manera conservan un equilibrio entre sus energías gravitacionales (que tratan de atraer todo el material de la estrella hacia su centro) y las energías termodinámicas (que tratan de mantener caliente el material de las estrellas y por lo tanto, de conservar su energía cinética).

Las estrellas reaccionan de tal forma que logran mantener ese equilibrio, pero eso las coloca en el diagrama H-R en diferente lugar; por ejemplo, la zona que corresponde a la parte superior derecha es donde se encuentran las estrellas conocidas como gigantes rojas, mientras que la zona inferior izquierda corresponde a las estrellas conocidas como enanas blancas.

Las gigantes rojas tienen alta luminosidad, pero baja temperatura superficial y su diámetro debe ser grande. De ahí el nombre de gigantes y rojas (por tener baja temperatura superficial).

Las enanas blancas, por otro lado, muestran baja luminosidad y alta temperatura superficial, lo cual indica que su diámetro debe ser muy pequeño.

Aunque, originalmente el diagrama sólo incluía dos ramas, las enanas y las gigantes, en la actualidad se reconocen más ramas, como son la del pequeño número de estrellas llamadas subgigantes (que se encuentra entre las gigantes y la secuencia principal) y el conocido como subenanas (que está escasamente poblado de estrellas y se encuentra debajo de la secuencia principal, corriendo paralelamente a ella) (García Barreto, J.A., 2000).

Por todo lo anterior, después de la aparición de esta clasificación espectral se vio la necesidad de aumentar otra clasificación (perpendicular a la secuencia original) y que se basa en la luminosidad. El esquema más utilizado es el siguiente:

- Ia supergigantes brillantes
- Ib supergigantes opacas
- II gigantes brillantes
- III gigantes normales
- IV subgigantes
- V estrellas de secuencia principal
- VI enanas y enanas blancas (Motz, Ll., 1970).

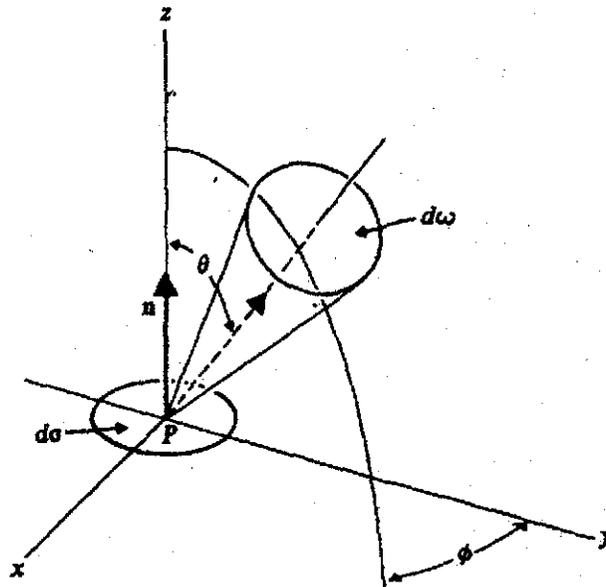
### 1.3 BRILLANTEZ Y LUMINOSIDAD.

La luminosidad  $L$  de una estrella, se define como la energía total radiante emitida por segundo desde la estrella en todas direcciones.  $L$  se expresa en erg. por segundo o en unidades solares si tomamos la luminosidad del sol como 1. La luminosidad de una estrella es la cantidad radiante intrínseca, más importante y de mayor interés, y es la que finalmente determinaremos para cada estrella si deseamos analizar su estructura (Unsöld, A., 1977).

Ahora bien, no medimos la luminosidad de la estrella directamente, sino una cantidad llamada brillo aparente  $b$ . La brillantez aparente de una estrella se relaciona con su luminosidad mediante el cuadrado inverso de la distancia a la estrella.

Para definir la brillantez aparente en el punto  $P$  dentro de un campo de radiación estelar, consideramos un elemento de área  $d\sigma$  en el punto, y suponemos que la dirección del elemento de superficie estará definida por una normal unitaria  $\hat{n}$ . En general, si estamos tratando con radiación que no es paralela (como cuando estamos cerca de una estrella), habrá, en

cualquier momento, rayos moviéndose en todas direcciones a través de la superficie. Consideramos una dirección particular del haz de radiación definido por los ángulos  $\theta$ ,  $\phi$  en un sistema de coordenadas esféricas, en el cual el plano ecuatorial contiene el elemento de superficie  $d\sigma$  y el eje polar coincide con la normal unitaria  $\hat{n}$ , como en la figura 1.2.



TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Figura 1.2  
Flujo de energía a través de un elemento de superficie.  
Figura tomada de (Motz, LL, 1970) p.8

Es claro que la cantidad de energía que pasa por unidad de tiempo a través de la superficie  $d\sigma$  en la dirección  $\theta$ ,  $\phi$  y contenida en el ángulo sólido  $d\omega$  es proporcional a

$$\cos\theta \, d\sigma \, d\omega \quad \text{donde} \quad d\omega = \sin\theta \, d\theta \, d\phi$$

Si consideramos la energía radiante  $E_\nu$  en el rango de frecuencia de  $\nu$  a  $\nu + d\nu$ , entonces el monto de energía radiante en este intervalo de frecuencia pasando a través de  $d\sigma$  en la dirección  $\theta$ ,  $\phi$  es

$$E_\nu = I_\nu(\theta, \phi) d\sigma \cos\theta \sin\theta \, d\theta \, d\phi \, d\nu. \quad (1.1)$$

El coeficiente de proporcionalidad  $I_\nu(\theta, \phi)$  es llamado intensidad específica de la radiación monocromática de la frecuencia  $\nu$  en la dirección  $\theta, \phi$ .

La intensidad específica integrada en la dirección  $\theta, \phi$  se obtiene integrando  $I_\nu(\theta, \phi)$  sobre todas las frecuencias,

$$I(\theta, \phi) = \int_0^{\infty} I_\nu(\theta, \phi) d\nu.$$

Se dice que el campo de radiación es isotrópico si  $I(\theta, \phi)$  es independiente de la dirección. En general  $I(\theta, \phi)$  depende no sólo de la dirección, sino también de la posición de  $P$  ( esto es en las coordenadas espaciales de  $P, x, y, z$ ). Pero si  $I(\theta, \phi)$  es la misma en todos los puntos, se dice que la radiación es homogénea.

La ecuación 1.1 define la energía de frecuencia  $\nu$  en el rango de frecuencias  $d\nu$  que fluyen en el tiempo a través de la superficie  $d\sigma$  en el ángulo sólido  $d\omega$  con dirección  $\theta$ . Si consideramos ahora flujos de radiación en todas las direcciones posibles que pasan a través de  $d\sigma$  y las sumamos, obtendremos la diferencial del flujo monocromático  $dF_\nu, d\sigma$  de la frecuencia  $\nu$  a través de la superficie  $d\sigma$ , donde

$$dF_\nu = d\nu \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I_\nu(\theta, \phi) \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi$$

que es la diferencial del flujo monocromático por unidad de área, y

$$F = \int_0^{2\pi} \int_0^\pi I(\theta, \phi) \cos\theta \sin\theta d\theta d\phi \quad (1.2)$$

que es el flujo integrado por unidad de área.

La integral en la ecuación (1.2) nos da el flujo integrado total, que es la suma de los flujos a ambos lados del área, por lo que es conveniente anotar

$$F = F_+ - F_-, \quad (1.3)$$

donde  $F_+$  es el flujo por unidad de área que atraviesa  $d\sigma$  en la misma dirección que apunta la normal unitaria  $\hat{n}$ , y  $F_-$  es el flujo por unidad de área que atraviesa el elemento de superficie en la dirección contraria a la normal. Así,

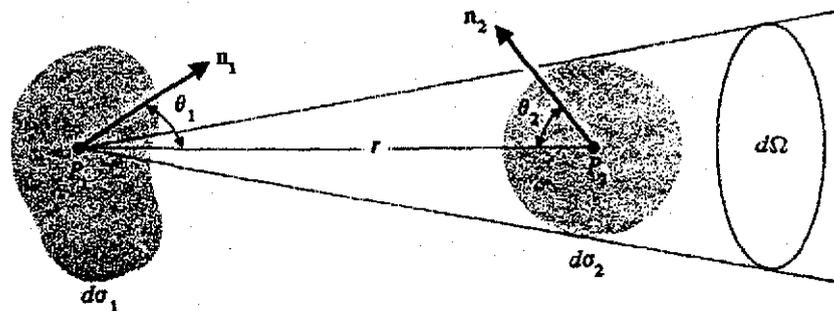
$$F_+ = \int_0^{2\pi} \int_0^{\pi/2} I(\theta, \phi) \sin \theta \cos \theta \, d\theta \, d\phi,$$

$$F_- = - \int_0^{2\pi} \int_{\pi/2}^{\pi} I(\theta, \phi) \sin \theta \cos \theta \, d\theta \, d\phi.$$

Buscando relacionar la dirección aparente de una fuente puntual con la luminosidad  $L$ , definimos primero la intensidad luminosa  $J$  de una superficie por radiación móvil en la dirección de  $\theta$  en el ángulo sólido  $d\omega$

$$J = \int_{\text{superficie } \sigma} I \cos \theta \, d\sigma.$$

Luego, consideramos la energía radiada de un elemento de superficie  $d\sigma_1$  en  $P_1$  a otro elemento de superficie  $d\sigma_2$  en  $P_2$ , como en la Fig. 1.3.



TESIS CON FALLA DE ORIGEN

Figura 1.3  
Flujo de radiación de un elemento de superficie a otro.  
Tomada de (Motz, Ll., 1970) p.9

Permitamos que la línea que va de  $P_1$  a  $P_2$  forme un ángulo  $\theta_1$  con la normal unitaria  $\hat{n}_1$  a la superficie 1, y dejemos que  $\theta_2$  sea el ángulo que esta línea forma con la normal unitaria  $\hat{n}_2$  de la superficie 2. Después, busquemos el flujo de radiación del elemento de superficie  $d\sigma_1$  con

dirección  $\theta_1$  en el elemento de ángulo sólido subtendido en  $P_1$  por el elemento de superficie  $d\sigma_2$ .

Si este elemento de ángulo sólido es  $d\Omega$  tendremos de la ecuación.

(1.1) que

$$\frac{dE}{d\sigma_1 \rightarrow d\sigma_2} = I_1(\theta_1, \phi) \cos \theta_1 d\sigma_1 d\Omega,$$

donde  $I_1(\theta_1, \phi)$  es la intensidad específica de la radiación en  $P_1$ .

Pero,  $d\Omega = d\sigma_2 \cos \theta_2 / r^2$ ; donde  $r$  es la distancia  $P_1 P_2$ .

De ahí

$$\frac{dE}{d\sigma_1 \rightarrow d\sigma_2} = \frac{I_1(\theta_1, \phi) \cos \theta_1}{r^2} \cos \theta_2 d\sigma_1 d\sigma_2. \quad (1.4)$$

Vemos que esta fórmula es completamente simétrica entre los dos lados de los elementos de superficie, de donde se sigue que

$$\frac{dE}{d\sigma_1 \rightarrow d\sigma_2} = \frac{I_2(\theta_2, \phi) \cos \theta_2}{r^2} \cos \theta_1 d\sigma_1 d\sigma_2.$$

donde  $I_2(\theta_2, \phi)$  es la intensidad específica en  $P_2$ . De donde observamos que la intensidad específica de los rayos se mantiene constante a lo largo de su trayectoria.

Escribiendo nuevamente la ecuación

$$\frac{dE}{d\sigma_1 \rightarrow d\sigma_2} = \frac{J d\sigma_1}{r^2} \cos \theta_2 d\sigma_2.$$

Esencialmente, esta fórmula es la ley de radiación del cuadrado inverso de un elemento de superficie.

Ahora se aplicarán estas ideas a la radiación estelar en un elemento de superficie en la tierra. Para medir la brillantez aparente de la estrella consideramos la energía radiante desde la estrella como pasando por segundo a través de la superficie unitaria sujeta a la normal en la dirección de la tierra a la estrella, como en la figura 1.4.

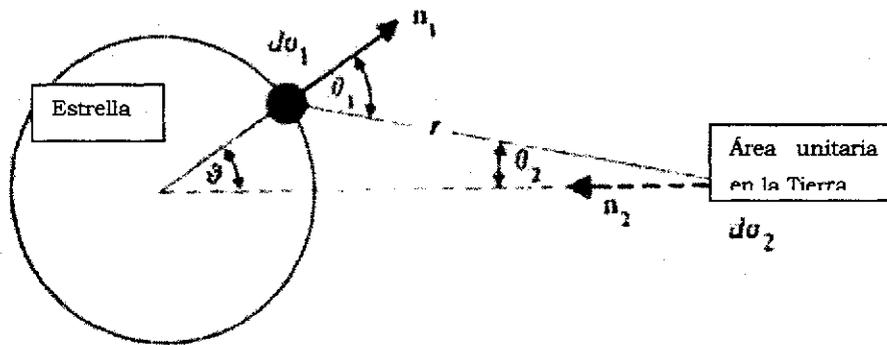


Figura 1.4  
Radiación desde un elemento de superficie en la estrella hasta un elemento de superficie en la Tierra  
Tomada de (Motz, L., 1970) p.10

Un elemento de superficie  $d\sigma$  en la latitud  $\vartheta$  radia una cantidad de energía dada por ecuación (1.4) al área unitaria en la tierra. Así, de la ecuación (1.4), poniendo  $d\sigma_2=1$ , tendremos

$$\frac{dE}{d\sigma \rightarrow \text{área unitaria}} = \frac{I d\sigma \cos\theta_1}{r^2} \cos\theta_2,$$

donde  $I$  es la intensidad específica de la radiación en la superficie de la estrella (la misma en todas las direcciones de la superficie, si asumimos que la superficie radia como un cuerpo negro) y  $r$  es la distancia de la estrella desde la tierra.

Como  $r$  es muy grande comparado con el radio de la estrella, tendremos que  $\theta_2=0$ ,  $\theta_1=\vartheta$  de manera que

$$\frac{dE}{d\sigma \rightarrow \text{área unitaria}} = \frac{I}{r^2} d\sigma \cos\vartheta.$$

Integrando la expresión sobre la mitad de la superficie con cara hacia la tierra, obtenemos la brillantez aparente de la estrella

$$b = 2\pi \frac{R^2}{r^2} I \int_0^{\pi/2} \cos\vartheta \sin\vartheta \, d\vartheta$$

o

$$b = \frac{\pi R^2}{r^2} I.$$

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

(1.5)

Para relacionar la brillantez aparente de la estrella con la luminosidad total de la misma, podemos obtener la luminosidad total  $L$  multiplicando por  $F_+$ , dada por la ecuación (1.3), por el área de la

superficie de la estrella. Ya que  $I$  es una constante para cada elemento de la superficie de la estrella, tendremos

$$F_{+estrella} = 2\pi I \int_0^{\pi/2} \sin\theta \cos\theta \, d\theta$$

$$= \pi I.$$

De manera que,

$$L = 4\pi R^2 F_{+estrella} = 4\pi^2 R^2 I. \quad (1.6)$$

comparando la ecuación (1.6) con la (1.5) tendremos

$$L = 4\pi r^2 \frac{\pi R^2 I}{r^2} = 4\pi r^2 b$$

o

$$b = \frac{L}{4\pi r^2}. \quad (1.7)$$

que es la relación habitual entre la brillantez aparente y la luminosidad (Motz, Ll., 1970).

#### 1.4 ESCALAS DE MAGNITUD.

La ecuación  $b = \frac{L}{4\pi r^2}$  nos da la relación de la brillantez aparente integrada de una estrella a la luminosidad integrada, pero cuando tratamos con un rango de frecuencias de  $\nu$  a  $\nu+d\nu$ , podemos escribir

$$b_\nu = \frac{L_\nu}{4\pi r^2} = \frac{\pi R^2 I_\nu}{r^2} = \frac{J_\nu}{r^2}. \quad (1.8)$$

Vemos que estas ecuaciones se refieren a la brillantez aparente determinada por una unidad de área sobre la atmósfera terrestre. Ahora, si estamos tratando con un instrumento puesto en la superficie terrestre, la energía en el rango de frecuencias de  $\nu$  a  $\nu+d\nu$  (registrada por segundo por una unidad de área por el sensor del instrumento) no es igual a  $b_\nu d\nu$ , sino que se verá reducida por la absorción y dispersión en la atmósfera. Lo que realmente medirá el sensor es menor que  $b_\nu$  en la ecuación (1.8) por

un factor  $T_v$ , el que definimos como el factor de transmisión de la atmósfera e instrumentos en conjunto.

Ahora bien, como se puede determinar el factor  $T_v$ , podemos rectificar y obtener el valor correcto de  $b_v$ . Sin embargo, ésta no es una operación sencilla, pues requiere de la cuidadosa comparación de la transmisión de la luz a través del instrumento, con la transmisión conocida de un filtro neutro. También se debe tomar en cuenta otro factor en el análisis y es el del sensor que se utiliza, pues éste tiene una respuesta a una curva de frecuencia característica, misma que afecta los resultados obtenidos. Esto es importante al introducir una escala de brillantez, ya que la escala depende de la respuesta de la curva del sensor.

A pesar de que la cantidad  $b_v$  o  $b$  es lo que uno mide, la brillantez aparente de la estrella no se expresa en términos de  $b$  sino en términos de la cantidad  $m$ , llamada magnitud aparente de la estrella. La cantidad  $m$  define una escala lineal que se relaciona con el logaritmo de la brillantez aparente. De manera que definimos  $m$  como sigue:

Permitamos que  $b_m$  y  $b_n$  sean la brillantez aparente de dos estrellas de magnitudes aparentes  $m$  y  $n$  respectivamente; entonces la magnitud aparente se define como

$$\frac{b_m}{b_n} = 10^{\frac{2}{5}(n-m)} \quad (1.9)$$

De acuerdo con esta definición, dos estrellas cualesquiera que difieren en cinco magnitudes tienen una razón de brillantez de cien. Un nivel de magnitud significa una razón de brillantez de 2.512.

Si  $m$  es la magnitud aparente de una estrella típica con brillantez aparente  $b$ , y  $b_n$  y  $n$  se refieren a alguna estrella que se acepta como estándar, podemos escribir

$$b = a10^{-0.4m},$$

donde  $a$  es una constante o,

$$\log b = -0.4m + const.$$

de donde,

$$\begin{aligned} m &= \text{const.} - 2.5 \log_{10} b \\ &= m_0 - 2.5 \log_{10} b, \end{aligned} \tag{1.10}$$

donde  $m_0$  es la magnitud aparente de la estrella estándar.

La ecuación (1.10) define la escala de magnitud aparente. En principio podemos encontrar la posición de cualquier estrella en esta escala tan pronto como la tengamos definida en ella. Así, escogeremos Polaris como un estándar y le asignaremos el valor  $m=2$ .

Ya que la magnitud aparente no es una propiedad intrínseca de la estrella, tendremos que relacionarla con una cantidad que es la medida de la propia luminosidad. Podemos hacer esto introduciendo la magnitud absoluta  $M$  de una estrella. Definimos la magnitud absoluta de una estrella como la magnitud aparente de dicha estrella si estuviera a una distancia estándar de la tierra. La distancia estándar que se escoge es 10 parsecs. Esto significa que:

si  $b_m, m$ , y  $d$  son, respectivamente, la brillantez aparente, la magnitud aparente y la distancia en parsecs de una estrella, entonces asignamos la brillantez absoluta  $B_M$  y la magnitud absoluta  $M$  a la estrella transformando  $d$  en 10.

$$(b_m, m) \rightarrow (B_M, M) \text{ si } d(\text{parsec}) \rightarrow 10$$

De la ley del inverso cuadrado de un punto fuente de luz tendremos

$$\frac{b_m}{B_M} = \left( \frac{10}{d} \right)^2$$

Y de la ecuación (1.9) vemos que,

$$\frac{b_m}{B_M} = 10^{\frac{2}{5}(M-m)}$$

Así, igualando las dos ecuaciones en sus partes derechas y tomando sus logaritmos tendremos (Motz, Ll., 1970),

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

$$= m + 5 + \log p''.$$

(1.11)

## 1.5 LA LUMINOSIDAD DE LAS ESTRELLAS.

Podemos relacionar la magnitud absoluta de cualquier estrella con su luminosidad  $L$  introduciendo como estándar alguna estrella cuya luminosidad podemos medir fácilmente.

La distancia al Sol se conoce con precisión, y también se conoce, con considerable precisión, la cantidad de energía radiante que incide en un centímetro cuadrado de la superficie terrestre por segundo en la atmósfera. Con estos datos podemos encontrar fácilmente la luminosidad  $L_s$  del sol. A partir de la magnitud aparente del sol y de su distancia, podemos encontrar la magnitud absoluta  $M_s$ . En esta forma es posible relacionar la magnitud absoluta con la luminosidad y así encontrar la luminosidad de cualquier estrella comparando su magnitud absoluta con  $M_s$ , para lo cual se utiliza la ecuación (1.9).

Para encontrar la luminosidad a partir de la constante solar, partimos de la ecuación (1.7)

$$\text{constante solar} = \frac{L_s}{4\pi A^2},$$

donde  $A$  es la unidad astronómica.

Como la constante solar tiene el valor  $1.38 \times 10^6 \text{erg-cm}^{-2}\text{-seg}^{-1}$  y la unidad astronómica es  $1.52 \times 10^{13} \text{cm}$ , podemos encontrar que  $L_s = 3.90 \times 10^{33} \text{erg-sec}^{-1}$ .

Podemos ver que la intensidad de radiación promedio  $I_s$  del disco solar es

$$I_s = 2.04 \times 10^{10} \text{erg-cm}^{-2}\text{-seg}^{-1}\text{-sr}^{-1},$$

y el flujo de radiación emitida de la superficie solar,  $F_{s+}$ , es

$$F_{s^*} = \pi I_s$$

$$= 6.41 \times 10^{10} \text{ erg} - \text{cm}^{-2} - \text{seg}^{-1}.$$

Ahora es posible expresar la luminosidad de cualquier estrella en unidades solares, ya sea en ergs por segundo o comparando la magnitud absoluta de la estrella con la del sol. Como la distancia del sol en parsecs es  $1/206,265$  y su magnitud aparente es  $-26.7$ , tenemos de la primera ecuación en (1.11),

$$M_s = -26.7 + 5 + 5 \log(206,265)$$

o

$$M_s = 4.87.$$

De manera que, la luminosidad de cualquier estrella estará dada como,

$$L = 3.90 \times 10^{33} \times 10^{\frac{2}{5}(4.87-M)}$$

$$= 3.90 \times 10^{33 + \frac{2}{5}(4.87)} \times 10^{-\frac{2}{5}M}$$

$$= 3.90 \times 10^{\left[34.948 - \frac{2}{5}M\right]} \text{ erg/seg},$$

donde  $M$  es la magnitud absoluta de la estrella (Motz, LI, 1970).

## 1.6 FOTOMETRÍA

La clave para entender la evolución estelar es el diagrama de Hertzsprung-Rusell, y se basa en la fotometría y en la espectroscopía.

La fotometría de estrellas es una de las técnicas astronómicas observacionales más importantes, pues proporciona una medida directa de la producción de energía en las estrellas en varias longitudes de onda. A partir de éstas es posible clasificar y delimitar las estrellas conforme a los modelos de estructura estelar.

Si la energía radiada por la estrella es de la misma intensidad para todas las longitudes de onda, podremos determinar la magnitud aparente de la estrella para cualquier región del espectro, y en todos los tiempos

obtendremos el mismo resultado. De hecho, si todos los instrumentos (fotómetros) respondieran del mismo modo a todas las longitudes de onda, podríamos utilizar cualquier fotómetro para medir la magnitud. El problema es que nada de esto sucede. La radiación de una estrella no es de la misma intensidad para todas las longitudes de onda y cada tipo de fotómetro tiene diferente respuesta y sensibilidad espectral. Aunque varios observadores estén observando la misma estrella al mismo tiempo, si utilizan detectores y/o telescopios diferentes, sus datos no serán los mismos. Esto se debe a la diferente respuesta espectral del telescopio y el detector (Henden, A., Kaitchuck, R, 1982).

### **1.6.1 Fotometría monocromática y sistemas de color de estrellas.**

Lo anterior implica que es necesario tomar en cuenta la respuesta del receptor a pequeños intervalos de frecuencias  $d\nu$  de la radiación proveniente de la estrella.

Definimos  $b_\nu$  en la ecuación (1.8) como la radiación de la frecuencia  $\nu$  incidente por segundo en un centímetro cuadrado sobre la atmósfera terrestre. De manera que la radiación que incide sobre una unidad de área de la superficie de un dispositivo fotosensible en el plano focal de un objeto es,

$$b'_\nu d\nu = \frac{A_o T_\nu b_\nu d\nu}{a}$$

donde  $A_o$  es la apertura del objetivo,  $T_\nu$  es la transmisibilidad combinada de la atmósfera y del telescopio, y  $a$  es el área de la imagen en el plano focal.

Si sumamos esto a todas las frecuencias, obtenemos la energía total incidente por unidad de área de la imagen.

Sin embargo, esta cantidad no es una verdadera medición de la respuesta del dispositivo fotosensible. Para obtener esta información necesitamos conocer la sensibilidad espectral de la superficie fotosensible.

Si la sensibilidad de la superficie para la longitud de onda  $\lambda$  es  $s_\lambda$ , la respuesta del fotómetro a esta longitud de onda es

$$s_\lambda b'_\lambda \Delta\lambda,$$

donde  $\Delta\lambda$  es un rango pequeño de longitudes de onda alrededor de la longitud de onda  $\lambda$ .

La respuesta total del fotómetro se obtiene integrando sobre todas las longitudes de onda:

$$R = \int s_\lambda b'_\lambda d\lambda.$$

A esto se le llama brillantez efectiva.

De la definición de magnitud aparente podemos escribir,

$$m = -2.5 \log \left( \int_0^\infty s_\lambda b'_\lambda d\lambda \right) + B.$$

En donde se ve que el valor de la magnitud depende de la curva de sensibilidad del fotómetro que es utilizado, y que la medición de la energía debe modificarse para incluir la respuesta de la superficie fotosensible.

En general, sólo una región espectral entre las longitudes de onda  $\lambda_1$  y  $\lambda_2$  de radiación se conservan en el fotómetro, entonces tendremos:

$$m = -2.5 \log \left( \int_{\lambda_2}^{\lambda_1} s_\lambda b'_\lambda d\lambda \right).$$

Vemos que la magnitud aparente de una fuente depende del intervalo espectral de  $\lambda_2$  a  $\lambda_1$  utilizado en la integración. También vemos que la fuente de luz que no tiene el mismo color no define la misma magnitud o escala de brillantez. De hecho, utilizaremos esto para definir el color de una estrella.

Es conveniente ilustrar la radiación como afectando un dispositivo fotosensible y suponer que la radiación es concentrada en una longitud de onda llamada efectiva  $\lambda_{efect}$ , que se define de la siguiente forma,

$$\lambda_{efect} = \frac{\int s_\lambda T_\lambda \lambda d\lambda}{\int s_\lambda T_\lambda d\lambda},$$

donde  $T_\lambda$  es la transmisibilidad combinada de la atmósfera y del telescopio por la longitud de onda  $\lambda$ .

Utilizamos la longitud de onda efectiva para definir la condición para la fotometría monocromática en una región espectral pequeña. Si la intensidad de la radiación en el espectro varía lenta y continuamente y si  $b'_\lambda$  es la brillantez en el plano focal en la longitud de onda  $\lambda$ , tenemos,

$$b'_\lambda = b'_{\lambda_{efect}} + (\lambda - \lambda_{efect}) \left( \frac{db'}{d\lambda} \right)_{efect}$$

y

$$\int s_\lambda b'_\lambda T_\lambda d\lambda = b'_{\lambda_{efect}} \int s_\lambda T_\lambda d\lambda + \left( \frac{db'}{d\lambda} \right)_{efect} \int (\lambda - \lambda_{efect}) s_\lambda T_\lambda d\lambda$$

Pero, por definición, el segundo término de la parte derecha de esta ecuación se anula y tenemos

$$\int s_\lambda b'_\lambda T_\lambda d\lambda = b'_{\lambda_{efect}} \int s_\lambda T_\lambda d\lambda$$

luego

$$m_{\lambda_{efect}} = -2.5 \log \left( b'_{\lambda_{efect}} \int s_\lambda T_\lambda d\lambda \right)$$

Como  $\int s_\lambda T_\lambda d\lambda$  es una constante característica del telescopio y de la superficie fotosensible, podemos escribir

$$m_{\lambda_{efect}} = -2.5 \log_{10} b'_{\lambda_{efect}} + A_f.$$

Esta ecuación define la magnitud monocromática para la longitud de onda efectiva  $\lambda_{efect}$ , y el punto cero de esta escala de magnitud está determinado por la constante  $A_f$ . Como  $A_f$  es una constante del fotómetro, cada fotómetro tiene su punto cero.

Estas consideraciones permiten concluir que la magnitud de cualquier fuente de luz depende de la región espectral en la que se mide dicha magnitud, así como de la sensibilidad espectral del fotómetro que se esté utilizando (Motz, Ll., 1970).

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## 1.7 SISTEMAS FOTOMÉTRICOS.

Con el objetivo de buscar uniformidad de los datos al observar objetos celestes, un primer paso consiste en que los observadores utilicen la misma clase de detector. También es importante medir regiones del espectro aisladas que contengan características que indiquen las condiciones físicas de las estrellas. Dicho detector debe contar con regiones espectrales individuales aisladas mediante filtros que transmitan en un intervalo limitado de longitudes de onda.

Cada observador debe hacer el máximo esfuerzo por acercarse a un sistema común igualando el detector y los filtros. También es importante que se utilicen estrellas estándar (que están en el apéndice), esto es, observar estrellas no variables cuyos colores y magnitudes sean conocidos y permitan al observador determinar sus propios coeficientes, pues de esta manera es posible medir cualquier estrella desconocida y utilizar estos coeficientes para transformar los resultados a un sistema fotométrico común. Resumiendo, un sistema fotométrico se define especificando el detector, los filtros y un conjunto de estrellas estándar.

Los sistemas fotométricos pueden dividirse en tres categorías según el tamaño de los intervalos de sus longitudes de onda transmitidas por los filtros:

El primero será el sistema de banda ancha, cuyos filtros tendrán una anchura aproximada de 900 Å (sistema UBV).

El segundo será el sistema de banda intermedia, cuyos filtros tendrán una anchura aproximada de 200 Å (sistema ubvy),

El tercero será el sistema de banda estrecha, cuyos filtros tendrán una anchura aproximada de 30 Å (filtro  $H_{\beta}$ ) (Henden, A, Kaitchuck, R, 1982).

### 1.7.1 Sistema UBV

El color de una estrella se mide comparando sus magnitudes en dos diferentes regiones del espectro. Esto se puede hacer utilizando filtros o

fotoceldas de las que se conozcan el ancho de banda y las longitudes de onda efectivas. El sistema UBV o también llamado de Johnson, consiste en 3 filtros de banda ancha que dan una magnitud visual (V) centrado a 5500 Å, azul (B) centrado a 4300 Å, y ultravioleta (U) centrado a 3500 Å. El filtro V se eligió para que la magnitud fuera casi idéntica a la magnitud fotovisual. La magnitud B corresponde a la magnitud azul fotográfica.<sup>1</sup> Se eligió el filtro U para medir longitudes de onda más cortas que 3650 Å.<sup>2</sup> Las magnitudes determinadas para la estrella estudiada con los sistemas, se conocen como magnitud fotográfica  $m_f$  (o B) y magnitud visual  $m_v$  (o V) respectivamente.

El índice de color se define de la siguiente forma,

$$IC = m_f - m_v + C_0, \quad (1.12)$$

donde  $C_0$  es la constante aditiva que aparece porque, en general, cada escala de magnitud tiene un punto cero que se puede ajustar arbitrariamente.

Es conveniente definir un conjunto de índices de colores en términos de las longitudes de onda efectivas utilizadas y etiquetar estos índices como  $B-V$ ,  $U-B$ . Este último índice mide la intensidad de la discontinuidad de Balmer, donde  $U=m_U$ ,  $B=m_B$ ,  $V=m_v$ .

Obtenemos, así, la definición general,

$$\begin{aligned} IC &= m_{\lambda'_{efect}} - m_{\lambda''_{efect}} + C_0 \\ &= -2.5 \log_{10} (b'_{\lambda'_{efect}} - b'_{\lambda''_{efect}}) + C_0 \end{aligned}$$

Si definimos la escala internacional de color por medio de la ecuación (1.12), con  $C_0$  definida como cero, tendremos

$$\begin{aligned} B-V &= -2.5 \log \frac{b'_{\lambda_B}}{b'_{\lambda_V}} + 0.71 \\ &= C + 0.11, \end{aligned}$$

de manera que (Motz, Ll., 1970),

---

<sup>1</sup>Para evitar que la magnitud B sea afectada por la discontinuidad de Balmer.

$$B = m_f + 0.11,$$

$$V = m_v + 0.00$$

### 1.7.2 Sistema uvby

El sistema uvby, también llamado sistema Strömgren, es un sistema de banda intermedia. La tabla siguiente muestra las características de sus filtros.

Tabla de filtros del sistema uvby<sup>3</sup>

Filtro	Longitud de onda central Amstrongs	Anchura total a mitad de transmisión Amstrongs
y	5500	200
b	4700	100
v	4100	200
u	3500	400

El filtro **y**, amarillo, coincide con la magnitud visual. Este filtro no transmite fuertes características espectrales en estrellas de tipo temprano. El filtro **b**, azul, se centra alrededor de unos 300 Å de rojo del filtro B del sistema UBV, para reducir los efectos de las líneas de absorción: Las líneas de absorción de metales se vuelven fuertes para estrellas de tipo tardío que F y G y que tienen metalicidad.. Un filtro que esté centrado en una región donde tales líneas son comunes transmite menos flujo que si no hubiera líneas. Este efecto, llamado bloqueo, es un indicador de la temperatura o de abundancia de metales. Para tener una medida de su intensidad es necesario medir el flujo de una estrella relativamente libre de bloqueo y compararlo con una región donde el bloqueo sea fuerte. El filtro v (violeta)

<sup>2</sup> Que es la longitud de onda de la discontinuidad de Balmer.

esta centrado en la región de bloqueo y discontinuidad de Balmer. Mientras que el filtro u (ultravioleta) tiene su límite inferior en la región transparente atmosférica terrestre a los rayos ultravioleta.

Los índices de color en el sistema Strömgren son cantidades muy útiles. El índice (b-y) es un buen indicador de color y temperatura efectiva. Un índice de color es esencialmente la pendiente del continuo. En ausencia de bloqueo la pendiente del continuo debería de ser constante y (b-y) aproximadamente igual a (v-b). Debido a que (v-b) es afectada por el bloqueo, la diferencia entre estos dos índices indica la intensidad del bloqueo. Por lo tanto, el sistema ubvy define un índice de metalicidad  $m_1$  como

$$m_1 = (v-b) - (b-y)$$

y define otro índice  $c_1$  para determinar como se ve afectada la pendiente del continuo por la discontinuidad de Balmer libre de los efectos del bloqueo como (Henden, A., Kaitchuck, R, 1982),

$$c_1 = (u-v) - (v-b).$$

### 1.7.3 Banda Estrecha H $\beta$

Los filtros n (narrow) y w (wide) conforman la banda H $\beta$  que es un ejemplo de un sistema de banda estrecha. Esta banda es una extensión del sistema de cuatro colores presentando anteriormente, sólo que en este sistema se centra un filtro de interferencia estrecho en la línea H $\beta$ . En las estrellas de tipo temprano es una línea de absorción fuerte.

La cantidad de flujo de luz que pasa por el filtro es dependiente de la intensidad de la línea y la intensidad de H $\beta$  es un indicador de la luminosidad en las estrellas de tipo espectral O a A y un indicador de temperaturas de los tipos A a G.

Este sistema requiere dos filtros uno ancho w y otro angosto n, ya que una pequeña cantidad de flujo puede significar una fuerte absorción

---

<sup>3</sup> Tabla tomada de Henden, A. y Kaitchuck, R., 1982

de la línea H $\beta$ . Por consiguiente, se utiliza un segundo filtro más ancho que mida mucho más del continuo. La razón de las medidas a través de los dos filtros indica la intensidad de H $\beta$  con respecto al continuo.

Varios diagramas usados en el sistema fotométrico u,v,b,y incorporan las medidas del sistema  $\beta$ , lo que se hace especialmente con las estrellas calientes, pues  $\beta$  es un indicador de luminosidad y es independiente de los efectos de extinción interestelar.(Golay,M., 1974).

## 1.8 LA MAGNITUD BOLOMÉTRICA.

Al discutir los índices de color de las estrellas se hizo referencia a las magnitudes para varias longitudes de onda efectivas, pero se puede buscar la magnitud obtenida cuando tomamos la radiación total en cuenta, ya que la radiación total se mide a partir de la energía total generada por segundo por la estrella. Esta magnitud es llamada aparente bolométrica,  $m_b$ , o absoluta,  $M_b$ .

Como la magnitud bolométrica se refiere a la radiación total proveniente de la estrella, la expresaremos en términos del radio de la estrella y la temperatura efectiva de la estrella. Si asignamos a la superficie de la estrella la temperatura efectiva  $T_e$ :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4,$$

donde  $R$  es el radio de la estrella,  $L$  es la luminosidad total, y  $\sigma$  es la constante de Stefan- Boltzmann, tenemos que,

$$\frac{L}{L_s} = \frac{R^2 T_e^4}{R_s^2 T_{e-s}^4}$$

y

$$\begin{aligned} M_b &= -2.5 \log L + const. \\ &= M_{b_s} - 5 \log R + 5 \log R_s - 10 \log T_e + 10 \log T_{e-s} \end{aligned}$$

Introduciendo los valores solares correspondientes en esta ecuación

$$M_{b_s} = 4.72, \quad T_{e-s} = 5800^\circ K, \quad R_s = 1 \text{ unidad astronómica.}$$

tenemos

$$M_b = 42.354 - 5 \log R - 10 \log T_e.$$

Pero, normalmente no se miden magnitudes bolométricas, por lo que se introduce el concepto de corrección bolométrica  $BC$ , que se define como,  $BC = M_b - M_v = m_b - m_v$  (siempre negativa).

correspondiente a los índices de color. (Motz, Ll., 1970).

### **Extinción Atmosférica**

Es el debilitamiento de la luz de las estrellas debido a la absorción y dispersión que causa la atmósfera de la Tierra. La extinción es mayor cuanto menor sea la altura del astro y es inversamente proporcional a la longitud de onda, lo que provoca que los astros se vean más rojizos cerca del oriente. (Ferro, I., 1999).

### **Extinción Interestelar**

Es el debilitamiento de la luz de las estrellas debido a la absorción y dispersión causado por el polvo interestelar. Debido a éste, la luz de estrellas más lejanas, de determinada clase espectral, es más rojiza que la luz de estrellas más cercanas de igual clase espectral. . (Ferro, I., 1999).

## CAPÍTULO 2

### 2.1 ECUACIONES DE INTERIORES ESTELARES.

Al describir los interiores estelares se parte del supuesto de que están en equilibrio, condiciones éstas que pueden explicarse en forma de ecuaciones. Dichas ecuaciones toman en cuenta el equilibrio de la estrella, y las leyes físicas que gobiernan el material estelar.

Es a partir de estas consideraciones que en este capítulo se presenta el sistema más simple de una estrella en equilibrio.

#### 2.1.1. Equilibrio hidrostático bajo la influencia de la autogravitación.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

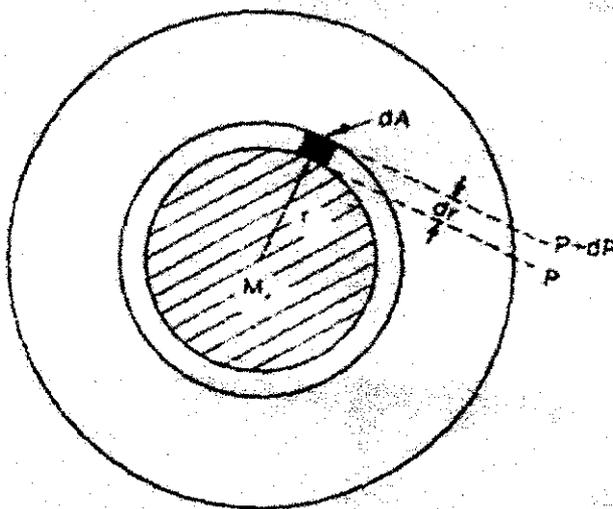


Figura 2.1  
(Karttunen, H et al., 1995)

La fuerza gravitatoria sobre una cáscara de material estelar tiende a jalarla hacia el centro de la estrella; sin embargo, la presión se incrementa con la profundidad, lo que da por resultado una distinta presión por debajo de la cáscara y sobre ella. Esta diferencia de presiones es la que se

opone a que la cáscara de material estelar caiga al interior de la estrella. Es por ello que la primera condición para que exista equilibrio al interior estelar es que la suma de esas fuerzas sea cero.

Considérese un elemento de volumen cilíndrico a una distancia  $r$  desde el centro de la estrella (ver figura 2.1). Su volumen es  $dV=dA dr$ , con  $dA$  el área de la base, y  $dr$  su altura; su masa será  $dm=\rho(r) dA dr$ , con  $\rho(r)$  la densidad del gas en el radio  $r$ . Si la masa dentro del radio  $r$  es  $M(r)$ , la fuerza gravitatoria sobre el elemento de volumen será

$$dF_g = -\left( GM(r) \frac{\rho(r)}{r^2} \right) dr,$$

donde  $G$  es la constante gravitatoria. El signo menos en esta expresión significa que la fuerza se dirige hacia el centro de la estrella. Si la presión en la superficie inferior del elemento de volumen es  $P$  y en la superficie superior es  $P+dP$ , la fuerza neta de presión actuando sobre el elemento es

$$dF_p = PdA - (P + dP)dA = -dPdA$$

Puesto que la presión decrece hacia fuera,  $dP$  será negativa y  $dF_p$  positiva. La condición de equilibrio es que la fuerza total que actúa sobre el elemento de volumen sea cero, esto implica (Karttunen, H. et al., 1995)

$$dF_p + dF_g = -\left[ GM(r) \frac{\rho(r)}{r^2} \right] dr - \frac{dP}{dA} = 0,$$

o

$$\frac{dP}{dr} = -GM(r) \frac{\rho(r)}{r^2}.$$

(

### 2.1.2. Distribución de la masa.

Para encontrar la ecuación de continuidad de la masa se impone un requisito, que la masa de cualquier cáscara concéntrica fina en el centro

estelar debe igualar el volumen de la cáscara multiplicada por la densidad del material que contiene. Si suponemos

$r$  = distancia del centro estelar,

$M(r)$  = la masa contenida en una esfera del radio  $r$

$\rho(r)$  = densidad a una distancia  $r$  del centro,

Entonces la masa de la cáscara, de grueso  $dr$ , será

$$dM(r) = 4\pi r^2 \rho(r) dr$$

Lo que nos da la ecuación diferencial,

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

Esta ecuación es llamada ecuación de continuidad de la masa. No puede ser solucionada sin información adicional, porque la  $\rho$  es desconocida.

(Novotny, E., 1978)

### 2.1.3. Producción de energía.

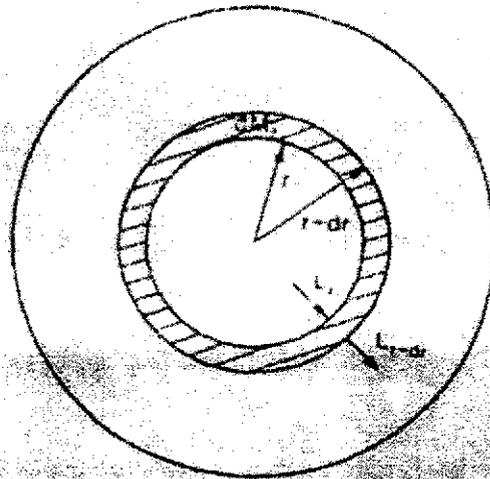


Figura 2.2

La tercera condición de equilibrio expresa la conservación de la energía, en el supuesto de que la energía producida en el interior de la estrella sea transportada hacia fuera y luego radiada. Consideremos nuevamente una cáscara de espesor  $dr$  y masa  $dM(r)$  a un radio  $r$  (figura

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

2.2). Sea  $L(r)$  el flujo de energía, o sea, la cantidad de energía que pasa por la superficie de radio  $r$  por unidad de tiempo. Si el coeficiente de producción de energía es  $\epsilon$ , (la cantidad de energía que sale de la estrella por unidad de tiempo y de masa), entonces

$$dL(r) = L(r + dr) - L(r) = \epsilon dM(r) = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon dr.$$

Así, la ecuación de conservación de la energía es

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon$$

La razón que explica la producción de la energía depende de la distancia que existe entre el centro de la estrella y el sitio donde se produce la energía. Prácticamente toda la energía que radia la estrella se produce en el núcleo, mientras que en las afueras la producción de energía es despreciable, y  $L(r)$  casi constante.

#### 2.1.4. Transporte de energía.

La cuarta ecuación de equilibrio da la temperatura como función del radio, o el gradiente de temperatura  $dT/dr$ . La forma de la ecuación depende de la manera en que la energía sea transportada: por conducción, convección, o radiación.

En los interiores de las estrellas normales la conducción es ineficaz, ya que los electrones que llevan la energía sólo pueden viajar distancias muy cortas antes de chocar con otras partículas. La conducción sólo es considerable en las estrellas compactas, de las que no nos ocuparemos aquí, razón por lo cual podemos prescindir de los aportes de la conducción en este trabajo.

En el transporte energético de radiación, los fotones emitidos en las partes más calientes de la estrella son absorbidos por las regiones más frías, motivo por el cual se calientan. Decimos que la estrella está en equilibrio de radiación cuando la energía que sale del interior de la estrella es transportada totalmente a causa de la radiación.

El gradiente de temperatura de radiación se relaciona con el flujo de energía  $L(r)$  de acuerdo a

$$\frac{dT}{dr} = \left( -\frac{3}{4ac} \right) \left( \frac{\kappa\rho}{T^3} \right) \left( \frac{L}{4\pi r^2} \right),$$

donde  $a=4c\sigma$  es la constante de radiación,  $\sigma$  la constante de Stefan-Boltzmann,  $c$  la velocidad de la luz,  $\rho$  la densidad, y  $\kappa$  es el coeficiente de absorción (también llamado opacidad), que da la cantidad de absorción de energía por unidad de masa. El valor de éste depende de la temperatura, la densidad, y la composición química.

Si el transporte de energía por transferencia de radiación se vuelve ineficaz, el valor absoluto del gradiente de radiación de temperatura se hace muy grande. En ese caso, se crean movimientos en el gas que acarrearán la energía hacia fuera en forma más eficiente que la radiación. En estos movimientos convectivos el gas sube hasta las capas más frías, donde pierde energía, y vuelve a bajar. La subida y bajada del gas también mezcla el material estelar, con lo que la composición de las partes convectivas de la estrella se vuelve homogénea.

La relación entre la temperatura  $T$  y la presión  $P$  está, en tal caso, determinada por la conocida ecuación adiabática

$$T \approx P^{1-\frac{1}{\gamma}}$$

donde  $\gamma=c_p/c_v$  significa la razón entre los calores específicos a presión y volumen constantes, respectivamente.

Por diferenciación logarítmica respecto a  $r$ , se obtiene

$$\frac{1}{T} \frac{dT}{dr} = \left( 1 - \frac{1}{\gamma} \right) \left( \frac{1}{P} \right) \left( \frac{dP}{dr} \right)$$

y con ello el gradiente térmico en una zona convectiva será

$$\frac{dT}{dr} = \left( 1 - \frac{1}{\gamma} \right) \left( \frac{T}{P} \right) \left( \frac{dP}{dr} \right).$$

Los movimientos convectivos comienzan cuando el gradiente de temperatura de radiación se hace más grande que el gradiente adiabático,

ya sea que el gradiente de radiación descienda abruptamente o que el gradiente convectivo suba a la superficie.

En la ecuación del gradiente de temperatura de radiación se observa que esperaríamos un descenso del gradiente de radiación cuando la densidad del flujo de energía o el coeficiente de absorción sean muy grandes.

(Karttunen, H. et al., 1995., Ünsold, A., 1977)

Así, el sistema queda de la siguiente forma

$$\frac{dP}{dr} = -GM(r) \frac{\rho(r)}{r^2}. \quad (2.1)$$

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (2.2)$$

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon \quad (2.3)$$

$$\frac{dT}{dr} = \left( -\frac{3}{4ac} \right) \left( \frac{\kappa \rho}{T^3} \right) \left( \frac{L}{4\pi r^2} \right), \quad (2.4)$$

$$\frac{dT}{dr} = \left( 1 - \frac{1}{\gamma} \right) \left( \frac{T}{P} \right) \left( \frac{dP}{dr} \right). \quad (2.5)$$

### Condiciones de frontera.

Para proponer bien el problema, se deben preescribir cuatro condiciones de frontera para las ecuaciones diferenciales precedentes. Primero no habrán fuentes de energía o masa en el centro; entonces  $M=L=0$  cuando  $r=0$ . Además, la masa total dentro del radio  $R$  de la estrella está fija,  $M_R=M$ , lo que define el valor del radio para una masa dada. Finalmente, la temperatura y presión en la superficie estelar tienen algunos valores determinados,  $T_R$  y  $P_R$ . Estos serán muy pequeños comparados con los del interior, lo que es generalmente suficiente para tomar  $T_R=P_R=0$ .

Además de estas condiciones de frontera, se necesita una expresión para la presión, que está dada por la ecuación de estado, así como

expresiones para el coeficiente de absorción de masa y la razón de generación de energía.

La solución a las ecuaciones diferenciales básicas da la masa, temperatura, densidad y flujo de energía como funciones del radio. El radio estelar y luminosidad se pueden calcular y comparar con las observaciones.

Las propiedades de un modelo de equilibrio estelar son determinadas esencialmente una vez que la masa y composición química han sido dadas. Este resultado se conoce como el teorema de Vogt-Russel.

Si se desea encontrar más información sobre esto último será conveniente consultar Novotny, E. Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors; Oxford University Press; E.U.A; 1978. (Capítulo 6)

(Karttunen, H. et al., 1995)

## **2.2 Determinación de la temperatura para el sistema fotométrico ubvy-beta.**

En 1978, Relyea, L.J. y Kurucz, R. L., publicaron un artículo en el cual dieron una serie de isocronas en base a los datos obtenidos para la fotometría ubvy-beta, estas isocronas permiten con datos calibrados de fotometría ubvy-beta determinar la temperatura efectiva  $T_{\text{eff}}$  de las estrellas. Estas isocronas fueron obtenidas mediante la construcción de un modelo para las atmósferas de las estrellas de tipos espectrales G, F, A, B y O, que se basó, a su vez en un modelo de la atmósfera de Vega a una  $T_{\text{eff}}=9400\text{K}$ .

Las isocronas proporcionadas por Relyea y Kurucz son las que se muestran a continuación, donde las primeras cuatro sirven para determinar la temperatura efectiva de estrellas con  $T_{\text{eff}} \geq 8500\text{K}$ .

La primera es  $(m_1)_0$  contra  $(c_1)_0$

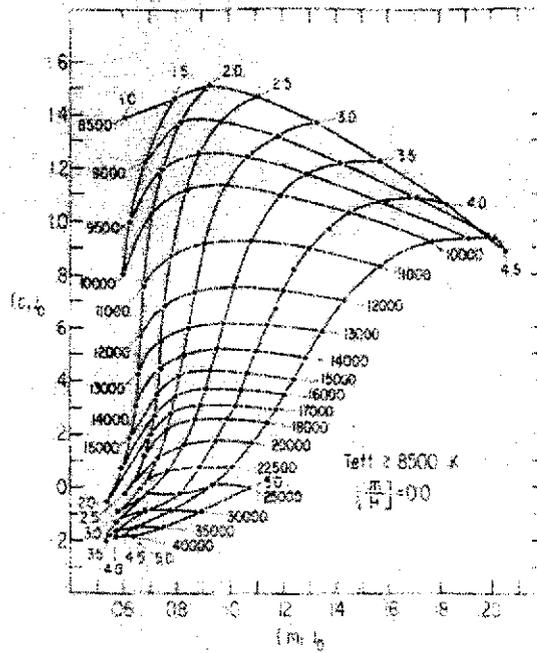


Figura 2.3

La segunda es  $(b-y)_0$  contra  $(m_1)_0$

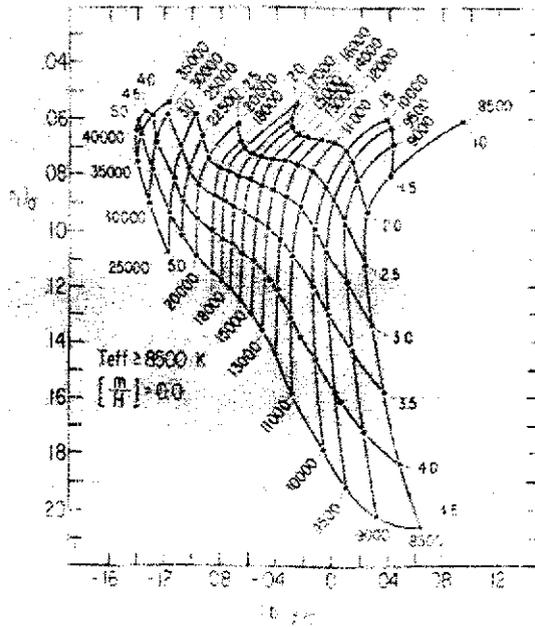


Figura 2.4

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

La tercera es  $(m_1)_0$  contra  $(u-b)_0$

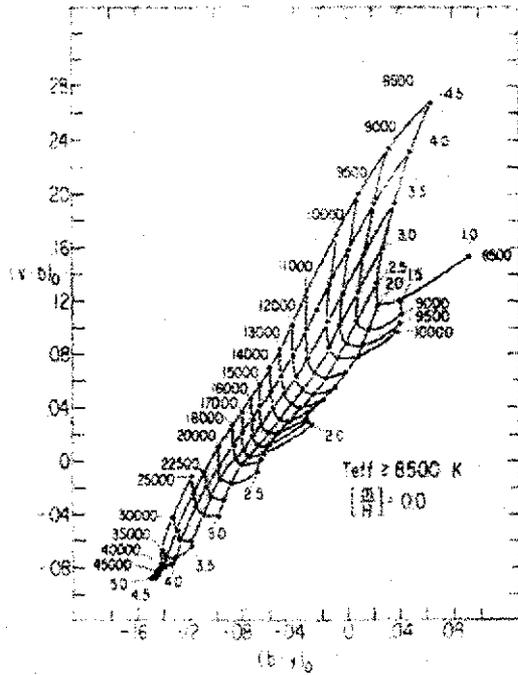


Figura 2.5

La cuarta es  $(b-y)_0$  contra  $(v-b)_0$

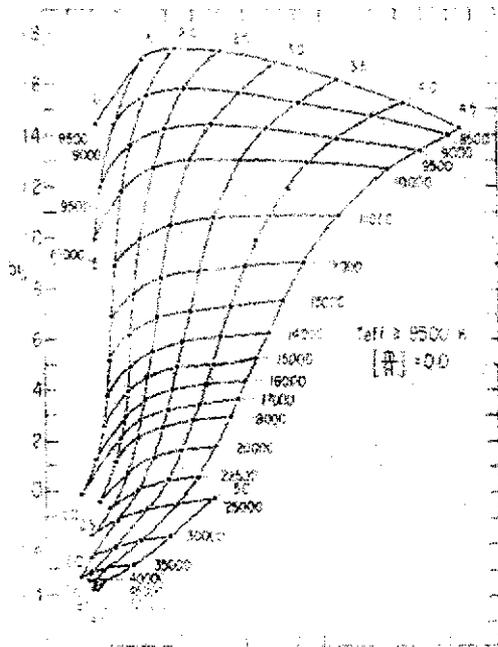


Figura 2.6

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

La quinta es  $(c_1)_0$  contra  $(b-y)_0$  para estrellas con  $T_{\text{eff}} \leq 10000\text{K}$

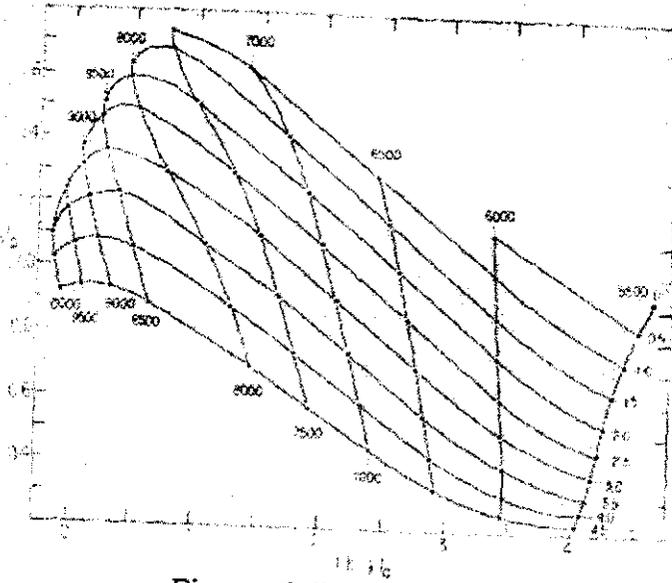


Figura 2.7

## 2.3 Evolución Estelar

### 2.3.1 Escalas de tiempo de evolución

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Los cambios en una estrella pueden tomar lugar en diferentes escalas de tiempo a distintas fases de evolución. Hay tres escalas de tiempo básicas: La escala de tiempo nuclear  $t_n$ , la escala de tiempo térmica  $t_t$  y la dinámica o escala de tiempo de caída libre  $t_d$ .

*La escala de tiempo nuclear.* El tiempo en la que la estrella radia toda la energía que puede ser liberada por reacciones nucleares se llama escala de tiempo nuclear. Se puede obtener una estimación de este tiempo al calcular el tiempo en el que todo el hidrógeno disponible se transforma en helio. Con base en consideraciones teóricas y cálculos de evolución, se sabe que sólo por encima de 10% de la masa total de hidrógeno en la estrella logran consumirse pues habrá otros, mecanismos de evolución

más rápidos. Donde hasta un 0.7% de la masa en reposos se convierte en energía obtenida de la combustión del hidrógeno, la escala de tiempo nuclear será

$$t_n \approx \frac{0.007 \times 0.1Mc^2}{L} \quad (2.6)$$

Obteniendo la escala de tiempo nuclear para el Sol, entonces

$$t_n \approx \frac{M}{L} \times 10^{10} \text{ años.} \quad (2.7)$$

Esta ecuación proporciona la escala de tiempo nuclear como función de la masa M y la luminosidad L de una estrella dada.

*Escala de tiempo térmica.* El tiempo en que una estrella radiaría toda su energía termal si se interrumpiera la producción de energía nuclear se llama escala de tiempo térmica. También es el tiempo que le toma a la radiación en el centro para alcanzar la superficie. Se puede estimar la escala de tiempo térmico como

$$t_t \approx \frac{0.5GM^2/R}{L} \approx \frac{(M/M_s)^2}{(R/R_s)(L/L_s)} \times 2 \times 10^7 \text{ años,} \quad (2.8)$$

donde G es la constante de gravitación y R, el radio estelar. Para el Sol, la escala de tiempo termal es aproximadamente  $20 \times 10^6$  años o 1/500 de la escala de tiempo nuclear.

*Escala de tiempo dinámica.* La tercera y más corta escala de tiempo es el tiempo que tomaría una estrella en colapsar si la presión que la soporta contra la gravedad se interrumpiese. Se puede estimar el tiempo que le tomaría a una partícula al caer libremente de la superficie estelar al centre. Este es la mitad del periodo dado por la tercera ley de Kepler,

donde el semieje mayor de la órbita corresponde a la mitad del radio estelar  $R$ .

$$t_d = \frac{2\pi}{2} \sqrt{\frac{(R/2)^3}{GM}} \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \quad (2.9)$$

La escala de tiempo dinámica del Sol es de alrededor de media hora.

El ordenamiento de las escalas temporales es  $t_d \ll t_r \ll t_n$ .

### **2.3.2 Comportamiento de las estrellas de la secuencia principal y su evolución temporal**

Cuando se contrae una nube, se libera energía potencial gravitacional y se transforma en energía térmica del gas y en radiación. Al principio la radiación puede propagarse libremente a través del material, debido a que la densidad es baja y la opacidad pequeña. De ahí que mucha de la energía liberada es radiada y no se incrementa la temperatura. La contracción toma lugar en la escala de tiempo dinámica; el gas cae libremente hacia adentro.

La densidad y la presión incrementan más rápidamente cerca del centro de la nube. Así como incrementa la densidad, lo hace la opacidad. Una gran fracción de la energía liberada se convierte en calor, y la temperatura empieza a crecer. Esto lleva a un mayor incremento en la presión que está resistiendo la caída libre. La contracción de la parte central de la nube va bajando. Las partes exteriores siguen cayendo libremente. En esta etapa, ya se puede considerar a la nube como una protoestrella. Consiste mayormente de hidrógeno en forma molecular. Cuando la temperatura alcanza los 1800K, las moléculas de hidrógeno se disocian en átomos. La disociación consume energía, y el crecimiento de temperatura es frenado. También, la presión crece más despacio y esto significa que hay un incremento en la tasa de contracción. Se repite la

misma secuencia de eventos, primero cuando se ioniza el hidrógeno a  $10^4\text{K}$ , y después cuando se ioniza el helio. Cuando la temperatura ha alcanzado a los  $10^5\text{ K}$ , el gas está prácticamente ionizado por completo.

La contracción de una protoestrella sólo se detiene cuando una gran fracción del gas es ionizado. Entonces la estrella se instala en el equilibrio hidrostático. Su evolución posterior tiene lugar en la escala de tiempo térmica, mucho más lentamente. El radio de la protoestrella se ha escogido de su valor original del orden de 100UA a aproximadamente  $\frac{1}{4}$  UA. Se localizará dentro de una gran nube de gas y aumentará material desde su alrededor. Su masa aumenta, y la temperatura y presión centrales incrementan.

La temperatura de una estrella que acaba de alcanzar el equilibrio es baja todavía y su opacidad correspondiente grande. Entonces, será convectiva en sus centro. La transferencia de energía convectiva es bastante eficiente y la superficie de la protoestrella será relativamente brillante.

*Se describe ahora la evolución en el diagrama HR.* Al principio, la protoestrella será tenue y fría, y residirá en la parte inferior derecha en el diagrama HR. Durante el colapso, su superficie se caliente rápidamente y brilla y se mueve hacia arriba por la derecha. Al final del colapso, la estrella se instalará en un punto correspondiente a su masa en el "Hayashi track". La ruta Hayashi da la localización de las estrellas completamente convectivas en el diagrama HR. La estrellas a su derecha no pueden estar en equilibrio y colapsarán en la escala de tiempo dinámica.

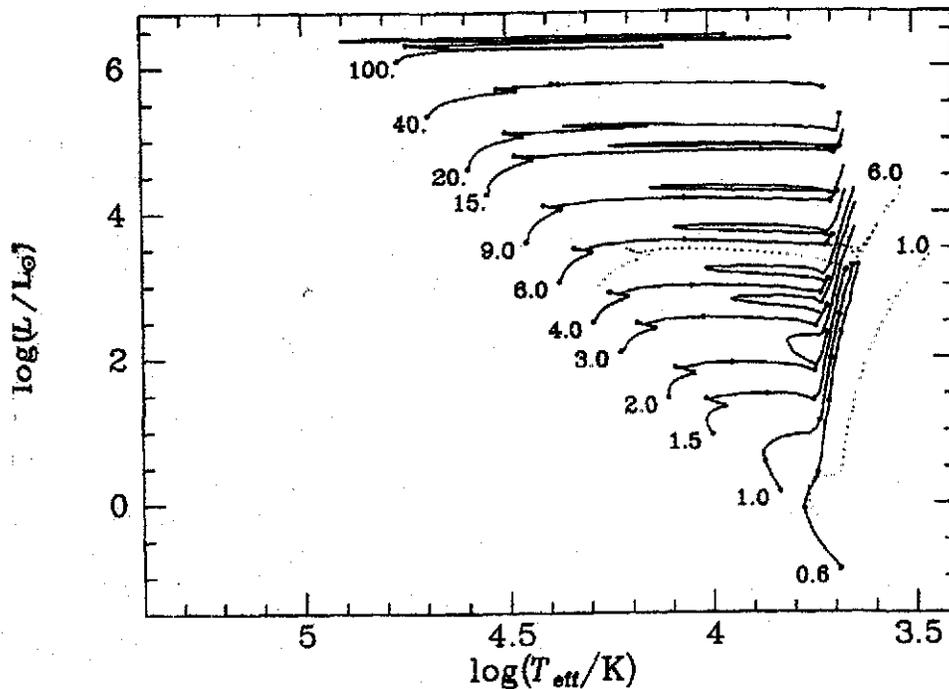


Figura 2.8

La estrella ahora evolucionará por la ruta Hayashi en la escala de tiempo térmica. En el diagrama HR, se mueve casi verticalmente por dentro y hacia abajo, su radio decrece y su luminosidad cae. Mientras la temperatura en el centro crece, la opacidad disminuye y la energía empieza a ser transportada por la radiación. La masa de la región radiativa crecerá gradualmente hasta que finalmente, la mayor parte de la estrella será radiativa. En ese momento, la temperatura central será tan grande que empiezan las reacciones nucleares. Previamente, toda la energía estelar ha liberado energía potencial, pero ahora, las reacciones nucleares hacen una gran contribución y la luminosidad incrementa. La temperatura superficial de la estrella también crece y la estrella se moverá ligeramente hacia arriba por la izquierda en el diagrama HR. En estrellas masivas, esta vuelta a la izquierda sucede mucho antes, debido a que sus temperaturas centrales son mayores y las reacciones nucleares empezaron antes.

### *La fase de la secuencia principal.*

La fase de la secuencia principal es la etapa de la evolución en la que la energía liberada por la combustión de hidrógeno en el núcleo es la única fuente de energía estelar. Durante esta etapa, la estrella está en equilibrio estable, y su estructura cambia sólo porque su composición química se altera gradualmente por las reacciones nucleares. Entonces, la evolución toma lugar en una escala de tiempo nuclear, lo que dice que la fase de la secuencia principal es la parte más larga de la vida de una estrella.

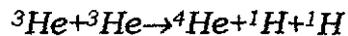
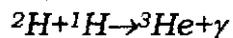
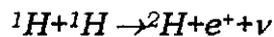
Debido a que las estrellas se encuentran más en la etapa de combustión de hidrógeno estable, la secuencia principal en el diagrama HR está poblada ricamente, en particular en la parte final de masa baja. Las estrellas de mayor masa en la parte superior de la secuencia principal son menos abundantes en la secuencia principal debido a sus tiempos de vida más cortos.

Si la masa de una estrella se vuelve muy grande, la fuerza de gravedad ya no puede resistir la radiación de presión. Las estrellas de más masa que este límite superior no se pueden formar, debido a que no se puede aumentar masa adicional durante la fase de contracción. Cálculos teóricos dan una masa límite del orden de  $100 M_{\odot}$ ; la estrella con mayor masa observada es aproximadamente de  $70 M_{\odot}$ . También hay un límite inferior de masa en la secuencia principal. Las estrellas por debajo de  $0.08 M_{\odot}$  nunca alcanzan suficiente calor para iniciar la combustión de hidrógeno.

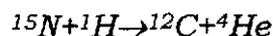
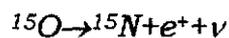
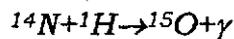
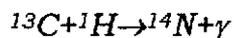
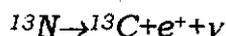
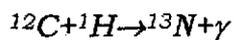
### *La parte superior de la secuencia*

Las estrellas de la parte superior de la secuencia principal son tan masivas y su temperatura central es tan alta que el ciclo CNO no puede operar. En la parte baja de la secuencia principal, la energía es producida por la cadena Protón-Protón: que es una de las dos formas de procesar

helio desde el hidrógeno: , la cadena protón - protón ocurre, de la siguiente manera:



También existe otro proceso para cambiar el hidrógeno en helio que consiste en utilizar carbón como catalizador y es llamado ciclo carbón nitrógeno (CNO).



donde, el número en la parte izquierda hacia arriba del elemento es el número de masa atómica del elemento,  $e^{+}$  denota un electrón positivo o un positrón; es una partícula de antimateria e interactúa rápidamente con un electrón, los que se aniquilan mutuamente produciendo dos fotones de alta energía o rayos gamma,  $\nu$  simboliza un neutrino y  $\gamma$  denota a un fotón o rayo gamma de alta energía.

La cadena PP el ciclo CNO son de igual eficiencia a una temperatura de 18 millones de grados, correspondientes a la temperatura central de una estrella de 1.5  $M_{\odot}$ . La frontera entre las partes superior e inferior de la secuencia principal corresponde a esta masa.

La producción de energía en el ciclo CNO está frecuentemente concentrada en el núcleo. El flujo de energía exterior será muy grande, y no se podrá mantener más por transporte radiativo. Entonces, las estrellas de la parte superior de la secuencia principal tienen un núcleo convectivo, esto es, la energía es transportada por movimientos del material. Esto mantiene al material bien mezclado, y entonces, la abundancia de hidrógeno decrece uniformemente con el tiempo enteramente por la región convectiva.

Fuera del núcleo, existe equilibrio radiativo, esto es, la energía es transportada por radiación y no hay reacciones nucleares. Entre el núcleo y la capa exterior, hay una región de transición donde la abundancia de hidrógeno decrece hacia adentro.

La masa del núcleo convectivo disminuirá gradualmente al consumirse el hidrógeno. En el diagrama HR, la estrella pasará lentamente al extremo superior derecho al crecer su luminosidad y bajar su temperatura superficial. Cuando se agotan las existencias de hidrógeno en el centro, el núcleo de la estrella comenzará a encogerse rápidamente. La temperatura superficial crecerá y la estrella se moverá rápidamente al extremo superior izquierdo. Debido a la contracción del núcleo, la temperatura en la capa de hidrógeno que cubre al núcleo aumentará rápidamente, se volverá suficientemente alta para que vuelva a haber combustión de hidrógeno.

#### *La parte inferior de la secuencia principal.*

En la parte baja de la secuencia principal, la temperatura central es menor que las de las estrellas masivas, y la energía es generada por la cadena P.P. Ya que el índice de la cadena P.P no es tan sensible a la temperatura como el ciclo CNO, la producción de energía está dispersa sobre una región mayor que en las estrellas de mayor masa. En

consecuencia, el núcleo nunca será convectivamente inestable, sino que se mantiene radiativo.

En las capas exteriores de la estrellas de la parte baja de la secuencia principal, la opacidad es alta debido a la temperatura baja. Entonces, la radiación no puede llevar toda la energía, y se establece la convección. La estructura de las estrellas de la parte baja de la secuencia principal es opuesta a la de la parte superior: el centro es radiativo y la capa externa es convectiva. Ya que no hay mezcla del material en el núcleo, el hidrógeno se consume rápidamente en el centro, y se incrementa la abundancia de hidrógeno hacia fuera. A medida que decrece la cantidad de hidrógeno en el núcleo, la estrella se moverá lentamente hacia arriba en el diagrama HR, casi a lo largo de la secuencia principal. Se vuelve ligeramente más brillante y caliente, pero su radio casi no cambia. La senda evolutiva de la estrella será doblada a la derecha, mientras el hidrógeno en el núcleo alcanza su fin. Eventualmente, el núcleo es prácticamente puro helio. El hidrógeno continuará quemándose en una delgada capa alrededor del núcleo.

(Karttunen, H. et al., 1995)

### **2.3.3 Determinación de la edad de un Cúmulo Abierto**

Por lo anteriormente expuesto, las estrellas jóvenes, aún homogéneas, se disponen en el diagrama de *temperaturas efectivas - luminosidad* en una curva en la cual a las estrellas de gran masa se les adjudica gran luminosidad, y a las de masa pequeña luminosidad pequeña. Esta curva se denomina secuencia inicial o secuencia principal

de edad cero (ZAMS), y en el diagrama teórico de la figura 2.9 está representada por la unión de los puntos 1-

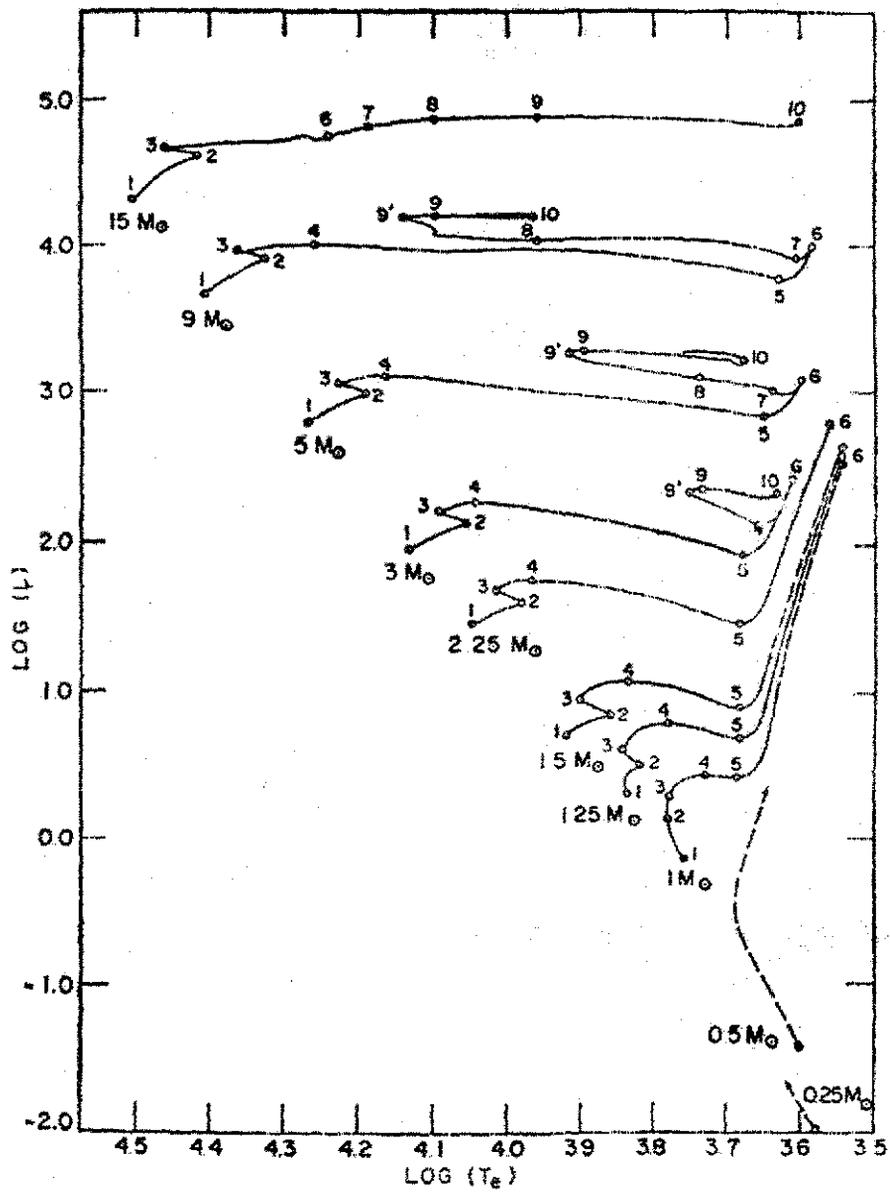


Figura 2.9

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Las estrellas permanecen en inmediata vecindad de la secuencia principal hasta que se haya consumido una fracción considerable de su hidrógeno, es decir, durante un intervalo de tiempo  $t_E$

La trayectoria evolutiva en el diagrama ( $T_{\text{eff}}$ ,  $L$ ) conduce hacia arriba y hacia la derecha, siempre y cuando no se mezcle la materia consumida con materia no consumida. Por lo tanto, lleva a la región de las gigantes rojas.

Aunque este método es muy bueno, para determinar la edad de un cúmulo abierto, después de determinar su temperatura efectiva a partir de mallas de Relyea y Kurucz (1978) para la fotometría ubvy-beta; consiste en proceder a utilizar la tabla (figura 2.1) de ecuaciones obtenidas por Meynet, G., Mermilliod J.C. y Maeder A. (1993). En este artículo los autores desarrollaron un conjunto de ecuaciones e isócronas basándose en las tablas de opacidad de Rogers e Iglesias (1992) que condujeron a un cambio en la forma de determinación de edades de cúmulos. Las tablas anteriores y sobre las que se determinaban las edades habían sido dadas por Los Alamos Opacity Library (cf. Huebner et al. 1977). Por lo anteriormente expuesto los autores procedieron a estudiar 30 cúmulos abiertos seleccionados por su estudio previo y confiabilidad en sus parámetros físicos (entre ellos  $\alpha$ -Per), de manera que con las nuevas tablas de opacidad desarrollaron el conjunto de ecuaciones presentado en la Tabla 2.10 y que cubre un intervalo de edades de  $4 \times 10^6$  a  $9.5 \times 10^9$  años.

ANALYTIC RELATIONS			
Relations	Analytic Expressions	Range of Validity	Precision
log (age) vs log $T_{eff}$ at the BTO log (age) $\in$ [6.6; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>-3.699 \log T_{eff} + 22.478</math></li> <li>• log (age) = <math>-3.611 \log T_{eff} + 22.956</math></li> <li>• log (age) = <math>15.142 (\log T_{eff})^2 - 122.810 \log T_{eff} + 257.816</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>log <math>T_{eff} \in</math> [4.35; 4.56]</li> <li>[3.99; 4.35]</li> <li>[3.79; 3.95]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 3 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 3 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 40 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs log $T_{eff}$ at the RTO log (age) $\in$ [6.6; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>-5.316 (\log T_{eff})^2 - 2.990 \log T_{eff} + 24.199</math></li> <li>• log (age) = <math>-3.477 \log T_{eff} + 22.304</math></li> <li>• log (age) = <math>65.961 (\log T_{eff})^2 - 518.917 (\log T_{eff}) + 1016.140</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>log <math>T_{eff} \in</math> [4.26; 4.43]</li> <li>[3.69; 4.38]</li> <li>[3.77; 3.98]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 40 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 6 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 90 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs (B-V) at the BTO log (age) $\in$ [6.6; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>0.060 (B-V)_{BTO} + 0.203</math></li> <li>• log (age) = <math>-14.248 (B-V)_{BTO}^2 + 1.861 (B-V)_{BTO} + 8.269</math></li> <li>• log (age) = <math>1.726 (B-V)_{BTO} + 0.804</math></li> <li>• log (age) = <math>2.387 (B-V)_{BTO} + 0.345</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>(B-V)<sub>BTO</sub> <math>\in</math> [-0.32; -0.18]</li> <li>[-0.35; -0.09]</li> <li>[0.00; 0.35]</li> <li>[0.35; 0.32]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 45 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 20 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 30 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 15 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs (B-V) at the RTO log (age) $\in$ [7.0; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>0.096 (B-V)_{RTO} + 0.232</math></li> <li>• log (age) = <math>-12.434 (B-V)_{RTO}^2 + 1.876 (B-V)_{RTO} + 8.461</math></li> <li>• log (age) = <math>1.505 (B-V)_{RTO} + 0.432</math></li> <li>• log (age) = <math>4.409 (B-V)_{RTO}^2 - 1.295 (B-V)_{RTO} + 0.900</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>(B-V)<sub>RTO</sub> <math>\in</math> [-0.25; -0.17]</li> <li>[-0.27; -0.03]</li> <li>[-0.03; 0.19]</li> <li>[0.19; 0.57]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 30 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 15 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 20 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 40 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs (U-B) at BTO log (age) $\in$ [6.6; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>-1.693 (U-B)_{BTO}^2 - 0.979 (U-B)_{BTO} + 3.825</math></li> <li>• log (age) = <math>-0.999 (U-B)_{BTO}^2 - 0.692 (U-B)_{BTO} + 3.572</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>(U-B)<sub>BTO</sub> <math>\in</math> [-1.16; -0.79]</li> <li>[-0.79; 0.01]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 40 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 35 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs (U-B) at the RTO log (age) $\in$ [7.0; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>2.321 (U-B)_{RTO} - 0.141</math></li> <li>• log (age) = <math>1.347 (U-B)_{RTO} - 0.556</math></li> <li>• log (age) = <math>1.940 (U-B)_{RTO}^2 - 1.534 (U-B)_{RTO} + 2.476</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>(U-B)<sub>RTO</sub> <math>\in</math> [-0.92; -0.57]</li> <li>[-0.57; -0.27]</li> <li>[-0.27; -0.07]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 20 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 15 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 30 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
Actual mass at RTO vs log (age)	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (M/M<sub>0</sub>)<sub>RTO</sub> = <math>0.337 (\log (\text{age}))^2 - 5.399 \log (\text{age}) + 23.278</math></li> <li>• log (M/M<sub>0</sub>)<sub>RTO</sub> = <math>-0.411 \log (\text{age}) + 3.960</math></li> <li>• log (M/M<sub>0</sub>)<sub>RTO</sub> = <math>-0.242 \log (\text{age}) + 3.196</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>log (age) <math>\in</math> [6.6; 7.6]</li> <li>[7.6; 8.4]</li> <li>[8.4; 9.6]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 60 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 7 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 7 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs M <sub>r</sub> at the RTO log (age) $\in$ [6.3; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>0.077 M_r + 7.255</math></li> <li>• log (age) = <math>0.031 M_r^2 + 0.529 M_r + 8.945</math></li> <li>• log (age) = <math>0.409 M_r - 0.775</math></li> <li>• log (age) = <math>0.275 M_r + 0.665</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>M<sub>r</sub> <math>\in</math> [-0.18; -0.57]</li> <li>[-0.57; -3.12]</li> <li>[-3.12; -0.87]</li> <li>[-0.67; 3.33]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 5 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 20 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 25 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 25 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>
log (age) vs M <sub>r</sub> , log. of blue loop log (age) $\in$ [7.2; 9.6]	<ul style="list-style-type: none"> <li>• log (age) = <math>0.277 M_r + 0.661</math></li> <li>• log (age) = <math>0.415 M_r + 0.664</math></li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li>M<sub>r</sub> <math>\in</math> [-5.21; 0.47]</li> <li>[0.47; 0.95]</li> </ul>	<ul style="list-style-type: none"> <li><math>&lt; 25 \cdot 10^{-3}</math></li> <li><math>&lt; 30 \cdot 10^{-3}</math></li> </ul>

Tabla 2.10

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## CAPITULO 3

### 3.1.1 ADQUISICIÓN

J. H. Peña y J.P. Sareyan realizaron una serie de observaciones durante las noches del 29 de septiembre al 4 de octubre de 1988, mismas que se efectuaron en el Observatorio de San Pedro Mártir, Baja California, del Instituto de Astronomía de la UNAM. Con base en sus observaciones se obtuvo la fotometría absoluta del cúmulo alfa Per con el filtro *uvby- $\beta$* .

Con el objeto de obtener los datos fotométricos, acoplaron, al telescopio de 1.5 metros de diámetro, el espectómetro multicanal *uvby- $\beta$* , conocido como fotómetro danés. El fotómetro danés tiene la ventaja de que mide, en forma simultánea, en los cuatro filtros (bandas) de la fotometría de Strömrgren *uvby*. Al inicio, el telescopio se enfoca a una estrella y posteriormente se cambia la posición del fotómetro para medir en los filtros *N* y *W* (Narrow y Wide, respectivamente), cuya diferencia define el índice *H $\beta$* .

La fotometría absoluta consiste en seleccionar un número de estrellas de una lista de estándares dada en "The Astronomical Almanac". Estas estrellas sirven para determinar la magnitud estándar, pues la magnitud obtenida depende de los instrumentos empleados para hacer las mediciones, es decir, las llamadas magnitudes instrumentales (que se obtienen en la reducción de datos).

Los datos de estas estrellas se toman antes de dar inicio la observación de estrellas en la dirección del cúmulo. Al terminar, se busca la estrella de interés y se toman integraciones de 10 segundos (de 3 a 5 veces para cada estrella) y a continuación se toma la medición para *H $\beta$* . Finalmente se toma el "cielo" (la cuenta tomada cuando se posiciona el

telescopio en un lugar del cielo sin estrellas), para poder restar el ruido (los factores ambientales) de los datos.

### 3.1.2 REDUCCIÓN

Para reducir los datos obtenidos durante la campaña de observación se utilizó la paquetería de programas de computo *NABAPHOT* (Narrow Band Photometry), desarrollada por A. Arellano y Laura Parrao, tales programas se usan sucesivamente hasta obtener los datos para cada estrella con los cuales se pueda calibrar y obtener los parámetros físicos.

La paquetería de computo sigue los siguientes pasos, primero se separan los datos de cada noche y de cada filtro para cada objeto (estrella), a continuación para cada objeto se calcula el promedio de todas las tomas obtenidas y a dicho promedio se le resta el cielo, con el objeto de dejarlo libre de ruido. Después, se calcularan las magnitudes instrumentales, con la formula

$$M_i = -2.5 \log C$$

donde C representa el promedio después de restar el cielo y el subíndice indica que esta se hace para cada filtro *u*, *v*, *b* y *y*. Para la magnitud  $H_\beta$  se utilizó

$$H_\beta = -2.5 \log \frac{n}{w}$$

Una vez obtenidas las magnitudes instrumentales, se calculan los índices de color

$$(b-y),$$

$$(v-b)$$

$$m_1 = (v-b) - (b-y),$$

$$c_1 = (u-v) - (v-b).$$

También se corrige la extinción atmosférica de la siguiente manera,

$$M_o = M_i - kX$$

En donde las variables son, respectivamente, la magnitud (o color) fuera de la atmósfera, la magnitud (o color) instrumental,  $k$  es el coeficiente de extinción atmosférica y  $X$  la masa del aire. Para cada color se emplea una ecuación como la anterior.

Ya que se tiene esto, se calculan las constantes de transformación del sistema instrumental al sistema estándar. Esto se hace con la ayuda de las estrellas estándares, por medio de las siguientes ecuaciones,

$$V = A + V_i + B(b - y)_i$$

$$(b - y) = C + D(b - y)_i$$

$$m_1 = E + Fm_{1i} + G(b - y)_i$$

$$c_1 = H + Ic_{1i} + J(b - y)_i$$

$$H\beta = K + LH\beta_i$$

donde los índices  $i$  indican los valores instrumentales y las constantes  $A$ ,  $B, \dots$ ,  $L$  son las constantes de transformación al sistema estándar para cada estrella. (Arellano, A., Parrao, L., 1988)

### 3.1.3 VALORES FOTOMÉTRICOS

Los valores del sistema estándar fueron obtenidos de la siguiente forma: la magnitud  $V$  de la fotometría UBV de Johnson (1952);  $(b-y)$ ,  $m_1, c_1$  de Crawford y Barnes (1970) y los valores de  $H\beta$  de Crawford y Mander (1966).

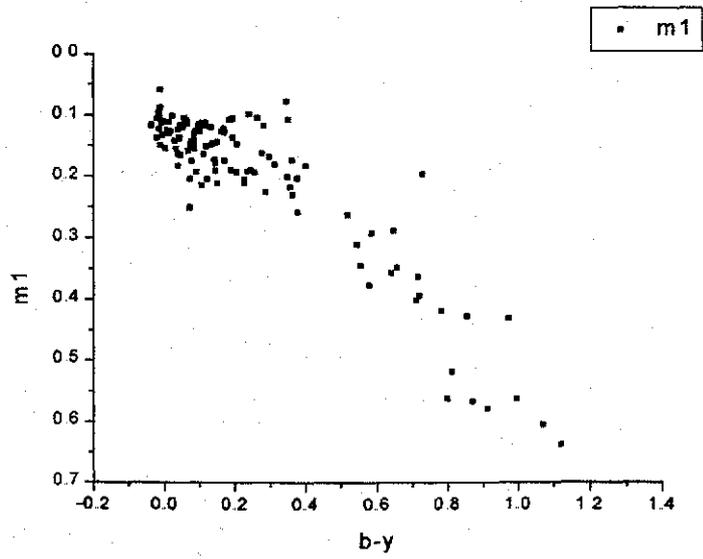
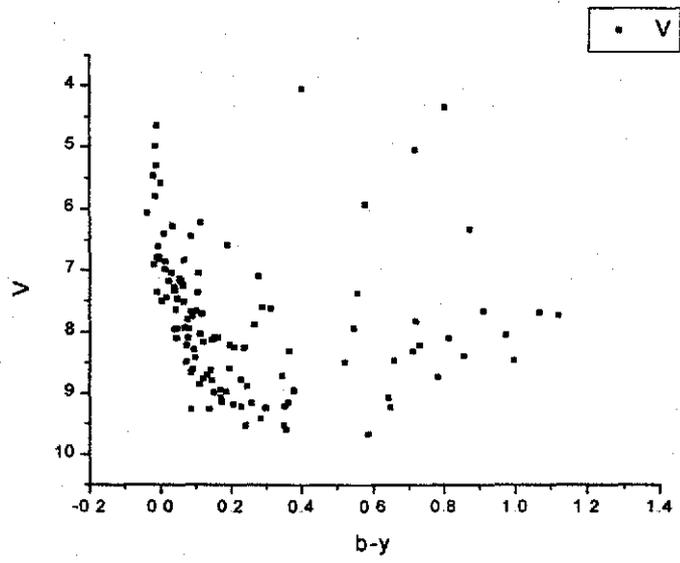
Los valores fotométricos obtenidos después de la reducción en la temporada del 29 de septiembre al 4 de octubre de 1998 se denotaron durante la tesis mediante las letras PP, las que se presentan en la siguiente tabla, y cuyos números de identificación son los de Heckmann

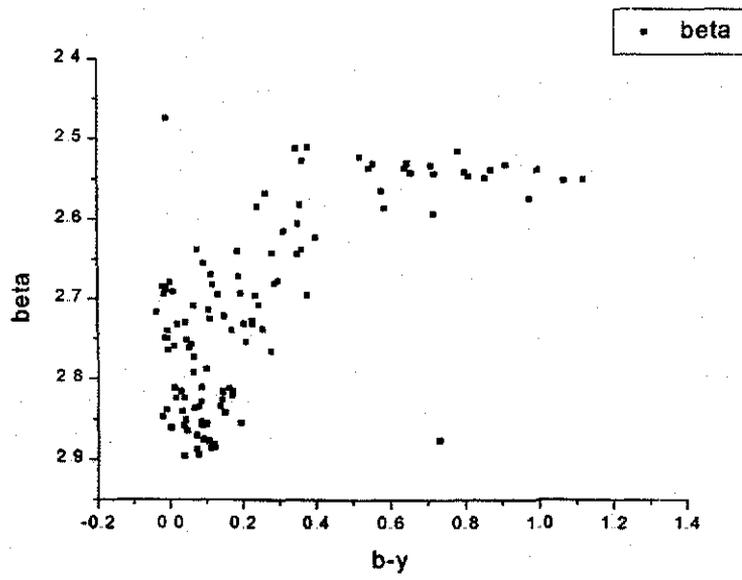
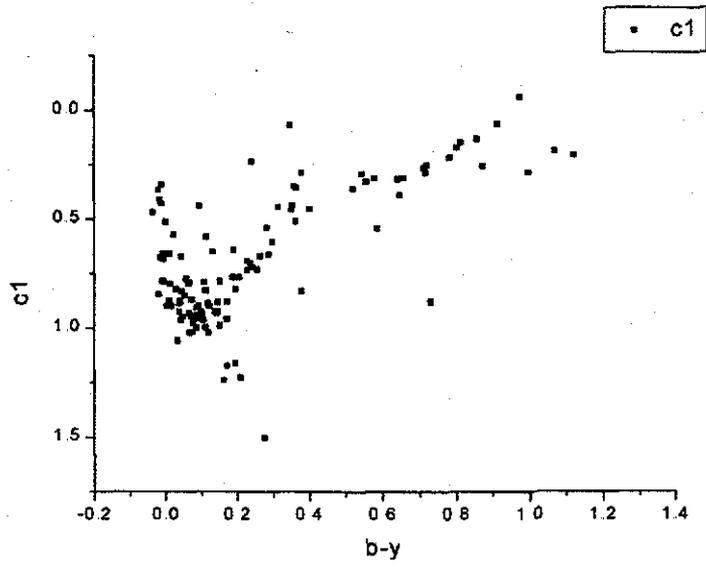
ld	V	b-y	ml	cl	H <sub>β</sub>
H44	4.05	0.402	0.183	0.453	2.622
H138	6.337	0.872	0.567	0.255	2.538
H167	7.954	0.078	0.144	0.956	2.835
H175	5.934	0.579	0.377	0.31	2.564
H176	7.382	0.558	0.345	0.327	2.531
H199	7.69	1.069	0.605	0.188	2.552
H208	7.719	0.117	0.114	0.887	2.682
H212	7.155	0.053	0.12	0.85	2.761
H215	9.071	0.171	0.123	0.958	2.739
H220	9.184	0.206	0.194	0.768	2.731
H225	8.965	0.379	0.204	0.83	2.695
H235	7.947	0.045	0.117	0.832	2.751
H241	8.252	0.209	0.148	1.225	2.754
H247	7.887	0.264	0.105	0.668	2.567
H248	8.215	0.195	0.138	1.162	2.855
H261	8.859	0.112	0.114	0.83	2.725
H268	9.213	0.352	0.108	0.435	2.605
H273	8.322	0.712	0.401	0.265	2.533
H283	8.465	0.997	0.563	0.284	2.539
H285	8.096	0.151	0.145	0.987	2.842
H291	8.978	0.187	0.108	0.766	2.639
H295	6.445	0.086	0.152	0.907	2.811
H308	5.055	0.718	0.363	0.287	2.593
H312	7.833	0.72	0.394	0.252	2.543
H320	8.713	0.347	0.078	0.068	2.512
H328	8.739	0.782	0.419	0.217	2.516
H331	8.698	0.132	0.12	0.649	2.695
H333	7.185	0.057	0.105	0.773	2.756
H337	9.672	0.587	0.293	0.541	2.586
H341	7.522	0.066	0.115	0.792	2.709
H354	9.532	0.241	0.099	0.235	2.584
H367	8.888	0.246	0.191	0.72	2.708
H376	7.945	0.546	0.311	0.292	2.536
H377	9.234	0.649	0.289	0.386	2.53
H378	8.259	0.237	0.193	0.701	2.696
H379	8.038	0.111	0.165	0.998	2.886
H386	7.93	0.067	0.16	1.022	2.836
H421	9.245	0.298	0.169	0.604	2.677
H423	7.644	0.043	0.14	0.963	2.851
H441	7.054	0.03	0.143	0.821	2.816
H472	7.805	0.076	0.15	1.018	2.637
H501	8.99	0.15	0.212	0.787	2.722
H557	5.313	-0.013	0.104	0.429	2.684

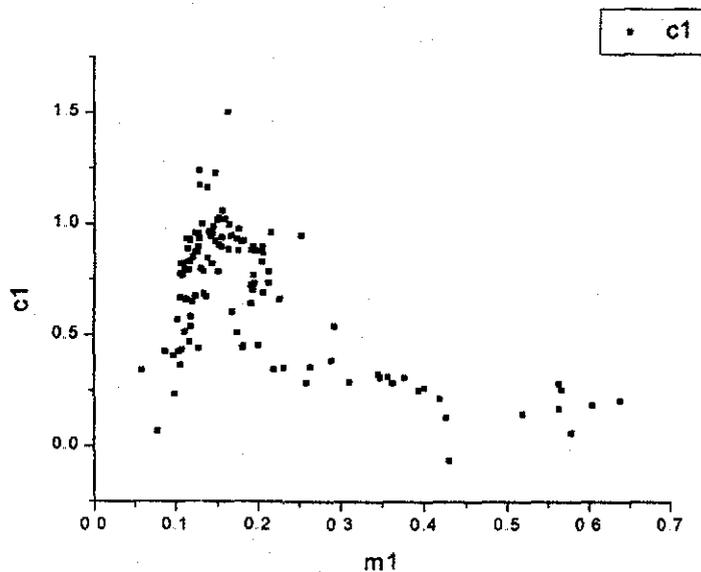
H581	6.988	0.012	0.13	0.799	2.811
H601	--	--	--	--	--
H623	8.501	0.521	0.263	0.358	2.522
H625	7.666	0.102	0.128	0.934	2.856
H629	8.426	0.098	0.117	0.928	2.788
H665	8.953	0.171	0.176	0.881	2.821
H675	6.063	-0.035	0.117	0.469	2.717
H682	7.097	0.278	0.163	1.503	2.766
H692	7.508	0.003	0.155	0.899	2.861
H694	8.499	0.073	0.205	0.87	2.887
H705	8.172	0.12	0.152	1.023	2.881
H729	7.745	0.09	0.127	0.956	2.858
H735	6.824	-0.005	0.133	0.786	2.764
H747	6.907	-0.019	0.138	0.847	2.847
H749	8.394	0.856	0.427	0.129	2.548
H755	8.598	0.196	0.106	0.821	2.693
H756	7.956	0.038	0.183	0.925	2.896
H772	4.989	-0.015	0.097	0.409	2.694
H775	7.263	0.063	0.11	0.798	2.792
H780	8.1	0.077	0.177	0.977	2.894
H798	7.602	0.289	0.226	0.661	2.68
H810	5.586	0.001	0.111	0.511	2.679
H816	8.111	0.813	0.519	0.147	2.546
H817	7.467	0.047	0.167	0.948	2.864
H823	7.625	0.313	0.182	0.443	2.615
H829	8.051	0.974	0.43	-0.062	2.574
H831	7.364	-0.009	0.151	0.786	2.838
H835	4.654	-0.011	0.088	0.429	2.688
H836	9.152	0.362	0.175	0.509	2.637
H856	8.95	0.38	0.259	0.285	2.51
H861	6.217	0.113	0.118	0.582	2.669
H868	7.287	0.038	0.164	0.886	2.858
H875	7.677	0.085	0.132	0.999	2.856
H876	9.527	0.351	0.201	0.455	2.643
H878	8.139	0.145	0.18	0.923	2.816
H890	8.774	0.229	0.212	0.733	2.732
H896	8.29	0.095	0.128	0.44	2.655
H900	4.35	0.801	0.563	0.17	2.541
H903	7.053	0.107	0.115	0.792	2.714
H904	5.807	-0.014	0.123	0.676	2.749
H906	8.788	0.145	0.192	0.883	2.817
H910	9.42	0.284	0.118	0.538	2.642
H911	7.366	0.106	0.215	0.963	2.877
H921	8.612	0.091	0.194	0.898	2.876
H928	7.676	0.913	0.579	0.061	2.532
H931	8.767	0.122	0.205	0.898	2.885

H934	6.284	0.034	0.156	1.057	2.84
H937	8.31	0.366	0.231	0.353	2.527
H954	6.403	0.0095	0.126	0.874	2.691
H955	6.785	-0.005	0.134	0.686	2.74
H956	8.106	0.044	0.137	0.671	2.729
H958	9.217	0.229	0.206	0.69	2.727
H965	6.617	-0.007	0.113	0.656	2.75
H970	8.22	0.73	0.197	0.88	2.876
H976	8.664	0.086	0.156	0.939	2.829
H985	5.466	-0.02	0.106	0.366	2.684
H1047	6.59	0.19	0.191	0.641	2.671
H1056	8.221	0.072	0.252	0.95	2.87
H1082	7.334	0.04	0.124	0.875	2.824
H1090	9.265	0.138	0.148	0.922	2.834
H1127	9.596	0.359	0.219	0.345	2.581
H1153	6.863	0.012	0.112	0.659	2.759
H1164	6.801	-0.01	0.059	0.342	2.474
H1193	8.466	0.659	0.348	0.309	2.542
H1209	9.266	0.086	0.142	0.947	2.854
H1210	7.74	1.122	0.638	0.206	2.551
H1218	9.165	0.258	0.195	0.731	2.738
H1235	7.183	0.022	0.102	0.57	2.732
H1245	6.838	0.066	0.113	0.933	2.773
H1259	7.447	0.016	0.127	0.898	2.824
H1260	8.625	0.142	0.174	0.932	2.826
H1262	9.082	0.642	0.357	0.315	2.536
H1314	8.105	0.162	0.128	1.239	2.812
H1334	9.147	0.172	0.129	1.172	2.816

Las siguientes son las gráficas de los datos obtenidos después de la reducción,







Después de la reducción, los datos obtenidos se compararon con dos autores que también habían realizado sus observaciones con fotometría de Strömrgren para alfa-per, (Crawford, D.L. y Barnes, J. V. 1974, AJ, 79, 687). Para efectuar el ajuste lineal se empleó la ecuación  $Y = a + bX$  y la comparación de los valores de estos autores contra los nuestros se encuentran en la siguiente tabla, al igual que el valor de correlación, al que se denominó R y el número de estrellas comparadas, denominado N.

	V	b-y	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	H <sub>β</sub>
a <sub>cb</sub>	-0.02	0.01	-0.02	0.01	0.17
b <sub>cb</sub>	1.001	1.01	1.08	1.04	0.95
R <sub>cb</sub>	0.99	0.98	0.97	0.98	0.96
N	41	41	41	41	41

También, se compararon nuestros datos con Trullols, E., Rosselló, G, Jordi, C., y Lahulla, F. (A&AS, 81,47, 1989) aunque hubo pocas estrellas analizadas en común. De la estrella número 623 se eliminaron los datos de Trullols et al., pues reporta una magnitud de 12 mientras que

Prosser, C.F. (1991) y Mitchell, R.I. (1960) la reportan con magnitud 8 que coincide con la encontrada en las observaciones estudiadas en esta tesis.

La tabla de comparación es la siguiente:

	V	b-y	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	H <sub>β</sub>
a <sub>t</sub>	-0.01	0.02	0.09	-0.15	-0.04
b <sub>t</sub>	1.00	0.94	0.37	1.23	1.02
R	0.99	0.99	0.93	0.98	0.99
N	6	6	6	6	6

Puede observarse, con las pendientes, que nuestros datos coinciden en gran medida con los de los autores antes mencionados.

Para poder comparar con Hipparcos, se decidió realizar un análisis más completo. En la comparación se incluyeron, además de nuestros datos, aquellos de las estrellas no analizadas por nosotros, los números de Heckmann y los datos que Crawford, D.L y Barnes, J.V.(1974) quienes analizaron alfa-Per con la misma fotometría. Los datos UVB se tomaron del artículo de Mitchell (1960), y aparecen en la siguiente tabla con las letras CB. Los de Trullols, E et al. (1989) se denotaron con T.

Cuando los datos antes mencionados coincidieron con los nuestros, se promediaron. Dichos promedios aparecen con letras que identifican los dos o tres artículos de donde se obtuvieron los datos comparados. (los errores por magnitud V para cada filtro están en el apéndice)

HL	AUT	V	b-y	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	beta
12	CB	10,09	0,350	0,012	0,787	2,716
17	T	11,26	0,433	0,146	0,638	2,729
44	PP	4,05	0,402	0,183	0,453	2,622
61	T	8,49	0,204	0,177	0,971	2,772

93	CB	11,09	0,469	0,175	0,314	2,609
104	T	8,58	0,251	0,160	0,664	2,712
106	T	10,66	0,418	0,125	0,530	2,683
135	CB	9,71	0,328	0,143	0,472	2,683
138	PP	6,34	0,872	0,567	0,255	2,538
143	CB	10,47	0,475	0,143	0,481	2,638
151	CB	8,97	0,213	0,166	0,763	2,765
167	PP , CB	7,95	0,076	0,141	0,951	2,861
174	T	11,54	0,547	0,296	0,330	2,567
175	PP , CB	5,92	0,590	0,393	0,365	2,576
176	PP	7,38	0,558	0,345	0,327	2,531
199	PP	7,69	1,069	0,605	0,188	2,552
200	T	11,25	0,398	0,145	0,473	2,672
208	PP	7,72	0,117	0,114	0,887	2,682
212	PP , CB	7,15	0,050	0,113	0,858	2,784
215	PP	9,07	0,171	0,123	0,958	2,739
220	PP , CB	9,16	0,208	0,187	0,787	2,762
225	PP , T	8,99	0,385	0,171	0,805	2,716
228	CB	9,95	0,313	0,140	0,727	2,759
235	PP	7,95	0,045	0,117	0,832	2,751
241	PP	8,25	0,209	0,148	1,225	2,754
247	PP	7,89	0,264	0,105	0,668	2,567
248	PP	8,22	0,195	0,138	1,162	2,855
261	PP	8,86	0,112	0,114	0,830	2,725
268	PP	9,21	0,352	0,108	0,435	2,605
270	CB	10,11	0,342	0,143	0,426	2,660
271	T	10,70	0,383	0,150	0,359	2,657
273	PP	8,32	0,712	0,401	0,265	2,533
283	PP , T	8,47	0,974	0,435	0,224	2,547
285	PP , CB	8,09	0,148	0,140	0,993	2,845
289	T	10,13	0,699	0,302	0,449	2,586

290	T	10,71	0,422	0,161	0,369	2,655
291	PP	8,98	0,187	0,108	0,766	2,639
295	PP	6,45	0,086	0,152	0,907	2,811
308	PP	5,06	0,718	0,363	0,287	2,593
309	CB	9,96	0,336	0,141	0,426	2,656
312	PP	7,83	0,720	0,394	0,252	2,543
314	CB	9,25	0,274	0,163	0,754	2,736
320	PP	8,71	0,347	0,078	0,068	2,512
328	PP	8,74	0,782	0,419	0,217	2,516
330	T	9,86	0,898	0,212	0,209	2,571
331	PP	8,70	0,132	0,120	0,649	2,695
333	PP , CB	7,19	0,054	0,101	0,768	2,775
334	T	10,31	0,376	0,150	0,389	2,645
337	PP	9,67	0,587	0,293	0,541	2,586
341	PP	7,52	0,066	0,115	0,792	2,709
350	CB	11,01	0,453	0,167	0,338	2,610
354	PP	9,53	0,241	0,099	0,235	2,584
361	CB	9,68	0,292	0,158	0,478	2,686
365	CB	9,90	0,345	0,133	0,435	2,657
367	PP	8,89	0,246	0,191	0,720	2,708
376	PP	7,95	0,546	0,311	0,292	2,536
377	PP	9,23	0,649	0,289	0,386	2,530
378	PP	8,26	0,237	0,193	0,701	2,696
379	PP , T	8,03	0,112	0,161	1,049	2,881
386	PP , CB	7,93	0,066	0,164	1,018	2,869
389	T	11,13	0,427	0,176	0,317	2,618
407	T	11,16	0,423	0,148	0,717	2,793
421	PP , CB	9,24	0,295	0,164	0,605	2,695
423	PP , CB	7,64	0,050	0,134	0,977	2,854
441	PP	7,05	0,030	0,143	0,821	2,816
472	PP	7,81	0,076	0,150	1,018	2,637

481	CB	9,16	0,249	0,157	0,772	2,763
490	CB	9,56	0,294	0,151	0,533	2,696
493	T	11,05	0,373	0,129	0,522	2,667
501	PP , CB	9,07	0,181	0,201	0,764	2,746
520	CB	11,67	0,500	0,239	0,267	2,578
522	CB	9,13	0,192	0,172	0,936	2,868
537	T	10,09	0,664	0,278	0,368	2,575
545	T	11,88	0,396	0,144	0,793	2,768
551	T	11,16	0,430	0,157	0,357	2,643
554	T	8,69	0,116	0,176	1,044	2,884
557	PP , CB	5,29	-0,011	0,096	0,418	2,686
573	T	9,44	0,354	0,144	0,564	2,691
575	CB	7,85	0,075	0,131	0,965	2,886
581	PP , CB	6,99	0,018	0,123	0,810	2,812
588	CB	9,99	0,379	0,138	0,450	2,664
595	CB	10,35	0,350	0,125	0,978	2,790
597	T	11,47	0,515	0,157	0,386	2,659
601	PP , CB	11,40	0,208	0,015	0,356	2,597
605	CB	1,79	0,302	0,195	1,074	2,677
606	CB	8,98	0,207	0,178	0,765	2,775
609	CB	9,22	0,284	0,151	0,789	2,755
612	CB	7,87	0,058	0,161	0,987	2,911
621	CB	9,86	0,327	0,137	0,463	2,672
622	CB	11,66	0,500	0,241	0,288	2,664
623	PP	8,50	0,521	0,263	0,358	2,522
625	PP , CB	7,65	0,094	0,128	0,937	2,866
628	T	11,15	0,466	0,123	0,739	2,722
629	PP	8,43	0,098	0,117	0,928	2,788
632	CB	9,71	0,312	0,157	0,469	2,674
633	T	10,22	0,401	0,157	0,450	2,652
635	CB	9,05	0,215	0,182	0,721	2,758

639	CB	8,15	0,062	0,185	1,007	2,896
648	T	12,17	0,394	0,057	0,754	2,698
651	CB	8,42	0,108	0,178	0,993	2,862
656	T	11,81	0,408	0,048	1,122	2,826
658	CB	9,25	0,253	0,184	0,888	2,850
665	PP	8,95	0,171	0,176	0,881	2,821
675	PP , CB	6,06	-0,031	0,111	0,466	2,722
682	PP	7,10	0,278	0,163	1,503	2,766
692	PP , CB	7,50	0,016	0,146	0,923	2,859
694	PP , CB	8,49	0,091	0,204	0,913	2,895
705	PP	8,17	0,120	0,152	1,023	2,881
707	T	10,01	0,472	0,178	0,404	2,612
715	CB	9,72	0,321	0,140	0,477	2,663
721	CB	9,66	0,333	0,158	0,686	2,730
729	PP , CB	7,73	0,085	0,127	0,959	2,863
732	T	10,17	0,361	0,155	0,387	2,645
733	CB	9,94	0,344	0,137	0,463	2,666
735	PP , CB	6,83	0,007	0,119	0,791	2,765
741	T	8,96	0,793	0,261	0,209	2,564
747	PP	6,91	-0,019	0,138	0,847	2,847
749	PP	8,39	0,856	0,427	0,129	2,548
755	PP	8,60	0,196	0,106	0,821	2,693
756	PP , CB	7,95	0,050	0,183	0,964	2,902
771	T	11,11	0,460	0,151	0,366	2,628
772	PP	4,99	-0,015	0,097	0,409	2,694
775	PP , CB	7,26	0,060	0,105	0,792	2,798
780	PP , CB	8,10	0,091	0,164	0,991	2,891
798	PP	7,60	0,289	0,226	0,661	2,680
799	CB	9,66	0,312	0,139	0,472	2,673
802	CB	8,41	0,088	0,196	0,976	2,893
810	PP , CB	5,58	0,005	0,100	0,503	2,684

816	PP	8,11	0,813	0,519	0,147	2,546
817	PP , CB	7,46	0,059	0,158	0,973	2,865
823	PP	7,63	0,313	0,182	0,443	2,615
829	PP	8,05	0,974	0,430	-0,062	2,574
831	PP , CB	7,36	0,006	0,139	0,809	2,833
833	CB	10,03	0,338	0,157	0,423	2,660
835	PP , CB	4,66	-0,017	0,086	0,401	2,683
836	PP , T	9,15	0,366	0,169	0,493	2,661
856	PP	8,95	0,380	0,259	0,285	2,510
861	PP , CB	6,23	0,115	0,100	0,581	2,702
865	T	10,73	0,508	0,094	0,882	2,804
868	PP , CB	7,28	0,049	0,156	0,908	2,858
875	PP , CB	7,67	0,077	0,135	1,004	2,857
876	PP , T	9,51	0,363	0,177	0,459	2,650
878	PP	8,14	0,145	0,180	0,923	2,816
885	CB	8,79	0,156	0,210	0,867	2,856
890	PP	8,77	0,229	0,212	0,733	2,732
896	PP	8,29	0,095	0,128	0,440	2,655
900	PP	4,35	0,801	0,563	0,170	2,541
903	PP	7,05	0,107	0,115	0,792	2,714
904	PP , CB	5,81	-0,006	0,112	0,680	2,747
906	PP , CB	8,78	0,156	0,183	0,911	2,845
910	PP	9,42	0,284	0,118	0,538	2,642
911	PP	7,37	0,106	0,215	0,963	2,877
917	CB	11,10	0,452	0,176	0,302	2,606
921	PP , CB	8,60	0,103	0,191	0,934	2,878
928	PP	7,68	0,913	0,579	0,061	2,532
931	PP , CB	8,76	0,136	0,202	0,929	2,890
932	T	11,62	0,340	0,128	0,945	2,849
934	PP	6,28	0,034	0,156	1,057	2,840
936	T	11,36	0,412	0,135	0,542	2,691

937	PP	8,31	0,366	0,231	0,353	2,527
944	CB	9,62	0,290	0,157	0,506	2,687
945	T	11,14	0,401	0,143	0,379	2,642
954	PP	6,40	0,010	0,126	0,874	2,691
955	PP , CB	6,77	0,005	0,122	0,702	2,742
956	PP	8,11	0,044	0,137	0,671	2,729
958	PP , CB	9,21	0,238	0,189	0,716	2,733
960	T	11,11	0,711	0,122	0,331	2,634
965	PP , CB	6,62	0,006	0,105	0,659	2,749
970	PP , CB	8,21	0,414	0,203	0,909	2,881
972	T	10,21	0,387	0,148	0,386	2,660
976	PP	8,66	0,086	0,156	0,939	2,829
985	PP , CB	5,46	-0,029	0,108	0,368	2,690
988	T	9,80	0,372	0,157	0,483	2,662
992	T	10,80	0,475	0,124	0,412	2,684
1005	CB	9,61	0,301	0,151	0,515	2,688
1045	T	9,90	0,364	0,145	0,497	2,690
1047	PP	6,59	0,190	0,191	0,641	2,671
1050	CB	9,48	0,250	0,202	0,893	2,834
1051	T	11,73	0,550	0,084	0,816	2,779
1056	PP , T	8,21	0,069	0,224	1,012	2,885
1074	T	11,33	0,272	0,166	0,923	2,884
1082	PP , CB	7,34	0,037	0,125	0,861	2,827
1084	T	8,82	0,155	0,174	0,902	2,862
1086	T	11,32	0,461	0,166	0,279	2,628
1090	PP	9,27	0,138	0,148	0,922	2,834
1101	T	11,21	0,478	0,167	0,248	2,572
1104	T	10,52	0,173	0,146	1,005	2,920
1110	T	11,61	0,484	0,210	0,189	2,566
1127	PP	9,60	0,359	0,219	0,345	2,581
1151	T	11,52	0,408	0,140	0,495	2,734

1153	PP , CB	6,88	0,013	0,109	0,654	2,763
1160	T	10,12	0,366	0,149	0,401	2,661
1164	PP , CB	5,50	-0,005	0,060	0,361	2,483
1180	T	10,05	0,349	0,156	0,411	2,663
1181	T	10,52	0,393	0,182	0,259	2,621
1183	T	10,20	0,235	0,173	1,004	2,834
1185	T	11,19	0,480	0,181	0,240	2,593
1193	PP	8,47	0,659	0,348	0,309	2,542
1196	T	11,31	0,436	0,154	0,444	2,694
1208	T	10,90	0,397	0,156	0,400	2,667
1209	PP	9,27	0,086	0,142	0,947	2,854
1210	PP	7,74	1,122	0,638	0,206	2,551
1218	PP , CB	9,17	0,260	0,190	0,732	2,734
1224	T	9,47	0,741	0,230	0,246	2,580
1225	CB	8,88	0,328	0,160	0,420	2,651
1235	PP	7,18	0,022	0,102	0,570	2,732
1240	T	10,98	0,415	0,049	0,641	2,766
1245	PP	6,84	0,066	0,113	0,933	2,773
1256	T	11,15	0,225	0,181	0,883	2,852
1259	PP , CB	7,45	0,016	0,135	0,886	2,837
1260	PP , T	8,60	0,151	0,183	0,958	2,840
1262	PP	9,08	0,642	0,357	0,315	2,536
1308	T	9,86	0,281	0,144	1,166	2,852
1314	PP	8,11	0,162	0,128	1,239	2,812
1315	T	11,31	0,291	0,155	0,941	2,859
1334	PP	9,15	0,172	0,129	1,172	2,816
1349	T	9,43	0,310	0,154	0,602	2,701
1364	T	10,37	0,782	0,254	0,233	2,563

A partir de estos datos pasamos a calibrar y analizar, con el propósito de poder determinar cuáles de estas estrellas pertenecen al

cúmulo a partir de sus distancias, resultados que constituyen la siguiente sección.

### 3.2.1 PROCEDIMIENTO

Una vez que los datos de las noches de observación fueron reducidos se procedió a analizarlos.

El primer paso consistió en obtener, para cada estrella, los siguientes parámetros:

$$[m_1] = m_1 + 0.18(b-y)$$

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

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

donde  $[m_1]$  y  $[c_1]$  son los parámetros  $m_1$  y  $c_1$  independientes de los efectos de la extinción interestelar y  $[u-b]$  un índice de color independiente de la extinción estelar.

A continuación, utilizando curvas similares a las de calibración uvby-beta para diferentes índices de color, de estrellas B, A y F dadas por Crawford (1966), se seleccionaron las estrellas de estas clases espectrales pertenecientes a la secuencia principal cuyos índices de color se midieron con fotometría Strömgen.

La primera de estas curvas para calibrar consiste en graficar  $[m_1]$  contra  $[c_1]$ , que clasifica las estrellas en tipos espectrales B, A, F, y G siguiendo la figura 3.2.1 de Strömgen en la secuencia principal.

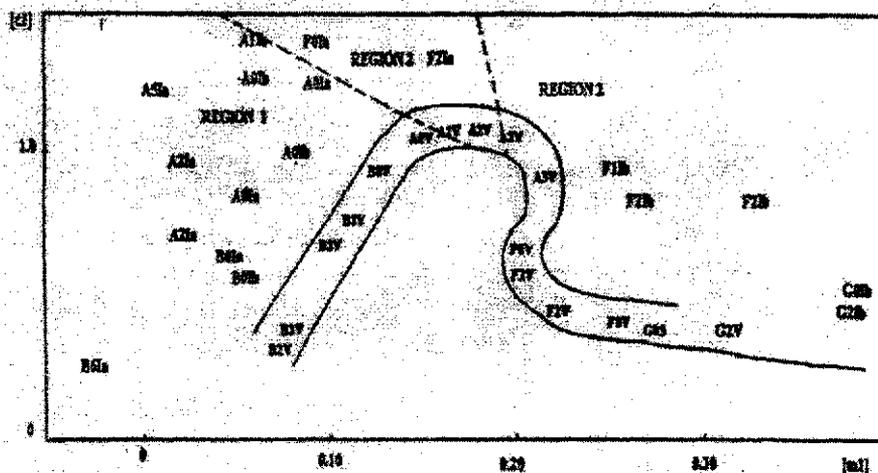


Figura 3.2.1 de Strömgen

También se utilizaron los diagramas (b-y) contra  $c_1$  que clasifica fundamentalmente a las estrellas tipo espectral B y A.

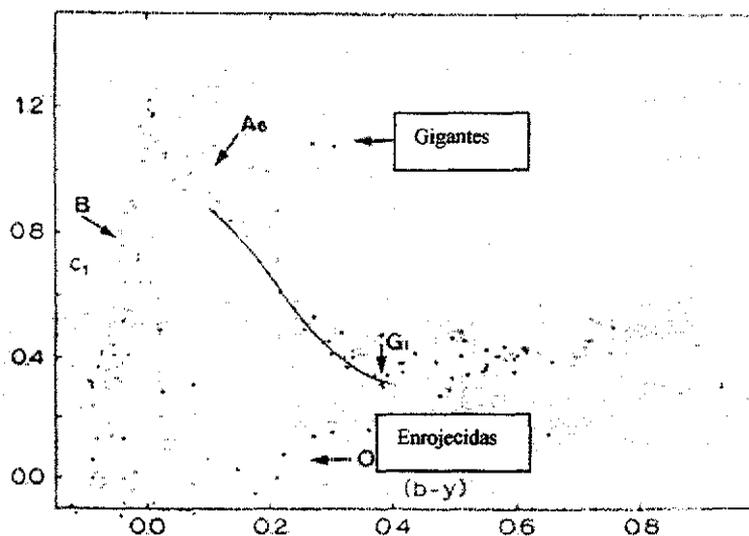


Figura 3.2.2 de Strömgen

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Y el diagrama (b-y) contra  $m_1$  que sirve para clasificar las estrellas tipo espectral A y F.

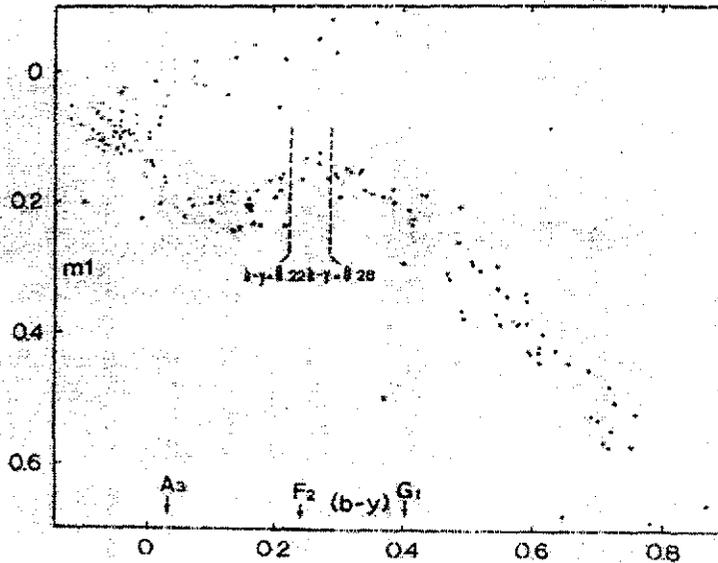


Figura 3.2.3 de Srömgren

En este punto es conveniente mencionar que aunque se puede determinar el tipo estelar G, no es posible calibrar este tipo de estrellas para obtener sus parámetros físicos, pues en el sistema Strömgren no existe calibración para dicho tipo espectral. Existen varios investigadores como Laura Parrao que se encuentran trabajando en desarrollar un método para conseguirlo.

(Golay, M. 1974. Henden, A. y Kaitchuck, R. 1982.)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 3.2.2 PROGRAMAS UTILIZADOS

Una vez clasificadas, las estrellas se separaron para su análisis mediante dos programas computacionales distintos para obtener sus parámetros físicos. Se utiliza el programa NISSEN para las estrellas tardías y el programa Balona y Shobbrook para las tempranas. Los datos

por separado deben ser colocados en orden descendente de  $H_\beta$  y bajo un formato muy rigido de espacios, pues un espacio de más o de menos ocasiona que los programas no corran o corran incorrectamente.

A continuación se explican los parámetros físicos que se obtienen mediante los programas mencionados.

### NISSEN

Las estrellas tipo A y F se calibran con este programa (1988). Para desarrollarlo sus programadores analizaron trece cúmulos abiertos con la fotometría de Strömgen.

Como una herramienta poderosa para determinar tanto la membresía como las características físicas de las estrellas observadas en un cúmulo, este programa toma en cuenta las siguientes características de la fotometría Strömgen:

1.  $(T_{\text{eff}}, g, [Fe/H])$  de las estrellas observadas en un cúmulo.
2. La  $T_{\text{eff}}$  está relacionada al índice  $H_\beta$  y al índice de color desenojecido  $(b-y)_0$ .
3. La gravedad superficial o la magnitud absoluta  $M_v$  pueden ser derivadas de la posición de la estrella en el diagrama  $c_0-\beta$
4. y la abundancia de metal del diagrama  $m_0-\beta$ .
5. *Enrojecimiento*. El índice de color intrínseco  $(b-y)_0$  se calcula mediante la expresión:

$$(b-y)_0 = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\beta^2 - 0.05\delta c_0 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_0$$

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

$$(b-y)_0 = 2.946 - 1.0\beta - 0.1\delta c_0$$

para estrellas tipo A ( $2.72 \leq \beta \leq 2.88$ ).

Las dos expresiones fueron derivadas en Crawford (1975 y 1979). Donde  $\Delta\beta = 2.72 - \beta$ .  $K$  es una constante igual a 0.218.

El índice  $\delta m_0$  es

$$\delta m_0 = m_{1, \text{Hidas}}(\beta) - m_0$$

donde  $m_{1, \text{Hiadas}}(\beta) - m_0$  es la relación entre  $m_1$  y  $\beta$  para el cúmulo de las Hiadas. Y

$$\delta c_0 = c_0 - c_{1, \text{std}}(\beta)$$

6 *Determinación de la abundancia de metal.* Para obtener  $[F_e/H]$ , el valor observado  $m_1$  primero es corregido para enrojecimiento interestelar por la expresión de Crawford y Mandewewala (1976).

$$m_0 = m_1 + 0.3E(b - y)$$

Después de haberse obtenido  $\delta m_0$ , la abundancia de metal se calcula mediante

$$[F_e/H] = -(10.5 + 50(\beta - 2.626))\delta m_0 + 0.12$$

que es válido para estrellas de la secuencia principal en el rango de  $2.59 \leq \beta \leq 2.72$ .

7 *Módulo de distancia.* El valor observacional  $c_1$  es corregido para el enrojecimiento interestelar mediante la siguiente relación de Crawford y Mandewewala (1976)

$$c_0 = c_1 - 0.20E(b - y)$$

La magnitud absoluta es calculada como

$$M_V = M_{V, \text{ZAMS}}(\beta) - f\delta c_0$$

Las relaciones estándar entre  $M_V$ ,  $c_1$  y  $\beta$  son dadas por Crawford (1975 y 1979) para estrellas A y F respectivamente. Crawford también determina la relación  $f = 9 + 20\Delta\beta$  para estrellas F y un valor constante  $f = 9$  para estrellas A.

El resultado de los valores  $M_V$  y las magnitudes aparentes corregidas para absorción interestelar,  $V_0 = V - 4.3E(b - y)$ , son finalmente usadas para calcular el módulo de distancia

$$DM_0 = V_0 - M_V, \text{ de cada estrella.}$$

(Nissen, P.E. 1984)

## BALONA Y SHOBbrook

Estas calibraciones se obtuvieron de Balona y Shobbrook (1984) y de Shobbrook (1984) quienes hicieron un estudio a 423 estrellas de trece cúmulos abiertos para desarrollar el programa que se utilizó con los datos estudiados en esta tesis.

Ellos hicieron las correcciones para enrojecimiento para cada estrella usando segmentos de línea recta para representar la gráfica no lineal de  $(b-y)_0$  contra  $c_0$ .

Del exceso de color  $E(b-y)$  encontraron que

$$c_0 = c_1 - 0.19E(b-y)$$

$$m_0 = m_1 + 0.33E(b-y)$$

$$(u-b)_0 = (u-b) - 1.53E(b-y)$$

$$V_0 = V - 4.3E(b-y)$$

Como  $\beta$  está relacionado con la magnitud absoluta y  $c_0$  con  $T_{eff}$ , el diagrama  $(\beta, c_0)$  es un diagrama esencial.

Se sabe que la mitad de las estrellas tardías gigantes y supergigantes B obedecen a una relación diferente  $(M_V, \beta)$ , así que es necesaria una corrección de evolución. Estas son las estrellas sobre la línea recta, para la cual  $\beta < 0.304c_0 + 2.522$ .

Una ecuación cúbica es la que se ajusta al diagrama  $(M_V, \beta)$

$$M_V = a_0 + a_1x + a_2x^2 + a_3x^3$$

donde  $x = \beta - 2.5$

$$a_0 = -9.563, a_1 = 77.180, a_2 = -206.980, a_3 = 203.704$$

Se puede hacer lineal la relación  $(M_V, \beta)$  haciendo la transformación  $[\beta] = \log_{10}(\beta - 2.515)$ .

La calibración es

$$M_V = 4.6035 + 7.5919[\beta]$$

Las correcciones de evolución dependen de la distancia sobre el ZAMS. Los autores antes mencionados obtuvieron una expresión conveniente para el ZAMS linealizando la banda de la secuencia principal usando la transformación

$$[c] = \log_{10}(c_0 + 0.322)$$

En el diagrama  $([\beta], c_0)$  las estrellas con una corrección de evolución dada parecen caer en líneas rectas más o menos paralelas con el ZAMS. Denotando la pendiente de estas líneas  $\alpha$  se asume que la corrección de evolución depende de la cantidad  $[g]$ :

$$[g] = [\beta] + \alpha[c] = \log(\beta - 2.515) + \alpha \log(c_0 + 0.322)$$

Así, la calibración para la magnitud absoluta toma la forma:

$$M_v = a_0 + a_1[\beta] + \text{polinomio en } [g]$$

donde,  $a_0$  y  $a_1$ , los dos primeros términos reproducen la secuencia no-evolucionada y el polinomio en  $[g]$  es la corrección de evolución.

La calibración final válida para estrellas evolucionadas y no-evolucionadas es:

$$M_v = a_0 + a_1 \log(\beta - 2.515) + a_2 [g]^2 + a_3 [g]^3$$

con

$$[g] = \log(\beta - 2.515) - 1.601 \log(c_0 + 0.322)$$

y

$$a_0 = 3.4994, a_1 = 7.2026, a_2 = -2.3192, a_3 = 2.9375$$

El valor de  $(b-y)_0$  está representado por el polinomio de Crawford (1978):

$$(b-y)_0 = -0.1146 + 0.805c_0 + 0.0616c_0^2 + 0.2729c_0^3 - 0.7801c_0^4 + 0.4679c_0^5$$

Los procesos iterativos usados para derivar  $(b-y)_0$  y

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0$$

Primero calculan  $(b-y)'_0$  sustituyendo  $c_1$  por  $c_0$  en la ecuación de arriba. Para la primera iteración

$$E'(b-y) = (b-y) - (b-y)_0 \text{ y } c'_0 = c_1 + 0.19E'(b-y).$$

Sustituyendo  $c'_0$  por  $c_0$  da un valor de  $(b-y)_0$  para un enrojecimiento moderado cubierto dentro de magnitud 0.001.

Se tiene entonces que

$$m_0 = m_1 + 0.3E(b-y),$$

$$c_0 = c_1 - 0.19E(b-y),$$

$$(u-b)_0 = (u-b) - 1.53E(b-y) \text{ y}$$

$$V_0 = V - 4.3E(b-y)$$

Como antes, el módulo de distancia es  $DM = V_0 - M_v$  y la distancia  $dist = 10^{(DM/5)+1}$ .

(Balona, L. A. y Shobbrook, R. T. 1984.)

### 3.2.3 MEMBRESÍA AL CÚMULO

Con los programas mencionados se obtuvieron el enrojecimiento  $E(b-y)_0$ ,  $c_{10}$ ,  $\beta$ ,  $m_{10}$ ,  $V_0$ ,  $M_v$ , el módulo de distancia, la distancia y la metalicidad.

Se procedió entonces a extraer las distancias arrojadas por los citados programas. Estas distancias se acomodaron en orden descendente para hacer un histograma que permitiera ver en qué rango de distancia se acumulan más estrellas, ya que al formar una gaussiana se nos indica dónde se encuentra el cúmulo.

En este caso la mayor parte de las estrellas se concentraron alrededor de 190 pc con una desviación estándar de 28; por consiguiente, las estrellas que se encontraron dentro de este límite se consideraron estrellas miembro del cúmulo. A las demás se les asignó una probabilidad de membresía conforme se alejaban de 190 pc (que en la siguiente tabla se denota como  $prbdist$ ). También se designó una probabilidad de enrojecimiento  $prbenroj$  que se obtuvo del hecho de que la mayor parte de las estrellas se concentraron alrededor de un enrojecimiento de  $-0.03$  con una desviación estándar de 0.12.

La tabla corresponde a los datos desenrojados de Alfa Perseo así como a las probabilidades de membresía de las estrellas al cúmulo.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

ID	tip o	E(b-y)	(b-y)0	m0	c0	beta	V0	Mv	DM	D	[Fe/H]	prbdi st	prbenr oj
93	F	0.096	0.373	0.204	0.295	2.609	10.68	4.45	6.2	176	0.107	0.89	0.80
104	F	0.030	0.221	0.169	0.658	2.712	8.45	2.27	6.2	172	0.035	0.87	0.90
106	F	0.158	0.260	0.172	0.498	2.683	9.98	2.84	7.1	268	0.146	0.45	0.70
135	F	0.067	0.261	0.163	0.459	2.683	9.42	3.47	6.0	155	0.023	0.74	0.84
143	F	0.152	0.323	0.189	0.451	2.638	9.82	2.57	7.3	282	0.169	0.35	0.71
151	A	0.037	0.176	0.177	0.756	2.765	8.81	2.39	6.4	192		0.99	0.89
167	B	0.101	-0.025	0.171	0.932	2.861	7.51	0.92	6.6	208		0.88	0.79
212	B	0.085	-0.035	0.138	0.842	2.784	6.79	0.05	6.7	222		0.78	0.81
220	A	0.032	0.176	0.197	0.781	2.762	9.02	2.13	6.9	239		0.66	0.90
225	F	0.169	0.216	0.222	0.771	2.716	8.27	1.07	7.2	275	0.807	0.40	0.68
228	A	0.129	0.184	0.179	0.701	2.759	9.40	2.62	6.8	226		0.75	0.74
248	B	0.156	0.039	0.185	1.132	2.855	7.54	0.68	6.9	236		0.68	0.70
268	F	0.025	0.327	0.116	0.430	2.605	9.10	2.62	6.5	198	-0.763	0.95	0.91
270	F	0.053	0.289	0.159	0.415	2.660	9.88	3.61	6.3	180	-0.064	0.92	0.86
271	F	0.082	0.301	0.175	0.343	2.657	10.35	4.37	6.0	157	0.113	0.76	0.82
285	B	0.169	-0.021	0.191	0.961	2.845	7.37	0.73	6.6	213		0.84	0.68
290	F	0.113	0.309	0.195	0.346	2.655	10.23	4.22	6.0	159	0.344	0.77	0.77
295	B	0.117	-0.031	0.187	0.885	2.811	5.94	0.38	5.6	130		0.57	0.76
309	F	0.044	0.292	0.154	0.417	2.656	9.77	3.54	6.2	176	-0.137	0.90	0.88
314	A	0.075	0.199	0.185	0.739	2.736	8.93	2.02	6.9	241		0.65	0.83
333	B	0.095	-0.041	0.129	0.750	2.775	6.78	0.01	6.8	226		0.75	0.80
334	F	0.064	0.312	0.169	0.376	2.645	10.03	3.85	6.2	173	-0.009	0.87	0.85
350	F	0.087	0.366	0.193	0.321	2.610	10.64	4.11	6.5	202	0.014	0.93	0.81
361	F	0.033	0.259	0.168	0.471	2.686	9.54	3.47	6.1	163	0.085	0.80	0.89
365	F	0.056	0.289	0.150	0.424	2.657	9.66	3.45	6.2	175	-0.186	0.88	0.86
367	F	0.019	0.227	0.197	0.716	2.708	8.81	1.63	7.2	272	0.458	0.43	0.92
378	F	0.000	0.241	0.193	0.701	2.696	8.26	1.44	6.8	231	0.420	0.71	0.95
379	B	0.118	-0.006	0.196	1.027	2.881	7.52	1.06	6.5	196		0.96	0.76
386	B	0.078	-0.012	0.187	1.003	2.869	7.60	0.96	6.6	213		0.84	0.82
389	F	0.068	0.359	0.196	0.303	2.618	10.84	4.52	6.3	184	0.107	0.95	0.84
407	A	0.265	0.158	0.228	0.664	2.793	10.02	3.22	6.8	229		0.73	0.53
421	F	0.051	0.244	0.179	0.595	2.695	9.02	2.39	6.6	212	0.227	0.85	0.87
423	B	0.070	-0.020	0.155	0.964	2.854	7.34	0.82	6.5	201		0.93	0.84
441	B	0.067	-0.037	0.163	0.808	2.816	6.76	0.49	6.3	179		0.92	0.84
481	A	0.073	0.176	0.179	0.757	2.763	8.85	2.28	6.6	206		0.89	0.83
490	F	0.050	0.244	0.166	0.523	2.696	9.35	3.15	6.2	173	0.040	0.87	0.87
501	A	0.000	0.191	0.201	0.764	2.746	9.06	2.11	7.0	246		0.61	0.95
522	A	0.117	0.075	0.207	0.913	2.868	8.63	2.15	6.5	197		0.95	0.76
551	F	0.107	0.323	0.189	0.336	2.643	10.70	4.24	6.5	196	0.206	0.96	0.78
554	B	0.123	-0.007	0.213	1.021	2.884	8.16	1.10	7.1	258		0.53	0.75
557	B	0.058	-0.069	0.114	0.407	2.686	5.04	-1.24	6.3	180		0.92	0.86
573	F	0.104	0.250	0.175	0.543	2.691	8.99	2.69	6.3	183	0.176	0.94	0.78
575	B	0.098	-0.023	0.160	0.946	2.886	7.43	1.16	6.3	179		0.92	0.79
581	B	0.056	-0.038	0.140	0.799	2.812	6.75	0.45	6.3	182		0.94	0.86
588	F	0.094	0.285	0.166	0.431	2.664	9.59	3.39	6.2	174	0.037	0.88	0.80
597	F	0.204	0.311	0.218	0.345	2.659	10.59	4.07	6.5	201	0.652	0.93	0.63
605*	F	0.052	0.250	0.211	1.064	2.677	1.57	-3.36	4.9	97	0.645	0.33	0.87
606	A	0.039	0.168	0.190	0.757	2.775	8.81	2.52	6.3	181		0.93	0.89
609	A	0.103	0.181	0.182	0.768	2.755	8.78	2.01	6.8	226		0.75	0.78

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

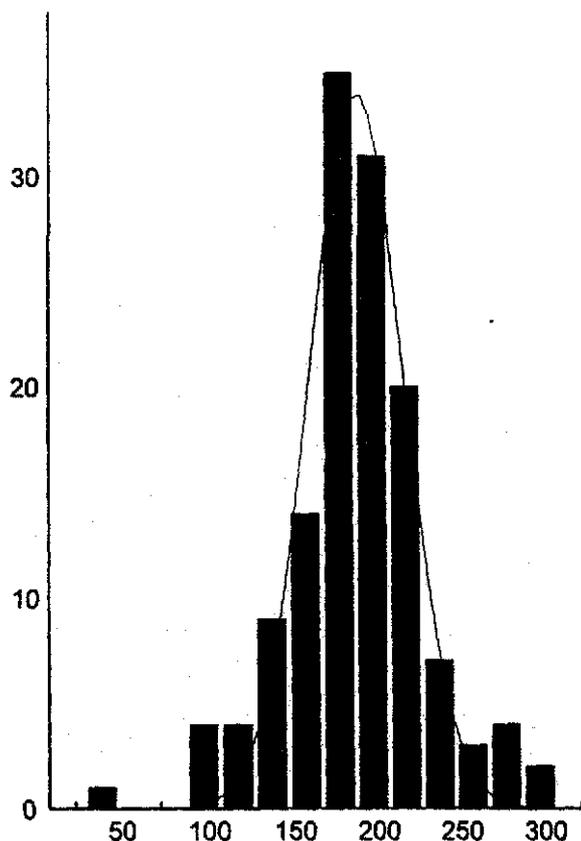
612	B	0.077	-0.019	0.184	0.972	2.911	7.54	1.37	6.2	171		0.86	0.83
621	F	0.055	0.272	0.154	0.452	2.672	9.62	3.37	6.3	178	-0.101	0.91	0.86
622	F	0.169	0.331	0.292	0.254	2.664	10.93	5.30	5.6	134	1.593	0.60	0.68
625	B	0.122	-0.028	0.165	0.914	2.866	7.12	0.98	6.1	169		0.84	0.75
632	F	0.039	0.273	0.169	0.461	2.674	9.54	3.34	6.2	174	0.094	0.88	0.89
633	F	0.095	0.306	0.185	0.431	2.652	9.81	3.17	6.6	213	0.218	0.84	0.80
635	A	0.029	0.186	0.191	0.715	2.758	8.92	2.66	6.3	179		0.91	0.90
639	B	0.076	-0.014	0.208	0.992	2.896	7.82	1.23	6.6	208		0.88	0.83
651	B	0.127	-0.019	0.216	0.969	2.862	7.87	0.91	7.0	247		0.60	0.75
658	A	0.159	0.094	0.232	0.856	2.850	8.57	2.41	6.2	171		0.86	0.70
665	A	0.052	0.119	0.192	0.871	2.821	8.73	2.16	6.6	206		0.89	0.87
675	B	0.032	-0.063	0.121	0.460	2.722	5.92	-0.63	6.6	205		0.90	0.90
692	B	0.044	-0.028	0.159	0.915	2.859	7.31	0.91	6.4	191		1.00	0.88
705	B	0.133	-0.013	0.192	0.998	2.881	7.60	1.08	6.5	201		0.93	0.74
707	F	0.104	0.368	0.209	0.383	2.612	9.56	3.19	6.4	188	0.186	0.98	0.78
715	F	0.040	0.281	0.152	0.469	2.663	9.55	3.05	6.5	199	-0.140	0.94	0.88
721	A	0.123	0.210	0.195	0.661	2.730	9.13	2.49	6.6	213		0.85	0.75
729	B	0.110	-0.025	0.160	0.938	2.863	7.26	0.94	6.3	184		0.95	0.77
732	F	0.049	0.312	0.170	0.377	2.645	9.96	3.87	6.1	165	-0.004	0.82	0.87
733	F	0.065	0.279	0.156	0.450	2.666	9.66	3.27	6.4	190	-0.078	0.99	0.84
735	B	0.046	-0.039	0.133	0.782	2.765	6.63	-0.17	6.8	229		0.73	0.87
747	B	0.018	-0.035	0.143	0.844	2.847	6.84	0.82	6.0	160		0.78	0.92
756	B	0.073	-0.023	0.205	0.950	2.902	7.64	1.30	6.3	185		0.96	0.83
771	F	0.120	0.340	0.187	0.342	2.628	10.60	3.96	6.6	212	0.082	0.85	0.76
772	B	0.055	-0.070	0.114	0.398	2.694	4.75	-1.09	5.8	147		0.69	0.86
775	B	0.099	-0.039	0.135	0.773	2.798	6.83	0.30	6.5	203		0.91	0.79
780	B	0.110	-0.019	0.197	0.970	2.891	7.62	1.19	6.4	193		0.99	0.77
798	F	0.017	0.272	0.231	0.658	2.680	7.53	1.32	6.2	174	0.927	0.88	0.92
799	F	0.042	0.270	0.152	0.464	2.673	9.48	3.29	6.2	173	-0.125	0.87	0.88
810	B	0.065	-0.060	0.120	0.491	2.684	5.30	-1.33	6.6	212		0.85	0.84
817	B	0.080	-0.021	0.182	0.958	2.865	7.12	0.95	6.2	172		0.87	0.82
823	F	0.000	0.350	0.182	0.443	2.615	7.63	2.69	4.9	97	-0.059	0.34	0.95
831	B	0.044	-0.038	0.152	0.801	2.833	7.17	0.69	6.5	198		0.95	0.88
833	F	0.045	0.293	0.171	0.414	2.660	9.84	3.64	6.2	173	0.078	0.87	0.88
835	B	0.054	-0.071	0.102	0.391	2.683	4.42	-1.29	5.7	139		0.63	0.86
836	F	0.072	0.294	0.190	0.479	2.661	8.84	2.82	6.0	160	0.326	0.78	0.83
861	B	0.169	-0.054	0.151	0.549	2.702	5.50	-1.02	6.5	202		0.92	0.68
865	A	0.375	0.133	0.207	0.807	2.804	9.12	1.90	7.2	277		0.39	0.36
868	B	0.079	-0.030	0.180	0.893	2.858	6.94	0.91	6.0	161		0.79	0.82
875	B	0.093	-0.016	0.163	0.986	2.857	7.27	0.84	6.4	193		0.99	0.80
876	F	0.052	0.311	0.193	0.449	2.650	9.28	3.02	6.3	179	0.292	0.92	0.87
878	A	0.026	0.119	0.188	0.918	2.816	8.03	1.71	6.3	183		0.94	0.91
885	A	0.064	0.092	0.229	0.854	2.856	8.51	2.66	5.9	148		0.69	0.85
890	A	0.025	0.204	0.220	0.728	2.732	8.67	2.12	6.6	204		0.91	0.91
904	B	0.039	-0.045	0.124	0.673	2.747	5.65	-0.35	6.0	158		0.77	0.89
906	A	0.060	0.096	0.201	0.899	2.845	8.53	2.15	6.4	189		0.98	0.85
911	B	0.041	0.065	0.227	0.955	2.877	7.19	1.98	5.2	110		0.43	0.88
917	F	0.077	0.375	0.199	0.287	2.606	10.77	4.59	6.2	172	0.035	0.87	0.83
921	A	0.036	0.067	0.202	0.927	2.878	8.45	2.25	6.2	174		0.88	0.89
934	B	0.032	0.002	0.166	1.051	2.840	6.15	0.58	5.6	130		0.57	0.90
944	F	0.034	0.256	0.167	0.499	2.687	9.47	3.20	6.3	180	0.073	0.92	0.89
945	F	0.085	0.316	0.169	0.362	2.642	10.77	3.94	6.8	232	-0.031	0.71	0.81
955	B	0.049	-0.044	0.137	0.693	2.742	6.56	-0.44	7.0	251		0.57	0.87

958	A	0.033	0.205	0.199	0.709	2.733	9.07	2.29	6.8	227		0.75	0.89
960	F	0.359	0.352	0.230	0.259	2.634	9.57	4.50	5.1	103	0.589	0.38	0.38
965	B	0.053	-0.047	0.121	0.649	2.749	6.39	-0.30	6.7	218		0.81	0.86
972	F	0.091	0.296	0.175	0.368	2.660	9.82	4.09	5.7	140	0.135	0.64	0.80
985	B	0.046	-0.075	0.122	0.359	2.690	5.26	-1.16	6.4	193		0.99	0.87
988	F	0.081	0.291	0.181	0.467	2.662	9.45	2.96	6.5	198	0.218	0.95	0.82
992	F	0.207	0.268	0.186	0.371	2.684	9.91	4.14	5.8	143	0.329	0.66	0.62
1005	F	0.047	0.254	0.165	0.506	2.688	9.41	3.12	6.3	181	0.043	0.93	0.87
1045	F	0.109	0.255	0.178	0.475	2.690	9.43	3.36	6.1	164	0.211	0.81	0.78
1047	F	0.000	0.275	0.191	0.641	2.671	6.59	1.32	5.3	113	0.376	0.45	0.95
1050	A	0.143	0.107	0.245	0.864	2.834	8.86	2.19	6.7	216		0.82	0.72
1082	B	0.071	-0.034	0.146	0.847	2.827	7.03	0.60	6.4	193		0.99	0.84
1084	A	0.072	0.083	0.196	0.888	2.862	8.51	2.41	6.1	166		0.82	0.83
1086	F	0.111	0.350	0.199	0.257	2.628	10.84	5.14	5.7	138	0.214	0.63	0.77
1151	A	0.182	0.226	0.194	0.459	2.734	10.74	4.30	6.4	194		0.98	0.66
1153	B	0.060	-0.047	0.127	0.643	2.763	6.62	-0.09	6.7	220		0.79	0.85
1160	F	0.073	0.293	0.171	0.386	2.661	9.81	3.92	5.9	150	0.086	0.71	0.83
1180	F	0.058	0.291	0.173	0.399	2.663	9.80	3.83	6.0	156	0.125	0.75	0.86
1181	F	0.036	0.357	0.193	0.252	2.621	10.36	5.36	5.0	100	0.095	0.36	0.89
1185	F	0.085	0.395	0.206	0.223	2.593	10.83	5.39	5.4	122	-0.022	0.51	0.81
1196	F	0.177	0.259	0.207	0.409	2.694	10.55	4.01	6.5	203	0.617	0.92	0.67
1208	F	0.106	0.291	0.188	0.379	2.667	10.44	4.02	6.4	193	0.321	0.99	0.78
1218	A	0.057	0.203	0.207	0.721	2.734	8.92	2.17	6.8	224		0.77	0.86
1225	F	0.025	0.303	0.168	0.415	2.651	8.77	3.52	5.3	112	0.003	0.44	0.91
1235	B	0.076	-0.054	0.125	0.556	2.732	6.86	-0.50	7.4	297		0.25	0.83
1245	B	0.094	-0.028	0.141	0.915	2.773	6.44	-0.20	6.6	213		0.84	0.80
1259	B	0.048	-0.032	0.149	0.877	2.837	7.24	0.69	6.6	204		0.91	0.87
1260	A	0.056	0.095	0.200	0.947	2.840	8.36	1.67	6.7	218		0.81	0.86
1349	F	0.073	0.237	0.176	0.587	2.701	9.12	2.60	6.5	202	0.172	0.93	0.83

La estrella marcada con un asterisco es Alfa Perseo que es una supergigante y se trató como de secuencia principal aunque no lo es. Esta supergigante es la responsable del nombre del cúmulo.

A continuación se presenta el histograma correspondiente a los resultados encontrados para la distancia en el cúmulo alfa-per. En este histograma, en el eje de las  $x$  se encuentra la distancia en parsecs y en el eje de las  $y$ , el número de estrellas con dicha distancia.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



### 3.3 DETERMINACIÓN DE LA TEMPERATURA EFECTIVA Y DE LA EDAD DEL CÚMULO ALFA PERSEO.

Para obtener la edad del cúmulo alfa Per, las estrellas que pertenecen al cúmulo se acomodaron en una tabla en orden ascendente de  $(b-y)_0$ , con este dato más los obtenidos  $(m_1)_0$ ,  $(c_1)_0$  se analizaron las isócronas de Relyea y Kurucz (1978) contra  $(m_1)_0$  como se vio en el capítulo anterior, ver figuras 2.3 a la 2.7. Esto permitió conocer en cuál de las temperaturas caían las estrellas estudiadas.

Se encontró una temperatura efectiva de  $\sim 16500^\circ\text{K}$ . para las estrellas más calientes (turn off point). Si bien es cierto que con este

sistema se puede determinar la edad de todas las estrellas del cúmulo, como no es el propósito de esta tesis examinar a cada una, esta temperatura se obtuvo de las estrellas más jóvenes; así es posible determinar la edad más joven del cúmulo.

A esta temperatura efectiva de  $\sim 16500\text{K}$  se le sacó el logaritmo natural cuyo valor es  $\sim 4.217$

A continuación se procedió a utilizar la tabla 2.1 de ecuaciones obtenidas por Meynet, G., Mermilliod J.C. y Maeder A. (1993) y explicada en el capítulo 2.

De esta tabla se tomó la ecuación para logaritmos de temperatura efectiva entre [3.98; 4.25] cuya fórmula (segunda de la tabla) es la siguiente:

$$\log(\text{edad}) = -3.611 \log(T_{\text{eff}}) + 22.956 \quad \text{con precisión de } < 3 \times 10^{-3} \text{ log años}$$

El siguiente paso fue substituir para tener el logaritmo de la edad, cuyo valor es 7.72, con lo cual se obtiene una edad de  $5.2 \times 10^7$  años para el cúmulo alfa Per. El resultado coincide exactamente con el obtenido por Meynet, G., Mermilliod J.C. y Maeder A. (1993) para el cual utilizaron sistema fotométrico de Johnson. . Lo que indica confiabilidad en los datos y calibración obtenidos en el presente trabajo.

## CAPÍTULO 4

### 4.1 PARALAJES ESTELARES Y DISTANCIAS.

La distancia de una estrella a la tierra es un dato fundamental que se puede obtener acerca de ella, pues todas las demás observaciones y mediciones en el análisis de su estructura se basarán en este dato.

La distancia se mide a partir de la medición del ángulo subtendido a la estrella sobre el diámetro de la órbita terrestre. La mitad de este ángulo, expresado en segundos de arco, se llama paralaje  $p''$  de la estrella, razón por la cual la paralaje de cualquier estrella se define como el ángulo subtendido a la estrella por la unidad astronómica  $A$ , como en la figura 4.1.

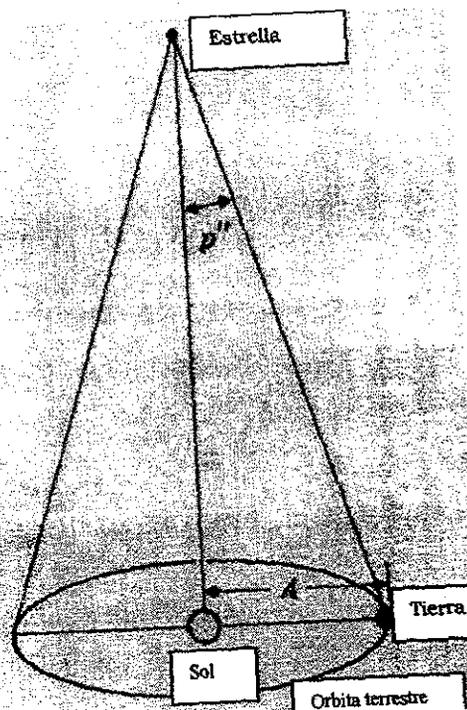


Figura 4.1

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Las mediciones de los paralajes estelares se realizan fotográficamente mediante telescopios de larga distancia focal y en esta forma se comparan las posiciones de imágenes de la misma estrella en placas expuestas fotográficamente a intervalos de seis meses en el mismo telescopio. Si el desplazamiento entre las dos imágenes de la misma estrella tomadas con seis meses de diferencia es  $d$  (después de tomar en cuenta cualquier cambio resultante del movimiento relativo de la estrella al

$$p'' = \frac{1}{2} \frac{d}{f} 206265$$

sistema solar completo) y si  $f$  es la distancia focal del telescopio tendremos,

(4.1)

donde  $d$  y  $f$  se expresan en las mismas unidades, y 206265 es el número de segundos de arco en un radián.

Para medir la paralaje de una estrella con precisión lo ideal es tomar de cinco a seis conjuntos de placas; esto no siempre es posible, por lo que se considera indispensable obtener un mínimo de tres conjuntos de placas (de los que al menos el último debe haberse tomado después de un año del primer conjunto) para eliminar los efectos provenientes del movimiento de la estrella relativos al sistema solar completo.

Con el objeto de reducir los errores provenientes de las irregularidades de las placas fotográficas, los efectos de la temperatura, etc., antes de medir la paralaje absoluta, es preferible medir la paralaje relativa de una estrella. En otras palabras, estaremos midiendo el desplazamiento de la imagen de la estrella (cuya paralaje se está midiendo) relativo a las estrellas muy distantes y sus imágenes fotográficas en la placa.

Una vez obtenida la paralaje relativa de la estrella en estudio es posible obtener la absoluta encontrando la paralaje media o estadística del fondo de estrellas lejanas y restándolo de la paralaje relativa de la estrella.

Ya que se han tomado en cuenta todos los errores inherentes a la medición de la paralaje, es necesario encontrar el error absoluto en la paralaje, el que es casi igual para las estrellas cercanas y para las lejanas (aproximadamente  $0''.005$  de arco).

La distancia de una estrella a la tierra se puede calcular mediante su paralaje con la fórmula

$$d = \frac{206265}{p''} A, \quad (4.2)$$

con  $p''$  el paralaje en segundos de arco, y  $A$  la unidad astronómica.

La distancia en años luz esta dada por

$$d = \frac{3.26}{p''} \text{años - luz.} \quad (4.3)$$

Si definimos el parsec como la distancia de una estrella desde la tierra cuya paralaje es en segundos de arco tendremos

$$d = \frac{1}{p''} \text{par sec.} \quad (4.4)$$

y vemos que 1 parsec es igual a 3.26 años luz o 206265 unidades astronómicas.

(Motz, Ll. 1970.)

## 4.2 MOVIMIENTOS PROPIOS

La investigación de los movimientos estelares, por medio de la medición espectroscópica de velocidades radiales  $V(\text{km/s})$ , se lleva a cabo a partir del efecto Doppler, al cual se agregan los movimientos propios  $\mu$  ( $MP$  = movimiento propio) de las estrellas en la esfera. Normalmente se indican en segundos de arco por año.

Los movimientos propios relativos (referidos a estrellas débiles con  $MP$  pequeño) se miden mediante comparación de dos placas que en lo posible hayan sido obtenidas con el mismo instrumento a intervalos de 10 a 50 años. La reducción a movimientos propios absolutos supone que se hayan medido en círculos meridianos las posiciones absolutas de algunas

estrellas en diferentes épocas, y como sistema de referencia extragaláctico, se emplean las galaxias lejanas conocidas en la actualidad como cuasares.

La componente tangencial  $T(km/s)$  de la velocidad de las estrellas está vinculada a los movimientos propios  $\mu$  de la siguiente manera:

Si  $p''$  es la paralaje de la estrella, medida en segundos de arco,  $\mu/p''$  es igual a  $T$  en unidades astronómicas por año. Esto último es igual a  $1/2\pi$  veces la velocidad de la Tierra en su órbita, o sea  $4.74 km/s$ . Por ello,

$$T = 4.74 \mu / p'' (km/s) \quad (4.5)$$

y la velocidad espacial  $v$  de la estrella se hace

$$v = \sqrt{V^2 + T^2}$$

El ángulo  $\theta$ , bajo el cual la estrella se mueve respecto a la visual, está determinado por las relaciones

$$V = v \cos \theta \quad \text{y} \quad T = v \sin \theta \quad (4.6)$$

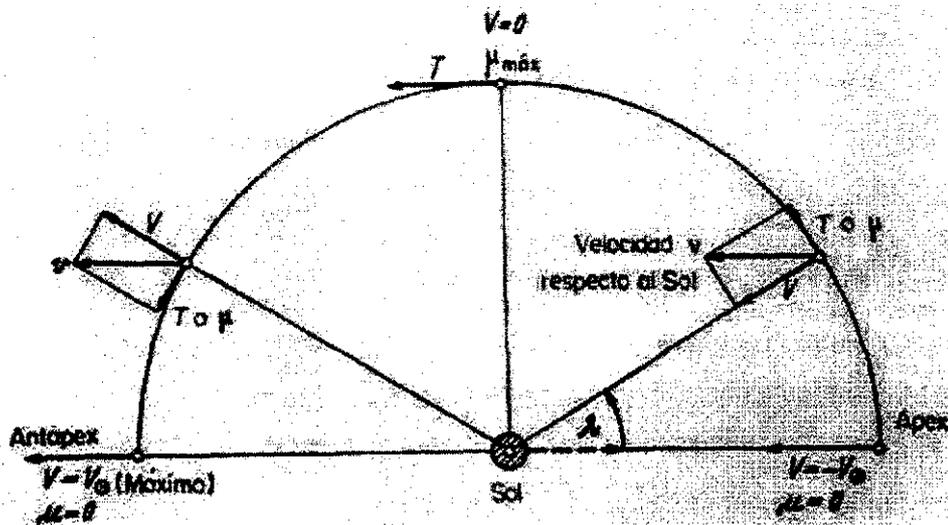


Figura 4.2

Si se cuenta con un intervalo de más de veinte años, se ve que se puede explorar una región del espacio cien veces mayor que mediante mediciones de paralaje.

Partiendo de la hipótesis simplificadora de que las estrellas están en reposo y solamente el sol se mueve respecto a ellas (con la velocidad  $v_s$  en dirección al ápex), son esperables la distribución de velocidades radiales  $V$  y velocidades tangenciales  $T$ , o de movimientos propios  $\mu$  (como ilustra la figura 4.2) en función de la distancia angular  $\lambda$  de la estrella al ápex.

Si los movimientos de las estrellas están distribuidos al azar en el espacio, todavía es posible aplicar nuestros razonamientos si promediamos los datos de muchas de ellas. Así, y a partir de los movimientos propios y las velocidades radiales de estrellas de nuestra vecindad, se obtiene que el movimiento del Sol es:

$$v_s = 20 \text{ km/s}$$

y hacia el ápex:

$$\text{ascensión recta} = 18^{\text{h}}00^{\text{m}}; \delta = +30^\circ$$

Posteriormente se pudo precisar que el movimiento del Sol depende de cuáles estrellas se tomen para su determinación, y éste fue el primer indicio acerca de la componente sistemática de los movimientos estelares.

En los movimientos propios medidos en un grupo convenientemente elegido de estrellas, puede separarse la componente estadística de los movimientos propios de la parte sistemática, que no es otra cosa que el reflejo del movimiento solar. Esta componente se denomina movimiento paraláctico y está evidentemente vinculada a la paralaje media  $\bar{p}$  del grupo de estrellas.

Resulta entonces que la parte de la velocidad tangencial debida al movimiento del Sol es, de acuerdo con la ecuación (4.6)

$$T = v_s \text{ sen } \lambda$$

donde  $\lambda$  es nuevamente la distancia angular del grupo de estrellas del ápex.

Con ello podemos ahora aplicar la ecuación (4.5) si al promediar los movimientos propios nos limitamos a sus componentes en la dirección del

ápex, las componentes  $\bar{v}$ . Por lo tanto, la paralaje media o secular de nuestro grupo de estrellas es

$$\bar{p} = -\frac{4.74\bar{v}}{v, \text{ sen } \lambda}$$

La hipótesis de movimientos peculiares estadísticamente distribuidos debe ser aplicada con sumo cuidado, pues en 1908 L. Boss descubrió que un numeroso grupo de estrellas en Tauro, que se agrupan alrededor del cúmulo abierto de las Híadas, orientan los vectores de sus movimientos propios en la esfera (o en la carta celeste) hacia un punto de convergencia cercano a  $\alpha \approx 93^\circ$ ,  $\delta = +7^\circ$ . Las estrellas de este cúmulo en movimiento ejecutan movimientos paralelos en el espacio, cual un cardumen, cuya dirección apunta hacia el punto de convergencia.

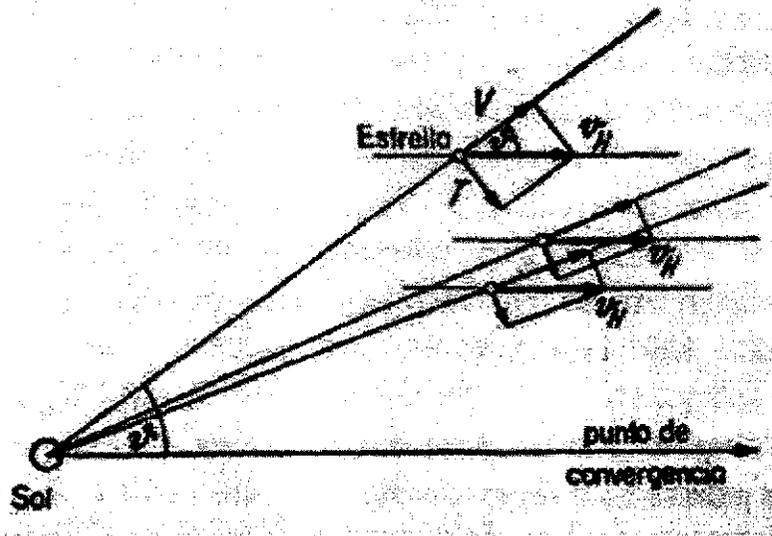


Figura 4.3

Sea  $v_H$  la velocidad del cúmulo (relativa al Sol). Si de una estrella del cúmulo conocemos (figura 4.3) su movimiento propio  $\mu$  y su velocidad radial  $V$  relativa al Sol, y si es además  $\theta$  el ángulo sobre la esfera celeste entre la estrella y el punto de convergencia, podemos transferir las consideraciones de las ecuaciones (4.5, 4.6) y hallamos

$$V = v_H \cos \theta$$

así como

$$T = v_H \operatorname{sen} \theta = 4.74 \frac{\mu}{p''}$$

de donde se obtiene inmediatamente la paralaje de la estrella

$$p = \frac{4.74 \mu}{V \operatorname{tg} \theta}$$

Este método de las paralajes de cúmulo supera en alcance, y frecuentemente también en precisión, la exactitud del método de las paralajes trigonométricas.

Los pequeños movimientos propios comunes de las estrellas en los cúmulos abiertos permiten determinar parcialmente su paralaje; pero sobre todo son importantes para verificar la pertenencia al grupo de algunas estrellas individuales.

Todo nuestro conocimiento del tamaño y estructura del "nuevo cosmos" descansa fundamentalmente en el método de la medición fotométrica de distancias, conforme al cual el diámetro de nuestra Galaxia es del orden de 30000pc y las galaxias son estructuras comparables a la nuestra, situadas a distancias que varían entre centenares de miles hasta millares de millones de parsécs.

De acuerdo con la conocida ley de la fotometría,  $1/r^2$ , vemos una estrella de una magnitud absoluta  $M_v$  y paralaje  $p''$ , situada a la distancia  $1/p''$  parsec, con una magnitud aparente  $m$ , de modo que

$$\text{módulo de distancia} = m - M = -5(1 + \log p)$$

En último término, siempre tenemos que echar mano de magnitudes absolutas de objetos determinados que nos son conocidas a partir de paralajes trigonométricas, estadísticas o de cúmulo.

(Ünsold, A. 1977)

### 4.3 EL SATÉLITE HIPPARCOS

Hipparcos (High Precision Parallax Collecting Satellite, por su siglas en inglés) es el nombre del satélite astronómico lanzado en agosto de 1989 y cuya pronunciación en inglés es semejante nombre del astrónomo griego Hiparco (Hipparchus en inglés).

La misión Hipparcos comenzó con un satélite que contenía un pequeño telescopio óptico, de 29 cm de diámetro dedicado a medir posiciones estelares precisas. Aunque lanzado en agosto de 1989, no se colocó correctamente en órbita debido a un fallo en el motor de apogeo, de manera que después de 4 años de operación, el daño producido por el efecto acumulado de radiación forzó al satélite a terminar sus operaciones el 15 de agosto de 1993.

A lo largo de sus cuatro años de vida el satélite midió la posición de más de 100 000 estrellas con una precisión de  $\sim 0.002$  segundos de arco. Además de medir la posición de los blancos estelares en el cielo, el satélite también midió el pequeño cambio periódico en la localización aparente de las estrellas proveniente del cambio de posición de la Tierra conforme orbita alrededor del Sol. La magnitud de dicho efecto se conoce como paralaje y depende de la distancia a la estrella, por eso las observaciones de Hipparcos proveyeron una medida de las distancias a todos los blancos estelares hasta distancias de varios cientos de parsécs. (en cuyo punto la paralaje se vuelve tan pequeña que no se puede medir).

Para una muestra de estrellas relativamente cercanas, Hipparcos midió el total de las coordenadas espaciales tridimensionales y recopiló los pequeños cambios debidos a los movimientos orbitales propios. Combinó estas observaciones con las líneas visuales de velocidad que se infirieron de los espectros de corrimiento Doppler (obtenidos en el campo de visión), de manera que se hizo posible la reconstrucción de las velocidades tridimensionales de los blancos estelares.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Es gracias a los datos proporcionados por el satélite Hipparcos que contamos actualmente con un caudal de información acerca del espacio y las propiedades cinemáticas de la Vía Láctea.

#### 4.3.1 EL Catálogo Hipparcos

En junio de 1997 se dieron a conocer los productos finales de la misión de Hipparcos, mismos que se conocen como los catálogos Hipparcos y Tycho.

A continuación se enlistan los datos proporcionados por el catálogo Hipparcos:

- Ascensión Recta (época J1991.25, sistema de referencia ICRS ): rango de [0,360]
- Declinación (época J1991.25, sistema de referencia ICRS), rango de .
- Paralaje Trigonométrica [en miliarcos de segundo], el rango de .
- Magnitud V (en el sistema fotométrico de Johnson UBV), el rango de [-1.44, 14.08].
- B-V (índice de color): rango de
- Las características principales del diseño del satélite fueron la ley de barrido (movimiento del satélite) y la estrategia de observación (cómo los pares de estrellas se combinan en un plano focal común a dos campos de visión). Estas dos piezas fueron la clave para la cobertura homogénea de la bóveda celeste y la obtención de una elevada precisión astrométrica uniforme.

Mediante un combinador de haces (*beam combiner*), el satélite superpuso en el espejo principal de un telescopio Schmidt dos campos de visión, cada uno de  $0.9^\circ \times 0.9^\circ$  y separados  $58^\circ$  (ángulo básico). Fue diseñado para rotar lentamente barriendo el cielo merced a la combinación de dos movimientos: rotación alrededor del eje normal a las dos líneas de visión (11.25 revoluciones por día) y precesión de este eje ( $47^\circ$ ) alrededor de la línea Sol-satélite (6.4 revoluciones por año).

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

A medida que el satélite fue barriendo el cielo, la luz de la estrella fue modulada, en el plano focal, por una red de aproximadamente 3000 rendijas perpendiculares a la dirección de barrido, y la señal fue registrada por un *image dissector tube* (IDT). La diferencia de fase entre las señales moduladas de dos estrellas, una en cada campo de visión, y el valor del ángulo básico permitieron determinar de forma precisa la distancia angular entre ambas estrellas.

Gracias al diseño de la ley de barrido, cuando el satélite reobservaba una de estas estrellas lo hacía en relación a una tercera, es decir, medía un ángulo en una dirección distinta, y fue en esta forma que durante la vida del satélite fue posible disponer de un denso conjunto de distancias angulares entre estrellas. Tras un proceso complejo de reducción de dichas distancias, se pudieron obtener posiciones, movimientos propios y paralajes absolutas.

Aunque en el campo de visión podían existir varias estrellas, sólo se observaba una cada vez, cuyo diámetro fue de 38". El tiempo total de cruce por el campo de visión principal (19.2s) debía repartirse entre las estrellas de acuerdo con la estrategia de observación (prioridades científicas y magnitud desde tierra, previas al lanzamiento del satélite).

Los datos proporcionados por el satélite (parámetros orbitales del satélite y datos científicos y de *housekeeping*) fueron tratados y reducidos en paralelo por consorcios europeos independientes. Partiendo del intrincado conjunto de distancias angulares entre estrellas, y asumiendo su movimiento uniforme respecto, la paralaje ( $\pi$ ) y los movimientos propios ( $\mu_\alpha$ ,  $\mu_\delta$ ) mediante una reducción por mínimos cuadrados. Las transformaciones tuvieron en cuenta una métrica heliocéntrica con simetría esférica, donde se consideró la deflexión de la luz por el Sol.

Además, el número de observaciones geométricas independientes por estrella (típicamente de 30) frente al número de incógnitas a determinar (5), permitió estudiar modelos más complejos (duplicidad o

multiplicidad) en aquellos casos en que las observaciones presentaban residuos elevados.

(<http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos/>)

## 4.4. RESULTADOS Y ANÁLISIS DE LOS MISMOS

### 4.4.1 Búsqueda y comparación con Hipparcos

En el presente trabajo se asignó una probabilidad de pertenencia al cúmulo y se hizo una lista de estrellas con sus distancias. Sin embargo, éstas no fueron todas las distancias encontradas, ya que hubo estrellas que no caían en el rango del cúmulo alfa- Per, pero de las cuales se había obtenido su distancia mediante los datos fotométricos. Por supuesto no para las estrellas tipo G, pues, como ya se mencionó, no existe calibración para ellas.

Así, con la lista de estrellas observadas y los datos adicionales de Crawford, D.L. y Barnes, J. V. (1974, AJ, 79, 687) y Trullols, E., Rosselló, G, Jordi, C., y Lahulla, F. (1989, A&AS, 81,47), se procedió a tomar la ascensión recta y la declinación de cada una de las estrellas y precesarlas a 1991.

Con estos datos se inició la búsqueda de las estrellas en el catálogo Hipparcos entre 03 hr.00mm.00ss y 03 hr. 42 mm. 00ss de ascensión recta y 46.00.00 y 52.00.00 de declinación.

Se encontraron 52 estrellas, mismas que aparecen en la siguiente tabla con su número de Heckmann (id PP) y su número de Hipparcos (id Hip). En esta misma tabla aparecen la comparación entre la magnitud V encontrada por las observaciones realizadas en esta tesis  $V_{pp}$  y la magnitud V encontrada por Hipparcos  $V_{hip}$ ; la paralaje trigonométrica  $\pi$  [en miliarcos de segundo] encontrada por el satélite, la distancia obtenida por el método fotométrico  $Dist_{pp}$  y la distancia obtenida a partir de la siguiente ecuación:

$$\text{Distancia} = \frac{1000}{\text{paralaje de Hipparcos}}$$

que se denomina  $\text{Dist}_{\text{hip}}$

Tabla 4.1

Comparación entre los datos obtenidos en esta investigación y los obtenidos por el satélite Hipparcos.

id PP	id Hip	$V_{pp}$	$V_{hip}$	$\rho_i$	$\text{Dist}_{pp}$	$\text{Dist}_{hip}$
44	14632	4.05	4.05	94.93	16.96	10.53
61	14734	8.49	8.53	3.61	336.32	277.01
135	14853	9.71	9.73	7.43	154.95	134.59
151	14949	8.97	8.98	7.22	192.45	138.50
167	14980	7.95	7.96	5.94	208.00	168.35
212	15040	7.15	7.16	5.83	222.00	171.53
270	15160	10.11	10.12	5.05	179.81	198.02
295	15193	6.45	6.46	7.90	130.00	126.58
333	15259	7.19	7.20	4.37	226.00	228.83
365	15363	9.90	9.94	7.04	174.68	142.05
379	15388	8.03	8.04	5.05	196.00	198.02
386	15420	7.93	7.95	5.71	213.00	175.13
421	15499	9.24	9.24	4.74	212.13	210.97
423	15505	7.64	7.66	5.20	201.00	192.31
441	15531	7.05	7.07	6.11	179.00	163.67
481	15654	9.16	9.17	6.29	206.14	158.98
522	15717	9.13	9.13	6.25	197.41	160.00
557	15770	5.29	5.32	5.22	180.00	191.57
581	15819	6.99	7.00	5.90	182.00	169.49
605*	15863	1.79	1.79	5.51	96.61	181.49
612	15878	7.87	7.88	6.43	171.00	155.52
621	15898	9.86	9.91	6.98	178.01	143.27
632	15911	9.71	9.74	6.58	174.28	151.98
675	15988	6.06	6.09	5.41	205.00	184.84

682	16001	7.10	7.12	0.72	1313.69	1388.89
692	16011	7.50	7.50	6.01	191.00	166.39
735	16079	6.83	6.85	5.55	229.00	180.18
747	16118	6.91	6.93	5.83	160.00	171.53
772	16147	4.99	4.99	5.72	147.00	174.83
775	16137	7.26	7.27	6.07	203.00	164.74
798	16196	7.60	7.61	5.75	174.12	173.91
810	16210	5.58	5.58	5.89	212.00	169.78
817	16211	7.46	7.46	5.86	172.00	170.65
835	16244	4.66	4.67	5.84	139.00	171.23
861	16252	6.23	6.21	5.66	202.00	176.68
868	16277	7.28	7.28	6.10	161.00	163.93
875	16275	7.67	7.67	5.30	193.00	188.68
890	16318	8.77	8.80	4.63	204.27	215.98
904	16340	5.81	5.82	3.75	158.00	266.67
911	16394	7.37	7.37	6.74	110.21	148.37
921	16403	8.60	8.61	6.78	173.70	147.49
934	16424	6.28	6.29	6.97	130.00	143.47
955	16430	6.77	6.77	4.55	251.00	219.78
958	16455	9.21	9.21	7.11	226.50	140.65
965	16450	6.62	6.62	4.90	218.00	204.08
985	16470	5.46	5.47	5.57	193.00	179.53
1082	16649	7.34	7.35	3.59	193.00	278.55
1090	16652	9.27	9.27	4.00	378.00	250.00
1153	16782	6.88	6.89	4.56	220.00	219.30
1235	16962	7.18	7.18	4.05	297.00	246.91
1259	16966	7.45	7.45	4.45	204.00	224.72
1260	16995	8.60	8.64	5.01	218.28	199.60

Donde  $\pi$  es la paralaje de Hipparcos

La diferencia tan marcada en distancia para la estrella 605 (alfa Per) se debe a que es una estrella supergigante, fue tratada en el análisis de distancia fotométrica como una estrella de secuencia principal tipo F. Esto significa que la estrella 605 sí pertenece al cúmulo alfa Perseo con el análisis de Hipparcos.

Con el objeto de efectuar el ajuste lineal necesario para la comparación de distancias y de la magnitud V, se empleó la ecuación  $Y = a + bX$ . La siguiente tabla muestra la comparación de los valores de

Hipparcos contra los nuestros, el valor de correlación, al que se denominó R, y el número de estrellas comparadas, denominado N.

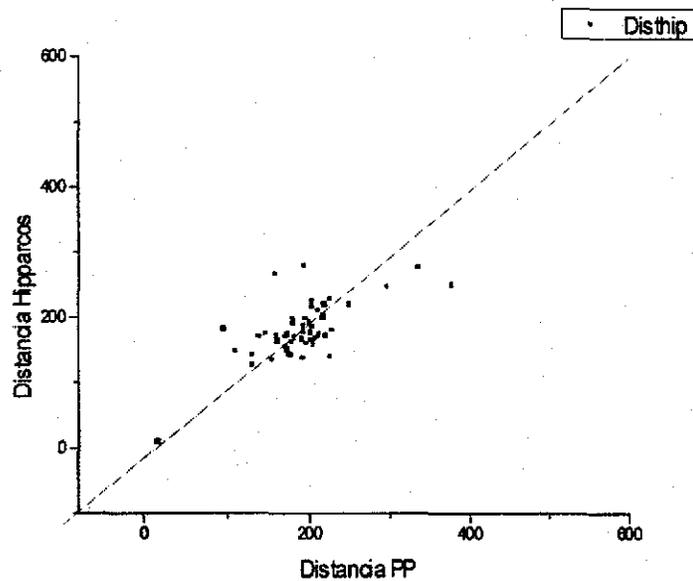
Tabla 4.2

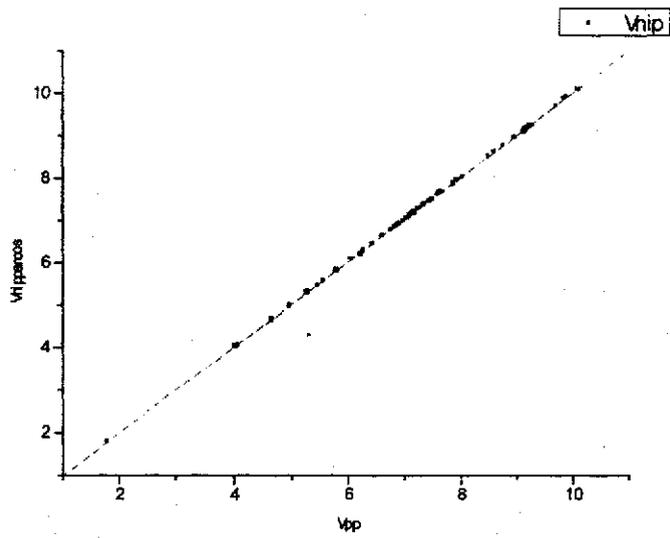
Ajuste entre los datos obtenidos y los del satélite Hipparcos.

	V	Distancia
$a_{hip}$	-0.01	-14.82
$b_{hip}$	1.00	1.02
$R_{hip}$	0.99	0.97
N	52	52

Como se puede observar hay buena correlación entre ambos.

Las siguientes son las gráficas correspondientes a lo anteriormente descrito:





TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## CONCLUSIONES

1.- Se estudio la pertenencia al cúmulo Alfa Perseo de cada una de las estrellas observadas por J. H. Peña y J. P. Sareyan midiendo la distancia por el método fotométrico.

2.- Los datos obtenidos se validaron comparándolos con los del satélite Hipparcos encontrados mediante sus coordenadas ( $\alpha$ ,  $\delta$ ). En esta muestra se extrajo la paralaje y a partir de estas se obtuvieron las distancias correspondientes. Por consiguiente, la investigación cubrió el objetivo principal de la misma.

3.- Al comparar los datos obtenidos en esta investigación, mediante fotometría, con los del satélite Hipparcos, mediante paralaje, se encontraron correlaciones positivas, 0.99 para la magnitud V y 0.97 para la distancia. Este resultado comprueba la hipótesis de trabajo, esto es, que la distancia medida por los métodos de Crawford, D., Nissen, P. y Shobbrook, R., por la fotometría de Strömgren coincide con la obtenida por el satélite Hipparcos.

4.- Asimismo, se cubrió el objetivo de encontrar para los datos observados, la edad  $\sim 5.2 \times 10^7$  años, distancia  $\sim 190$ pc., temperatura  $\sim 16500$ K y enrojecimiento  $\sim -0.03$  para el cúmulo Alfa Perseo.

5.- Dada la buena correlación entre los datos de esta investigación y los del satélite Hipparcos, se puede concluir que la fotometría y la paralaje son técnicas astrométricas confiables que permiten la validación de los datos obtenidos por una de ellas con los obtenidos por la otra.

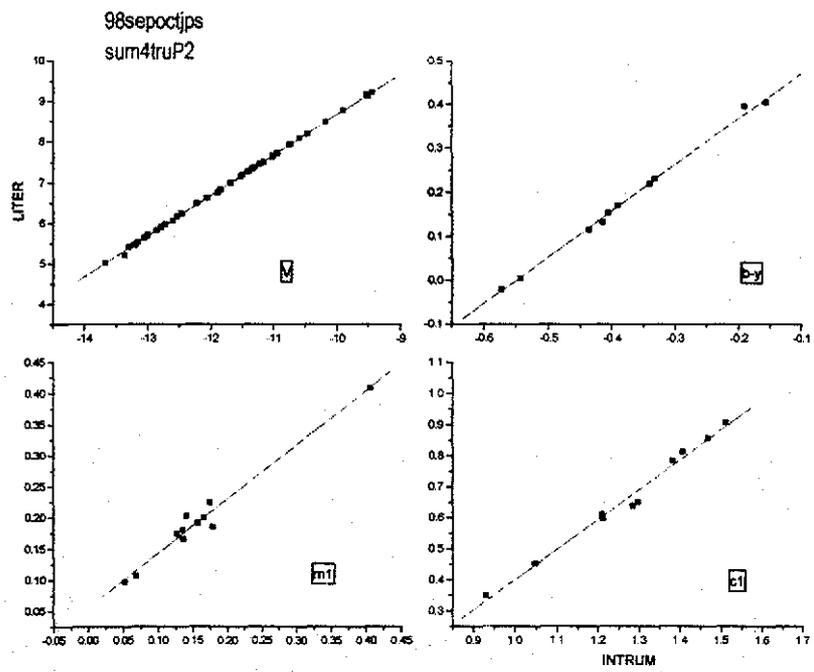
## Apéndice

Estrellas estandares para alfa per. La muestra se extendio para las magnitudes utilizando algunas estrellas medidas por Crawford para encontrar valores de estrellas debiles.

Se muestra graficamente en la figura. Puede verse la linearidad y el amplio rango tanto en la magnitud como en los indices de color.

ST1140P	5.460	.005	.097	.650	-13.226	-.544	0.053	1.298
ST1144P	5.670	-.021	.107	.638	-13.024	-.573	0.068	1.285
ST1292P	5.710	.231	.174	.597	-13.006	-.332	0.127	1.212
ST1331P	5.640	.171	.191	.784	-13.063	-.390	0.157	1.383
ST1430P	5.400	.154	.200	.813	-13.300	-.406	0.166	1.407
ST1662	6.170	.398	.185	.350	-12.544	-.191	.179	.931
ST1414P	5.020	.116	.225	.907	-13.680	-.436	0.175	1.514
ST1089P	6.490	.408	.180	.452	-12.228	-.157	0.136	1.048
ST1905	5.530	.132	.203	.856	-13.171	-.415	.141	1.469
H175	5.900	.600	.409	.419	-12.798		.407	
H557	5.200	-.009	.087	.407	-13.364			
H675	6.060	-.027	.104	.462	-12.611			
H817	7.460	.071	.149	.998	-11.215			
H868	7.280	.060	.147	.930	-11.394			
H965	6.620	.019	.096	.662	-12.064			
H970	8.190	.098	.208	.938	-10.465			
H985	5.460	-.038	.109	.369	-13.206			
H955	6.750	.014	.109	.718	-11.892			
H904	5.820	.002	.101	.683	-12.869			
H831	7.360	.021	.126	.831	-11.313			
H756	7.950	.061	.183	1.002	-10.725			
H735	6.830	.018	.104	.795	-11.853			
H694	8.480	.108	.203	.956	-10.186			
H692	7.490	.028	.136	.947	-11.170			
H581	6.990	.024	.115	.821	-11.693			
H1082	7.340	.034	.126	.847	-11.348			
H1259	7.450	.016	.142	.873	-11.232			
H1218	9.170	.262	.184	.733	-9.537			
H906	8.780	.167	.174	.939	-9.906			
H861	6.240	.117	.081	.579	-12.471			
H421	9.230	.292	.158	.606	-9.446			
H625	7.630	.086	.128	.940	-11.021			
H729	7.720	.080	.126	.962	-10.941			
H875	7.660	.068	.137	1.008	-11.009			
H775	7.260	.057	.100	.786	-11.421			
H285	8.090	.144	.135	.999	-10.591			
H333	7.190	.050	.096	.762	-11.504			
H212	7.150	.046	.106	.865	-11.528			
H386	7.930	.064	.167	1.013	-10.754			
H167	7.940	.074	.137	.945	-10.731			
H220	9.140	.209	.180	.805	-9.516			

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

	id	tint	st	N	W	date	
1	289 H333		10	31433	2033	1238	41098
0	295 H333		10	31613	189323	115363	41098
0	296 H333		10	31623	188998	114319	41098
0	297 H333		10	31633	190529	114635	41098
0	298 H333		10	31643	189736	114792	41098
0	299 H333		10	31653	187933	113970	41098
					189303.8	114615.8	
					956.672201	523 18037	
					0.00505363	0.00456464	
0	305 H295		10	31912	336243	212521	41098
0	306 H295		10	31922	338536	214300	41098
0	307 H295		10	31932	335141	212671	41098
0	308 H295		10	31942	336003	212412	41098
0	309 H295		10	31952	338229	212593	41098
					336830.4	212899.4	
					1478.92319	788.744762	
					0.00439071	0.00370478	
0	315 H283		10	32215	41328	21067	41098
0	316 H283		10	32225	41293	21290	41098
0	317 H283		10	32235	40756	21190	41098
0	318 H283		10	32245	41116	21231	41098
0	319 H283		10	32255	41017	21181	41098
					41102	21191.8	
					231.675419	81.9676766	
					0.0056366	0.0038679	
0	325 H308		10	32445	1078041	575261	41098
0	326 H308		10	32455	1075273	573969	41098
0	327 H308		10 325 5		1076769	573107	41098
0	328 H308		10	32515	1079498	575741	41098
0	329 H308		10	32525	1083344	579508	41098
					1078585	575517.2	
					3084.02278	2462.12291	
					0.00285932	0.0042781	
0	335 H225		10	33114	32869	18993	41098
0	336 H225		10	33124	32500	18863	41098
0	337 H225		10	33134	32745	18988	41098
0	338 H225		10	33144	32820	18989	41098
0	339 H225		10	33154	32873	19029	41098
					32761.4	18972.4	
					154.971933	63.4728288	
					0.00473032	0.00334554	
0	345 H44		10 334 8		3266030	1791746	41098
0	346 H44		10	33418	3260583	1788046	41098
0	347 H44		10	33428	3259218	1783355	41098
0	348 H44		10	33438	3265357	1788423	41098
0	349 H44		10	33448	3274609	1793998	41098
					3265159.4	1789113.6	
					6048.46264	4048.61289	
					0.00185242	0.00226292	
1	351 H212		10	33621	2017	1271	41098
0	357 H212		10	33756	195524	119033	41098
0	358 H212		10 338 6		194726	118509	41098
0	359 H212		10	33816	196446	119105	41098
0	360 H212		10	33826	194801	118985	41098
0	361 H212		10	33836	194712	118409	41098
					195241.8	118808.2	
					753.454843	323.560195	
					0.00385909	0.00272338	
0	367 H215		10	34029	32583	19440	41098
0	368 H215		10	34039	32955	19803	41098
0	369 H215		10	34049	32749	19454	41098
0	370 H215		10	34059	32799	19414	41098

TESIS CON  
 FALLA DE ORIGEN



	id	tint	st	u	v	b	y	
	288 H333		10	31410	3599	6192	3671	3171
	290 H333		10	31517	238840	707130	532672	354363
	291 H333		10	31527	238770	708955	534353	355458
	292 H333		10	31537	240051	713493	535969	355489
	293 H333		10	31547	239599	713915	536689	356655
	294 H333		10	31557	240233	711552	537643	356646
V=	7.2	mean			239498.6	711009	535465.2	355722.2
		sigma			674.385127	2922.99068	1970.61341	961.136151
		dmag			0.00281582	0.00411105	0.00368019	0.00270193
	300 H295		10	31816	348582	1252186	1028755	696056
	301 H295		10	31826	348848	1248948	1026344	697317
	302 H295		10	31836	347496	1253748	1027615	697101
	303 H295		10	31846	347075	1248068	1024694	697120
	304 H295		10	31856	346903	1250493	1027249	696435
V=	6.4	mean			347780.8	1250688.6	1026931.4	696805.8
		sigma			884.679999	2320.43246	1520.25435	535.463071
		dmag			0.00254379	0.00185532	0.00148039	0.00076845
	310 H283		10	32120	6906	30605	76922	120118
	311 H283		10	32130	7023	30785	77260	120330
	312 H283		10	32140	7072	30940	76700	121047
	313 H283		10	32150	7066	30807	76594	120724
	314 H283		10 322 0		6943	30638	76198	119912
V=	8.4	mean			7002	30755	76734.8	120426.2
		sigma			74.3874989	136.031246	393.722237	458.999129
		dmag			0.01062375	0.00442306	0.00513095	0.00381146
	320 H308		10	32347	290759	1229710	2118144	2604877
	321 H308		10	32357	290820	1226518	2108315	2594877
	322 H308		10 324 7		294211	1240199	2129658	2625718
	323 H308		10	32417	291091	1229736	2115024	2602102
	324 H308		10	32427	292404	1236536	2126238	2609705
V=	5.05	mean			291857	1232539.8	2119475.8	2607455.8
		sigma			1475.48755	5629.47815	8595.93242	11533.7163
		dmag			0.00505552	0.00456738	0.00405569	0.00442336
	330 H225		10	33019	20554	80575	82120	73670
	331 H225		10	33029	20550	79826	82112	73154
	332 H225		10	33039	20996	79737	82311	72819
	333 H225		10	33049	20603	80193	81916	73212
	334 H225		10	33059	20560	79970	82234	73301
V=	8.96	mean			20652.6	80060.2	82138.6	73231.2
		sigma			193.136739	335.447015	149.521905	305.636549
		dmag			0.00935169	0.00418993	0.00182036	0.00417358
	340 H44		10	33312	2251209	6526775	6753277	6231131
	341 H44		10	33322	2260973	6562615	6783309	6262882
	342 H44		10	33332	2266027	6579137	6798129	6279118
	343 H44		10	33342	2254260	6568805	6794051	6269382
	344 H44		10	33352	2246066	6564047	6787252	6257412
V=	4.05	mean			2255707	6560275.8	6783203.6	6259985
		sigma			7897.90874	19814.7011	17694.8841	18041.2136
		dmag			0.0035013	0.00302041	0.00260863	0.00288199
	350 H212		10 336 4		3274	5971	3768	3180
	352 H212		10 337 0		228969	732798	556106	365645
	353 H212		10	33710	229555	731020	554955	365053
	354 H212		10	33720	229146	728290	551454	362797
	355 H212		10	33730	229841	725289	550967	362151
	356 H212		10	33740	229694	725105	549554	361822
V=	7.15	mean			229441	728500.4	552607.2	363493.6
		sigma			369.734364	3417.01073	2788.18592	1742.29182
		dmag			0.00161146	0.00469047	0.00504551	0.00479318
	362 H215		10	33933	31338	110340	88719	66185
	363 H215		10	33943	31250	110679	89285	65403
	364 H215		10	33953	31106	111301	89052	65743
	365 H215		10 340 3		31121	110841	88578	65300
	366 H215		10	34013	31269	111110	88990	65371
V=	9.07	mean			31216.8	110854.2	88924.8	65600.4
		sigma			99.9634933	374.277571	279.642093	368.755746
		dmag			0.00320223	0.0033763	0.0031447	0.00562124

TESIS CON  
 FALLA DE ORIGEN

## BIBLIOGRAFÍA

1. Arellano, A. y Parrao, L.: Reporte técnico N° 57 del Instituto de Astronomía; UNAM; México. 1988.
2. Balona, L.A. y Shobbrook, R. R.: "Are Calibration Of The Luminosities Of Early Type Stars:Its Effect On the Cepheid Luminosity Scale". *Mon. Nor. R. Astr. Soc.*, 211, 375. 1984
3. Binney James y Merrifield Michael.: Galactic Astronomy; Princeton University Press; E. U. A. 1998.
4. Binney James, y Tremaine Scott.: Galactic Dynamics; Princeton University Press; E. U. A. 1994.
5. Bok, B y Bok, P.: The Milky Way; Harvard University Press.; E.U.A. 1974.
6. Campbell, Joseph.: The Masks of God. Occidental Mythology. PenguinBooks. LTD. New York. 1976.
7. Chandrasekhar, S.: Principles of Stellar Dynamics. Dover Publications, Inc. E.U.A. 1957.
8. Clayton D. D.: Principles of Stellar Evolution and nucleosynthesis. C. Sanders College Publishing; E. U. A. 1968.
9. Cox, J. P.: Principles of Stellar Structure; Gordon and Breach, Science Publishers; E.U.A. 1968.
10. Crawford D. L, and Barnes, J. V.: "Standar Stars for uvby Photometry". *A.J.* 75. 1978.
11. Crawford D.L. and Mander, J.: "Standard Stars for Photoelectric H<sub>β</sub> Photometry". *A. J.* 71, 114. 1966.
12. Crawford. D. L. and Mandwewala, N.: "Interstellar reddening relations in the UBV, uvby and Geneva systems". *PASP*, 88, 917. 1976.
13. Crawford. D. L.: "Empirical Calibrations of the uvby,  $\beta$  system III. The A-Type Stars." *A J.* 84, 1858. 1979.
14. Crawford. D. L.: "Empirical Calibrations of the uvby,  $\beta$  system. I. The F-type stars". *A.J.* 80, 955. 1974..

15. Crawford, D. L., "Empirical Calibrations of the uvby,  $\beta$  system. I. The F-type stars", A.J. 80, 955, 1975
16. Crawford, D.L. and Barnes, J.V.: "Four-color and H $\beta$  photometry for open cluster X. The  $\alpha$  Persei Cluster." A J.79, 687. 1974.
17. Diccionario Enciclopédico. Ediciones Larousse. México.1988. Tomo 2.
18. Enciclopedia Metódica. Ediciones Larousse. México.1982. Tomo 3.
19. Ferro Ramos, I. , Diccionario de Astronomía. FCE. 1999. México.
20. García Barreto J.A.: Astronomía Básica. FCE y UNAM. México. 2000.
21. Golay, M.: Introduction to Astronomical Photometry. DRP Company. E.U.A. 1974.
22. Hansen C. J., and Kawaler, S.D.: Stellar Interiors. Springer-Verlag. E.U.A. 1994.
23. Heckmann, V. O., Dieckvoss, W. & Kox, H.: "Eigenbewegungen in der Umgebungvan  $\alpha$  Persei" Astr. Nachr., 283,109.1956.
24. Heckmann, V.O., & Lübeck, K.: "Das Farben-Helligkeits-Diagramm De Bewegungshaufens um Alpha Persei". Zeitschrift für Astrophys. 45, 243. 1958.
25. Henden, A. and Kaitchuck, R.: Astronomical Photometry. Editorial Van Nostrand Reinhold Company; E.U:A. 1982
26. <http://astro.estec.esa.nl/Hipparcos/>
27. Johnson, H.L. : "On Magnitude Systems", ApJ., 116, 27.
28. Kippenhahn, R. and Weigert, A.: Stellar Structure and Evolution; Springer-Verlag. E.U.A. 1994.
29. Meynet, G., Mermilliod, J. C. Y Meader, A.: "New Dating of Galactic Open Clusters". A&AS, 98, 477. 1993.
30. Mihalas Dimitry, Routly McRae.: Galactic Astronomy. Freeman. E. U. A. 1968.
31. Mitchell, R. I.: "The H-R Diagram of the Alfa Persei Cluster". 1960, ApJ, 132,68. 1972.
32. Motz Lloyd.: Astrophysics and stellar structure. Waltham ed Ginn and Company; E.U.A. 1970
33. Nissen, P. E.: Description and Data for the Danish 6-channel uvby- $\beta$  Photometer.
34. Nissen,P.E.: "The Fourth-Parameter Problem in uvby-beta Photometry of Open Clusters". A&A. 199,146. 1988

35. Novotny, E.: Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors. Oxford University Press. E.U.A. 1978.
36. Perryman, M.A.C., O'Flaherty, K.S., van Leeuwen, F., Lindegren, L., Mignard, F., Bastian, U., Høg, E., Schrijver, H., Grenon, M. Simatt, R. and O'Mullane, W.: The Hipparcos and Tycho Catalogues; ESA Publications Division, c/o ESTEC. Moordwijk; Holanda. 1997
37. Prosser, C. F.: "Membership of Low-Mass Stars in the Open Cluster  $\alpha$  Persei". A. J., 103,488. 1991.
38. Relyea, L.J y Kurucz, R.L.: "The Strömgren Four-Color System and The Log  $T_{\text{eff}}$ , Log G Diagram". ApJS, 37, 45. 1978.
39. Rogers, F. J., Iglesias, C. A.: "Radiative atomic Rosseland mean opacity tables". ApJS, 79,507. 1992
40. Sagan, Carl.: Cosmos. Editorial Planeta. Barcelona. 1980.
41. Schuster, W.B. y Nissen, P.E.: "Four-Color uvby and  $H_{\beta}$  Photometry of High-Velocity and Metal-Poor Stars". A&AS, 73,225. 1988.
42. Shobbrook, R.R.: "ubvy $\beta$  Photometry of Southern Clusters- V. NGC-2422". Mon.Not. R. Astr. Soc. 211, 659. 1984.
43. Shobbrook, R.R.: "uvby $\beta$  Photometry of Southern Clusters-II. The Lower Main Sequence of NGC 3293 and the Luminosity Calibration of the  $\beta$  index". Mon.Not. R. Astr. Soc. 205, 1215. 1983.
44. Spitzer, L., Jr.: "Evaporation of Stars from Isolated Clusters". Ap.J., 127, 544. 1958.
45. Spitzer, L., Jr.: Physics of Fully Ionized Gases. Interscience Publishers. E:U.A. 1956.
46. The Cambridge Encyclopaedia of Astronomy. Crown Publishers, Inc. E.U.A. 1980.
47. Trullols, E., Roselló, G., Jordi, C. and Lahulla, F.: "uvby- $\beta$  Photometry for 67 stars in the Region of  $\alpha$ -Persei". A&AS, 81,47. 1989.
48. Unsöld Albrecht.: El nuevo cosmos. Siglo XXI. México. 1977.