



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

ESTUDIO DE LAS VARIABLES DE CORTO PERÍODO
H501 Y H906 A TRAVÉS DE LA FOTOMETRÍA
UVBY-BETA AL CÚMULO ABIERTO ALFA PER

ESTUDIO DE LAS VARIABLES DE CORTO PERÍODO
H501 Y H906 A TRAVÉS DE LA FOTOMETRÍA
UVBY-BETA AL CÚMULO ABIERTO ALFA PER

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE
F I S I C O
P R E S E N T A :
ROSA MARÍA GARCÍA SALINAS

DIRECTOR DE TESIS:

M. EN C. JOSÉ HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTÍN



FACULTAD DE CIENCIAS
SECCIÓN ESCOLAR

2000
281441



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.



UNIVERSIDAD NACIONAL
 AVENIDA LL
 MEZAS

MAT. MARGARITA ELVIRA CHÁVEZ CANO
 Jefa de la División de Estudios Profesionales
 Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis:

"Estudio de las variables de corto período H501 y H906
 a través de la Fotometría uvby-beta al cúmulo abierto Alfa Per"

realizado por Rosa María García Salinas

Con número de cuenta 9007865-3, pasante de la carrera de Física

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de tesis

Propietario

M. en C. José Hermenegildo Peña Saint Martin

Propietario

Dr. Roberto Ortega Martínez

Propietario

Dra. Rosario Peniche García

Suplente

Dr. Gerardo Jorge Vázquez Fonseca

Suplente

M. en C. Ignacio Campos Flores

Consejo Departamental de Física

Dra. Patricia Goldstein Menache

A mi madre Eusebia Salinas
Gracias por todo
Porque sin tí esto no habría sido posible

Al grupo de amigas que llenó mi vida:
A Magdalena, Ibonne, Carmen y Rossy

Al principal motivo por el que si volviera a nacer
volvería a estudiar física:
Encontrarlas a ustedes

A Magdalena, Carmen e Ibonne.

Agradecimientos

En primer lugar deseo agradecer al M. en C. José H. Peña tanto el haber dirigido esta tesis como su calidad humana, tan olvidada en nuestra disciplina. Después de mi experiencia y de escuchar sobre el trabajo de otros asesores quiero agradecerle al apoyo desinteresado que brinda a los estudiantes.

Agradezco a la Dra. Rosario Peniche tanto el apoyo que me tuvo como persona como su atención a este trabajo.

Agradezco al Dr. Roberto Ortega, a la Dra. Rosario Peniche, al Dr. Gerardo Vázquez y al M. en C. Ignacio Campos por aceptar ser los sinodales de este trabajo.

Al Instituto de Astronomía por su apoyo para realizar el viaje al Observatorio de San Pedro Mártir permitiéndome tener una temporada de observación -deseo de todo estudiante interesado en astronomía- y por las facilidades dadas para la elaboración de este trabajo. Al proyecto CONACyT 3925E. A FUNAM por el apoyo económico recibido. A J. H. Sareyan por las observaciones del cúmulo abierto Alfa Per y al proyecto CONACyT CNRS que hizo posible su visita.

Deseo expresar también mi agradecimiento a la persona que resolvió mis dudas siempre con amabilidad, desde conceptuales hasta problemas con la computadora, persona con la que conté no solo como una ayuda en mi trabajo sino de quien tengo el honor de llamarme su amiga, a Fausto Cervantes Ortíz.

También a Guillermo Herrera, por su apoyo en todo lo relacionado con la computadora y por su amistad cuando me sentía muy sola en el Instituto.

A mis padres y hermanos por soportarme durante toda la carrera, por ayudarme, quererme y estar siempre al pendiente de mí.

A toda mi familia por soportar tantas faltas a reuniones "porque siempre estaba estudiando", por quererme y estar siempre al pendiente de mí.

Agradezco haber elegido esta carrera porque me dio la oportunidad de conocer a mis mejores amigas. A Magdalena Baez Espinosa, a Carmen Marín Albino y a Mónica Ibonne Morales de la Cruz, por estar siempre conmigo, al pendiente de mí, por permitirme compartir todo.

Y finalmente a la institución que me formó, no solo como física, sino como persona; a la institución que formó mi carácter, mi criterio y mi forma de ver la vida; a la institución que me dio importantes vivencias, hasta un periodo de lucha, una huelga que también me formó. Desde mis estudios en el CCH Naucalpan hasta la Facultad de Ciencias, siempre me sentí orgullosa de ser universitaria: a la UNAM.

Índice

	Página
INTRODUCCIÓN 1.....	1
1. CUMULOS ABIERTOS.....	3
1.1 GENERALIDADES.....	3
1.2 MÉTODOS DE MEMBRESÍA.....	8
1.2.1 MOVIMIENTOS PROPIOS.....	8
1.2.2 ANÁLISIS FOTOMÉTRICO.....	12
1.3 EL CÚMULO ABIERTO ALFA PERSEI.....	13
1.3.1 ANTECEDENTES DEL CÚMULO ABIERTO ALFA PERSEI.....	13
2. FOTOMETRÍA.....	16
2.1 INSTRUMENTACIÓN.....	16
2.1.1 FOTÓMETRO FOTOELÉCTRICO.....	17
2.1.2 DISCONTINUIDAD DE BALMER.....	21
2.2 SISTEMAS FOTOMÉTRICOS.....	23
2.2.1 SISTEMA UBV.....	23
2.2.2 SISTEMA uvby.....	24
3. ESTRELLAS VARIABLES DE CORTO PERÍODO.....	31
3.1 ESTRELLAS PULSANTES: RR LIRA, CEFEIDAS Y CEFEIDAS ENANAS.....	31
3.1.1 CEFEIDAS ENANAS.....	33
3.1.2 ALGUNOS PARÁMETROS SOBRE ESTRELLAS VARIABLES.....	35
4. LA EDAD DE UN CUMULOS ABIERTO.....	38
4.1 LAS ECUACIONES DE INTERIORES ESTELARES.....	38
4.1.1 CONDICIÓN DE EQUILIBRIO HIDROSTÁTICO.....	38
4.1.2 CONDICIÓN DE EQUILIBRIO TÉRMICO.....	39
4.2 ISOCRONAS DE MEYNET, MERMILLIOD Y MAEDER.....	41
5. DATOS.....	45
5.1 GENERALIDADES.....	45
5.2 MÉTODOS DE MEMBRESÍA.....	46
5.2.1 SORTER.....	47
5.2.2 TACONVU Y TACONVB.....	48

	Página
5.2.3 ATMOS.....	49
5.2.4 TRANS.....	49
5.2.5 GRÁFICA 2.....	49
5.2.6 CONS.....	50
5.2.7 REDU.....	50
5.2.8 JUNTA.....	50
5.2.9 SEPARA.....	51
5.2.10 PROM.....	51
5.3 CALIBRACIONES.....	51
5.3.1 ESTRELLAS TIPO A Y F.....	51
5.3.2 ESTRELLAS B.....	52
6 ANÁLISIS Y RESULTADOS.....	55
CONCLUSIONES.....	64
BIBLIOGRAFÍA.....	66
APÉNDICE 1.....	68
APÉNDICE 2.....	80

Introducción

El propósito de esta tesis es obtener los parámetros físicos del cúmulo abierto alfa persei, así como la investigación de las estrellas δ Scuti H501 y H906 y se verá si estas pertenecen al cúmulo.

Para llevarlo a cabo se hizo fotometría de 4 colores -también conocida como fotometría Strömgren- y complementa con la de banda estrecha $H\beta$, a un conjunto de estrellas en la dirección de alfa persei. Es precisamente esta fotometría un medio para obtener los parámetros de las estrellas analizadas y el conjunto de datos arrojados por sus miembros permite conocer los parámetros del cúmulo en su conjunto, de ahí que sea una herramienta tan importante.

Este trabajo también encuentra la membresía al cúmulo de las estrellas observadas con los resultados obtenidos en la calibración, a través de la realización de un Histograma.

Todos los resultados encontrados son comparados con los previos a éste.

De esta manera, este trabajo queda dividido como sigue:

En el primer capítulo se presentan las generalidades de los cúmulos abiertos. Además se incluye algunos de los métodos para encontrar las estrellas miembros de un cúmulo, uno de éstos es el usado en este trabajo y el otro es el usado por la fuente de comparación más importante que existe para el cúmulo alfa persei. Finalmente se incluyó una investigación sobre los antecedentes del cúmulo en cuestión.

El capítulo dos describe los sistemas fotométricos, finalizando con unas gráficas donde se relacionan los resultados de la fotometría con los parámetros físicos de las estrellas.

El capítulo tres presenta las características de las estrellas variables, incluyendo a las δ Scuti.

En el cuarto capítulo se muestra el método usado para obtener la edad del cúmulo: la utilización de las isocronas del diagrama H-R de Meynet, et. al. (1990) y las bases que sirvieron para encontrar estas gráficas.

El capítulo cinco trata sobre la obtención, reducción y calibración de los datos, que fueron obtenidos en el Telescopio de SPM.

Finalmente, en el capítulo seis se describe detalladamente la obtención de resultados, su presentación y la comparación con otras fuentes.

Capítulo 1

CÚMULOS ABIERTOS

1.1 GENERALIDADES

Las estrellas se encuentran en su mayoría en conjuntos cuya variedad va desde las binarias hasta las inmensas estructuras llamadas Galaxias. Nuestra galaxia puede representarse como una fina capa de estrellas que se extiende uniformemente sobre varios cientos de parsecs y comienza a volverse más densa más allá de 2,000 pc, conforme nos aproximamos al centro. Si quisiera construirse una imagen de la galaxia, se tendría que recurrir a objetos que son todavía reconocibles a grandes distancias. Los cúmulos de estrellas son ejemplos de tales objetos.

Entre los grupos de estrellas hay tres tipos de cúmulos; son: cúmulos abiertos, cúmulos globulares y asociaciones.

-Asociaciones: Son "primos" de los cúmulos abiertos. Tienen menos estrellas, pero son más grandes en tamaño y de estructura más abierta. Pueden tener de 10 a pocos cientos de miembros y diámetros de 10 a 100 pc. Son ricos en estrellas muy jóvenes como O y B. Tienen vidas cortas, pues la atracción gravitacional entre las estrellas es muy débil para que la asociación permanezca unida; pero puede no haber existido lo suficiente para apartarse. Las asociaciones y los cúmulos abiertos podrían haberse formado del gas interestelar en el disco galáctico. La mayoría están muy distantes para detectar el paralelismo de movimientos propios.

-Cúmulos Globulares. Son conjuntos que consisten de cientos de miles de estrellas en algunos casos muy cercanas entre sí. Están distribuidos en el Halo Esférico de la galaxia, Fig. 1.1. Sus formas difieren de los cúmulos abiertos. Mientras que en los últimos las estrellas están distribuidas irregularmente, en los globulares ellas están arregladas casi esféricamente. Estos conjuntos son mucho más masivos, compactos, simétricos y más viejos. Muchas estrellas están tan cerca que no pueden ser resueltas, especialmente en las regiones centrales. Los diámetros típicos de las concentraciones centrales son sólo de 5 a 25 pc. Los más cercanos se encuentran a miles de pc de nosotros. Son extraordinariamente

viejos. Sus estrellas tienen un bajo contenido de metales. Hay alrededor de 120 cúmulos globulares conocidos en el cielo y se cree que no habrá más que un ciento más.

-Cúmulos Abiertos. (c.a.). Son grupos de estrellas moderadamente unidas, dispuestas de forma irregular. Consisten generalmente de cientos o al menos de unos pocos miles de estrellas que se extienden de tal forma que las estrellas pueden ser fácilmente observadas individualmente. Tienen alrededor de 4 a 20 pc de diámetro. Nuestro Sol probablemente esté dentro o en la esquina de un c.a. centrado a unos 22 pc hacia la constelación de la Osa Mayor. Alrededor de unos 900 c.a. están concentrados a lo largo de la banda de la Vía Láctea, indicando que se encuentran en el plano de nuestra galaxia. Por tanto también son llamados Cúmulos Galácticos, Fig. 1.1. La mayoría de los c.a. son jóvenes, ya que están formados de estrellas jóvenes o nubes asociadas a la formación de estrellas. Sus estrellas más brillantes son la O y B.

Ejemplos de cúmulos abiertos observados a simple vista son las Pleiades, las Híadas, Praesepe y el cúmulo doble de Perseus. La magnitud aparente de los c.a. está en el rango de 0.6 (para el cúmulo en el cinturón de Orión), hasta 14.9 (para NGC 6820). La mayoría tienen magnitudes absolutas en la vecindad de -3.5, que es 4 magnitudes más débil que la magnitud absoluta de la mayoría de los cúmulos globulares.

Sus distancias al Sol varían considerablemente, desde 40 pc para las Híadas hasta 3,300 pc para el cúmulo débil NGC 6846. Los cúmulos más distantes tienen diámetros angulares más pequeños que los más cercanos, como se esperaría si la mayoría de los cúmulos tuvieran aproximadamente las mismas dimensiones lineales. Los más distantes no son notados por el rico fondo estelar a lo largo de la Vía Láctea. También son oscuros a nuestra vista por el polvo cósmico cercano al plano galáctico.

Las investigaciones de Trumpler de c.a. le dieron la primera evidencia del oscurecimiento y de la absorción interestelar en el plano de la galaxia. Observó que el diámetro lineal de los cúmulos galácticos parecía incrementarse con la distancia. Como no era razonable señaló que las distancias asignadas a los cúmulos muy distantes eran demasiado grandes debido a que el oscurecimiento incrementaba sus magnitudes aparentes. Si las distancias de los cúmulos estaban sobreestimadas debido a que el polvo las hacía ver más débiles y suponiendo que en promedio los cúmulos tienen la misma estructura general y composición, su tamaño es el mismo, se obtienen entonces dimensiones más grandes conforme se ven cúmulos más débiles.

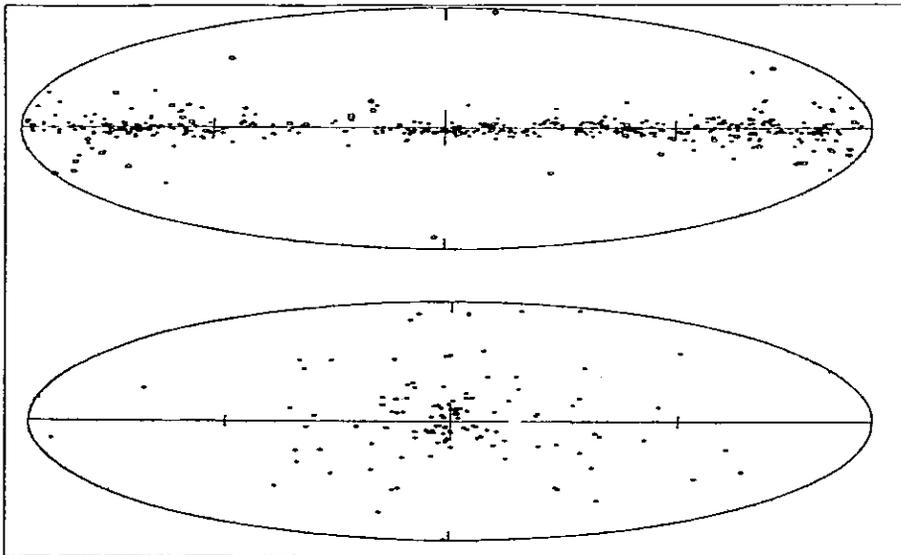


Figura 1.1: Distribución de los cúmulos abiertos (figura superior) y de los cúmulos globulares (figura inferior).

PROPIEDAD	CÚMULOS GLOBULARES	CÚMULOS ABIERTOS	ASOCIACIONES
Número conocido	125	1055	70
Localización en la Galaxia	Halo y Núcleo	Disco	Brazos
Diámetro (pc)	20 a 100	≤ 10	30 a 200
Masa (M_{\odot})	10^4 a 10^5	10^2 a 10^3	10^2 a 10^3
Número de estrellas	10^4 a 10^5	50 a 10^3	10 a 100
Color de las estrellas más brillantes	Rojo	Rojo o Azul	Azul
Densidad de estrellas (M_{\odot}/pc^3)	0.5 a 1000	0.1 a 10	≤ 0.01

TABLA 1. Características de los cúmulos estelares.

Si no hubiera oscurecimiento entre nosotros y los c.a., se determinaría la distancia a ellos de $M_V = m_V + 5 - 5 \log d$, donde $(m_V - M_V)$ es el llamado módulo de distancia del

cúmulo. La presencia del polvo incrementa esta cantidad porque m_V se observa que es mayor de lo que debería ser si no hubiera absorción presente. Por lo tanto, la distancia es sobreestimada en esta fórmula, así como el diámetro lineal. Para corregir esto se debe restar una cantidad A , que es una medida de la absorción interestelar. Esto reduce la distancia calculada.

Por su apariencia y el movimiento común en el espacio de sus miembros, se sabe que los cúmulos estelares son grupos autogravitantes de estrellas formadas aproximadamente al mismo tiempo. Además, la distancia al sol de cada uno de los miembros del cúmulo es aproximadamente la misma.

Diagrama H-R de los cúmulos.

Si se examinan las estrellas de un cúmulo y se grafica su diagrama H-R se obtiene información importante acerca de su evolución. Las estrellas se mueven alejándose de la secuencia principal (s.p.), formando cambios en los diagramas color-magnitud. Por ser más masivas las estrellas más brillantes evolucionan más rápidamente, por lo tanto la secuencia principal se va despoblando primero de la parte superior de la secuencia principal. Las estrellas menos masivas se vuelven más luminosas cuando dejan la s.p. y se vuelven subgigantes antes de llegar al "pico" de las gigantes. Todos los c.a. más viejos conocidos han roto sus s.p. NGC188 es el c.a. conocido más viejo.

El vacío en los diagramas es evidente en los más jóvenes y se vuelve progresivamente más ancho en los más viejos, Fig. 1.2. El ascenso a la punta de gigantes rojas crece progresivamente conforme se avanza en edad.

Un método muy importante para determinar la distancia a un cúmulo es el conocido método de ajuste de la secuencia principal. Este método consiste en observar fotométricamente un cúmulo para obtener su diagrama magnitud-color y sobreponer este dibujo sobre un diagrama H-R calibrado hasta que las dos secuencias principales se ajusten o sobrepongan en el mismo índice de color. La diferencia entre magnitudes aparentes desenojeadas del cúmulo y las magnitudes absolutas del diagrama calibrado es aproximadamente la misma para cada estrella. Esta diferencia es el módulo de distancia del cúmulo; obteniéndose este valor, se obtendría directamente la distancia a él.

Para calibrar el diagrama H-R es necesario tener un conjunto de estrellas con temperaturas superficiales o tipos espectrales y magnitudes absolutas muy bien determinadas. Para esta calibración en general se toman estrellas de la secuencia principal de todos los tipos espectrales y en cúmulos cuyas distancias sean medibles por paralajes obteniéndose así en forma independiente su magnitud absoluta.

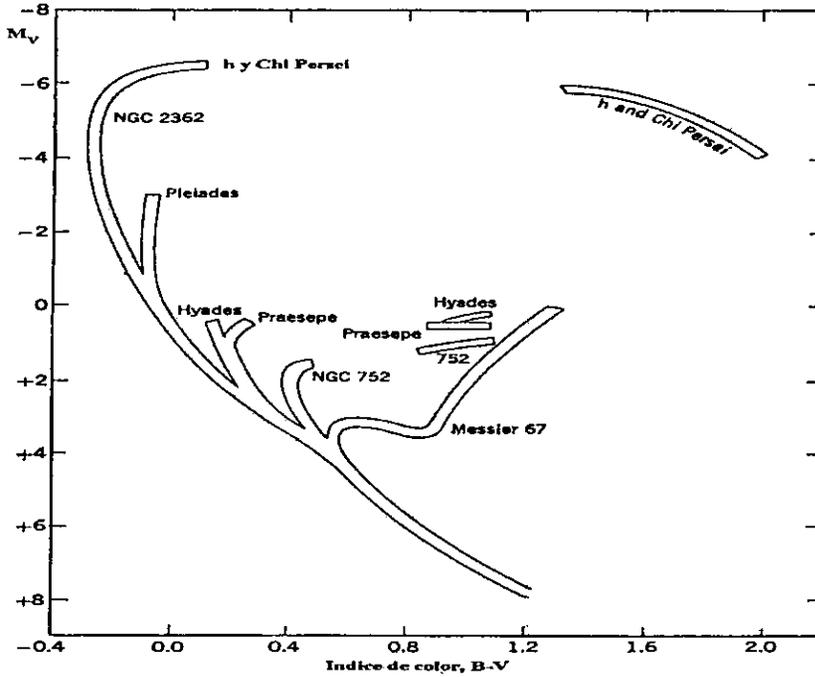


Figura 1.2: Diagrama H-R para siete cúmulos abiertos, donde se muestra el punto de ruptura.

Los cúmulos viejos tienden a estar bastante poblados. Durante sus largos tiempos de vida han sido continuamente objeto de alteraciones gravitacionales y aún los más ricos han probablemente perdido una gran fracción de su población original en el curso de su camino dentro del plano galáctico. Los cúmulos originalmente menos poblados o menos compactos probablemente se han desintegrado. Los sobrevivientes son ahora miembros de grupos del campo de estrellas. No es difícil creer que todas las estrellas de campo fueron una vez miembros de grupos estelares. Tales estrellas deben ser subgigantes de las clases espectrales más viejas y frías.

No hay evidencia para la presencia en el disco galáctico de estrellas más viejas que los c.a. más viejos conocidos. La observación de cúmulos los presenta progresivamente más pobres en luminosidad (y presumiblemente masivos). Estrellas deben haber perecido y de hecho sus restos pueden ser observados en algunos de los cúmulos más viejos en la forma de enanas blancas. Varias enanas blancas son conocidas en las Híadas, Praesepe y Coma Berenice; se ha establecido que M67 contiene cerca de 200. Las enanas blancas representan

una fase terminal del desarrollo estelar, pero su presencia en las Hiadas, un cúmulo de edad intermedia, muestran que ellas no son necesariamente las más viejas de las estrellas.

En los c.a. se han encontrado estrellas variables irregulares, supergigantes, β Canis Majoris, α Canum Venaticorum, variables cefeidas, δ Scuti y semiregulares variables rojas. Pero varios grupos de estrellas variables numerosas en catálogos (estrellas Mira y RR Lira) han sido notorias por su ausencia. Las estrellas variables por excelencia, la Nova y estrellas U Geminorum no han aparecido. Tampoco las estrellas R Coronae Borealis, RV Tauri o W Virginis.

C.A. y la estructura de la galaxia.

La Vía Láctea, donde nosotros vemos a lo largo del plano galáctico, es estudiada con c.a. Unos 300 c.a. han sido estudiados en detalle y alrededor de mil han sido catalogados. Actualmente, la galaxia debe contener al menos diez veces este número. Esto es, a través de 30 kpc y alrededor de 10 kpc del centro, muy pocos de los c.a. están más allá de 3 kpc de nosotros. Los grupos más jóvenes muestran que estos cúmulos están confinados a franjas relativamente estrechas, que coinciden con las bien conocidas regiones HII (nebulosas de hidrógeno brillante). Estos sistemas jóvenes incluyen algunas asociaciones brillantes y cúmulos de nebulosas como el Lagoon, la nebulosa Trífida y NGC6611. En otra parte del plano galáctico parece haber una tendencia de los cúmulos de edad similar a estar juntos.

La presencia de material absorbente es mayor en los cúmulos jóvenes. Los cúmulos menores que 10 millones de años son los que definen el patrón galáctico observado. Los cúmulos jóvenes, aunque muestran una evidencia clara de estructura galáctica, no definen claramente brazos espirales enroscados que forman parte de la figura de la galaxia. Fig. 1.1.

Las estrellas de la población I se encuentran en el disco y en los brazos galácticos. Los representantes de la Pob. II pueden ser considerados que forman el halo galáctico. Las estrellas de Pob. I son estrellas jóvenes y la Pob. II viejas. Una población cuyos miembros están en un rango de edades menor de un millón a más de 10,000 millones de años, consisten sólo de estrellas jóvenes. La Pob. I ocupa el disco galáctico y el plano central, particularmente la población del brazo, donde la formación de estrellas todavía existe. Al menos algunas estrellas se han formado de material que ha sido reciclado, quizás varias veces. La Pob. II por otro lado, parece representar los componentes más primitivos de la galaxia.

1.2 METODOS DE MEMBRESÍA

Dado que en este trabajo se analiza si las estrellas observadas son miembros del cúmulo en cuestión, se analizarán algunos métodos para encontrar las estrellas miembros. Uno de estos métodos es usado en el presente trabajo.

El primer método que se presenta a continuación fue el usado por Heckmann, et. al.(1956) para encontrar los miembros del cúmulo Alfa Persei; es importante mencionar que ésta es nuestra fuente de comparación.

1.2.1 MOVIMIENTOS PROPIOS

Las estrellas en un c.a. están cercanas, juntas en el espacio. Si es realmente un cúmulo entonces todas sus estrellas deben tener un movimiento común. Ellas deberían por tanto moverse a través del espacio en caminos paralelos con velocidades idénticas. Como las estrellas en un cúmulo están físicamente relacionadas unas a otras y están juntas debido a sus mutuas atracciones gravitacionales, ellas se mueven a través del espacio en un movimiento común compartido. Esto es evidente en un estudio de movimientos propios. Si el grupo de estrellas cubre un área grande del cielo (como lo hace por ejemplo las Híadas) y están lo suficientemente cerca para medir sus movimientos propios entonces las flechas que representan las direcciones del movimiento propio para las estrellas individuales en el cúmulo, parecerá que todas convergen a un punto en la esfera celeste. Generalmente se hace referencia a un cúmulo abierto que esté cercano a nosotros para mostrar sus movimientos propios mesurables como Cúmulo en Movimiento, Fig. 1.3.

Lewis Boss fue el primero en detectar el movimiento convergente de las Híadas cuando estaba preparando su General Catalogue (1914) de movimientos propios. Como las distancias pueden ser medidas, es posible construir un diagrama del cúmulo descubriendo las clases de estrellas que contiene y determinando que tan cercanas están. En 1952 Van Bueren publicó un amplio estudio del cúmulo de las Híadas, encontrando que es un sistema plano con sus ejes más cortos perpendiculares al plano galáctico. El cúmulo es cercano - solo alrededor de 40 pc del Sol- y alrededor de 350 estrellas como miembros, desde estrellas más brillantes que el sol a mucho más débiles. Los miembros de las Híadas están concentrados en forma irregular hacia el centro del cúmulo. La mayoría de los miembros son estrellas G y K de la s.p. En el centro del cúmulo la densidad promedio es al menos tres veces las estrellas en la región alrededor del sol. Se tiene una buena lista de los miembros de las Híadas, las cuales tienen magnitudes aparentes visibles entre 8 y 18 y magnitudes absolutas en el rango de 5 a 15. Eggen y Greenstein han encontrado 15 estrellas enanas blancas que son miembros probables.

Los Cúmulos en Movimiento tienen un lugar especial en los asuntos astronómicos, ya que de ellos se puede obtener información precisa acerca de las magnitudes absolutas de los miembros reconocibles. El principio por el que esto puede ser hecho es realmente simple. Cuando se grafica en la esfera celeste los movimientos propios de las estrellas que se sospecha son miembros, se nota que todos los vectores de movimientos propios parecen ir directo a un punto en el cielo. Este punto convergente marca la dirección hacia la cual la corriente se está moviendo como se ve desde el sol y la tierra.

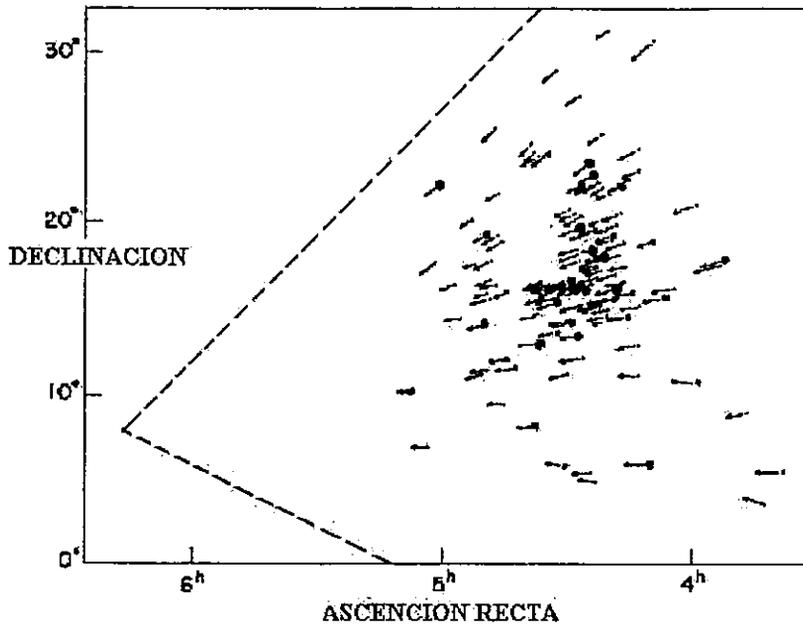


Figura 1.3: Donde se muestran los movimientos de las estrellas de las Híadas y el punto hacia el cual sus movimientos paralelos parecen converger.

Para cada miembro de un Cúmulo en Movimiento se puede determinar la velocidad radial de la estrella. Conociendo la distancia en grados entre cada estrella y la convergencia, se puede deducir de estas velocidades radiales observadas el movimiento total (en Km/seg).

Ahora, los movimientos propios hacia la convergencia son conocidos en segundos de arco por año. Para cada estrella la velocidad lineal correspondiente al movimiento propio puede ser predicho una vez que se conoce el movimiento total y la posición de la convergencia. Por tanto se tiene para cada estrella el movimiento propio medido en segundos de arco por año y la velocidad lineal correspondiente en km/seg.

La distancia de la estrella puede ser encontrada. Este resultado es muy importante, hace posible asignar distancias individuales a todas las estrellas.

Lo anterior descrito puede ser hecho de la siguiente manera: Si X representa una estrella en el cúmulo abierto y el punto C representa la posición de la convergencia del cúmulo, A es el ángulo subtendido en S por el arco XC. Tomando la convención de radio unitario, se tiene que $XC = A$. Fig. 1.4 (a).

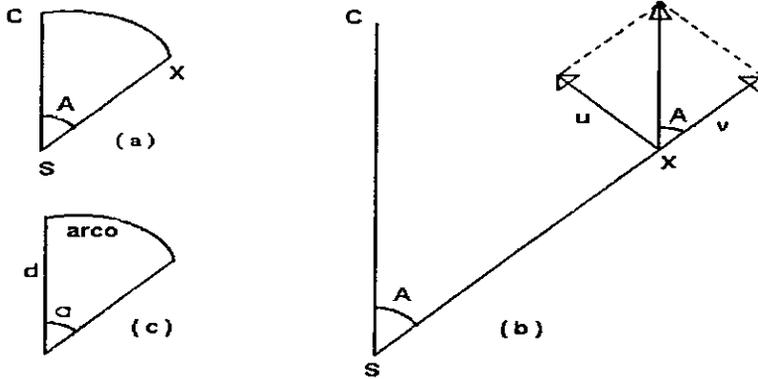


Figura 1.4: Movimientos propios.

En la Fig. 1.4 (b), V es la velocidad de la estrella X , que puede ser resuelta en dos componentes: la componente transversal $u = V \sin A$ y $v = V \cos A$ que es la componente radial. La velocidad v puede ser determinada del análisis espectral. Una vez conocida se obtiene la velocidad de la estrella de $V = v \sec A$ y por tanto también u es obtenida.

Si una estrella está a una distancia d (km) y su movimiento propio anual es a , de la Fig. 1.4 (c) se tiene que (dado que el arco es igual al radio por el ángulo subtendido)

$$a = \frac{u 3.156 \times 10^7}{d}$$

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

$$d = 3.156 \times 10^7 \frac{u}{a}$$

Ahora, el paralaje de una estrella está dado por $p = r/d$, donde r es el radio de la órbita de la tierra cuyo valor es 1.497×10^8 km, así que por tanto

$$p = \frac{1.497 \times 10^8}{3.156 \times 10^7} \frac{u}{a}$$

donde p y a son normalmente expresadas en segundos de arco. El paralaje de cualquier estrella en un cúmulo abierto puede ser determinado de esta forma. Encontrando el paralaje, la distancia de la estrella es

$$d (\text{pc}) = 1 / p''$$

No todas las estrellas dentro de un límite aparente del cúmulo son miembros. Estas no conforman el movimiento común y no comparten el patrón especial de luminosidad y color que las caracteriza. Analizando estas características, una probabilidad de membresía es asociada a cada estrella.

Los miembros de los cúmulos no pueden siempre ser asignados con certeza, aún para las cercanas Híadas. El área cubierta por un cúmulo siempre incluirá algún intruso, que pueden ser eliminados por un estudio de movimientos. En los cúmulos más distantes hay más incertidumbre debido a que el movimiento aparente del cúmulo mismo será pequeño y sus miembros son más débiles y resaltan menos claros del campo de estrellas que los de un cúmulo cercano.

1.2.2 ANALISIS FOTOMETRICO

En este método es necesario la elaboración de un Histograma.

Un histograma es una presentación gráfica de un número de observaciones. Estas se representan por unidades iguales de área sobre una escala marcada. Las proporciones en cada escala son observadas inmediatamente, siendo la barra mayor la que presenta un número mayor de observaciones, Fig. 1.5.

El histograma es particularmente útil cuando se han hecho un número grande de medidas. La altura de los rectángulos representa la frecuencia a una escala. Entre mayor número de medidas se hagan, el histograma se aproxima a la distribución que describen las observaciones. Las medidas pueden ser agrupadas en cualquier intervalo. Si más y más observaciones fueran tomadas y los histogramas fueran construidos agrupando las medidas en intervalos de menor anchura, es posible imaginar que los histogramas se aproximarían a una curva que representaría más fielmente la distribución continua de las medidas. Esta curva, es la Distribución Normal. La ecuación de la curva Normal es

$$Y = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \cdot e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{x-\mu}{\sigma}\right)^2}$$

donde π y e son constantes, σ es la desviación estándar definida como

$$\sigma^2 = \frac{\sum_i f_i X_i^2 - \frac{(\sum_i f_i X_i)^2}{N}}{N}$$

y μ es la media, definida como

$$\mu = \frac{\sum_i f_i X_i}{N}$$

Si se hiciera un estudio fotométrico de las estrellas de un cúmulo, podrían encontrarse sus distancias. A partir de éstas puede graficarse un Histograma de distancias. Se esperaría tener una mayor concentración en un cierto límite. A las estrellas cuya distancia se encuentre en este límite se les asignaría una probabilidad de membresía de 1. Conforme haya barras alejándose, la probabilidad de membresía disminuye.

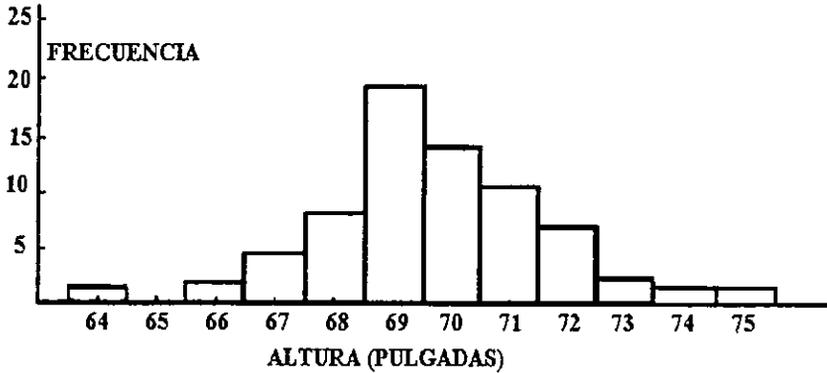


Figura 1.5: Ejemplo de un Histograma. Frecuencia de la altura en pulgadas de un grupo escolar.

1.3 EL CUMULO ABIERTO ALFA PERSEI

El cúmulo alfa persei ha sido estudiado con anterioridad. Estos estudios dan una fuente de comparación para cualquier investigación posterior, ya que la bibliografía presenta los parámetros físicos obtenidos para el cúmulo.

1.3.1 ANTECEDENTES DEL CUMULO ABIERTO ALFA PERSEI

Una de las investigaciones más importantes fue realizada por Heckmann, Dieckvoss y Kox en 1956. Analizaron la membresía de las posibles estrellas miembros. Esta fue encontrada a partir de un estudio de movimientos propios, donde 160 estrellas fueron incluidas como miembros.

El número de identificación que se les da a las estrellas en este trabajo, es el manejado en la mayoría de las investigaciones.

Este estudio provee la lista más completa de membresía.

Otro de los estudios más importantes realizados al cúmulo alfa per fue la fotometría de 4 colores y H β realizada por Crawford y Barnes en 1974. La fotometría fue hecha a 89 estrellas en la región de alfa per.

Las observaciones fueron realizadas en los Telescopios de 92 y 41 cm en Kitt Peak.

Diferentes calibraciones se utilizaron para la obtención de parámetros físicos ($E(b-y)$, módulo de distancia y metalicidad) para estrellas A, F y B.

El diagrama color magnitud corregido para enrojecimiento interestelar fué obtenido en este trabajo. El estudio muestra que el cúmulo alfa per tiene un punto de ruptura en su secuencia principal en B3V; la sec. princ. se extiende al menos a la región de las enanas G, el cúmulo contiene 2 estrellas Ap y una Am.

Encontraron un enrojecimiento interestelar de $E(b-y)=0.07$. El módulo de distancia es $V-M=6.1$, que corresponde a una distancia de 166 pc. La abundancia de elementos pesados es similar a la solar.

En 1985 L. M. Cameron obtuvo las metalicidades y distancias de 38 cúmulos abiertos. Para hacerlo, utilizó la fotometría UB V .

Existen varios métodos para determinar las edades de cúmulos abiertos. Pero el que utilizó Cameron fue el método clásico de usar el punto de ruptura de la sec. princ. para determinar la edad. Esto puede ser obtenido, ya que el valor de $(B-V)$ en el punto de ruptura es función de la edad. Usó la calibración $(B-V)$ -edad de Janes y Adler (1982).

La metalicidad, el enrojecimiento y la distancia de los cúmulos fue obtenida del análisis fotométrico. Los valores obtenidos para alfa per son:

$(B-V)=-0.20$, $[Fe/H]=0.07$ y $R[Kpc]=8.04$ donde R es la distancia galactocéntrica.

Concluyen además una relación entre la edad y el eje z de la galaxia: los cúmulos viejos caen preferiblemente a valores altos de z, mientras que los jóvenes prefieren el disco galáctico. También graficaron la edad contra la metalicidad de los cúmulos, concluyendo que una relación edad-metalicidad no puede ser encontrada usando cúmulos abiertos.

En 1990 Ann Merchant Boesgaard y Eileen D. Friel, obtienen la metalicidad y la edad de 5 cúmulos abiertos, por medios espectroscópicos. Las observaciones fueron hechas por el espectrógrafo del Telescopio de 200 inch de Monte Palomar. 7 estrellas del cúmulo alfa per fueron observadas. Una vez obtenida la temperatura del análisis espectroscópico, las abundancias fueron determinadas con los modelos de atmósferas de M. Spite y una rejilla de Kurucz (1979). Nuevamente las gráficas de este trabajo no encuentran relación entre metalicidad y la edad de los cúmulos.

Los resultados obtenidos para alfa per son:

Edad (años)= 5×10^7 y $[Fe/H]=-0.054$

En 1992 un estudio de la membresía de estrellas de baja masa en el cúmulo abierto alfa per fue hecho por Charles F. Prosser. Los datos fueron obtenidos de la combinación de la búsqueda astrométrica, fotométrica y espectroscópica sobre 130 estrellas miembros.

Las observaciones fueron tomadas por las placas Schmidt de Monte Palomar. Estas fueron usadas para obtener los movimientos propios de las estrellas. Su trabajo da las fechas en que fueron tomadas las placas.

El promedio de los movimientos propios fue usado para seleccionar los miembros del cúmulo.

La fotometría fue obtenida del telescopio Nickel de 1m del Observatorio de Lick usando CCD. Los filtros usados fueron B,V,I. Daophot (Stenson, 1987); fue utilizado para encontrar las magnitudes instrumentales.

Los espectros de CCD fueron tomadas en los telescopios Nickel de 1m y Shame de 3m del observatorio de Lick. Los tipos espectrales fueron obtenidos de los espectros.

Combinando los miembros que da Heckmann, los que confirman ellos y los nuevos miembros encontrados, se tiene un total de 300 miembros conocidos en el cúmulo alfa per. Con estos, se elaboró el diagrama color-magnitud. Usando las isocronas de Prosser (1991), la que mejor se ajusta a la sec. princ. corresponde a una edad de 8×10^7 años.

En 1993 Meynet, Mermilliod y Maeder prueban un conjunto de isocronas para metalicidad solar de los modelos que toman en cuenta la pérdida de masa, el "overshooting" y las tablas de opacidad de Rogers e Iglesias (1992), para encontrar la edad de 30 cúmulos abiertos.

El trabajo consiste en encontrar del conjunto de isocronas la que mejor se ajuste al diagrama color magnitud observado del cúmulo.

Presentan además relaciones importantes, como la de la temperatura contra el punto de ruptura de la sec. princ.

Las sec. princ. que utilizan, fueron obtenidas por datos fotométricos UBV. Existen puntos en los cuales las isocronas no coinciden con la curva del diagrama color-magnitud. Se encontró casos en que la curva de la isocrona era más pronunciada que la de la sec. princ.; esto puede deberse, dicen, a la presencia de estrellas binarias no resueltas. Pero en la mayoría de los casos se observa que los puntos terminales coinciden.

La isocrona que corresponde al cúmulo alfa per, da una edad de $\log \text{edad} = 7.72$, que corresponde a 5.25×10^7 años.

En uno de los trabajos más recientes, 1997, Lori Clampitt y David Burstein, presentan la espectrofotometría para 237 estrellas en 7 cúmulos abiertos, uno de ellos, el cúmulo alfa per.

Las observaciones fueron hechas con el espectrómetro acoplado al telescopio Crossley de 0.9m en el Observatorio de Lick. Para la fotometría fue usado un fotomultiplicador de un canal. Se usaron 3 filtros. Una observación cada noche era hecha para cada estrella en cada filtro.

El diagrama color-magnitud V Vs (B-V) fue obtenido para cada cúmulo.

La exactitud del trabajo tuvo tres diferentes fuentes de comparación: Primero, se hicieron comparaciones con trabajos previamente publicados. También fue hecha una comparación de los colores (B-V) y uvby. Y una comparación con los modelos de Kurucz. Hay un buen acuerdo entre los modelos y los datos, verificando la utilidad de los modelos de Kurucz para definir la espectrofotometría de estrellas en el rango de temperaturas ≤ 5000 K.

Los resultados muestran, para el caso del cúmulo alfa per, que la mayoría de las estrellas en este cúmulo son clasificadas como Ap. De las cinco estrellas más luminosas que se extienden sobre la sec. princ. solo una es clasificada como gigante peculiar. Todas las demás estrellas de la punta de la sec. princ. evolucionada, son clasificadas como sec. princ., B3-B6.

Capítulo 2

FOTOMETRIA

2.1 INSTRUMENTACION

La fotometría de estrellas es de fundamental importancia en Astronomía ya que es una de las técnicas observacionales más importantes. Le da al astrónomo una medida directa de la energía de estrellas en varias longitudes de onda λ . El color de las estrellas determinado medido en dos diferentes regiones espectrales, da información, por ejemplo, de la temperatura de la estrella. Y algunas veces estas mismas medidas son usadas como prueba del polvo interestelar.

El primer intento de clasificar estrellas que precede al telescopio fue basado en el ojo humano. Hace 2,000 años el astrónomo griego Hiparco, dividió las estrellas a simple vista en seis clases de brillo. N.R.Pogson confirmó el descubrimiento de Herchel de que una estrella de primera magnitud produce cien veces el flujo de una de sexta magnitud. El sistema de magnitud ha sido basado en el ojo humano, que no tiene una respuesta lineal a la luz. Esta característica del ojo le permite ir de un cuarto oscuro hacia la luz sin daño. Un fotomultiplicador o una cámara de televisión, que responde linealmente, no puede manejar un cambio sin precaución. Es esta característica lo que hace al ojo un pobre diferenciador de brillos pequeños y al tubo fotomultiplicador uno bueno. Pogson decidió redefinir la escala de magnitud tal que la diferencia entre cinco magnitudes tuviera exactamente un factor de cien en flujo de luz.

La fotografía fue rápidamente aplicada a la fotometría por Bond y otros en Harvard en 1850's. La densidad y el tamaño de la imagen parecía estar relacionado directamente al brillo de la estrella. Sin embargo, las magnitudes determinadas por la placa fotográfica no eran en general las mismas que las determinadas por el ojo. Las magnitudes visuales son determinadas en la porción amarillo-verde del espectro. La sensibilidad basada en la emulsión fotográfica está en la porción azul del espectro. Magnitudes determinadas por este método son llamadas azules o magnitudes fotográficas. Las recientes placas fotográficas dan resultados de acuerdo con las magnitudes verde y visual, poniendo un filtro amarillo enfrente del film. Tales magnitudes son referidas como fotovisuales.

Debido a las dificultades inherentes en los métodos visuales y fotográficos, la aplicación del método fotoeléctrico como medida de luz de estrellas a finales de 1800's, dió una nueva era a la astronomía. Años recientes han sido de progresos en los sistemas fotométricos. Varias combinaciones de filtros y nuevos materiales han extendido las medidas al cercano ultravioleta o al infrarrojo.

Joel Stebbins y F.C. Brown fueron los primeros en usar celdas de selenium; una de sus desventajas era su baja sensibilidad. El descubrimiento de celdas fotoeléctricas en 1911 dieron mayor sensibilidad en las medidas. Estas celdas similares a un diodo tubo usaron sodio, potasio y otros elementos alcalinos.

La invención del fotomultiplicador a finales de 1930 fue un avance importante para la astronomía. Años recientes han sido de progresos en los sistemas fotométricos. Varias combinaciones de filtros y nuevos materiales, han extendido las medidas hacia el ultravioleta y el infrarrojo.

2.1.1 FOTOMETRO FOTOELÉCTRICO

El corazón de cualquier fotómetro es el detector de luz. El aparato produce una corriente eléctrica que es proporcional al flujo de luz que pega en su superficie. La salida del detector es amplificada antes de ser medida y registrada. El detector es montado en el telescopio, de tal manera que permita que solo la luz de una estrella seleccionada alcance el elemento sensible a la luz. Ver Fig. 2.1.

Desde 1940's el detector de luz más comúnmente usado en astronomía, es el tubo fotomultiplicador. Su base de operación es el efecto fotoeléctrico, descubierto por Heinrich Hertz en 1887. El descubrió que cuando la luz choca con la superficie de un metal, electrones son liberados; siendo el número de electrones liberados cada segundo proporcional a la intensidad de la luz. El efecto fotoeléctrico es perfectamente lineal. La energía cinética de los electrones dependen de la frecuencia de la fuente de luz y no de su brillo. Para un metal dado, hay una frecuencia mínima ν_{\min} para la cual los electrones no son liberados.

La explicación del efecto fotoeléctrico fue dada por Albert Einstein en 1905. El describió la luz como paquetes de energía o fotones, cada uno conteniendo una cantidad de energía que es proporcional a la frecuencia $E \propto \nu$ e inversamente proporcional a la longitud de onda $E \propto \lambda$. Los electrones unidos al metal por fuerzas eléctricas, requieren una energía mínima para ser liberados. Cuando un electrón absorbe un fotón gana la energía del fotón. Sin embargo, a menos que la ν sea superior a cierto valor umbral, el número de electrones liberados es proporcional al número de fotones que pegan en la superficie del metal.

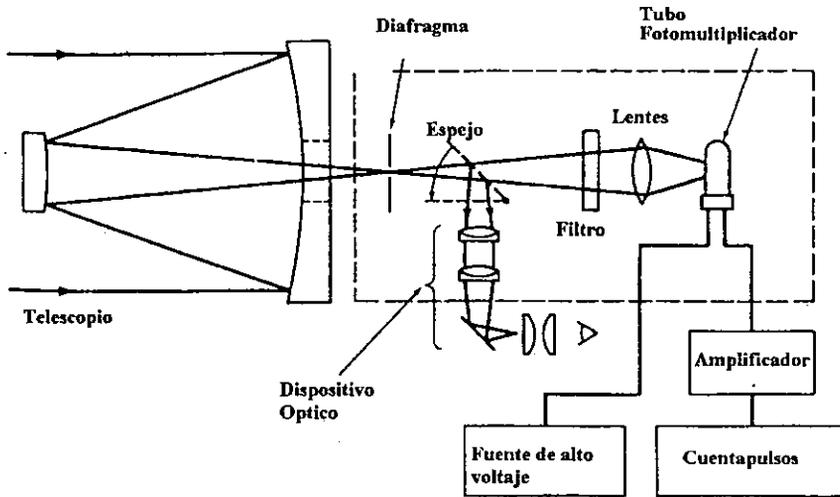


Figura 2.1: Componentes de un fotómetro típico.

Existen más formas para liberar electrones de un metal. La emisión termoiónica es la misma que el efecto fotoeléctrico, excepto que la energía que libera electrones viene del calor del metal más que de la luz. La emisión secundaria libera electrones porque transfiere energía cinética de partículas que pegan al metal. Finalmente, la emisión de campo remueve los electrones del metal por un fuerte campo eléctrico externo. Todos estos efectos tienen lugar en un tubo fotomultiplicador.

La mayoría de los tubos fotomultiplicadores FM son del tamaño de los tubos de vacío usados en radio y televisión. Los componentes están contenidos en un vidrio encerrando un vacío parcial de tal manera que los electrones viajen libremente sin colisionar con las moléculas del aire. El corazón del tubo es una superficie de metal que está a un voltaje negativo, por esa razón también es llamado fotocátodo. Los fotoelectrones liberados por el fotocátodo son atraídos a otra superficie de metal por un potencial eléctrico; esta superficie es llamada dínodo. Por cada fotoelectrón emitido al fotocátodo, hay millones de electrones emitidos en el último dínodo. Estos electrones son colectados a una superficie de metal final, llamada ánodo. Fig. 2.2.

Los astrónomos enfrían el tubo FM con hielo seco para eliminar la emisión termoiónica.

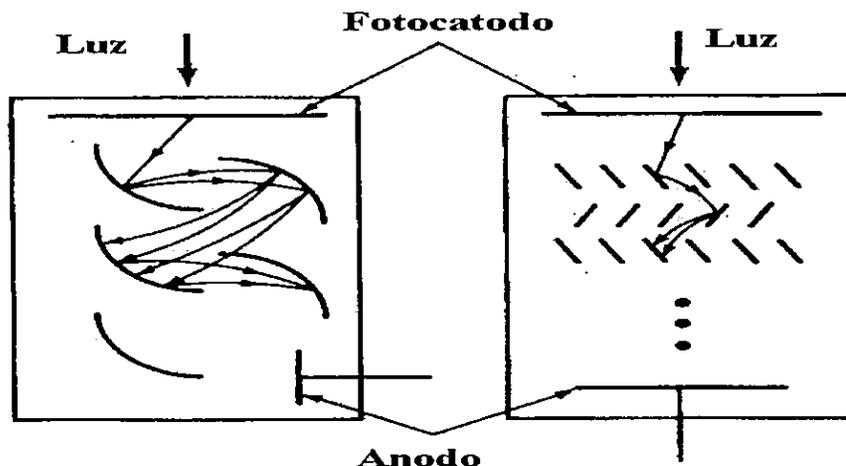


Figura 2.2: Diseño de un tubo fotomultiplicador.

Para ejemplificar la anterior exposición, se describe a continuación el sistema del fotómetro Lowell acoplado al Telescopio de 84 cm del Observatorio Astronómico Nacional de la UNAM, que fue utilizado para la adquisición de una parte de los datos de este trabajo.

El fotómetro Lowell está formado de dos partes: la parte óptica y la parte electrónica. La parte óptica se compone de espejos, oculares, diafragmas y filtros. La Figura 2.3 muestra un diagrama esquemático de la función de sus componentes.

Cuando la luz llega al tubo del fotómetro se tiene la opción de reflejarla por medio de un espejo (de campo en la figura) con el objeto de poder observar con el ocular de campo y así centrar fácilmente el objeto de interés. Cuando el objeto se ha centrado, la luz de este se deja pasar quitando el espejo de campo, con la palanca del mismo. Si esto se hace así, la luz pasa a través de una rueda de diafragmas de selección, que tiene como función aislar la luz del objeto de la luz de objetos cercanos en el campo visual, pues si no fuese así la luz de otros objetos se filtraría. Después que la luz es diafragmada, ésta se puede reflejar por un segundo espejo (en la figura espejo de centrado) con el objeto de poder observar con el ocular de centrado para colocar perfectamente el objeto dentro del diafragma utilizado. De esta manera se logra obtener sólo la información del objeto en cuestión. Se tiene la opción de atenuar la luz de los objetos por medio de un filtro neutro, esto es necesario cuando el brillo del objeto es de tal magnitud que puede dañar al fotomultiplicador.

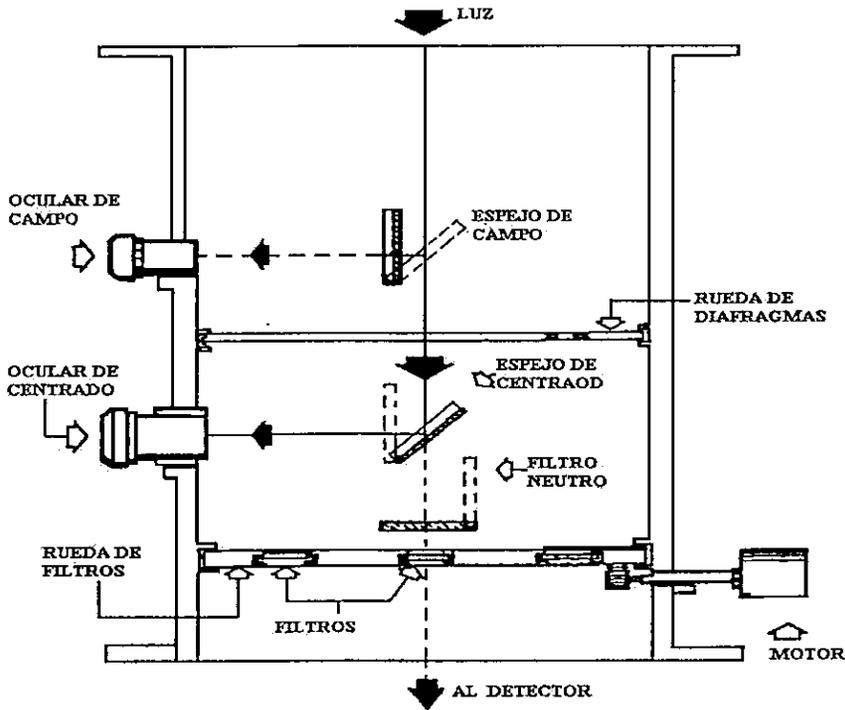


Figura 2.3: Diagrama esquemático de los componentes del fotómetro cuentapulsos.

Con el fin de poder analizar la luz de los objetos centrados en el diafragma en diferentes longitudes de onda, el fotómetro posee una rueda de filtros que tiene ocho orificios circulares en los cuales se pueden colocar los filtros que se deseen utilizar. El porque de la utilización de filtros, se describe más adelante. Así, de esta manera la luz es diafragmada, centrada y filtrada para poder ser analizada.

Por lo que se refiere a la parte electrónica, esta consta de un tubo fotomultiplicador, una fuente de alta tensión y un amplificador.

Cuando un fotón incide en el fotocátodo del tubo fotomultiplicador TFM está libera un electrón, que incide sobre las placas llamadas Dínodos del TFM. Como se describió anteriormente, cada electrón libera otros electrones en los dínodos siguientes, llegándose a obtener millones de electrones a la salida del TFM. Estos electrones producen una corriente eléctrica que es medible. El TFM opera en el modo cuentapulsos, es decir, el modo en el cual los pulsos de carga individuales colectados por el ánodo se amplifican por medio del amplificador y se cuentan.

Puesto que la principal fuente de ruido en un TFM es la emisión de electrones térmicos por el fotocátodo, es necesario un sistema de enfriado para mantener al FTM generalmente a temperaturas menores a los -20°C . El fotómetro cuentapulsos tiene integrada una cámara de enfriado en la cual se pone al principio de la noche de observación monóxido de carbono (CO, hielo seco) cuya temperatura es aproximadamente de -75°C .

2.1.2 DISCONTINUIDAD DE BALMER

Las distribuciones de energía de las estrellas tienen una forma que se aproxima a la del cuerpo negro. Esta distribución es una función continua distorsionada a una longitud de onda de $\lambda=3700 \text{ \AA}$ por la llamada Discontinuidad de Balmer.

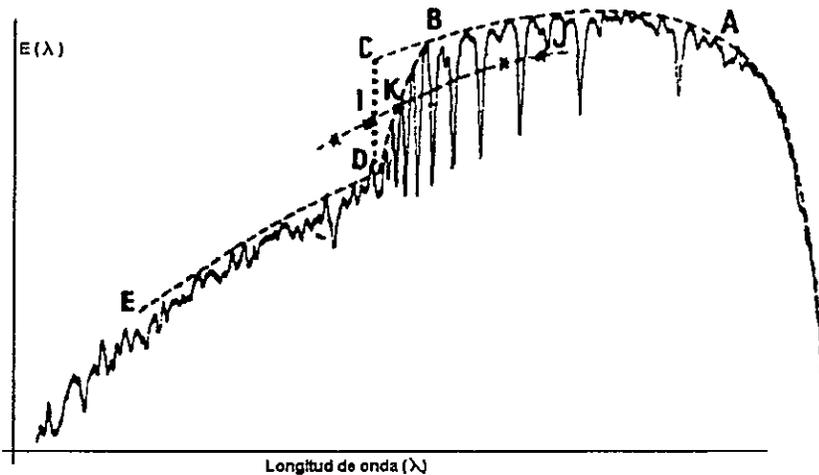


Figura 2.4: Discontinuidad de Balmer.

De la Fig. 2.4, ED es el continuo ultravioleta, ABC es el continuo visible y la discontinuidad de Balmer es el salto DC.

Las líneas de Balmer (y la Discontinuidad de Balmer) son las características más fuertes en el espectro de estrellas de clase espectral A; en estrellas de tipo F la discontinuidad se vuelve menor.

Para explicar lo anterior, la idea básica de la clasificación espectral es que para una composición química dada, el patrón de líneas de absorción que son formadas en la fotosfera de una estrella, dependen de las temperaturas y presiones que existan en la fotosfera. El tipo espectral es igual a la función de la temperatura efectiva T_{eff} . Los tipos espectrales fueron asignados por Cannon y Pickerin alfabéticamente, en orden determinado a la disminución de la fuerza de las líneas de absorción del hidrógeno. Una estrella A era la más fuerte en las líneas de hidrógeno. Sin embargo, esta clasificación no ordenaba la temperatura. A través del trabajo de Saha, los astrónomos aprendieron que las estrellas O tienen líneas débiles de hidrógeno porque sus fotosferas son tan calientes que el hidrógeno está casi ionizado; mientras que como estrellas M tienen fotosferas frías hay pocos átomos de hidrógeno en el primer estado excitado de donde una absorción de un fotón estelar puede producir una línea de H de la serie de Balmer. A temperaturas relativamente bajas en la fotosfera de una estrella M los átomos de H están en su estado base. A altas temperaturas en la fotosfera de una estrella O, están ionizados.

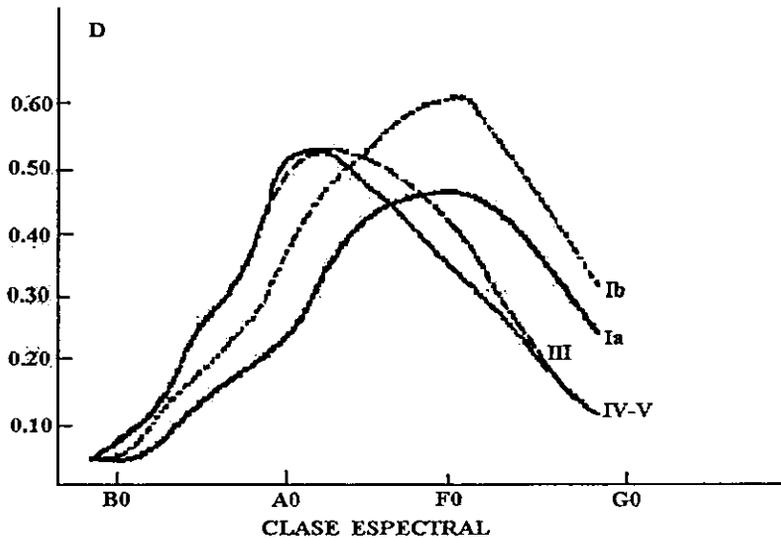


Figura 2.5: Variación de la Discontinuidad de Balmer con el tipo espectral y clase luminosa.

Entonces se puede concluir que la discontinuidad para una estrella supergigante de tipo espectral entre O y A5 es menor para una enana. Para estrellas más frías que A5 la discontinuidad para una supergigante es mayor que para una enana. Para tipos espectrales

más fríos que G0, la discontinuidad prácticamente desaparece. La Fig. 2.5 muestra la variación de la Discontinuidad de Balmer con el tipo espectral.

2.2 SISTEMAS FOTOMETRICOS

El principal objetivo de la fotometría es medir el flujo de luz de un objeto celeste. El problema comienza cuando diferentes observadores usan diferentes detectores de luz y telescopios y tratan de comparar datos. Aunque ellos han estado observando lo mismo, sus medidas no son exactamente las mismas. Esto es debido a la diferente respuesta espectral del telescopio y del detector. Un detector puede ser más sensible a la luz azul mientras que otro a la roja. El primer paso para uniformar datos sería que todos los observadores usaran la misma clase de detector.

Es útil aislar y medir ciertas porciones del espectro que contienen características que indican condiciones físicas de las estrellas. Esto puede ser realizado usando un detector de respuesta espectral ancha, con regiones espectrales individuales aisladas por filtros que transmitan sólo un intervalo limitado de longitudes de onda al detector. Cada observador debería igualar el detector y filtros lo más cercano posible a un sistema común. Un componente final es necesario: estrellas estándar. Observaciones de las mismas estrellas no variables, de colores y magnitudes conocidas.

Entonces, un sistema fotométrico es definido: especificando el detector, filtros y un conjunto de estrellas estándar.

Los sistemas fotométricos pueden ser divididos en tres categorías de acuerdo al tamaño de los intervalos de λ transmitidos por sus filtros:

- Sistema de Banda Ancha: filtros con anchura alrededor de 900 Å (Sistema **UBV**).
- Sistema de Banda Intermedia: filtros con anchura alrededor de 200 Å (Sistema **ubvy**).
- Sistema de Banda Estrecha: filtros con anchura alrededor de 30 Å (Filtro β).

2.2.1 SISTEMA UBV

El sistema **UBV** fue definido y establecido por H.L. Johnson y W.W. Morgan. Tres filtros de banda ancha con una magnitud visual (**V**), una magnitud azul (**B**) y una magnitud

ultravioleta (V) definen éste sistema. El filtro V es amarillo con un pico de transmisión centrado alrededor de 5500 Å. Este filtro fue escogido de tal manera que su magnitud coincidiera con la magnitud fotovisual del Sistema Internacional. El B está centrado alrededor de 4300 Å, correspondiente a la magnitud fotográfica azul. El filtro U está centrado en 3500 Å. Este filtro fue escogido para medir características espectrales. El índice (U-B) mide la fuerza de la discontinuidad de Balmer, que es función del tipo espectral. La λ efectiva de observación a través del filtro U depende de la fuerza de la disc. de Balmer. Si la discontinuidad es fuerte, poca luz es recibida.

2.2.2 SISTEMA uvby

El sistema **uvby**, también llamado sistema Strömgren, es un sistema de banda intermedia. La tabla 2 muestra las características de sus filtros.

FILTRO	LONGITUD DE ONDA CENTRAL (Å)
y	5500
b	4700
v	4100
u	3500

Tabla 2. Filtros usados en el Sistema Strömgren.

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) es centrado alrededor de unos 300 Å del rojo del filtro B del sistema UBV, para reducir los efectos de líneas de absorción. Para estrellas de tipo más tardío que A0, las líneas de absorción de metales se vuelven fuertes. 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. Para tener una medida de su fuerza es necesario medir el flujo de una estrella relativamente libre de bloqueo y compararlo con una región donde el bloqueo sea fuerte.

La Fig. 2.6 ilustra un espectro estelar y el lugar de los cuatro filtros. Los índices de color en el sistema Strömgren son cantidades muy útiles. Debido a que los filtros b y y están libres de bloqueo, 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 fuerza del bloqueo. Por tanto, un índice de metal m_1 puede ser definido como

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

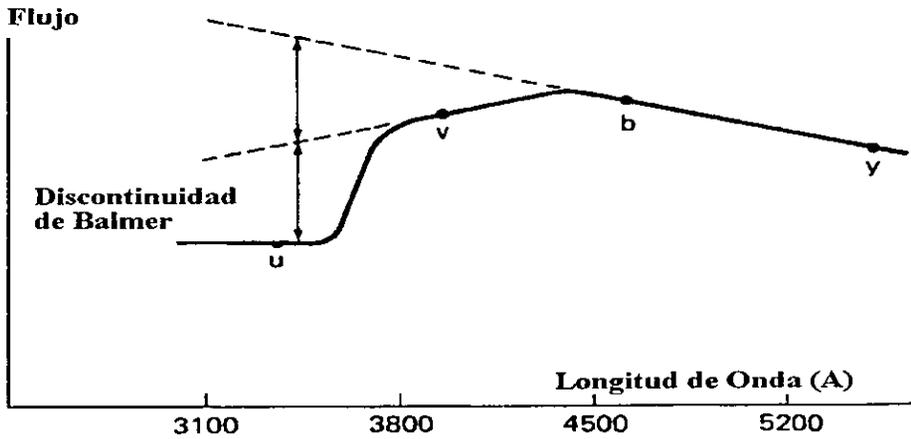


Figura 2.6: Lugar de los filtros en la Discontinuidad de Balmer.

Para determinar como la pendiente del continuo ha sido afectada por la discontinuidad de Balmer, es definido el índice c_1 como

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

Este índice mide la discontinuidad de Balmer libre de los efectos de bloqueo.

2.2.3 BANDA ESTRECHA $H\beta$

Esta banda es una extensión al sistema de cuatro colores. En este sistema un filtro de interferencia estrecho es centrado en la línea $H\beta$. En estrellas tipo temprano, ésta es una línea de absorción fuerte. La cantidad de flujo de luz que pasa por el filtro es dependiente de la fuerza de la línea. La fuerza de $H\beta$ es un indicador de luminosidad en estrellas de tipo espectral O a A y un indicador de temperaturas en tipos A a G.

Este sistema requiere dos filtros, ya que una pequeña cantidad de flujo debería significar una fuerte absorción de la línea $H\beta$, o simplemente, una estrella débil. Así, un segundo filtro más ancho que mida mucho más del continuo es usado. La razón de las medidas a través de los dos filtros indica la intensidad de $H\beta$ con respecto al continuo; ver Fig. 2.7.

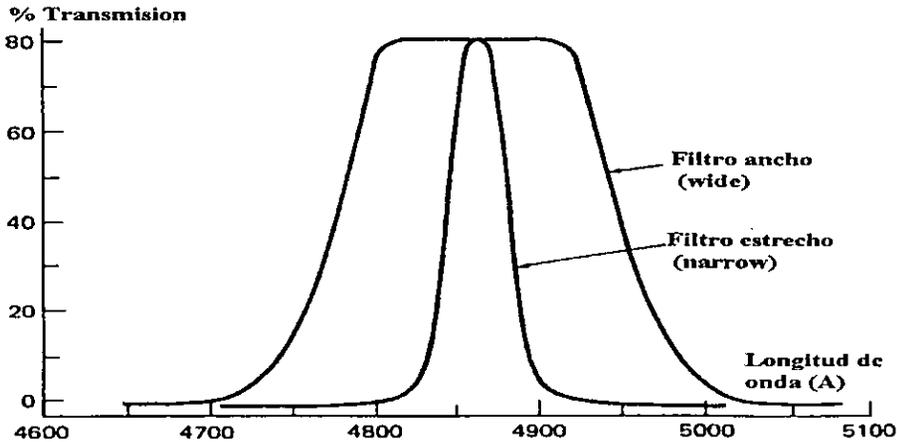


Figura 2.7: Filtro del sistema H β .

Varios diagramas usados en el sistema fotométrico u,v,b,y incorporan las mediciones del sistema β . Esto es hecho especialmente en estrellas calientes, ya que β es un indicador de luminosidad y es independiente de efectos de extinción interestelar.

Por todo lo anterior, el sistema fotométrico u,v,b,y, β ha sido muy aceptado por autores como Strömgren y Crawford.

A continuación se presentan una serie de figuras donde se muestra la relación entre los colores fotométricos y los índices de Strömgren con los parámetros físicos de las estrellas.

La primera figura muestra la relación entre c_1 y la discontinuidad de Balmer, Figura 2.8. Esta relación es interesante. Se nota que se da en la forma de dos relaciones lineales. El punto de intersección de las dos líneas rectas cae alrededor de A7. La diferencia en las pendientes viene del hecho de que el índice de color c_1 es más y más afectado por el crecimiento del bloqueo por líneas metálicas, principalmente en el filtro b. Algunas supergigantes y gigantes B enrojecidas son causa de dispersión.

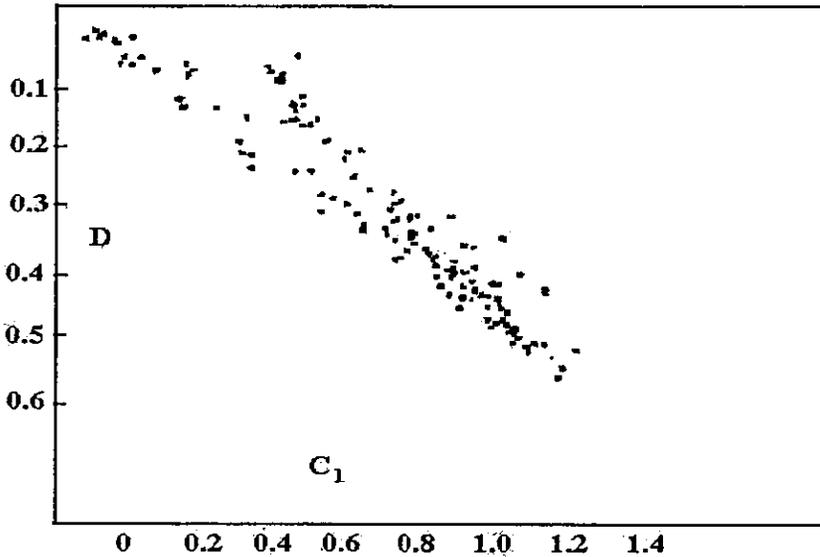


Figura 2.8: Relación entre c_1 y la Discontinuidad de Balmer.

La siguiente figura (Fig. 2.9) muestra la relación entre el índice $(b-y)$ y el tipo espectral.

Ahora se presenta una figura (Fig. 2.10) donde se muestra la variación del parámetro m_1 Strömgen. Esta figura está dividida en tres partes. La primera es para $(b-y) > 0.28$ donde el límite inferior coincide con la secuencia de las Hyades. La tercera parte contiene todas las estrellas más calientes que F0, teniendo así $(b-y) < 0.22$. Estrellas peculiares y de líneas metálicas aparecen en esta parte. En este intervalo no es posible explicar una desviación para m_1 solamente por efectos de composición química. La segunda parte, para $0.22 < (b-y) < 0.28$ (es decir, entre F0 y F5) la dispersión en m_1 es demasiado débil.

La Fig. 2.11 recalca como el parámetro β varía con $(b-y)$. Como este parámetro es independiente de la extinción interestelar es frecuentemente usado como parámetro de T_{eff} o tipo espectral para $(b-y) > 0.05$.

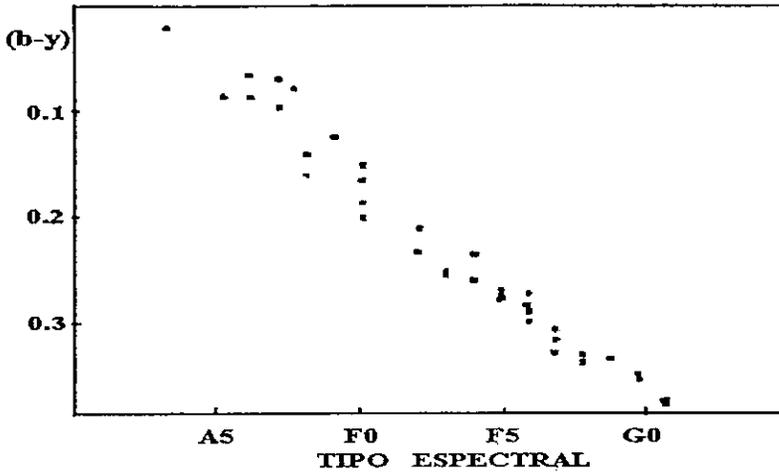


Figura 2.9: Relación entre $(b-y)$ y el tipo espectral MK.

Por último, la Fig. 2.12 muestra $[c_1]$ como función de $[m_1]$. Estrellas de clase luminosa V de B2 a K0 están concentradas en una banda angosta. Su posición a lo largo de esta banda determina su clase espectral con una exactitud de 0.2 a 0.1 de clase espectral.

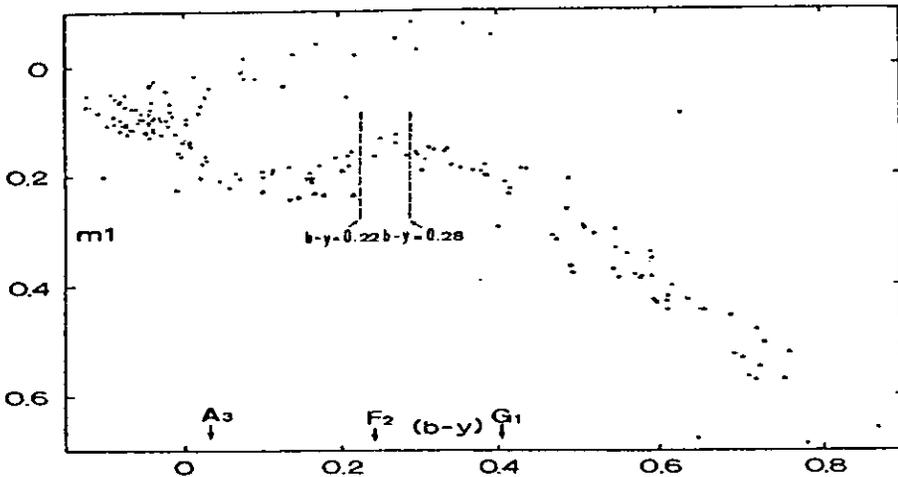


Figura 2.10: Relación de m_1 contra $(b-y)$.

Separación entre clase II y clases Ia y Ib no existe. De la B5 a la G2, las supergigantes Ia y Ib están bien separadas de las enanas de la s.p. excepto quizás por F5 Ia, Ib. La clase III no está bien distinguida de las clases IV-V excepto por la región B9-A5. Clase III-V*, K1 a M están más allá de $[m_i] > 0.4$. La región superior, incluyendo la banda de la s.p. contiene estrellas de Pobl. I cuya razón $[Fe/H]$ es algo más que dos veces la del sol. La población intermedia de estrellas enanas blancas F y G (i.e. con razones $[Fe/H]$ menor que la del sol por un factor de 3 a 10) están localizadas en el lado derecho, bajo la banda de la s.p.

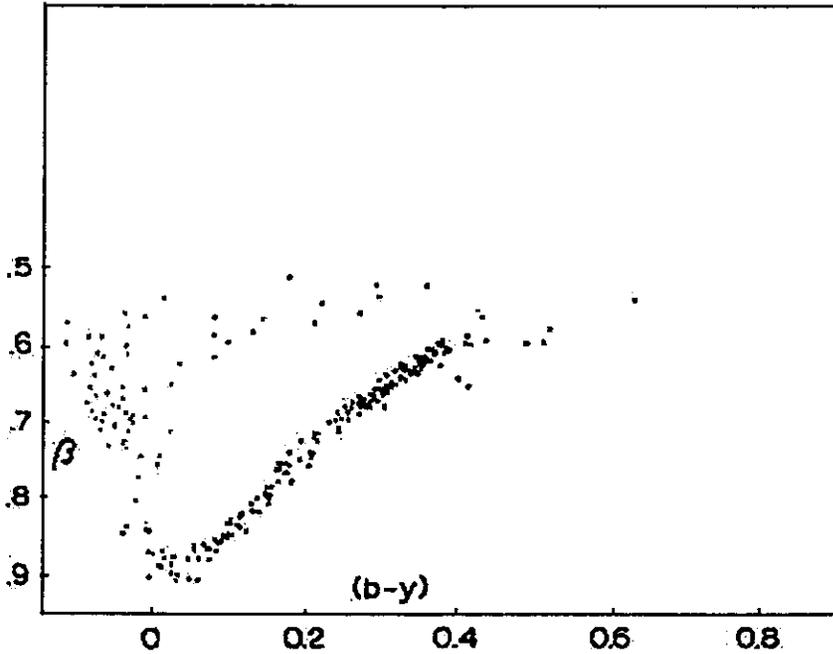


Figura 2.11: Relación entre β y $(b-y)$ para un grupo de estrellas estándar.

Capítulo 3

ESTRELLAS VARIABLES DE CORTO PERIODO

3.1 ESTRELLAS PULSANTES: RR LIRA, CEFÉIDAS Y CEFÉIDAS ENANAS

Desde la antigüedad se han observado estrellas cuyo brillo varía; estas permanecieron sin explicación hasta la aparición de los telescopios y el desarrollo de la astrofísica. Actualmente se sabe que las variaciones en el brillo de una estrella se pueden deber a dos causas: a objetos que se interponen entre la estrella y nosotros, eclipsando su luz o a variaciones intrínsecas en el brillo de la estrella.

Las estrellas variables intrínsecas se encuentran en fases más evolucionadas que el sol, pues ya han cesado de quemar hidrógeno en su núcleo. Estas se clasifican por su período de pulsación, el cual puede variar desde fracciones de segundos hasta años. La mayor parte de las estrellas variables conocidas (llamadas Cefeidas) tienen un período entre 1 y 50 días, y reciben el nombre de la primera pulsante descubierta: Delta, de la constelación de Cefeo. A las del período más corto, del orden de un día, se les conoce como RR de Lira. Estos dos tipos de estrellas variables han desempeñado un papel fundamental en el desarrollo de la astrofísica moderna y han permitido la determinación de las distancias a distintos objetos del universo. Además de las Cefeidas y las RR de Lira existen muchas otras estrellas variables, periódicas y no, cuya observación prueba modelos sobre el interior de las estrellas.

En muchas ocasiones no se comprenden las causas que provocan las variaciones de brillo. Una de las más entendidas son las estrellas que reciben el nombre de estrellas Pulsantes.

La primera estrella Pulsante fué descubierta por D. Fabricius, en 1596. El observó que en la constelación de Cetus aparecía una estrella de tercera magnitud que no se encontraba en las cartas celestes de la época y aunque la estrella se desvaneció después de varias

semanas, no fué reconocida como estrella variable sino hasta 40 años más tarde. Entonces se descubrió que tenía un brillo máximo cada 11 meses. La siguiente estrella variable descubierta fué Delta de Cefeo, de ahí el nombre de Cefeidas.

La información que acumula un astrónomo sobre estas estrellas es la magnitud aparente de la estrella variable tomada en distintos tiempos; a partir de esto se realiza una gráfica de la magnitud en un eje y el tiempo en el otro que recibe el nombre de curva de luz. De las curvas de luz de distintas estrellas se pueden clasificar a las variables en estrellas periódicas y en estrellas irregulares; las periódicas a su vez se pueden dividir de acuerdo con el período, que es el tiempo transcurrido entre máximos consecutivos. Estos períodos varían, desde minutos hasta años y sirven para dividir a las estrellas variables. Hay variables de períodos de más de 100 días. En otro tipo, los períodos varían desde 1 hasta 50 días y las estrellas en esta categoría son un poco más calientes que las de largo período. Estas reciben el nombre de Cefeidas, pues se comportan en forma semejante a la estrella delta de Cefeo.

Entre las estrellas que varían de brillo, algunas lo hacen porque cambian de tamaño; estas estrellas están, alternativamente, expandiéndose y contrayéndose. Las ondas de densidad se propagan hacia afuera en la atmósfera interior, lo cual la expande por un tiempo, entonces se contrae. La luz de la estrella varía durante la secuencia de expansión seguida de contracción. El período de variación de la luz, puede estar entre 80 minutos hasta 100 días, pero cada estrella tiene su período característico. La estrella más brillante de este clase es precisamente la estrella Delta de la Constelación de Cefeo.

Con la ayuda de un espectrógrafo se muestra que la velocidad radial de la estrella varía con el mismo período como cambia en el brillo. Esta velocidad radial variable es interpretada como el origen de la periódica expansión y contracción de la estrella, es decir, su pulsación. El tiempo de aproximación a la velocidad mayor va generalmente, en o cerca del tiempo de máxima luz y la velocidad más grande de recesión se está en o cerca del tiempo de mínimo. La teoría de pulsación fué establecida por Shapley para explicar el comportamiento de estas estrellas y de otras variables cefeidas.

Un ancho rango de períodos han sido observados; pero ciertos períodos son favorecidos. Muchas de estas estrellas tienen períodos cercanos a una semana o ligeramente mayores. Las Cefeidas de Períodos cortos son frecuentemente llamadas "variables de cúmulo" debido a que Bailey en Harvard encontró primero que ellas estaban presentes en abundancia en cúmulos globulares. Son más conocidas como estrellas RR Lira. Estas son semejantes a las estrellas pulsantes, aunque hay algunas diferencias.

Las de período largo, cefeidas, se encuentran a bajas latitudes galácticas y son cuerpos con movimientos lentos; tanto sus movimientos propios como su velocidad radial promedio son pequeños.

Las estrellas RR Lira, por el otro lado, se mueven rápidamente y se encuentran esparcidas sobre el cielo.

Aquí hay una señal de que estas dos clases de estrellas pulsantes son objetos de diferente clase, probablemente difieren en origen y en edad. Las RR Lira son estrellas de la Población II, habitan el Halo exterior de la Galaxia y el núcleo central; pero evitan el disco central y las regiones de estructura espiral. Las Cefeidas de largo período pertenecen a la Población I; sin embargo, existen variables de período largo con magnitudes absolutas medias diferentes y con características de objetos de Población II.

3.1.1 CEFEIDAS ENANAS

Históricamente las estrellas variables de corto período son llamadas Cefeidas Enanas o estrellas δ Scuti. La fotometría a estrellas δ Scuti muestra curvas de luz complicadas. Ellas llegan a tener múltiples períodos de pulsación.

Un intercambio entre teoría y observación ha llevado a la definición de una región del diagrama HR donde la pulsación tiene lugar para estrellas en diversos grados evolutivos. En los últimos años se ha desarrollado un gran interés en la zona donde esta banda de inestabilidad intersecta con la secuencia principal. En esta zona se encuentran las δ Scuti que constituyen un grupo de variables pulsantes de tipo espectral A2 a F0, extendiéndose desde la secuencia principal hasta unas dos magnitudes por encima de ella. Desde el punto de vista observacional se caracterizan por presentar períodos muy cortos ($P < 0.3$) y amplitudes de variación de luminosidad desde unas pocas centésimas hasta 0.8 con una amplitud típica de 0.02 .

El origen de la pulsación de las δ Scuti puede ser encontrada en las zonas de ionización de He I y H. La temperatura máxima es alcanzada en un corto período de tiempo antes de la máxima luminosidad en V.

Las propiedades de las δ Scuti en la sec. princ. difieren de algunas de las estrellas δ Scuti más luminosas. En la sec. princ. los períodos son de alrededor de una hora y las amplitudes son generalmente más pequeñas. La siguiente figura Fig. 3.1 muestra la posición de las estrellas δ Scuti conocidas en el diagrama HR. Las líneas punteadas representan los bordes de la franja de inestabilidad.

Estos bordes no son absolutos, pero indican las regiones donde más allá la pulsación es menos probable.

3.1.2 ALGUNOS PARAMETROS SOBRE ESTRELLAS VARIABLES

-Dos cantidades físicas son muy importantes para determinar si una estrella dentro de la franja de inestabilidad pulsará o no: la velocidad rotacional y la metalicidad.

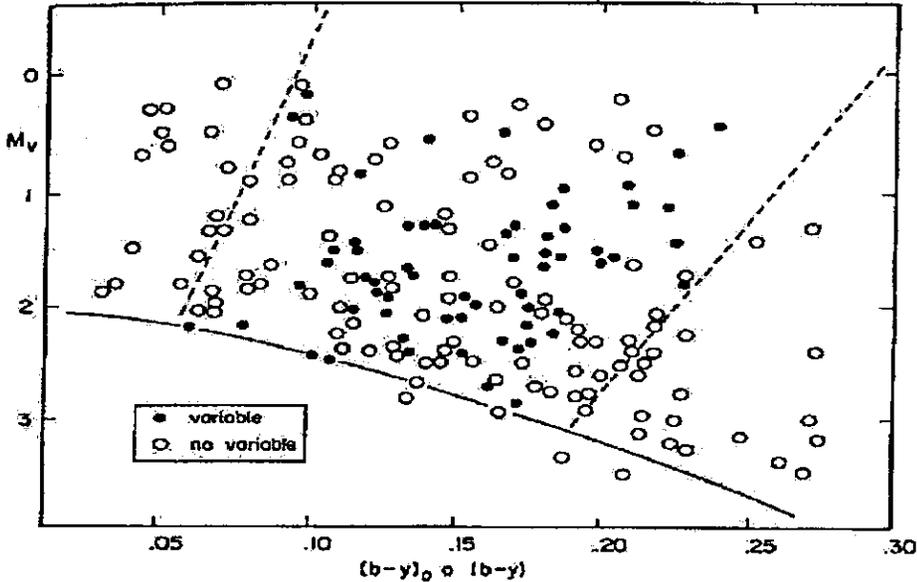


Figura 3.2: La pulsación es común, pero ocurre en menos del 50% de las estrellas.

El conocer la velocidad rotacional de una estrella, su metalicidad y luminosidad permite predecir la variabilidad alrededor del 60% de las veces. El hecho de que alrededor de una tercera parte de las estrellas entre A2V y F0V sean variables, hace que cualquier estrella sea sospechosa a ser variable. En la sec. princ. las variables tienden a ser los "rotadores" más veloces, sus velocidades rotacionales son mayores que las de las estrellas constantes. En la sec. princ. una pulsación y rotación rápida pueden coexistir. De hecho, en promedio las estrellas δ Scuti de la sec. princ. rotan considerablemente más rápido que las estrellas no variables.

Como se dijo, aparte de la velocidad rotacional, la metalicidad tiene una gran efecto en la pulsación. Este efecto parece depender en la clase de metalicidad. La siguiente figura muestra estrellas de todo tipo. Lo que se observa es que la pulsación es común entre ellas pero ocurre en menos del 50% de las estrellas (Fig. 3.2). No todos los tipos de estrellas con líneas metálicas tienden a pulsar y no todos los pulsadores muestran espectros no comunes.

-El parámetro más básico de una estrella pulsante es su período de pulsación. El período es un reflejo de la densidad media estelar. Esta dependencia física puede ser expresada en función de otras cantidades observables a través de la relación período-luminosidad-color.

-A partir de las propiedades observacionales calculadas para estas estrellas (períodos, temperaturas, gravedades y abundancias) se pueden obtener otros parámetros físicos (radios, masas, magnitudes bolométricas y edades) considerando las teorías de pulsación y evolución.

-Una de las relaciones fundamentales deducidas de la teoría de pulsación es la llamada ecuación de pulsación dada por

$$P_i \sqrt{\frac{\rho}{\rho_0}} = Q_i \quad \dots (1)$$

donde P_i es el período de pulsación, ρ es la densidad media de la estrella, ρ_0 es la densidad media del sol y Q_i es la constante de pulsación que es función de los parámetros de estructura estelar y del modo particular de pulsación.

-Si se tiene en cuenta la ecuación de densidad

$$\rho/\rho_0 = (M/M_0)(R/R_0)^{-3} \quad \dots(2)$$

la ecuación de la gravedad

$$g/g_0 = (M/M_0)(R/R_0)^{-2} \quad \dots(3)$$

la ley de Boltzmann

$$L/L_0 = (R/R_0)^{-2}(T_e/T_{e0})^4 \quad \dots(4)$$

y la definición de M_{bol}

$$M_{bol} = M_{bol0} - 2.5 \log(L/L_0) \quad \dots(5)$$

donde $T_{e0}=5770$ K, $M_{bol0}=4.75$ y $g_0=4$.

Relacionando estas ecuaciones se puede obtener una importante relación para estrellas variables: Sustituyendo la ec.(2) en (1) se tiene

$$P \left(\frac{M}{M_0} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{R_0} \right)^{-3/2} = Q \dots (6)$$

Sustituyendo la ec. (3) en (6)

$$P \left(\frac{g}{g_o} \right)^{1/2} \left(\frac{R}{R_o} \right)^{-1/2} = Q \dots (7)$$

Ahora, sustituyendo la ec. (4) en (7)

$$P \left(\frac{g}{g_o} \right)^{1/2} \left(\frac{L}{L_o} \right)^{-1/4} \left(\frac{T_e}{T_{e_o}} \right) = Q \dots (8)$$

Aplicando logaritmos en ambos lados de esta última ecuación y sustituyendo la ec. (5), la ec. (8) puede ser escrita como

$$\log P + 0.5 \log \left(\frac{g}{g_o} \right) + 0.1(M_{bol} - M_{bol_o}) + \log \left(\frac{T_e}{T_{e_o}} \right) = \log Q \dots (9)$$

o también de la forma

$$\log P + 0.5 \log g + 0.1 M_{bol} + \log T_e - (0.5 \log g_o + 0.1 M_{bol_o} + \log T_{e_o}) = \log Q$$

con $(0.5 \log g_o + 0.1 M_{bol_o} + \log T_{e_o}) = 6.456$

Finalmente, se tiene la importante

$$\log Q = -6.456 + \log P + 0.5 \log g + 0.1 M_{bol} + \log T_e$$

que permite obtener la constante de pulsación Q y por tanto el modo de pulsación, conociendo el período, log g, T_e y M_{bol}.

Los modos de pulsación se pueden identificar comparando la razón de períodos observados con las razones de períodos esperados como se muestra en la siguiente tabla (según Petersen, 1976).

ORDEN	Q	0	1	2	3
0	0.0333	1.000			
1	0.0252	0.757	1.000		
2	0.0203	0.610	0.806	1.000	
3	0.0170	0.511	0.675	0.837	1.000
4	0.0146	0.449	0.580	0.714	0.855

Tabla 3. Modos de pulsación.

Capítulo 4

LA EDAD DE UN CUMULO ABIERTO

Antes de comenzar a describir un método para obtener la edad de un cúmulo abierto, que es el que se utiliza en este trabajo, se presenta a continuación los principios básicos usados para obtener las isocronas que nos permiten conocer la edad de un cúmulo.

4.1 LAS ECUACIONES DE INTERIORES ESTELARES

HIDROSTATICA Y EQUILIBRIO TERMICO

Para todas las estrellas se tienen cuatro parámetros básicos: la masa, la luminosidad, el radio y la composición de las capas exteriores. Aunque ocurren cambios en estos a lo largo de la vida de las estrellas, ellas permanecen constantes sobre períodos de tiempo largos. Las intensas observaciones astrofísicas en los últimos cincuenta años no han revelado cambios para la mayoría de las estrellas. Es esta constancia la que hace posible el análisis del interior estelar, ya que esto asegura que el interior estelar debe estar en perfecto equilibrio.

A continuación se presenta el conjunto completo de condiciones de equilibrio que deben haber en una estrella. Se ignorará perturbaciones tales como rotación, pulsación, distorsión por mareas y campos magnéticos a gran escala; se asumirá simetría esférica para el exterior.

4.1.1. CONDICION DE EQUILIBRIO HIDROSTATICO

La primera condición que debe existir a través del interior estelar es el equilibrio hidrostático: todas las fuerzas que actúan en cualquier volumen pequeño de la estrella deben estar compensadas cada uno de otro.

Las únicas fuerzas que se consideran aquí son la fuerza gravitacional, que actúa directamente hacia adentro y la fuerza de presión que está dirigida hacia afuera.

Considerando un volumen cilíndrico pequeño a una distancia r del centro de la estrella, con su eje apuntando hacia el centro, con sección transversal ds y longitud dr ; la fuerza de presión que actúa sobre este volumen es

$$- \frac{dP}{dr} ds dr$$

donde P es la presión, que decrece en función de la distancia r del centro. La fuerza gravitacional que actúa en el mismo volumen estará dado por la masa del volumen por la aceleración gravitacional

$$\rho ds dr \frac{GM_r}{r^2}$$

donde ρ es la densidad y G es la constante de gravitación. M_r es la masa en una esfera con radio r que está expresada en términos de la densidad por

$$M_r = \int_0^r \rho 4\pi r^2 dr \dots (1)$$

Como las dos fuerzas son opuestas e iguales una a otra, la condición de equilibrio hidrostático es la siguiente

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_r}{r^2} \dots (2)$$

Las ecuaciones (1) y (2) son las dos primeras ecuaciones de equilibrio básicas que gobiernan la estructura estelar.

Se puede obtener la temperatura usando la ecuación de estado de un gas ideal, que es cercano a la mayoría de las estrellas. Esta ecuación puede escribirse en la forma $P = (\kappa/m)\rho T$ donde T es la temperatura, κ es la constante de Boltzmann y m es el peso molecular medio.

4.1.2 CONDICION DE EQUILIBRIO TERMICO

La energía perdida en la superficie de una estrella es medida como la luminosidad que es compensada por la energía liberada de los procesos nucleares en los interiores estelares. Esta condición puede ser expresada por la ecuación

$$L = \int_0^R E\rho 4\pi r^2 dr \dots (3)$$

donde E es la energía liberada de los procesos nucleares por gramo por segundo. Esta producción de energía nuclear E depende de la temperatura, densidad y composición. La ecuación (3) asegura un balance de energía para la estrella como un todo. La energía ganada en una sección y la pérdida en otra sección deberían permitir en un tiempo un cambio de temperatura en el interior y hacer una estrella inconstante. Si se considera la cáscara cilíndrica con radio r y grosor unitario, la energía de balance para esta cáscara puede ser escrita como

$$\frac{dL_r}{dr} = E\rho 4\pi r^2 \dots (4)$$

donde L_r es el flujo de energía a través de la esfera con radio r. El lado izquierdo de la ecuación representa la pérdida neta de la cáscara causada por el exceso de flujo que sale de la cáscara a través de la superficie externa sobre el flujo que entra a la cáscara a través de la superficie interior. El lado derecho representa la energía producida dentro de la cáscara por procesos nucleares. La ecuación (4) representa la tercera de las condiciones de equilibrio básicas que deben haber en el interior estelar.

La última ecuación de equilibrio da la temperatura como función del radio, o dicho de otra forma, el gradiente de temperatura dT/dr . La forma de la ecuación depende de la forma en que la energía es transportada: por conducción, convección o radiación. En los interiores de las estrellas la conducción es ineficiente, ya que los electrones que llevan la energía sólo pueden viajar distancias muy cortas antes de chocar con otras partículas. En el transporte radiativo los fotones emitidos en las partículas más calientes de la estrella son absorbidos por las regiones más frías, calentándose por ello. Se dice que la estrella está en equilibrio radiativo cuando la energía que sale del interior de la estrella es transportada totalmente por causa de la radiación. El gradiente de temperatura radiativo se relaciona al flujo de energía $L(r)$ por la ecuación

$$\frac{dT}{dr} = \frac{-3\kappa L(r)}{4acT^3 4\pi r^2} \dots (5)$$

donde $a = 4c\sigma$ es la constante de radiación, σ es la constante de Stefan-Boltzmann, c es la velocidad de la luz y κ es el coeficiente de absorción o también llamado Opacidad. ¿Qué tan grande será el flujo de radiación a través de una estrella?. Esto depende de la Opacidad de los gases. Si hay poca opacidad, se podrá ver desde un punto dado el interior, regiones mucho más calientes y el exterior, regiones más frías.

La opacidad representa la cantidad de absorción de energía por unidad de masa, κ . La ecuación (5) es la cuarta condición de equilibrio. Fija el valor del flujo neto de radiación como función del gradiente de temperatura y de la opacidad de los gases a través del cual fluye la radiación.

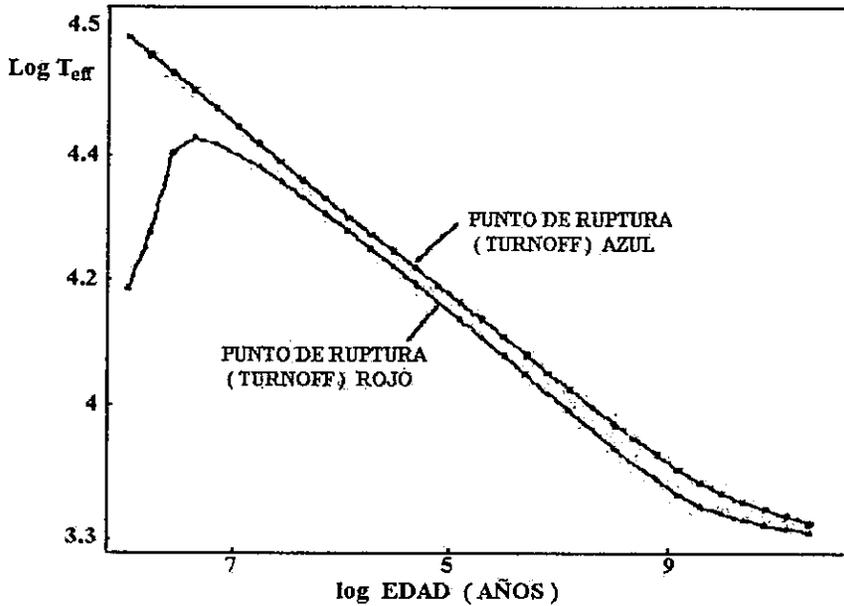


Figura 4.1: T_{eff} en el punto de ruptura, como función de la edad.

4.2 ISOCRONAS DE MEYNET, MERMILLIOD Y MAEDER

Meynet, Mermilliod y Maeder (1993), a partir de la teoría de Interiores Estelares, obtuvieron una serie de isocronas para obtener la edad de cúmulos abiertos. El método para obtener la edad consiste en encontrar la isocrona que mejor se ajuste al diagrama color-magnitud de un cúmulo dado.

Las características de un diagrama color-magnitud son importantes para conocer la edad de un cúmulo, dependiendo de la posición, por ejemplo, de su punto de ruptura se puede conocer la edad (Fig. 4.1).

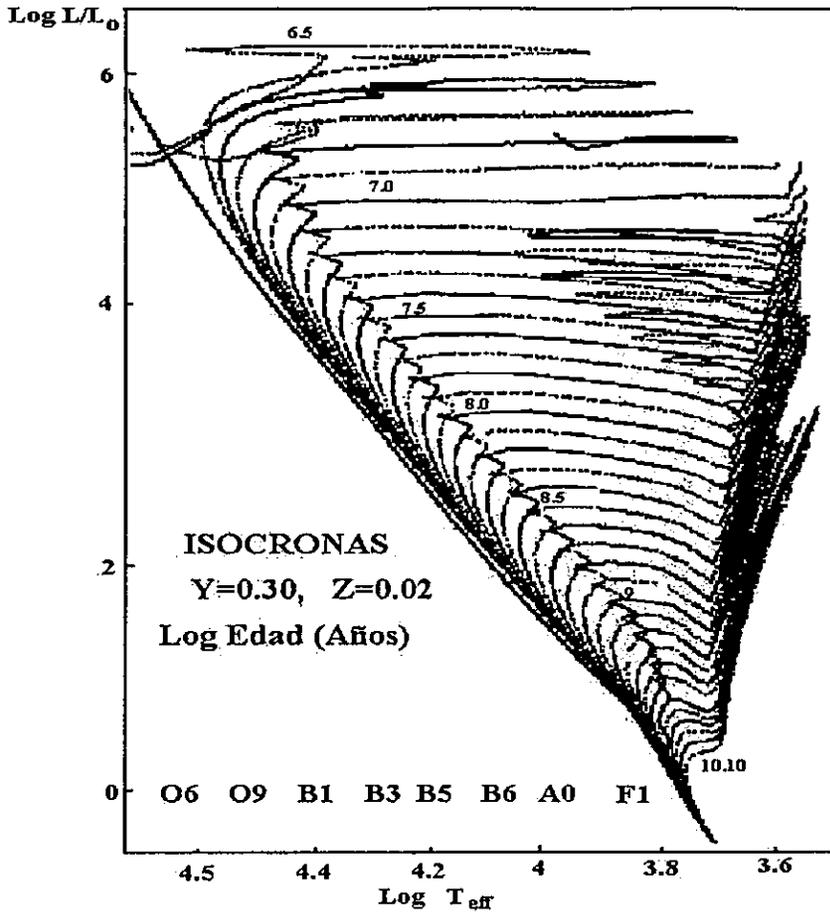


Figura 4.2: Isocronas de Maeder y Meynet.

La Fig. 4.2 muestra las isocronas obtenidas en el diagrama H-R teórico. Los números en las isocronas indican el logaritmo de la edad en años.

La Fig. 4.3, al igual que la anterior, pero el diagrama H-R observacional, muestra las isocronas para obtener la edad de los cúmulos.

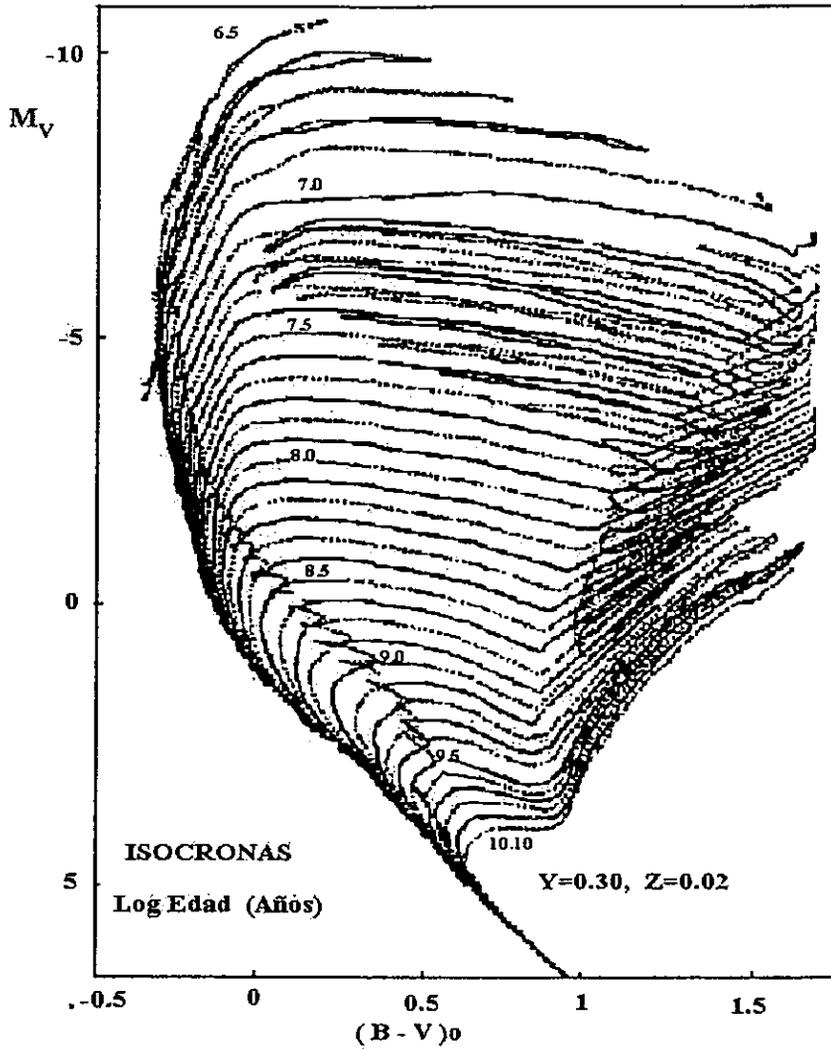


Figura 4.3: Isocronas de Maeder y Meynet.

Por último se presenta la figura (Fig. 4.4) de la isocrona obtenida por ellos para el cúmulo Alfa Per, obteniéndose una edad de $\log e = 7.72$.

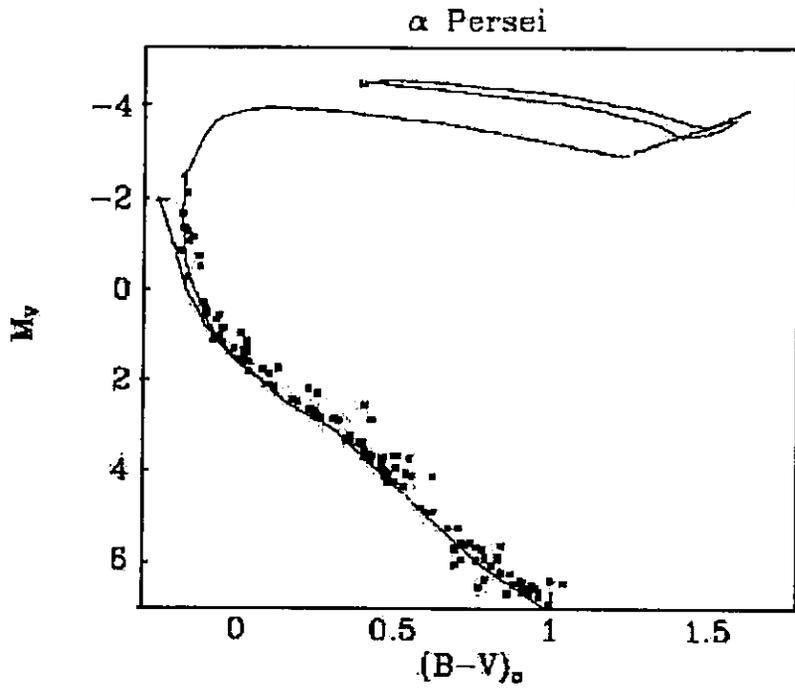


Figura 4.4: Isocrona para el cúmulo Alf Per.

Capítulo 5

DATOS

5.1 ADQUISICION

Las observaciones fueron realizadas en el Observatorio de San Pedro Mártir, B.C. del Instituto de Astronomía de la UNAM por J. H. Peña y J.P. Sareyan del 29 de septiembre al 4 de octubre de 1998.

Los datos fotométricos obtenidos son de dos tipos: Diferencial para las estrellas variables y Absoluta para las estrellas en la dirección del cúmulo. Se utilizó el fotómetro cuentapulsos Danés acoplado al Telescopio de 1.5 metros de diámetro y el fotómetro multifiltros Lowell acoplado al Telescopio de 84 centímetros de diámetro.

La siguiente tabla resume las observaciones, así como el tipo de fotometría.

FECHA (1998)	FOTOMETRIA	TELESCOPIO	FILTRO	COMENTARIO
sep 27	diferencial	150	uvby- β	H501
sep 28	diferencial	150	uvby- β	H906
sep 29	absoluta	150	uvby- β	α Per
sep 30	absoluta	150	uvby- β	α Per
oct 01	absoluta	150	uvby- β	α Per
oct 02	absoluta	150	uvby- β	α Per
oct 03	absoluta	150	uvby- β	α Per
oct 04	absoluta	150	uvby- β	α Per

Tabla 4. Observaciones

Una descripción detallada del fotómetro danés puede encontrarse en Nissen (1988). Como ya se describió anteriormente, el fotómetro cuenta los fotones que inciden en él. En este caso, el telescopio es enfocado a una estrella; el fotómetro cuenta los fotones que llegan de ella.

El fotómetro danés mide en forma simultánea en los cuatro filtros (bandas) de la fotometría Strömngren *uvby*. Primero se toman estas medidas y posteriormente se cambia la posición del fotómetro para medir en los filtros N y W (Narrow y Wide), cuya diferencia define el índice $H\beta$. El fotómetro Lowell aunque es multifiltros, mide en un solo filtro a la vez.

FOTOMETRIA DIFERENCIAL. Fué utilizada para la observación de las estrellas variables. Dos estrellas cercanas a la variable son tomadas como estrellas de referencia. La secuencia de observación consistió en observar una estrella variable seguida de una de referencia, posteriormente se tomaba un "cielo", que es la cuenta tomada cuando se posiciona el telescopio en un lugar del cielo sin estrellas. Cada dato fué promediado de tres integraciones de 10 segundos; para el cielo se tomaba una integración de 10 segundos que posteriormente sería restada a lo obtenido en las cuentas para las estrellas. Los valores finales son presentados como la diferencia de la magnitud instrumental de la estrella menos el promedio de las dos estrellas de referencia. Se usan dos estrellas porque no se sabe si alguna de ellas sea también una variable.

FOTOMETRIA ABSOLUTA. En este caso se selecciona un número de estrellas de una lista de estándares dada en "The Astronomical Almanac". Estas estrellas sirven para determinar la magnitud estándar, ya que lo que se obtiene es una magnitud que depende de los instrumentos empleados para hacer las mediciones. Son estas las llamadas magnitudes instrumentales. Pueden tomarse los datos de estas estrellas antes de iniciar a observar las estrellas en la dirección del cúmulo. Cuando se realiza esto último, se busca la estrella de interés y se toman integraciones de 10 segundos (de 3 a 5 veces). A continuación se toma la medición para $H\beta$ y finalmente se toma el cielo. Esto se hace para cada estrella.

5.2 REDUCCION

La reducción de los datos fué hecho a través del paquete NABAPHOT (Narrow Band Photometry) elaborado por Armando Arellano y Laura Parrao, astrónomos del Instituto de Astronomía de la UNAM.

NABAPHOT es un conjunto de programas que se usan sucesivamente, es decir, los archivos de salida de algún programa son empleados como archivos de entrada por el programa siguiente.

El acomodo adecuado de la información en los archivos comienza en el proceso mismo de observación: se observa cielo antes de la estrella en consideración. El programa resta de las cuentas de la estrella las cuentas del cielo para cada filtro.

Cuando se observa el cielo se le da la misma identificación de la estrella a la que está asociada. La identificación en los archivos es de 0 para las estrellas observadas y 1 para su cielo correspondiente.

Fué necesaria la creación de un archivo llamado OBJETOS que contenía los valores fotométricos obtenidos de la literatura para las estrellas estándar.

El formato del archivo OBJETOS es el siguiente:

INDICE	NOMBRE	α	δ	FOTOMETRIA	COMENTARIO
1	HR232	02.43. 18.0	12 19.0	5.2 .135 .188 .837 2.35	

Tabla 5. Ejemplo formato archivo OBJETOS.

La tabla anterior corresponde a un ejemplo para una estrella estandar HR232, cuyas coordenadas son $\alpha=2h 43m 18s$, $\delta= 12^\circ 19'$ y sus valores estandar son $V=5.2$, $b-y=0.135$, $m_1=0.188$, $c_1=0.837$ y $\beta=2.35$.

En la Fig. 5.1 se muestra un diagrama de flujo de la secuencia de los programas de NABAPHOT. Se indican también los archivos de entrada y salida. Los nombres de los archivos son arbitrarios, cualquier usuario puede dar su propia convención. En este trabajo los archivos están nombrados en atención a la noche de observación con una extensión referente al programa. Por ejemplo, al aplicar el programa TACONVU a la noche 29301098, el archivo de salida era nombrado 2930.TCU. Esto es posible ya que todos los programas piden los nombres de los archivos de entrada y salida como antes se mencionó.

Las reducciones se hicieron noche por noche.

A continuación se da la descripción de cada programa:

5.2.1 SORTER

El archivo de entrada es el archivo original, el archivo de los datos observacionales. Este programa separa las observaciones $uvby$ y $H\beta$, escribiéndolas respectivamente en los archivos llamados UDATA y BDATA. A partir de este momento las reducciones de $uvby$ y $H\beta$ se hacen por separado, aunque con los mismos programas. Al revisar los archivos UDATA y BDATA, se verifica que cada objeto esté adecuadamente identificado y que los nombres sean idénticos a los que se dieron en OBJETOS. En este trabajo el identificador de las estrellas corresponden a su número de observación, pero dado que se uso la identificación dada por Heckmann (1956), fué necesario hacer el cambio en el identificador a cada noche al comenzar la reducción.

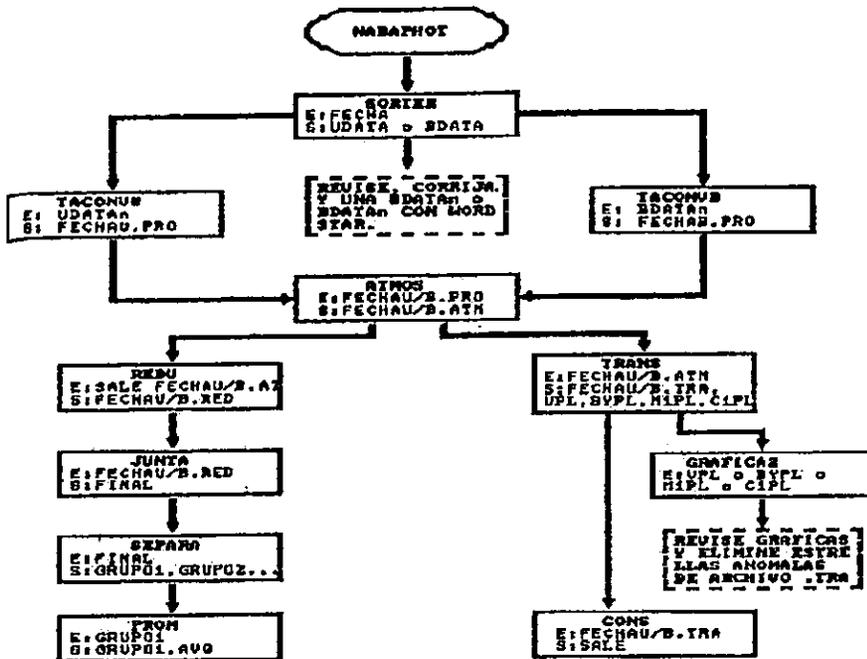


Figura 5.1: Diagrama Programas Nabaphot.

También es importante verificar en esta parte que todas las lecturas de cielo tengan el índice 1 y las estrellas el 0 al principio del registro.

El número de objetos para este programa está limitado a mil. Así, que si el número de ellos es mayor a este valor -como nos sucedió a nosotros en varias noches- el archivo original es dividido en dos partes. Finalmente los dos archivos obtenidos eran unidos en un solo archivo llamado UDATASM.

Solo cuando estos archivos no marcan ningún error se continua el proceso de reducción.

5.2.2 TACONVU Y TACONVB

Estos programas calculan el promedio de las integraciones por segundo de la estrella y substraen el cielo. El cielo restado por una estrella es aquel que lleva su mismo nombre. Si a una estrella no se le observó cielo, el programa le resta el cielo anterior.

Los valores promedio de la lectura en cada filtro están listas para transformarse a magnitudes y colores instrumentales y corregirse por los efectos de extinción atmosférica.

5.2.3 ATMOS

Este programa calcula magnitudes y colores instrumentales y corrige por extinción atmosférica de acuerdo a la fórmula

$$m_o = m_L - kX$$

en donde las variables son respectivamente la magnitud (o color) fuera de la atmósfera, la magnitud (o color) instrumental y la masa del aire. Una ecuación como la anterior se emplea para cada color.

Los valores de la extinción atmosférica se calculan por los observadores para cada temporada.

Este programa también corrige las observaciones de los efectos del filtro neutro para aquellas estrellas que por ser muy brillantes han sido observadas a través de este filtro. Esto lo hace el programa siempre que el índice al principio del registro sea 2.

5.2.4 TRANS

Este programa localiza las estrellas estándares en el archivo anterior (valores instrumentales) y en el archivo OBJETOS (valores estándares).

En el archivo de salida se escriben todas las estrellas estándares con sus valores estándares e instrumentales. Este archivo será empleado por CONS para calcular las constantes de transformación al sistema estándar.

5.2.5 GRAFICA 2

En esta sección se utilizó el paquete ORIGIN. Se graficaron los archivos creados en la parte anterior. Los valores instrumentales obtenidos para las estrellas estándares contra los valores de la literatura.

La relación entre estos da los coeficientes de transformación para obtener los valores instrumentales estándar. Las gráficas obtenidas fueron ajustadas a rectas. Se examinaron las gráficas identificándose aquellos puntos que no caían sobre la recta de transformación. Una vez identificadas eran eliminadas del archivo .TRA.

Algunas estrellas que no caían dentro de las rectas resultaron ser estrellas variables, como en el caso de la estrella estándar ST1321, lo cual explica su variación con respecto al valor de la literatura.

5.2.6 CONS

Este programa usa los valores estándares e instrumentales de las estrellas estándares y ajusta ecuaciones de la forma:

$$\begin{aligned} V &= A + V_i + B (b-y)_i \\ (b-y) &= C + D (b-y)_i \\ m_1 &= E + F m_{1i} + G (b-y)_i \\ c_1 &= H + I c_{1i} + J (b-y)_i \\ H\beta &= K + L H\beta_i \end{aligned}$$

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

Los resultados se encuentran en el archivo de salida llamado SALE. Ahí se enlistan los valores de las constantes de transformación y las sigmas que son las desviaciones estándar del promedio de las diferencias entre los valores calculados para estrellas estándar por medio de las ecuaciones de la parte superior y sus valores en el archivo OBJETOS. También aparece el número de puntos empleados en el ajuste de cada ecuación.

5.2.7 REDU

Este programa lee las magnitudes y colores fuera de la atmósfera y pide los valores de las constantes de transformación dadas en SALE. Transforma todo al sistema estándar. Estos son los resultados y el final de las reducciones.

Los programas que de aquí siguen se emplean para acomodar para su posterior análisis.

5.2.8 JUNTA

Antes de usar este programa unimos todos los archivos REDU. Esto se hizo desde MSDOS. El programa JUNTA buscó todas las estrellas con el mismo nombre y las va agrupando, de tal manera que la salida es una tabla con los resultados de todas las estrellas observadas en la temporada.

El análisis de estos archivos consistió en la búsqueda de alguna noche anómala. Dado que se tenían los valores de cada estrella para cada noche, estos debían de tener un valor parecido; cuando un valor discrepaba de los demás se veía la noche de observación. Así, sería fácil encontrar alguna noche problema, pues si había otros valores fuera de la media en otras estrellas, estos debían coincidir en la misma noche. En este trabajo esto no fué encontrado, así que por lo tanto, los valores de ninguna noche se eliminaron.

5.2.9 SEPARA

No fué usado.

5.2.10 PROM

Este programa fué usado para promediar todas las observaciones de una misma estrella. En los archivos de salida se obtuvo el promedio de cada color, la desviación estándar del promedio y el número de puntos promediados.

5.3 CALIBRACIONES

5.3.1 ESTRELLAS TIPO A Y F

Las calibraciones fueron obtenidas de NISSEN (1988), donde se hizo fotometría uvby- β a estrellas de tipo F de trece cúmulos abiertos.

La fotometría Strömgen es una herramienta poderosa para determinar tanto la membresía como las características físicas (T_{eff} , g , $[\text{Fe}/\text{H}]$) de las estrellas observadas en un cúmulo. La T_{eff} está relacionada al índice H β y al índice de color desenrojado $(b-y)_o$. La gravedad superficial o la magnitud absoluta M_v pueden ser derivadas de la posición de la estrella en el diagrama C_o - β y la abundancia de metal del diagrama m_o - β .

ENROJECIMIENTO. El índice de color intrínseco $(b-y)_o$ fué calculado por la expresión

$$(b-y)_o = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\Delta\beta^2 - 0.058C_o - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_o$$

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

$$(b-y)_o = 2.946 - 1.0\beta - 0.18C_o$$

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 δm_o es

$$\delta m_o = m_{1,\text{Hyades}}(\beta) - m_o$$

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

$$\delta C_o = C_o - C_{1,\text{std}}(\beta)$$

DETERMINACION DE LA ABUNDANCIA DE METAL. Para obtener $[Fe/H]$, el valor observado m_1 primero es corregido para enrojecimiento interestelar por la expresión de Crawford y Mandewewala (1976)

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

Después de haberse obtenido δm_o , la abundancia de metal se calcula mediante

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

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

MODULO DE DISTANCIA. El valor observacional C_1 es corregido para enrojecimiento interestelar por la siguiente relación de Crawford y Mandewewala (1976)

$$C_o = C_1 - 0.20E(b-y)$$

La magnitud absoluta es calculada como

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

Las relaciones estándares entre M_V , C_1 y β 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, $V_o = V - 4.3E(b-y)$, son finalmente usadas para calcular el módulo de distancia $DM_o = V_o - M_V$, de cada estrella.

5.3.2 ESTRELLAS B

Estas calibraciones fueron obtenidas de Balona y Shobbrook (1984) y de Shobbrook (1984), que hizo un estudio a 423 estrellas de trece cúmulos abiertos. Las correcciones para enrojecimiento fueron echas para cada estrella usando segmentos de línea recta para representar la gráfica no lineal de Crawford (1978) de $(b-y)_o$ contra C_o . El procedimiento es descrito en detalle en Shobbrook (1983a).

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

$$\begin{aligned} C_o &= C_1 - 0.19E(b-y) \\ m_o &= m_1 + 0.33E(b-y) \\ (u-b)_o &= (u-b) - 1.53E(b-y) \\ V_o &= V - 4.3E(b-y) \end{aligned}$$

Como β está relacionado con la magnitud absoluta y C_o con la T_{eff} , el diagrama (β , C_o) es un diagrama esencial. Es conocido que la mitad de las estrellas tardías gigantes y supergigantes B obedecen a una relación diferente (M_V , β), 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, β)

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

donde $x = \beta - 2.5$

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

Es posible linealizar la relación (M_V, β) 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. Una expresión conveniente para el ZAMS la obtuvieron 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 por α 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 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

$$[g] = \log(\beta - 2.515) - 1.60 \log(C_0 + 0.322)$$

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 $E'(b-y) = (b-y) - (b-y)'_0$ 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 $m_o = m_1 + 0.30E(b-y)$, $C_o = C_1 - 0.19E(b-y)$, $(u-b)_o = (u-b) - 1.53E(b-y)$ y $V_o = V - 4.3E(b-y)$.

Como antes, el módulo de distancia es $DM = V_o - M_V$ y la distancia $dst = 10^{(DM/5)+1}$

Capítulo 6

ANALISIS Y RESULTADOS

Una vez finalizada la reducción se procedió a la obtención de resultados, así como a su comparación con trabajos previos.

Para encontrar los resultados es necesario obtener los coeficientes de transformación al sistema estándar. Estos fueron obtenidos en el proceso de reducción.

$$\begin{aligned}
 V_{std} &= A + B (b-y)_{inst} + V_{inst} \\
 (b-y)_{std} &= C + D (b-y)_{inst} \\
 m_{1std} &= E + F (m_1)_{inst} + J (b-y)_{inst} \\
 c_{1std} &= G + H(c_1)_{inst} + I (b-y)_{inst} \\
 H\beta_{std} &= K + L (H\beta)_{inst}
 \end{aligned}$$

FECHA	A	B	C	D	E	F	G	J	H	I	K	L
sep27	18.711	0.040	0.596	1.037	0.064	0.874	-0.868	0.069	1.358	0.397	3.538	1.510
sep29	18.714	0.026	0.601	1.055	0.031	0.855	-0.739	0.016	1.241	0.345	3.522	1.464
sep30	18.732	0.111	0.579	0.983	0.120	0.647	-0.650	0.171	1.128	0.177	3.557	1.563
oct01	18.719	0.082	0.606	1.050	0.056	0.693	-0.681	0.060	1.168	0.241	3.438	1.244
oct02	18.028	0.707	0.576	1.034	0.117	0.708	-0.630	0.100	1.022	0.023	3.743	1.699
oct03	18.862	0.359	0.575	1.060	0.174	0.562	-0.815	0.184	1.199	0.203	3.393	1.170

TABLA 6. Coeficientes de transformación. 1998.

Las desviaciones estándar para los colores e índices, se presentan en la Tabla 7.

Fecha,1998	V	(b-y)	m_1	c_1	β
sep 27	0.01610	0.01186	0.00002	0.01366	0.009
Sep 29	0.00952	0.00450	0.00695	0.00054	0.016
Sep 30	0.02745	0.00999	0.01542	0.02152	0.011
Oct 01	0.01131	0.00921	0.01800	0.02084	0.010
Oct 02	0.14289	0.01768	0.02264	0.02447	0.0175
Oct 03	0.15821	0.01680	0.02530	0.02631	0.018

TABLA 7. Desviaciones estándar para colores e índices.

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 β de Crawford y Mander (1966).

Los valores obtenidos en la fotometría se presentan en la Tabla 8(Apéndice 1).

Comparación con previos datos fotométricos.

Los resultados fotométricos de este trabajo fueron comparados con trabajos previos: con Heckmann (1956), fué hecha la comparación de los valores fotométricos para V. Excepto por pocas estrellas, 6, para las cuales grandes discrepancias fueron encontradas, el acuerdo fué bueno, presentando un factor de correlación de $R=0.985$. Sin embargo, una gran fracción de la muestra, 25 estrellas, difieren en más de una magnitud de la tendencia general. Un ajuste que no las considera en el análisis y que constituye una muestra de 121 estrellas da un factor de $R=0.9985$ con la siguiente ecuación de transformación $V_{\text{Heckmann}} = -0.945 + 1.137V_{\text{pp}}$.

La comparación con la fotometría de Crawford y Barnes (1974) (C&B) y la fotometría V de Mitchell (1960) dan una buena relación con los datos de este trabajo (PP). Un ajuste lineal fué hecho en cada caso y los coeficientes se presentan en la Tabla 9.

	V	(b-y)	m_1	c_1	β
A _{C&B}	-0.02609	0.00991	-0.03639	-0.01363	0.086
B _{C&B}	1.00145	0.97765	1.16566	1.04337	0.9710
R _{C&B}	0.9997	0.99118	0.98084	0.98854	0.9928
N	27	27	27	27	29

TABLA 9. Comparación de la fotometría uvby- β con los valores de la literatura.

El ajuste para los datos de H β fué obtenido quitando 8 de 38 estrellas (H817, H212, H501, H831, H835, H675, H557 y H601). Debido a que los valores fotométricos para las estrellas en la dirección de alfa per son homogéneos en el sistema estándar con la fotometría uvby- β , se calcularon valores medios para las estrellas en común.

La Tabla 10(Apéndice 1), presenta los resultados finales de la fotometría. Este trabajo (PP) presenta 120 estrellas, de las cuales 19 son en común con C&B; son de estas últimas los valores fotométricos los promediados de ambas. Finalmente, para presentar una lista más completa se sumaron 36 estrellas más del trabajo de C&B. En total se tienen 156 estrellas.

EL CUMULO

El siguiente paso fué la calibración. Esta fué descrita anteriormente: se usó la calibración de Nissen (1988) con la calibración previa de Crawford (1975, 1979) para estrellas A y F; y la de Shobbrook (1984) para estrellas tempranas.

Con esto se obtuvo el enrojecimiento $E(b-y)_0$, c_1 , β , m_{10} , V_0 , M_V , el módulo de distancia, la distancia y la metalicidad.

Estos programas fueron corridos para todas las estrellas. A partir de ellos, al obtenerse los valores de m_1 y c_1 se usó la Fig. 2.11 para encontrar la clase espectral de cada estrella. Así, se trabajó solamente con las estrellas identificadas. En total fueron 78 estrellas.

Uno de los datos que dió la calibración fué la distancia. A partir de esta se obtuvieron los histogramas de distancia para las estrellas A y F, B y el conjunto total. Fig. 6.1

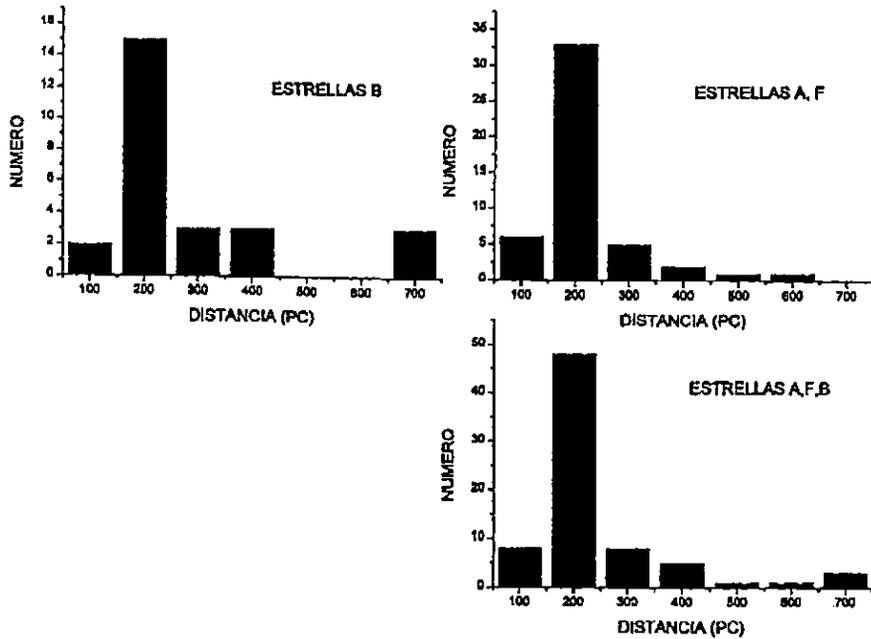


Figura 6.1: Histogramas para estrellas A, F y B.

El Histograma presenta una distribución que se espera en el caso de cúmulos, una concentración mayor alrededor de una distancia. En este caso la mayor parte de las estrellas se concentró alrededor de 200 pc. Por tanto, aquellas estrellas que se encuentren dentro de este límite son las estrellas miembros. A las demás se les asignó una probabilidad de membresía conforme se alejaban de 200 pc.

La Tabla 11(Apéndice 1) muestra los resultados de la calibración, así como la membresía para cada estrella. Esta, es comparada con otras fuentes: Heckmann (1956), Roman (1950) y Smart (1940) de sus estudios en movimientos propios; cuando son miembros se tiene "G", "R" y "S" respectivamente. De la tabla anterior, se tienen 48 estrellas miembros; a partir de ellas se encuentran los parámetros físicos del cúmulo.

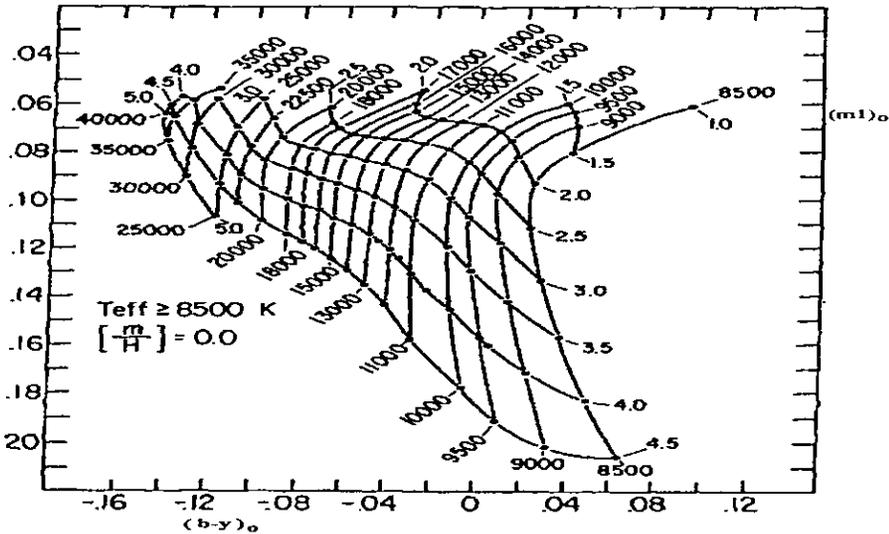


Figura 6.2: $(m_1)_0$ Vs $(b-y)_0$

Una parte importante con la que se trabajó fueron las gráficas de $(m_1)_0$ Vs $(b-y)_0$ (Fig. 6.2) y las isocronas de Relyea y Kurucz (1978), (Fig. 6.3). De ellas se obtuvo la temperatura y log g para cada estrella de los resultados de las calibraciones. Los valores obtenidos fueron comparados con la calibración de Perez (1989), las isocronas $[c_1]$ Vs $[m_1]$ (Fig. 6.4) y las isocronas de Lester (1986). Los resultados se muestran en la Tabla 12 (Apéndice 1). La última columna es la obtenida de Peterson, et. al. (1972) para obtener la temperatura de $T=6850+1250(\beta -2.684)/0.144$.

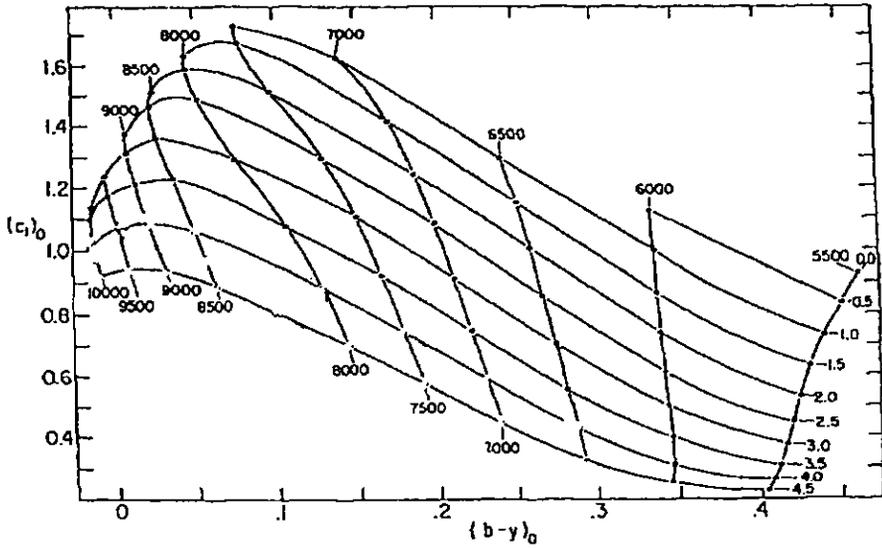


Figura 6.3 Isocronas de Relyea y Kurucz.

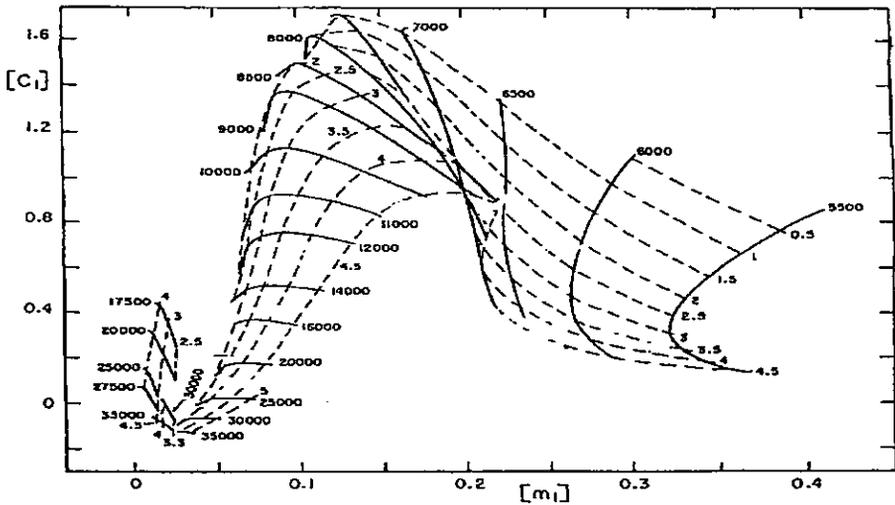


Figura 6.4: Isocronas $[c_1]$ Vs $[m_1]$.

Además obteniéndose la temperatura, pudo buscarse en tablas Novotny (1978), la relación de temperatura contra Tipo Espectral. Esta fué comparada con los resultados obtenidos en este trabajo. Además se comparó con los datos por Heckmann (1956). Tabla 13 (Apéndice 1). En esta tabla pueden observarse discrepancias entre algunos de los resultados, mostrándose la dificultad que existe en asignar una clasificación espectral.

El siguiente paso consistió en obtener la Luminosidad a partir de la Temperatura, mediante

$$L = L_{\odot} 10^{-0.4(M_{\text{BOL}} - M_{\text{BOL}\odot})}$$

Donde M_{BOL} es la magnitud bolométrica.

Para el caso del Sol, su magnitud bolométrica y su luminosidad:

$$L_{\odot} = 3.82 \times 10^{33} \text{ erg sec}^{-1} \text{ y } M_{\text{BOL}\odot} = 4.76$$

La M_{BOL} para nuestras estrellas se obtuvo a partir de su temperatura. Con el valor de esta, se buscó en Tablas su corrección bolométrica (BC). Con este dato, a partir de

$$M_{\text{BOL}} = M_V + BC$$

se tuvo la magnitud bolométrica, con la cual se pudo obtener la luminosidad a partir de la ecuación antes presentada. La tabla 14 (Apéndice 1) presenta estos cálculos.

Una vez obtenida la Luminosidad, se graficó el valor de L/L_{\odot} Vs $\log T_{\text{eff}}$ sobre las isocronas de Meynet, Mermilliod y Maeder (1993), antes descritas, para obtener la edad del cúmulo. Fig. 6.5. Esta gráfica fue ampliada para obtener una mayor precisión. Con ello se encuentra que la mayoría de los puntos caen fuera de las curvas, sin embargo dos de ellos caen perfectamente sobre la curva de tiempo correspondiente a $\log 7.6$, que corresponde a una edad de 4×10^7 años. Este valor es similar al presentado por las investigaciones de Meynet, et. al. (1993).

Finalmente, de los resultados obtenidos en las calibraciones, se obtuvieron promedios para la obtención de los siguientes parámetros físicos del cúmulo. Tabla 15.

	E(b-y)	Dist (pc)	[Fe/H]
	0.060	196.6	0.023
Desviación del promedio	0.026	20	0.025

TABLA 15. Parámetros físicos del cúmulo alfa per.

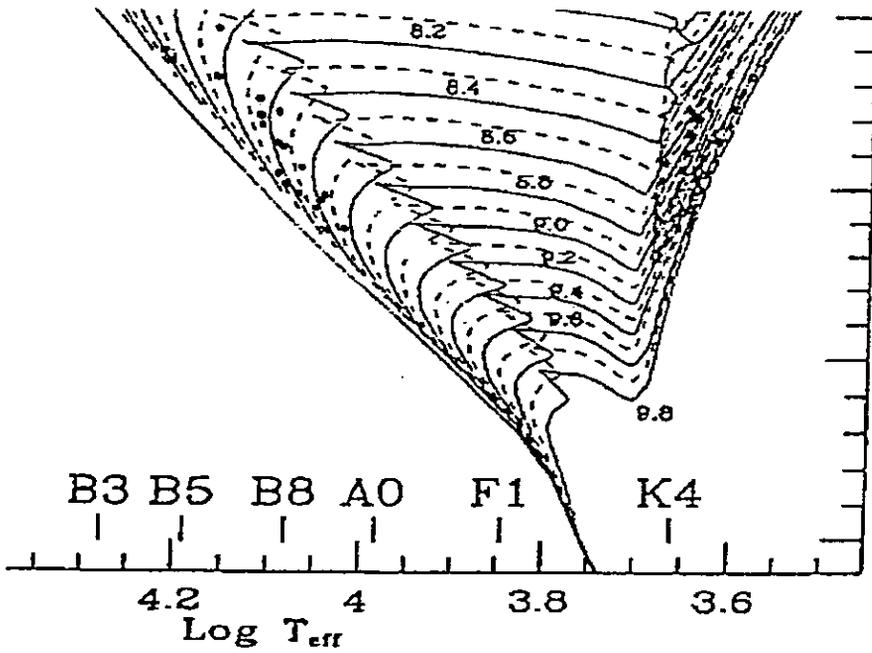


Figura 6.5: Líneas de tiempo en el diagrama H-R para obtener la edad del cúmulo alfa per.

Por último, la Tabla 16 muestra la comparación de los resultados de este trabajo con otras fuentes.

E(b-y)	{Fe/H}	Dist (pc)	Edad (años)	FUENTE
0.060	0.231	196	4×10^7	PP
0.070	SOLAR (0.02)	166		C&B (1974)
0.10	0.1		4×10^7	LSC (1987)
	SOLAR (0.02)		5×10^7	Boesgaard (1989)
			5×10^7	Meynet, et.al.(1993)
			8×10^7	Prosser (1992)

TABLA 16. Comparación de resultados.

LAS ESTRELLAS DELTA SCUTI

La fotometría de las estrellas variables H501 y H906 y su comparación con Rodríguez (1989) se presenta a continuación en la Tabla 17.

ID	(b-y)	m_1	c_1	β	FUENTE
H501	0.204	0.196	0.798	2.724	PP ¹
H501	0.212	0.189	0.741	2.770	ER ²
H906	0.105	0.204	0.875	2.873	PP
H906	0.167	0.174	0.939	2.872	ER

TABLA 17. Fotometría de las estrellas variables y su comparación. Presente trabajo ¹. Rodríguez (1989)².

Primeramente, de los datos fotométricos obtenidos, se graficaron las estrellas variables H501 y H906 en la Fig. 3.1. Se observa (Fig. 6.6) que caen en la región para las estrellas variables δ Scuti, comprobando que son estrellas de este clase.

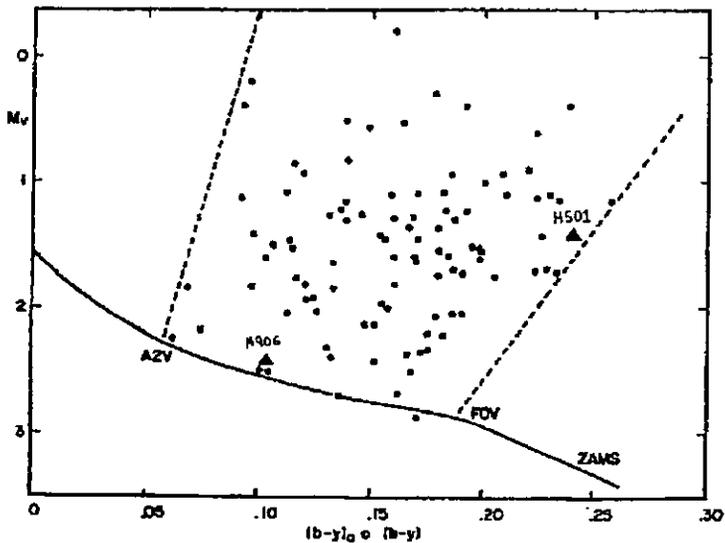


Figura 6.6: Posición de las estrellas H501 y H906 en el diagrama H-R.

También, usando los datos fotométricos, de las calibraciones se encuentra una distancia de 359.7 pc para H501 y 289.4 pc para H906. Por lo tanto se concluye que no son miembros del cúmulo.

El modo de pulsación es determinado de la muy conocida relación (Petersen y Jorgensen, 1972; Breger 1990)

$$\log Q = -6.454 + \log P + 0.5 \log g + 0.1 M_{bol} + \log T_{eff}$$

Los valores obtenidos se presentan a continuación en la Tabla 18.

ID	M _V	M _{bol}	log T _{eff}	P	Amplitud	Q	modo	
H501	1.44	1.428	3.854	3.5	0.0373	0.012	0.007	≤ 3H
H906	2.31	2.295	3.912	4.175	0.0322	0.022	0.0191	2H

TABLA 18. Parámetros físicos de las estrellas δScuti consideradas.

El periodo y la amplitud fué obtenido de Rodríguez (1989).

Las curvas de luz obtenidas en la fotometría diferencial no arrojaron ningún período, se necesitan más noches de observación para encontrarlo. Sin embargo para H906 se obtuvo la siguiente curva de luz (Fig. 6.7), encontrándose un medio periodo de 0.038 días julianos.

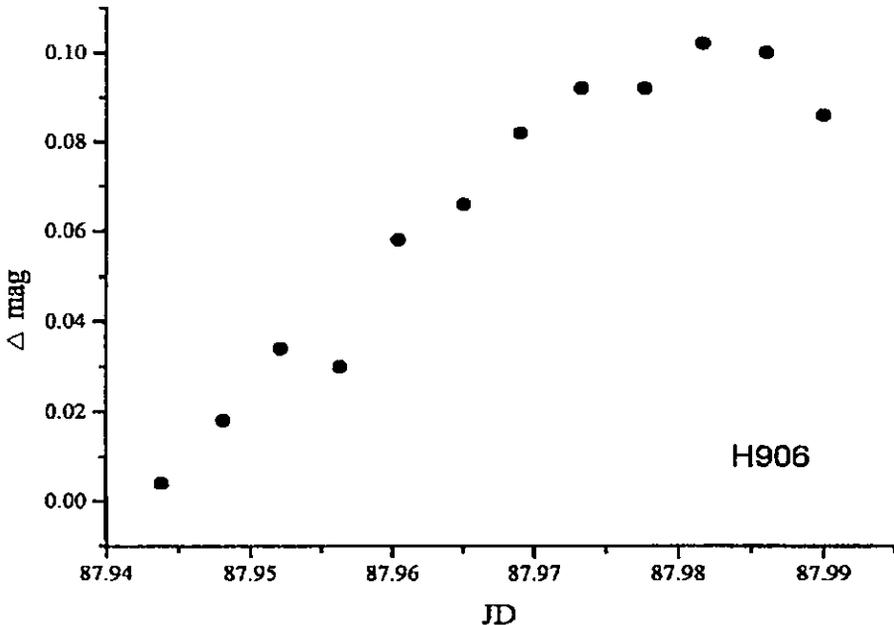


Figura 6.7: Curva de luz de H906.

Finalmente, en el Apéndice 2 se muestra un resumen del trabajo presentado en el Coloquio 176 de la UAI (Unión Astronómica Internacional) en Hungría en agosto de 1999, donde se presentaron los resultados de este trabajo.

Conclusiones

Se ha presentado la fotometría Strömgren-H β hecha a 120 estrellas en la dirección del cúmulo alfa persei, se incluyen 36 estrellas del trabajo de C&B (1974) para ampliar la lista.

La realización de esto tuvo dos objetivos:

a) Obtención de los parámetros físicos del cúmulo alfa persei, así como la membresía de las estrellas observadas.

b) Análisis de las estrellas δ Scuti H501 y H906.

Sobre el punto a):

Los parámetros del cúmulo (enrojecimiento, metalicidad y distancia) fueron encontrados a partir de los promedios de los resultados encontrados en las calibraciones. La obtención fué llevada a cabo solamente con las estrellas encontradas como miembros al cúmulo.

En cuanto a la obtención de la edad, los puntos graficados sobre las isocronas del tiempo, nos permiten encontrar la edad del cúmulo.

Los Histogramas de distancia muestran el comportamiento esperado para estrellas que formen un cúmulo: su concentración alrededor de una distancia. 48 estrellas mostraron este comportamiento.

Sobre el punto b):

El análisis a las estrellas δ Scuti fué realizado. La fotometría absoluta concluye que no son miembros del cúmulo. A falta de noches de fotometría diferencial se tomo el valor del periodo dado por Rodríguez (1989), con este, sus características fueron encontradas.

Las comparaciones de la Tabla 9 muestran una muy buena relación entre la fotometría obtenida en este trabajo con la fuente de comparación, lo que da pie a encontrar resultados más certeros. La tabla final de resultados (Tabla 16), presenta la comparación de los resultados de los parámetros físicos del cúmulo alfa persei, dando una buena coordinación con los trabajos previos, mostrando a la fotometría uvby- β como un método importante para la investigación de cúmulos.

Finalmente, a pesar de que se cumplieron los objetivos de este trabajo, deja la pauta a nuevas investigaciones: la observación de estrellas tempranas en la dirección del cúmulo, ya que en este trabajo la mayoría de las estrellas observadas fueron tipo tardías; aunque se trate de un trabajo más elaborado, es necesaria una calibración de las estrellas G, pues su análisis aportaría mayores datos, lo que también darían más noches de observación, sobretodo en el caso de las estrellas variables.

Bibliografía

- ALCALA, J.M. 1986. **Tesis Profesional**. Universidad Nacional Autónoma de México.
- ARELLANO, A. y PARRAO, L. 1988. **Reporte técnico No. 57 del Instituto de Astronomía**. Universidad Nacional Autónoma de México.
- BALONA, L.A. y SHOBBROOK, R.R. 1884. **Mon. Not. R. astr. Soc.**, **211**, 375.
- BIRNEY, D.S. 1991. **Observational Astronomy**. Cambridge University Press.
- BOESGAARD, A. y FRIEL, E. 1990. **ApJ**, **351**, 467.
- BOK, B. y BOK, P. 1974. **The Milky Way**. Harvard University Press.
- BREGER, M. 1979. **PASP**, **91**, 5.
- CLAMPITT, L. y BURSTEIN, D. 1997. **AJ**, **114**, 699.
- CRAWFORD, D.L. 1979. **AJ**, **84**, 1858.
- CRAWFORD, D.L. y BARNES, J.V. 1970. **AJ**, **75**, 978.
- CRAWFORD, D.L. y BARNES, J.V. 1974. **AJ**, **97**, 687.
- CRAWFORD, D. L. y MANDER, J. 1966. **AJ**, **71**, 114.
- CRAWFOR, D. L. Y MANDWEWALA, N. 1976. **PASP**, **88**, 917.
- DIXON, W. y MASSEY, F. 1957. **Introduction to Statistical Analysis**. McGraw-Hill Book Company. Japan.
- GOLAY, M. 1974. **Introduction to Astronomical Photometry**. DRP Company. U.S.A.
- HECKMANN, O., DIECKVOSS, W. y KOX, H. 1956. **Astron. Nach.**, **283**, 109.
- HENDEN, A. y KAITCHUCK, R. 1982. **Astronomical Photometry**. VNR Company. U.S.A.

- JOHNSON, H. L. 1952. *AJ*, **116**, 640.
- KIM, S.L. y LEE, S.W. 1998. *A&AS*, **128**, 111.
- KIPPENHANN, R. 1986. *Cien Mil Millones de Soles*. Biblioteca científica Salvat. España.
- LESTER, J.B., GRAY, R.O. y KURUCZ, R.L. 1986. *AJS*, **61**, 509.
- LOPEZ DE COCA, M.P. 1986. *Tesis Doctoral*. Universidad de Granada.
- MEYNET, G., MERMILLIOD, J.C. y MAEDER, A. 1993. *A&AS*, **98**, 477.
- MIHALAS, D. 1968. *Galactic Astronomy*. Freeman and Company, San Francisco.
- MITCHELL, R.I. 1960. *ApJ*, **132**, 68.
- NISSEN, P.E. 1988. *A&A*, **199**, 146.
- NOVOTNY, E. 1978. *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*. Oxford University Press.
- PAYNE-GAPOSCHKIN, 1979. *Stars and Clusters*. Harvard University Press.
- PEREZ, M.R., JONER, M.D., THÉ, P.S. y WESTERLUND, B.E. 1989. *PASP*, **101**, 195.
- PENICHE, R., PEÑA, J.H., DIAZ, S.H. y GOMEZ, T. 1990. *Rev. Mex. A&A*, **20**, 127.
- PEÑA, J.H. y PENICHE, R. 1994. *Rev. Mex. A&A*, **28**, 139.
- PETERSEN, J.O. y JORGENSEN, H.C. 1972. *A&A*, **17**, 367.
- RELYEA, L.J. y KURUCZ, R.L. 1978. *ApJS*, **37**, 45.
- RODRIGUEZ, E. 1989. *Tesis Doctoral*. Universidad de Granada.
- SCHUSTER, W.B. y NISSEN, P.E. 1988. *A&AS*, **73**, 225.
- SHOBBROOK, R.R. 1984. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **211**, 659.
- STROHMEIER. 1972. *Variable Stars*. University of Leicester. Pergamon Press.

Apéndice 1

Tabla 8:

ID	V	(b-y)	m_1	c_1	β
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	8.181	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	2.845
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	2.775
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	2.869
H421	9.245	0.298	0.169	0.604	2.695
H423	7.644	0.18	0.14	0.816	2.782
H441	7.054	0.03	0.143	0.821	2.816
H472	7.805	0.076	0.15	1.018	2.799
H497	5.947	0.262	0.211	0.446	2.637
H501	8.99	0.15	0.212	0.787	2.724
H557	5.313	-0.013	0.104	0.429	2.795
H581	6.988	0.012	0.13	0.799	2.812
H601	7.865	0.02	0.167	0.973	2.776
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	2.634
H682	7.097	0.278	0.163	1.503	2.753
H692	7.508	0.003	0.155	0.899	2.8619
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	2.892
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	2.585
H775	7.263	0.063	0.11	0.798	2.792
H775	7.26	0.057	0.1	0.786	2.804
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	2.797
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	2.737
H836	9.165	0.367	0.19	0.52	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	2.837
H910	9.42	0.284	0.118	0.538	2.765
H911	7.366	0.106	0.215	0.963	2.877
H920	9.52	0.341	0.211	0.425	2.747
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
H945	9.388	0.259	0.134	0.546	2.729
H954	6.403	0.095	0.126	0.874	2.691
H955	6.785	-0.005	0.134	0.686	2.740
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	2.749
H970	8.22	0.073	0.197	0.88	2.876
H976	8.664	0.086	0.156	0.936	2.829
H985	5.468	-0.037	0.113	0.351	2.864
H1047	6.59	0.19	0.191	0.641	2.671
H1056	8.216	0.085	0.165	0.964	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	2.716
H1245	6.838	0.066	0.113	0.933	2.826
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	2.737
H1314	8.105	0.162	0.128	1.239	2.812
H1334	9.147	0.172	0.129	1.172	2.816

Tabla 10:

ID	V	(b-y)	ml	cl	BETA	FUENTE
H44	4.05	0.402	0.183	0.453	2.622	PP
H12	10.09	0.35	0.012	0.781	2.716	CB
H93	11.09	0.469	0.175	0.314	2.609	CB
H135	9.71	0.328	0.143	0.472	2.683	CB
H138	6.337	0.872	0.567	0.255	2.538	PP
H143	10.47	0.475	0.143	0.481	2.638	CB
H151	8.97	0.213	0.166	0.763	2.765	CB
H167	7.947	0.076	0.141	0.951	2.861	CB,PP
H175	5.917	0.59	0.393	0.365	2.576	CB,PP
H176	7.382	0.558	0.345	0.327	2.531	PP
H199	7.69	1.069	0.605	0.188	2.552	PP
H208	7.719	0.117	0.114	0.887	2.682	PP
H212	7.153	0.05	0.113	0.858	2.784	CB,PP
H215	9.071	0.171	0.123	0.958	2.739	PP
H220	8.166	0.208	0.187	0.787	2.762	CB,PP
H225	8.965	0.379	0.204	0.83	2.695	PP
H228	9.95	0.313	0.14	0.727	2.759	CB
H235	7.947	0.045	0.117	0.832	2.751	PP
H241	8.252	0.209	0.148	1.225	2.754	PP
H247	7.887	0.264	0.105	0.668	2.567	PP
H248	8.215	0.195	0.138	1.162	2.855	PP
H261	8.859	0.112	0.114	0.83	2.725	PP
H268	9.213	0.352	0.108	0.435	2.605	PP
H270	10.11	0.342	0.143	0.426	2.66	CB
H273	8.322	0.712	0.401	0.265	2.533	PP
H283	8.465	0.997	0.563	0.284	2.539	PP
H285	8.096	0.151	0.145	0.987	2.845	PP
H291	8.978	0.187	0.108	0.766	2.639	PP
H295	6.445	0.086	0.152	0.907	2.811	PP
H308	5.055	0.718	0.363	0.287	2.593	PP
H309	9.96	0.336	0.141	0.426	2.656	CB
H312	7.833	0.72	0.394	0.252	2.543	PP
H314	9.25	0.274	0.163	0.754	2.736	CB
H320	8.713	0.347	0.078	0.068	2.512	PP
H328	8.739	0.782	0.419	0.217	2.516	PP
H331	8.698	0.132	0.12	0.649	2.695	PP
H333	7.185	0.057	0.105	0.773	2.775	PP

H337	9.672	0.587	0.293	0.541	2.586	PP
H341	7.522	0.066	0.115	0.792	2.709	PP
H350	11.01	0.453	0.167	0.338	2.61	CB
H354	9.532	0.241	0.099	0.235	2.584	PP
H361	9.68	0.292	0.158	0.478	2.686	CB
H365	9.9	0.345	0.133	0.435	2.657	CB
H367	8.888	0.246	0.191	0.72	2.708	PP
H373	11.65				2.57	CB
H376	7.945	0.546	0.311	0.292	2.536	PP
H377	9.234	0.649	0.289	0.386	2.53	PP
H378	8.259	0.237	0.193	0.701	2.696	PP
H379	8.038	0.111	0.165	0.998	2.886	PP
H386	7.93	0.067	0.16	1.022	2.869	PP
H421	9.245	0.298	0.169	0.604	2.695	PP
H423	7.644	0.18	0.14	0.816	2.782	PP
H441	7.054	0.03	0.143	0.821	2.816	PP
H472	7.805	0.076	0.15	1.018	2.799	PP
H481	9.16	0.249	0.157	0.772	2.763	CB
H490	9.56	0.294	0.151	0.533	2.696	CB
H497	5.947	0.262	0.211	0.446	2.637	PP
H501	8.99	0.15	0.212	0.787	2.724	PP
H520	11.67	0.5	0.239	0.267	2.578	CB
H522	9.13	0.192	0.172	0.936	2.868	CB
H557	5.257	-0.011	0.096	0.418	2.742	PP
H581	6.988	0.012	0.13	0.799	2.812	PP
H588	9.99	0.379	0.125	0.978	2.664	CB
H595	10.35	0.35	0.125	0.978	2.79	CB
H601	7.865	0.02	0.167	0.973	2.776	PP
H605	1.79	0.302	0.195	1.074	2.677	CB
H609	9.22	0.284	0.151	0.789	2.755	CB
H612	7.87	0.058	0.161	0.987	2.911	CB
H621	9.86	0.327	0.137	0.463	2.672	CB
H622	11.66	0.5	0.241	0.288	2.664	CB
H623	8.501	0.521	0.263	0.358	2.522	PP
H625	7.648	0.094	0.128	0.937	2.866	CB,PP
H629	8.426	0.098	0.117	0.928	2.788	PP
H635	9.05	0.215	0.182	0.721	2.758	CB
H639	8.15	0.062	0.185	1.007	2.896	CB
H651	8.42	0.108	0.178	0.993	2.862	CB
H658	9.25	0.253	0.184	0.888	2.85	CB
H665	8.953	0.171	0.176	0.881	2.821	PP
H675	6.062	-0.031	0.111	0.466	2.68	CB,PP
H682	7.097	0.278	0.163	1.503	2.753	PP
H692	7.499	0.016	0.146	0.923	2.859	CB,PP

H694	8.49	0.091	0.204	0.913	2.895	CB,PP
H705	8.172	0.12	0.152	1.023	2.881	PP
H715	9.72	0.321	0.14	0.477	2.663	CB
H729	7.733	0.085	0.127	0.959	2.863	CB,PP
H735	6.827	0.007	0.119	0.791	2.765	CB,PP
H747	6.907	-0.019	0.138	0.847	2.892	PP
H749	8.394	0.856	0.427	0.129	2.548	PP
H755	8.598	0.196	0.106	0.821	2.693	PP
H756	7.953	0.05	0.183	0.964	2.902	CB,PP
H772	4.989	-0.015	0.097	0.409	2.585	PP
H775	7.263	0.063	0.11	0.798	2.792	PP
H775	7.26	0.057	0.1	0.786	2.804	PP
H780	8.1	0.077	0.177	0.977	2.894	PP
H798	7.602	0.289	0.226	0.661	2.68	PP
H799	9.66	0.312	0.139	0.472	2.673	CB
H802	8.41	0.088	0.196	0.976	2.893	CB
H810	5.586	0.001	0.111	0.511	2.679	PP
H816	8.111	0.813	0.519	0.147	2.546	PP
H817	7.464	0.059	0.158	0.973	2.832	CB,PP
H823	7.625	0.313	0.182	0.443	2.615	PP
H829	8.051	0.974	0.43	-0.062	2.574	PP
H831	7.362	0.006	0.139	0.809	2.833	CB,PP
H833	10.03	0.338	0.157	0.423	2.66	CB
H835	4.654	-0.011	0.088	0.429	2.737	PP
H836	9.165	0.367	0.19	0.52	2.637	PP
H856	8.95	0.38	0.259	0.285	2.51	PP
H861	6.217	0.113	0.118	0.582	2.669	PP
H868	7.284	0.049	0.156	0.908	2.858	CB,PP
H875	7.669	0.077	0.135	1.004	2.857	CB,PP
H876	9.527	0.351	0.201	0.455	2.643	PP
H878	8.139	0.145	0.18	0.923	2.816	PP
H885	8.79	0.156	0.21	0.867	2.856	CB
H890	8.774	0.229	0.212	0.733	2.732	PP
H896	8.29	0.095	0.128	0.44	2.655	PP
H900	4.35	0.801	0.563	0.17	2.541	PP
H903	7.053	0.107	0.115	0.792	2.714	PP
H904	5.814	-0.006	0.112	0.68	2.747	CB,PP
H906	8.788	0.145	0.192	0.883	2.837	PP
H910	9.42	0.284	0.118	0.538	2.765	PP
H911	7.366	0.106	0.215	0.963	2.877	PP
H920	9.52	0.341	0.211	0.425	2.747	PP
H921	8.612	0.091	0.194	0.898	2.876	PP
H928	7.676	0.913	0.579	0.061	2.532	PP
H931	8.767	0.122	0.205	0.898	2.885	PP

H934	6.284	0.034	0.156	1.057	2.84	PP
H937	8.31	0.366	0.231	0.353	2.527	PP
H945	9.388	0.259	0.134	0.546	2.729	PP
H954	6.403	0.095	0.126	0.874	2.691	PP
H955	6.768	0.005	0.122	0.702	2.742	CB,PP
H956	8.106	0.044	0.137	0.671	2.729	PP
H958	9.217	0.229	0.206	0.69	2.727	PP
H965	6.617	0.007	0.113	0.656	2.749	PP
H970	8.205	0.086	0.203	0.909	2.881	CB,PP
H976	8.664	0.086	0.156	0.936	2.829	PP
H985	5.464	-0.038	0.111	0.36	2.69	CB,PP
H1005	9.61	0.301	0.151	0.515	2.688	CB
H1047	6.59	0.19	0.191	0.641	2.671	PP
H1050	9.48	0.25	0.202	0.893	2.834	CB
H1056	8.216	0.085	0.165	0.964	2.87	PP
H1082	7.334	0.04	0.124	0.875	2.824	PP
H1090	9.265	0.138	0.148	0.922	2.834	PP
H1127	9.596	0.359	0.219	0.345	2.581	PP
H1153	6.863	0.012	0.112	0.659	2.759	PP
H1164	6.801	-0.01	0.059	0.342	2.474	PP
H1193	8.466	0.659	0.348	0.309	2.542	PP
H1209	9.266	0.086	0.142	0.947	2.854	PP
H1210	7.74	1.122	0.638	0.206	2.551	PP
H1218	9.165	0.258	0.195	0.731	2.738	PP
H1235	7.183	0.022	0.102	0.57	2.716	PP
H1245	6.838	0.066	0.113	0.933	2.826	PP
H1259	7.447	0.016	0.127	0.898	2.824	PP
H1260	8.625	0.142	0.174	0.932	2.826	PP
H1262	9.082	0.642	0.357	0.315	2.737	PP
H1314	8.105	0.162	0.128	1.239	2.812	PP
H1334	9.147	0.172	0.129	1.172	2.816	PP

Tabla 11:

ID	SPT	E(b-y)	(b-y) ₀	C ₁₀	β	M ₀	V ₀	M _v	DM	DST	FE/H	PROB	REFS	
H12	B	0.085	-0.035	0.842	2.784	0.141	6.79	0.05	6.74	222.41		1		PP,CB
H93	F	0.096	0.373	0.295	2.609	0.204	10.68	4.45	6.23	176.09	0.107	1	G	CB
H135	F	0.067	0.261	0.459	2.683	0.163	9.42	3.47	5.95	154.95	0.023	1	G	CB
H143	F	0.152	0.323	0.451	2.638	0.189	9.82	2.57	7.25	282.04	0.169	0.3	G	CB
H151	A	0.037	0.176	0.756	2.765	0.177	8.81	2.39	6.42	192.45		1	G	CB
H208	B	0.151	-0.034	0.858	2.682	0.164	7.07	-2.12	9.19	688.79		0.09		PP
H215	A	-0.006	0.177	0.959	2.739	0.121	9.1	0.25	8.84	586.58		0.1		PP
H220	F	0.032	0.176	0.781	2.762	0.197	8.03	2.13	5.9	151.36		1	G	PP,CB
H228	A	0.129	0.184	0.701	2.759	0.179	9.4	2.62	6.77	226.23		1	G	CB

H235	B	0.082	-0.037	0.816	2.751	0.144	7.6	-0.44	8.03	404.44		0.2		PP
H261	B	0.15	-0.038	0.802	2.725	0.163	8.22	-0.91	9.12	667.53		0.09		PP
H270	F	0.053	0.289	0.415	2.66	0.159	9.88	3.61	6.27	179.81	-0.064	1	G	CB
H285	A	0.063	0.088	0.974	2.845	0.164	7.83	1.46	6.36	187.45		1	G	PP,CB
H295	A	-0.039	0.125	0.915	2.811	0.14	6.61	1.78	4.83	92.41		0.3		PP
H309	F	0.044	0.292	0.417	2.656	0.154	9.77	3.54	6.23	176.27	-0.137	1	G	CB
H314	A	0.075	0.199	0.739	2.736	0.185	8.93	2.02	6.91	240.81		1	G	CB
H333	B	0.097	-0.04	0.754	2.775	0.137	6.77	0	6.76	225.15		1	G	PP,CB
H341	B	0.105	-0.039	0.772	2.709	0.15	7.07	-1.2	8.27	450.58		0.2		PP
H350	F	0.087	0.366	0.321	2.61	0.193	10.64	4.11	6.52	201.53	0.014	1	G	CB
H361	F	0.033	0.259	0.471	2.686	0.168	9.54	3.47	6.06	163.13	0.085	1	G	CB
H365	F	0.056	0.289	0.424	2.657	0.15	9.66	3.45	6.21	174.68	-0.186	1	G	CB
H367	F	0.019	0.227	0.716	2.708	0.197	8.81	1.63	7.17	271.99	0.458	0.3		PP
H378	F	-0.004	0.241	0.702	2.696	0.192	8.28	1.44	6.84	232.92	0.404	1		PP
H421	F	0.053	0.245	0.593	2.695	0.185	9.02	2.4	6.62	211.02	0.305	1	R	PP,CB
H423	A	0.023	0.157	0.811	2.782	0.147	7.54	2.17	5.38	119.03		0.3	G	PP,CB
H441	B	0.067	-0.037	0.808	2.816	0.165	6.76	0.49	6.27	179.53		1		PP
H472	A	-0.047	0.123	1.027	2.799	0.136	8.01	0.6	7.4	302.57		0.3		PP
H481	A	0.073	0.176	0.757	2.763	0.179	8.85	2.28	6.57	206.14		1	G	CB
H490	F	0.05	0.244	0.523	2.696	0.166	9.35	3.15	6.19	173.27	0.04	1	G	CB
H501	A	-0.054	0.204	0.798	2.724	0.196	9.22	1.44	7.78	359.73		0.3	G	PP
H522	A	0.117	0.075	0.913	2.868	0.207	8.63	2.15	6.48	197.41		1	G	CB
H557	B	0.081	-0.07	0.403	2.742	0.123	4.91	-0.38	5.29	114.39		0.3	G,R,S	PP,CB
H581	B	0.05	-0.038	0.789	2.812	0.147	6.77	0.46	6.31	183.13		1	G	PP,CB
H595	A	0.216	0.134	0.935	2.79	0.19	9.42	0.83	8.59	523.37		0.2	G	CB
H605	A	0.052	0.25	1.064	2.677	0.211	1.57	-3.36	4.93	96.61	0.645	0.3	G,R,S	CB
H609	A	0.103	0.181	0.768	2.755	0.182	8.78	2.01	6.77	225.79		1	G	CB
H621	F	0.055	0.272	0.452	2.672	0.154	9.62	3.37	6.25	178.01	-0.101	1	G	CB
H622	F	0.169	0.331	0.254	2.664	0.292	10.93	5.3	5.63	133.91	1.593	0.3	G	CB
H629	B	0.127	-0.029	0.904	2.788	0.159	7.88	0.04	7.84	369.36		0.2		PP
H635	A	0.029	0.186	0.715	2.758	0.191	8.92	2.66	6.26	178.66		1	G	CB
H651	A	0.034	0.074	0.986	2.862	0.188	8.27	1.59	6.69	217.29		1	G	CB
H658	A	0.159	0.094	0.856	2.85	0.232	8.57	2.41	6.16	170.54		1	G	CB
H665	A	0.052	0.119	0.871	2.821	0.192	8.73	2.16	6.57	205.88		1	G	PP
H692	B	0.044	-0.028	0.915	2.859	0.16	7.31	0.91	6.4	190.82		1	G,R	PP,CB
H715	F	0.04	0.281	0.469	2.663	0.152	9.55	3.05	6.5	199.1	-0.14	1	G	CB
H735	B	0.046	-0.039	0.782	2.765	0.134	6.63	-0.17	6.8	229		1	R	PP,CB
H755	B	0.235	-0.039	0.776	2.693	0.184	7.59	-1.6	9.19	687.6		0.09		PP
H775	B	0.106	-0.039	0.772	2.8	0.14	6.8	0.32	6.48	197.88		1	G	PP,CB
H799	F	0.042	0.27	0.464	2.673	0.152	9.48	3.29	6.19	173.19	-0.125	1	G	CB
H810	B	0.06	-0.059	0.5	2.679	0.131	5.33	-1.45	6.78	227.14		1	R,S	PP
H817	A	-0.042	0.101	0.981	2.832	0.146	7.64	1.45	6.19	173.26		1	G,R	PP,CB
H823	F	-0.032	0.345	0.449	2.615	0.172	7.76	2.69	5.08	103.53	-0.155	0.3		PP
H831	B	0.044	-0.038	0.801	2.833	0.153	7.17	0.69	6.49	198.24		1	G,R	PP,CB
H833	F	0.045	0.293	0.414	2.66	0.171	9.84	3.64	6.19	173.12	0.078	1	G	CB
H835	B	0.08	-0.069	0.414	2.737	0.114	4.31	-0.44	4.75	89.14		0.3	G,R,D	PP

H875	B	0.093	-0.016	0.986	2.857	0.166	7.27	0.84	6.43	193.29		1	G,R	PP,CB
H878	A	0.026	0.119	0.918	2.816	0.188	8.03	1.71	6.31	183.13		1		PP
H885	A	0.064	0.092	0.854	2.856	0.229	8.51	2.66	5.85	147.89		0.3	G	CB
H903	B	0.147	-0.04	0.764	2.714	0.163	6.42	-1.07	7.5	315.66		0.3		PP
H904	B	0.051	-0.045	0.67	2.747	0.129	5.59	-0.34	5.94	154.01		1	G,R,S	PP,CB
H955	B	0.049	-0.044	0.693	2.742	0.138	6.56	-0.44	7	251.5		0.3	G,R	PP,CB
H958	F	0.018	0.211	0.686	2.727	0.211	9.14	2.38	6.76	224.6		1	G	PP
H965	B	0.054	-0.047	0.646	2.749	0.131	6.39	-0.29	6.68	216.82		1	G,R	PP,CB
H976	A	-0.021	0.107	0.94	2.829	0.15	8.75	1.75	7	251.5		0.3		PP
H1005	F	0.047	0.254	0.506	2.688	0.165	9.41	3.12	6.28	180.51	0.043	1	G	CB
H1050	A	0.143	0.107	0.864	2.834	0.245	8.86	2.19	6.67	216.2		1	G	CB
H1082	B	0.073	-0.033	0.861	2.824	0.148	7.02	0.56	6.46	196.19		1	G,R	PP
H1090	A	0.034	0.104	0.915	2.834	0.158	9.12	1.93	7.19	274.08		0.3	R	PP
H1153	B	0.059	-0.047	0.648	2.759	0.131	6.61	-0.15	6.76	224.96		1	R	PP
H1218	F	0.058	0.2	0.719	2.738	0.212	8.92	2.27	6.64	213.06		1	G	PP
H1235	B	0.076	-0.054	0.556	2.716	0.127	6.86	-0.77	7.63	335.1		0.3		PP
H1259	B	0.047	-0.031	0.889	2.824	0.142	7.25	0.54	6.71	219.89		1	R	PP
H1260	A	0.032	0.11	0.926	2.826	0.184	8.49	1.76	6.73	221.93		1		PP

Tabla 12:

ID	MCT	m ₁ Vs (b-y)	m ₁ Vs (b-y)	RELYEA &K	RELYEA &K	[c ₁] Vs [ml]	[c ₁] Vs [ml]	LESTER	LESTER	PETERSON (1972)
ID	T	log g	T	log g	T	log g	T	log g	T	T
H12	12146	4.1	11500			4	11250	4.2	11200	7718
H93				3.2	5775					6199
H135				4.4	7080			4.5	6500	6841
H143				3.25	6250			3.5	6000	6451
H151				3.9	7510			4.2	7300	7553
H228				4	7400			4.1	7200	7501
H270				3.9	6500			4.5	6250	6642
H309				3.75	6450			4.5	6200	6607
H314				3.7	7250			4	7000	7301
H333	12774	4.2	12200			4.1	11900	4.2	11900	7640
H350				3.7	5850			4.5	5600	6208
H361				4.1	6780			4.5	6500	6867
H365				3.8	6500			4.5	6200	6616
H441	10652	4.5	11100			4.5	10950	4.5	11000	7996
H481				3.9	7510			4	7250	7536
H490				4	6900			4.3	6700	6954
H522				4.35	8400			4.3	8300	8447
H557	15789	4.4	16000			4.4	15000	4.4	14800	7353
H581	12295	4.4	11700			4.4	11500	4.3	11500	7961

H605				1.7	6680			2	6400	6789
H609				3.7	7320			4	7250	7466
H621				4	6650			4.5	6300	6746
H622				4.5	6150					6676
H635				3.9	7350			4.2	7200	7492
H651				4.1	8380			4.1	8200	8395
H658				4.39	8300			4.4	8300	8291
H692	10007	4.4	10700			4.35	10400	4.3	10400	8369
H715				3.75	6500			4.3	6300	6668
H735	12480	4.1	12000			4.2	11600	4.2	11800	7553
H775	12651	4.2	12100			4.25	11900	4.25	11800	7857
H799				4	6700			4.3	6400	6755
H810	14648	4.5	14000			4.5	13900	4.5	14000	6807
H831	12128	4.5	11200			4.5	11200	4.4	11200	8143
H833				3.75	6450			4.5	6200	6642
H835	15839	4.3	16600			4.3	15000	4.2	15000	7310
H875	9687	4.2	10400			4.25	10000	4.25	10000	8352
H885				4.4	8300			4.4	8200	8343
H903	12524	4.4	11200			4.5	11400			7110
H905	13312	4.3	13000			4.2	12500	4.2	12600	7397
H955	13020	4.3	12400			4.4	12200	4.3	12200	7353
H965	13470	4.3	13000			4.25	12800	4.25	12500	7414
H1005				4	6800			4.3	6600	6885
H1050				4.2	8200			3.8	7300	8152
H1082	10551	4.25	11800			4.2	11000	4.25	11100	8065
H1153	13463	4.3	13000			4.2	12700	4.3	12700	7501
H1235	14304	4.3	14000			4.3	13700	4.4	13600	7128
H1259	10373	4.3	11100			4.2	10800	4.2	11100	8065

Tabla 13:

ID	PP	HECKMANN (1956)	NOVOTNY (1978)
H12	B	F4	B9
H93	F	G4	G2
H135	F	F5	F2
H143	F	F9	F8
H151	A	F1	F1
H228	A	A5	F0
H270	F	F7	F6
H309	F	F7	F7
H314	A	F2	F1
H333	B	B9	B8

H350	F	G3	G1
H361	F	F4	F4
H365	F	F8	F6
H441	B	B9	B9
H481	A	A8	A8
H490	F	F4	F3
H522	A	A3	A4
H557	B	B3	B4
H581	B	B9	B9
H605	A	F5	F5
H609	A	F0	F0
H621	F	F7	F5
H622	F	G-K	F8
H635	A	A8	F0
H651	A	A4	A5
H658	A	A5	A5
H692	B	A0	B9
H715	F	F5	F6
H735	B	B9	B8
H775	B	A0	B8
H799	F	F5	F5
H810	B	B5	B6
H831	B	B9	B9
H833	F	F3	F7
H835	B	B5	B4
H875	B	A0	B9
H885	A	A3	A5
H903	B	B8	B9
H905	B	B9	B7
H955	B	B9	B8
H965	B	B9	B7
H1005	F	F6	F3
H1050	A	A2	A5
H1082	B	A0	B9
H1153	B	B9	B7
H1235	B	B9	B6
H1259	B	B9	B9

Tabla 14:

ID	LOG G	TEMP	BC	M _v	MBOL	L/L _o	LOG T
H12	4.1	11500	-0.7	0.05	-0.65	2.15	4.06
H333	4.2	12200	-0.86	0	-0.86	2.23	4.09
H441	4.5	11100	-0.62	0.49	-0.13	1.94	4.05
H557	4.4	16000	-1.6	-0.38	-1.98	2.68	4.2
H581	4.4	11700	-0.77	0.46	-0.31	2.01	4.07
H692	4.4	10700	-0.52	0.91	0.39	1.73	4.03
H735	4.1	12000	-0.85	-0.17	-1.02	2.3	4.08
H775	4.2	12100	-0.85	0.32	-0.53	2.1	4.08
H810	4.5	14000	-1.22	-1.45	-2.67	2.96	4.15
H831	4.5	11200	-0.65	0.69	0.04	1.87	4.05
H835	4.3	16600	-1.7	-0.44	-2.14	2.74	4.22
H875	4.2	10400	-0.45	0.84	0.39	1.73	4.02
H903	4.4	11200	-0.65	-1.07	-1.72	2.57	4.05
H904	4.3	13000	-1.05	-0.34	-1.39	2.44	4.11
H955	4.3	12400	-0.9	-0.44	-1.34	2.42	4.09
H965	4.3	13000	-1.05	-0.29	-1.34	2.42	4.11
H1082	4.25	11800	-0.76	0.56	-0.2	1.97	4.07
H1153	4.3	13000	-1.05	-0.15	-1.2	2.37	4.11
H1235	4.3	14000	-1.22	-0.77	-1.99	2.68	4.15
H1259	4.3	11100	-0.62	0.54	-0.08	1.92	4.05

**ESTA TESIS NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA**

Apéndice 2

Delta Scuti Stars in Open Clusters: w2 and w20 in NGC 2264 and h501 and h906 in α Per

J.H. Peña¹, R. Peniche¹, F. Cervantes^{1,2}, R. M. García^{1,2}, J. P. Sareyan³.

1. Motivation

There are many advantages to studying variable stars in open clusters; the parameters that determine the evolution of the stars, such as chemical composition and age, can be considered to be the same for all the stars in the cluster. These data, along with the mass, effective temperature and superficial gravity, allow us to better determine the physics which explain the pulsation mechanisms.

2. Observations

The photometric data obtained is of two types: differential for the variables and absolute for the stars in the direction of the cluster. Both were secured at the Observatorio Astronómico Nacional, Mexico. The data for NGC 2264 were acquired in the winter 1985-86, whereas that for α Per in autumn 1998. Membership in the cluster and physical characteristics of the observed stars were determined through Strömgren uvby β photometry. These data were combined with that compiled from the literature for both clusters.

3. Results

- a) **The clusters.** For NGC 2264, a histogram of the distances determined for the stars in the direction of NGC 2264 was done for three different spectral types: B, A and F. What was immediately evident was that the early type stars belong to an association at a distance between 600 and 800 pc, whereas the late type stars show a maximum at a closer distance, 350 pc. The δ Scuti stars belong to this late group. For α Per the assigned membership is in agreement with the membership probability given by Heckmann, Dieckvoss, & Kox (1956) from proper motion studies. The histogram of the distances determined for the stars in the direction of α Per shows only one clearly discernible cluster at 200 pc.
- b) **The δ Scuti Stars.** Very little is known about these stars. Since the δ Scuti stars lie within the instability strip limits between A2 and F5, the prescriptions described above for clusters are also applicable. M_V , $\log T_{\text{eff}}$, $\log g$ have been calculated for each star, along with the periods, allowed the determination of the pulsational constant.

4. Conclusions

The most important contribution of this paper is the determination of membership of the variables to the clusters. In particular, for NGC 2264 the result is quite important in the sense that it is not a single cluster, but two in the same direction. The δ Scuti Stars, then, are consistent with the evolutionary models for these type of stars.

¹Instituto de Astronomía, UNAM, Mexico.

²Facultad de Ciencias, UNA, Mexico.

³Observatoire de la Cote d'Azur, CERGA, France.