



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA  
DE MEXICO**

---

---

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**¿Existen realmente las estrellas de pre-secuencia  
principal en el cúmulo abierto NGC 6823?**

**T E S I S**

**QUE PARA OBTENER EL TITULO DE  
FÍSICO**

**P R E S E N T A:**

**JUAN CARLOS PLASCENCIA NUÑEZ**



**DIRECTOR DE TESIS:  
M. en C. JOSE H. PEÑA SAINT MARTIN**

**2004**



**FACULTAD DE CIENCIAS  
SECCION ESCOLAR**

---

---



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.

ESTA TESIS NO SALE  
DE LA BIBLIOTECA



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTÓNOMA DE  
MÉXICO

**ACT. MAURICIO AGUILAR GONZÁLEZ**  
**Jefe de la División de Estudios Profesionales de la**  
**Facultad de Ciencias**  
**Presente**

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo escrito:

¿Existen realmente las estrellas de pre-secuencia principal en el cúmulo  
abierto NGC 6823?

realizado por Plascencia Núñez Juan Carlos

con número de cuenta 93144322 , quien cubrió los créditos de la carrera de: Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

**Atentamente**

Director de Tesis

Propietario

M. en C. José Hermenegildo Peña Saint Martín

Propietario

Dr. Roberto Ortega Martínez

Propietario

Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga

Suplente

Dr. Edmundo Moreno Díaz

Suplente

M. en C. Ignacio Campos Flores

**Consejo Departamental de Física**

DRA. PATRICIA GOLDSTEIN-MENACHE  
Coordinadora de Licenciatura

## *Agradecimientos,*

*Agradezco a mi asesor el M. en C. José Peña Saint Martín por la acertada dirección de este trabajo de tesis. También agradezco a la Dra. Rosario Peniche García que aunque ya no se encuentra con nosotros, con su ternura, paciencia y enseñanza fomentó en mí un agrado enorme por la Astronomía en mis primeras incursiones en esta área del conocimiento.*

*A Laura Parrío que también me ha guiado desde que llegué al Instituto de Astronomía y cuya tesis me sirvió de base en muchos conceptos del presente trabajo y a los Drs. Salvador Curiel y Antonio García Barreto de quienes aprendí muchas cosas.*

*Hago Potente mi agradecimiento al Dr. Roberto Ortega Martínez, al Dr. Edmundo Moreno Díaz, al Dr. Alejandro Ruelas Mayorga, al M. en C. Ignacio Campos Flores por formar parte de mi jurado de sinodales.*

*Agradezco al Instituto de Astronomía de la UNAM por el apoyo para viajar al Observatorio Astronómico Nacional y por todas la facilidades brindadas (oficina, acceso a la biblioteca, copias, servicio de cómputo, etc.) por la cuales fue posible la realización de este trabajo de tesis apoyado por la DGAPA a través del proyecto PAPIIT IN110102.*

*Externo mi agradecimiento al personal del Observatorio Astronómico Nacional, en San Pedro Mártir B.C. Norte, en donde se obtuvieron las observaciones presentadas en este trabajo.*

*A la Facultad de Ciencias y a mi querida Universidad que me ha brindado una educación desde el bachillerato.*

*Especialmente dedico esta tesis a mis padres Oralia Núñez Ramos y Carlos Plascencia Monroy, de quienes debo el sustento que me ha permitido seguir adelante. A mis hermanas Erika y a Laura que dejó en mí el recuerdo del esfuerzo constante.*

## Índice General

<b>Introducción</b> .....	I
<b>Capítulo 1. Conceptos Astronómicos</b>	
1.1 Paralaje .....	1
1.2 Extinción interestelar .....	3
1.3 Escala de magnitudes estelares .....	4
1.4 Magnitud aparente .....	5
1.5 Magnitud absoluta .....	6
<b>Capítulo 2. Técnicas observacionales</b>	
2.1 Fotometría .....	7
2.2 Sistemas fotométricos .....	11
2.3 Los índices y los tipos espectrales .....	16
2.4 El diagrama de Hertzsprung-Russell .....	17
<b>Capítulo 3. Cúmulos abiertos y Estrellas variables</b>	
3.1 Cúmulos abiertos .....	19
3.2 Clasificación de estrellas variables .....	19
3.3 Esquema de estrellas variables .....	20
3.4 Estrellas tipo $\delta$ Scuti .....	22
3.5 Estrella $\delta$ Scuti en cúmulos abiertos .....	24
3.6 Estrellas $\delta$ Scuti en el diagrama Hertzsprung-Russell .....	24
<b>Capítulo 4. Observaciones y reducción de datos</b>	
4.1 Adquisición de datos .....	27
4.2 Método de reducción .....	29
4.3 Desenrojecimientos de magnitudes e índices de color .....	36

<b>Capítulo 5. Análisis y discusión de los resultados</b>	
5.1 Resultados .....	39
5.2 Análisis e interpretación .....	39
5.3 El cúmulo .....	40
5.4 Resultados numéricos .....	43
5.5 Discusión .....	46
5.6 Estrellas variables de corto período .....	47
<b>Conclusiones</b> .....	48
<b>Referencias</b> .....	49
<b>Apéndice A</b> .....	51
<b>Apéndice B</b> .....	53
<b>Apéndice C</b> .....	55

## Introducción

La motivación de este trabajo descansa en la importancia que tiene el estudio de cúmulos abiertos y de las estrellas variables que pertenecen al cúmulo en la comprensión de la manera en que tiene lugar la formación y composición de las estrellas en los cúmulos abiertos. De ahí surge el especial interés que se ha puesto en determinar los parámetros físicos de las estrellas variables de corto periodo, por ejemplo, las estrellas BL 50 y HP 57 que reportaron Pigulski et al. (2000).

El cúmulo abierto NGC 6823 es un cúmulo que ha dado fuertes motivos de controversia en la determinación de su distancia y del número de estrellas pertenecientes al cúmulo. Uno de los motivos es que el índice de absorción es variable a lo largo y ancho del cúmulo, lo que es fuente de incertidumbre en la determinación de sus parámetros. Por eso son importantes los resultados presentados en este trabajo de Tesis puesto que, además de realizar medidas fotométricas en el sistema definido por Strömgren *uvby*, también se hicieron en la línea  $H\beta$  con los filtros ancho y angosto que permiten encontrar la distancia de cada una de las estrellas sin que el resultado se vea afectado por la absorción interestelar.

El primer capítulo se describen de manera breve algunos conceptos astronómicos básicos, como son: la paralaje, la extinción interestelar, la escala de magnitudes estelares y la magnitud de una estrella.

El segundo capítulo trata de las técnicas observacionales utilizadas en la fotometría Astronómica, así como de los sistemas fotométricos, los índices y tipos espectrales y el diagrama Hertzsprung-Russell.

En el tercer capítulo trata sobre los cúmulos abiertos y se describe la forma en que se clasifican las estrellas variables y las características principales de las estrellas tipo  $\delta$  Scuti.

En el capítulo cuarto se habla de las temporadas de observación, la adquisición y la reducción de los datos en los que se basa esta tesis.

El capítulo cinco trata de los análisis y resultados del cúmulo y las dos estrellas variables.

Finalmente, se incluyen las conclusiones, las referencias y los apéndices.

## Capítulo I

### CONCEPTOS ASTRONÓMICOS.

Para la descripción de este trabajo se emplean algunas propiedades estelares, las cuales describimos a continuación.

#### 1.1 PARALAJE

El corrimiento en la dirección de una estrella con respecto a las distantes estrellas de fondo debido al movimiento anual de la Tierra es llamado paralaje trigonométrico de la estrella. El mismo método de triangulación es empleado para medir las distancias de objetos terrestres. Para medir las distancias a las que se encuentran las estrellas, se usa la línea de base más larga disponible que es, el diámetro de la órbita de la Tierra. Durante el curso de un año, una estrella parecerá describir un círculo si está en el polo de la esfera celeste, un segmento de línea si está en la eclíptica, o una elipse en cualquier otra posición. El semi-eje mayor de la elipse es llamado el paralaje de la estrella y es denotado con  $\pi$ . Es igual al ángulo subtendido por el radio de la órbita de la Tierra, pero visto desde la estrella, (Karttunen, p33, 1993).

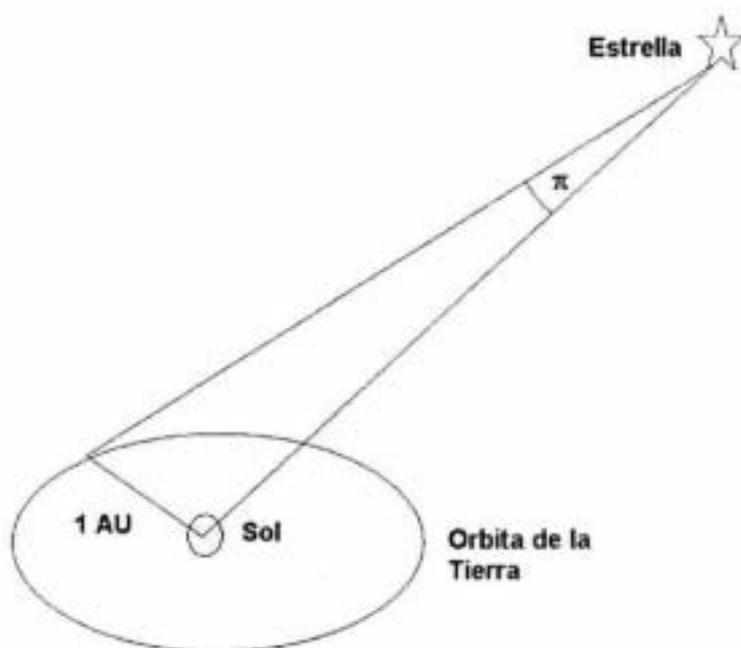


Figura 1.1 El paralaje trigonométrico  $\pi$  de una estrella es el ángulo subtendido por el radio de la órbita de la Tierra, o una unidad astronómica como vista desde la estrella.

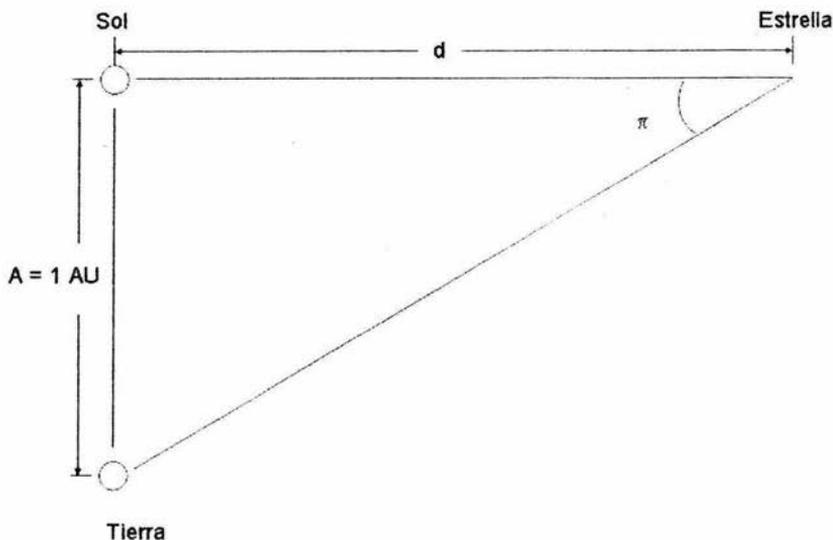
En otras palabras, como la Tierra orbita al Sol, las estrellas más cercanas parecen tener un movimiento relativo con respecto a las estrellas más distantes. A este movimiento relativo se le llama desplazamiento paraláctico o simplemente paralaje de una estrella y permite determinar la distancia del Sol a la estrella por medio del paralaje trigonométrico (ver figura 1.2.). Se define el paralaje trigonométrico de la estrella como el ángulo  $\pi$  subtendido, visto desde la estrella por la órbita de la Tierra de radio 1 UA. Si la estrella está en reposo con respecto al Sol, el paralaje es el desplazamiento angular anual máximo medio de la estrella vista desde la Tierra. Si denotamos con  $A$  la distancia Tierra-Sol y  $d$  la distancia Sol-estrella, tenemos

$$\pi(\text{rad}) = \frac{A}{d} \quad (1.1)$$

En un círculo ( $360^\circ$ ) hay  $2\pi$  radianes, de modo que 1 rad es igual a  $57^\circ 17' 44.81''$  ( $206,264.81''$ ). Si medimos todos los ángulos en segundos de arco y las distancias en parsecs (1 parsec = 206,265 UA) la ecuación 1.1 se transforma en

$$\pi'' = \frac{1}{d} \quad (1.2)$$

Con  $1 \text{ pc} = 3.086 \times 10^{13} \text{ km} = 3.26 \text{ años luz}$ , donde **1 año luz** es la distancia que recorre la luz en un año.



**Figura 1.2.** El ángulo subtendido por la órbita de la Tierra de radio 1 UA es  $\pi \text{ arcsec}$  a una distancia estrella-Sol de  $d$  (en parsecs).

## 1.2 EXTINCIÓN INTERESTELAR.

Aunque la mayoría de la masa de la Vía Láctea está condensada en estrellas, el espacio interestelar no está completamente vacío. Contiene gas y polvo. El espacio interestelar contiene típicamente un átomo por centímetro cúbico y 100 partículas de polvo por kilómetro cúbico. El polvo interestelar es mucho más pequeño (con radios menores a  $10^{-5} \text{ cm}$ ) que el polvo terrestre y constituye el 1% del gas. La primera evidencia clara de la existencia del polvo interestelar se obtuvo en 1930 cuando Robert Trumpler publicó su estudio de la distribución espacial de los cúmulos abiertos. Las magnitudes absolutas podían ser estimadas sobre la base del tipo espectral. Por lo tanto la distancia  $r$  al cúmulo podía ser calculada de la magnitud aparente observada  $m$  de la estrella.

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} \quad (1.3)$$

La extinción interestelar es esencialmente una disminución del brillo y enrojecimiento de un objeto celeste debido a la absorción del medio interestelar.

Al calcular el enrojecimiento podemos establecer una relación entre el enrojecimiento observado y la absorción total  $A_v$  en la región visual del espectro. Se define el exceso de color  $E_{(color)}$  de una estrella como:

$$E_{(color)} = (\text{color observado}) - (\text{color intrínseco}) \quad (1.3)$$

Hay varios métodos para calcular el enrojecimiento. Johnson y Morgan (1953) observaron una muestra de estrellas obteniendo su espectro y sus magnitudes en el sistema UBV. Del diagrama de  $(U - B)$  vs  $(B - V)$  graficaron estrellas sin enrojecimiento donde la pendiente de la línea da la razón del enrojecimiento. Y la magnitud de absorción total en el visual  $A_v$  es proporcional al exceso de color tal que:

$$R = \frac{A_v}{E_{(B-V)}} \quad (1.4)$$

Johnson (1968) define  $R$  como la razón total de absorción selectiva y  $A_v$  es la absorción total en el visual. El valor  $R$  se ha obtenido graficando el diagrama  $(U - B)$  vs  $(B - V)$  para varios cúmulos encontrándose por Hiltner y Johnson (1956) un valor de  $R = 3.0 \pm 0.2$ .

Crawford (1975) calcula el valor de la corrección por enrojecimiento  $E(b - y)$  en función del índice  $H_\beta$ , al cual no le afecta el enrojecimiento y da un parámetro de evolución que le permite correlacionar  $H_\beta$  con los índices de color  $(b - y)$  calculando el valor  $A_v$  (que depende del enrojecimiento). En nuestro caso de la fotometría de Strömgren, Crawford (1975) define  $A_v = 4.3 E(b - y)$ , donde  $E(b - y)$  es el exceso de enrojecimiento del color intrínseco  $(b - y)_0$  (Parrao, 2002).

Considerando todos estos factores tenemos que la magnitud absoluta en función del paralaje, y considerando la corrección por enrojecimiento, está dada por la relación:

$$M_v = V + 5 + 5 \log \pi + A_v \quad (1.5)$$

La cual se parece mucho a la ecuación 1.15.

### 1.3 ESCALA DE MAGNITUDES ESTELARES.

En el siglo II A. C. Hiparco catalogó alrededor de 1000 estrellas visibles. Las clasificó en seis categorías de brillo, estando las más brillantes en la primera categoría y las menos brillantes de sexta magnitud. Notó que las estrellas más brillantes tienen el valor más pequeño de magnitud. En 1856 N. R. Pogson verificó lo encontrado anteriormente por William Herschel que una

estrella de primera magnitud es 100 veces más brillante que una estrella de sexta magnitud y la escala fue cuantificada; una diferencia de magnitud corresponde a un factor de  $100^{1/5} = 2.512$ . (Esta definición refleja la operación de la visión humana, la cual convierte razones iguales de intensidad real a intervalos iguales de intensidad percibida. En otras palabras el ojo es un detector logarítmico).

## 1.4 MAGNITUD APARENTE

La respuesta del ojo al brillo de la luz no es lineal. Por ejemplo, si las densidades de flujo de tres estrellas están en proporción 1:10:100, la diferencia de brillo de la primera y segunda estrella parece ser igual a la diferencia de brillo de la segunda y tercera estrella. Lo que significa que iguales razones de brillo corresponden a iguales diferencias de brillo aparente, puesto que la percepción humana del brillo es logarítmica.

La clasificación de Hiparco fue reemplazada en 1856 por Norman R. Pogson, siguiendo la de Hiparco de clasificar a las estrellas más brillantes como de primera magnitud y a las más débiles de sexta. Resultado de todo esto, una estrella de primera magnitud es cien veces más brillante que una de sexta.

Por eso es que en astronomía es conveniente trabajar con logaritmos base 10 en vez de exponentes, así se evita tener que estar haciendo conversiones de razones de brillo a magnitudes y viceversa. Consideremos dos estrellas de magnitud  $m$  y  $n$  con sus respectivos brillos aparentes (flujos)  $f_m$  y  $f_n$ . La razón de sus brillos corresponde a la diferencia de magnitud  $m-n$ . Dado que una diferencia de magnitud significa una razón de brillo de  $100^{1/5}$ ,  $m-n$  se refiere a la razón de  $(100^{1/5})^{m-n} = 100^{(m-n)/5}$ , o

$$\frac{f_n}{f_m} = 100^{(m-n)/5} \quad (1.6)$$

Tomando el logaritmo base 10 de ambos lados de la ecuación 1.3 da

$$\log_{10} \left( \frac{f_n}{f_m} \right) = \left[ \frac{m-n}{5} \right] \log_{10}(100) = 0.4(m-n) \quad (1.7)$$

o

$$m-n = 2.5 \log_{10} \left( \frac{f_n}{f_m} \right) \quad (1.8)$$

La ecuación 1.5 define la magnitud aparente. Además  $m > n$  cuando  $f_n > f_m$ , esto es, objetos más brillantes tienen magnitudes numéricamente más pequeñas.

## 1.5 MAGNITUD ABSOLUTA.

La luminosidad de una estrella está relacionada con su magnitud absoluta, la cual es la magnitud que sería observada si la estrella estuviera a una distancia determinada. Esta distancia se ha escogido por convención de 10 parsecs y se representa como  $M_v$ , o simplemente con la  $M$  mayúscula y la magnitud aparente se representa con  $m$  minúscula o  $V$ . La ley inversa con el cuadrado relaciona el flujo  $f$  de la estrella a una distancia  $d$  con la luminosidad  $L$  que tendría si estuviera a una distancia  $D = 10$  pc:

$$\frac{L}{f} = \left(\frac{d}{10}\right)^2 \quad (1.9)$$

Si  $M$  corresponde a  $L$  y  $m$  corresponde a  $f$ , entonces la ecuación 1.5 se transforma en

$$m - M = 2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{f}\right) = 2.5 \log_{10} \left(\frac{d}{10}\right)^2 = 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10}\right) \quad (1.10)$$

Expandiendo esta expresión tenemos las útiles formas alternativas.

$$m - M = 5 \log_{10} d - 5 \quad (1.11)$$

$$M = m + 5 - 5 \log_{10} d \quad (1.12)$$

$$M = m + 5 + 5 \log_{10} \pi'' \quad (1.13)$$

Aquí  $d$  está en parsecs y  $\pi''$  es el ángulo de paralaje en segundos de arco. A la cantidad  $m - M$  se le llama **módulo de distancia** y se relaciona directamente con la distancia de la estrella como lo indica la ecuación 1.8.

Sin embargo, debido a que el espacio entre la estrella y el observador no está vacío, sino que por el contrario está lleno de gas y polvo interestelar que producen dispersión y absorción, la luz de la estrella parece disminuida. A este fenómeno se le llama **extinción interestelar**.

A la diferencia entre la magnitud intrínseca aparente y la magnitud absoluta,  $V_o - M_v$ , se le llama **módulo de distancia verdadero** de la estrella. En ausencia de extinción interestelar  $A_v$ , el módulo de la distancia y la distancia en parsecs están relacionados a través de la ecuación:

$$V_o - M_v = 5 \log d - 5 \quad (1.14)$$

Puesto que la magnitud intrínseca  $V_o$  de la estrella es su magnitud aparente corregida por los efectos de extinción  $V_o = V - A_v$ , entonces, el módulo de distancia aparente será:

$$V - M_v = 5 \log d - 5 + A_v \quad (1.15)$$

A partir de la magnitud absoluta, se puede estimar la luminosidad de una estrella. Sin embargo, es claro de la ecuación anterior que para conocer la magnitud absoluta, es necesario conocer la magnitud aparente, la distancia y la extinción interestelar.

## Capítulo 2

### TÉCNICAS OBSERVACIONALES

La radiación del espacio es prácticamente la única fuente de información sobre las estrellas y otros objetos celestes para el astrónomo observacional. La radiación incidente es descrita completamente por su flujo, su dirección, su longitud de onda y polarización. Estudiando la luz que se observa en un objeto estelar, se puede conocer su distancia, composición química, gravedad superficial, temperatura efectiva, tipo espectral y edad.

#### 2.1 FOTOMETRÍA.

Cuando se realizan medidas fotométricas es importante tomar en cuenta algunos factores que afectan la precisión de la medida, como son el tiempo muerto, los coeficientes de absorción de los filtros y la absorción atmosférica.

Las estrellas débiles casi no están afectadas por la corrección de tiempo muerto en comparación con las estrellas brillantes en las que se notará este efecto. Para calibrar los foto tubos y conocer la corrección por tiempo muerto, Schuster et al. (1988) proponen que hay que calibrar el filtro neutro usando estrellas no muy brillantes con  $V < 9^m$  donde la corrección por tiempo muerto es insignificante. Las medidas realizadas sin los filtros neutros estarán más afectadas por la pérdida de fotones que las medidas en donde se emplearon los filtros neutros. Conociendo el factor de filtro neutro y realizando la corrección del filtro neutro sobre las medidas de la estrella brillante podemos comparar las diferencias entre los valores obtenidos con y sin filtro neutro, calcular las constantes de corrección de tiempo muerto y realizar la corrección por tiempo neutro para cada uno de los filtros (Parrao 2002).

Después que un tubo fotomultiplicador detecta u pulso, hay un corto intervalo de tiempo en el cual el detector es incapaz de responder a un pulso adicional. Por ejemplo, si dos o más pulsos llegan al fotomultiplicador en un intervalo más corto que el tiempo muerto, los pulsos serán detectados como una sola señal. Por esta razón es importante que el tiempo muerto del instrumento de medición sea lo más pequeña posible, es decir de al menos 100 MHz.

La ecuación para corregir por tiempo muerto es

$$n = N e^{-nt} \quad (2.1)$$

donde

$n$  = cuentas observadas por segundo

$N$  = tasa de cuentas para un sistema perfecto

$t$  = coeficiente de tiempo muerto definido como  $t = 1/N$  cuando la tasa de cuentas observadas cae a  $1/e$  de la tasa de cuentas real

De la ecuación (2.1) obtenemos

$$\ln\left(\frac{N}{n}\right) = tN \quad (2.2)$$

Si graficamos  $\ln\left(\frac{N}{n}\right)$  versus  $N$ , entonces  $t$  es la pendiente de la recta que mejor se ajusta.

La técnica para encontrar  $t$  tiene una ventaja del hecho que para baja tasa de conteo, la corrección por tiempo muerto es despreciable. Supongamos por ejemplo que tenemos un dispositivo que puede atenuar la luz que alcanza al tubo fotomultiplicador por un factor conocido, que designaremos como  $b$ . Entonces, cuando el atenuador es colocado sólo  $1/b$  de la luz llega al tubo fotomultiplicador. Si observamos una estrella o fuente de luz, la tasa de conteo observado,  $n_H$ , será baja y será muy cercana a la tasa de conteo real,  $N_L$ . Si el atenuador es removido, la tasa de conteo verdadera,  $N_H$ , se incrementará  $b$  veces. Esto es,

$$N_H = bN_L \approx bn_L \quad (2.3)$$

Sin embargo, las tasas de conteo observado se incrementaran por un pequeño factor debido a la perdida por tiempo muerto. Comparando las tasas de conteo observadas  $n_H$  con  $bn_L$  se obtiene una medida del coeficiente de tiempo muerto. La ecuación (2.2) puede ser rescrita como:

$$\ln\left(\frac{bn_L}{n_H}\right) = tb n_L \quad (2.4)$$

Si se observan estrellas con diferente magnitud y además con y sin el atenuador (en astronomía se utiliza un filtro de densidad neutra como atenuador), se puede obtener muy fácilmente el coeficiente de tiempo muerto que es la pendiente de la recta que resulta de graficar  $\ln(bn_L/n_H)$  versus  $bn_L$  (Henden, 1982).

La medida de la luz de una estrella también está afectada por el cielo cercana a ella, por eso se va midiendo para cada estrella el flujo de la estrella y el flujo del cielo de fondo cercano a la estrella.

El flujo medido de la estrella y del cielo se calcula a un segundo de observación, se corrigen los valores medidos a un segundo por el efecto de tiempo muerto y se restan a las cuentas del cielo reportándose el valor promedio del tiempo sidereal de observación.

La razón señal a ruido o S/N nos dice la dimensión relativa de la señal deseada al ruido de fondo. Este ruido está definido como la desviación estándar de una sola medida de la media de todas las medidas hechas sobre una estrella.

$$\frac{S}{N} = \frac{\text{Total\_de\_cuentas\_recibidas}}{\sqrt{\text{Total\_de\_cuentas\_recibidas}}} \quad (2.5)$$

Una vez que se conocen las características del detector y que se realizaron las correcciones correspondientes, se corrige por los efectos atmosféricos. La atmósfera absorbe parte de la luz siendo mayor el efecto a mayor masa de aire. El efecto de absorción de la luz por la atmósfera depende de la longitud de onda, la masa de aire y de las características de la noche.

Los coeficientes de extinción están definidos por la pendiente de la curva descrita en el diagrama de masas vs. magnitud. La atmósfera que se mide en el cenit es igual a una masa de aire.

Para medir la extinción atmosférica es necesario observar al menos tres estrellas con declinación estelar similar a la latitud del observatorio donde se va a observar. Estas estrellas seleccionadas se observan con cuatro y dos horas antes y después del cenit aparte del cenit, lo que nos permite medir a la estrella a diferentes masas de aire y cubrir una zona amplia de la atmósfera, (Parrao, 2002).

Para poder calcular los coeficientes de extinción se requiere como mínimo de un intervalo de dos masas de aire (ver figura 2.1). Se mide a ambos lados del cenit ya que la atmósfera puede no ser simétrica. La masa de aire definida por Young (1974) a la que se observa un objeto estelar está descrita como:

$$X = \sec(Z)(1 - 0.0012(\sec^2(Z) - 1)) \quad (2.3)$$

Con

$$\sec(Z) = (\sin(\phi)\sin(\delta) + \cos(\phi)\cos(\delta)\cos(H))^{-1} \quad (2.4)$$

$\phi$  es la latitud del observatorio

$\delta$  es la declinación del objeto

H es el ángulo horario ( $H = T_{\text{sideral}} - \alpha$ )

$\alpha$  es la ascensión recta

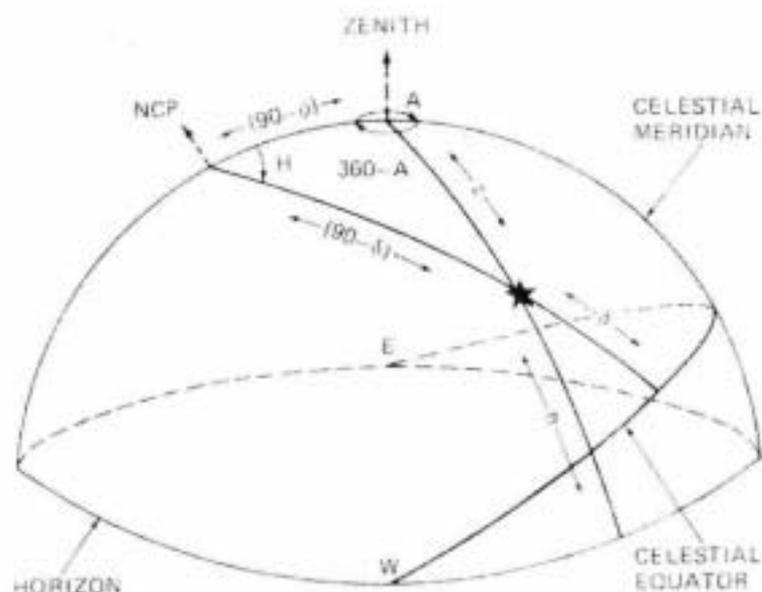


Figura 2.1 En esta figura se muestra la esfera altitud azimut de la cual se puede deducir la ecuación 2.4.

De la ec. 2.4 se tiene que en el cenit ( $Z = 0$ ) la masa de aire es igual a la unidad ( $\sec Z = \sec 0^\circ = 1$ ).

Para poder obtener la magnitud fuera de la atmósfera se realizan las siguientes correcciones:

$$m_0 = L(n) - 2.5 \log_{10}(N_0) - k_s X + M(n,t) \quad (2.5)$$

dónde:

$m_0$  es la magnitud de la estrella fuera de la atmósfera observada con un filtro que esta centrado en una cierta longitud de onda  $\lambda$ ,

$X$  es la masa de aire al momento de la observación,

$N_0$  es el flujo de luz estelar al que se le resta el cielo de fondo, corregido por tiempo muerto y calculado a un segundo de observación,

$L(n)$  es el término de la corrección de la noche calculado en magnitudes,

$k_\lambda$  es el coeficiente de extinción calculado en la longitud de onda  $\lambda$ ,

$M(n,t)$  es la corrección de noche calculada en función del tiempo para corregir por la asimetría de la atmósfera.

Las condiciones de un lugar a otro de observación, las características de los instrumentos empleados, las condiciones atmosféricas al momento de la observación, son diferentes entre observatorios, y para poder comparar los resultados obtenidos en diferentes lugares, y que no estén afectados por la características de lugar, se define un grupo de estrellas patrón a las que generalmente se les llama estrellas estándares con medidas estelares conocidas, que se emplean para encontrar la ecuaciones de transformación.

Para tener una adecuada transformación al sistema estándar, se debe tener cuidado al seleccionar las estrellas estándares que se van a observar, ya que deben pertenecer al sistema fotométrico en el que se va a trabajar, cuidando que ninguna de las estrellas estándares estén reportadas como estrellas variables de corto periodo y cuidando que el rango de sus colores fotométricos cubra el de las estrellas programa bajo estudio. Esto se hace para garantizar que todas las estrellas programa estén dentro de los límites de la transformación.

Las calibraciones obtenidas entre las medidas de las estrellas estándares en el sistema instrumental y el valor correspondiente en el sistema estándar permiten calcular las ecuaciones de transformación al sistema patrón. Posteriormente con dichas ecuaciones se trasladan todos los datos obtenidos al sistema estándar. Este proceso se conoce como reducción de datos. La selección de los filtros y foto tubos a emplearse nos definen el sistema fotométrico, (Parrao, 2002).

## 2.2 Sistemas Fotométricos

La meta principal de la fotometría astronómica es medir el flujo de luz de un objeto celeste. El problema empieza cuando diferentes observadores usan diferentes detectores de luz y telescopios para tratar de comparar o combinar sus datos. Incluso diferentes observadores podrían estar observando la misma estrella en el mismo momento y sus medidas no necesariamente serían las mismas. Esta diferencia se debe a las distintas respuestas espectrales de los telescopios y detectores. Para tomar un ejemplo extremo, supongamos un detector que sea sensible a la luz azul y otro que sea más sensible a la luz roja. Como las estrellas no brillan de igual forma en todas las longitudes de onda posiblemente los dos detectores no pueden dar los mismos resultados para la misma estrella.

Para resolver este problema se define un sistema fotométrico: especificando las características del detector con una amplia respuesta espectral, definiendo regiones espectrales individuales aisladas por filtros que transmiten sólo un intervalo de longitud de onda limitada al detector (se escogen

intervalos que den información sobre las condiciones físicas de la estrella), se define también un conjunto de estrellas estándares no variables de las cuales se conocen sus magnitudes y colores.

Los sistemas fotométricos pueden ser divididos en tres categorías basadas en la dimensión de los intervalos de longitud de onda transmitidos por sus filtros. Los sistemas de banda ancha (*UBV*) tiene filtros con un ancho de alrededor de 900 Å, mientras los anchos de los filtros de banda intermedia (*uvby*) son de 30 Å o menos. El sistema de banda angosta da información muy específica.

La fotografía fue aplicada por Bond (1850) y otros más en Harvard. La densidad y dimensión de la imagen parecía estar directamente relacionada con el brillo de la estrella. Sin embargo las magnitudes determinadas por la placa fotográfica no son, en general iguales a las determinadas por el ojo humano. Dado que las placas fotográficas tienen su pico de sensibilidad en la región azul del espectro. A las magnitudes así determinadas se le conocía como magnitudes azules o fotográficas. Se definieron un grupo de estrellas estándares en la vecindad del polo norte celeste y este sistema llegó a ser conocido como el Sistema Internacional, (Henden, p6, 1982).

La invención del tubo fotomultiplicador en la década de 1930 fue un importante avance para la astronomía. Kron (1946) fue el primero en usar estos tubos para propósitos astronómicos. De los primeros sistemas fotométricos que se definieron usando tubos fotomultiplicadores están el sistema *RI* de Kron y Smith (1951) con filtros  $\lambda$  6800 Å(R) y  $\lambda$  8250 Å(I). El sistema *UBV* con filtros  $\lambda$  5500 Å(V),  $\lambda$  4300 Å(B) y  $\lambda$  3500 Å(U) es el más conocido de todos y fue definido por H. L. Jonson y W. W. Morgan (1951, 1953), la magnitud B corresponde bien con las primeras magnitudes fotográficas azules. Este último se extiende a *UBVRI*. En 1955 Olin J. Eggen definió el sistema (*P, V*)<sub>E</sub> y los sistemas fotométricos de banda angosta como el de Crawford y Mander (1966) centrado sobre las líneas del Hidrógeno (índice  $H_p$ ).

La región espectral en el ultravioleta seleccionada por Johnson cae sobre una línea de absorción estelar y los filtros al ser muy anchos se traslapan. De ahí, que para mejorarlo se propusieron otros sistemas fotométricos como el *uvby* de Strömberg (1963). Además el sistema *uvby* fue diseñado para separar la de gravedad superficial de los efectos de abundancia en las estrellas tipo F. (Crawford, 1976).

A diferencia del sistema de Jonson el sistema de Strömberg está casi totalmente definido por sus filtros. El filtro *y* (amarillo) da la magnitud visual y corresponde bien con la magnitud *V* del sistema *UBV*. El filtro *b* (azul) está centrado a 300 Å hacia la parte roja del filtro *B* para reducir los efectos de bloqueo de línea. El filtro *v* (violeta) está centrado en una región de fuerte bloqueo pero hacia lo largo de la región donde las líneas de hidrógeno empiezan a apretujarse cerca del límite de Balmer. El filtro *u* (ultravioleta) mide tanto el bloqueo de líneas como la discontinuidad de Balmer.

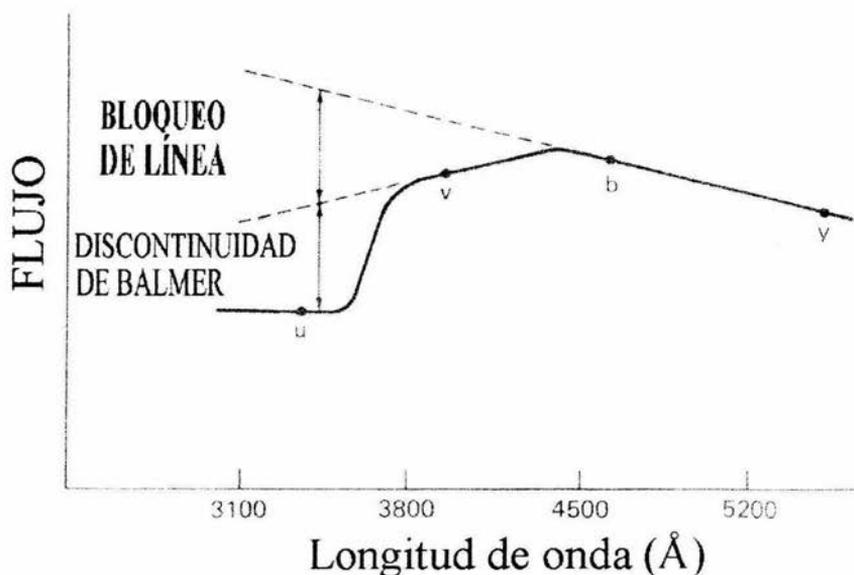


Figura 2.2. Bloqueo de líneas y la discontinuidad de Balmer.

El parámetro  $H_\beta$  es el índice de color obtenido tomando las diferencias de las magnitudes obtenidas con dos filtros, uno ancho ( $w$ ) y otro angosto ( $n$ ). El filtro ancho de aproximadamente  $150\text{Å}$  y el filtro angosto de  $30\text{Å}$ , con el pico de transmisión de ambos filtros centrado en  $\lambda \sim 4861\text{Å}$ . Como consecuencia de esto, en la medida fotométrica no existe dependencia en la extinción atmosférica ni del enrojecimiento interestelar, y proporciona el ancho equivalente de la línea  $H_\beta$  (Golay, p 153, 1974).

El sistema  $uvby$  es descrito por Strömgren (1966). La tabla siguiente muestra la longitud de onda del pico de transmisión y el ancho de cada filtro.

Los cuatro filtros se encuentran localizados dentro de la región de ventana del visible de la atmósfera.

Tabla. Filtros de la fotometría de Strömgren.

Filtro	Longitud central ( $\lambda$ )	Ancho medio
u	3500	380
v	4100	200
b	4700	100
y	5500	200
n	4861	30
w	4861	150

Las funciones de transmisión de los filtros de este sistema se muestran en las figuras 2.2 y 2.3. En la transformación al sistema estándar descrita por Crawford y Barnes (1970) se obtiene lo siguiente:

$V$  es la magnitud visual, esencialmente la misma magnitud  $V$  del sistema  $UBV$  de Johnson y Morgan (1953).

$(b - y)$  es un índice de color razonablemente libre de efectos debidos a las líneas propias de las estrellas, los cuales se van incrementando después de los 4500Å (Crawford 1975).

En el sistema de Strömgren los filtros  $b$  y  $y$  están relativamente libres de bloqueo (escudamiento); el índice  $(b - y)$  es un buen indicador del color y de la temperatura efectiva. Este índice es esencialmente la pendiente del continuo que, en ausencia de bloqueo por metales, será muy semejante a  $(v - b)$ ; sin embargo como puede verse en la figura 2.2,  $(v - b)$  está afectada por el bloqueo, por lo que dichas pendientes no son semejantes, así que la diferencia entre estos dos índices indicará la intensidad de dicho bloqueo. De esta forma se pueden definir los índices como sigue:

$c_I = (u - v) - (v - b)$ ; es la diferencia de dos colores diseñada para medir el ancho de la discontinuidad de Balmer cercana a  $\lambda \sim 3500\text{Å}$ .

$m_I = (v - b) - (b - y)$ ; es la diferencia de dos colores, diseñado para medir los cambios en las líneas sobre la región de  $\lambda \sim 4100\text{Å}$ .

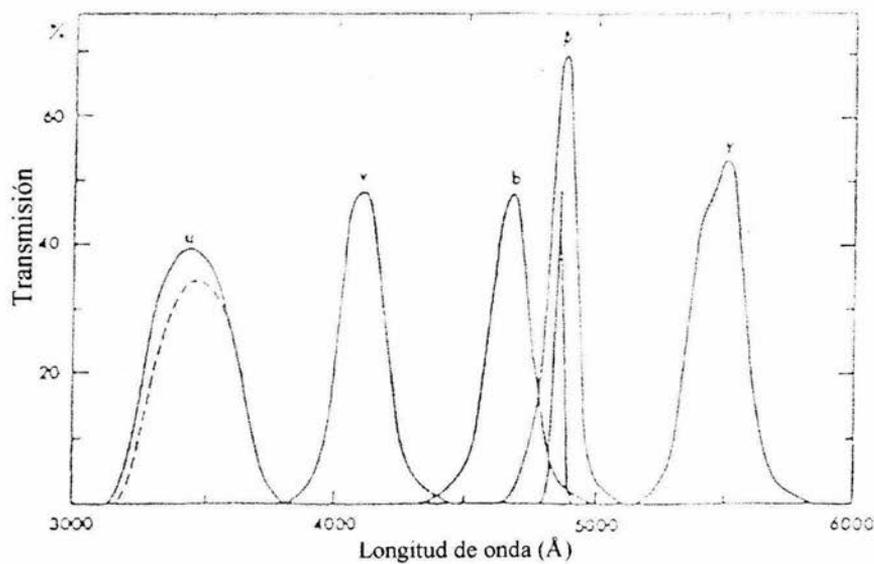


Figura 2.3. Transmisión de los filtros *uvbyβ*.

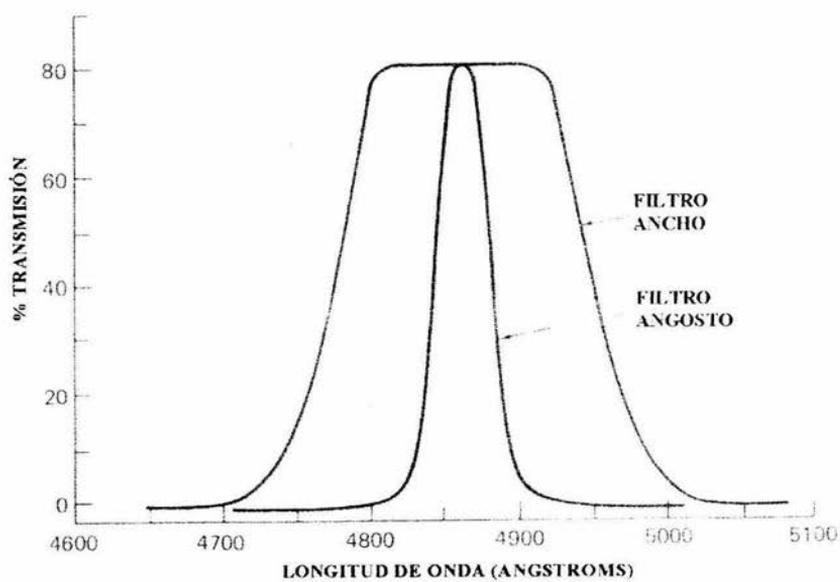


Figura 2.4. Transmisión en  $H_{\beta}$ .

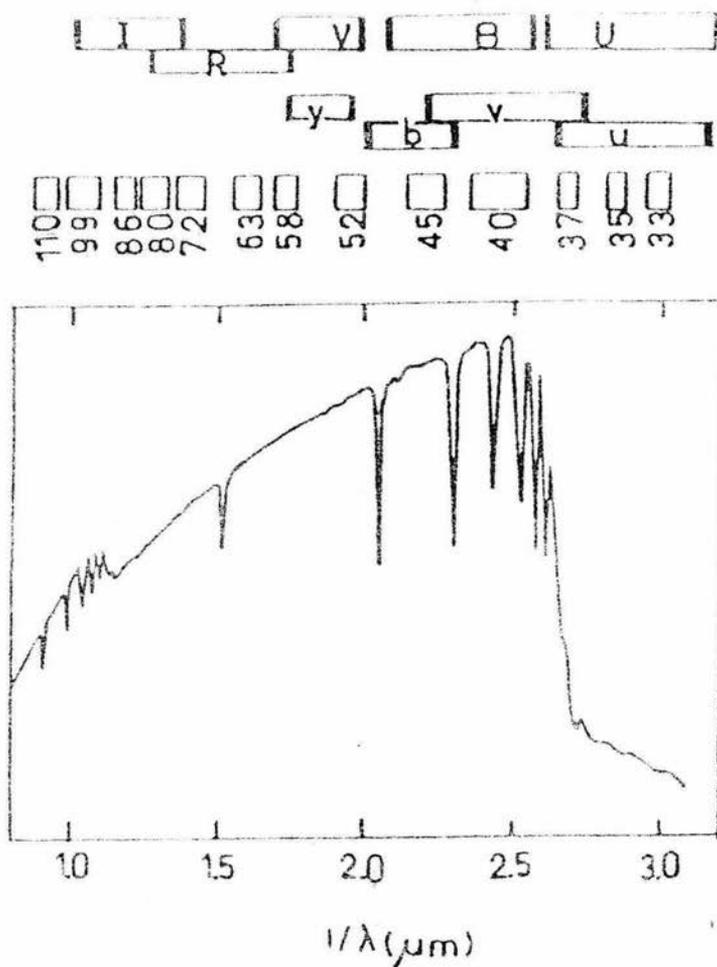


Figura 2.5. Comparación de tres sistemas fotométricos para Vega (AOV).

### 2.3 Los índices y los tipos espectrales.

Golay (1974) resume la relación de los índice espectrales y los índices de color, indicando que en el caso de  $H_\beta$  es un indicador de luminosidad para estrellas con los tipos espectrales O, B, A y es un indicador de temperatura para estrellas con tipos espectrales A, F, G.

$m_I$  es un parámetro de metalicidad para estrellas tipo espectral A y un indicador de composición química para estrellas con tipos espectrales F y G.

$c_1$  es un indicador de temperatura para estrellas tipo O, B y A y de luminosidad para estrellas con tipos espectrales A y F. Comenzó su uso con el sistema de Stebbins 1940, en un estudio de estrellas O y B en el que busca una función de respuesta entre la magnitud en el violeta ( $\lambda 3600 - 4800\text{\AA}$ ) y la función de respuesta en el azul ( $\lambda 4000 - 5600\text{\AA}$ ); posteriormente fue modificado por Strömngren calculándose por medio de las diferencias de tres filtros más angostos. Permitiendo observar con las diferencias entre los índices de color ( $u-v$ ) y ( $v-b$ ) la discontinuidad de Balmer, la cual se observa en las estrellas como un salto ocasionado por la diferencia de flujo estelar observado entre la medida obtenida en el filtro  $u$  ( $\lambda 3500\text{\AA}$ ) y la medida obtenida en el filtro  $v$  ( $\lambda 4100\text{\AA}$ ), quedando en medio de estas dos medidas en el límite de la discontinuidad de Balmer ( $\lambda 3646\text{\AA}$ ). (Parrao, 2002).

Xxx Agregar de los índices y tipos espectrales.

## 2.4 El diagrama de Hertzsprung-Russell

Para conocer el estado evolutivo de los objetos estudiados, es necesario determinar algunos parámetros físicos tales como la temperatura efectiva, la luminosidad, la edad y la masa entre otros. Sin embargo, algunos de estos parámetros no se pueden determinar directamente de las magnitudes estándar con que se cuenta, pero se pueden deducir a partir de los modelos evolutivos existentes y de calibraciones ya establecidas; por ejemplo, una herramienta muy útil para determinar la masa y la edad de los objetos, es el diagrama H-R, (ver figura 2.5).

En 1911 Hertzsprung encontró una relación entre el índice de color y la magnitud visual aparente en un estudio realizado sobre cúmulos de estrellas. En 1913 Russell colocó en un diagrama las estrellas con paralaje conocida, quedando en la ordenada los tipos espectrales y en la abscisa las magnitudes absolutas, obteniendo un resultado similar al de Hertzsprung.

El descubrimiento de estos astrónomos es lo que conocemos como diagrama H-R, en memoria de Hertzsprung-Russell. Cada estrella posee una magnitud absoluta y pertenece a un tipo espectral, por lo cual puede representarse mediante un punto en el diagrama H-R. Como resultado de esto la mayor parte de las estrellas quedan situadas en la diagonal que recorre desde el ángulo superior izquierdo al inferior derecho. Estas estrellas constituyen lo que se conoce como "Secuencia Principal". Hoy en día se calcula que más del 90% de las estrellas se encuentran en esta secuencia.

El diagrama H-R también muestra la relación entre la luminosidad y la temperatura de las estrellas. En el diagrama H-R podemos encontrar estrellas con igual temperatura pero diferente clase de luminosidad, efecto que puede venir del radio y la masa (efecto de la fuerza de gravedad) de cada estrella. Esto permite dividir las por su clase de luminosidad, asignando un número romano de I a VI, en la siguiente forma.

**Estrellas de clase de luminosidad I y II.** Las estrellas más luminosas están localizadas sobre el borde superior, a lo largo de todos los tipos espectrales; se conocen como super gigantes (clase de luminosidad I) y gigantes luminosas (clase de luminosidad II).

**Estrellas de clase de luminosidad III y IV.** Sobre la secuencia principal al centro, por arriba de las estrellas tipo A y F, se encuentran dos grupos de estrellas conocidas como Gigantes (clase de luminosidad III) y sub-gigantes (clase de luminosidad IV).

**Estrellas de clase de luminosidad V.** El diagrama HR muestra una banda que se conoce como secuencia principal y que se extiende en forma diagonal desde las estrellas O a las estrellas M y contiene la mayor parte de las estrellas del estudio. A las estrellas localizadas en la secuencia principal se les conoce como estrellas enanas.

**Estrellas de clase de luminosidad VI.** Las estrellas localizadas por debajo de la secuencia principal se denominan sub-enanas. Y por debajo de la secuencia principal, se encuentra un grupo de estrellas con alta temperatura y muy poca luminosidad, conocidas como enanas blancas. (Parrao, 2002).

Las clases de luminosidad se subdividen adicionalmente con los sufijos a, b y ab. La siguiente figura muestra el diagrama H-R.

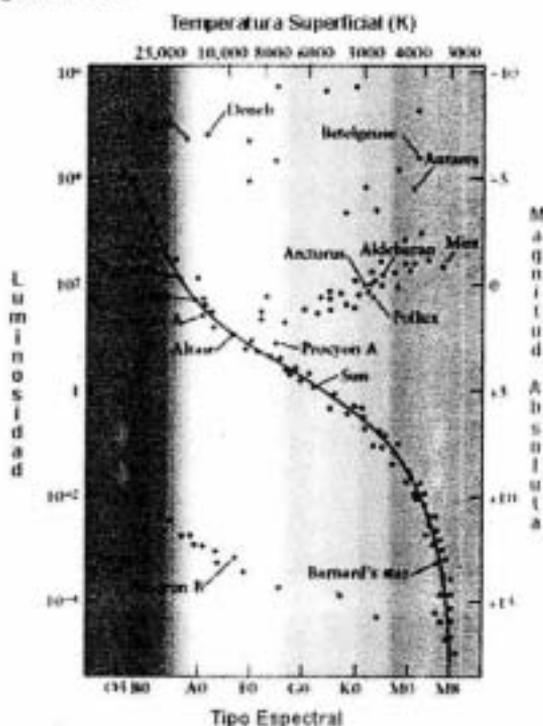


Figura 2.5. Diagrama Hertzsprung-Russell.

## Capítulo 3

### CÚMULOS ABIERTOS Y ESTRELLAS VARIABLES

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 2000 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: cúmulos abiertos, cúmulos globulares y asociaciones. En este trabajo nuestro objeto de estudio son los cúmulos abiertos.

#### 3.1 Cúmulos abiertos.

Los cúmulos abiertos (ca) son grupos de estrellas físicamente unidas por la fuerza de gravitacional, dispuestas de forma irregular. Consisten generalmente de cientos o hasta 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. 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 lo que también se les llama cúmulos Galácticos. 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 tipo espectral O y B.

#### 3.2 Clasificación de estrellas variables

Las estrellas variables juegan un rol especial en la investigación astronómica porque son abundantes y abarcan un amplio rango de tipos espectrales, tamaños, masas densidades y edades. En 1912 Henrietta Leavitt descubrió que la luminosidad de las variables cefeidas en la nube pequeña de Magallanes están directamente relacionadas con sus periodos. Las estrellas RR de

Lyrae, novas y super novas también habían sido usadas como estándares por medio de las cuales se podía calibrar la distancia al cúmulo de estrellas y galaxias. En este trabajo el tipo de estrellas que nos interesa son las estrellas tipo Delta Scuti.

Las estrellas variables son nombradas de acuerdo a una convención algo torpe que creció poco a poco con los años. A la primer variable designada en una constelación le es asignada la letra R y la forma posesiva del nombre de la constelación, como en R Andromedae. De la letra A hasta la Q son saltadas para evitar confusión con alguna vieja designación de estrellas no variables. Las estrellas subsecuentemente confirmadas en la misma constelación son etiquetadas S, T, ..., Z, y entonces sigue RR, RS, ...RZ, SS, ST y así sucesivamente hasta ZZ. Una vez que estas 54 designaciones han sido usadas, los nombres continúan con AA, AB, ..., AZ, BB, BC, ..., BZ y así hasta QZ, excepto que las combinaciones con la letra J son omitidas. En esta forma, se pueden nombrar 334 estrellas variables en cada constelación. Más allá de este punto son etiquetadas con V335, V336 y así sucesivamente. Las variables que ya tienen nombres que usan letras griegas, tales como  $\beta$  Persei o  $\delta$  Cephei, generalmente no reciben nuevas designaciones.

### 3.3 Esquema de estrellas variables

Todas las estrellas sufren cambios en su luminosidad y brillo en las diferentes etapas de su evolución. Existen, sin embargo, algunas cuyo cambio se verifica con rapidez en intervalos de tiempo mensurables por los humanos, a ellas se les denomina Variables.

Los cambios en magnitud aparente se representan en gráficas llamadas curvas de luz. En ellas, se observa la amplitud o diferencia entre el brillo máximo y mínimo y el periodo o tiempo en el que se realiza un ciclo de cambio completo.

Para clasificar las estrellas variables se toma en cuenta el mecanismo por el cual su brillo cambia. Actualmente las variables se clasifican en:

**Extrínsecas.** Los cambios no dependen de condiciones físicas de las estrellas sino por condiciones externas como el eclipse por una estrella compañera o por efecto de la rotación estelar.

- Binarias eclipsantes

**Intrínsecas.** La variabilidad del brillo se acompaña de cambios en las características físicas de la estrella y están en general relacionadas con cambios evolutivos.

- Pulsantes
- Eruptivas
- Cataclísmicas
- Variables de rayos X
- Otros tipos

Las variables intrínsecas (pulsantes) son estrellas que se encuentran en una etapa de evolución mayor que la del Sol, debido a que han quemado todo el hidrógeno de su núcleo, lo que quiere decir que la mayoría de ellas son gigantes, aunque también se les puede encontrar entre la secuencia principal y las enanas blancas. En este tipo de estrella las fluctuaciones en la luminosidad de la estrella son causadas por procesos físicos que se producen en su interior; esto ocurre por la combinación de de dos fuerzas que actúan sobre la estrella: por un lado la fuerza debido a la presión de radiación, que tiende a expandir a la estrella y por otro la fuerza gravitacional que la tiende a contraer. La clasificación de este tipo de estrella se realiza principalmente por su periodo de pulsación, el cual puede cambiar desde fracciones de segundo hasta años.

## 1. EXTRÍNECAS

### 1.1. Eclipsantes

- 1.1.1 Binarias
- 1.1.2 Eclipsantes tipo Algol
- 1.1.3 Eclipsantes tipo  $\beta$  Lyrae
- 1.1.4 Eclipsantes tipo W Uma

## 2. INTRÍNECAS

### 2.1. Pulsantes

- 2.1.1. Pulsantes cefeidas de largo periodo
  - 2.1.1.1. Prototipo Cephei
  - 2.1.1.2. Prototipo W Virginia
- 2.1.2. Pulsantes cefeidas de corto periodo
- 2.1.3. Tipo RV Tauri
- 2.1.4. Tipo  $\beta$  Canis Majoris
- 2.1.5. Tipo  $\delta$  Scuti
- 2.1.6. Tipo  $\alpha$ 2 Canum Venaticorum
- 2.1.7. Pulsantes de largo periodo tipo MIRA
  - 2.1.7.1. Tipo M
  - 2.1.7.2. Tipo S
  - 2.1.7.3. Tipo N
- 2.1.8. Pulsantes semirregulares
  - 2.1.8.1. Tipo SRa
  - 2.1.8.2. Tipo SRb
  - 2.1.8.3. Tipo SRc
  - 2.1.8.4. Tipo SRd

### 2.2. Eruptivas

- 2.2.1. Irregulares eruptivas
  - 2.2.1.1. Tipo Ia
  - 2.2.1.2. Tipo Ib
    - 2.2.1.2.1. Tipo Ina
    - 2.2.1.2.2. Tipo Inb
  - 2.2.1.3. Tipo T Tauri
  - 2.2.1.4. Tipo flash (UVn)
  - 2.2.1.5. Irregulares rápidas (Is)

- 2.2.1.5.1 Tipo Isa
- 2.2.1.5.2 Tipo Isb
- 2.2.1.6. Irregulares del tipo UV Ceti o flare Star (estrellas ráfaga)
- 2.2.2. Irregulares del tipo Nova o cuasi-nova
  - 2.2.2.1. Supernovas
  - 2.2.2.2. Novas (N)
  - 2.2.2.3. Tipo Z Andrómeda
  - 2.2.2.4. Tipo R Corona Boreales
  - 2.2.2.5. Tipo U Geminorum o SS Cygni
  - 2.2.2.6. Tipo Z Camelopardalis

### 3.4 Estrellas tipo $\delta$ Scuti

Las estrellas tipo delta Scuti son variables pulsantes de tipos espectrales A a F con clases de luminosidad V a III. Tienen pulsaciones radiales y no radiales con periodos que van de 30 minutos a 8 horas, es decir, ( $<0^d.3$ ) y amplitudes fotométricas menores a 1 magnitud. Después de las enanas blancas son las segundas variables pulsantes más abundantes en nuestra galaxia.

La variabilidad del prototipo de este tipo de estrella fue descubierta por Fath (1935). Smith (1955) llamó a estos objetos "cefeidas enanas" porque parecen diferentes de las estrellas RR de Lyrae por su alta metalicidad (sobre el promedio) y su diferente relación periodo-luminosidad. Bessell (1969) introdujo la designación "estrellas Al Velorum" para todos los objetos con amplitudes más grandes que 0.3 mag. Ya que la diferencia es principalmente fenomenológica. Breger (1979, 1980) sugirió llamar a esos objetos "estrellas Delta Scuti". Esta designación es muy aceptada actualmente. Los objetos pobres en metalicidad son llamados "estrellas SX Phoenecis" (Nemec & Mateo 1990).

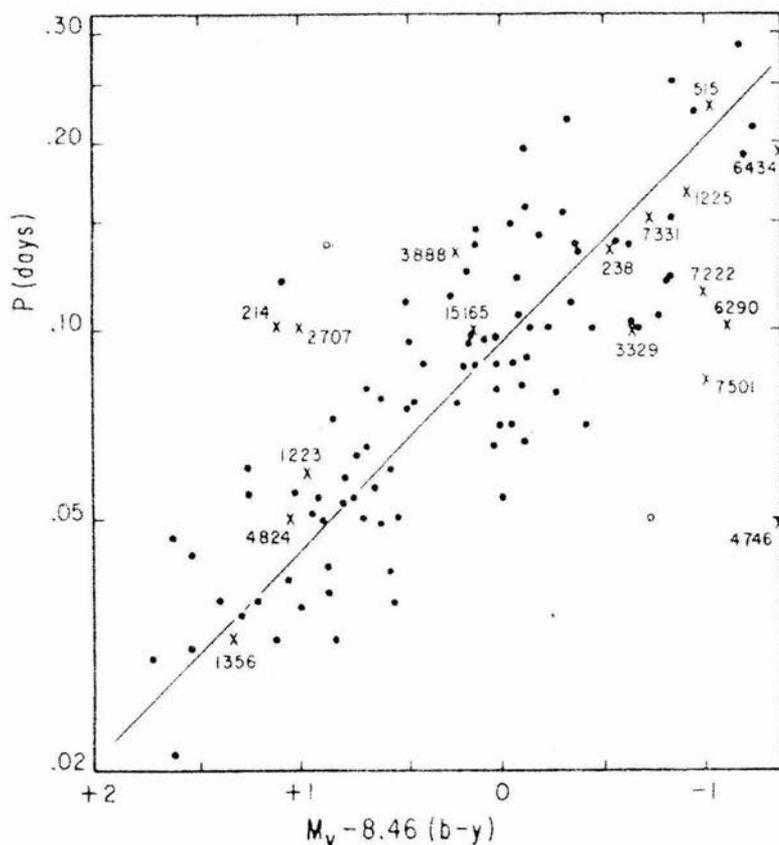
En la actualidad lo que antes eran "cefeidas enanas" son llamadas "estrellas Delta Scuti de alta amplitud". Su comportamiento pulsacional difiere sustancialmente de los objetos con bajas amplitudes. Parecen tener sólo uno o dos modos radiales excitados (con la excepción de Al Velorum, Walraven et al. 1992). En la mayoría de los casos, oscilan en el modo fundamental o su primer armónico y se asemejan a las estrellas variables pulsacionales clásicas, como las cefeidas o las RR de Lyrae. Sin embargo, no es claro si sus pulsaciones radiales son excitadas en un número de estrellas Delta Scuti de alta amplitud.

Las estrellas  $\delta$  Scuti obedecen una relación color-periodo-luminosidad (RCPL), la cual es una relación fundamental en el estudio de las estrellas variables. En ciertos tipos de variables como las Cefeidas, esta relación permanece constante lo que permite utilizarlas como indicadores estándares de distancia a sistemas estelares lejanos. En la figura 3.1 se muestra esta relación para estrellas  $\delta$  Scuti. Ya que la constante de pulsación Q no cambia mucho sobre toda la parte baja de

la franja de inestabilidad y como es razonable asumir que las estrellas con temperatura similar tienen sobretonos similares excitados, la existencia de un RCPL no es una sorpresa. Breger & Bregman (1975) determinó el RCPL observado para estrellas  $\delta$  Scuti de Pop. I:

$$M_v = -3.05 \log P + 8.46 (b-y)_0 - 3.12 \quad (3.1)$$

Notaron también que el valor promedio de  $Q$  para estrellas  $\delta$  Scuti decrece cuando se incrementa la temperatura, es decir, las estrellas más calientes oscilan en sobretonos más altos. La frontera entre los objetos que pulsan en el modo fundamental y los que prefieren el primero o segundo sobretono, parecen estar localizados cerca de una temperatura efectiva de 7800 K. Sin embargo, los últimos resultados muestran que tal separación puede no ser real (Breger, 1995).



**Figura 3.1.** Relación período-luminosidad. Los puntos sólidos fueron tomados de Breger (1979). Las cruces indican las posiciones de las estrellas reportadas por R. Peniche et al. (1981). Los

circulos abiertos indican las posiciones previas de las estrellas HR 238 (arriba a la izquierda) y HR 4746 abajo a la derecha.

### 3.5 Estrellas $\delta$ Scuti en cúmulos abiertos

Las estrellas pulsantes tipo  $\delta$  Scuti dan al astrónomo una importante herramienta para probar la estructura estelar y teoría de evolución ya que se puede asumir la misma distancia, edad, abundancia química inicial y enrojecimiento interestelar para todas las estrellas en el mismo cúmulo. Esto constriñe fuertemente el estatus evolucionario y la identificación de los modos de las frecuencias observadas. Las  $\delta$  Scuti que se han encontrado en cúmulos abiertos tienden a mostrar periodos cortos y amplitudes muy bajas, con una sola excepción (V32 en NGC 5999, Pietrzynski et al. 1998) de la cual no está confirmada su membresía y muestra una amplitud de  $\Delta V = 0^m.24$ . Hay pocos cúmulos que contienen estrellas  $\delta$  Scuti con periodos más largos que  $0^d.1$  (NGC 2264, NGC 5999, NGC 3496, NGC 7654).

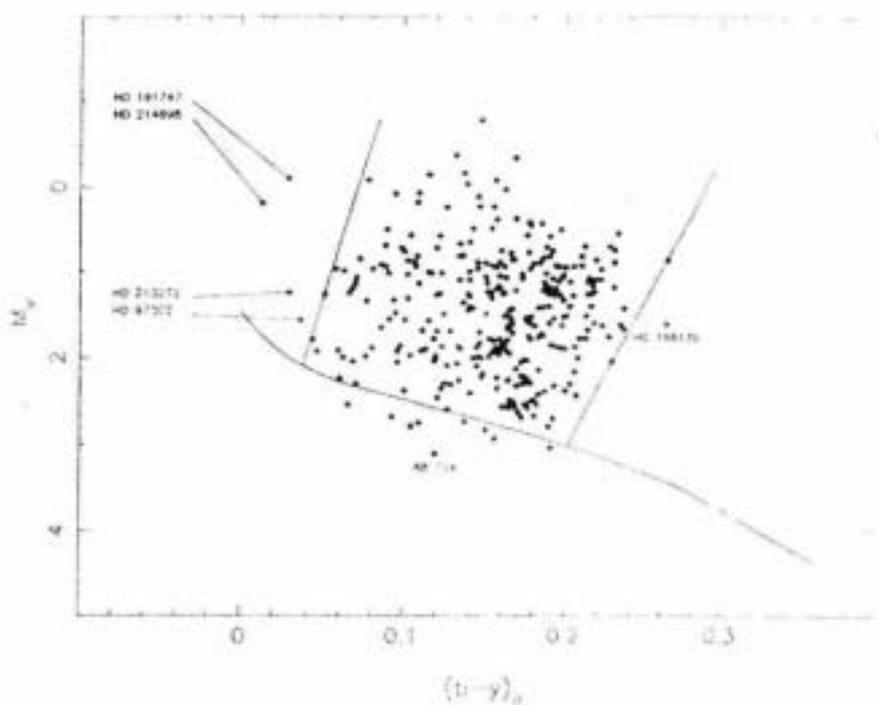
### 3.6 Estrellas $\delta$ Scuti en el diagrama Hertzsprung-Russell.

En esta sección se mostrará la localización de las variables  $\delta$  Scuti del catálogo R00 en el diagrama H-R con base en su fotometría Strömgen-Crawford  $uvby\beta$ . Las estrellas  $\delta$  Scuti están localizadas en el diagrama H-R dentro de los límites donde la secuencia principal corta la secuencia principal, entre los tipos espectrales AO y F2 (ver figura 3.2). Los límites de la franja de inestabilidad no son del todo absolutos, pero indican la región donde las pulsaciones son más probables.

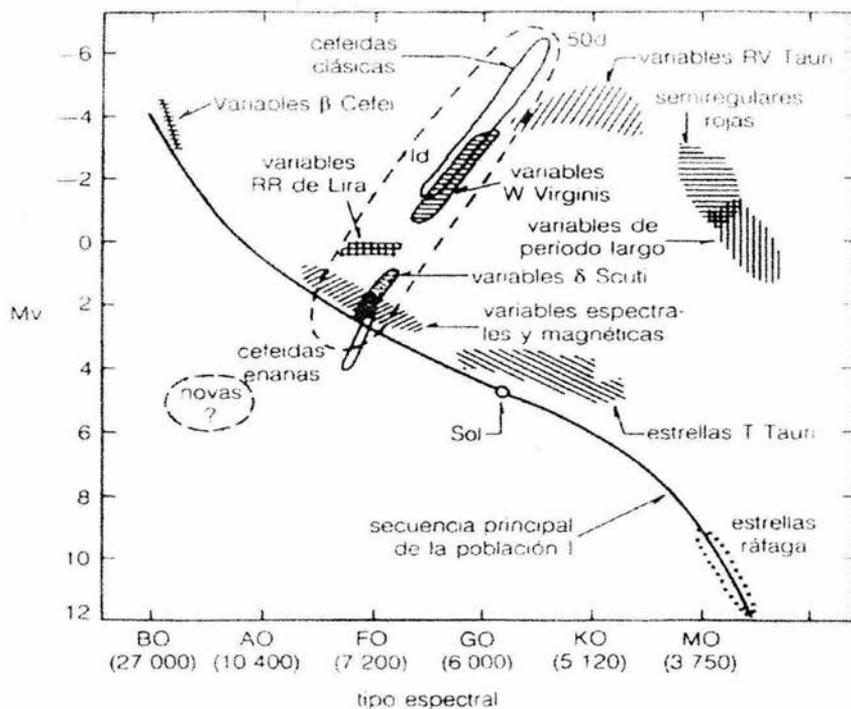
En términos generales en las estrellas tipo  $\delta$  Scuti el periodo de pulsación es menor a 0.3 días con una amplitud típica de 0.02 mag.

Las propiedades de las estrellas  $\delta$  Scuti que se encuentran en la secuencia principal difieren de aquellas  $\delta$  Scuti que tienen mayor luminosidad, pues en la secuencia principal los periodos son de alrededor de una hora y las amplitudes son pequeñas ( $\leq 0.02$  mag). Las más luminosas tienen periodos más largos y casi siempre muestran amplitudes grandes.

Muchas estrellas  $\delta$  Scuti muestran curvas de luz con fase y amplitudes variables. Esto nos obliga a preguntarnos ¿son realmente las estrellas  $\delta$  Scuti variables periódicas? Las curvas de luz de muchas estrellas, especialmente las que tienen amplitudes pequeñas, a menudo, varían de ciclo a ciclo. Usualmente se adoptan dos hipótesis para explicar este comportamiento: 1) Ambos, el periodo y la amplitud son inestables o 2) El comportamiento es sólo aparente y es causado por la interacción de dos o más modos con periodos constantes.



**Figura 3.2** Posición de 318 estrellas  $\delta$  Scuti en el diagrama H-R. Las estrellas fuera de los bordes de la franja de inestabilidad se marcaron con sus nombres por sus inusuales posiciones. Tomada de E. Rodríguez & Breger, 2001.



**Figura 3.3** Ubicación de las diferentes clases de estrellas variables en el diagrama H-R.

## Capítulo 4

# OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE DATOS

## 4.1 Adquisición de datos.

Las observaciones fotométricas se llevaron a cabo en el Observatorio Astronómico Nacional de la UNAM, situado en la Sierra de San Pedro Mártir, B.C. Norte, en cuatro diferentes temporadas, 1996, 2000, 2001 y 2003. Para la adquisición de los datos fotométricos se usó el telescopio de 1.5 metros de diámetro con un espectro fotómetro multicanal que permite la observación simultánea en los filtros  $u$ ,  $b$ ,  $g$ ,  $r$  y en los filtros ancho y angosto que define  $\lambda_p$ . A este equipo se le conoce también como fotómetro Danés y se puede encontrar una descripción de este equipo en el reporte de Schuster & Nissen (1988). Esencialmente el fotómetro consta de las siguientes componentes: diafragmas, espejos, oculares, lentes (acromática y de Fabry), rejilla, filtros, tubos fotomultiplicadores y un sistema de conteo.

El propósito de los diafragmas es limitar la cantidad de luz del cielo que es visto por el detector mientras pasa la luz del objeto elegido. Este tiene un diámetro aproximadamente de un minuto de arco ( $1'$ ) y es colocado en el plano focal del telescopio. El arreglo del espejo, la retícula y el ocular permite ver un campo grande y centrar la estrella sobre la retícula; cuando el espejo se saca de la trayectoria óptica, la luz del objeto elegido puede pasar a través del diafragma. Las lentes de Fabry tiene dos funciones: minimizar el movimiento de la imagen estelar sobre el fotocátodo a pesar del movimiento inevitable de la imagen estelar primaria debido a la turbulencia atmosférica y al sistema de guiado del telescopio que no es perfecto. Por otro lado convierte la imagen puntual primaria en una imagen que cubre gran parte del fotocátodo (produce una imagen de la medida requerida sobre el fotocátodo). El propósito de un filtro es restringir el intervalo de longitud de onda del sistema a una longitud de particular interés. La rejilla descompone el haz en diferentes longitudes de onda. Los tubos fotomultiplicadores son los detectores donde los fotones inciden liberando electrones en forma de cascada y la salida consiste en una serie de pulsos. Por último el sistema de conteo es el mecanismo que registra los pulsos de

salida o corriente eléctrica para su medición. En la figura 4.1 se muestran los elementos del fotómetro de seis canales que son descritos como sigue:

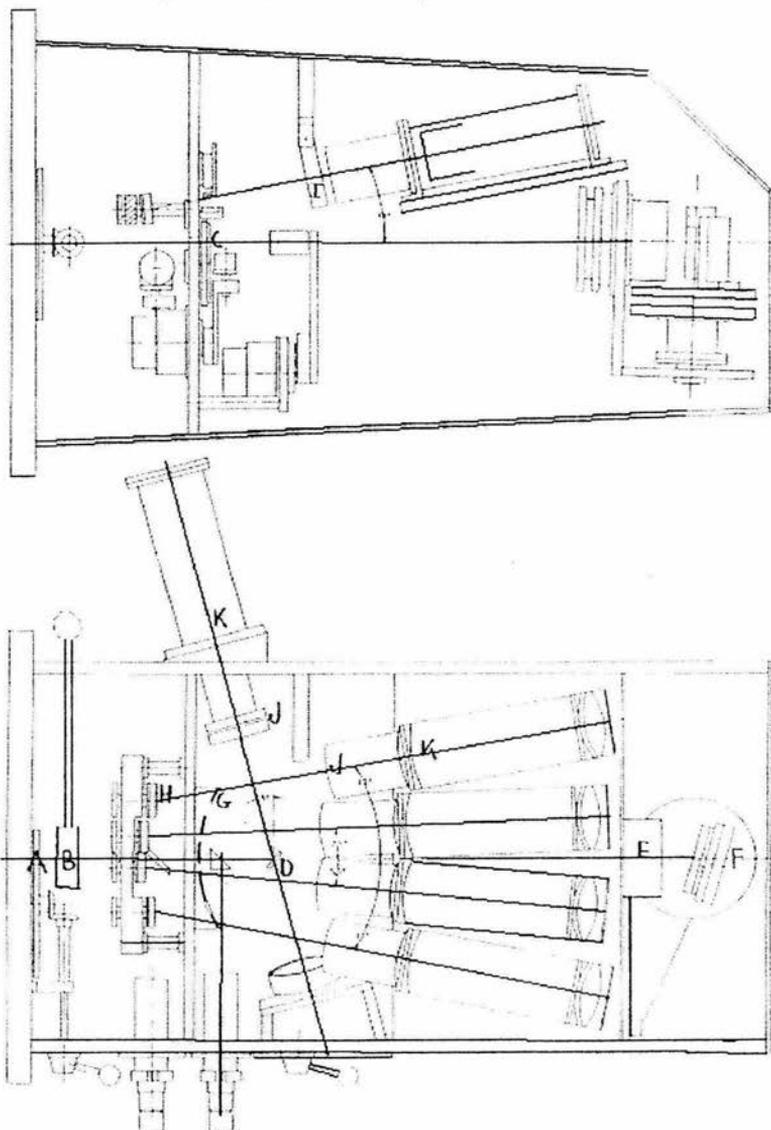


Figura 4.1 Fotómetro  $uvby\beta$  de seis canales.

- A. Placa giratoria con tres posiciones (cerrado, abierto y filtro de densidad neutra con transmisión del 10% = 2.5 magnitudes).
- B. Depolarizador, que puede ser insertado en el rayo de luz de  $H_{\beta}$ .
- C. Diafragmas de entrada sobre una rueda giratoria, que sólo dejan pasar la luz seleccionada.
- D. Espejo que refleja la luz a la selección  $H_{\beta}$ .
- E. Lentes acromáticas f/6, longitud focal 402 nm. Coliman el haz y lo envían a la rejilla de difracción.
- F. Rejilla de 1200 líneas/mm. Descompone el haz de luz, seleccionando las distintas longitudes de onda a observar.
- G. Unidad de aberturas en el plano focal de las lentes acromáticas. Permiten el paso de 4 intervalos de longitud de onda que corresponden a los anchos espectrales de las bandas  $uvby$ .
- H. Espejos. Reflejan la luz que pasa por las aberturas hacia los filtros de interferencia.
- I. Filtros de densidad neutra con 50% de transmisión en los canales  $v$  y  $b$ .
- J. Lentes de Fabry que son usadas como lentes auxiliares para proyectar la imagen del objetivo sobre el detector, los filtros de interferencia definen las bandas espectrales que pasan por los canales.
- K. Fotomultiplicadores tipo EMI 9789QA, con fotocátodo de metal alcalino, que es la capa sensible a la luz donde los fotones inciden liberando electrones.

Para poder transformar los datos al sistema absoluto  $uvby$  se observaron un conjunto de estándares fotométricas. Los valores obtenidos de las estrellas estándares y todas las estrellas brillantes observadas son la media de cinco integraciones de 10 segundos cada una. En la temporada de 1996 se observaron un total de 50 estrellas en la dirección de NGC 6823. En la temporada del 2000 pocas estrellas de este cúmulo fueron observadas y como se verá más adelante fueron empleadas para propósitos de calibración para la temporada de 1996. En la temporada de 2001 se observaron pocas estrellas del cúmulo junto con dos estrellas reportadas como variables por Pigulski et al. (2000) y como son mucho menos brillantes que el resto de las estrellas observadas, se hicieron varias repeticiones para tener mejores datos. Finalmente, en la temporada de agosto de 2003 sólo se observaron las dos estrellas variables y cinco estrellas brillantes del cúmulo, nuevamente con la intención de confirmar y mejorar los resultados obtenidos en 2001.

## 4.2 Método de reducción.

La reducción de cada temporada se hizo por separado. La temporada de 1996 estaba planeada para observar las estrellas más brillantes de los cúmulos NGC 6823 y NGC 6531 en tres

círculos concéntricos de  $5'$  centrados en la carta de identificación de Hoag et al. (1961) alrededor de la magnitud 12, pero tenía el inconveniente que el rango de magnitud  $V$  de las estrellas estándares no era suficientemente grande para realizar una transformación adecuada. En vista de esto se planeó la temporada del 2000 como se mencionó antes, en la que se observaron estrellas de los cúmulos NGC 6823 y NGC 6531 que fueron usadas como estándares secundarias en la transformación de la temporada de 1996. Además se obtuvieron medidas fotométricas de las estrellas variables recientemente descubiertas por Pigulski et al. (2000), lo que hizo deseable analizarlas para obtener sus características. Dado que estas estrellas alcanzan los límites observacionales de nuestro sistema de observación, se planearon las temporadas del 2001 y 2003 y fueron llevadas a cabo principalmente para confirmar los índices de color.

La reducción de la temporada de 2000 será descrita primero ya que la reducción de los datos de 1996 se basa en ésta. Los datos fueron adquiridos en la temporada del 5 al 12 de julio de 2000. El procedimiento de reducción de toda la temporada fue hecho a través de los paquetes numéricos NABAPHOT (Narrow Band Photometry) elaborado por Arellano-Ferro & L. Parrao, 1988 y DAMADAP (L. Parrao 2000), los cuales reducen los datos al sistema estándar y las coordenadas referidas al equinoccio medio de la fecha respectiva. NABAPHOT consiste de los siguientes pasos.

a) Separa las observaciones uvby de las observaciones  $\beta$ .

b) Calcula el promedio de las integraciones por segundo de cada estrella y cielo, además resta las mediciones de cielo y corrige por tiempo muerto. Lo anterior es por que los datos obtenidos en el telescopio de 1.5 metros de diámetro son números de fotones por segundo. El tiempo de integración utilizado dependerá del brillo aparente de la estrella, de tal forma que la llegada de fotones tiene una distribución de Poisson: entonces el error relativo estará dado por la ec. 2.2.

Las mediciones se corrigen por tiempo muerto utilizando la ec. 2.1 porque en el fotomultiplicador el número de fotones contados es menos que el número de fotones que en realidad llegan.

c) Una vez hechas las correcciones por tiempo muerto y de cielo, se realiza la transformación a magnitudes mediante la expresión:

$$m_i = -2.5 \log N_i \quad (4.1)$$

donde  $m_i$  es la magnitud correspondiente a la banda  $i$  (u,v,b,y) y  $N_i$  es el número de cuentas corregidas para la banda  $i$ . También se calculan los colores instrumentales  $c_i$  y se corrige por extinción atmosférica. En general se utilizaron los valores de los coeficientes medios.

d) Calcula las constantes de transformación del sistema instrumental al sistema estándar a través de las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned} V_{std} &= A + y_i + B(b - y)_i \\ (b - y)_{std} &= C + D(b - y)_i \\ m_{i, std} &= E + Fm_{i_i} + G(b - y)_i \end{aligned} \quad (4.2)$$

$$c_{1std} = H + I_{ci} + J(b - y)_i$$

$$H_{\beta std} = K + L H_{\beta i}$$

Donde los subíndices  $i$  representan los valores instrumentales y las constantes  $A, B, \dots, L$  son las constantes de transformación al sistema estándar. Recordamos que el índice  $H_{\beta}$  no está afectado por extinción.

e) Con las magnitudes instrumentales y las constantes de transformación se calculan los valores de las magnitudes y colores ( $v$ ,  $b - y$ ,  $m_1$ ,  $c_1$  y  $\beta$ ) de las estrellas en el sistema estándar.

En la figura 4.2 se muestra el diagrama de flujo de todos los programas que constituyen al paquete NABAPHOT.

Los cálculos de los valores en el sistema estándar fueron hechos de la siguiente manera: Los valores fotométricos estándares utilizados para la transformación son los listados por el Almanaque Astronómico, aunque algunos fueron tomados de una lista de Olsen (1983) para incluir las estrellas más débiles, y finalmente unas pocas más fueron tomadas del cúmulo abierto NGC 6882/5 el cual fue observado previamente en una temporada llevada a cabo en 1986 para extender los rangos  $m_1$  y  $V$ .

Los coeficientes definidos por las ecuaciones 4.2 y que ajustan los datos al sistema estándar son los definidos por Grönbech, Olsen y Strömgren (1976) en los que los coeficientes  $D$ ,  $F$ ,  $H$  y  $L$  son las pendientes;  $B$ ,  $J$ , e  $I$  son los coeficientes de los terminos de color de las ecuaciones de transformación. En la Tabla 4.1, se muestran los coeficientes de transformación en  $b - y$ , menos y más grande que 0.4 para permitir la dependencia ( $b - y$ ) vs  $m_1$  (Grönbech et al. 1976). Las incertidumbres fueron evaluadas en la siguiente manera: las diferencias promedio, datos del presente trabajo menos los datos estándares, fueron evaluadas y dan una incertidumbre para la transformación de la temporada; estas diferencias son presentadas en la tabla 4.2.

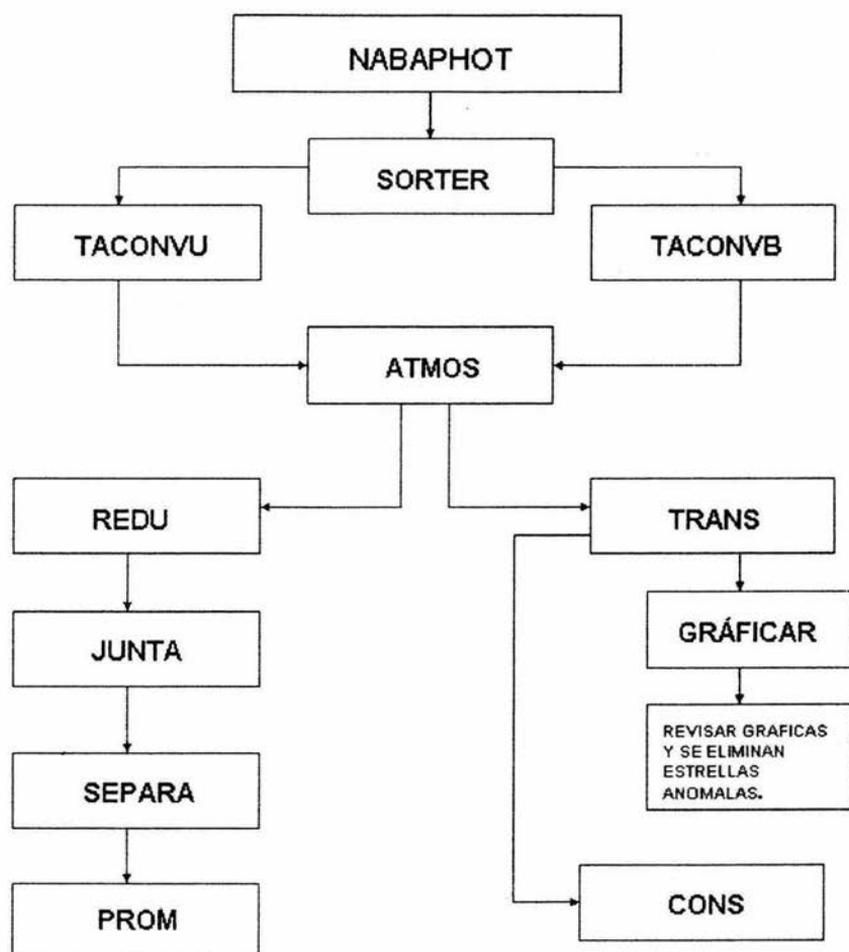
Tabla 4.1 Coeficientes de transformación obtenidos para todas las temporadas observadas.

Temporada		B	D	F	J	H	I	L
2000	allv4	.011	0.984					1.277
2000	b-y<0.4			1.088	0.010	0.999	0.105	
2000	b-y>0.4			1.076	-0.008	1.060	0.205	
1996	all	-.067	1.030	0.928	0.034	1.027	0.165	1.243
2001		.020	.991	1.012	-.002	1.001	.1478	0.958

Tabla 4.2 Diferencias promedio de datos del presente trabajo menos datos estándares, lo cual da una incertidumbre para la transformación de la temporada.

Temporada		V	b-y	$m_1$	$c_1$	$\beta$
2000	allv4	0.034	0.0125			0.007
2000	b-y<0.4			0.004	0.016	
2000	b-y>0.4			0.010	0.005	

1996	all	0.046	.024	0.016	0.016	0.006
2001		.030	.012	.014	.023	0.029



**Figura 4.2** Diagrama de flujo de programas de NABAPHOT.

Como una prueba de la bondad de nuestra transformación, las estrellas que fueron observadas en la dirección de NGC 6882/5 fueron promediadas y comparadas con los valores reportados por Hoag et al. (1961). Los valores promedio de las ocho estrellas observadas son mostrados en la

tabla 4.3. En el apéndice B se anexa una descripción de cada uno de los programas de NABAPHOT.

**Tabla 4.3 Valores fotométricos de las estrellas observadas en la dirección de NGC6882/5**

ID	V	$\sigma$	b-y	$\sigma$	ml	$\sigma$	ml	$\sigma$	N
H06	8.666	0.010	0.682	0.004	0.545	0.002	0.317	0.045	4
H08	9.175	0.008	0.322	0.005	0.136	0.005	0.403	0.044	4
H09	9.265	0.026	0.174	0.003	0.204	0.002	0.715	0.050	4
H11	9.550	0.023	0.772	0.005	0.617	0.009	0.147	0.142	4
H16	9.884	0.028	0.418	0.006	0.134	0.004	0.454	0.049	4
H17	9.990	0.019	0.384	0.005	0.175	0.007	0.346	0.119	4
H03	5.901		-0.32		0.078		0.639		1
H28	10.539		0.111		0.095		1.065		1

El promedio de las diferencias en magnitud del presente trabajo y Hoag fue de 0.005, con una desviación estándar de 0.012 mag. En un rango de 5.8<sup>a</sup> 10.5 mag, para una muestra de 8 estrellas.

Algunos detalles más se pueden encontrar al final de esta tesis en el artículo adjunto que tiene por título *uvby $\beta$  PHOTOELECTRIC PHOTOMETRY OF THE OPEN CLUSTER NGC 6823*. De J. H. Peña et al. (2003).

Las estrellas de los cúmulos NGC 6531 y NGC 6823 que se utilizaron como estándares secundarias para la temporada de 1996 son listadas en la tabla 4.4. Se hizo una comparación directa para las estrellas de NGC 6823 que estaban en común con Hoag et al. (1961). Esta muestra consistió de 11 estrellas en un rango de magnitud de 8 a 12.5 mag, y en B - V el intervalo es de 0.0 a 0.88 mag, y los coeficientes de correlación obtenidos son de 0.996 y 0.993, respectivamente.

**Tabla 4.4 Estrellas estándares secundarias de NGC 6531 y NGC 6823 de la temporada del 2000.**

NGC	ID	V	b-y	ml	cl	$\beta$
6531	AH01	7.821	0.071	0.009	-0.008	2.608
6531	AH03	9.181	0.088	0.014	0.050	2.649
6531	AH10	9.942	0.090	0.048	0.168	2.672
6531	AH21	11.386	0.129	0.074	0.433	2.718
6531	AH11	9.986	0.093	0.042	0.166	2.641
6531	AH39	12.505	0.113	0.137	0.825	2.743
6531	AH34	12.476	0.388	0.046	0.964	2.919
6531	AH09	9.680	0.123	0.014	0.116	2.645
6823	E87	11.540	0.430	0.143	0.319	2.642
6823	E84	11.594	0.637	-0.130	0.015	2.613
6823	E88	11.834	0.641	-0.159	0.031	2.650
6823	E69	12.127	0.450	-0.048	0.305	2.710

6823	E93	12.681	0.657	-.135	-.107	2.693
6823	E57	12.187	0.351	0.007	0.076	2.466
6823	E59	13.606	-.045	0.343	-.030	

Para estar seguros que nuestra transformación al sistema estándar es realmente buena se hizo una comparación con varios autores; Erickson (1971), Stone (1988) y Pigulski (2000). Las gráficas de esta comparación se muestran en la figura 4.3.

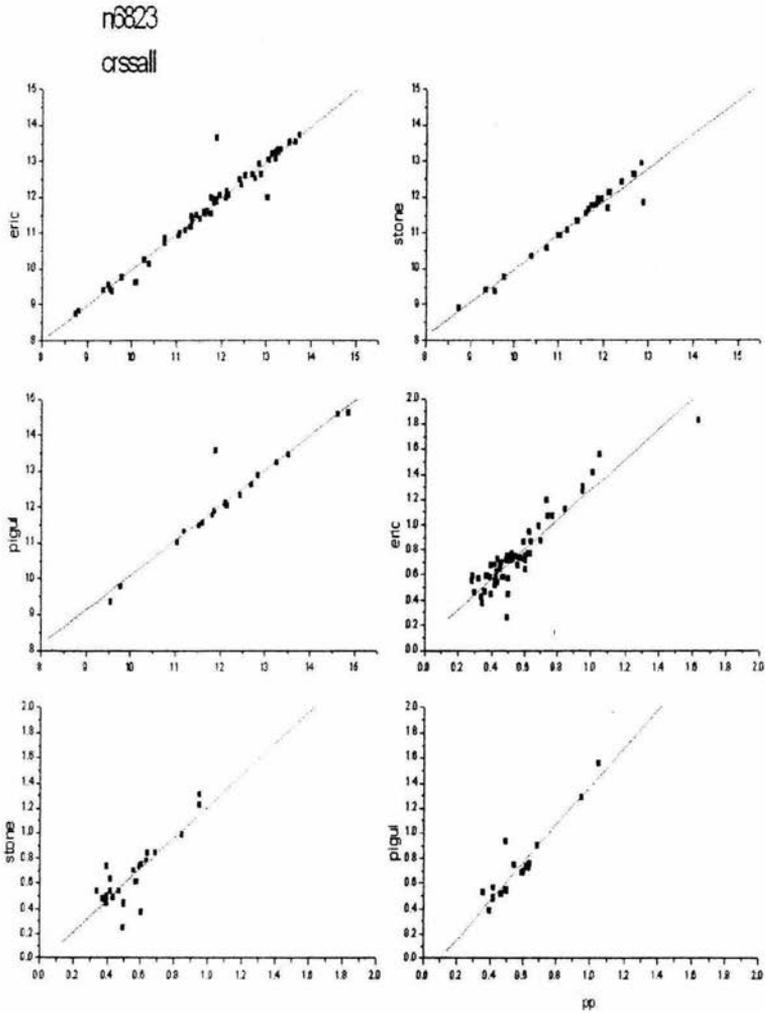


Figura 4.3. Comparación entre los valores fotométricos obtenidos con los valores de la literatura.

Para la temporada del 2001 la meta principal, a NGC 6823, fue la observación de las dos estrellas variables de periodo corto encontradas por Pigulski et al. (2000). La temporada consistió de sólo 4 noches de las cuales las variables fueron observadas en sólo dos debido al brillo del cielo y a la debilidad de las estrellas.

### 4.3 Desenrojamiento de magnitudes e índices de color

El procedimiento seguido para determinar el enrojecimiento y los valores desenrojados a partir de los índices fotométricos ya se ha hecho para estrellas A y F (R. Peniche y J. H. Peña, 1990) con los criterios de Nissen (1988), que está basado en un estudio de cúmulos abiertos por medio de la fotometría de Strömgen, que sigue a calibración estándar de Crawford (1975, 1979). Para desenrojecer las magnitudes e índices de color se usan las ecuaciones que se muestran posteriormente en el texto, como entrada al programa presentado en el apéndice (Peniche y Peña 1990); también calcula el índice de metalicidad y la distancia Nissen (1988). El programa usa un archivo de entrada que contiene los valores de:  $\beta$ ,  $v$ ,  $b - y$ ,  $m_1$  y  $c_1$  estándar, el cual se usa para hacer la interpolación en el índice  $\beta$ . También requiere como entrada el archivo final que se obtuvo con el paquete de reducción NABAPHOT el cual contiene información como: nombre de la estrella y las magnitudes y el índice de color:  $v$ ,  $b - y$ ,  $m_1$ ,  $c_1$  y  $\beta$ . Como el índice  $\beta$  es independiente del bloqueo de líneas, a diferencia de  $(b - y)_0$ , este valor de  $\beta$  observado se usa junto con las relaciones estándares entre el índice y los colores intrínsecos apropiados al intervalo espectral específico. A partir de  $\beta$  se derivan los valores intrínsecos de los demás índices ( $V_0$ ,  $(b - y)_0$ ,  $m_{10}$ , y  $c_{10}$ ).

De las siguientes ecuaciones (Crawford y Mandwewala, 1976) es posible calcular el enrojecimiento sufrido por el índice  $(b - y)$ , es decir,  $E(b - y)$  y los índices de color desenrojados  $c_0$  y  $m_0$ .

$$\begin{aligned} E(b - y) &= (b - y) - (b - y)_0 \\ c_0 &= c_1 - 0.25 E(b - y) \\ m_0 &= m_1 + 0.3 E(b - y) \end{aligned} \quad (4.3.1)$$

donde  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  son los índices de color observados. Además de las ecuaciones anteriores se necesita otra ecuación para calcular el valor de  $(b - y)_0$ , que depende del tipo espectral de la estrella.

Para estrellas del tipo A y F Crawford (1975, 1979) derivó las siguientes relaciones:

$$(b - y)_0 = K + 1.11\Delta\beta + 2.7\Delta\beta^2 - 0.05\delta c_0 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_0 \quad (4.3.2)$$

donde  $\Delta\beta = 2.72 - \beta$ ,  $K = 0.218$ ,  $\delta m_0 = m_{1\text{hiadas}}(\beta) - m_{1\text{observada}}$ , y  $\delta c_0 = c_{1\text{hiadas}} - c_{1\text{observada}}$ .

De la cual  $m_{1\text{hiadas}}$  es la relación que existe entre  $m_1$  y  $\beta$  para el cúmulo de las Híadas. Siendo las Híadas el punto origen del que se calcula la  $\delta m_0$  y  $\delta c_0$ . El trabajo de Crawford (1975) es muy importante pues establece el punto cero de la calibración de la magnitud absoluta, estableciendo el índice de color intrínsecos  $(b - y)_0$  y diferencias de índice de color  $m_0$  y  $c_0$  intrínsecos en el sistema de Strömgen.

Para estrellas tipo A ( $2.72 < \beta < 2.88$ ) Crawford (1979) separó la calibración de índice de color intrínseco en dos posibilidades:

Si  $\delta m_0 < 0$  entonces:

$$(b - y)_0 = 2.946 - 1.00\beta - 0.18c_0 - 0.25\delta m_0 \quad (4.3.3)$$

si  $\delta m_0 > 0$  entonces:

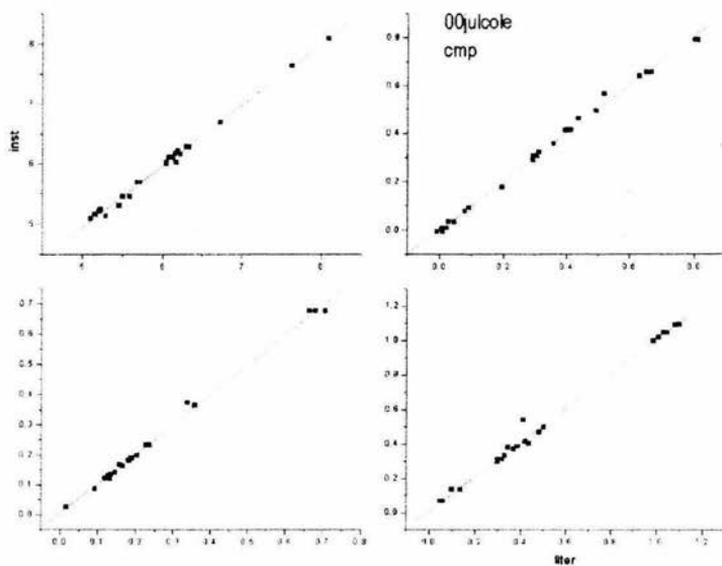
$$(b - y)_0 = 2.946 - 1.00\beta - 0.18c_0$$

Con la inclusión de algunas estrellas como estándares secundarias, la reducción de la temporada de 1996 se hizo con la certeza de que las magnitudes de las estrellas estándares cubrían un rango suficientemente amplio. Estos rangos fueron suficientemente amplios en cada color de manera que no se tuvo que hacer ninguna extrapolación, y por la dependencia de  $m_1$  y  $c_1$  de  $b - y$ , sólo se consideraron los valores de  $b - y < 0.4$  los cuales de acuerdo con Grönbech et al. (1976) corresponden al rango espectral O - G2 para los cuales tenemos procedimientos de calibración. Para estrellas de tipo más tardío que G2, no existen calibraciones (Lindroos 1980).

Las incertidumbres individuales fueron determinadas calculando las desviaciones estándar para cada estrella. Estos valores, por supuesto, son funciones de la magnitud de la estrella, pero en todos los casos, se consiguieron suficientes cuentas de fotones para lograr una razón de la señal de ruido lo suficientemente grande para determinar con una aproximación mejor que 0.03 mag para las estrellas más débiles. Como prueba adicional, los valores de salida fotométricos fueron comparados con los valores estándar considerados de la literatura o de los obtenidos en la temporada del 2000, y la regresión lineal de esta comparación es presentada en la tabla 5, y sus respectivas gráficas en la figura 4.5. Los únicos valores discordantes fueron los siguientes: AH01 (N6501) en V más las estrellas estándares HD209357 en  $b-y$  y HD182941 en  $m_1$  y W78 (E59) en NGC 6823 en magnitud y en color, implicando posibles estrellas variables o menos probablemente, mal identificadas.

**Tabla 5.** Regresión lineal de las estrellas estándar (vs los valores de la literatura para la temporada del 2000).

	A	B	R	Error	N
V	-0.058	1.008	0.998	0.121	32
$b - y$	0.021	0.926	0.966	0.051	32
$m_1$	-0.024	0.987	0.987	0.048	32
$c_1$	0.005	0.991	0.993	0.045	33



**Gráfica 4.5.** Comparación de los resultados fotométricos de la temporada del 2000 con los valores estándares en la literatura.

## CAPITULO 5. ANÁLISIS Y DISCUSIÓN DE LOS RESULTADOS

### 5.1 Resultados

Finalmente, los valores medios de todas las estrellas observadas en las tres temporadas fueron calculados y se obtuvo un conjunto final de datos. Los valores fotométricos finales obtenidos para NGC 6823 son presentados en la tabla del apéndice A. Las columnas 1 y 2 dan el número ID de WEBDA (Mermilliod, 2000) & Erickson (1971), respectivamente; la columna 3, la magnitud  $V$ ; las columnas 4 a 6, los índices de color  $b-y$ ,  $m_0$  y  $c_0$ ; la columna 7 lista los valores  $\beta$ , la columna 8 reporta la temporada en la cual las observaciones fueron obtenidas y la columna 9 indica la membresía al cúmulo.

Las principales fuentes de datos fotométricos son los siguientes: Barkhatova (1957), con una muestra de 212 estrellas, Hoag et al. (1961), 31, Sagar & Joshi (1981), con 41; Stone (1988), 45, Guetter (1992), 45; todas éstas en el sistema UBV, más recientemente Pigulski et al. (2000) con BV (RC) con 316 estrellas. Todas han sido compiladas en WEBDA por Mermilliod (2000). Finalmente, las del presente estudio, con una muestra de 60 estrellas en el sistema  $uvby-\beta$ .

**5.2. Análisis e interpretación.** En resumen, pensamos que los valores aquí son adecuadamente correctos, al menos cuando son comparados con la compilación con Erickson (1971) y Mermilliod (2000), ambos en  $V$  y  $b-y$ , los índices de color  $u-b$ . Por lo tanto, dada la naturaleza del instrumento empleado y las incertidumbres alcanzadas para las estrellas estándares, así como la atención especial que fue dada a las observaciones de las dos variables, podemos concluir que los resultados deducidos son correctos. Se hará ahora un intento por descubrir la naturaleza del cúmulo. La fotometría  $uvby-\beta$  ha sido compilada (Tabla 5.1) y de ésta se determinaron los colores desenojados, tabla 5.2. Parámetros físicos tales como  $\log T_e$  y  $\log g$  para las estrellas y metalicidades y edad para el cúmulo pueden ser extraídas.

**Tabla 5.2** Enrojecimiento y desenojamiento de las estrellas miembro de NGC 6823.

ID (webda-erickson)	E(b-y)	(b-y) <sub>0</sub>	m <sub>0</sub>	c <sub>0</sub>	$\beta$	V <sub>0</sub>	M <sub>v</sub>	DM	dist(pc)
013-068	0.521	-0.124	0.109	-0.124	2.605	7.53	-4.22	11.75	2239
098-007	0.310	0.320	0.182	0.601	2.631	11.88	0.00	11.88	2374
439-017	0.706	-0.099	0.213	0.163	2.666	10.27	-1.77	12.04	2561
109-077	0.694	-0.12	0.121	-0.075	2.574	7.40	-4.81	12.21	2765
219-	0.655	-0.119	0.14	-0.062	2.636	9.36	-3.15	12.51	3177
009-088	0.747	-0.123	0.154	-0.111	2.611	8.61	-3.98	12.59	3294
422-024	0.679	-0.119	0.172	-0.059	2.608	8.90	-3.69	12.60	3305
187-052	0.513	-0.059	0.184	0.498	2.685	11.30	-1.32	12.62	3347
091-119	0.534	-0.136	0.171	-0.235	2.622	8.70	-4.06	12.76	3564
074-004	0.557	-0.121	0.199	-0.081	2.621	9.28	-3.55	12.83	3689
218-081	0.632	-0.138	0.103	-0.247	2.605	8.32	-4.52	12.84	3700

002-074	0.624	-0.125	0.099	-0.134	2.595	8.52	-4.55	13.07	4108
mean	0.598							12.475	3177
$\sigma$	0.119							0.414	579

### 5.3 EL CÚMULO

El cúmulo NGC 6823 es parte de la asociación Vulpecula OB-I (Morgan et al., 1953), está localizado en el plano galáctico en  $l^{\text{II}} = 59^{\circ}.4$ ,  $b^{\text{II}} = -0^{\circ}.1$ . Estudios fotométricos del cúmulo indican que se encuentra inmerso en una enorme región con absorción variable que hace difícil la interpretación de su diagrama color magnitud y la determinación de la membresía por métodos fotométricos convencionales.

En la siguiente tabla se resume los estudios previos que se han realizado sobre NGC 6823.

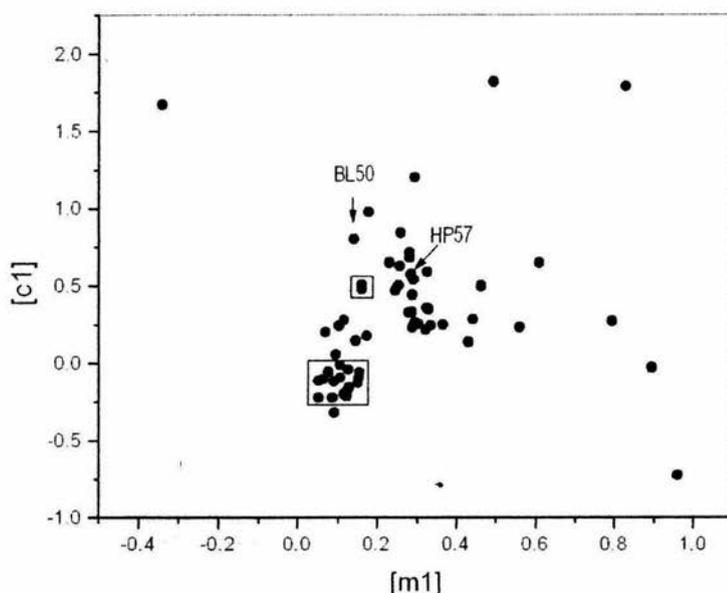
**Tabla 5.3** Estudios previos del cúmulo NGC 6823.

autores	fecha	publicación	Vol, pag	método	N	Remarks
Barkhatova	1957	Astronomicheskii Journal	34, 822	Fotometría UBV	212	La distancia del cúmulo al Sol es de 1880 -2000 ps.
Hoag et. al.	1961	Publ. USNO Second Ser.	XVII, Part VII, 343	Fotometría UBV	31	Hace una compilación.
Erickson	1971	A&A	10, 270	Movimientos propios	146	Calcula las probabilidades de membresía al cúmulo para 92 estrellas más brillantes que la magnitud visual 13.0
Sanders	1971	A&A	14, 226	Movimientos propios	43	
Turner	1979	JRASC	73, 74	Espectroscopía	24	Distancia al cúmulo de 2300 pc; extinción anómala en algunas regiones del cúmulo.
Sagar & Joshi	1981	Astrphys. Space Sci.	75, 465	Fotometría UBV	41	Las estrellas del cúmulo no tienen la misma edad; distancia de 3500 pc.
Kuznetsov	1981	Astrometriia i Astrofizika	No. 45, 53	Espectroscopía	289	Clasificación espectral de 289 espectros estelares hasta magnitud 15.0
Stone	1988	Astron. J.	96, 1389	Fotometría UBV	45	61% de las estrellas miembros del cúmulo son brillantes y se encuentran en la corona. Se asume la existencia de objetos PMS en la corona.
Kuznetsov	1988	Kinematica i Fizika Nebesnykh	4, 80	Estudio cinemático, fotométrico y		Muestra la incompatibilidad de los parámetros

		Tel		espectroscópico.		cinemáticos de ciertas estrellas con sus características espectrales y fotométricas.
Guetter	1991	Astron. J.	103,197	Fotometría CCD UBV	45	Distancia de 2100 pc. Las estrellas en el sistema trapecio son las más jóvenes, las del núcleo son de edad intermedia y las de la corona son las más viejas.
Kuznetsov & Lazorenko	1992	Kinematica i Fizika Nebesnykh Tel	8, No. 4, 76	Nueva selección de miembros del cúmulo basada en datos fotométricos espectrales y cinemáticos.		Se muestra que el número de estrellas dados como miembros del cúmulo en estudios previos está sobreestimado por un factor de dos.
Kuznetsov, Lazorenko & Lazorenko	1993	A&A	278, No. 1, 43	Estudio de membresía en un espacio multidimensional al de datos.		Una nueva aproximación al problema de membresía basado sobre la evaluación de la función de densidad de probabilidad en un espacio multidimensional omega.
Shi	1999	A&ASer	136, 313	Espectroscopía	77	Espectro de 77 estrellas que Erickson asume que son miembros del cúmulo.
Pigulski, et al.	2000	Acta Astronomica	50, 113	CCD fotometría $H_{\alpha}$ - BV(RC)c	316	Postula la existencia de dos estrellas tipo $\delta$ Scuti pre-secuencia principal en NGC 6823.
Presente trabajo	2001			Fotometría ubvy- $H_{\beta}$	60	

La membresía al cúmulo puede ser establecida con las ventajas de la fotometría de Strömgren con calibraciones de Nissen (1988) basadas en las calibraciones hechas por Crawford (1975, 1979) para las estrellas A y F y por Shobbrook (1984) para estrellas tempranas. Estas calibraciones han sido ya empleadas y descritas en análisis previos de cúmulos abiertos (Peña y Peniche, 1994). De los valores fotométricos para cada estrella, tabla 5.1, primero se determinó la clase espectral a la cual pertenecen las estrellas. Puesto que hay casi una determinación de clases espectrales completa por Shi & Hu (1999) y suponemos que esta clasificación sea correcta. No obstante, nuestra clasificación espectral fotométrica fue hecha posicionando cada una de las estrellas en el

diagrama  $[m_1]$ - $[c_1]$  de Golay (1974), ver figura 5.1. Un método alternativo fue a través de la consideración de un criterio numérico de la fotometría de Strömgen de Lindroos (1980).



**Figura 5.1.** Localización de las estrellas observadas en el diagrama  $[m_1]$  -  $[c_1]$  de NGC 6823. Las variables de corto período son señaladas. Los cuadros indican las estrellas que fueron asignadas como miembros.

La clase espectral final fue comparada con el espectro de las estrellas de NGC 6823 listadas por Shi & Hu (1999); el acuerdo entre estos métodos da resultados consistentes. La correlación fue excelente en la muestra de 36 estrellas, por lo que podríamos considerar que la clasificación fotométrica de esas estrellas que no estaban clasificadas por Shi & hu (1999) está bien determinada.

La aplicación de las prescripciones mencionadas arriba para las estrellas B, A y F dan  $M_v$  y de éstas el establecimiento de la membresía de cada estrella al cúmulo. Después que esta membresía ha sido calculada, parámetros promedio tales como enrojecimiento  $E(b-y)$ , distancia y composición química,  $[Fe/H]$  si hay cualquier estrella F, son determinadas para el cúmulo. Con los colores desenrojecidos  $(b-y)_0$ ,  $m_0$ , y  $c_0$  se fija la localización de cada estrella en las calibraciones de Lester, Gray y Kurucz (1986) quienes calcularon  $\log g$  y  $T_{\text{eff}}$  como

función de los índices de Strömgren. La determinación fue hecha en el diagrama  $(b-y)$  vs.  $\beta$  porque para los otros índices de color las mallas se agrupan a altas temperaturas. La temperatura efectiva y la gravedad superficial fue también evaluada en el diagrama  $[c]$ -  $\beta$  que da, sistemáticamente, valores más altos. Fueron empleados dos métodos adicionales para determinar la temperatura efectiva uno de Davis & Shobbrook (1977) y el otro de Balona (1984). Del primero, Davis & Shobbrook (1977), el siguiente ajuste fue calculado:

$$T_{\text{eff}} = 25322.38968 - 39634.32203c_0 + 47432.20536c_0^2 - 23543.60515c_0^3 \quad (5.1)$$

Mientras que Balona (1984) da las siguientes relaciones:

$$\text{Log } T_{\text{eff}} = 3.9036 - 0.4816[c] - 0.529[\beta] - 0.126[c]^2 + 0.0924[\beta][c] - 0.4013[\beta]^2 \quad (5.2)$$

Donde

$$[c] = \log(c_0 + 0.2) \quad (5.3)$$

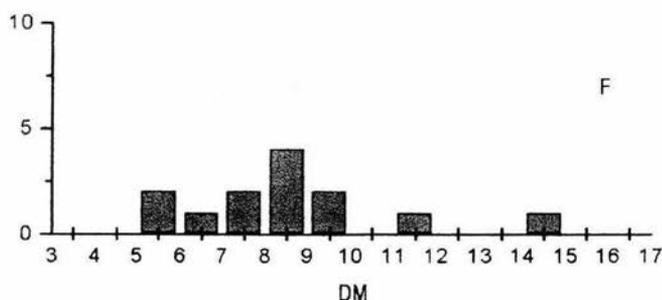
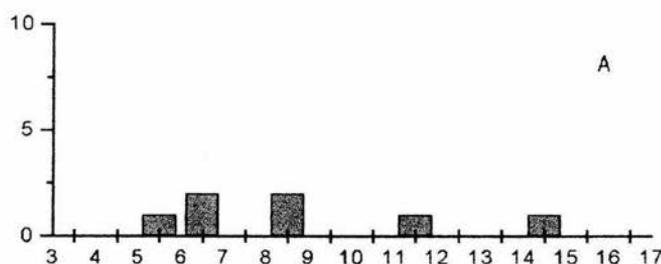
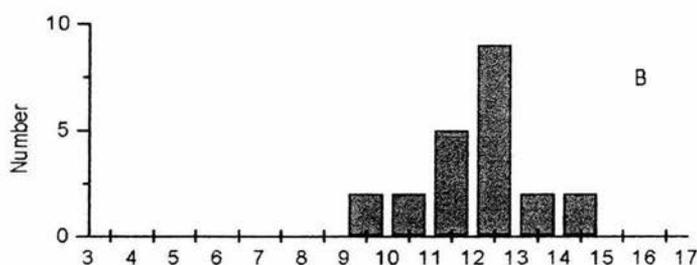
$$[\beta] = \log(\beta - 2.5) \quad (5.4)$$

La corrección bolométrica para cada estrella fue tomada de la compilación de Lang (1991) a través de los ya evaluados valores de  $\log T_{\text{eff}}$ . Con esto BC determinado,  $M_{\text{bol}}$  para cada estrella es calculado. La edad del cúmulo puede ser fijada después de establecer la gravedad superficial y la temperatura efectiva para cada estrella. La localización de las estrellas más calientes en las trazas evolucionarias dan la edad del cúmulo. Primero, los modelos de Claret & Gimenez (1989) fueron considerados. Después, la edad fue también encontrada de los modelos más recientes de Meynet, Mermilliod & Maeder (1993), de la cual considera overshooting; de sus relaciones analíticas, consideramos que para el rango de temperatura de las estrellas dentro del intervalo [4.25, 4.56] para la cual se propone la siguiente relación:  $\log(\text{edad}) = -3.499 \log T_{\text{eff}} + 22.476$  en el punto de separación de las estrellas a la secuencia principal (turn-off point, BTO), con una precisión de  $3 \times 10^{-3}$ .

## 5.4 RESULTADOS NUMÉRICOS.

Una vez que es evaluada la distancia a la estrella (tabla 5.2) se pueden calcular una distancia media y una desviación estándar para el cúmulo; el criterio para la membresía es establecido construyendo un histograma de modulo de distancia para las estrellas observadas y ajustando una distribución gaussiana. Como podemos ver en la figura 5.4.1, la ventaja del método utilizado descansa en el hecho que cada clase puede ser analizada separadamente y no como

un todo como en el clásico método de ajuste M-S. La mayoría de las estrellas tipo B tienen valores centrados en el módulo de distancia de 12.475 mag con una desviación estándar de 0.414 mag. No hay estrellas A y sólo una estrella tipo F en este rango y las estrellas A y F están localizadas a una distancia mucho más cercana, consecuentemente, más allá de los límites del cúmulo el cual está constituido de sólo estrellas tempranas, al menos en magnitudes alcanzadas en el actual estudio. Una situación similar se encontró en otro estudio de NGC 2264 (Peña et al. 2002) y las Pleiades. Por supuesto, no se puede hacer una comparación significativa por estrella con aquellos trabajos que determinaron su probabilidad de membresía al cúmulo NGC 6823 a través del ajuste de la fotometría UBV de las estrellas con el modelo teórico MS. Con respecto a los estudios de movimientos propios, Erickson (1971), Sanders (1971) y Kuznetsov (1988), dan una comparación de elementos para discusión.



DM

**Figura 5.4.1.** Histogramas de modulo de distancia para estrellas de diferentes clases espectrales en la dirección de NGC 6823.

Considerando que son miembros del cúmulo sólo las estrellas B en el rango de módulo de distancia de una sigma alrededor del valor medio en un ajuste gaussiano del histograma de módulo de distancia, obtenemos un valor medio de  $E(b-y) = 0.598 \pm 0.119$ , DM de  $12.53 \pm 0.39$  mag y, se obtiene una distancia de  $3176 \pm 579$  pc. Las incertidumbres son la desviación estándar de las 12 estrellas dentro del rango de distancias determinadas. El valor derivado de  $E(b-y)$  corresponde a  $E(B-V) = E(b-y)/0.70$  de  $0.854 \pm 0.170$  el cual está dentro de los límites de los valores determinados por Sagar & Joshi (1981), los valores compilados por Turner (1979), por Lang (1991, 0.76 mag), o los reportados por Mermilliod (2000) en WEBDA (0.845 mag). En este sentido, sentimos que los trabajos pioneros de NGC 6823 estaban básicamente correctos ya que de lo que encontramos uno puede considerar que las estrellas en la dirección del cúmulo se pueden dividir en un “núcleo” y las regiones exteriores las cuales conocemos ahora incluyen algunas estrellas las cuales pertenecen al cúmulo. Las conclusiones de Kuznetsov (1988) quien encontró incompatibilidad en los parámetros cinemáticos para ciertas estrellas con características espectrales y fotométricas fueron, fundamentalmente, correctas. Por supuesto aunque la calibración y método de análisis son correctos, para un cúmulo localizado a 3200 pc, es imposible tener un módulo de distancia cercanamente idéntico como sería requerido para alcanzar a incertidumbre de sólo 6 pc.

Una vez que el enrojecimiento ha sido determinado, su substracción nos permite determinar los colores desenrojecidos de los cuales los parámetros físicos se pueden determinar. La prescripción  $(b-y)_0$  vs  $\beta$  de Lester et al. (1986) para las estrellas miembro dan valores de  $\log T_e$  presentados en la tabla 5.4. La determinación de la temperatura no fue hecha para las estrellas W187 (E52) y W98 por que no están en el diagrama correspondiente, indicando que son estrellas más frías. Los valores  $\log g$  están alrededor de 4.0 excepto para W02 y W91 que tiene valores alrededor de  $\log g = 5.0$ .

Como se dijo, la edad se puede determinar de los índices desenrojecidos usando las calibraciones para las estrellas tempranas de Davis & Shobbrook (1977) y de Balona (1984). Los resultados son presentados en la Tabla 5.4. Debemos poner énfasis en el acuerdo en la temperatura en la mayoría de las estrellas, mientras que existe un gran desacuerdo en una (W187). En algunos otros, W091 y W218 la evaluación con el criterio de Balona (1984) no fue viable porque está fuera del rango de validez empleada en este trabajo en  $c_0$ . Las mallas de Lester (1986) fueron también utilizados para la determinación de la temperatura y dan básicamente los mismos resultados. La edad ha sido calculada por ambos métodos y es listada por separado. Todas las técnicas establecen que W02, W09, W13, W74, W91 y W218 son las estrellas más jóvenes en el cúmulo.

Tabla 5.4. Características físicas de las estrellas tipo espectral B miembros de NGC 6823.

ID	$T_e$	$\log T_e$	$\log T_e$	$T_e$	$\langle T_e \rangle$	$\log \langle T \rangle$	$\log \text{ age}$	$\text{ age}$	$\log \text{ age}$	$\text{ age}$
W-E	d&sh		balona				d&sh	d&sh	balona	balona
013-068	31542	4.499	4.519	33061	32302	4.509	6.734	5.4 E+06	6.663	4.6 E+06

439-017	18942	4.277	4.291	19559	19251	4.284	7.509	3.2 E+07	7.461	2.9 E+07
109-077	28889	4.461	4.415	26013	27451	4.439	6.868	7.4E+06	7.027	1.1E+07
219- --	27950	4.446	4.451	28220	28085	4.448	6.918	8.3E+06	6.903	8.0E+06
009-088	41517	4.618	4.502	31802	36660	4.564	6.317	2.1E+06	6.722	5.3E+06
422-024	30285	4.481	4.435	27197	28741	4.458	6.796	6.3E+06	6.960	9.1E+06
187-052			4.158	14403	14403	4.158			7.926	8.4E+07
091-119	37836	4.578			37836	4.578	6.458	2.9E+06		
074-004	29397	4.468	4.467	29315	29356	4.468	6.841	6.9E+06	6.846	7.0E+06
218-081	36506	4.562			36506	4.562	6.512	3.3E+06		
002-074	32210	4.508	4.529	33841	33025	4.519	6.703	5.0E+06	6.627	4.2E+06

Dados los parámetros físicos de cada estrella, log  $T_e$  y  $M_v$ , se puede hacer una determinación directa de todas las estrellas como un todo con los modelos teóricos de Claret & Gimenez (1989) para una composición química  $(X, Z) = (0.70, 0.02)$  determinando una edad más joven que  $\log \text{edad} = 6.5$ , del mismo orden de magnitud como fue previamente determinado, estableciendo que este grupo de estrellas es una asociación OB. Resultados análogos para la edad se encuentran de modelos más recientes de Meynet, Mermilliod & Maeder (1993) y la edad es de unos pocos millones de años, consistente con lo previamente encontrado y el valor supuesto por Lang (1991).

## 5.5 Discusión

La más importante pregunta a resolver con respecto a los estudios de cúmulos abiertos sería cuáles estrellas realmente pertenecen al cúmulo, ya que de esta respuesta, todo lo demás será deducido.

El método tradicional para la determinación de membresía es a través del ajuste MS a las estrellas en la región. Sin embargo, este método es de poco uso en este caso donde no está claramente definido el cúmulo (ver, por ejemplo los diagramas H-R y color-color en Hoag et al. 1961) pero esto es, como los resultados lo indican, una mera asociación OB. En este caso el ajuste por medio del MS en una región dispersada rica en estrellas jóvenes se probó que es errónea.

El método más aproximado para establecer la membresía debe ser sin lugar a dudas, a través de la determinación de los movimientos propios a través de los cuales como será discutido, los diferentes métodos aplicados a NGC 6823 han dado resultados controvertidos, pero todos han dado baja probabilidad de membresía de las estrellas más tardías que B, trayéndonos de regreso a la utilización inadecuada de los diagramas color-color, como es acostumbrado.

En este artículo hemos analizado el cúmulo con métodos canónicos, bien probados aunque no frecuentemente usados, pero que dan resultados fiables en estudios análogos para determinar

la membresía al cúmulo. Así que, con la fotometría obtenida, hemos determinado la distancia a cada grupo de estrellas por separado y de eso, hemos deducido todos los parámetros mencionados. Sin embargo, dados estos resultados nos hemos tenido que preguntar cómo comparar bien estos resultados con los de estudios previos. Para empezar, como Erickson (1971) ha señalado que "las investigaciones fotométricas del cúmulo indican que el cúmulo está embebido en una grande y variable absorción lo que hace la interpretación de su diagrama magnitud-color y la determinación de la membresía por métodos fotométricos convencionales ambos difíciles e inciertos". Cuando los estudios fotométricos convencionales son considerados, su correlación con la membresía obtenida para cada estrella está en acuerdo con los diferentes estudios ya que debemos tener en mente que todos están usando el mismo método aunque hasta en eso existen grandes discrepancias; por ejemplo, los valores de enrojecimiento  $E(B-V)$  reportados por Erickson (1971), Guetter (1992) y Stone (1988) son 0.94, 0.61 y 0.79 respectivamente. Lo que nosotros podemos señalar es que al menos todas las estrellas que definimos como estrella miembro tienen una alta probabilidad de membresía en todas estas fuentes. Sin embargo, los otros estudios consideran la mayoría de las estrellas tempranas tipo B como miembros (excepto para una de las estrellas, W187 E(52)) por la alta probabilidad de membresía asignada a ellas. Para esta estrella Erickson (1971) y Stone (1988) no dan la probabilidad de membresía asignada y Kuznetsov (1988) da 17%. Lo contrario no es cierto ya que unas pocas de las estrellas de las otras fuentes que estaban definidas como estrellas miembros no estaban en el rango de distancia que nosotros consideramos para el cúmulo. Otro punto a considerar es que muy pocas de las estrellas de clases espectrales tardías A y F, que no consideramos como miembros, tienen una alta probabilidad asignada por los estudios de movimientos propios. Por ejemplo, W33 (E89), le asignamos una clase espectral tipo F, de acuerdo con Erickson, Stone y Sanders tiene una probabilidad de 0.82 mientras que Kuznetsov da 0.0 probabilidad. Otra discrepancia es que W35 (E110) que otra vez supusimos que es una estrella F (y que fue clasificada por Shi & Hu como A8III), los otros estudios dan una probabilidad de membresía de 0.79 excepto por Kuznetsov (1988) que otra vez supone que no es una estrella miembro. Pensamos que estamos bien ya que las estrellas son de magnitudes 12.63 y 9.39 mag, respectivamente. Este hecho los hace incompatibles con la tendencia en magnitud de las magnitudes de las estrellas B que han sido consideradas como miembros. En vista de la discusión previa, como ya ha sido mencionado, no sirve de nada comparar nuestras probabilidades de membresía con las de otros estudios porque sus ajustes fotométricos que son, como señaló Erickson (1971) difíciles e inciertos dada la localización del cúmulo en la asociación OB I Vulpecula. En este sentido, la consideración de que algunas estrellas más viejas en la dirección del cúmulo son las más jóvenes causa una diferencia en la distancia asumida y en la edad, porque hay algunas otras, W065 (E99) y W067 (E93), por ejemplo, las cuales son jóvenes y no son miembros del cúmulo.

## 5.6. Estrellas variables de corto período

Con respecto a las estrellas variables de período corto BL50 y HP57, podemos establecer su naturaleza, gracias a la medida de los valores fotométricos de Strömgren. Debido a su debilidad y a la proximidad con otras estrellas sus medidas aproximadas fueron difíciles, particularmente en el filtro  $u$  y por lo tanto en el índice  $ci$  así como en las medidas de  $H_{\beta}$ . El

resto de los filtros no presentaron ninguna dificultad de modo que los valores más consistentes para estas estrellas están en  $V$ ,  $b-y$  y  $mI$  entre las varias medidas.

Para BL50 los valores reportados fueron el resultado de 26 medidas de 10 segundos y medidas análogas del cielo. En este caso, la suma de la cuenta de las estrellas en cada filtro fueron 14297, 61209, 95478 y 38908 para  $u$ ,  $v$  &  $y$  respectivamente de modo que cuando el cielo era sustraído, era reducido a 2660, 23058, 43092 y 20800 dando  $\text{SQRT}(N/N)$  de 0.019, 0.007, 0.005 y 0.007 mag para  $u$ ,  $v$ ,  $b$  &  $y$  respectivamente. Se tomó un cuidado similar para HP57 para la cual se obtuvieron 21 medidas de 10 segundos. La suma neta de la suma de las estrellas fueron 845, 8171, 18648 y 10299 que dan  $\text{SQRT}(N/N)$  de 0.034, 0.011, 0.007 y 0.010 para  $u$ ,  $v$ ,  $b$  &  $y$  respectivamente. Las medidas de  $H_\beta$  también fueron llevadas a cabo cuidadosamente: un total de 36 medidas de 10 segundos, de la estrella BL50 para unas cuentas netas de 8258 y 1376 cuentas/s para los filtros angosto y ancho, respectivamente. Que a través de la relación  $\text{SQRT}(N/N)$  tienen los valores 0.011 y 0.027. Para HP57 se llevaron a cabo un total de 17 integraciones de 10 s de las estrellas y el cielo. La suma neta fue de 1959 y 1008 para los filtros N y W que dan una  $\text{SQRT}(N/N)$  de 0.023 y 0.031, respectivamente. Ambos se traducen en una  $\delta\beta$  de 0.054 y 0.038 para HP57 y BL50, respectivamente.

A través de la comparación directa de sus posiciones en el diagrama  $[mI]$ - $[cI]$  (figura 5.1) podemos decir inmediatamente que al menos BL50 no puede ser una estrella  $\delta$  *scuti* *pre-secuencia-principal* puesto que está en la región de las estrellas tempranas, alrededor de las estrellas tipo B, y aunque uno puede cuestionar esta afirmación debido a la dispersión relativamente grande en  $[cI]$  como se menciona arriba, la consistencia de  $mI$  hace esta afirmación indisputable ya que el tipo espectral al que pertenece esta determinado por el índice  $[mI]$ . La otra estrella puede ser y más probablemente es, una estrella  $\delta$  *scuti* ya que muestra variación de periodos cortos, tiene clase espectral F y su  $H_\beta$  corresponde a una estrella tipo A. De su fotometría la distancia determinada es de 435 pc mientras que de la fotometría del cúmulo no vemos una acumulación de estrellas A o F a la distancia asumida para el cúmulo (3440) pc sino, simplemente, una acumulación pequeña de estrellas tempranas a la cual la variable HP57 no puede pertenecer.

## 5.7. CONCLUSIONES.

La contribución más importante de este artículo es la adquisición de la fotometría absoluta de Strömgren que da la oportunidad de determinar la distancia a cada estrella, usando un método que ha sido probado que es correcto (Peña et al. 2002) y, para derivar las características de las estrellas que se ha encontrado que son miembros. Evidentemente, las observaciones estrella por estrella hechas con un espectrofotómetro, hasta si es multicanal, tienen limitaciones y, en este sentido, las técnicas más recientes, como fotometría CCD, traerán nueva luz sobre los resultados. Con la muestra relativamente pequeña de estrellas presentadas en este artículo no fuimos capaces de determinar un cúmulo claramente distinguible, a pesar todo el esfuerzo hecho en fotometría regular UBV, con fotografía, fotometría o con CCD, esta pregunta no será

contestada a menos que fotometría CCD *uvby- $\beta$*  sea llevada a cabo para ser capaz de alcanzar magnitudes más débiles en una manera exhaustiva. En este sentido, las estrellas medidas en este artículo serán de enorme ayuda ya que servirán para asistir en la calibración de los marcos. Hasta que estos nuevos valores fotométricos sean tomados, y no antes, la discusión de materia sofisticada como la función inicial de masa (IMF) o la coexistencia de grupos de distinta edad en las estrellas es prematura. Sin embargo el estudio llevado a cabo y presentado aquí, puede ser considerado exhaustivo, al menos hasta magnitud 12 en una región relativamente extendida. También sentimos que la discusión de las estrellas  *$\delta$  scuti pre-secuencia-principal* es importante y que los resultados presentados aquí, lejos de originar ruido acerca de este cúmulo, ayudarán a resolver el sobre entusiasmo con el que las nuevas tendencias siguen, sin estar ciertos, sobre la verdadera naturaleza de las estrellas consideradas.

## REFERENCES

- Arellano-Ferro, A. & Parrao, L., 1988 Reporte Técnico 57, IA-UNAM.  
 Balona, L. A., 1984 MNRAS 211, 973  
 Barkhatova, K. A., 1957 *Astronomicheskii Zhurnal* 34, 822  
 Claret, A. & Giménez, A. 1989, AAS, 81, 1  
 Crawford D. L., 1975 AJ 80, 955  
 Crawford, D. L., 1979 AJ 84, 185  
 Davis, J., & Shobbrook, R. R. 1977 Mon. Not. R. Astron. Soc., 178, 651-659  
 Erickson, R. R., 1971 AA10, 270  
 Golay, M. 1974 *Introduction to Astronomical Photometry*, Reidl  
 Grönbech, B., Olsen, E. H. & Strömberg, B., 1976 AAS 26, 155  
 Guetter, H. H., 1992 AJ 103, 197  
 Hoag, A. A., Johnson, H. L., Iriarte, B., Mitchell, R. Y., Hallam, K. & Sharpless, S., 1961 Pub. US Naval Obs. Vol. XVII, Part VII Washington.  
 Kuznetsov, V. I., 1981 *Astrometriia i Astrofizika* 45, 53  
 Kuznetsov, V. I., 1988 *Kinematica i Fizika Nebesnykh Tel* 4, 80  
 Kuznetsov, V. I., Lazorenko, G. A., 1992 *Kinematica i Fizika Nebesnykh Tel* 8 No 4, 76  
 Kuznetsov, V. I., Lazorenko, G. A. & Lazorenko, P. F., 1993 A&A 278, 43  
 Lang, K. R. 1991, *Astrophysical Data*, Springer-Verlag  
 Lester, J. B., Gray, R. O. & Kurucz, R. I. 1986 ApJ 61, 509  
 Lindroos, K. P., 1980 Report number 17 Stockholms Observatorium, Sweden  
 Massey, P., Johnson, K. E., & DeGiorgia-Eastwood, K., 1995 ApJ 454, 151  
 Mermilliod, J. C., 2000 WEBDA, A Site Devoted to Stellar Open Clusters  
 Meynet, G., Mermilliod, J. C., & Maeder, A., 1993 AAS 98, 477  
 Nissen, P., 1988 A&A 199, 146  
 Olsen, E. H., 1983 A&AS 54, 55  
 Parrao, L., 2000 private communication  
 Parrao, L., 2002 Tesis de licenciatura, UNAM, Mexico  
 Peña, J. H. & Peniche, R., 1994. RMxAA 28, 139-152  
 Peña, J. H., Peniche, R., Plascencia, J. C., Hobart, M. A., de la Cruz, C., Garcia Cole, A., Cervantes, F., Sareyan, J. P., Parrao, L., Carrillo, M., Valdes T., & Prada, I., 2002 ASPCS 259, 346.  
 Pigulski, A., Kolaczowski, Z. & Kopacki, G. 2000 AcA 50, 113  
 Rodriguez, E. & Breger, M. 2001 A&A 366, 178

- Sagar R., Joshi U. C. 1981 ApSS 75, 465  
Sanders, W. L. 1971 A&A 14, 226  
Schuster, W. J. & Nissen, P. E., 1988 A&AS 73, 225  
Shi, H. M., & Hu, J. Y. 1999 A&AS 136, 313  
Shobbrook, R. R., 1984, MNRAS 211, 659  
Stone, R. C., 1988 AJ 96, 1398  
Turner, D. G., 1979 JTASC 73, 74  
Turner D. G. 1990 PASP 102, 1331  
Zhao, J. Tian, K., Jing, J., Yin, M. 1985, Special Issue for Tables of Membership for 42 Open Clusters. Sanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences.

## Apéndice A.

**Tabla A.1.** Fotometría *uvby- $\beta$*  de las estrellas en la dirección de NGC 6823.

WEBDA	Erickson	$\eta$	$b-y$	$m_I$	$c_I$	$\beta$	date	mubr
171	17	13.307	0.607	-0.020	0.297	2.666	50696	
170	18	11.957	0.609	-0.049	0.267	2.645	50696	
167	19	12.752	0.532	0.074	0.572	2.554	50696	
166	20	11.637	1.010	0.236	0.434	2.587	50696	
182	21	11.053	0.737	0.659	0.119	2.541	50696	
165	22	13.109	0.527	0.197	0.354	2.317	50696	
178	23	13.643	0.457	0.178	0.447	2.896	50696	
174	24	11.822	0.560	-0.052	0.070	2.608	50696	M
177	25	13.045	0.515	0.121	0.432	2.620	50696	
183	26	10.744	0.277	0.237	0.643	2.780	50696	
105	33	11.347	0.492	0.096	0.600	2.662	50696	
113	43	13.739	0.700	0.005	0.789	2.271	50696	
112	45	12.117	0.429	0.141	0.411	2.630	50696	
111	46	8.747	0.597	-0.101	0.001	2.550	50696	
187	52	13.510	0.454	0.015	0.596	2.685	50696	M
189	53	8.803	0.435	0.157	0.351	2.580	50696	
74	54	11.676	0.436	0.015	0.025	2.621	40696	M
73	56	9.506	0.495	0.273	0.234	2.568	40696	
17	57	12.140	0.502	-0.066	0.156	2.706	mean	
78	59	12.110	0.422	-0.020	0.363	2.697	mean	
110	60	14.110	0.533	0.088	0.948	2.683	50696	
108	61	11.307	0.288	0.164	0.682	2.690	50696	
80	66	13.208	0.321	0.076	1.038	3.192	50696	
98	67	13.212	0.630	0.089	0.663	2.631	50696	
13	68	9.775	0.397	-0.063	-0.025	2.605	mean	
14	69	12.088	0.423	-0.032	0.326	2.704	mean	
02	74	11.205	0.499	-0.107	-0.015	2.595	mean	M
109	77	10.387	0.574	-0.108	0.057	2.574	50696	M
218	81	11.040	0.494	-0.106	-0.127	2.605	mean	M
03	83	9.550	0.475	-0.065	-0.129	2.615	mean	
11	84	11.607	0.634	-0.112	-0.195	2.624	mean	
68	86	11.876	0.604	-0.125	0.321	2.710	mean	
04	87	11.515	0.419	0.169	0.337	2.619	mean	
09	88	11.824	0.624	-0.093	0.031	2.611	mean	M
33	89	12.889	0.398	0.208	0.324	2.671	40696	
67	93	12.673	0.642	-0.076	-0.032	2.587	mean	
220	95	12.441	0.359	0.179	0.330	2.605	40696	
66	97	13.248	1.049	0.624	-0.520	2.453	50700	
83	98	13.020	0.440	0.352	1.906	2.555	40696	

65	99	11.884	0.598	-0.040	-0.010	2.579	40696	
61	102	13.503	0.551	0.104	0.821	2.827	40696	
62	103	12.835	0.948	0.139	0.472	2.561	40696	
34	104	11.752	0.688	-0.067	0.040	2.711	40696	
97	105	11.324	0.743	0.590	1.936	2.481	40696	
88	106	12.402	0.388	0.169	1.279	2.722	40696	
56	109	13.270	0.519	0.155	0.319	2.763	40696	
35	110	9.344	0.843	0.192	0.666	2.634	50696	
93	115	10.735	0.339	0.007	-0.135	2.573	40696	
91	119	10.997	0.398	-0.005	-0.133	2.622	40696	M
50	121	11.762	0.345	0.219	0.418	2.606	40696	
54	126	10.270	0.298	0.185	0.738	2.696	40696	
42	129	11.890	0.948	0.305	0.837	2.550	50696	
43	130	11.429	0.372	0.041	0.551	2.766	50696	
44	136	10.083	1.632	-0.864	1.997	2.813	50696	
55	137	12.531	0.462	0.141	0.532	2.777	50696	
141	141	9.455	0.771	0.547	0.426	2.556	50696	
	2) B L 5 0	13.917	0.525	-0.027	0.904	2.437	80601	
	HP57	14.453	0.666	0.070	0.705	2.838	50700	
5	-	11.483	0.414	0.156	0.314	2.686	50700	
219		12.157	0.528	-0.063	0.094	2.636	50700	M
64	E100							

## Apéndice B.

### Secuencia de uso de NABAPHOT

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

Al observar con el fotómetro danés los datos obtenidos en los filtros  $\alpha$  y  $\beta$  se almacenan juntos en el mismo directorio, que se pueden guardar en un disco flexible. Las reducciones pueden hacerse por noche o temporada de observación, aunque es recomendable unirlos sólo después de haberlos pasado por el programa SORTER, es decir, después de haberlos separado en  $\alpha$  y  $\beta$  haciendo esto se conserva la fecha de cada observación.

**SORTER.** El archivo de entrada de este programa es el original después de hacer las observaciones con el fotómetro danés al que llamaremos FECHA. Este programa separa las observaciones  $\alpha$  y  $\beta$  y las escribe respectivamente en los archivos UDATA y BDATA. A partir de este momento las observaciones de  $\alpha$  y  $\beta$  se realizarán por separado aunque utilizando los mismos programas. SORTER pide la fecha de observación y la conservará en cada registro de UDATA y BDATA.

**TACONVU y TACONVB.** La entrada de estos programas es la salida de SORTER. Estos programas calculan el promedio de las integraciones por segundo de la estrella y del cielo, luego abstraen el cielo a las cuentas de la estrella. También se hacen las correcciones por tiempo muerto. La salida de este programa es FECHAU.PRO y FECHAB.PRO.

**ATMOS.** Este programa calcula magnitudes, colores instrumentales y corrige por extinción atmosférica. La salida de este programa es FECHAU.ATM y FECHAB.ATM.

**TRANS.** Este programa localiza las estrellas estándares en el archivo con extensión ATM y en el archivo OBJETOS (archivos de estrellas estándares). En el archivo de salida FECHAU.TRA y FECHAB.TRA se escriben todas las estrellas estándares con sus valores estándares e instrumentales.

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

$$V_{std} = A + y_i + B(b - y)_i$$

$$(b - y)_{std} = C + D(b - y)_i$$

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

$$c_{1std} = H + I_c + J(b - y)_i$$

$$H_{p_{std}} = K + L \cdot H_{p_i}$$

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

**REDU.** Este programa lee los valores de las magnitudes y colores fuera de la atmósfera y pide y pide los valores de las constantes de transformación. Transforma todo al sistema estándar y los escribe en los archivos FECHAU.RED y FECHAB.RED para  $y, b-y, m1, c1$  y para  $H_p$  respectivamente. Estos son los resultados de usuario y el final de las reducciones.

## *uvby*β PHOTOELECTRIC PHOTOMETRY OF THE OPEN CLUSTER NGC 6823

J. H. Peña,<sup>1</sup> A. García-Cole,<sup>2</sup> M. A. Hobart,<sup>3</sup> C. de la Cruz,<sup>3</sup> J. C. Plascencia,<sup>4</sup> and R. Peniche<sup>1,5</sup>

Received 2001 October 8 ; accepted 2003 April 21

### RESUMEN

Se presenta fotometría *uvby*β de las estrellas más brillantes en la dirección del cúmulo abierto NGC 6823. Del análisis de los datos se ha determinado el enrojecimiento, la distancia, la temperatura efectiva y la gravedad superficial para las estrellas B, A, F y, a partir de estas cantidades, se ha determinado el enrojecimiento y el módulo de distancia ( $12.475 \pm 0.414$  mag) para el cúmulo. Asimismo, se han encontrado las estrellas miembros del cúmulo y se ha encontrado un valor numérico para la edad por comparación directa con los modelos teóricos. Se ha realizado un somero estudio de las estrellas variables de período corto en la dirección de NGC 6823. Concluimos que estas variables no pueden ser estrellas δ Scuti pre-MS.

### ABSTRACT

Absolute *uvby*β photoelectric photometry of the brightest stars in the direction of the Open Cluster NGC 6823 has been secured and is presented. From the data analysis, reddening, distance, temperature and gravity are determined for the B, A, F stars and, from these, reddening and a mean distance modulus ( $12.475 \pm 0.414$  mag) to the cluster are determined. Also, their membership in the cluster has been established and a numerical value of the age is determined through direct comparison with theoretical models. A brief analysis of the short period variable stars in the direction of NGC 6823 is made. We have concluded that they might not be pre-MS δ Scuti stars.

*Key Words:* δ SCUTI — OPEN CLUSTERS — PHOTOMETRY — STARS-VARIABLES

### 1. INTRODUCTION

As a part of a series of papers (see for example Peña & Peniche 1994) devoted to the study of short period variable stars, the natural step is to study those in open clusters to throw light on the nature of these variables, once proven to be cluster members. Hence, Strömgren photometry of open clusters has been carried since it allows the determination in the above-mentioned conditions. In the present study, an analysis of the Open Cluster NGC 6823 is presented.

#### 1.1. Previous Studies in NGC 6823

Lang (1991) presented a compilation of the bulk characteristics. According to this source, NGC 6823

(C1941+231) shows a small diameter, 6.1 pc; its distance is reported at 3470 pc and it is a very young cluster,  $5 \times 10^6$  yr. Due to its characteristics, this cluster has been a subject of several studies. All of these have been compiled by Mermilliod (2000) in the WEBDA, a site devoted to open star clusters and which is the Web version of the database known as BDA. Several of these studies have been done in photometry, mostly in the UBV system, with both photoelectric photometers and CCD detectors. From these studies, obtained distance values show a wide spread, from 1880 pc (Barkhatova 1957) to 3500 pc (Sagar & Joshi 1981). Spectroscopic studies have been less numerous but despite the faintness of the stars, Kuznetsov (1981) obtained spectra of 289 stars up to mag 15 and, more recently, the work by Shi & Hu (1999) classified 77 stars. Membership probability has been studied extensively by Kuznetsov (1988), Kuznetsov & Lazorenko (1992), Kuznetsov, Lazorenko, & Lazorenko (1993) and by Stone (1988).

<sup>1</sup>Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM), México.

<sup>2</sup>CCH Sur, UNAM, México.

<sup>3</sup>Facultad de Física, Universidad Veracruzana, México.

<sup>4</sup>Facultad de Ciencias, UNAM, México.

<sup>5</sup>Deceased.

among others, who determined membership probabilities for over 90 stars, located in an area about a quarter of a square degree, centered on the multiple star BD + 22°3782, from a proper-motion survey by Erickson (1971). More recently, Massey, Johnson, & DeGiulia-Eastwood (1995) have studied coeval star formation and the IMF, and those members listed by Shi & Hu (1999), which are based on a paper by Zhao et al. (1985).

Extinction, as can be expected, has been a matter of discussion. Turner (1979) carried out photometry and spectroscopy of 24 cluster stars and concluded that a normal extinction law is applicable to most stars. Sagar & Joshi (1981), with 41 stars studied, found that  $E(B - V)$  vary from 0.6 to 1.16 mag.

Age has been a disputed matter. Given the above discussions, it is quite obvious that an accurate determination of the age of the clusters cannot be easily done until the above mentioned parameters have been settled. Sagar & Joshi (1981) found a distance modulus of 12.7 mag and that the cluster stars are not equal in age. On the other hand, Stone (1988) applied Kholopov's criterion which delineates separate cluster regions and separates the stars in two zones: "the nucleus", which refers to the usual concentration of stars obvious on photographic plates, and the "corona", that region of cluster membership outside of the nuclear region. With this criteria NGC 6823 shows one boundary at  $r \sim 0.6$  arcmin defining the outer boundary of the trapezium system of bright stars found at the cluster center, and another at  $r \sim 3.5$  arcmin separating the nucleus of the cluster from the cluster corona which extends out to at least 15 arcmin and contains 61% of the cluster members identified by Erickson (1971); this is, at least for the cluster stars brighter than  $M_v < -1.2$  mag, the magnitude limit of his study. Stone (1988) concludes that many cluster stars in the outer region might be pre-main-sequence objects with ages considerably younger than those of other stars in the cluster. More recently, Kuznetsov & Lazorenko (1992), through a method based on the kinematics, photometric and spectral data, claimed that the number of cluster members given in previous studies is overestimated by a factor of two. Kuznetsov (1988) has found incompatibility of kinematic parameters for certain stars with photometric and spectral characteristics. Even in 1981, Sagar & Joshi (1981) pointed out that the cluster stars are not equal in age, a result that was reinforced by Stone (1988) who, as has been said, assumed the existence of PMS objects in the corona region that might be younger than the rest. Guetter (1992) de-

termines that the trapezium stars are the youngest, those of the nucleus, of intermediate age and those of the corona, the oldest. Guetter (1992) determines  $2 - 11 \times 10^6$  y to be the age of the cluster.

In the context of short period variables, Pigulski, Kołaczkowski, & Kopacki (2000) have made a study in which they determined two stars, BL50 and HP57, to be  $\delta$  Scuti candidates. If these stars were found to be members of the cluster, as those in NGC 2264 claimed to be PMS (Rodríguez & Breger 2001), they would be pre-main sequence  $\delta$  Scuti stars, a suggestion that has been refuted by Peña et al. (2002).

The main aims of this paper are to determine:

- (i) the membership of each observed star to the cluster by a purely photometric method for those stars with spectral types earlier than G2,
- (ii) the distance to the cluster,
- (iii) the age of the cluster,
- (iv) the nature of the variables with respect to the global characteristics of the cluster.

## 2. OBSERVATIONS

The observations were carried out at the Observatorio Astronómico Nacional (OAN) of UNAM, Ensenada, B. C., México in three different seasons: 1996, 2000, and 2001. For the acquisition of the photometric data, the 1.5 m telescope was used with a multi-channel spectrophotometer that allows the simultaneous observation in the  $u$ by filters and in the narrow and wide filters that define H $\beta$ . A brief description of this equipment can be found in Schuster & Nissen (1988).

In order to be able to transform the data into the  $u$ by $\beta$  absolute system, a set of photometric standards were observed along with the program stars. The obtained values of the standard stars and all the observed bright stars are the mean of five 10 s integrations, whereas the values of the sky are the mean of two 10 s integrations. In the 1996 season a total of 50 stars in the direction of NGC 6823 were observed. In the 2000 season fewer stars of this cluster were observed and, as will be seen below, were employed for calibration purposes for the 1996 season. In the 2001 season only a few stars of the cluster were observed along with the variable stars and, since they were much fainter than the rest of the observed stars, larger strings of repetitions were done to attain a higher accuracy.

## 3. DATA REDUCTION

The reduction of each season was done separately. The 1996 season was planned to observe the brightest stars of two clusters NGC 6531 and NGC 6823 in three concentric circles of 5' centered at Hoag's et al. (1961) Id chart up to around magnitude 12, but it had the inconvenience that the  $V$  magnitude range of the standards was not wide enough to carry out an adequate transformation. In view of this, another season was planned, that of 2000, with several stars from two additional clusters, NGC 6823 and NGC 6531, that were going to be used as secondary standards in the transformation of the 1996 season. Furthermore, photometric measurements of the variable stars recently discovered by Piguski et al. (2000) were obtained making it desirable to analyze their characteristics as well. Since these stars are reaching the observational limits of our observing system, another run in 2001 was planned for these stars and was carried out mainly to confirm the color indexes.

The reduction of the 2000 season will be described first because the reduction of that of 1996 will be based on this one. The data were acquired in a season from July 5<sup>th</sup> to 12<sup>th</sup>, 2000. The reduction procedure of the whole season was done through the numerical packages NABAPHOT (Arellano-Ferro & Parrao, 1988) and DAMADAP (Parrao 2000), which reduce the data into a standard system.

Calculation of the values into the standard system was done in the following fashion: The standard photometric values utilized for the transformation were those listed by the Astronomical Almanac, although some were taken from a list by Olsen (1983) to include fainter stars and, finally, a few more were taken from the Open Cluster NGC 6882/5 which were observed previously from a season carried out in 1986 to extend both the  $m_1$  and  $V$  ranges.

The coefficients defined by the following equations and that adjusted the data to the standard system are those defined by Grönbech, Olsen, & Strömgen (1976) in which the coefficients  $D$ ,  $F$ ,  $H$ , and  $L$  are the slope;  $B$ ,  $J$ , and  $I$  are the color term coefficients of the transformation equations. Table 1 presents the transformation coefficients for both ranges in  $b-y$ , less and greater than 0.4, to avoid the  $b-y$  versus  $m_1$  dependence (Grönbech et al. 1976). An estimate of the accuracy was done comparing the  $ubvy\beta$  obtained data with that of the standard stars considered. The uncertainties were evaluated in the following manner: the average differences, present data minus standard data were evaluated and provided an uncertainty for the transformation of the

season; these differences are presented in Table 2.

As a further test of the goodness of the transformation, those stars in the direction of NGC 6882/5 that were thoroughly observed were averaged and compared with the values reported by Hoag et al. (1961). The average values of the eight observed stars are presented in Table 3; their photometry is given, as well as the dispersion and the number of times observed. The average of the differences in magnitude of the present paper (PP) and Hoag's,  $V_{PP} - V_{Hoag}$  was 0.005, with a standard deviation of 0.012 mag in a range from 5.8 to 10.5 mag, for a sample of 8 stars. A linear regression of both values gave a correlation coefficient of 0.9997 which indicates the high linearity of the values, although the plot of difference versus  $V$  shows an increase which does not become highly significant, 0.01 mag at  $V$  equal to 10 mag. The  $b-y$  versus  $B-V$  linear regression gave a correlation coefficient of 0.9989. Hence, it can safely be said that, if the photometric values of NGC 6882/5 from the 2000 season are trustworthy, the remaining photometric values are correct.

Those stars of the clusters NGC 6531 and NGC 6823 utilized as secondary standards for the 1996 season are listed in Table 4. In particular a direct comparison was made for those of NGC 6823 that were in common with Hoag et al. (1961). This sample consisted of 11 stars in a magnitude range from 8 to 12.5 mag, and in a  $B-V$  interval varying from 0.0 to 0.88 mag, and the correlation coefficients obtained were of 0.996 and 0.993, respectively.

Of these, one in NGC 6823, W78 (E59), turned out to be discordant, probably due to variability, since its values are well beyond possible errors but its difference from Guetter (1992), Erickson (1971) and Hoag et al. (1961) is too large. In view of this, we did not consider it in the calibrations.

The procedure followed for the 1996 season was the same as that described for the 2000 season. Although initially the system that was chosen was that defined by the standard values of Olsen (1983) in practice, as has already been mentioned, due to the short range of values of the chosen standards stars in the  $V$  magnitude and the faintness of the target stars in the cluster, this range had to be increased to be able to correctly determine the slope of the transformation and to verify the linearity of the system. As has already been said, this was done through the selection of a few stars of the open clusters NGC 6531 and NGC 6823 (Table 4) that were observed in the 1996 and whose Strömgen values were determined in the newly observed season in July 2000 for both  $V$  and  $b-y$ . The photometric values of these stars

TABLE 1  
TRANSFORMATION COEFFICIENTS\*

Season		B	D	F	J	H	I	L
2000	allv4	0.011	0.984	...	...	...	...	1.277
2000	$b - y < 0.4$	...	...	1.088	0.010	0.999	0.105	...
2000	$b - y > 0.4$	...	...	1.076	-0.008	1.060	0.205	...
1996	all	-0.067	1.030	0.928	0.034	1.027	0.165	1.243
2001		0.020	0.991	1.012	-0.002	1.001	0.1478	0.958

\*Obtained for the observed seasons.

TABLE 2  
AVERAGE DIFFERENCES\*

Season		V	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$\beta$
2000	allv4	0.034	0.0125	...	...	0.007
2000	$b - y < 0.4$	...	...	0.004	0.016	...
2000	$b - y > 0.4$	...	...	0.010	0.005	...
1996	all	0.046	0.024	0.016	0.016	0.006
2001		0.030	0.012	0.014	0.023	0.029

\*Present data minus standard data, which provide an uncertainty for the transformation of the season.

TABLE 3  
PHOTOMETRIC VALUES OF THE OBSERVED STARS IN THE DIRECTION  
OF NGC 6882/5

Id	V	$\sigma$	$b - y$	$\sigma$	$m_1$	$\sigma$	$m_1$	$\sigma$	N
H06	8.666	0.010	0.682	0.004	0.545	0.002	0.317	0.045	4
H08	9.175	0.008	0.322	0.005	0.136	0.005	0.403	0.044	4
H09	9.265	0.026	0.174	0.003	0.204	0.002	0.715	0.050	4
H11	9.550	0.023	0.772	0.005	0.617	0.009	0.147	0.142	4
H16	9.884	0.028	0.418	0.006	0.134	0.004	0.454	0.049	4
H17	9.990	0.019	0.384	0.005	0.175	0.007	0.346	0.119	4
H03	5.901	...	-0.032	...	0.078	...	0.639	...	1
H28	10.539	...	0.111	...	0.095	...	1.065	...	1

in  $m_1$  and  $c_1$  indexes did not increase the range and, hence, they were not considered. The slope coefficients and the color term coefficients for the 1996 seasons are presented in Table 1. With the inclusion of these stars as secondary standards, the reduction of the 1996 season was done with the certainty that the magnitudes of the standard stars cover a wide enough range. These ranges were wide enough in each color so that no extrapolation had to be done

and, because of the  $m_1$  and  $c_1$  dependence of  $b - y$ , only values of  $b - y < 0.40$  were considered which, according to Grönbech et al. (1976) correspond to the spectral range O-G2 stars for which we have calibration procedures. For stars of a later type than G2, no calibration exists (Lindroos 1980).

The coefficients obtained to transform into the standard system and the uncertainties of the whole season are also presented in Table 1 and in Ta-

TABLE 4  
SECONDARY STANDARD STARS FROM NGC 6531 AND NGC 6823  
OF THE 2000 SEASON

NGC	Id	V	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$\beta$
6531	AH01 <sup>a</sup>	7.821	0.071	0.009	-0.008	2.608
6531	AH03	9.181	0.088	0.014	0.050	2.649
6531	AH10	9.942	0.090	0.048	0.168	2.672
6531	AH21	11.386	0.129	0.074	0.433	2.718
6531	AH11	9.986	0.093	0.042	0.166	2.641
6531	AH39	12.505	0.113	0.137	0.825	2.743
6531	AH34	12.476	0.388	0.046	0.964	2.919
6531	AH09	9.680	0.123	0.014	0.116	2.645
6823	E87 <sup>b</sup>	11.540	0.430	0.143	0.319	2.642
6823	E84	11.594	0.637	-0.130	0.015	2.613
6823	E88	11.834	0.641	-0.159	0.031	2.650
6823	E69	12.127	0.450	-0.048	0.305	2.710
6823	E93	12.681	0.657	-0.135	-0.107	2.693
6823	E57	12.187	0.351	0.007	0.076	2.466
6823	E59	13.606	-0.045	0.343	-0.030	...

<sup>a</sup>AH No. from Hoag et al. (1961), annex list.

<sup>b</sup>E No. from Erickson (1971).

ble 2, respectively. Individual uncertainties were determined by calculating the standard deviations for each star. These values, of course, are functions of the star magnitude but, in all cases, enough photon counts were secured in order to attain a signal to noise ratio large enough to determine accuracy better than 0.03 mag for the faintest stars. As a further test, the photometric outputs were compared to the standard values considered from the literature or those obtained in the 2000 season and the linear regressions of this comparison are presented in Table 5. The only discordant values were the following: AH01 (N6501) in V plus the standard stars HD 209357 in  $b - y$  and HD 182941 in  $m_1$  and w78 (E59) in NGC 6823 in both magnitude and colors, implying possible variable stars or, less likely, misidentifications.

For the 2001 season the main goal, with respect to NGC 6823, was the observation of the two short period variables found by Pigulski et al. (2000). The season consisted of only four nights of which the variables were observed in only two due mostly to the brightness of the sky and the faintness of the stars. The transformation coefficients are also presented in Table 1; the errors of the standard stars, in Table 2.

TABLE 5  
LINEAR REGRESSION OF THE STANDARD STARS<sup>a</sup>

	A	B	R	Error	N
V	-0.058	1.008	0.998	0.121	32
$b - y$	0.021	0.926	0.966	0.051	32
$m_1$	-0.024	0.987	0.915	0.048	32
$c_1$	0.005	0.991	0.993	0.045	33

<sup>a</sup>With values in the literature for the 2000 season.

#### 4. RESULTS

Finally, mean values of all the stars observed in the three seasons were calculated and a final set of data was obtained. The final photometric values obtained for NGC 6823 are presented in Table 6. Columns 1 and 2 gives the Id number of WEBDA: Mermilliod (2000) and Erickson (1971), respectively; column 3, the V magnitude; columns 4 to 6, the color indexes  $b - y$ ,  $m_1$ , and  $c_1$ ; column 7 lists the  $\beta$  value and column 8 reports the season in which the observations were carried out.

TABLE 6

*uvby* PHOTOMETRY OF THE STARS IN THE DIRECTION OF NGC 6823

WEBDA	Erickson	<i>V</i>	<i>b - y</i>	<i>m</i> <sub>1</sub>	<i>c</i> <sub>1</sub>	<i>β</i>	Date	mmb
171	17	13.307	0.607	-0.020	0.297	2.666	50696	
170	18	11.957	0.609	-0.049	0.267	2.645	50696	
167	19	12.752	0.532	0.074	0.572	2.554	50696	
166	20	11.637	1.010	0.236	0.434	2.587	50696	
182	21	11.053	0.737	0.659	0.119	2.541	50696	
165	22	13.109	0.527	0.197	0.354	2.317	50696	
178	23	13.643	0.457	0.178	0.447	2.896	50696	
174	24	11.822	0.560	-0.052	0.070	2.608	50696	M
177	25	13.045	0.515	0.121	0.432	2.620	50696	
183	26	10.744	0.277	0.237	0.643	2.780	50696	
105	33	11.347	0.492	0.096	0.600	2.662	50696	
113	43	13.739	0.700	0.005	0.789	2.271	50696	
112	45	12.117	0.429	0.141	0.411	2.630	50696	
111	46	8.747	0.597	-0.101	0.001	2.550	50696	
187	52	13.510	0.454	0.015	0.596	2.685	50696	M
189	53	8.803	0.435	0.157	0.351	2.580	50696	
74	54	11.676	0.436	0.015	0.025	2.621	40696	M
73	56	9.506	0.495	0.273	0.234	2.568	40696	
17	57	12.140	0.502	-0.066	0.156	2.706	mean	
78	59	12.110	0.422	-0.020	0.363	2.697	mean	
110	60	14.110	0.533	0.088	0.948	2.683	50696	
108	61	11.307	0.288	0.164	0.682	2.690	50696	
80	66	13.208	0.321	0.076	1.038	3.192	50696	
98	67	13.212	0.630	0.089	0.663	2.631	50696	
13	68	9.775	0.397	-0.063	-0.025	2.605	mean	
14	69	12.088	0.423	-0.032	0.326	2.704	mean	
02	74	11.205	0.499	-0.107	-0.015	2.595	mean	M
109	77	10.387	0.574	-0.108	0.057	2.574	50696	M
218	81	11.040	0.494	-0.106	-0.127	2.605	mean	M
03	83	9.550	0.475	-0.065	-0.129	2.615	mean	
11	84	11.607	0.634	-0.112	-0.195	2.624	mean	
68	86	11.876	0.604	-0.125	0.321	2.710	mean	
04	87	11.515	0.419	0.169	0.337	2.619	mean	
09	88	11.824	0.624	-0.093	0.031	2.611	mean	M
33	89	12.889	0.398	0.208	0.324	2.671	40696	
67	93	12.673	0.642	-0.076	-0.032	2.587	mean	
220	95	12.441	0.359	0.179	0.330	2.605	40696	
66	97	13.248	1.049	0.624	-0.520	2.453	50700	
83	98	13.020	0.440	0.352	1.906	2.555	40696	
65	99	11.884	0.598	-0.040	-0.010	2.579	40696	
61	102	13.503	0.551	0.104	0.821	2.827	40696	
62	103	12.835	0.948	0.139	0.472	2.561	40696	
34	104	11.752	0.688	-0.067	0.040	2.711	40696	
97	105	11.324	0.743	0.590	1.936	2.481	40696	
88	106	12.402	0.388	0.169	1.279	2.722	40696	
56	109	13.270	0.519	0.155	0.319	2.763	40696	

TABLE 6 (CONTINUED)

WEBDA	Erickson	$V$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$\beta$	Date	mubr
35	110	9.344	0.843	0.192	0.666	2.634	50696	
93	115	10.735	0.339	0.007	-0.135	2.573	40696	
91	119	10.997	0.398	-0.005	-0.133	2.622	40696	M
50	121	11.762	0.345	0.219	0.418	2.606	40696	
54	126	10.270	0.298	0.185	0.738	2.696	40696	
42	129	11.890	0.948	0.305	0.837	2.550	50696	
43	130	11.429	0.372	0.041	0.551	2.766	50696	
44	136	10.083	1.632	-0.864	1.997	2.813	50696	
55	137	12.531	0.462	0.141	0.532	2.777	50696	
141	141	9.455	0.771	0.547	0.426	2.556	50696	
	BL50	13.917	0.525	-0.027	0.904	2.437	80601	
	HP57	14.453	0.666	0.070	0.705	2.838	50700	
5		11.483	0.414	0.156	0.314	2.686	50700	
219		12.157	0.528	-0.063	0.094	2.636	50700	M
64	E100	...	...	...	...	...	...	

#### 4.1. Comparison of the Existing Photometric Data

As has been said in the Introduction, the main sources of photometric data are the following: Barkhatova (1957) with a sample of 212 stars, Hoag et al. (1961), 31; Sagar & Joshi (1981), with 41; Stone (1988), 45; Guetter (1992), 45; all of these in the UB $V$  system; more recently, Pigulski et al. (2000) with BV (RC) with 316 stars. All of these have been compiled in WEBDA by Mermilliod (2000). Finally, there are those of the present study, with a sample of 60 stars in the  $uvby\beta$  system.

The cross study of all these references is a large task, well beyond the scope of this paper. However, the cross Id and bulk review of some of the photometry is desirable and the current open cluster database has made this task easier. Some of this work has already been done, for example, Stone's (1988) and Guetter's works (1992) use Erickson (1971) as reference; Sagar & Joshi (1981) based their work on the nomenclature of Barkhatova (1957); we based our original work mostly on Hoag et al. (1961), although later, because we feel that it is better to refer all the studies into one system, we have chosen that of Mermilliod (2000, WEBDA) due to its availability and usage, although Erickson's (1971) has been kept for convenience and direct comparison with other sources. Pigulski et al. (2000) have carried out excellent work since they refer to all cross Id numbers. The comparison of these sources, Erickson (1971), Sagar & Joshi (1981), Stone (1988), Guetter (1992), Pigulski et al. (2000) etc., gave minor numerical dif-

ferences. Lower weight should be assigned to Erickson's photometric set because he is mostly quoting the data from Barkhatova (1957) which were transformed from the old International Photographic System to  $B$  and  $V$ , or taking the photometric values of Hoag et al. (1961). This data set has, however, one of the largest samples, 92 stars, as well as membership probabilities calculated from an epoch difference of 48 years; besides, his Id numbers have been extensively used and for these sole reasons we opted to keep it. Nevertheless, in the remaining of this Paper the WEBDA ID numbers will be utilized whenever possible and will be denoted by a letter W.

Given the exceptionally good correlation between Sagar & Joshi (1981) and Erickson (1971) in  $V$ , there might be some relatively large variability in W82 (E96), which is the only discordant value; the rest of the data sets gave no points out of the trend. When comparing the present photometric data with the other data sets there were no exceptionally discordant values in either  $V$  magnitude and color indexes with the largest difference for W83 (E98) in the relation PP—Erickson (1971) and W33 (E89) in PP—Stone (1988). There is the large difference in W65 (E99) with Erickson (1971) or Stone (1988), a difference that we cannot account for. Also, a large difference is found in  $V$  between the sets of Stone and Guetter for star W14 (E69) and in a lesser value in star W364 (E115). In the color indexes there are also a few which are discordant: in  $B - V$  those values numerically larger than 1.0 between Stone (1988)

and Erickson (1971) and in  $U - B$  the whole fit shows no trend. The discordant values are, when compared the PP data with Erickson (1971), W44 (E136) whereas when compared with Pigulski, that of BL50, one of the variable stars. Of course one has to keep in mind that this is one of the faintest stars observed at SPM.

To extend the comparison for B type stars it is desirable to compare them in the  $u - b$  versus  $U - B$  colors. This was previously done by Turner (1990) between  $(U - B)$  and  $(u - b)$  from a large compiled sample of 350 stars; a  $(U - B) = 0.675(u - b) - 0.938$  was obtained. The coefficients we derived by a direct comparison with Stone were not quite the same:  $0.896(u - b) - 0.938$  but for a sample of only 24 stars we obtained a correlation coefficient of 0.94. An analogous numerical value was obtained for the  $(b - y)(B - V)$  indexes and 0.995 for the  $V$  magnitudes. Hence we might consider that our comparison adequately fits Stone's values in all color ranges. In order to carry out a more representative comparison we considered the UB $V$  values reported by Mermilliod (2000) in WEBDA. We calculated mean values for the WEBDA list and compared these means with our photometry. Except for one star with large differences in both  $V$  magnitudes and color indexes, namely W05 and W44 (E136) and another, W65 (E99) in  $V$  the comparison looked acceptable, particularly in view of the wide range we are considering:  $V$  from 8.5 to 14 mag,  $B - V$  from 0.25 to 1.5 and  $U - B$  from -0.5 to 1.25; we cannot account for the large differences of the above mentioned stars unless they were variables. If these stars are not included in the analysis the results of the linear fits give the following in  $Y = A + BX$  with  $Y$  in the Johnson system and  $X$  in Strömgren system:  $(A, B, R, \text{error})$  in  $V$ ,  $(-0.053, 1.003, 0.997, 0.108)$ ; in  $B - V$ ,  $(-0.091, 1.460, 0.936, 0.084)$  and  $U - B$ ,  $(-0.451, 0.718, 0.905, 0.193)$  for a sample of 25 stars.

## 5. ANALYSIS AND INTERPRETATION

In summary, we feel that the values presented here are correct, at least when compared with the compilation by Erickson (1971) and Mermilliod (2000), both in  $V$  and  $b - y$ , and  $u - b$  color indexes. Hence, given the nature of the instrument employed and the uncertainties attained by the standard stars, as well as the special attention that was given to the observations of the two variables, we might conclude that the derived results are correct. An attempt to describe the nature of the cluster now will be made. The  $uvby\beta$  photometry has been compiled (Table 6) and, from it, unreddened colors were determined, Table 7. Later, physical parameters such as  $\log T_e$  and

$\log g$  for the stars and metallicity and age for the cluster can be extracted.

### 5.1. The Cluster

Cluster membership can be established with the advantages of Strömgren photometry with calibrations made by Nissen (1988) based on calibrations by Crawford (1975; 1979) for the A and F stars and by Shobbrook (1984) for early type stars. These calibrations have been already employed and described in a previous analysis of open clusters (Peña & Peniche 1994). From the photometric values for each star, Table 6, first the spectral class to which a star belongs was determined. Since there is an almost complete spectral class determination by Shi & Hu (1999) we assumed this classification to be correct. Nevertheless, our photometric spectral classification was done by positioning each one in the  $[m_1] - [c_1]$  diagram of Golay (1974). An alternative method was through consideration of the numerical criteria from Strömgren photometry from Lindroos (1980). The final spectral class was compared to the spectra of the stars of NGC 6823 listed by Shi & Hu (1999); the agreement between these methods gave exceedingly consistent results. This did not seriously affect the results since we did not consider in the analysis those stars that belong to the supergiant luminosity class. Since the correlation was excellent in a sample of 36 stars, we consider that the photometric classification of those stars that were not classified by Shi & Hu (1999) is well determined.

The application of the above-mentioned prescriptions to the B, A and F stars yield the  $M_v$  and, from it, the establishment of the membership of each star to the cluster. After this membership has been calculated, average parameters such as reddening  $E(b - y)$ , distance and chemical composition,  $[Fe/H]$  if there are any F stars, are determined for the cluster. With the unreddened colors  $(b - y)_0$ ,  $m_0$ , and  $c_0$  the location of each star is fixed in the calibrations of Lester, Gray, & Kurucz (1986) who calculated  $\log g$  and  $T_{eff}$  as a function of the Strömgren indexes. The determination was done in the  $(b - y)$  versus  $\beta$  calibrations because for the other color indexes the grids clumped at high temperatures. The effective temperature and surface gravity were also evaluated in the  $[c_1] - \beta$  diagram that gave, systematically, higher values. Two additional methods for determining the effective temperatures, that of Davis & Shobbrook (1977), and that of Balona (1984) were employed. From the first one, Davis & Shobbrook (1977), the following fit was calculated:

TABLE 7  
 REDDENING AND UNREDDENED PARAMETERS OF THE MEMBER STARS OF NGC 6823

Id (webda- Erickson)	$E(b-y)$	$(b-y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\beta$	$V_0$	$M_v$	DM	dist(pc)
013-068	0.521	-0.124	0.109	-0.124	2.605	7.53	-4.22	11.75	2239
098-007	0.310	0.320	0.182	0.601	2.631	11.88	0.00	11.88	2374
439-017	0.706	-0.099	0.213	0.163	2.666	10.27	-1.77	12.04	2561
109-077	0.694	-0.12	0.121	-0.075	2.574	7.40	-4.81	12.21	2765
219-	0.655	-0.119	0.14	-0.062	2.636	9.36	-3.15	12.51	3177
009-088	0.747	-0.123	0.154	-0.111	2.611	8.61	-3.98	12.59	3294
422-024	0.679	-0.119	0.172	-0.059	2.608	8.90	-3.69	12.60	3305
187-052	0.513	-0.059	0.184	0.498	2.685	11.30	-1.32	12.62	3347
091-119	0.534	-0.136	0.171	-0.235	2.622	8.70	-4.06	12.76	3564
074-004	0.557	-0.121	0.199	-0.081	2.621	9.28	-3.55	12.83	3689
218-081	0.632	-0.138	0.103	-0.247	2.605	8.32	-4.52	12.84	3700
002-074	0.624	-0.125	0.099	-0.134	2.595	8.52	-4.55	13.07	4108
mean	0.598	...	...	...	...	...	...	12.475	3177
$\sigma$	0.119	...	...	...	...	...	...	0.414	579

$$T_e = 25322.38968 - 39634.32203c_0 + 47432.20536c_0^2 - 23543.60515c_0^3,$$

whereas Balona (1984) provided the relation:

$$\log T_e = 3.9036 - 0.4816[c] - 0.529[\beta] - 0.126[c]^2 + 0.0924[\beta][c] - 0.4013[\beta]^2,$$

where  $[c] = \log(c_0 + 0.2)$   $[\beta] = \log(\beta - 2.5)$ .

The bolometric correction for each star was taken from the compilation of Lang (1991) through the already evaluated  $\log T_e$  values. With this BC determined,  $M_{bol}$  for each star was calculated. The age of the clusters can be fixed after establishing the surface gravity and effective temperature for each star. The location of the hottest stars in the evolutionary tracks provides the age of the cluster. First, the models of Claret & Gimenez (1989) were considered. Later, the age was also found from the more recent models of Meynet, Mermilliod, & Maeder (1993), which consider overshooting; of their analytical relations, we considered that for the temperature range of the stars within the interval [4.25; 4.56] for which the following relation is proposed:  $\log(age) = -3.499 \log T_{eff} + 22.476$  at BTO, with a precision of  $3 \times 10^{-3}$ .

### 5.2. Numerical Results

Once the distance to the stars is evaluated (Table 7) a mean distance and standard deviation can

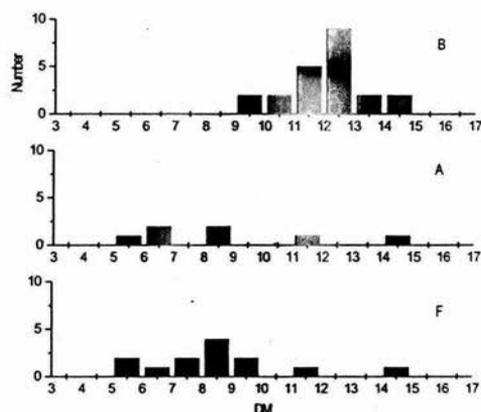


Fig. 1. Distance Modulus histograms for stars of different spectral classes in the direction of NGC 6823.

be calculated for the cluster; the criteria for membership are established by constructing a distance modulus histogram for the observed stars and fitting a Gaussian distribution. As we can see, Figure 1. the advantage of the method utilized rests on the fact that each class can be analyzed separately and not as a whole as in the classical M-S fitting method. The majority of the B type stars lie at values centered at the distance modulus of 12.475 mag with a standard deviation of 0.414 mag. There are no A stars and only one F type star in this range and the A and F stars are located at a much closer dis-

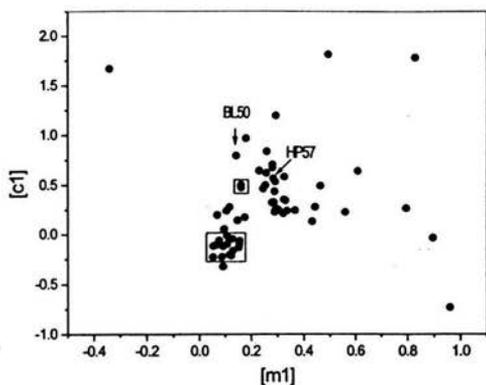


Fig. 2. Location of the observed stars in the  $[m_1] - [c_1]$  diagram of NGC 6823. The short period variables are pointed out. The frames indicate those stars that were assigned as member stars.

tances, which puts them, consequently, far beyond the limits of the cluster which is constituted only of early type stars, at least to the magnitudes reached in the present study. A similar situation was found in another study of NGC 2264 (Peña et al. 2002) but at this stage it is important to point out the correctness of the results for two clusters: Alpha Per (Peña et al. 2002) and the Pleiades (Parrao 2002). Of course, no meaningful direct comparison can be done with work that determined their membership probabilities to the NGC 6823 cluster through a fitting of the UBV photometry of the stars with the theoretical MS. With respect to the proper motion studies, namely, those of Erickson (1971), Sanders (1971) and Kuznetsov (1988), a comparison provides elements for discussion.

Considering to be cluster members only the B stars in the distance modulus range of one sigma around the mean value in a Gaussian fit of the distance modulus histogram, a mean value of  $E(b-y) = 0.598 \pm 0.119$ , a DM of  $12.53 \pm 0.39$  mag, and a distance of  $3176 \pm 579$  pc are obtained. The uncertainties are the standard deviations of the 12 stars within the determined distance range. The derived value of  $E(b-y)$  corresponds to  $E(B-V) = E(b-y)/0.70$  of  $0.854 \pm 0.170$  which is within the limits of the values

determined by Sagar & Joshi (1981), the values compiled by Turner (1979), by Lang (1991, 0.76 mag), or that reported by Mermilliod (2000) in WEBDA (0.845 mag). In this sense we feel that the pioneer works on NGC 6823 were basically correct since, from what we have found, one might consider that the stars in the direction of the cluster can be divided in a "nucleus" and the outer regions which, we now know, include some stars which belong to the cluster. The conclusions reached by Kuznetsov (1988) who found incompatibility of kinematics parameters for certain stars with photometric and spectral characteristics were, fundamentally, correct. Of course, although the calibration and method of analysis are correct, for a cluster located at 3200 pc it is impossible to get identical distance moduli as would be required to match a depth of only 6 pc.

Once the reddening has been determined, its subtraction allowed us to determine the unreddened colors from which physical parameters can be determined. The  $(b-y)_0$  versus  $\beta$  prescription of Lester, Gray, & Kurucz (1986) to the member stars yields the values of  $\log T_e$  presented in Table 8. Temperature determination was not done for the stars W187 (E52) and W98 because they do not lie in the corresponding diagram, indicating that they are cooler stars. The  $\log g$  values lie around 4.0 except for W02 and W91 which have values around  $\log g = 5.0$ .

As has been said, age can be determined from the unreddened indexes using the calibrations for early type stars of Davis & Shobbrook (1977) and of Balona (1984). The results are presented in Table 8. We must put emphasis on the good agreement in the temperatures of most stars whereas a large disagreement exists in one (W187). In some others, W091 and W218 the evaluation with the criteria of Balona (1984) was not feasible because they lie out of the range of validity in  $c_0$  employed in his work. The grids of Lester et al. (1986) were also utilized for the temperature determination and gave basically the same results. The age has been calculated by both methods and is listed separately. All techniques establish W02, W09, W13, W74, W91, and W218 to be the youngest stars in the cluster.

Given the physical parameters of each star,  $\log T_e$  and  $M_v$ , a direct determination of all the stars as a whole can be made with the theoretical models of Claret & Gimenez (1989) for a chemical composition  $(X, Z) = (0.70, 0.02)$  determining an age younger than  $\log \text{age} = 6.5$ , of the same order of magnitude as previously determined, establishing this group of stars to be an OB association. Analogous results on the age are found from the more recent models of

TABLE 8  
 PHYSICAL CHARACTERISTICS OF THE B MEMBER STARS OF NGC 6823

Id	$T_e$	$\log T_e$	$\log T_e$	$T_e$	$(T_e)$	$\log(T)$	log Age	Age	log Age	Age
W-E	d&sh		balona				d&sh	d&sh	balona	balona
013-068	31542	4.499	4.519	33061	32302	4.509	6.734	5.4E+06	6.663	4.6 E+06
439-017	18942	4.277	4.291	19559	19251	4.284	7.509	3.2E+07	7.461	2.9 E+07
109-077	28889	4.461	4.415	26013	27451	4.439	6.868	7.4E+06	7.027	1.1E+07
219-	27950	4.446	4.451	28220	28085	4.448	6.918	8.3E+06	6.903	8.0E+06
009-088	41517	4.618	4.502	31802	36660	4.564	6.317	2.1E+06	6.722	5.3E+06
422-024	30285	4.481	4.435	27197	28741	4.458	6.796	6.3E+06	6.960	9.1E+06
187-052	...	...	4.158	14403	14403	4.158	...	...	7.926	8.4E+07
091-119	37836	4.578	...	...	37836	4.578	6.458	2.9E+06	...	...
074-004	29397	4.468	4.467	29315	29356	4.468	6.841	6.9E+06	6.846	7.0E+06
218-081	36506	4.562	...	...	36506	4.562	6.512	3.3E+06	...	...
002-074	32210	4.508	4.529	33841	33025	4.519	6.703	5.0E+06	6.627	4.2E+06

Meynet, Mermilliod, & Maeder (1993) and the age is a few million years, consistent with the previous findings and the value assumed by Lang (1991).

### 5.3. DISCUSSION

The most important question to resolve with respect to the studies of open clusters would be which stars really belong to the cluster since, from this answer, all the other matters will be deduced.

The customary method for membership determination is through MS fitting to the stars in the region. However, this method is useless in this case where there is no clearly defined cluster (see, for example the H-R and color-color diagrams in Hoag et al. 1961) but it is, as the results indicate, a mere OB Association. In this case the fitting by the MS in an extended region rich in early type stars has been proved misleading.

The most accurate method for establishing membership would be, without doubt, through the determination of proper motions through which, as will be discussed, the different methods applied to NGC 6823 have given controversial results, but all have given low membership probability to those stars later than B bringing us back to the inadequacy of utilizing the color-color diagrams, as is customary.

In this paper we have analyzed the cluster with canonical, well-tested, although not frequently used methods that have given reliable results in analogous studies to determine cluster membership. Hence, in view of the obtained photometry, we have determined distances for each group of stars separately and from that we have deduced all the above-

mentioned parameters. However, given these results we have to question how well these values compare to those of the previous studies. To begin with, as Erickson (1971) has already pointed out "photometric investigations of the cluster indicate that it is embedded in a large and variable absorption which makes the interpretation of its color-magnitude diagram and the determination of membership by conventional photometric methods both difficult and uncertain." When the conventional UVV photometric studies are considered, their correlation of obtained memberships for each star is in agreement with the different studies because we have to keep in mind that all are using the same method although even then, large discrepancies do exist; for example, the reported reddening  $E(B-V)$  values among Erickson (1971), Guetter (1992), and Stone (1988) are 0.94, 0.61, and 0.79, respectively. What we can point out is that at least all the stars that we defined as member stars have high membership probability in all these sources. However, the other studies consider the majority of the early B type stars to be members (except one of the stars, W187 (E52)) because of the high membership probability assigned to them. For this star, the membership probability assigned by Erickson (1971) and Stone (1988) is not given and Kuznetsov (1988) gives 17 percent. The opposite is not true, since quite a few of the stars from the other sources which were defined as member stars were not in the distance range that we consider for the cluster. Another point to consider is that very few of the stars of late A or F spectral class, which we did not consider to be members, have a high probability

assigned by the proper motion studies. For example, W33 (E89), for which we assigned a spectral type F has, according to Erickson, Stone and Sanders, a probability of 0.82 whereas Kuznetsov (1988) gives a flat 0.0 probability. Another discrepancy is that of W35 (E110) which we again assumed to be an F (and which was classified by Shi & Hu as A8III), the other studies give a 0.79 membership probability except for Kuznetsov (1988) which again assumed it to be a non-member. We feel we are correct since the stars are of magnitudes 12.63 and 9.39 mag, respectively. This fact makes them incompatible with the magnitude trend of the B stars that have been considered to be members. In view of the previous discussion, as has already been mentioned, it is useless to compare our membership probabilities with the other studies because of the photometric fit which is, as Erickson (1971) pointed out, difficult and uncertain, given the location of the cluster in the OB-association I Vulpecula. In this sense, the consideration that some older stars in the direction of the cluster are the youngest causes a difference in the assumed distance and age because there are some others, W065 (E99) and W067 (E93), for example, which are young and not cluster members.

## 6. SHORT PERIOD VARIABLE STARS

With respect to the short period variable stars BL50 and HP57 we can establish their nature, thanks to the measured Strömgen photometric values. Due to their faintness and the proximity to other stars their accurate measurement was difficult to accomplish, particularly in the  $u$  filter and hence in the  $c_1$  index as well as in the  $H\beta$  measurements. The rest of the filters did not present any difficulty so the most consistent values for this star are in  $V$ ,  $b-y$ , and  $m_1$  amongst the several measurements.

For BL50 the reported values were the result of 26 10s measurements and analogous measurements of the sky. In this case, the sum of the star counts in each filter were 14297, 61209, 95478, and 38908 for  $u$ ,  $v$ ,  $b$  and  $y$ , respectively that, when the sky was subtracted, were reduced to 2660, 23058, 43092, and 20800 giving a  $\sqrt{N}/N$  of 0.019, 0.007, 0.005, and 0.007 mag for  $u$ ,  $v$ ,  $b$  and  $y$ , respectively. Analogous care was undertaken for HP57, for which a total of 21 10s measurements were carried out. The net sum of the star counts were 845, 8171, 18648, and 10299 which yield a  $\sqrt{N}/N$  of 0.034, 0.011, 0.007, 0.010 for  $u$ ,  $v$ ,  $b$ , and  $y$ , respectively. The  $H\beta$  measurements were also carried out carefully: a total of 36 10s

measurements of the BL50 star for a net counts of 8258 and 1376 counts/s for the Narrow and Wide filters, respectively. These figures through the relation  $\sqrt{N}/N$  become of 0.011 and 0.027. For HP57 a total of 17 10s integrations of the star and sky were carried out. The net sum was of 1959 and 1008 for the N and W filters which provide a  $\sqrt{N}/N$  of 0.023 and 0.031, respectively. Both translate into a  $\delta\beta$  of 0.054 and 0.038 for HP57 and BL50, respectively.

Through the direct inspection of their positions in the  $[m_1] - [c_1]$  diagram (Fig. 2) we can immediately see that at least BL50 cannot be a pre-main sequence  $\delta$  Scuti star since it lies in the region of the early type stars, around the early B type star, and although one might question this assertion due to the relatively large scatter in  $[c_1]$  as mentioned above, the consistency of  $[m_1]$  makes this assertion indisputable since the spectra to which it belongs is determined by the  $[m_1]$  index. The other star, HP57, can be, and most likely is, a  $\delta$  Scuti star since it shows short period variation, has a spectral type F and its  $H\beta$  corresponds to an A type star. From its photometry the determined distance is of 435 pc whereas from the photometry of the cluster we do not see an accumulation of A or F stars at the assumed distance of the cluster (3440 pc), but merely, a small clustering of early type stars to which the variable HP57 cannot belong.

## 7. CONCLUSIONS

The most important contribution of this paper is the acquisition of Strömgen absolute photometry which provides an opportunity to determine the distance to each star, using a method that has proven correct (Peña et al. 2002), and to derive physical characteristics of the stars that have been found to be members. Evidently, the observations on a star-by-star basis with a spectrophotometer, even if it is multi-channel, have limitations and, in this sense, the more recent techniques, such as CCD photometry, will throw new light on the results. With the relatively small sample of measured stars presented in this paper we were not able to determine a clearly distinguishable cluster and, despite all the effort done in regular UBV photometry, either photographic, photometric or with CCD, this question will not be settled unless  $uvby\beta$  CCD photometry is carried out in order to be able to reach fainter magnitudes in an exhaustive manner. In this sense, the stars measured in this paper will be of enormous help since they will assist to calibrate the frames. Until

these new photometric values are taken, and not before, the discussion of sophisticated matters such as IMF and coevality of the stars, etc., is premature. However, the study carried out and presented in this work can be considered to be exhaustive, at least up to magnitude 12 in a relatively large region. We also feel that the discussion of pre-main sequence  $\delta$  Scuti stars is important and that the results presented here, far from raising the noise level about this cluster, will help to settle the over-enthusiasm with which the new trends follow, without being certain of the true nature of the stars involved.

Special thanks are given to the staff of the SPM Observatory who made the observations possible. This project was partially supported by Papiit IN100199. Proofreading was done by J. Miller; A. Díaz Azuara, C. Guzmán, and L. Parrao assisted us at the computers, and A. Pani in the 2001 season. Several of us, MAH, CDC, and AGC, thank the Instituto de Astronomía, UNAM for allotting the observing time. JHP thanks DGAPA for the funds provided and Dr. P. Lampens and the Royal Belgian Observatory, and Dr. E. Michel and the Observatoire de Paris-Meudon for their hospitality. Special thanks are given to Dr. Pigulski for making his data available to us prior to publication and for his comments and to an anonymous referee whose suggestions and remarks clarified and corrected several errors. This research has made use of the Harvard ADS and Simbad databases operated at CDS, Strasbourg, France.

## REFERENCES

- Arellano-Ferro, A., & Parrao, L. 1988, Reporte Técnico 57, IA-UNAM
- Balona, L. A. 1984, MNRAS, 211, 973
- Barkhatova, K. A. 1957, *Astronomicheskii Zh.*, 34, 822
- Claret, A., & Giménez, A. 1989, A&AS, 81, 1
- Crawford D. L. 1975, AJ, 80, 955
- \_\_\_\_\_. 1979, AJ, 84, 185
- Davis, J., & Shobbrook, R. R. 1977, MNRAS, 178, 651
- Erickson, R. R. 1971, A&A, 10, 270
- Golay, M. 1974, *Introduction to Astronomical Photometry* (Dordrecht: Reidel)
- Grönbech, B., Olsen, E. H., & Strömgren, B. 1976, A&AS, 26, 155
- Guetter, H. H. 1992, AJ, 103, 197
- Hoag, A. A., Johnson, H. L., Iriarte, B., Mitchell, R. Y., Hallam, K., & Sharpless, S. 1961, *Pub. US Naval Obs.*, Vol. XVII, Part VII (Washington: US Government Printing Office)
- Kuznetsov, V. I. 1981, *Astrometriia i Astrofizika*, 45, 53
- \_\_\_\_\_. 1988, *Kinematica i Fizika Nebesnykh Tel.*, 4, 80
- Kuznetsov, V. I., & Lazorenko, G. A. 1992, *Kinematica i Fizika Nebesnykh Tel.*, 8, No. 4, 76
- Kuznetsov, V. I., Lazorenko, G. A., & Lazorenko, P. F. 1993, A&A, 278, 43
- Lang, K. R. 1991, *Astrophysical Data* (New York: Springer-Verlag)
- Lester, J. B., Gray, R. O., & Kurucz, R. I. 1986, ApJ, 61, 509
- Lindroos, K. P. 1980, Report No. 17 Stockholms Observatorium (Sweden)
- Massey, P., Johnson, K. E., & deGiogia-Eastwood, K. 1995, ApJ, 454, 151
- Mermilliod, J. C. 2000, WEBDA, A Site devoted to Stellar Open Clusters (Switzerland: U. of Lausanne)
- Meynet, G., Mermilliod, J. C., & Maeder, A. 1993, A&AS, 98, 477
- Nissen, P. 1988, A&A, 199, 146
- Olsen, E. H. 1983, A&AS, 54, 55
- Parrao, L. 2000, private communication
- \_\_\_\_\_. 2002, BS thesis, UNAM, México
- Peña, J. H., & Peniche, R. 1994, *RevMexAA*, 28, 139
- Peña, J. H., Peniche, R., Plascencia, J. C., et al. 2002, in ASP Conf. Ser. Vol. 259, *Radial and Nonradial Pulsations as Probes of Stellar Physics*, IAU Coll. 185, eds. C. Aerts, T. R. Bedding, & J. Christensen-Dalsgaard (San Francisco: ASP), 346
- Pigulski, A., Kolaczowski, Z., & Kopacki, G. 2000, *Acta Astron.*, 50, 113
- Rodriguez, E., & Breger, M. 2001, A&A, 366, 178
- Sagar R., & Joshi, U. C. 1981, Ap&SS, 75, 465
- Sanders, W. L. 1971, A&A, 14, 226
- Schuster, W. J., & Nissen, P. E. 1988, A&AS, 73, 225
- Shi, H. M., & Hu, J. Y. 1999, A&AS, 136, 313
- Shobbrook, R. R. 1984, MNRAS, 211, 659
- Stone, R. C. 1988, AJ, 96, 1398
- Turner, D. G. 1979, *JR. Astron. Soc. Canada*, 73, 74
- \_\_\_\_\_. 1990, PASP, 102, 1331
- Zhao, J. Tian, K., Jing, J., & Yin, M. 1985, *Special Issue for Tables of Membership for 42 Open Clusters* (Sanghai: Chinese Academy of Sciences)
- C. de la Cruz and M. A. Hobart: Universidad Veracruzana, Facultad de Física, Apdo. Postal 270, Xalapa, Ver., México.
- A. García-Cole: CCH Sur, UNAM, México.
- J. H. Peña and R. Peniche: Instituto de Astronomía, UNAM, Apdo. Postal 70-264, México, D. F. México (jhpena@astroscu.unam.mx).
- J. C. Plascencia: Facultad de Ciencias, UNAM, México.