

44



**UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTÓNOMA DE MÉXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**DETERMINACIÓN DE LA MAGNITUD ABSOLUTA EN  
ESTRELLAS DE SECUENCIA PRINCIPAL DE TIPO  
ESPECTRAL A Y F, A PARTIR DE LA FOTOMETRÍA  
DE STRÖMGREN**

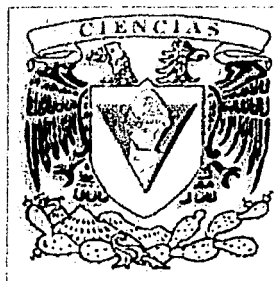
**T E S I S**

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE

**FISICA**

PRESENTA:

**LAURA ELENA PARRAO Y LÓPEZ**



**DIRECTOR DE TESIS:  
M.EN.C. JOSE HERMENEGILDO PEÑA SAINT MARTIN**



FACULTAD DE CIENCIAS  
SECCION ESCOLAR

**TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

**A mis hijos Laura y Jesús.  
Fuentes constantes para mí de reflexión**

**Para encontrar a Dios solo se requiere de un momento de paz,  
un lugar en silencio y mirar hacia tu interior.  
No preguntes donde está, está contigo, está en ti.,  
Para encontrarlo, solo piensa en él.**

**A mis padres, mis hermanas Adriana y Lupita,  
A mis tíos Alicia y Jorge, mis primos Jorge y Mario,  
A todos mis sobrinos y amigos, en especial a Ivonne,  
Mil gracias.**

Quiero agradecer:

Al M. en C. José H. Peña el haber dirigido esta tesis, sugerido tan acertadamente el tema y el darme la libertad para desarrollarlo, a los Drs. Ignacio Campos, Roberto Ortega, Carlos Quintanar y Alejandro Ruelas, el aceptar ser los sinodales, el revisar este trabajo y el darme los comentarios que lo enriquecen; a los Drs. Eloy Rodríguez y William Schuster por su colaboración y las sugerencias aportadas en el desarrollo de este trabajo; a Carlos Yustis por el apoyo con las primeras tres figuras de este texto; al CDS al permitirnos el acceso a su base de datos SIMBAD y el poder hacer uso de estos y al Instituto de Astronomía-UNAM por el apoyo brindado al poder hacer uso de sus recursos en la realización de este trabajo.

Mi formación profesional es gracias a infinidad de personas, por lo que les agradezco a todos los Catedráticos con quienes lleve clase en la Facultad de Ciencias su infinita paciencia para contestar las miles de preguntas que hice en clase y a Carlos Strasburger y Tomas Brody\* el que me enseñaran a programar en FORTRAN pues me abrió una puerta a la Investigación en Astronomía.

Al personal del Instituto de Astronomía que igualmente colaboró en mi formación profesional como son el Dr. Poveda y C. Allen al haberme invitado a trabajar en el Instituto de Astronomía y permitirme aprender a manejar grandes volúmenes de datos, empezando con el catálogo de estrellas dobles IDS; al Dr. Schuster por invitarme a colaborar en sus trabajos de investigación y por todas sus explicaciones, sugerencias de lecturas, la enseñanza del manejo del telescopio, del fotómetro Danés y los métodos de reducción en la técnica de fotometría; a toda gente que colabora en el OAN-SPM y OAN-Tonantzintla haciéndolos lugares maravillosos; al Dr. Armando Arellano Ferro por invitarme a colaborar con él, doblemente al aceptar que yo cambiara de tema de tesis y a la Dra. Sunetra Giridhar por toda su valiosa ayuda, explicaciones y programas para trabajar y reducir los datos obtenidos mediante espectroscopia echelle que se han empleado en varias colaboraciones.

A la Dra. R. Peniche\* y al M. en C. J. H. Peña por sus valiosos comentarios y apoyo con esos miles de pequeños detalles, que facilitan nuestra vida y nuestro trabajo; a la Dra. D. Dultzín y Dr. Rene Carrillo por sus discusiones fructíferas y las muchas explicaciones; al Dr. G. Haro\* y C. Albuquerque\*, por sus palabras y el respeto a mi trabajo; a Daniel Peña, Luis Artemio Martínez, José De Diego, Jesús González, Lorenzo Olguin, C. Tejada, S. Cuevas, M. en C. Rafael Costero, Dr. Peimbert y la Dra. S. Torres sus explicaciones sobre el manejo de IRAF, los problemas del detector y la forma de corregirlos, del espectrógrafo Boller & Chivens y las literaturas recomendadas; a Beatriz Sánchez y Fernando Garfias al invitarme a colaborar en las visitas al Observatorio de Tonantzintla; a Filemon Contreras, Juanita Aorta, Verónica, Gil, Carmelo, Liliana, Alf, Berta, Eloisa, Gloria, Jana, Pilar, Lalo Andrade, Playitas (A. Andrade), Lupita y Maru que me ayudan constantemente y me han brindado su apoyo. Siempre queda la duda de si omitimos a alguien, no es mi intención. A todos los compañeros de Astronomía que me han brindado su apoyo.

MIL GRACIAS

## Introducción.

El propósito de este trabajo es encontrar para las estrellas de tipos espectrales  $A$  y  $F$  de clase de Luminosidad  $V$  una calibración entre la Magnitud Absoluta ( $M_V$ ) y los índices de color ( $b - y$ ),  $m_1$ ,  $c_1$  definidos por Strömberg (1963).

La calibración de Magnitudes Absolutas es enormemente compleja y los problemas para llevarla a efecto se pueden ver ya resumidos desde 1972 en el Simposio No. 54 de la IAU, en donde se presentaron varias calibraciones de la Magnitud Absoluta delimitando estas de acuerdo a diversos tipos de estrellas: RR de Lira, enanas tipo  $M$ , etc.; en función de diferentes parámetros como la paralaje, el movimiento propio; o empleando en la calibración parámetros fotométricos tales como  $M_V(\beta)$ ,  $M_V(UBV)$ ,  $M_V(uvby)$ , y las comparaciones entre las diversas técnicas.

El porqué es tan compleja esta calibración se puede apreciar en el diagrama  $HR$ , donde se ve que la Magnitud Absoluta versus el color no tiene una relación lineal que pueda describirla; de ahí que existan calibraciones separadas según el tipo espectral y la clase de luminosidad de la estrella como las realizadas por Crawford (1975, 1979, 1978) para estrellas de tipo espectral  $F$ ,  $A$  y  $B$  respectivamente; las de Gray (1992) y de Arellano Ferro y Parrao (1990) para estrellas  $F$  y  $G$  Supergigantes, o las de Jordi et al. (1997) para estrellas  $A$ ,  $F$ , y  $G$  Supergigantes, por nombrar algunas.

Al tratar de encontrar una calibración de la Magnitud Absoluta empleando los valores fotométricos debemos de tomar en cuenta que la complejidad persiste, aun cuando separemos a las estrellas por su tipo espectral, ya que las relaciones entre los colores no son ecuaciones lineales, incluso si consideramos por separado a las estrellas de acuerdo a su clase de Luminosidad. De ahí la necesidad de seleccionar las estrellas por el tipo espectral y por la clase de Luminosidad y escoger una relación lineal para obtener una óptima calibración.

Uno de los primeros problemas que enfrentamos al tratar de obtener la calibración de la Magnitud Absoluta en función de parámetros fotométricos es que estos últimos están contaminados por el medio interestelar y se desconoce cuales son características del medio, como afecta este a la luz proveniente de la estrella y cuanta de esta luz es absorbida o dispersada por él.

Para obtener los color intrínsecos  $(b - y)_o$ ,  $(m_1)_o$ ,  $(c_1)_o$  de las estrellas, se corrigen los valores fotométricos por el enrojecimiento interestelar, por lo que se requiere calcular el enrojecimiento  $E(b - y)$ . La problemática descrita conduce a una permanente búsqueda de una mejor calibración.

Por otro lado, la Magnitud Absoluta se puede calcular en función de la paralaje estelar. Para el caso de estrellas muy cercanas (*distancias*  $< 100pc$ ) se ha medido

su paralaje con mucha exactitud ( $\text{errores} < \pm .005^{\text{mas}}$ ) y además se asume que no existe una alta contaminación en el medio interestelar cercano. Las medidas de los paralajes estelares han requerido tiempo, y la información se reúne en los catálogos Hipparcos (1992) y Hipparcos y Tycho (1997). Tomando los valores calculados mediante la paralaje trigonométrica se puede establecer una correlación con los valores fotométricos de las estrellas.

Una excelente calibración de Magnitud Absoluta versus valores fotométricos de las estrellas cercanas y con paralajes conocidas permitirá conocer, con exactitud, la distancia a las estrellas más alejadas y sus características físicas intrínsecas.

### Resumen del trabajo realizado:

Para el desarrollo de este trabajo se emplea la información más reciente y más amplia de los paralajes estelares proporcionada por los satélites Hipparcos y Tycho (1992), información publicada en los catálogos respectivos.

Del catálogo del Hipparcos y Tycho (1992) se separan a las estrellas con paralajes trigonométricas con errores menores al 10%, y se interceptan con la información del catálogo de fotometría en el Sistema Strömgren ( $uvby - H\beta$ ) reunida por Hauck y Mermillod (1998), quedándonos con una muestra de 4062 estrellas la cual hemos denominado el catálogo *HMM*. En este último catálogo se tienen estrellas de todos los tipos espectrales, de diferentes clases de luminosidad, con paralajes trigonométricas con errores menores a un 10% y con fotometría de Strömgren ( $uvby - H\beta$ ).

Para obtener una buena calibración entre la Magnitud Absoluta y los índices fotométricos se requiere trabajar con los colores intrínsecos, esto es, con los índices fotométricos sin contaminación del medio interestelar.

De entre los colores fotométricos seleccionados, se cuenta con uno de ellos, (el índice  $H\beta$ ), el cual no está afectado por el enrojecimiento. El índice  $H\beta$  se forma de la diferencia de dos magnitudes obtenidas cada una con un filtro de diferente ancho y con la característica de que ambos filtros están centrados a la misma longitud de onda, lo que permite cancelar los efectos de extinción atmosférica y de enrojecimiento interestelar. Como el índice  $H\beta$  no está afectado por el enrojecimiento proporciona una excelente medida para correlacionar con otros índices y emplearlo para desenrojecer.

Uno de los cúmulos más cercanos y más conocidos es el cúmulo de las Híadas formado por estrellas de tipos espectrales *A*, *F*, *G* y *K* con 69 estrellas *A* y *F*; este cúmulo es muy próximo y se presume que no está afectado por enrojecimiento interestelar lo que nos permite calcular un punto cero en la correlación entre los

valores intrínsecos y los valores fotométricos.

Para lograr esto último se emplean los valores fotométricos de las estrellas pertenecientes a las Híadas tomando los datos fotométricos del catálogo *HHM*.

Nos percatamos que para el caso de las Híadas se tienen relaciones lineales muy bien definidas por el índice  $H\beta$  versus las diferencias de color  $m_1$  y el índice  $H\beta$  versus las diferencias de color  $c_1$ , (ver Fig. 4.4), pero que, al considerar una muestra mayor de estrellas, éstas relaciones  $H\beta$  versus  $m_1$  o  $H\beta$  versus  $c_1$  no son lineales y además se traslapa la información de las estrellas de tipo espectral *B* con las estrellas de tipo espectral *A*, (ver Fig. 4.5).

Al graficar el índice  $H\beta$  versus los índices de color  $(u - v)$ ,  $(v - b)$  y  $(b - y)$  se observa que se separan las estrellas en dos franjas; quedando en los diagramas de  $H\beta$  versus color, dos franjas unidas y en forma de "V" con un giro de  $90^\circ$ , localizadas sobre la franja superior las estrellas con tipos espectrales *A*, *F* y *G* y en la franja inferior estrellas con tipos espectrales *A*, *B* y *O*, (ver Fig. 4.6).

Esto permite concluir que el enrojecimiento debido al polvo interestelar afecta sobre la misma región espectral ( $\lambda$ ) de manera diferente a las estrellas dependiendo de su tipo espectral. Por ello, para calcular el desenrojecimiento se decidió emplear a las estrellas *A* y *F* que estuvieran comprendidas dentro de la franja superior del diagrama del índice  $H\beta$  versus los índice de color  $(u - v)$ ,  $(v - b)$  y  $(b - y)$ , delimitando la región por medio de dos líneas rectas en función de  $H\beta$  versus el índice de cada color (ver Figs. 4.8, 4.9 y 4.10), denominándose a las de estrellas separadas por estas seis ecuaciones, las estrellas *AF*. Dado que  $H\beta$  es sólo lineal por segmentos con los índices de color, separamos a las estrellas *AF* y obtenemos una relación lineal entre el índice  $H\beta$  y los índices de color sin importar el tamaño de la muestra.

Por lo anterior, para desenrojecer se emplearon los colores y no, las hasta ahora empleadas, diferencias de color.

Empleando solamente las estrellas *AF* de las Híadas se obtuvo la correlación final para desenrojecer calculada entre el índice  $H\beta$  y cada uno de los colores  $(b - y)$ ,  $(v - b)$  y  $(u - v)$ . Posteriormente con los colores desenrojecidos, se obtuvieron los colores intrínsecos y con ellos se calculo los índices de las diferencias de color  $(c_1)_o$  y  $(m_1)_o$ .

Una vez aplicada la corrección de desenrojecimiento se calibró para obtener la ecuación de Magnitud Absoluta empleando las estrellas de las Híadas, en la cual se consideró  $A_V = 0$ , obteniéndose una calibración en función de los índices de color con una correlación de 0.98, donde:

$$M_V = 2.08212 + 7.40304 * (b - y)_o - 0.323668 * (c_1)_o / (m_1)_o$$

Posteriormente se comprobó el resultado obtenido aplicándolo sobre dos cúmulos muy conocidos y con diferentes características del medio interestelar, el cúmulo de  $\alpha$  Per y el cúmulo de las Pléyades.

En la intersección del catálogo de Hipparcos con el de Hauck y Mermillod (1998), interceptado con el criterio definido en este trabajo para estrellas  $AF$ , se obtuvo una muestra de 2495 estrellas y se comparó el resultado de la Magnitud Absoluta obtenida por la calibración con la obtenida por medio de la paralaje; se encontró un error menor a media magnitud en más del 50% de la muestra (1618 estrellas).



# Índice General

<b>1</b>	<b>CONCEPTOS ASTRONÓMICOS</b>	<b>1</b>
1.1	PARALAJE. . . . .	1
1.2	MAGNITUD APARENTE. . . . .	4
1.3	MAGNITUD ABSOLUTA. . . . .	5
1.4	EXTINCIÓN INTERESTELAR. . . . .	6
<b>2</b>	<b>TÉCNICAS OBSERVACIONALES</b>	<b>9</b>
2.1	ESPECTROS ESTELARES . . . . .	9
2.2	FOTOMETRIA . . . . .	12
2.2.1	Sistemas Fotométricos. . . . .	16
2.2.2	Los índices y los tipos espectrales . . . . .	18
2.3	El diagrama de Hertzsprung-Russell. . . . .	19
<b>3</b>	<b>CATÁLOGOS DE DATOS</b>	<b>23</b>
3.1	DATOS FOTOMÉTRICOS . . . . .	23
3.2	DATOS DEL SATÉLITE HIPPARCOS . . . . .	24
<b>4</b>	<b>ANÁLISIS</b>	<b>29</b>
4.1	EL MARCO DEL PROBLEMA . . . . .	29
4.2	SELECCIÓN DE LAS MUESTRAS DE ESTRELLAS. . . . .	31
4.3	EL DESENROJECIMIENTO. . . . .	34
4.3.1	Las correlaciones entre $H\beta$ y los índices de color. . . . .	49
4.3.2	Comparación del resultado obtenido con una muestra mayor. . . . .	51
4.3.3	Calibración de Magnitud Absoluta para las Híadas . . . . .	58
<b>5</b>	<b>RESULTADOS FINALES</b>	<b>67</b>
5.1	RESULTADOS OBTENIDOS CON LA CALIBRACIÓN PARA DESENROJECER . . . . .	67
5.2	RESULTADOS DE $M_V$ SOBRE EL CATÁLOGO <i>HHM</i> . . . . .	68
5.3	COMPARACIÓN CON LAS PLÉYADES . . . . .	75
5.4	COMPARACIÓN CON $\alpha$ PER. . . . .	75

**ÍNDICE GENERAL**

5.5 CONCLUSIÓN . . . . . 78

# Capítulo 1

## CONCEPTOS ASTRONÓMICOS

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

### 1.1 PARALAJE.

Un ejemplo sencillo de este principio lo podemos entender al mirar un letrero unos metros alejado de nosotros. Si se cubre el ojo derecho y se coloca un dedo enfrente cubriendo una letra de este letrero; ahora descubre el ojo derecho y cubra el izquierdo, sin mover la mano. Observe que el dedo apunta en otra dirección, sin haberlo movido, cubriendo a una letra diferente. Este movimicuto aparente se aplica también a las estrellas y está definido como la paralaje estelar.

El parámetro  $\pi$  o paralaje heliocéntrica, (Unsold, p159, 1977) se define como "el ángulo de desplazamiento de la posición aparente de una estrella cercana con referencia en sus estrellas de fondo más lejanas debida a la traslación de la Tierra y está descrito por: el radio de la circunferencia si la estrella medida se halla sobre el eje polar de la eclíptica, (ver Fig. 1.1), o por el desplazamiento en movimiento recto cuando la estrella está en el plano de la eclíptica, o por el eje mayor de la elipse descrita en los casos donde la estrella está en cualquier posición intermedia entre el eje polar y el plano de la eclíptica, Unsold (1977) .

Por medio de la paralaje podemos obtener la distancia a que se encuentra la estrella. Empleando la figura de Mihalas y Routly (1967), de un círculo para describir la órbita de la Tierra, simulemos que el Sol está al centro, la Tierra está en el punto E1 y trace una línea de la dirección de la estrella S al punto E1. Seis meses más tarde la Tierra está en el extremo opuesto, en el punto E2, trace una segunda línea de E2 a S, descrita en la Fig. 1.2. Las líneas E1S y E2S contienen un ángulo que corresponde al doble del ángulo correspondiente a la paralaje. Si  $r$  representa el radio de la órbita de la Tierra en unidades astronómicas y  $d$  la distancia del Sol a la estrella, tenemos que:

$$\tan(\pi) = \frac{r}{d}$$

con unidades en radianes. Al transformar un segundo de arco (*secarc*) en radianes tenemos que:

Una unidad de paralaje de 1[*secarc*] corresponde a una distancia de un 1[*parsec*], 206265 [unidades astronómicas], que equivale a 3.26 [años luz].

Y la relación de distancia entre el Sol y la estrella es descrita como:

$$\text{distancia}_{(\text{Sol-estrella})}[\textit{parsec}] = \frac{1}{\pi}[\textit{secarc}] \quad (1.1)$$

A mayor distancia entre el Sol y la estrella, la paralaje medida es menor. Por lo que, cuando la estrella es muy lejana, no se puede obtener su distancia por un método trigonométrico. Mihalas y Routly (1967) señalaron que no es confiable una distancia mayor a 20 *parsec* obtenida por medio de paralaje trigonométrica.

Las paralajes de las estrellas comenzaron a medirse en 1838, con la primera medición hecha por Bessel, al medir la paralaje de 61 Cygni. Actualmente los catálogos realizados con las sondas espaciales de Hipparcos y Tycho I contienen las paralajes de más de un millón de estrellas. Más adelante se dará una descripción detallada de los datos proporcionados por los catálogos correspondientes.

La paralaje estelar es calculada mediante observaciones repetidas apuntando el telescopio a un campo en particular de aproximadamente un grado que contiene las estrellas problema y las estrellas de fondo de referencia. La elipse descrita por las estrellas problema es medida con respecto a las estrellas de referencia, las cuales tienen, presumiblemente, un movimiento propio muy pequeño. Los resultados de la paralaje relativa son corregidos agregando el valor promedio de la paralaje de estrellas de fondo de referencia, obteniéndose la paralaje absoluta.

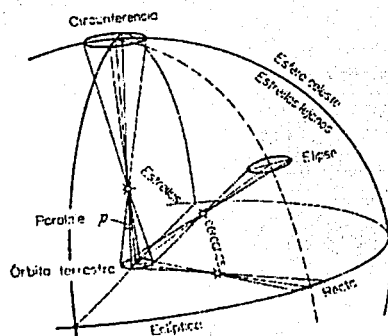


Figura 1.1: La figura (Unsold, 1977) nos muestra el desplazamiento que podemos observar sobre la esfera celeste al estudiar estrellas en diferentes direcciones.

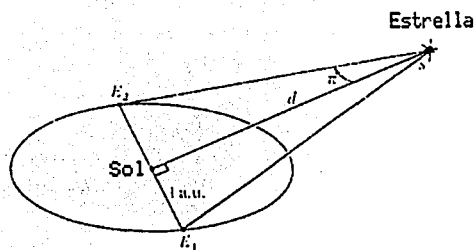


Figura 1.2: Las líneas E1S y E2S contienen un ángulo que corresponde al doble del ángulo correspondiente a la paralaje.

El tamaño de la corrección es generalmente, de 1 a 5 *mas* (1<sup>mas</sup> equivale a un error de una milésima por segundo de arco) con una incertidumbre menor al 10% es reportado junto con los resultados de la paralaje absoluta.

Otros métodos para medir la distancia son la paralaje dinámica, la paralaje por espectroscopia en el visual para estrellas binarias, la paralaje basada en la calibración de luminosidad y las paralajes estadísticas derivadas de los movimientos propios, que como no se utilizan en el presente trabajo no se describen.

## 1.2 MAGNITUD APARENTE.

Tomando la definición descrita por Mihalas y Routly (1967), la magnitud aparente es la distribución de energía de la estrella caracterizada por la energía lumínica  $F$ , o flujo, recibido por el observador por unidad de tiempo por unidad de área medida en *ergs* por centímetro cuadrado por segundo.

La energía observada de la estrella puede ser medida por medio del ojo, empleando placas fotográficas o por medio de dispositivos fotoeléctricos, como son los fotómetros o los CCD que cuentan el flujo fotoeléctrico. Conforme las estrellas se han ido midiendo se han ido catalogando. Los primeros catálogos fotométricos conocidos, son el de Hiparco (siglo IV A.C.) y el de Ptolomeo (siglo II D.C.). En estos catálogos se dividen a las estrellas visibles a simple vista en grupos de magnitudes entre 1 y 6, denominándose de primera magnitud a las 20 estrellas más brillantes y de sexta a las más débiles de entre las que pudieron ver (Mendoza, p.148, 1984).

Comenzando con la respuesta del ojo, la cual es logarítmica, tenemos que:

$$m_2 - m_1 = k \log_{10} \left[ \frac{F_1}{F_2} \right]$$

En 1856 Pogson definió la escala moderna de magnitudes. Si  $(F_1/F_2) = 100$  y  $m_2 - m_1 = 5$ , entonces la constante  $k = 2.5$  y substituyendo queda la *magnitud aparente*:

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log_{10} \left[ \frac{F_1}{F_2} \right] \quad (1.2)$$

y  $F_2$  es el Flujo estándar del punto cero de la escala.

De acuerdo al instrumento empleado, la magnitud es medida con diferente incertidumbre. Mihalas y Routly (1967) señalan un error de 0.5 para el ojo humano,

un error de 0.1 para la placa fotográfica y de 0.01 para las medidas fotométricas. Fotómetros actuales permiten medir colores con errores de 0.006 magnitudes.

A finales del siglo XIX comienzan a aparecer los primeros catálogos fotográficos del cielo, quedando publicadas las magnitudes medidas (magnitud visual y la magnitud fotográfica) de la estrella. Actualmente existen varios sistemas fotométricos que seleccionan diferentes regiones sobre el espectro electromagnético por medio de filtros y fotodetectores con los que se miden la magnitud de la estrella en varias regiones espectrales y de los que hablaré en el siguiente capítulo.

Las medidas de las magnitudes aparentes que obtenemos dependen del sistema instrumental empleado y de las condiciones de extinción atmosféricas, por lo que, para poder tener las medidas de las magnitudes estelares fuera de la atmósfera terrestre, se hacen las correcciones correspondientes por extinción atmosférica y por el sistema instrumental.

Una vez realizadas las correcciones mencionadas se definen las magnitudes en el sistema instrumental. Para comparar las magnitudes estelares medidas en observatorios diferentes de la Tierra se requieren hacer las correcciones a un sistema patrón o estándar, definido por un cierto grupo de estrellas patrón propias del sistema fotométrico empleado y con magnitudes y colores conocidos. Al momento de la observación de las estrellas de estudio se observan igualmente las estrellas estándares con el mismo instrumento. Esto nos permite conocer los valores de los estándares en el sistema instrumental y calcular la corrección al sistema estándar.

La diferencia de magnitudes obtenidas en diferentes intervalos de frecuencia definen los índices de color. Por ejemplo el índice de color ( $b-y$ ) se obtiene midiendo la diferencia de las magnitudes correspondientes a las magnitudes medidas con los filtros  $b$  y  $y$  respectivamente, (más adelante describo el sistema fotométrico).

## 1.3 MAGNITUD ABSOLUTA.

La energía que se mide de la estrella depende del brillo verdadero y de la distancia a la que se encuentra la estrella. Al colocar imaginariamente a todas las estrellas a la misma distancia se puede comparar su brillo intrínseco y su luminosidad, comparando sus características fotométricas.

Siguiendo la descripción dada por Mihalas y Routly(1967), si  $m$  es la magnitud que corresponde al brillo  $f$  medido a una estrella con una distancia  $d$  y  $M$  la magnitud del brillo  $F$  medido a una distancia  $D$ , entonces por la ley del cuadrado inverso  $F = (d/D)^2 f$ , y substituyendo en la ecuación (1.2), nos queda:

$$m - M = 2.5 \log_{10} \left[ \frac{F}{f} \right] = 2.5 \log_{10} \left[ \frac{d}{D} \right]^2 = 5 \log_{10} \left[ \frac{d}{D} \right].$$

Se define la *Magnitud Absoluta*, como "la magnitud que tendría la estrella a una distancia de 10 parsec" por lo que, substituyendo  $D = 10 \text{ parsec}$  en la ecuación (1.2), y la relación entre la magnitud aparente  $m$  y la Magnitud Absoluta  $M$  es:

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

y empleando el concepto de paralaje, siendo la distancia  $d = 1/\pi$ , tenemos que:

$$M_V = V + 5 + 5 \log_{10}(\pi), \quad (1.3)$$

con  $\pi$  en *segarc*.

A la diferencia entre la Magnitud Absoluta y la magnitud aparente ( $m - M$ ) se le conoce como *módulo de distancia*. En esta forma podemos trasladar numéricamente a todas las estrellas a una esfera con radio de 10 parsec y teniéndolas a una misma distancia comparar sus características intrínsecas.

Un efecto adicional de la luz estelar que nos llega debe ser corregido ya que, entre nosotros y las estrellas, existen capas de polvo y gas que absorben y dispersan la luz emitida por las estrellas; este fenómeno se conoce como *extinción interestelar*.

## 1.4 EXTINCIÓN INTERESTELAR.

La luz de una estrella medida desde la Tierra, atraviesa regiones interestelares de gas y partículas de polvo con radios menores a  $10^{-5}$  cm, de hielo, granos de grafito y posiblemente metales, siendo absorbida y dispersada por éstos. A este proceso se le conoce como *extinción interestelar* y  $A_\lambda$  es el valor total de absorción en función de la longitud de onda.  $A_\lambda$  se mide en magnitudes (Mihalas y Routly, 1967). La absorción interestelar es función de la longitud de onda, lo cual muestra Divan (1954) en la comparación de dos estrellas (69Cyg con HD205196), localizadas a diferentes distancias y afectadas por diferente medio interestelar. Ambas estrellas están clasificadas como estrellas tipo espectral *BO* luminosidad *Ib* y podemos observar la diferencia de flujo en la Fig. 1.3 se comparan los espectros de las dos estrellas. La estrellas HD205196 tiene menor flujo en el azul y mayor flujo en el rojo con respecto a la



estrella 69Cyg; este efecto se conoce como una atenuación por extinción y enrojecimiento de la luz. La diferencia de flujos no puede ser explicado a partir de la física de la atmósfera de la estrella y se considera que puede deberse al enrojecimiento ocasionado por la absorción de la luz interestelar sobre dicha estrella.

De acuerdo a los espectros obtenidos por Divan (1954) de dos estrellas (69Cyg y HD205196) con el mismo tipo espectral y clase de luminosidad ( $B0I_b$ ) el polvo absorbe más luz en la región del azul que en la región del rojo y los granos de polvo emiten en el infrarrojo calentados por la luz de las estrellas, extenderemos un poco más la información en la sección 4.3.

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:

$$E_{(color)} = (color\ observado) - (color\ intrínseco) \quad (1.4)$$

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:

$$R = \frac{A_V}{E_{(B-V)}} \quad (1.5)$$

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 dá un parámetro de evolución que le permite correlacionar  $H\beta$  con los índices de color  $(b - y)$  calculando el valor de  $A_V$  (que depende del enrojecimiento). En el caso de la fotometría de Strömgren, Crawford (1975) define  $A_V = 4.3E(b - y)$ , donde  $E(b - y)$  es el exceso de enrojecimiento del color intrínseco  $(b - y)_0$ .

Considerando estos factores tenemos que la Magnitud Absoluta en función de la paralaje y considerando la corrección por enrojecimiento está dada por la relación:

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi + A_V \quad (1.6)$$

donde:

$M_V$  representa la Magnitud Absoluta de una estrella medida en el sistema fotométrico de Johnson en la banda  $V$ .

$V$  magnitud medida con el filtro  $V$  de Johnson

$A_V$  es la absorción visual total

$\pi$  es la paralaje estelar

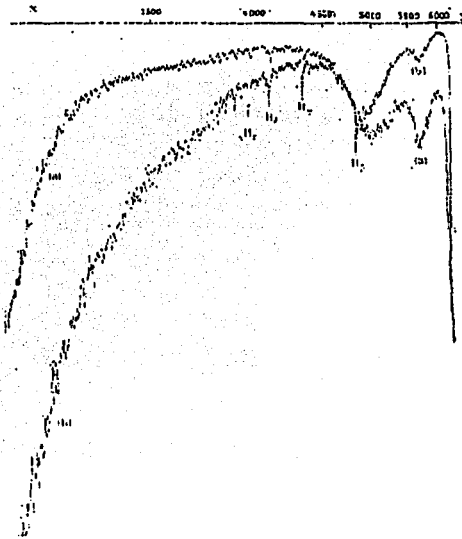


Figura 1.3: La figura nos muestra el espectro de la estrella HD205196 y el espectro de 69Cyg, ambas estrellas son de tipo  $B0I$  y fueron observadas por Divan(1954).

## Capítulo 2

# TÉCNICAS OBSERVACIONALES

En Astronomía se miden y se estudian las características de la luz que nos llega de los objetos estelares clasificándolos por su similitud en sus parámetros fundamentales. Una de de las características propias es el *flujo monocromático de luz*  $F_{\lambda}$ , definido como la energía que incide de la estrella por unidad de tiempo, por unidad de área, por unidad de intervalo de frecuencia. El flujo de luz está descrito en función de la longitud de onda por el espectro electromagnético y hay varios caminos para medir la luz, entre ellos están las técnicas de la Espectroscopia y de la Fotometría.

Por medio del estudio de la luz, que se observa en un objeto estelar, se puede conocer su distancia, peculiaridades químicas, gravedad superficial, temperatura efectiva, y composición química entre otras.

La atmósfera de nuestro planeta limita las zonas o ventanas del espectro en el que podemos observar la luz estelar desde la superficie terrestre marcando principalmente dos ventanas, la zona del visible y la zona de radio. Con la ayuda de satélites en la década de los noventa se empieza a cubrir la esfera celeste en casi todas las regiones espectrales.

### 2.1 ESPECTROS ESTELARES

Cuando estudiamos desde la Tierra la luz de una estrella a simple vista podemos ver que hay de diferentes colores azules, amarillos o rojas, cuando la luz de la estrella pasa a través de un espectrógrafo o de una rendija y un prisma, observamos que la luz se descompone formando el espectro de luz estelar correspondiente a la región del visible, y está formado por una serie de líneas de absorción características de la atmósfera de la estrella o de líneas de emisión, por ejemplo en el caso de una nebulosa

planetaria, que revelan la presencia de átomos en las diferentes capas superficiales de la estrella (en el caso de la absorción) o la componente de la nube de gas que la rodea (en el caso de la emisión). Al comparar las líneas observadas en el espectro estelar entre estrellas diferentes, se pueden ver diferencias entre ambos espectros en el ancho de la línea, en la intensidad de la línea y en su posición de acuerdo a el elemento químico que forma la línea dependiendo del tipo espectral de cada estrella.

Esto deja un esquema de clasificación de las estrellas conocido como los tipos espectrales con los cuales quedan clasificadas de acuerdo a su temperatura y su luminosidad.

Las estrellas se clasifican de acuerdo a los tipos espectrales, siendo las estrellas *O* las más calientes y *M* las más frías.

Corresponden por su color a estrellas azules las de tipo *O*, las azul-blanco al tipo *B*, las blancas al tipo *A*, las amarillas-blanco al *F*, las amarillas al *G*, amarillo-naranja para las *K*, y las rojas al tipo *M*. Los criterios de clasificación que definen la secuencia de tipos espectrales fue realizada en el Harvard College Observatory por la Srita. Annie Cannon, ordenando los espectros en razón de las intensidades de las líneas de Hidrógeno de la serie de Balmer y sus resultados quedaron descritos en el primero de los nueve volúmenes del Catálogo Henry Draper (1885).

Tabla 2.1: Tipos Espectrales

Tipo	Temperatura °K	característica espectral
<i>O</i>	30000-60000	Líneas de H; HeI; HeII visible
<i>B</i>	10000-30000	Líneas de H; HeI; HeII ausente
<i>A</i>	7500 -10000	Líneas de H; CaII (HeI, He II ausentes)
<i>F</i>	6000 - 7500	Líneas de H; aparecen líneas metálicas
<i>G</i>	5000 - 6000	Líneas de H; líneas <i>H</i> y <i>K</i> de CaII
<i>K</i>	3500 - 5000	Líneas metálicas neutras
<i>M</i>	< 3500	Bandas moleculares

La frase mnemotécnica, creada por los estudiantes de Harvard, empleada para recordar los tipos espectrales y enseñada por generaciones es: "Oh Be A Fine Girl, Kiss Me".

Tabla 2.2: Indicadores de características

---



---

c	para indicar que tiene líneas definidas muy nítidas.
e	presenta líneas de emisión
f	presenta líneas de NIII y HeII en emisión
m	para indicar magnética.
n	para indicar nebulosa.
nn	líneas anchas de absorción.
p	peculiar.
s	indica espectro difuso, líneas de absorción angostas.
sh	estrella con envolvente.
v. var	para indicar variabilidad en la curva de luz.
wl	débil.
:	incierto.

---

Una subdivisión más fina, fue dada por Plaskett en 1922, al subdividir las estrellas agregando un número decimal, por ejemplo: O en tipos O5 a O9. Lo cual se extiende a todos los tipos espectrales empleando una subdivisión de un dígito entre 0 y 9; que permite identificar por temperatura a las estrellas más frías o más calientes, por ejemplo, una estrella A9 es más fría que una estrella A0. Características adicionales de la estrella se agregan mediante prefijos, (Unsold, p 164, 1977), los cuales están descritos en la Tabla 2.2.

Posteriormente Morgan, Keenan y Kellman (1943) ordenaron en forma decreciente de temperatura las placas de baja dispersión de la mayoría de las estrellas de la vecindad solar y desarrollaron la clasificación MK bidimensional de uso generalizado en la actualidad. Posteriormente Keenan (1963) fue agregando para cada uno de los tipos espectrales la clase de luminosidad estelar (descritas en la sección 2.3), definida por medio de números romanos de I a V y las letras *a*, *b*, o *ab*. Estableciendo los criterios en razón del ancho de las líneas y su relación con la luminosidad de la estrella.

Las características de los tipos espectrales se describen en la *Tabla 2.1* señalando para cada tipo espectral las líneas que predominan y los correspondientes intervalos de temperatura. La letra minúscula agregada al tipo espectral informa parte de la característica de la estrella y están descritas en la *Tabla 2.2*

Mihalas y Routly (1967) mencionan que las estrellas O y B se conocen como de tipo temprano y las estrellas tipo K y M se conocen como de tipo tardío. Lindroos (1980) también define a las estrellas como tempranas, intermedias y tardías

separándolas por sus valores fotométricos. Un análisis de esta clasificación se ve en el capítulo 4.

Estos términos no están relacionados con la evolución y son una definición arbitraria.

La clasificación espectral de las estrellas es un camino para relacionar las características espectrales de las estrellas con la temperatura y con la Luminosidad de las estrellas determinada por la ley de desplazamiento de Wien. Esto es posible ya que determinadas líneas de absorción relacionadas con los niveles de energía atómicos sólo pueden ser observadas en ciertos intervalos de temperatura. En el caso de las estrellas con tipos O, B y A, las líneas de Hidrógeno correspondientes a la serie de Balmer muestran un espacio de separación muy definido entre las primeras líneas de la serie de Balmer, disminuyendo el espacio de separación conforme se acercan al límite de la serie de Balmer donde se observa como una línea continua. Hacia el límite de la serie de Balmer aparece una caída abrupta en el nivel del continuo denominada *discontinuidad de Balmer*.

## 2.2 FOTOMETRIA

La fotometría es la técnica que nos permite asignar una magnitud a una estrella por medio de la cuenta de los fotones que nos llegan de ella. Las ventajas de la fotometría son el poder reproducir una medida fácilmente, la facilidad para definir índices de color y establecer su relación con la espectroscopia y la rapidez con que se pueden medir muchos objetos. El proceso de reducción comienza en la selección de las estrellas que se van a observar y en el método de observación. El flujo que medimos por medios fotométricos desde la Tierra está afectado por el cielo de fondo de la estrella, la capacidad del detector en la cuenta de fotones, la absorción atmosférica debido al efecto de extinción, la absorción interestelar que la enrojece, las características del telescopio, el fotómetro y los filtros empleados.

Por éstas circunstancias, una vez seleccionado el instrumento se requiere seguir una técnica de observación que permita, primero, conocer las características del instrumento. Una de las primeras características que se debe conocer del instrumento es su eficiencia en la medida de los fotones.

El tiempo muerto del instrumento es el tiempo que dejan de contarse los fotones que llegan al instrumento, debido a la capacidad que tiene el detector para recibir la información y contarla y a el número de fotones que están llegando del objeto estelar.

Schuster y Nissen (1988) sugieren primero medir estrellas brillantes y medir un grupo de dos o tres estrellas débiles empleando un filtro neutro y midiendo las

mismas estrellas sin filtro neutro; estas medidas permiten conocer las características de los filtros y calcular la corrección por tiempo muerto.

Las estrellas débiles casi no están afectadas por la corrección de tiempo muerto en comparación con las estrellas brillantes que será notorio este efecto. Para calibrar los foto-tubos empleados y conocer la corrección por tiempo muerto, Schuster et al (1988) proponen primero calibrar bien 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. Conocido el factor del 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 muerto para cada uno de los filtros.

La ecuación con que se realiza la corrección de tiempo muerto está descrita como:

$$N = \frac{n}{(1 - n t_m)} \quad (2.1)$$

donde:

$N$  es la cuenta de flujo monocromático de luz real.

$n$  es la cuenta de flujo de luz observado.

$t_m$  es la corrección de tiempo muerto calculada.

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

El flujo medido de estrella y de cielo se calculan 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 de estrella las cuentas de cielo reportándose al valor promedio del tiempo sidereal de observación.

Para cuantificar la exactitud de la medida obtenida se calcula la razón **Señal a Ruido** o **S/N** que nos permite calcular la señal sobre la luz del ruido de fondo, descrita como:

$$\frac{S}{N} = \frac{\text{Total de cuentas recibidas}}{\sqrt{\text{Total de cuentas recibidas}}} \quad (2.2)$$

Conocidas las características del detector y realizadas 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 a la que se mide, la masa de aire, las características de la noche y las características del equipo empleado.

Los coeficientes de extinción están definidos por la pendiente de la curva descrita en el diagrama de masas de aire versus magnitud. La atmósfera que se mide en el cenit es de una masa de aire, para una estrella que tiene una posición con declinación igual a la latitud del lugar de observación, en un intervalo de tiempo de cuatro hora una estrella con éstas características alcanza a cubrir un intervalo de dos masa de aire aproximadamente.

Para medir la extinción en la atmósfera, es necesario observar al menos tres estrellas con declinación esteojar 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, y además cerca del cenit, lo que nos permite medir a la estrella a diferentes masas de aire y cubrir una zona amplia de la atmósfera.

Para poder calcular los coeficientes de extinción se requiere como mínimo un intervalo de dos masas de aire. Se mide a ambos lados del cenit ya que la atmósfera puede no ser simétrica. Las medidas de éstas estrellas nos permiten también calcular cualquier variación instrumental durante la noche y variaciones de noche a noche. Las observaciones realizadas para la corrección por extinción y correcciones de noche permiten obtener un coeficiente de extinción para cada filtro, o índice de color. Una vez realizada esta corrección podemos hacer las correcciones por la desviación como función del tiempo o correcciones de noche.

Un uso común es seleccionar estrellas estándares con declinación similar a la latitud del observatorio las cuales son observadas siguiendo la metodología descrita arriba para las estrellas de extinción. Y se emplea este grupo de estrellas para las correcciones por extinción y las correcciones de noche, sirviendo adicionalmente para las correcciones al sistema estándar.

Gronbech y colaboradores (1976) definen el sistema instrumental una vez que está realizada la corrección por tiempo muerto, la resta de cielo de fondo, la corrección por extinción, la corrección de noche y la corrección por la asimetría de la atmósfera.

La masa de aire definida por Young (1974) a la que se observa un objeto estelar está descrita como:

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



y

$$\sec(Z) = \text{sen}(\phi)\text{sen}(\delta) + \cos(\phi)\cos(\delta)\cos(h) \quad (2.4)$$

donde:

 $\phi$  es la latitud del observatorio $\delta$  es la Declinación del objeto (posición) $h$  es el ángulo horario

Por lo que para obtener la magnitud fuera de la atmósfera correspondiente se realizan las siguientes correcciones:

$$m_\lambda = L(n) - 2.5 \log_{10}(N_o) - k_\lambda x + M(n, t), \quad (2.5)$$

donde:

 $m_\lambda$  es la magnitud de la estrella fuera de la atmósfera observada con un filtro  $\lambda$ , $x$  es la masa de aire estelar al momento de la observación, $N_o$  es el flujo de luz estelar corregido por tiempo muerto,

restada la cuenta de observación de cielo de fondo

y calculado a un segundo de observación,

 $L(n)$  es el término de la corrección de noche calculado en magnitudes, $k_\lambda$  es el coeficiente de extinción calculada en dicha longitud de onda, $M(n, t)$  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, etc, son diferentes entre observatorios, por lo que para poder comparar los resultados obtenidos en diferentes lugares y que no estén afectados por las características del lugar se define un grupo de estrellas patrón con medidas estelares conocidas que se emplean para encontrar las ecuaciones de transformación los datos obtenidos. Razón por la que adicionalmente a las observaciones de las estrellas programa y las estrellas de extinción, se miden las estrellas estándares con las cuales se realizarán las transformaciones mencionadas.

Para tener una adecuada transformación al sistema estándar, se tiene cuidado en la selección de las estrellas estándares que se van a observar, de acuerdo al sistema

fotométrico en el que se va a trabajar, teniendo cuidado de que ninguna de las estrellas seleccionadas como estándares estén reportadas como estrellas variables de corto periodo, y cuidando de cubrir las estrellas programa considerando un intervalo adecuado para calcular la transformación al sistema estándar o patrón seleccionado; para lo cual se revisa el rango de sus colores fotométricos extendiendo los límites de la transformación a cubrir dentro del intervalo de cada índice de color a las estrellas del programa de estudio. Con ello se garantiza que todas las estrellas programa estén dentro de los límites de la transformación. Las características de las estrellas programa pueden inducirse en función del tipo espectral que permite tener una idea aproximada de cuales son los colores fotométricos de cada una de las estrellas a estudiarse.

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. Y posteriormente con dichas ecuaciones trasladar todos los datos obtenidos al sistema estándar, este proceso se conoce como REDUCCIÓN DE LOS DATOS. El diagrama correspondiente se puede ver en Arellano & Parrao (1989), y en Parrao, Schuster, Arellano (1988).

Una explicación detallada del método de observación está dada por Schuster & Nissen (1988). La selección de los filtros y foto tubos a emplearse nos definen el sistema fotométrico.

### 2.2.1 Sistemas Fotométricos.

Cada sistema fotométrico está compuesto por una selección de filtros y foto tubos en diferentes regiones del espectro electromagnético. Los primeros se desarrollan con un filtro en el visible y otro más en la región fotográfica con el propósito de unir la información que ya se tienen en los catálogos con la información adquirida por medio de un foto multiplicador.

Un sistema fotométrico se define por los filtros que emplea y que definen las regiones espectrales a considerar, y por un sistema de estrellas patrón o estrellas estándares que sirven de sistema de referencia para comparar las medidas estelares desde dos lugares diferentes de la Tierra, con diferentes instrumentos y diferentes características atmosféricas.

Los sistemas fotométricos definidos por el uso de foto multiplicadores empiezan empleando filtros sobre la región del visible y la región fotográfica con el propósito de continuar con los catálogos ya existentes. Entre ellos está el sistema  $(P, V)_E$  de Eggen(1955)<sup>1</sup> y la relación correspondiente con los catálogos fotográficos. Posteriormente están los de Cape del año de 1953 y el más conocido sistema *UBV*

<sup>1</sup>Eggen, O.J.; (1955), A. J. 60, 65

diseñado por Johnson y Morgan (1953) que emplea foto multiplicadores sensibles al azul. Este último se extiende a *UBVRI* y luego a la fotometría de trece colores antecediendolos el sistema *RI* de Kron y Smith (1951)<sup>2</sup> con filtros  $\lambda$  6800Å(*R*) y  $\lambda$  8250Å(*I*).

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 propusieran otros sistemas fotométricos, como el Geneva y el de Strömngren. El Sistema *uvby* de Strömngren (1963) selecciona regiones del espectro en donde se mide el flujo estelar fuera de la zona de líneas estelares en absorción.

Strömngren (1966) sugirió la clasificación de los sistemas fotométricos separandolos por el ancho de los filtros. Actualmente se conocen los sistemas de banda ancha, que son los sistemas fotométricos con filtros con anchura  $\Delta\lambda > 1000 \text{ \AA}$ , como el sistema *UBV* desarrollado por Johnson y Morgan (1953); los sistemas fotométricos de banda intermedia con anchos de filtro entre  $100\text{\AA} < \Delta\lambda < 1000\text{\AA}$ , como el sistema *uvby* de Strömngren (1963) y los sistemas fotométricos de banda angosta con anchura menor a  $100\text{\AA}$ , como el de Crawford y Mander (1966) centrado sobre las líneas de Hidrógeno (índice *H $\beta$* ).

Para el desarrollo del presente trabajo se emplean las medidas observadas de estrellas en *H $\beta$*  y las medidas en el sistema *uvby* de Strömngren, con la transformación correspondiente en *V*, los colores ( *u - v* ), ( *v - b* ), ( *b - y* ) y las diferencias de color ( *m<sub>1</sub>* y *c<sub>1</sub>* ).

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  $150\text{\AA}$  y el filtro angosto de  $30\text{\AA}$ , con el pico de trasmisión de ambos filtros centrado a  $\lambda \sim 4861\text{\AA}$ . Como consecuencia de esto en la medida fotométrica no existe dependencia de 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 Strömngren (1966) y la Tabla 2.3 muestra la longitud de onda del pico de trasmisión y el ancho de cada filtro.

Los cuatro filtros se encuentran localizados dentro de la región de ventana del visible de la atmósfera. El filtro *u* está localizado después de la discontinuidad de Balmer, el filtro *v* cercano antes de la discontinuidad de Balmer. Los filtros *b*, *y* se encuentran en una región de pocas líneas, descritos en la Tabla 2.3

<sup>2</sup>Kron G.E., Smith J. L.; (1951), Ap. J. 113, 324.

Tabla 2.3: Filtros de la fotometría de Strömgen

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

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).

$m_1 = (v - b) - (b - y)$ ; es la diferencia de dos colores, diseñado para medir los cambios en las líneas sobre la región de  $\lambda \sim 4100\text{Å}$ .

$c_1 = (u - v) - (v - b)$ ; es la diferencia de dos colores diseñada para medir el ancho de la discontinuidad de Balmer cercana a  $\lambda \sim 3500\text{Å}$ .

### 2.2.2 Los índices y los tipos espectrales

Golay (1974) resume la relación de los tipos 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** y **A** y es un indicador de temperatura para estrellas con tipos espectrales **A**, **F**, **G**.

$m_1$  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 tipos **O**, **B** y **A** y de luminosidad para estrellas con tipos espectrales **A** y **F**.

$c_1$  es la diferencia de dos colores que evoluciona históricamente. Comenzó su uso

con el sistema de Stebbins en 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 Stömngren 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 el límite de la discontinuidad de Balmer ( $\lambda 3646 \text{ \AA}$ ).

## 2.3 El diagrama de Hertzsprung-Russell.

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 dos astrónomos es lo que conocemos como diagrama *HR*, en memoria de Hertzsprung-Russell. El diagrama *HR* muestra la relación entre la Luminosidad y la Temperatura de las estrellas. En el diagrama *HR* podemos encontrar estrellas con igual temperatura pero diferente clase de luminosidad, efecto que puede provenir 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 grupo 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 estrellas 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.

Las clases de luminosidad se subdividen adicionalmente con los sufijos *a*, *b* y *ab*. Los siguientes diagramas tienen  $H\beta$  en la ordenada y el color o índice en la abscisa, e incluyen una muestra con estrellas de diferentes tipos espectrales. Las mismas nos muestran las características en color, con respecto al tipo espectral. La Fig. 2.1 muestra el diagrama  $HR$ , enmarcando con una línea las distintas posiciones de las clases de luminosidad.

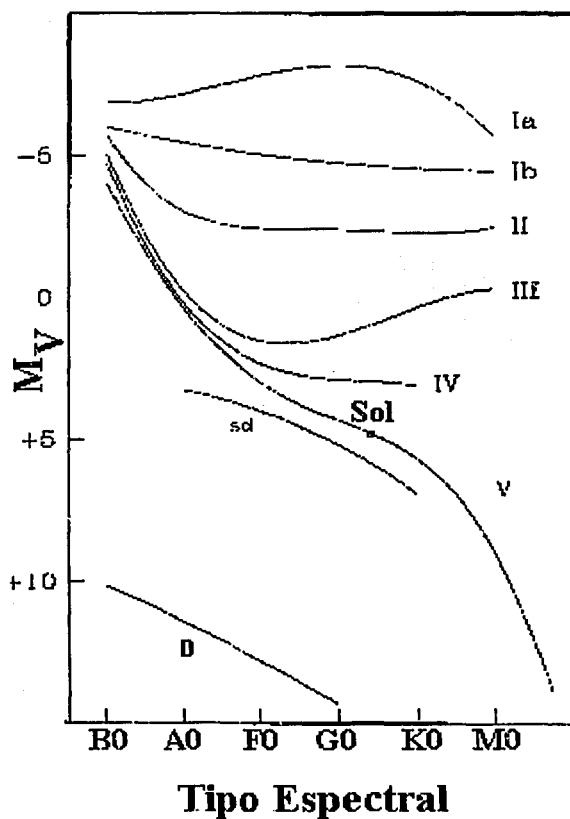


Figura 2.1: La figura muestra el diagrama *HR* indicando por medio de líneas las clases de luminosidad.





## Capítulo 3

# CATÁLOGOS DE DATOS

### 3.1 DATOS FOTOMÉTRICOS

En la época moderna cada uno de los catálogos estelares que se va publicando es digitalizado y almacenado en una base de datos permitiendo su análisis mediante las computadoras y con acceso a toda la comunidad Astronómica. Está información es reunida en la base de datos del Centro Astronómico de Estrasburgo (CDS). En ella podemos encontrar muchos de los catálogos fotométricos publicados.

De esta base de datos se copió el catálogo de Hauck y Mermillod (1998). Este catálogo es la segunda versión de datos de fotometría Strömgren recopilados por dichos autores, reuniendo los datos de 1970 a 1998. Contiene más de 63000 registros, cada uno de ellos con la información de una estrella perteneciente a la Galaxia o a la Nube de Magallanes; identificando cada estrella por el número correspondiente del catálogo del Henry Draper (HD), con la posición, la magnitud Visual, el valor promedio de los índices de color ( $b-y$ ) y  $H\beta$ , las diferencias de color  $m_1$  y  $c_1$  y con los errores correspondientes que conciernen a cada una de las medidas de cada estrella. Este catálogo reúne datos de diferentes observadores, con diferentes telescopios, por lo que los autores obtienen un valor promedio para cada índice de color en el sistema de Strömgren de cada estrella, calculándose el valor promedio como:

$$\bar{x} = \frac{\sum_i w_p X_i n_i^{2/3}}{\sum n_i^{2/3}}$$

$X_i$  representa a  $V$ ,  $(b-y)$ ,  $m_1$ ,  $c_1$  y  $H\beta$

$n_i$  es el número de medidas correspondientes

$w_p$  es el peso asignado a la publicación y tiene un valor entre 0 y 4

La sigma calculada para cada medida la asignan considerando un error de:

$$\epsilon_V = 0.005,$$

$$\epsilon_{(b-y)} = 0.003,$$

$$\epsilon_{m_z} = 0.004,$$

$$\epsilon_{c_1} = 0.005$$

$$\epsilon_{h_\beta} = 0.005;$$

y definiendo

$$E_i = X_i - \bar{x}; \quad p_i = \frac{\alpha \sqrt{2\epsilon_i n_i^{2/3}}}{\sqrt{E_i^2 + \epsilon_i^2}} \sim 1.0, \quad \text{con } \alpha = \frac{N}{\sum_i n_i^{2/3}},$$

donde N es el número de medidas acumuladas y el error considerado para cada índice de color está dado por:

$$\sigma_x = \sqrt{\frac{\sum_i (X_i - \bar{x})^2 p_i}{\sum_i p_i}}$$

### 3.2 DATOS DEL SATÉLITE HIPPARCOS

Los catálogos son una base importante de información y la forma en que podemos acceder a ellos ha tenido cambios en el tiempo. En el caso del estudio de paralajes tenemos una recopilación histórica de Vasilvskis (1966) en la que menciona que a principios del siglo XX Kapteyn publica el primer catálogo de paralajes reuniendo la información de 58 estrellas observadas y las paralajes medidas entre los años de 1728 a 1901. Conforme las técnicas han ido mejorando, la cantidad de información que adquirimos es mayor.

En 1914 Schlesinger desarrolló una técnica que le permitió obtener paralajes con errores de 0.01 segundos de arco, iniciando un programa de medición de paralajes de 1920 a 1960 por los más grandes observatorios, comenzando en Alleghency en donde midieron la paralaje de 1800 estrellas, uniéndose al programa de Schlesinger los investigadores Slocum y Mitchell, trabajando estos últimos desde los observatorios de Yale, Cape, Greenwich y McCormick, midiendo las distancia de miles de estrellas, realizándose este trabajo principalmente sobre estrellas más brillantes de  $5^m.5$  de magnitud visual complementado con los movimientos propios de estrellas con magnitudes más débiles. Reuniéndose toda esta información en el catálogo General

Tabla 3.1: Errores estimados en la paralaje y el correspondiente error para Magnitud Visual Absoluta

Paralaje	probable error de paralaje	probable error de $M_V$
0.100	$\pm 0.005$	$\pm 0.11$
	$\pm 0.002$	$\pm 0.04$
	$\pm 0.001$	$\pm 0.02$
0.050	$\pm 0.005$	$\pm 0.22$
	$\pm 0.002$	$\pm 0.09$
	$\pm 0.001$	$\pm 0.04$
0.020	$\pm 0.005$	$\pm 0.5$
	$\pm 0.002$	$\pm 0.2$
	$\pm 0.001$	$\pm 0.1$

publicado por L. Jenkins en 1952. Este catálogo muestra errores debido principalmente a anomalías por refracción en la atmósfera, ocasionadas por la diferencia de densidad de las capas de atmósfera de la superficie.

El observatorio de Lick comenzó su programa de medición de placas astronómicas con Wright en 1950 con un equipo diseñado especialmente para medir placas astronómicas, realizándose la primera parte de 1947 a 1954 y continuando posteriormente en 1962 con Vasilevskis.

Vasilevskis implementa una sofisticada técnica para medir las placas y reducir los datos en forma computarizada empleando el equipo Lick-Gaertner automatizado y diseñado para medir los movimientos estelares empleando como referencia las galaxias y un catálogo inicial como punto de partida de donde se seleccionan los objetos subsecuentes a medir.

Este instrumento tomaba dos placas de modo sucesivo en campos de 17 x 17 pulgadas y los catalogaba simultáneamente, por medio de proyección sobre una región estelar. Para los años de 1970 fue posible medir con esta técnica estrellas más débiles en magnitud visual, con errores de pocos minutos, en regiones de segundos de arco. En los años de 1980 se reemplazaron las placas fotográficas por detectores CCD y un fotómetro multi-canal astrométrico, lo que permitió reducir el error a un nivel de  $1^{mas}$ .

Para los años de 1990 la Astrometría dio un salto al colocar en el espacio el satélite Hipparcos (el 8/VIII/1989), que mapéa el cielo por tres años, con instrumentos con los que se miden paralajes y movimientos propios de 118000 estrellas. El satélite Hipparcos trabaja con una entrada predeterminada y catalogada. El programa del Hipparcos consta de dos partes: la primera compuesta de 52000 estrellas con un brillo entre  $7^m.0$  y  $9^m.0$  en magnitud visual seleccionadas por su posición en latitud galáctica y, la segunda parte, con un programa de 66000 estrellas con magnitudes visuales hasta  $12^m.4$  seleccionadas por su interés astrofísico o astronómico. El catálogo Hipparcos fue construido para la misión astronómica dentro del programa de la Agencia Espacial Europea (ESA).

Adicionalmente, el satélite experimental Tycho mapéa las paralajes con una precisión de  $7^{mas}$  para estrellas con magnitud visual menor a  $9^m.5$  y con un error de  $25^{mas}$  para estrellas con magnitud visual menor a  $11^m.5$  completándose la medición de más de un millón de estrellas.

La siguiente etapa denominada Tycho II revisa la información de *Tycho I* para obtenerla con un error menor. El Tycho II es un catálogo que proporcionará la posición y los movimientos propios de los mapas obtenidos durante la misión del Hipparcos. Los datos del Tycho II cuentan con una precisión similar a la del Hipparcos.

El error en la paralaje es importante pues nos indica cuanta precisión podemos obtener al calcular la Magnitud Visual Absoluta.

Tenemos que al considerar a:

$$M_V = V + 5 + 5 \log_{10}(\pi)$$

Entonces el error será:

$$dM_V \simeq 2.2 \frac{d\pi}{\pi}$$

Las paralajes con valores similares a su error sólo pueden ser empleadas con propósitos estadísticos. Conforme la paralaje medida es más pequeña el error es más grande. Un análisis de Van de Kamp se muestra en la Tabla 3.1 con esta información:

En el caso del satélite Hipparcos se tomaron en forma simultánea dos imágenes con campos de  $0.9^\circ \times 0.9^\circ$  separados por  $58^\circ$  sobre el cielo; esto permite que el traslape de las estrellas de referencia tenga una corrección menor a  $0.1^{mas}$ . Entre la información que nos es útil del catálogo de Hipparcos están las identificaciones de la estrella en diferentes catálogos con los números *HD*, *BD*, *SAO*; las dos magnitudes; la paralaje y los movimientos propios con sus respectivos errores y los tipos espectrales.

### 3.2. DATOS DEL SATÉLITE HIPPARCOS

29

El satélite Hipparcos fue llevado al espacio por el Ariane4 en el vuelo 33 el 8 de agosto de 1989 y los catálogos del Hipparcos y los Tycho (1997), son accesibles a todo aquel que los quiera solicitar a la base de datos del Centro Astronómico de Estrasburgo (CDS), la cual está conectada en red.



# Capítulo 4

## ANÁLISIS

### OBJETIVO.

El propósito de este trabajo es encontrar una nueva calibración entre la Magnitud Visual Absoluta y los índices de color del sistema de Strömgen y definidos por Crawford, para estrellas con tipos espectrales A y F de luminosidad V siguiendo los lineamientos dados por Crawford(1975).

### 4.1 EL MARCO DEL PROBLEMA

Existen varias calibraciones de la Magnitud Visual Absoluta empleando como correlación a los índices de color de los diferentes sistemas fotométricos, de acuerdo al tipo espectral de las estrellas o a un intervalo del índice de color. En particular, de los índices de color del sistema de Strömgen, entre las calibraciones más conocidas están: a) La de Strömgen(1966) que obtiene una correlación entre el índice de color  $H\beta$  versus Magnitud Absoluta empleando estrellas estándares.

b) Las de Crawford (1979,1978,1975) empleando las estrellas de varios cúmulos cercanos, con distancia bien determinada y separando a las estrellas una calibración para estrellas **B**, otra para estrellas **A** y otra más para estrellas **F**, respectivamente.

c) La de Schuster y Nissen (1989) para estrellas **F** y **G** de alta velocidad y baja metalicidad.

d) Para estrellas **F** y **G** Supergigantes están las de Arellano y Parrao (1990), la de Gray (1992) y las Jordi et al (1997).

La gran variedad de calibraciones señaladas es con el solo propósito de mostrar la dificultad del problema que puede y debe mejorarse con las nuevas técnicas así como las distintas metodologías empleadas y la información con la que a esta época contamos.

En este trabajo dividimos en cuatro secciones la metodología a seguir:

Primero: Partiendo de la ecuación (1.3) tenemos que para poder obtener la Magnitud Visual Absoluta se requiere conocer con la mayor exactitud posible las distancias de un grupo de estrellas, sin enrojecimiento y su magnitud visual  $V$ .

Para realizar esto se empleó una pequeña muestra de estrellas, entre las más cercanas y con paralajes muy conocidas, en las que se asume el mínimo de enrojecimiento o sin enrojecimiento y de las cuales se conoce su Magnitud Visual Absoluta empleando la ecuación (1.3), escogiéndose a las estrellas pertenecientes al cúmulo de las Híadas. Con la muestra de estrellas arriba mencionada se determino las correlaciones correspondientes que nos permiten conocer los valores intrínsecos (o sea sin enrojecimiento) de los índices de color. Estas ecuaciones nos ayudarán a conocer los valores de enrojecimiento de las estrellas más lejanas y realizar la corrección por enrojecimiento requerida en la ecuación (1.6).

Para verificar que el resultado no depende de la muestra seleccionada se separan las estrellas catalogadas en el Hipparcos con errores de paralaje menores a un 10%, pertenecientes también al catálogo de Henry Draper ( $HD$ ) y con la información correspondiente del catálogo de Hauck y Mermillod (1998) de fotometría  $uvby - H\beta$ . Separando de los datos de la base del Hipparcos la información correspondiente a: identificación  $HD$ , paralaje, error de paralaje, tipo espectral y clase de luminosidad. Se separan del catálogo de Hauck y Mermillod: la identificación  $HD$  y la fotometría  $uvby - H\beta$  correspondiente.

A esta selección con la unión de los datos de ambos catálogos se nombra de aquí en adelante como catálogo  $HHM$  (unión de datos Hipparcos con Hauck y Mermillod). La Fig. 4.1 muestra el diagrama de color con los datos del catálogo  $HHM$ .

De este catálogo se separa la información correspondiente a las Híadas, (ver Fig. 4.2). Y con estas estrellas, que se asume en la literatura <sup>1</sup> que no están enrojecidas, se calcula la ecuación de colores intrínsecos en función de el índice  $H\beta$ .

El segundo paso es obtener la mejor correlación entre la  $M_V(\pi)$  calculada en función de la paralaje (ecuación (1.3), considerando que no existe enrojecimiento, esto es una  $A_V = 0$ ) versus  $M_V(uvby)$  calculada en función de los índices de color intrínsecos calculados para este grupo de estrellas cercanas.

El tercer paso es aplicar la calibración propuesta sobre otros grupos estelares, también muy conocidos, y con diferentes características del medio interestelar que los rodea. Para ello seleccionamos del catálogo  $HHM$  a las estrellas pertenecientes al cúmulo de las Pléyades, a las estrellas pertenecientes al cúmulo de  $\alpha$  Per y las estrellas A y it F del catálogo  $HHM$ .

<sup>1</sup>Strömgren (1966), Crawford (1975)



Aplicamos la correlación obtenida y calculamos su Magnitud Absoluta. Igualmente calculamos  $M_V(\pi)$  en función de la paralaje, aplicando la ecuación (1.6) y considerando  $A_V = 4.3E(b - y)$ .

El cuarto paso consiste en la comparación de los resultados encontrados entre la Magnitud Absoluta obtenida por la correlación y la Magnitud Absoluta obtenida en función de la paralaje considerando la ecuación (1.6) para las estrellas de las Pléyades y de  $\alpha$  Per comparándolas con los valores publicados.

## 4.2 SELECCIÓN DE LAS MUESTRAS DE ESTRELLAS.

Para el primer y segundo paso se separaron las estrellas pertenecientes al cúmulo de las Híadas que cuentan con fotometría  $uvby-H\beta$ , separando una lista de 199 estrellas del catálogo de Hauck & Mermillod (1998), y de ahí se seleccionaron aquellas que cuentan con paralaje proporcionado éste por el catálogo de Hipparcos obteniéndose una muestra de 102 estrellas todas ellas identificadas como pertenecientes a las Híadas.

En la lista de estrellas de las Híadas se tienen estrellas con tipos espectrales A, F, G y K. La Fig. 4.2 nos muestra el diagrama de color para las estrellas de las Híadas empleadas en esta calibración.

Este grupo de estrellas seleccionadas es muy conocido, es muy cercano y se considera ausente de enrojecimiento.

Crawford (1979) señala empleando el diagrama de  $V_0$  versus  $H\beta$  sobre  $\alpha$  Per que el giro observado muestra los efectos de evolución en el cúmulo. De manera similar, al mirar en detalle el cúmulo de las Híadas se observa (Fig. 4.3) en el diagrama inferior  $H\beta$  versus la magnitud visual  $V$ , una doble traza, que indica dos grupos de estrellas con diferente estado de evolución. En el diagrama superior muestra el diagrama de color  $(b - y)$  versus magnitud visual  $V$ , parece igualmente mostrar la doble traza lo cual se resalta en forma sencilla al observar el cambio de dirección conocido como "turn-off". Este efecto es comparable con el que muestran las figuras del diagrama de varios cúmulos con diferentes edades. Asegurarnos de que en las Híadas son dos grupos de estrellas con edades diferentes y muy cercanos queda como problema pendiente.

Para asegurarme de que las Híadas es un grupo representativo aceptable, se compararon, empleando un diagrama en función de  $(b - y)$  vs  $(u - b)$ , los datos de

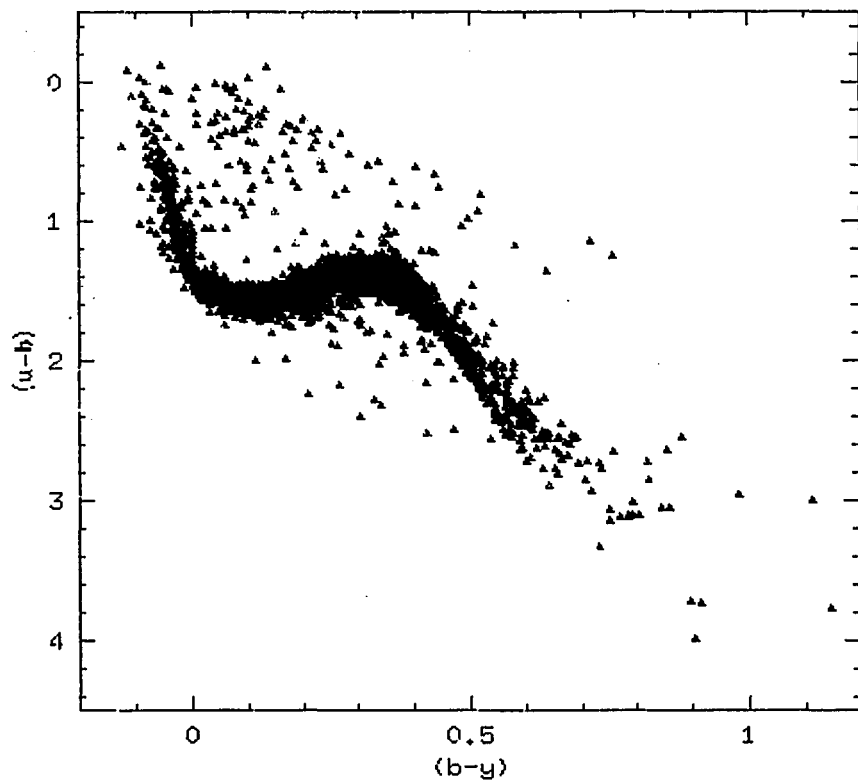


Figura 4.1: Diagrama de color con  $(b - y)$  versus  $(u - b)$  de estrellas del catálogo *HHM*.

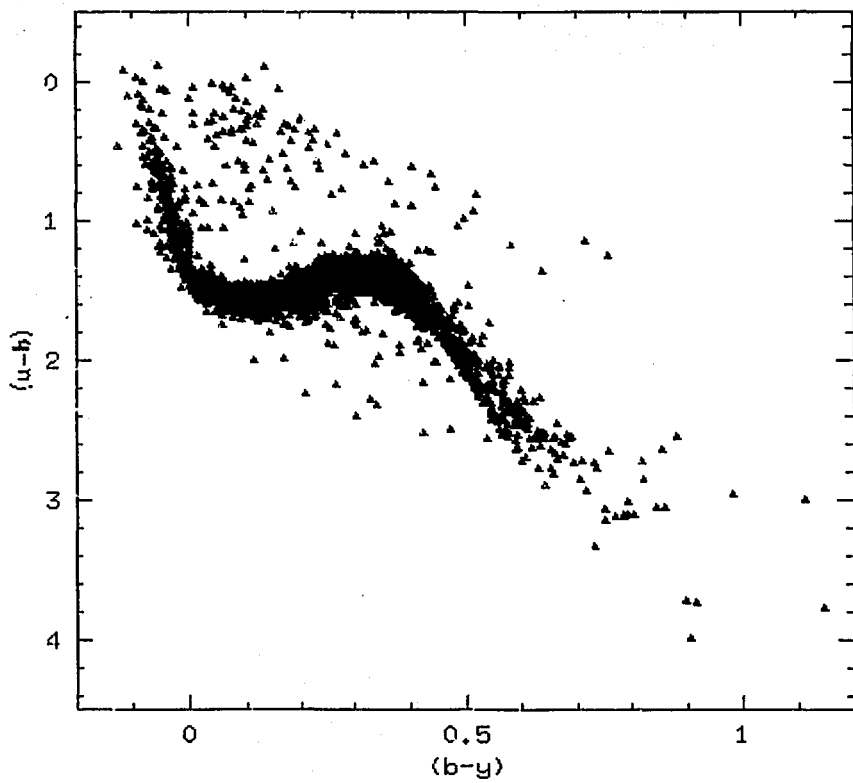


Figura 4.1: Diagrama de color con  $(b - y)$  versus  $(u - b)$  de estrellas del catálogo *HHM*.

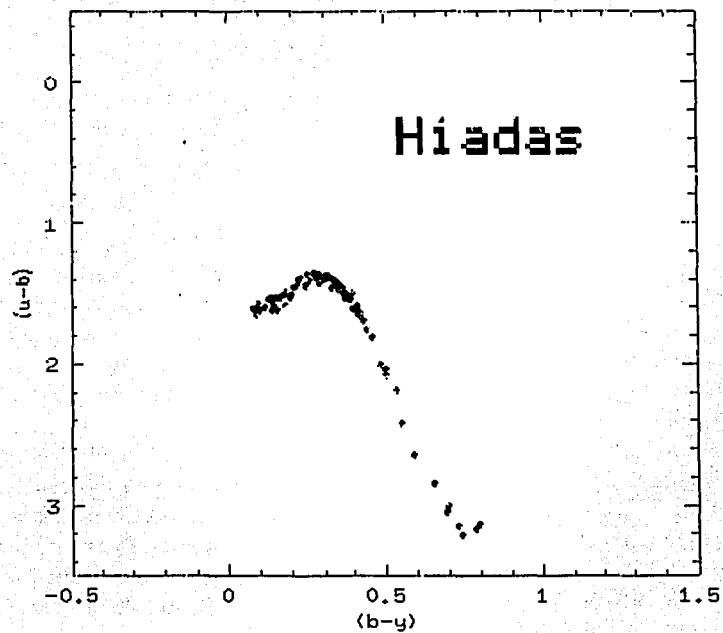


Figura 4.2: El diagrama de  $(b-y)$  versus índice de color  $(u-b)$  muestra por medio de triángulos la muestra de estrellas pertenecientes al cúmulo de las Híadas.

las Híadas con dos grupos de estrellas: una con distancias menores a 10 parsecs, formado por 36 estrellas con solo tres de ellas A0, dos estrellas F y el resto estrellas tipo G, K y M y el otro, con estrellas con paralajes menores a 25 parsecs, formado por 306 estrellas con solo una estrella tipo B, con más de 20 estrellas tipo A, más de 90 estrellas tipo F y el resto con tipos G, K y M.

Las Híadas quedan incluidas dentro de ambos grupos con la principal ventaja de que tengo un grupo de estrellas A y F muy conocido. Se separan del catálogo *HHM* las estrellas pertenecientes a las Pléyades y las pertenecientes al cúmulo de  $\alpha$  Per.

### 4.3 EL DESENROJECIMIENTO.

Las estrellas se encuentran inmersas en el *Medio Interestelar (MI)*, del cual se conoce por métodos observacionales características como su densidad, composición y estado físico, principalmente en función de la emisión y absorción del Hidrógeno neutro observado a 21 cm. El *MI* se compone de gas y polvo, los cuales ocasionan un oscurecimiento y enrojecimiento de la luz estelar y son también causantes de la absorción de líneas estelares como el Sodio y el Calcio así como de la emisión de las líneas observadas en los espectros de nebulosas difusas.

La extinción interestelar ocasionada por el *MI* se observa como enrojecimiento sobre la luz estelar que medimos por medio de la fotometría y no afecta en la misma medida a todas las estrellas, tampoco se encuentra distribuido en forma homogénea en nuestra Galaxia. Esto nos obliga a calcular el factor de enrojecimiento para cada estrella y una vez conocida la corrección por extinción interestelar en cada región del espectro, asociada al filtro seleccionado, podemos calcular los valores fotométricos intrínsecos correspondientes.

Un ejemplo sencillo lo podemos ver al seguir las ecuaciones (1.3) a (1.6), en las cuales se calcula la Magnitud Absoluta (ecuación 1.3), en un primer orden. Si se conoce el factor de enrojecimiento  $E(\text{color})$  de las estrellas dado por la ecuación (1.5) se puede calcular la absorción  $A_v$  y aplicar la ecuación (1.6).

De entre las primeras evidencias observacionales sobre la existencia del *MI* está la diferencia en el flujo estelar medido como función de la longitud de onda ( $\lambda$ ) encontrada en los estudios de espectroscopia realizados por Divan (1954), ver Fig. 1.3, sobre dos estrellas de la misma clase de luminosidad y con el mismo tipo espectral. Divan encontró al comparar el espectro de HD205196 con el espectro de 69Cyg, que una estrella con respecto a la otra tenía en la región del azul menor intensidad y en la región del rojo se invertía encontrándose con una intensidad mayor.

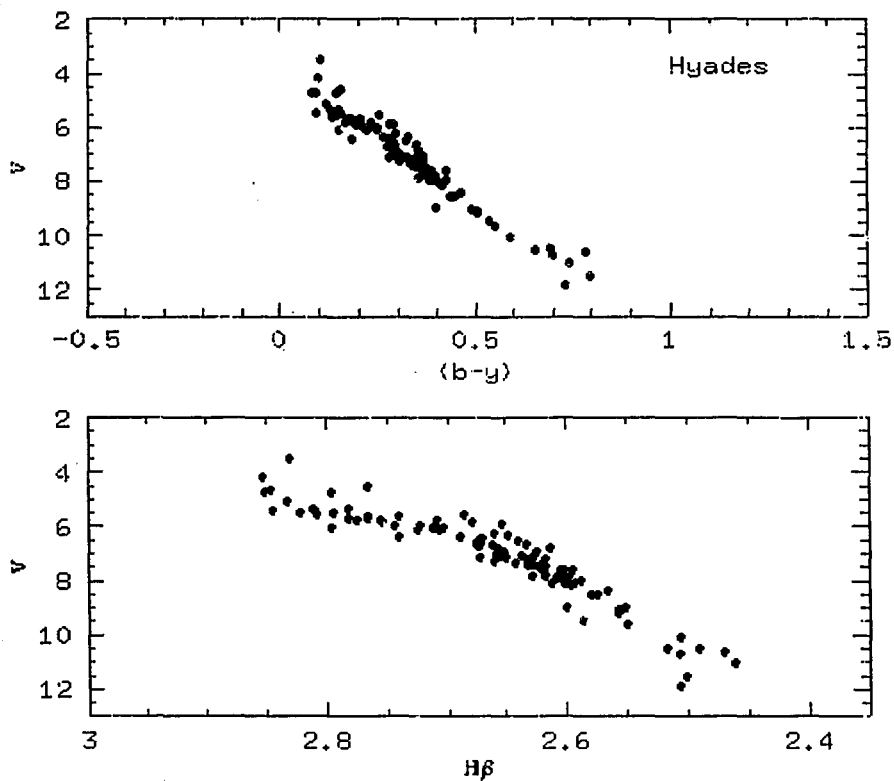


Figura 4.3: Los diagramas muestran las estrellas pertenecientes al cúmulo de las Híadas. Observe que pudieran ser dos cúmulos, muy cercanos con diferente edad de evolución, ya que parece haber doble "turn-off".

Siendo que las dos estrellas son de la misma clase de luminosidad y el mismo tipo espectral, Divan (1954) concluyó que las diferencias entre ambos espectros se debían a la diferencia del  $MI$ .

Para medir el enrojecimiento, Johnson (1968) propuso el método de extinción variable el cual requiere de los datos fotométricos de dos colores, un promedio de estimación de la Magnitud Absoluta y los colores intrínsecos individuales de las estrellas, empleando para calcular el enrojecimiento, la razón entre los colores. En el caso de la fotometría de Johnson se encontró que, empleando estrellas de tipo espectral **G** en las regiones de Perseus y de Cygnus, la razón  $E(U - B)/E(B - V)$  tomaba valores entre 0.69 y 0.89 respectivamente. También se calculó  $E(U - B)/E(B - V)$  para estrellas tipo **G** en ambas regiones encontrándose valores entre 0.80 y 1.04 respectivamente. Esto llevo a la conclusión de que  $E(U - B)/E(B - V)$  es función de los tipos espectrales y de la longitud galáctica.

En el caso de la fotometría  $wby\beta$ , Strömgren (1966) encontró empleando estrellas tipo **B**, una relación entre el enrojecimiento y las diferencias de color  $c_1$  y  $m_1$ , donde:

$$\begin{aligned} E(c_1) &= 0.20E(b - y) \\ E(m_1) &= -0.18E(b - y) \end{aligned}$$

Pero al estudiar Crawford (1975) las estrellas tipo **F**, se encontró valores diferentes a los encontrados por Strömgren para las dos correcciones por enrojecimiento, desenrojeciendo a las diferencias de colores ( $[m_1]$  y  $[c_1]$ ) con las siguientes ecuaciones:

$$\begin{aligned} E(c_1) &\simeq 0.20E(b - y) \\ E(m_1) &\simeq 0.30E(b - y) \end{aligned}$$

Crawford (1975) separó las calibraciones por el tipo espectral de las estrellas, proponiendo para las estrellas de tipo **F** el considerar a aquellas que estuvieran dentro del intervalo ( $2.72 > \beta > 2.59$ ) y propuso la siguiente ecuación para desenrojecerlas:

$$(b - y)_o = 0.222 + 1.11\Delta\beta + 2.7(\Delta\beta)^2 - 0.05\delta c_1 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_1$$

donde:

$$\Delta\beta = 2.720 - \beta$$

Siendo las Híadas el punto de origen del que se calcula la  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$ .

Donde:

$$\delta c_1 = c_1(\text{Hiadas}) - c_1(\text{observada})$$

$$\delta_{m_1} = m_1(\text{Hiadas}) - m_1(\text{observada})$$

El trabajo de Crawford (1975) es relevante pues establece el punto Zero de la calibración de la Magnitud Absoluta, estableciendo el índice de color intrínsecos  $(b - y)_o$  y diferencias de índices de color  $(m)_o$  y  $(c)_o$  intrínsecos en el sistema de Strömberg. Crawford (1975) obtuvo estas relaciones empleando un diagrama de  $H\beta$  versus los índices respectivos (ver Fig. 4.4).

Crawford (1979) separó la calibración de índice de color intrínseco en dos posibilidades para las estrellas de tipo espectral A considerando éstas dentro del intervalo  $(2.88 > \beta > 272)$ :

Si  $\delta m_1 < 0$  entonces:

$$(b - y)_o = 2.946 - 1.0\beta - 0.1\delta c_1 - 0.25\delta m_1$$

Si  $\delta m_1 > 0$ , entonces:

$$(b - y)_o = 2.946 - 1.0\beta - 0.1\delta c_1$$

Tanto Crawford (1975, 1978, 1979) como Strömberg (1966) emplearon el índice  $H\beta$  el cual no está afectado por la extinción interestelar como señala Crawford (1975), para obtener la correlación correspondiente para calcular el valor del color intrínseco de  $(b - y)$ .

Lo arriba mencionado nos muestra la importancia de averiguar cual es la correlación entre el índice de color  $H\beta$  y los índices de color, calcular el exceso de color  $E(b - y)$  resolviendo la correspondiente ecuación (4) y obtener los índices de color intrínseco.

La primera intención antes de repetir el trabajo realizado, fue intentar calibrar  $H\beta$  en función de V, para obtener  $V_o$  directamente, pero la correlación no se ajusta correctamente debido a un grupo de estrellas que se dispersan en forma muy similar al giro conocido como "turn-off del cúmulo" que se visualiza normalmente en el diagrama (U-B) versus (B-V).

Empleando una muestra de estrellas con paralajes menores a 25 parsecs, se obtuvo un diagrama con alta dispersión, lo que tampoco permitió obtener una buena correlación entre  $H\beta$  versus V.



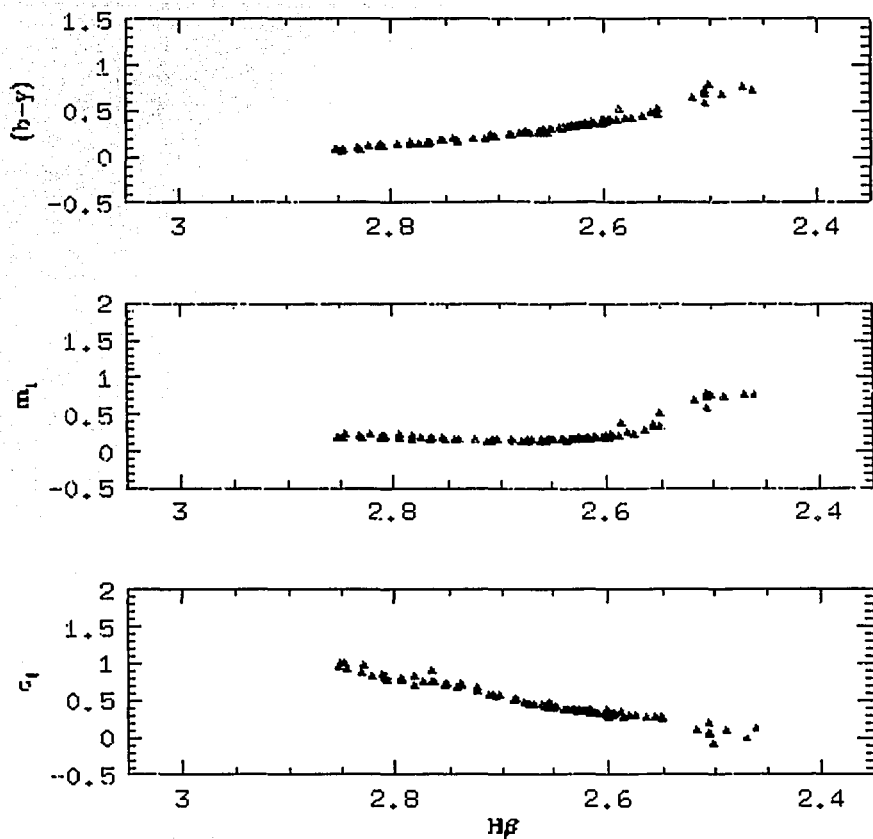


Figura 4.4: El diagrama muestra las correlaciones entre  $H\beta$  y los índices de color  $(b-y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  para las estrellas de las Híadas.

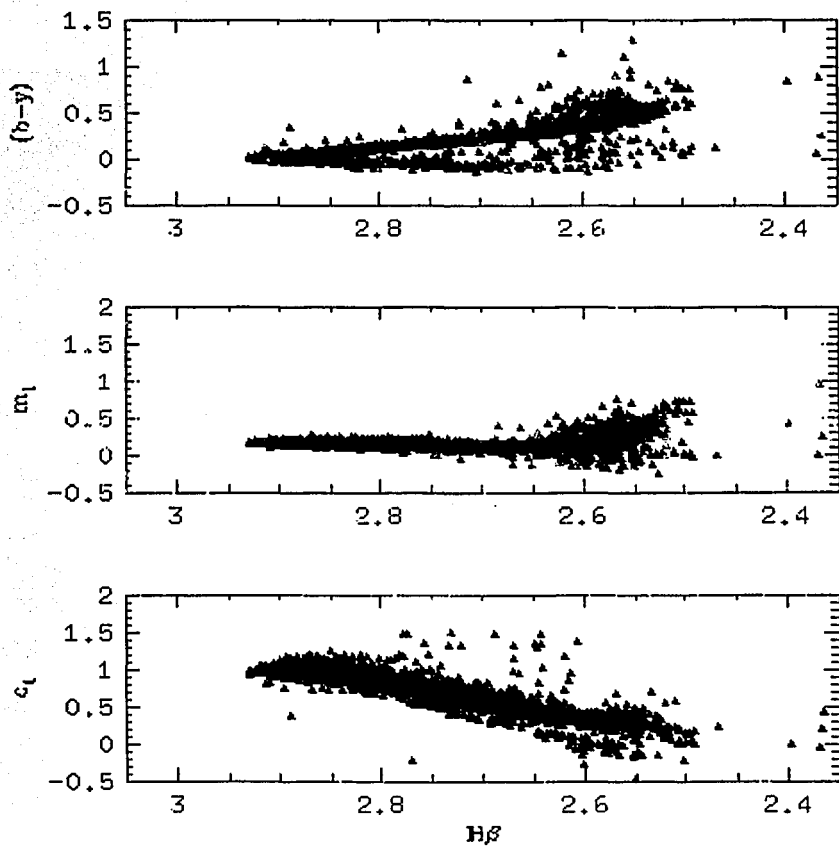


Figura 4.5: El diagrama muestra las correlaciones entre  $H\beta$  y los tres índices de color,  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  para las estrellas de HHM. La extinción interestelar afecta de manera diferente a las estrellas según sea su tipo espectral, al analizar solo las diferencias de los índices ( $m_1$  y  $c_1$ ) se disfraza este efecto. Aun así, en el diagrama podemos observar la dificultad de obtener una correlación lineal entre  $H\beta$  y los índices  $m_1$  y  $c_1$ .

Sin embargo los diagramas de  $H\beta$  versus la diferencia de color muestran menor dispersión y se visualiza la correlación correspondiente. Por ello se optó por emplear la calibración propuesta por Crawford(1975) de:

$$A_V = 4.3 E(b - y)$$

y buscar la relación  $E(b - y)$  que permitiera realizar la corrección  $A_V$  y calcular la  $M_V$  correspondiente.

Se comenzó por obtener la correlación de  $H\beta$  versus el color y  $H\beta$  versus las diferencias de color graficando los datos de las Híadas. La Fig. 4.4 muestra las relaciones entre  $H\beta$  versus  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ , para las estrellas de las Híadas, que se van a emplear para determinar las posibles correlaciones.

Posteriormente se realizaron los mismos diagramas con una muestra mayor de estrellas, para lo cual se considero el catálogo de estrellas *HHM* (ver en la Fig. 4.5), graficando  $H\beta$  en función de  $(b - y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$ .

Puede verse en la Fig. 4.5 que en diagrama de  $H\beta$  versus color  $(b - y)$  la extinción interestelar responde en forma diferente por el tipo espectral de la estrella, pero al analizar sólo los índices de color  $m_1$  y  $c_1$  se disfraza este efecto mostrando sólo una mayor dispersión de los datos para valores de  $H\beta$  menores a 2.65.

Al graficar los datos del catálogo *HHM* en un diagrama  $H\beta$  versus  $(u - v)$  y  $H\beta$  versus  $(v - b)$  se encontró que, al igual que en el diagrama  $H\beta$  versus  $(b - y)$ , la extinción interestelar responde en forma diferente por el tipo espectral de la estrella, (ver Fig. 4.6).

La gráfica en la Fig. 4.6 muestra a las estrellas del catálogo *HHM* en los diagramas  $H\beta$  versus los índices de color  $(u - v)$ ,  $(v - b)$  y  $(b - y)$  donde en tono contrastante se marcan a las estrellas con clase de luminosidad *V* y tipos espectrales **A** y **F**, obtenidos mediante espectroscopia, lo que permite ver que gran cantidad de las estrellas de tipo espectral **A** caen sobre dos franjas, y sobre una misma franja caen las estrellas tipo **F**. La mayoría de las estrellas de tipo espectral **A** y **F** caen sobre la franja superior.

El diagrama Fig. 4.6 permite ver que no se presenta una solución lineal si consideramos a toda la muestra de éstas estrellas, pues quedan divididas en dos franjas; por ello es importante establecer una división de la muestra. Decidimos considerar a todas las estrellas con tipo espectral **F** y a las de tipo espectral **A** tardío localizadas sobre la franja superior, que es donde se encuentra la mayoría de las estrellas de tipo espectral **A**. Y dejar fuera de la correlación a las estrellas localizadas sobre la franja inferior de tipos espectrales **A** temprano, **B** y **O**.

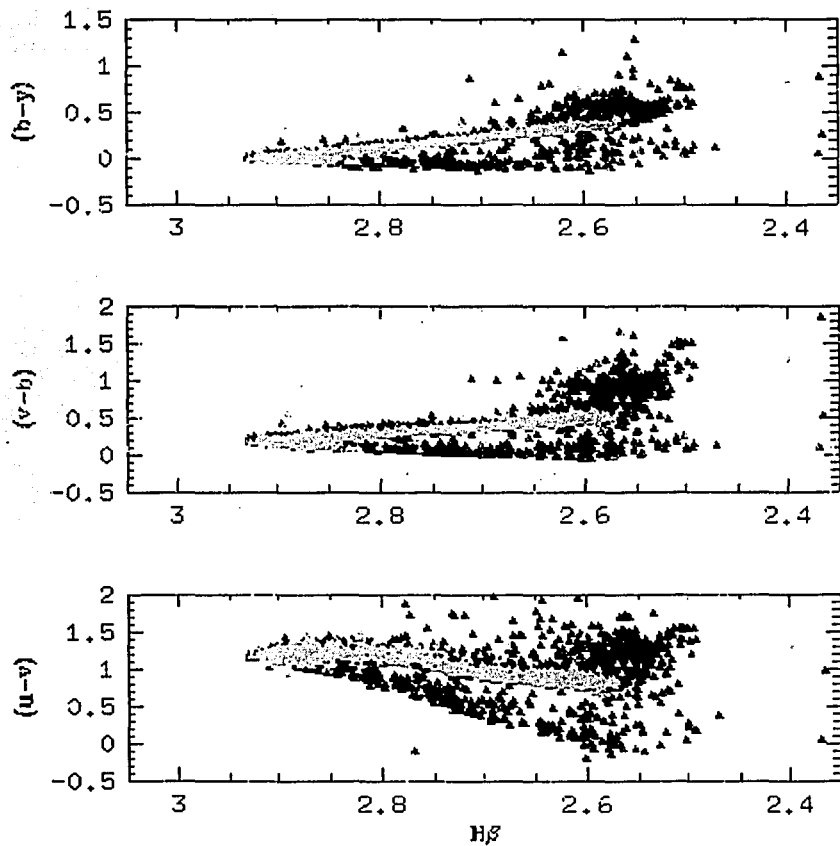


Figura 4.6: El diagrama muestra las correlaciones entre  $H\beta$  y los tres índices de color,  $(b-y)$ ,  $(v-b)$  y  $(u-v)$  para el catálogo HHM. En el diagrama podemos observar que las correlaciones de la muestra total no son lineales y enmarca la posible correlación al dividir la muestra. En tono gris se señala a las estrellas con tipos espectrales **A** y **F**.

La Fig. 4.7, muestra el diagrama de  $H\beta$  versus los colores  $(u-v)$ ,  $(v-b)$ , y  $(b-y)$  para las estrellas de las Híadas. Este cúmulo formado principalmente por estrellas de tipo tardío, no muestra la diferencia en la respuesta estelar al enrojecimiento que podemos ver claramente al considerar a todas las estrellas del catálogo *HHM*. Las estrellas de las Híadas caen sobre la franja superior dentro del diagrama de  $H\beta$  versus color donde se consideran a todas las estrellas del catálogo *HHM*. También muestra que los datos correspondientes a las estrellas de las Híadas que se encuentran entre  $2.85 > H\beta > 2.55$  son los suficientes para obtener una buena correlación para las estrellas con tipos espectrales **A** tardíos y **F**. Igualmente nos permite ver que el efecto de enrojecimiento no es una solución a primer orden sobre todo en  $(u-v)$ .

Considerando que este trabajo es para obtener una calibración de las estrellas con tipos **A** y **F**, y siendo que éstas caen en su mayoría sobre una franja, se pueden trazar dos líneas que enmarquen dicha franja y se tendrá en principio la mayoría de las estrellas con tipos espectrales **A** y **F** y con casi nulo enrojecimiento.

Se deja por ahora pendiente la calibración sobre la franja inferior que incluye estrellas con tipos **O**, **B** y unas cuantas **A**, y el de las correspondientes estrellas que caen por encima de la franja calibrada y que pertenecen a estrellas con tipos **G**, **K** y **M**.

Se procede a separar la muestra de estrellas a considerar delimitando el índice de color  $(u-v)$ ,  $(v-b)$ ,  $(b-y)$  y el valor de  $H\beta$  por medio de líneas paralelas (ver Figs. 4.8, 4.9, 4.10) y descritas por las siguientes relaciones:

Para  $(u-v)$  (Fig. 4.8) entre las líneas:

$$\begin{aligned} y1_{(u-v)} &= (3/2) H\beta - 3.12 \\ y2_{(u-v)} &= (3/2) H\beta - 2.90 \end{aligned} \quad (4.1)$$

Para  $(v-b)$  (Fig. 4.9) entre las líneas:

$$\begin{aligned} y1_{(v-b)} &= -0.9 H\beta + 2.79 \\ y2_{(v-b)} &= -0.9 H\beta + 2.92 \end{aligned} \quad (4.2)$$

Y para  $(b-y)$  (Fig. 4.10) entre las líneas:

$$\begin{aligned} y1_{(b-y)} &= -H\beta + 3.0 \\ y2_{(b-y)} &= -H\beta + 2.9 \end{aligned} \quad (4.3)$$

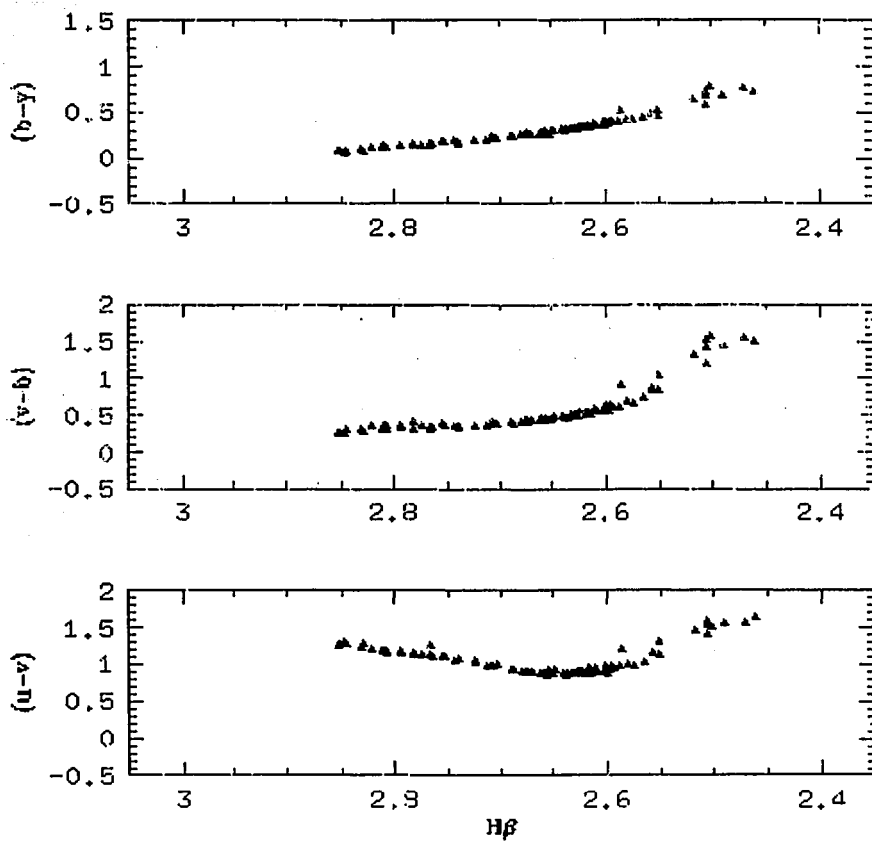


Figura 4.7: El diagrama muestra las correlaciones entre  $H\beta$  y los índices de color  $(b - y)$ ,  $(v - b)$  y  $(u - v)$  para las estrellas de las Híadas.

Al separar en esta forma, trabajo con funciones lineales entre  $H\beta$  y los índices de color  $(b - y)$ ,  $(v - b)$  y  $(u - v)$ . Cabe la pena señalar que las líneas que enmarcan la región para  $(b - y)$  no son paralelas a las que enmarcan la región de  $(v - b)$ , igual es el caso de  $(u - v)$ .

Al separar las estrellas enmarcadas entre dos líneas empleando las correspondientes ecuaciones lineales de acuerdo al índice de color, se delimita una región con bastante exactitud dentro del diagrama de color, lo cual se muestra en la Fig. 4.11 con un diagrama de color  $(u - b)$  versus  $(b - y)$  (en color azul). Igualmente se garantiza trabajar una correlación lineal dentro del diagrama de color. A esta muestra de estrellas las denominamos las estrellas *HHM-AF*.

Para tener una buena calibración es importante considerar una muestra homogénea, con distancia muy bien conocida y de un grupo muy estudiado. Crawford (1975) sugiere que no hay extinción en distancias menores de 100 parsecs; las Híadas se encuentran a una distancia alrededor de 46 parsec del Sol y con datos fotométricos homogéneos cumplen con los requisitos anteriores. Empleando el criterio para delimitar a las estrellas comprendidas dentro de un intervalo de color delimitado por la región definida por las ecuaciones 4.1, 4.2 y 4.3, podemos ver el grupo de las Híadas que quedan dentro de dicha región (ver Fig. 4.11 indicadas en color amarillo).

Al aplicar las ecuaciones (4.1, 4.2 y 4.3) sobre las estrellas de las Híadas se separó un grupo de estrellas delimitadas entre las líneas mencionadas. a este grupo de estrellas se les denominó Híadas--*AF*, quedando un archivo con 68 estrellas. Una estrella es de tipo espectral *G0* y el resto son estrellas con tipos espectrales *A* y *F*.

La muestra de estrellas Híadas--*AF* permite tener una muy buena correlación entre  $H\beta$  y los índices de color  $(b - y)$ ,  $(v - b)$  y  $(u - v)$  y calcular los correspondientes índices de color intrínsecos y con estos los índices intrínsecos para  $(m_1)_o$  y  $(c_1)_o$  donde:

$$\begin{aligned} (m)_o &= (v - b)_o - (b - y)_o \\ (c)_o &= (u - v)_o - (v - b)_o \end{aligned} \quad (4.4)$$

Obteniéndose los colores intrínsecos correspondientes.

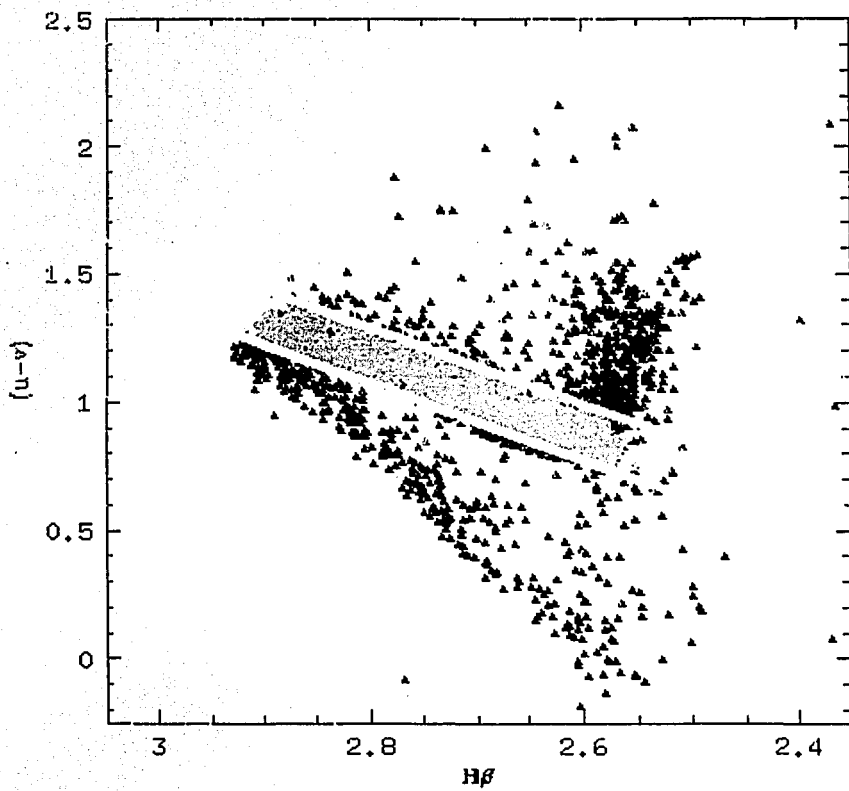


Figura 4.8: El diagrama de  $H\beta$  versus índice de color  $(u - v)$ , enmarcado por dos intervalos.



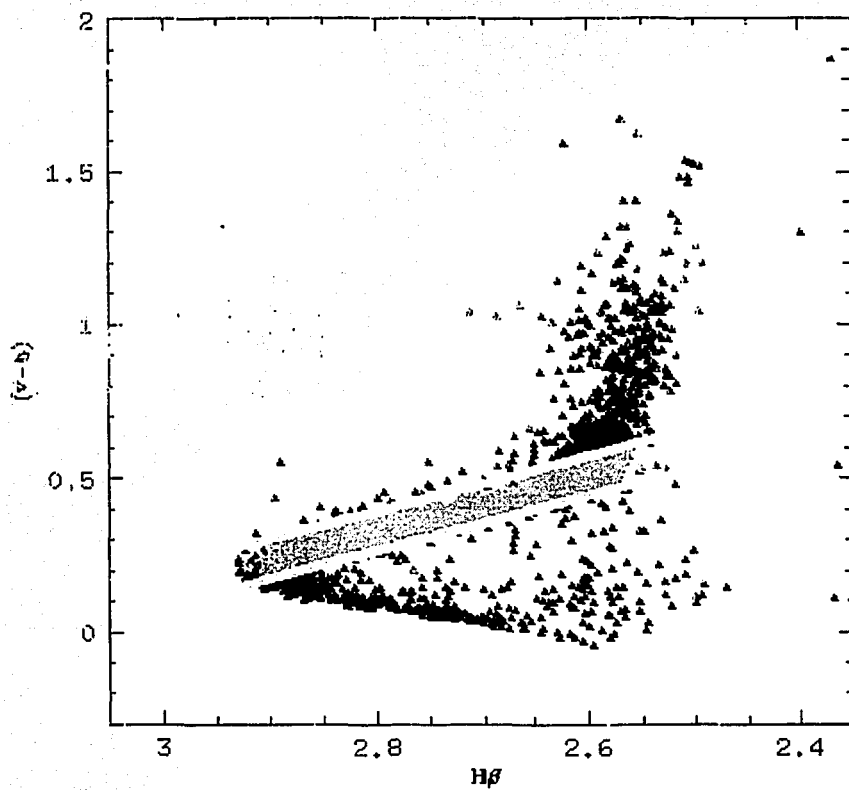


Figura 4.9: El diagrama de  $H\beta$  versus índice de color  $(v - b)$ , enmarcado por los intervalos.

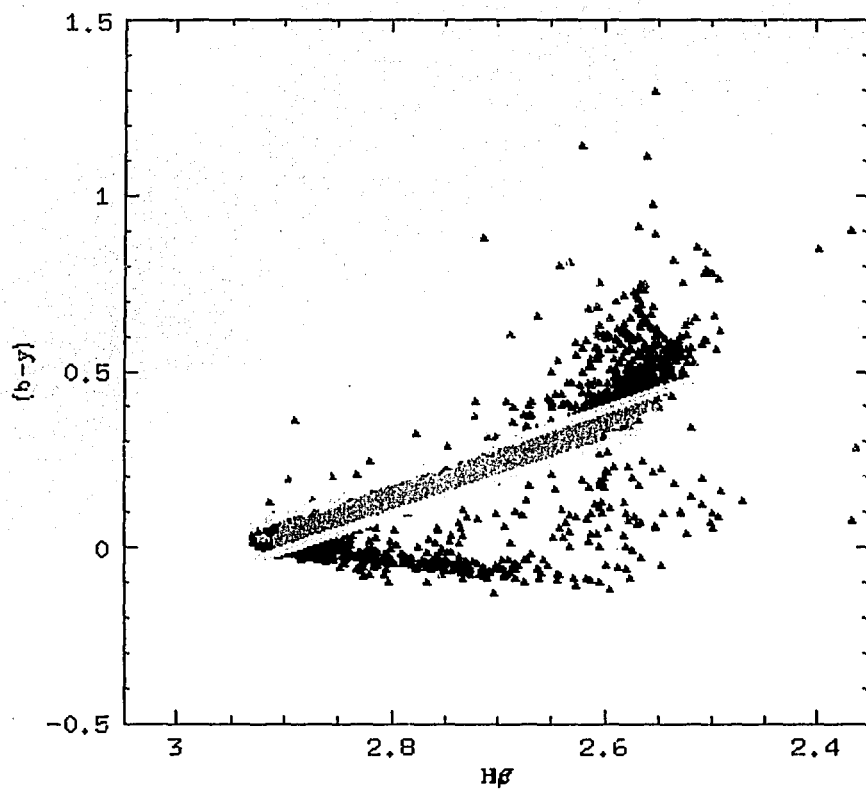


Figura 4.10: El diagrama de  $H\beta$  versus índice de color  $(b - y)$ , enmarcado por dos intervalos.

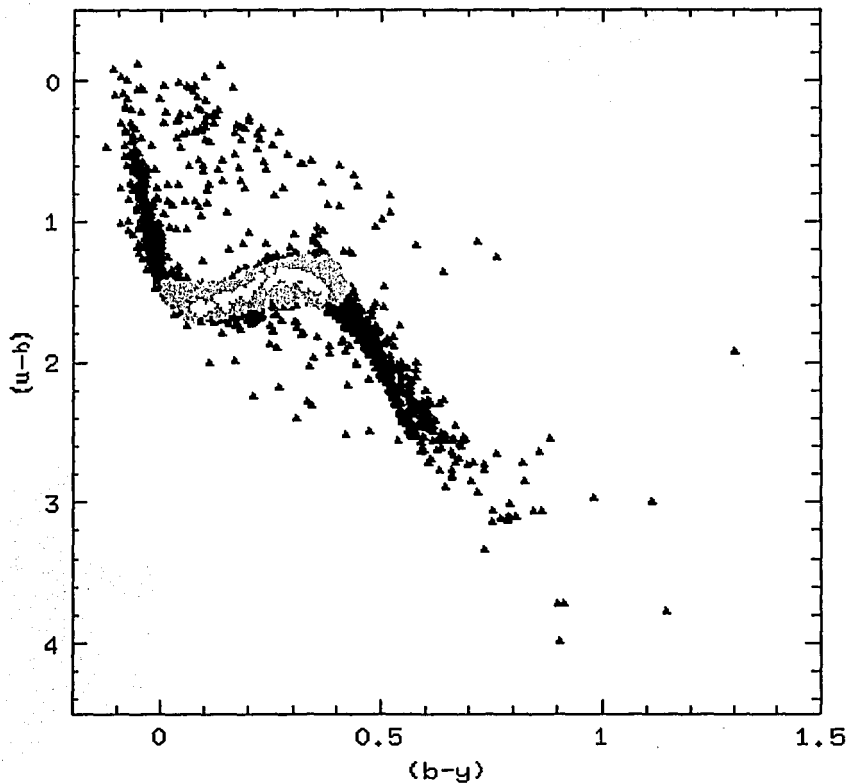


Figura 4.11: El diagrama de  $(b - y)$  versus índice de color  $(u - b)$  nos muestra sobre el catálogo HHM las estrellas a calibrar dentro del diagrama y las estrellas correspondientes al cúmulo de las Híadas.

### 4.3.1 Las correlaciones entre $H\beta$ y los índices de color.

Al calcular las correlaciones correspondientes entre  $H\beta$  y los índices de color, para la muestra de las Híadas, ajustamos a polinomios de tercer grado en  $H\beta$ , ajustando linealmente con factor de correlación ( $R_{mul}$ ) definido entre  $[0,1]$ , siendo el ajuste perfecto cuando  $R_{mul} = 1.0$

Los resultados de las correlaciones realizadas y los errores de los coeficientes están descritos en la Tabla 4.1. Los resultados de las correlaciones son los siguientes:

Entre  $H\beta$  versus  $(b - y)$ , obtuvimos un coeficiente de correlación con valor de:  $R_{MUL} = 0.995$

con:

$$\begin{aligned}(b - y)_o &= 244.549 - 262.574H\beta + 94.387H\beta^2 - 11.352H\beta^3 \\ \sigma_{(b-y)} &\pm 8.216E - 03\end{aligned}\quad (4.5)$$

Entre  $H\beta$  versus  $(v - b)$ , obtuvimos un coeficiente de correlación con valor de:  $R_{MUL} = 0.9796$

con:

$$\begin{aligned}(v - b)_o &= 811.834 - 882.393H\beta + 320.024H\beta^2 - 38.710H\beta^3 \\ \sigma_{(v-b)} &\pm 1.498E - 02\end{aligned}\quad (4.6)$$

Entre  $H\beta$  versus  $(u - v)$ , obtuvimos un coeficiente de correlación con valor de:  $R_{MUL} = 0.987$

con:

$$\begin{aligned}(u - v)_o &= 1231.59 - 1345.92H\beta + 489.817H\beta^2 - 59.310H\beta^3 \\ \sigma_{(u-v)} &\pm 2.1916E - 02\end{aligned}\quad (4.7)$$

Con éstas ecuaciones podemos entonces obtener el color intrínseco de  $(b - y)_o$ ,  $(v - b)_o$  y  $(u - v)_o$  y calcular los correspondientes enrojecimientos para estrellas AF observadas con fotometría  $uvby\beta$ :

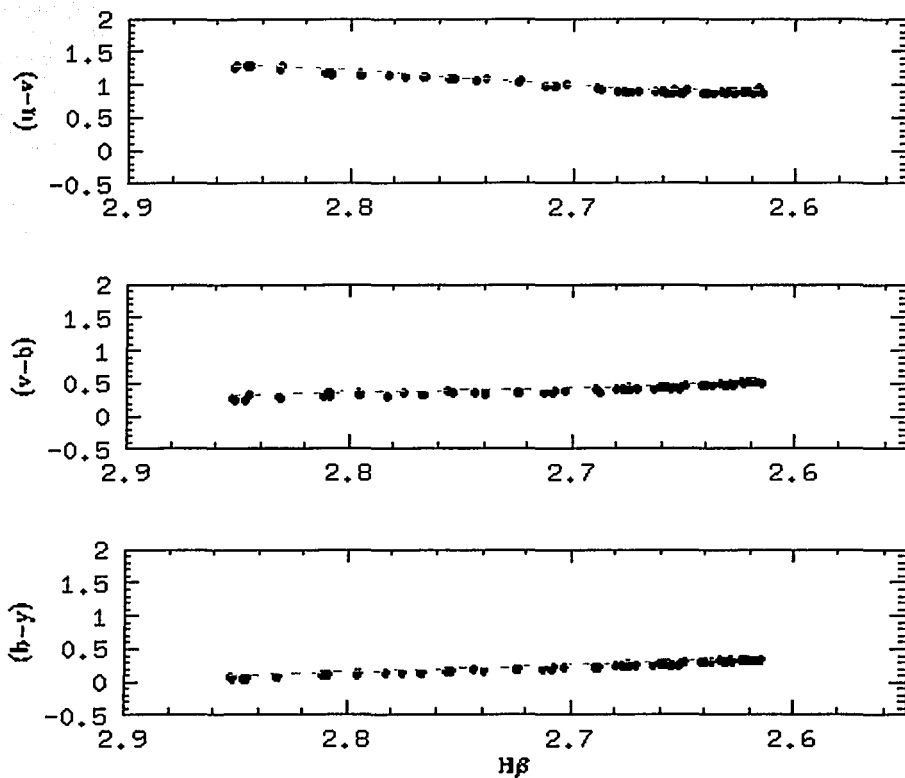


Figura 4.12: El diagrama de  $H\beta$  versus los índices de color  $(u - b)$ ,  $(v - b)$  y  $(b - y)$  con las estrellas a calibrar de las Híadas- $AF$  y en línea punteada la calibración para desrojecer propuesta.

$$\begin{aligned}
 E(b-y) &= (b-y) - (b-y)_o \\
 E(v-b) &= (v-b) - (v-b)_o \\
 E(u-v) &= (u-v) - (u-v)_o \\
 E(m_1) &= m_1 - (m)_o \\
 E(c_1) &= c_1 - (c)_o
 \end{aligned}
 \tag{4.8}$$

La Fig. 4.12 muestra el diagrama de  $H\beta$  versus los índices de color  $(b-y)$ ,  $(v-b)$  y  $(u-v)$ , así como en línea punteada el ajuste propuesto.

El cálculo correspondiente lo podemos ver en la Fig. 4.13 donde se muestra con línea punteada el ajuste y la correlación obtenidos para  $(m)_o$  y  $(c)_o$ , con las ecuaciones (9).

#### 4.3.2 Comparación del resultado obtenido con una muestra mayor.

¿Depende de la muestra de estrellas estudiada la ecuación de desenrojecimiento?

Una duda que se tenía era conocer si cambiaba la función que se propone para desenrojecer obtenida con 68 estrellas muy cercanas y:

¿Que se encontraría si se tomara una muestra de estrellas con distancias menores a 100 parsecs?

De acuerdo a Crawford (1975) es mínima la cantidad de gas y polvo a éstas distancias por lo que podría ser muy útil la comparación y la ventaja es que son más estrellas. Se separaron para ello una muestra de estrellas del catálogo *HHM* todas ellas con distancias menores a 100 parsec a la que se denominó *HHMa100*, y se calcularon con las estrellas *HHMa100* las correlaciones para desenrojecer y obtuvieron los siguientes resultados:

$$\begin{aligned}
 (b-y)_o &= 313.62 - 340.29 * H\beta + 123.498 * H\beta^2 - 14.982 * H\beta^3 \\
 (v-b)_o &= 1052.48 - 1144.66 * H\beta + 415.188 * H\beta^2 - 50.208 * H\beta^3 \\
 (u-v)_o &= 1443.87 - 1586.09 * H\beta + 580.30 * H\beta^2 - 70.662 * H\beta^3
 \end{aligned}$$

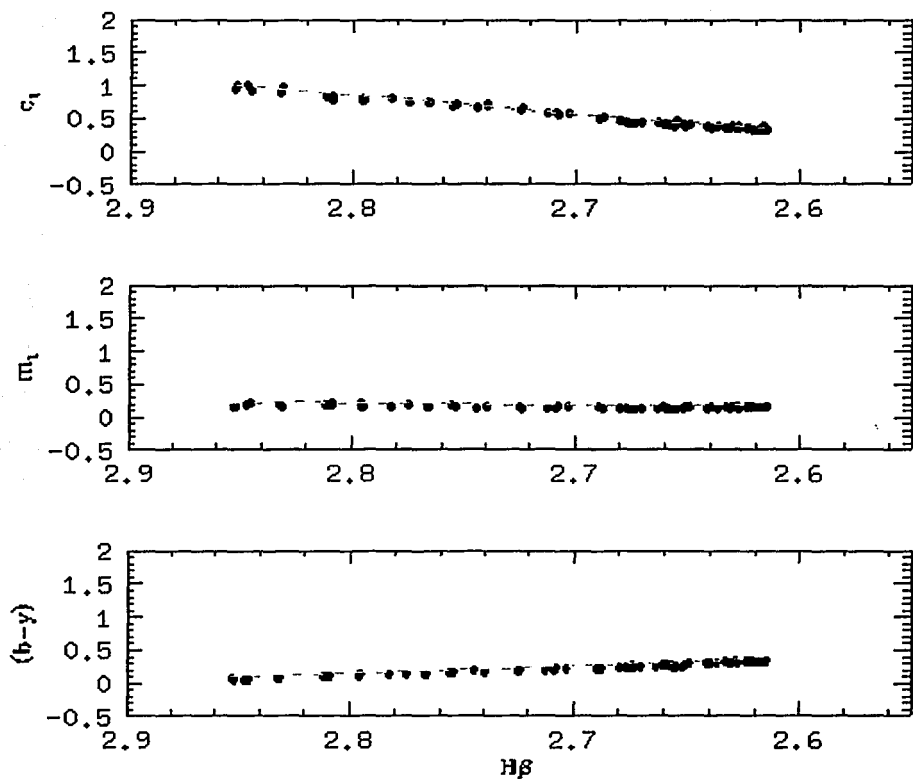


Figura 4.13: El diagrama de  $H\beta$  versus los índices de color  $(m)_o$  y  $(c)_o$  para las estrellas  $-AF$  de las Híadas y en línea punteada la calibración para desenojecer propuesta.

Tabla 4.1: Correlaciones para determinar los índices de color intrínsecos

$(b - y)_o = 244.549 - 262.574H\beta + 94.387H\beta^2 - 11.352H\beta^3$			
	coeficientes	$\sigma$	$\frac{\text{coeficiente}}{\sigma}$
A( 0)	0.244549E+03	$\pm 0.715014E + 02$	3.420
A( 1)	-0.262574E+03	$\pm 0.786730E + 02$	-3.338
A( 2)	0.943866E+02	$\pm 0.288443E + 02$	3.272
A( 3)	-0.113515E+02	$\pm 0.352384E + 01$	-3.221
$(v - b)_o = 811.834 - 882.393H\beta + 320.024H\beta^2 - 38.710H\beta^3$			
	coeficientes	$\sigma$	$\frac{\text{coeficiente}}{\sigma}$
A( 0)	0.811834E+03	$\pm 0.130373E + 03$	6.227
A( 1)	-0.882393E+03	$\pm 0.143449E + 03$	-6.151
A( 2)	0.320024E+03	$\pm 0.525934E + 02$	6.085
A( 3)	-0.387101E+02	$\pm 0.642522E + 01$	-6.025
$(u - v)_o = 1231.59 - 1345.92H\beta + 489.817H\beta^2 - 59.310H\beta^3$			
	coeficientes	$\sigma$	$\frac{\text{coeficiente}}{\sigma}$
A( 0)	0.123159E+04	$\pm 0.190728E + 03$	6.457
A( 1)	-0.134592E+04	$\pm 0.209857E + 03$	-6.413
A( 2)	0.489817E+03	$\pm 0.769411E + 02$	6.366
A( 3)	-0.593102E+02	$\pm 0.939971E + 01$	-6.310



Con  $\sigma(b - y)_o \pm 1.753e - 02$ , coeficiente de correlación de 0.99, y todos los coeficientes con un factor mayor a 10 en su razón T; una  $\sigma(v - b)_o \pm 6.016e - 02$ , con coeficiente de correlación de 0.97 y una  $\sigma(u - v)_o \pm 6.737e - 02$ , con un coeficiente de correlación de 0.91.

La comparación de estos dos juegos de ecuaciones no permiten visualizar rápidamente las diferencias o semejanzas entre los resultados obtenidos empleando sólo las estrellas de las Híadas y las segundas obtenidas con las estrellas *HHMa100*. Para ayudarnos tenemos la Fig. 4.14, la cual muestra claramente la similitud entre ambas ecuaciones al obtener el color intrínseco  $(b - y)_o$ .

En el diagrama de  $H\beta$  versus  $(b - y)$  se está graficando todos los puntos del catálogo *HHM* y sobre ellos los dos ajustes propuesto para desenrojecer. Los ajustes se separan para  $H\beta > 2.85$  debido a que en la muestra de las Híadas (color verde) no se tienen objetos con  $H\beta$  mayores, pero permiten ver la tendencia de la curva la cual es muy similar a la curva obtenida para estrellas de las Híadas.

Las correlaciones obtenidas para obtener los colores intrínsecos empleando los datos de las Híadas-*AF* se aplican sobre la muestra de estrellas *HHM - AF*. La Fig. 4.15 muestra el diagrama con los datos del catálogo *HHM* y por medio de una línea en color azul la muestra de estrellas *AF* a distancias menores a 100 parsec y con verde los datos obtenidos una vez aplicada las correlaciones respectivas, sobre los diagramas de  $H\beta$  versus color.

De estos diagramas y las razones ya consideradas podemos ver que el ajuste es válido extendiéndolo solo dentro de un intervalo en  $H\beta$  entre [2.85, 2.55].

La Fig. 4.15 muestra el diagrama de  $H\beta$  versus los índices de color. Podemos comparar  $H\beta$  versus  $(b - y)$  con  $H\beta$  versus  $(v - b)$  y muestra dos curvas casi paralelas con el mismo efecto. Pero en el caso de  $H\beta$  versus  $(u - b)$  se muestra una absorción muy alta para valores mayores de  $H\beta$ . Quedando una curva con pendiente inversa. En éstas medidas influye en la dispersión de los datos los errores del índice de color respectivo. Para el caso de  $(b - y)$  los errores son de milésimas, y para  $c_1$  los errores son de décimas, lo cual corresponde también a la dispersión de los datos.

La Fig. 4.16 nos muestra los diagramas de color  $(b - y)$  versus  $(u - b)$  para las estrellas Híadas-*AF* (en color rojo) empleadas en las calibraciones para desenrojecer, el ajuste obtenido para éstas estrellas (color amarillo) y la tendencia de las curvas de desenrojecimiento  $(b - y)_o$  versus  $(u - b)_o$  (color azul) sobre el total de las estrellas del catálogo *HHM* (en puntos negros).

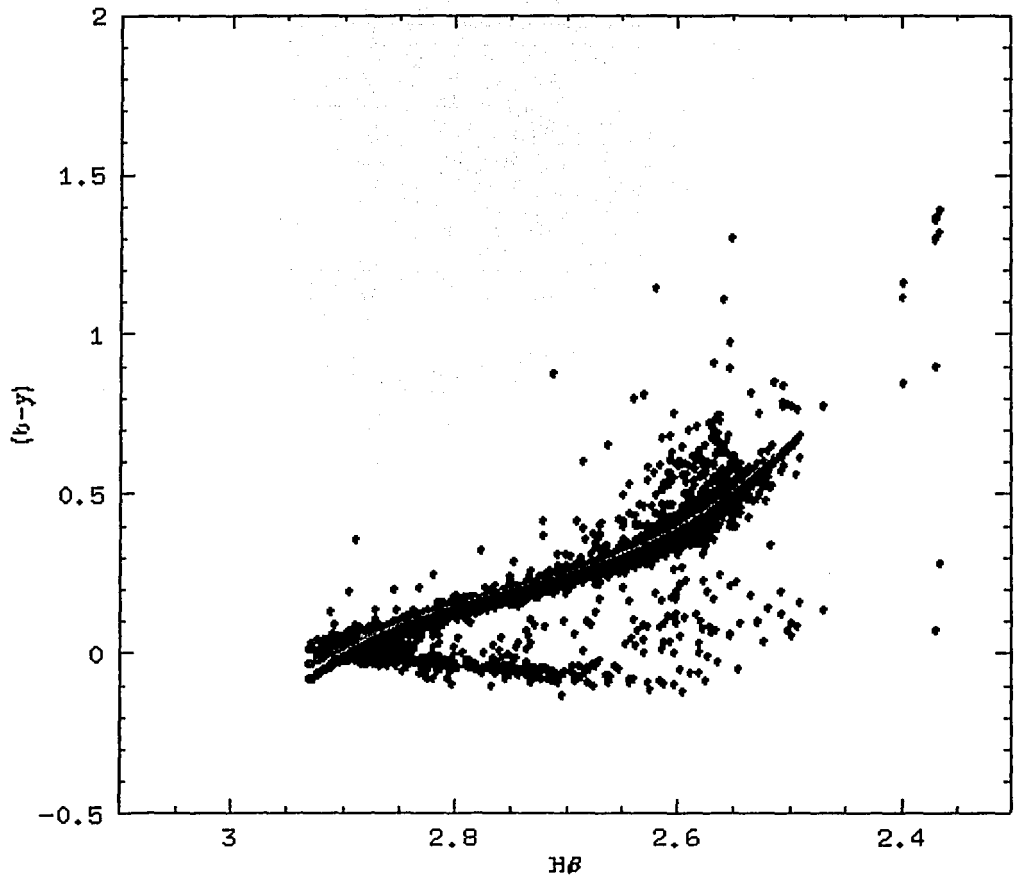


Figura 4.14: El diagrama muestra  $H\beta$  versus los índice de color  $(b - y)$  con las estrellas *HHM* y en color verde la calibración para desrojecer obtenida con las estrellas de las Híadas, aplicada la ecuación (9). Y en contraste (color azul) la ecuación encontrada en la correlación para estrellas a menos de 100 parsec.

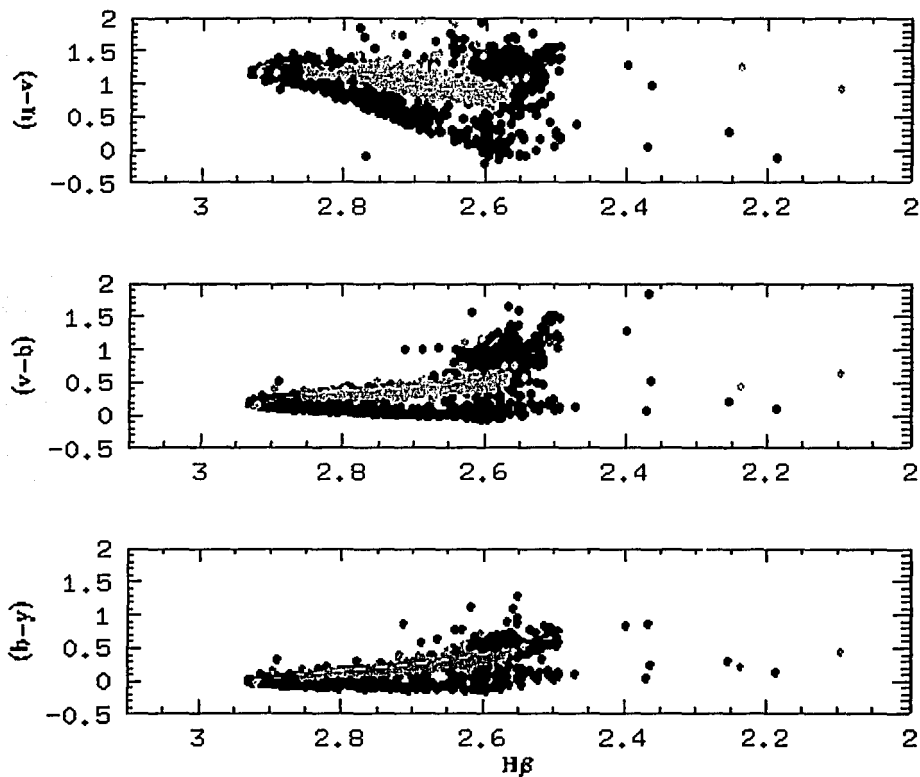


Figura 4.15: El diagrama de  $H\beta$  versus los índices de color  $(u-v)$ ,  $(v-b)$  y  $(b-y)$  para las estrellas del catálogo *HHM*, resaltando en contraste las estrellas tipo *AF* y en línea punteada las calibraciones para desrojecer, obtenidas con la muestra de las Híadas-*AF* propuestas, extendidas sobre un intervalo mayor de  $H\beta$ .

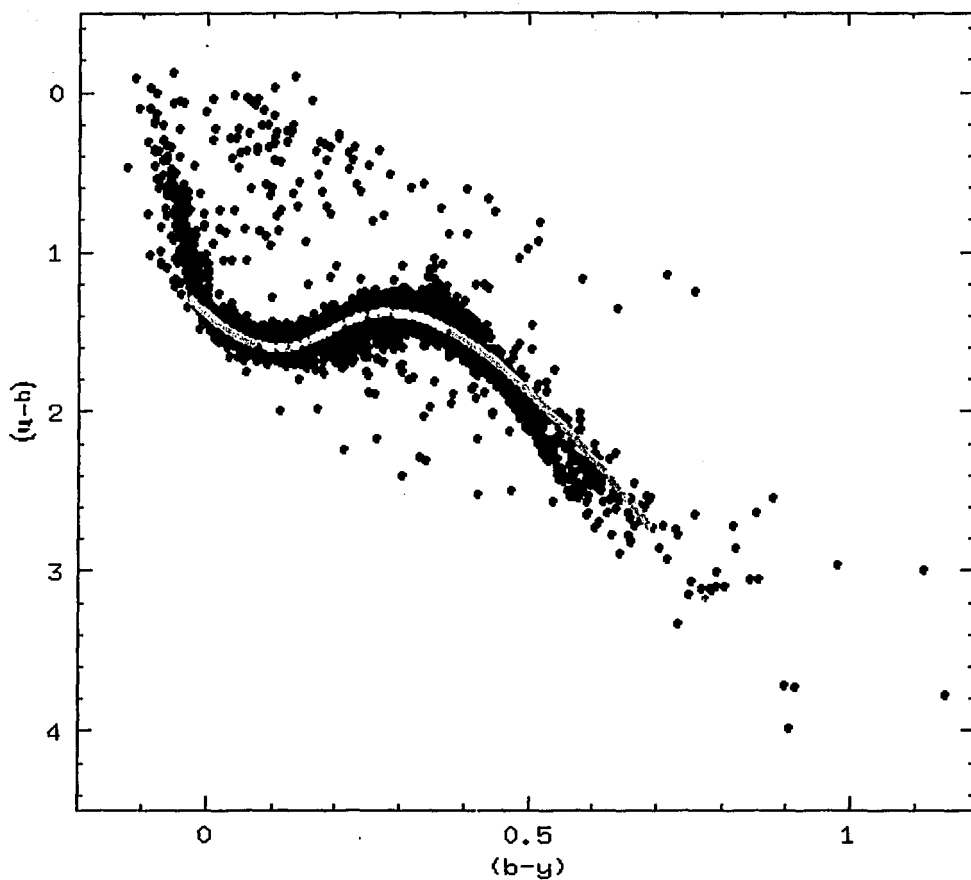


Figura 4.16: Diagrama de color  $(b-y)$  versus  $(u-b)$  con los datos del catálogo *HHM* (negro), las estrellas de las Híadas *AF* (rojo) y la calibración de desenrojecimiento (azul). Extendiendo la curva sobre  $(b-y)$  para solo la muestra de las Híadas *AF* (amarillo).

### 4.3.3 Calibración de Magnitud Absoluta para las Híadas

Existen varias calibraciones de Magnitud Absoluta obtenidas a lo largo del tiempo.

Ferni (1965) y Crawford y Mander (1966), obtienen la calibración de  $M_V(\beta)$  considerando a las estrellas de varios cúmulos cercanos.

Strömgren(1966) divide a las estrellas separándolas por su tipo espectral en grupos proponiendo para las estrellas (A0-A3)

$$M_V = 1.5 + 6.0\{(b - y) + 0.18\{(u - b) - 1.36\}\} - 17.0\{\beta - 2.565 - 0.35[c_1]\}$$

y a para las estrellas (A4-F0) propone la calibración con:

$$M_V = 1.6 + 7.5(2.946 - \beta) - 11.0\Delta[c_1]$$

Crawford(1975) introduce una calibración más compleja determinando la línea cero de la secuencia principal. Definiendo  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  como la diferencia entre los valores correspondientes en las Híadas y los valores observados.

$$\delta m_1 = m_1(Hiadas) - m_1(observado)$$

$$\delta c_1 = c_1(Hiadas) - c_1(observado)$$

Al graficar la línea cero establecida por Crawford dentro de un diagrama de  $H\beta$  versus  $c_1$  se observa que se cruza la línea que define a las estrellas tipo *O*, *B*, *A temprana* con la línea que define a las de tipo *A tardío*, *F*, *G*, quedando entrelazada una región de estrellas *A*, *B* permitiendo tener para la misma estrella dos tipos de calibraciones diferentes.

La Fig. 4.17 ilustra con una línea negra la secuencia *ZAMS* para estrellas tipo *B* y con una línea azul la secuencia *ZAMS* para las estrellas *A* y *F* en el sistema de Strömgren propuestas por Crawford (1979, 1978, 1975) respectivamente.

Crawford (1975, 1978, 1979) divide los tipos espectrales mediante empleando  $H\beta$ , señala los enrojecimientos encontrados por él en 1973, tales como:  $E(b - y) \simeq 0.73E(B - V)$ ,  $E(m_1) \simeq -0.3E(b - y)$ ,  $E(c_1) \simeq 0.2E(b - y)$ . Haciendo notar que estas relaciones son algo diferentes a las encontradas por Strömgren(1966). Asumiendo que,  $A_V = 3.2E(B - V)$ , entonces  $A_V = 4.3E(b - y)$ . Divide a las estrellas en intervalos por su índice de color ( $b - y$ ), tal que las estrellas *F* están dentro del intervalo  $0.2 < (b - y) < 0.4$ . Esencialmente estrellas con  $(b - y) \geq 0.4$  son de tipos más tardíos.

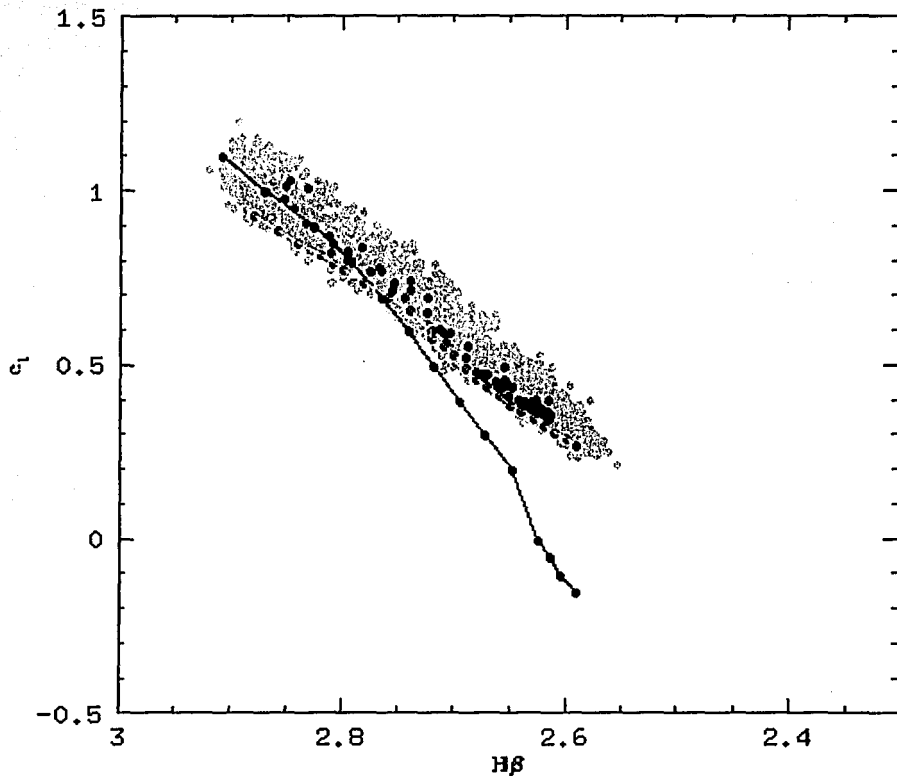


Figura 4.17: Diagrama de  $H\beta$  versus el índice  $c_1$  de la muestra total de estrellas del catálogo *HHM* (color gris). Marcando con una línea negra la secuencia *ZAMS* para las estrellas **B** y con una línea amarilla para estrellas **F** y **A** propuestas por Crawford (1979, 1975, 1978) respectivamente. En azul claro las estrellas *HHM-AF* y en azul rey las estrellas de las Híadas

y propone para las estrellas de tipo espectral **F** con valores fotométricos:

$$\begin{aligned} 2.720 < \beta < 2.590 \\ 0.^m200 < (b-y) < 0.^m400 \\ (b-y)_o = 0.222 + 1.11\Delta\beta + 2.7(\Delta\beta)^2 - 0.05\delta c_1 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_1. \end{aligned}$$

la siguiente calibración:

$$M_V = M_V[ZAMS, (b-y)_c] - f\delta c_1(b-y)_c$$

donde  $(b-y)_c$  es  $(b-y)$  corregido.

Crawford (1979) propone la calibración para desenrojecer las estrellas de tipo **A** localizadas dentro de un cúmulo con distancia conocida y con valores fotométricos tales que:

$$\begin{aligned} (b-y)_o &= 2.946 - \beta - 0.1\delta c_1 - 0.25\delta m_1 & \text{si } \delta m_1 < 0 \\ (b-y)_o &= 2.946 - \beta - 0.1\delta c_1 & \text{si } \delta m_1 > 0 \end{aligned}$$

la calibración:

$$M_V = M_V(\beta, ZAMS) - f\delta c_1$$

Donde  $f\delta c_1$  es una corrección a  $M_V$  calculada a partir de la paralaje y  $f$  se encuentra analizando los datos de las estrellas pertenecientes al cúmulo;  $\delta c_1$  pasa a ser la corrección por efecto evolutivo, y permite corregir a dos estrellas con la misma temperatura pero con diferente clase de luminosidad empleando la misma ecuación.

Existen otras propuestas como es la de Lindroos (1980), que divide a las estrellas en tres tipos, definiéndolas en estrellas de tipo temprano, intermedio y tardío (ver Fig. 4.18); y dando varios criterios más para separar a las estrellas de acuerdo a su tipo espectral empleando para ello las medidas fotométricas en el sistema de Strömrgren:

Definiendo una estrella temprana si:

$$\begin{aligned} (b-y) < 0. \quad \text{y} \quad H\beta > 2.889 \quad \text{o} \\ H\beta < (5.72 - [u-b]) * 2/3 \quad \text{o} \quad H\beta > (3.114 - [u-b]/6) \end{aligned}$$

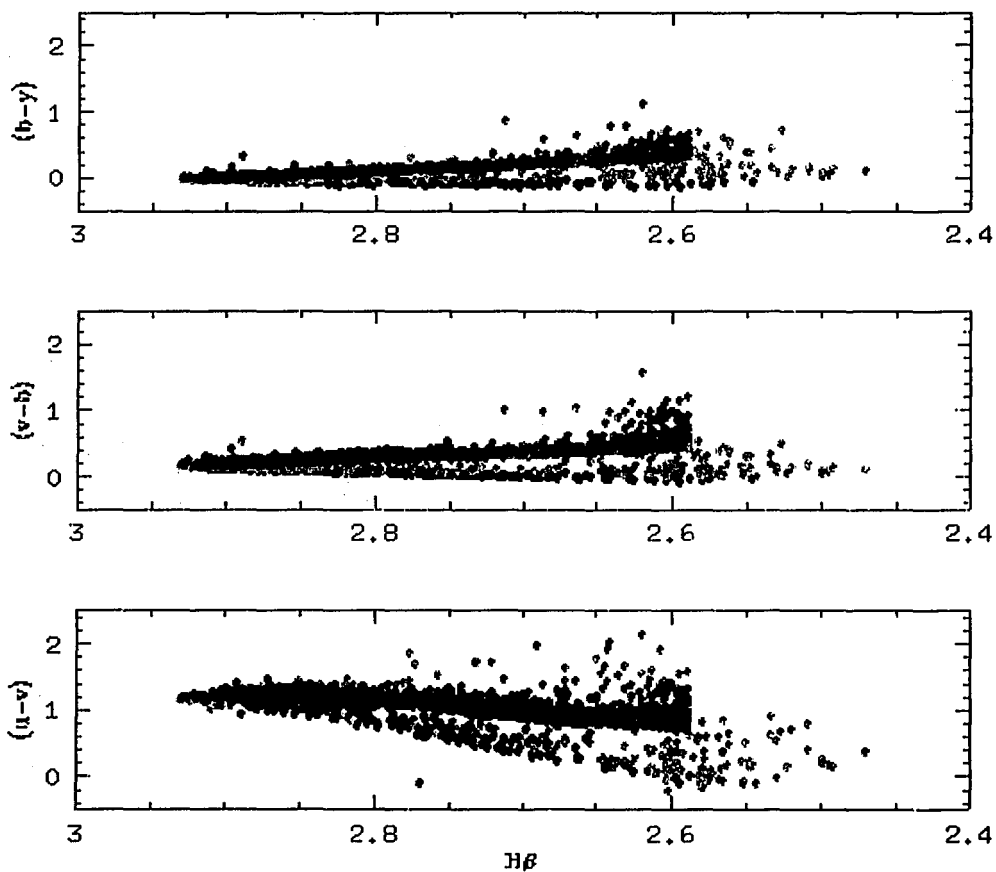


Figura 4.18: Diagrama con  $H\beta$  versus los índice de color de la muestra total de estrellas del catálogo *HHM* separadas en azul fuerte las estrellas tempranas y azul claro las intermedias y tardías de entre éstas últimas en color morado las tipo A y en verde las tipo F.



de tipo intermedio si:

$$H\beta > (5.72 - [u - b]) * 2/3 \quad y \quad [m_1] \leq 0.187$$

de tipo tardío si:

$$H\beta > (5.72 - [u - b]) * 2/3 \quad y \quad [m_1] > 0.187$$

Dividiendo dentro de tipo tardío a las estrellas siguiendo lo siguiente:

Si  $H\beta \geq 2.720$  es una estrella de tipo **A**.

Si  $2.59 \leq H\beta < 2.720$  es una estrella de tipo **F**

Si  $H\beta \geq 2.590$  es una estrella de tipo **G**.

Logrando con esta propuesta una división de las estrellas desde el punto de vista fotométrico desafortunadamente su propuesta quedo como comunicación privada y es poco conocida, (ver Fig. 4.18).

Nissen y Schuster (1991) proponen para las estrellas con tipos espectrales *F* o *G* que reúnen los valores fotométricos tales que:

$$(b - y)_o = 0.579 + 1.541m_o - 1.066c_o - 2.965\Delta\beta + 9.640\Delta\beta^2 - 4.383m_o\Delta\beta - 3.821m_o c_o + 6.695c_o\Delta\beta + 7.763m_o c_o^2$$

$$para : \quad 0.254 < (b - y) \leq 0.550$$

$$0.033 \leq m_1 \leq 0.470$$

$$0.116 \leq c_1 \leq 0.540$$

$$2.550 \leq \beta \leq 2.681$$

$$-2.49 \leq [Fe/H] \leq 0.22$$

la calibración:

$$M_V = M_V(ZAMS) - \{9.0 + 38.5 [(b - y)_o - 0.22]\} \delta c_o$$

$$donde : \quad \delta c_o = c_o(\text{de la estrella}) - c_o(ZAMS)$$

Arellano & Parrao (1990) proponen para las estrellas Supergigantes *F* y *G* la calibración:

$$M_V = 109.02 - 87.9(b - y)_o - 42.4\beta - 152.6[c_1] + 3.8[c_1](b - y)_o + 56.3\beta[c_1] + 30.3\beta(b - y)_o$$

$$E(b - y) = 0.746(b - y) - 0.612m_1 + 0.323c_1 - 0.370$$

Conforme a la tabla 6 descrita en el trabajo de Keenan (1963, pag. 92), las estrellas de secuencia principal, de tipos espectrales *A0* a *G0* tienen una  $M_V$  en un intervalo de 0.6 a 4.4 respectivamente, estos valores nos dan una idea del intervalo de trabajo para la correlación a calcularse.

Trabajando con las estrellas Híadas-*AF*, se procedió a obtener la calibración de la Magnitud Absoluta. Para lo cual se establece la división de las estrellas a considerar, empleando las ecuaciones propuestas (4.1, 4.2, 4.3) y se obtienen los colores intrínsecos de las estrellas con la calibración descritas en las ecuaciones (4.5; 4.6 y 4.7).

Para obtener la correlación de la Magnitud Absoluta en función de los valores fotométricos, se obtuvo primero la Magnitud Visual Absoluta ( $M_V$ ), calculada en función de la paralaje estelar. Los valores de la  $M_V$  son comparados con los valores de Magnitud Absoluta propuestos en función de los valores intrínsecos fotométricos.

Se considera que al separar a las estrellas mediante dos líneas, método propuesto en este trabajo, se separaran estrellas con iguales características, y esta separación permite dividir a las estrellas por su respuesta a la absorción interestelar, lo que nos ayuda a mejorar la calibración.

Se aplica este criterio sobre las estrellas de las Híadas y se separan las estrellas *AF*.

Con las ecuaciones propuestas para desenrojecer se obtuvieron los índices de color intrínsecos, y considerando que el enrojecimiento es mínimo se calcularon las Magnitudes Absolutas por medio de las paralajes para la muestra de estrellas Híadas-*AF* y se obtiene la correlación correspondiente:

Al momento tengo varias correlaciones con coeficientes con razón  $T$  (coeficiente / error del coeficiente) mayor a 3 y que me permiten calcular la Magnitud Absoluta con una  $\sigma \pm 0.32$ , de entre las correlaciones probadas la mejor correlación con solo dos términos es la siguiente:

$$M_V = 2.251 + 7.15323 * (b - y)_o - 0.366125 * (c)_o / (m)_o \quad (4.9)$$

Los coeficientes calculados y sus respectivas sigmas se describen en la Tabla 4.2.

Aplico esta ecuación a los datos de las Híadas y comparo las Magnitudes Absolutas obtenidas mediante la calibración y mediante la ecuación (1.3). Ver Fig. 4.19.

Hay dos estrellas que se salen del comportamiento general *HD28319* y *HD30810*. Sus valores fotométricos están en la Tabla 4.3.

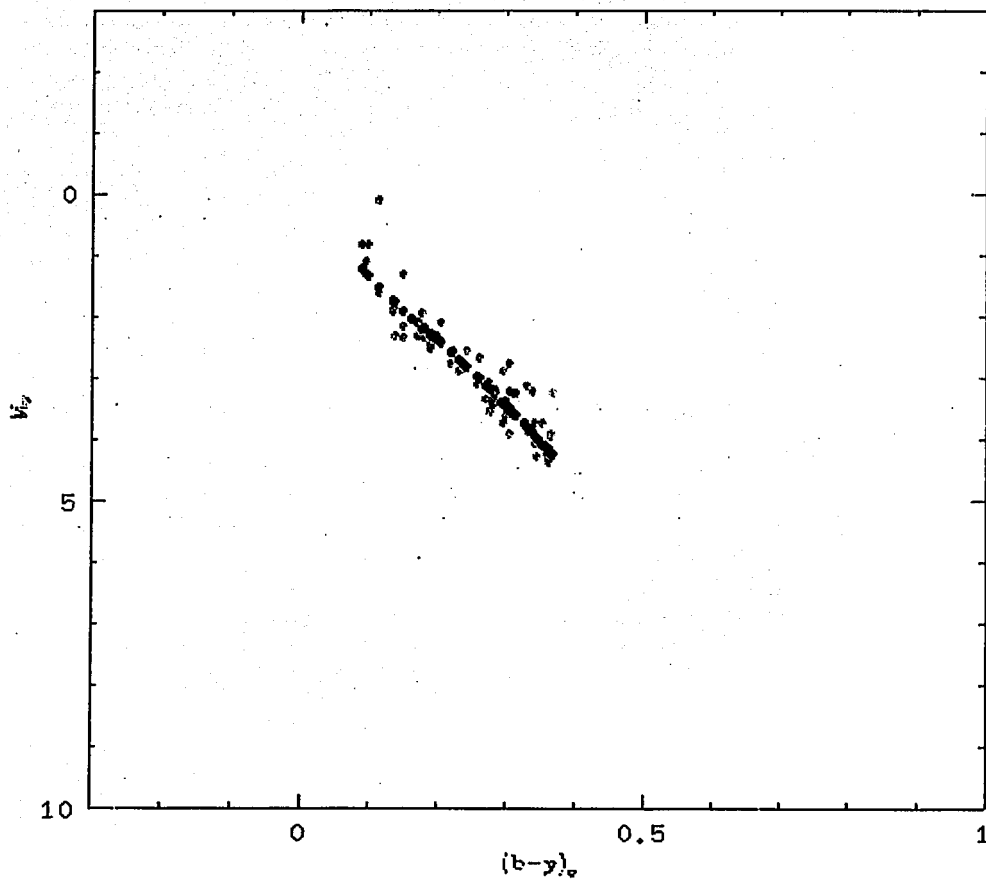


Figura 4.19: Diagrama  $HR$  para  $M_V$  versus el índice de color  $(b-y)$  de las estrellas del catálogo de las Híadas y sobre ellas en color negro la  $M_V$  calculada.

Tabla 4.2: Correlacion para obtener  $M_V$ 

	coeficientes	$\sigma$	$\frac{\text{coeficiente}}{\sigma}$
A( 0)=	2.251	0.390	5.769
A( 1)=	7.153	0.643	11.112
A( 2)=	-0.366	0.074	-4.886
$\sigma(M_V) =$	0.292		
CHISQR=	8.6816E-02	$R_{MUL} =$	0.9809
FTEST=	1233.9363	NSTARS=	100

Calculando nuevamente la correlación sin estos dos objetos se obtiene que:

$$M_V = 2.082 + 7.403 * (b - y)_o - 0.323 * (c)_o / (m)_o$$

Y las sigmas de los coeficientes, razones T y coeficientes de correlación se dan en la Tabla 4.4.

Está calibración es valida para  $0.1 < M_V < 4.5$ , que es el intervalo de Magnitudes Absolutas a partir de donde se obtiene, extendiéndose un poco más de los límites del intervalo dado por Keenan (1963).

Tabla 4.3: Estrellas retiradas en la correlación de  $M_V$ 

HD	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$H\beta$	$\pi$	SP
28319	3.408	0.112	0.217	0.927	2.831	21.89	A7III
30810	6.756	0.352	0.182	0.359	2.615	20.15	F6V

Tabla 4.4: Correlación para  $M_V$ 

	coeficientes	$\sigma$	$\frac{\text{coeficiente}}{\sigma}$
A( 0)=	2.082	0.361	5.765
A( 1)=	7.403	0.593	12.484
A( 2)=	-0.324	0.070	-4.634
$\sigma M_V =$	0.265		
CHISQR=	.072	$R_{MUL} =$	0.984
FTEST=	1422.1254	NSTARS=	98

## Capítulo 5

# RESULTADOS FINALES

### 5.1 RESULTADOS OBTENIDOS CON LA CALIBRACIÓN PARA DESENROJECER

(a) Como mencionamos anteriormente en el diagrama  $H\beta$  versus  $c_1$  la línea ZAMS definida por Crawford (1975) se entrelaza para las estrellas B con la línea ZAMS de las estrellas A y F (Fig 4.17). Al calibrar con la propuesta de este trabajo, obtenemos una línea que pasa tocando las Híadas, (Fig. 5.1).

(b) Las ecuaciones (4.6), (4.7) y (4.8) recalibran la propuesta de Crawford (1975, 1978, 1979), redefiniéndola. La diferencia entre ambas propuestas se visualiza de manera clara en el diagrama de  $H\beta$  versus  $c_1$  descrito en la Fig. 5.1. El cual se describe de manera similar al diagrama de la Fig 4.17.

(c) La Fig. 5.1 nos muestra el diagrama donde tenemos a las estrellas del catálogo *HMM* pintadas en color morado, en azul claro están las estrellas AF y en azul rey las estrellas pertenecientes a las Híadas. La línea amarilla ancha es la línea propuesta en este trabajo como secuencia ZAMS.

(d) Proponemos una calibración para desenrojecer la cual queda exclusivamente en función de  $H\beta$ , único índice fotométrico que no esta afectado por el enrojecimiento.

## 5.2 RESULTADOS DE $M_V$ SOBRE EL CATÁLOGO $HHM$ .

Con los valores fotométricos ya desenrojados obtuvimos la calibración de  $M_V$  para las estrellas de  $AF$ , encontrando la ecuación:

$$M_V = 2.082 + 7.403 * (b - y)_o - 0.323 * (c)_o / (m)_o$$

y con dicha ecuación se calcula la Magnitud Absoluta para las estrellas del catálogo  $HHM$  que cumplen con los criterios para obtener los colores intrínsecos.

Para lo cual se separa del catálogo de  $HHM$  a las estrellas comprendidas entre los segmentos mencionados en la sección (4.3.1), para tener una muestra de estrellas  $AF$  de secuencia principal.

Se grafica el grupo de estrellas ( $AF$ ) en un diagrama de color dentro de la muestra total de estrellas para verificar que están dentro del área de calibración. El diagrama (Fig. 5.2) muestra perfectamente separado un grupo de estrellas  $AF$  sobre la secuencia principal.

Se emplean las ecuaciones de desenrojecimiento, ya mencionadas, en la muestra de estrellas  $AF$  y gráfico los valores resultantes dentro del diagrama de color.

En el diagrama (ver Fig. 5.3) se observa que al desenrojecer parte de éstas estrellas tienen valores de  $(b - y)_o$  mayores a 0.5 y corresponden a otro grupo estelar. Esto es importante de notar pues si observamos con detenimiento las Figs. 4.8, 4.9 y 4.10, los diagramas de  $H\beta$  versus color, podemos ver que la curva se levanta en las estrellas con tipos espectrales más tardíos que  $G0$ . Igualmente podemos ver que las líneas que enmarcan las estrellas a considerar dejan fuera a estos grupos estelares.

Se aplica la ecuación para obtener la Magnitud Absoluta a la muestra de estrellas del catálogo  $HHM - AF$  e igualmente se calcula la Magnitud Absoluta por medio de la paralaje conocida. La Magnitud Absoluta obtenida mediante la calibración es válida para  $0.1 \leq M_V \leq 4.5$ .

Al desenrojecer y obtener la Magnitud Absoluta se encuentra que hay estrellas con valores con  $M_V > 4.5$  las cuales están fuera del límite de la correlación propuesta.

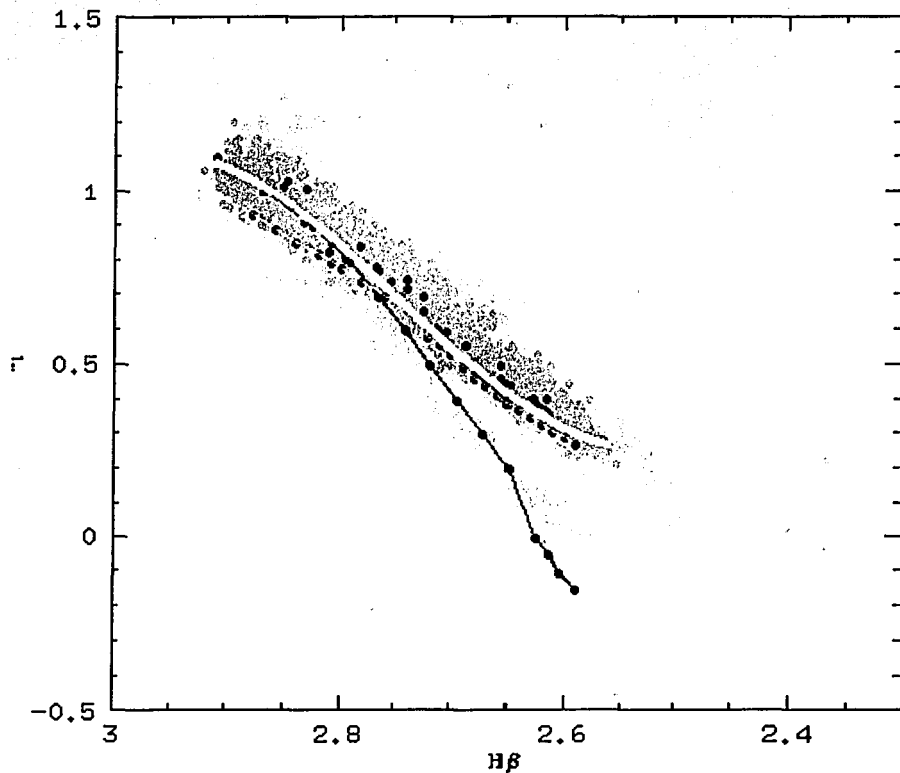


Figura 5.1: Diagrama de color. El diagrama de  $(b-y)$  versus índice de color  $(u-b)$  muestra en color negro a la de estrellas del catálogo *HHM* y en contraste los correspondientes valores para las estrellas que cubren las condiciones para ser estrellas *AF* de secuencia principal.



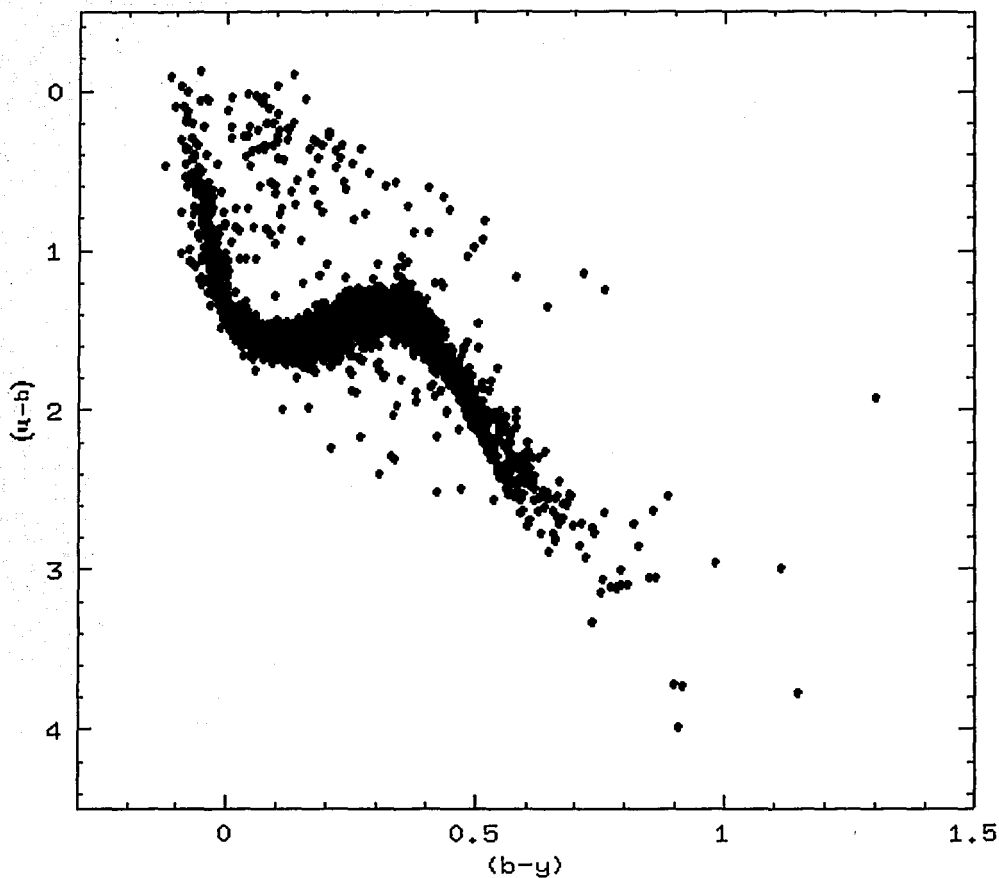


Figura 5.2: Diagrama de color. El diagrama de  $(b-y)$  versus índice de color  $(u-b)$  muestra en color negro a la de estrellas del catálogo *HHM* y en contraste los correspondientes valores para las estrellas que cubren las condiciones para ser estrellas *AF* de secuencia principal.

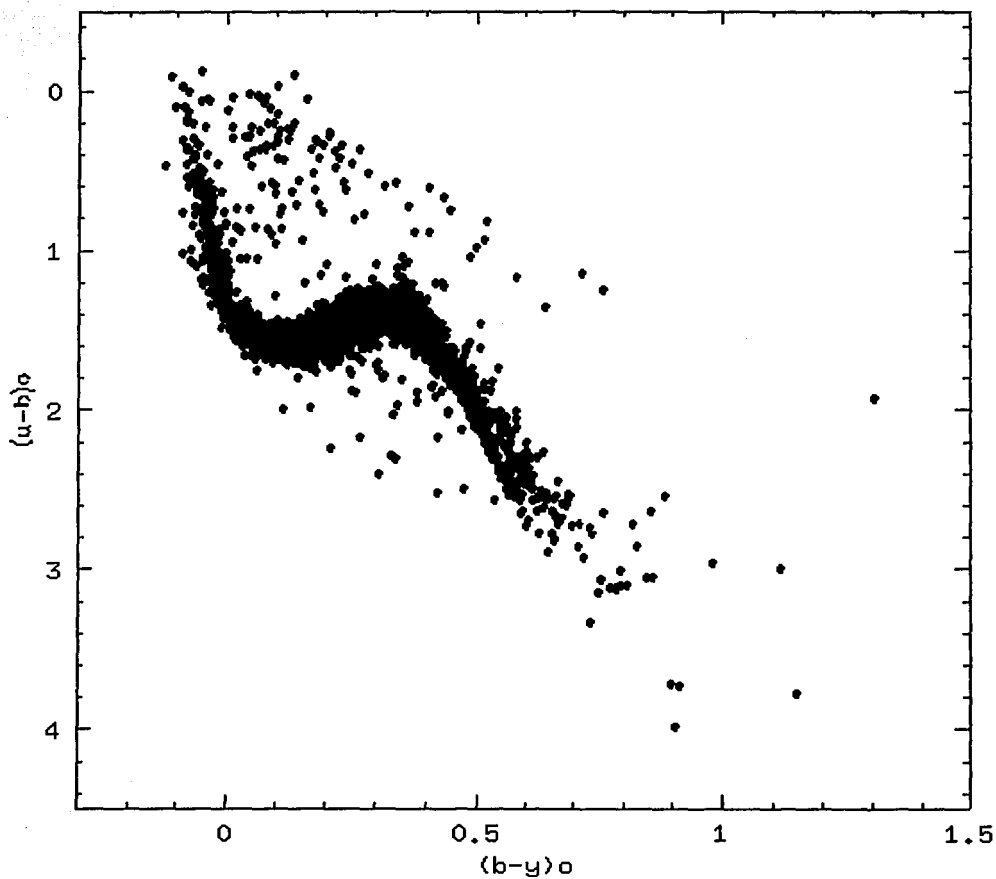


Figura 5.3: El diagrama de color  $(b-y)$  versus índice de color  $(u-b)$  en color negro a la de estrellas del catálogo *HHM* y en contraste los correspondientes valores ya desentrojados  $(b-y)_o$  y  $(u-b)_o$  para las estrellas que cubren las condiciones para ser estrellas *AF* de secuencia principal.

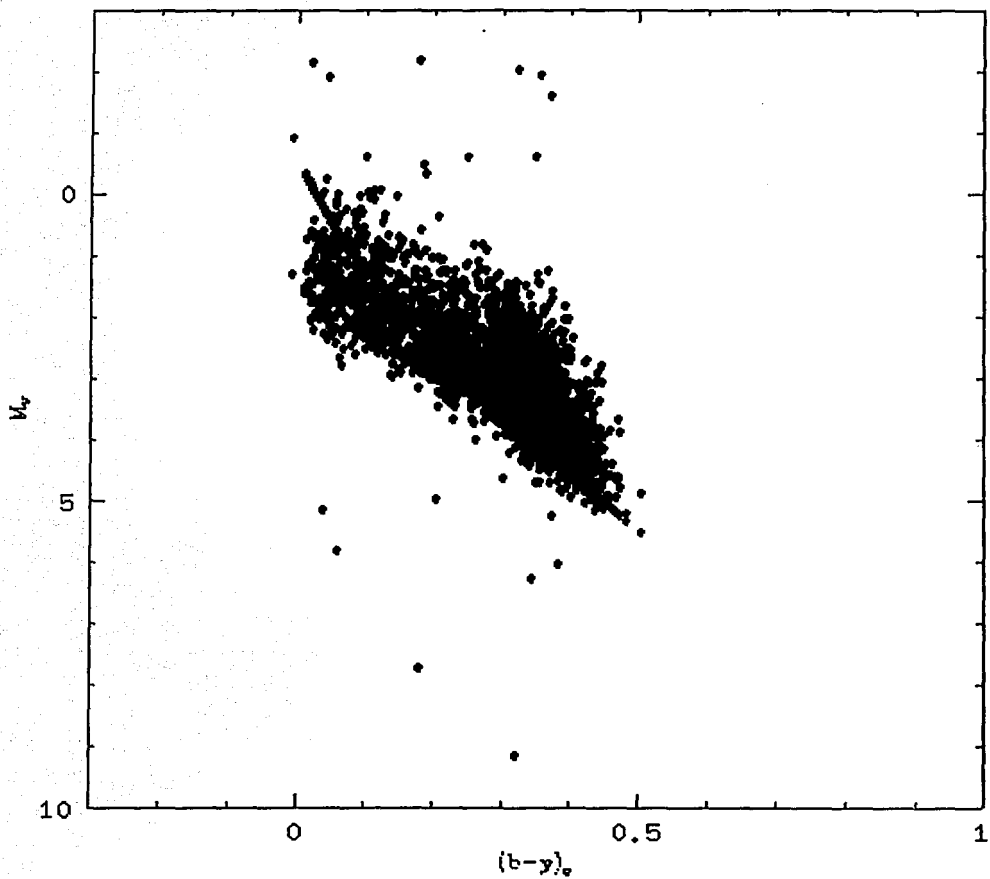


Figura 5.4: Diagrama  $HR$  para  $M_V$  versus el índice de color  $(b-y)_0$  de las estrellas del catálogo  $HHM - AF$  y sobre ellas en color negro la  $M_V$  calculada. Observe los puntos botados fuera de los límites de la ecuación.

En la Fig. 5.4 graficamos el color intrínseco  $(b - y)_0$  versus la Magnitud Absoluta; marcando con puntos negros las Magnitudes Absolutas calculadas mediante la paralaje y en una línea las Magnitudes Absolutas obtenidas mediante la ecuación propuesta en este trabajo. Se observa que la calibración propuesta se centra sobre la muestra de estrellas.

La gráfica también muestra que para valores de  $M_V > 5.0$  la solución obtenida no sirve (ver Fig. 5.6).

Se grafican las diferencias entre la Magnitud Absoluta obtenida mediante la paralaje y la Magnitud Absoluta obtenida de la correlación propuesta versus la Magnitud  $V$  y se encontró que para estrellas con  $V > 8$  existe una alta dispersión. La Fig. 5.5 nos muestra este resultado.

Para comparar el resultado se calculó la Magnitud Absoluta empleando la ecuación (1.3) y se aplicó la corrección  $A_V$  dada por Crawford (1975) donde :

$$A_V = 4.3E_{(b-y)}$$

y se calculó la diferencia entre la magnitud obtenida por medio de la correlación y la Magnitud Absoluta obtenida por medio de la paralaje con la corrección  $A_V$  incluida. De 2496 estrellas tengo 1396 estrellas con una diferencia entre ambas magnitudes menor a 0.5. El histograma mostrado en la Fig. 5.6 nos describe la distribución de las diferencias entre dichas Magnitudes Absolutas.

Para saber si el proceso me permite identificar bien la distancia al objeto des-enrojeciendo y calculando la Magnitud Absoluta, trabajo con dos cúmulos muy conocidos y de los cuales también sabemos su distancia. Los cúmulos seleccionados tienen diferentes características estando con y sin gas y son Alfa Per y las Pléyades, (ver Tabla 9).

En la Tabla mostramos los datos citados por Pinsonneault y colaboradores (1998), de los módulos de distancia y enrojecimiento encontrado para algunos cúmulos que emplearemos en este trabajo.

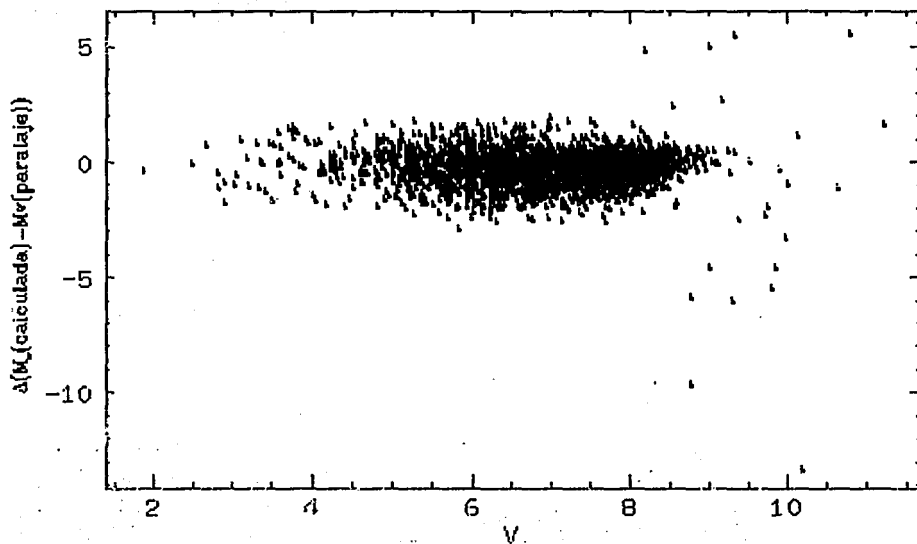


Figura 5.5: Diagrama  $\Delta[M_V]$  versus  $V$  de las estrellas del catálogo *HMM - AF*. Observe los puntos botados para  $V > 8.0$

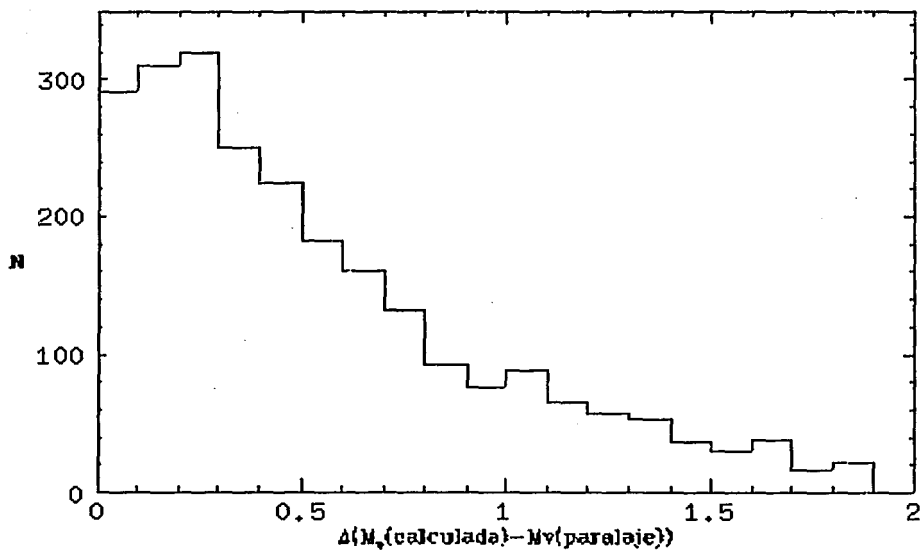


Figura 5.6: La figura nos muestra el histograma con la distribución de  $\Delta[M_V]$

Tabla 5.1: Modulos de distancia calculados.

Cúmulo	Modulo de distancia(mag)		enrojecimiento E(B-V) mag
	aparente	Hipparcos	
Pléyades	5.61	5.33	0.05
$\alpha$ Per	6.36	6.33	0.10
Híadas	3.01	3.33	0.0

### 5.3 COMPARACIÓN CON LAS PLÉYADES

Crawford y Perry (1976) analizan el cúmulo de las Pléyades, encontrando un enrojecimiento variable con  $E(B - V) = 0^m.00$  a  $E(B - V) = 0^m.38$ . En el caso de las estrellas tipo espectral F encontraron un enrojecimiento entre  $0.0^m33 \pm 0.0^m22$

Separo del catálogo de Hauck & Mermillod (1998) las estrellas observadas con fotometría de Strömgren que pertenecen a las Pléyades y de entre ellas separo aquellas con paralaje reportada por el satélite Hipparcos; quedando una muestra de veinte y cinco objetos.

De estos objetos separo aquellos que cumplen con los criterios de estrellas AF y calculo la Magnitud Absoluta. Con la Magnitud Absoluta calculo la distancia correspondiente quedando dos estrellas a a 51 y 60 parsec, 6 estrellas entre 159 y 182 parsec y dos estrellas a 248 y 259 parsec. La Tabla 10 nos da los resultados encontrados para éstas estrellas y los colores intrínsecos obtenidos.

### 5.4 COMPARACIÓN CON $\alpha$ PER.

Separo a las estrellas conocidas como pertenecientes al cúmulo y que están observadas con fotometría de Strömgren. De esa muestra de estrellas separo a las estrellas AF siguiendo los criterios ya mencionados y calculo las magnitudes absolutas y con la Magnitud Absoluta calculada determino la paralaje que debería poder observar y la distancia. Tengo cinco estrellas que cumplen con los criterios de estrellas AF de secuencia principal las cuales una de ellas es binaria (HD20400).

Y las restantes cuatro estrellas marcan distancias a 32 y 45 parsecs y a 300 y 399 parsecs.

Igualmente calculo la Magnitud Absoluta para datos de las estrellas de  $\alpha$  Per, los resultados obtenidos estan en la Tabla 11.

'? Que confianza tenemos en nuestros resultados??

Para responder esta pregunta tenemos que comparar con los datos conocidos más confiables. Siendo estos los resultados obtenidos por los satélites del Hipparcos y del Tycho. Tomo la información del satélite Hipparcos y del Tycho I de las paralajes medidas a dichos objetos y comparo con las paralajes calculadas a partir de nuestra calibración de distancia.

Las paralajes que calculo son muy similares a las calculadas por el satélite del Hipparco y del Tycho.

## 5.5 CONCLUSIÓN

A) Al analizar una muestra muy completa de estrellas con todos los tipos espectrales se observa que la extinción interestelar es función de la longitud de onda ( $\lambda$ ) y que se afecta de manera diferente según el tipo espectral de la estrella. Un ejemplo de esto se muestra en la Fig.5.7. Esto permite concluir que el enrojecimiento debido al polvo interestelar afecta, sobre la misma región espectral ( $\lambda$ ), de manera diferente a las estrellas, dependiendo de su tipo espectral.

Al graficar el índice  $H\beta$  versus los índices de color ( $u-v$ ), ( $v-b$ ) y ( $b-y$ ) empleando una muestra de estrellas tan amplia se observa claramente que se dividen las estrellas en al menos dos franjas de acuerdo a su tipo espectral; lo que permite separar a las estrellas  $AF$  (estrellas con tipo espectral **A** tardías y **F**) mediante seis ecuaciones lineales dos para cada uno de los índices de color respectivo, (ver Capítulo 4, Tabla 4.1).

B) El presente trabajo proporciona una nueva calibración para desenrojecer las medidas fotométricas en el sistema de Strömgren de estrellas  $AF$ , todas ellas en función solamente de  $H\beta$  y permitiendo obtener los índices de colores intrínsecos en función del índice  $H\beta$  y calcular con ellos las diferencias de índices de color  $m_1$  y  $c_1$ .

Tabla 1: Resultados obtenidos en las estrellas *AF* en las Pléyades

HD	V	$(b-y)_o$	$(m_1)_o$	$(C_1)_o$	$H\beta$	Paralaje Hipparcos	$\sigma(pi)$	Paralaje calculada	$E(b-y)$	$M_V(par)$	$M_V(cal)$	DIS
23609*	6.997	0.306	0.169	0.428	2.653	16.100	3.031	19.288	0.034	2.886	3.423	51.846
23822*	6.478	0.230	0.176	0.593	2.714	13.440	2.120	16.404	0.013	2.066	2.553	60.962
23157	7.935	0.166	0.205	0.781	2.778	9.480	2.819	6.264	0.058	2.571	1.919	159.630
23289*	9.000	0.247	0.171	0.549	2.699	9.760	3.947	5.578	0.016	3.879	2.732	179.274
24132*	8.872	0.255	0.169	0.530	2.692	7.560	3.265	6.170	0.003	3.253	2.823	162.081
23642	6.807	0.057	0.197	1.031	2.877	9.050	1.590	5.701	-0.016	1.659	0.587	175.418
23763*	6.940	0.060	0.199	1.027	2.875	6.900	1.134	5.473	0.013	1.077	0.631	182.728
24076	6.920	0.070	0.205	1.011	2.867	9.830	1.883	5.948	-0.006	1.909	0.792	168.124
23388	7.720	0.061	0.199	1.025	2.874	11.210	2.968	3.859	0.037	2.809	0.653	259.102
23632	6.980	0.025	0.173	1.070	2.899	8.350	1.588	4.021	-0.011	1.638	0.002	248.684



Tabla 2: Resultados obtenidos en las estrellas *AF* en  $\alpha$  Per

HD	V	$(b-y)_o$	$(m_1)_o$	$(c_1)_o$	$H\beta$	Paralaje Tycho	$\sigma(pi)$	Paralaje Calc.	E(b-y)	$M_V(cal)$	dist.
20675	5.950	0.302	0.168	0.435	2.656	23.5	2.9	30.485	-0.009	3.370	32.803
21045	7.322	0.357	0.187	0.357	2.621	27.6	4.5	21.901	-0.014	4.024	45.660
20400	8.280	0.206	0.186	0.660	2.737	-1.5	6.2	6.399	0.041	2.311	156.278
20344	8.020	0.060	0.199	1.027	2.875	-2.4	8.2	3.328	0.053	0.631	300.473
21600	8.660	0.061	0.199	1.025	2.874	2.1	6.1	2.503	0.053	0.653	399.457

$$\begin{aligned}(b-y)_o &= 244.549 - 262.574H\beta + 94.387H\beta^2 - 11.352H\beta^3 \\ \sigma_{(b-y)} &\pm 8.216E - 03\end{aligned}\quad (5.1)$$

$$\begin{aligned}(v-b)_o &= 811.834 - 882.393H\beta + 320.024H\beta^2 - 38.710H\beta^3 \\ \sigma_{(v-b)} &\pm 1.498E - 02\end{aligned}\quad (5.2)$$

$$\begin{aligned}(u-v)_o &= 1231.59 - 1345.92H\beta + 489.817H\beta^2 - 59.310H\beta^3 \\ \sigma_{(u-v)} &\pm 2.1916E - 02\end{aligned}\quad (5.4)$$

C) La correlación aquí propuesta permite establecer una corrección en la secuencia ZAMS para los valores establecidos para el sistema de Strömgren para las estrellas *AF*.

D) Y establece para las estrellas *AF* una nueva relación entre la Magnitud Absoluta calculada en función de los paralajes trigonométricos conocidas y la Magnitud Absoluta calculada en función de los índices de color ya desrojados, empleando para la calibración los valores fotométricos y los paralajes de las Híadas.

$$M_V = 2.082 + 7.403 * (b-y)_o - 0.323 * (c)_o / (m)_o$$

E) Se verificó esta correlación con los valores fotométricos de la muestra total de estrellas *AF* del catálogo *HHM* (ver sección 4.2) y las estrellas *AF* de los cúmulos de las Pléyades y  $\alpha$  Per.

En trabajos posteriores queda por hacer:

A) La calibración sobre la franja inferior que incluye estrellas con tipos **O**, **B** y unas cuantas *A tempranas*, y

B) El de las correspondientes estrellas que caen por encima de la franja calibrada correspondientes a estrellas con tipos **G**, **K** y **M**.

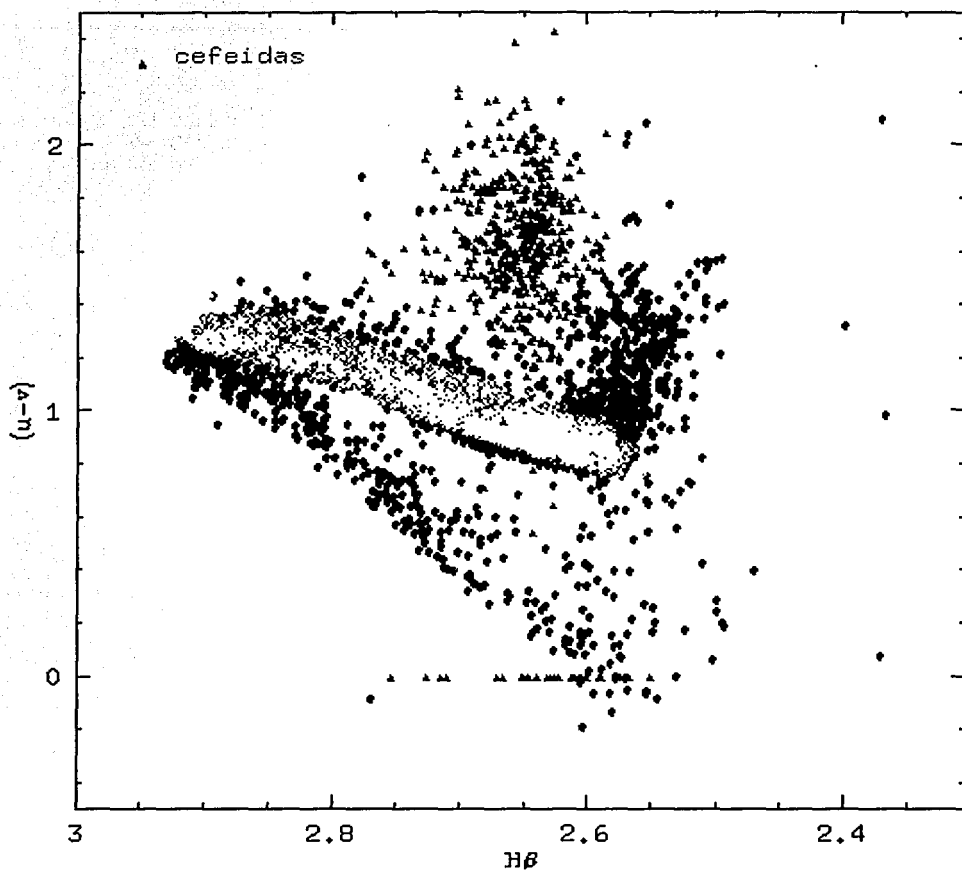


Figura 5.7: Diagrama de  $(u-v)$  versus  $H\beta$  para estrellas de secuencia principal y para Cefeidas. Se enmarca en tono de contraste las estrellas  $AF$  de secuencia principal y con diferentes símbolos, triángulo a las Cefeidas y "#" a las estrellas de tipos espectrales  $O$ ,  $B$ ,  $G$ ,  $K$ . En la Tabla 5.12 indicamos las Cefeidas que muestran alguna anomalía.

C) Es posible mejorar el criterio de enmarcar por medio de dos líneas rectas para determinar las estrellas a desenrojecer, el cual es inexacto, si consideramos que la correlación encontrada es de tercer orden. Esto es muy evidente en el caso del diagrama de  $H\beta$  versus  $(u - v)$ . Lo podemos ver en la Fig. 5.8 donde se grafica el criterio de  $(u - v)_0$  con una línea continua y por medio de puntos azul claro se señala las líneas rectas que enmarcan el criterio, y con puntos azul rey los datos de estrellas de las Pléyades de tipos espectrales A y F de  $(u - v)$  sin desenrojecer y en amarillo los ya desenrojecidos. Se observa que las líneas rectas no enmarcan con el mismo grosor toda la curva calculada. Si coloco dos curvas paralelas y desplazadas  $\pm 0.1$  y  $\pm 0.2$  al ajuste propuesto (ver Fig. 5.9) se puede ver lo complejo de la definición del intervalo a considerar

D) El cúmulo de las Híadas está definido como un grupo y se observa en el diagrama de  $H\beta$  versus  $V$  varias de las estrellas que parecen marcar un segundo *turn-off* (ver Fig. 4.3), evidencia de otro grupo de estrellas muy cercanos entre si, pero con diferente edad. Para asegurarnos de si son dos grupos muy cercanos de diferentes edades o si existe algún error sistemático en las observaciones que pudiera dar este efecto, es necesario revisar los movimientos propios de las estrellas de dicho cúmulo, trabajo que se realizara con posterioridad.

E) Aplicar esta relación a las estrellas  $\delta$  Scuti de secuencia principal para establecer una nueva relación Periodo-Luminosidad

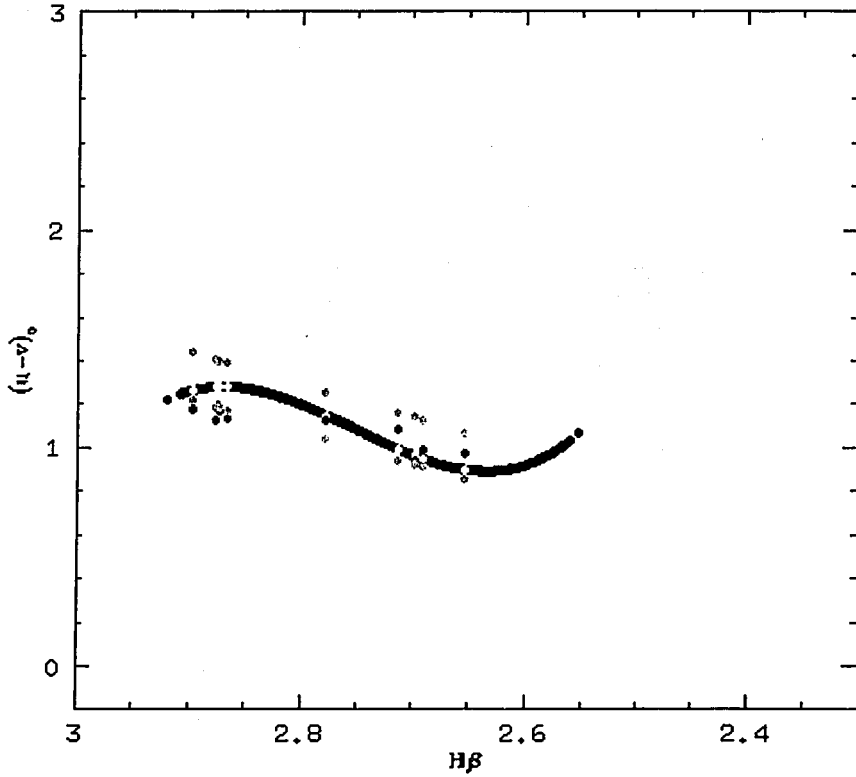


Figura 5.8: Diagrama de  $(u-v)$  versus  $H\beta$  para estrellas de secuencia principal. Los puntos azules enmarcan el criterio para separar éstas estrellas.

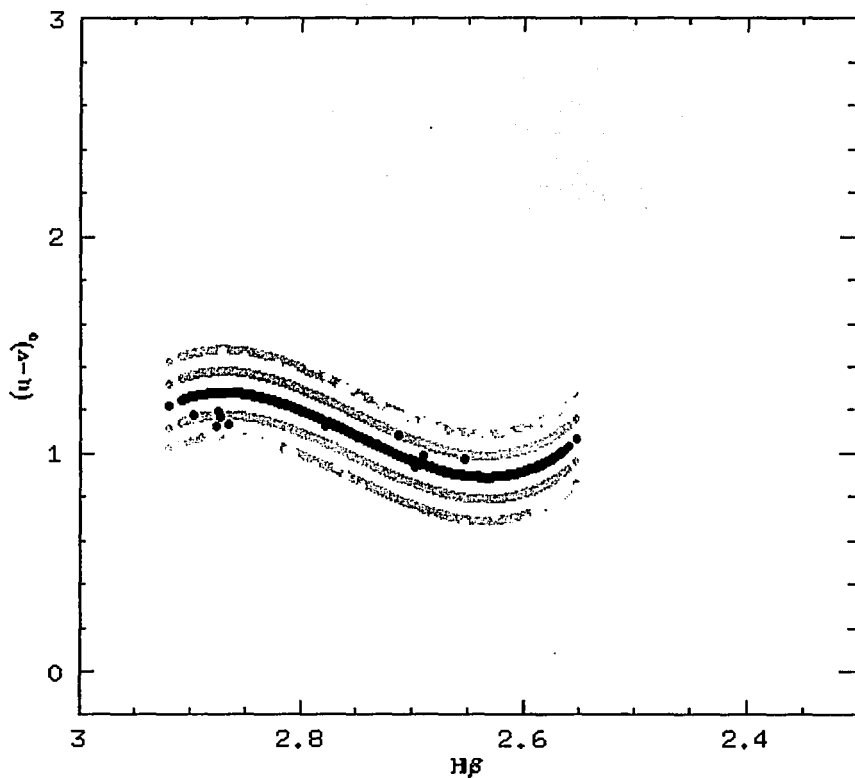


Figura 5.9: Diagrama de  $(u-v)$  versus  $H\beta$  para estrellas de secuencia principal. Las curvas en azules enmarcan el criterio para separar éstas estrellas.

Tabla 5.12: Un ejemplo de la separación por la clase de luminosidad se puede ver al graficar la muestra de estrellas cercanas y el grupo de las Ceféidas de Arellano et al. (1998). La mayoría de éstas Ceféidas tienen  $H\beta$  entre 2.55 y 2.75, por lo que se señalan tres de ellas que poseen una  $H\beta$  mayor (YAur, TXMon V445Cas). Igualmente se ven cuatro supergigantes localizadas en el intervalo de estrellas  $AF$  de secuencia principal y una de ellas tiene valores  $c_1$  negativos (HR2859).

Ident.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$H\beta$
YAUR	10.032	0.443	0.161	0.608	2.847
V445CAS	11.010	0.090	0.195	0.850	2.855
TXMON	11.961	0.147	0.060	1.111	2.830
TXMON	11.994	0.130	0.104	1.032	2.835
TXMON	11.934	0.177	0.039	1.050	2.821
HR2859	5.936	0.458	0.105	-0.021	2.593
HR2859	5.923	0.455	0.107	-0.017	2.605
HR2859	5.856	0.451	0.123	-0.069	2.572
HR2859	5.904	0.449	0.137	-0.074	2.573
HR2859	5.874	0.445	0.136	-0.059	2.569

Valores promedio de supergigantes  
del catálogo de Arellano & Parrao (1990)

VXPUP	8.369	0.283	0.167	0.471	2.670
HR1746	5.334	0.249	0.196	0.643	2.674
HR8718	5.913	0.267	0.160	0.484	2.665
HR9059	5.575	0.311	0.171	0.487	2.651

# Bibliografía

- [1] Arellano A. & Parrao L.; (1989), *Reporte Técnico 57, Instituto de Astronomía, UNAM*
- [2] Arellano A. & Parrao L.; (1990), *A. Ap. 239, 205*
- [3] Arellano Ferro, A, Rojo Arellano, E., González-Bedolla, S., and Rosenzweig, P.; (1998), *Ap. J. Supp. , 117, 167*
- [4] Crawford D.L.; (1975), *A. J. 80, 955.*
- [5] Crawford D.L.; (1978), *A. J. 83, 48.*
- [6] Crawford D.L.; (1979), *A. J. 84, 1858.*
- [7] Crawford D. L. & Mander J.; (1966), *Astron. J. 71, 114.*
- [8] Crawford D. L. & Barnes J. V.; (1970), *Astron. J. 75, 978.*
- [9] Divan L.; (1954), *Ann. Ap. 17, 456.*
- [10] Fernie J. D. ; (1965), *A. J. 70, 575*  
*mv(beta)*
- [11] Golay M.; (1974), *Astrophysics ans Space Science Library.*  
*Introduction to Astronomical Photometry. Ed. Dordrecht-Holland/Boston-USA*



- [12] Gray. R.O.; (1992), *A. Ap.* **265**, 704
- [13] Gronbech B., Olsen E.H., and Strömrgren B.; (1976), *A. Ap. Supp.* **26**, 155
- [14] Hauck B. & Mermillod M.; (1998), *A. Ap. Supp.* **129**, 431H.
- [15] Henry Draper Catalogue;(1885,) *Annals of the Astronomical Observatory of Harvard College.*
- [16] Hiltner & Johnson H. L.; (1956), *Ap. J.* **123**, 267
- [17] Hipparcos Input Catalogue, ESA, INCA consortium; (1992)
- [18] Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA ans consortium FAST, NDAC, TDAC, INCA; (1997)
- [19] Jordi C., Masana E., Figueras F., Torra J.; (1997), *A. Ap. Supp.* **123**, 83.
- [20] Johnson H. L. & Morgan W. W.; (1953), *Ap. J.* **117**, 313
- [21] Johnson H. L.; (1968), *Stars and Stellar Sysytems*, G. P. Kuiper, General Editors,p.167
- [22] Keenan Philip ;(1963), *Stars and Stellar System, Univ. Chicago Press, Basic Astronomical Data, bf 8, 78*
- [23] Lindroos, K. P.; (1980), *Report #17, Comunicación Privada*
- [24] Mendoza E.: Temas Selectos de Astrofísica; (1984), *M. Peimbert (compilador)*

- [25] Mihalas Dimitri y Routly Paul McRae, *Galactic Astronomy*; (1967), ed. W.H. Freeman and Company
- [26] Pinsonneault M., Staffer J., Soderblom D., King J.,
- [27] Parrao L., Schuster W., Arellano Ferro, (1988) Reporte Técnico 52, Instituto de Astronomía, UNAM
- [28] Schuster W. & Nissen P.; (1988), *A. Ap. Supp.* 73, 255
- [29] Schuster W. & Nissen P.; (1989), *A. Ap.* 221, 65
- [30] Nissen P. & Schuster W. (1991), *A. Ap.* 251, 457
- [31] Strömngren B.; (1963), *Stars and Stellar System, Univ. Chicago Press*, 3, 123.
- [32] Strömngren B.; (1966), *Annals Review A. Ap.* 4, 433
- [33] Unsold Albrecht; (1977), *El Nuevo Cosmos*, p. 159. Ed. Siglo XXI
- [34] Vasilevskis S.; (1966),
- [35] Young A. T.; (1974), *"Methods of Experimental Physics, Vol. 12, 123*; ed Carleton (SAO) and Harvard University Cambridge Mass.