

T. D.  
157

UNIVERSIDAD DE VALENCIA

DEPARTAMENTO DE MATEMÁTICA APLICADA Y ASTRONOMÍA

UNIVERSITAT DE VALÈNCIA
BIBLIOTECA CIÈNCIES
Nº Registre ..... 24397 .....
DATA ..... 2-XII-05 .....
SIGNATURA b16887098
Nº LIBIS: i1919920

26 aut.

FOTOMETRÍA  $uvby\beta$  PARA ESTRELLAS DE TIPO SOLAR

CON ACTIVIDAD CROMOSFÉRICA



**OBRA DE CONSULTA**

**EXCLOSA DE PRÉSTEC**

**NO SE PRESTA**

Juan Fabregat Lluca para  
optar al grado de Doctor  
en Ciencias Físicas



UMI Number: U607738

All rights reserved

INFORMATION TO ALL USERS

The quality of this reproduction is dependent upon the quality of the copy submitted.

In the unlikely event that the author did not send a complete manuscript and there are missing pages, these will be noted. Also, if material had to be removed, a note will indicate the deletion.



UMI U607738

Published by ProQuest LLC 2014. Copyright in the Dissertation held by the Author.  
Microform Edition © ProQuest LLC.

All rights reserved. This work is protected against  
unauthorized copying under Title 17, United States Code.



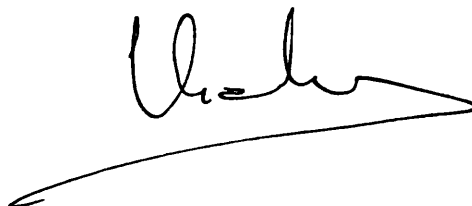
ProQuest LLC  
789 East Eisenhower Parkway  
P.O. Box 1346  
Ann Arbor, MI 48106-1346



Víctor Reglero Velasco, Profesor Titular de Física de la Tierra, Astronomía y Astrofísica en el Departamento de Matemática Aplicada y Astronomía de la Universidad de Valencia.

**CERTIFICO:** Que el presente trabajo : " Fotometría uvby $\beta$  para estrellas de tipo solar con actividad cromosférica" ha sido realizado bajo mi dirección en el Departamento de Matemática Aplicada y Astronomía de la Universidad de Valencia por D. Juan Fabregat Lluca, y constituye su Tesis para optar al grado de Doctor en Ciencias Físicas.

Y para que conste, en cumplimiento de la legislación vigente, presento ante la Facultad de Ciencias Físicas de la Universidad de Valencia la referida Tesis, firmando el presente certificado en Burjassot, a 18 de Mayo de 1989.

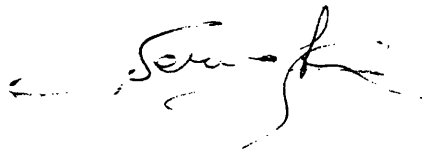
A handwritten signature in black ink, appearing to read 'V. Reglero', with a long horizontal flourish extending to the right.



José Bernabeu Alberola, Catedrático de Física Teórica en el Departamento de Física Teórica de la Universidad de Valencia, nombrado ponente de la Tesis Doctoral de D. Juan Fabregat Lluca,

**CERTIFICO:** Que el presente trabajo: "Fotometría uvby $\beta$  para estrellas de tipo solar con actividad cromosférica" ha sido realizado bajo la dirección del Dr. D. Víctor Reglero Velasco, Profesor Titular del Departamento de Matemática Aplicada y Astronomía de la Universidad de Valencia, por D. Juan Fabregat Lluca, y constituye su Tesis para optar al grado de Doctor en Ciencias Físicas.

Y para que conste, en cumplimiento de la legislación vigente, presento ante la Facultad de Ciencias Físicas de la Universidad de Valencia la referida Tesis, firmando el presente certificado en Burjassot, a 18 de Mayo de 1989.





## AGRADECIMIENTOS

---

Quiero con estas líneas expresar mi agradecimiento a las personas e instituciones que, con su colaboración y ayuda, han hecho posible la realización del presente trabajo.

Al Observatorio Astronómico de Madrid, en cuyo telescopio de Calar Alto se realizaron las observaciones. La presencia de Juan Pedro Hernández y Justo Sánchez siempre fue garantía de trabajo eficaz y agradable.

A Amando Estela, con quien compartí una de las campañas de observación, además de muchos otros momentos de trabajo y descanso. Hago extensivo este agradecimiento al resto de mis compañeros de los Departamentos de Matemática Aplicada y Astronomía y de Física Teórica.

A Julia Suso, por su paciente ayuda en la elaboración de tablas y gráficos, así como por la revisión de las primeras versiones del trabajo. Suyo es en parte el resultado que se expone en el apéndice 2.

Y finalmente el más importante agradecimiento es para Víctor Reglero, director de esta Tesis, que ha podido ser realizada gracias a su orientación y constante ayuda y estímulo.

Este trabajo ha sido financiado por la Dirección General de Investigación Científica y Técnica del Ministerio de Educación y Ciencia, a través de los proyectos CAICYT 3455/83 y CICYT PB86-0536-602-02.



## ÍNDICE

---

Introducción.....	1
<b>Capítulo 1: La actividad estelar.....</b>	<b>9</b>
1.1 La actividad solar.....	10
1.2 Estudio de la actividad en otras estrellas.....	11
1.3 Origen de la actividad estelar.....	14
1.4 El "gap" de Vaughan-Preston.....	18
1.5 Conclusiones.....	19
<b>Capítulo 2: Los sistemas fotométricos uvby y H<math>\beta</math>.....</b>	<b>21</b>
2.1 Sistema uvby.....	22
2.2 Sistema H $\beta$ .....	26
2.3 Calibraciones uvby $\beta$ .....	26
<b>Capítulo 3: Observaciones y reducción.....</b>	<b>35</b>
3.1 Las observaciones.....	36
3.2 Extinción y sistema instrumental.....	37
3.3 Transformación uvby.....	40
3.4 Transformación H $\beta$ .....	43
3.5 Resultados y precisión de la fotometría.....	44
3.6 Conclusiones.....	46
Tablas.....	48
<b>Capítulo 4: Calibración de los parámetros estelares.....</b>	<b>65</b>
4.1 Colores intrínsecos.....	66
4.2 Diagramas fotométricos.....	70
4.3 Magnitud absoluta y distancia.....	70
4.4 Temperatura efectiva.....	74
4.5 Radio.....	75
4.6 Abundancia de metales.....	77
4.7 Aceleración de la gravedad y masa.....	80
4.8 Precisión de las calibraciones y comparación con datos independientes.....	83

4.9 Conclusiones.....	88
Tablas.....	96
<b>Capítulo 5: Comparación de la fotometría con los índices de actividad cromosférica.....</b>	<b>109</b>
5.1 Unidades para la emisión cromosférica.....	110
5.2 Comparación de los índices de actividad con la fotometría uvby.....	120
5.3 Comparación de la actividad con la fotometría H $\beta$ .....	141
5.4 Conclusiones.....	148
Tablas.....	150
<b>Capítulo 6: Conclusiones y perspectivas.....</b>	<b>155</b>
<b>Apéndice 1: Derivación de (B-V) a partir de la fotometría uvby.....</b>	<b>163</b>
<b>Apéndice 2: Calibración de log g para estrellas de tipo F.....</b>	<b>175</b>
<b>Apéndice 3: Comparación entre calibraciones empíricas y teóricas para la temperatura efectiva.....</b>	<b>185</b>
<b>Referencias.....</b>	<b>195</b>



## INTRODUCCIÓN

---

Los sistemas fotométricos uvby y  $H\beta$ , definidos por Strömgren (1963) y Crawford y Mander (1966) han sido uno de los más usuales y efectivos métodos de análisis para investigar acerca de la naturaleza de las estrellas de tipos espectrales tempranos o intermedios.

Las calibraciones iniciadas por Crawford (1975) para estrellas F y G tempranas muestran que el uso combinado de ambos sistemas es uno de los métodos fotométricos más adecuados para determinar temperaturas, abundancias metálicas, clase de luminosidad y otros parámetros de interés astrofísico.

Más recientemente, varios autores han realizado intentos de extender las calibraciones de los sistemas uvby y  $H\beta$  a tipos espectrales más tardíos. Desde los trabajos pioneros de Olson (1974), han sido desarrolladas calibraciones preeliminares para estrellas G y K de la secuencia principal por Olsen (1984) y para gigantes por Ardeberg y Lindgren (1985). Estos trabajos abren nuevas perspectivas en el uso de los sistemas uvby y  $H\beta$  para estrellas de los últimos tipos.

También trabajos recientes han puesto de manifiesto la posible influencia en los índices fotométricos de efectos no tenidos en cuenta por los autores de las calibraciones, debidos a la actividad estelar. La presencia de actividad cromosférica puede afectar a los índices a través del rellenado de las líneas de absorción por la emisión debida al calentamiento no térmico de la cromosfera, causado por los fenómenos asociados a la actividad (campo magnético, ondas de Alfvén, ondas acústicas,...) (Petersen, 1982). En este sentido, Giampapa *et al.* (1979) han demostrado como las regiones solares activas presentan una aparente deficiencia en metales del 35% respecto a las no activas, cuando se mide la abundancia a través del índice fotométrico  $m_1$ .

Asimismo, otros autores han sugerido que la actividad puede ser la causa de la anomalía fotométrica observada en los cúmulos de las Híades y el Pesebre ("Hyades anomaly", Crawford 1975), y que consiste en que el índice  $c_1$  para las estrellas F de la secuencia principal es mayor que en las estrellas de campo de las mismas características. Campbell (1984) sostiene que la presencia de manchas en la fotosfera afecta los índices fotométricos. Dado que el nivel de actividad medio de las Híades es mayor que el de las estrellas de campo, la mayor abundancia de manchas justificaría la anomalía. LaBonte y Rose (1985) consideran también que la anomalía es debida al mayor nivel de actividad, pero a través de la influencia en los índices de la emisión cromosférica asociada a las regiones activas ("plages").

Determinar de forma precisa las influencias de la actividad en los índices fotométricos es una cuestión de gran relevancia, y a la cual se están dedicando en la actualidad importantes esfuerzos. Contribuir a su resolución es uno de los objetivos fundamentales de este trabajo.

La actividad magnética es uno de los campos de estudio en astrofísica a los cuales se está dedicando un mayor esfuerzo en los últimos años. Desde los trabajos pioneros de Wilson (1963, 1966), Kraft (1967) y Skumanich (1972) estudiando la emisión en el núcleo de las líneas H y K del Calcio II o sugiriendo la presencia de campos magnéticos en la superficie de las estrellas, se han realizado importantes avances. El Calcio II como indicador primario de actividad cromosférica ha sido utilizado por Wilson (1978) y Baliunas y Vaughan (1985) para demostrar la existencia de variaciones cíclicas en la emisión cromosférica de algunas estrellas, con periodicidades de algunos años, comparables al ciclo solar de once. Noyes *et al.* (1984) también han detectado variaciones de pocos días, debidas a la rotación estelar.

Simultáneamente, la observación mediante el satélite I.U.E. de líneas de la zona ultravioleta del espectro, tales como las del MgII, CIV, SiIII y otras, ha mostrado que el fenómeno de emisión en líneas de la baja cromosfera, zona de transición y alta cromosfera sigue las predicciones del modelo de actividad solar. Las medidas del flujo en rayos X realizadas con el satélite Einstein cierran este esquema mostrando también la existencia de coronas activas. En un excelente artículo, Vilhu y Walter (1987) correlacionan todos estos indicadores de actividad discutiendo su validez, y exponen el recientemente planteado problema de la saturación de las líneas.

En la actualidad no existen dudas acerca de que la actividad en las atmósfera estelares es un fenómeno común en tipos espectrales de F a M, con diversos niveles que son función del tipo espectral, la edad y el periodo de rotación como parámetros básicos. A pesar de ciertas discrepancias en cuanto a detalle e indeterminaciones que aún subsisten, el modelo de la  $\alpha$ - $\omega$  dinamo solar puede ser considerado válido para explicar este fenómeno. De acuerdo con este modelo, la profundidad de la zona convectiva y el periodo de rotación son los parámetros básicos que determinan el nivel de actividad. La variación del periodo de rotación con la edad y la relación entre la profundidad de la zona convectiva y el tipo espectral han sido revisados recientemente por Hartmann y Noyes (1987).

Por último, cabe citar los recientes avances en la determinación directa de los campos magnéticos en estrellas (Saar, 1987). Todo esto, junto con los progresos en el estudio de la actividad en el Sol, nos puede proporcionar una buena perspectiva sobre el funcionamiento del campo magnético en las estrellas.

El objeto del trabajo que aquí presentamos es la realización de un estudio fotométrico completo de un

conjunto de estrellas con niveles de actividad bien determinados. La motivación para este estudio es triple: en primer lugar pretendemos, mediante la calibración de los datos fotométricos, determinar con la mayor precisión posible los principales parámetros astrofísicos de estas estrellas, para contribuir a la elaboración de modelos de actividad que actualmente se está llevando a cabo, y que en muchos casos dependen críticamente de los parámetros asignados a cada estrella. En segundo lugar, compararemos los datos relativos al nivel de actividad con los índices fotométricos, para estudiar posibles efectos de la actividad estelar en la fotometría. En tercer lugar, conectaremos los resultados obtenidos en este trabajo para estrellas de campo con los de casos extremos de actividad, que constituyen las estrellas tipo RS CVn y BY Dra, para las cuales se ha obtenido recientemente datos fotométricos (Reglero *et al.*, 1987).

Como base del estudio hemos utilizado el conjunto de 98 estrellas para las cuales Noyes *et al.* (1984) presentan valores precisos del nivel de actividad, en la forma de flujos en las líneas H y K del Calcio II promediados a lo largo de varios años de observación. La fotometría se ha realizado en el telescopio de 1.5 metros del Observatorio de Madrid, situado en Calar Alto, Almería.

Los capítulos 1 y 2 son introductorios. En el primero presentamos el estado actual de los estudios acerca de la actividad estelar. En el segundo describimos brevemente los sistemas fotométricos uvby y H $\beta$ .

Los capítulos 3, 4 y 5 constituyen el cuerpo principal del trabajo. En el 3 describimos la adquisición de los datos observacionales y la posterior reducción. En el 4 realizamos el proceso de calibración para obtener los parámetros astrofísicos de las estrellas en estudio a partir de la fotometría. Finalmente, en el capítulo 5 comparamos los



datos fotométricos con los indicadores de actividad. Al final de cada uno de estos capítulos resumimos brevemente las conclusiones obtenidas en el mismo. En el capítulo 6 se presentan las conclusiones generales y las perspectivas.

Finalmente presentamos tres apéndices. En el primero obtenemos una fórmula de transformación para el (B-V) del sistema de Johnson en función de los índices uvby. En el segundo presentamos una calibración de la aceleración de la gravedad en superficie para estrellas de tipo F. Ambos resultados han sido empleados en el proceso de calibración y en la comparación con la actividad. En el apéndice 3 comparamos las calibraciones teóricas y empíricas existentes para la temperatura efectiva.





## CAPÍTULO 1:

### LA ACTIVIDAD ESTELAR

---

En este capítulo resumimos brevemente el estado actual de los estudios acerca de la actividad estelar y de los mecanismos que la originan.

---

### 1.1 La actividad solar.

La actividad estelar es un fenómeno astrofísico cuya observación se extiende a lo largo de los últimos dos milenios, a través de su manifestación más evidente, las manchas solares. Su estudio sistemático comienza sin embargo a partir de 1610, con el uso del telescopio como medio de observación astronómica. El registro regular del número de manchas que a partir de entonces se ha llevado a cabo permitió a mediados del siglo XIX evidenciar el ciclo de actividad solar de aproximadamente 11 años.

Fue ya en el siglo XX cuando Hale (1908) puso de manifiesto el origen magnético de los fenómenos de actividad. Hale observó la separación por efecto Zeeman de ciertas líneas espectrales en las zonas cubiertas por manchas solares. Es por tanto el flujo magnético en la superficie solar el responsable de los fenómenos englobados bajo el epígrafe de actividad.

La presencia de intensos campos magnéticos hace menos eficiente el transporte de energía por convección, y en la zona donde esto se produce tiene lugar un menor aporte energético a la fotosfera, disminuyendo por tanto su temperatura y creándose una mancha solar. El campo magnético también produce el efecto de calentar la cromosfera, observándose en la misma una zona más brillante ("plage"). Este calentamiento no térmico provoca además la emisión en los núcleos de líneas tales como las H y K del Calcio II y h y k del Mg II (Shine y Linsky, 1974; Kelch y Linsky, 1978) y la H $\alpha$  (LaBonte y Rose, 1985). Asimismo, la emisión coronal en rayos X blandos también está asociada a las regiones de actividad magnética (Vaiana y Rosner, 1978).

El flujo cromosférico en emisión es una medida del flujo magnético total en la cromosfera, mientras que el de

rayos X mide el flujo magnético en el conjunto de la atmósfera solar, aunque en este último caso la relación es más compleja (Zwaan, 1983).

## 2.2 Estudio de la actividad en otras estrellas.

Todos los fenómenos relacionados con la actividad solar que hemos expuesto han sido investigados también en otras estrellas, al objeto de determinar la presencia e intensidad de la actividad magnética en las mismas. La existencia de manchas en la fotosfera puede ponerse de manifiesto por variaciones en la magnitud visual de la estrella, provocadas por la modulación que induce la rotación si las manchas no están uniformemente distribuidas.

En estrellas de la secuencia principal variaciones de este tipo han sido detectadas (Dorren y Guinan, 1982; Radick *et al.*, 1982, 1983; Reglero *et al.* 1986a, 1986b), aunque con una amplitud muy pequeña, del orden de .04 mag. en los casos más favorables, lo que hace muy difícil su observación. Únicamente en los casos más extremos de actividad, como en las estrellas tipo RS CVn (Hall, 1972) y BY Dra (Bopp *et al.*, 1981), las variaciones debidas a la presencia de manchas resultan evidentes.

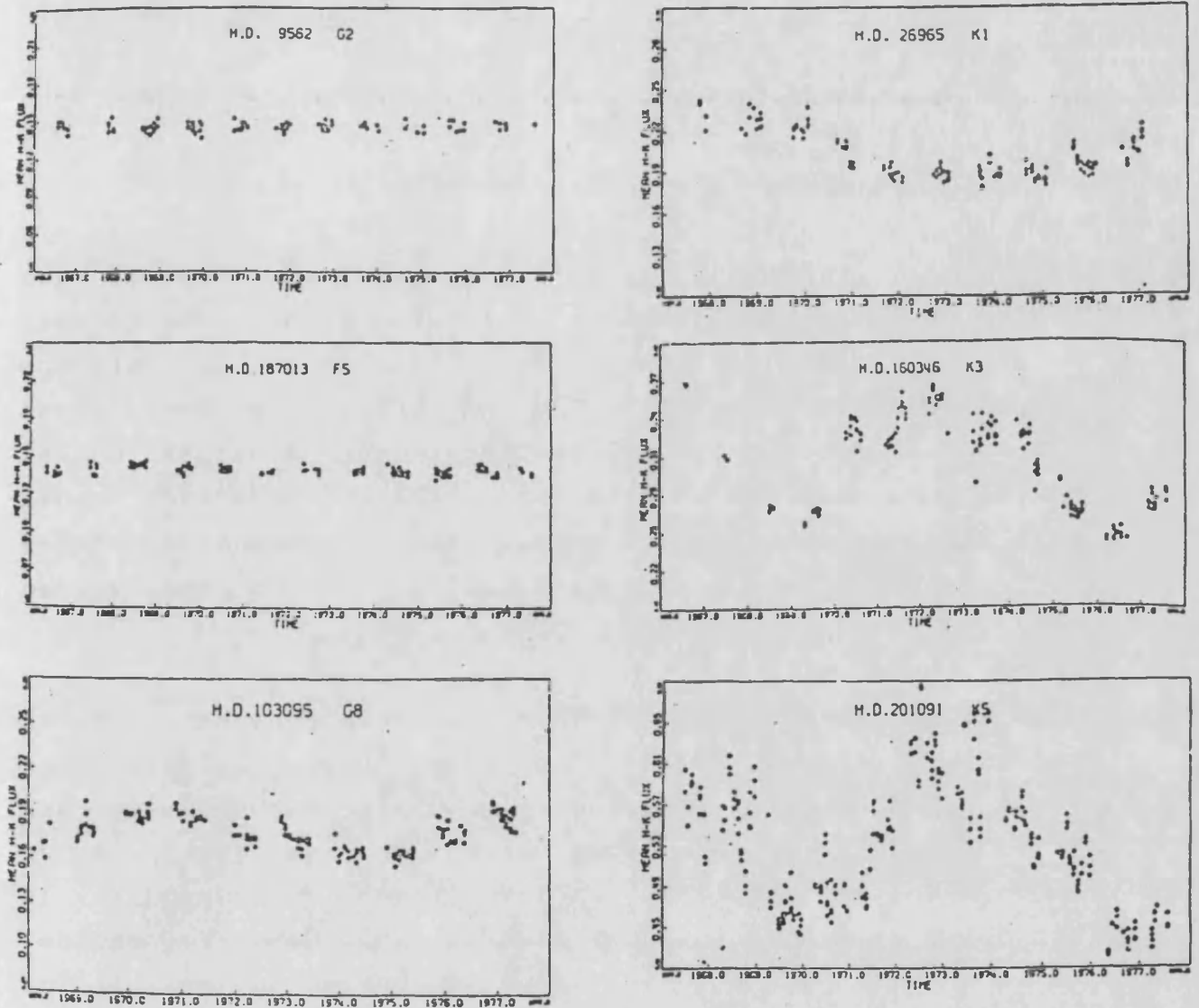
Un indicador más fácil de observar, incluso en las estrellas con bajos niveles de actividad, es el flujo en las líneas del Mg II y el Ca II. Las primeras, dado que las líneas se encuentran en la zona del ultravioleta, no pueden observarse desde la superficie terrestre, y se hace necesario el uso de satélites. Por tanto, el indicador de actividad más asequible es el estudio del flujo de emisión en las líneas H y K del Calcio II, con longitudes de onda de 3968 y 3933 Å respectivamente. Estas líneas se encuentran en la zona del visible, y pueden observarse mediante técnicas espectroscópicas usuales e instrumentos de base terrestre.

Es por ello que la mayoría de los datos sobre actividad estelar actualmente disponibles son las medidas del flujo en estas líneas.

El primer estudio sistemático acerca de la actividad estelar lo inició O.C. Wilson en 1966. Usando el espectrógrafo coudé del telescopio de 2.5 metros de Monte Wilson (Wilson, 1968), midió los flujos del CaII para 91 estrellas de la secuencia principal de tipos comprendidos entre el F5 y M2, a lo largo de varios años, con el objeto de estudiar la existencia de ciclos de actividad similares al solar de 11 años. Los primeros resultados (Wilson, 1978) ponen de manifiesto la existencia de estos comportamientos cíclicos en algunas estrellas, generalmente las de tipos más tardíos, mientras que otras presentan niveles de actividad más o menos constantes. Algunos ejemplos los mostramos en la figura 1.1.

Poco antes de la publicación de estos resultados entró en funcionamiento en el telescopio de 1.5 metros de Monte Wilson un espectrofotómetro diseñado para la medida del flujo en el Calcio II (Vaughan *et al.*, 1978). A partir de entonces dicho telescopio es usado casi exclusivamente para este fin, con lo que los datos acerca de la actividad cromosférica se han multiplicado en los últimos años.

Esto ha permitido además estudiar la variación del flujo en el Calcio en escalas temporales más pequeñas que las del trabajo de Wilson (1978). Así se ha podido determinar en algunas estrellas variaciones con periodos de pocos días, que se consideran originadas por la rotación de la estrella, que modula el flujo observable si éste no está uniformemente distribuido. Noyes *et al.* (1984) presentan una lista de flujos medios para 98 estrellas de la secuencia principal, en 40 de las cuales han podido determinar el periodo de rotación. Son estos datos los que vamos a usar en el presente trabajo, para comparar con nuestros datos




---

Figura 1.1: Variación del flujo medio en las líneas H y K del Calcio II para estrellas de distintos tipos. Mientras en algunas este flujo es constante, otras presentan variaciones similares al ciclo solar de 11 años. (Wilson, 1978)

---



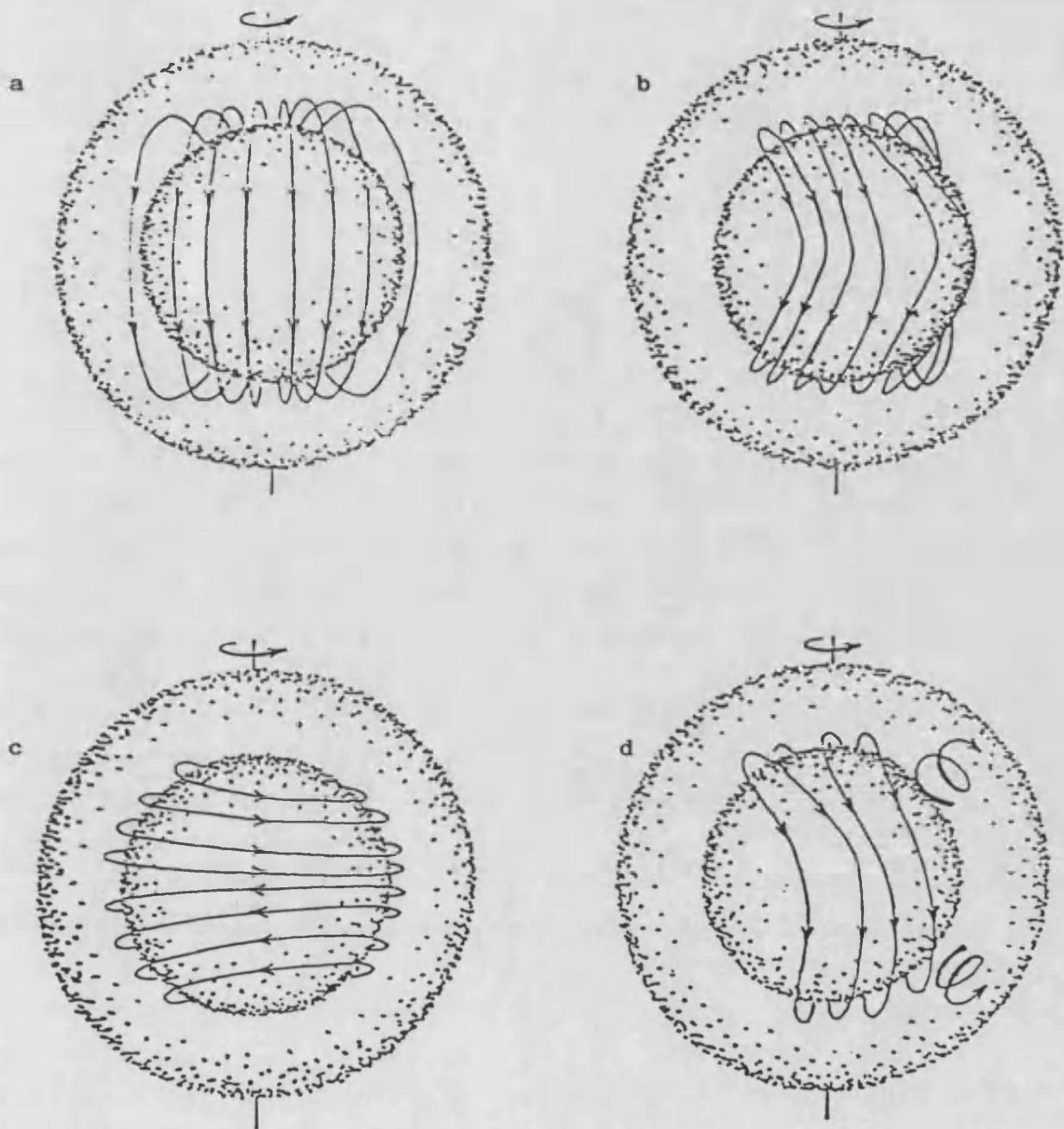
fotométricos sobre las mismas estrellas.

### 1.3 Origen de la actividad estelar.

Para la actividad solar existen modelos teóricos que tratan de explicar el complejo comportamiento magnético del Sol y sus escalas de tiempo características. Los intensos campos magnéticos migran, junto con las manchas, desde altas latitudes solares hacia el ecuador, que alcanzan en el máximo de actividad. La polaridad del campo magnético cambia cada ciclo de 11 años, con lo cual el ciclo magnético total es de 22 años (Hale y Nicholson, 1925). La poca regularidad del ciclo debe ser también explicada.

El modelo que mejor explica este comportamiento es el conocido como  $\alpha$ - $\omega$  dinamo, del cual puede hallarse una descripción completa en Parker (1970) y Priest (1982). Para introducirlo brevemente, consideremos que se parte de un campo magnético poloidal, con las líneas de campo en la dirección de los meridianos (figura 1.2a). Como es sabido, la interacción de la rotación con la convección en el Sol provoca la existencia de rotación diferencial, haciendo que las regiones ecuatoriales giren más deprisa que las polares. Esta rotación diferencial, si se supone que las líneas de campo están congeladas en la materia, las arrastra, pudiendo transformar el campo poloidal en toroidal, con las líneas en la dirección de los paralelos (figura 1.2b y 1.2c). El campo poloidal se regenera de nuevo a partir del toroidal por efecto de los movimientos de giro de las células convectivas ascendentes, causados por la fuerza de Coriolis (figura 1.2d).

La eficiencia de la dinamo se parametriza habitualmente mediante el número de dinamo  $D$ , el cual es esencialmente la relación entre la generación de campo magnético y su difusión en la zona convectiva (Parker, 1979). Este número




---

**Figura 1.2:** Modelo dinamo para la actividad magnética: a./ Campo poloidal inicial. b./ La rotación diferencial arrastra las líneas del campo. c./ Por efecto del arrastre, el campo deviene toroidal. d./ Las células convectivas ascendentes regeneran el campo poloidal. (Montesinos, 1986).

---

es proporcional a la inversa del cuadrado del número de Rossby,  $R_o$ , que se define como

$$R_o = P/\tau_c$$

siendo  $P$  el periodo de rotación y  $\tau_c$  el tiempo invertido por una célula convectiva en recorrer la longitud de mezcla (Durney y Latour, 1978).

Los estudios que actualmente se están llevando a cabo sobre la actividad estelar tratan de confrontar estos modelos con los datos observacionales que, como ya hemos indicado, son cada vez más numerosos. En este sentido, Noyes *et al.* (1984) muestran la existencia de una estrecha relación entre el índice de actividad  $R'_{HK}$  y el número de Rossby, obtenido a partir de los valores de  $\tau_c(B-V)$  calculados por Gilman (1980). Esta relación la mostramos en la figura 1.3. El índice  $R'_{HK}$  se obtiene al dividir el flujo total en las líneas H y K del Calcio II, una vez restada la contribución de fotosfera, por el flujo bolométrico. La buena correlación existente es una prueba a favor de la validez del modelo dinamo.

Sin embargo, Rutten y Schrijver (1987) critican el resultado anterior, y proponen una relación directa entre la actividad y el periodo de rotación para un (B-V) dado, que mostramos en la figura 1.4. Estos autores argumentan que Noyes *et al.* (1984) subestiman la contribución de fotosfera en sus cálculos de  $R'_{HK}$ , lo cual hace la relación actividad-rotación menos aparente, y por esta razón pueden reducir la dependencia de color en la relación actividad-rotación dividiendo el periodo por  $\tau_c$ . La determinación precisa del flujo basal o mínimo es un problema abierto tanto desde un punto de vista observacional como de justificación de los mecanismos que lo originan. Trabajos en curso basados en espectroscopía de alta resolución en la zona del CaII para estrellas de muy baja

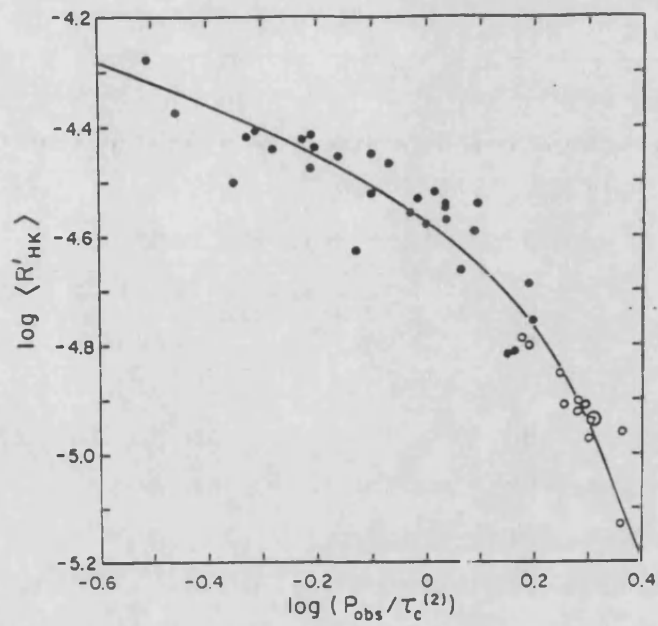


Figura 1.3: Relación entre el índice de actividad cromosférica  $R'_{HK}$  y el número de Rossby. (Noyes *et al.*, 1984)

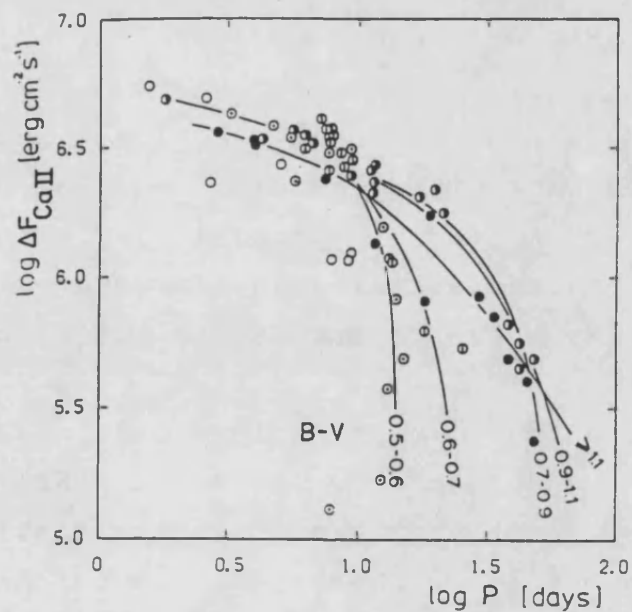


Figura 1.4: Relación entre el flujo en emisión del CaII y el periodo de rotación. (Rutten y Schrijver, 1987).

actividad sugieren que la relación entre el flujo mínimo y el tipo espectral es más próxima a la calibración de Rutten que a la usada por de Noyes, pudiendo incluso el flujo mínimo ser inferior al dado por Rutten en la zona de los (B-V) menores (Catalano *et al.*, 1989). Por otra parte, el valor de  $\tau_c$ (B-V) de Gilman (1980) depende críticamente de un parámetro que puede ser ajustado con muy pocas restricciones, y que en última instancia es función del modelo de convección adoptado. En este sentido, y desde un punto de vista teórico de modelización de la zona convectiva, cabe esperar de los trabajos en curso importantes avances que permitirán acotarlo con mucha mayor precisión (Gilman, 1983).

En el momento actual la relación entre la actividad estelar y el número de Rossby es un problema abierto, y en la bibliografía más reciente pueden encontrarse tanto opiniones en su favor (Stepien, 1989) como en su contra (Basri, 1987).

#### 1.4 El "gap" de Vaughan-Preston.

Otro fenómeno evidenciado por los recientes estudios acerca de la actividad estelar es la deficiencia de estrellas de la secuencia principal de tipos F y G con niveles de actividad intermedios (Vaughan y Preston, 1980). Esta deficiencia puede observarse en las figuras 5.1 y 5.3.

Dado que el nivel de actividad disminuye con la edad al disminuir la velocidad de rotación (Kraft, 1967), la existencia del "gap" podría significar la existencia de una discontinuidad en la eficiencia de la dinamo, o bien la existencia en el entorno solar de dos poblaciones estelares de edades diferentes.

Hay autores que sostienen, sin embargo, que la

existencia del "gap" no es real, sino que simplemente representa una fluctuación estadística sin significado físico en la distribución de la actividad para estrellas del entorno solar (Hartmann *et al.*, 1984). Una discusión reciente acerca de este sujeto puede encontrarse en Hartmann y Noyes (1987).

### 1.5 Conclusiones.

A partir de la gran cantidad de datos obtenidos en los últimos años en diferentes zonas espectrales, parece fuera de duda que la presencia de regiones activas de origen magnético en las estrellas de tipos F a M es un fenómeno prácticamente universal, y que en sus parámetros básicos sigue un comportamiento análogo al modelo solar. El estudio detallado de las relaciones entre los parámetros críticos, tales como el periodo de rotación, tipo espectral y profundidad de la zona convectiva, es un fascinante objetivo que nos permitirá importantes avances en el conocimiento de la actividad magnética y en la acotación de los parámetros libres que todavía subsisten en el modelo de la dinamo solar.



## CAPÍTULO 2:

### LOS SISTEMAS FOTOMÉTRICOS uvby Y $H\beta$

---

En este capítulo describimos brevemente los sistemas fotométricos uvby y  $H\beta$ , que son los que hemos empleado en nuestro estudio.

---



## 2.1 Sistema uvby

El sistema fotométrico uvby (Strömgren, 1963) fue desarrollado por este autor con el objeto de determinar observacionalmente índices de elevada precisión, directamente relacionados con parámetros astrofísicos de utilidad. Puede considerarse como una extensión natural y un complemento de la clasificación espectral MK y de la fotometría UBV (Crawford y Barnes, 1970b).

Los sistemas fotométricos se definen mediante la especificación de los filtros, los índices del sistema y las estrellas estándar. La lista de estándares de definición es la publicada por Crawford y Barnes (1970b), que posteriormente ha sido revisada y aumentada en Perry *et al.* (1987).

En cuanto a los filtros, el sistema consta de cuatro, tres interferenciales, *v*, *b* e *y*, y uno de absorción, *u*. Las curvas de transmisión respectivas han sido estudiadas por Matsushima (1969).

El filtro *y* tiene una longitud de onda efectiva de 5470 Å, y una anchura equivalente de 240 Å. No transmite ninguna línea espectral importante. Su máximo de transmisión coincide con el del filtro V de Johnson, lo que permite transformar las medidas en *y* a magnitudes V de elevada precisión.

El filtro *b* tiene una longitud de onda efectiva de 4670 Å, y una anchura equivalente de 160 Å. Tampoco transmite líneas espectrales de importancia, pues se encuentra lo suficientemente alejado de la región de los 4500 Å donde existe una importante presencia de líneas metálicas, en estrellas frías. Para estrellas de tipo K tardío y M aparecen en las zonas cubiertas por este filtro y el

anterior fuertes bandas de absorción debidas al  $TiO$ , que pueden hacer cambiar sus longitudes de onda efectivas, e interferir en el uso de los índices que de ambos se derivan (Olson, 1974).

El filtro v tiene una longitud de onda efectiva de 4110 Å, y una anchura equivalente de 200 Å. Limita a la izquierda (longitudes de onda decrecientes) con la discontinuidad de Balmer, y evita todas las líneas de la serie de Balmer excepto la  $H\delta$ . En estrellas frías hay un elevado número de fuertes líneas de absorción en la zona cubierta por el filtro, lo cual provoca una importante disminución de la energía transmitida ("blanketing").

El filtro u tiene una longitud de onda efectiva de 3500 Å, y una anchura equivalente de 340 Å. Limita a la izquierda ( $\lambda$  decreciente) con la región donde la absorción atmosférica es total, y a la derecha con la discontinuidad de Balmer. En estrellas frías también aparecen fuertes líneas de absorción, debidas principalmente al Fe y al Ni.

A partir de las magnitudes medidas en estos cuatro filtros se construyen los índices característicos del sistema, que son los siguientes:

V, que es la magnitud visual aparente, esencialmente la misma que en el sistema UBV de Johnson. Se obtiene directamente de la magnitud en el filtro y, a partir de una ecuación de transformación (Crawford y Barnes, 1970b).

(b-y) es un índice de color, razonablemente libre de efectos de "blanketing", ya que en ninguno de los dos filtros aparecen características espectrales de importancia. Por tanto, puede ser relacionado con la temperatura efectiva. Si que es afectado, sin embargo, por el enrojecimiento interestelar ("reddening").

$m_1$  es una diferencia de índices de color, que se define como

$$m_1 \equiv (v-b) - (b-y)$$

(v-b) se ve muy afectado por el "blanketing" causado por las líneas en la zona del filtro v. Por contra, (b-y) está libre de este efecto, y por tanto la diferencia entre ambos gradientes está directamente relacionada con la intensidad de las líneas en v. En consecuencia, el índice  $m_1$  se relaciona con la abundancia de metales en la estrella.

$c_1$  es también una diferencia entre índices de color, que se define como

$$c_1 \equiv (u-v) - (v-b)$$

Dado que los filtros u y v se encuentran a ambos lados de la discontinuidad de Balmer, el índice (u-v) se ve afectado por la misma, mientras que (v-b) no lo está. En consecuencia, la diferencia entre ambos es una buena medida de la profundidad de la discontinuidad. Por otra parte,  $c_1$  está poco afectado por el "blanketing". En efecto, a partir de la definición puede reescribirse como

$$c_1 = u - 2v + b$$

Dado que el "blanketing" en u es aproximadamente el doble que en v, la diferencia  $u - 2v$  cancela el efecto de las líneas (Crawford, 1975). En la figura 2.1 se representa gráficamente la relación de estos dos índices con los parámetros citados. En la figura 2.2 puede verse la relación existente entre la profundidad de la discontinuidad de Balmer y la clase de luminosidad. Por lo tanto, el índice  $c_1$  está relacionado con la clase de luminosidad, y puede usarse como indicador de la gravedad en superficie.

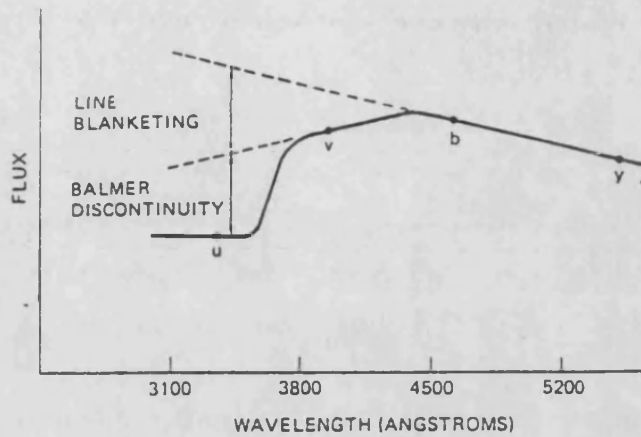


Figura 2.1: Representación gráfica de la situación de los filtros uvby y del significado astrofísico de los índices del sistema. (Henden y Kaitchuck, 1982)

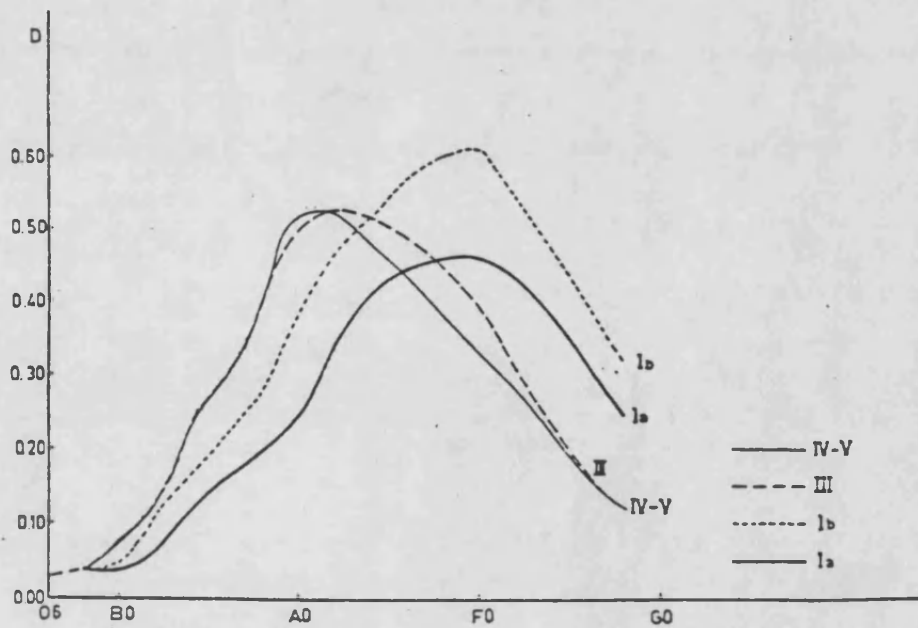


Figura 2.2: Relación de la profundidad de la discontinuidad de Balmer, D, con el tipo espectral y la clase de luminosidad. (Golay, 1974)



## 2.2 Sistema H $\beta$ .

El sistema H $\beta$  fue introducido por D.L. Crawford en 1958. Consta de dos filtros, de 150 Å y 30 Å de anchura efectiva respectivamente, ambos centrados en la línea H $\beta$ , a longitud de onda de 4861 Å. El índice característico del sistema se denomina  $\beta$ , y se obtiene al restar las magnitudes medidas en el filtro estrecho y el ancho

$$\beta = \text{magnitud}(\text{estrecho}) - \text{magnitud}(\text{ancho})$$

Golay (1974) prueba que el índice  $\beta$  es una medida de la anchura equivalente de la línea H $\beta$ . Como los dos filtros están centrados en la misma longitud de onda,  $\beta$  no se ve afectado por la extinción atmosférica ni por el enrojecimiento interestelar.

La lista de estándares del sistema es la publicada por Crawford y Mander (1966), que posteriormente ha sido revisada por Perry *et al.* (1987).

El índice  $\beta$  está directamente relacionado con la luminosidad para estrellas de tipo O y B, y con la temperatura efectiva para A y F (Golay, 1974). En las figuras 2.3 y 2.4 pueden verse estas relaciones gráficamente.

## 2.3 Calibraciones uvby $\beta$ .

La primera calibración empírica para los sistemas uvby y H $\beta$  es la de Crawford (1975). Es válida para estrellas de tipo F y G temprano (hasta G2). Crawford emplea el índice  $\beta$  como parámetro independiente, pues es el más directamente relacionado con la temperatura efectiva. A partir de los diagramas (b-y)- $\beta$ , m<sub>1</sub>- $\beta$  y c<sub>1</sub>- $\beta$ , que mostramos en la figura 2.5, determina las relaciones estándar entre los índices.

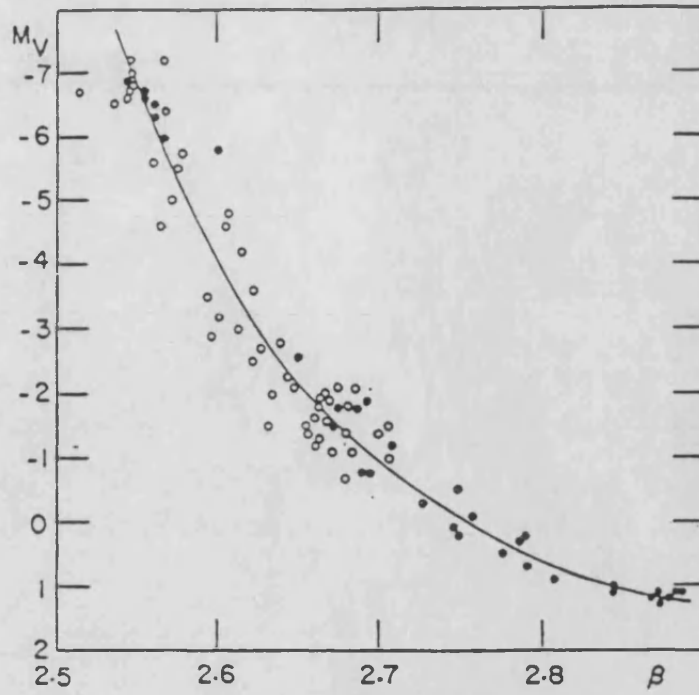


Figura 2.3: Relación entre la magnitud absoluta y el índice  $\beta$ , para estrellas de tipos O-B. (Golay, 1974)

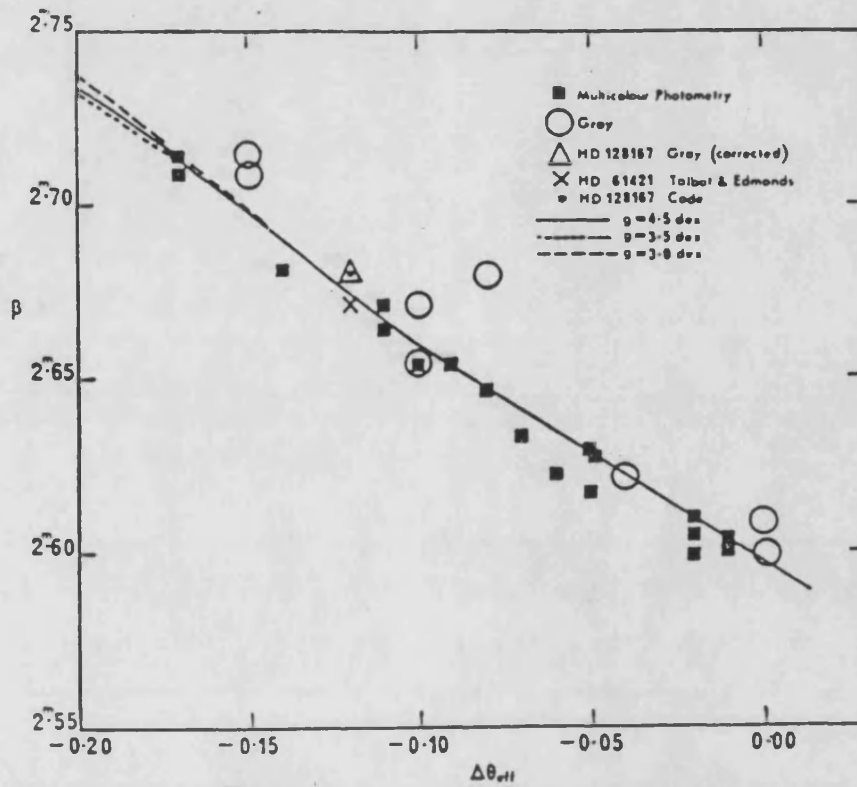


Figura 2.4: Relación entre  $\beta$  y la temperatura efectiva, para estrellas de tipos A-F. (Golay, 1974)

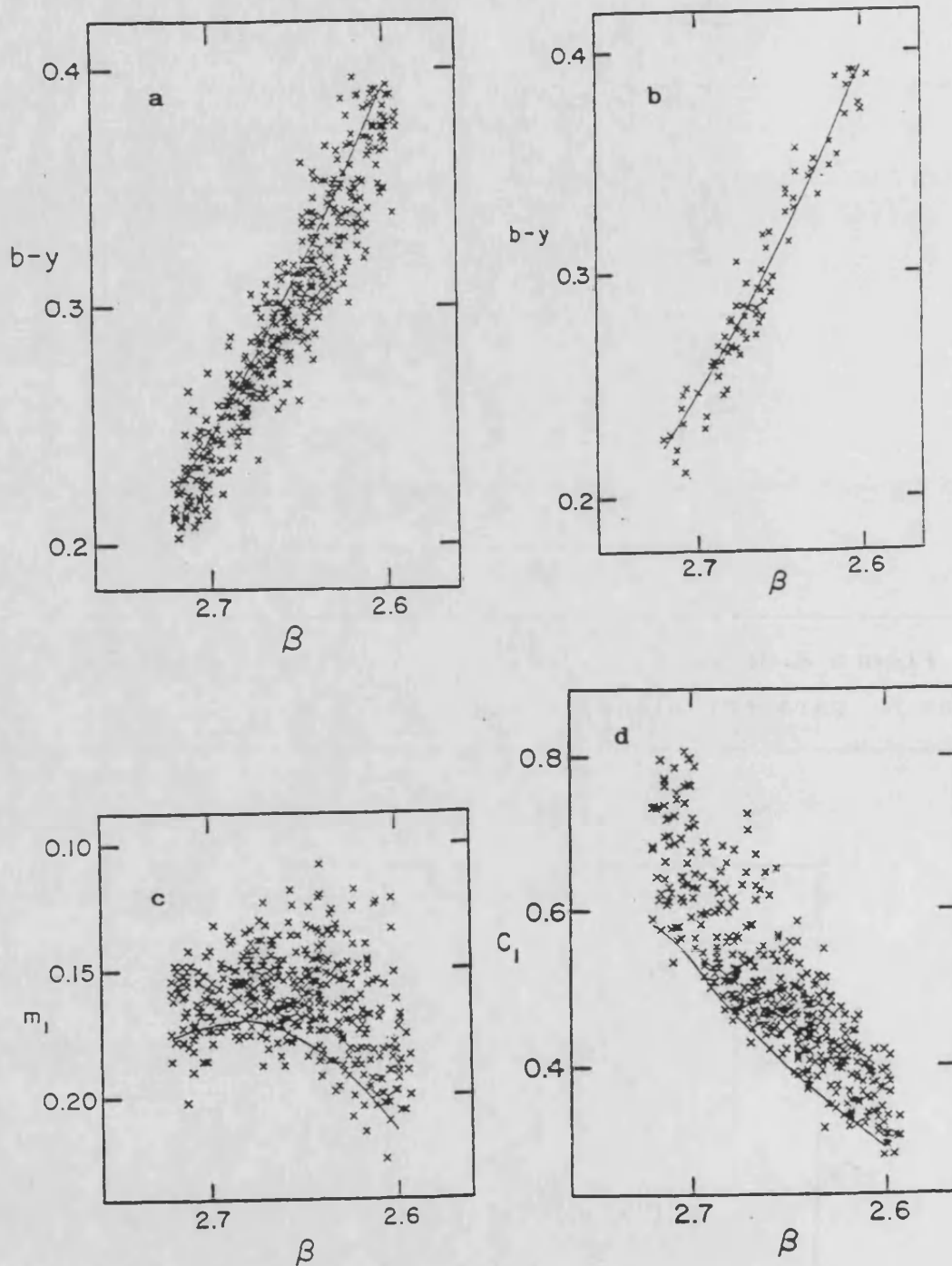


Figura 2.5: Diagramas fotométricos y relaciones estándar para las estrellas F. (Crawford, 1975)

En las figuras 2.5a y 2.5b se aprecia la buena correlación entre los índices  $\beta$  y  $(b-y)$ , lo que confirma la hipótesis de que ambos están directamente relacionados con la temperatura efectiva. La dispersión es debida al error observacional, la presencia de estrellas dobles no resueltas y la influencia de otros parámetros físicos no térmicos en los dos índices, tales como el "blanketing".

En la figura 2.5c se muestra la relación entre los índices  $m_1$  y  $\beta$ . La línea corresponde a la relación media entre estos parámetros para las estrellas F de las Híades, y que es la que se toma como relación estándar. A partir de ella se define el índice de "blanketing"  $\delta m_1$  como

$$\delta m_1 \equiv m_1(\text{estándar}) - m_1(\text{observado})$$

donde  $m_1$  estándar es el correspondiente al  $\beta$  observado de acuerdo con la relación estándar. Como el índice  $m_1$  mide el "blanketing" debido a la presencia de líneas metálicas,  $\delta m_1$  está directamente relacionado con la diferencia entre el "blanketing" entre la estrella observada y el medio para las Híades. Dicho de otra forma, mide la diferencia entre la abundancia de metales en una estrella dada y la abundancia media de las Híades. En consecuencia,  $\delta m_1$  se puede calibrar para determinar la abundancia de metales, comparándolo con abundancias obtenidas mediante métodos independientes de la fotometría. Entre las más recientes calibraciones empíricas de metalicidad para estrellas F se encuentran las de Nissen (1981) y McNamara y Powell (1985).

En la figura 2.5d se muestra la relación entre  $c_1$  y  $\beta$ . La línea de la relación estándar se ha obtenido en este caso trazando la envolvente inferior a todos los puntos. Esta línea se corresponde además con la relación media para las estrellas F de los cúmulos  $\alpha$  Persei, Pléyades y Coma. Todos ellos son cúmulos jóvenes, y por tanto las estrellas F no están evolucionadas. Esto indica que la línea estándar



corresponde a las estrellas que se encuentran en la "Zero Age Main Sequence" (ZAMS).

Al igual que en el caso anterior se define

$$\delta c_1 = c_1(\text{observado}) - c_1(\text{estándar})$$

Nótese que los signos aparecen cambiados con respecto a la definición de  $\delta m_1$ . Esto se hace así para que ambos resulten positivos en la mayor parte de las estrellas.

Dado que  $c_1$  está relacionado con la luminosidad, y por tanto con el estado evolutivo,  $\delta c_1$  mide la diferencia de luminosidad entre una estrella dada y una ZAMS con el mismo valor de  $\beta$ .  $\delta c_1$  puede emplearse por tanto para calibrar la magnitud absoluta y la gravedad en superficie.

El proceso de calibración iniciado para las estrellas de tipo F fue continuado por el mismo autor para las B (Crawford, 1978) y las A (Crawford, 1979). Dado que en el presente trabajo no vamos a usar estas últimas calibraciones, no nos extenderemos en comentarios sobre las mismas, y remitimos al lector a las referencias citadas.

Finalmente, la calibración es extendida hasta los tipos G y K por Olsen (1984). En este caso, Olsen emplea como índice primario de temperatura efectiva, y por tanto como parámetro independiente de la calibración, el (b-y). Los diagramas fotométricos los mostramos en la figura 2.6.

La relación  $m_1$ -(b-y) se presenta en la figura 2.6a. Para extender de forma natural las calibraciones de Crawford, la línea estándar debería seguir las relaciones medias para las Híades. Sin embargo, dado que no existe fotometría uvby para las estrellas G y K de la secuencia principal de las Híades, Olsen traza la relación estándar como la envolvente superior de las estrellas del diagrama.

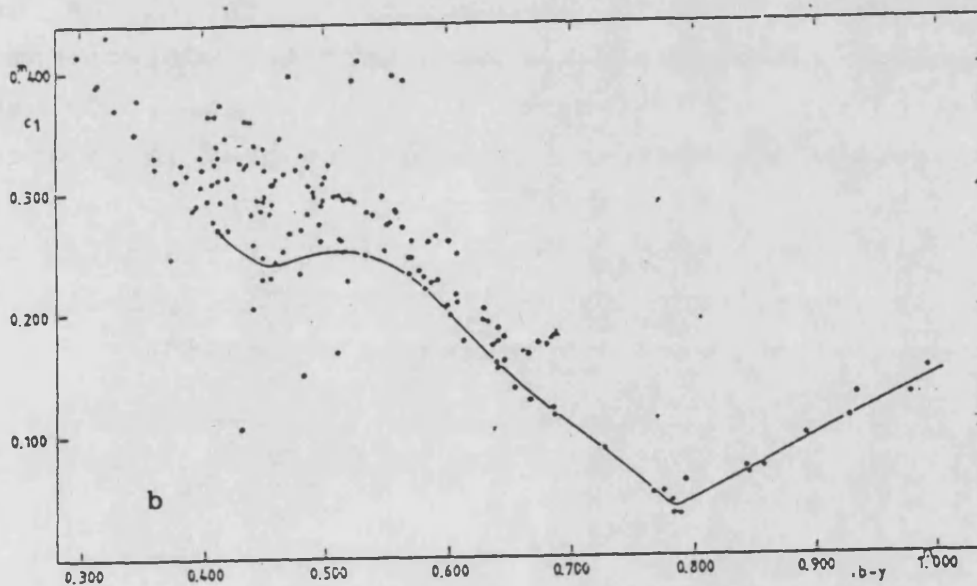
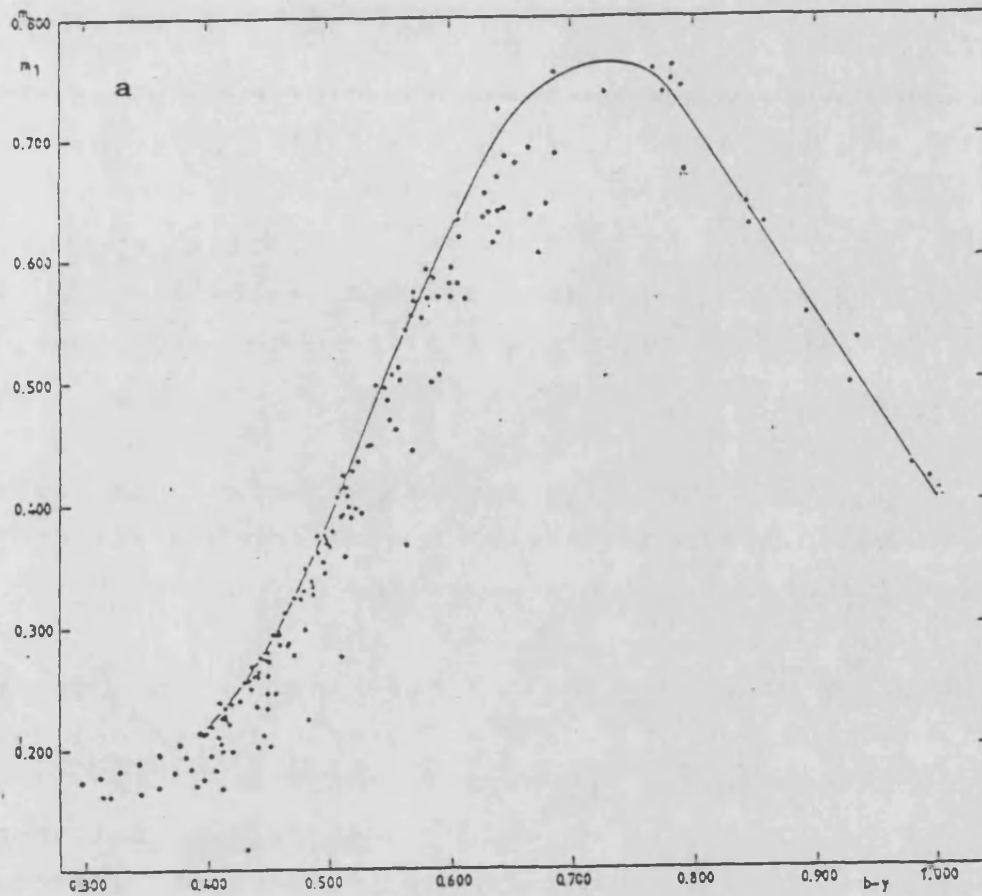


Figura 2.6: Diagramas fotométricos y relaciones estándar, para las estrellas G y K. (Olsen, 1984).

Por este motivo, Olsen califica su calibración de preeliminar, y condiciona la realización de una calibración definitiva a la obtención de la fotometría referida.

En la figura 2.6b se muestra el gráfico  $c_1-(b-y)$ . La línea estándar, al igual que para las estrellas F, es la envolvente inferior de los puntos, y puede ser considerada como la relación  $c_1-(b-y)$  para las estrellas ZAMS.

Olsen (1984) también presenta calibraciones empíricas de la magnitud absoluta, temperatura efectiva, metalicidad y gravedad en superficie para estrellas G y K.

Otra alternativa para determinar los parámetros astrofísicos a partir de la fotometría es el uso de calibraciones teóricas. En estas, a partir de la curva de emisión predicha por un modelo de atmósfera y la transmisión de los filtros del sistema se sintetizan los índices fotométricos correspondientes a distintos valores de los parámetros atmosféricos. La comparación entre los índices observados y los sintéticos permite determinar los parámetros físicos de las estrellas en estudio, de acuerdo con el modelo de atmósfera en el que se basa la calibración. En la bibliografía existen numerosas calibraciones teóricas para los sistemas uvby y  $H\beta$ . Entre las más recientes podemos citar las de Reylea y Kurucz (1978), Collins y Smith (1985), VandenBerg y Bell (1985) y Lester *et al.* (1986).





### CAPÍTULO 3:

#### OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN.

---

En este capítulo describimos las observaciones realizadas, y el posterior proceso de reducción y transformación al sistema estándar. Finalmente estimamos la precisión de los resultados obtenidos, y comparamos éstos con otros valores publicados para algunas estrellas del programa.

---

### 3.1 Las observaciones.

Las observaciones se realizaron en el Observatorio de Calar Alto, en Almería, situado a una altura de 2188 metros sobre el nivel del mar. Se empleó el fotómetro UBVEI instalado en el foco Cassegrain del telescopio de 1.5 m. del Observatorio Astronómico Nacional.

El fotómetro consta de un canal de medida, en modo de conteo de pulsos. El fotomultiplicador, refrigerado por nieve carbónica, ha sido un RCA 31034A-02 hasta 1988, en que fue sustituido. Equipa, además de los filtros UBVEI del sistema de Johnson, los uvby de Strömgren y los dos filtros, ancho y estrecho, del sistema H $\beta$ . El filtro u está formado por la combinación UG11/6 y WG345/1, mientras que v, b e y son los filtros interferenciales 408/22, 466/22 y 547/20, respectivamente. Para H $\beta$  se utilizan los filtros interferenciales 487/3,4 (estrecho) y 487/12 (ancho). Una descripción completa del telescopio puede encontrarse en Lahulla, 1979, y del fotómetro en Lahulla y Pensado, 1981.

El tiempo de observación se distribuyó en tres periodos, del 2 al 8 de Febrero y del 4 al 10 de Julio de 1987, y del 2 al 10 de Enero de 1988. Las condiciones meteorológicas fueron favorables en las dos campañas invernales, mientras que en Julio de 1987 el tiempo fue nuboso, y en las noches despejadas la atmósfera se mantuvo inestable, con fuertes variaciones en la extinción. Esto se comentará con más detalle al discutir el cálculo de la extinción atmosférica.

En cada medida se realizó un doble ciclo de integraciones según la secuencia de filtros u, v, b, y, h $\beta$ a, h $\beta$ e, u, v, b, y, h $\beta$ a, h $\beta$ e, con un tiempo de integración de 10 segundos en cada filtro. Posteriormente a la observación de cada estrella se realizó una medida del fondo del cielo. El diafragma usado fue el n<sup>o</sup> 6 del fotómetro, que

corresponde a 24.1", excepto en el caso de estrellas dobles muy cercanas, en que se usó el n<sup>o</sup>4 (12.1"). Debido al brillo de las estrellas, se usó también un filtro neutro del 10% de transmisión. En consecuencia, las ecuaciones de transformación estándar obtenidas, y que discutiremos posteriormente, son válidas para esta configuración instrumental.

La posibilidad de obtener fotometría precisa en los sistemas estándar uvby de Crawford-Barnes y H $\beta$  de Crawford-Mander con el sistema instrumental descrito ha sido probada previamente en tres campañas de observación anteriores a 1987, y cuyos resultados se hallan publicados parcialmente. (Reglero *et al.*, 1986a, 1986b, 1988a).

### 3.2 Extinción y sistema instrumental.

En este párrafo y los siguientes, al exponer el proceso de reducción, emplearemos indistintamente los términos "magnitud" e "índice", ya que las ecuaciones empleadas son análogas para la magnitud en V y los índices (b-y), m<sub>1</sub> y c<sub>1</sub>.

El cálculo de la extinción y del sistema instrumental se ha realizado siguiendo un proceso similar al descrito en Grønbech *et al.*, (1976).

En cada noche se observó un conjunto de entre tres y seis estrellas estándar, al menos tres veces cada una y con un rango de masa de aire entre 1 y 2. Con estas observaciones se determinó para cada noche unos coeficientes de extinción preeliminares, siguiendo el método de la "recta de Bouger" (Hardie, 1962), que consiste en ajustar por mínimos cuadrados, para cada estrella y cada índice de la fotometría, la ecuación

$$m_i'' = a + KX_i$$



donde  $m''_i$  es la magnitud observada, y  $X_i$  la masa de aire con la que se realizó la observación. El valor obtenido para la pendiente,  $K$ , es el coeficiente de extinción. Para cada noche se adopta como coeficiente de extinción preeliminar, para cada índice, la media aritmética de los valores de  $K$  obtenidos con cada una de las estrellas.

A continuación, para cada observación de una estrella estándar calculamos los índices fuera de atmósfera mediante la expresión

$$m'_i = m''_i - KX_i$$

siendo  $m''_i$  la magnitud observada,  $m'_i$  la magnitud fuera de atmósfera,  $X_i$  la masa de aire y  $K_i$  el coeficiente medio de la noche. Promediando para las estrellas que han sido observadas más de una vez obtenemos los valores medios fuera de atmósfera para cada noche. Promediando de nuevo sobre todas las noches obtenemos el sistema instrumental preeliminar.

A continuación calculamos, para cada noche, los coeficientes de extinción definitivos, ajustando por mínimos cuadrados la ecuación

$$m''_i - m'_i = KX_i$$

siendo  $m''_i$  cada magnitud observada de una estrella estándar,  $X_i$  la masa de aire,  $m'_i$  la magnitud de la estrella en el sistema instrumental preeliminar y  $K$  el coeficiente de extinción que ajustamos.

Mediante este proceso hacemos intervenir en un solo ajuste todas las observaciones de todas las estrellas estándar, tanto las observadas para el cálculo de la extinción como las de transformación. De esta forma el ajuste es mucho más preciso que el obtenido con la simple aplicación del método de Bouger.

A continuación, para cada noche y cada índice calculamos el valor de la corrección nocturna, que definimos como

$$CN = \sum_1^n (m' - m'_i) / n$$

donde n es el número de observaciones de estrellas estándar, m' la magnitud en el sistema instrumental preeliminar y m'\_i la magnitud fuera de atmósfera deducida de cada observación, obtenida a partir del coeficiente de extinción definitivo mediante la expresión

$$m'_i = m''_i - KX_i$$

La  $\sigma$  (desviación estándar) que se obtiene al calcular la CN para cada noche es un buen indicador de la calidad fotométrica de la misma. Una  $\sigma$  elevada indica que la extinción no ha sido constante a lo largo de la noche, y por tanto el valor calculado para el coeficiente de extinción no es preciso.

A partir de estos coeficientes calculamos las magnitudes fuera de atmósfera definitivas de acuerdo con la expresión

$$m'_i = m''_i - KX_i + CN$$

Promediando este valor para cada estrella estándar en todo el periodo de observación obtenemos el sistema instrumental definitivo.

En la tabla 3.1 se exponen los coeficientes de extinción y los valores de la corrección nocturna con su  $\sigma$  para cada una de las noches de observación. A la vista de la tabla puede verse que en el primer y tercer periodo se disfrutó de muy buenas condiciones atmosféricas, con coeficientes de extinción en colores muy estables. Los

coeficientes  $K_y$  fueron bajos y también estables, excepción hecha de la noche DJ 2446833. Para esta noche no se han calculado valores en V.

En el segundo periodo la atmósfera fue más inestable, lo que se refleja en una mayor imprecisión de los coeficientes. El coeficiente  $K_y$  está afectado de un error excesivo en las noches DJ 2446983 y 2446986, por lo que en las mismas no se ha calculado valores en V. En las 2446984 y 2446985, en que son algo más precisos aunque muy elevados, si se han calculado los valores V, que se han señalado en la tabla 3.6 con el símbolo (:), que indica una precisión menor que los calculados en los otros dos periodos. Los coeficientes en colores son de una precisión aceptable.

En la tabla 3.1 presentamos también los valores medios para los coeficientes de extinción. Puede comprobarse como para  $(b-y)$ ,  $m_1$  y  $c_1$  son muy estables a lo largo de los tres periodos, incluso en el de verano, en el que hubo una fuerte absorción, debida a la presencia de polvo en la atmósfera y a que la capa de inversión quedaba generalmente por arriba del Observatorio. El coeficiente de extinción en y también es muy estable en los dos periodos invernales, en los que se dieron las mejores condiciones atmosféricas. Estos valores medios para los coeficientes de extinción son compatibles con los esperados para la altitud del Observatorio (Hayes y Latham, 1975)

### 3.3 Transformación uvby

Para el cálculo de la transformación al sistema estándar uvby de Crawford-Barnes se observó un total de 31 estrellas estándar de la lista de Perry *et al.* (1987). El proceso seguido es también similar al descrito en Grønbech *et al.* (1976).

Como conjunto de ecuaciones de transformación asumimos

las de definición de Crawford y Barnes, (1970b)

$$\begin{aligned} V(st) &= A + B (b-y)(st) + y(instr) \\ (b-y)(st) &= C + D (b-y)(instr) \\ m_1(st) &= E + F m_1(instr) + J (b-y)(st) \\ c_1(st) &= G + H c_1(instr) + I (b-y)(st) \end{aligned}$$

Estas ecuaciones las reescribimos antes de aplicar el proceso de minimización, de forma que los índices instrumentales, que son los sujetos a error experimental, aparezcan en el lado izquierdo de las ecuaciones. Además, en lugar de ajustar frente a índices lo hacemos frente a diferencias de índices, estándar menos instrumental, con lo cual el proceso de minimización resulta más eficiente (Henden y Kaitchuck, 1982). Las ecuaciones que intervienen en el proceso de mínimos cuadrados son

$$\begin{aligned} V(st) - y(instr) &= A + B (b-y)(st) \\ (b-y)(st) - (b-y)(instr) &= \frac{D-1}{D} (b-y)(st) + \frac{C}{D} \\ m_1(st) - m_1(instr) &= \frac{F-1}{F} m_1(st) + \frac{J}{F} (b-y)(st) + \frac{E}{F} \\ c_1(st) - c_1(instr) &= \frac{H-1}{H} c_1(st) + \frac{I}{H} (b-y)(st) + \frac{G}{H} \end{aligned}$$

Antes de proceder a la minimización, dividimos las estrellas estándar en dos grupos: aquellas con  $(b-y) \leq .410$  (tipos A-F) y aquellas con  $(b-y) > .410$  (tipos G-K), para tener en cuenta las significativas diferencias de color entre ambos grupos en las transformaciones de  $m_1$  y  $c_1$ . Este efecto de color es muy pequeño en las transformaciones de  $V$  y  $(b-y)$ , lo cual ha sido comprobado haciéndolas en primer lugar por separado, y por tanto para éstas emplearemos todas las estrellas estándar conjuntamente.

El cálculo de las transformaciones se ha realizado por separado para cada uno de los tres periodos de observación. Esto viene motivado por el hecho de que el sistema instrumental ha experimentado cambios notables de un periodo

a otro. Entre el primer y el segundo periodo el Observatorio procedió al realuminizado del objetivo del telescopio, variando por tanto sus propiedades de reflexión. Entre el segundo y tercer periodo se cambió el tubo fotomultiplicador.

Los resultados de la transformación se expresan en la tabla 3.2. Para su cálculo, en Febrero de 1987 se usaron las observaciones realizadas en las noches DJ 2446832, 2446834 y 2446835, que fueron las de mayor calidad fotométrica. En Julio de 1987 se usaron las noches DJ 2446984 y 2446985, y en Enero de 1988 las 2447164, 2447168, 2447169 y 2447170. En Julio de 1987, dado que se observó sólo tres estándares de tipos G-K, se han adoptado los coeficientes I y J de la transformación de Febrero, considerándolos como datos previos al proceso de minimización y calculando los restantes. Puede verse en la tabla como los coeficientes de escala D, F y H son muy estables, y próximos a 1, lo que indica que el sistema instrumental es similar al usado en la definición del sistema fotométrico por Crawford y Barnes (1970b)

En la tabla 3.5 se presenta los valores obtenidos para las estrellas estándar al aplicar las ecuaciones de transformación. Para cada estrella se indica también el valor de la  $\sigma$  y la diferencia entre el valor estándar y el obtenido.

Las estrellas HR 773 y HR 5936 no se han usado en el cálculo de la transformación para la magnitud V ya que, como puede verse en la columna  $D_v$  de la tabla 3.5, los valores obtenidos difieren apreciablemente de los estándar. Para HR 773, el valor V en la lista de Perry *et al.* (1987) es 5.300, citando como referencia el catálogo de Blanco *et al.* (1968). Este catálogo tiene una precisión del orden de 0.1 mag., y por tanto no es sorprendente la diferencia encontrada.

Para HR 5936 el valor de Perry *et al.* es 5.436. Dicho

valor se ha establecido a partir de 53 medidas efectuadas por Olsen (1983), y por tanto se le puede atribuir una elevada precisión. Otros valores encontrados para la misma estrella son  $V = 5.444$  (Reglero *et al.*, 1987),  $V = 5.374$  (Reglero *et al.*, 1988b), y  $V = 5.45$  (Nicolet, 1978). Todo esto indica que HR 5936 podría ser variable, con una amplitud del orden de .05 magnitudes en V.

Ambas estrellas no han sido consideradas en el cálculo de los valores medios de la columna  $D_v$  en la tabla 3.5.

### 3.4 Transformación $H\beta$

Para la transformación al sistema  $H\beta$  se observó un total de 20 estrellas estándar, de las cuales 11 proceden de la lista de Perry *et al.* (1987), 8 de Reglero *et al.* (1988a), y una de la lista de estándares de Kitt Peak National Observatory, no publicada, que nos ha sido facilitada por E. H. Olsen. La transformación la realizamos siguiendo el proceso descrito en Crawford y Mander, 1966.

Antes de proceder a la transformación, construimos gráficas de los valores observados, que denotaremos  $\beta''$ , frente al tiempo y la masa de aire, para las estrellas estándar observadas más de una vez a lo largo de cada noche. Las gráficas no muestran dependencias remarcables, lo cual confirma la estabilidad del sistema instrumental y la independencia del índice  $\beta$  con respecto a la extinción atmosférica.

A continuación construimos el sistema instrumental preeliminar, promediando para todas las noches los valores de  $\beta''$  obtenidos para cada estándar. Calculamos para cada noche el valor de la corrección nocturna, que es la media de las diferencias entre el valor observado y el valor instrumental para todas las estrellas estándar. La corrección nocturna nos permite transformar los valores

observados  $\beta''$  al sistema natural  $\beta'$

$$\beta' = \beta'' + CN$$

Promediando los valores  $\beta'$  para todas las noches obtenemos el sistema instrumental definitivo o sistema natural. En la tabla 3.3 se presentan los valores de la corrección nocturna para todas las noches de observación.

La transformación al sistema estándar se realiza asumiendo una relación lineal, y ajustando por mínimos cuadrados la ecuación

$$\beta = a + b\beta'$$

donde  $\beta$  es el valor estándar de las estrellas estándar. Al igual que en el caso de la fotometría uvby, realizamos por separado esta transformación para cada periodo de observación, por los motivos ya expuestos. Las noches empleadas en este cálculo son las mismas que en las transformaciones uvby. En la tabla 3.4 se presenta los coeficientes de transformación obtenidos en cada uno de los tres periodos. El valor medio para el coeficiente de escala  $b$  es de 1.289 ( $\sigma = .022$ ), lo que indica una buena estabilidad del sistema a lo largo de los tres periodos de observación. En la tabla 3.5 se muestra los valores obtenidos con nuestras transformaciones para las estrellas estándar, su diferencia con el valor estándar y la  $\sigma$  para cada estrella.

### 3.5 Resultados y precisión de la fotometría.

Dado que el rango de magnitudes de las estrellas del programa es similar al de las estándar, un buen indicador de la precisión de la fotometría es la desviación típica de los valores medios obtenidos para las estándar. Promediando sobre los tres periodos, estas desviaciones son de:

V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	
.012	.004	.007	.010	.007	mag.

18 de las estrellas observadas tienen valores uvby en el catálogo de Perry *et al.* (1987), y 11 tienen valores  $\beta$  en el mismo catálogo. La media, con su desviación típica, de las diferencias entre nuestros valores y los de Perry *et al.* es:

V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	
.001	.001	-.002	.005	-.007	mag.
16	4	6	10	4	

Estas estrellas, pese a ser estándar, no han sido usadas en el cálculo de las transformaciones.

Asimismo, 22 de las estrellas observadas lo han sido también por Olsen (1983 y 1984) en uvby, y 8 por Grønbech y Olsen (1977) en  $H\beta$ . La diferencia media entre sus valores y los nuestros es:

V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	
-.006	.001	.003	.003	-.007	mag.
13	5	7	15	9	

De estas comparaciones se desprende que no hay diferencia sistemática entre nuestros valores uvby y los de la bibliografía citada, y por tanto los resultados que presentamos son valores en el sistema estándar de Crawford-Barnes. Sin embargo, en  $H\beta$  se aprecia una desviación sistemática de  $-.007$  mag. entre las referencias consultadas y nuestra fotometría. Hemos sumado este valor a nuestros datos, para hacerlos compatibles con el sistema estándar de Crawford-Mander. Los resultados que exponemos en las tablas 3.6 y 3.7 están ya corregidos de este efecto. En el apartado 4.2 exponemos un argumento adicional a favor de la conveniencia de esta corrección

En la tabla 3.6 presentamos los resultados finales de



la fotometría. Para cada estrella se indica el día juliano geocéntrico de cada observación individual, y los valores de  $V$ ,  $(b-y)$ ,  $m_1$ ,  $c_1$  y  $\beta$  obtenidos. Los valores de  $V$  obtenidos en el periodo de Julio de 1987 aparecen con el símbolo (:), para indicar que su precisión es inferior a la de los otros dos periodos, debido a una mayor incertidumbre en los coeficientes de extinción.

En la tabla 3.7 presentamos los valores medios obtenidos para cada una de las estrellas del programa. En total, hemos obtenido fotometría uvby $\beta$  para 73 estrellas de las 98 de la lista de Noyes *et al.* (1984). Los motivos que han impedido observar el conjunto completo han sido: a/. Las estrellas más brillantes saturaban el fotomultiplicador. b/. Las dobles visuales muy próximas no han podido medirse por separado, y c/. El escaso tiempo de observación del que se dispuso en Julio del 87, por las condiciones atmosféricas adversas, impidió observar todas las estrellas programadas.

Para completar el catálogo hemos llevado a cabo una búsqueda bibliográfica, consultando las siguientes referencias: Olsen, (1983); Olsen (1984); Olsen y Perry (1984) y Perry *et al.*, (1987). Así hemos obtenido valores para 12 estrellas más. Estos valores se presentan también en la tabla 3.7, indicando en cada caso su procedencia. Sólo trece estrellas de la lista de Noyes *et al.* quedan fuera de nuestro catálogo. Son HD 3443, HD 3795, HD 115404, HD 131156B, HD 136202, HD 158885, HD 158886, HD 165341AB, HD 207978, HD 212754 y HD 219834AB.

### 3.6 Conclusiones.

1.- Se presenta fotometría uvby $\beta$  para 85 de las 98 estrellas de la lista de Noyes *et al.* (1984).

2.- El sistema instrumental empleado se ha mostrado estable y muy próximo al de definición del sistema

fotométrico de Crawford y Barnes (1970b) y Crawford y Mander (1966).

3.- Ha habido un buen comportamiento de la extinción atmosférica, con coeficientes para los índices muy estables y no influenciados por la presencia de polvo en la atmósfera en verano.

4.- La fotometría obtenida tiene una elevada precisión, con valores de la desviación estándar muy pequeños y sin diferencias sistemáticas apreciables en relación con las fuentes principales de fotometría uvby $\beta$ .

Tabla 3.1

Coefficientes de extinción y corrección nocturna para cada noche de observación. Unidades en milésimas de magnitud. Días julianos menos 2440000. En los coeficientes de extinción medios, para y sólo se ha considerado los periodos invernales, y exceptuando el día 2446833

D. J.	K				C. N.				$\sigma(C.N.)$			
	y	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	y	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	y	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>
<b>Febrero 1987</b>												
6832	131	059	047	160	000	000	000	000	013	006	010	011
6833	209	058	046	154	-017	000	000	001	153	008	012	017
6834	137	059	049	159	001	000	-001	001	027	005	010	010
6835	135	058	049	156	000	000	000	-001	016	004	006	008
<b>Julio 1987</b>												
6983	360	070	055	146	003	000	000	000	108	004	006	009
6984	629	060	058	152	-005	000	000	000	048	011	013	034
6985	800	060	055	150	000	000	000	000	020	004	007	007
6986	314	058	062	148	005	001	000	001	133	011	009	014
<b>Enero 1988</b>												
7164	115	063	045	157	001	000	000	000	006	004	006	006
7165	130	064	045	159	-001	000	000	000	025	008	014	010
7168	135	060	049	155	000	000	000	000	009	004	006	008
7169	131	062	049	157	000	000	000	000	005	004	005	006
7170	127	063	049	159	000	000	000	000	005	004	006	006
Media:	130	061	051	155								
$\sigma$ :	7	3	5	5								

Tabla 3.2

Coeficientes de la transformación uvby para los tres periodos. En Julio de 1987 los coeficientes I y J de la transformación G-K no se han calculado, y se adoptan los de Febrero de 1987.

Febrero 1987	
$V(st) = 17.220 - .006 (b-y)(st) + y(instr)$	
$(b-y)(st) = .442 + .985 (b-y)(instr)$	
$m_1(st) = -.723 + 1.019 m_1(instr) - .006 (b-y)(st)$	A-F
$m_1(st) = -.817 + 1.071 m_1(instr) + .090 (b-y)(st)$	G-K
$c_1(st) = .840 + 1.007 c_1(instr) + .055 (b-y)(st)$	A-F
$c_1(st) = 1.038 + 1.188 c_1(instr) - .179 (b-y)(st)$	G-K
Julio 1987	
$V(st) = 17.873 - .037 (b-y)(st) + y(instr)$	
$(b-y)(st) = .538 + .999 (b-y)(instr)$	
$m_1(st) = -.714 + 1.024 m_1(instr) - .016 (b-y)(st)$	A-F
$m_1(st) = -.786 + 1.050 m_1(instr) + .090 (b-y)(st)$	G-K
$c_1(st) = .842 + .995 c_1(instr) + .113 (b-y)(st)$	A-F
$c_1(st) = 1.026 + 1.099 c_1(instr) - .179 (b-y)(st)$	G-K
Enero 1988	
$V(st) = 17.453 - .014 (b-y)(st) + y(instr)$	
$(b-y)(st) = 1.009 + .986 (b-y)(instr)$	
$m_1(st) = -1.190 + 1.138 m_1(instr) - .037 (b-y)(st)$	A-F
$m_1(st) = -1.123 + 1.072 m_1(instr) + .005 (b-y)(st)$	G-K
$c_1(st) = .246 + .988 c_1(instr) + .054 (b-y)(st)$	A-F
$c_1(st) = .290 + 1.154 c_1(instr) - .020 (b-y)(st)$	G-K

Tabla 3.3

Valores de la corrección nocturna en cada uno de los días de observación, para la fotometría H $\beta$ .

	D. J.	C. N.	$\sigma$
Febrero 1987	2446832	.003	.008
	2446833	-.001	.008
	2446834	.000	.007
	2446835	-.002	.006
Julio 1987	2446983	.000	.005
	2446984	.002	.015
	2446985	.000	.007
	2446986	.004	.010
Enero 1988	2447164	-.001	.005
	2447165	-.002	.010
	2447168	.003	.005
	2447169	.000	.005
	2447170	-.001	.005

Tabla 3.4

Coefficientes de la transformación al sistema H $\beta$ .

Febrero 1987	$\beta = .431 + 1.275 \beta'$
Julio 1987	$\beta = .446 + 1.272 \beta'$
Enero 1988	$\beta = .507 + 1.320 \beta'$

Tabla 3.5

Valores obtenidos para las estándar, con su  $\sigma$ , y diferencias con los valores de catálogo (estándar menos calculado).  $\sigma$  y D se indican en milésimas de magnitud. En la columna ref. se muestra la procedencia del valor  $\beta$  estándar. Los valores en cursiva no se han tenido en cuenta en el cálculo de las medias.

HR	V					$\sigma$					D					ref.
	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	$\beta$	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	$\beta$	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	$\beta$		
<b>FEBRERO 1987</b>																
1292	5.724	.231	.168	.598	2.715	021	006	011	017	010	-017	000	-004	-001	-005	1
1656	4.919	.408	.209	.321		009	003	010	014		-006	002	-006	007		
1729	4.689	.393	.200	.366	2.604	011	003	005	007	008	021	-004	006	-003	-006	1
2220	5.210	.293	.168	.440		019	007	011	012		-010	000	-005	008		
2375	5.252	.109	.169	1.002		007	007	012	007		-022	-008	003	-003		
2483	5.256	.356	.186	.370		023	003	009	010		-010	003	-002	006		
3003	4.873	.901	.728	.457	2.545	034	004	015	018	005	-025	-006	007	-001	006	2
3881	5.076	.388	.204	.383	2.610	003	003	006	006	004	024	002	-001	-001	006	2
3928	5.108	.298	.166	.456		006	003	007	006		032	002	-001	001		
3951	5.374	.416	.229	.391	2.600	007	003	004	011	010	-024	000	005	-003	-001	1
3974	4.482	.108	.200	.872	2.835	005	003	004	006	005	004	-002	001	004	002	1
4112	4.820	.343	.164	.340		003	004	008	005		020	-002	008	009		
4277	5.027	.388	.202	.344	2.605	002	003	001	004	004	023	004	001	-007	000	2
4515	4.873	.089	.199	.929	2.855	053	007	006	004	006	-022	001	-003	-001	000	1
4695	4.969	.717	.492	.514		005	004	007	007		000	000	-007	002		
4931	4.916	.239	.167	.576	2.706	013	004	006	005	005	008	005	003	-001	001	1
5947	4.143	.748	.575	.414	2.567	029	005	004	008	003	007	003	-005	000	-004	2
					<b>Media:</b>	015	004	007	009	006	000	000	000	001	000	
					$\sigma$ :	14	4	4	4	2	19	4	5	4	4	
<b>JULIO 1987</b>																
5936	5.378	.233	.154	.663	2.713	054	004	006	009	008	.058	-003	007	-009	-001	2
6355					2.882					003					-005	1
6467					2.658					009					-006	3
7069					2.895					010					000	1
7253	5.536	.180	.182	.745	2.764	021	004	012	014	014	-004	-004	007	002	-008	1
7503	5.971	.408	.217	.361	2.605	001	002	009	011	001	005	002	-005	007	004	2
7504	6.232	.415	.224	.346	2.593	003	001	002	011	008	-002	002	-001	003	006	2
7596	5.579	.094	.080	1.138		006	004	006	002		031	-003	-003	-005		
7858	5.414	.017	.212	.975	2.908	036	016	012	051	014	-016	006	-005	008	010	1
8832	5.554	.578	.552	.267		006	002	011	002		006	-001	000	-001		
8899	6.711	.321	.118	.392		010	017	010	027		-019	000	003	012		
8954	5.690	.306	.126	.402		002	008	013	007		000	000	-004	-016		
					<b>Media:</b>	015	006	009	015	008	000	000	000	000	000	
					$\sigma$ :	18	6	4	15	5	15	3	5	9	6	

Tabla 3.5 (sigue)

HR	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	β	σ					D					ref.
						V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	β	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	β	
<b>ENERO 1988</b>																
773	5.463	.092	.187	1.093	2.829	007	006	009	009	006	-163	000	-005	002	000	1
1292	5.709	.229	.165	.595	2.712	005	004	007	008	006	-002	002	-001	002	-002	1
1656	4.917	.413	.196	.331		004	004	007	006		-004	-003	005	-003		
2220	5.204	.287	.169	.440		006	003	006	006		-004	006	-006	008		
2375	5.242	.105	.170	.995		007	006	008	008		-012	-004	002	004		
2483	5.253	.354	.188	.365		005	002	004	004		-007	005	-004	011		
3003	4.854	.901	.735	.451	2.552	005	001	003	011	006	-006	-006	000	000	-001	2
3881	5.084	.388	.206	.381	2.613	006	001	002	002	003	016	002	-003	001	003	2
3928	5.116	.297	.164	.460		006	002	003	005		024	003	001	-003		
3951	5.384	.415	.240	.386	2.601	003	002	002	006	003	-034	001	-006	002	-002	1
4112	4.831	.338	.172	.336		005	003	005	004		009	003	000	-005		
4277	5.039	.388	.205	.340	2.606	005	002	003	003	004	011	004	-002	-003	-001	2
4515	4.854	.105	.193	.932	2.856	000	002	008	004	011	-003	-015	003	-004	-001	1
4695	4.972	.719	.485	.516		004	002	005	006		-003	-002	000	000		
4753	5.479	.287	.162	.619	2.674	005	003	004	004	006	003	002	008	-010	002	2
4931	4.925	.243	.165	.578	2.705	005	004	006	008	003	-001	001	005	-003	002	1
8832	5.546	.577	.551	.265		014	006	010	008		014	000	001	001		
					Media:	006	003	006	006	006	000	000	000	000	000	
					σ	3	3	2	2	2	13	5	4	5	2	

- 1.- Perry et al., 1987
- 2.- Reglero et al., 1988a
- 3.- Lista de Kitt Peak National Observatory

Tabla 3.6

Resultados de la Fotometría

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 1835	7168.418	6.403	.410	.231	.350	2.606
	7169.351	6.379	.405	.216	.344	---
	7170.299	6.394	.408	.238	.346	2.606
HD 2454	7168.332	6.056	.292	.123	.460	2.656
	7170.305	6.055	.294	.132	.440	2.648
HD 3229	7168.326	5.947	.298	.135	.481	2.645
	7170.311	5.951	.296	.133	.487	2.632
HD 3651	7169.344	5.862	.511	.367	.352	2.563
	7170.348	5.898	.503	.380	.350	2.575
HD 4628	7169.338	5.723	.519	.411	.240	2.540
	7170.342	5.734	.517	.418	.233	2.548
HD 6920	7168.367	5.688	.371	.187	.408	2.600
	7170.354	5.678	.377	.184	.408	2.608
HD 9562	7168.374	5.788	.403	.208	.386	2.603
	7169.332	5.752	.397	.217	.399	2.601
	7170.317	5.753	.405	.203	.414	2.612
HD 10476	7168.380	5.250	.492	.374	.267	2.563
	7169.377	5.231	.493	.362	.290	2.559
HD 12235	7168.388	5.915	.366	.225	.403	2.625
	7169.413	5.871	.369	.222	.409	2.621
HD 13421	7168.395	5.649	.349	.201	.441	2.636
	7169.419	5.628	.350	.191	.450	2.620
HD 16160	7168.402	5.800	.554	.522	.255	2.535
	7169.425	5.785	.560	.502	.268	2.531
HD 16673	7168.411	5.801	.326	.170	.357	2.626
	7169.384	5.792	.327	.163	.362	2.636
	7170.396	5.797	.327	.172	.348	2.619
HD 17925	7168.421	6.040	.530	.346	.314	2.543
	7169.390	6.047	.509	.395	.286	2.550
	7170.402	6.065	.523	.372	.300	2.550
HD 18256	6833.379	---	.295	.158	.474	2.649
	7169.405	5.587	.298	.155	.457	2.652
	7170.418	5.588	.300	.152	.462	2.641



Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 20630	6833.392	---	.410	.235	.330	2.581
	7169.399	4.833	.416	.238	.304	2.583
	7170.425	4.832	.414	.231	.315	2.582
HD 22072	6835.367	6.176	.546	.324	.337	2.547
	7165.495	6.152	.549	.315	.349	2.545
	7168.490	6.151	.543	.321	.341	2.536
	7169.459	6.148	.546	.317	.347	2.543
	7170.430	6.160	.549	.315	.346	2.551
HD 25998	6832.364	5.511	.340	.180	.379	2.621
	6834.388	5.514	.333	.182	.381	2.625
	6835.375	5.532	.341	.174	.388	2.638
	7165.532	5.507	.330	.184	.382	2.633
	7168.497	5.520	.337	.174	.379	2.633
	7169.475	5.519	.332	.174	.385	2.636
HD 26913	6833.450	---	.419	.242	.297	---
	6834.334	6.943	.427	.229	.291	2.586
	6835.340	6.956	.424	.233	.299	2.596
	7165.509	6.918	.420	.239	.315	2.579
	7169.465	6.937	.414	.247	.310	2.583
HD 26923	6834.328	6.322	.370	.186	.322	2.607
	6835.343	6.334	.372	.185	.329	2.611
	7165.503	6.325	.373	.182	.331	2.595
	7169.470	6.314	.370	.180	.317	2.604
HD 26965	6834.373	4.410	.484	.339	.292	2.557
	6835.389	4.427	.490	.326	.295	2.538
HD 29645	6833.407	---	.362	.192	.401	2.621
	6834.380	5.966	.371	.182	.413	2.609
	6835.381	5.984	.368	.192	.419	2.611
	7165.537	5.969	.364	.198	.402	2.602
	7168.534	5.969	.374	.187	.395	2.611
	7169.481	5.972	.369	.190	.402	2.607
HD 30495	6834.422	5.489	.409	.195	.315	2.584
	6835.396	5.543	.402	.212	.311	2.598
	7165.518	5.460	.396	.211	.315	2.597
	7169.488	5.476	.389	.214	.309	2.589
HD 32147	6832.379	6.273	.618	.605	.279	2.534
	6834.432	6.207	.611	.598	.293	2.529
	7169.524	6.196	.612	.599	.257	2.525
HD 33608	6834.439	5.902	.295	.180	.465	2.661
	7169.530	5.894	.295	.178	.465	2.658

Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 35296	6832.392	5.038	.341	.183	.339	2.598
	6833.465	---	.345	.175	.336	2.608
	7165.564	5.028	.347	.164	.362	2.626
	7168.556	4.986	.342	.168	.344	2.623
HD 39587	6832.423	4.404	.376	.205	.294	2.598
	6834.395	4.387	.378	.191	.312	2.596
HD 43587	6832.431	5.729	.388	.185	.356	2.612
	6834.447	5.715	.383	.192	.337	2.594
	6835.449	5.727	.381	.193	.354	2.602
	7168.564	5.710	.381	.192	.342	2.602
HD 45067	6832.437	5.907	.364	.183	.385	2.608
	6833.519	---	.366	.170	.384	2.608
	6834.454	5.885	.363	.174	.384	2.610
	6835.456	5.899	.361	.171	.392	2.600
	7168.570	5.874	.359	.171	.384	2.625
HD 75332	6832.482	6.238	.351	.167	.363	2.622
	6834.509	6.252	.345	.176	.364	2.607
	6835.463	6.254	.350	.171	.364	2.619
	7164.588	6.219	.341	.173	.369	2.626
	7165.570	6.255	.339	.181	.358	2.633
	7168.611	6.217	.334	.180	.371	2.633
	7169.573	6.237	.338	.182	.362	2.630
	7170.543	6.245	.336	.189	.354	2.626
HD 76151	6832.504	6.035	.411	.246	.328	2.590
	6833.527	---	.410	.240	.325	2.595
	6835.470	6.033	.411	.239	.329	2.582
	7164.668	6.020	.410	.245	.332	2.579
	7168.629	6.016	.409	.240	.327	2.577
	7169.591	6.017	.403	.255	.320	2.607
	7170.563	6.014	.410	.240	.335	2.592
	HD 76572	6832.490	6.266	.311	.135	.480
6833.451		---	.301	.149	.472	2.634
6834.515		6.265	.307	.145	.482	2.646
7164.594		6.258	.308	.131	.482	2.644
7168.617		6.250	.300	.142	.487	2.642
7169.580		6.259	.303	.139	.488	2.644
7170.550		6.260	.299	.146	.482	2.640

Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 78366	6832.498	5.951	.373	.202	.319	2.604
	6833.549	---	.375	.194	.324	2.601
	6834.524	5.953	.376	.193	.325	2.609
	7164.602	5.992	.375	.207	.303	2.599
	7168.623	5.958	.377	.186	.328	2.612
	7169.586	5.966	.371	.202	.320	2.604
	7170.556	5.963	.372	.200	.323	2.605
HD 81809	6832.513	5.393	.413	.190	.342	2.580
	6833.534	---	.420	.176	.345	2.584
	6835.515	5.389	.421	.176	.352	2.581
	7164.675	5.401	.407	.201	.326	2.585
	7168.634	5.390	.409	.194	.327	2.587
	7169.598	5.383	.410	.192	.345	2.578
	7170.568	5.380	.412	.187	.360	2.585
HD 82885	6832.539	5.394	.472	.309	.365	2.578
	6833.556	---	.472	.304	.365	2.585
	6835.522	5.401	.472	.306	.383	2.571
	7164.687	5.393	.472	.314	.377	2.581
	7168.697	5.395	.463	.326	.358	2.585
	7170.597	5.390	.468	.316	.378	2.580
	HD 88737	6832.556	6.040	.354	.195	.436
6834.573		6.038	.356	.190	.438	2.631
6835.529		6.036	.360	.185	.446	2.614
7164.693		6.029	.360	.184	.443	2.621
7168.704		6.039	.358	.183	.438	2.631
7169.644		6.040	.358	.188	.439	2.619
HD 89744		6832.547	5.730	.340	.179	.452
	6834.580	5.737	.342	.179	.452	2.640
	6835.536	5.745	.342	.176	.456	2.635
	7164.702	5.739	.339	.179	.454	2.635
	7168.691	5.732	.337	.188	.442	2.635
	7169.650	5.746	.339	.182	.454	2.628
	HD 97334	6832.616	6.401	.390	.205	.311
6834.588		6.401	.393	.196	.334	2.601
7164.711		6.415	.392	.204	.319	2.592
7169.656		6.422	.389	.210	.328	2.600
7170.602		6.420	.386	.216	.313	2.603
HD 100180		6832.658	6.292	.361	.200	.314
	6835.609	6.281	.365	.187	.342	2.595
	7164.761	6.300	.363	.205	.309	2.613
	7169.662	6.288	.362	.198	.329	2.598
	7170.611	6.282	.364	.189	.339	2.593

Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 100563	6832.666	5.768	.294	.178	.422	2.645
	6833.625	---	.298	.171	.416	2.650
	6835.616	5.772	.298	.171	.432	2.654
	7169.695	5.767	.298	.174	.425	2.663
	7170.668	5.766	.298	.162	.438	2.655
HD 101501	6832.622	5.297	.451	.252	.282	2.567
	6834.595	5.304	.442	.262	.286	2.568
	7164.754	5.312	.443	.273	.275	2.571
	7169.701	5.316	.442	.276	.280	2.568
	7170.673	5.308	.444	.272	.278	2.575
HD 103095	6832.630	6.435	.483	.208	.121	2.565
	6832.635	6.432	.480	.223	.112	2.542
	6834.601	6.426	.482	.206	.153	2.551
	7169.707	6.442	.480	.224	.142	2.537
	7170.679	6.431	.483	.217	.142	2.544
HD 106516	6832.672	6.124	.316	.118	.341	2.610
	6833.633	---	.316	.119	.336	2.625
	6835.622	6.131	.319	.104	.359	2.607
	7169.719	6.118	.316	.106	.345	2.618
	7170.718	6.112	.316	.094	.361	2.616
HD 107213	6832.681	6.377	.333	.195	.436	2.642
	6835.628	6.381	.336	.183	.459	2.630
	7164.748	6.387	.333	.190	.461	2.646
	7169.713	6.388	.336	.192	.447	2.642
	7170.684	6.377	.335	.188	.449	2.648
HD 114378	6832.690	4.339	.302	.147	.392	2.654
	6833.643	---	.300	.150	.378	2.639
	6835.662	4.333	.304	.141	.392	2.639
HD 114710	6832.734	4.236	.367	.195	.318	2.614
	6835.668	4.238	.362	.195	.335	2.605
HD 115383	6832.743	5.193	.368	.191	.366	2.616
	6833.650	---	.373	.188	.376	2.613
	6835.675	5.188	.369	.191	.378	2.609
	7168.754	5.189	.371	.192	.374	2.622
	7169.726	5.213	.372	.195	.378	2.609
	7170.690	5.196	.373	.186	.382	2.618
HD 115617	6834.666	4.735	.437	.241	.342	2.589
	6835.689	4.737	.437	.246	.336	2.575
	7169.757	4.743	.433	.257	.317	2.584

Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 120136	6833.690	---	.308	.186	.428	2.652
	6835.729	4.566	.315	.171	.438	2.656
HD 124570	6833.696	---	.345	.185	.425	2.632
	6835.736	5.650	.350	.170	.446	2.635
	7168.726	5.533	.348	.181	.425	2.636
	7170.741	5.531	.348	.175	.436	2.627
HD 124850	6833.703	---	.334	.163	.446	2.624
	6835.673	4.081	.333	.164	.434	2.621
HD 126053	6833.710	---	.395	.196	.280	2.570
	6834.680	6.263	.400	.200	.262	2.574
HD 131156A	6834.688	4.700	.433	.264	.246	2.567
	6985.387	4.545:	.456	.262	.258	2.569
	6985.403	4.626:	.448	.262	.261	2.556
HD 141004	6986.461	---	.388	.185	.380	2.606
HD 142373	6985.408	4.571:	.383	.145	.334	2.590
	6986.468	---	.381	.135	.350	2.596
HD 143761	6984.383	---	.397	.184	.328	2.581
	6984.396	---	.394	.182	.329	2.585
	6985.414	5.381:	.389	.193	.323	2.590
	6986.452	---	.395	.183	.322	2.597
	6986.473	---	.392	.180	.331	2.583
HD 154417	6984.418	5.907:	.376	.172	.353	2.606
	6985.443	5.916:	.376	.183	.333	2.604
HD 159332	6984.456	6.661:	.334	.136	.461	2.631
HD 161239	6984.465	5.774:	.431	.213	.458	2.611
HD 176051	6984.527	5.247:	.388	.187	.309	2.611
	6985.457	5.198:	.388	.189	.324	2.607
HD 176095	6983.532	---	.310	.161	.483	2.645
	6985.463	6.167:	.328	.151	.480	2.651
HD 182101	6983.539	---	.305	.149	.427	2.644
	6985.493	6.299:	.307	.153	.413	2.655
HD 182572	6983.546	---	.470	.287	.423	2.595
	6985.500	5.120:	.465	.290	.426	2.594

Tabla 3.6 (sigue)

Estrella	D.J.	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$
HD 187013	6984.515	5.031:	.314	.153	.433	2.653
	6984.534	5.037:	.309	.156	.430	2.648
	6985.506	5.000:	.309	.161	.433	2.649
	6985.561	5.017:	.310	.161	.428	2.649
HD 187691	6984.521	5.106:	.361	.176	.411	2.629
	6984.542	5.117:	.360	.174	.408	2.632
	6985.512	5.092:	.355	.185	.403	2.638
HD 188512	6985.566	3.692:	.531	.307	.336	2.565
HD 190007	6983.598	---	.657	.660	.168	2.528
	6985.572	7.414:	.659	.647	.183	2.504
HD 190360	6984.568	5.773:	.454	.277	.391	2.581
HD 190406	6984.575	5.818:	.384	.183	.337	2.615
HD 194012	6984.581	6.174:	.326	.153	.363	2.633
HD 206860	6983.617	---	.374	.186	.315	2.597
	6985.623	6.047:	.375	.187	.315	2.595
HD 216385	7168.306	5.164	.317	.135	.442	2.630
HD 217014	6985.828	5.537:	.416	.220	.409	2.597
	7168.300	5.457	.409	.228	.385	2.602
	7168.314	5.442	.406	.236	.369	2.605
HD 224930	7168.312	5.758	.423	.189	.213	2.569
	7169.325	5.742	.424	.190	.203	2.556

Tabla 3.7

Catálogo fotométrico de las estrellas del programa de Monte Wilson de emisión en Ca II. Las referencias indican la procedencia de la fotometría no obtenida en el presente trabajo. Cuando aparecen dos referencias, la primera es para la fotometría uvby y la segunda para la H $\beta$ .

HD	V	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	$\beta$	ref.
1835	6.39	.408	.228	.347	2.606	
2454	6.06	.293	.128	.450	2.652	
3229	5.95	.297	.134	.484	2.639	
3651	5.88	.507	.374	.351	2.569	
4628	5.73	.518	.415	.237	2.544	
6920	5.68	.374	.184	.408	2.604	
9562	5.76	.402	.209	.400	2.605	
10476	5.24	.483	.368	.279	2.561	
10700	3.50	.449	.250	.247	---	2,*
12235	5.89	.368	.224	.406	2.623	
13421	5.64	.350	.198	.446	2.628	
16160	5.79	.557	.512	.262	2.533	
16673	5.80	.327	.168	.356	2.627	
17925	6.05	.521	.371	.300	2.548	
18256	5.59	.298	.155	.464	2.647	
20630	4.83	.413	.235	.313	2.585	
22049	3.72	.514	.419	.273	---	1
22072	6.16	.547	.318	.344	2.544	
23249	3.53	.565	.367	.394	---	1
25998	5.52	.336	.178	.382	2.631	
26913	6.94	.421	.238	.302	2.586	
26923	6.32	.371	.183	.325	2.604	
26965	4.42	.487	.333	.294	2.548	
29645	5.97	.368	.190	.405	2.610	
30495	5.49	.399	.208	.313	2.592	
32147	6.23	.614	.601	.276	2.529	
33608	5.90	.285	.178	.465	2.660	
35296	5.02	.344	.173	.345	2.614	
39587	4.40	.377	.198	.303	2.597	
43587	5.72	.383	.191	.347	2.603	
45067	5.89	.363	.174	.386	2.610	
75332	6.24	.342	.177	.363	2.625	
76151	6.02	.409	.244	.328	2.589	
76572	6.26	.304	.141	.482	2.643	
78366	5.96	.374	.198	.320	2.605	

Tabla 3.7 (sigue)

HD	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	ref.
81809	5.39	.413	.188	.342	2.583	
82885	5.40	.470	.313	.371	2.580	
88737	6.04	.358	.188	.440	2.624	
89744	5.74	.340	.181	.452	2.635	
97334	6.41	.390	.206	.321	2.599	
100180	6.29	.363	.196	.327	2.600	
100563	5.77	.298	.171	.427	2.653	
101501	5.31	.444	.267	.280	2.570	
103095	6.43	.482	.216	.134	2.548	
106516	6.12	.317	.108	.348	2.615	
107213	6.38	.335	.190	.450	2.642	
114378	4.34	.302	.146	.387	2.644	
114710	4.24	.365	.195	.327	2.610	
115363	5.20	.371	.191	.376	2.615	
115617	4.74	.438	.248	.332	2.583	
120136	4.57	.312	.179	.434	2.654	
124570	5.57	.348	.178	.433	2.633	
124850	4.08	.334	.164	.440	2.623	
126053	6.26	.398	.198	.271	2.572	
131156A	4.62	.449	.263	.255	2.564	
141004	4.43	.388	.185	.380	2.606	*
142373	4.57	.382	.140	.342	2.593	
143761	5.38	.393	.184	.326	2.589	
149661	5.76	.492	.361	.297	2.569	1
152391	6.63	.457	.294	.280	---	1
154417	5.91	.376	.178	.343	2.605	
156026	6.29	.667	.635	.128	---	1
157856	6.44	.302	.141	.485	2.645	1, 3
158614	5.31	.438	.256	.327	---	1
159332	6.66	.334	.136	.461	2.631	
160346	6.51	.553	.506	.274	2.542	1
161239	5.77	.431	.213	.458	2.611	
166620	6.38	.516	.407	.294	2.540	1
176051	5.22	.388	.188	.317	2.609	
176085	6.17	.319	.156	.482	2.648	
182101	6.30	.306	.151	.420	2.650	
182572	5.12	.468	.289	.426	2.595	
187013	5.02	.311	.158	.431	2.650	
187681	5.11	.359	.178	.407	2.633	
188512	3.69	.531	.307	.336	2.565	



Tabla 3.7 (sigue)

HD	V	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	ref.
190007	7.41	.658	.654	.176	2.518	
190360	5.77	.454	.277	.391	2.581	
190406	5.82	.384	.193	.337	2.615	
194012	6.17	.326	.153	.363	2.633	
201091	5.21	.656	.677	.136	2.508	4
201092	6.04	.792	.673	.063	2.499	4
206860	6.05	.375	.187	.315	2.596	
216385	5.16	.317	.135	.442	2.630	
217014	5.48	.410	.228	.388	2.601	
224930	5.75	.424	.190	.208	2.563	

- 1.- Olsen, 1983  
 2.- Olsen, 1984  
 3.- Olsen y Perry, 1984  
 4.- Perry *et al.*, 1987  
 \*.- Magnitud V de Nicolet, 1978





#### CAPÍTULO 4:

#### CALIBRACIÓN DE LOS PARÁMETROS ESTELARES.

---

En este capítulo vamos a determinar los parámetros físicos fundamentales de las estrellas del programa, a partir de la fotometría. Para cada una calcularemos la temperatura efectiva, el radio, la masa, la abundancia de metales y la distancia, usando las calibraciones empíricas existentes para la fotometría  $uvby\beta$ .

Una vez realizado el proceso de calibración compararemos los valores obtenidos con los ya determinados para algunas de las estrellas por métodos distintos a la fotometría, o con los que corresponden a sus tipos espectrales.

---

#### 4.1 Colores intrínsecos.

Para calcular los colores intrínsecos de las estrellas F usaremos la calibración de Crawford (1975). Esta calibración se fundamenta en el hecho de que tanto  $\beta$  como  $(b-y)$  son índices relacionados con la temperatura efectiva;  $(b-y)$  se ve afectado además por el enrojecimiento interestelar, mientras que  $\beta$  está completamente libre de este efecto.

La ecuación de calibración de Crawford es:

$$(b-y)_0 = .222 + 1.11\Delta\beta + 2.7(\Delta\beta)^2 - .05\delta c_1 - (.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_1$$

donde

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

Esta calibración es válida en el rango  $2.58 < \beta < 2.72$ . Los términos en  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  proveen las correcciones necesarias relativas al hecho de que  $(b-y)$  y  $\beta$  son afectados de forma diferente por el "blanketing" y la clase de luminosidad.

$(b-y)_0$  es el índice  $(b-y)$  intrínseco, i.e., libre de efectos de "reddening". El proceso para calcularlo es: a partir de los valores observados de  $\beta$ ,  $m_1$  y  $c_1$  se calcula  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  por interpolación en la tabla de las relaciones estándar. En nuestro cálculo hemos usado como relaciones estándar la tabla I de Crawford (1975), con las modificaciones expuestas por Olsen (1987). Es en esta última referencia donde se extiende el rango de calibración hasta  $\beta = 2.58$ , ya que en el trabajo original de Crawford (1975) ésta llega hasta  $\beta = 2.59$ . Una vez determinados estos valores se sustituye la fórmula de calibración y se obtienen los  $(b-y)_0$ .

A continuación calculamos el exceso de  $(b-y)$ , que se define como:

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

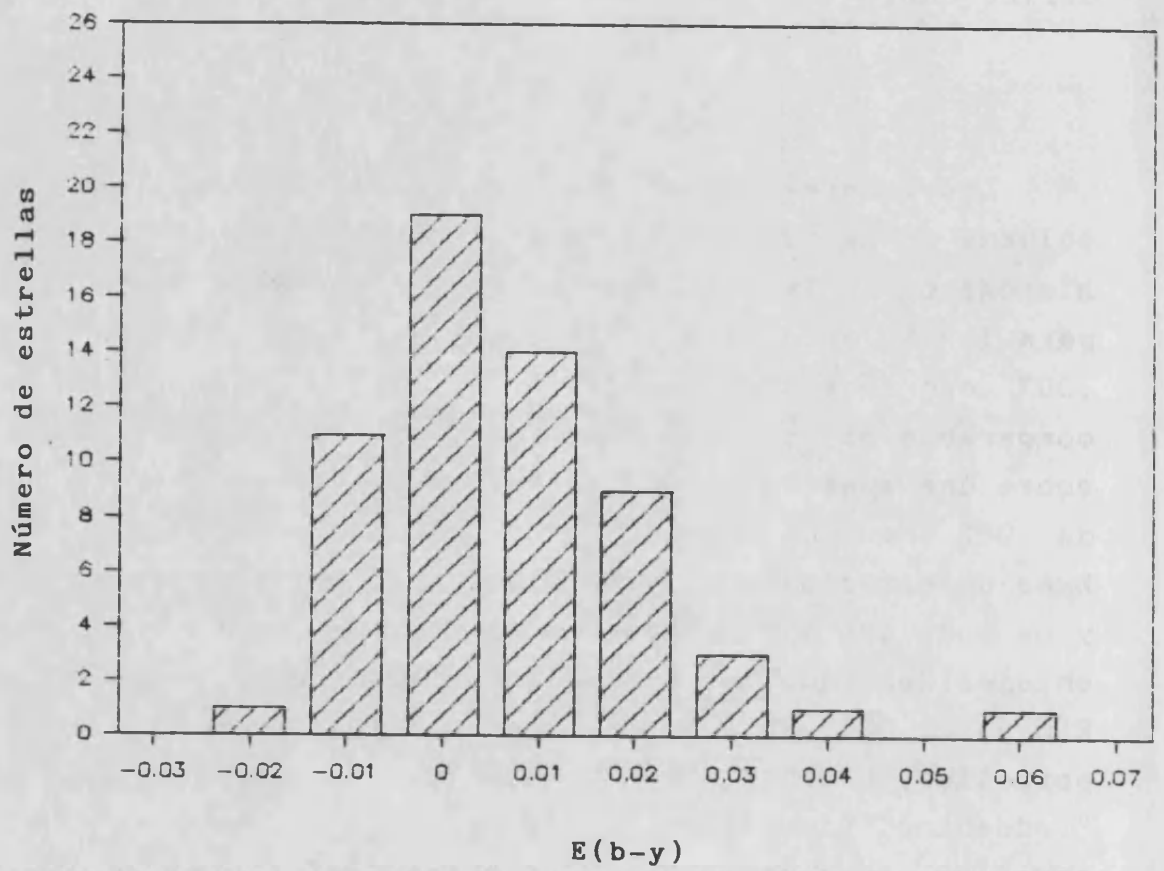
Los valores obtenidos los mostramos en la segunda columna de la tabla 4.1. En la figura 4.1 se muestra un histograma de la distribución de los excesos. El valor medio para las 59 estrellas de la muestra con  $\beta > 2.58$  es  $E(b-y) = .007$  con una desviación  $\sigma = .013$ . Este resultado es comparable al obtenido por Perry y Johnston (1982), que sobre una muestra de 937 estrellas F obtiene un valor medio de  $.002$ , con una desviación de  $.016$ . En esta referencia se hace un estudio de la precisión de la calibración de  $(b-y)_o$ , y se concluye que pueden considerarse como efectivamente enrojecidas aquellas estrellas para las que se obtiene un  $E(b-y) > .034$ . En nuestra muestra esto sólo sucede con dos estrellas, HD 161239 y HD 182572. El resto no presenta "reddening" significativo, lo cual era esperable dado que todas se encuentran a distancias inferiores a los 100 parsecs (ver tabla 4.3), distancia a la cual los efectos del "reddening" son inapreciables y el medio interestelar se muestra isótropo (Perry y Johnston, 1982).

Para las dos estrellas con  $E(b-y) > .034$  hemos calculado el resto de los colores intrínsecos. Los excesos respectivos se determinan a partir de las relaciones:

$$\begin{aligned} E(m_1) &= -.32 E(b-y) \\ E(c_1) &= .20 E(b-y) \\ A_v &= 4.3 E(b-y) \end{aligned}$$

(Crawford y Mandwewala, 1976). Los colores intrínsecos son:

$$\begin{aligned} m_o &= m_1 - E(m_1) \\ c_o &= c_1 - E(c_1) \\ V_o &= V - A_v \end{aligned}$$



---

**Figura 4.1:** Histograma de la distribución de exceso en  $(b-y)$  para las estrellas observadas.

---

Para el resto de las estrellas, dado que no presentan  $E(b-y)$  significativo, hemos asumido como colores intrínsecos los observados. Estos se presentan en la tabla 4.1.

El cálculo de los excesos nos proporciona además un argumento adicional a favor de la aplicación de una corrección de  $-.007$  mag. en los valores de  $\beta$ , tal como hemos indicado en el apartado 3.5. Los cálculos expuestos en los párrafos anteriores han sido realizados teniendo en cuenta esta corrección. Sin embargo, también han sido hechos aparte sin aplicarla. En este último caso el valor medio de  $E(b-y)$  resulta de  $.013$ , excesivo para estrellas cercanas que no deben estar afectadas por "reddening", y discordante con el de Perry y Johnston (1982). Además la distribución difiere mucho de una gaussiana, que es la esperada según estos autores. En consecuencia consideramos como necesaria la aplicación de esta corrección.

Para las estrellas con  $\beta < 2.58$  no existen calibraciones precisas de los colores intrínsecos. Sin embargo es razonable suponer que no se verán afectadas por el "reddening". Como hemos visto, el conjunto de estrellas F no presenta excesos de color apreciables. Las G y K tienen una luminosidad intrínseca inferior, cubren un rango similar de magnitudes aparentes y están distribuidas uniformemente por todo el cielo, al igual que las F. En consecuencia, su distancia media será inferior a la de las F y por tanto, si aquellas no se ven afectadas por el enrojecimiento interestelar, éstas tampoco deben hacerlo. Para las estrellas G y K hemos adoptado como índices intrínsecos los observados.  $\delta_{m_0}$  y  $\delta_{c_0}$  se han determinado por interpolación en la tabla de las relaciones estándar para estrellas G y K, entrando en ella con  $(b-y)$  como parámetro independiente. Como relaciones estándar hemos usado la tabla VI de Olsen (1984).



#### 4.2 Diagramas fotométricos.

En las figuras 4.2 y 4.3 presentamos los diagramas  $c_o-(b-y)_o$  y  $m_o-(b-y)_o$  respectivamente. Las líneas representan las relaciones estándar de Crawford (1975) para estrellas F, y de Olsen (1984) para G y K.

En la figura 4.2 puede verse que la mayoría de las estrellas se ajustan a las relaciones estándar, ocupando la zona correspondiente a la secuencia principal. Sólo ocho estrellas, que aparecen marcadas con símbolo distinto, ( $\Delta$ ), presentan valores de  $\delta c_o$  elevados, que indican que se trata de estrellas evolucionadas, con clases de luminosidad III o IV. Dos estrellas más, también señaladas con distinto símbolo, presentan  $\delta c_o$  negativos. Son HD 103095, clasificada en el Bright Stars Catalogue como variable, y HD 224930, con abundancia de metales anómala. Todas ellas aparecen listadas en la tabla 4.2, con indicación de los índices fotométricos y el tipo espectral.

En la gráfica  $m_o-(b-y)_o$  (figura 4.3) se observa también como la mayor parte de las estrellas siguen las relaciones estándar, lo que indica que su metalicidad es similar a la solar. Cuatro estrellas presentan un  $\delta m_o$  superior a .1 mag., y aparecen listadas en la tabla 4.2.

Como conclusión del estudio de los diagramas fotométricos podemos afirmar que, salvo las excepciones señaladas en la tabla 4.2, el resto de las estrellas del programa son de la secuencia principal o están poco evolucionadas, siendo su composición metálica similar a la solar.

#### 4.3 Magnitud absoluta y distancia.

Para el cálculo de la magnitud absoluta usaremos las calibraciones de Crawford (1975) para las estrellas F y de

Olsen (1984) para las G y K.

La ecuación de calibración para las estrellas de tipo F es:

$$M_v = M_v(\text{ZAMS}) - (9 + 20 \Delta\beta) \delta c_o$$

válida para el rango  $2.59 < \beta < 2.72$ . El proceso de calibración se realiza determinando en primer lugar  $M_v(\text{ZAMS})$  por interpolación en la tabla de las relaciones estándar, entrando en la misma con  $\beta$  como parámetro independiente. Los valores obtenidos se listan en la tabla 4.3.

Para estrellas con  $\beta < 2.59$  usamos la ecuación de Olsen (1984):

$$M_v = M_v(\text{ZAMS}) - f \delta c_1 + 3.2 \delta m_1 - .07$$

siendo

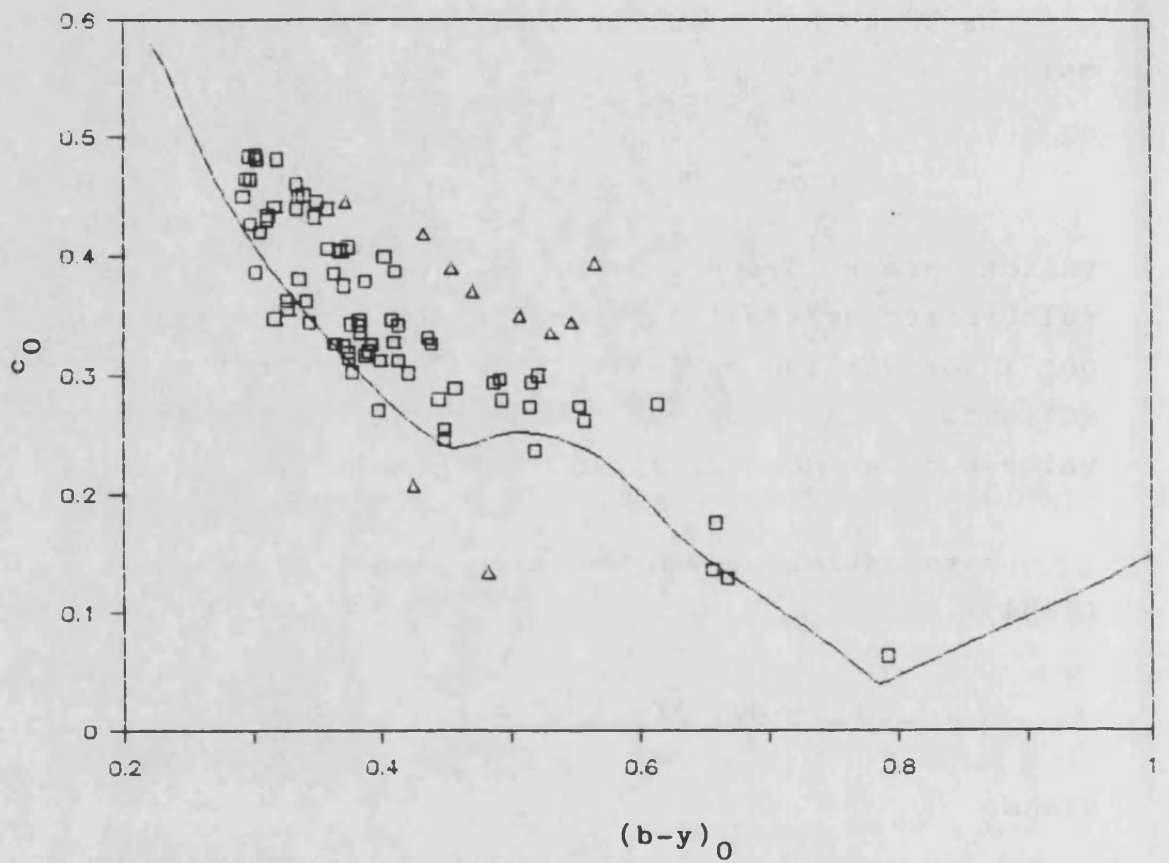
$$f = 10 - 80 [(b-y) - .380]$$

Esta ecuación es válida para  $(b-y) < .505$ . Para valores mayores, Olsen indica que  $f$  es igual a cero, mientras que el coeficiente de  $\delta m_1$  deviene menor. En este caso hemos usado la ecuación:

$$M_v = M_v(\text{ZAMS}) + .7 \delta m_1 - .07$$

(Giménez, 1986).  $M_v(\text{ZAMS})$  se determina por interpolación en la tabla de relaciones estándar, entrando con  $(b-y)$  como parámetro independiente. Los resultados se listan en la tabla 4.3.

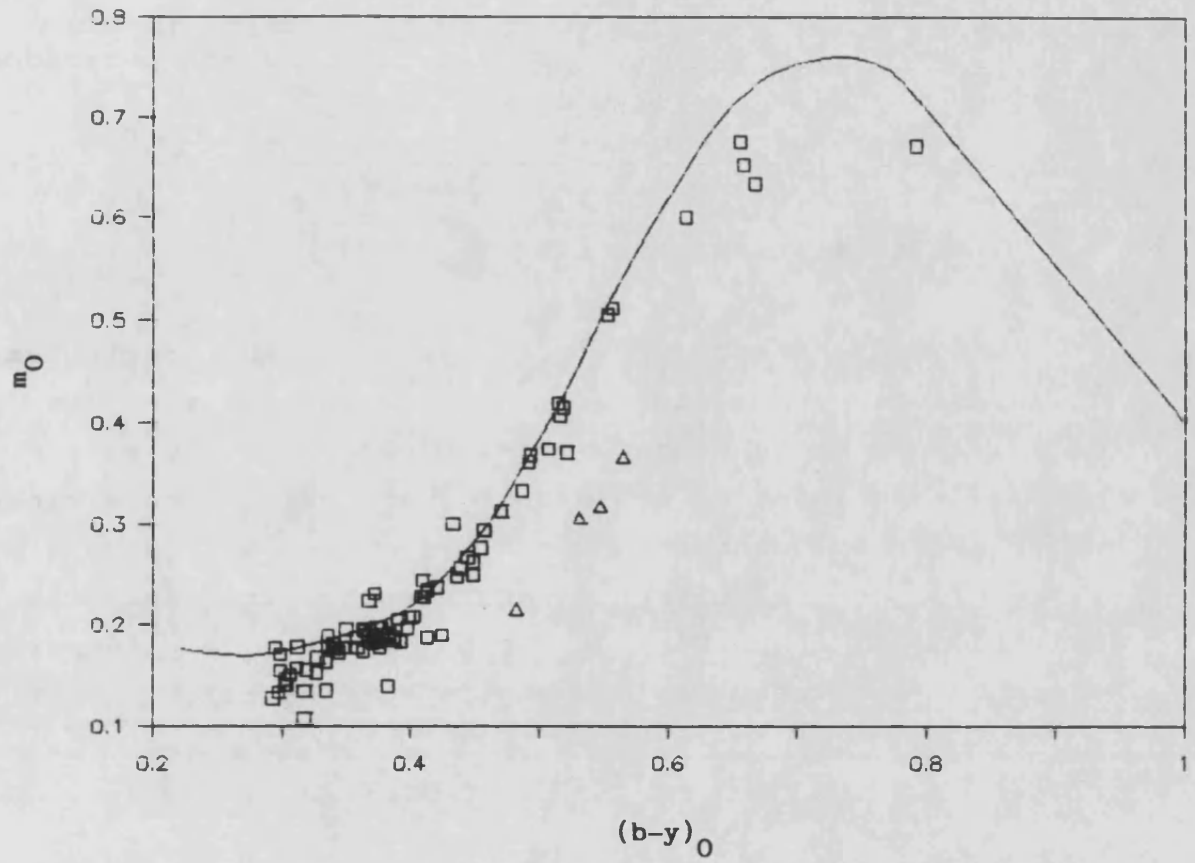
Una vez determinadas las magnitudes absolutas calculamos la distancia de las estrellas, a partir de la ecuación:




---

**Figura 4.2:** Diagrama  $c_0 - (b-y)_0$ . La línea representa las relaciones estándar de Crawford (1975) y Olsen (1984). Las estrellas señaladas con ( $\Delta$ ) son las que quedan fuera de la zona correspondiente a la secuencia principal.

---



---

Figura 4.3: Diagrama  $m_0 - (b-y)_0$ . La línea representa las relaciones estándar de Crawford (1975) y Olsen (1984). Las estrellas con  $\delta m_0 > .1$  se señalan con distinto símbolo ( $\Delta$ ).

---

$$5 \log(d) = V_o - M_v + 5$$

donde d es la distancia en parsecs. Los valores obtenidos se presentan en la tabla 4.3

#### 4.4 Temperatura efectiva.

Saxner y Hammarbäck (1985) han realizado recientemente calibraciones empíricas de la temperatura efectiva para estrellas F, en función de los índices (B-V), (b-y) y  $\beta$ . El método de calibración empleado se basa en la determinación del flujo total integrado recibido en la Tierra, y la estimación de los diámetros angulares de las estrellas de calibración. A partir de estos datos, la temperatura efectiva se obtiene de la ecuación fundamental

$$\sigma T_{ef}^4 = F = f (d/R)^2$$

donde f es el flujo en la Tierra, R el radio estelar y d la distancia. Este método presenta la ventaja de que es independiente de cualquier modelo de atmósfera.

De los tres índices calibrados, sólo  $\beta$  no presenta dependencia de la metalicidad, y por tanto la ecuación de calibración en función de  $\beta$  es la única sin términos en [Fe/H], y es la que emplearemos en nuestro cálculo. La ecuación es:

$$T_{ef} = 11320 \sqrt{(\beta - 2.3311)}$$

con un rango de validez de  $2.595 < \beta < 2.715$ .

Para  $\beta$  menores emplearemos la calibración de Olsen (1984), que se basa en las determinaciones espectroscópicas de la temperatura efectiva recopiladas en el catálogo de Cayrel de Strobel y Bentolila (1983). La ecuación de calibración es:

$$\theta_{\circ} = 1.003 (b-y) + .288 \delta m_1 + .473$$

siendo

$$\theta_{\circ} = 5040/T_{\text{ef}}$$

En la tabla 4.4 mostramos los valores obtenidos para la temperatura efectiva.

#### 4.5 Radio.

Para el cálculo del radio vamos a usar dos métodos alternativos, en los cuales los resultados finales provienen de calibraciones diferentes. El primer procedimiento está basado en el método de Barnes-Evans. Barnes y Evans (1976) definen el parámetro de brillo superficial,  $F_v$ , como:

$$F_v = 4.2207 - .1 V_{\circ} - .5 \log(\phi_{ld})$$

donde  $\phi_{ld}$  es el diámetro angular en milisegundos, corregido del oscurecimiento del limbo ("limb darkening").

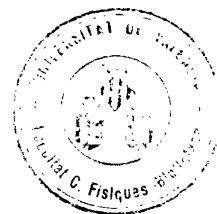
En Moon (1984, 1985) se presentan calibraciones empíricas, en base a la fotometría uvby, para el parámetro de brillo superficial. Las ecuaciones son:

$$F_v = -6.759 (b-y)_{\circ}^3 + 3.731 (b-y)_{\circ}^2 - 1.092 (b-y)_{\circ} + 3.981$$

para tipos espectrales B0-G0. Para tipos más tardíos, la ecuación de calibración es:

$$F_v = 3.959 - .534 (b-y)_{\circ}$$

Una vez determinado  $F_v$ , y conocida la magnitud absoluta de la estrella, determinamos el radio. A partir de las ecuaciones de definición de  $F_v$  y de luminosidad



$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{ef}^4$$

se obtiene (Moon, 1985):

$$F_v = 4.236 - .1 M_v - .5 \log(R/R_\odot)$$

Los valores obtenidos mediante este proceso los presentamos en la columna 5 de la tabla 4.4, bajo el epígrafe  $(R/R_\odot)_{Fv}$ .

El segundo y más usual método para calcular el radio parte de la determinación previa de la magnitud bolométrica. Esta, que mide la luminosidad L sobre todo el espectro de radiación, se define como:

$$M_{bol} = -2.5 \log(L)$$

Empleando de nuevo la ecuación de luminosidad y adoptando  $M_{bol,\odot} = 4.64$  y  $T_{ef,\odot} = 5780$  K (Schmidt-Kaler, 1982), se obtiene:

$$M_{bol} = 42.26 - 5 \log(R/R_\odot) - 10 \log(T_{ef}) \quad (*)$$

La magnitud bolométrica se puede calcular a partir de la magnitud absoluta mediante la corrección bolométrica (BC), que se define como:

$$BC = M_{bol} - M_v$$

En la bibliografía existen varias calibraciones de BC en función de diversos parámetros. Hemos empleado la de Schmidt-Kaler (1982), en función de la temperatura efectiva. Como entrada de la tabla de calibración (tabla 1 de la referencia citada) hemos usado las  $T_{ef}$  calculadas en el apartado anterior. Calculamos entonces  $M_{bol}$  como:

$$M_{bol} = M_v + BC$$

donde las  $M_V$  son las determinadas anteriormente (tabla 4.3). Los valores así obtenidos se listan en la columna 4 de la tabla 4.4, bajo el epígrafe  $M_{bol}(BC)$ .

A partir de estos valores, mediante la ecuación (\*) y usando como  $T_{ef}$  las determinadas anteriormente (tabla 4.4) calculamos los radios. Los resultados de este proceso los mostramos en la columna seis de la tabla 4.4, bajo el epígrafe  $(R/R_{\odot})_{BC}$ .

Por último, y con el propósito de comparar ambos procesos, calculamos de nuevo  $M_{bol}$  a partir de la ecuación (\*) usando los valores de  $R/R_{\odot}$  obtenidos a partir de la calibración de  $F_V$ . Los resultados, que denominamos  $M_{bol}(F_V)$ , se muestran en la columna tres de la tabla 4.4.

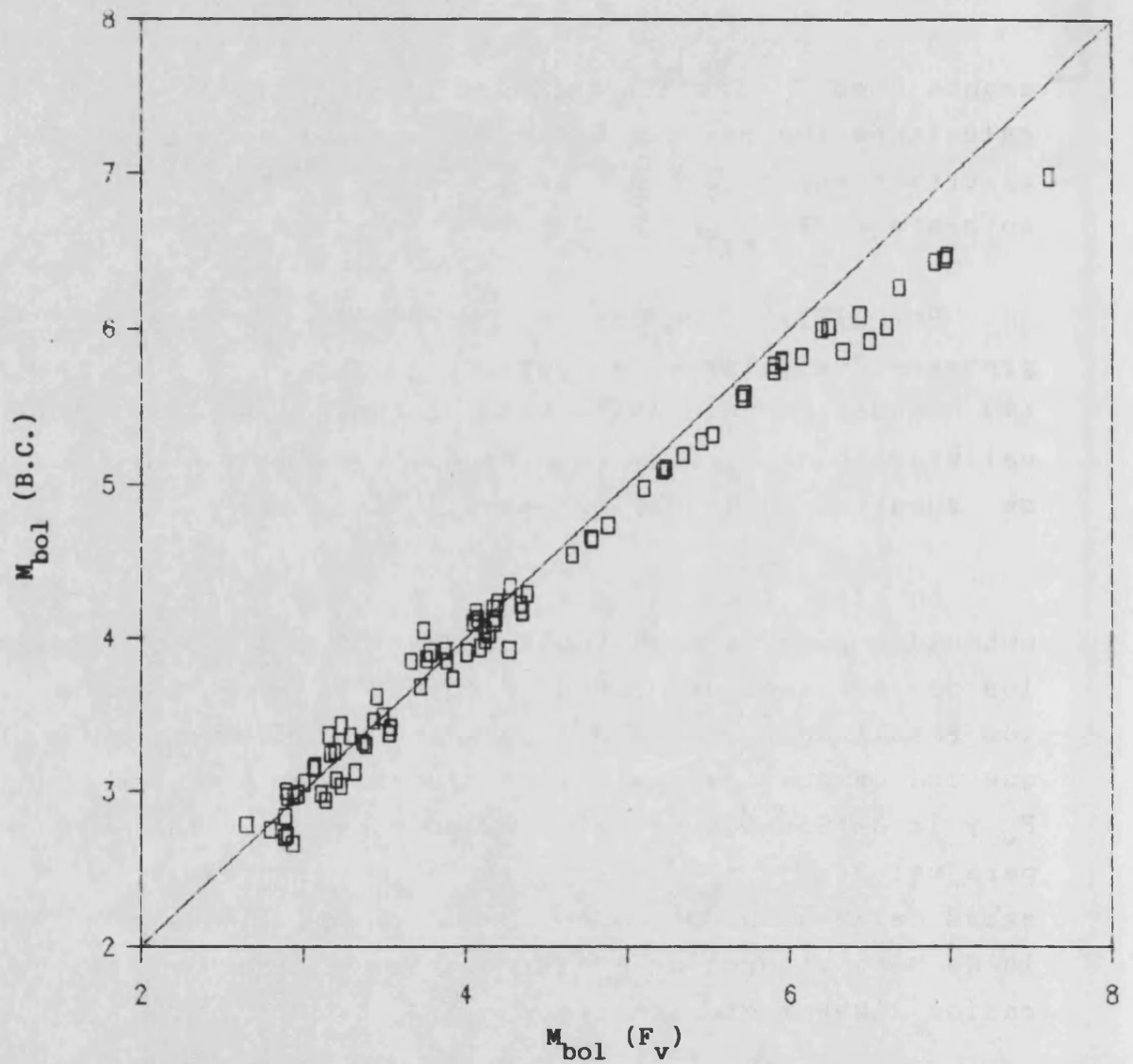
En las figuras 4.4 y 4.5 comparamos los valores obtenidos para la magnitud bolométrica y el radio mediante los dos procesos descritos. Puede verse como en ambos casos los resultados coinciden dentro de la precisión esperada, lo que indica que las dos calibraciones usadas, la de Moon de  $F_V$  y la de Schmidt-Kaler de BC son equivalentes, al menos para valores de  $M_{bol}$  inferiores a 8. A partir de aquí, ambas calibraciones presentan una cierta desviación, dando la de Moon valores de  $M_{bol}$  superiores, lo que se traduce en radios ligeramente menores.

#### 4.6 Abundancia de Metales.

La calibración usada para determinar la abundancia de metales en las estrellas F es la obtenida por Nissen (1981). Está basada en determinaciones espectroscópicas de la temperatura efectiva llevadas a cabo por el propio autor para un conjunto de 179 estrellas. La ecuación de calibración es:

$$[Me/H] = -(10.5 + 50 (\beta - 2.626) \delta m_1 + .16 ,$$

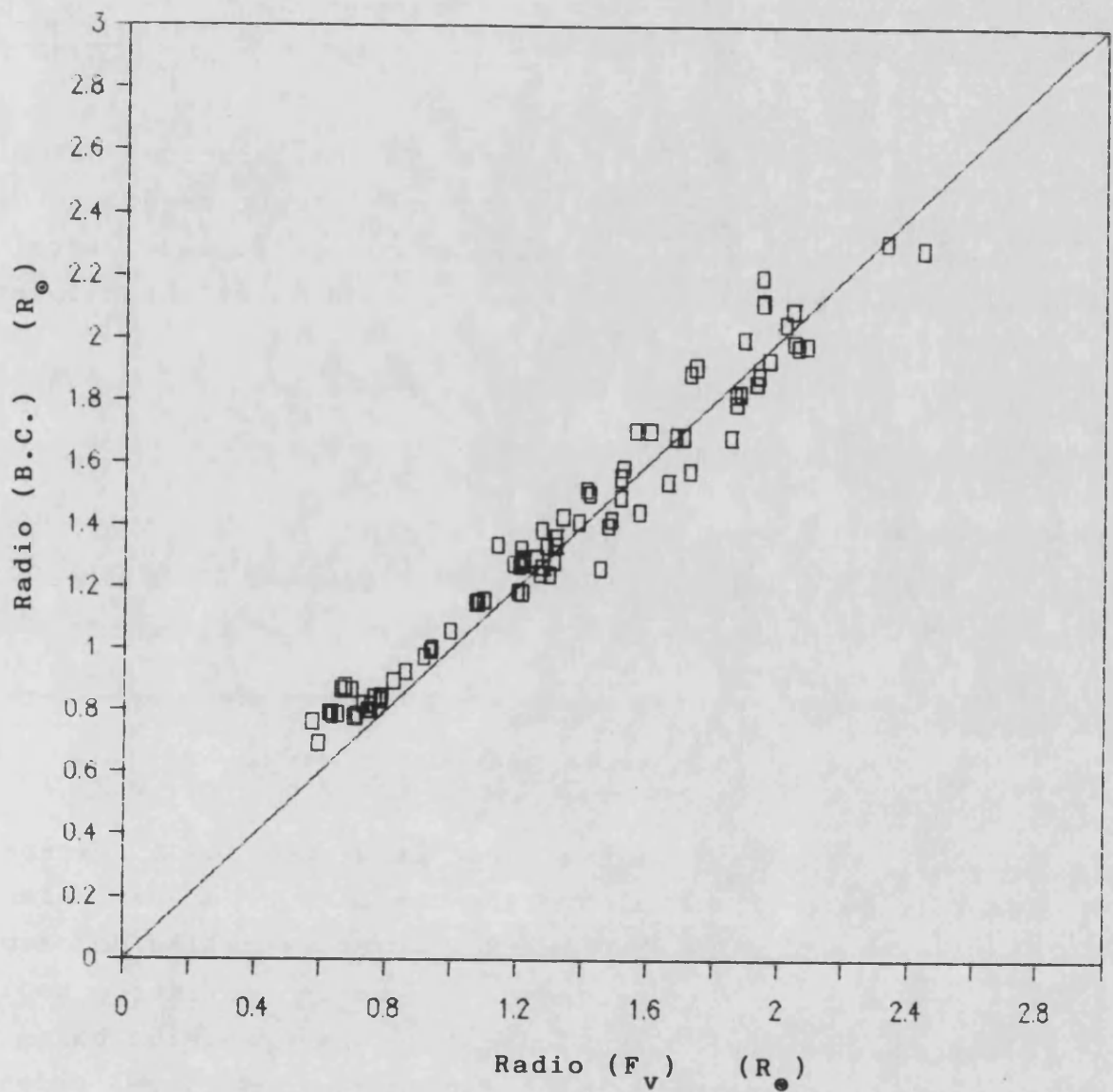





---

**Figura 4.4:** Comparación entre los valores de la magnitud bolométrica obtenidos usando la calibración de  $F_v$  (Moon, 1984, 1985) y la corrección bolométrica (Schmidt-Kaler, 1982).

---




---

**Figura 4.5:** Comparación entre los valores del radio obtenidos usando la calibración de  $F_v$  (Moon, 1984, 1985) y la corrección bolométrica (Schmidt-Kaler, 1982).

---

válida para los rangos  $2.59 < \beta < 2.73$  y  $\delta c_1 < .20$ . El índice de metalicidad para una estrella dada (\*) se define como:

$$[Me/H] = \log \left( \frac{\text{abundancia Me}}{\text{abundancia H}} \right)_* - \log \left( \frac{\text{abundancia Me}}{\text{abundancia H}} \right)_\odot$$

Para estrellas G y K usamos la calibración de Olsen (1984), basada en las determinaciones espectroscópicas de la temperatura efectiva compiladas en el catálogo de Cayrel de Strobel y Bentolila (1983). La ecuación de calibración es:

$$[Fe/H] = -8.6 \delta m_1 - 30 \delta m_1^2 + .09$$

válida para tipos espectrales G0-M2.

Los resultados se muestran en la segunda columna de la tabla 4.5.

#### 4.7 Aceleración de la gravedad y masa.

La masa y la aceleración de la gravedad son parámetros que sólo pueden determinarse con precisión en el caso de componentes de sistemas binarios. Para estrellas de campo la aceleración de la gravedad se puede estimar mediante técnicas espectroscópicas, pero con una precisión baja, que se traduce en una desviación estándar  $\sigma(\log g)$  del orden de .2 o .3, estando  $g$  expresado en el sistema cgs (Olsen, 1984).

Basándose en la compilación de determinaciones de  $\log g$  de Cayrel de Strobel y Bentolila (1983), Olsen (1984) obtiene la siguiente calibración para la fotometría uvby:

$$\log g = .50 (b-y) - 4.10 \delta m_1 - 2.56 \delta c_1 + 4.30$$

válida para el rango  $.350 < (b-y) < .979$ . Para estrellas con

(b-y) < .350 no hemos encontrado en la bibliografía ninguna calibración empírica. Como un elevado número de estrellas de nuestro programa se encuentran en este caso, hemos calculado una ecuación de calibración para estrellas de tipo F, basándonos en las determinaciones de log g compiladas en el catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985). La fotometría usada y el proceso seguido se exponen en el apéndice 2. La ecuación de calibración resultante es:

$$\log g = 3.31 \Delta\beta - 4.08 \delta m_1 - 4.85 \delta c_1 + 4.25$$

válida para el rango  $2.58 < \beta < 2.70$ .

Para obtener los valores de log g, que presentamos en la tercera columna de la tabla 4.5, hemos usado la calibración de Olsen para las estrellas con (b-y) > .350, y esta última para el resto.

Existe otra alternativa para la determinación de log g, y también de la temperatura efectiva, que es el uso de calibraciones teóricas. Lester *et al.* (1986) presentan una calibración de estos dos parámetros en función de los índices de la fotometría uvby y H $\beta$ , derivada a partir de los modelos de atmósfera de Kurucz (1979). Sin embargo, hemos preferido no usar esta calibración por dos motivos principales. En primer lugar por mantener la coherencia interna y la homogeneidad de métodos en este trabajo, que está basado en calibraciones fotométricas empíricas. En segundo lugar, la calibración de Lester *et al.* presenta diferencias sistemáticas en T<sub>ef</sub> con respecto a las calibraciones empíricas y a las determinaciones espectroscópicas. Todo esto se discute con mayor profundidad en el apéndice 3.

Una vez determinado log g se puede calcular la masa de la estrella a partir de la ecuación de la aceleración de la gravedad:

$$g = GM/R^2$$

Despejando la masa y cambiando a unidades solares obtenemos:

$$M/M_{\odot} = 3.650 \cdot 10^{-5+\log g} (R/R_{\odot})^2$$

donde hemos asumido  $M_{\odot} = 1.989 \cdot 10^{33}$  g.,  $R_{\odot} = 6.9599 \cdot 10^{10}$  cm. y  $G = 6.6732 \cdot 10^{-8}$  din.cm<sup>2</sup>.g<sup>-2</sup> (Lang, 1980).

Sin embargo, los radios que hemos calculado en el apartado 2.6 no pueden sustituirse directamente en esta ecuación. Esto se debe a que las fórmulas usadas se han calculado para determinar el radio de un disco de brillo uniforme que presente unas características de temperatura y luminosidad dadas. El disco observable de una estrella no presenta esta distribución uniforme, sino que se ve afectado por el oscurecimiento del limbo o "limb-darkening", fenómeno consistente en que el brillo por unidad de superficie disminuye al aumentar la distancia al centro del disco. Esto es debido a que la luz procedente de la fotosfera debe atravesar un espesor de atmósfera que es mayor cuanto mayor es la distancia al centro.

La representación lineal convencional de la distribución de brillo a lo largo del disco estelar viene dada por la expresión

$$I_{\lambda}(\mu) = I_{\lambda}(1) [1 - u_{\lambda} (1 - \mu)]$$

(Hanbury Brown *et al.*, 1974), donde  $I_{\lambda}(\mu)$  es el brillo de un punto del disco en la longitud de onda  $\lambda$ ,  $\mu$  es el coseno del ángulo entre la normal a la superficie de la estrella en ese punto y la visual del observador, y  $u_{\lambda}$  es el coeficiente de "limb-darkening".

La relación entre el radio real  $R_{\text{real}}$  y el obtenido suponiendo un disco de brillo uniforme,  $R_{\text{unif}}$ , puede aproximarse por la expresión:

$$R_{\text{real}}/R_{\text{unif}} = [(1 - u_{\lambda}/3) / (1 - 7u_{\lambda}/15)]^{1/2}$$

(Hanbury Brown *et al.*, 1974). Hemos usado esta ecuación para calcular los radios reales, adoptando como coeficientes de "limb-darkening" los calculados por Manduca *et al.*, (1977). Como  $R_{\text{unif}}$  hemos considerado el que aparece en la tabla 4.4 como  $(R/R_{\odot})_{\text{BC}}$ , ya que es el que ha sido obtenido de la forma más usual, mediante la aplicación de la corrección bolométrica. Los resultados los presentamos en la cuarta columna de la tabla 4.5.

Una vez determinados el radio y la aceleración de la gravedad en la superficie, calculamos la masa de la estrella. Los resultados los exponemos en la quinta columna de la tabla 4.5.

#### 4.8 Precisión de las calibraciones y comparación con datos independientes.

Una vez finalizado el proceso de calibración, vamos a estudiar cual es la precisión que se puede asignar a los valores obtenidos en los párrafos anteriores. A continuación compararemos estos valores con otros previamente determinados para algunas de las estrellas del programa, obtenidos mediante técnicas no fotométricas.

Como hemos venido haciendo a lo largo de todo el trabajo, vamos a considerar como estimador de la precisión de cada valor individual la desviación estándar asociada al mismo. En la tabla 4.6 presentamos la  $\sigma$  asociada a cada uno de los parámetros físicos que hemos determinado, y cuyos valores se exponen en las tablas 4.1, 4.3, 4.4 y 4.5. Cuando los resultados han sido obtenidos directamente de la aplicación de una ecuación de calibración, como es el caso de  $E(b-y)$ ,  $M_v$ ,  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  y  $\log g$ , la  $\sigma$  que hemos adoptado es la desviación estándar de la calibración. En cada caso indicamos la referencia en donde esta desviación se

explicita.

El resto de los valores han sido derivados a partir de fórmulas que hemos expuesto en los apartados correspondientes. En este caso, si un parámetro  $P$  ha sido determinado a partir de otros  $a_1, a_2, \dots$ :

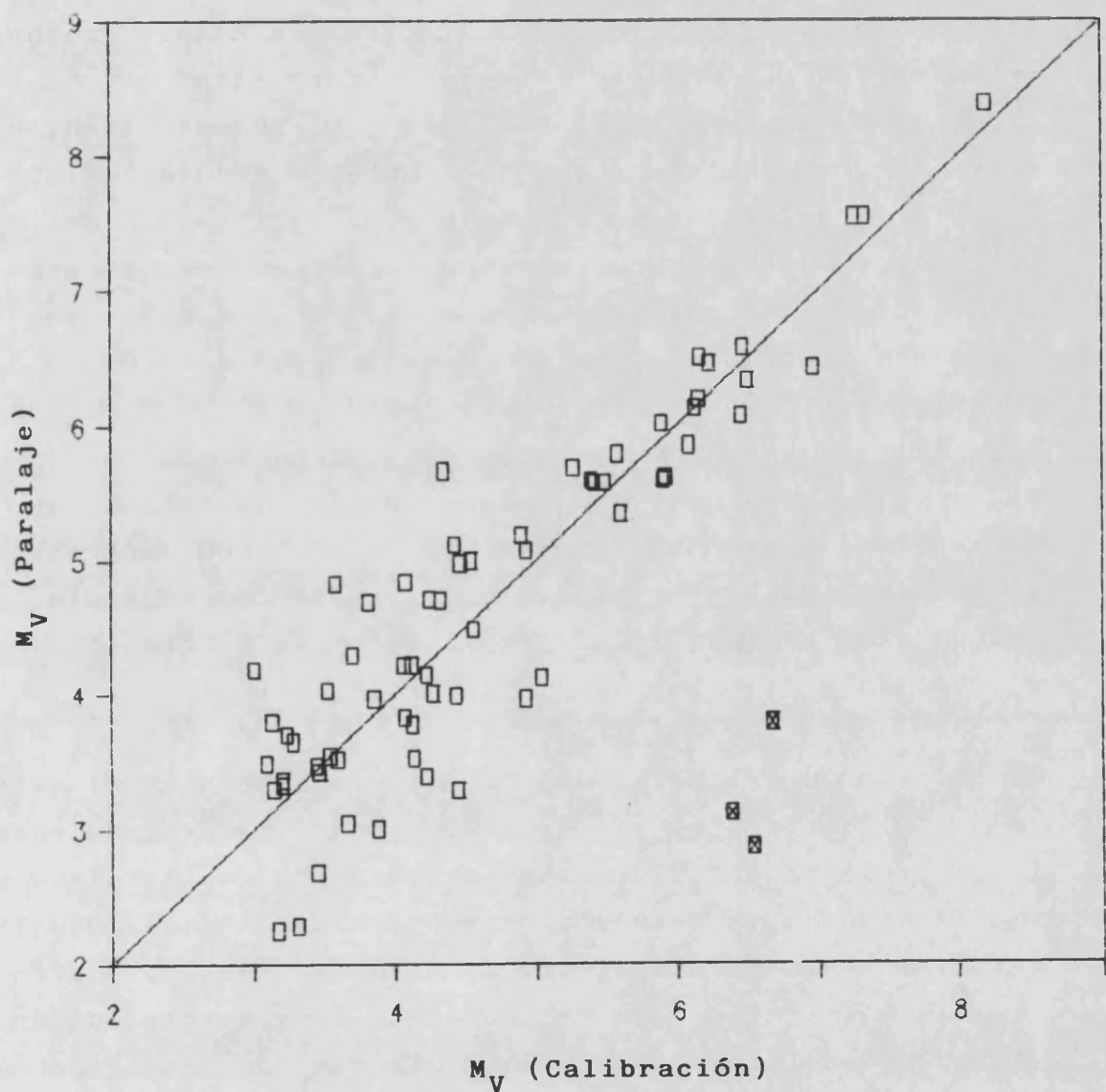
$$P = P(a_1, a_2, \dots)$$

cada uno de ellos con una desviación  $\sigma(a_1), \sigma(a_2), \dots$ , hemos calculado para cada valor individual de  $P$  su desviación estándar, mediante la expresión

$$\sigma^2(P) = \sigma^2(a_1) \left(\frac{\partial P}{\partial a_1}\right)^2 + \sigma^2(a_2) \left(\frac{\partial P}{\partial a_2}\right)^2 + \dots$$

(Bevington, 1969). La media de todos los valores de  $\sigma(P)$  así obtenidos es la  $\sigma$  que presentamos en la tabla 4.6 para cada parámetro.

Para 68 estrellas del programa existe determinación de la paralaje trigonométrica. Sus valores, que hemos tomado del Bright Stars Catalogue (Hoffleit y Jaschek, 1982), aparecen listados en la tabla 4.7. Con estos datos y la magnitudes  $V$  de la tabla 4.1 hemos hecho una nueva determinación de la magnitud absoluta  $M_V$ , al objeto de compararla con la obtenida mediante la calibración. En la figura 4.6 comparamos ambas determinaciones. Como puede verse existe un buen acuerdo entre ellas, excepción hecha de tres estrellas que aparecen marcadas con distinto símbolo, y que son HD 22072, HD 23249 y HD 188512. Todas ellas aparecen en la tabla 4.2, en la que se llama la atención sobre las estrellas con índices fotométricos anómalos. A lo largo de todas las comparaciones que vamos a hacer a partir de ahora va a ser una constante el hecho de que estas estrellas muestren valores discordantes. En consecuencia, todos los valores que hemos presentado para las estrellas de la tabla 4.2 deben ser considerados con mucha precaución, ya que por ser anómalas no siguen necesariamente las calibraciones



---

**Figura 4.6:** Comparación entre los valores de la magnitud absoluta obtenidos con las calibraciones de Crawford (1975) y Olsen (1984), y los determinados a partir de la paralaje.

---



empíricas.

En la tabla 4.7 presentamos también las magnitudes absolutas determinadas a partir de la paralaje, y su diferencia con las  $M_v$  resultantes de la calibración fotométrica. La media de las diferencias es de .05 magnitudes, con una  $\sigma$  de .54. Esto nos indica también que ambas determinaciones son coincidentes, aunque existe una dispersión mayor que la asignada a la calibración de  $M_v$  en la tabla 4.6. Esta dispersión puede deberse sin embargo a la indeterminación de las paralajes trigonométricas, que presentan desviaciones estándar del orden de .01 o .02". (Vasilevskis, 1966). La propagación de esta  $\sigma$  da lugar a desviaciones estándar del orden de una magnitud en  $M_v$  para el rango de paralajes empleadas, lo cual justifica la alta dispersión obtenida. En la tabla 4.7 no aparecen las estrellas anómalas de la tabla 4.2, y en consecuencia estas no han sido tenidas en cuenta para la obtención de la diferencia media y su  $\sigma$ .

Otras 39 estrellas del programa aparecen en el catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985), con determinaciones de la temperatura efectiva, la abundancia de metales y la aceleración de la gravedad. Este catálogo es una compilación de todas las determinaciones de estos parámetros publicadas, basadas únicamente en espectroscopía de alta resolución. En la tabla 4.8 presentamos los valores de catálogo y su diferencia con los obtenidos de la calibración. Como en el caso anterior, las estrellas de la tabla 4.2 no han sido incluidas.

En la figura 4.7 presentamos la comparación entre la temperatura efectiva de catálogo y de calibración, mostrando una buena correlación entre ambas. La media de las diferencias es de 9 K, y la  $\sigma$  de 115 K, del orden de las asignadas a las calibraciones de  $T_{ef}$  por sus autores (ver tabla 4.6).

En la figura 4.8 comparamos las abundancias de metales de catálogo y de calibración. Las estrellas anómalas HD 22072, HD 23249 y HD 188512 no aparecen en la gráfica, por salirse fuera de los límites de la misma. La media de las diferencias entre ambos conjuntos de valores es de .03, con una  $\sigma$  de .22.

En la figura 4.9 comparamos las determinaciones de  $\log g$ . De nuevo no aparece HD 188512, por salirse de los límites. La media de las diferencias es de .09, con una  $\sigma$  de .15.

En cuanto al radio y la masa, nuestros valores no pueden ser comparados con otras determinaciones independientes, ya que estas no existen salvo para el caso de estrellas binarias o recientemente de estrellas supergigantes observadas con métodos interferométricos. Sin embargo, para comprobar la plausibilidad de nuestros valores los hemos representado frente al tipo espectral, comparándolos con los valores calculados teóricamente para el ZAMS.

En la figura 4.10 representamos los radios en función del tipo espectral, para las estrellas de nuestra muestra que aparecen clasificadas como de clase de luminosidad V en el Bright Stars Catalogue (Hoffleit y Jaschek, 1982). Hemos excluido las de la tabla 4.2. La línea continua representa el radio ZAMS en función del tipo espectral, que hemos extraído de Allen (1973). Puede verse que los radios obtenidos son compatibles con lo esperado para estrellas de la secuencia principal.

En la figura 4.11 repetimos la misma representación para las masas. La línea continua es la masa ZAMS extraída de Allen (1973). Teniendo en cuenta la elevada indeterminación de la calibración de la masa, con  $\sigma = .77 M_{\odot}$ , los valores presentados pueden considerarse compatibles con los esperados para la secuencia principal.

Por último, en la figura 4.12 presentamos la relación entre la masa y la luminosidad. Esta última la hemos obtenido despejando en la expresión:

$$M_{\text{bol}} = 4.75 - 2.5 \log(L/L_{\odot})$$

(Allen, 1973). La línea continua representa la relación masa-luminosidad:

$$\log(L/L_{\odot}) = 3.45 \log(M/M_{\odot})$$

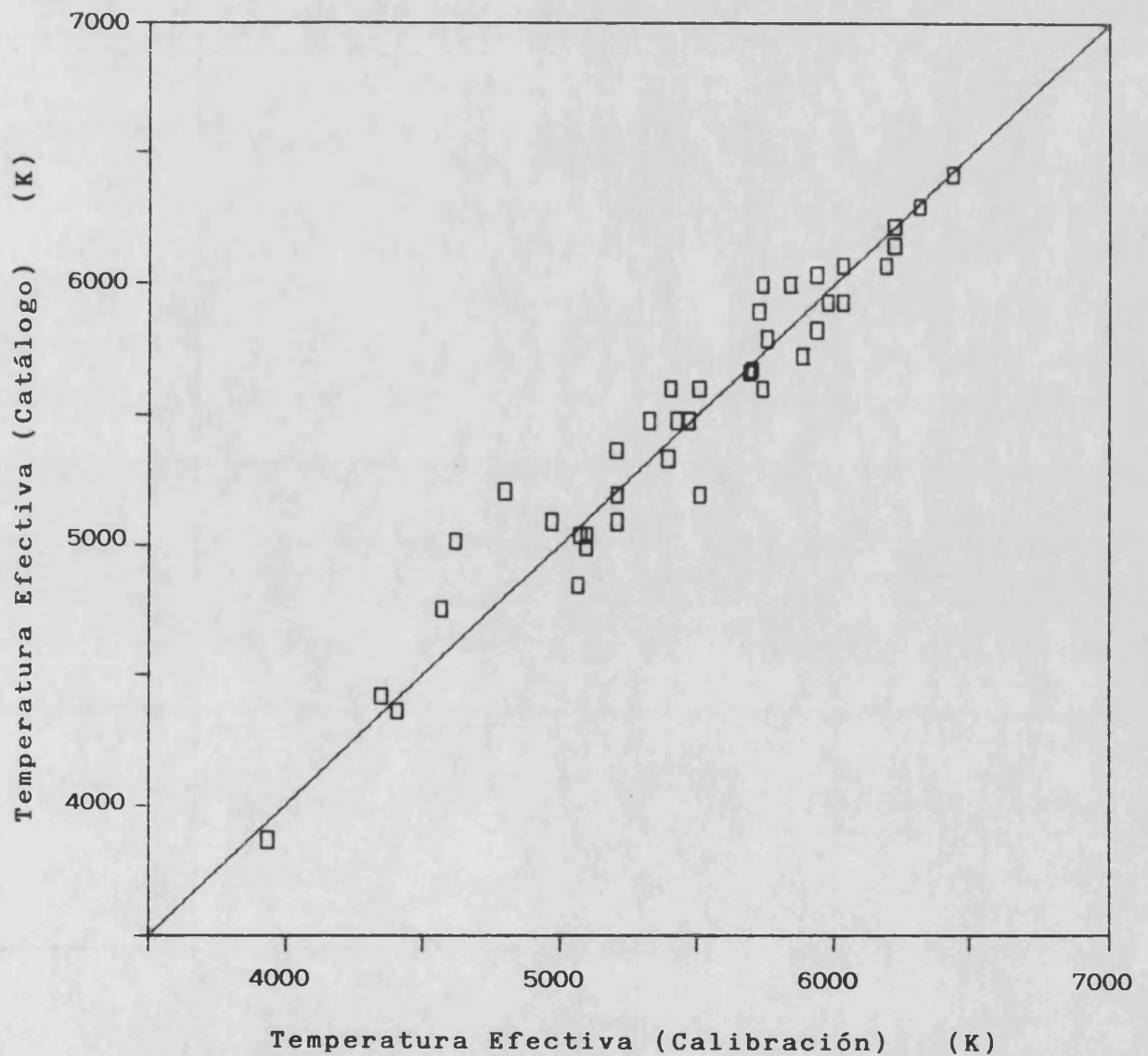
(Allen, 1973).

Cinco estrellas no aparecen en la gráfica, por salirse de los límites de la misma. Son HD 22072, HD 23248, HD 161239, HD 182572 y HD 188512, todas ellas listadas en la tabla 4.2. El resto si que se ajusta, dentro de los errores de la calibración, a esta relación masa-luminosidad.

#### 4.9 Conclusiones.

1.- Los valores obtenidos en el proceso de calibración para los parámetros físicos fundamentales, T, d, R, M y [Fe/H], son compatibles con las determinaciones espectroscópicas existentes en la bibliografía, y con lo esperado para los tipos espectrales de las estrellas del programa.

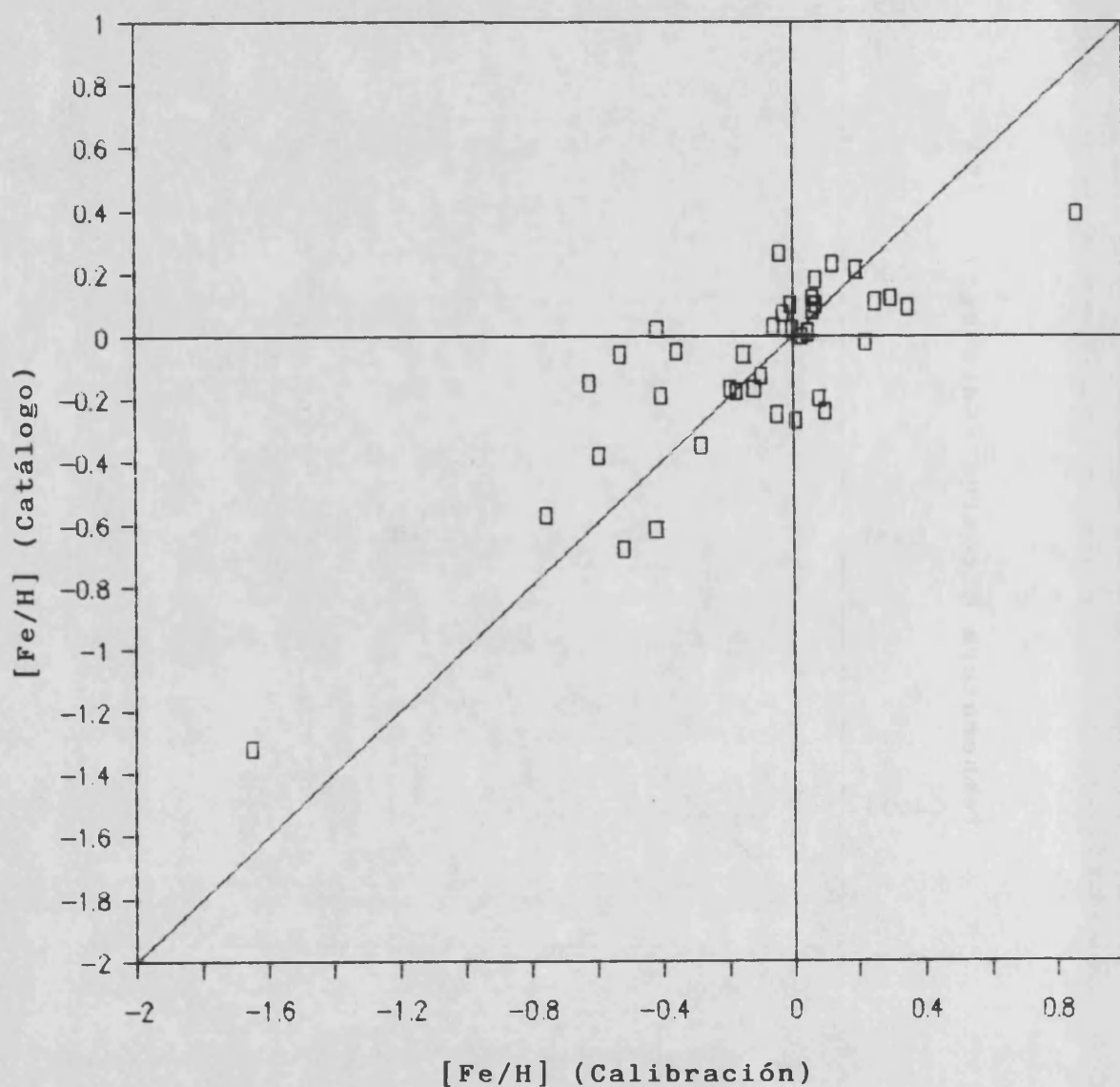
2.- Diez de las estrellas estudiadas presentan índices fotométricos anómalos, o que no corresponden a estrellas de la secuencia principal. Los valores obtenidos para ellas a partir de la calibración deben considerarse por tanto como de fiabilidad inferior a los del resto de las estrellas.



---

**Figura 4.7:** Comparación entre los valores de la temperatura efectiva obtenidos a partir de las calibraciones de Saxner y Hammarbäck (1985) y Olsen (1984) y los del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985).

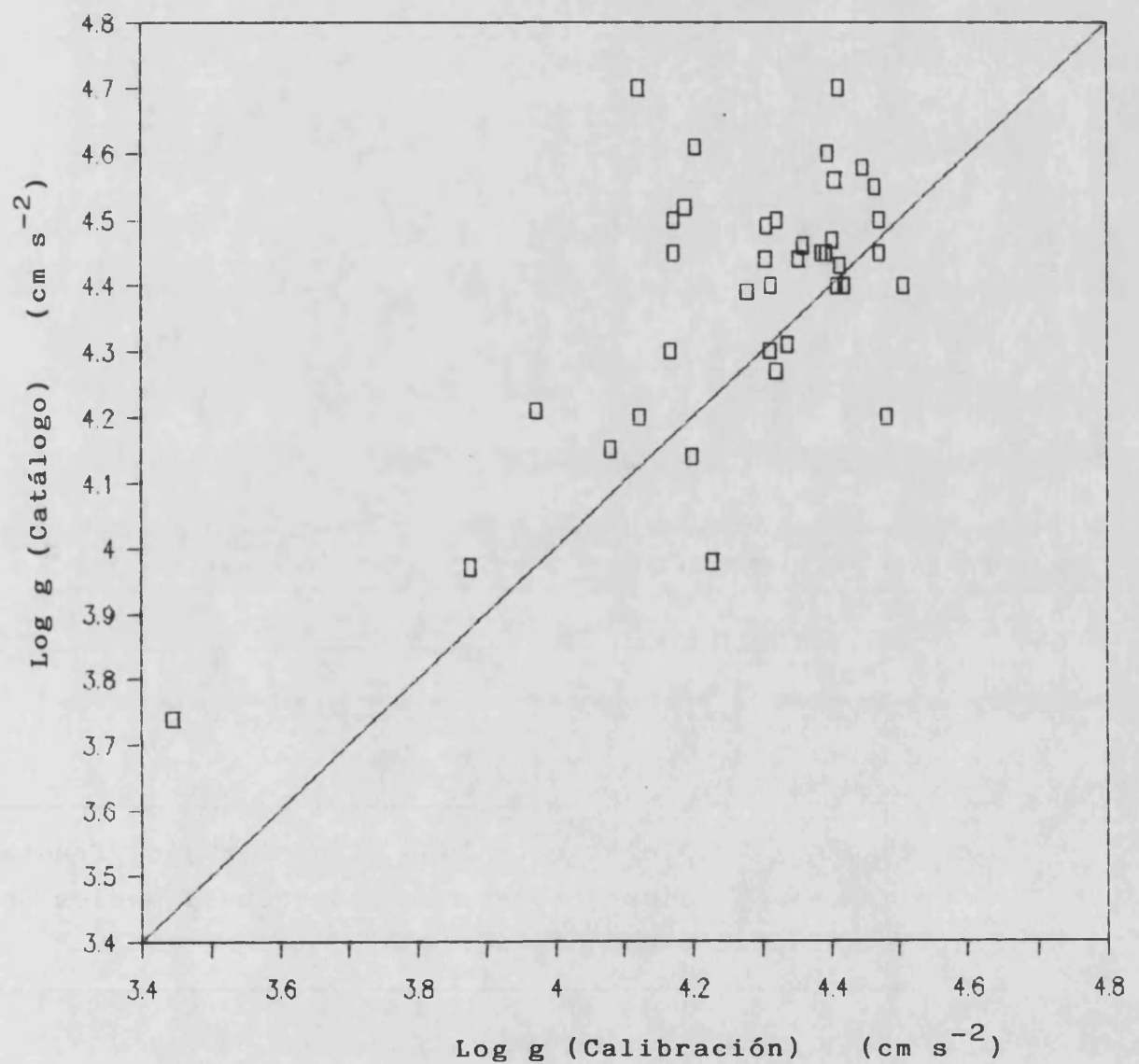
---




---

**Figura 4.8:** Comparación entre los valores de la abundancia de metales obtenidos a partir de las calibraciones de Nissen (1981) y Olsen (1984) y los del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985)

---




---

**Figura 4.9:** Comparación entre los valores de la gravedad en superficie obtenidos a partir de las calibraciones de Olsen (1984) y el apéndice 2 de este trabajo y los del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985).

---

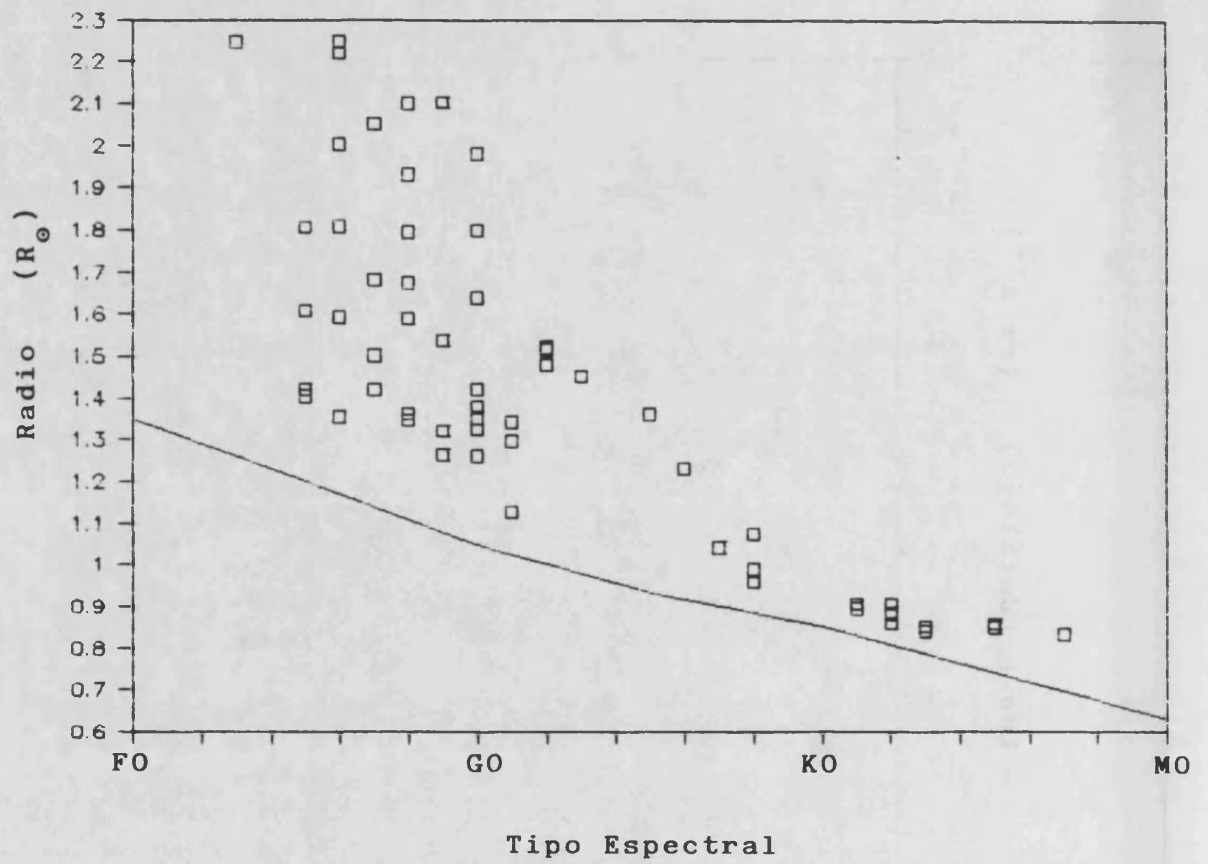


Figura 4.10: Valores obtenidos para el radio, frente a tipo espectral. La línea representa los valores medios para estrellas ZAMS dados por Allen (1973).

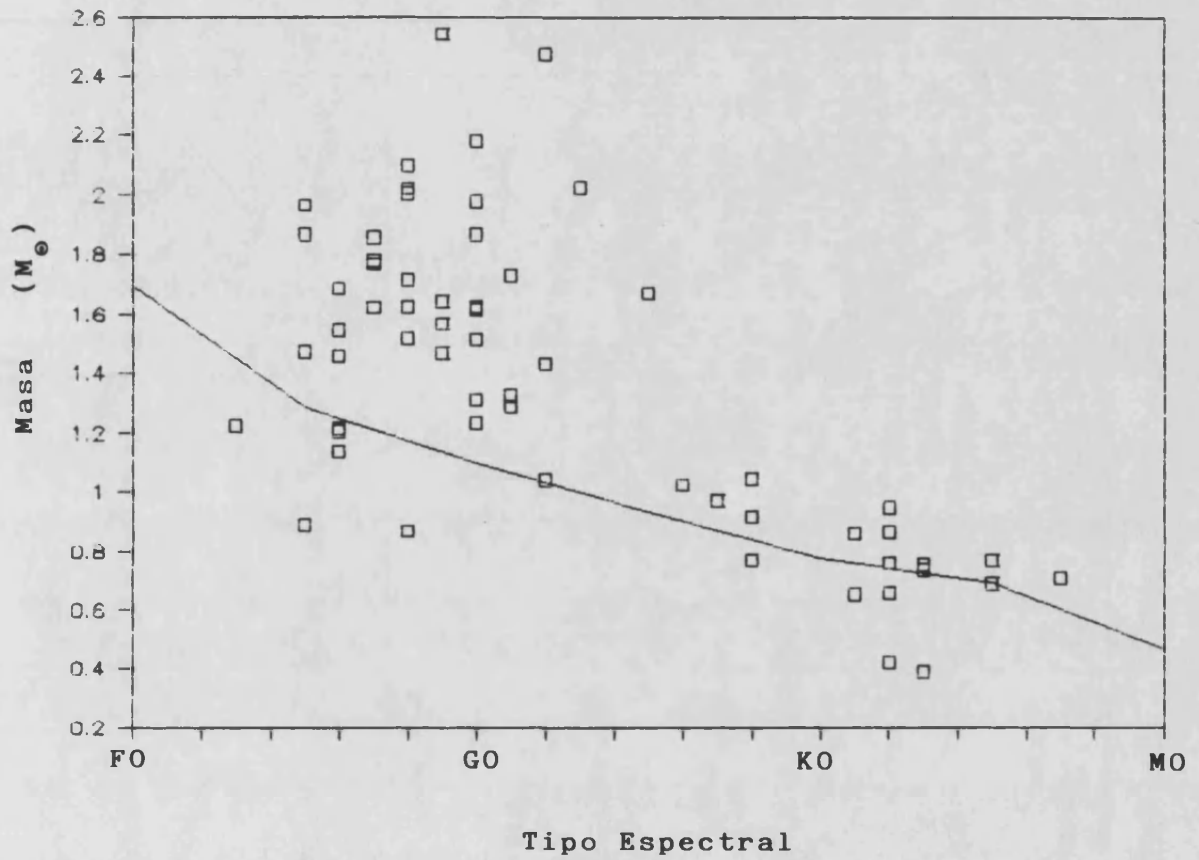
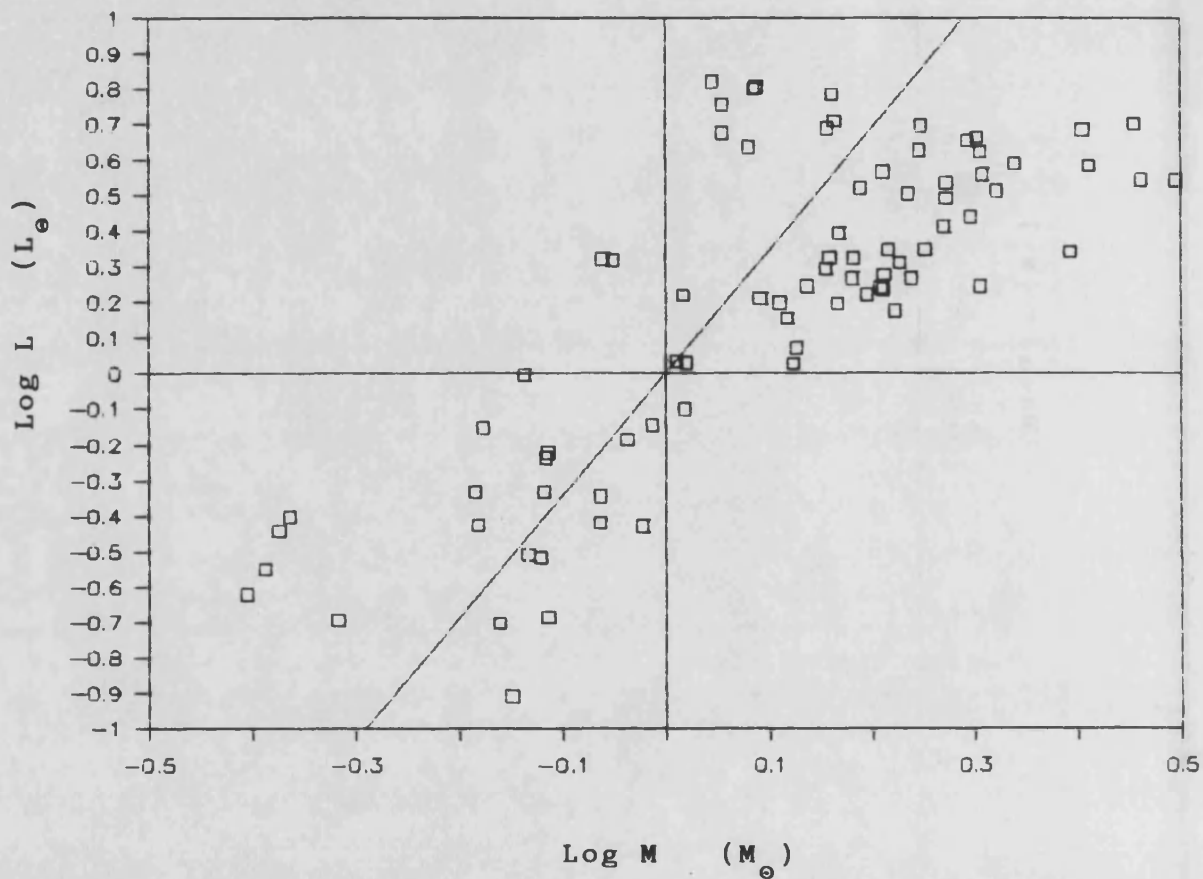


Figura 4.11: Valores obtenidos para la masa, frente a tipo espectral. La línea representa los valores medios para estrellas ZAMS dados por Allen (1973).






---

Figura 4.12: Relación masa-luminosidad. La línea representa la relación de Allen (1973).

---



Tabla 4.1

Indices fotométricos libres de "reddening"

HD	E(b-y)	V <sub>o</sub>	(b-y) <sub>o</sub>	m <sub>o</sub>	c <sub>o</sub>	δ <sub>m<sub>o</sub></sub>	δ <sub>c<sub>o</sub></sub>
1835	.016	6.39	.408	.228	.347	-.020	.045
2454	.003	6.06	.293	.128	.450	.049	.055
3229	-.007	5.95	.297	.134	.484	.050	.116
3651	---	5.88	.507	.374	.351	.027	.099
4628	---	5.73	.518	.415	.237	.012	-.014
6920	.006	5.68	.374	.184	.408	.026	.110
9562	.022	5.76	.402	.209	.400	.000	.100
10476	---	5.24	.493	.368	.279	.001	.028
10700	---	---	.449	.250	.247	.037	.005
12235	.003	5.89	.368	.224	.406	-.030	.070
13421	.005	5.64	.350	.196	.446	-.006	.100
16160	---	5.79	.557	.512	.262	.013	.023
16673	-.011	5.80	.327	.168	.356	.023	.012
17925	---	6.05	.521	.371	.300	.064	.049
18256	-.006	5.59	.298	.155	.464	.025	.080
20630	-.001	4.83	.413	.235	.313	-.004	.044
22049	---	3.72	.514	.419	.273	-.001	.021
22072	---	6.16	.547	.318	.344	.183	.101
23249	---	3.53	.565	.367	.394	.177	.161
25998	.000	5.52	.336	.178	.382	.010	.030
26913	.005	6.94	.421	.238	.302	.004	.039
26923	-.001	6.32	.371	.183	.325	.027	.027
26965	---	4.42	.487	.333	.294	.022	.045
29645	.003	5.97	.368	.190	.405	.014	.095
30495	.003	5.49	.399	.208	.313	.019	.039
32147	---	6.23	.614	.601	.276	.048	.093
33608	-.002	5.90	.295	.178	.465	-.004	.050
35296	-.011	5.02	.344	.173	.345	.028	.021
39587	-.010	4.40	.377	.198	.303	.021	.019
43587	.007	5.72	.383	.191	.340	.020	.051
45067	.005	5.89	.363	.174	.386	.030	.076
75332	-.002	6.24	.342	.177	.363	.016	.023
76151	-.009	6.02	.409	.244	.328	-.017	.055
76572	.001	6.26	.304	.141	.482	.041	.106
78366	-.005	5.96	.374	.198	.320	.011	.020
81809	.028	5.39	.413	.188	.342	.043	.073
82885	.011	5.40	.470	.313	.371	.007	.128
88737	.012	6.04	.358	.188	.440	.005	.102
89744	.011	5.74	.340	.181	.452	.005	.092
97334	.001	6.41	.390	.206	.321	.010	.033

Tabla 4.1 (sigue)

HD	E(b-y)	$V_o$	$(b-y)_o$	$m_o$	$c_o$	$\delta m_o$	$\delta c_o$
100180	-.020	6.29	.363	.196	.327	.018	.037
100563	-.007	5.77	.298	.171	.427	.006	.030
101501	---	5.31	.444	.267	.280	.008	.035
103095	---	6.43	.482	.216	.134	.128	-.113
106516	-.006	6.12	.317	.108	.348	.082	.028
107213	.011	6.38	.335	.190	.450	-.008	.076
114378	-.006	4.34	.302	.146	.387	.035	.009
114710	-.006	4.24	.365	.195	.327	.009	.017
115383	.010	5.20	.371	.191	.376	.009	.056
115617	.014	4.74	.436	.248	.332	.015	.082
120136	.006	4.57	.312	.179	.434	-.003	.034
124570	.017	5.57	.348	.178	.433	.008	.077
124850	-.002	4.08	.334	.164	.440	.030	.104
126053	---	6.26	.398	.198	.271	.019	-.014
131156A	---	4.62	.448	.263	.255	.020	.013
141004	.020	4.43	.388	.185	.380	.023	.078
142373	.026	4.57	.382	.140	.342	.085	.066
143761	.010	5.38	.393	.184	.326	.029	.035
149661	---	5.76	.492	.361	.297	.005	.047
152391	---	6.63	.457	.294	.290	.003	.050
154417	.009	5.91	.376	.178	.343	.031	.043
156026	---	6.29	.667	.635	.128	.057	-.004
157856	.002	6.44	.302	.141	.485	.040	.105
158614	---	5.31	.438	.256	.327	.010	.078
159332	.019	6.66	.334	.136	.461	.052	.109
160346	---	6.51	.553	.506	.274	.008	.033
161239	.058	5.52	.373	.232	.446	-.029	.134
166620	---	6.38	.516	.407	.294	.015	.043
176051	.018	5.22	.388	.188	.317	.017	.009
176095	.016	6.17	.319	.156	.482	.023	.096
182101	.004	6.30	.306	.151	.420	.027	.030
182572	.036	4.97	.432	.300	.419	-.078	.139
187013	.007	5.02	.311	.158	.431	.020	.041
187691	.026	5.11	.359	.178	.407	.009	.051
188512	---	3.69	.531	.307	.336	.153	.087
190007	---	7.41	.658	.654	.176	.069	.036
190360	.017	5.77	.454	.277	.391	.014	.151
190406	.020	5.82	.384	.193	.337	.007	.017
194012	.001	6.17	.326	.153	.363	.034	.007
201091	---	5.21	.656	.677	.136	.043	-.005
201092	---	6.04	.792	.673	.063	.047	.022
206860	-.006	6.05	.375	.187	.315	.033	.033
216385	.001	5.16	.317	.135	.442	.054	.092
217014	.015	5.48	.410	.228	.388	-.015	.096
224930	---	5.75	.424	.190	.208	.056	-.051

Tabla 4.2

Estrellas con índices  $m_o$  y  $c_o$  anómalos. Los tipos espectrales proceden del Bright Stars Catalogue.

HD	Espectro	$(b-y)_o$	$\delta m_o$	$\delta c_o$	Notas
3651	K0V	.507	.027	.099	
22072	K1IVFe-1	.547	.183	.101	
23249	K0+IV	.565	.177	.161	
82885	G8IIIv	.470	.007	.128	
103095	G8Vp	.482	.128	-.113	1
161239	G2IIIb	.373	-.029	.134	
182572	G8IVH $\delta$ 1	.432	-.078	.139	
188512	G8IV	.531	.153	.087	
190360	G6IV+M6V	.454	.014	.151	
224930	G2V	.424	.056	-.051	2

1.- CF UMa, variable en el ultravioleta. (B.S.C.)

2.- Espectro G5 Vb Fe-2 (Keenan and Yorke 1985)

Tabla 4.3

Magnitudes absolutas y distancias en parsecs

HD	M <sub>v</sub>	d	HD	M <sub>v</sub>	d
1835	4.08	29	107213	3.21	43
2454	3.28	36	114378	3.89	12
3229	2.83	42	114710	4.33	10
3651	6.09	9	115383	3.82	19
4628	6.17	8	115617	4.93	9
6920	3.38	29	120136	3.47	17
8562	3.48	29	124570	3.32	28
10476	5.93	7	124850	3.17	15
10700	5.59	4	126053	4.90	19
12235	3.54	29	131156A	5.50	7
13421	3.15	32	141004	3.71	14
16160	6.50	7	142373	4.14	12
16673	4.12	22	143761	4.23	17
17925	6.23	9	148661	5.91	9
18256	3.09	32	152391	5.40	18
20630	4.54	11	154417	4.12	23
22049	6.13	3	156026	7.33	6
22072	6.54	8	157856	2.86	52
23249	6.87	2	158614	4.93	12
25998	3.86	22	159332	3.00	54
26913	4.81	27	160346	6.46	10
26923	4.32	25	161239	3.00	32
26965	5.90	5	166620	6.16	11
29645	3.46	32	176051	4.44	14
30495	4.47	16	176095	2.91	45
32147	6.96	7	182101	3.57	35
33608	3.23	34	182572	3.24	22
35296	4.23	14	187013	3.45	21
39587	4.56	9	187691	3.60	20
43587	4.07	21	188512	6.39	3
45067	3.67	28	190007	7.29	11
75332	4.03	28	190360	5.04	14
76151	4.35	22	190408	4.25	21
76572	2.87	48	194012	4.07	26
78366	4.38	21	201091	7.25	4
81809	4.45	15	201092	8.19	4
82885	5.42	10	208860	4.43	21
88737	3.19	37	216385	3.21	25
89744	3.14	33	217014	3.59	24
97334	4.35	26	224930	5.61	11
100180	4.28	25			
100563	3.53	28			
101501	5.27	10			
103095	6.47	10			
106516	4.13	25			

Tabla 4.4

Temperatura efectiva, magnitud bolométrica y radio.

HD	$T_{ef}$	$M_{bol}(F_v)$	$M_{bol}(BC)$	$(R/R_{\odot})_{Fv}$	$(R/R_{\odot})_{bc}$
1835	5935	3.76	3.86	1.49	1.42
2454	6413	3.32	3.13	1.56	1.71
3229	6281	2.93	2.67	1.95	2.20
3651	5095	5.90	5.73	0.75	0.82
4828	5060	5.95	5.80	0.75	0.80
6920	5914	3.08	3.16	2.06	1.97
9562	5924	3.20	3.26	1.94	1.88
10476	5208	5.72	5.59	0.79	0.83
10700	5396	5.46	5.28	0.82	0.90
12235	6116	3.16	3.36	1.85	1.68
13421	6168	2.91	2.97	2.04	1.99
16160	4868	6.24	6.02	0.71	0.78
16673	6158	4.09	3.94	1.19	1.27
17925	4970	6.08	5.82	0.73	0.82
18256	6362	3.14	2.94	1.73	1.89
20630	5688	4.38	4.28	1.22	1.28
22049	5100	5.90	5.77	0.75	0.80
22072	4691	6.49	5.93	0.68	0.88
23249	4621	6.60	6.01	0.66	0.87
25998	6199	3.72	3.69	1.39	1.41
26913	5622	4.65	4.54	1.10	1.16
26923	5914	4.05	4.10	1.31	1.28
26965	5208	5.72	5.56	0.79	0.85
29645	5978	3.17	3.25	1.93	1.86
30495	5736	4.34	4.22	1.22	1.29
32147	4571	6.67	6.27	0.66	0.79
33808	6492	3.21	3.08	1.61	1.70
35296	6021	4.15	4.03	1.21	1.28
39587	5837	4.27	4.33	1.22	1.18
43587	5903	3.66	3.85	1.57	1.44
45067	5978	3.43	3.46	1.71	1.69
75332	6137	3.89	3.85	1.32	1.34
76151	5738	4.17	4.10	1.32	1.36
76572	6322	2.90	2.72	1.95	2.12
78366	5924	4.07	4.16	1.30	1.24
81809	5602	4.35	4.17	1.27	1.38
82885	5325	5.24	5.10	0.94	1.00
88737	6126	2.90	3.01	2.08	1.98
89744	6240	2.94	2.98	1.97	1.93
97334	5859	4.18	4.12	1.26	1.29

Tabla 4.4 (sigue)

HD	$T_{ef}$	$M_{bol}(F_v)$	$M_{bol}(BC)$	$(R/R_{\odot})_{Fv}$	$(R/R_{\odot})_{BC}$
100180	5870	4.12	4.05	1.29	1.33
100563	6423	3.53	3.38	1.41	1.52
101501	5473	5.10	4.97	0.94	1.00
103095	5074	6.43	6.10	0.60	0.69
106516	6032	4.27	3.93	1.14	1.33
107213	6312	3.00	3.06	1.87	1.82
114378	6332	3.92	3.74	1.21	1.32
114710	5978	4.07	4.12	1.27	1.24
115383	6032	3.46	3.82	1.66	1.54
115617	5510	4.78	4.64	1.08	1.15
120136	6433	3.37	3.32	1.52	1.55
124570	6220	3.06	3.15	1.87	1.79
124850	6116	3.11	2.99	1.89	2.00
126053	5743	4.77	4.65	1.00	1.06
131156A	5425	5.34	5.19	0.86	0.92
141004	5935	3.49	3.49	1.68	1.69
142373	5723	3.88	3.92	1.52	1.49
143761	5757	4.12	3.98	1.34	1.43
148661	5207	5.70	5.58	0.79	0.85
152391	5406	5.22	5.09	0.92	0.97
154417	5924	3.78	3.90	1.48	1.40
156026	4351	6.97	6.48	0.63	0.79
157856	6342	2.89	2.71	1.95	2.12
158614	5507	4.78	4.64	1.08	1.15
159332	6199	2.89	2.83	2.04	2.09
160346	4892	6.20	6.00	0.71	0.78
161239	5989	2.65	2.79	2.44	2.29
166620	5066	5.95	5.79	0.75	0.80
176051	5967	4.20	4.23	1.20	1.19
176095	6372	2.79	2.76	2.02	2.05
182101	6393	3.54	3.42	1.42	1.50
182572	5700	2.96	2.98	2.33	2.31
187013	6393	3.39	3.30	1.53	1.58
187691	6220	3.24	3.43	1.73	1.58
188512	4802	6.33	5.86	0.70	0.87
190007	4372	6.98	6.46	0.63	0.78
190360	5405	4.88	4.73	1.07	1.15
190408	6032	3.74	4.05	1.46	1.26
194012	6220	4.01	3.90	1.21	1.27
201091	4408	6.89	6.44	0.64	0.79
201092	3935	7.60	6.99	0.58	0.76
208860	5826	4.17	4.19	1.28	1.27
216385	6189	3.23	3.04	1.75	1.91
217014	5881	3.29	3.36	1.88	1.83
224930	5512	5.52	5.32	0.77	0.84



Tabla 4.5

Metalicidad, aceleración de la gravedad, radio y masa.

HD	[Fe/H]	log g	R/R <sub>☉</sub>	M/M <sub>☉</sub>
1835	.35	4.47	1.51	2.48
2454	-.42	4.00	1.81	1.21
3229	-.40	3.75	2.33	1.11
3651	-.17	4.19	.88	.43
4628	-.02	4.55	.86	.95
6920	-.08	4.10	2.10	2.02
9562	.16	4.25	2.00	2.58
10476	.08	4.47	.89	.86
10700	-.28	4.36	.96	.77
12235	.47	4.43	1.79	3.13
13421	.22	4.24	2.11	2.86
16160	-.03	4.47	.84	.76
16673	-.08	4.40	1.35	1.69
17925	-.62	4.17	.88	.42
18256	-.13	4.00	2.00	1.46
20630	.12	4.39	1.36	1.67
22049	.10	4.51	.86	.86
22072	-2.79	3.56	.95	.12
23249	-2.65	3.44	.94	.09
25998	.05	4.35	1.50	1.86
26913	.05	4.39	1.22	1.34
26923	-.09	4.31	1.36	1.37
26965	-.12	4.34	.91	.65
29645	.02	4.18	1.98	2.18
30495	-.01	4.32	1.30	1.29
32147	-.41	4.17	.85	.39
33608	.21	4.22	1.81	1.97
35296	-.12	4.38	1.36	1.63
39587	-.03	4.35	1.26	1.31
43587	-.03	4.28	1.54	1.64
45067	-.13	4.16	1.80	1.72
75332	-.01	4.38	1.42	1.78
76151	.22	4.42	1.45	2.02
76572	-.31	3.82	2.25	1.22
78366	.06	4.39	1.32	1.57
81809	-.35	4.12	1.48	1.04
82885	.03	4.20	1.07	.67
88737	.11	4.20	2.10	2.54
89744	.11	4.06	2.05	1.77
97334	.07	4.37	1.38	1.62

Tabla 4.5 (sigue)

HD	[Fe/H]	log g	R/R <sub>⊙</sub>	M/M <sub>⊙</sub>
100180	-.01	4.31	1.42	1.52
100563	.09	4.30	1.61	1.87
101501	.01	4.40	1.07	1.05
103095	-1.65	4.31	.75	.41
106516	-.76	4.08	1.42	.89
107213	.25	4.17	1.93	2.01
114378	-.24	4.31	1.41	1.47
114710	.07	4.40	1.32	1.62
115383	.07	4.31	1.64	1.98
115617	-.05	4.27	1.23	1.02
120136	.20	4.31	1.65	2.03
124570	.06	4.12	1.90	1.76
124850	-.15	3.94	2.12	1.43
126053	-.09	4.46	1.13	1.33
131156A	-.10	4.41	.99	.92
141004	-.06	4.20	1.80	1.87
142373	-.59	3.97	1.59	.87
143761	-.19	4.23	1.52	1.43
149661	.05	4.41	.91	.76
152391	.06	4.39	1.04	.97
154417	-.13	4.25	1.49	1.44
156026	-.53	4.41	.86	.69
157856	-.30	3.82	2.25	1.22
158614	.00	4.28	1.23	1.05
159332	-.40	3.80	2.22	1.14
160346	.04	4.46	.84	.74
161239	.44	4.26	2.44	3.94
166620	-.05	4.39	.86	.66
176051	-.00	4.40	1.26	1.47
176095	-.11	3.92	2.17	1.45
182101	-.16	4.22	1.59	1.55
182572	.86	4.48	2.47	6.73
187013	-.07	4.20	1.68	1.62
187691	.06	4.31	1.67	2.10
188512	-2.14	3.72	.93	.16
190007	-.69	4.25	.86	.48
190360	-.04	4.12	1.23	.73
190406	.09	4.42	1.34	1.73
194012	-.21	4.36	1.35	1.52
201091	-.35	4.46	.85	.77
201092	-.40	4.45	.83	.71
206860	-.14	4.27	1.35	1.23
216385	-.42	3.88	2.03	1.14
217014	.30	4.32	1.95	2.89
224930	-.51	4.41	.90	.77

Tabla 4.6

Valores de la desviación estándar para las magnitudes físicas determinadas. En el caso de calibraciones, se da la  $\sigma$  de la calibración y la referencia donde ésta se calcula. En el resto de los casos se indica el error-fórmula.

Parámetro	Unidad	$\sigma$	ref.
E(b-y)	magnitud	.016	3
$M_v$	magnitud	.25 (F)	1
		.29 (G-K)	4
Distancia	parsec	2.8	
$T_{ef}$	K	60 (F)	5
		120 (G-K)	4
$M_{bol}(F_v)$	magnitud	.69	
$M_{bol}(BC)$	magnitud	.30	
$R_{Fv}$	$R_{\odot}$	.24	
$R_{bc}$	$R_{\odot}$	.18	
[Fe/H]	adimensional	.15 (F)	2
		.17 (G-K)	4
log g	$cm s^{-2}$	.16 ((b-y) < .35)	6
		.21 ((b-y) > .35)	4
Masa	$M_{\odot}$	.77	

- 1.- Crawford, 1975
- 2.- Nissen, 1981
- 3.- Perry y Johnston, 1982
- 4.- Olsen, 1984
- 5.- Saxner y Hammarbäck, 1985
- 6.- Apéndice 2 de este trabajo

Tabla 4.7

Paralaje trigonométrica, magnitud absoluta calculada a partir de la misma y diferencia con la magnitud absoluta obtenida de la calibración fotométrica. ( $M_V(\pi) - M_V$  (Calibración)).

HD	$\pi$	$M_V$	D	HD	$\pi$	$M_V$	D
1835	.049	4.84	.76	114710	.124	4.71	.38
2454	.033	3.65	.37	115383	.079	4.69	.87
4628	.143	6.51	.34	115617	.117	5.08	.15
10476	.119	5.62	-.31	120136	.059	3.42	-.04
10700	.287	5.79	.20	124570	.022	2.28	-1.04
12235	.034	3.55	.00	124850	.043	2.25	-.92
13421	.034	3.30	.15	126053	.061	5.19	.29
16160	.129	6.34	-.16	131156A	.156	5.59	.09
17925	.121	6.46	.23	141004	.094	4.30	.59
18256	.038	3.49	.40	142373	.062	3.53	-.61
20630	.108	5.00	.46	143761	.040	3.39	-.84
22049	.304	6.13	.01	149661	.093	5.60	-.30
25998	.049	3.97	.11	152391	.062	5.59	.19
26965	.209	6.02	.13	154417	.046	4.22	.10
29645	.022	2.68	-.77	156026	.179	7.55	.22
30495	.079	4.98	.51	158614	.054	3.97	-.96
32147	.110	6.44	-.53	159332	.032	4.19	1.18
35296	.067	4.15	-.08	160346	.082	6.08	-.38
39587	.104	4.49	-.08	166620	.092	6.20	.04
43587	.050	4.21	.14	176051	.057	4.00	-.44
45067	.027	3.05	-.62	187013	.049	3.47	.02
76151	.085	5.67	1.31	187691	.048	3.52	-.09
81809	.038	3.29	-1.16	190406	.060	4.71	.46
89744	.041	3.80	.67	194012	.034	3.83	-.25
100180	.035	4.01	-.27	201091	.294	7.55	.30
100563	.045	4.04	.51	201092	.294	8.38	.19
101501	.119	5.69	.42	206860	.065	5.11	.68
106516	.034	3.78	-.35	216385	.043	3.33	.12
107213	.025	3.37	.16	217014	.074	4.83	1.24
114378	.054	3.00	-.88				
Media:							.05
$\sigma$ :							.54

Tabla 4.8

Valores de T, [Fe/H] y log g del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985), y diferencias con los valores obtenidos de la calibración. (Catálogo menos calibración)

HD	T	D	[Fe/H]	D	log g	D
1835	5827	-109	.09	-.26	4.45	-.02
10476	5196	-12	-.20	-.28	4.50	.03
10700	5333	-63	-.35	-.07	4.46	.10
17925	5091	120	-.15	.47	4.50	.33
20630	5663	-25	.23	.11	4.45	.06
22049	5040	-60	-.24	-.34	4.40	-.11
26965	5091	-117	-.17	-.05	4.31	-.03
30495	6000	264	.10	.11	4.50	.18
32147	4755	184	.02	.43	4.45	.28
39587	6000	163	.07	.10	4.44	.09
76151	5600	-138	-.02	-.24	4.40	-.02
101501	5478	5	-.27	-.28	4.60	.20
106516	6072	41	-.57	.19	4.15	.07
107213	6300	-12	.11	-.14	4.30	.13
114710	5929	-49	.18	.11	4.47	.07
115383	5929	-102	.10	.03	4.44	.13
120136	6420	-12	.21	.01	4.30	-.01
124570	6222	2	.08	.02	4.20	.08
131156A	5478	54	-.13	-.03	4.40	-.01
141004	6036	101	.03	.09	4.14	-.06
142373	5895	172	-.38	.21	4.21	.24
143761	5793	37	-.17	.02	3.98	-.25
149661	5362	155	.01	-.04	4.56	.15
156026	4421	70	-.06	.47	4.70	.29
158614	5600	93	.02	.02	4.39	.11
166620	4846	-220	-.25	-.20	4.45	.06
187691	6146	-73	.12	.06	4.40	.09
201091	4364	-44	-.05	.30	4.55	.09
201092	3865	-70	-.19	.21	4.58	.13
216385	6072	-117	-.62	-.20	3.97	.09
217014	5727	-154	.12	-.18	4.27	-.05
Media:		9		.03		.09
$\sigma$ :		115		.22		.15





## CAPÍTULO 5:

### COMPARACIÓN DE LA FOTOMETRÍA CON LOS ÍNDICES DE ACTIVIDAD CROMOSFÉRICA

---

En este capítulo vamos a comparar los resultados de la fotometría con el nivel de actividad de las estrellas del programa. Como indicador de la actividad magnética usaremos la emisión en las líneas H y K del Calcio una vez ionizado.

En primer lugar vamos a discutir las distintas unidades en las que puede ser expresado el flujo de emisión. A continuación compararemos este flujo con los índices fotométricos que podrían resultar afectados.

---



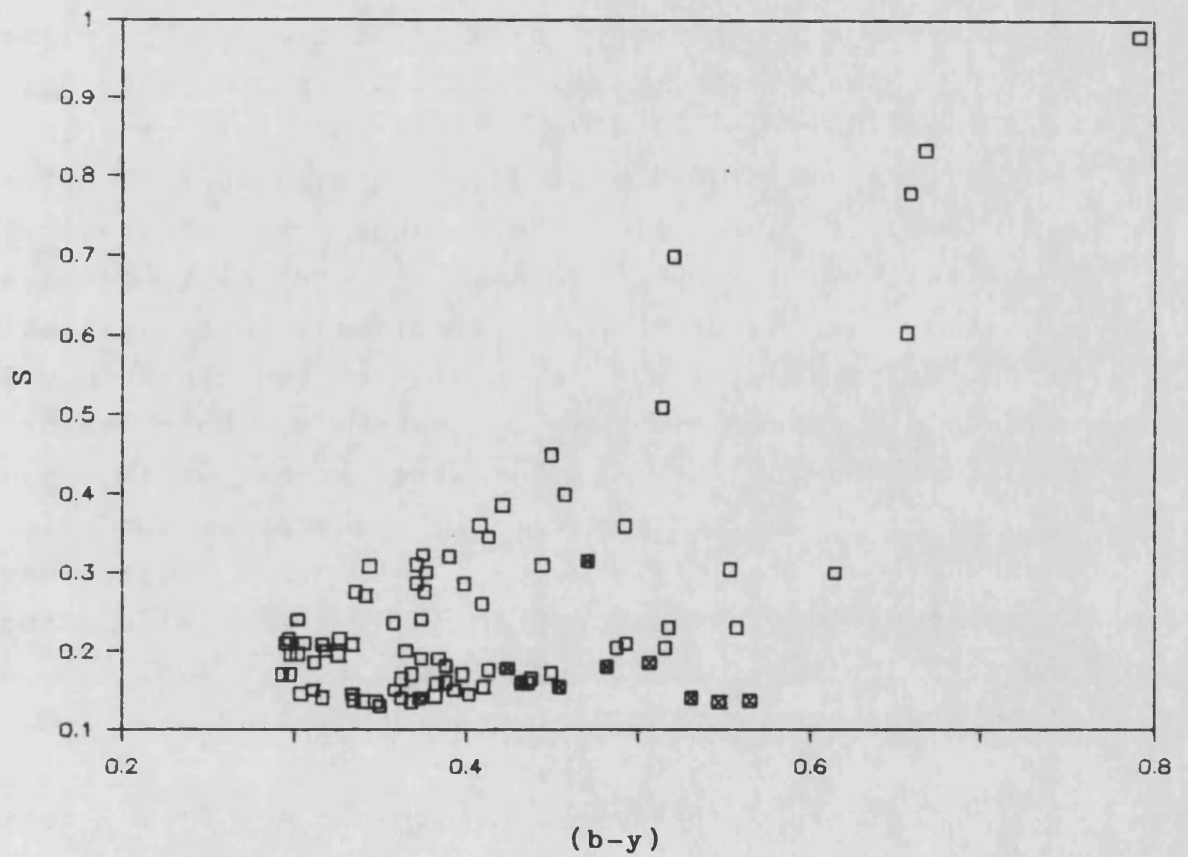
### 5.1 Unidades para la emisión cromosférica.

Los datos de partida relativos a la actividad cromosférica son las determinaciones del flujo en emisión en las líneas H y K del Calcio II, obtenidas con el espectrofotómetro diseñado para este fin en el telescopio de 1.5 metros del Observatorio de Monte Wilson. Este sistema instrumental, cuya descripción completa puede encontrarse en Vaughan *et al.* (1978), mide el flujo en cuatro regiones espectrales mediante la técnica de contaje de pulsos. Estas regiones son dos bandas de 1.09 Å de anchura, centradas en las líneas H y K, a 3934 y 3968 Å respectivamente. Las bandas se denominan H y K, coincidiendo con las líneas. Las otras dos bandas, de 20 Å de anchura, miden el continuo a ambos lados de las líneas del Calcio II. Se denominan V y R, por "violet" y "red", y están centradas en 3901 y 4001 Å respectivamente. Los autores referenciados definen el índice de flujo en los núcleos de las líneas como

$$S = \alpha(N_H + N_K)/(N_V + N_R)$$

siendo N el número de cuentas en cada una de las bandas, y  $\alpha$  una constante de normalización a la que se le da el valor 2.4. De la definición se desprende que el índice S es una medida del flujo en el núcleo de las líneas H y K con respecto al continuo circundante. Como datos de partida para nuestro estudio usaremos los valores medios de S que se presentan en la tabla I de Noyes *et al.* (1984). Estos valores los mostramos en la segunda columna de la tabla 5.1. En la figura 5.1 los mostramos frente a (b-y).

Sin embargo, el índice S no depende únicamente del flujo en las líneas del Ca II sino que, al estar dividido por el flujo en el continuo, S es función también de este último, que varía notablemente con el tipo espectral. Por otra parte, las bandas H y K no miden solamente el flujo




---

Figura 5.1: Valores medios del índice de actividad S de Noyes *et al.* (1984), frente a  $(b-y)$ . Las estrellas anómalas de la tabla 4.2 aparecen con símbolo distinto.

---

generado por la emisión cromosférica, sino también el flujo de origen fotosférico que quedaría en el fondo de la línea en ausencia de actividad, más la contribución debida a que la anchura de las bandas excede el núcleo de la línea de emisión. Este flujo basal también es función del tipo espectral. Por todo ello es preferible el uso de otros indicadores relacionados más directamente con el nivel de actividad. A este respecto, Rutten y Schrijver (1987) presentan argumentos convincentes en favor de que la magnitud más directamente relacionada con la actividad cromosférica es el flujo de emisión en las líneas H y K por unidad de superficie en la estrella. Este valor, que denominaremos  $\Delta F_{\text{CaII}}$ , es el que vamos a usar en lo sucesivo como índice de actividad. Sin embargo, como el dato observacional disponible es S, en primer lugar hay que transformar los valores de S en  $\Delta F_{\text{CaII}}$ . Para ello vamos a seguir el proceso descrito por Middelkoop (1982) y Rutten (1984), que exponemos a continuación.

En primer lugar vamos a determinar el flujo total en las líneas, siempre por unidad de superficie en la estrella, que llamaremos  $F_{\text{H}} + F_{\text{K}}$ . Este se relaciona con el flujo en el continuo mediante la expresión

$$S = \alpha(F_{\text{H}} + F_{\text{K}})/(F_{\text{V}} + F_{\text{R}})$$

lo que implica que

$$F_{\text{H}} + F_{\text{K}} = S(F_{\text{V}} + F_{\text{R}})/\alpha$$

$F_{\text{V}} + F_{\text{R}}$  está relacionado con el flujo recibido en la Tierra  $f_{\text{V}} + f_{\text{R}}$  mediante la expresión

$$F_{\text{V}} + F_{\text{R}} = (f_{\text{V}} + f_{\text{R}})F_{\text{bol}}/f_{\text{bol}}$$

donde  $F_{\text{bol}}$  es el flujo bolométrico

$$F_{\text{bol}} = \sigma T_{\text{ef}}^4$$

y  $f_{bol}$  el flujo bolométrico observado en la Tierra

$$f_{bol} = \gamma 10^{-4(m_V + BC)}$$

Como  $f_V + f_R$  es proporcional a  $N_V + N_R$ ,

$$F_V + F_R = \beta(N_V + N_R)F_{bol}/f_{bol}$$

y análogamente

$$F_H + F_K = \beta(N_H + N_K)F_{bol}/f_{bol}$$

A continuación definimos

$$C_{cf} \equiv (N_V + N_R)10^{-4(m_V + BC)} 10^{-4.8} \equiv \gamma(N_V + N_R)10^{-4.8}/f_{bol}$$

donde  $10^{-4.8}$  es un factor de normalización, con lo que

$$F_V + F_R = F_{bol} C_{cf} 10^{4.8} \beta/\gamma$$

y como

$$F_H + F_K = S(F_V + F_R)/\alpha$$

esto implica que

$$F_H + F_K = S F_{bol} C_{cf} 10^{4.8} \beta/\alpha\gamma$$

y sustituyendo el valor de  $F_{bol}$

$$F_H + F_K = S C_{cf} T_{ef}^4 10^{4.8} \beta\alpha/\alpha\gamma$$

Por tanto, para conocer el flujo en las líneas en función de  $S$  es necesario conocer la temperatura efectiva, el coeficiente  $C_{cf}$  y los valores de las constantes.  $T_{ef}$  se obtiene de forma independiente.  $C_{cf}$ , como se desprende de su definición, es función del tipo espectral, y puede calibrarse mediante algún índice relacionado con el mismo.

Rutten (1984) presenta una calibración de  $C_{cf}$  en función de (B-V), cuya expresión es

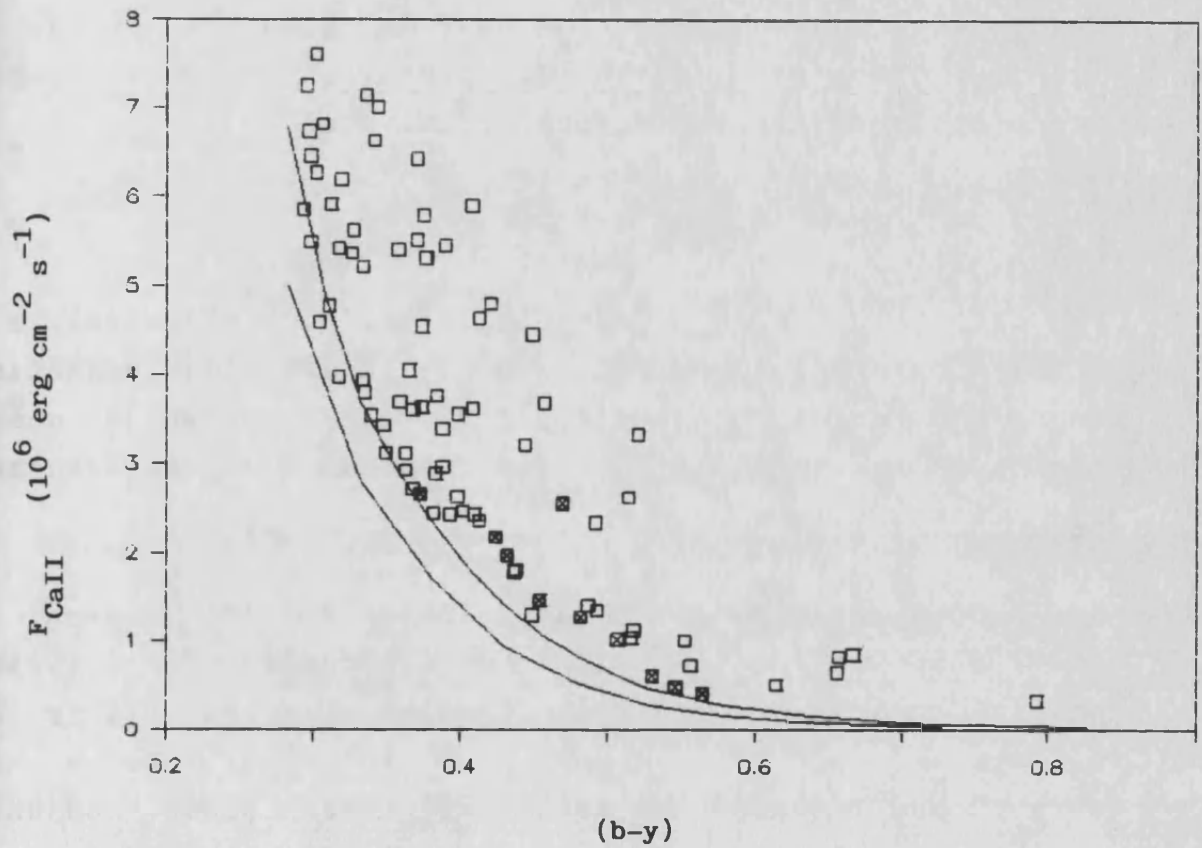
$$\log(C_{cf}) = .25 (B-V)^3 + 1.33 (B-V)^2 + .43 (B-V) + .24$$

Por último, Rutten (1984) también determina el valor de las constantes, usando los datos solares  $S_{\odot} = .160$  y  $(f_H + f_K)_{\odot} = 47.01 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  (Oranje, 1983). A partir del radio solar y de la distancia media, de este último valor puede determinarse  $(F_H + F_K)_{\odot} = 2.172 \cdot 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Considerando además  $(B-V)_{\odot} = .665$  (Hardorp, 1980), y  $T_{ef,\odot} = 5660 \text{ K}$ , que es la correspondiente a ese (B-V) para una estrella de la secuencia principal, obtiene

$$F_H + F_K = 1.29 \cdot 10^{-8} S C_{cf} T_{ef}^4 \text{ (erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}\text{)}$$

En la tercera columna de la tabla 5.1 presentamos los valores obtenidos para las estrellas de nuestro programa usando esta ecuación, y denotando  $F_H + F_K$  como  $F_{CaII}$ . Como  $T_{ef}$  hemos tomado los valores de la tabla 4.4, y como (B-V) los derivados a partir del (b-y) mediante las transformaciones expuestas en el apéndice 1.

El flujo así calculado todavía tiene sin embargo una dependencia con el tipo espectral, a través de la contribución del flujo basal al que ya nos hemos referido. En la figura 5.2 se muestran los valores obtenidos para  $F_H + F_K$  en función de (b-y). Puede verse que para un (b-y) dado existe un valor mínimo de  $F_H + F_K$ , que puede ser interpretado como el flujo correspondiente a los casos de mínima actividad. Usando una muestra de estrellas mucho más numerosa, Rutten (1987) calibra en función de (B-V) este flujo mínimo, que denomina  $F_{min}$ . En la figura 5.2 hemos representado también esta calibración, que es la línea superior de las dos que aparecen. La inferior corresponde a calibraciones más recientes, no publicadas, de Catalano *et al.* (1989), que indican que el flujo mínimo es inferior a la línea de Rutten. Nuestros datos parecen abundar en este




---

Figura 5.2: Flujo en las líneas H y K del Calcio II frente a (b-y). Las líneas de la figura corresponden a las calibraciones de flujo mínimo de Rutten (1987) (línea superior) y Catalano *et al.* (1989) (línea inferior). Las estrellas con índices anómalos se señalan con símbolos distintos.

---

sentido, ya que, como puede verse en la figura, algunas estrellas quedan por debajo de la primera calibración. Sin embargo, y con el objeto de comparar nuestros resultados con los de Rutten, hemos preferido usar la suya. A partir de ella definimos el exceso de flujo en H y K, debido únicamente a la emisión cromosférica, como

$$\Delta F_{\text{CaII}} = (F_{\text{H}} + F_{\text{K}}) - F_{\text{min}}$$

Este valor ya es independiente del tipo espectral, y es el que adoptaremos como indicador de la actividad magnética. Los valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$  obtenidos los presentamos en la cuarta columna de la tabla 5.1. En la figura 5.3 representamos  $\Delta F_{\text{CaII}}$  frente a (b-y).

Rutten (1987) presenta valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$  para un numeroso conjunto de estrellas, de las cuales 59 coinciden con las de nuestro programa. En las figuras 5.4 y 5.5 representamos sus valores de  $F_{\text{H}} + F_{\text{K}}$  y  $\Delta F_{\text{CaII}}$  frente a los nuestros. La diferencia principal entre ambos conjuntos estriba en la fotometría usada para el cálculo del flujo a partir de S. Rutten utiliza los valores de (B-V) del Bright Stars Catalogue (Hoffleit y Jaschek, 1982) para determinar  $C_{\text{cf}}$  y la temperatura efectiva, usando en este último caso la calibración de Böhm-Vitense (1981). En nuestros cálculos hemos usado el (B-V) determinado a partir del (b-y) como parámetro independiente en la calibración de  $C_{\text{cf}}$ . La temperatura efectiva la hemos derivado de  $\beta$  o (b-y) mediante las calibraciones de Saxner y Hammarbäck (1985) y Olsen (1984) como se expone en el apartado 4.5. Por otra parte, en ocho casos Rutten ha usado valores de S que no proceden de la lista de Noyes *et al.* (1984). A pesar de esto, en las figuras citadas puede verse como existe una buena correlación entre ambos conjuntos de valores, no apreciándose ninguna diferencia sistemática. En lo sucesivo usaremos nuestros valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$ , ya que la fotometría uvby $\beta$  que hemos usado en nuestro cálculo es más precisa que la UBV empleada por Rutten.

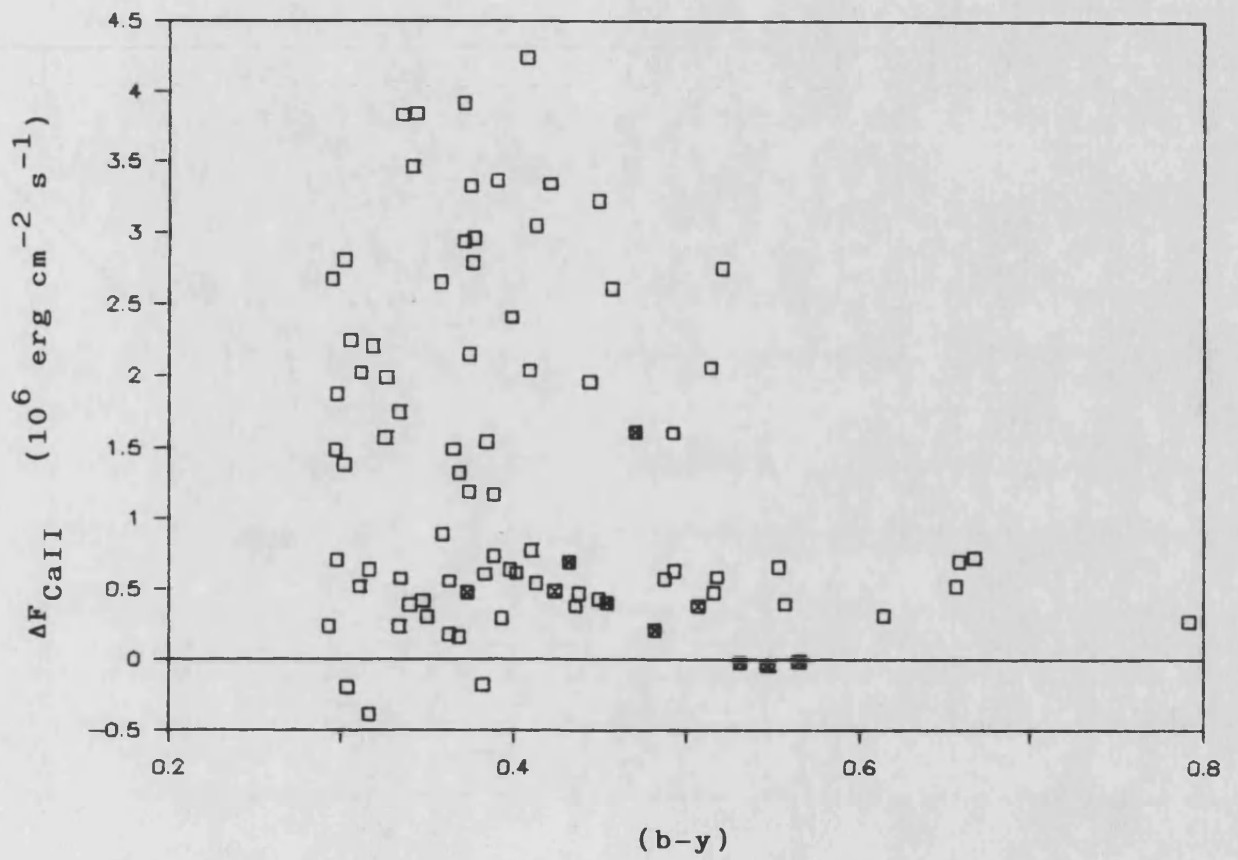
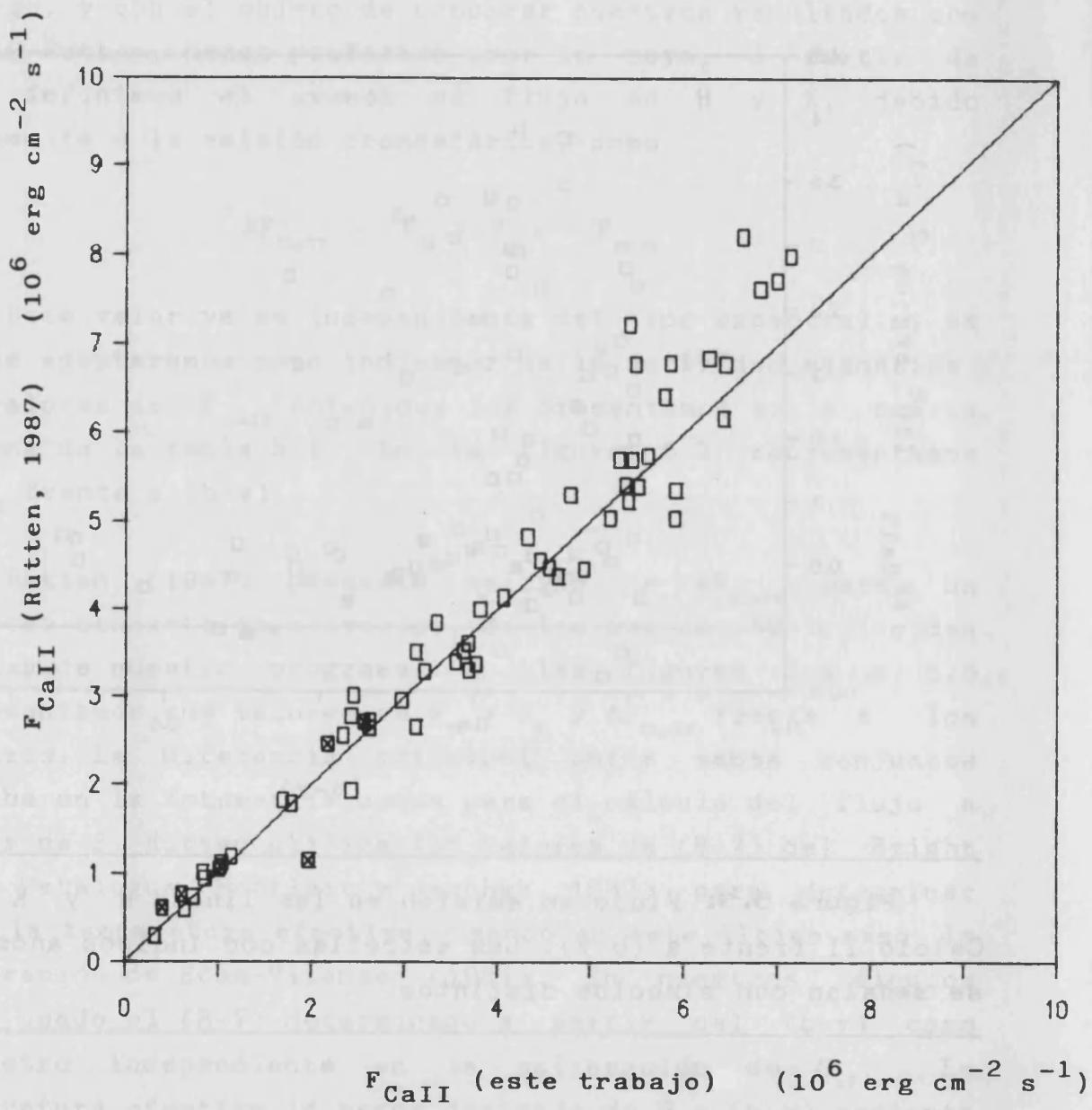
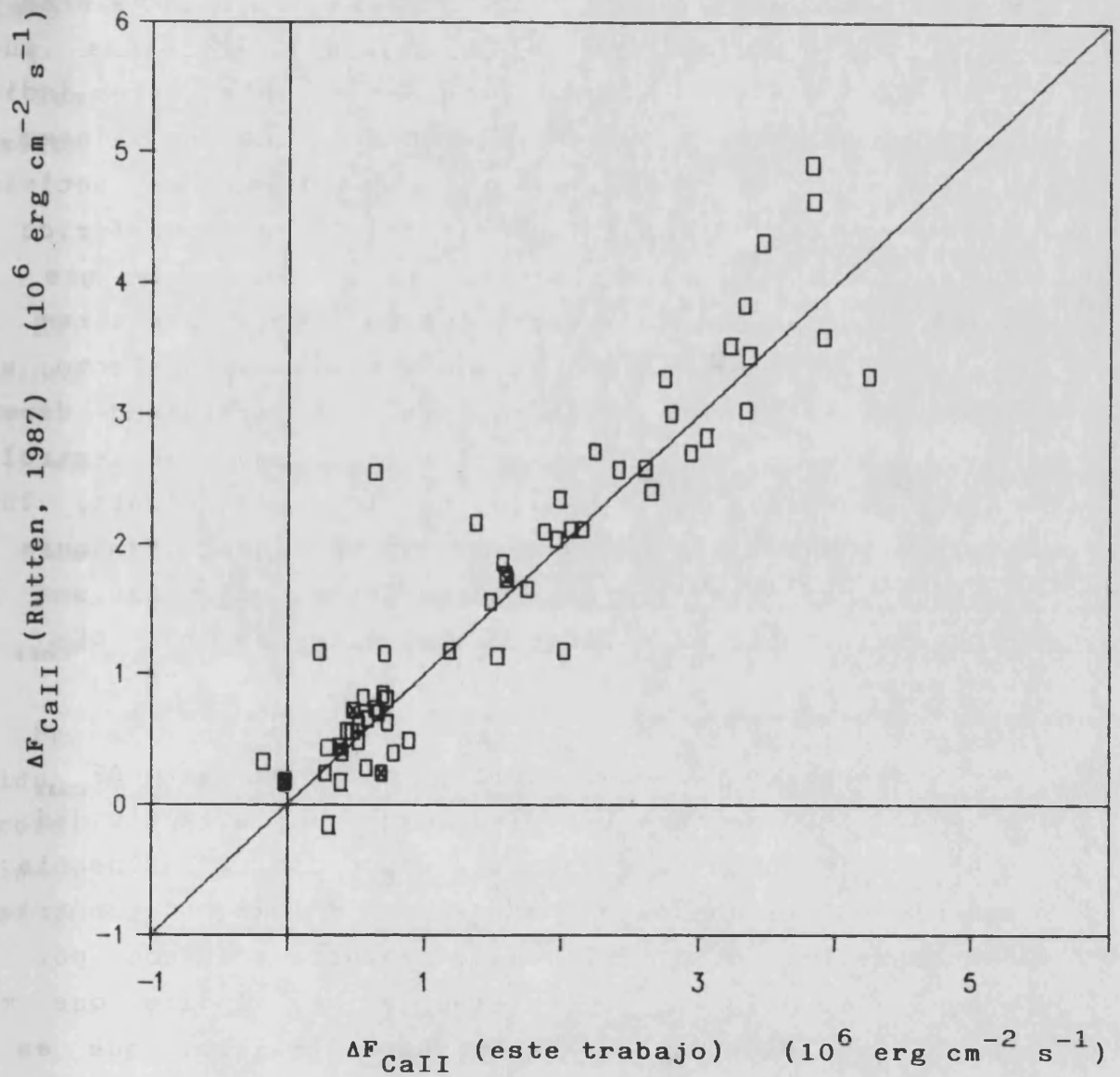


Figura 5.3: Flujo en emisión en las líneas H y K del Calcio II frente a  $(b-y)$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con símbolos distintos.





**Figura 5.4:** Comparación entre los valores de  $F_{CaII}$  obtenidos y los de Rutten (1987). Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.



**Figura 5.5:** Comparación entre los valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$  obtenidos y los de Rutten (1987). Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

## 5.2 Comparación de los índices de actividad con la fotometría uvby.

En las figuras 5.6 y 5.7 comparamos los valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$  con los de  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  de la tabla 4.1. En ambas puede verse como no existe ninguna dependencia entre estos índices fotométricos y la actividad. El hecho de que los valores de  $\delta c_1$  más altos correspondan a los índices de actividad menores no implica una influencia del flujo cromosférico en  $\delta c_1$ , sino que puede explicarse en términos de que las estrellas más evolucionadas, y que por tanto presentan  $\delta c_1$  mayores, son generalmente las menos activas. En efecto, está suficientemente probado que el nivel de actividad depende inversamente del periodo de rotación. Como las estrellas activas pierden momento angular con la edad (Kraft, 1967; Catalano y Marilli, 1983)) y en consecuencia disminuye su nivel de actividad, las estrellas más evolucionadas son por lo general las menos activas. En el diagrama  $\delta m_1 - \Delta F_{\text{CaII}}$  no se observa ningún tipo de relación.

Sin embargo, y aunque como ya hemos expuesto  $\Delta F_{\text{CaII}}$  es el valor más directamente relacionado con la actividad, no es el más indicado para estudiar una posible influencia de la emisión cromosférica en los índices fotométricos. Concretamente, esta influencia estaría causada por la presencia de líneas de emisión en el índice que mide precisamente el efecto de las líneas metálicas, que es el  $m_1$ .

Llamemos  $\delta m_1(\text{ac})$  al incremento del  $m_1$  causado por la presencia de líneas de emisión.  $\delta m_1(\text{ac})$  sería la diferencia entre el  $m_1$  que se observaría en caso de no haber líneas de emisión y el  $m_1$  afectado por estas líneas, que llamamos  $m_1(\text{ac})$ . En consecuencia

$$\delta m_1(\text{ac}) = m_1 - m_1(\text{ac})$$

Vamos a considerar como hipótesis que el efecto de las

líneas se manifiesta únicamente en el filtro  $v$  (ver apartado 2.1). Entonces

$$\delta m_1(ac) = [(v-b) - (b-y)] - [(v(ac)-b) - (b-y)] = v - v(ac)$$

Como  $v$  es la magnitud observada en el filtro  $v$ , su relación con el flujo en ese filtro,  $F(v)$ , es

$$v = -2.5 \log(F(v)) + \text{cte.}$$

Si llamamos ahora  $\Delta F(v)$  al flujo debido a las líneas de emisión,

$$\delta m_1(ac) = -2.5 \log(F(v)) + 2.5 \log(F(v) + \Delta F(v))$$

$$\delta m_1(ac) = 2.5 \log((F(v) + \Delta F(v))/F(v))$$

$$\delta m_1(ac) = 2.5 \log(1 + \Delta F(v)/F(v))$$

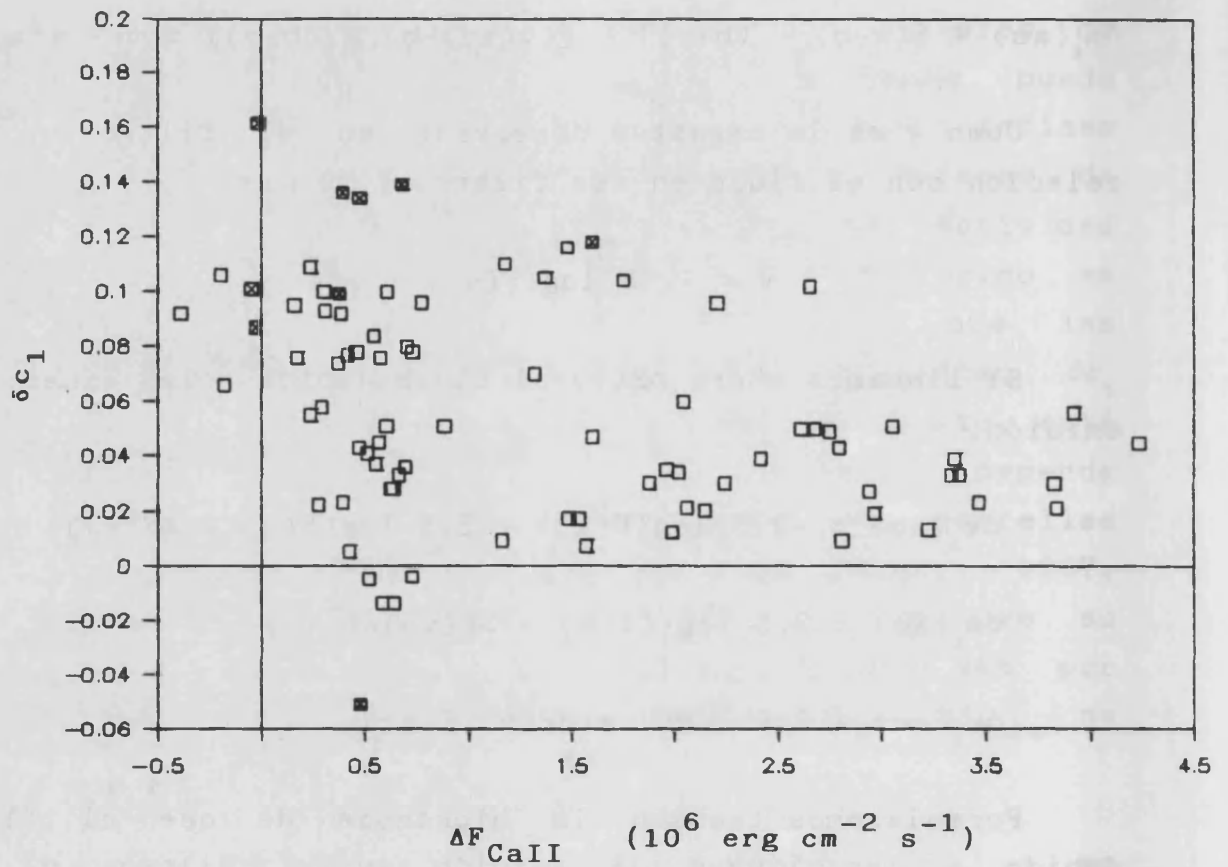
Formularemos también la hipótesis de que el flujo debido a las líneas de emisión en el filtro  $v$  es proporcional al flujo en las líneas del Calcio, debido a que ambos están directamente relacionadas con el nivel de actividad magnética. En consecuencia consideramos

$$\Delta F(v) = \alpha \Delta F_{\text{CaII}}$$

y por tanto

$$\Delta F(v)/F(v) = \alpha \Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$$

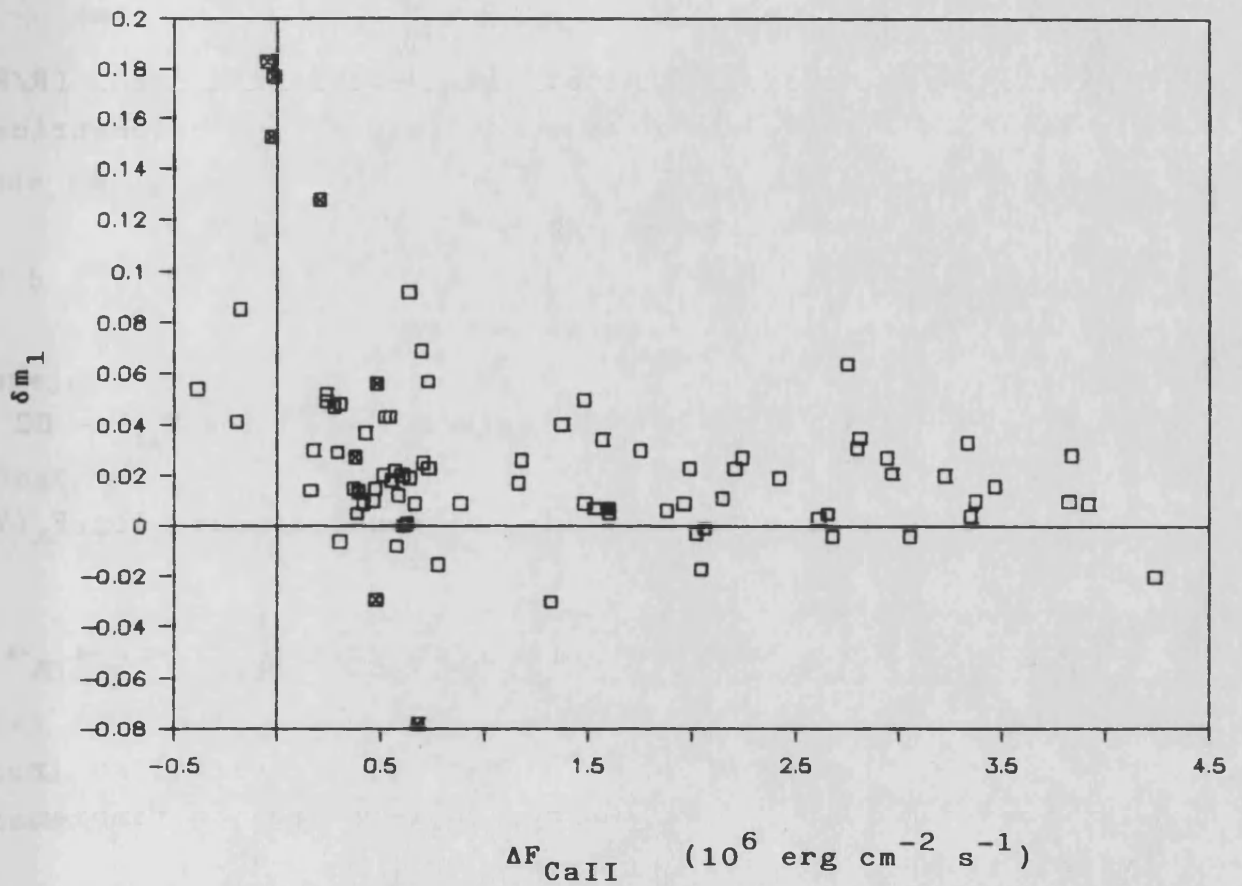
Este último índice  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  es el que vamos a determinar a continuación para comparar con la fotometría. Para ello necesitamos conocer el flujo fotosférico en el filtro  $v$  para cada estrella. Partimos en primer lugar de la densidad de flujo monocromático en la región del filtro  $V$  de Johnson, a los 5500 Å, que es




---

Figura 5.6:  $\delta c_1$  frente al flujo en emisión en las líneas del Calcio II. Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

---




---

Figura 5.7:  $\delta m_1$  frente al flujo en emisión en las líneas del Calcio II. Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

---

$$\log(F_{\lambda}(V)) = -.4 M_v + 8.85 - 2 \log(R/R_{\odot}) - 10 \log(T_{ef})$$

$$\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$$

(Allen, 1973). Para eliminar la dependencia con  $(R/R_{\odot})$  usaremos la siguiente expresión de la magnitud bolométrica

$$M_{bol} = 42.26 - 5 \log(R/R_{\odot}) - 10 \log(T_{ef})$$

(Schmidt-Kaler, 1982). A partir de aquí,

$$M_v = M_{bol} - BC = 42.26 - 5 \log(R/R_{\odot}) - 10 \log(T_{ef}) - BC$$

Sustituyendo esta expresión en la ecuación de  $\log(F_{\lambda}(V))$  resulta

$$\log(F_{\lambda}(V)) = -8.5 + 4 \log(T_{ef}) + .4 BC \quad \text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$$

Dado que la longitud de onda efectiva del filtro  $v$  es la misma que la del  $V$  de Johnson, esta expresión también es válida para  $y$ . Por tanto

$$\log(F_{\lambda}(y)) = -8.5 + 4 \log(T_{ef}) + .4 BC \quad \text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$$

A continuación vamos a calcular la densidad de flujo en  $v$ . La relación entre los flujos totales en los filtros  $v$  e  $y$  es

$$-2.5 \log(F(v)/F(y)) = v - y = m_1 + 2 (b-y)$$

donde usaremos el  $m_1$  de calibración (ZAMS) en lugar del observado, para hacer el cálculo independiente de la influencia de la actividad en  $m_1$ . Como queremos derivar los resultados de la fotometría presentada en la tabla 4.1, en las fórmulas usaremos

$$m_1(\text{ZAMS}) = m_1 + \delta m_1$$

donde  $m_1$  es el observado. Como

$$F(v) = F_\lambda(v) EW(v)$$

$$F(y) = F_\lambda(y) EW(y)$$

donde EW es la anchura equivalente de cada filtro,

$$-2.5 \log((F_\lambda(v) EW(v)) / (F_\lambda(y) EW(y))) = m_1 + \delta m_1 + 2 (b-y)$$

Despejando,

$$\begin{aligned} \log(F_\lambda(v)) &= -.4 (m_1 + \delta m_1 + 2 (b-y)) + \log(EW(y)/EW(v)) \\ &+ \log(F_\lambda(y)) \end{aligned}$$

Usamos ahora las anchuras equivalentes  $EW(y) = 240 \text{ \AA}$  y  $EW(v) = 200 \text{ \AA}$ , determinadas por Allen (1973) a partir del estudio de la transmisión de los filtros realizado por Matsushima (1969). Sustituyendo estos valores resulta

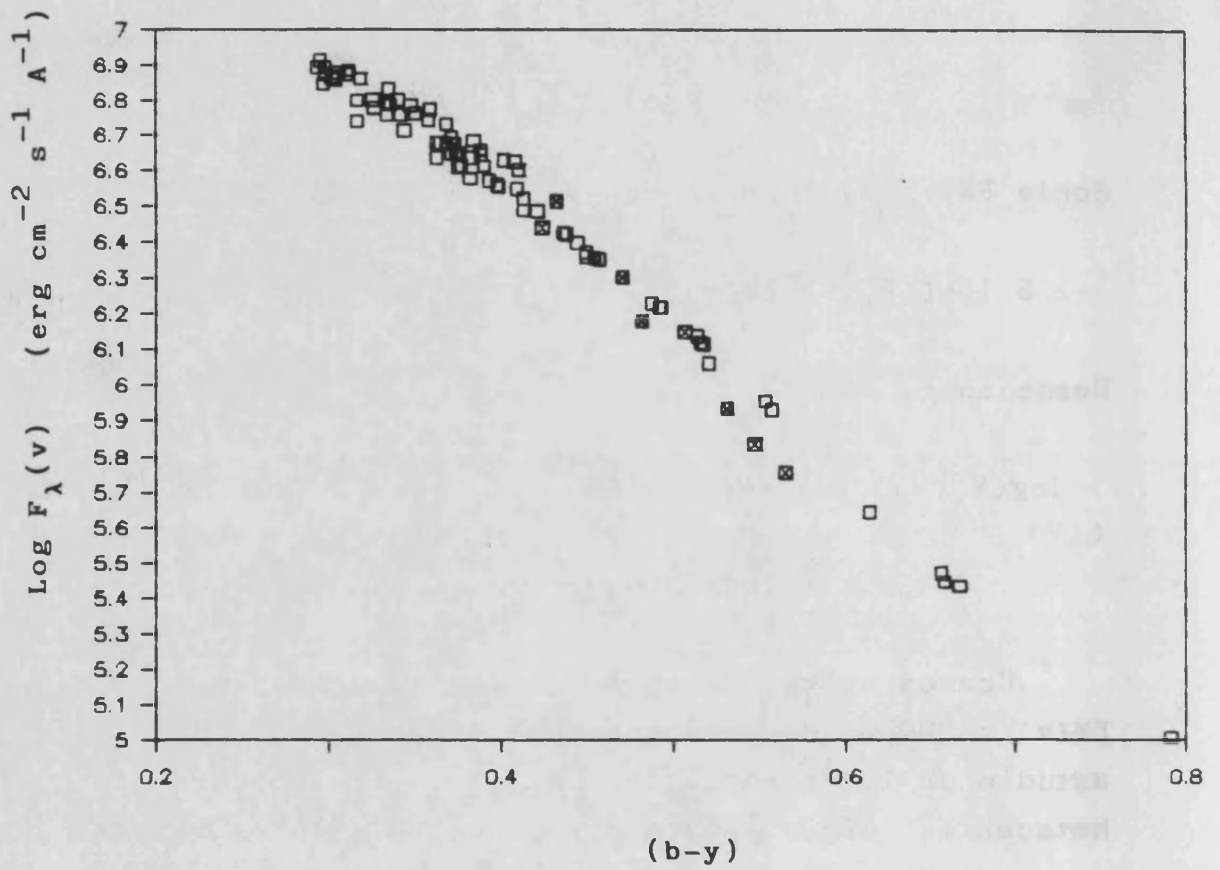
$$\begin{aligned} \log(F_\lambda(v)) &= -7.97 - .4 (m_1 + \delta m_1 + 2(b-y)) + 4 \log(T_{ef}) + .4 BC \\ &\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1} \end{aligned}$$

El flujo total en el filtro v será

$$F(v) = F_\lambda(v) EW(v) = 200 F_\lambda(v) \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

En las columnas cinco y seis de la tabla 5.1 presentamos los valores obtenidos de  $F(v)$  y  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  para las estrellas del programa. En la figura 5.8 mostramos la variación de  $F(v)$  con respecto a  $(b-y)$ . En la figura 5.9 mostramos los valores obtenidos para  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  frente a  $(b-y)$ . Esta última es similar a la figura 5.1,  $S - (b-y)$ , lo cual no es sorprendente, ya que ambos índices,  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  y  $S$  se construyen de la misma forma. Ambos son el cociente entre la emisión en las líneas H y K y un continuo próximo.

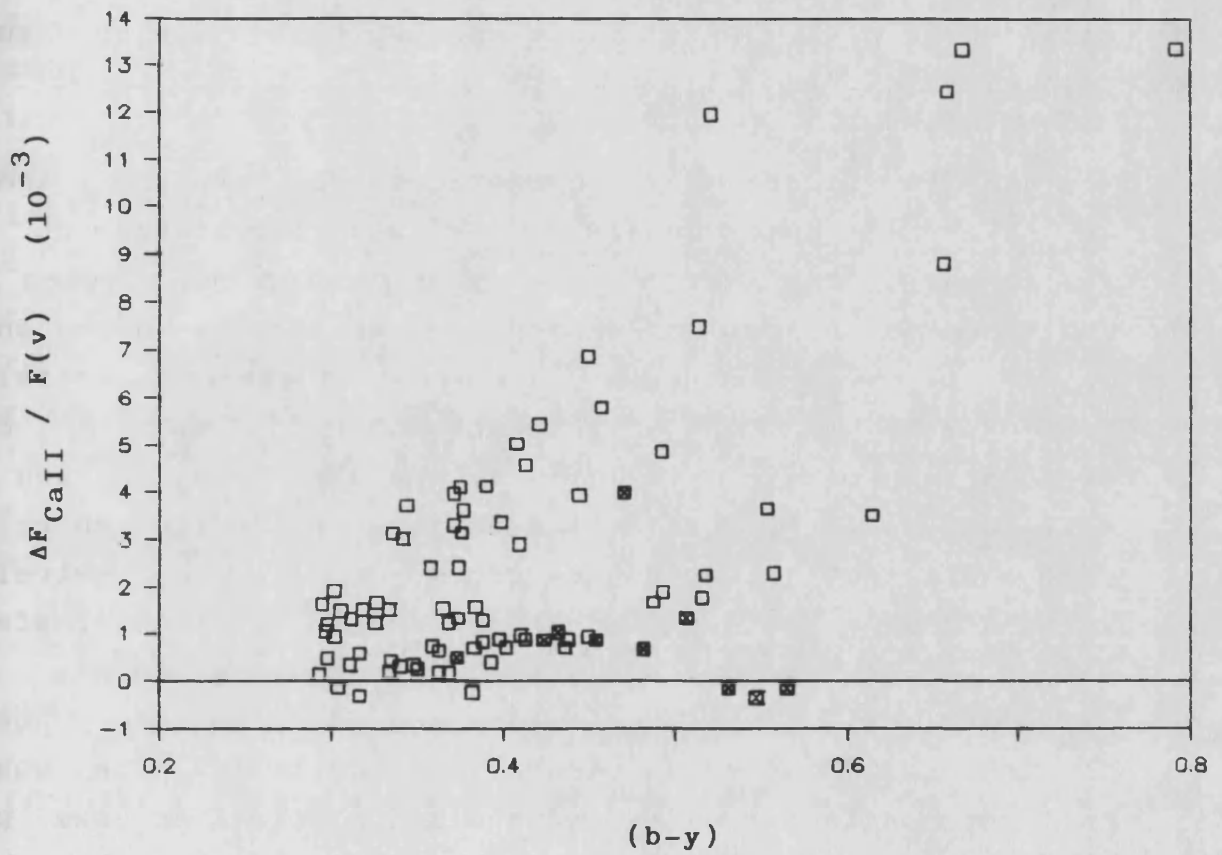





---

Figura 5.8: Relación entre el flujo monocromático en el filtro v y el (b-y). Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

---




---

Figura 5.9:  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  frente a  $(b-y)$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

---

Sin embargo existen dos diferencias fundamentales. Por una parte, en  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  se ha eliminado la contribución de fotosfera al flujo en H y K, lo cual no sucede en S. En segundo lugar  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  tiene un significado físico mucho más evidente.

En la figura 5.10 comparamos  $\delta c_1$  con el índice  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ . Se puede observar el efecto ya comentado de que las estrellas con mayor  $\delta c_1$  se encuentran en los niveles de actividad más bajos. Sin embargo, no se aprecia dependencia de  $\delta c_1$  con la actividad, en el sentido de que las estrellas con mayor  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  no presentan ningún  $\delta c_1$  anómalo. Para estudiar con mayor detalle una posible relación con la actividad, en la figura 5.11 repetimos la gráfica anterior, pero eliminando las estrellas con  $\delta c_1 > .08$ , y las estrellas anómalas de la tabla 4.2, para así suprimir cualquier efecto debido a la evolución. Hemos diferenciado además las estrellas con  $\beta > 2.59$  (cuadrados) de las de  $\beta$  menor (triángulos). Podemos considerar las estrellas que quedan como pertenecientes a la secuencia principal o muy poco evolucionadas. En la nueva gráfica se puede comprobar como no hay ninguna relación entre  $\delta c_1$  y el índice de actividad. En consecuencia podemos concluir que la interpretación de  $\delta c_1$  como indicador de clase de luminosidad y por tanto de estado evolutivo no se ve afectada por la presencia de actividad cromosférica.

Esta última conclusión nos permite estudiar a través de  $\delta c_1$  si existe alguna diferencia de tipo evolutivo entre las estrellas que se encuentran respectivamente arriba y bajo del "gap" de Vaughan-Preston, al que nos hemos referido en el apartado 1.4. En la figura 5.12 presentamos el diagrama  $\delta c_1 - (b-y)$ , donde hemos diferenciado las estrellas que quedan por arriba del "gap" en el plano S - (b-y) (figura 5.1), que señalamos con el signo (+), y las de debajo, ( $\square$ ). En el rango de las F, en el cual el "gap" resulta poco evidente, hemos discriminado con el valor S = .22. No hemos incluido en la figura las estrellas con índices anómalos de

la tabla 4.2.

En la figura puede observarse como, con una sola excepción, todas las estrellas con alta actividad se encuentran en el intervalo .00 - .06 en  $\delta c_1$ , que es la zona correspondiente a la secuencia principal. Como  $\delta c_1$  está directamente relacionado con el estado evolutivo, esto indica que todas las estrellas del programa con niveles altos de actividad son jóvenes, poco evolucionadas. Las estrellas poco activas se distribuyen en un rango de  $\delta c_1$  entre .00 y .12, lo que indica que entre ellas hay tanto estrellas de la secuencia principal como subgigantes e incluso gigantes. Es importante destacar como entre las estrellas más evolucionadas, con  $\delta c_1$  mayor de .06, no se dan casos de alta actividad.

Todo esto nos confirma, desde el punto de vista de la fotometría, la visión generalmente aceptada de disminución de la actividad con la edad. Como hemos expuesto en el capítulo 1, el nivel de actividad depende inversamente del periodo de rotación. Dado que este periodo de rotación disminuye con la edad (Kraft, 1967; Skumanich, 1972; Catalano y Marilli, 1983), es de esperar que a medida que la estrella evoluciona su nivel de actividad disminuya. De esta forma, son más activas las estrellas más jóvenes, mientras que las más evolucionadas presentan niveles bajos de actividad. Este efecto es el que se comprueba en la figura 5.12, usando  $\delta c_1$  como indicador de estado evolutivo.

En la figura 5.13 comparamos  $\delta m_1$  con  $\Delta F_{CaII}/F(v)$ . A bajos niveles de actividad se observa una fuerte dispersión. Para actividad alta si aparece una tendencia a incrementarse el  $\delta m_1$  con el índice de actividad. Para estudiar mejor este efecto, y al igual que en el caso anterior hemos suprimido las estrellas con  $\delta c_1 > .08$  y las anómalas. Además, para completar la gráfica y comparar nuestros datos con los de otras fuentes, hemos añadido los siguientes puntos: tres estrellas con valores de  $\Delta F_{CaII}$  en Rutten (1987) y

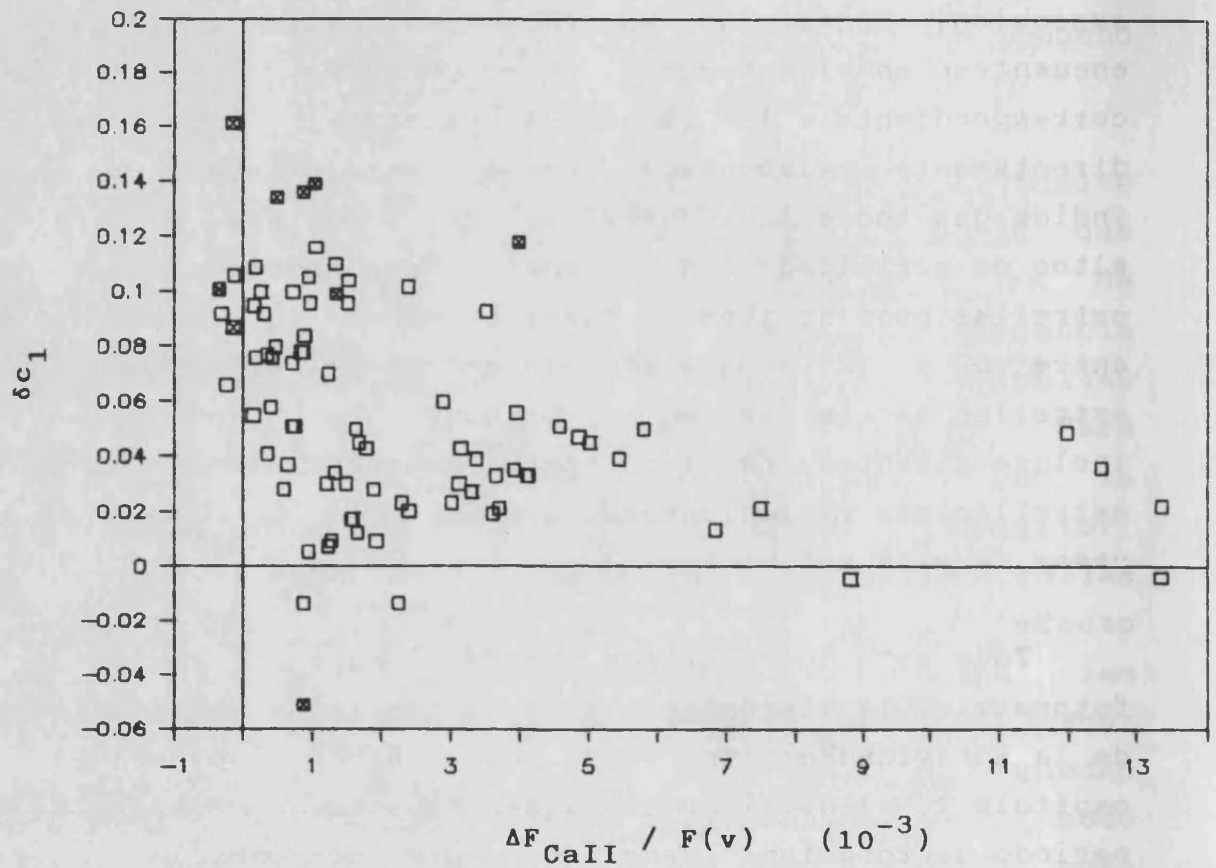


Figura 5.10:  $\delta c_1$  frente a  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

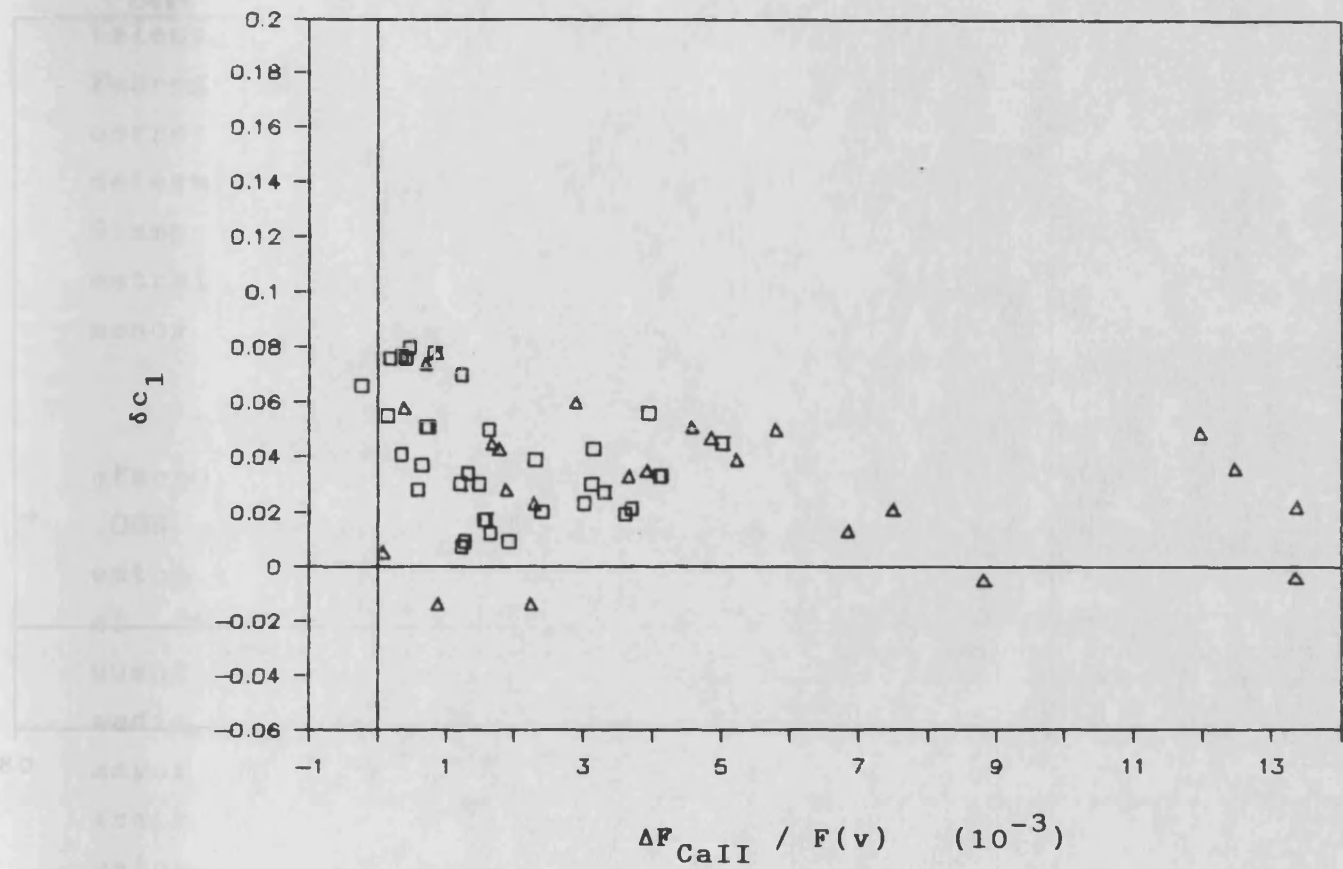


Figura 5.11:  $\delta c_1$  frente a  $\Delta F_{CaII} / F(v)$ . Se han eliminado las estrellas con  $\delta c_1 > .08$  y las anómalas. Se señalan con distinto símbolo las estrellas de tipo F ( $\square$ ) y las G-K ( $\Delta$ ).

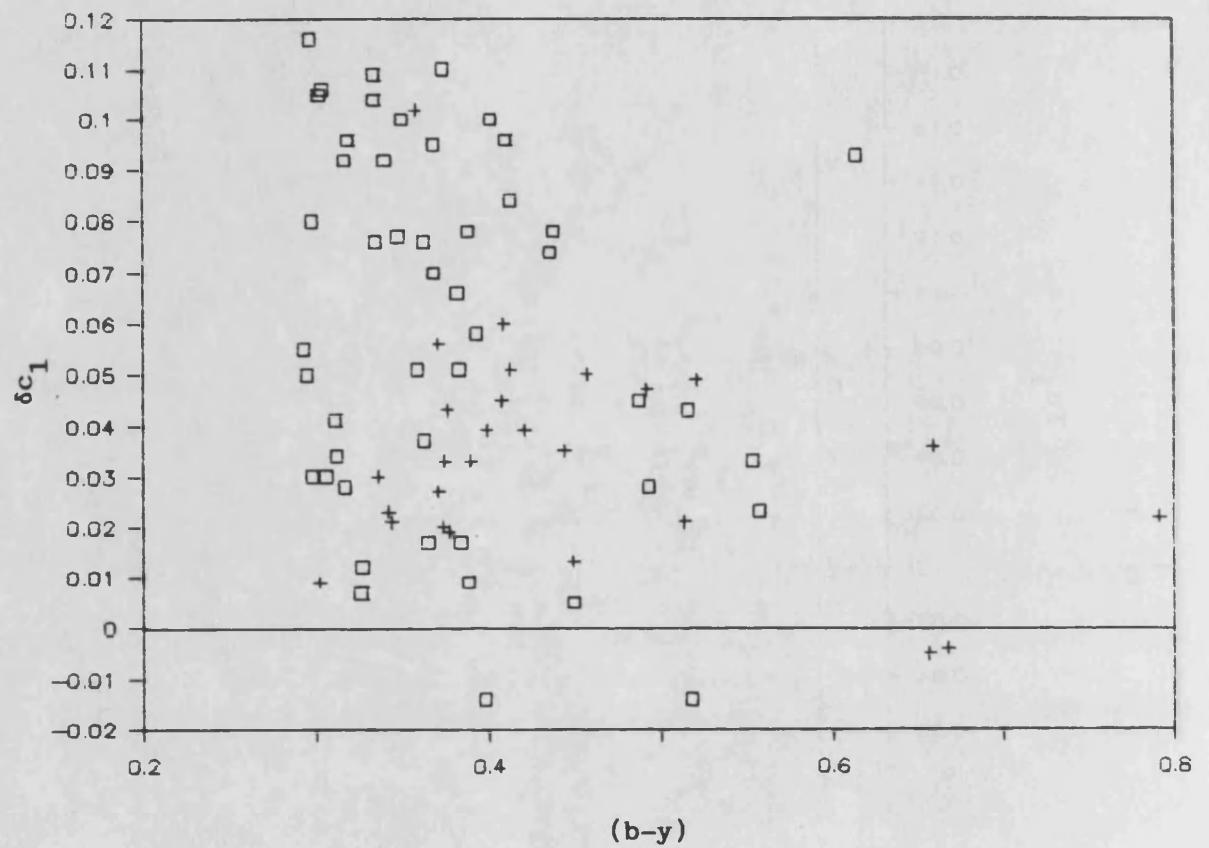


Figura 5.12: Diagrama  $\delta C_1 - (b-y)$ . Se señalan con distinto símbolo las estrellas situadas por encima del "gap" de Vaughan-Preston (+), y las situadas por debajo ( $\square$ ).

fotometría de Olsen (1984) ( $\nabla$ ); cinco estrellas más pertenecientes al cúmulo de las Híades, con valores de  $\Delta F_{\text{CaII}}$  de Rutten (1987) y fotometría obtenida con el telescopio de 1.5 m. de Calar Alto en Enero de 1989, por Fabregat y Suso (1989) ( $\times$ ); finalmente, un punto correspondiente a la "plage" solar media, con  $\Delta F_{\text{CaII}}$  determinado a partir de los datos de Oranje (1983) y  $\delta_{m_1}$  de Giampapa *et al.* (1979) (+). Hemos separado también, para las estrellas de nuestro programa, aquellas con  $\beta > 2.59$  ( $\square$ ) y  $\beta$  menor ( $\Delta$ ). Todo ello se presenta en la figura 5.14.

En esta nueva gráfica puede verse con mayor claridad el efecto ya señalado. Hasta niveles de actividad de .005 - .006 en  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ ,  $\delta_{m_1}$  no se ve afectado. A partir de estos valores si que aparece una tendencia a incrementarse el  $\delta_{m_1}$  con el aumento de actividad. Para estudiar cuantitativamente esta relación, hemos determinado un punto medio con las cuatro estrellas que presentan un  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  mayor de .01, y que aparecen muy agrupadas en la gráfica. Se trata de HD 17925, HD 156026, HD 190007 y HD 201092. Sus valores medios son  $\delta_{m_1} = .059$  ( $\sigma = .010$ ) y  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v) = 12.8 \cdot 10^{-3}$  ( $\sigma = .7 \cdot 10^{-3}$ ). A partir de  $\delta_{m_1}$  podemos calcular también cual es el flujo de energía debido a la actividad en el filtro v. En efecto, anteriormente hemos hallado la relación

$$\delta_{m_1}(\text{ac}) = 2.5 \log(1 + \Delta F(v)/F(v))$$

que puede invertirse de la forma

$$\Delta F(v)/F(v) = -1 + 10^{.4 \delta_{m_1}(\text{ac})}$$

Sustituyendo el valor de  $\delta_{m_1} = .059$ , obtenemos para el punto definido por las cuatro estrellas más activas el valor  $\Delta F(v)/F(v) = 56 \cdot 10^{-3}$ . Comparando con el valor medio de  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  para las mismas estrellas llegamos a la relación

$$\Delta F(v) = 4.4 \Delta F_{\text{CaII}}$$



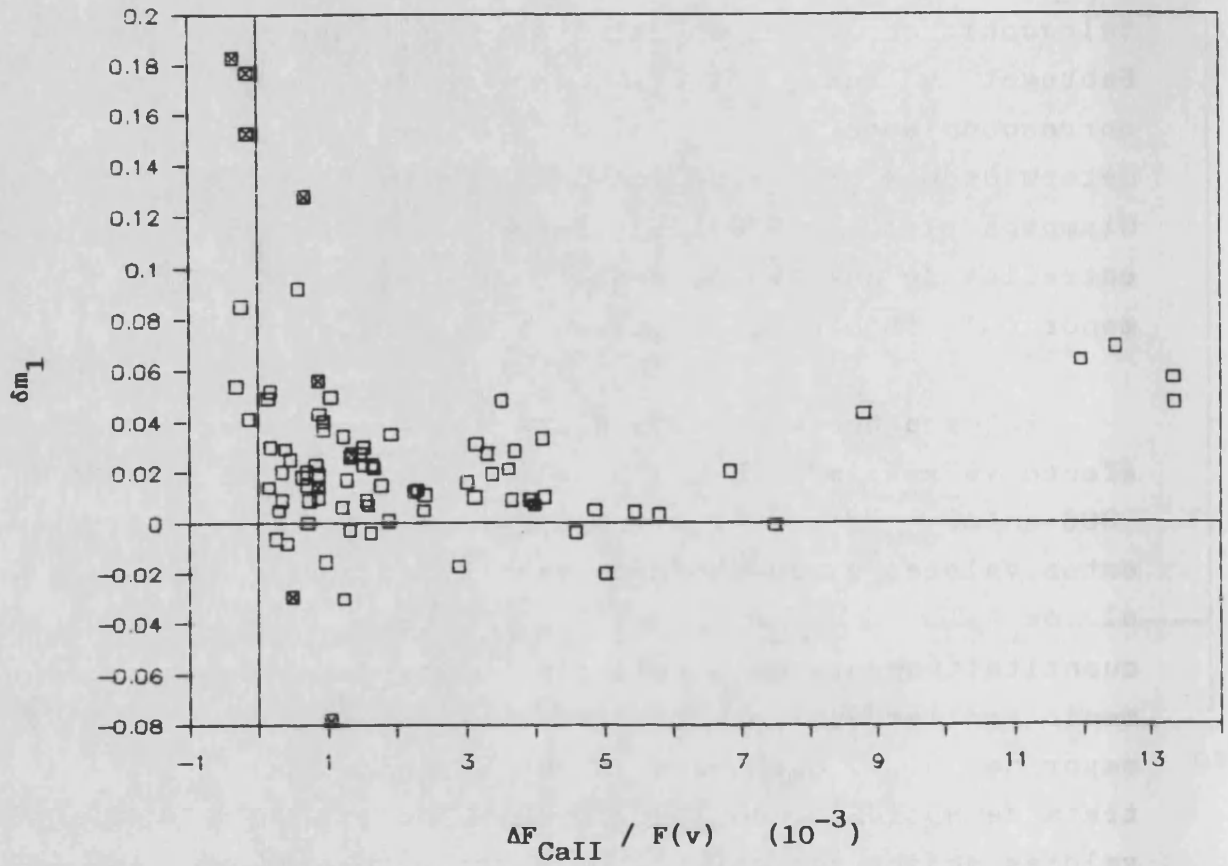


Figura 5.13:  $\delta m_1$  frente a  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con distinto símbolo.

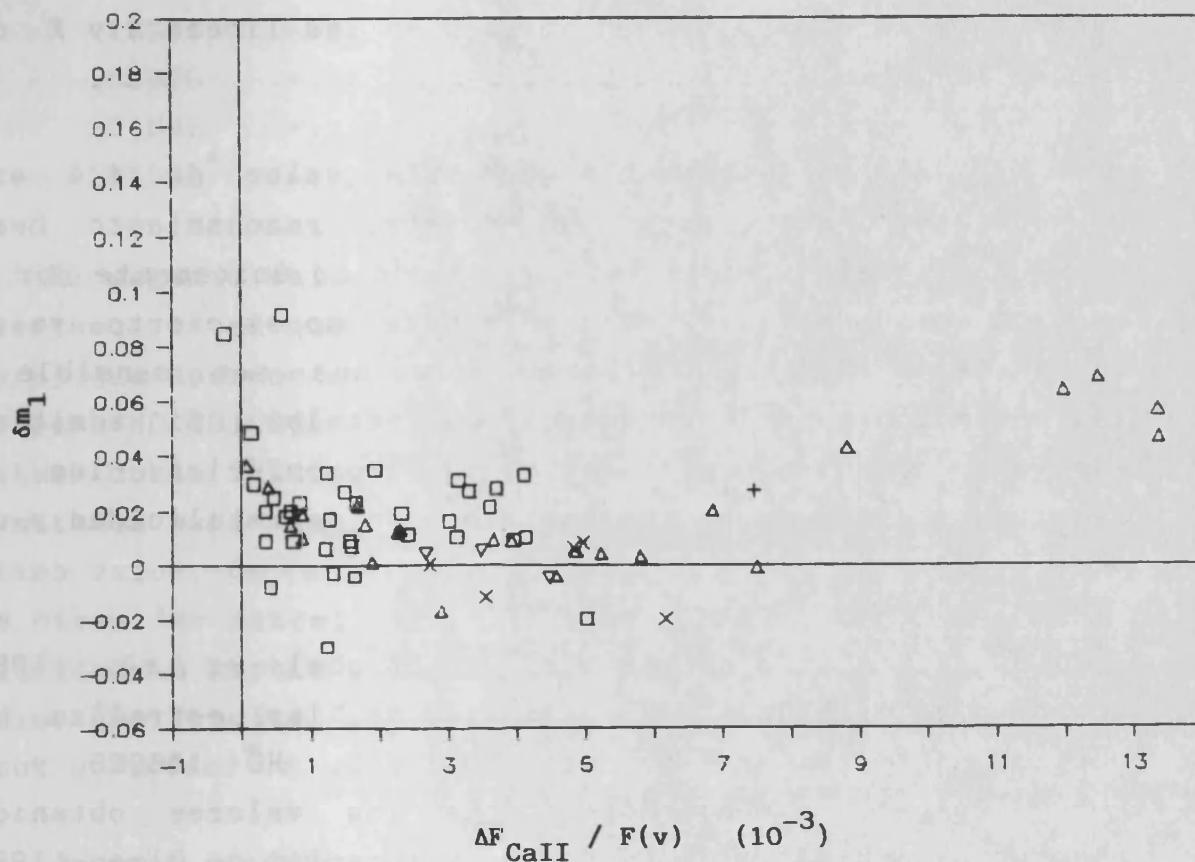


Figura 5.14:  $\delta m_1$  frente a  $\Delta F_{CaII} / F(v)$ . Se han eliminado las estrellas con  $\delta c_1 > .08$  y las anómalas. Se señalan con distinto símbolo las estrellas de tipo F ( $\square$ ) y las G-K ( $\Delta$ ). Además de las estrellas del programa se han incluido tres más con fotometría de Olsen (1984) ( $\nabla$ ), cinco del cúmulo de las Híades con fotometría de Fabregat y Suso (1989) ( $\times$ ), y el punto correspondiente a la "plage" solar (+).

que nos indica que el flujo introducido por la emisión cromosférica en la zona de transmisión del filtro v es 4.4 veces mayor que el flujo en emisión en las líneas H y K del Calcio II.

Sin embargo, es posible que este valor de 4.4 esté sobreestimado. En efecto, en nuestro razonamiento hemos supuesto que el  $\delta m_1$  observado es producido únicamente por la emisión cromosférica, y esto en general no es cierto, ya que el índice  $\delta m_1$  está construido de forma que sea sensible a las variaciones en la abundancia de metales. Si admitimos además su relación con la actividad cromosférica, los  $\delta m_1$  observados deben tener una contribución de metalicidad y una de actividad.

En el catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985) aparecen valores de [Fe/H] para tres de las estrellas que estamos usando en este cálculo, HD 17925, HD 156026 y HD 201092 (ver tabla 4.8). Nótese que los valores obtenidos para estas estrellas mediante la calibración de Olsen (1984) a partir de  $\delta m_1$  dan una deficiencia en metales mucho más acusada que la indicada en el catálogo (ver tabla 4.5), lo cual es una confirmación de que el  $\delta m_1$  observado está fuertemente afectado por la actividad, y este efecto se traduce en una aparente deficiencia.

A partir del [Fe/H] podemos estimar la contribución a  $\delta m_1$  causada por la composición metálica, despejando de la ecuación de Olsen (1984)

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -8.6 \delta m_1 - 30 \delta m_1^2 + .09$$

Si llamamos  $\delta m_1(\text{met})$  al valor así determinado, para las tres estrellas obtenemos:

HD	[Fe/H]	$\delta_{m_1}$	$\delta_{m_1}(\text{met})$	$\delta_{m_1}(\text{ac})$
17925	-.15	.064	.026	.038
156026	-.06	.057	.016	.041
201092	-.19	.047	.030	.017
201092*	-.05	.047	.015	.032

El segundo valor para HD 201092, que marcamos con un asterisco, es el que le correspondería asumiendo el valor de [Fe/H] que aparece en el catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* para HD 201091. Dado que ambas estrellas forman un sistema doble físico, es razonable suponer que la abundancia de metales será igual en ambas estrellas. Tomando este último valor,  $\delta_{m_1}(\text{ac})$  es más coherente con el obtenido para las otras dos estrellas que presentan el mismo nivel de actividad. A partir de estos valores calculamos el  $\delta_{m_1}(\text{ac})$  medio, que resulta  $\delta_{m_1}(\text{ac}) = .032$  ( $\sigma = .013$ ) en el primer caso, y  $\delta_{m_1}(\text{ac})^* = .037$  ( $\sigma = .005$ ) en el segundo.

$\delta_{m_1}(\text{ac})$  sí debe estar directamente relacionado con el exceso de flujo en el filtro  $v$  causado por la actividad cromosférica. Calculamos ahora este flujo, que es  $\Delta F(v)/F(v) = 30 \cdot 10^{-3}$  o bien  $\Delta F(v)/F(v)^* = 35 \cdot 10^{-3}$ . Si comparamos estos valores con  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ , resulta

$$\begin{aligned} \Delta F(v) &= 2.3 \Delta F_{\text{CaII}} \\ \Delta F(v)^* &= 2.7 \Delta F_{\text{CaII}} \end{aligned}$$

lo que nos indica que el flujo debido a la emisión cromosférica en el filtro  $v$  es 2.3 - 2.7 veces mayor que el flujo en el Calcio II.

Sin embargo, y al contrario que en el cálculo anterior, es probable que este valor esté ahora subestimado. Esto es porque la actividad debe haber influido también en el cálculo de las abundancias que aparecen en el catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* Estas abundancias, determinadas a

partir de datos espectroscópicos de alta resolución, se basan en la medida de la intensidad de las líneas de absorción de los metales. Si existe actividad cromosférica, la emisión en las líneas hace que estas se llenen, apareciendo como menos intensas, y en consecuencia se presenta una aparente deficiencia de metales. Como las tres estrellas que nos ocupan son muy activas, es probable que los [Fe/H] negativos del catálogo se deban en parte a efectos de la actividad. Si esto es así, las estrellas no son tan deficientes en metales, y la contribución de la actividad al  $\delta_{m_1}$  debe ser mayor. Como consecuencia de todo lo anterior estimamos que la relación entre el flujo en emisión en la zona del filtro v y el flujo en las líneas H y K del Calcio II para las estrellas más activas de nuestro programa debe ser un valor comprendido entre tres y cuatro.

A continuación vamos a comparar este resultado con el que se puede obtener a partir de otros datos de fotometría y actividad disponibles. En primer lugar vamos a repetir los cálculos anteriores para el caso de la "plage" solar. Giampapa *et al.* (1979) presentan valores de  $\delta_{m_1}$  para el Sol, medidos en zonas no activas y en diferentes zonas activas. Definen el parámetro

$$\Delta\delta_{m_1} \equiv \delta_{m_1}(Q) - \delta_{m_1}(A)$$

siendo  $\delta_{m_1}(Q)$  el observado en una zona libre de actividad y  $\delta_{m_1}(A)$  el medido sobre una "plage".  $\Delta\delta_{m_1}$  es, por tanto, el exceso de  $m_1$  provocado por la emisión cromosférica en la "plage", y coincide con el  $\delta_{m_1}(ac)$  que hemos definido en el desarrollo anterior, aunque con signo distinto. En lo sucesivo emplearemos esta segunda notación. Giampapa *et al.* obtienen un valor medio  $\delta_{m_1}(ac) = .027$  ( $\sigma = .034$ ), con una fuerte variación para las distintas zonas activas observadas, como demuestra la elevada desviación estándar.

Para comparar con esta fotometría, a partir de los datos de Oranje (1983) hemos calculado el valor medio del

flujo en las líneas H y K en una "plage", que resulta  $\Delta F_{\text{CaII}} = 5.7 \cdot 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . A continuación construimos el índice  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$ . Para calcular  $F(v)$  usamos los valores  $\beta_{\odot} = 2.5955$  (Olsen, 1976) y  $(b-y)_{\odot} = .405$  (Ardeberg *et al.*, 1983). Hemos preferido este último valor en lugar de  $(b-y)_{\odot} = .390$  (Olsen, 1976) pues es más compatible con la mayor parte de las determinaciones existentes para  $(B-V)_{\odot}$  y  $T_{\text{ef},\odot}$ , según la discusión que a este respecto presentan Saxner y Hammarbäck (1985). Con estos datos, y siguiendo el mismo proceso que para las estrellas del programa, obtenemos para la "plage" solar media  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v) = 7.5 \cdot 10^{-3}$ . A partir de  $\delta m_1(ac) = .027$  de Giampapa *et al.*, calculamos también  $\Delta F(v)/F(v)$ , que resulta  $25 \cdot 10^{-3}$ , con lo que la relación entre los flujos por actividad en el filtro v y el Calcio II es

$$\Delta F(v) = 3.3 \Delta F_{\text{CaII}}$$

valor compatible con el obtenido para las estrellas de nuestro programa.

Otro conjunto de datos disponible es el referido al sistema binario RS CVn. Reglero *et al.* (1989) han realizado un estudio fotométrico y espectroscópico completo del sistema, y presentan los valores uvby $\beta$  para cada una de las componentes por separado, así como sus principales parámetros astrofísicos. El sistema está compuesto por una estrella de tipo F5V y una K2IV, que es la que presenta actividad cromosférica. El flujo en las líneas H y K lo hemos tomado de Rutten (1987), para que sea homogéneo con los datos usados para las estrellas del programa. El valor dado por Rutten es  $\Delta F_{\text{CaII}} = 6.14 \cdot 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

Para la componente activa, Reglero *et al.* obtienen un  $\delta m_1 = .308$ . Este valor es el determinado a partir de la calibración estándar de Olsen (1984) para clase de luminosidad V. Si en lugar de ésta se usa la precalibración de Ardeberg y Lindgren (1985) para clase III, el  $\delta m_1$  es del

orden de .1. Como la componente activa de RS CVn es de clase IV y su posición en el plano  $c_1 - (b-y)$  es intermedia entre las líneas de calibración de la clase V y la III, Reglero *et al.* sugieren que el  $\delta m_1$  real debe ser próximo a .2. Nosotros vamos a retener los valores de  $\delta m_1 = .308$  y  $\delta m_1 = .200$  para los cálculos subsiguientes.

En el cálculo de  $F(v)$  usaremos la fotometría de Reglero *et al.* (1989), y la  $T_{ef} = 4495$  K que determinan los mismos autores. Los valores que obtenemos son

$\delta m_1$	$\Delta F(v)/F(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$
.308	$328 \cdot 10^{-3}$	$77.1 \cdot 10^{-3}$
.200	$202 \cdot 10^{-3}$	$70.3 \cdot 10^{-3}$

y a partir de ellos determinamos la relación entre los flujos de emisión, que son para los dos casos

$$\Delta F(v) = 4.3 \Delta F_{CaII}$$

$$\Delta F(v) = 2.9 \Delta F_{CaII}$$

valores también muy próximos a los obtenidos para las estrellas del programa. En la tabla 5.2 resumimos todas las determinaciones que hemos expuesto de la relación entre el flujo en emisión en el filtro v y en las líneas H y K del Calcio II.

Como resumen, podemos concluir que para altos niveles de actividad cromosférica existe una relación entre la actividad y el índice  $\delta m_1$ , debida al flujo de emisión en las líneas metálicas que se encuentran en la región de transmisión del filtro v. El flujo en emisión es tres o cuatro veces superior al flujo total en las líneas H y K del Calcio II. Esta relación, además, es constante para diversos tipos espectrales, al menos dentro del rango con el que hemos tabajado, y que cubre desde el tipo G2 (Sol) hasta el K7 (HD 201092). Por tanto, podemos relacionar la

contribución a  $\delta m_1$  debida a la actividad con el flujo en el Calcio II, mediante la expresión

$$\delta m_1(ac) = 2.5 \log(1 + \alpha \Delta F_{CaII}/F(v))$$

donde  $\alpha$  es un valor comprendido entre tres y cuatro.

### 5.3 Comparación de la actividad con la fotometría H $\beta$ .

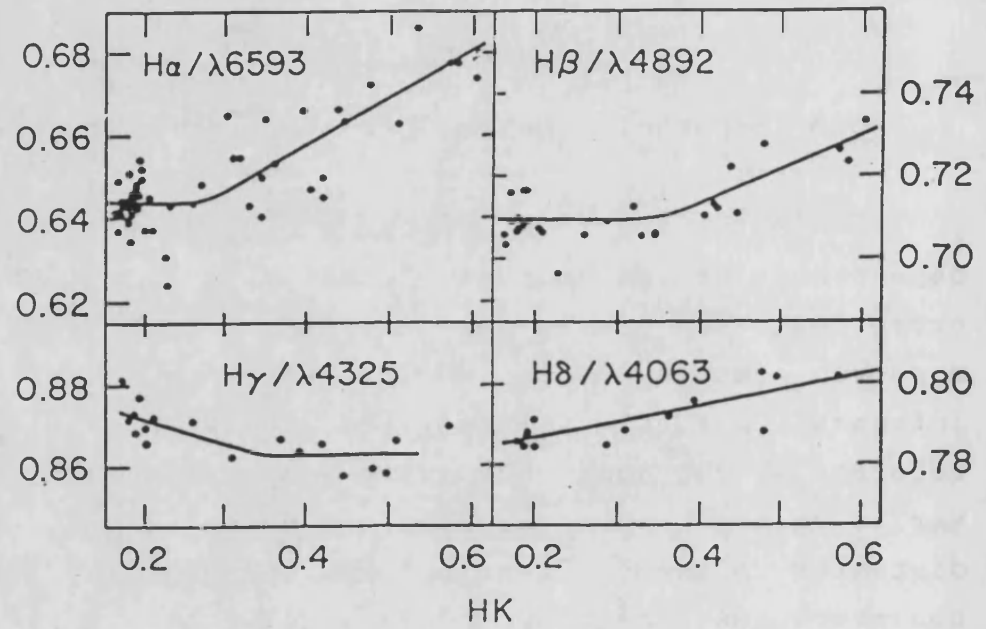
En este apartado vamos a estudiar otra posible dependencia de los índices fotométricos con la actividad cromosférica, a través del índice  $\beta$ . LaBonte y Rose (1985) muestran como la línea H $\beta$  presenta emisión en las más intensas "plages" solares. En la figura 1 de esta referencia, que aquí reproducimos como figura 5.15 se puede ver la relación entre los índices H $\beta$ / $\lambda$ 4892 y HK, medidos en distintas "plages". El primer índice se define, a partir de observaciones espectroscópicas de alta resolución, como el número de cuentas en el fondo de la línea H $\beta$  dividido entre el número de cuentas en el fondo de la línea del Fe I que se encuentra a una longitud de onda  $\lambda = 4892 \text{ \AA}$  (Rose, 1984). HK se construye a partir de la misma espectroscopía de forma que reproduzca el índice S de Monte Wilson, y del cual difiere en un factor inferior al 20% (LaBonte y Rose, 1985).

En la figura 5.15 puede verse como a niveles de actividad superiores a .4 en HK, el flujo en el fondo de la línea H $\beta$  aumenta con respecto al de la línea de Fe I, lo cual indica la presencia de emisión en la primera. Para niveles de actividad de .6 en HK el flujo en H $\beta$  ha aumentado en un 3%. Para estudiar el efecto de este aumento de flujo en el índice  $\beta$ , consideremos su definición

$$\beta \equiv -2.5 \log(F(e)) + 2.5 \log(F(a))$$

siendo F(e) y F(a) los flujos en los filtros estrecho y ancho del sistema H $\beta$ . Consideremos ahora que el flujo se






---

Figura 5.15: Emisión en las líneas de la serie de Balmer con respecto al indicador de actividad HK. (LaBonte y Rose, 1985)

---

incrementa en un factor  $\mu$ . El incremento de  $\beta$  resultante sería

$$\begin{aligned}\beta + \Delta\beta &= -2.5 \log((1 + \mu) F(e)) + 2.5 \log(F(a)) \\ &= -2.5 \log(1 + \mu) - 2.5 \log(F(e)) + 2.5 \log(F(a))\end{aligned}$$

donde hemos considerado que el incremento de flujo debido a la emisión en el filtro ancho es despreciable con respecto al flujo total en el filtro. De la última relación se deduce

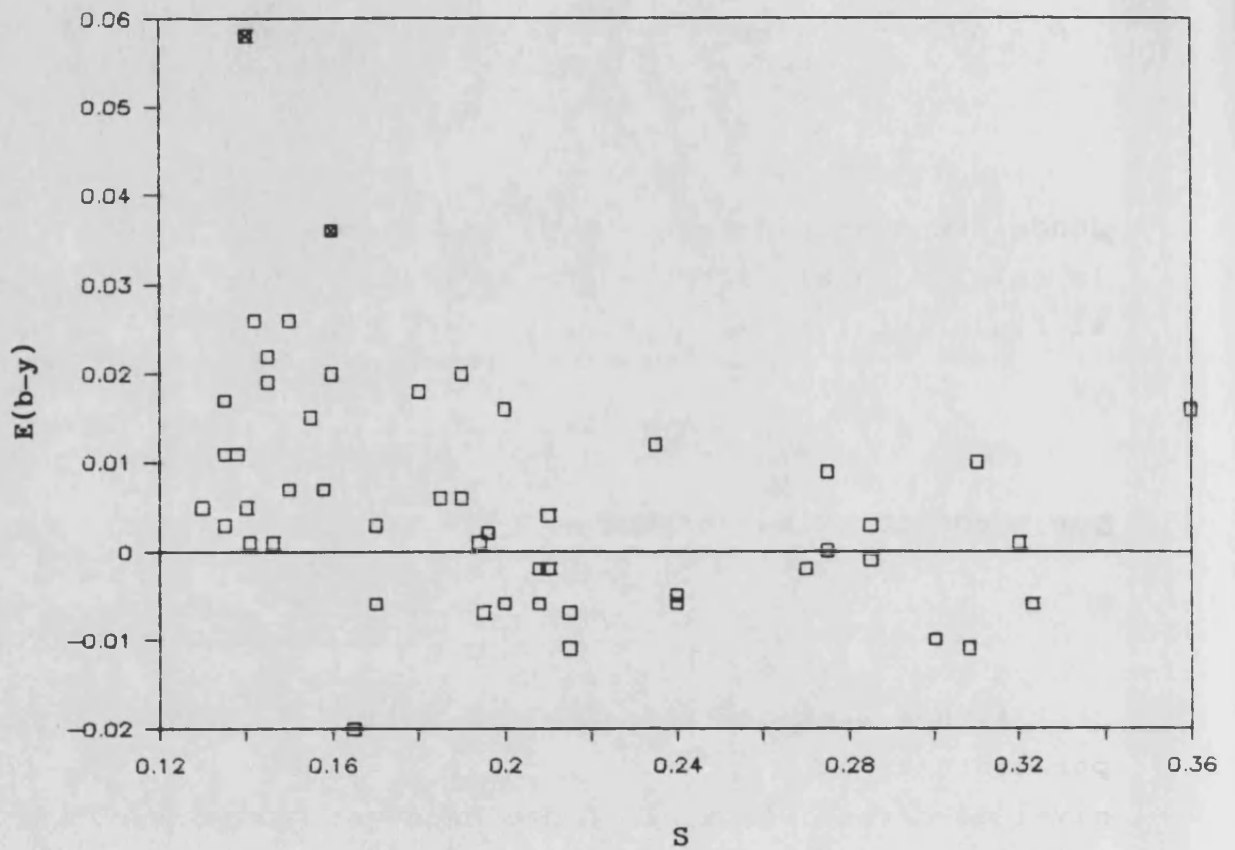
$$\Delta\beta = -2.5 \log(1 + \mu)$$

que puede aproximarse como

$$\Delta\beta = -2.5 \mu$$

A un aumento de flujo del 3% en la línea correspondería por tanto un  $\Delta\beta = -.075$ , valor que queda muy por encima del nivel de detección, y por tanto debe ser apreciado por la fotometría. Sin embargo, ninguna de las estrellas de nuestro programa de tipo solar (G2) o anterior presenta un nivel de actividad superior a .4 en S, que es donde comienza a aparecer la emisión en  $H\beta$ . Para estos tipos espectrales niveles de actividad de este orden deben ser completamente inusuales ya que, como señalan LaBonte y Rose, ni siquiera las "plages" solares ordinarias los alcanzan, y la emisión en  $H\beta$  se manifiesta sólo en las extremadamente intensas. Esto coincide con lo observado por Giampapa *et al.* (1979), que midiendo directamente el índice  $\beta$  sobre varias "plages" no encuentran ninguna diferencia significativa con respecto al  $\beta$  de regiones no activas en el Sol.

Es por tanto esperable que para estrellas de tipo G2 o anterior no exista ninguna dependencia del índice  $\beta$  con la actividad. Para comprobarlo, en las figuras 5.16 y 5.17 comparamos los excesos en (b-y) obtenidos en el apartado 4.1 para las estrellas con  $\beta > 2.59$ , con los indicadores de




---

Figura 5.16: Exceso en  $(b-y)$  frente al indicador de actividad  $S$ , para estrellas con  $\beta > 2.59$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con símbolo distinto.

---

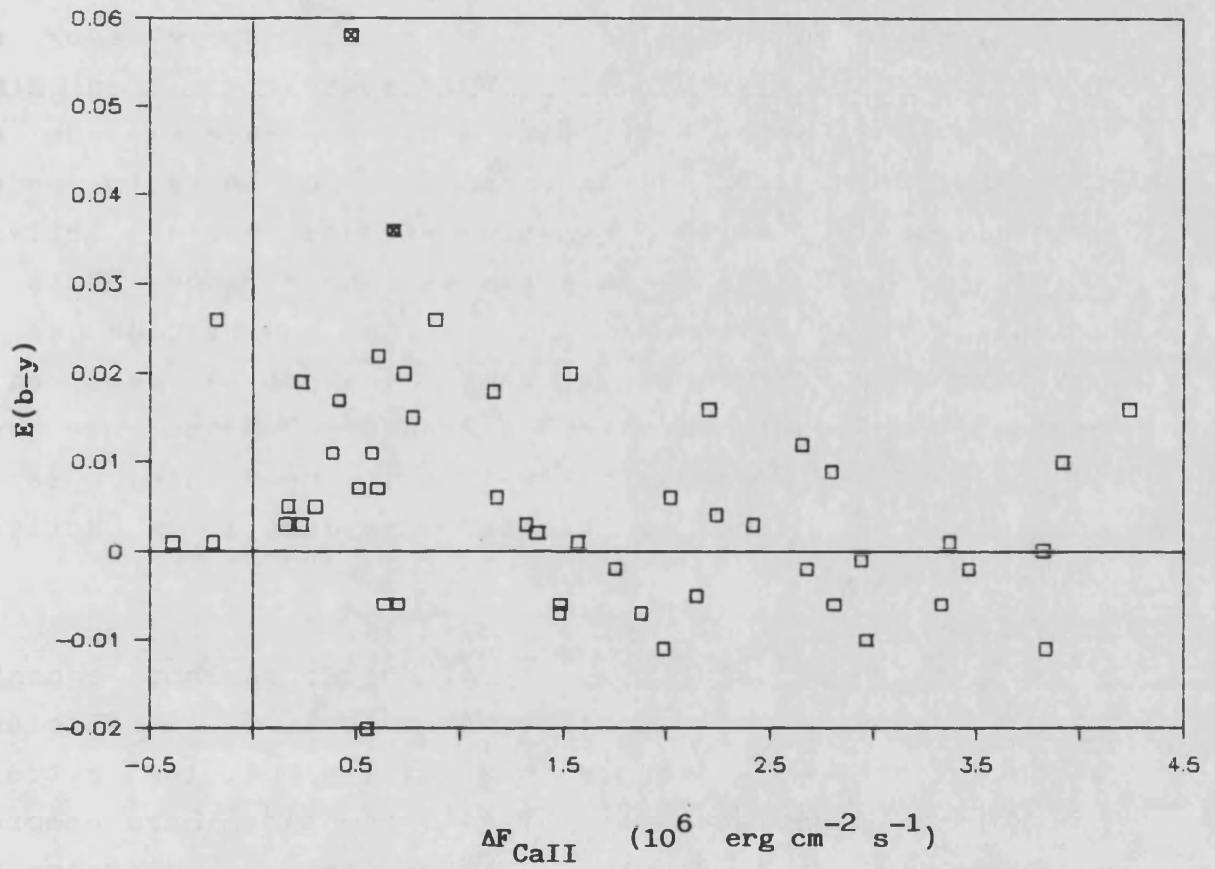
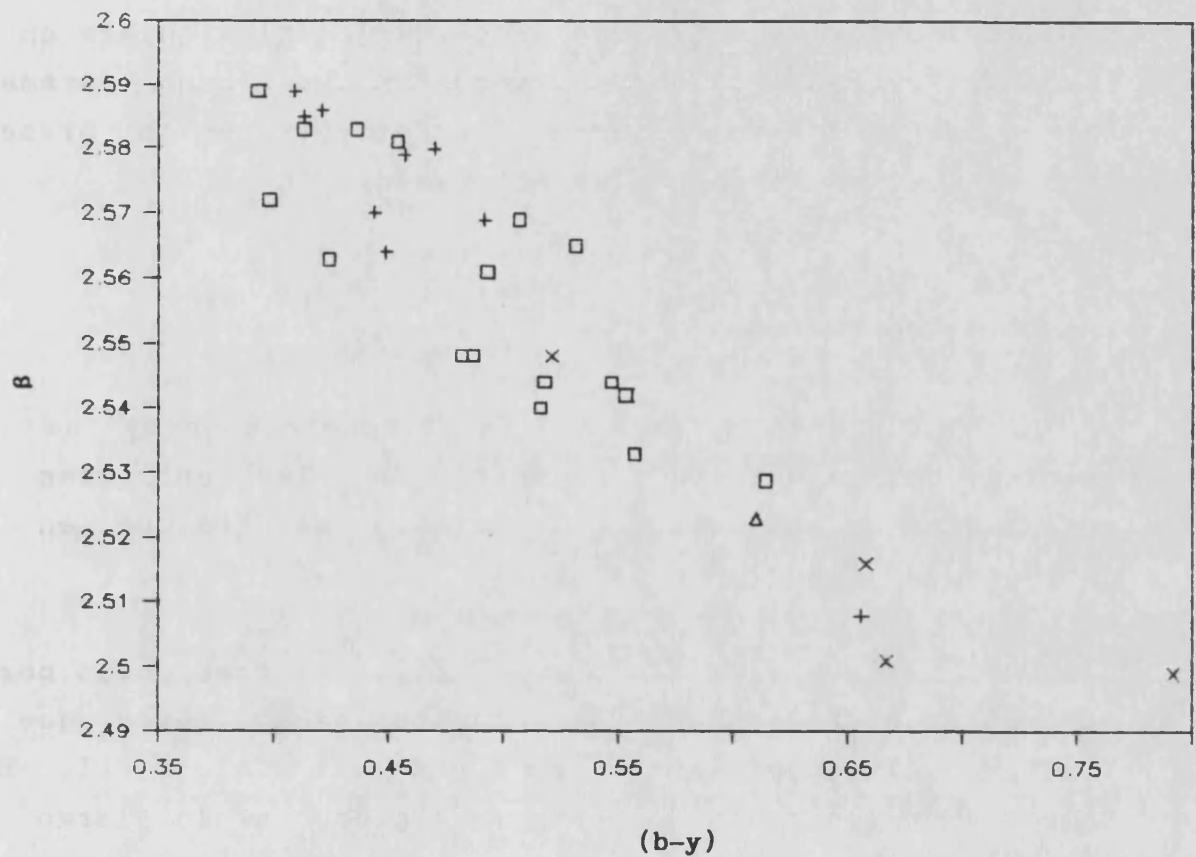


Figura 5.17: Exceso en (b-y) frente al flujo en emisión en las líneas del Calcio II, para estrellas con  $\beta > 2.59$ . Las estrellas con índices anómalos se señalan con símbolo distinto.

actividad  $S$  y  $\Delta F_{\text{CaII}}$  respectivamente. Suponiendo el  $(b-y)$  no afectado por la actividad, si las estrellas más activas presentasen emisión en  $H\beta$ , sus índices  $\beta$  serían menores, con lo cual el  $(b-y)_0$  calculado a partir del  $\beta$  sería mayor (ver expresiones del apartado 4.1). Esto se traduciría en  $E(b-y)$  negativos para estas estrellas. Ninguna tendencia de este tipo aparece en las figuras citadas, y por lo tanto podemos concluir que el índice  $\beta$  no se ve afectado por la actividad a lo largo de los tipos espectrales considerados. Esto nos garantiza a su vez que el proceso de calibración de los parámetros astrofísicos que hemos llevado a cabo en el capítulo 4, y que para estrellas con  $\beta > 2.59$  se ha basado en el índice  $\beta$  como parámetro independiente, se ve completamente libre de efectos debidos a la actividad cromosférica.

En estrellas más frías que el Sol si podemos encontrar niveles de actividad superiores a .4 en  $S$ . Si la relación de LaBonte y Rose es extrapolable a estos tipos, las estrellas más activas deberían presentar el  $\beta$  afectado. Para comprobar este extremo, en la figura 5.18 presentamos el diagrama  $\beta - (b-y)$  para estrellas con  $\beta < 2.59$ . Hemos representado con distintos símbolos los distintos niveles de actividad. Con un cuadrado y una cruz representamos respectivamente las estrellas que quedan por bajo y por arriba del "gap" de Vaughan-Preston en el plano  $S - (b-y)$ . De entre éstas últimas, las cuatro más activas las representamos con un aspa. Como puede verse, todas siguen aproximadamente la misma línea dentro del diagrama, no apreciándose diferencias sistemáticas. Hemos añadido además un caso de actividad extrema, como es la componente activa del sistema RS CVn. Para esta estrella, que representamos con un triángulo, a partir del  $\Delta F_{\text{CaII}}$  de Rutten (1987) y de la fotometría de Reglero *et al.* (1989) hemos calculado el valor de  $S$ , invirtiendo el proceso seguido para las estrellas del programa. El resultado es  $S = 3.042$ , más de cuatro veces superior al de las estrellas más activas de nuestro programa. Sin embargo, su posición en el plano  $\beta - (b-y)$



**Figura 5.18:** Diagrama  $\beta$ - $(b-y)$  para estrellas con distintos niveles de actividad, y  $\beta < 2.59$ . Las estrellas que quedan por debajo del "gap" de Vaughan-Preston se representan por ( $\square$ ), y las que quedan por encima por ( $+$ ). De entre estas últimas, las cuatro más activas se representan por ( $\times$ ). Hemos incluido también la componente activa del sistema RS CVn ( $\Delta$ ).

sigue la línea de las estrellas de baja actividad.

En consecuencia, podemos concluir que el índice  $\beta$  no se ve afectado por la actividad cromosférica ni siquiera en los casos más extremos, y por lo tanto su uso como parámetro independiente en las calibraciones fotométricas no presenta problemas en relación con la actividad.

#### 5.4 Conclusiones.

1.- El índice  $\delta_{m_1}$  de la fotometría uvby se ve afectado por la emisión cromosférica en las estrellas con alto índice de actividad. Este efecto se traduce en una aparente deficiencia en metales.

2.- El exceso de flujo en el filtro v ocasionado por la emisión cromosférica es tres o cuatro veces mayor que el flujo en emisión en las líneas H y K del Calcio II. Esta relación es constante, o varía muy poco, a lo largo del rango espectral G2-K7.

3.- El índice  $\beta$  no se ve afectado por la actividad cromosférica y, en consecuencia, las calibraciones empíricas basadas en él son independientes de los niveles de actividad.





Tabla 5.1

Indicadores de actividad. Los flujos aparecen en unidades de  $10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ , el flujo monocromático  $F_{\lambda}(v)$  en  $10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  y  $\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$  en  $10^{-3}$ .

HD	S	$F_{\text{CaII}}$	$\Delta F_{\text{CaII}}$	$F_{\lambda}(v)$	$\Delta F_{\text{CaII}}/F(v)$
1835	.360	5.90	4.24	4.23	5.02
2454	.170	5.86	.23	7.81	.15
3229	.215	6.73	1.48	7.03	1.05
3651	.185	1.03	.38	1.41	1.35
4628	.230	1.13	.58	1.30	2.25
6920	.190	3.64	1.18	4.43	1.34
9562	.145	2.47	.61	4.24	.72
10476	.210	1.35	.63	1.65	1.90
10700	.172	1.69	.43	2.29	.94
12235	.170	3.61	1.32	5.39	1.22
13421	.130	3.12	.30	5.79	.26
16160	.230	.73	.39	.85	2.30
16673	.215	5.62	1.99	5.99	1.66
17925	.700	3.34	2.75	1.15	11.97
18256	.170	5.49	.70	7.48	.47
20630	.345	4.64	3.06	3.33	4.58
22049	.510	2.62	2.06	1.37	7.50
22072	.125	.49	-.05	.68	-.34
23249	.137	.41	-.02	.57	-.14
25998	.275	7.14	3.83	6.13	3.12
26913	.385	4.93	3.35	3.08	5.44
26923	.285	5.51	2.94	4.45	3.31
26965	.205	1.40	.57	1.69	1.68
29645	.135	2.73	.16	4.75	.17
30495	.285	4.32	2.42	3.58	3.37
32147	.300	.51	.31	.44	3.52
33608	.210	7.25	2.68	8.20	1.64
35296	.308	7.00	3.84	5.16	3.72
39587	.300	5.31	2.97	4.11	3.61
43587	.158	2.90	.60	4.32	.70
45067	.140	2.93	.17	4.79	.18
75332	.270	6.63	3.47	5.74	3.02
76151	.260	3.63	2.04	3.52	2.90
76572	.146	4.59	-.19	7.20	-.13
78366	.240	4.55	2.15	4.46	2.41

Tabla 5.1 (sigue)

HD	S	$F_{CaII}$	$\Delta F_{CaII}$	$F_{\lambda}(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$
81809	.175	2.37	.55	3.08	.89
82885	.315	2.56	1.60	2.01	3.99
88737	.235	5.41	2.66	5.54	2.40
89744	.135	3.55	.39	6.32	.31
97334	.320	5.46	3.37	4.08	4.13
100180	.165	3.13	.56	4.33	.64
100563	.195	6.45	1.88	7.79	1.20
101501	.310	3.22	1.96	2.50	3.93
103095	.180	1.28	.21	1.51	.68
106516	.208	5.42	.64	5.47	.58
107213	.138	3.81	.58	6.76	.43
114378	.240	7.60	2.81	7.28	1.93
114710	.200	4.06	1.49	4.77	1.56
115383	.310	6.43	3.92	4.95	3.95
115617	.160	1.79	.37	2.66	.70
120136	.185	5.91	2.02	7.65	1.32
124570	.135	3.44	.42	6.08	.34
124850	.208	5.22	1.75	5.74	1.52
126053	.170	2.63	.64	3.64	.88
131156A	.450	4.45	3.22	2.35	6.86
141004	.160	2.97	.73	4.39	.84
142373	.142	2.45	-.18	3.78	-.23
143761	.150	2.43	.29	3.72	.39
149661	.360	2.34	1.60	1.65	4.86
152391	.400	3.69	2.61	2.26	5.80
154417	.275	5.31	2.80	4.45	3.15
156026	.835	.86	.72	.27	13.34
157856	.196	6.27	1.37	7.33	.94
158614	.165	1.81	.46	2.64	.88
159332	.145	3.95	.23	6.15	.19
160346	.305	1.02	.66	.90	3.66
161239	.140	2.66	.48	4.74	.50
166620	.205	1.03	.47	1.32	1.79
176051	.180	3.40	1.17	4.54	1.28
176095	.200	6.19	2.21	7.25	1.52
182101	.210	6.81	2.24	7.53	1.49
182572	.160	1.97	.68	3.27	1.04
187013	.150	4.78	.52	7.46	.35
187691	.150	3.70	.88	5.96	.74
188512	.141	.61	-.02	.86	-.14

Tabla 5.1 (sigue)

HD	S	$F_{CaII}$	$\Delta F_{CaII}$	$F_{\lambda}(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$
190007	.780	.83	.69	.28	12.47
190360	.155	1.47	.40	2.28	.87
190406	.190	3.77	1.54	4.84	1.59
194012	.194	5.37	1.57	6.33	1.24
201091	.605	.65	.52	.30	8.82
201092	.980	.33	.27	.10	13.36
206860	.323	5.79	3.33	4.05	4.12
216385	.141	3.98	-.39	6.30	-.30
217014	.155	2.43	.77	4.00	.97
224930	.178	2.18	.48	2.76	.87

Tabla 5.2

Resumen de las determinaciones de la relación entre el flujo de emisión cromosférica en la zona del filtro  $v$ ,  $F(v)$ , y el flujo en las líneas H y K del Calcio II,  $\Delta F_{CaII}$ . El origen de los distintos valores de  $\delta m_1$  empleados en cada caso se comenta en el texto.

HD 17925, HD 156026, HD 190007 y HD 201092			
$\delta m_1$	$\Delta F(v)/F(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$	$\Delta F(v)/\Delta F_{CaII}$
.059	$50 \cdot 10^{-9}$	$12.8 \cdot 10^{-9}$	4.4
.032	$30 \cdot 10^{-9}$	$12.8 \cdot 10^{-9}$	2.3
.037	$35 \cdot 10^{-9}$	$12.8 \cdot 10^{-9}$	2.7
"Plage" solar			
$\delta m_1$	$\Delta F(v)/F(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$	$\Delta F(v)/\Delta F_{CaII}$
.027	$25 \cdot 10^{-9}$	$7.5 \cdot 10^{-9}$	3.3
RS CVn. Componente activa			
$\delta m_1$	$\Delta F(v)/F(v)$	$\Delta F_{CaII}/F(v)$	$\Delta F(v)/\Delta F_{CaII}$
.308	$328 \cdot 10^{-9}$	$77.1 \cdot 10^{-9}$	4.3
.200	$202 \cdot 10^{-9}$	$70.3 \cdot 10^{-9}$	2.9



## CAPÍTULO 6:

### CONCLUSIONES Y PERSPECTIVAS.

---

En este capítulo resumimos las conclusiones expuestas en los anteriores, y discutimos el trabajo futuro a realizar para profundizar en los resultados obtenidos.

---

Las conclusiones del trabajo realizado pueden agruparse en dos apartados principales: la calibración fotométrica de las estrellas del programa y la relación entre actividad y fotometría.

En primer lugar, hemos presentado fotometría  $uvby\beta$  homogénea para 85 estrellas de interés, ya que pertenecen al programa de estudio de la emisión en Ca II de Monte Wilson. Para muchas de ellas no existía previamente fotometría  $uvby\beta$ , y la UBVR disponible procede de diversas fuentes no homogéneas.

Del proceso de calibración extraemos dos conclusiones principales. En primer lugar, los resultados de la calibración de los parámetros físicos fundamentales son compatibles con las determinaciones espectroscópicas del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985), en lo que se refiere a temperatura, aceleración de la gravedad en la superficie y abundancia de metales. Asimismo los valores de la magnitud absoluta, clase de luminosidad y tipo espectral coinciden con los compilados en el Bright Stars Catalogue (Hoffleit y Jaschek, 1982). Esto nos confirma la validez de los métodos de calibración empleados y la independencia de las calibraciones con respecto a la actividad estelar, salvo en el caso de la abundancia de metales para estrellas muy activas, que hemos expuesto con detalle en el capítulo 5.

Este resultado coincide con el recientemente publicado de Soderblom (1989), en el cual se demuestra que los índices de la fotometría UBVR no presentan alteraciones provocadas por la actividad cromosférica. La presencia de numerosas estrellas comunes entre nuestro trabajo y la referencia citada nos permite afirmar que no hay influencias detectables de la actividad en los índices de los distintos sistemas fotométricos, y que por tanto éstos pueden ser usados en la calibración de los parámetros astrofísicos de

las estrellas de tipo solar.

Por el contrario, nuestros resultados discrepan con los de Campbell (1984) y LaBonte y Rose (1985), en los cuales se afirma que la actividad es la causa de la anomalía fotométrica detectada en los cúmulos de las Híades y el Pesebre, y que consiste en que las estrellas F de estos cúmulos presentan valores de  $c_1$  superiores a los valores medios de las estrellas de campo de la secuencia principal (Crawford, 1975). En nuestro trabajo hemos demostrado como no hay ninguna dependencia entre  $c_1$  y el nivel de actividad para las estrellas estudiadas, varias de las cuales presentan niveles de actividad superior al nivel medio de las Híades. Este resultado, junto con el hecho de que en las Pléyades, cuyo nivel de actividad es superior al de Híades y Pesebre, no se detecte anomalía en  $c_1$ , nos permite afirmar que la explicación de la anomalía de las Híades y el Pesebre debe buscarse en fenómenos distintos a la actividad cromosférica.

Por otra parte, en estudios previos todas las estrellas del presente programa han sido consideradas como estrellas normales de la secuencia principal, o poco evolucionadas. Hemos mostrado sin embargo que al menos ocho presentan un estado de evolución avanzado (clases de luminosidad III-IV), de acuerdo con la posición que ocupan en los diagramas fotométricos. Cinco estrellas presentan además un índice  $m_1$  anómalo. Todas ellas, que aparecen listadas en la tabla 4.2, no pueden ser consideradas como estrellas de la secuencia principal normales, y por tanto su inclusión en estudios del comportamiento magnético de las estrellas de clase V puede conducir a resultados erróneos, o enmascarar posibles relaciones válidas para estrellas normales. La binaridad es una posible causa de estas anomalías.

En cuanto a la relación actividad-fotometría, hemos podido confirmar la influencia de la emisión cromosférica en



el índice  $m_1$ , efecto que ya había sido avanzado por otros autores (Giampapa *et al.*, 1979; Giménez *et al.* 1986). Esta influencia hace aparecer como deficientes en metales las estrellas con elevados niveles de actividad, debido a que la emisión cromosférica hace aparecer las líneas de absorción de los metales como menos intensas. Este efecto sólo se manifiesta en estrellas con baja emisión en el continuo fotosférico, y que son las G tardías y las K. En las estrellas F, el flujo fotosférico más elevado hace que la contribución de la emisión cromosférica no sea detectable en los índices de la fotometría.

Hemos obtenido además una relación numérica entre el flujo en emisión en las líneas H y K del Calcio II y el exceso de  $\delta m_1$  provocado por la actividad cromosférica. Esta relación parece constante para tipos espectrales entre G2 y K7, dentro de los errores de las magnitudes manejadas. Esta constancia implica a su vez que el cociente entre el "blanketing" en la zona del Calcio II (3950 Å) y la del filtro v (4100 Å) es prácticamente constante para el rango de tipos espectrales considerado.

Por otra parte, hemos podido confirmar desde el punto de vista de la fotometría el esquema generalmente aceptado de disminución del nivel de actividad con la edad, causado por el aumento del periodo de rotación. Usando  $\delta c_1$  como indicador de evolución, hemos comprobado como todas las estrellas muy activas son jóvenes, mientras que las más evolucionadas presentan bajos niveles de actividad. De esta forma está justificado el llamar jóvenes ("young") a las estrellas que quedan por arriba del "gap" de Vaughan-Preston en el diagrama S - (b-y), tal y como hacen Noyes *et al.* (1984). Vemos además que entre las subgigantes de campo no se dan altos niveles de actividad. Esto último sí sucede cuando la subgigante forma parte de un sistema binario, en que la rotación es forzada por el movimiento orbital. Este es el caso de las estrellas tipo RS CVn (Giménez *et al.*

(1986).

En cuanto a la fotometría  $H\beta$ , hemos probado como no presenta ninguna influencia debida a la actividad, en buen acuerdo con lo esperado a partir de las previsiones de LaBonte y Rose (1985).

También podemos presentar como resultados complementarios la obtención de una ecuación de transformación para el índice (B-V) de Johnson en función de los índices uvby, válida para estrellas de tipos G y K, obtenida a partir de una base observacional más extensa que en las preexistentes. Asimismo hemos obtenido una ecuación de calibración para la gravedad superficial en el rango de las estrellas F.

Por último, y refiriéndonos a las perspectivas, la continuación natural de este estudio sería el precisar más la relación entre el flujo en el Calcio II y el índice  $\delta_{m_1}$ , así como confirmar su independencia con el tipo espectral. Esto debería hacerse a partir de la obtención de fotometría para estrellas de elevados niveles de actividad. Sin embargo, aquí se presenta un problema de índole observacional: las estrellas más activas generalmente pertenecen a sistemas binarios, y en tales sistemas es difícil obtener resultados fotométricos para cada una de las componentes por separado.

La única forma que se presenta de obtener fotometría de estrellas muy activas es el estudio de sistemas eclipsantes tipo RS CVn que presenten eclipse total. Durante el eclipse puede observarse aisladamente la estrella activa, y de esta forma comparar la fotometría con el índice de actividad. Un estudio de este tipo realizado por Reglero *et al.* (1989) ha sido usado en la elaboración de los resultados de este trabajo, y confirma la poca influencia de la actividad cromosférica en la determinación de los parámetros

astrofísicos del sistema, excepción hecha del ya comentado efecto en el índice  $m_1$ .

Nuevos estudios que están siendo emprendidos para las estrellas más activas, de tipos RS CVn y BY Dra, nos permitirán establecer la relación entre la actividad cromosférica, medida a través del flujo en el CaII , y el comportamiento de los pseudocontinuos espectrales, que se observarán mediante espectroscopía de baja resolución, y que son en definitiva los que determinan los flujos en los filtros fotométricos de banda ancha e intermedia.





APÉNDICE 1:

DERIVACIÓN DE (B-V) A PARTIR DE LA FOTOMETRÍA  
uvby

---

A lo largo del presente trabajo hemos hecho un amplio uso del índice (B-V) del sistema de Johnson, que hemos derivado a partir de nuestra fotometría uvby. Las ecuaciones de transformación existentes para el rango cubierto por las estrellas del programa son:

$$(B-V) = 1.520(b-y) + .604m_1 - .092 \quad (.05 < (B-V) < .70)$$

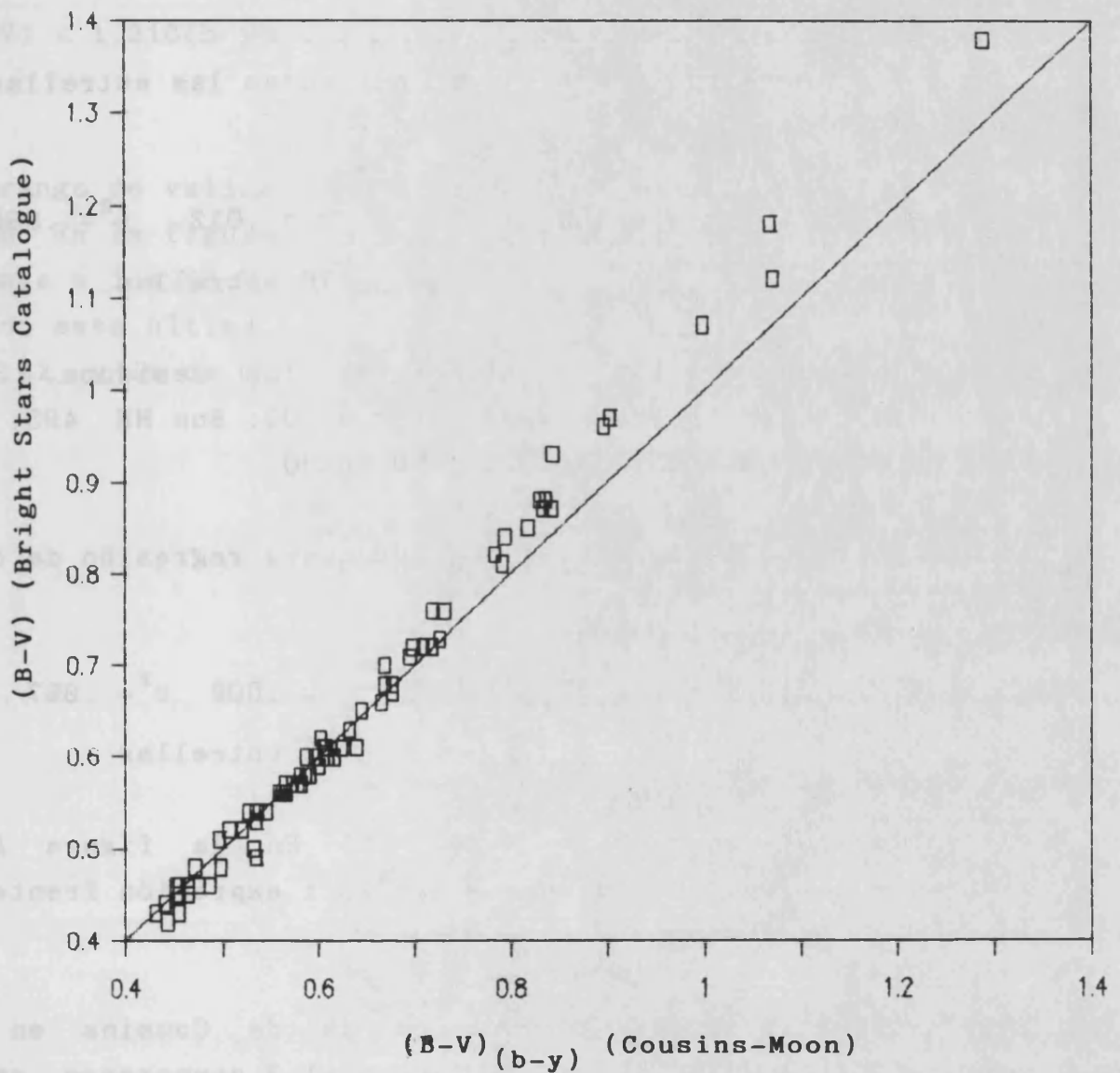
$$(B-V) = -.193(b-y)^2 + 1.906(b-y) - .099 \quad (.375 < (b-y) < 1.000)$$

La primera ha sido derivada por Cousins y Caldwell (1985) y modificada por Cousins (1987). La segunda procede de Moon (1985).

En la figura A1.1 presentamos un gráfico de los valores calculados con estas expresiones a partir de nuestra fotometría, frente a los (B-V) del Bright Stars Catálogo (Hoffleit y Jascheck, 1982). Como puede verse, existe una buena correlación en el rango cubierto por la calibración de Cousins, mientras que no es así con la de Moon. En consecuencia hemos estimado conveniente calcular una nueva ecuación de transformación, válida para estrellas con (B-V) mayor de .7 mag.

Para este cálculo se ha utilizado un conjunto de 78 estrellas, con (B-V) en el Bright Stars Catalogue e índices uvby procedentes de Perry *et al.* (1987), Olsen (1984) y la tabla 4.7 del presente trabajo. Se han seleccionado estrellas de clase de luminosidad V y IV y (b-y) mayor de .35. En la tabla A1.1 se presenta la lista de estrellas y la procedencia de los valores uvby para cada una de ellas.

El proceso a seguir es el empleado por Cousins y Caldwell (1985). Consideramos (B-V) como dependiente de (b-y) y  $m_1$ . Esta elección es plausible debido a que, mientras los filtros V e y tienen la misma longitud de onda efectiva, el B se encuentra entre el v y el b. Concretamente, las longitudes de onda efectivas de B, b y v




---

Figura A1.1: Comparación entre los valores de  $(B-V)$  obtenidos para las estrellas del programa a partir de la fotometría uvby, usando las fórmulas de transformación de Cousins (1987) y Moon (1985), y los valores del Bright Stars Catalogue.

---



son respectivamente 4417, 4670 y 4110 Å (Cousins y Caldwell, 1985). Esto sugiere que el valor de (B-V) debe depender de índices que contengan combinaciones de los filtros v, b e y. Estos índices son el (b-y) y el  $m_1$ .

Una primera regresión lineal con todas las estrellas da como resultado:

$$(B-V) = 1.462(b-y) + .319m_1 - .017 \quad \sigma = .012 \quad r^2 = .996$$

78 estrellas

siendo la  $\sigma$  la desviación típica de los residuos. Seis estrellas tienen residuos superiores a .02. Son HR 493, HR 528, HR 5544, HR 8085, HR 8721 y HD 88230.

Eliminando estas estrellas, una nueva regresión da como resultado:

$$(B-V) = 1.505(b-y) + .303m_1 - .032 \quad \sigma = .009 \quad r^2 = .997 \quad (1)$$

72 estrellas

válido para el rango  $.35 < (b-y) < .65$ . En la figura A1.2 mostramos los valores obtenidos con esta expresión frente a los (B-V) de catálogo.

Esta calibración interseca con la de Cousins en el rango  $.55 < (B-V) < .70$ . En la figura A1.3 comparamos ambas calibraciones. Hay una buena coincidencia para (B-V) menores de .64, mientras que en el resto hay una ligera desviación. Como consideramos la calibración de Cousins suficientemente precisa en su rango, calculamos una nueva sólo para la zona no cubierta por ésta. Para ello, de nuestro conjunto inicial de 78 estrellas seleccionamos aquellas con (b-y) mayor de .4. El resultado de la regresión es:

$$(B-V) = 1.429(b-y) + .325m_1 + .000 \quad \sigma = .013 \quad r^2 = .996$$

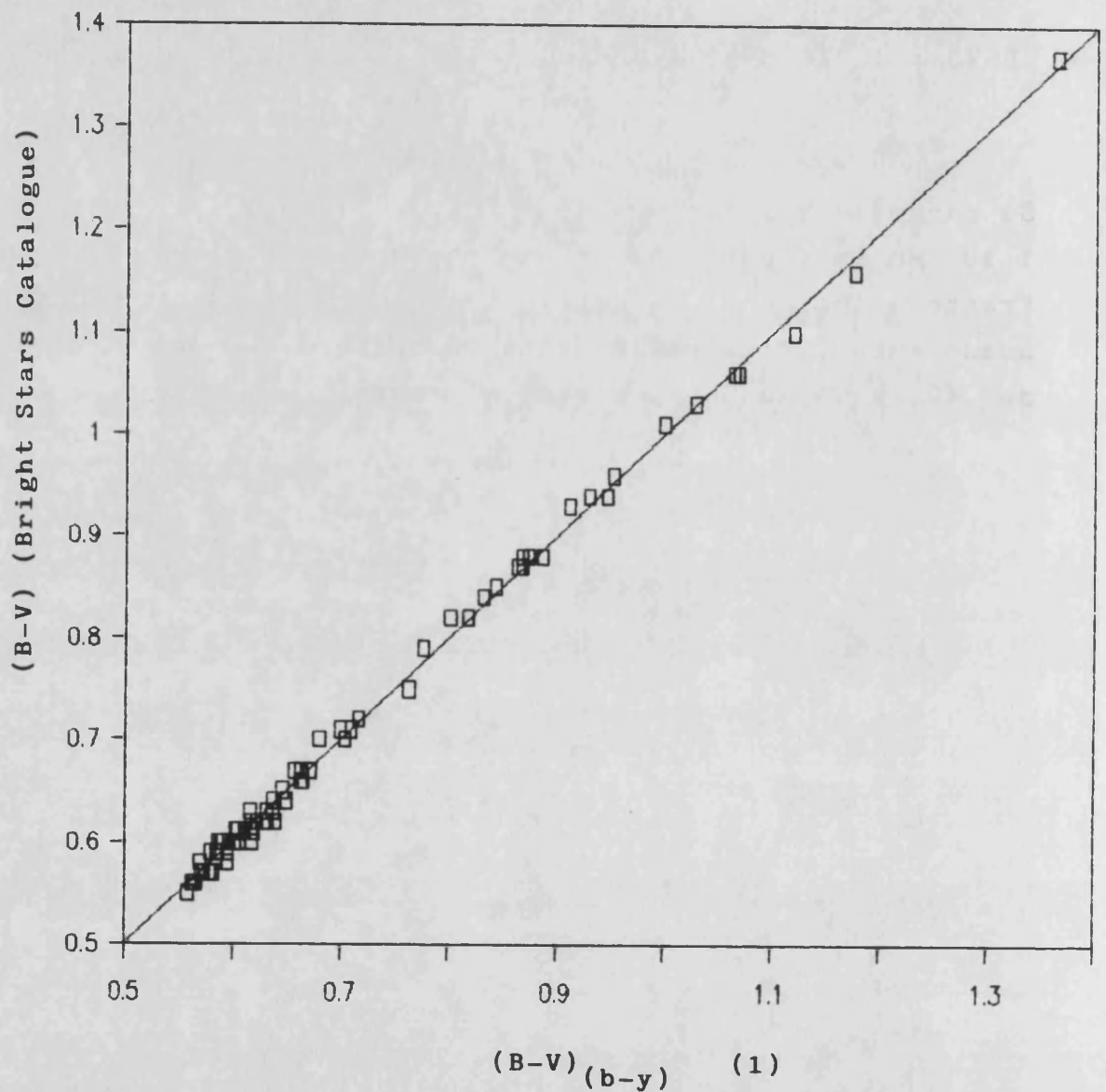
44 estrellas .

Como en el caso anterior, eliminamos aquellas estrellas con residuos de .02 o mayores, que son HR 5544, HR 5568, HR 8085, HR 8086, HR 8721, HR 9107 y HD 88230. El resultado es:

$$(B-V) = 1.316(b-y) + .386m_1 + .033 \quad \sigma = .009 \quad r^2 = .996 \quad (2)$$

37 estrellas

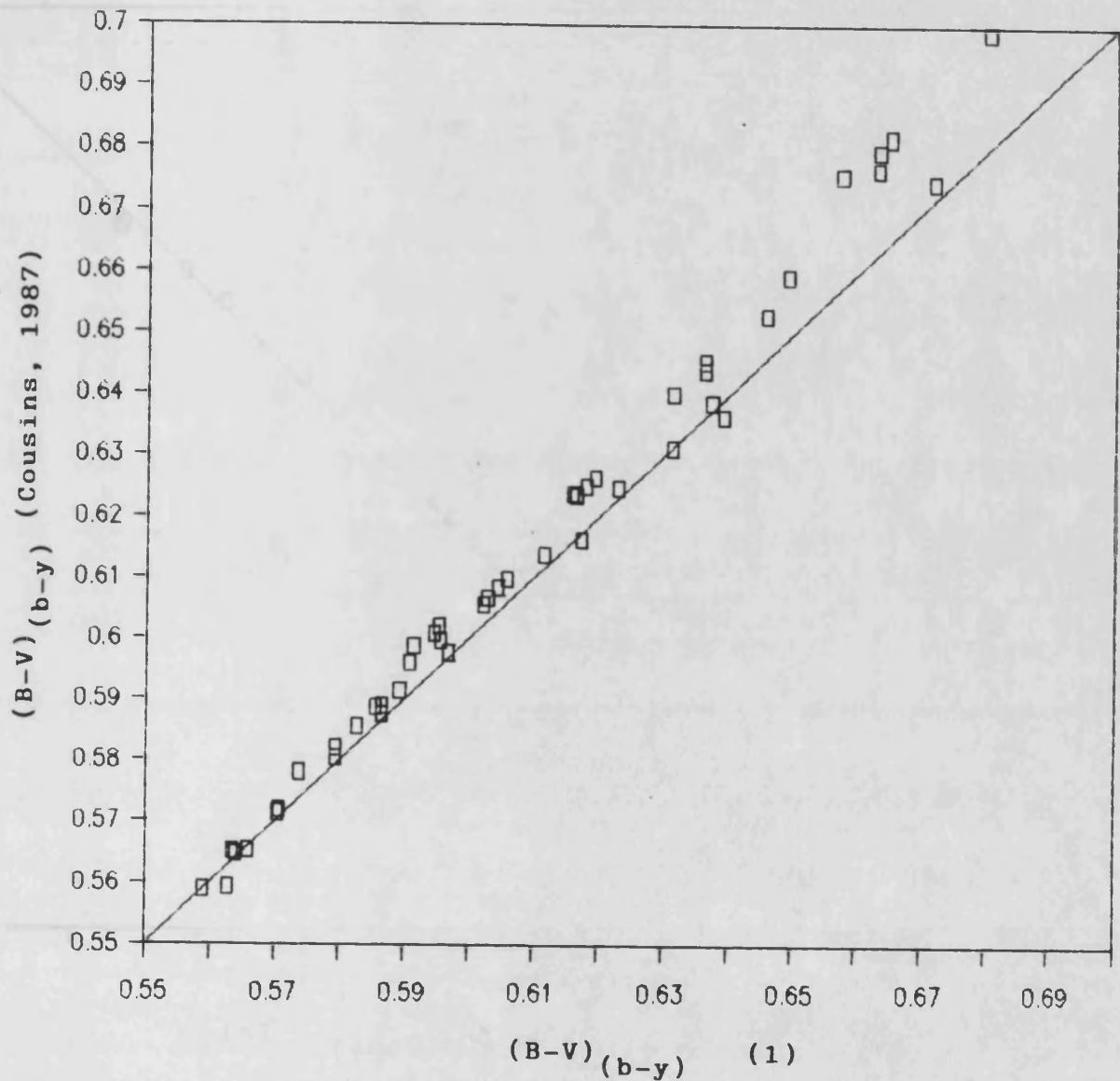
Su rango de validez es  $.40 < (b-y) < .65$ , o  $.64 < (B-V) < 1.16$ . En la figura A1.4 mostramos los valores obtenidos frente a los (B-V) de catálogo. A lo largo del trabajo hemos usado esta última calibración para estrellas con (b-y) mayor de .42, y la de Cousins para el resto.




---

**Figura A1.2:** Comparación entre los valores de  $(B-V)$  obtenidos a partir de los índices uvby con la ecuación (1) y los del Bright Stars Catalogue.

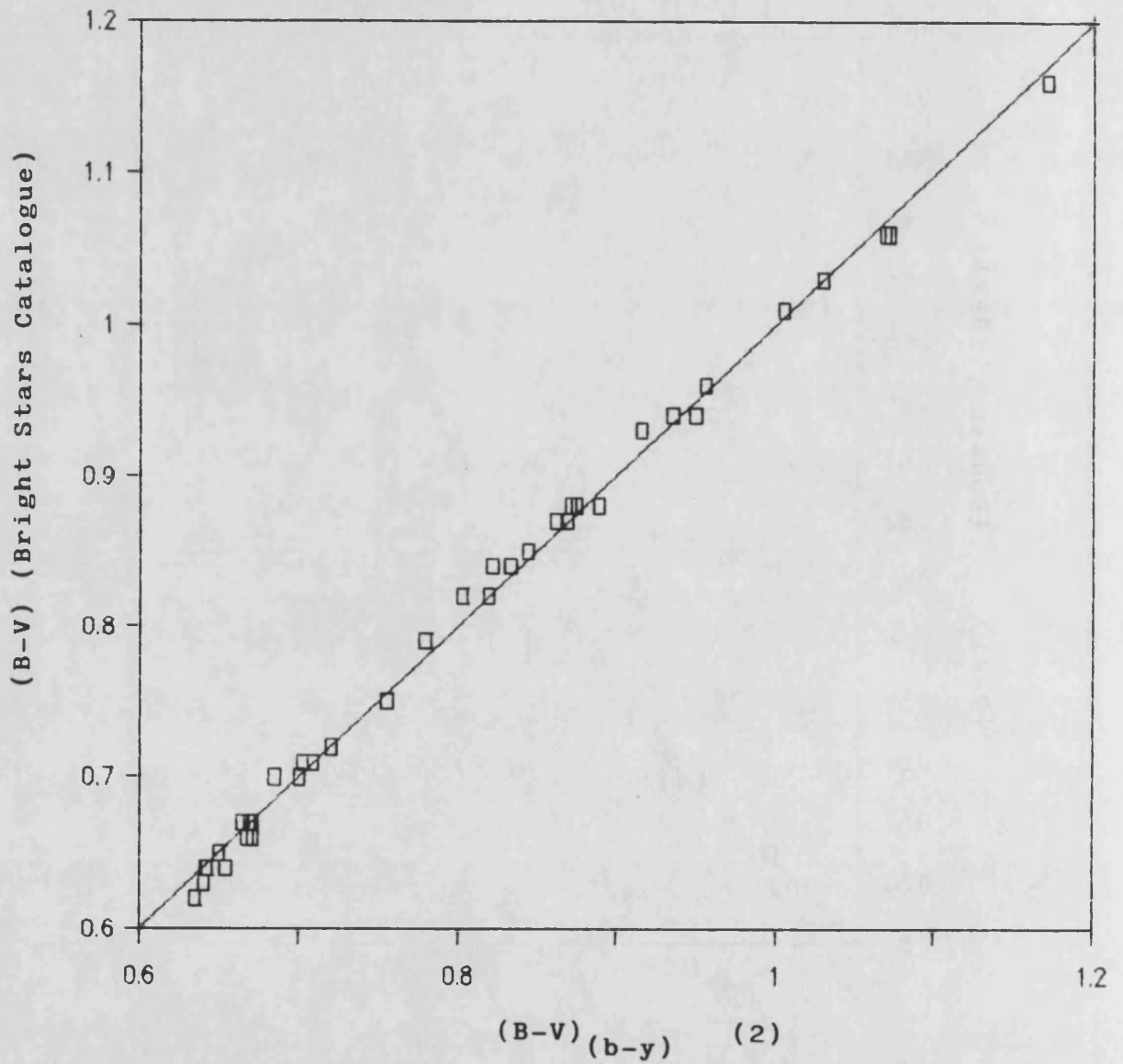
---




---

**Figura A1.3:** Comparación entre los valores de  $(B-V)$  obtenidos a partir de los índices uvby mediante la ecuación (1) y mediante la de Cousins (1987), para estrellas pertenecientes a la intersección de los rangos de ambas.

---




---

**Figura A1.4:** Comparación entre los valores de  $(B-V)$  obtenidos a partir de los índices uvby con la ecuación (2) y los del Bright Stars Catalogue.

---



Tabla A1.1

Estrellas usadas para el cálculo de la transformación (B-V) - (b-y). Los valores (B-V) proceden del Bright Stars Catalogue, y los (b-y) y  $m_1$  de las referencias indicadas. Las dos últimas columnas son los residuos con respecto a las ecuaciones (1) y (2). Las estrellas para las que no se indica residuo no han sido usadas en el correspondiente ajuste.

HR/(HD)	(B-V)	(b-y)	$m_1$	ref.	res(1)	res(2)
166	0.85	0.507	0.374	3	-.006	-.005
222	0.88	0.518	0.415	3	-.007	-.005
340	0.60	0.374	0.184	3	-.013	---
448	0.64	0.402	0.209	3	-.004	.003
493	0.84	0.493	0.364	1	---	-.018
582	0.62	0.368	0.224	3	---	---
635	0.56	0.361	0.180	1	.006	---
660	0.61	0.390	0.187	1	.002	---
857	0.87	0.521	0.371	3	-.005	-.008
913	0.60	0.373	0.205	1	-.009	---
937	0.59	0.376	0.201	1	.005	---
962	0.57	0.363	0.188	1	.001	---
1006	0.64	0.403	0.204	1	-.004	.002
1010	0.60	0.381	0.183	1	-.003	---
1024	0.70	0.449	0.198	1	.004	.000
1084	0.88	0.514	0.419	3	-.011	-.009
1089	0.63	0.408	0.183	1	.007	.011
1321	0.70	0.425	0.240	1	-.020	-.015
1322	0.59	0.369	0.185	1	-.011	---
1325	0.82	0.487	0.333	1	-.018	-.018
1489	0.57	0.368	0.190	3	.009	---
1532	0.63	0.399	0.208	3	.002	---
1656	0.65	0.410	0.201	1	-.004	.000
1662	0.62	0.398	0.185	1	.003	---
1729	0.63	0.389	0.206	1	-.014	---
1925	0.84	0.501	0.366	2	-.007	-.006
1982	0.94	0.551	0.497	2	.008	.010
2047	0.59	0.378	0.194	1	.006	---
2251	0.61	0.383	0.191	3	-.008	---
2313	0.56	0.361	0.170	1	.003	---
2483	0.56	0.359	0.184	1	.004	---
2918	0.60	0.375	0.188	1	-.011	---
3271	0.60	0.385	0.193	1	.006	---
3538	0.67	0.410	0.239	1	-.013	-.005
3625	0.60	0.374	0.198	3	-.009	---
3881	0.62	0.390	0.203	1	-.004	---
3901	0.58	0.363	0.185	1	-.010	---
3951	0.66	0.416	0.234	1	.005	.011
4012	0.56	0.358	0.187	3	.003	---
4277	0.61	0.392	0.203	1	.009	---

Tabla A1.1 (sigue)

HR/(HD)	(B-V)	(b-y)	$m_1$	ref.	res(1)	res(2)
4345	0.61	0.391	0.203	3	.008	---
4437	0.57	0.363	0.196	3	.004	---
4496	0.72	0.444	0.267	3	-.003	.000
4550	0.75	0.483	0.225	1	.013	.005
4983	0.57	0.370	0.191	1	.013	---
5011	0.59	0.372	0.191	1	-.004	---
5019	0.71	0.436	0.248	3	-.011	-.007
5072	0.71	0.446	0.232	1	.000	-.001
5235	0.58	0.376	0.203	1	.015	---
5544	0.76	0.449	0.263	3	---	---
5568	1.10	0.629	0.681	2	.021	---
5868	0.60	0.383	0.193	1	.003	---
5968	0.60	0.396	0.176	1	.017	---
6171	0.82	0.492	0.361	3	-.002	.000
6458	0.62	0.405	0.178	1	.011	.015
6806	0.87	0.516	0.407	1	-.002	-.001
7462	0.79	0.472	0.324	1	-.013	-.011
7503	0.64	0.410	0.212	1	.009	.014
7504	0.66	0.417	0.223	1	.003	.008
7560	0.55	0.356	0.182	1	.009	---
7672	0.61	0.384	0.193	3	-.006	---
7722	0.88	0.521	0.443	2	.006	.010
8085	1.18	0.656	0.677	1	---	---
8086	1.37	0.792	0.673	1	-.006	---
8314	0.59	0.373	0.189	3	-.003	---
8387	1.06	0.607	0.622	2	.010	.012
8721	1.10	0.637	0.662	2	---	---
8729	0.67	0.415	0.233	1	-.007	-.001
8832	1.01	0.571	0.573	2	-.009	-.004
9088	0.67	0.430	0.187	1	.002	.001
9107	0.62	0.412	0.169	1	.019	---
(50281)	1.06	0.602	0.633	2	.006	.010
(74576)	0.93	0.533	0.471	2	-.017	-.014
(88230)	1.35	0.790	0.741	2	---	---
(110833)	0.94	0.540	0.497	2	-.009	-.005
(125072)	1.03	0.591	0.569	2	.000	.000
(156026)	1.16	0.667	0.678	2	.017	.012
(160346)	0.96	0.553	0.506	2	-.006	-.004

- 1.- Perry *et al.*, 1987.
- 2.- Olsen, 1984.
- 3.- Tabla 3.7 de este trabajo.





**APÉNDICE 2:**

**CALIBRACIÓN DE LOG G PARA ESTRELLAS DE TIPO F.**

---



Para calibrar la aceleración de la gravedad en superficie en función de los índices fotométricos hemos seguido el proceso empleado por Olsen (1984) en su calibración de  $\log g$  para estrellas con  $(b-y) > .350$ . Como índice relacionado con la temperatura hemos empleado  $\beta$  en lugar de  $(b-y)$ , ya que no está afectado por el "reddening", y por otra parte es usado mayoritariamente en las calibraciones empíricas para estrellas F existentes en la bibliografía, y usadas en el capítulo 4 de este trabajo.

Siguiendo la argumentación de Olsen (1984), hemos considerado que la pequeña variación de  $\log g$  a lo largo de ZAMS hace plausible asumir una dependencia lineal con  $\beta$ . Asimismo, la incertidumbre en las determinaciones de  $\log g$  usadas, del orden de  $.2 - .3$  (siempre expresando  $g$  en el sistema c.g.s.), dificulta la determinación de pendientes en la relación  $\log g - \delta c_1$  para diferentes intervalos de  $\beta$ . En consecuencia, hemos calculado la ecuación de calibración mediante un ajuste por mínimos cuadrados lineal, en función de  $\beta$ ,  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$ , para todo el conjunto de estrellas disponible.

Los datos de  $\log g$  han sido tomados del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.*, (1985). Como fuentes de la fotometría hemos consultado la publicada por Olsen (1983, 1984), Olsen y Perry (1984), Perry *et al.*, (1987), Reglero *et al.*, (1988) y la serie "Four-color and  $H\beta$  photometry for open clusters", de Crawford y sus colaboradores, además de la tabla 3.7 de este trabajo. Hemos limitado la búsqueda a estrellas con  $2.58 < \beta < 2.72$  y  $\log g < 3.0$ . En la tabla A2.1 presentamos la lista de estrellas con estos requisitos, con indicación de la procedencia de la fotometría en cada caso.

En primer lugar hemos realizado un estudio del "reddening" para el conjunto de estrellas. Sólomente tres presentan un  $E(b-y) > .034$ . Son HD 19445, HD 174704 y HD

182572, con excesos de .041, .090 y .036 respectivamente. Estas estrellas no han intervenido en los ajustes.

A continuación hemos calculado  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$ , interpolando en la tabla I de Crawford (1975) con las modificaciones de Olsen (1987). Los valores obtenidos se muestran en la tabla A2.1.

Una primera regresión da como resultado:

$$\log g = 2.98\Delta\beta - 3.74\delta m_1 - 5.32\delta c_1 + 4.28 \quad \sigma = .21 \quad r^2 = .48$$

65 estrellas

donde  $\Delta\beta$  es:

$$\Delta\beta = 2.72 - \beta$$

Cuatro estrellas muestran un residuo mayor de  $2\sigma$  con respecto a este ajuste. Son HD 88248, HD 102365, HD 105590 y HD 134678, con residuos de -.67, -.43, -.49 y .59 respectivamente. Eliminándolas, un nuevo ajuste da como resultado:

$$\log g = 3.31\Delta\beta - 4.08\delta m_1 - 4.85\delta c_1 + 4.25 \quad \sigma = .16 \quad r^2 = .59$$

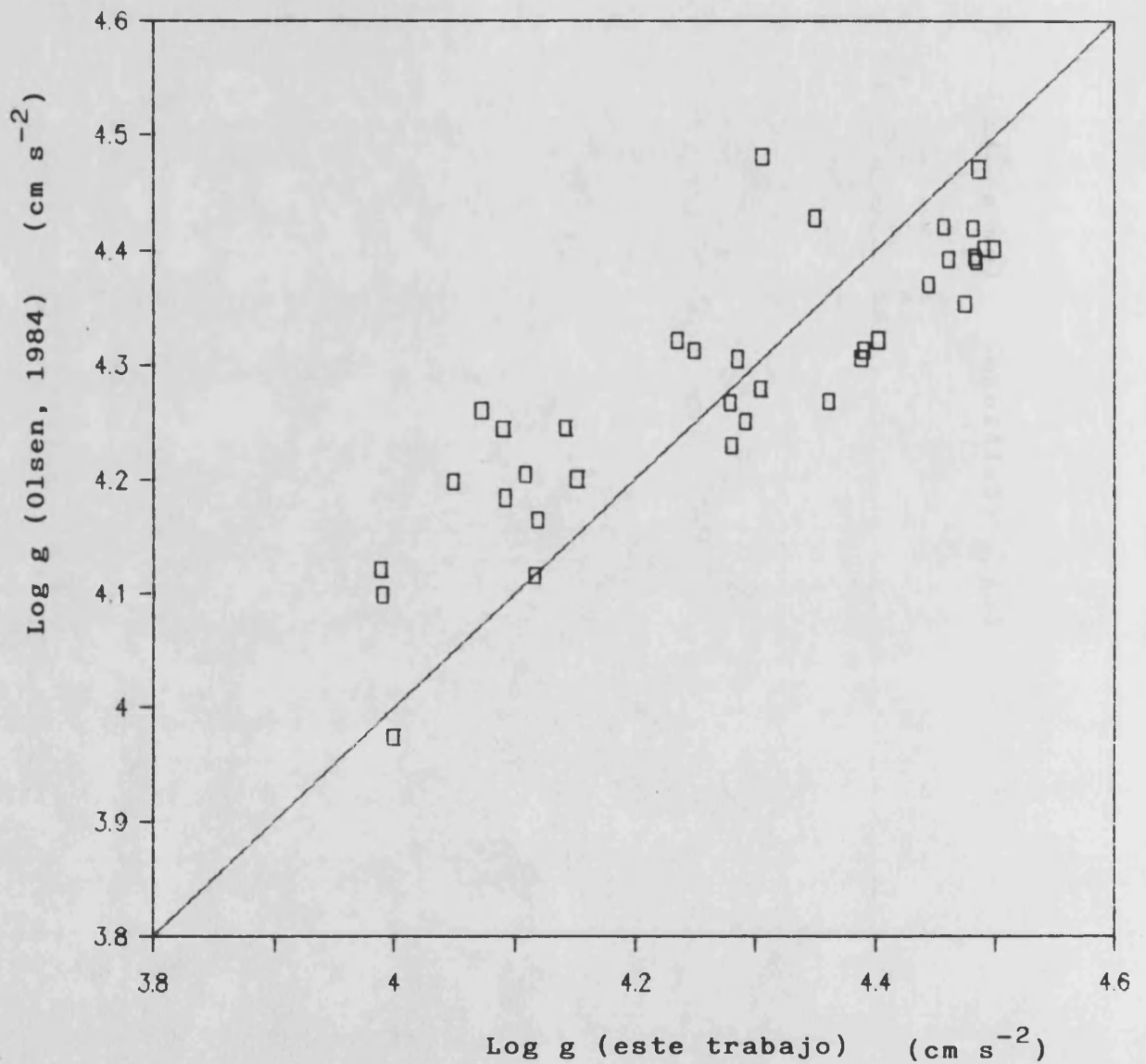
61 estrellas

Esta es la ecuación que adoptamos como definitiva, con un rango de validez de  $2.58 < \beta < 2.72$ . Nuevos ajustes eliminando las estrellas con  $\delta m_1 > .100$  y  $\delta m_1 < -.050$  no mejoran el resultado. Asimismo, eliminando la dependencia en  $\beta$  o en  $\delta m_1$  el ajuste empeora sensiblemente.

En la tabla A2.1 mostramos los residuos con respecto a esta última ecuación, para todas las estrellas que han intervenido en la regresión. En la figura A2.1 comparamos para esas mismas estrellas los valores de calibración con los de catálogo. Por último, en la figura A2.2 comparamos los valores obtenidos según nuestra calibración con los

obtenidos con la de Olsen (1984), para las estrellas de la tabla 4.1 que pertenecen a la intersección de los rangos de ambas calibraciones.






---

**Figura A2.2:** Comparación entre los valores de  $\log g$  obtenidos con nuestra calibración y con la de Olsen (1984), para las estrellas del programa pertenecientes a la intersección de los rangos de ambas.

---





Tabla A2.1

Estrellas usadas para la calibración de  $\log g$ . Los valores de  $\log g$  son del Catálogo de Cayrel de Strobel *et al.*, (1985), y la fotometría de las referencias indicadas. En caso de dos referencias, la primera es de la fotometría uvby y la segunda de la H $\beta$ . Se indican los residuos con respecto a la ecuación de calibración (Catálogo menos calibración).

HD	$\log g$	(b-y)	$m_1$	$c_1$	$\beta$	ref.	$\delta m_1$	$\delta c_1$	res.
1835	4.5	.408	.228	.347	2.606	8	-.020	.045	.01
9826	4.0	.344	.179	.409	2.629	6	.011	.061	-.21
13974	4.5	.390	.187	.259	2.586	6,7	.053	-.004	.00
19445	4.3	.353	.050	.195	2.585	4	.192	-.064	---
20630	4.5	.420	.237	.313	2.585	4	.005	.051	.07
23912	4.3	.290	.147	.487	2.671	3	.024	.045	.20
27383	4.3	.352	.194	.371	2.621	1	.001	.039	-.08
27561	4.2	.267	.167	.482	2.674	1	.004	.032	-.03
27808	4.4	.337	.179	.375	2.626	1	.013	.033	.05
27836	4.3	.386	.200	.325	2.589	1	.032	.057	.02
27859	4.4	.384	.204	.327	2.606	1	.004	.025	-.09
28483	4.4	.307	.175	.411	2.654	1	.001	.011	-.01
29310	4.3	.384	.214	.331	2.605	1	-.005	.031	-.20
30495	4.5	.399	.213	.320	2.593	4	.012	.044	.09
30652	4.5	.299	.162	.416	2.652	6	.015	.021	.19
30676	4.3	.356	.195	.353	2.617	1	.003	.029	-.14
30810	4.3	.351	.180	.364	2.615	1	.020	.044	.00
34411	4.1	.389	.206	.363	2.598	6	.011	.077	-.14
39587	4.4	.378	.194	.307	2.599	6	.022	.019	-.07
52711	4.5	.386	.182	.330	2.590	4	.048	.060	.31
76151	4.4	.409	.244	.328	2.589	8	-.012	.060	-.04
82885	4.6	.470	.313	.371	2.580	8	-.058	.118	.22
84737	4.3	.390	.203	.382	2.616	6,7	-.004	.060	-.02
84937	4.1	.303	.054	.354	2.619	4	.143	.026	.23
86728	4.3	.416	.234	.388	2.599	6	-.018	.100	.06
88248	3.0	.320	.163	.503	2.634	4,5	.024	.145	---
94028	3.9	.346	.074	.251	2.587	4	.164	-.014	-.19
95128	4.3	.392	.203	.337	2.605	6,7	.006	.037	-.13
102365	4.1	.408	.211	.277	2.588	4	.024	.010	---
102634	4.3	.325	.185	.437	2.646	4,5	-.005	.055	.05
102870	4.3	.354	.186	.415	2.629	6	.004	.067	.09
105590	3.9	.410	.232	.325	2.591	4	-.004	.053	---
106516	4.2	.317	.108	.348	2.615	8	.092	.028	.11
107213	4.3	.335	.190	.450	2.642	8	-.008	.076	.13
110379	4.0	.236	.156	.520	2.692	4,5	.015	.018	-.19

Tabla A2.1 (sigue)

HD	log g	(b-y)	m <sub>1</sub>	c <sub>1</sub>	β	ref.	δm <sub>1</sub>	δc <sub>1</sub>	res.
114710	4.5	.365	.195	.327	2.610	8	.009	.017	.01
114762	4.3	.365	.123	.294	2.586	4	.117	.031	.23
114870	4.5	.370	.191	.337	2.608	6	.015	.031	.09
115383	4.4	.371	.191	.376	2.615	8	.009	.056	.11
120136	4.3	.312	.179	.434	2.654	8	-.003	.034	-.02
121370	3.8	.376	.203	.476	2.627	6	-.012	.132	-.17
124570	4.2	.348	.178	.433	2.633	8	.009	.077	.07
128167	4.4	.253	.135	.484	2.675	6	.036	.032	.30
134169	3.8	.368	.120	.307	2.582	4	.130	.051	-.13
134678	4.5	.322	.121	.386	2.614	4	.080	.068	---
136352	4.1	.403	.195	.294	2.592	4	.032	.020	-.35
141004	4.1	.383	.193	.366	2.605	6	.016	.066	-.14
142373	4.2	.382	.140	.342	2.593	8	.085	.066	.20
142860	4.0	.319	.151	.401	2.632	6	.037	.047	-.16
143761	4.0	.396	.176	.331	2.594	6,7	.048	.053	-.21
148816	4.0	.368	.128	.298	2.588	4	.107	.031	-.10
157089	4.0	.381	.146	.315	2.584	4	.099	.055	-.03
157214	4.3	.405	.178	.312	2.588	6	.057	.045	.06
174704	3.5	.320	.245	.710	2.714	4,5	-.070	.142	---
182572	4.2	.468	.289	.426	2.595	8	-.067	.146	---
184499	3.8	.392	.143	.311	2.582	4	.107	.055	-.20
186408	4.3	.410	.212	.368	2.609	6,7	-.007	.060	-.05
186427	4.5	.417	.223	.349	2.599	6,7	.007	.061	.17
187691	4.4	.356	.182	.415	2.640	6,7	.001	.045	.11
190360	4.1	.454	.277	.391	2.581	8	-.025	.136	-.05
193664	4.6	.386	.184	.315	2.593	4	.041	.039	.29
203608	4.3	.333	.118	.315	2.613	6	.084	-.001	.03
208906	4.2	.347	.118	.281	2.596	4	.102	-.001	-.05
216385	4.0	.317	.135	.442	2.630	8	.054	.092	.11
217014	4.3	.415	.233	.372	2.603	6,7	-.022	.076	-.06
221377	3.5	.301	.105	.462	2.633	4	.082	.106	-.19
222368	4.0	.331	.161	.398	2.621	6	.034	.066	-.12
*	3.6	.280	.156	.560	2.684	2	.014	.083	-.31

- 1.- Crawford y Perry, 1966.
- 2.- Crawford y Barnes, 1970a.
- 3.- Crawford y Perry, 1976.
- 4.- Olsen, 1983.
- 5.- Olsen y Perry, 1984.
- 6.- Perry *et al.*, 1987.
- 7.- Reglero *et al.*, 1988a.
- 8.- Tabla 3.7 de este trabajo.
- \*.- NGC 752 n° 250. Denominación de Heinemann, 1926.



**APÉNDICE 3:**

**COMPARACIÓN ENTRE CALIBRACIONES EMPÍRICAS Y  
TEÓRICAS PARA LA TEMPERATURA EFECTIVA**

---

A la hora de determinar los parámetros físicos fundamentales de una estrella a partir de datos fotométricos se presentan dos alternativas: el uso de calibraciones empíricas o de calibraciones teóricas. Las primeras se basan en la comparación directa entre determinaciones del parámetro a calibrar obtenidas por métodos independientes de la fotometría y los índices fotométricos relacionados con ese parámetro. En las segundas, la curva de emisión que un modelo de atmósfera predice para una estrella con parámetros físicos dados se multiplica por la respuesta de los filtros del sistema fotométrico, construyendo así los índices de la fotometría.

Las calibraciones empíricas tienen la ventaja de que son independientes de cualquier modelización de las complejas condiciones físicas que se dan en una atmósfera estelar. Por contra, la ventaja de las calibraciones teóricas es que relacionan directa y simultáneamente los índices fotométricos con la temperatura efectiva, gravedad en la superficie y abundancia de metales.

A lo largo de este trabajo hemos usado en todos los casos las calibraciones empíricas. En este apéndice vamos a repetir la calibración de la temperatura efectiva y gravedad superficial usando modelos teóricos, con el objetivo de comparar los resultados obtenidos mediante ambos procedimientos.

Una de las calibraciones teóricas más recientemente publicadas para la fotometría  $uvby\beta$  es la de Lester *et al.*, (1986). Está basada en los modelos de atmósfera de Kurucz (1979). Mediante las curvas de emisión que estos predicen y la transmisión de los filtros del sistema fotométrico dada por Matsushima (1969), los autores determinan el flujo en cada uno de los filtros, lo que en el lenguaje de la fotometría sería el "sistema instrumental". A continuación transforman al sistema estándar usando las ecuaciones de

Crawford y Barnes (1970) y Crawford y Mander (1966). (Ver apartados 3.3 y 3.4). Para este proceso utilizan cinco estrellas estándar, con parámetros físicos bien determinados espectroscópicamente y cuyos valores fotométricos toman de las dos últimas referencias citadas.

Los modelos de Kurucz (1979) se extienden hasta 5500 K de temperatura efectiva, como límite inferior. En una primera aproximación hemos considerado las estrellas de nuestro programa con una temperatura efectiva superior a ésta, de acuerdo con las calibraciones empíricas empleadas (ver tabla 4.4). Para determinar su temperatura y gravedad según la calibración teórica las hemos representado en la figura A3.1 junto a la retícula de calibración de Lester *et al.* para una abundancia solar ( $[Fe/H] = 0$ ).

De la inspección de la figura se desprende que ambas calibraciones no muestran un buen acuerdo. Según las calibraciones empíricas todas las estrellas de la figura tienen  $T_{ef}$  superior a 5500 K. Sin embargo, un número significativo queda a la izquierda de la línea teórica de 5500 K, en la zona correspondiente a estrellas más frías. Sólo 29 estrellas quedan dentro de la retícula, y se les puede aplicar la calibración teórica. En la tabla A3.1 presentamos sus valores de  $T_{ef}$  y  $\log g$  de acuerdo con la calibración de Lester *et al.* Presentamos también la diferencia con los valores de la calibración empírica (en el sentido teórica menos empírica) y con los del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.*, (1985), (calibración teórica menos catálogo). Como puede verse, las determinaciones de  $\log g$  son compatibles, dentro de los errores de las mismas. Sin embargo hay una clara diferencia en los valores de la temperatura efectiva. La calibración teórica da valores inferiores en una media de 250 K.

En su trabajo Lester *et al.* comparan los resultados de su calibración con otras determinaciones. Entre ellas, podemos señalar la de Code *et al.* (1976), en la que se

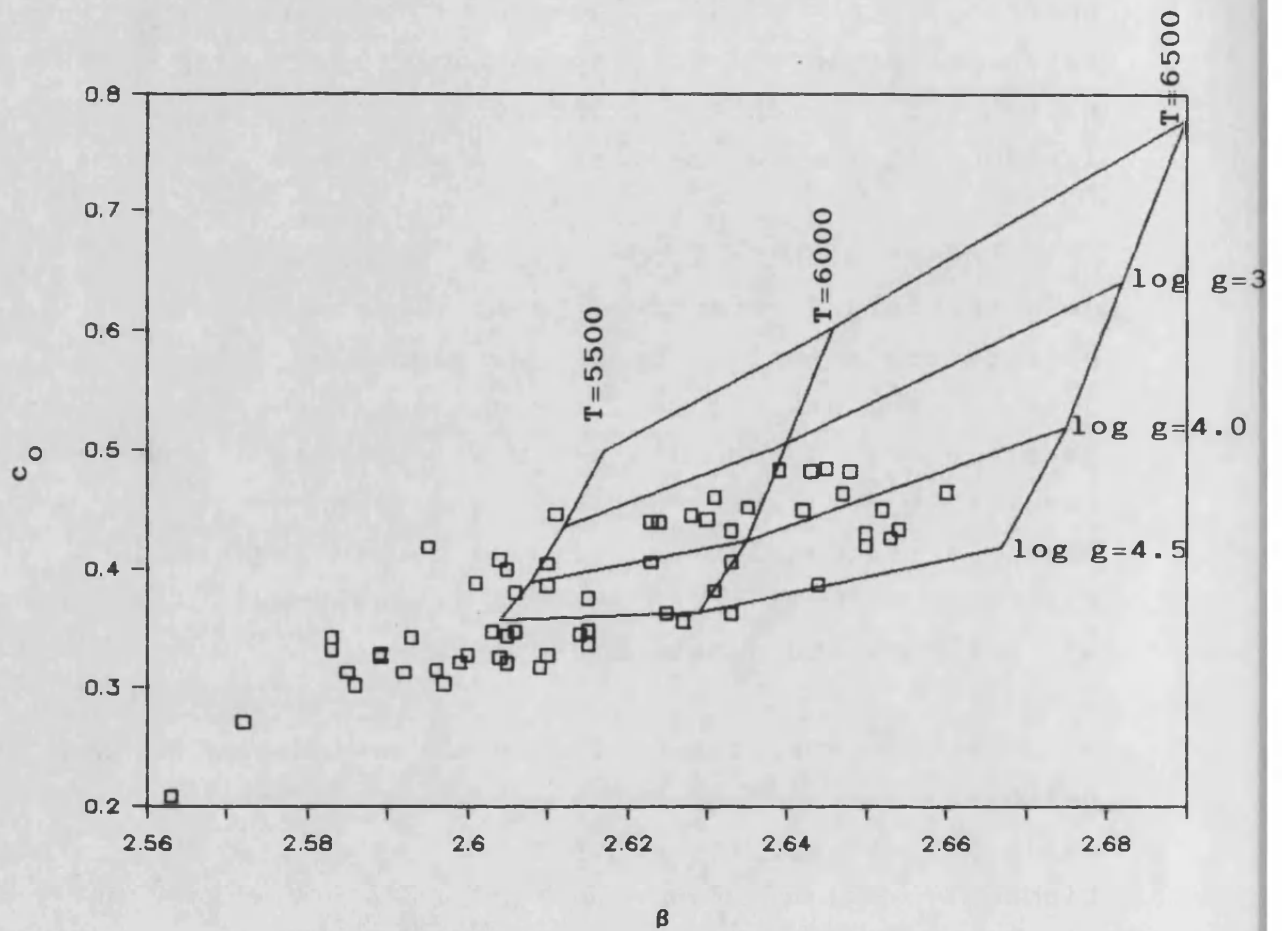


Figura A3.1: Diagrama  $c_o - \beta$  para estrellas con temperatura efectiva mayor de 5500 K, de acuerdo con las calibraciones empíricas de Saxner y Hammarbäck (1985) y Olsen (1984). La retícula corresponde a la calibración teórica de Lester *et al.* (1985).

determina por métodos empíricos la temperatura de cuatro de las estándares usadas por Lester *et al.*, obteniendo unos valores sistemáticamente mayores, con una diferencia media de 170 K. Por otra parte, Kontizas y Theodossiou (1980) y Theodossiou (1985) determinan también la temperatura de cuatro estándares comparando los flujos visuales y ultravioletas observados con los modelos de Kurucz (1979). Los resultados que obtienen son similares a los de Lester *et al.*

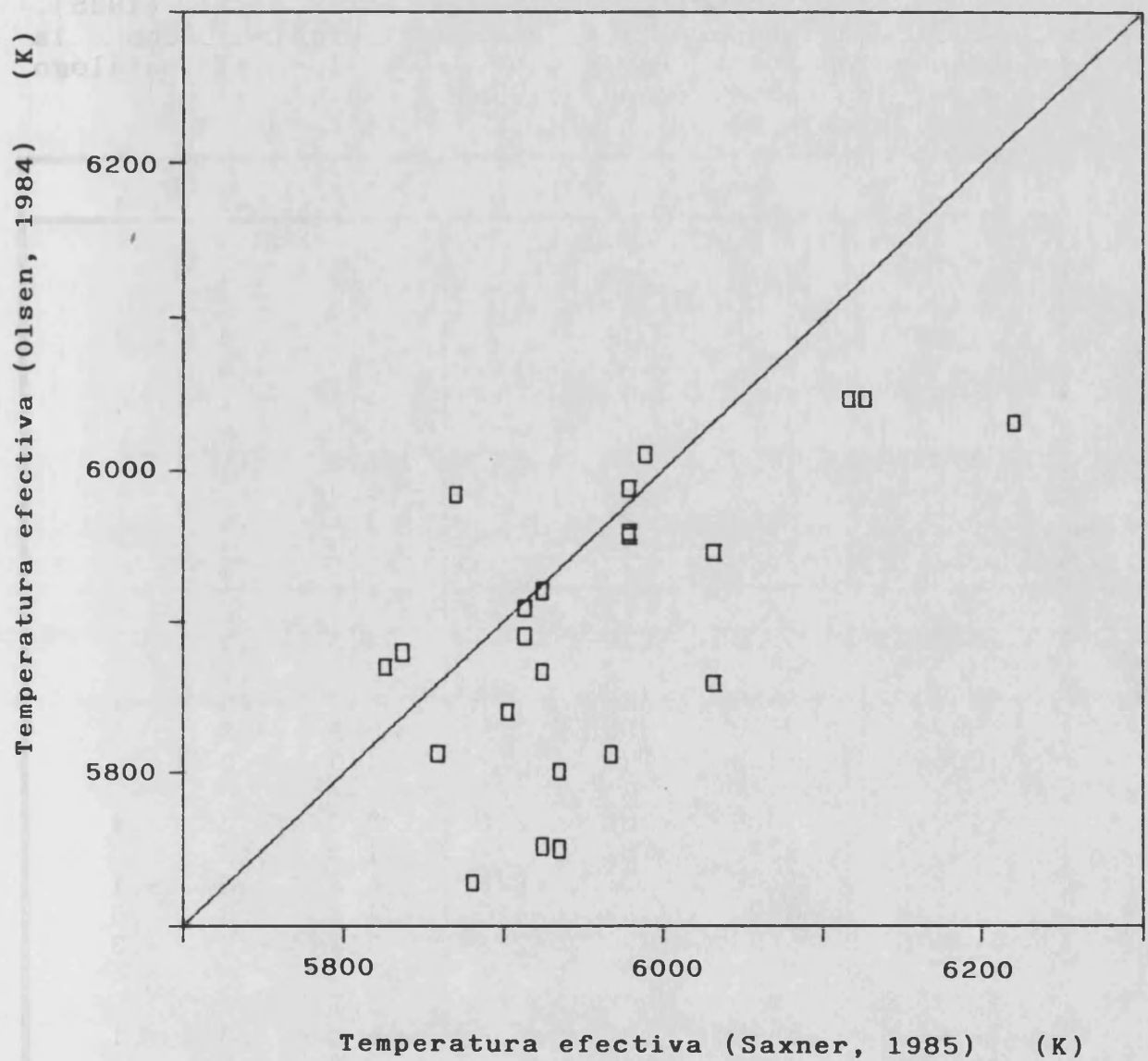
Saxner y Hammarbäck (1985) también comparan su calibración empírica con otras determinaciones. Concretamente presentan la comparación con determinaciones basadas en los modelos de Kurucz (1979), usando la calibración de Relyea y Kurucz (1978). Esta calibración es similar a la de Lester *et al.*, con la diferencia de que únicamente emplean una estándar,  $\alpha$  Lyrae, para la transformación al sistema estándar. Saxner y Hammarbäck encuentran que sus valores son 200 - 300 K mayores que los determinados con la calibración teórica, para temperaturas del orden de la solar.

Por último, hemos comparado entre sí las calibraciones de Saxner y Hammarbäck (1985) y Olsen (1984). Recuerdese que nuestras determinaciones de  $T_{\text{ef}}$  (tabla 4.4) se derivan de la primera para estrellas con  $\beta > 2.595$ , y con la segunda para el resto. En la figura A3.2 comparamos las dos calibraciones para las estrellas de nuestro programa que pertenecen a la intersección de los rangos de ambas. La calibración de Saxner y Hammarbäck da valores algo más altos que la de Olsen. La diferencia media es sin embargo de 61 K, con  $\sigma = 82$  K, inferior a la precisión media de ambas calibraciones, y podemos considerar por tanto que son compatibles.

Como resumen de lo expuesto podemos indicar que existen dos métodos fundamentales de estimar la temperatura efectiva de una estrella. El primero es el de las determinaciones empíricas, basado en la espectroscopía de alta resolución o



en calibraciones a partir de datos espectroscópicos. En este apartado podemos clasificar las determinaciones de Code *et al.*, (1976) y las compiladas por Cayrel de Strobel *et al.*, (1985), junto a las calibraciones de Olsen (1984) y Saxner y Hammarbäck (1985). Todas ellas presentan un buen acuerdo entre sí. El segundo método es el basado en los modelos de Kurucz (1979), y en el se incluyen las determinaciones de Reylea y Kurucz (1978), Lester *et al.* (1986), Kontizas y Theodossiou (1980) y Theodossiou (1985). También estos últimos tienen una buena coherencia interna. Sin embargo, entre el primer grupo y el segundo hay una diferencia media de 200 - 300 K. Podemos concluir por tanto que existe una diferencia significativa en la determinación de la temperatura efectiva, según que ésta se realice mediante métodos empíricos o modelos teóricos. Las determinaciones empíricas dan valores sistemáticamente mayores, en 200 - 300 K.




---

**Figura A3.2:** Comparación entre los valores de la temperatura efectiva obtenidos con las calibraciones de Saxner y Hammarbäck (1985) y Olsen (1984), para estrellas pertenecientes a la intersección de los rangos de ambas.

---

Tabla A3.1

Valores de la temperatura y gravedad obtenidos a partir de la calibración teórica de Lester *et al.* (1985), y su diferencia con los valores obtenidos con la calibración empírica (Tabla 4.4), y con los del catálogo de Cayrel de Strobel *et al.* (1985).

HD	T <sub>ef</sub>	D <sub>cal</sub>	D <sub>cat</sub>	log g	D <sub>cal</sub>	D <sub>cat</sub>
2454	6250	-163		4.1	-.4	
3229	6000	-281		3.6	-.2	
12235	5800	-316		4.1	-.3	
13421	5800	-368		3.7	-.5	
16673	5950	-208		4.5	.1	
18256	6200	-162		3.9	-.1	
25988	6000	-199		4.3	-.1	
29645	5500	-478		3.8	-.4	
33608	6350	-142		4.2	.0	
45067	5550	-428		4.1	-.1	
75332	5900	-237		4.5	.1	
76572	6050	-272		3.7	-.1	
88737	5800	-326		8.7	-.5	
89744	5950	-290		3.8	-.3	
100563	6300	-123		4.3	.0	
107213	6050	-262	-250	3.9	-.3	-.4
114378	6200	-132		4.5	.2	
115383	5700	-332	-229	4.3	.0	-.1
120136	6300	-133	-120	4.3	.0	.0
124570	5950	-270	-272	3.9	-.2	-.3
124850	5750	-366		3.7	-.2	
141004	5500	-435	-536	4.2	.0	.1
157856	6100	-242		3.7	-.1	
176095	6150	-222		3.8	-.1	
182101	6250	-143		4.3	.1	
187013	6250	-143		4.2	.0	
187691	6000	-220	-146	4.2	-.1	-.2
194012	6050	-170		4.5	.1	
216385	5900	-289	-172	3.8	-.1	-.2
Media:		-254	-246		-.1	-.2
σ:		99	139		2	2





## REFERENCIAS

---

- Allen, C.W.: 1973, *Astrophysical Quantities*, 3<sup>rd</sup> Ed., University of London, The Athlone Press.
- Ardeberg, A., Lindgren, H.: 1985, I.A.U. Symp. 111 "Calibration of Fundamental Stellar Quantities", Eds. Hayes, D.S., Pasinetti, L.E., Davis Philip, A.G., 509
- Ardeberg, A., Lindgren, H., Nissen, P.E.: 1983, *Astron. Astrophys.* **128**, 194
- Baliunas, S.L., Vaughan, A.H.: 1985, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **23**, 379
- Barnes, T.G., Evans, D.S.: 1976, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **174**, 489
- Bevington, P.R.: 1969, *Data reduction and error analysis for the Physical Sciences*, McGraw-Hill.
- Blanco, V.M., Demers, S., Douglass, G.G., FitzGerald, M.P.: 1968, *Publ. U. S. Naval Obs.* Vol. **XXI**
- Böhm-Vitense, E.: 1981, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **19**, 295
- Bopp, B.W., Noah, P.V., Klimke, A., Africano, J.: 1981, *Astrophys. J.* **249**, 210
- Campbell, B.: 1984, *Astrophys. J.* **283**, 209
- Catalano, S., Fabregat, J., Marilli, E., Reglero, V., Trigilio, C.: 1989, no publicado.
- Catalano, S., Marilli.: 1983, *Astron. Astrophys.* **121**, 190
- Cayrel de Strobel, G., Bentolila, C.: 1983, *Astron. Astrophys.* **119**, 1
- Cayrel de Strobel, G., Bentolila, C., Hauck, B., Duquennoy, A.: 1985, *Astron. Astrophys. Suppl.* **59**, 145
- Code, A.D., Davis, J., Bless, R.C., Hanbury Brown, R.: 1976, *Astrophys. J.* **203**, 417
- Collins, G.W., Smith, R.C.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **213**, 519
- Cousins, A.W.J.: 1987, *The Observatory* **107**, 80
- Cousins, A.W.J., Caldwell, J.A.R.: 1985, *The Observatory* **105**, 134
- Crawford, D.L.: 1975, *Astron. J.* **80**, 995
- Crawford, D.L.: 1978, *Astron. J.* **83**, 48
- Crawford, D.L.: 1979, *Astron. J.* **84**, 1858
- Crawford, D.L., Barnes, J.V.: 1970a, *Astron. J.* **75**, 946

- Crawford, D.L., Barnes, J.V.: 1970b, *Astron. J.* 75, 978
- Crawford, D.L., Mander, J.: 1966, *Astron. J.* 71, 114
- Crawford, D.L., Mandwewala, N.: 1976, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 88, 917
- Crawford, D.L., Perry, C.L.: 1966, *Astron. J.* 71, 206
- Crawford, D.L., Perry, C.L.: 1976, *Astron. J.* 81, 419
- Dorren, J.D., Guinan, E.F.: 1982, *Astron. J.* 87, 1546
- Durney, B.R., Latour, J.: 1978, *Geophys. Astrophys. Fluid Dyn.* 9, 241
- Fabregat, J., Suso, J.: 1989, no publicado
- Gilman, P.: 1980, I.A.U. Col. 51, "Stellar Turbulence". Eds. Gray, D., Linsky, J.L., 19
- Gilman, P.: 1983, I.A.U. Symp. 102, "Solar and Stellar Magnetic Fields: Origins and Coronal Effects". Ed. Stenflo, J.O., 247
- Giménez, A.: 1986, comunicación personal
- Giménez, A., Reglero, V., de Castro, E., Fernández-Figueroa, M.J.: 1986, *Adv. Space Res.* Vol. 6, n. 8, 191
- Golay, M.: 1974, *Introduction to Astronomical Photometry*, Reidel Publishing Company.
- Grønbech, B., Olsen, E.H.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.* 27, 443
- Grønbech, B., Olsen, E.H., Strömgren, B.: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl.* 26, 155
- Hale, G.E.: 1908, *Astrophys. J.* 28, 100
- Hale, G.E., Nicholson, S.B.: 1925, *Astrophys. J.* 62, 270
- Hall, D.S.: 1972, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 84, 323
- Hanbury Brown, R., Davis, J., Lake, R.J.W., Thompson, R.J.: 1974, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 167, 475
- Hardie, R.H.: 1962, *Astronomical Technics*, Ed. Hiltner, W.A., University of Chicago Press, Vol II, 178
- Hardorp, J.: 1980, *Astron. Astrophys.* 91, 221
- Hartmann, L.W., Noyes, R.W.: 1987, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 25, 271
- Hartmann, L.W., Soderblom, D.R., Noyes, R.W., Burnham, N., Vaughan, A.H.: 1984, *Astrophys. J.* 276, 254
- Hayes, D.S., Latham, D.W.: 1975, *Astrophys. J.* 197, 593
- Heinemann, K.: 1926, *Astron. Nachr.* 227, 193



- Henden, A.A., Kaitchuck, R.H.: 1982, *Astronomical Photometry*, Van Nostrand Reinhold Company.
- Hoffleit, D., Jaschek, C.: 1982, *The Bright Stars Catalogue*, 4<sup>th</sup> ed., Yale University Observatory.
- Keenan, P.C., Yorka, S.B.: 1985, *C.D.S. Bull.* 29
- Kelch, W.L., Linsky, J.L.: 1978, *Solar Phys.* 58, 37
- Kontizas, E., Theodossiou, E.: 1980, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 192, 745
- Kraft, R.P.: 1967, *Astrophys. J.* 150, 551
- Kurucz, R.L.: 1979, *Astrophys. J. Suppl.* 40, 1
- LaBonte, B.J., Rose, J.A.: 1985, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 97, 790
- Lahulla, J.F.: 1979, *Bol. Obs. Astron. de Madrid* Vol. X, n. 2,
- Lahulla, J.F., Pensado, J.: 1981, *Bol. Obs. Astron. de Madrid* Vol. XI, n. 2, 1
- Lang, K.R.: 1980, *Astrophysical Formulae*, 2<sup>nd</sup> ed., Springer-Verlag.
- Lester, J.B., Gray, R.O., Kurucz, R.L.: 1986, *Astrophys. J. Suppl.* 61, 509
- Manduca, A., Bell, R.A., Gustafsson, B.: 1977, *Astron. Astrophys.* 61, 809
- Matsushima, S.: 1969, *Astrophys. J.*, 158, 1137
- McNamara, D.H., Powell, J.M.: 1985, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 97, 1101
- Middelkoop, F.: 1982, *Astron. Astrophys.* 107 31
- Montesinos, B.: 1986, "Actividad Cromosférica y Campos Magnéticos en Estrellas de Ultimos Tipos". Tesis Doctoral. Universidad Complutense de Madrid.
- Moon, T.T.: 1984, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 211, 21P
- Moon, T.T.: 1985, *Astrophys. Space Sci.* 117, 261
- Nicolet, B.: 1978, *Astron. Astrophys. Suppl.* 34, 1
- Nissen, P.E.: 1981, *Astron. Astrophys.* 97, 145
- Noyes, R.W., Hartmann, L.W., Baliunas, S.L., Duncan, D.K., Vaughan, A.H.: 1984, *Astrophys. J.* 279, 763
- Olsen, E.H.: 1976, *Astron. Astrophys.* 50, 117
- Olsen, E.H.: 1983, *Astron. Astrophys. Suppl.* 54, 55
- Olsen, E.H.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.* 57, 443

- Olsen, E.H.: 1987, *Astron. Astrophys.* **189**, 173
- Olsen, E.H., Perry, C.L.: 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.* **56**, 229
- Olson, E.C.: 1974, *Astron. J.* **79**, 1424
- Oranje, B.J.: 1983, *Astron. Astrophys.* **124**, 43
- Parker, E.N.: 1970, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **8**, 1
- Parker, E.N.: 1979, *Cosmical Magnetic Fields: Their Origin and Their Activity*. Oxford, Clarendon Press.
- Perry, C.L., Johnston, L.: 1982, *Astrophys. J. Suppl.* **50**, 451
- Perry, C.L., Olsen, E.H., Crawford, D.L.: 1987. *Publ. Astron. Soc. Pacific* **99**, 1184
- Petersen, B.R.: 1982, I.A.U. Col. 71, "Activity in red dwarf stars". Eds. Byrne, P.D., Rodonó, M., 17
- Priest, E.R.: 1982, *Solar Magnetohydrodynamics*. Reidel Publishing Company.
- Radick, R.R., Lien, D.: 1982, *Astron. J.* **87**, 170
- Radick, R.R., Lockwood, G.W., Thompson, D.T., Warnock, A., Hartmann, L.W., Mihalas, D., Worden, S.P., Henry, G.W., Sherlin, J.M.: 1983, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **95**, 621
- Reglero, V., Fabregat, J., de Castro, A.: 1986a, *Inf. Bull. Variable Stars* n. **2904**
- Reglero, V., Fabregat, J., de Castro, A.: 1986b, *Inf. Bull. Variable Stars* n. **2959**
- Reglero, V., Fabregat, J., de Castro, A., Estela, A.: 1988b, *Bol. Astron. Obs. de Madrid* (enviado)
- Reglero, V., Giménez, A., de Castro, E., Fernández-Figueroa, M.J.: 1987, *Astron. Astrophys. Suppl.* **71**, 421
- Reglero, V., Giménez, A., Estela, A.: 1989, *Astron. Astrophys.* (enviado).
- Reglero, V., Giménez, A., Fabregat, J., de Castro, E., Fernández-Figueroa, M.J., de Castro, A.: 1988a, *Astron. J.* **95**, 1558
- Relyea, L.J., Kurucz, R.L.: 1978, *Astrophys. J. Suppl.* **37**, 45
- Rose, J.A.: 1984, *Astron. J.* **89**, 1238
- Rutten, R.G.M.: 1984, *Astron. Astrophys.* **130**, 353
- Rutten, R.G.M.: 1987, *Astron. Astrophys.* **177**, 131

- Rutten, R.G.M., Schrijver, C.J.: 1987, *Astron. Astrophys.* **177**, 155
- Saar, S.H.: 1987, *Lecture Notes in Physics* **291**. Eds. Linsky, J.L., Stencel, R.E., 10
- Saxner, M., Hammarbäck, G.: 1985, *Astron. Astrophys.* **151**, 372
- Schmidt-Kaler, T.: 1982. *Landolt-Börnstein*, Eds. Hellwege, K.H., Schaifers, K., Voigt, HH. Springer-Verlag. New Ser., group VI, Vol 2b, 451
- Shine, R.A., Linsky, J.L.: 1974, *Solar Phys.* **39**, 49
- Skumanich, A.: 1972, *Astrophys. J.* **171**, 565
- Soderblom, D.R.: 1989, *Space Telescope Science Institute, Preprint Series n° 333*
- Stepien, K.: 1989, *Astron. Astrophys.* **210**, 273
- Strömgren, B.: 1963, *Basic Astronomical Data*. Ed. Strand, K.A. University of Chicago Press.
- Theodossiou, E.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **214**, 327
- Vaiana, G.S., Rosner, R.: 1978 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **16**, 393
- Vandenberg, D.A., Bell, R.A.: 1985, *Astrophys. J. Suppl.* **58**, 561
- Vasilevskis, S.: 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **4**, 57
- Vaughan, A.H., Preston, G.W.: 1980, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **92**, 385
- Vaughan, A.H., Preston, G.W., Wilson, O.C.: 1978, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **90**, 267
- Vilhu, O., Walter, F.M.: 1987, *Astrophys. J.* **321**, 958
- Wilson, O.C.: 1963, *Astrophys. J.* **138**, 832
- Wilson, O.C.: 1966, *Astrophys. J.* **144**, 695
- Wilson, O.C.: 1968, *Astrophys. J.* **153**, 221
- Wilson, O.C.: 1978, *Astrophys. J.* **226**, 397
- Zwaan, C.: 1983, I.A.U. Symp. 103 "Solar and Stellar Magnetic Fields: Origin and Coronal Effects". Ed. Stenflo, J.O., 85



UNIVERSITAT DE VALÈNCIA

FACULTAD DE CIÈNCIES FÍSQUES

Reunit el Tribunal que subscriu, en el dia de la data,  
acordà d'atorgar, per unanimitat, a aquesta Tesi Doctoral  
d'En/ Na/ N' Juan Fabregat Lucea  
la qualificació d' APTO " CUM LAUDE "

València a 23 d' Junio de 19 89

El Secretari,

El President,

