

~~F. Prov. 24/55~~  
T 10/87

DEPARTAMENTO DE FÍSICA APLICADA  
UNIVERSIDAD DE GRANADA

UNIVERSIDAD DE GRANADA  
Facultad de Ciencias  
Fecha 13/03/00  
ENTRADA NUM. 1126

INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE ANDALUCÍA  
CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTÍFICAS

BIBLIOTECA UNIVERSITARIA  
GRANADA  
N.º Documento 1013381783  
N.º Copia i16381142

# VARIABILIDAD TIPO $\gamma$ DORADUS EN CÚMULOS ABIERTOS

TESIS DOCTORAL PRESENTADA POR  
**SUSANA MARTÍN RUIZ**

GRANADA 2000

**INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE ANDALUCÍA**  
CONSEJO SUPERIOR DE INVESTIGACIONES CIENTÍFICAS

**VARIABILIDAD TIPO  $\gamma$  DORADUS**  
**EN CÚMULOS ABIERTOS**

**SUSANA MARTÍN RUIZ**

Tesis doctoral

UNIVERSIDAD DE GRANADA

2000



**VARIABILIDAD TIPO  $\gamma$  DORADUS  
EN CÚMULOS ABIERTOS**

Visado en Granada a 3 de Marzo de 2000.

Director de la Tesis:

Dr. D. Eloy Rodríguez Martínez.

Colaborador Científico del C.S.I.C.

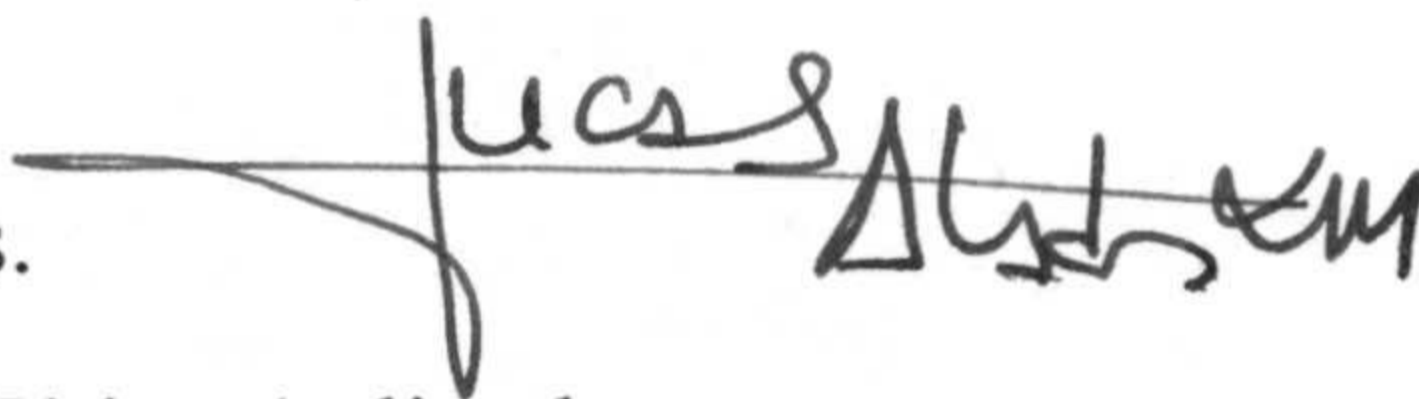


Tutor:

Dr. D. Lucas Alados Arboledas.

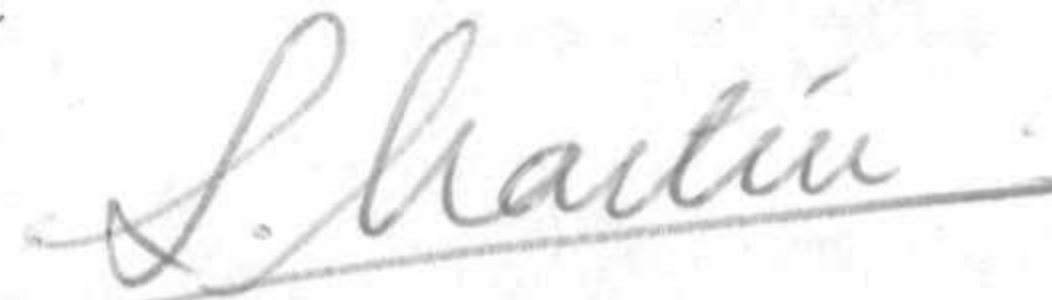
Profesor del Departamento de Física Aplicada.

Universidad de Granada.



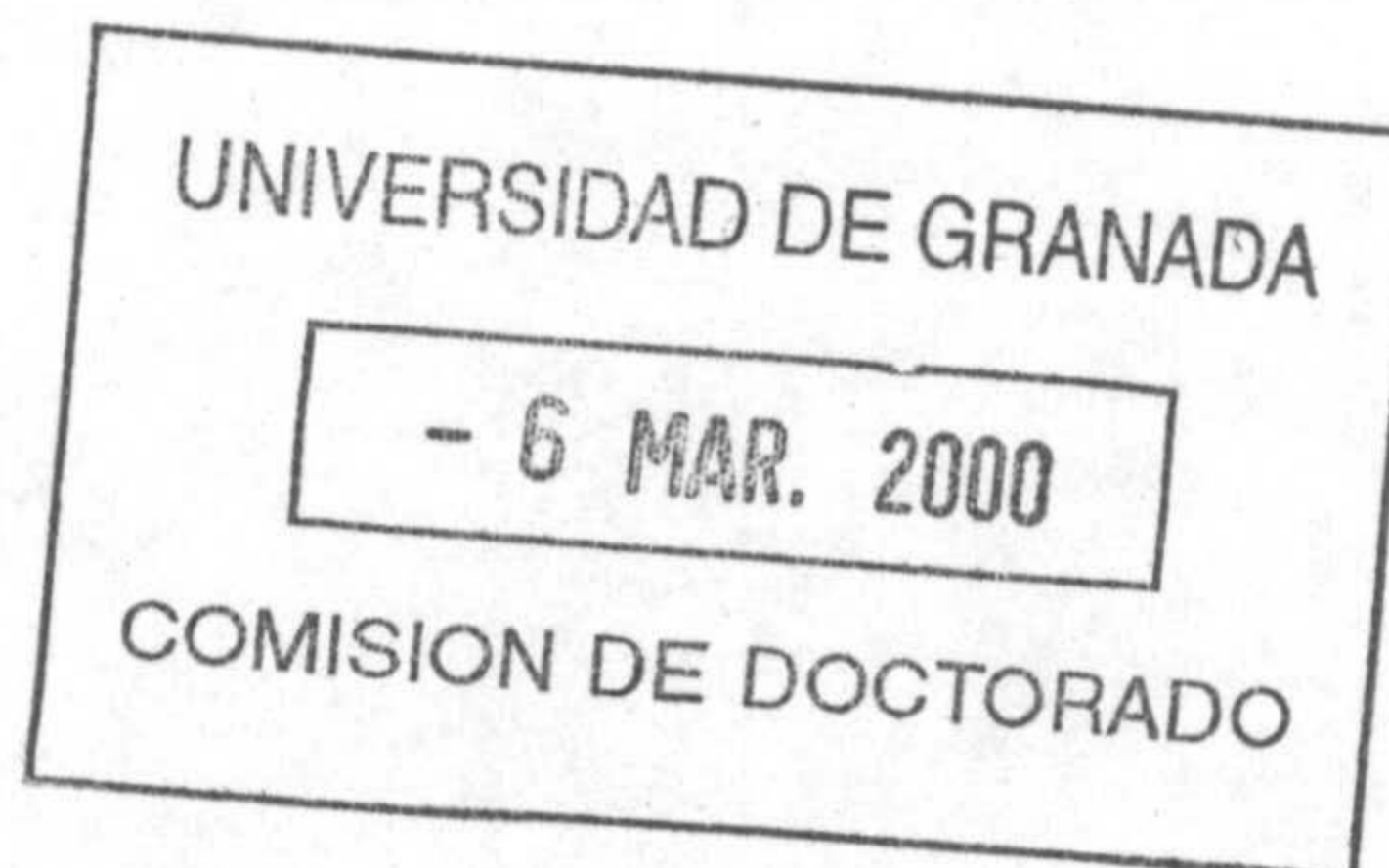
Memoria presentada para optar al grado de  
DOCTOR EN CIENCIAS FÍSICAS.

Granada, 2 de Marzo de 2000.



Fdo. Susana Martín Ruiz.

Licenciada en Ciencias Físicas.



# Índice

<b>Índice</b>	<b>i</b>
<b>1 Introducción</b>	<b>1</b>
<b>2 Instrumentación y métodos utilizados</b>	<b>6</b>
2.1 Instrumentos . . . . .	6
2.1.1 Fotómetro Strömgren . . . . .	6
2.2 Sistema uvby $\beta$ de Strömgren-Crawford . . . . .	12
2.3 Cálculo de los parámetros fotométricos . . . . .	13
2.4 Módulo de distancia de una estrella . . . . .	16
2.5 Adquisición y reducción de datos . . . . .	16
2.6 Tests estadísticos de variabilidad . . . . .	21
2.6.1 Test 1 . . . . .	22
2.6.2 Test 2 . . . . .	23
<b>3 Observaciones</b>	<b>26</b>
3.1 Selección de cúmulos abiertos . . . . .	26
3.2 Estrellas de estudio . . . . .	29
3.3 Descripción de los cúmulos y su observación . . . . .	29
3.3.1 IC 4665 . . . . .	30
3.3.2 $\alpha$ Persei . . . . .	34
3.3.3 Pléyades . . . . .	37
3.3.4 M 39 . . . . .	41
3.3.5 NGC 6633 . . . . .	45
3.3.6 Coma Ber . . . . .	49



3.3.7	IC 4756 . . . . .	52
3.3.8	Híades . . . . .	54
3.3.9	Praesepe . . . . .	57
3.3.10	Collinder 463 . . . . .	61
<b>4</b>	<b>Análisis fotométrico de los cúmulos observados</b>	<b>65</b>
4.1	Efectos de binariedad y rotación sobre el diagrama HR . . . . .	65
4.1.1	Binariedad . . . . .	65
4.1.2	Rotación . . . . .	66
4.1.2.1	Relación entre la rotación estelar y el índice $\delta c_1$ . . . . .	66
4.2	Determinación de distancias y ajuste de isócronas . . . . .	67
4.3	Análisis y determinación de los parámetros físicos . . . . .	68
4.3.1	IC 4665 . . . . .	70
4.3.2	$\alpha$ Persei . . . . .	75
4.3.3	Pléyades . . . . .	79
4.3.4	M 39 . . . . .	83
4.3.5	NGC 6633 . . . . .	86
4.3.6	Coma Ber . . . . .	89
4.3.7	IC 4756 . . . . .	92
4.3.8	Híades . . . . .	95
4.3.9	Praesepe . . . . .	98
4.3.10	Collinder 463 . . . . .	101
<b>5</b>	<b>Aplicación de los Tests y resultados</b>	<b>106</b>
5.1	Introducción . . . . .	106
5.2	Resultados de los tests estadísticos . . . . .	107
5.2.1	IC 4665 . . . . .	107
5.2.2	$\alpha$ Persei . . . . .	109
5.2.3	Pléyades . . . . .	111



5.2.4	M 39 . . . . .	114
5.2.5	NGC 6633 . . . . .	116
5.2.6	Coma Ber . . . . .	117
5.2.7	IC 4756 . . . . .	119
5.2.8	Híades . . . . .	120
5.2.9	Praesepe . . . . .	122
5.2.10	Collinder 463 . . . . .	123
<b>6</b>	<b>Análisis de frecuencias</b>	<b>167</b>
6.1	Introducción . . . . .	167
6.2	K22 de IC 4665 . . . . .	168
6.3	K28 de IC 4665 . . . . .	172
6.4	K58 de IC 4665 . . . . .	176
6.5	K64 de IC 4665 . . . . .	179
6.6	HE104 de $\alpha$ Per . . . . .	182
6.7	S29 de Pléyades . . . . .	185
6.8	H1284 de Pléyades . . . . .	188
6.9	K15 de NGC 6633 . . . . .	191
6.10	K275 de NGC 6633 . . . . .	194
6.11	T19 de Coma Ber . . . . .	197
6.12	T86 de Coma Ber . . . . .	200
6.13	KW370 de Praesepe . . . . .	203
6.14	V2154 Cyg . . . . .	206
6.15	Posición de las estrellas en el diagrama HR . . . . .	208
<b>7</b>	<b>Estrellas <math>\gamma</math> Doradus</b>	<b>210</b>
7.1	Catálogo de variables tipo $\gamma$ Dor . . . . .	210
7.2	Análisis de las variables $\gamma$ Dor . . . . .	221



<b>8 Conclusiones</b>	<b>230</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>233</b>
<b>A Valores de los 99-ésimos percentiles para la distribución F</b>	<b>248</b>
<b>B Valores percentiles (<math>t_p</math>) para la distribución <math>t</math> de Student</b>	<b>250</b>
<b>C Curvas de luz</b>	<b>252</b>



# CAPÍTULO 1

## Introducción

En general, las estrellas pulsantes se caracterizan por tener cambios periódicos en su luminosidad acompañados de variaciones en su curva de velocidad radial, debido a mecanismos de excitación intrínsecos. La interacción entre la teoría y observación ha llevado a la definición de una región del diagrama Hertzsprung-Russell (HR) donde la pulsación, producida por mecanismos similares (una capa de ionización a una profundidad crítica en la envoltura), tiene lugar para estrellas en diferentes evolutivos. Esta región recibe el nombre de banda de inestabilidad de las Ceféidas, extendiéndose desde la secuencia principal (y perpendicularmente a ella) hasta la región de las supergigantes, comprendiendo las llamadas variables pulsantes clásicas (pulsantes tipo  $\delta$  Sct, RR Lyr y Ceféidas) según se recorre la banda de inestabilidad en sentido ascendente. La parte más baja de dicha banda es la que nos ocupa en el presente trabajo. En dicha zona están localizadas las variables pulsantes tipo  $\delta$  Sct, caracterizadas observacionalmente por presentar cortos períodos de pulsación (desde 30 minutos hasta 6 ó 7 horas); que obedecen a pulsaciones radiales o no radiales de tipo  $p$  (presión) bajo) y amplitudes de variación de luminosidad desde unas pocas milésimas de magnitud hasta varias décimas, con una amplitud típica de unas  $0.^m02$ .

A principios de los años sesenta, fueron detectadas variaciones de luminosidad en la estrella  $\gamma$  Dor que, desde un punto de vista observacional, no encajaban con ningún grupo de estrellas variables conocido hasta el momento. Los primeros en descubrir este “fenómeno” fueron Cousins y Warren (1963), quienes observaron variaciones de luminosidad de algunas centésimas de magnitud, mostrando dos períodos, 0.733 d y 0.757 d. Estos períodos eran demasiado largos para ser una variable tipo  $\delta$  Sct, además de ser una estrella demasiado fría y caer fuera de la banda de inestabilidad. Más tarde, Balona y col. (1994a, 1994b) intentaron explicar su comportamiento a partir de varias teorías, entre ellas, la existencia de manchas en rotación diferencial o mecanismos de pulsación en modos  $g$  (gravedad). Debido a que sería necesario tener manchas de gran tamaño y alta estabilidad, esta primera hipótesis fue, de



momento, puesta en duda, y posteriormente rechazada cuando se observó en esta estrella una tercera frecuencia.

Durante el estudio de la variable  $\gamma$  Dor, Krisciunas y Guinan (1990) encontraron que la estrella 9 Aurigae mostraba un comportamiento similar a la anterior. Krisciunas y col (1993) encontró dos posibles períodos, 0.54 y 1.37 d, sugiriendo, además de las hipótesis formuladas anteriormente sobre las posibles causas de variación, la existencia de una compañera o un disco de polvo orbitando alrededor de la estrella. Estas teorías fue rechada al realizarse observaciones en el infrarrojo (Hoffleit y Jaschek, 1992) y el ultravioleta (Krisciunas y col., 1993), al no mostrar un exceso de energía en ambas longitudes de onda.

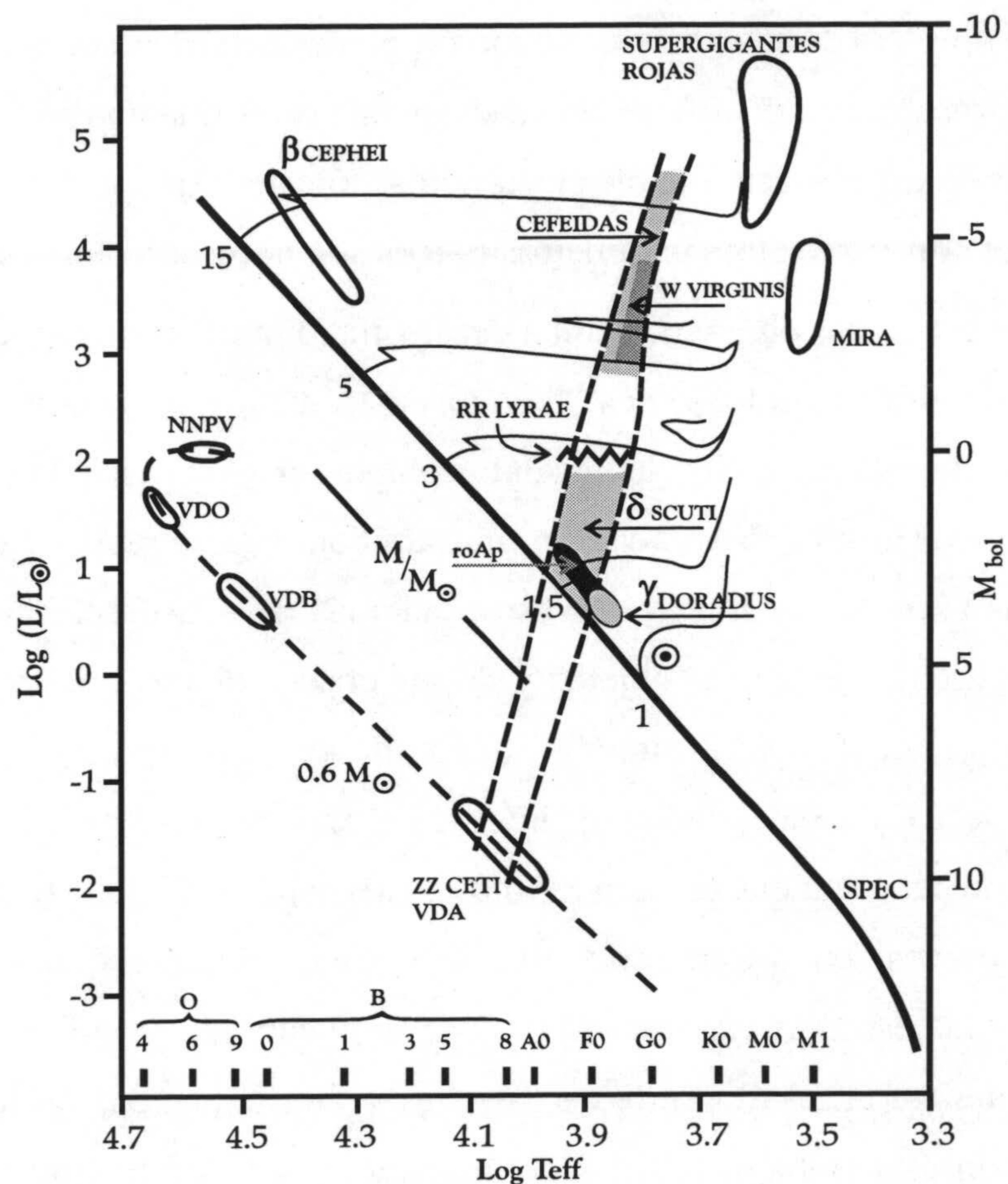
En los últimos siete años, han ido aumentando el número de este tipo de variables caracterizadas por largos períodos y bajas amplitudes; además de mostrar tipos espectrales y magnitudes absolutas muy parecidas, comportamiento que las sitúa en una región bien definida de la parte baja de la banda de inestabilidad de las Ceféidas en el diagrama HR, en la zona donde el borde frío intersecta con la ZAMS (Figura 1.1). Por tanto, y para poder identificar a este grupo de variables, se les dió el nombre de *estrellas variables  $\gamma$  Dor* durante la reunión científica "Astrophysical Applications of Stellar Pulsation" que tuvo lugar en 1995 en Ciudad del Cabo, Sudáfrica.

Aunque, como se ha dicho antes, su número ha ido en aumento, son todavía muy pocas (alrededor de 12) las que se conocen, si lo comparamos con los otros grupos conocidos de estrellas variables. Una recopilación de estas estrellas se puede ver en Krisciunas y Handler (1995), y Handler y Krisciunas (1997), donde además se muestra una lista de candidatas. Este tipo de estrellas se caracterizan por tener tipos espectrales A7-F5 y clase de luminosidad IV, IV-V o V, además de presentar períodos largos (0.4-3.0 d) y amplitudes de variación de luminosidad en el filtro  $V$  de Johnson desde la centésima de magnitud hasta  $0.^m1$ . Entre las variables seguras hay que distinguir, además de  $\gamma$  Dor y 9 Aur, HD224638 y HD224945 (Mantegazza y col., 1994), , HR2740 (Poretti y col. 1997), HD108100 (Breger y col., 1997), HD164615 (Zerbi y col., 1997b) y HD165645 (Kaye, 1998) y, más recientemente, a HR8799 (Zerbi y col., 1999) HR8330 (Kaye 1999c), HD62454 y HD68192 (Kaye 1999b).

Algunas de las variables  $\gamma$  Dor han sido observadas fotométricamente en campañas coordinadas internacionales y con mayor cobertura en el tiempo, para poder realizar un estudio más exhaustivo de su variabilidad. Por tanto, se han podido obtener períodos de observación más



precisos, incluso detectar valores nuevos que no habían sido observados antes. La existencia de multiperiodicidad confirma la hipótesis de pulsación en estas estrellas con altos modos  $g$  no radiales. Además, en algunos de estos objetos se han encontrado interacciones entre frecuencias diferentes, lo que corrobora aún más la hipótesis de pulsación. Sin embargo, el mecanismo exacto de pulsación que produce las variaciones observadas es aún objeto de estudio.



**Figura 1.1:** Posición de las principales estrellas pulsantes en el diagrama Hertzsprung-Russell (de Belmonte Avilés y col. 1991)

Por otra parte, con el fin de poder explicar el comportamiento de estas estrellas, también se han realizado observaciones en cúmulos estelares abiertos (NGC 2516, Híades, y M 34), ya que el estudio de estrellas en secuencia principal en este entorno es más ventajoso para determinar la relación entre pulsación, edad y abundancia, al tener todas las estrellas un origen común. En



este campo, Antonello y Mantegazza (1986) y Zerbi y col. (1998) encontraron varias candidatas a variables tipo  $\gamma$  Dor en NGC 2516 ( $\log(edad)=8.02$ ); mientras que Krisciunas y col. (1995) y Krisciunas y Patten (1998), buscaron la presencia de estrellas  $\gamma$  Dor en los cúmulos de Híades ( $\log(edad)=8.82$ ) y M 34 ( $\log(edad)=8.29$ ), respectivamente. Los resultados mostraron la no existencia de este tipo de variabilidad en el cúmulo de Híades y dos posibles candidatas en M34, sugiriendo que la variabilidad de estos objetos estaba relacionada con la edad.

Por tanto, el objetivo de esta tesis, es encontrar el mayor número de variables  $\gamma$  Dor en una muestra de cúmulos abiertos de diferentes edades y de esta forma confirmar, si la presencia de este tipo de variabilidad es más probable en cúmulos “jóvenes” (por debajo de los 300 millones de años). O por el contrario, otros parámetros físicos son necesarios tener en cuenta.

Para llevar a cabo este objetivo, hemos desarrollado nuestro trabajo como sigue a continuación. En un segundo capítulo, se describen los instrumentos utilizados, así como el método que se ha seguido para la reducción de los datos obtenidos y una visión teórica de los análisis estadísticos aplicados. En el Capítulo 3, se muestra cómo se ha realizado la selección de los cúmulos y de las estrellas de nuestra muestra, además de una descripción detallada de los parámetros observacionales de los objetos y de las observaciones que se han llevado a cabo durante este trabajo. En el capítulo siguiente (Capítulo 4), realizaremos un estudio fotométrico de los cúmulos de forma independiente, junto a la realización de un ajuste de isócronas y una calibración de la distancia para cada uno de los cúmulos. Los resultados de los tests estadísticos se presentan en el Capítulo 5, mientras que en el Capítulo 6, se realiza un análisis de frecuencias de las estrellas variables obtenidas en el capítulo anterior. Seguidamente en el Capítulo 7, se muestra un catálogo de las estrellas  $\gamma$  Dor conocidas hasta el momento junto a las detectadas en este trabajo, además de un estudio de los diferentes parámetros que las caracterizan. Finalmente, en el Capítulo 8, se resumen las principales conclusiones derivadas de este trabajo.



# CAPÍTULO 2

## Instrumentación y métodos utilizados

### 2.1 Instrumentos

Las observaciones se han llevado a cabo en el Observatorio de Sierra Nevada (OSN) del Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), situado en la Loma de Dilar a 2910 m de altitud y cuyas coordenadas geográficas son:  $13^m32^s.6$  W de longitud y  $37^\circ03'49''.6$  N de latitud.

El telescopio utilizado es un reflector tipo Nasmyth de 90 cm de abertura con montura de horquilla y focal  $f:8$ , que dispone de un buscador de 12 cm tipo Cassegrain con un campo angular de  $20 \times 15$  minutos de arco. Este instrumento es gobernado desde una consola de mando, en la que además del controlador del telescopio y cúpula, existe un módulo del control del fotómetro Strömgren y una unidad de alta tensión. El conjunto de módulos no trabajan por separado sino que existe un programa de control, que unido a cada uno de ellos permite realizar observaciones de forma totalmente automática. Esto significa una mejora en precisión y rapidez, muy importante para el estudio de estrellas variables. Este programa de control también trabaja de forma manual, en donde cada uno de los procesos: movimiento del telescopio, centrado de la estrella y realización de la medida por parte del fotómetro, puede ser gobernado por el propio observador.

#### 2.1.1 Fotómetro Strömgren

El fotómetro Strömgren está acoplado al foco E del telescopio de 90 cm. Fue diseñado y fabricado en Dinamarca, pero la electrónica de control y adquisición de datos fue realizada en el IAA. Este fotómetro fotoeléctrico a conteo de fotones está dotado de dos modos de funcionamiento, permitiendo observar simultáneamente las cuatro bandas  $u, v, b, y$  del sistema fotométrico de Strömgren o, alternativamente, las dos bandas  $n$  y  $w$  del sistema fotométrico  $H_\beta$  de Crawford.

En el **modo uvby**, el fotómetro utiliza una red de difracción para separar las diferentes



componentes espectrales y cuatro tubos fotomultiplicadores para la medida de los cuatro canales. En el **modo  $H_{\beta}$**  el haz de luz es dividido en dos mediante un filtro dicróico, enviando cada haz, a dos tubos fotomultiplicadores a través de sendos filtros interferenciales, ancho y estrecho, centrados en la banda de  $H_{\beta}$ , que miden el continuo y la línea respectivamente.

En la Figura 2.1 se puede ver un esquema simplificado del fotómetro. A la entrada del instrumento (izquierda en la figura) se encuentra una lente de Barlow, necesaria para adaptar la focal  $f:15$  del fotómetro a la  $f:8$  del telescopio. A continuación, a lo largo del camino óptico hay una rueda de entrada con tres posiciones: “obturador abierto”, “obturador cerrado” y “filtro neutro”. Tras la rueda se hallan los prismas de los visores de campo y diafragma, que envían eventualmente la luz a los respectivos visores situados en el frontal del fotómetro. Entre ambos prismas, se encuentra la rueda de diafragmas (no dibujada en la figura por su posición en el fotómetro, perpendicular al plano del papel y debajo de las rendijas espectrales) con seis aperturas diferentes. En el visor de diafragma hay acoplada una pequeña CCD que permite realizar autocentros automáticos de los objetos desde el programa de control general.

- **Modo uvby de Strömgren**

En el eje óptico, y tras la rueda de diafragmas, un objetivo acromático colima el haz sobre la red de difracción. Esta red trabaja en reflexión, en modo de Littrow y tiene 1200 líneas por milímetro. Para realizar un ajuste fino del ángulo de incidencia de la red, el fotómetro dispone de un tornillo micrométrico cuya posición puede leerse en un reloj comparador situado, igual que el anterior, en el frontal del instrumento. El haz dispersado pasa de nuevo por el objetivo, reenfoándolo sobre una línea curva horizontal situada por encima de la rueda de diafragmas donde se encuentran un conjunto de rendijas selectoras, una por cada banda espectral. Existen dos conjuntos de rendijas espectrales: el primero permite trabajar con sólo las rendijas, y un segundo conjunto, que es el que está actualmente en uso, combina las rendijas con filtros interferenciales. Tras las rendijas, un grupo de espejos esféricos colectores reenvían los diferentes haces a los fotomultiplicadores. Sus superficies están revestidas de un depósito interferencial con objeto de dar una máxima reflectividad en su banda espectral, reducir la luz espúrea y reproducir la curva original de los filtros Strömgren. A la entrada de los fotomultiplicadores se encuentran los filtros interferenciales de muy alta transmisividad (desde un 76% en  $u$  hasta un 90% en el  $y$ ) que junto a las rendijas, producen las bandas espectrales cuyos valores se muestran en la



Tabla 2.1.

- **Modo  $H_\beta$  de Crawford**

Tras la rueda de diafragmas, el fotómetro inserta mecánicamente un espejo plano en el haz, formando un ángulo de  $37^\circ.5$  con el eje óptico, reenviándolo hacia la sección  $H_\beta$ . Un semiespejo neutro divisor de haz separa a éste en dos, un 85% del flujo de entrada se transmite al filtro  $H_{\beta n}$  (estrecho) y el 15% restante es reflejado a un colimador que lo devuelve desplazado verticalmente sobre el anterior, al canal  $H_{\beta w}$  (ancho). Sus características espectrales vienen dadas en la misma Tabla 2.1.

**Tabla 2.1:** Bandas espectrales definidas por las rendijas y filtros interferenciales

Banda	$\lambda_{\max}$ (Å)	$\lambda_{\min}$ (Å)	$\lambda_{\text{central}}$ (Å)	FWHM (Å)
<i>u</i>	3686	3324	3505	330
<i>v</i>	4222	4006	4110	170
<i>b</i>	4801	4572	4685	183
<i>y</i>	5635.5	5346	5488	235
$H_{\beta n}$			4862	30
$H_{\beta w}$			4875	150

Además del uso común de los modos *uvby* y  $H_\beta$ , el fotómetro permite otras configuraciones como la introducción de los filtros neutros o el modo  $H_\delta$

- **Filtros neutros**

Existen dos tipos de filtros: el filtro neutro de densidad óptica 10 y el *vb*. El primero, situado en la entrada del fotómetro, tiene por objeto proteger a los tubos fotomultiplicadores de los objetos brillantes y ampliar la magnitud límite inferior de las estrellas observables. El segundo filtro neutro alternativo, *vb*, atenúa aún más los canales *v* y *b*, aproximadamente hasta la mitad, y se puede introducir, al igual que el anterior, de forma manual mediante una palanca externa situada junto al visor de diafragma.



- **Modo  $H_\delta$**

También se dispone de un modo de calibración en el que se intercala una rendija adicional, de  $200 \mu$  de anchura (unos  $4 \text{ \AA}$  en el espectro), en el canal  $v$  y centrada en la longitud de onda correspondiente a la línea  $H_\delta$  del Hidrógeno. Gracias a esta rendija pueden hacerse calibraciones espectrales muy precisas utilizando la línea de absorción  $H_\delta$  de las envolturas estelares de estrellas de baja velocidad radial y tipo espectral adecuado.

La ventaja más importante de este fotómetro es la medida simultánea en las diferentes bandas, en ambos modos de funcionamiento, que nos permite ganar rapidez en las medidas y precisión para la obtención de los índices de color, evitando de esta forma, los problemas de interpolación y variaciones de extinción.



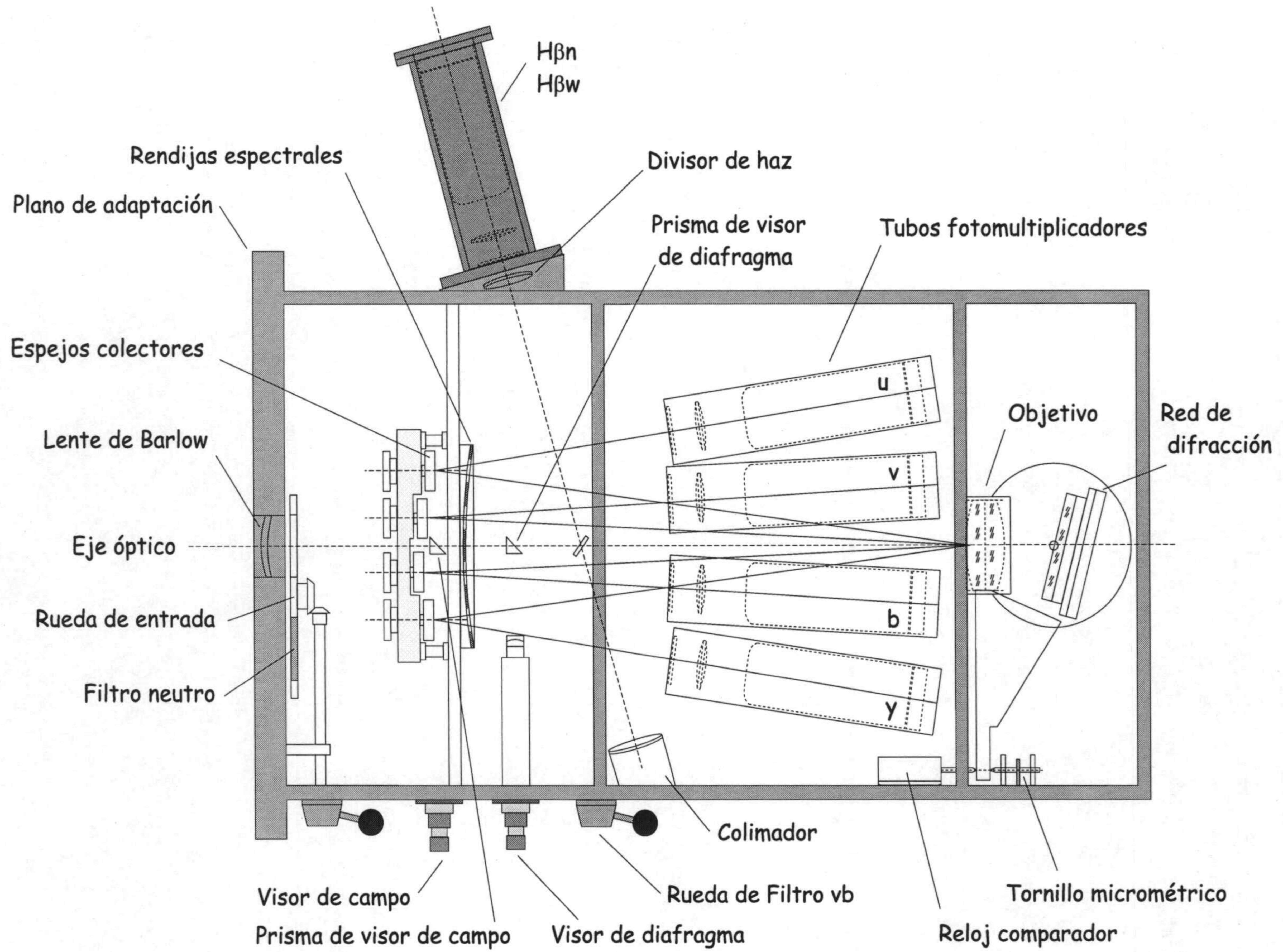


Figura 2.1: Fotómetro Strömberg







## 2.2 Sistema uvby $\beta$ de Strömgren-Crawford

Como ya se ha visto anteriormente, el sistema fotométrico de Strömgren está compuesto por cuatro filtros de banda intermedia, *uvby*, y el de Crawford por dos filtros, *n* y *w*, centrados en la línea H $\beta$ .

Los parámetros *u*, *v*, *b*, *y* representan las magnitudes correspondientes a las intensidades medias a través de los filtros centrados en 3 500, 4 110, 4 670 y 5 470 Å respectivamente y de anchuras intermedias entre 180 y 300 Å.

El filtro *y*, tiene prácticamente la misma longitud de onda central que el filtro *V* del sistema *UBV* aunque sus anchuras sean diferentes. El filtro *b* está centrado a 300 Å hacia el rojo del filtro *B* del sistema fotométrico de Johnson para reducir el efecto *blanketing*. Las líneas de absorción de elementos metálicos se vuelven más intensas en estrellas de tipo espectral más tardío que A0. Así, un filtro situado en una región del espectro donde son abundantes tales líneas trasmite menos flujo espectral que si éstas no estuvieran. De esta forma, para estrellas de tipo temprano, los filtros *y* y *b* están libres de este efecto mientras que aquellas de tipo tardío, el efecto *blanketing* es prácticamente el mismo en ambos filtros. El filtro *v*, se encuentra a la derecha de la discontinuidad de Balmer, donde el efecto *blanketing* es importante. Por último, el filtro *u* está situado a cortas longitudes de onda respecto a la discontinuidad de Balmer. Debido a que la absorción atmosférica en esta región del espectro es muy grande, la anchura de este filtro es mayor que las de los otros tres y de esta forma se obtiene más intensidad en esta banda. En la figura 2.2 se muestra cómo afectan el *blanketing* y la discontinuidad de Balmer en el espectro estelar.

Con estos cuatro filtros se pueden definir tres índices de color que se encuentran afectados de enrojecimiento interestelar:

- $(b - y)$ : es un buen indicador de la temperatura efectiva y del color,
- $m_1$ : mide el contenido metálico debido al efecto *blanketing* y se define como

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad (2.1)$$

- $c_1$ : mide la discontinuidad de Balmer y es un indicador de luminosidad para estrellas tipo A y F mientras que para las de tipo espectral B es de temperatura. Esta definido de

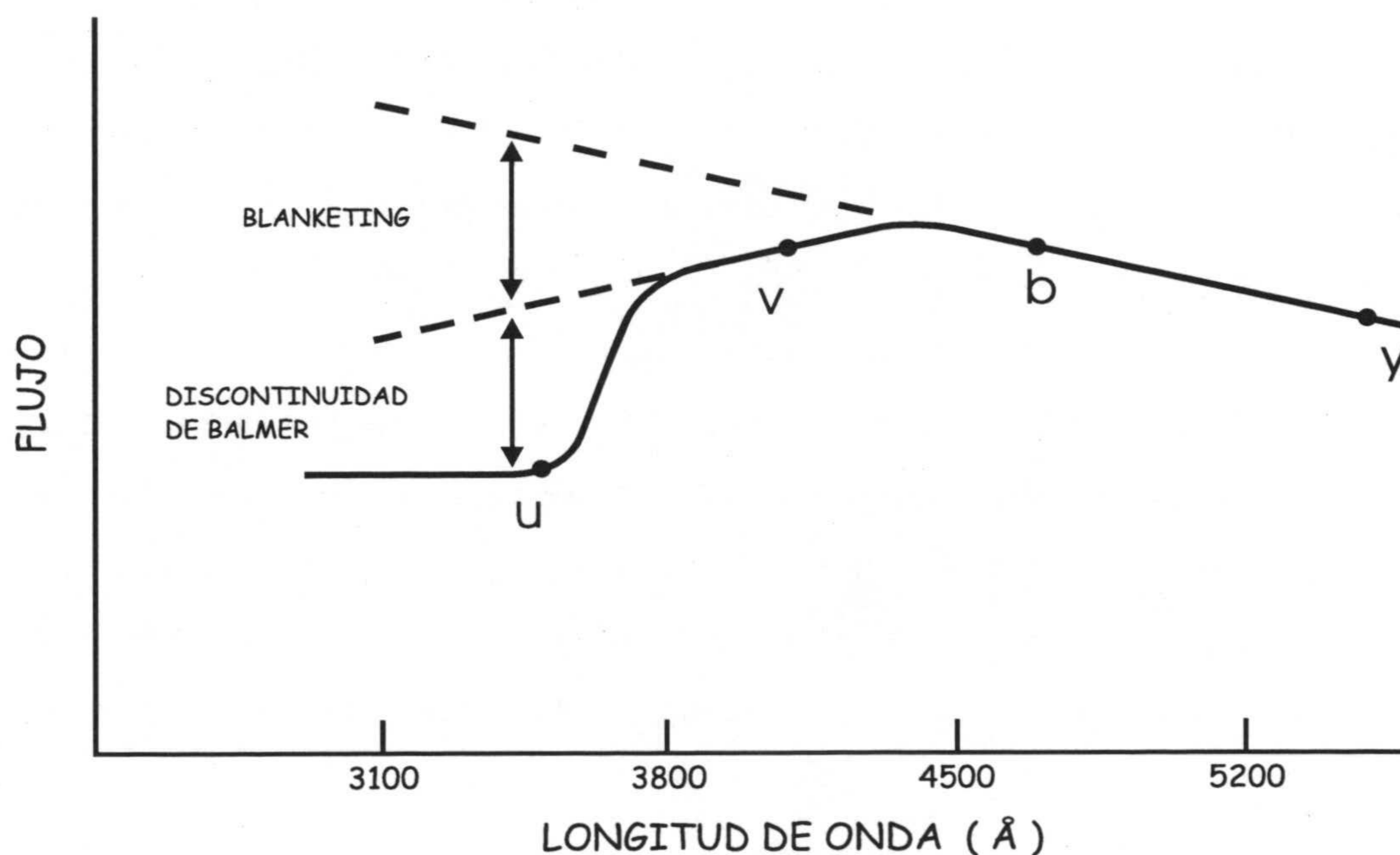


la forma

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad (2.2)$$

Está libre de *blanketing* ya que en el filtro *u* éste efecto es aproximadamente el doble que el el *v*.

El índice  $\beta$  mide la intensidad de la línea  $H_\beta$  y se obtiene como la diferencia de magnitudes a través de los filtros estrecho y ancho con anchuras medias de 30 y 150 Å, respectivamente. Es un indicador de luminosidad para estrellas de tipo O al A y de temperatura para aquellas del A al G. Una de las ventajas de este índice sobre el  $(b - y)$  es que no depende de la extinción atmosférica ni del enrojecimiento interestelar.



**Figura 2.2:** Posición del *blanketing* y discontinuidad de Balmer en el sistema Strömgren (Henden y Kaitchuck, 1982)

### 2.3 Cálculo de los parámetros fotométricos

Para hacer una distinción entre las estrellas correspondientes a los tipos espectrales B, A y F, Strömgren (1966) utilizó los índices definidos con el sistema  $uvby\beta$  y los clasificó como:



1. grupo "temprano" formado por estrellas tipo B
2. grupo "intermedio" constituido por estrellas A tempranas, A0-A3
3. grupo "tardío" en el que se encuentran las estrellas de tipo A tardío y F

Puesto que la banda de inestabilidad y las estrellas observadas están dentro de este tercer grupo, nos centraremos en el cálculo de los parámetros fotométricos en estrellas A y F siguiendo el método de Philip y col. (1976). En este método, se calcula el exceso de color,  $E(b - y)$ , sufrido por  $b - y$  y a partir del cual se pueden obtener los índices de color desenrojados  $(b - y)_0$ ,  $m_0$  y  $c_0$ . Para ello, utilizaremos las ecuaciones definidas por Crawford (1975b) donde  $b - y$ ,  $m_1$  y  $c_1$  son los índices observados:

$$E(b - y) = (b - y) - (b - y)_0 \quad (2.3)$$

$$m_0 = m_1 + 0.32E(b - y) \quad (2.4)$$

$$c_0 = c_1 - 0.20E(b - y) \quad (2.5)$$

Calculamos el valor de  $(b - y)_0$  a partir de las expresiones dadas por Crawford (1975a) que dependerán del tipo espectral de tal forma que para una estrella tipo A ( $\beta \geq 2.72$ ):

$$(b - y)_0 = 2.943 - \beta - 0.09\delta c_1 - 0.2\delta m_1 \quad \text{si } \delta m_1 < 0 \quad (2.6)$$

$$(b - y)_0 = 2.943 - \beta - 0.09\delta c_1 \quad \text{si } \delta m_1 \geq 0 \quad (2.7)$$

mientras que para una estrella F ( $\beta < 2.72$ ),  $(b - y)_0$  toma el valor:

$$(b - y)_0 = 0.222 + 1.11\Delta\beta + 2.7(\Delta\beta)^2 - 0.05\delta c_1 - (0.1 + 3.6\Delta\beta)\delta m_1 \quad (2.8)$$

$\Delta\beta = 2.720 - \beta$  y los valores  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  están definidos como:

$$\delta m_1 = m_{ZAMS} - m_0 \quad (2.9)$$

$$\delta c_1 = c_0 - c_{ZAMS} \quad (2.10)$$

donde los parámetros  $m_{ZAMS}$  y  $c_{ZAMS}$  corresponden a los índices  $m_1$  y  $c_1$  para una estrella de la *secuencia principal de edad cero* o ZAMS (Zero Age Main Sequence) a la misma temperatura efectiva (o índice  $\beta$ ) que la estrella considerada (Philip y Egret, 1980).



Inicialmente, al ser desconocidos los valores desrojados de la estrella se introducen  $m_1$  y  $c_1$  observados en las ecuaciones 2.9 y 2.10, obteniendo  $(b - y)_0$  y por tanto, el  $E(b - y)$ ,  $c_0$  y  $m_0$ . Este proceso se itera hasta que el cambio producido en  $(b - y)_0$  sea  $\leq 10^{-5}$ .

La magnitud absoluta,  $M_v$ , puede obtenerse según:

$$M_v = M_{vZAMS} - f\delta c_1 \quad (2.11)$$

siendo  $f=8$  para una estrella tipo A (Crawford, 1975a) y  $f = 9 + 20\Delta\beta$  si se trata de una estrella F (Crawford, 1975b).

La abundancia metálica para las estrellas A-F, se obtiene a partir del parámetro  $\delta m_1$ . Para el cálculo de  $[Me/H]$  hemos considerado la calibración dada por Smalley (1993) para estrellas con  $2.^m72 < \beta < 2.^m88$  (tipo espectral A3-F0):

$$[Me/H] = -15.56\delta m_1 + 0.081 \quad (2.12)$$

mientras que para aquellas con valores  $2.^m59 < \beta < 2.^m72$ , utilizaremos la calibración dada por Nissen (1988):

$$[Me/H] = -(10.5 + 50(\beta - 2.626))\delta m_1 + 0.12 \quad (2.13)$$

En ocasiones, será necesario calcular los parámetros fotométricos de las estrellas dentro del grupo "temprano". Las estrellas B son desrojadas acorde con la fórmula de Crawford (1971)

$$(b - y)_0 = 0.097c_0 - 0.116 \quad (2.14)$$

introduciéndose este valor en las ecuaciones 2.3, 2.4 y 2.5 e iterando como en caso anterior. Los valores  $\delta m_1$  y  $\delta c_1$  se definen de la misma forma que en 2.9 y 2.10.

La magnitud absoluta será aquella  $M_{vZAMS}$  correspondiente al valor de  $\beta$ . En el caso de que  $c_0$  se encuentre entre  $0.^m20$  y  $0.^m90$ , tomaría el valor dado por Crawford (1979a)

$$M_v = M_{vZAMS} - 10\Delta\beta \quad (2.15)$$

Aquí,  $\Delta\beta = \beta_{ZAMS} - \beta$  y el parámetro  $\beta_{ZAMS}$  es el índice  $\beta$  para una estrella de la ZAMS con el mismo valor  $c_0$  que la estrella considerada.



## 2.4 Módulo de distancia de una estrella

El flujo de energía que recibimos de las estrellas disminuye con la distancia, así la magnitud observada  $m$  aumentará con la distancia cumpliendo la ecuación:

$$m - M = 5 \log d - 5 + A \quad (2.16)$$

donde  $d$  es la distancia en parsecs,  $M$  es la magnitud absoluta y  $A$  es la absorción interestelar en magnitudes. A la cantidad  $(m - M)$  se le denomina *módulo de distancia aparente* de la estrella y si no existiese absorción interestelar podríamos poner la ecuación anterior como:

$$(m - M)_0 = 5 \log d - 5 \quad (2.17)$$

donde el subíndice nos indica que se trata del *módulo de distancia verdadero* de la estrella.

Se ha demostrado que la absorción interestelar en la banda  $V$ ,  $A_V$ , es proporcional al exceso de color  $E(b - y)$ :

$$A_V = R_V E(b - y) \quad (2.18)$$

donde  $R_V$  es el llamado *cociente entre la absorción total y la selectiva* cuyo valor es de aproximadamente 4.3 (Crawford y Mandwewala, 1976a) y es prácticamente constante para todos los tipos espectrales.

A partir de este valor podemos calcular la magnitud desenrojada,  $V_0$ :

$$V_0 = V - A_v \quad (2.19)$$

que junto a la magnitud absoluta,  $M_v$ , permite obtener el módulo de distancia verdadero a partir de la relación

$$(V - M_v)_0 = V_0 - M_v \quad (2.20)$$

## 2.5 Adquisición y reducción de datos

El estudio de estrellas variables requiere, además de largas secuencias de observación, un análisis de su comportamiento a partir del período, las amplitudes y la forma de las curvas de luz de las estrellas observadas.



En las observaciones de los diferentes cúmulos abiertos se ha utilizado la fotometría diferencial, en la que para cada cúmulo se escogen tres estrellas de comparación,  $C1$  llamada *comparación principal*, respecto la cual se calculan las diferencias de magnitud de las demás estrellas y dos estrellas de chequeo,  $C2$  y  $C3$ , que se introducen en la secuencia debido a una posible variabilidad de la  $C1$ . Hay ocasiones en que el número de estrellas de chequeo es menor o mayor, dependiendo de la seguridad que tengamos a cerca de la constancia de éstas y de la comparación principal. La elección de las estrellas de comparación debe de obedecer a las siguientes características:

- Tipo espectral parecido para controlar mejor la extinción.
- Magnitud más brillante o próxima a la de las estrellas problema para no perder precisión en las medidas.
- Que estén lo suficientemente próximas, centradas en el cúmulo.
- Pertenencia al cúmulo cuando sea posible, ya que en ocasiones no es fácil encontrar estrellas miembro con las características anteriores.

De forma regular, se realizan medidas de cielo cerca de la comparación principal, necesarias para la corrección de fondo. Estas se hacen más frecuentes en las noches menos oscuras donde la presencia de la Luna y su trayectoria en el cielo pueden alterar las medidas considerablemente.

El diámetro del diafragma utilizado en nuestras observaciones es de  $45''$ , ya que raramente la magnitud de las estrellas de estudio serán más débiles de  $10.^m00$ . El tiempo de integración dependerá de la magnitud aparente de cada estrella, de tal forma que, al tener la llegada de fotones una distribución de Poisson, y para un error relativo predeterminado  $\mu$ , el tiempo de integración  $t$  vendrá dado por:

$$t = \frac{1}{\mu^2 N} \quad (2.21)$$

donde  $N$  es el número de cuentas por unidad de tiempo. Los valores de  $t$  necesarios para alcanzar un error relativo en los filtros  $v$  y  $b$  del orden de  $0.^m002$  en estrellas con magnitud por debajo de  $10.^m00$ , ó de  $0.^m004$  en estrellas de  $10.^m00$  o más débiles, se muestran en la Tabla 2.2.



Dependiendo del número de estrellas escogidas del cúmulo y del tiempo de integración considerado para cada una, se dividen en grupos entre los cuales se intercala las medidas de cielo y las estrellas de comparación de la siguiente forma: *cielo, C1, C2, C3, 1<sup>er</sup> grupo de estrellas, cielo, C1, C2, C3, 2<sup>o</sup> grupo de estrellas, cielo, C1, C2, C3...* Esta secuencia puede verse alterada, ya sea debido a las condiciones atmosféricas del cielo o porque el número de horas en las que es visible el cúmulo es reducido.

**Tabla 2.2:** *Tiempos de integración*

Magnitud (mag)	Tiempo (s)
5.00–6.00	25
6.00–7.00	30
7.00–8.00	35
8.00–9.00	40
9.00–9.50	50
9.50–10.00	70
>10.00	120

La reducción de los datos se realizan a partir de un programa diseñado y desarrollado en el IAA, en el que es posible reducir todas las estrellas observadas de un mismo cúmulo, con un máximo de 30 objetos. A partir de las coordenadas de las estrellas en cualquier época, se calculan las referidas al equinocio medio de la fecha de observación y para cada instante,  $t$ , se obtiene un tiempo juliano heliocéntrico. La razón de realizar una corrección heliocéntrica es para hacer comparables las observaciones realizadas en cualquier época del año. Su expresión (Binnendijk, 1960) es de la forma:

$$C.H. = -0.005775 (R \cos \theta \cos \alpha \cos \delta + R \sin \theta (\sin \epsilon \sin \delta + \cos \epsilon \cos \delta \sin \alpha)) \quad (2.22)$$

siendo  $R$  el módulo del radio vector Tierra–Sol,  $\theta$  la longitud del equinocio medio,  $\epsilon$  la oblicuidad de la eclíptica y  $\alpha$  y  $\delta$  la ascensión recta y declinación de la estrella respectivamente.

Las medidas de cada estrella para cada uno de los cuatro filtros hay que corregirlas de tiempo muerto, debido a que en el fotomultiplicador el número de fotones contados es menor



del que realidad están llegando. Esta corrección viene dada por:

$$I = \frac{N}{1 - \tau N} \quad (2.23)$$

donde  $I$  es el número de cuentas real,  $N$  el número de fotones contados y  $\tau$  la constante de tiempo muerto para nuestro sistema y será diferente para cada filtro.

El siguiente paso después de la corrección de fondo de cielo, es la conversión a magnitudes,  $m_i$ , para cada uno de los filtros mediante la ecuación:

$$m_i = -2.5 \log I_i + cte \quad (2.24)$$

$I_i$  es el número de cuentas en el correspondiente filtro de Stömgren y en nuestro sistema  $cte=16$ , valor que ha sido calculado a partir de magnitudes estándares. En el caso de medidas  $H_\beta$ , el paso a magnitudes es:

$$m = -2.5 \log \frac{n}{w} \quad (2.25)$$

Las magnitudes obtenidas hay que corregirlas de extinción, debido a que la luz sufre una pérdida de intensidad al atravesar la atmósfera terrestre. Esta extinción se calcula a partir de la comparación principal  $C1$  y es de la forma:

$$m_0 = m - KX \quad (2.26)$$

siendo  $m_0$  y  $m$  las magnitudes fuera y dentro de la atmósfera respectivamente y  $X$ , la masa de aire que atraviesa la luz de una estrella a una distancia zenital  $Z$ :

$$X = \sec Z (1 - 0.0012(\sec^2 Z - 1)) \quad (2.27)$$

$$\sec Z = (\sin \alpha \sin \delta + \cos \alpha \cos \delta \cos H)^{-1} \quad (2.28)$$

donde  $\alpha$  y  $\delta$  son las coordenadas de la estrella y  $H$  el ángulo horario para un instante dado.

$K$  es el coeficiente de extinción atmosférica y viene dado en magnitudes por masa de aire. La extinción no es la misma en el Este que en el Oeste y varía a lo largo de la noche de forma lineal con el ángulo horario,  $H$ , adoptando la expresión de Young e Irvine (1967):

$$K = K_0 + K_1 H \quad (2.29)$$

donde  $K_0$  y  $K_1$  son constantes a determinar para cada noche y para cada color. En el caso del índice  $H_\beta$ , al no estar afectado de extinción, no se necesitará hacerle ninguna corrección a las medidas obtenidas anteriormente.



A partir de las magnitudes fuera de la atmósfera, en el método diferencial se han de calcular las diferencias de magnitud respecto a la comparación principal,  $C1$ . Esta diferencia se realiza por interpolación lineal ya que, aunque las medidas no se tomen simultáneamente, sí se hacen lo suficientemente próximas en el tiempo para que los cambios de las condiciones físicas en que han sido realizadas puedan considerarse despreciables.

Una vez obtenidas las diferencias de magnitud en nuestro sistema instrumental, necesitamos pasarlas al sistema estándar para que nuestros datos sean compatibles con otros observadores. Las ecuaciones lineales de transformación que se han aplicado son las siguientes:

$$\begin{aligned}
 \Delta V &= 0.021\Delta(b - y)_i + \Delta y_i \\
 \Delta(b - y)_{st} &= 0.975\Delta(b - y)_i \\
 \Delta m_{1st} &= 0.730\Delta m_{1i} + 0.049\Delta(b - y)_i \\
 \Delta c_{1st} &= 1.058\Delta c_{1i} + 0.201\Delta(b - y)_i \\
 \Delta b_{st} &= \Delta(b - y)_i + \Delta V \\
 \Delta v_{st} &= \Delta m_{1st} + 2\Delta(b - y)_{st} + \Delta V \\
 \Delta u_{st} &= \Delta c_{1st} + 2\Delta m_{1st} + 3\Delta(b - y)_{st} + \Delta V \\
 \beta_{st} &= 1.291\beta_i + 2.283
 \end{aligned} \tag{2.30}$$

donde los subíndices  $st$  e  $i$  significan estándar e instrumental respectivamente. Los coeficientes de las ecuaciones de transformación han sido ajustados mediante la observación de estrellas estándares.

A partir de las diferencias de magnitud  $\Delta m_i$  de cada estrella  $i$  respecto  $C1$  se calculan, tanto en el sistema natural como en el estándar, las desviaciones típicas  $\sigma_i$  y los errores relativos  $\varepsilon_i$  para cada banda e índice de color:

$$\sigma_i = \sqrt{\frac{1}{N_i - 1} \left( \sum_{k=1}^{N_i} \Delta m_{ik}^2 - \frac{1}{N_i} \left( \sum_{k=1}^{N_i} \Delta m_{ik} \right)^2 \right)} \tag{2.31}$$

$$\varepsilon_i = \frac{\sigma_i}{\sqrt{N_i}} \tag{2.32}$$

siendo  $N_i$  el número de medidas de cada estrella  $i$ . La varianza o el cuadrado de la desviación típica, nos indicará cuánto se han desviado las medidas individuales de cada estrella respecto a la media, valor muy a tener en cuenta a la hora de estudiar variabilidad estelar.



## 2.6 Tests estadísticos de variabilidad

Las curvas de luz obtenidas a partir de la reducción diferencial nos muestra el comportamiento de la estrella respecto a la comparación principal a lo largo de una noche o las diferentes noches de observación; pero en la mayoría de los casos, la simple reducción de los datos no es suficiente para encontrar variabilidad estelar.

A diferencia de las variables tipo  $\delta$  Scuti, no es fácil detectar estrellas de pequeña amplitud con variación de luminosidad de unas pocas centésimas de magnitud (típicamente entre  $0.^m01$  y  $0.^m05$ ) y largo período (del orden de 1 día). La observación de unas pocas horas alrededor de un máximo o un mínimo, donde la luminosidad no varía, puede interpretarse como constante. Para evitarlo, sería necesario disponer de largas ventanas de observación y óptimas condiciones de cielo para que el ruido fuera lo más pequeño posible, traduciéndose en una buena calidad en las medidas. Esto en general, es difícil de conseguir.

Por esta razón, es necesario buscar más información referente a los cambios producidos en la luminosidad de una estrella durante varias noches de observación y que no se limiten únicamente a la que nos puede proporcionar una inspección visual de las curvas de luz. Ya anteriormente y sobre este tema, Antonello y Mantegazza (1986) y más tarde Zerbi y col. (1998), diseñaron dos métodos estadísticos pensados para encontrar variabilidad de corto período ( $P < 0.25$  días), del tipo  $\delta$  Scuti. Ambos análisis se aplicaron en estrellas pertenecientes al cúmulo NGC 2516 observadas en ciclos de una sola noche y sin que previamente se hubiera elegido estrellas de comparación.

Con el mismo propósito de buscar variabilidad estelar, en nuestro caso de largo período ( $P > 0.25$  días) y con observaciones de la misma estrella repetidas en el tiempo, se han propuesto dos tests aplicando estadísticas diferentes. En el primero, *Test 1*, se evalúan las varianzas de los distintos valores medios de las diferencias de magnitud de cada estrella que se han obtenido a lo largo de las observaciones mediante el test estadístico  $F$ , y en el segundo, *Test 2*, se comparan noche a noche el valor medio de las diferencias de magnitud para cada una de las estrellas utilizando la *t de student*. Para ambos métodos cuando hablamos de diferencias de magnitud, son las que han sido calculadas respecto a la comparación principal  $C1$  elegida para cada uno de los cúmulos.



## 2.6.1 Test 1

Este método consiste en detectar variabilidad de largo período comparando la varianza de las diferencias de magnitud de cada estrella con el valor mínimo calculado en las diferentes noches de observación.

Para ello, calculamos el valor medio de las diferencias de magnitud de cada estrella observada,  $i$ , respecto a la comparación principal  $C1$  y para cada noche  $k$ ,  $\overline{\Delta m_{ik}}$ . El valor de la variancia a partir de estas diferencias se obtiene a partir de la relación

$$\sigma_i^2 = \frac{1}{N_i - 1} \left( \sum_{k=1}^{N_i} (\overline{\Delta m_{ik}})^2 - \frac{1}{N_i} \left( \sum_{k=1}^{N_i} \overline{\Delta m_{ik}} \right)^2 \right) \quad (2.33)$$

donde  $N_i$  es el número de noches en el que se ha observado la estrella  $i$ .

En estadística, dentro de la *teoría de las pequeñas muestras* (cuando la población  $N < 30$ ) podemos conocer si la diferencia de las varianzas correspondientes a dos muestras diferentes son o no significativas. Este valor se define como *distribución F* y en nuestro caso, el valor  $F_i$  para cada estrella  $i$  sería de la forma

$$F_i = \frac{\sigma_i^2}{\sigma_{min}^2} \quad (2.34)$$

donde el  $\sigma_{min}^2$  es la varianza más pequeña obtenida en las  $N_i$  noches.

Para hacer uso de este test  $F$ , es importante tener en cuenta qué objetos han sido observados y en qué noches, ya que a menudo, en las observaciones de un mismo cúmulo la secuencia de estrellas bajo estudio no es la misma. Por tanto, se seleccionarán aquellas noches en las que se han medido las mismas estrellas y para que los resultados sean óptimos, calcularemos el estadístico  $F$  a los grupos que contengan un mayor número de objetos observados en el mayor número de días.

En el test  $F$  podemos formular dos hipótesis:

- Hipótesis nula,  $H_0$ , en la que las varianzas son iguales  $\sigma_i^2 = \sigma_{min}^2$
- Hipótesis alternativa,  $H_1$ , donde  $\sigma_i^2 > \sigma_{min}^2$

Para no rechazar la hipótesis nula, o lo que es lo mismo, para considerar una estrella como no



variable es necesario que se cumpla en cada caso

$$F_i < F(\nu_1, \nu_2, \alpha) \quad (2.35)$$

siendo  $F(\nu_1, \nu_2, \alpha)$  los valores percentiles para una significancia  $\alpha$  y,  $\nu_1 = N_i - 1$  y  $\nu_2 = N_i - 1$ , los grados de libertad correspondientes a  $\sigma_i^2$  y a  $\sigma_{min}^2$ , respectivamente.  $\nu_1$  será igual a  $\nu_2$  ya que el número de noches,  $N_i$ , para las estrellas de un mismo grupo es el mismo. Se define *significancia* o *nivel de significación*  $\alpha$ , al grado de confianza en que hemos adoptado la decisión correcta. En este trabajo y para todos los cúmulos utilizaremos el valor de  $\alpha=0.01$ , es decir, si no se cumple la hipótesis  $H_0$  podremos decir que una estrella es variable con un error por debajo del 1%. Los correspondientes valores percentiles para la distribución  $F$  pueden verse en el Apéndice A.

### 2.6.2 Test 2

En este método, aunque al igual que el anterior nos proporciona información sobre variabilidad de largo de período, se estudia como varía la luminosidad media de cada una de las estrellas a lo largo de las observaciones. Sin embargo, por sí mismo, no se puede decir nada sobre si la diferencia entre las medias de dos distribuciones medidas en dos noches diferentes para una misma estrella es significativa o no. Para ello, se aplica el estadístico *t de Student*.

Si tenemos de una estrella  $i$  dos conjuntos de medidas realizadas en dos noches diferentes  $N_{i1}$  y  $N_{i2}$ , cuyas magnitudes medias respecto a la estrella  $C1$  son  $\overline{\Delta m_{i1}}$  y  $\overline{\Delta m_{i2}}$ , y siendo  $\sigma_{i1}^2$  y  $\sigma_{i2}^2$  las varianzas de las noches 1 y 2 respectivamente; el valor de  $t$  para cada estrella  $i$  es

$$t_i = \frac{\overline{\Delta m_{i1}} - \overline{\Delta m_{i2}}}{\sigma \sqrt{\frac{1}{N_{i1}} + \frac{1}{N_{i2}}}} \quad (2.36)$$

donde

$$\sigma = \sqrt{\frac{N_{i1}\sigma_{i1}^2 + N_{i2}\sigma_{i2}^2}{N_{i1} + N_{i2} - 2}} \quad (2.37)$$

y siendo  $N_{i1} + N_{i2} - 2$  el grado de libertad, que dependerá de las medidas de las dos distribuciones.

Para este test  $t$ , las hipótesis estadísticas son:

- $H_0$ : no hay diferencia entre las medias,  $\overline{\Delta m_{i1}} = \overline{\Delta m_{i2}}$



- $H_1$ : hay una diferencia significativa entre ellas,  $\overline{\Delta m_{i1}} \neq \overline{\Delta m_{i2}}$

Para rechazar o no la hipótesis nula, es necesario contrastar los valores de  $t_i$  para cada una de las estrellas  $i$  con los *valores críticos* o *coeficientes de confianza*  $\pm t_c$ , que dependen del nivel de confianza deseado y el tamaño de la muestra (ver Apéndice B). Al igual que en el test anterior utilizaremos un valor para la *significancia*  $\alpha$  de 0.01, y debido a que estamos interesados en los valores extremos del estadístico  $t$  a ambos lados de la media, se hará uso de los valores críticos  $\pm t_{.995}$ . De esta forma, podremos decir que para una estrella,  $i$ , habrá una diferencia significativa entre los valores medios de dos muestras 1 y 2 con una probabilidad del 99% si  $t_i$  está fuera del rango impuesto por los valores  $-t_{.995}$  y  $t_{.995}$ .

En la mayoría de los casos, tendremos más de dos noches de observación por lo que habrá que aplicar el test varias veces dependiendo del número de días que hayamos medido cada estrella. Para simplificar los cálculos, escogeremos aquella noche en la que se hayan medido todas las estrellas y con el mayor número de datos, y de esta forma hacer comparaciones dos a dos con el resto de las noches observadas.







# CAPÍTULO 3

## Observaciones

### 3.1 Selección de cúmulos abiertos

Las campañas para la observación de cúmulos abiertos han sido realizadas entre los años 1995 y 1999. Para ello, se hizo una selección de cúmulos brillantes de diferentes edades con un número suficiente de estrellas de tipo espectral A-F en la fase de secuencia principal cuyas magnitudes se pudieran adaptar a la óptica de nuestro telescopio. En total se han observado diez cúmulos de edades comprendidas entre los 35 y 800 millones de años.

En los últimos años, debido a las nuevas técnicas utilizadas en las observaciones se conocen con más exactitud los parámetros fundamentales que definen a los cúmulos abiertos. Existe un gran número de fuentes en la literatura sobre nuevas estimaciones de enrojecimientos, distancias, edades, así como también del contenido estelar en base a nuevos modelos teóricos. Por lo tanto, para hacer una descripción de los parámetros que definen a los cúmulos observados lo más homogénea posible, se ha utilizado la base de datos BDA (Mermilliod, 1995; <http://obsww.unige.ch/webda>) donde las medidas son más recientes y en continua renovación. En la Tabla 3.1 están recogidos algunos de estos parámetros para cada uno de los cúmulos observados en orden a su edad: las coordenadas referidas al 2000.0, la distancia en parsecs, el exceso de color  $E(B - V)$ , metalicidad y el módulo de distancia aparente ( $V - M_v$ ) (sin desenrojecer). Las coordenadas se han obtenido de la base de datos SIMBAD del *Centre de Données Stellaires* en Estrasburgo (Francia); la distancia, el módulo de distancia, edad y exceso de color son de Lotkin y Matkin (1994). La metalicidad de los cúmulos NGC 6633, IC 4756, Híades y Praesepe son de Twarog y col. (1997), mientras el resto de los cúmulos cuyos valores se conocen son de Cayrel de Strobel (1990).

Para ver con detalle qué filtros se han utilizado en cada campaña, fecha, número de noches y horas aproximadas de observación se presenta un Diario de Observaciones en la Tabla 3.2. Como puede verse en este diario, el número de campañas y noches no es igual para todos los



**Tabla 3.1:** Cúmulos abiertos seleccionados

Cúmulo	$\alpha_{2000.0}$ ( <sup>h</sup> <sup>m</sup> )	$\delta_{2000.0}$ ( <sup>°</sup> <sup>'</sup> )	log(edad)	$d$ (pc)	$E(B - V)$ (mag)	[Fe/H] (dex)	$(V - M_v)$ (mag)
IC 4665	17 46.3	+05 43	7.58	344	0.19	—	8.29
$\alpha$ Persei	03 22.0	+48 37	7.90	170	0.09	0.061	6.44
Pléyades	03 47.0	+24 07	7.92	126	0.04	0.026	5.63
M 39	21 32.2	+48 26	8.61	349	0.01	—	7.75
NGC 6633	18 27.5	+06 34	8.66	383	0.16	0.00	8.43
Coma Ber	12 25.1	+26 06	8.69	83	0.01	-0.065	4.63
IC 4756	18 39.0	+05 28	8.78	480	0.20	-0.06	9.05
Híades	04 26.9	+15 52	8.80	48	0.01	0.17	3.44
Praesepe	08 40.4	+19 40	8.84	179	0.02	0.14	6.33
Collinder 463	01 47.6	+71 46	8.85	350	0.24	—	8.49

cúmulos. Aquellos que son visibles en verano, como IC 4665, M 39 o NGC 6633, aunque el número de horas de observación es menor ( $\sim 6$  ó  $7$  horas), el buen tiempo nos ha permitido tomar medidas durante más noches y de forma continua. En general, las noches de invierno a pesar de ser más largas, el número total de horas en las que es posible observar es más reducido. Dentro de este caso podemos destacar a los cúmulos de Coma Ber o Híades, en donde las malas condiciones meteorológicas han imposibilitado la observación en más de una campaña de las tres que se propusieron para su estudio. Para otros cúmulos, en el que se puede destacar a Pléyades, su seguimiento ha sido de forma más continuada, para así realizar un estudio específico de estrellas que nos han parecido más interesantes.

Las medidas se han realizado principalmente en el sistema fotométrico *uvby*, ya que las medidas en  $H\beta$  se han llevado a cabo solamente para aquellos objetos cuyos índices no se han encontrado en la literatura. En el cálculo de los índices fotométricos de Strömgren-Crawford se ha hecho uso de estrellas cuyos valores se conocían con anterioridad. Para derivar la magnitud  $V$  y los índices  $b - y$ ,  $m_1$  y  $c_1$  se ha escogido como referencia los valores de la comparación principal  $C1$ , que es la estrella respecto a la cual se efectúa la reducción diferencial. En lo que se refiere al índice  $\beta$ , se realizan tres o cuatro medidas seguidas de cada objeto junto con



dos estrellas con índices conocidos, y cuyo valor medio nos proporcionará el cero de la noche. En la mayoría de los cúmulos y como sucede con el sistema anterior, estas estrellas son las de comparación, y en su defecto, cualquiera de los objetos que estemos estudiando. Cuando estos valores también se desconocen es necesario buscar la referencia en una o dos estrellas de campo con tipo espectral parecido y situada lo más próxima posible a la zona donde se está observando.

**Tabla 3.2:** *Diario de observaciones*

Cúmulo	Filtro	Años	Noches	Horas
IC 4665	<i>uvby</i>	1995/96	14	61
	$\beta$	1996	1	1
$\alpha$ Persei	<i>uvby</i>	1996/97	9	58
Pléyades	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	19	93
	$\beta$	1998/99	2	2
M 39	<i>uvby</i>	1996/98	30	103
	$\beta$	1998	1	2
NGC 6633	<i>uvby</i>	1996/98	26	98
	$\beta$	1998	3	4
Coma Ber	<i>uvby</i>	1996/97	9	45
IC 4756	<i>uvby</i>	1997	7	37
Híades	<i>uvby</i>	1998/99	6	24
Praesepe	<i>uvby</i>	1997/99	8	43
Collinder 463	<i>uvby</i>	1997	8	44
	$\beta$	1997	1	3



### 3.2 Estrellas de estudio

A partir de las principales características que se conocen de las variables  $\gamma$  Dor, que han sido mencionadas en el Capítulo 1, hemos aplicado unos criterios de selección para elegir las estrellas de la muestra dentro de cada cúmulo. Estos son:

- Magnitud visual por debajo de  $12.^m00$ .
- Estrellas de secuencia principal (clase de luminosidad IV-V, V).
- Tipo espectral entre A7 y F6, donde el índice  $\beta$  debe cumplir que  $2.650 < \beta < 2.800$  y que no pertenezcan al grupo de estrellas tipo B. En el caso de que el objeto no disponga de fotometría en el sistema  $uvby\beta$  se recurre al índice desenrojado  $(B - V)_0$ , donde los nuevos límites son 0.20 y 0.47. Este valor se obtiene restando el exceso de color individual a  $B - V$  y si éste se desconoce, aplicando el enrojecimiento medio del cúmulo.
- Pertenencia al cúmulo, ya sea basado en estudios de velocidad radial, movimientos propios o fotométricos, siendo los dos primeros los más fiables. En algunos casos, como se verá posteriormente, debido a la falta de fuentes en la bibliografía o por necesidades de la propia observación, algunas de las estrellas seleccionadas no serán del cúmulo.

### 3.3 Descripción de los cúmulos y su observación

En este apartado y a lo largo de este capítulo se presenta una revisión general anterior a esta tesis, desde un punto de vista observacional, de cada cúmulo; así como un Diario de Observaciones, donde al igual que en la Tabla 3.2, se lista el número de noches y horas observadas, fecha y número total de puntos obtenidos de cada estrella para cada filtro.

También se muestra para cada cúmulo una descripción de las estrellas observadas: magnitud, índices de color, tipo espectral y, en aquellos en los que se hayan realizado medidas de velocidad rotacional,  $v \text{ sen } i$  (Km/s). Para cada estrella se da, además del número que la identifica dentro del cúmulo, el equivalente al catálogo HD (Henry Draper Catalogue, 1921) o BD (Booner Durchmusterung Catalogue, 1951).



### 3.3.1 IC 4665

Este primer cúmulo, llamado también el Gran Cúmulo de Ofiuco está situado muy cerca de  $\beta$  Ophiuchus y relativamente apartado de la Vía Láctea ( $b=17^\circ$ ). A pesar de ser un cúmulo extenso, tiene un número reducido de estrellas que aumenta ligeramente hacia su núcleo.

Las primeras identificaciones de las estrellas, sus posiciones en el cielo, así como las estimaciones de la magnitud y del tipo espectral fueron realizadas por Kopff (1943). Más tarde, en los años 50, Hogg y Kron (1955) realizaron medidas con fotometría fotoeléctrica con las que calcularon una distancia media al cúmulo de 430 pc y Vasilevskis (1955) publicó un estudio realizado en base a los movimientos propios para estrellas hasta una magnitud cerca de  $11.^m00$ . Sanders y van Altena (1972) repitió este estudio sobre unas 275 estrellas hasta magnitud  $14.^m00$ , demostrando que no hay miembros del cúmulo con magnitud superior a  $\sim 11.^m50$  y cuya secuencia principal termina con un valor  $M_v$  de 3.5 o, lo que es lo mismo, con un tipo espectral F6V.

Años antes, Abt y Snowden (1964) obtuvieron, a partir de observaciones de velocidades radiales de estrellas hasta magnitud  $V \simeq 12.^m00$ , un número elevado de binarias entre las de tipo espectral B y que a diferencia del cúmulo de Pléyades, tenían bajas velocidades rotacionales. Esta posible relación fue discutida en varios trabajos posteriores. Abt y Hunter (1967) sugirieron que las interacciones dentro de un sistema binario eran la causa de que las velocidades rotacionales fueran más lentas y además dieron un nuevo módulo de la distancia de  $7.^m55$  (324 pc). Más tarde, este mismo autor en Abt y col. (1972), encontraron que 18 de las 19 estrellas más brillantes eran binarias mientras que Crampton y col. (1976) consideraron que sólo nueve estrellas estaban afectadas de binariedad, además de no mostrar ninguna relación entre la frecuencia de éstas y  $v \text{ seni}$ . Más recientemente, Morrell y Abt (1991) redujeron este número de binarias a sólo cuatro.

La fotometría Strömgren y  $H\beta$  fue aportada por Crawford y Barnes (1972) e hicieron un estudio de pertenencia al cúmulo a partir de los módulos de distancia de cada estrella, obteniendo un valor medio de  $7.^m5 \pm 0.^m2$ . Prosser (1993) combinado astrometría, fotometría y espectroscopía reanalizó la pertenencia de los objetos ya conocidos hasta el momento y encontró nuevas candidatas más allá de los límites estudiados hasta la fecha, llegando a una magnitud aproximadamente de  $20.^m00$ .



En el estudio de este cúmulo y como excepción, se escogieron además de estrellas tipo A-F, estrellas tipo B debido principalmente a su naturaleza conflictiva y por ser buenas candidatas a ser variables del tipo *Slowly Pulsating B Stars* (SPB). Las principales características que presentan estas estrellas variables, además de su comportamiento, se describirán detenidamente en el Capítulo 6. El Diario de Observaciones se muestra en la Tabla 3.3 donde las estrellas siguen la enumeración K dada por Kopff (1943).

Los objetos tipo B fueron medidos en el primer año de observación además de dos estrellas más frías de magnitud similar, K68 y K28 que, aunque no pertenecían al cúmulo, nos relacionaba estas observaciones con las realizadas al año siguiente de estrellas más tardías. Durante la campaña de 1995, la estrella de comparación fue  $C1=K73$  y las de chequeo  $C2=K64$  y  $C3=K58$ . Debido al extraño comportamiento de éstas en sus curvas de luz, se escogieron como nuevas comparaciones,  $C1=K68$  y  $C2=K28$ , de las cuales, sólo la primera lo siguió siendo en la campaña siguiente por mostrar  $C2$  variabilidad. En 1996 se escogieron  $C1=K68$ ,  $C2=K3$  y  $C3=K7$ . En esta misma campaña y durante tres noches se midieron las estrellas K58 y K73 independientemente del resto, y de esta forma, poder estudiar su posible variación.

Las propiedades fotométricas de los objetos observados, así como los valores de velocidad rotacional se encuentran en la Tabla 3.4. La fotometría es del catálogo general de Mermilliod y col. (1997b) y las fuentes donde se han obtenido el tipo espectral y  $v \sin i$  se indica en la misma tabla. A partir de la observación del índice  $\beta$  de las estrellas K65 y  $C1=K68$ , junto a la magnitud  $V$  y los índices de color de este último, se han calculado los valores correspondientes a K3 y K61. Los errores correspondientes (definidas por la desviación típica) están listadas entre paréntesis.



Tabla 3.3: Diario de Observaciones IC 4665

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
K3	<i>uvby</i>	1996	8	37	122
	$\beta$	1996	1	—	3
K7	<i>uvby</i>	1996	9	39	132
K22	<i>uvby</i>	1995	5	16	28
K28	<i>uvby</i>	1995	5	21	82
K32	<i>uvby</i>	1995	4	14	16
K34	<i>uvby</i>	1996	5	21	30
K37	<i>uvby</i>	1996	6	25	36
K48	<i>uvby</i>	1996	6	22	32
K49	<i>uvby</i>	1995	4	14	15
K53	<i>uvby</i>	1996	6	25	35
K57	<i>uvby</i>	1996	6	22	32
K58	<i>uvby</i>	1995/96	8	31	109
K61	<i>uvby</i>	1996	6	22	33
	$\beta$	1996	1	—	3
K62	<i>uvby</i>	1995	4	14	15
K64	<i>uvby</i>	1995	5	22	54
K65	<i>uvby</i>	1996	6	22	33
	$\beta$	1996	1	—	3
K68	<i>uvby</i>	1995/96	13	54	162
	$\beta$	1996	1	—	3
K72	<i>uvby</i>	1995	3	12	14
K73	<i>uvby</i>	1995/96	8	33	124
K76	<i>uvby</i>	1995	4	12	15
K81	<i>uvby</i>	1995	4	13	16
K82	<i>uvby</i>	1995	4	12	15
K88	<i>uvby</i>	1996	6	22	33
K105	<i>uvby</i>	1995	4	13	16



**Tabla 3.4:** Parámetros de las estrellas observadas en IC 4665.

Fuentes:(1) Kopff (1943), (2) Abt y Levato (1975), (3) Giampapa y col.(1998), (4) Abt y Chaffee (1967), (5) Prosser (1993), (6) Prosser y Giampapa (1994)

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v \text{ seni}$
K3	HD160925	9.10	2.674 (0.009)	0.358 (0.005)	0.152 (0.005)	0.538 (0.012)	—	F3 <sup>(1)</sup>	—
K7	HD160967	9.31	2.774	0.315	0.163	0.744	—	A8 <sup>(1)</sup>	—
K22	HD161165	8.731	2.771	0.089	0.077	0.798	0.086	B8.5V <sup>(2)</sup>	240 <sup>(4)</sup>
K28	HD161223	7.432	2.775	0.240	0.105	0.977	0.330	A2 <sup>(1)</sup>	—
K32	HD161261	8.284	2.773	0.067	0.066	0.964	0.050	B8V <sup>(2)</sup>	350 <sup>(4)</sup>
K34	—	11.233	2.712	0.457	0.091	0.474	—	F5V <sup>(3)</sup>	< 10 <sup>(5)</sup>
K37	—	11.385	2.698	0.384	0.114	0.574	0.525	F2V <sup>(3)</sup>	95 <sup>(6)</sup>
K48	—	11.580	2.669	0.392	0.088	0.510	0.508	F3V <sup>(3)</sup>	—
K49	HD161480	7.708	2.736	0.056	0.077	0.470	0.036	B6V <sup>(2)</sup>	25 <sup>(4)</sup>
K53	—	11.450	2.702	0.366	0.113	0.527	0.498	F2V <sup>(3)</sup>	38 <sup>(6)</sup>
K57	—	11.145	2.698	0.327	0.137	0.602	0.474	F1V <sup>(3)</sup>	—
K58	HD161572	7.597	2.710	0.043	0.066	0.430	0.011	B6V <sup>(2)</sup>	200 <sup>(4)</sup>
K61	HD161552	9.47	2.668 (0.013)	0.458 (0.005)	0.096 (0.006)	0.674 (0.016)	0.61	F3 <sup>(1)</sup>	—
K62	HD161573	6.869	2.690	0.059	0.052	0.346	0.026	B3IV <sup>(2)</sup>	50 <sup>(4)</sup>
K64	HD161603	7.358	2.703	0.056	0.064	0.470	0.026	B5IV <sup>(2)</sup>	220 <sup>(4)</sup>
K65	—	10.612	2.760	0.278	0.165	0.716	0.434	F0V <sup>(3)</sup>	—
K68	HD161622	7.938	2.676	0.303	0.147	0.481	0.450	F3 <sup>(1)</sup>	—
K72	HD161660	7.757	2.705	0.042	0.062	0.375	0.004	B7V <sup>(2)</sup>	35 <sup>(4)</sup>
K73	HD161677	7.140	2.689	0.056	0.054	0.452	0.034	B5IV <sup>(2)</sup>	210 <sup>(4)</sup>
K76	HD161698	8.215	2.745	0.103	0.078	0.568	0.116	B8.5V <sup>(2)</sup>	80 <sup>(4)</sup>
K81	HD161734	8.869	2.704	0.116	0.045	0.667	0.114	B8V <sup>(2)</sup>	225 <sup>(4)</sup>
K82	HD161733	8.002	2.738	0.080	0.057	0.468	0.064	B6V <sup>(2)</sup>	40 <sup>(4)</sup>
K88	BD+05 3485	10.900	2.805	0.284	0.141	0.800	0.419	F0V <sup>(3)</sup>	—
K105	HD162028	7.509	2.732	0.040	0.084	0.535	0.025	B6V <sup>(2)</sup>	30 <sup>(4)</sup>



### 3.3.2 $\alpha$ Persei

Este cúmulo abierto (Mel 20) de la constelación de Perseo no es muy espectacular a simple vista, ya se que encuentra en un campo con alta densidad estelar debido a su baja latitud galáctica ( $b = -7^\circ$ ). Boss (1910), Eddington (1910) y Kapteyn (1910) observaron que un determinado grupo de estrellas en dirección a  $\alpha$  Persei compartían un mismo movimiento interpretándolo como la existencia de un cúmulo estelar.

Heckmann y col. (1956) realizaron un extenso estudio basado en los movimientos propios de unas 150 estrellas miembro con magnitudes por debajo de  $12.^m00$ . La fotometría *UBV* de las candidatas de Heckmann y col. fue obtenida por Mitchell (1960) y unas 90 de ellas fueron medidas en el sistema *uvby $\beta$*  por Crawford y Barnes (1974), quienes calcularon un módulo de distancia de  $6.^m1$ . Fresnau (1980) obtuvo nuevos valores de los movimientos propios con observaciones astrométricas, y Stauffer y col. (1985) extendieron este estudio a nuevas estrellas del cúmulo de baja masa con magnitudes por debajo de  $16.^m5$ .

A causa de que  $\alpha$  Persei se encuentra a bajas latitudes galácticas y que sus estrellas se mueven con pequeños movimientos propios relativos, los miembros deben también ser identificados en base a sus velocidades radiales, las cuales, deben ser igual al valor heliocéntrico medio del cúmulo. Este trabajo, junto a observaciones de sus velocidades rotacionales, fue realizado por Kraft (1967a), Petrie y Heard (1970) y, más recientemente, Prosser (1992); siendo este último, el estudio fotométrico y espectroscópico más completo realizado hasta el momento.

En la Tabla 3.5 se muestran las estrellas observadas cuya enumeración es de Heckmann y col. (1956), así como un Diario de Observaciones. Se han medido 18 estrellas en el sistema *uvby* de las cuales 13 se volvieron a observar al año siguiente por ser más interesantes, obteniéndose así un mayor número de puntos por estrella en cada noche. En ambas campañas, la estrella HE 61 fue elegida como comparación principal *C1*, y HE104 y HE151 como estrellas de chequeo *C2* y *C3*, respectivamente.

Los parámetros fotométricos y la velocidad rotacional  $v \text{ sen } i$ , de cada estrella puede verse en la Tabla 3.6. Tanto la fotometría Strömgren como la de Johnson son de Mermilliod y col. (1997b) y los tipos espectrales, al igual que la clase de luminosidad, son de Morgan y col. (1971). Las estrellas HE61, HE573, HE876 y HE1045 no fueron estudiadas por este último,



por lo cual, se ha dejado la clasificación espectral adoptada por la base de datos SIMBAD y los índices de color  $B - V$  de Prosser (1992). Las velocidades rotacionales son también de este último autor.

**Tabla 3.5:** *Diario de Observaciones para  $\alpha$  Persei*

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
HE61	<i>uvby</i>	1996/97	9	57	237
HE104	<i>uvby</i>	1996/97	9	56	205
HE135	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	57
HE151	<i>uvby</i>	1996/97	9	55	197
HE220	<i>uvby</i>	1996/97	7	46	57
HE309	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	56
HE314	<i>uvby</i>	1996	4	29	33
HE361	<i>uvby</i>	1996	4	29	34
HE365	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	54
HE421	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	56
HE490	<i>uvby</i>	1996	4	28	32
HE573	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	56
HE588	<i>uvby</i>	1996/97	7	45	59
HE609	<i>uvby</i>	1996	4	25	30
HE621	<i>uvby</i>	1996	4	26	32
HE715	<i>uvby</i>	1996/97	7	42	53
HE876	<i>uvby</i>	1996/97	7	41	54
HE1045	<i>uvby</i>	1996/97	7	40	57



Tabla 3.6: Parámetros de las estrellas observadas en  $\alpha$  Persei

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v$ seni
H61	HD19539	8.514	2.796	0.218	0.146	0.976	0.31	F0	55
H104	HD19655	8.617	2.712	0.245	0.155	0.653	0.340	F2Vn	>200
HE135	BD+49 868	9.71	2.683	0.328	0.143	0.472	0.488	F5V	16
HE151	HD19767	8.79	2.765	0.213	0.166	0.763	0.316	F0Vn	140
HE220	HD19954	9.14	2.792	0.209	0.180	0.805	0.333	A9IV	85
HE309	BD+49 889	9.96	2.656	0.336	0.141	0.426	0.492	F5V	65
HE314	HD20122	9.25	2.736	0.274	0.163	0.754	0.430	F2V	110
HE361	BD+49 896	9.68	2.686	0.292	0.158	0.478	0.439	F4V	30
HE365	BD+49 897	9.90	2.657	0.345	0.133	0.435	0.497	F6V	108
HE421	HD20475	9.230	2.713	0.292	0.158	0.606	0.456	F2V	90
HE490	BD+48 892	9.573	2.696	0.294	0.151	0.533	0.439	F3IV-V	15
HE573	BD+46 739	9.44	2.691	0.354	0.144	0.564	0.49	F0	12
HE588	BD+49 914	9.996	2.664	0.379	0.138	0.450	0.524	F5V	120
HE609	BD+49 918	9.223	2.755	0.284	0.151	0.789	0.412	F1Vn	175
HE621	BD+47 816	9.86	2.672	0.327	0.137	0.463	0.489	F4V	28
HE715	—	9.735	2.663	0.321	0.140	0.477	0.476	F4V	110
HE876	BD+47 839	9.49	2.656	0.374	0.153	0.462	0.52	F0	151
HE1045	BD+50 784	9.90	2.690	0.364	0.145	0.497	0.49	F6	73



### 3.3.3 Pléyades

El cúmulo de Pléyades (M 45, Mel 22) ( $b \sim -24^\circ$ ) se puede ver a simple vista en la región de Tauro y es uno de los cúmulos más impresionantes y más ricos en estrellas que existe en el hemisferio Norte. Su nombre es de origen mitológico y sus siete estrellas más brillantes representan a las siete hijas de Atlas y Pleione, de nombre Electra, Caeleno, Taigeta, Maia, Alcione, Asterope y Merope.

Es un cúmulo muy estudiado tanto por su cercanía como por el número de estrellas que contiene, además de su interés intrínseco. Uno de los primeros investigadores fue Hertzsprung (1947), quien presenta un extenso catálogo de estrellas miembros de Pléyades basado en movimientos propios y fotometría fotográfica, incluyendo algunos miembros de una región del cúmulo estudiada anteriormente por Trumpler (1921). Años más tarde, Johnson y Mitchell (1958) realizaron medidas en  $UBV$  y Mendoza (1956) aportó los tipos espectrales a estrellas más tempranas que G0. Crawford y Perry (1976b) realizaron fotometría  $uvby\beta$  a unas 80 estrellas de tipos B, A y F, así como un estudio de la distancia, tomando un valor de 128 pc.

Anderson y col. (1966), Kraft (1967) y, más recientemente, Queloz y col. (1998), investigaron la velocidad rotacional de los miembros del cúmulo cuyos valores son, en general, bastante altos para su correspondientes tipos espectrales. Otra característica a destacar es su reducido número, al igual que en el cúmulo  $\alpha$  Persei, de estrellas binarias, las cuales fueron estudiadas por Abt y Hunter (1965) y Bartholdi (1975), este último basado en ocultaciones por la Luna.

En los últimos años, además de existir una amplia gama de trabajos sobre la pertenencia de estrellas centradas en el cúmulo, como es el caso de van Leeuwen y col. (1986) a partir de fotometría  $VBLUW$  o Schilbach (1995) en el que se presenta un estudio de los movimientos propios y fotometría  $VB$  de alrededor de unas 440 estrellas, encontramos nuevas observaciones en la corona de Pléyades. Rosvick y col. (1992), Mermilliod y col. (1997a) y, Raboud y Mermilliod (1998), a partir de la realización de medidas de la velocidad radial, han obtenido nuevas candidatas de Pléyades de las cuales se han podido detectar nuevas binarias espectroscópicas.

Las campañas de observación de Pléyades están descritas en la Tabla 3.7. En la primera campaña de 1995 se observaron 22 de las 28 estrellas estudiadas, donde la enumeración H corresponde a Hertzsprung (1947) y S de Trumpler (1921). Estas últimas, al no tener fotometría



Strömgren fueron seleccionadas conforme al índice de color  $B - V$ , con valores entre  $0.^m24$  y  $0.^m51$  (Mermilliod y col. 1997b) teniendo en cuenta un exceso de color  $E(B - V)=0.04$  (Lyngå, 1987). Más tarde se realizaron observaciones en  $H\beta$  para poder calcular los valores desrojados de cada estrella. En las sucesivas campañas se redujo el número de estrellas y se seleccionaron unas nuevas, manteniendo aquellas más interesantes. En este cúmulo se hizo una excepción al introducir una estrella de variabilidad sospechosa H 697 (Breger, 1972), cuya naturaleza no está muy clara. Durante las observaciones se eligió como estrella de comparación principal  $C1=H1762$  y como estrella de chequeo  $C2=H531$ , tanto en las campañas de 1996 y 1997, añadiéndose una tercera,  $C3=H1338$ , en los dos últimos años. Un pequeño cambio de nivel en su curva de luz diferencial hizo que  $C2=H531$  no fuera observada en 1998.

Los parámetros fotométricos de las estrellas observadas están listados en la Tabla 3.8. Las magnitudes y los índices de color son de Mermilliod y col. (1997b). Los tipos espectrales para los objetos de enumeración H son de Mendoza (1956) mientras que aquellos con la enumeración S, al no haber sido estudiados por este último, han sido obtenidos de la base de datos SIMBAD. Las velocidades rotacionales son de Uesugi y Fukuda (1982). A partir de estas observaciones, le han sido aportadas a las estrellas S de Trumpler (1921) la fotometría en el sistema  $uvby\beta$ . La estrella  $C1=H1762$  se utilizó como cero de la noche tanto para el cálculo de los índices Strömgren como para el  $\beta$ , en donde se utilizó el valor medio calculado junto a la estrella de chequeo  $C3=H1338$ .



Tabla 3.7: Diario de Observaciones para Pléyades

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
H25	<i>uvby</i>	1996/97/98	15	55	103
H157	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
H164	<i>uvby</i>	1996/97/98	13	49	79
H233	<i>uvby</i>	1996/97/98	13	37	84
H338	<i>uvby</i>	1995	2	15	9
H344	<i>uvby</i>	1995	2	15	11
H470	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
H530	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
H531	<i>uvby</i>	1996/97	10	51	218
H605	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	17	72	116
H697	<i>uvby</i>	1996/97	9	46	81
H956	<i>uvby</i>	1995	2	15	12
H1284	<i>uvby</i>	1995/96/97	11	61	91
H1338	<i>uvby</i>	1997/98	13	52	280
	$\beta$	1998	1	—	3
H1762	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	19	88	418
	$\beta$	1998/99	2	1	11
H1766	<i>uvby</i>	1995	2	15	13
H2617	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	17	69	111
H3031	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	16	63	96
S9	<i>uvby</i>	1995	2	15	11
	$\beta$	1999	1	—	3
S29	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	19	83	325
	$\beta$	1998	1	—	3
S37	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
	$\beta$	1999	1	—	3
S39	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
	$\beta$	1999	1	—	5
S45	<i>uvby</i>	1995	2	13	9
	$\beta$	1999	1	—	3
S61	<i>uvby</i>	1995	1	8	4
	$\beta$	1999	1	—	3
S67	<i>uvby</i>	1995	2	12	8
	$\beta$	1999	1	—	3
S93	<i>uvby</i>	1995/96/97/98	17	63	90
	$\beta$	1998	1	—	3
S127	<i>uvby</i>	1995	2	13	7
	$\beta$	1999	1	—	4
S184	<i>uvby</i>	1995	2	13	8
	$\beta$	1999	1	—	3



Tabla 3.8: Parámetros de las estrellas observadas en Pléyades

Estrella	HD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v$ seni
H25	23061	9.470	2.662	0.317	0.158	0.424	0.480	F5V	40
H157	23157	7.910	2.778	0.224	0.172	0.736	0.346	A9V	90
H164	23158	9.544	2.652	0.335	0.143	0.408	0.507	F5V	30
H233	23195	9.665	2.663	0.349	0.155	0.436	0.528	F6V	45
H338	23247	9.065	2.704	0.313	0.149	0.541	0.462	F2V	<40
H344	23246	8.167	2.773	0.174	0.183	0.759	0.268	A8V	195
H470	23289	8.949	2.699	0.263	0.158	0.525	0.403	F3V	20
H530	23326	8.963	2.691	0.250	0.164	0.514	0.388	F2V	10
H531	23325	8.578	2.794	0.218	0.182	0.777	0.338	Am	75
H605	23351	8.991	2.695	0.295	0.161	0.516	0.440	F3V	70
H697	23375	8.592	2.765	0.229	0.171	0.719	0.351	A9V	75
H956	23479	7.964	2.755	0.204	0.161	0.719	0.320	A7V	150
H1284	23585	8.369	2.780	0.190	0.178	0.717	0.298	A9V	100
H1338	23608	8.660	2.673	0.295	0.171	0.485	0.460	F3V	110
H1762	23733	8.265	2.736	0.234	0.168	0.677	0.361	A9V	175
H1766	23732	9.130	2.688	0.316	0.153	0.471	0.470	F4V	135
H2617	23986	9.310	2.738	0.238	0.160	0.666	—	F0	—
H3031	24132	8.835	2.692	0.258	0.145	0.599	0.381	F2V	220
S9	22146	8.849	2.718	0.250	0.159	0.587	0.36	A5	—
		(0.006)	(0.019)	(0.007)	(0.006)	(0.014)			
S29	22702	8.811	2.747	0.238	0.159	0.681	0.35	A2	—
		(0.019)	(0.015)	(0.006)	(0.005)	(0.016)			
S37	22887	9.162	2.668	0.301	0.151	0.458	0.45	F5	—
		(0.009)	(0.005)	(0.006)	(0.008)	(0.009)			
S39	22977	9.152	2.677	0.317	0.157	0.460	0.47	F8	—
		(0.006)	(0.003)	(0.004)	(0.006)	(0.014)			
S45	23133	8.580	2.668	0.313	0.154	0.457	0.47	F5	—
		(0.007)	(0.008)	(0.004)	(0.005)	(0.014)			
S61	23312	9.484	2.661	0.345	0.156	0.437	0.49	F5	—
		(0.010)	(0.007)	(0.011)	(0.013)	(0.016)			
S67	23327	9.118	2.701	0.333	0.156	0.630	0.50	F5	—
		(0.007)	(0.006)	(0.009)	(0.008)	(0.017)			
S93	23488	8.708	2.774	0.235	0.174	0.756	0.37	A0	—
		(0.007)	(0.002)	(0.004)	(0.005)	(0.011)			
S127	23792	8.383	2.689	0.265	0.166	0.515	0.40	F0	—
		(0.010)	(0.011)	(0.004)	(0.004)	(0.006)			
S184	24655	9.069	2.670	0.298	0.165	0.425	0.45	F8	—
		(0.007)	(0.014)	(0.005)	(0.006)	(0.019)			



### 3.3.4 M 39

M 39 (NGC 7092) es un cúmulo que está situado muy próximo al plano galáctico ( $b \sim -2^\circ$ ) dentro de la constelación del Cisne y cuyas estrellas se encuentran muy esparcidas en el campo. Una de sus principales características es que está compuesto por una secuencia principal de estrellas de tipo A.

Los primeros estudios se remontan a los años cuarenta realizados por Mavers (1940) y Ebbighausen (1940), quienes realizaron un estudio de pertenencia al cúmulo en base a los movimientos propios de las estrellas. Respecto a este campo, se han ido haciendo numerosas observaciones en las que cabe destacar las de Artyukhina y Kalinina (1970), McNamara y Sanders (1977) y Platais (1984). Este último aportó 43 nuevas estrellas y confirmó la pertenencia de las ya existentes además de dar un catálogo de movimientos propios junto a medidas fotométricas y tipos espectrales para unas 7900 estrellas del cúmulo (Platais, 1994). Parte de esta fotometría  $UBV$  y clasificación espectral, ya había sido realizada por Johnson (1953) a partir de aquellos miembros y posibles miembros descubiertos por Ebbighausen (1940), aportando un módulo de distancia de  $7.^m2 \pm 0.^m2$  que se corresponde con una distancia  $275 \pm 30$  pc. Medidas espectroscópicas de Abt y Levato (1976) dan un nuevo valor de la distancia de 360 pc. La fotometría en el sistema  $H\beta$ , a 24 estrellas del cúmulo, fue realizada por Kilkenny y col. (1975). Una década más tarde, estas mismas estrellas fueron medidas de nuevo por Anthony-Twarog (1984) con fotometría Strömgren.

Como en la mayoría de los cúmulos, se han realizado trabajos de velocidad rotacional y binariedad. Las velocidades rotacionales fueron medidas por Meadows (1961) y por Abt y Sanders (1973), quienes encontraron cinco binarias en una muestra de 15 objetos con magnitudes por debajo de  $9.^m5$ .

En nuestra muestra escogimos 16 estrellas, cuyas observaciones se realizaron en los veranos de 1996 y 1998. Entre estas estrellas están la comparación principal  $C1=HD203839$  y dos de chequeo  $C2=M138$  y  $C3=P2891$ . La enumeración M corresponde a Mavers (1940) y la letra P a Platais (1984). Dos de ellas,  $C1$  y  $C3$ , no pertenecen al cúmulo y fueron escogidas por ser estrellas de magnitud más brillante que el resto, las cuales se seleccionaron de los trabajos de McNamara y Sanders (1977) y Platais (1984). En las observaciones realizadas en la primera campaña la estrella  $C1=HD203839$  mostró ser binaria eclipsante y por tanto en el segundo año fue sustituida por la estrella de chequeo  $C2=M138$ . Debido a que en los meses de verano el



número de horas de observación es reducida ( $\sim$  de 6 h), durante el primer año se dividieron las estrellas en dos grupos y medimos las dos secuencias en noches diferentes, manteniendo las mismas estrellas de comparación. Como se puede ver en el Diario de Observaciones (Tabla 3.9), sólo algunas de las estrellas del año 1996 se volvieron a medir en 1998 por su interés en los resultados y en cuyas observaciones incluimos la binaria HD 203839.

Excepto a lo que se refiere a fotometría *UBV* o a movimientos propios, dentro de la pequeña historia de M 39, los diferentes estudios recayeron sobre todo en las estrellas estudiadas por Ebbighausen (1940). Debido a la falta de datos, a la hora de seleccionar la mayoría de nuestras estrellas de muestra, fueron escogidas de acuerdo con sus índices de color,  $B - V$ , y teniendo en cuenta un enrojecimiento medio del cúmulo de  $E(B - V) = 0.01$ . Los valores de  $V$  al igual que los índices  $b - y$ ,  $m_1$  y  $c_1$  fueron obtenidos a partir de los valores de  $C3 = P2891$ , ya que aquellos correspondientes a la estrella  $C2 = M138$  no existían en la literatura. Para el cálculo de  $\beta$  hicimos uso del valor medio calculado a partir de M57 y  $C3 = P2891$ .

En la Tabla 3.10 aparecen los parámetros fotométricos de las estrellas estudiadas junto a los índices de color medidos en estas observaciones. Los valores de  $V$ ,  $B - V$  y la fotometría  $uvby\beta$  son del catálogo general de Mermilliod y col. (1997b) excepto para la estrella  $C3 = P2891$ , que han sido tomados de Platais (1994) al igual que los tipos espectrales de todos los objetos. La estrella HD203839, al ser una estrella de campo, no estaba contenida en este catálogo y su clasificación espectral fue obtenida de la base de datos SIMBAD. En lo que se refiere a la velocidad rotacional, sólo encontramos una medida de  $v \text{ seni}$  para la estrella M57 (Meadows, 1961).



Tabla 3.9: Diario de Observaciones para M 39

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
M57	<i>uvby</i>	1996	5	12	30
	$\beta$	1998	1	—	3
M63	<i>uvby</i>	1996/98	20	58	209
	$\beta$	1998	1	—	3
M112	<i>uvby</i>	1996	9	29	53
	$\beta$	1998	1	—	3
M137	<i>uvby</i>	1996/98	18	43	107
	$\beta$	1998	1	—	3
M138	<i>uvby</i>	1996/98	30	102	695
	$\beta$	1998	1	—	6
M139	<i>uvby</i>	1996	5	21	26
	$\beta$	1998	1	—	3
M140	<i>uvby</i>	1996	5	23	28
	$\beta$	1998	1	—	3
M143	<i>uvby</i>	1996	5	22	28
	$\beta$	1998	1	—	3
M144	<i>uvby</i>	1996	5	22	27
	$\beta$	1998	1	—	3
M226	<i>uvby</i>	1996	5	20	27
	$\beta$	1998	1	—	3
M227	<i>uvby</i>	1996/98	14	36	90
	$\beta$	1998	1	—	3
M241	<i>uvby</i>	1996	9	31	53
	$\beta$	1998	1	—	3
M251	<i>uvby</i>	1996/98	11	40	128
	$\beta$	1998	1	—	3
M276	<i>uvby</i>	1996	9	31	48
	$\beta$	1998	1	—	3
P2891	<i>uvby</i>	1996/98	30	101	582
	$\beta$	1998	1	—	3
HD203839	<i>uvby</i>	1996/98	30	102	415?



Tabla 3.10: Parámetros de las estrellas observadas en M 39

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v \text{ seni}$
M57	BD+47 3445	9.96	2.786	0.159	0.175	0.818	0.27	A7V	150
M63	BD+47 3447	10.152 (0.014)	2.763 (0.013)	0.169 (0.006)	0.165 (0.007)	0.750 (0.020)	0.288	F0	—
M112	BD+47 3465	9.699 (0.006)	2.849 (0.014)	0.095 (0.005)	0.188 (0.005)	0.921 (0.011)	0.180	A3IVm	—
M137	BD+47 3393	9.370 (0.005)	2.838 (0.010)	0.123 (0.005)	0.241 (0.006)	0.837 (0.014)	0.233	A7Vm	—
M138	HD204626	7.568 (0.004)	2.821 (0.006)	0.035 (0.004)	0.128 (0.004)	1.112 (0.010)	0.03	A0III	—
M139	BD+48 3396	9.693 (0.006)	2.676 (0.007)	0.316 (0.006)	0.166 (0.007)	0.668 (0.018)	0.48	F3III	—
M140	BD+47 3442	10.170 (0.008)	2.790 (0.008)	0.177 (0.006)	0.186 (0.006)	0.746 (0.015)	0.293	F0V	—
M143	BD+48 3428	9.624 (0.006)	2.830 (0.008)	0.105 (0.006)	0.177 (0.006)	0.921 (0.009)	0.192	A4V	—
M144	BD+47 3480	9.565 (0.006)	2.875 (0.017)	0.096 (0.005)	0.186 (0.006)	0.938 (0.010)	0.184	A3IV	—
M226	BD+47 3410	9.755 (0.006)	2.841 (0.010)	0.124 (0.007)	0.204 (0.006)	0.858 (0.012)	0.215	A5m	—
M227	BD+47 3411	10.585 (0.010)	2.684 (0.008)	0.304 (0.010)	0.153 (0.010)	0.446 (0.026)	0.457	F6V	—
M241	BD+47 3441	9.776 (0.005)	2.879 (0.011)	0.109 (0.006)	0.200 (0.006)	0.884 (0.012)	0.214	F0V	—
M251	—	10.614 (0.012)	2.707 (0.020)	0.237 (0.009)	0.154 (0.009)	0.546 (0.030)	0.370	F2V	—
M276	BD+47 3498	9.717 (0.006)	2.834 (0.015)	0.123 (0.006)	0.216 (0.007)	0.846 (0.015)	0.230	A7V	—
P2891	HD204977	8.51	2.845	0.010	0.136	0.991	0.05	B9V	—
—	HD203839	7.781	2.660	0.279	0.140	0.469	—	F0	—



### 3.3.5 NGC 6633

Este cúmulo, no muy poblado de estrellas, se encuentra en la constelación de Ofiuco, cuya latitud galáctica  $b$  es de, aproximadamente,  $8^\circ$ .

De Kopf (1943) tenemos las primeras identificaciones, así como magnitudes, y tipo espectrales de unas 175 estrellas. Vasilevskis y col. (1958) realizaron medidas de movimientos propios a 200 objetos, algunos de los cuales ya fueron observados anteriormente. Más tarde, a partir de las medidas obtenidas de aproximadamente 500 estrellas, Sanders (1973) realizó un nuevo estudio de pertenencia al cúmulo. Desde un punto de vista fotométrico los pioneros en realizar fotometría  $UBV$  a NG 6633 fueron Hiltner y col. (1958), obteniendo un exceso de color  $E(B - V) = 0.^m17$  y un módulo de distancia  $(m - M_v)_0 = 7.^m5$ . Schmidt (1976) midió en el sistema  $uvby\beta$  unas 40 estrellas ya estudiadas por Hiltner y col. (1958), dando nuevas clasificaciones de pertenencia al cúmulo a partir de los módulos de distancia obtenidos para cada estrella; de estas observaciones se obtuvo un módulo de distancia real de  $7.^m71$  y un exceso,  $E(b - y)$ , de  $0.^m124$ . Más recientemente Jeffries (1997), combinando espectroscopía y fotometría, ha medido las velocidades radiales y rotacionales, así como los índices fotométricos en el sistema  $BVI$  a unas 50 estrellas de tipo espectral tardío.

En este cúmulo no ha sido posible la selección de estrellas a partir de valores de  $\beta$  y fotometría Strömgen debido a que la mayoría de los valores correspondían a estrellas de tipo espectral muy temprano. De este modo, los objetos han sido elegidos conforme a los índices de color  $B - V$  teniendo en cuenta el enrojecimiento del cúmulo  $E(B - V) = 0.16$ . Debido a que en el primer año de observación el número de estrellas seleccionadas era alto, al igual que el cúmulo anterior, fueron divididas en dos grupos para su observación. La enumeración K es la dada por Kopf (1943). Se tomó como comparación principal a  $C1 = K92$  y como estrellas de chequeo a  $C2 = K125$  y  $C3 = K15$ . De esta última,  $C3$ , no se ha encontrado información sobre su pertenencia o no al cúmulo, por lo que es muy posible que sea una estrella de campo.

En la Tabla 3.11 están listadas las 23 estrellas observadas en los años 1996 y 1998, cuyo número se redujo en el segundo año. En el cálculo de  $\beta$  se ha utilizado el valor medio obtenido de las estrellas  $C1 = K92$  y  $C2 = K125$ , mientras que para la fotometría Strömgen se ha hecho uso de los valores de  $C1$ .

En la Tabla 3.12 las magnitudes y los índices de color conocidos tanto en fotometría John-



son como Strömgren-Crawford son de Mermilliod y col. (1997b). Los tipos espectrales son de Kopf (1943) excepto para las estrellas K92 y K125 que pertenecen a la nueva clasificación realizada por Levato y Abt (1977). Los dos únicos valores de  $v_{\text{seni}}$  corresponden a las estrellas K94 y K265 calculados por Jeffries (1997).



Tabla 3.11: Diario de Observaciones para NGC 6633

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
K15	<i>uvby</i>	1996/98	26	90	346
K32	<i>uvby</i>	1996/98	12	35	68
	$\beta$	1998	1	—	3
K44	<i>uvby</i>	1996	6	21	30
K55	<i>uvby</i>	1996	6	18	29
	$\beta$	1998	1	—	3
K62	<i>uvby</i>	1996/98	12	43	73
	$\beta$	1998	1	—	3
K63	<i>uvby</i>	1996	6	20	29
	$\beta$	1998	1	—	3
K79	<i>uvby</i>	1996	6	22	31
	$\beta$	1998	2	—	6
K85	<i>uvby</i>	1996	6	20	30
	$\beta$	1998	2	—	6
K89	<i>uvby</i>	1996	6	15	25
	$\beta$	1998	2	—	6
K92	<i>uvby</i>	1996/98	26	97	408
	$\beta$	1998	3	—	9
K94	<i>uvby</i>	1996/98	13	40	74
	$\beta$	1998	1	—	3
K95	<i>uvby</i>	1996/98	13	40	75
	$\beta$	1998	1	—	3
K104	<i>uvby</i>	1996	6	19	26
	$\beta$	1998	1	—	3
K105	<i>uvby</i>	1996	6	15	25
	$\beta$	1998	1	—	3
K110	<i>uvby</i>	1996	6	14	26
K125	<i>uvby</i>	1996/98	26	88	346
	$\beta$	1998	3	—	10
K127	<i>uvby</i>	1996/98	10	31	58
	$\beta$	1998	1	—	3
K131	<i>uvby</i>	1996	6	13	24
	$\beta$	1998	1	—	3
K135	<i>uvby</i>	1996/98	12	32	62
	$\beta$	1998	1	—	3
K210	<i>uvby</i>	1996/98	11	29	66
	$\beta$	1998	1	—	3
K265	<i>uvby</i>	1996/98	15	46	93
	$\beta$	1998	1	—	3
K273	<i>uvby</i>	1996/98	13	33	70
	$\beta$	1998	1	—	3
K275	<i>uvby</i>	1996/98	17	49	116
	$\beta$	1998	1	—	3



Tabla 3.12: Parámetros de las estrellas observadas en NGC 6633

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v \text{ seni}$
K15	HD169577	8.65	2.721	0.283	0.160	0.611	—	F3	—
K32	BD+06 3749	10.22	2.816 (0.019)	0.236 (0.007)	0.134 (0.007)	0.978 (0.015)	0.35	A5	—
K44	—	10.73	2.784	0.264	0.181	0.802	0.39	A5	—
K55	BD+06 3759	10.39	2.790 (0.008)	0.270 (0.009)	0.117 (0.010)	0.971 (0.025)	0.38	A9	—
K62	BD+06 3764	10.00	2.888 (0.010)	0.201 (0.006)	0.139 (0.006)	1.062 (0.018)	0.31	A7	—
K63	—	11.07	2.735 (0.004)	0.305 (0.014)	0.122 (0.015)	0.763 (0.041)	0.45	—	—
K79	—	10.16	2.821 (0.012)	0.257 (0.007)	0.122 (0.008)	0.938 (0.019)	0.35	A2	—
K85	BD+06 3777	10.08	2.841 (0.011)	0.239 (0.007)	0.129 (0.008)	1.021 (0.017)	0.35	A4	—
K89	—	10.69	2.758 (0.019)	0.316 (0.010)	0.124 (0.012)	0.878 (0.029)	0.46	A8	—
K92	HD170135	8.44	2.858	0.190	0.122	1.221	0.26	A5V	—
K94	—	10.95	2.726 (0.012)	0.340 (0.012)	0.121 (0.013)	0.740 (0.033)	0.50	F0	22
K95	—	10.88	2.757 (0.005)	0.284 (0.011)	0.153 (0.012)	0.833 (0.031)	0.42	F0	—
K104	—	10.50	2.800 (0.032)	0.286 (0.010)	0.117 (0.010)	0.972 (0.024)	0.42	A7	—
K105	—	10.91	2.722 (0.029)	0.382 (0.013)	0.119 (0.015)	0.594 (0.028)	0.55	F4	—
K110	BD+06 3793	10.16	2.805	0.239	0.145	0.930	0.32	A3	—
K125	HD170293	8.60	2.851	0.227	0.130	1.180	0.33	A6IV	—
K127	BD+06 3800	9.93	2.790 (0.008)	0.270 (0.007)	0.110 (0.007)	1.101 (0.014)	0.37	A3	—
K131	BD+06 3803	9.96	2.870 (0.020)	0.258 (0.008)	0.124 (0.011)	1.099 (0.022)	0.37	A3	—
K135	—	10.36	2.813 (0.023)	0.273 (0.008)	0.124 (0.008)	1.003 (0.017)	0.40	A5	—
K210	—	11.07	2.751 (0.023)	0.301 (0.012)	0.147 (0.013)	0.801 (0.033)	0.46	—	—
K265	—	11.47	2.752 (0.021)	0.370 (0.019)	0.104 (0.021)	0.644 (0.048)	0.52	—	16
K273	—	11.51	2.720 (0.052)	0.408 (0.020)	0.126 (0.024)	0.538 (0.048)	0.56	—	—
K275	—	11.34	2.752 (0.034)	0.365 (0.017)	0.106 (0.017)	0.712 (0.045)	0.54	—	—



### 3.3.6 Coma Ber

Coma Berenices (Mel 111) es un cúmulo cercano que se puede ver a simple vista a pesar de ser pobre en cuanto a contenido estelar se refiere. Está situado en la constelación que lleva su nombre y muy distante de la Vía Láctea, a una latitud galáctica de  $84^\circ$ .

El primer estudio importante sobre el cúmulo fue llevado a cabo por Trumpler (1938) donde la pertenencia de las estrellas más brillantes estaba basado en movimientos propios, velocidades radiales y posición de éstas en el diagrama HR. El número de objetos miembros de este cúmulo era en un principio muy pequeño ( $\sim 50$  estrellas) debido a que la probabilidad de pertenencia basada en movimientos propios para estrellas débiles no es muy fiable, ya que el movimiento del cúmulo no difiere demasiado al de las estrellas de campo. Muy recientemente, Abad y Vicente (1999) determinaron los movimientos propios para unas 2400 estrellas por debajo de magnitud  $14^m$ , cuya precisión es comparable a la del catálogo de Hipparcos (1997).

Las observaciones fotométricas en el sistema  $UBV$  han sido realizadas por Weaver (1952) y completadas por Johnson y Knuckles (1955). Como en la mayor parte de los cúmulos estudiados, la fotometría en el sistema  $uvby\beta$  ha sido obtenida por Crawford y Barnes (1969a), y a partir de sus observaciones calcularon un módulo de distancia para el cúmulo de  $4.^m5 \pm 0.^m2$ . Abt y Levato (1977) dieron una clasificación espectral de las estrellas miembro que años antes había sido realizada por Mendoza (1963) junto a medidas fotométricas en el sistema  $UBVRI$ , estimando un exceso ultravioleta de  $0.^m05$  respecto a otros cúmulos como pueden ser Pléiades, Hyades o Praesepe.

En el campo de rotación estelar, Kraft (1965) comparó las velocidades rotacionales proyectadas obtenidas para los cúmulos Coma Ber y Híades, también dió una relación de las estrellas binarias existentes y un módulo de distancia de  $4.^m48$ . Rachford (1998) estima nuevos valores de  $v \text{ sen } i$  para un número reducido de estrellas mientras que Abt y Willmarth (1999) realizan un estudio de binariedad junto al cúmulo de Praesepe.

En este caso el número de objetos seleccionados es menor que respecto a cúmulos anteriores, ya que existen pocas estrellas miembro con tipos espectrales entre los límites escogidos para este estudio. Las características de la observación quedan descritas en el Diario de Observaciones de la Tabla 3.13, siendo Tr la enumeración tomada por Trumpler (1938) de donde se ha obtenido esta relación de estrellas. A diferencia de los otros cúmulos, en el primer año de



observación sólo fueron estudiadas siete de las 12 estrellas seleccionadas debido a las malas condiciones meteorológicas que dominaron durante toda la campaña. En este estudio hay que destacar la presencia de una posible variable  $\gamma$  Dor, Tr19 (Peña y col. 1993; Handler 1994), por lo que su seguimiento se hizo de forma más exhaustiva que al resto de los objetos. Las estrellas escogidas como comparación y de chequeo fueron  $C1=Tr104$ ,  $C2=Tr125$  y  $C3=Tr91$ .

En la Tabla 3.14 se recogen las magnitudes y los índices de color tanto en fotometría Johnson como Strömgren-Crawford obtenidas de Mermilliod y col. (1997b). Los tipos espectrales son de Abt y Levato (1977). Las diferentes referencias bibliográficas de las velocidades rotacionales proyectadas,  $v \text{ seni}$ , quedan especificadas en la misma tabla.

**Tabla 3.13:** *Diario de Observaciones para Coma Ber*

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
Tr19	<i>uvby</i>	1996/97	9	41	104
Tr36	<i>uvby</i>	1996/97	9	43	61
Tr49	<i>uvby</i>	1996/97	9	37	56
Tr82	<i>uvby</i>	1997	4	24	44
Tr86	<i>uvby</i>	1997	5	24	42
Tr91	<i>uvby</i>	1996/97	9	43	113
Tr101	<i>uvby</i>	1997	5	21	40
Tr104	<i>uvby</i>	1996/97	9	45	172
Tr109	<i>uvby</i>	1996/97	9	37	62
Tr114	<i>uvby</i>	1997	5	21	42
Tr118	<i>uvby</i>	1997	5	20	41
Tr125	<i>uvby</i>	1996/97	9	45	153



**Tabla 3.14:** *Parámetros de las estrellas observadas en Coma Ber.*  
*Fuentes para  $v$  seni:(1) Kraft (1965), (2) Rachford (1998)*

Estrella	HD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v$ seni
Tr19	106103	8.102	2.675	0.268	0.151	0.453	0.404	F5V	20 <sup>(2)</sup>
Tr36	106691	8.129	2.676	0.275	0.153	0.461	0.403	F3V	37 <sup>(2)</sup>
Tr49	106946	7.875	2.700	0.243	0.159	0.538	0.358	F3V	58 <sup>(2)</sup>
Tr82	107513	7.398	2.753	0.172	0.176	0.738	0.272	Am	62 <sup>(2)</sup>
Tr86	107611	8.524	2.649	0.307	0.156	0.382	0.462	F7V	15 <sup>(1)</sup>
Tr91	107700	4.805	2.701	0.319	0.180	0.779	0.492	A4V+F6V	35 <sup>(1)</sup>
Tr101	107877	8.374	2.661	0.300	0.152	0.410	0.440	F6V	20 <sup>(1)</sup>
Tr104	107935	6.710	2.796	0.146	0.180	0.822	0.233	A7V	150 <sup>(1)</sup>
Tr109	108007	6.406	2.650	0.309	0.150	0.390	0.451	F0V	165 <sup>(1)</sup>
Tr114	108154	8.584	2.650	0.309	0.150	0.390	0.451	F7V	<12 <sup>(1)</sup>
Tr118	108226	8.352	2.655	0.296	0.157	0.417	0.454	F6V	<12 <sup>(1)</sup>
Tr125	108283	4.944	2.742	0.175	0.159	1.062	0.268	A9Vn+sh	225 <sup>(1)</sup>



### 3.3.7 IC 4756

IC 4756 se encuentra en la misma constelación que NGC 6633 y muy próximo a él, aunque relativamente más cerca del plano galáctico ( $b \sim 5^\circ$ ).

Este cúmulo, con muy poca historia, fue estudiado por Kopf (1943) junto a IC 4665 y NGC 6633, ya descritos anteriormente. Desde un punto de vista fotométrico, Alcaino (1965) realizó medidas fotoeléctricas en el sistema  $UBV$  de cien estrellas brillantes. Posteriormente, Herzog y col. (1975) observaron unas 470 estrellas además de hacer un estudio, de forma independiente, de sus correspondientes movimientos propios. Estos autores obtuvieron que unos 170 objetos eran miembros probables del cúmulo cuyo enrojecimiento medio era  $E(B - V) = 0.^m19$  y un módulo de distancia aparente de  $8.^m5$  (400 parsecs). McNamara y Sanders (1976) sugirieron que diez de estas estrellas miembros en base a sus movimientos propios tienen posiciones "peculiares" en el diagrama HR, las cuales no pueden ser explicadas a partir de la teoría de evolución estelar y por tanto, deberían ser medidas sus velocidades radiales para explicar tal comportamiento. Schmidt (1978) midió algunas de estas estrellas en el sistema  $uvby\beta$  junto a unas 20 estrellas que fueron consideradas como pertenecientes al cúmulo y calcula su pertenencia en base a los módulos de distancia y excesos de color individuales. A partir de los resultados obtenidos, concluyó que el enrojecimiento era variable dentro de IC 4756 y disminuye su valor hacia el centro y Este del cúmulo. Schmidt y Forbes (1984) obtienen las velocidades rotacionales de 26 estrellas junto a nuevas medidas en el sistema fotométrico de Strömgren-Crawford para explicar las anomalías encontradas en el cálculo de las magnitudes absolutas y, por tanto, en el módulo de distancia del cúmulo.

Las observaciones fueron realizadas en un sólo año, tal como se indica en el Diario de Observaciones (Tabla 3.15). Se seleccionaron 13 estrellas a partir del trabajo de pertenencia de Herzog y col. (1975) cuya enumeración K es de Kopf (1943). La comparación principal y las de chequeo están representadas por  $C1=K145$ ,  $C2=K48$  y  $C3=K93$ , respectivamente.

Los valores de las magnitudes y los índices en los distintos sistemas fotométricos (Mermilliod y col., 1997b) están listados en la Tabla 3.16. Los tipos espectrales aproximados son de Kopf (1943), excepto K48 y K145, cuyos valores se han obtenido de la base de datos SIMBAD, al no pertenecer al tipo espectral G como sugería Kopf en su estudio. Las velocidades rotacionales de las estrellas observadas son de Schmidt y Forbes (1984).



**Tabla 3.15:** *Diario de Observaciones para IC 4756*

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
K41	<i>uvby</i>	1997	7	27	41
K43	<i>uvby</i>	1997	7	27	35
K45	<i>uvby</i>	1997	7	29	38
K48	<i>uvby</i>	1997	7	35	125
K72	<i>uvby</i>	1997	7	28	38
K78	<i>uvby</i>	1997	7	27	35
K93	<i>uvby</i>	1997	7	35	169
K102	<i>uvby</i>	1997	7	27	36
K116	<i>uvby</i>	1997	7	28	35
K142	<i>uvby</i>	1997	7	27	37
K145	<i>uvby</i>	1997	7	36	170
K151	<i>uvby</i>	1997	7	27	37
K158	<i>uvby</i>	1997	7	26	37

**Tabla 3.16:** *Parámetros de las estrellas observadas en IC 4756*

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v \text{ seni}$
K41	BD+05 3832	10.20	2.776	0.362	0.130	0.890	0.49	A4	197
K43	BD+05 3834	9.53	2.764	0.357	0.112	0.945	0.47	F2	114
K45	BD+04 3813	9.73	2.764	0.329	0.107	0.999	0.45	F4p	78
K48	BD+05 3837	9.286	2.670	0.563	0.137	0.685	0.807	F8	—
K72	BD+05 3852	9.70	2.702	0.379	0.105	0.841	0.51	A5	156
K78	BD+05 3856	9.97	2.719	0.371	0.164	0.704	0.54	F0	150
K93	HD172189	8.73	2.820	0.258	0.123	1.055	0.36	A6	69
K102	BD+05 3869	9.53	2.799	0.247	0.122	1.060	0.34	A9	101
K116	BD+05 3877	9.57	2.753	0.293	0.121	1.031	0.39	F4	99
K142	BD+05 3889	9.54	2.752	0.318	0.098	0.948	0.41	A3	186
K145	HD172365	6.362	2.649	0.511	0.215	0.724	0.789	F8Ib-II	—
K151	BD+05 3895	9.66	2.771	0.278	0.145	0.954	0.37	F2	41
K158	BD+05 3900	9.64	2.794	0.292	0.119	0.948	0.39	F0	222



### 3.3.8 Híades

Híades (Mel 25) de latitud galáctica,  $b \sim -22^\circ$ , es un cúmulo extenso muy cercano a nosotros que se encuentra en la región central de Tauro, muy próximo a las estrellas de Pléyades. Este cúmulo abierto es y ha sido considerado, debido a sus propiedades, como el “estándar” a partir del cual se comparan los demás cúmulos y estrellas de campo.

A consecuencia de su cercanía, hecho que hace que se mueva de forma más acusada, permite que los miembros de Híades sean lo suficientemente brillantes para que se observen con considerable exactitud hasta los tipos espectrales más tardíos de la secuencia principal. Debido a esta característica, las magnitudes absolutas individuales obtenidas a partir de los muchos trabajos realizados hasta ahora, se han utilizado como valores de referencia para las calibraciones de las magnitudes de otros cúmulos abiertos. Esencialmente, todas las secuencias principales se construyen a partir de la definida por el cúmulo de Híades. Sobre este tema podemos destacar los estudios realizados por Johnson (1954, 1957).

El movimiento de este cúmulo ha sido observado por van Bueren (1952), quien consideró unos 130 objetos como miembros, junto a un número considerable de posibles miembros. Nuevos movimientos propios fueron medidos por Heckmann y Johnson (1956), a los que hay que unir los obtenidos por van Altena (1966, 1969) de unas 700 estrellas en la región de Híades y nuevos valores de fotometría para algunas de las estrellas más débiles. El valor estimado de la distancia fue de  $3.^m23$ , valor que discrepa con los  $3.^m03$  (40.4 pc) obtenido por Pels y col. (1975) para el centro del cúmulo además del nuevo conjunto de movimientos propios de los miembros menos brillantes.

En el conjunto de las observaciones fotométricas en *UBV* están los trabajos de Johnson y Knucles (1955) junto al cúmulo de Coma Ber (descrito en la sección 3.3.6) y, Johnson y col. (1962) para magnitudes más débiles. Años más tarde, Crawford y Perry (1966) realizan fotometría *uvby $\beta$*  a las 132 estrellas clasificadas por van Bueren (1952). Posteriormente, Eggen (1982) hace un estudio de las estrellas situadas en la secuencia principal a partir de medidas de  $H\beta$  y en los filtros *RI*, sugiriendo un nuevo valor de la distancia de  $3.^m2$ . Los tipos espectrales fueron clasificados por Morgan y Hiltner (1965).

En medidas de velocidad rotacional hay que destacar Treanor (1960) y Kraft (1965), el cual sugiere que los valores  $v \text{ seni}$  son prácticamente los mismos que los de las estrellas de



campo con el mismo color y, al igual que en el cúmulo de Coma Ber, nos proporciona información sobre velocidades radiales y binariedad. Nuevos valores de velocidades rotacionales se pueden encontrar en Abt y Morrell (1995).

Nuestras observaciones fueron realizadas en su mayor parte en 1998 junto a dos noches en 1999, tal como se describe en el Diario de Observaciones (Tabla 3.17), a pesar de los intentos fallidos durante dos campañas anteriores. Se puede ver que el número de estrellas medidas es reducido si se compara con otros cúmulos observados, como consecuencia del pequeño número de noches de observación.

Las estrellas se han seleccionado con alta probabilidad de que pertenezcan al cúmulo. La enumeración es de van Bueren (1952), siendo la estrella designada como comparación principal,  $C1=vB80$ , y las de chequeo  $C2=vB45$  y  $C3=vB37$ . Dentro de este grupo de estrellas se han incluido tres posibles variables:  $vB20$ ,  $vB100$  y  $vB111$ . Las dos primeras, como se vió en el capítulo anterior, fue el resultado de la búsqueda de nuevas variables  $\gamma$  Doradus en el cúmulo de Híades por Krisciunas y col., (1995a). Por otra parte, Breger (1970) encontró que la estrella  $vB111$  mostraba una posible variabilidad con una amplitud de unas dos milésimas de magnitud en un estudio sobre la pulsación en estrellas peculiares Am. Estas tres estrellas, debido a su interés, junto a las de comparación fueron observadas de nuevo en 1999.

En la Tabla 3.18 están listados los valores de las magnitudes y los índices en los distintos sistemas fotométricos (Mermilliod y col., 1997b). Las referencias correspondientes a los tipos espectrales y clase de luminosidad, así como los valores de  $v \text{ sen } i$ , se encuentran indicados en la misma tabla.



**Tabla 3.17:** Diario de Observaciones para Híades

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	$N_{total}$
vB20	<i>uvby</i>	1998/99	6	21	64
vB34	<i>uvby</i>	1998	4	19	47
vB36	<i>uvby</i>	1998	4	19	46
vB37	<i>uvby</i>	1998/99	6	24	122
vB45	<i>uvby</i>	1998/99	6	24	120
vB51	<i>uvby</i>	1998	4	19	47
vB78	<i>uvby</i>	1998	4	19	47
vB80	<i>uvby</i>	1998/99	6	24	150
vB85	<i>uvby</i>	1998	4	19	47
vB94	<i>uvby</i>	1998	7	19	47
vB100	<i>uvby</i>	1998/99	6	21	65
vB101	<i>uvby</i>	1998	4	19	47
vB111	<i>uvby</i>	1998/99	6	21	66

**Tabla 3.18:** Parámetros de las estrellas observadas en Híades.

Fuentes: (1) Morgan y Hiltner (1965); (2) Gray y Garrison (1989a); (3) Cowley (1976); (4) Kraft (1965); (5) Abt y Morrell (1995)

Estrella	HD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v \text{ seni}$
vB20	26911	6.329	2.690	0.259	0.176	0.525	0.400	F3V <sup>(1)</sup>	55 <sup>(4)</sup>
vB34	27483	6.171	2.661	0.294	0.177	0.437	0.456	F6V <sup>(1)</sup>	12 <sup>(4)</sup>
vB36	27534	6.804	2.652	0.284	0.170	0.448	0.441	F6V <sup>(1)</sup>	40 <sup>(4)</sup>
vB37	27561	6.610	2.677	0.270	0.162	0.482	0.407	F4V <sup>(1)</sup>	12 <sup>(4)</sup>
vB45	27749	5.645	2.783	0.179	0.242	0.733	0.301	Am <sup>(1)</sup>	15 <sup>(5)</sup>
vB51	27848	6.958	2.660	0.294	0.166	0.450	0.451	F6V <sup>(1)</sup>	30 <sup>(4)</sup>
vB78	28406	6.914	2.659	0.301	0.160	0.438	0.451	F6V <sup>(1)</sup>	20 <sup>(4)</sup>
vB80	28485	5.572	2.740	0.200	0.192	0.717	0.329	F0Vn <sup>(2)</sup>	165 <sup>(5)</sup>
vB85	28568	6.496	2.676	0.285	0.164	0.468	0.430	F5V <sup>(1)</sup>	55 <sup>(1)</sup>
vB94	28911	6.620	2.663	0.283	0.163	0.459	0.431	F5V <sup>(1)</sup>	40 <sup>(4)</sup>
vB100	29169	6.038	2.708	0.246	0.180	0.569	0.384	F2V <sup>(3)</sup>	80 <sup>(4)</sup>
vB101	29225	6.650	2.675	0.291	0.166	0.464	0.436	F5V <sup>(1)</sup>	40 <sup>(4)</sup>
vB111	30034	5.400	2.791	0.150	0.195	0.813	0.251	A9IV <sup>(2)</sup>	65 <sup>(5)</sup>



### 3.3.9 Praesepe

Praesepe (M 44, NGC 2632) es un cúmulo abierto formado por gran cantidad de estrellas, alejado de la Vía Láctea ( $b \sim 32^\circ$ ) y situado en el mismo centro de la constelación de Cáncer.

Este cúmulo es uno de los cúmulos más interesantes debido a su proximidad, escaso enrojecimiento y un movimiento propio diferente al de las estrellas de campo que lo rodean, proporcionando un buen criterio de selección de miembros del cúmulo. El pionero en este tema fue Klein-Wassink (1927), que midió unas 600 estrellas de las cuales sólo 200 pertenecían a Praesepe. En trabajos posteriores, Artyukhina (1971) realizó un estudio más profundo de la parte central, añadiendo unas 20 estrellas a la lista. Jones (1971) dió nuevos valores de movimientos propios a las estrellas ya estudiadas por Klein-Wassink. En los años ochenta, Jones y Cudworth (1983) observaron unos 3000 objetos dando la probabilidad de pertenencia de cada uno de ellos, aumentando de esta forma, el límite de magnitud de estrellas miembro. El trabajo más reciente es de Wang y col. (1995), donde realizan un estudio de alta precisión de los movimientos propios de unas 920 estrellas del núcleo del cúmulo.

Desde un punto de vista fotométrico, Jonhson (1952) obtuvo medidas de 150 estrellas en el sistema  $UBV$ , destacándose también en este tipo de estudio a Mendoza (1967), quien realizó observaciones  $UBVRI$  a objetos de nueve cúmulos. Upgrein y col. (1979) y Weis (1981) realizaron fotometría  $BVRI$  para miembros clasificados por Klein-Wassink, mientras que Stauffer (1982), en este mismo sistema fotométrico elaboró una lista de miembros hasta magnitud  $V=16.^m9$  además de realizar un estudio para establecer la forma de la parte más baja de la secuencia principal, comparándola con los demás cúmulos y estrellas de campo. En el sistema  $uvby\beta$ , se encuentran Crawford y Barnes (1969b), quienes junto a las observaciones de cerca de 100 estrellas de tipos espectrales A-G, dieron un módulo de distancia de  $6.^m1$  y un enrojecimiento,  $E(b - y)$ , por debajo de  $0.^m01$  muy próximo al de Hyades. Este trabajo fue completado por Reglero y Fabregat (1991) para estrellas de tipo espectral G-K, miembros de la parte más baja de la secuencia principal e hicieron un estudio de la anomalía mostrada por el índice  $\delta c_1$ . La clasificación de los tipos espectrales y clases de luminosidad fue realizada por Bidelman (1956) y, más tarde, por Abt (1986) de los objetos más brillantes de Praesepe, en el que confirmó la presencia de nueve estrellas Am y destacó la ausencia de objetos de tipo Ap.

Como ocurre en todos aquellos cúmulos con un número considerable de estrellas y con relativa cercanía, los nuevos trabajos se centran en estrellas poco estudiadas situadas en aque-



llas regiones más externas del cúmulo estelar o halo. Entre los muchos que existen podemos destacar al realizado por Mermilliod y col. (1990), quienes encontraron nuevos miembros a una distancia de  $4^\circ$  del centro en base a velocidades radiales y fotometría *UBVRI*; también dieron un nuevo módulo de distancia de  $6.^m2$  y detectaron un buen número de estrellas binarias. Jones y Stauffer (1991), con medidas de movimientos propios y fotométricas, estimaron unas 765 estrellas como probables nuevos miembros, llegando a una magnitud  $V \sim 19^m$ .

Este cúmulo se caracteriza por altas velocidades rotacionales de los miembros más calientes, que han sido calculadas por Treanor (1960), McGee y col. (1967) y, más recientemente, por Rachford (1998). En este apartado hay que destacar el estudio de los efectos de rotación sobre el diagrama HR realizado por Hernández (1998) y sobre los distintos parámetros fotométricos por Pérez Hernández y col. (1999). Otra característica a destacar es la alta población de binarias en Praesepe. Además de los trabajos de Abt y Willmarth (1999), anteriormente Dickens y col. (1968) listaron las estrellas binarias conocidas hasta la fecha, junto a un estudio sobre la rotación estelar del cúmulo.

Las estrellas observadas en nuestro trabajo se encuentran en el Diario de Observaciones de la Tabla 3.19. Este cúmulo se ha observado sólo en el sistema *uvby*, se midieron 16 estrellas durante el primer año mientras que en la segunda campaña su número se redujo a las más interesantes y de forma salteada. Estas estrellas se seleccionaron como pertenecientes al cúmulo cuya enumeración KW es de Klein-Wassink (1927). La comparación principal *C1* está representada por KW538, y las de chequeo *C2* Y *C3* por KW350 y KW124, respectivamente.

En la Tabla 3.20 están resumidos los valores de las magnitudes y los índices en los distintos sistemas fotométricos (Mermilliod y col., 1997b). Las referencias correspondientes a los tipos espectrales, clase de luminosidad y velocidades rotacionales que se han obtenido de diferentes fuentes bibliográficas, se indican en la misma tabla.



**Tabla 3.19:** *Diario de Observaciones para Praesepe*

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	N total
KW16	<i>uvby</i>	1997	3	17	19
KW34	<i>uvby</i>	1997	3	15	18
KW124	<i>uvby</i>	1997/99	8	41	160
KW146	<i>uvby</i>	1997	3	17	18
KW155	<i>uvby</i>	1997/99	8	38	120
KW218	<i>uvby</i>	1997/99	6	28	77
KW227	<i>uvby</i>	1997	3	16	18
KW232	<i>uvby</i>	1997/99	5	25	60
KW295	<i>uvby</i>	1997/99	5	25	78
KW350	<i>uvby</i>	1997/99	8	42	180
KW370	<i>uvby</i>	1997/99	8	40	169
KW411	<i>uvby</i>	1997	3	16	18
KW439	<i>uvby</i>	1997/99	6	26	74
KW459	<i>uvby</i>	1997	3	16	18
KW536	<i>uvby</i>	1997	3	15	17
KW538	<i>uvby</i>	1997/99	8	43	275



**Tabla 3.20:** *Parámetros de las estrellas observadas en Praesepe.*

Fuentes: (1) Bidelman (1956); (2) Abt (1986); (3) McGee y col. (1967); (4) Rachford (1995)

Estrella	HD/BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE	$v$ seni
KW16	HD73081	9.199	2.656	0.298	0.174	0.431	0.459	F6V <sup>(1)</sup>	40 <sup>(3)</sup>
KW34	BD+19 2050	9.452	2.675	0.273	0.170	0.490	0.43	F6V <sup>(1)</sup>	35 <sup>(3)</sup>
KW124	HD73397	8.993	2.738	0.198	0.189	0.682	0.317	F1V <sup>(2)</sup>	86 <sup>(4)</sup>
KW146	HD73429	9.383	2.680	0.285	0.151	0.517	0.414	F5V <sup>(1)</sup>	95 <sup>(4)</sup>
KW155	—	9.414	2.686	0.268	0.174	0.515	0.414	F6V <sup>(1)</sup>	30 <sup>(3)</sup>
KW218	HD73597	9.356	2.691	0.267	0.175	0.526	0.405	F6V <sup>(1)</sup>	44 <sup>(4)</sup>
KW227	HD73641	9.489	2.673	0.276	0.166	0.481	0.415	F6V <sup>(1)</sup>	15 <sup>(4)</sup>
KW295	BD+20 2170	9.366	2.686	0.268	0.176	0.514	0.415	F6V <sup>(1)</sup>	110 <sup>(3)</sup>
KW232	HD73617	9.232	2.692	0.257	0.164	0.555	0.382	F5V <sup>(1)</sup>	120 <sup>(3)</sup>
KW350	HD73818	8.708	2.748	0.193	0.222	0.747	0.321	Am <sup>(1,2)</sup>	85 <sup>(3)</sup>
KW370	HD73854	9.040	2.716	0.224	0.187	0.634	0.353	F2V <sup>(2)</sup>	68 <sup>(4)</sup>
KW411	HD73937	9.321	2.677	0.258	0.160	0.512	0.389	F4V <sup>(1)</sup>	31 <sup>(4)</sup>
KW439	HD73994	9.444	2.694	0.254	0.168	0.517	0.393	F5V <sup>(1)</sup>	15 <sup>(3)</sup>
KW459	HD74058	9.226	2.700	0.246	0.177	0.575	0.384	F3VN <sup>(1)</sup>	145 <sup>(3)</sup>
KW536	BD+19 2045	9.432	2.653	0.288	0.183	0.481	0.451	F6V <sup>(1)</sup>	20 <sup>(3)</sup>
KW538	HD73045	8.656	2.775	0.211	0.199	0.759	0.314	Am <sup>(1,2)</sup>	<20 <sup>(3)</sup>



### 3.3.10 Collinder 463

Por último, se ha observado el cúmulo Collinder 463, de latitud galáctica próxima a los  $10^\circ$  en la constelación de Casiopea y relativamente pobre en estrellas.

De él se puede decir bien poco ya que tan sólo existen algunas observaciones a partir de los años setenta. Townsend (1975) realizó fotometría  $UBV$  a unas 84 estrellas del cúmulo y clasificó como miembros a aquellas, que localizadas cerca de la secuencia principal, se ajustaban al diagrama  $(M_v, (B - V)_0)$ , aplicándole de forma individual el correspondiente enrojecimiento. En los casos en los que este método no fue factible, hizo una estimación del exceso de color a partir de las estrellas cercanas a las consideradas como probables miembros del cúmulo. De esta forma, obtuvo un rango de variabilidad de  $E(B - V)$  muy próximo a  $0.^m8$ , sin dar un valor concreto de este. Además, hizo una estimación del módulo de la distancia y de la edad del cúmulo, siendo  $9.^m1 \pm 0.^m2$  y  $1.5 \times 10^8$  años ( $\log(edad) = 8.18$ ), respectivamente.

Teniendo en cuenta un exceso de color de  $0.^m00$  adoptado por Lyngå (1987) en su catálogo de cúmulos abiertos, las estrellas tenían que ser escogidas conforme al valor del índice  $B - V$  con el riesgo de tomar estrellas más calientes a causa de la variabilidad del enrojecimiento. Se seleccionaron 12 objetos a partir de los índices  $B - V$  observados por Townsend (1975), del que además se ha tomado su enumeración T. Dos de estas estrellas, T26 y T30, fueron clasificadas como no miembros pero han sido incluidas en las observaciones como estrellas de chequeo  $C2 = T30$  y  $C3 = T26$  además de la comparación principal  $C1 = T7$ . Las características de las observaciones se encuentran en el Diario de Observaciones de la Tabla 3.21.

Al no disponer ninguna de las estrellas estudiadas fotometría  $uvby\beta$  fue necesario observar dos estrellas de campo que sí dispusieran de ella. Las estrellas más cercanas al cúmulo que se encontraron fueron HD10195 y HD11091 descritas en la Tabla 3.23, cuyas coordenadas y tipo espectral son de la base de datos SIMBAD y los parámetros fotométricos de Mermilliod y col. (1997b). En la Tabla 3.21, junto a las estrellas observadas, se encuentran sus principales características observacionales. Los valores de los índices de color en el sistema  $uvby\beta$  calculados para las estrellas observadas del cúmulo, además de las correspondientes desviaciones típicas están listados en la Tabla 3.22.



Tabla 3.21: Diario de Observaciones para Collinder 463

Estrella	Filtro	Años	Noches	Horas	N total
T5	<i>uvby</i>	1997	6	32	42
	$\beta$	1997	1	—	4
T7	<i>uvby</i>	1997	8	44	173
	$\beta$	1997	1	—	3
T9	<i>uvby</i>	1997	3	15	16
	$\beta$	1997	1	—	3
T12	<i>uvby</i>	1997	6	26	37
	$\beta$	1997	1	—	3
T18	<i>uvby</i>	1997	76	32	47
	$\beta$	1997	1	—	3
T26	<i>uvby</i>	1997	8	35	114
	$\beta$	1997	1	—	3
T30	<i>uvby</i>	1997	8	37	116
	$\beta$	1997	1	—	3
T35	<i>uvby</i>	1997	3	13	18
	$\beta$	1997	1	—	3
T47	<i>uvby</i>	1997	3	13	16
	$\beta$	1997	1	—	3
T50	<i>uvby</i>	1997	3	14	17
	$\beta$	1997	1	—	3
T54	<i>uvby</i>	1997	6	26	35
	$\beta$	1997	1	—	3
T84	<i>uvby</i>	1997	6	28	36
	$\beta$	1997	1	—	3
HD10195	<i>uvby</i>	1997	1	—	3
	$\beta$	1997	1	—	3
HD11091	<i>uvby</i>	1997	1	—	3
	$\beta$	1997	1	—	3



**Tabla 3.22:** *Parámetros de las estrellas observadas en Collinder 463*

Estrella	BD	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	$B - V$	TE
T5	—	10.362 (0.011)	2.771 (0.011)	0.159 (0.009)	0.094 (0.009)	1.012 (0.021)	0.21	
T7	+71 107	9.590 (0.002)	2.746 (0.014)	0.177 (0.001)	0.076 (0.001)	1.013 (0.005)	0.24	B8
T9	—	10.650 (0.012)	2.778 (0.028)	0.186 (0.008)	0.092 (0.008)	1.012 (0.030)	0.26	
T12	+70 131	10.043 (0.006)	2.713 (0.015)	0.154 (0.006)	0.080 (0.006)	1.156 (0.018)	0.19	
T18	—	10.339 (0.007)	2.702 (0.015)	0.206 (0.008)	0.080 (0.009)	1.088 (0.017)	0.26	
T26	+71 102	9.270 (0.006)	2.704 (0.012)	0.249 (0.007)	0.082 (0.007)	0.970 (0.017)	0.31	B8
T30	+71 093	8.919 (0.006)	2.798 (0.016)	0.184 (0.007)	0.109 (0.007)	1.106 (0.016)	0.27	A0
T35	+71 095	10.759 (0.011)	2.780 (0.036)	0.141 (0.012)	0.101 (0.013)	1.120 (0.030)	0.20	
T47	—	10.629 (0.008)	2.827 (0.014)	0.198 (0.010)	0.107 (0.011)	1.135 (0.027)	0.31	
T50	—	10.946 (0.013)	2.747 (0.004)	0.234 (0.013)	0.074 (0.014)	0.898 (0.032)	0.30	
T54	—	10.343 (0.008)	2.724 (0.007)	0.227 (0.008)	0.074 (0.010)	0.787 (0.022)	0.29	
T84	—	9.994 (0.006)	2.698 (0.021)	0.222 (0.006)	0.068 (0.007)	0.842 (0.019)	0.30	

**Tabla 3.23:** *Parámetros de las estrellas HD10195 y HD11091*

Estrella	$\alpha_{2000.0}$	$\delta_{2000.0}$	$V$	$\beta$	$b - y$	$m_1$	$c_1$	TE
HD10195	01 <sup>h</sup> 42 <sup>m</sup> 04 <sup>s</sup> .52	+69°05'09".7	7.542	2.616	0.365	0.167	0.349	F5
HD11091	01 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 36 <sup>s</sup> .24	+68°21'41".6	7.731	2.811	0.135	0.176	0.896	A5



# CAPÍTULO 4

## Análisis fotométrico de los cúmulos observados

### 4.1 Efectos de binariedad y rotación sobre el diagrama HR

Como se ha visto, el módulo de distancia real de una estrella puede calcularse a partir de la magnitud absoluta  $M_v$  y de su magnitud visual desenrojecida  $V_0$ , con un error aproximado entre  $\pm 0.^m2$  y  $\pm 0.^m3$ . Este error se debe al cálculo del parámetro fotométrico  $\delta c_1$  a partir de  $\beta$  y  $c_1$ , así como de los errores observaciones de  $V$  y del exceso de color  $E(b - y)$ .

A pesar de estos límites, el módulo de distancia de algunas estrellas se desvía del valor medio del cúmulo con valores por encima de  $\pm 0.^m3$ . A veces, estas desviaciones son debidas a que tales objetos no son miembros del cúmulo; en otras, cuando el módulo de distancia de la estrella es menor al valor medio del cúmulo, podría tratarse de un sistema binario. A pesar de este tipo de anomalías que pueden afectar al cálculo del módulo de distancia, la localización de estrellas tipo F no evolucionadas en un diagrama HR no es el mismo para todos los cúmulos. Nissen (1988) sugirió que en muchos de ellos existen estrellas que presentan un exceso de  $0.^m02$ - $0.^m04$  en sus índices  $c_0$ , que no está relacionado con la edad o la metalicidad y no puede ser explicado a partir de los tres parámetros atmosféricos fundamentales  $T_{\text{eff}}$ ,  $\log(g)$  y  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Nissen lo llamó el “cuarto parámetro” que es independiente a los anteriores, cuya naturaleza se desconoce y que puede afectar seriamente a la estimación de la edad y la distancia.

#### 4.1.1 Binariedad

Las estrellas binarias no resueltas de igual color y luminosidad y con una relación en masa próxima a la unidad aparecen desplazadas unas  $0.753 \text{ mag}$  ( $M_v = 2.5 \log 2$ ) formando una banda paralela y por encima de la secuencia principal (Haffner y col. 1937). En el caso de que las dos componentes no sean iguales, el sistema aparecerá más enrojecido y más luminoso respecto a la estrella más brillante pero de forma menos acusada que si ambas fueran de igual masa. O lo que es lo mismo, las componentes se desplazarán hacia arriba y a la derecha respecto a la



posición que tendría la más brillante en la secuencia principal dentro de un diagrama HR, si ésta estuviera aislada. Hurley y col. (1998) demostraron que la existencia de una segunda banda por encima de la secuencia principal no estaba formada solamente por estrellas binarias con una relación en masa cercana a la unidad, sino también podría encontrarse en ella sistemas no resueltos con determinados rangos de masas. De esta forma, la presencia de sistemas binarios en un cúmulo puede desplazar la ZAMS hacia magnitudes más brillantes provocando un valor calculado del módulo de distancia menor que el que le correspondería realmente.

#### 4.1.2 Rotación

Otro factor importante que puede afectar a la localización de una estrella en la secuencia principal, y por tanto a su distancia, es la rotación estelar o  $v \text{ sen } i$ . Un estudio sobre la relación de los parámetros fotométricos a partir de modelos de rotación en estrellas A-F de la secuencia principal y su aplicación directa al cúmulo de Praesepe fue realizado por Pérez y col. (1999). Una estrella que rota muestra un aumento en magnitud absoluta,  $M_v$ , y su temperatura efectiva se hace menor que la que tendría si no lo hiciera, apareciendo más enrojecida en un diagrama color-magnitud. Por otra parte, en una rotación uniforme, existe una deformación en la superficie estelar que provoca un aumento del radio de la zona ecuatorial donde la gravedad y el gradiente de temperatura es menor que en los polos; y por tanto, el flujo estelar, que aumenta con el gradiente de temperatura, será mayor en los polos que en el ecuador. De esta manera, una estrella rotante vista desde el polo ( $i=0^\circ$ ) será más brillante y caliente que la misma estrella vista desde el ecuador ( $i=90^\circ$ ). Por tanto, el valor del ángulo de inclinación  $i$  del eje de rotación respecto del observador, además de influir en la velocidad angular de rotación, afecta a la posición de la estrella en un diagrama HR.

##### 4.1.2.1 Relación entre la rotación estelar y el índice $\delta_{c_1}$

Crawford (1979b) encontró una correlación entre  $v \text{ sen } i$  y el parámetro  $\delta_{c_1}$  en estrellas tipo A pertenecientes a los cúmulos de Pléyades y  $\alpha$  Per. Debido a su edad, las estrellas debían caer en su mayoría sobre la ZAMS y los valores de  $\delta_{c_1}$ , por tanto, debían ser prácticamente despreciables. Crawford observó que estas cantidades eran diferentes de cero y además de hacerse más altas con  $v \text{ sen } i$ , siendo esta relación algo diferente para ambos cúmulos. Este comportamiento, causaba errores en el cálculo de las magnitudes  $M_v$  individuales, ya que este



valor disminuía cuando se le aplicaba la corrección a la  $M_{vZAMS}$  de  $-9\delta c_1$ , obteniéndose un módulo de distancia que no se correspondía con el real.

Más tarde Gray y Garrison (1989a, 1989b) hicieron un estudio sobre este mismo efecto en estrellas de campo tipo F temprano y A tardías. Los resultados desde un punto de vista observacional confirmaron la estrecha relación existente entre ambos parámetros. Para estrellas de tipo espectral A9-F2 y con velocidades rotacionales por debajo de los 100 km/s, existe una buena correlación entre la clase de luminosidad y  $\delta c_1$ , mientras que para altos valores de  $v \text{ sen } i$  esta correlación desaparece. Un mismo estudio fue realizado para un grupo de estrellas A3-A8 donde sus correspondientes índices  $\delta c_1$  eran más altos que los establecidos para cada clase de luminosidad cuando se trataba de bajas velocidades rotacionales, que en estrellas de este tipo espectral se encuentran por debajo de los 150 km/s. Gray y Garrison sugirieron que eran realmente rápidos rotadores pero con ángulos de inclinación pequeños ( $i \leq 30^\circ$ ). Este efecto iba acompañado de un aumento en el índice  $\delta m_1$ , siendo este comportamiento normal en estrellas de tipo espectral A (Crawford, 1979b).

## 4.2 Determinación de distancias y ajuste de isócronas

Como se ha visto anteriormente, existen factores que pueden alterar la posición de una estrella en el diagrama HR que se traduce en un cambio de la magnitud, color y, por tanto, en su distancia. Pero una de las ventajas de trabajar con estrellas de cúmulo respecto a las de campo es que se puede realizar un ajuste a una isócrona ya que todas las estrellas del cúmulo se formaron a la vez, además de encontrarse todas a la misma distancia y con el mismo enrojecimiento, aunque éste puede variar dentro de un mismo cúmulo.

Para poder determinar la distancia y la edad de un cúmulo es necesario conocer su enrojecimiento. Sabemos que la materia interestelar afecta al color que observamos de las estrellas y que las enrojece de forma selectiva. Trasladando la ecuación 2.3 del Capítulo 2 al sistema fotométrico  $UBV$ , para el color observado  $(B - V)$  se define el exceso de color  $E(B - V)$  como

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 \quad (4.1)$$

donde  $(B - V)_0$  es el color que tendría en ausencia de enrojecimiento. En este caso, la constante de proporcionalidad  $R_V$  que nos relaciona el exceso de color,  $E(B - V)$ , con la absorción



interestelar en la banda  $v$ ,  $A_V$ , toma el valor típico de 3.1 (Crawford y Mandwewala, 1976a). Por tanto, la relación entre el módulo de distancia aparente,  $(V - M_v)$ , y el real,  $(V - M_v)_0$ , será:

$$(V - M_v)_0 = (V - M_v) - 3.1E(B - V) \quad (4.2)$$

Una descripción clara para la determinación tanto del exceso de color como del módulo de distancia a partir de diagramas color-color y color-magnitud, se encuentra en Phelps y Janes (1994).

El ajuste de isócronas para la determinación de la edad, está basado en los modelos de evolución estelar de Claret (1995) para estrellas de población I con  $(X, Y, Z)=(0.70,0.28,0.02)$ . Las opacidades utilizadas son aquellas dadas por Rogers e Iglesias (1992) y un valor del parámetro de longitud de mezcla  $l/H_p=1.52$  donde  $l$  es la longitud de mezcla y  $H_p$  es la escala de altura de presión. La sobrepenetración convectiva considerada es de  $\alpha_{ov}=0.20$ . Respecto a las transformaciones para pasar de un diagrama teórico  $(M_{bol}, T_{eff})$  a los observacionales  $(M_v, (B - V)_0)$  y  $(M_v, (b - y)_0)$ , fueron utilizadas distintas relaciones conforme a la clase de luminosidad de las estrellas.

### 4.3 Análisis y determinación de los parámetros físicos

A partir de los índices Strömgen y los valores de  $\beta$ , ya sea obtenidos de la bibliografía o calculados a partir de las observaciones, se realiza una estimación del el exceso de color, así como de los parámetros desrojados y el módulo de distancia verdadero. Para ello, se han utilizado las ecuaciones de la Sección 2.3.

En un primer ajuste de isócronas se utilizaron diagramas  $(M_v, (B - V)_0)$ , debido a que en la bibliografía de la mayoría de los cúmulos, el número de estrellas observadas en el sistema  $UBV$  es mayor que en el  $uvby$ . Los valores de  $V$  y  $B - V$  de las estrellas clasificadas como miembros para cada cúmulo fueron tomados de la base de datos BDA de Mermilliod (1995).

En este estudio, en aquellos cúmulos en los que se hayan realizado medidas de paralaje trigonométrica por el satélite HIPPARCOS, se han utilizado sus correspondientes módulos de distancia para el ajuste de isócronas. En aquellos casos en que éstos no existan, se ha hecho uso de valores del módulo de distancia ya existentes en la literatura, principalmente los de Loktin y Matkin (1994) o Lyngå (1987) entre otros, al igual que del enrojecimiento medio y



la edad. Como se verá en algunos cúmulos, los valores de la distancia obtenidos a partir del satélite HIPPARCOS difieren de los determinados por el método de ajuste. Aunque esta diferencia con respecto a los valores que se encuentran en la literatura no es sistemática, sí es del mismo orden ( $\sim 0.^m2$ ) que entre dos referencias cualesquiera. En el método de ajuste hay que tener en cuenta, además del enrojecimiento y la metalicidad, las ecuaciones de transformación utilizadas para pasar del plano teórico ( $M_{bol}, T_{eff}$ ) al observacional. En estas últimas hay que destacar, que debido a la dependencia de  $B - V$  con la metalicidad, un error de 0.1 dex en este parámetro puede producir una variación del orden de  $0.^m1$  en el módulo de distancia. Por otra parte, las medidas obtenidas por HIPPARCOS de los cúmulos abiertos situados a partir de una distancia de unos 200 parsecs no son tan precisas como aquellos que están más cercanos. Pinsonneault y col. (1998) sugirieron que las discrepancias encontradas en el cúmulo de Pleiades podrían ser debidas a errores sistemáticos de un milisegundo de arco (msa) en las paralajes del HIPPARCOS.

Los valores  $E(B - V)$  y  $(V - M_v)$ , serán los que se resten al índice de color y a la magnitud, modificando el módulo de distancia hasta que la envolvente azul de la secuencia principal del cúmulo se ajuste a la ZAMS teórica de la isócrona. En lo que se refiere a la edad, este parámetro depende de la presencia de estrellas evolucionadas, valor que difiere bastante de unos autores a otros. Por esta razón, en algunos cúmulos se han representado más de una isócrona en un mismo diagrama. En este trabajo no se trata de dar unos nuevos parámetros físicos, sino en reproducir los ya existentes aunque en algunos casos se modifiquen, ajustándolos de tal forma que mejor reproduzcan los diagramas observacionales hasta donde nos sea posible. Como resultado, el módulo de distancia y el enrojecimiento que mejor se adapten a nuestra isócrona serán los que, en cada cúmulo, comparemos con los valores individuales de los objetos calculados en este trabajo.

También representaremos, las isócronas en el sistema fotométrico de Strömgren junto a las estrellas observadas en cada cúmulos. Los valores de  $V_0$  y  $(b - y)_0$  utilizados son los obtenidos a partir del desenrojecimiento de cada una de las estrellas y que se encuentran en los diferentes apartados de este capítulo. En este segundo diagrama ( $M_v, (b - y)_0$ ) podremos ver como se ajustan la edad, exceso de color y distancia a nuestros objetos, sobre todo en aquellas estrellas de las que no se tenían medidas en este sistema fotométrico.

En una tercera figura, para cada cúmulo se situarán las estrellas observadas dentro de un



diagrama HR. La línea de la ZAMS y los bordes de la banda de Inestabilidad de las Ceféidas son de Rodríguez y col. (1994), donde los valores de la magnitud absoluta,  $M_v$ , y los índices desrojados,  $(b - y)_0$ , son los mismos que en el diagrama anterior.

#### 4.3.1 IC 4665

Los valores de los índices desrojados y el módulo de la distancia calculadas individualmente para cada una de las estrellas B y A-F observadas del cúmulo IC 4665 se muestran en la Tabla 4.1 y 4.2 respectivamente.

En el ajuste de isócronas introducimos como valores iniciales los de Loktin y Matkin (1994) de la Tabla 3.1, muy parecidos a los que dió Lyngå (1987) en su catálogo de cúmulos abiertos en lo que se refiere a la edad,  $\log(edad)=7.57$ , y enrojecimiento,  $E(B - V)=0.^m17$ . En la Figura 4.1a se puede ver la isócrona de  $\log(edad)=7.58$  con un valor del módulo de distancia  $(V - M_v)=8.^m35$  y exceso de color  $E(B - V)=0.^m19$ . En la segunda figura, 4.1b, la misma isócrona está representada en el diagrama de  $M_v$  frente a  $(b - y)_0$  donde el módulo de distancia real calculado,  $(V - M_v)_0$  es de  $7.^m76$ .

Las estrellas tipo B pertenecen todas al cúmulo. Como se puede ver en la Tabla 4.1 correspondiente a este tipo espectral, los módulos de distancia de las estrellas K22 y K81 por encima del valor medio del cúmulo  $(V - M_v)_0=7.^m76$ . En un principio, Crawford y Barnes (1972) clasificó a K81 como no miembro aunque un estudio realizado por Sanders y van Altena (1972), y más tarde Prosser (1993), la considerara como estrella de cúmulo. K22, a pesar del valor de su módulo de distancia,  $8.^m21$ , Hogg y Kron (1955) demostraron que pertenecía al cúmulo en base al movimiento propio de la estrella. K22 además fue clasificada como binaria espectroscópica por Crampton et al. (1976) pero Morrell y Abt (1991) demostraron que no mostraba binariedad al igual que las estrellas K62 y K64, mientras que K49, K72 y K105 sí podían considerarse como tales. Estas estrellas siguen siendo objeto de estudio ya que recientemente, Zakirov y Arzumanyants (1995) a partir de medidas fotométricas en  $BV$  encontraron variaciones de pequeña amplitud con los mismos períodos o múltiplos de los encontrados espectroscópicamente en los objetos K32, K64, K72, K76 y K105, debido a los movimientos orbitales de las componentes. También hay que cuestionar la pertenencia o no a IC 4665 de K72 y K105, debido sus movimientos propios aunque desde el punto de vista fotométrico sí lo sean. El exceso de color medio que se obtiene de las estrellas tipo



B sin incluir las tres que son binarias según la clasificación de Morrell y Abt (1991) es de  $E(b - y) = 0.^m137 \pm 0.025$ . Este resultado está muy en consonancia con el dado por Crawford y Barnes (1972),  $E(b - y) = 0.^m14 \pm 0.^m03$ , donde  $\pm 0.^m03$  es la desviación típica  $\sigma_{n-1}$ .

Para las estrellas tipo A-F, como se dijo en el capítulo anterior, se escogieron algunas no miembros entre las que se encuentran  $C2=K3$  y  $C3=K7$ , más apropiadas en cuanto a magnitud se refiere como estrellas de chequeo, además de la comparación principal  $C1=K68$  y  $K28$ . Los módulos de distancia de estos objetos están situados entre los valores de  $4.^m00$  y  $6.^m00$ , como se en la Tabla 4.2, no alcanzando el valor dado por el cúmulo.  $K61$  fue considerada como posible estrella del cúmulo por Vasilevskis (1955) y como no miembro por Abt y Snowden (1964) en base a su velocidad radial. A pesar de no estar clara su pertenencia al cúmulo fue incluida en nuestras observaciones. Los resultados reflejan una diferencia en el módulo de distancia de alrededor de  $0.^m7$  por debajo del valor medio obtenido por medio del ajuste, que junto a su posición en el diagrama HR (Figura 4.1c), hace pensar que se trate de una estrella de campo.  $K34$ , fue considerada desde un principio como posible miembro por Crawford y Barnes (1972) y más tarde Prosser (1994), además de corroborar su pertenencia, la clasificó como binaria espectroscópica provocando anomalías en los colores de la estrella. El resto de las estrellas fueron clasificadas tanto por Sanders (1972) como por Prosser (1993) como pertenecientes a IC 4665. El valor medio de  $E(b - y)$  a partir de las seis componentes de cúmulo ( $K37$ ,  $K48$ ,  $K53$ ,  $K57$ ,  $K65$  y  $K88$ ) es de  $0.^m118 \pm 0.^m024$ .

Las posiciones de las estrellas en el diagrama HR tanto de tipo espectral B como A-F, se encuentran dibujadas en la Figura 4.1c.



**Tabla 4.1:** *Parámetros desenojados y módulos de distancia para las estrellas tipo B de IC 4665*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
K22	0.130	-0.041	0.119	0.772	0.022	0.159	-0.04	8.172	8.21
K32	0.091	-0.024	0.095	0.946	0.046	0.326	0.43	7.893	7.46
K49	0.129	-0.073	0.118	0.444	0.010	-0.036	0.03	7.153	7.12
K58	0.120	-0.077	0.104	0.406	0.014	0.045	-0.56	7.081	7.64
K62	0.144	-0.085	0.098	0.317	0.012	0.035	-0.99	6.250	7.24
K64	0.129	-0.073	0.105	0.444	0.010	0.110	-0.86	6.083	7.66
K72	0.124	-0.082	0.102	0.350	0.014	0.008	-0.58	7.224	7.80
K73	0.131	-0.075	0.096	0.426	0.014	0.147	-1.28	6.577	7.86
K76	0.167	-0.064	0.131	0.535	0.001	0.016	0.04	7.497	7.46
K81	0.171	-0.055	0.100	0.633	0.016	0.294	-1.28	8.134	9.41
K82	0.154	-0.074	0.106	0.437	0.023	-0.053	0.10	7.340	7.24
K105	0.106	-0.066	0.118	0.514	0.009	0.054	-0.22	7.053	7.27

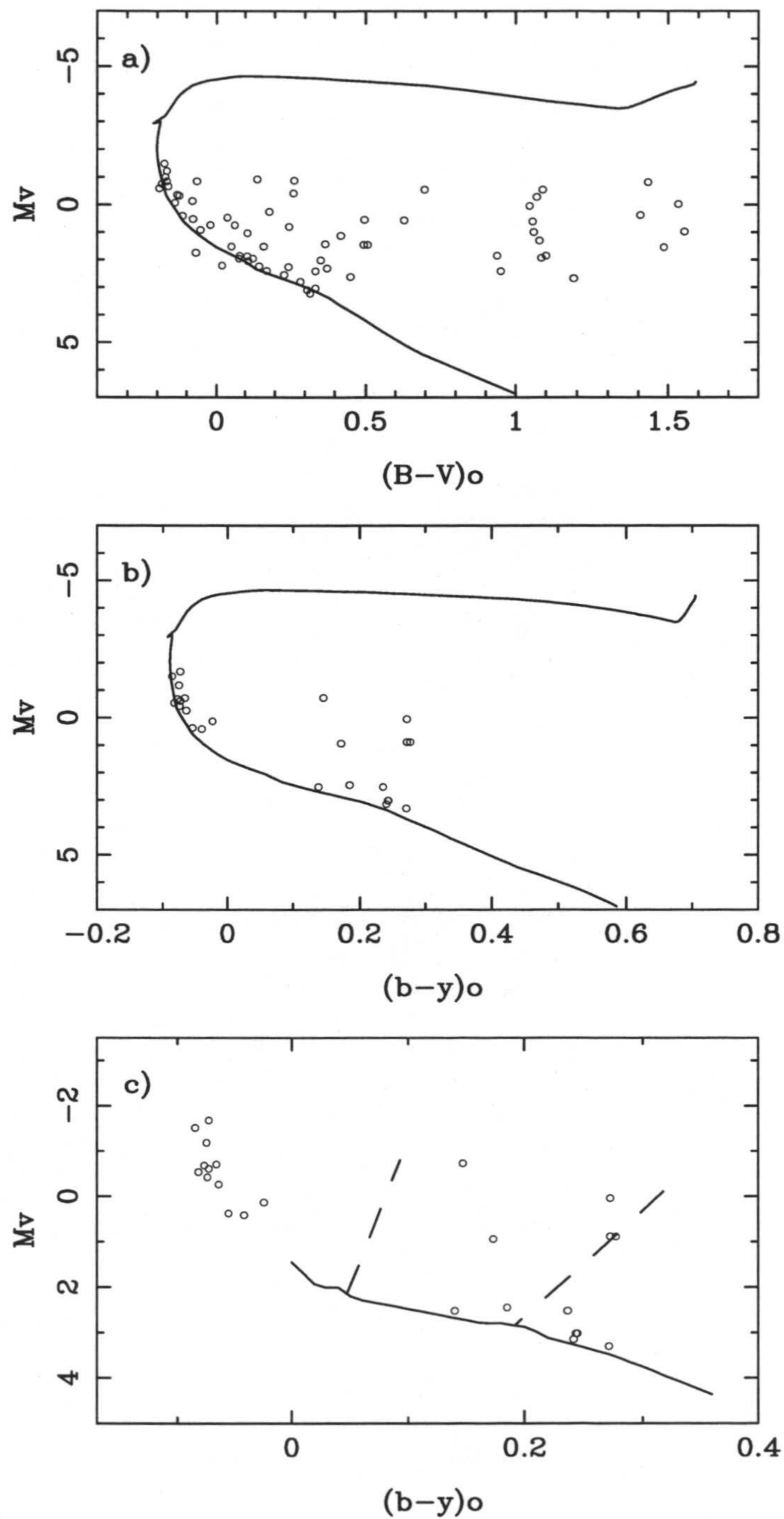


**Tabla 4.2:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia para las estrellas tipo A-F de IC 4665*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
K3	0.081	0.277	0.178	0.522	-0.007	0.072	2.83	8.647	5.82
K7	0.142	0.173	0.208	0.716	-0.015	-0.012	2.90	8.699	5.80
K28	0.093	0.147	0.135	0.958	0.059	0.228	0.97	7.032	6.06
K34	0.221	0.236	0.162	0.430	0.013	-0.134	4.42	10.283	5.86
K37	0.140	0.244	0.159	0.546	0.013	0.024	3.09	10.783	7.69
K48	0.121	0.271	0.127	0.486	0.045	0.048	3.13	11.060	7.93
K53	0.125	0.241	0.153	0.502	0.020	-0.033	3.59	10.912	7.32
K57	0.084	0.243	0.164	0.585	0.008	0.063	2.72	10.784	8.06
K61	0.186	0.272	0.155	0.637	-0.016	0.202	1.60	8.645	7.05
K65	0.093	0.185	0.195	0.697	-0.007	-0.003	2.83	10.212	7.38
K68	0.031	0.272	0.157	0.475	0.014	0.020	3.33	7.805	4.47
K88	0.144	0.140	0.187	0.771	0.017	-0.019	2.82	10.281	7.46



## IC 4665



**Figura 4.1:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V - M_v) = 8.^m 35$ ,  $E(B - V) = 0.^m 19$  y  $\log(\text{edad}) = 7.58$ ; b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ , donde  $(V - M_v)_0 = 7.^m 76$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



### 4.3.2 $\alpha$ Persei

En la Tabla 4.3 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Como se vió en el capítulo anterior, Crawford y Barnes (1974) dieron un valor de  $6.^m1$  al módulo de la distancia real considerando que las estrellas se encuentran en la secuencia principal y por tanto tienen un  $\delta c_1 \sim 0$ . Pero con más precisión, la distancia de  $\alpha$  Persei ha sido medida muy recientemente por el satélite HIPPARCOS mediante el uso del paralaje trigonométrica de 46 estrellas, cuyo valor medio es de  $\pi = 5.25 \pm 0.19$  msa y un módulo de la distancia de  $(V - M_v)_0 = 6.^m40 \pm 0.^m09$  ( $d = 190.5^{+7.2}_{-6.7}$  pc) (Robichon y col., 1999). A partir de este valor, junto con el enrojecimiento de  $E(B - V) = 0.^m09$  y una edad de 50 millones de años ( $\log(edad) \sim 7.70$ ) dado por Lyngå (1987) se comenzó el ajuste. También se representó la isócrona correspondiente a un  $\log(edad) = 7.90$  obtenido por Loktin y Matkin (1994) para compararla con la dada por Lyngå, como se puede ver en la Figura 4.2a. El valor final del módulo de distancia aparente,  $(V - M_v)$ , es de  $6.^m60$ , teniendo en cuenta el  $\log(edad) = 7.70$  como el que mejor se ajusta a los datos, valor que está muy en concordancia con aquel obtenido por Meynet (1993) de 7.72. El módulo de distancia verdadero calculado a partir de los anteriores parámetros es de  $6.^m32$  (Figura 4.2b).

Todas las estrellas de  $\alpha$  Persei que se han observado en este trabajo pertenecen al cúmulo. Fresneau (1980) dió una probabilidad por encima de del 70% para la mayor parte de ellas, excepto para C3=HE151 que no alcanzaba el 5% a pesar de que anteriormente, por su valor de velocidad radial y módulo de la distancia, se la había considerado como estrella del cúmulo. Algunas de ellas fueron clasificadas recientemente como miembros de  $\alpha$  Per por Trullols y col. (1989) a través de un estudio a partir de fotometría Strömgren. Las nuevas observaciones de Prosser (1992) confirman, en todos los casos, su pertenencia.

Aunque sean estrellas del cúmulo, muchas de ellas presentan anomalías. De los objetos observados existen dos binarias espectroscópicas: HE314 (Kraft, 1967b) y HE715 (Prosser, 1992) siendo el valor del módulo de la primera alto respecto al de la media, puede ser debido a su alta velocidad rotacional que viene acompañada de un alto  $\delta c_1$ . Una buena candidata a binaria sería la estrella HE876, por su módulo de distancia y su posición en el diagrama HR (ver Figura 4.2c). Entre las estrellas estudiadas, HE220, forma parte de un sistema doble visual cuya compañera se encuentra a una distancia angular de unos  $11''.6$ , valor obtenido del catálogo



de estrellas dobles CCDM (*Catalogue of the Components of Double, Multiple stars*, 1994) con una magnitud más débil y repercutiendo de forma importante en los resultados obtenidos. Pero si nos fijamos en los valores de los módulos de distancia de las estrellas listadas en la Tabla 4.3, el valor más alto viene dado por HE61; podría pensarse en un no miembro contradiciendo los resultados en base a velocidades radiales y movimientos propios. Esta desviación se debe a que el parámetro  $\delta_{c_1}$  es muy alto a pesar de tener un  $v \text{ seni}$  (55 Km/s bastante normal. Una posible explicación sería la rotación rápida de esta estrella cuyo valor del ángulo  $i$  se encuentra por d a velocidades radiales y movimientos propios. Esta desviación se debe a que el parámetro  $\delta_{c_1}$  es muy alto a pesar de tener un  $v \text{ seni}$  (55 Km/s bastante normal. Una posible explicación sería la rotación rápida de esta estrella cuyo valor del ángulo  $i$  se encuentra por debajo de  $30^\circ$  (Gray y Garrison, 1989b). Cuando se representan las estrellas en el diagrama HR, como se puede ver en la Figura 4.2c, además de la anómala situación de HE61 encontramos por encima de la secuencia principal a la estrella C2=HE104, cuya velocidad rotacional sobrepasa los 200 km/h.

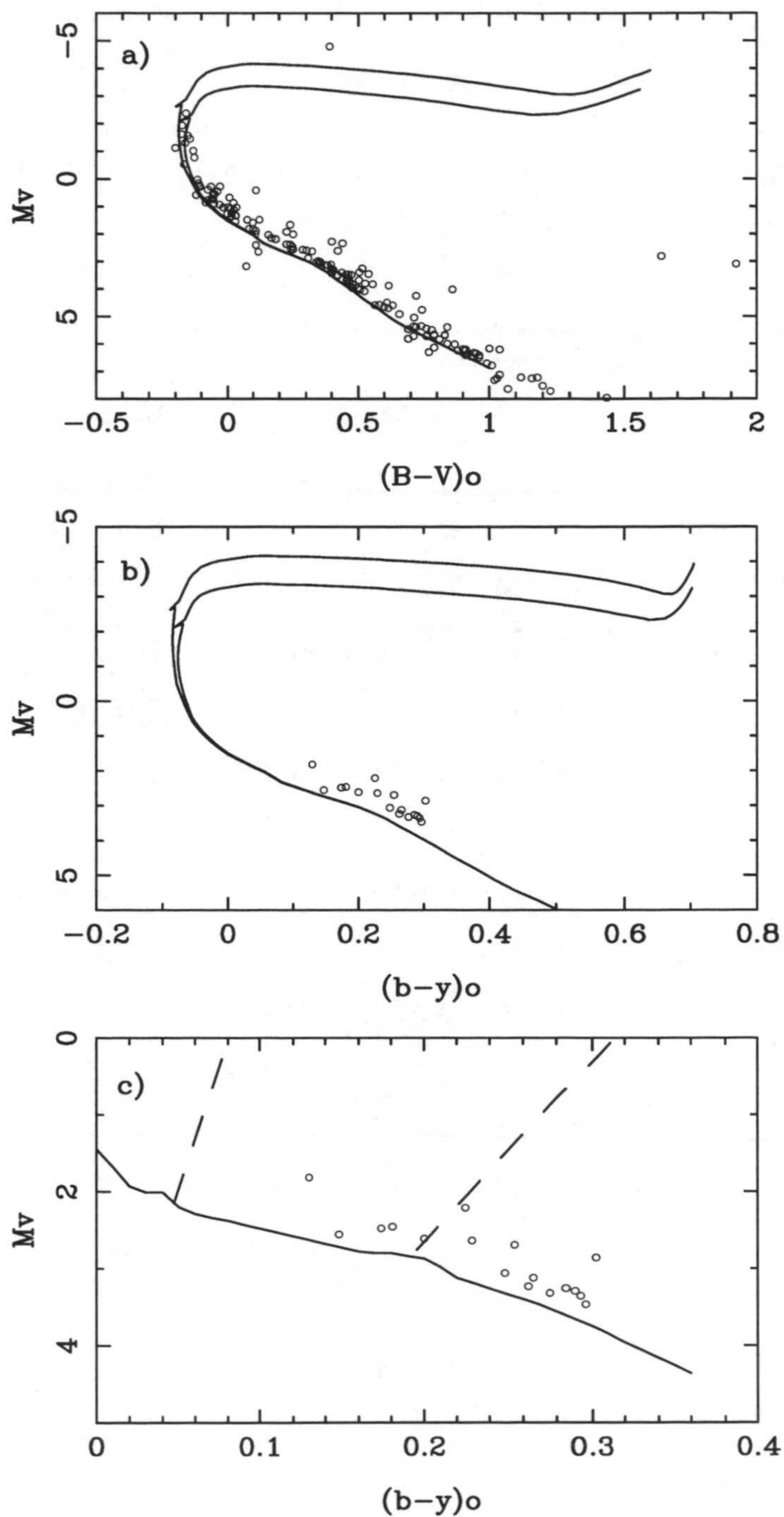
A partir de las medidas en el sistema  $uvby\beta$  y a pesar de que el enrojecimiento es algo variable en el campo, Crawford y Barnes (1974) determinaron un exceso de color medio de  $E(b - y) = 0.^m07$  con un rango entre  $0.^m03$  y  $0.^m16$ . Si se compara con el valor medio obtenido de nuestras estrellas,  $E(b - y) = 0.064 \pm 0.026$ , ambos resultados son bastante parecidos.



**Tabla 4.3:** *Parámetros desenrojados y módulos de distancia para las estrellas de  $\alpha$  Persei*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
HE61	0.088	0.130	0.174	0.958	0.028	0.186	1.22	8.136	6.92
HE104	0.020	0.225	0.161	0.649	0.013	0.086	2.41	8.531	6.12
HE135	0.062	0.266	0.163	0.460	0.007	-0.015	3.59	9.443	5.85
HE151	0.039	0.174	0.179	0.755	0.011	0.045	2.44	8.802	6.36
HE220	0.061	0.148	0.199	0.793	0.001	0.029	2.50	8.878	6.38
HE309	0.040	0.296	0.154	0.418	0.022	0.013	3.66	9.788	6.13
HE314	0.074	0.200	0.187	0.739	-0.006	0.096	2.18	8.932	6.75
HE361	0.029	0.263	0.167	0.472	0.003	-0.011	3.53	9.555	6.03
HE365	0.052	0.293	0.149	0.425	0.025	0.018	3.60	9.676	6.08
HE421	0.063	0.229	0.178	0.593	-0.003	0.027	2.94	8.959	6.02
HE490	0.045	0.249	0.166	0.524	0.006	0.008	3.25	9.380	6.13
HE573	0.099	0.255	0.176	0.544	-0.004	0.045	2.94	9.014	6.07
HE588	0.089	0.290	0.166	0.432	0.006	0.007	3.61	9.613	6.00
HE609	0.103	0.181	0.184	0.768	0.003	0.078	2.20	8.780	6.58
HE621	0.051	0.276	0.153	0.453	0.018	0.008	3.49	9.641	6.15
HE715	0.036	0.285	0.151	0.470	0.021	0.048	3.22	9.580	6.36
HE876	0.072	0.302	0.176	0.448	-0.001	0.043	3.35	9.180	5.83
HE1045	0.104	0.260	0.178	0.476	-0.007	-0.020	3.57	9.453	5.88



$\alpha$  Persei

**Figura 4.2:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V-M_v)=6.^m60$ ,  $E(B-V)=0.^m09$  y edades,  $\log(\text{edad})=7.70$  (en violeta) y  $\log(\text{edad})=7.90$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ ,  $(V-M_v)_0=6.^m32$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



### 4.3.3 Pléyades

En la Tabla 4.4 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Para Pléyades, Crawford y Perry (1976b) obtuvieron un módulo de la distancia medio para las estrellas F de  $5.^m53 \pm 0.^m24$  y  $5.^m40 \pm 0.^m19$ , para estrellas de tipo A. Otros autores como Schilbach y col. (1995) estiman un valor de  $5.^m54$  para todas las estrellas del cúmulo y más recientemente, las medidas realizadas por el satélite HIPPARCOS (Robinchon y col., 1999) a 54 objetos del cúmulo nos proporciona una paralaje trigonométrica de  $8.40 \pm 0.22$  msa, que le corresponde un módulo de la distancia de  $5.^m36 \pm 0.06$  ( $d = 118.2^{+3.2}_{-3.0}$  pc), valor que se encuentra por debajo de los anteriores resultados. Como vimos en el comienzo de este capítulo, para este cúmulo existen diferencias entre las distancias medidas por métodos fotométricos y trigonométricos, y han sido discutidas por varios autores además de Pinsonneault y col. (1998), como son Mermilliod y col., (1997c) o Robichon y col. (1999). Para el ajuste de isócronas utilizamos el valor de  $E(B - V) = 0.^m04$  (Lyngå, 1987; Loktin y Matkin, 1994) donde la distancia que mejor se ajusta es  $(V - M_v) = 5.^m68$ . Para este cúmulo se han representado dos valores posibles y diferentes de  $\log(\text{edad})$ , 7.89 y 8.00, obtenidos del catálogo de Lyngå (1987) y Meynet (1993), respectivamente (Figura 4.3a). El valor real del módulo vendría dado por  $5.^m56$  y que se ajusta bastante bien a nuestros valores desenrojados en la Figura 4.3b.

En el cálculo de los módulos de distancia, aquellos valores negativos de  $E(b - y)$  se han tomado como enrojecimiento cero, generalizándose este criterio en los siguientes capítulos. Las estrellas clasificadas como binarias son: H157 (Abt y Hunter, 1965), H164 y H233 (Raboud y Mermilliod, 1998), C3=H1338 (Soderblom y col., 1993), C1=H1762 y H956 (Liu y col., 1991) y H605 (Anderson y col., 1966). Todas las estrellas con la enumeración H de Hertzsprung (1947) pertenecen al cúmulo, mientras que aquellas con la enumeración S de Trumpler (1921), su pertenencia es más conflictiva al ser las menos estudiadas. Dentro de este segundo grupo, los objetos S45 y S67 son sospechosos de pertenecer al cúmulo ya que, a pesar de ser considerados no miembros por Rosvick y col. (1992), van Leeuwen y col. (1986) y, posteriormente, Soderblom y col. (1993), a partir de la realización de espectroscopía de alta resolución, fueron clasificadas como estrellas de Pléyades. Si comparamos el valor medio del módulo de la distancia con los valores individuales, la desviación negativa de S45 es probablemente debida a que se trata de una estrella doble con una separación angular aproximadamente de  $1''.8$  (Catálogo



CCDM, 1994) corroborando los resultados de van Leeuwen y col. (1986). Lo mismo ocurre con la estrella S127 cuyo comportamiento podría estar relacionado con la binariedad. En la Figura 4.3c se puede ver como ambas estrellas, S45 y S127, junto a los sistemas binarios H157, H956, C3=H1338 y C1=H1762 se encuentran situadas claramente por encima de la secuencia principal. Otras estrellas muestran desviaciones positivas alrededor de una magnitud como es el caso de H3031 o S67. Estas estrellas tienen valores altos de  $\delta c_1$  y podrían estar afectadas de rotación; de hecho, H3031 alcanza un  $v \text{ seni}$  de 230 km/s. Por el contrario, aunque el valor de  $(V - M_v)_0$  para H2617 es el mismo que el de la estrella H3031, la posición de H2617 en el diagrama HR (por debajo de la ZAMS) hace pensar que no pertenezca al cúmulo.

El enrojecimiento es variable en el cúmulo. Breger (1984) hizo un estudio sobre este comportamiento y sugirió que este factor era esencialmente constante excepto para una región al suroeste de Pléyades, al sur de la estrella brillante Merope, en la que una pequeña nube interestelar es la causa de que la extinción  $E(B - V)$  varíe entre  $0.^m1$  y  $0.^m4$ . En este trabajo, el exceso de color calculado a partir de las estrellas individuales sin efectos de rotación es de  $E(b - y) = 0.^m037 \pm 0.^m021$ , valor que está en buen acuerdo con aquellos calculados por Crawford y Perry (1976b)  $0.^m037 \pm 0.^m019$  y  $0.^m033 \pm 0.^m022$  para estrellas A y F, respectivamente.

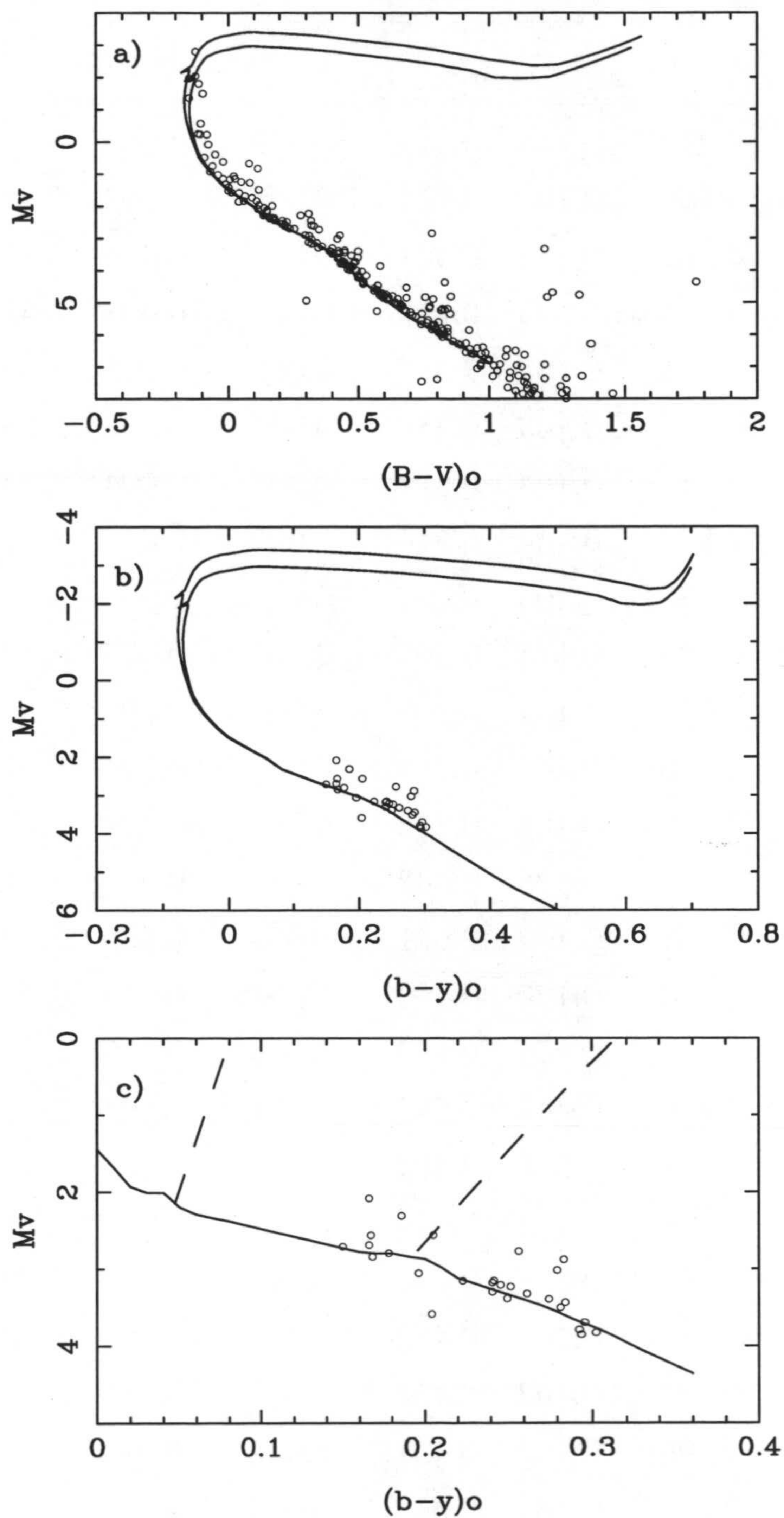


**Tabla 4.4:** *Parámetros desenojados y módulos de distancia para las estrellas de Pléyades*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
H25	0.024	0.293	0.166	0.419	0.008	0.000	3.72	9.367	5.65
H157	0.058	0.166	0.191	0.724	0.004	-0.012	2.88	7.661	4.78
H164	0.033	0.302	0.154	0.401	0.023	0.006	3.78	9.402	5.62
H233	0.055	0.294	0.173	0.425	0.000	0.003	3.67	9.429	5.76
H338	0.072	0.241	0.172	0.527	0.001	-0.015	3.40	8.755	5.36
H344	0.007	0.167	0.185	0.758	0.008	0.032	2.55	8.137	5.59
H470	0.018	0.241	0.164	0.521	0.009	-0.004	3.34	8.872	5.53
H530	-0.004	0.250	0.164	0.514	0.009	0.016	3.22	8.963	5.74
H531	0.068	0.150	0.204	0.763	-0.002	-0.005	2.76	8.286	5.53
H605	0.043	0.252	0.175	0.507	-0.003	-0.005	3.39	8.806	5.42
H697	0.051	0.178	0.187	0.709	0.003	-0.001	2.81	8.373	5.56
H956	0.018	0.186	0.167	0.715	0.020	0.025	2.63	7.887	5.26
H1284	0.024	0.166	0.186	0.712	0.010	-0.028	3.01	8.266	5.26
H1338	0.015	0.280	0.176	0.482	-0.005	0.035	3.21	8.596	5.32
H1762	0.029	0.205	0.177	0.671	0.003	0.028	2.72	8.140	5.39
H1766	0.054	0.262	0.170	0.460	0.001	-0.029	3.68	8.898	5.22
H2617	0.034	0.204	0.171	0.659	0.010	0.008	2.85	9.164	6.31
H3031	0.012	0.246	0.149	0.597	0.023	0.094	2.47	8.783	6.31
S9	0.027	0.223	0.168	0.582	0.009	0.003	3.12	8.773	5.61
S29	0.042	0.196	0.172	0.673	0.011	-0.002	2.88	8.630	5.72
S37	0.019	0.282	0.157	0.454	0.015	0.019	3.44	9.080	5.64
S39	0.042	0.275	0.170	0.452	0.000	-0.006	3.57	8.971	5.40
S45	0.029	0.284	0.163	0.451	0.008	0.016	3.47	8.455	4.99
S61	0.049	0.296	0.172	0.427	0.002	0.010	3.62	9.273	5.65
S67	0.091	0.242	0.185	0.612	-0.012	0.080	2.54	8.727	6.19
S93	0.067	0.168	0.195	0.743	-0.002	0.015	2.68	8.420	5.74
S127	0.008	0.257	0.168	0.513	0.003	0.021	3.19	8.349	5.16
S184	0.013	0.285	0.169	0.422	0.002	-0.017	3.78	9.013	5.23



## Pléyades



**Figura 4.3:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V-M_v)=5.^m68$ ,  $E(B-V)=0.^m04$  y edades,  $\log(\text{edad})=7.89$  (en violeta) y  $\log(\text{edad})=8.00$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ , donde  $(V-M_v)_0=5.^m56$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



## 4.3.4 M 39

En la Tabla 4.5 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Como ya se mencionó en el capítulo anterior, desde las primeras observaciones fue estimada una distancia para M 39; pero las técnicas de observación han mejorado, aumentando la exactitud de las medidas. En este aspecto, Mohan y Sagar (1985) a partir de nuevas medidas fotoeléctricas de  $UBV$  de unas 50 estrellas obtuvo valores de enrojecimiento, distancia y edad, parámetros que prácticamente no habían sido determinados en trabajos anteriores. Encontró un enrojecimiento variable de seis centésimas, de  $0.^m00$  a  $0.^m06$ , un módulo de distancia de  $7.^m40 \pm 0.^m20$  y una edad entre los  $200 \times 10^6$  y  $400 \times 10^6$  años. Estos valores se encuentran muy cercanos a los dado por Lyngå (1987) de  $(V - M_v) = 7.^m39$  y  $E(B - V) = 0.^m02$  con un  $\log(\text{edad}) = 8.43$ . Con las observaciones de Loktin y Matkin (1994) (Tabla 3.1), los resultados obtenidos cambiaron de forma significativa donde  $(V - M_v) = 7.^m75$ ,  $E(B - V) = 0.^m01$  y una edad de  $\log(\text{edad}) = 8.61$ . Debido a esta diferencia, en las figuras 4.4a y 4.4b se representan las correspondientes isócronas en ambos sistemas fotométricos donde  $E(B - V) = 0.^m01$  y  $(V - M_v) = 7.^m45$ . El módulo de distancia real que se obtiene de los parámetros anteriores es de  $7.^m42$ . Este valor se ajusta bastante bien con el medido por HIPPARCOS de  $7.^m46^{+0.20}_{-0.19}$  (Robichon y col., 1999) correspondiente a una paralaje  $\pi = 3.22 \pm 0.29$  msa ( $d = 310.6^{+30.7}_{-25.7}$  pc) obtenida a partir de ocho estrellas del cúmulo.

Si comparamos el valor medio de la distancia  $7.^m42$  con los aquellos obtenidos fotométricamente a partir de nuestras observaciones (Tabla 4.5) podemos ver que existen desviaciones en algunos objetos. Entre ellos cabe destacar el resultado obtenido para la estrella  $C1 = \text{HD}203839$ ,  $(V - M_v)_0 = 4.^m61$  que corrobora su no pertenencia.  $C3 = \text{P}2891$  a pesar de no ser estrella del cúmulo, se encuentra a una distancia muy próxima al valor medio. El resto de los objetos observados son miembros del cúmulo según los trabajos de McNamara y Sanders (1977) y Platais (1984, 1994). Aquellas diferencias negativas del módulo de distancia como lo muestran las estrellas M137,  $C2 = \text{M}138$ , M227 o M276 podrían tratarse de sistemas binarios, apareciendo en algunos casos por encima de la secuencia principal, como puede verse en la Figura 4.4c. Por otra parte, la estrella M139 presenta un módulo de distancia relativamente alto a pesar de su pertenencia al cúmulo; y aunque se desconoce el valor de  $v_{\text{sen}i}$ , podría deberse a una rotación rápida como lo demuestra el valor de  $\delta c_1 \sim 0.^m200$ . El valor medio de  $E(b - y)$  para



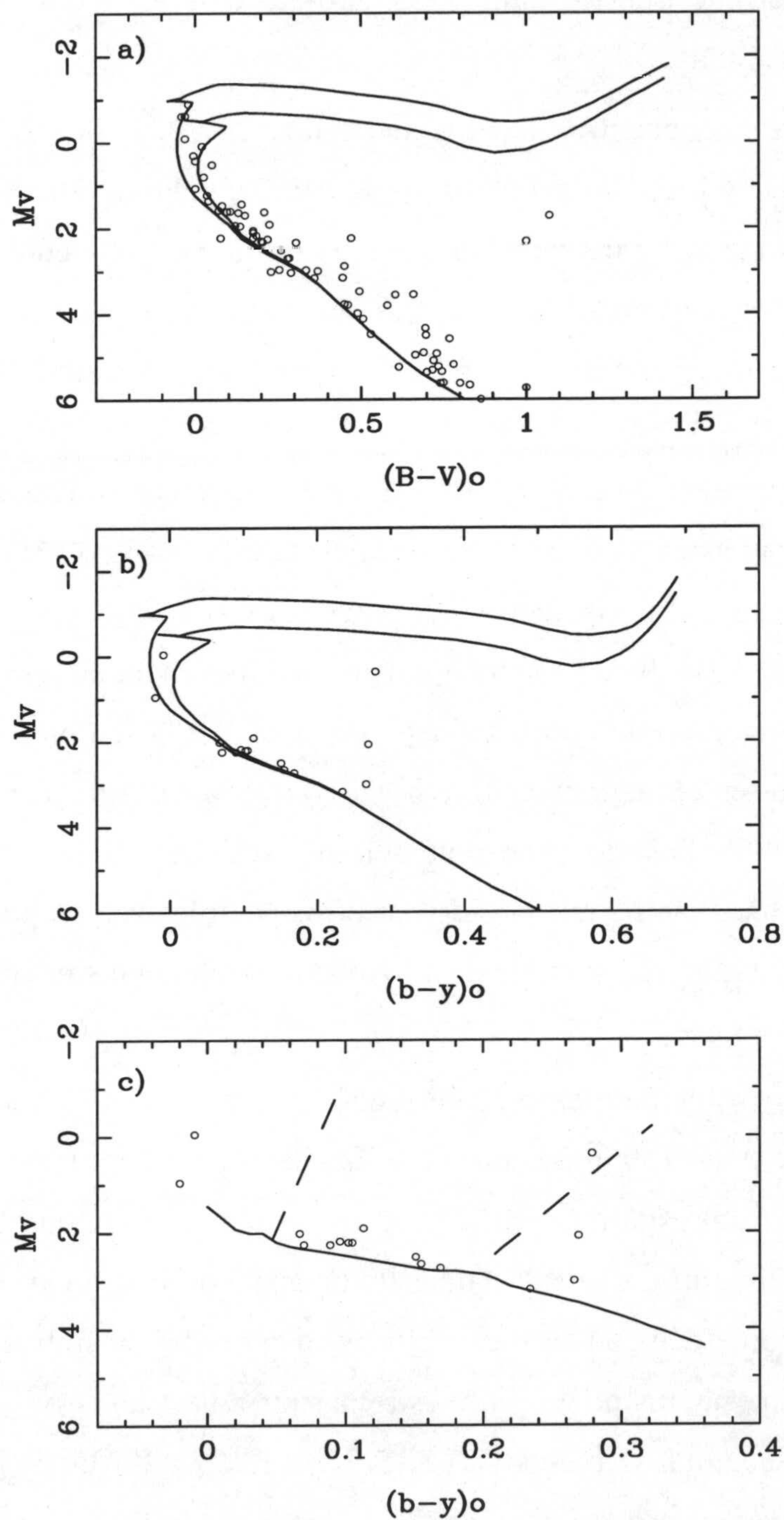
estrellas que no presentan binariedad y que se consideran como pertenecientes a M 39 es de  $0.^m014 \pm 0.^m012$ .

**Tabla 4.5:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia para las estrellas de M 39*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
M57	0.008	0.151	0.177	0.816	0.021	0.064	2.25	9.926	7.68
M63	-0.007	0.169	0.165	0.750	0.026	0.045	2.44	10.152	7.71
M112	0.006	0.089	0.190	0.920	0.018	0.054	2.02	9.673	7.65
M137	0.010	0.113	0.244	0.835	-0.037	-0.010	2.59	9.327	6.74
M138	0.044	-0.009	0.142	1.103	0.006	0.320	0.84	7.379	6.54
M139	0.047	0.269	0.181	0.659	-0.011	0.203	1.51	9.491	7.98
M140	0.022	0.155	0.193	0.742	0.007	-0.018	2.89	10.075	7.19
M143	0.000	0.105	0.177	0.921	0.030	0.089	1.84	9.624	7.78
M144	0.029	0.067	0.195	0.932	0.012	0.012	2.23	9.440	7.21
M226	0.022	0.102	0.211	0.854	-0.003	0.002	2.47	9.630	7.16
M227	0.038	0.266	0.165	0.438	0.005	-0.039	3.81	10.422	6.61
M241	0.025	0.084	0.208	0.879	-0.001	-0.009	2.46	9.669	7.21
M251	0.003	0.234	0.155	0.545	0.019	-0.005	3.28	10.601	7.32
M276	0.027	0.096	0.225	0.841	-0.017	-0.032	2.69	9.601	6.91
P2891	0.030	-0.020	0.146	0.985	0.005	0.144	1.00	8.381	7.38
HD203839	-0.005	0.279	0.140	0.469	0.035	0.055	3.17	7.781	4.61



## M 39



**Figura 4.4:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V-M_v)_0=7.^m45$ ,  $E(B-V)=0.^m01$  y edades,  $\log(\text{edad})=8.43$  (en violeta) y  $\log(\text{edad})=8.61$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, \text{donde}(b-y)_0)$ ,  $(V-M_v)_0=7.^m42$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



### 4.3.5 NGC 6633

En la Tabla 4.6 se muestran los índices desrojados y los módulos de la distancia de todas las estrellas observadas.

En la Figura 4.5a se encuentran representadas dos isócronas de edades  $\log(edad)=8.66$  (Loktin y Matkin, 1994) y  $\log(edad)=8.80$  (Lyngå, 1987) en el diagrama  $(M_v, (B - V)_0)$ . En un principio, se hizo un ajuste para cada isócrona de forma independiente, teniendo en cuenta los parámetros obtenidos por los distintos autores haciendo uso de técnicas diferentes. De esta forma, se vió que aquella de edad más joven es la que mejor se ajustaba a los datos de Mermilliod (1995), donde  $E(B - V)=0.^m17$  (Lyngå, 1987) y  $(V - M_v)=8.^m30$ . Este valor fue comparado por el medido por el satélite HIPPARCOS a partir de seis estrellas del cúmulo haciendo uso de la paralaje trigonométrica y cuyo valor medio es de  $\pi = 3.43 \pm 0.53$  msa. Esta paralaje equivale a una distancia en parsecs de  $291.5^{+53.3}_{-39.0}$  o lo que es lo mismo,  $(m - M_v)_0 = 7.^m32^{+0.36}_{-0.31}$  (Robichon y col., 1997). Se puede ver, que existe una diferencia de aproximadamente  $0.^m4$  entre el anterior y el obtenido de nuestro ajuste, que una vez desrojado es de  $7.^m77$ . La posición de las estrellas en el diagrama  $(M_v, (b - y)_0)$  que han observadas para este trabajo se muestran en la Figura 4.5b. Debido a que el número de estrellas es reducido para aquellos tipos espectrales más tempranos, no hemos podido dar otros posibles valores respecto a la edad del cúmulo; así, la isócrona que mejor se ajusta a los valores calculados de nuestros objetos es la ya obtenida,  $\log(edad)=8.66$ .

Nuestras estrellas problema fueron clasificadas, excepto C3=K15, como pertenecientes a NGC 6633 por Hiltner y col. (1958). Si hacemos uso de fuentes de información más recientes, Sanders (1973) a partir del estudio de movimientos propios sugiere que K63 y K273 no son miembros del cúmulo, mientras que K210 muestra una baja probabilidad ( $\sim 40\%$ ) de pertenencia. Estos resultados coinciden con las desviaciones encontradas de ambas estrellas respecto al valor medio,  $7.^m75$ . En este mismo grupo de estrellas que muestran desviaciones en su módulo de distancia, cabe destacar a los objetos C3=K15, K89, K127 y K135, de los cuales se conoce muy poco. Por tanto, ya que sólo se disponen de los resultados obtenidos en este trabajo en el sistema fotométrico  $uvby\beta$ , al no ser medidos sus movimientos propios o velocidades radiales, se considerarán como posibles no miembros. Por otra parte, las estrellas K32, K44, K55, K94, K95, K104, K105 y K265 cuyos correspondientes módulos de distancia son también "anómalos", sí son clasificadas como pertenecientes al cúmulo en los trabajos realizados por Vasilevskis



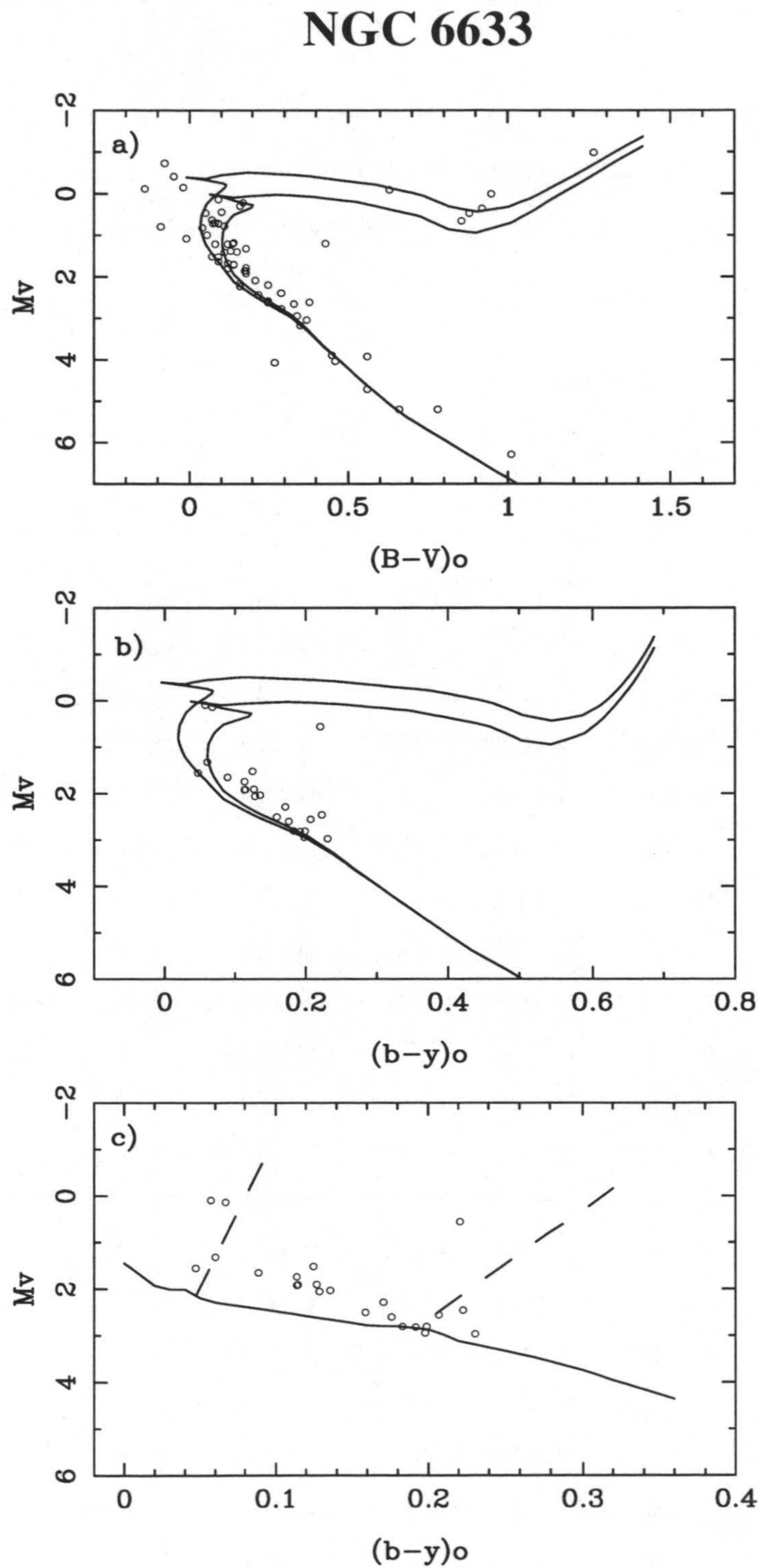
y col. (1958), Sanders (1973) y Jeffries (1997). Si hacemos una media de enrojecimiento,  $E(b - y) = 0.^m145 \pm 0.^m026$ , donde se ha tenido en cuenta aquellas estrellas que son miembros del cúmulo: K62, K79, K85, C1=K92, K110, C2=K125, K131 y K275, además de las citadas anteriormente y consideradas como tal por otros autores.

En la Figura 4.5c se puede ver la posición de las estrellas junto con la banda de inestabilidad de las Ceféidas.

**Tabla 4.6:** *Parámetros desenrojados y módulos de distancia para las estrellas de NGC 6633*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
K15	0.062	0.221	0.180	0.599	-0.003	0.013	3.02	8.333	5.31
K32	0.122	0.114	0.173	0.954	0.033	0.142	1.48	9.694	8.21
K44	0.105	0.159	0.214	0.781	-0.017	0.033	2.51	10.279	7.77
K55	0.134	0.136	0.160	0.944	0.040	0.184	1.27	9.807	8.54
K62	0.154	0.047	0.188	1.031	0.018	0.094	1.49	9.326	7.84
K63	0.106	0.199	0.156	0.742	0.024	0.102	2.14	10.583	8.44
K79	0.143	0.114	0.168	0.909	0.039	0.089	1.88	9.513	7.63
K85	0.150	0.089	0.177	0.991	0.031	0.140	1.37	9.424	8.05
K89	0.145	0.171	0.170	0.849	0.017	0.153	1.60	10.062	8.46
K92	0.133	0.057	0.165	1.194	0.043	0.311	-0.08	7.868	7.95
K94	0.133	0.207	0.164	0.713	0.015	0.109	2.19	10.330	8.14
K95	0.108	0.176	0.188	0.811	-0.001	0.117	1.89	10.376	8.49
K104	0.157	0.129	0.167	0.941	0.036	0.161	1.41	9.830	8.42
K105	0.159	0.223	0.170	0.562	0.007	-0.026	3.33	10.230	6.90
K110	0.112	0.127	0.181	0.908	0.023	0.118	1.73	9.678	7.95
K125	0.160	0.067	0.181	1.148	0.027	0.279	0.21	7.912	7.70
K127	0.145	0.125	0.156	1.072	0.043	0.312	0.25	9.291	9.04
K131	0.198	0.060	0.187	1.059	0.020	0.149	1.16	9.092	7.93
K135	0.158	0.115	0.175	0.971	0.030	0.165	1.31	9.684	8.37
K210	0.118	0.183	0.185	0.777	0.001	0.095	2.08	10.579	8.50
K265	0.172	0.198	0.159	0.610	0.027	-0.075	3.44	10.717	7.28
K273	0.177	0.231	0.183	0.503	-0.006	-0.080	3.78	10.744	6.96
K275	0.173	0.192	0.161	0.677	0.024	-0.007	2.90	10.596	7.70





**Figura 4.5:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V - M_v)_0 = 8.^m 30$ ,  $E(B - V) = 0.^m 17$  y edades,  $\log(\text{edad}) = 8.66$  (en violeta) y  $\log(\text{edad}) = 8.80$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ , donde  $(V - M_v)_0 = 7.^m 77$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



#### 4.3.6 Coma Ber

En la Tabla 4.7 se muestran los parámetros desenrojados y los módulos de distancia para cada una de las estrellas observadas.

En un principio en el ajuste de isócronas para este cúmulo se hizo uso de las edades  $\log(edad)=8.60$  (Lyngå, 1987) y  $\log(edad)=8.69$  (Loktin y Matkin, 1994) y un exceso de color prácticamente despreciable (Crawford y Barnes, 1969a). El módulo de distancia que mejor se ajusta a la ZAMS es el valor medido por el satélite HIPPARCOS,  $4.^m70 \pm 0.04$ , entre los diferentes valores encontrados. Este módulo de distancia corresponde a una paralaje trigonométrica media de  $\pi=11.41 \pm 0.21$  msa ( $d=87.0 \pm 1.6$  pc) para 30 estrellas del cúmulo. En la Figura 4.6a se representan ambas edades,  $\log(edad)=8.60$  y  $8.70$ , y se puede ver que, con los correspondientes valores de  $E(B - V)=0.^m00$  y  $(V - M_v)=(V - M_v)_0=4.^m70$ , la isócrona que mejor se ajusta es la de  $8.70$ . En la Figura 4.6b, están situadas las estrellas observadas en el digrama  $(M_v, (b - y))$ .

Todos los objetos son miembros de Coma Ber, según los trabajos de Trumpler (1938) y Abad y Vicente (1999). Excepto  $C3=Tr91$ ,  $C1=Tr104$ ,  $Tr109$  y  $C2=Tr125$ , las demás estrellas están dentro del error normal dado por el cálculo del módulo de distancia, alrededor de  $\pm 0.^m3$ . Este comportamiento se debe a que  $C1=Tr104$  (Abt y Willmarth, 1999) y  $C3=Tr91$  (Herbig y Turner, 1953) son dos binarias espectroscópicas, formando parte esta última de un sistema doble visual con una separación angular de aproximadamente unos  $35''$  (Catálogo C-CDM, 1994). Respecto a la estrella  $C2=Tr125$ , a pesar de que se trata de una estrella de alta luminosidad, se ha desenrojado aplicado el mismo método que al resto de los objetos (2.3), cuya naturaleza hace que se encuentre muy por encima de la secuencia principal. El valor medio del enrojecimiento de las estrellas estudiadas es  $E(b - y)=0.^m002 \pm 0.^m003$ , sin tener en cuenta los objetos  $C3=Tr91$ ,  $C1=Tr104$ ,  $Tr109$  y  $C2=Tr125$ . Este valor es prácticamente despreciable tal y como sugirieron Crawford y Barnes (1969a).

En la Figura 4.6c se puede ver la posición de las estrellas junto con la banda de inestabilidad de las Ceféidas.

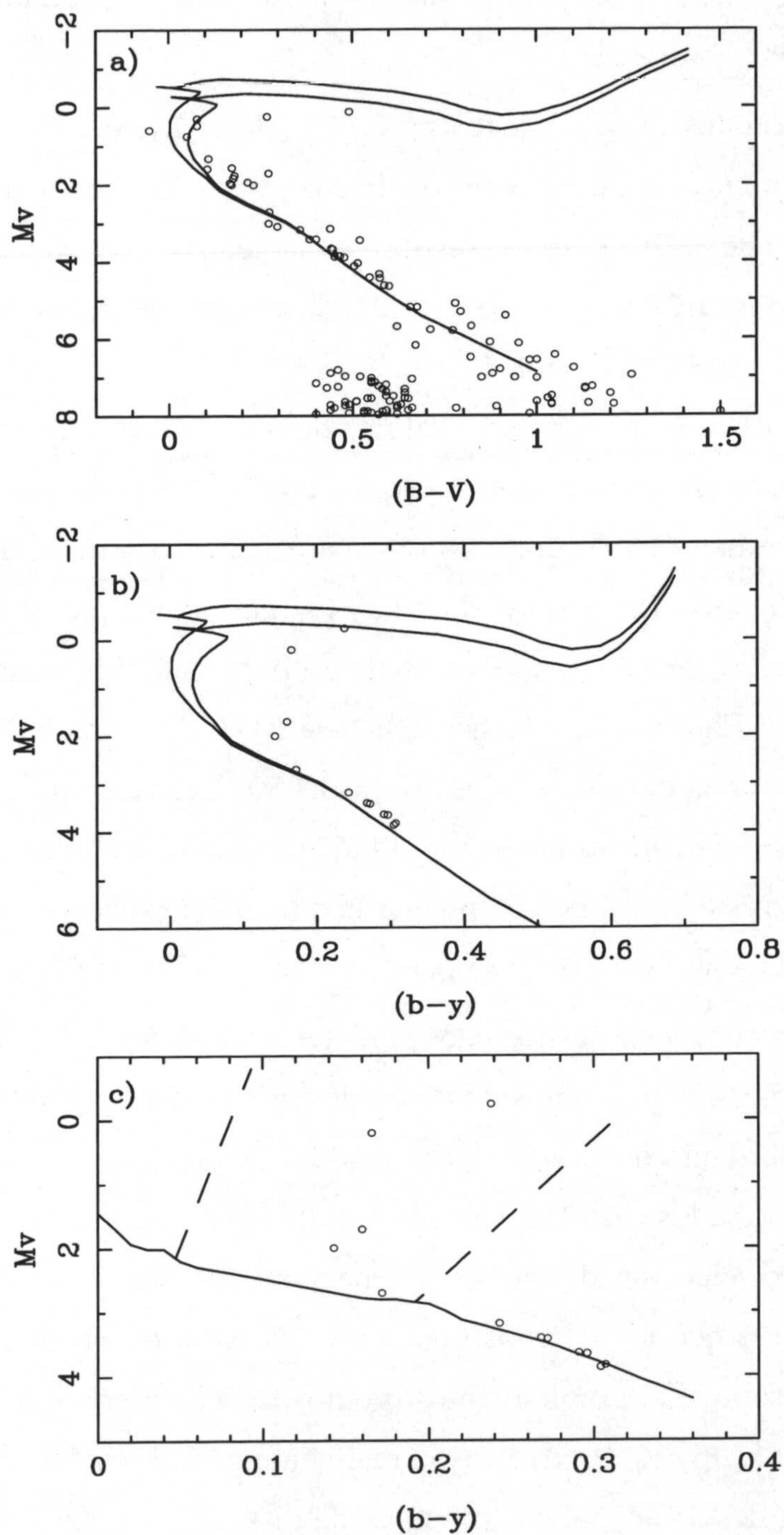


**Tabla 4.7:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia individual para las estrellas de Coma Ber*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
Tr19	0.004	0.268	0.151	0.453	0.021	0.001	3.52	8.102	4.58
Tr36	0.003	0.272	0.154	0.460	0.016	0.005	3.47	8.116	4.65
Tr49	0.000	0.243	0.159	0.538	0.013	0.009	3.21	7.875	4.67
Tr82	-0.013	0.172	0.176	0.738	0.014	0.055	2.40	7.398	5.00
Tr86	0.000	0.307	0.156	0.382	0.022	-0.007	3.97	8.524	4.55
Tr91	0.081	0.238	0.206	0.763	-0.033	0.231	1.12	4.457	3.34
Tr101	0.009	0.291	0.155	0.408	0.019	-0.009	3.81	8.335	4.53
Tr104	0.003	0.143	0.181	0.821	0.021	0.049	2.32	6.697	4.38
Tr109	0.000	0.160	0.199	0.775	-0.003	0.035	2.51	6.406	3.90
Tr114	0.005	0.304	0.152	0.389	0.026	-0.002	3.90	8.562	4.66
Tr118	-0.002	0.296	0.157	0.417	0.019	0.015	3.65	8.352	4.70
Tr125	0.009	0.166	0.162	1.060	0.020	0.394	-0.28	4.905	5.19



## Coma Ber



**Figura 4.6:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B - V))$  correspondiente a  $(V - M_v) = 4.^m 70$ ,  $E(B - V) = 0.^m 00$  y edades,  $\log(\text{edad}) = 8.60$  (en violeta) y  $\log(\text{edad}) = 8.70$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b - y))$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto a la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



### 4.3.7 IC 4756

En la Tabla 4.8 se muestran los parámetros desenrojados y los módulos de distancia para cada una de las estrellas observadas.

Además de los módulos de distancia reales,  $7.^m91$  (Herzog y col., 1975) y  $8.^m05$  (Schmidt, 1978), ya comentados en el capítulo anterior, encontramos los datos por Loktin y Matkin (1994) y Lyngå (1987) de  $8.^m43$  y  $8.^m41$ , respectivamente. Todos estos valores, se encuentran alejados del medido por HIPPARCOS de  $7.^m59^{+0.36}_{-0.31}$  a partir de nueve estrellas del cúmulo, correspondiente a una paralaje trigonométrica de  $\pi=3.03\pm0.46$  msa ( $d=330.0^{+59.1}_{-43.5}$  pc). Estas diferencias no son de extrañar al comparar valores que han obtenido a partir de dos métodos diferentes como son la fotometría y la trigonometría, como se ha podido comprobar en algunos de los cúmulos que se han observado. Por otra parte, al igual que la distancia, las edades encontradas en los catálogos de Loktin y Matkin, y Lyngåson muy próximas entre sí, tomando los valores de  $\log(edad)=8.78$  y  $\log(edad)=8.76$  respectivamente. En nuestra determinación de la edad del cúmulo de la Figura 4.7a se ha hecho uso de  $E(B-V)=0.^m19$  (Herzog y col., 1975), a pesar de ser variable en el campo, y  $(V - M_v)=8.^m50$ . Las isócrona que mejor se ajusta a los datos es  $\log(edad)=8.88$ , que se encuentra dibujada en la figura junto a la correspondiente a  $\log(edad)=8.76$ , y de este modo, poder apreciar la diferencia existente entre ellas. El módulo de distancia real es  $(V - M_v)_0=7.^m91$  y se puede ver aplicado en la Figura 4.7b.

Entre las estrellas observadas existen dos gigantes,  $C2=K48$  y  $C3=K93$  una supergigante,  $C1=K145$ , cuyos enrojecimientos han sido obtenidos utilizando el método descrito en la Sección 2.3, tratándose por tanto de valores aproximados. Los resultados, resumidos en la Tabla 4.8, están muy próximos a los calculados por Schmidt (1978). A pesar de que todas las estrellas estudiadas han sido seleccionadas como pertenecientes al cúmulo según Herzog y Sanders (1975), Schmidt sugiere que las estrellas gigantes:  $C2=K48$ ,  $C3=K93$  y  $C1=K145$ , son estrellas de campo a pesar que sus movimientos propios sean similares a los de IC 4756. Otros objetos a destacar son K78 y K116, que si son realmente miembros del cúmulo, se desconoce la posible causa de la desviación de sus módulos de distancia respecto al valor medio. Si se consideran todas las estrellas observadas, excepto la de comparación y las de chequeo, como “posibles” estrellas del cúmulo, el exceso de color medio es  $E(b - y)=0.^m160\pm0.^m028$ .

Como se puede ver en la Figura 4.7c, las estrellas observadas que son consideradas de secuencia principal, se encuentran a más de una magnitud por encima de la ZAMS. Este compor-



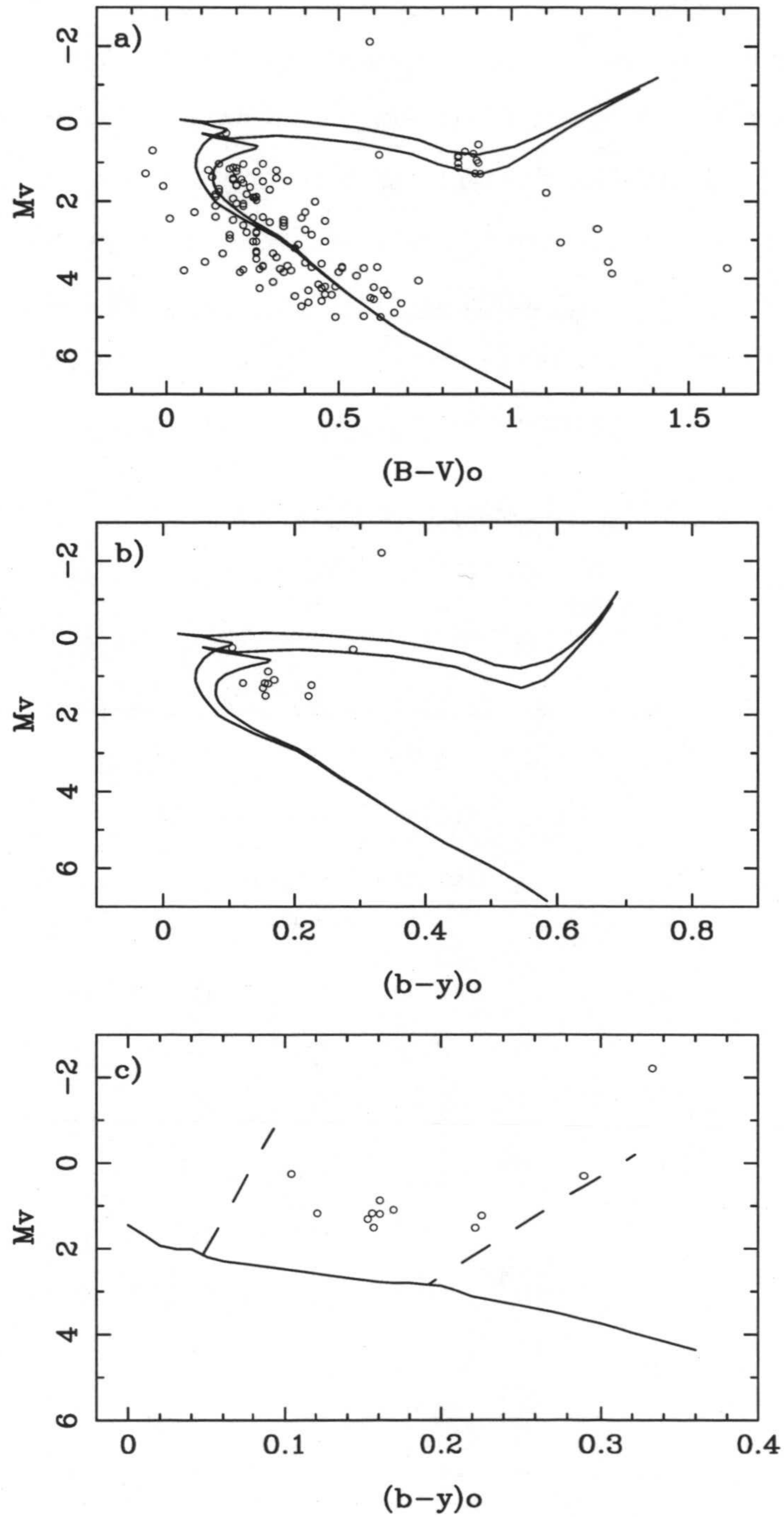
tamiento fue estudiado por Schmidt y Forbes (1984) a partir de las medidas de las velocidades rotacionales de las estrellas, sugiriendo que la causa no era ésta sino que era debido a que la calibración usada por Crawford (1979b) para calcular  $M_v$  a partir de  $\delta c_1$  no era la adecuada para este cúmulo. De esta forma, aplicó una nueva calibración obteniendo un valor para el módulo de distancia de  $6.^m8 \pm 0.^m2$ , muy por debajo de los mencionados anteriormente incluso de la medida dada por HIPPARCOS. Por tanto, sería necesario hacer medidas espectroscópicas de estas estrellas para saber si realmente son estrellas de secuencia principal y, si es así, buscar una posible causa de los altos valores de los índices  $\delta c_1$  encontrados. Por otra parte, corregir las estrellas de rotación a partir de modelos estelares, podría ser un buen método para saber cuánto afecta este parámetro, en este caso particular, a la posición de las estrellas en el diagrama HR.

**Tabla 4.8:** *Parámetros desenrojados y módulos de distancia individual para las estrellas de IC 4756*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
K41	0.205	0.157	0.196	0.849	-0.001	0.117	1.86	9.318	7.46
K43	0.196	0.161	0.175	0.906	0.015	0.198	1.22	8.687	7.47
K45	0.173	0.156	0.162	0.964	0.027	0.256	0.75	8.986	8.24
K48	0.273	0.290	0.224	0.630	-0.053	0.191	1.70	8.112	6.41
K72	0.153	0.226	0.154	0.810	0.019	0.275	0.70	9.042	8.34
K78	0.149	0.222	0.212	0.674	-0.035	0.094	2.30	9.329	7.03
K93	0.154	0.104	0.172	1.024	0.034	0.206	0.95	8.068	7.12
K102	0.126	0.121	0.162	1.035	0.040	0.257	0.65	8.988	8.34
K116	0.132	0.161	0.163	1.005	0.023	0.319	0.29	9.002	8.71
K142	0.148	0.170	0.145	0.918	0.040	0.234	0.97	8.904	7.93
K145	0.178	0.333	0.272	0.688	-0.094	0.300	0.77	5.597	4.83
K151	0.125	0.153	0.185	0.929	0.007	0.207	1.14	9.122	7.98
K158	0.156	0.136	0.169	0.917	0.032	0.149	1.54	8.969	7.43



## IC 4756



**Figura 4.7:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V-M_v)_0=8.^m 50$ ,  $E(B-V)=0.^m 19$  y edades,  $\log(\text{edad})=8.76$  (en violeta) y  $\log(\text{edad})=8.88$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ , donde  $(V-M_v)_0=7.^m 81$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



#### 4.3.8 Híades

En la Tabla 4.9 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Muchas han sido las medidas para conocer la distancia de este cúmulo basadas en diferentes métodos y cuyos valores han oscilado desde  $2.^m75$  (Smart, 1939) hasta  $4.^m47$  (McClure, 1982) pasando por van Altena (1974) con un valor de  $3.^m21$ , Hanson (1980) con  $3.^m30$  o Torres y col. (1997) que obtuvieron un módulo de  $3.^m40$  a partir del estudio de la órbita de la estrella binaria espectroscópica 51 Tauri. Pero recientemente, las medidas del HIPPARCOS de la paralaje de unas 240 estrellas de Híades, nos ha proporcionado una distancia de  $46.34 \pm 0.27$  pc, que le corresponde un módulo de distancia  $3.^m33 \pm 0.^m01$  (Perryman y col., 1998).

El ajuste de isócronas está basado en los modelos de evolución estelar de Claret (1995) pero con una composición química diferente,  $(X, Y, Z) = (0.657, 0.316, 0.027)$ . Esto es debido a que la abundancia metálica es mayor a la solar (Cayrel de Strobel y col. 1992), que junto al cúmulo de Praesepe es uno de los cúmulos más ricos en metales. Esta semejanza, que se da también en la edad y en el movimiento relativo respecto a nosotros, indica un posible origen común de ambos cúmulos. En la Figura 4.8a se encuentra representada en un diagrama  $(M_v, (B - V))$  la isócrona de  $\log(\text{edad}) = 8.80$ , que se corresponde aproximadamente con una con una edad entre los  $600 \times 10^6$  años (Torres y col., 1997) y los  $625 \times 10^6$  años (Loktin y Matkin, 1994; Perryman y col., 1998) con un enrojecimiento despreciable debido a su cercanía  $E(B - V) = 0.^m00$  y el módulo de distancia dado por HIPPARCOS. Los mismos parámetros físicos están reflejados en la Figura 4.8b en un diagrama  $(M_v, (b - y))$  con las estrellas observadas.

Todas las estrellas que se han observado en este trabajo son miembros del cúmulo por varios autores. Comparando los módulos de distancia individuales de la Tabla 4.9 con el valor medio de  $3.^m33$  se puede corroborar la existencia de binariedad en las estrellas vB34 (Böhm-Vitense, 1993), C2=vB45 (Eggen, 1950) y vB85 (Patience y col., 1972) junto a C1=vB80 (Harper, 1937) y vB101 (Kraft, 1965) cuyos valores no quedan demasiado bajos. El valor medio del exceso de color medido en el sistema Strömgren es  $E(b - y) = 0.^m003 \pm 0.^m004$ , muy próximo a cero, tal como sugirieron Crawford y Perry (1966).

La posición de las estrellas respecto a la banda de Inestabilidad se muestra en la Figura 4.8c.

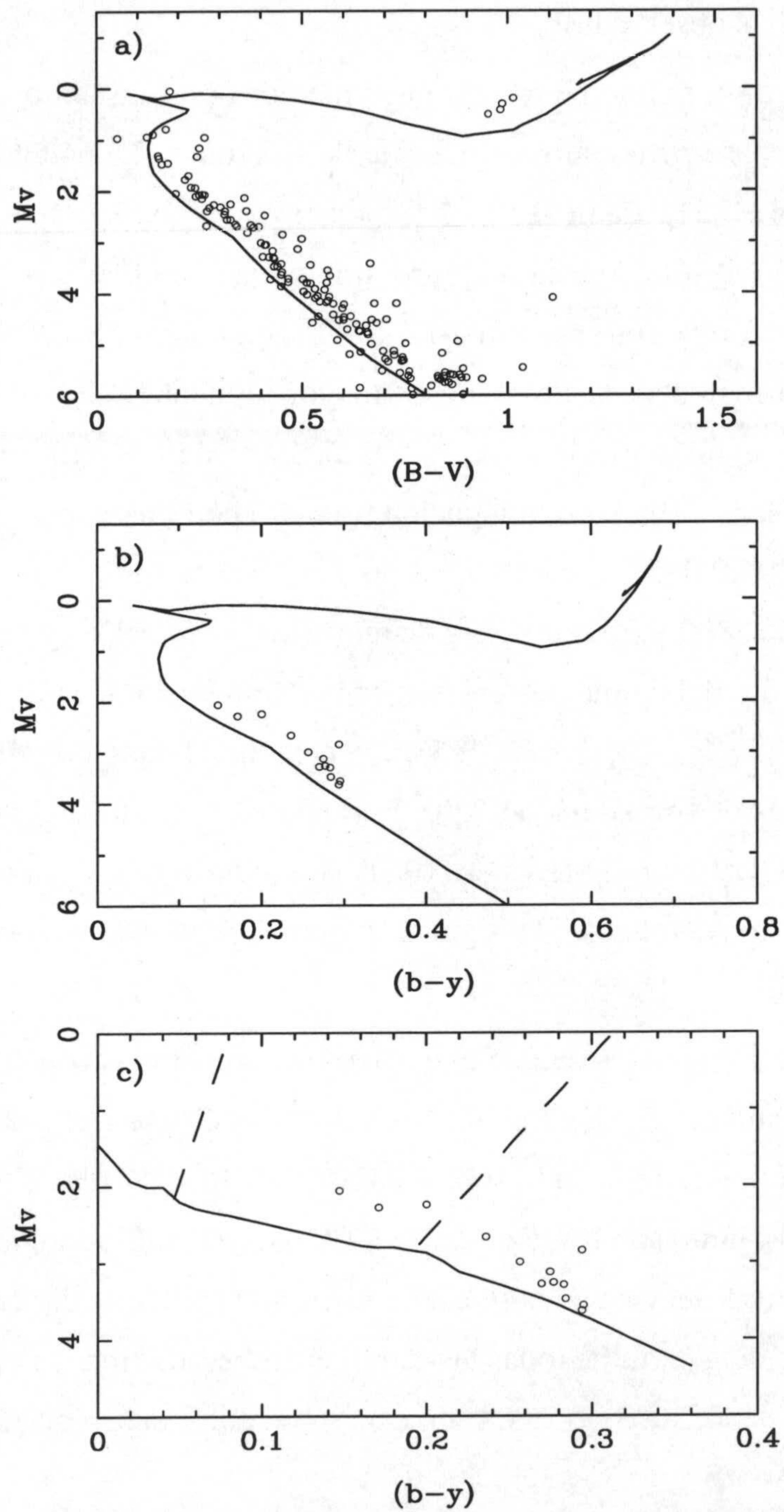


**Tabla 4.9:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia individual para las estrellas de Híades*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
vB20	0.002	0.257	0.177	0.525	-0.005	0.029	3.10	6.320	3.22
vB34	-0.003	0.294	0.177	0.437	-0.003	0.020	3.52	6.171	2.65
vB36	-0.019	0.284	0.170	0.448	0.013	0.057	3.26	6.804	3.54
vB37	-0.001	0.270	0.162	0.482	0.009	0.024	3.27	6.610	3.34
vB45	0.008	0.171	0.245	0.731	-0.048	-0.015	2.90	5.611	2.71
vB51	0.000	0.294	0.166	0.450	0.008	0.035	3.38	6.958	3.58
vB78	0.006	0.295	0.162	0.437	0.012	0.025	3.50	6.888	3.39
vB80	0.000	0.200	0.192	0.717	-0.010	0.059	2.43	5.572	3.14
vB85	0.010	0.275	0.167	0.466	0.003	0.011	3.41	6.453	3.04
vB94	-0.006	0.283	0.163	0.459	0.012	0.038	3.31	6.620	3.31
vB100	0.010	0.236	0.183	0.567	-0.009	0.014	3.10	5.995	2.90
vB101	0.014	0.277	0.171	0.461	0.000	0.009	3.45	6.590	3.14
vB111	0.003	0.147	0.196	0.812	0.004	0.050	2.34	5.387	3.05



## Híades



**Figura 4.8:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_V, (B - V))$  correspondiente a  $(V - M_V) = 3.^m 33$ ,  $E(B - V) = 0.^m 00$  y  $\log(\text{edad}) = 8.80$ ; b) La isócrona y las estrellas de estudio en el plano  $(M_V, (b - y))$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



### 4.3.9 Praesepe

En la Tabla 4.10 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Debido a su cercanía es uno de los cúmulos medidos por el satélite HIPPARCOS, por lo que existe una buena base para realizar un ajuste de isócronas. La paralaje medida a partir de 26 estrellas es de  $5.54 \pm 0.31$  msa ( $d = 180.5_{-9.6}^{+10.7}$  pc), es decir, un módulo de distancia real  $(V - M_v)_0 = 6.^m28_{-0.12}^{+0.13}$ . Este resultado está muy próximo a los obtenidos a partir de la fotometría, como son  $6.^m1$  (Crawford y Barnes, 1969b) ó  $6.^m2$  (Ungren y col., 1979; Mermilliod y col., 1990). El contenido metálico de Praesepe es mayor al solar ( $Z_{\odot} = 0.019$ ), situado entre los valores 0.02 y 0.03 (Cayrel de Strobel y col., 1992). Las isócronas utilizadas en este caso han sido realizadas por Claret (1999, comunicación privada) con una nueva composición química  $(X, Y, Z) = (0.681, 0.294, 0.025)$  donde  $l/H_p = 1.50$  y  $\alpha_{ov} = 0.25$ . En la Figura 4.9a se pueden ver las isócronas de edades 800 y 900 millones de años ( $\log(edad) = 8.90$  y  $8.95$ , respectivamente) donde el enrojecimiento del cúmulo es despreciable (Crawford y Barnes, 1969b) y un módulo de distancia  $(V - M_v) = (V - M_v)_0 = 6.^m25$ , muy cercano al dado por HIPPARCOS. La edad que mejor se ajusta es de  $\log(edad)$  de 8.90, por encima de aquellas obtenidas por Loktin y Matkin (1994) ( $\log(edad) = 8.84$ ) y Lyngå (1987) ( $\log(edad) = 8.84$ ). Los mismos parámetros que en la figura anterior se utiliza en la segunda Figura 4.9b, donde se puede ver la posición de las estrellas observadas.

Por otra parte, los resultados de la Tabla 4.10 son comparados con el módulo de distancia real del cúmulo calculado. Todos los objetos seleccionados son miembros del cúmulo. En general, incluso aquellas estrellas que son binarias: KW16, KW146, C2=KW350 y KW439 (Dickens y col., 1968), junto con KW536 y C1=KW538 (Mermilliod y col., 1990), los módulos de distancia no presentan desviaciones acusadas respecto al valor medio calculado. El valor del enrojecimiento obtenido a partir de todas las estrellas observadas menos aquellas que presentan binariedad es  $E(b - y) = 0.^m003 \pm 0.^m004$ ; un exceso de color despreciable como se sugirió en un principio.

La posición de las estrellas respecto a la banda de Inestabilidad se muestra en la Figura 4.9c.

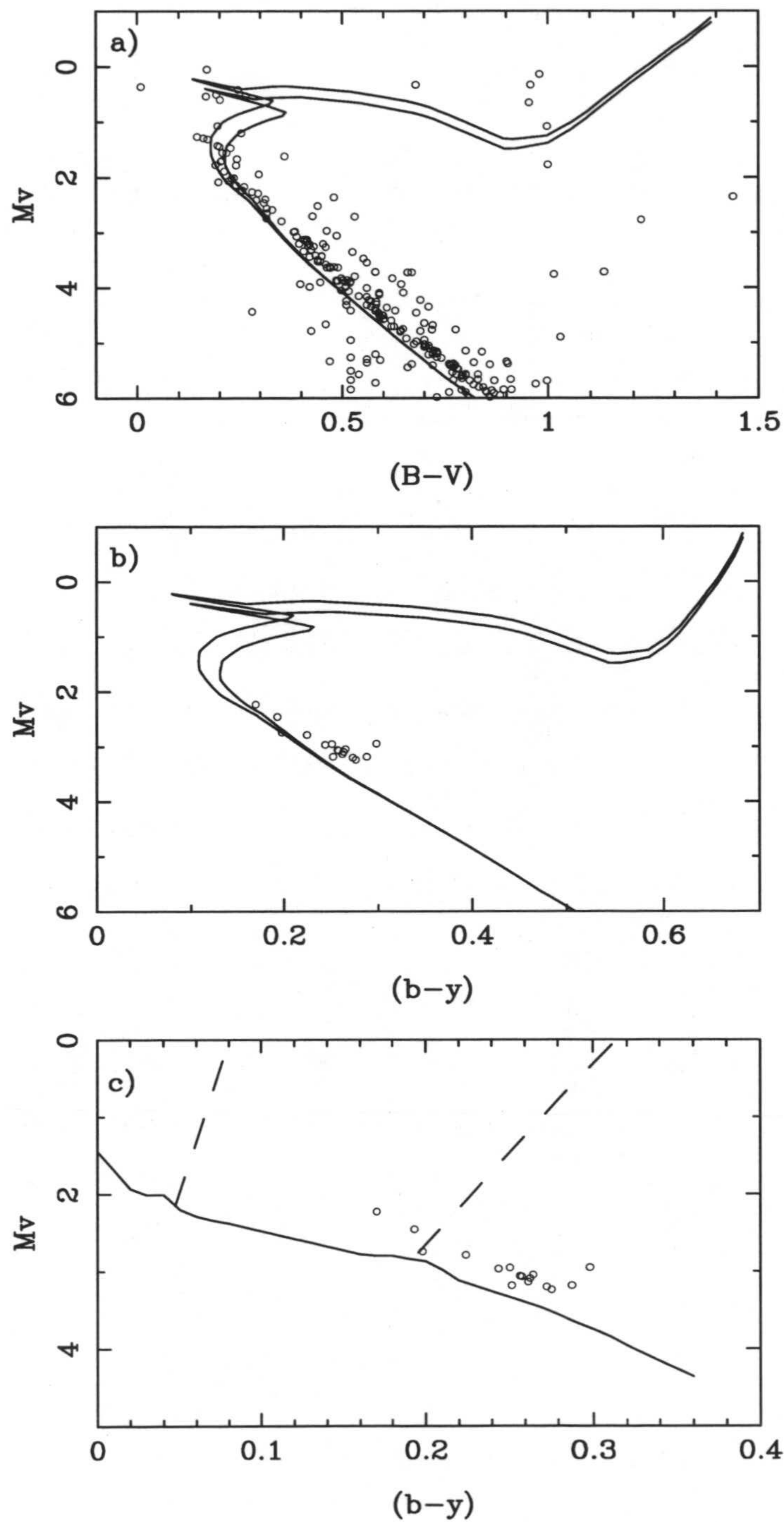


**Tabla 4.10:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia individual para las estrellas de Praesepe*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
KW16	-0.004	0.298	0.174	0.431	0.003	0.027	3.51	9.199	5.69
KW34	-0.002	0.273	0.170	0.490	0.001	0.038	3.16	9.452	6.29
KW124	-0.005	0.198	0.189	0.682	-0.006	0.032	2.66	8.993	6.33
KW146	0.020	0.265	0.157	0.513	0.013	0.047	3.01	9.297	6.29
KW155	0.006	0.262	0.176	0.514	-0.005	0.031	3.12	9.388	6.27
KW218	0.010	0.257	0.178	0.524	-0.007	0.025	3.14	9.313	6.17
KW227	-0.001	0.276	0.166	0.481	0.005	0.034	3.22	9.489	6.27
KW295	0.005	0.263	0.178	0.513	-0.007	0.030	3.13	9.344	6.21
KW232	0.006	0.251	0.166	0.554	0.006	0.051	2.87	9.206	6.34
KW350	-0.003	0.193	0.222	0.747	-0.037	0.071	2.29	8.708	6.42
KW370	-0.001	0.224	0.187	0.634	-0.011	0.061	2.61	9.040	6.43
KW411	-0.010	0.258	0.160	0.512	0.014	0.056	2.95	9.321	6.37
KW439	0.002	0.252	0.169	0.517	0.003	0.007	3.28	9.435	6.16
KW459	0.002	0.244	0.178	0.575	-0.005	0.046	2.87	9.217	6.35
KW536	-0.017	0.288	0.183	0.481	-0.001	0.087	2.94	9.432	6.49
KW538	0.041	0.170	0.212	0.751	-0.018	0.021	2.63	8.480	5.85



## Praesepe



**Figura 4.9:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B - V))$  correspondiente a  $(V - M_v) = 6.^m 25$ ,  $E(B - V) = 0.^m 00$  y edades,  $\log(\text{edad}) = 8.90$  (en violeta) y  $\log(\text{edad}) = 8.95$  (en naranja); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b - y))$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas



#### 4.3.10 Collinder 463

En la Tabla 4.11 se muestran los índices desenrojados y los módulos de la distancia para cada una de las estrellas observadas.

Como se vió en el capítulo anterior, Collinder 463 es un cúmulo con muy pocas estrellas observadas. Por este motivo, además de tener un enrojecimiento variable, el cálculo de la edad y el módulo de distancia a partir del ajuste de isócronas no es fácil de conseguir. Teniendo en cuenta un contenido en metales próximo al solar, en un primer momento se representaron dos valores de la edad ya conocidos,  $\log(edad)=8.18$  (Townsend, 1975; Lyngå, 1987) y  $\log(edad)=8.85$  (Loktin y Matkin, 1994). A pesar de existir una diferencia entre ambas de unos  $560 \times 10^6$  años, ninguno de los dos valores se ajustaba bien a las medidas observacionales. A partir de un exceso de color medio ( $E(B - V)=0.^m24$  (Loktin y Matkin, 1994), se obtuvo un valor más adecuado de la edad de  $\log(edad) \sim 8.30$  y un módulo de distancia aparente  $(V - M_v)=9.^m95$ , como se muestra en la Figura 4.10a.

El ajuste se realizó con la ayuda de los índices de color desenrojados,  $(b - y)_0$ , de los objetos observados, a pesar de que el número de estrellas estudiadas era muy reducido. En el diagrama  $(M_v, (b - y)_0)$  de la Figura 4.10b aparecen tales objetos junto a un módulo de distancia real  $(V - M_v)_0=9.^m21$ . Las estrellas observadas fueron desenrojadas considerándolas de tipo espectral B tardías. Paralelamente, para la estrella de chequeo  $C2=T30$  y  $T47$  también se les calcularon sus enrojecimientos y los correspondientes índices de color desenrojados como si se tratara de estrellas A. Ambos resultados coincidieron en que eran estrellas muy luminosas y se caracterizaban por tener altos valores de  $\delta m_1$ . Este hecho se traduciría en una baja metalicidad, que no se correspondería con los valores normalmente encontrados en cúmulos abiertos. Para derivar los parámetros desenrojados y ambos módulos de distancia, que se muestran en la Tabla 4.12, se ha utilizado el método descrito en la Sección 2.3 para estrellas de secuencia principal y por tanto, se tratan de valores aproximados. Por otra parte, sabemos por Townsend (1975) que la estrella  $C2=T30$ , junto a  $C2=T26$ , no pertenecen al cúmulo, mientras que  $T47$  es una probable miembro al igual que las demás estrellas escogidas para este trabajo. En vista de todo ello, sugerimos que la  $T47$  es una estrella B, mientras que de  $C2=T30$ , no podemos asegurar su verdadero su tipo espectral. En la Figura 4.10b se muestra con un asterisco la posición que tendría como estrella tipo A, además de aquella que ocupa como estrella más temprana B.

Aún así, en los resultados de la Tabla 4.11, los valores de los módulos de distancia indi-



viduales se encuentran muy dispersados respecto al valor medio obtenido a partir del ajuste; sólo T5 y T12 están cerca de  $9.^m21$ . Por lo tanto, con sólo a partir de las medidas fotométricas no se puede hablar de pertenencia al cúmulo, siendo necesarios valores de movimientos propios o velocidades radiales que lo confirmen. Además, son pocas las estrellas para determinar una distancia y edad lo más — en cuanto a exactitud se refiere. En consecuencia de no tener suficiente información sobre la probabilidad de pertenencia acerca de las estrellas, en el cálculo del enrojecimiento medio, tendremos en cuenta a todas ellas excepto  $C2=T30$  y  $C3=T26$ . Este valor es de  $E(b - y) = 0.^m213 \pm 0.^m043$ .

La posición de las estrellas junto con la banda de Inestabilidad se muestra en la Figura 4.9c. En ella, al igual que en la figura b, se representa ambas posiciones de  $C2=T30$ , con tipo espectral A (asterisco) y como estrella B (círculo).

Las estrellas observadas de Collinder 463 aunque están alejadas del borde frío de la Banda de Inestabilidad de las Cefeidas que es donde está centrado nuestro estudio, se encuentran situadas en una zona donde se ubican las estrellas SPB y por tanto, han sido incluidas en este trabajo por su interés.



**Tabla 4.11:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia individual para las estrellas de Collinder 463*

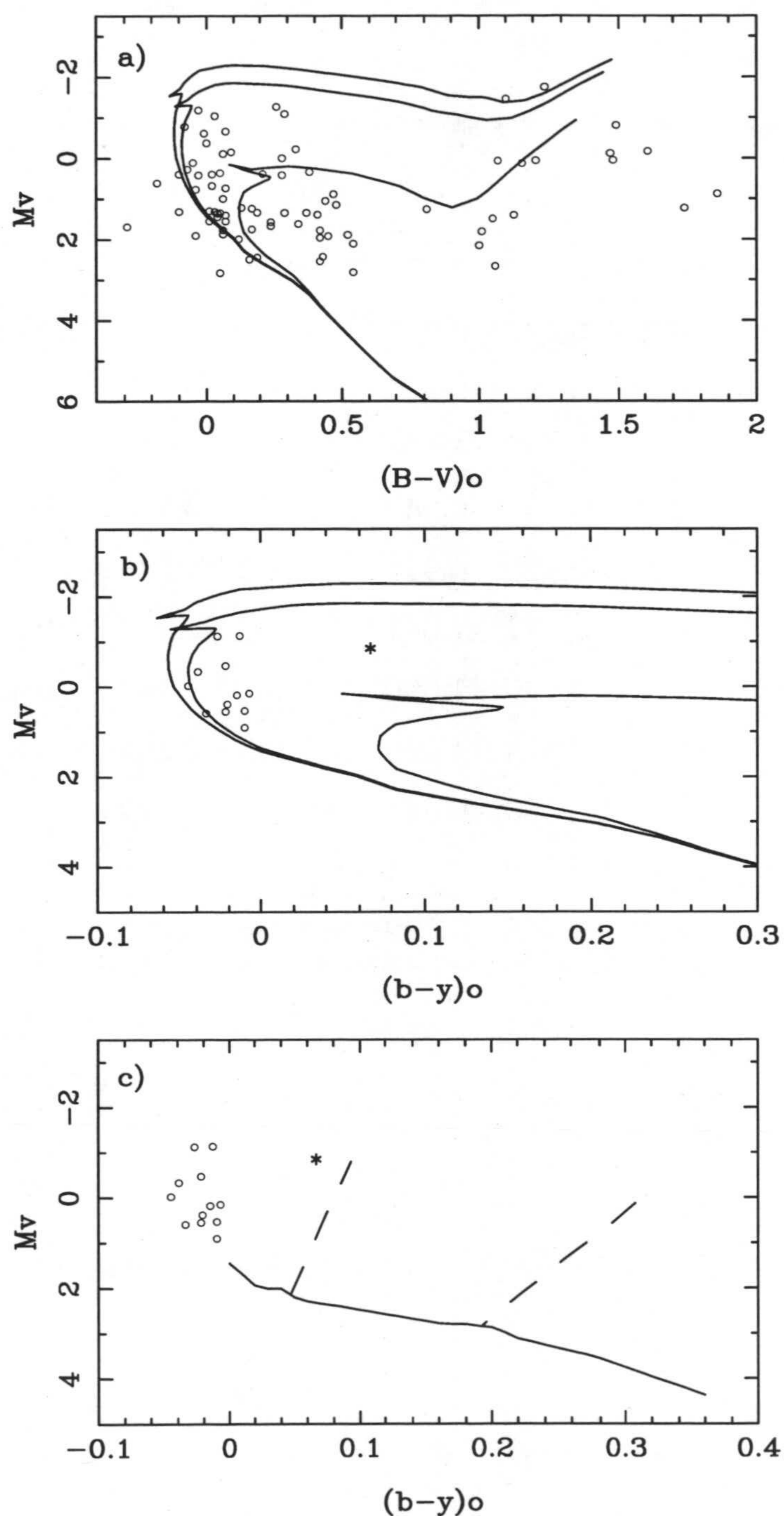
Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
T5	0.180	-0.021	0.152	0.976	-0.011	0.363	0.41	9.588	9.18
T7	0.199	-0.022	0.140	0.973	-0.007	0.451	0.11	8.734	8.62
T9	0.208	-0.022	0.159	0.970	-0.017	0.332	0.47	9.756	9.29
T12	0.161	-0.007	0.132	1.124	-0.012	0.751	-0.40	9.351	9.75
T18	0.221	-0.015	0.151	1.044	-0.036	0.713	-0.62	9.389	10.01
T26	0.276	-0.027	0.170	0.915	-0.055	0.576	-0.58	8.083	8.66
T30	0.197	-0.013	0.172	1.067	-0.027	0.357	0.65	8.072	7.42
T35	0.151	-0.010	0.140	1.090	0.001	0.445	0.49	10.110	9.62
T47	0.208	-0.010	0.174	1.093	-0.025	0.295	0.88	9.735	8.85
T50	0.268	-0.034	0.160	0.844	-0.028	0.319	-0.86	9.794	10.65
T54	0.270	-0.045	0.160	0.731	-0.037	0.311	-0.99	9.182	10.17
T84	0.261	-0.039	0.152	0.790	-0.038	0.475	-1.94	8.872	10.81

**Tabla 4.12:** *Parámetros desrojados y módulos de distancia para las estrellas T30 y T47, considerándolas como de tipo espectral A*

Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_v$	$V_0$	$(V - M_v)_0$
T30	0.067	0.117	0.131	1.093	0.072	0.317	0.17	8.631	8.46
T47	0.108	0.090	0.141	1.113	0.066	0.285	0.28	10.165	9.88



## Collinder 463



**Figura 4.10:** a) Ajuste en el diagrama  $(M_v, (B-V)_0)$  correspondiente a  $(V-M_v)=9.^m95$ ,  $E(B-V)=0.^m24$  y edades,  $\log(\text{edad})=8.18$  (en violeta),  $\log(\text{edad})=8.30$  (en naranja) y  $\log(\text{edad})=8.85$  (en celeste); b) Las isócronas y las estrellas de estudio en el plano  $(M_v, (b-y)_0)$ ,  $(V-M_v)_0=9.^m21$ ; c) La posición de los objetos en el diagrama HR junto con la banda de Inestabilidad de las Ceféidas. El símbolo "\*" corresponde a  $C2 = T30$  desenrojada como estrella tipo A



# CAPÍTULO 5

## Aplicación de los Tests y resultados

### 5.1 Introducción

En este capítulo se presentan los resultados obtenidos de los tests de variabilidad, descritos en el Capítulo 2, a los valores derivados de la reducción diferencial respecto a la comparación principal para cada uno de los cúmulos observados. Sus correspondientes parámetros estadísticos se muestran en sólo dos,  $v$  y  $b$ , de los cuatro filtros del sistema Strömgren, al ser las medidas en estas bandas las que menor dispersión presentan, y por tanto, mayor precisión. Esta mayor precisión es debida que el flujo de fotones en estas dos bandas es más abundante que en el  $u$  e  $y$ . Además, para estrellas pulsantes (del tipo  $\gamma$  Doradus) la amplitud de la curva de luz es mayor en el  $v$  y  $b$  que en los otros dos filtros, por lo que es más fácil detectar este tipo de variabilidad estelar.

El primer método, *Test 1* a partir del estadístico  $F$ , nos permite evaluar si la variancia diferencial de cada estrella respecto al valor medio obtenido de varias noches de observación es significativa o no cuando es comparada con el valor más pequeño. En las tablas correspondientes a este test se muestran los  $\sigma_i^2$  de las diferencias, al igual que los  $F_i$ , para cada una de las posibles combinaciones o grupos de estrellas. También se presenta el número de noches en las que se ha observado cada uno de estos grupos,  $N$ , y el valor percentil,  $F$ , para los  $N_i - 1$  grados de libertad correspondientes a una significancia  $\alpha=0.01$  (Apéndice A). Dependiendo del número de noches, así como del número de estrellas observadas para cada cúmulo, se obtendrán más o menos combinaciones. Hay que destacar, que hay noches observadas que no entran a formar parte de ningún grupo, ya sea porque se han medido secuencias diferentes o porque es muy reducido el número de objetos o de medidas que ha sido posible obtener durante la jornada de observación. No obstante, en este trabajo, se ha intentado que el número de noches que no se han incluido en el cálculo fuera el más pequeño posible. Aquellos objetos cuya varianza sea la mínima para una combinación dada de estrellas,  $\sigma_{min}^2$ , se indicará en cada



tabla, pudiendo ser diferente para cada uno de los dos filtros.

En el *Test 2* se quiere conocer, a partir de la  $t$  de *Student*, si dos distribuciones correspondientes a dos noches diferentes, para una misma estrella respecto a la  $C1$ , mantienen el mismo nivel medio de luminosidad. Para cada cúmulo se muestran los valores  $t_i$  correspondientes a cada una de las estrellas observadas, obtenidos a partir de las diferentes comparaciones entre la noche elegida, que se indica al comienzo de cada tabla, y el resto. Las diferentes noches se indican en forma de Día Juliano Heliocéntrico (DJH). En una tabla paralela se resumen los valores críticos  $\pm t_c$  para una significancia  $\alpha=0.01$  y  $N_{i1} - N_{i2} - 2$  grados de libertad (Apéndice B). Estos parámetros son comunes para ambos filtros,  $v$  y  $b$ .

El criterio de variabilidad o constancia será el resultado de ambos análisis estadísticos. En general, para clasificar una estrella como "variable", sería necesario que los resultados mostraran variabilidad en los dos filtros en, al menos, un 50% de las combinaciones o noches en las que ésta haya sido incluida. Pero como veremos, en muchas de ellas, serán variables en un sólo filtro y en un único test, incluso no en todas las noches pertenecientes a un mismo análisis estadístico. Por tanto, los valores obtenidos dependerán del comportamiento de cada objeto (período y amplitud de la variación), del número de horas observadas así como de la calidad de las propias medidas.

En el Apéndice C se muestran las curvas de luz diferencial en el filtro  $v$  para aquellas estrellas de cada cúmulo que se han clasificado como variables o posibles variables, bien por los resultados obtenidos de los análisis estadísticos, o bien porque la variabilidad esté bien reflejada en la propia curva de luz. Las figuras seguirán la enumeración  $C.n$  donde  $n$  será el número asignado a cada estrella dentro del apéndice.

## 5.2 Resultados de los tests estadísticos

### 5.2.1 IC 4665

Debido a que de este cúmulo fueron observadas dos secuencias diferentes, los resultados para los dos grupos espectrales se muestran por separado, siendo la comparación principal la estrella  $C1=K68$ . De las cinco noches de 1995 en las que se recogieron medidas de objetos de tipo espectral B, sólo cuatro se han tenido en cuenta, ya que en la quinta noche, sólo fueron observadas cinco de las 14 estrellas seleccionadas. En el primer año la estrella K28 mostró una



clara variabilidad en su curva de luz diferencial. En la campaña de 1996 de estrellas A-F, las estrellas K58 y K73 fueron observadas de nuevo a lo largo de tres noches e independientemente de las demás, al presentar en el año anterior una posible variabilidad. Estas medidas no han sido introducidas en el cálculo estadístico.

### Test 1

Para este primer análisis, los valores de  $\sigma_i$  y  $F_i$  en ambos filtros para los dos grupos de estrellas B y A-F, están resumidos en las tablas 5.1 y 5.2, respectivamente. En la primera, las estrellas B: K22, K28, K58 y K73 muestran variación en ambos filtros; mientras que sólo en el *b* lo hacen K64 y K82. En la Tabla correspondiente a estrellas A-F, se realizaron dos combinaciones diferentes ya que los objetos K3 y K34 no fueron observados las seis noches de la segunda campaña. Para el grupo de estrellas  $N=6$ , K48 presenta altos valores de  $F_i$  en los dos filtros y, sólo en el *b*, hay que añadir a K37, K53 y K57.

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$  para estrellas B, se encuentran en las tablas 5.3 y 5.4, respectivamente. La noche escogida para ser comparada con todas las demás es DJH=2449897. En el caso de estrellas de tipo espectral A-F, los valores se listan en las tablas 5.5 y 5.6 y la noche seleccionada es DJH=2450256. Si se comparan las  $t$  de *Student* con sus correspondientes valores de  $t_c$  se puede ver que K58, K64 y K73 muestran variabilidad en los dos filtros, mientras K81 lo hace en el *b*. En este mismo filtro, pero dentro de la secuencia de objetos tipo A-F, aparecen K48 y K65 como estrellas no constantes. Estos objetos, como ocurre con los de tipo espectral B, muestran cambios de luminosidad al comparar solamente dos noches, no repitiéndose el resultado para todos los días observados.

### Resultados

A partir de los resultados obtenidos de las curvas de luz junto a ambos análisis estadísticos dentro del primer grupo espectral, las estrellas K22, K28, K58, K64 y K73 son variables o



muestran signos de variabilidad. El resto de estrellas tipo B son constantes, donde incluimos a K81 y K82.

La estrella K22, a pesar de haberse realizado muy pocas medidas, como aparece en la Figura C.1 del apéndice, y no ser detectada su posible variabilidad a simple vista, podría tratarse de una variable con un período de unas 5 h y una amplitud de no más de  $0.^m02$ .

La estrella K28, cuya curva de luz diferencial se muestra en la Figura C.2, presenta una variación de corto período ( $\sim 3$  h) con una amplitud de varias centésimas de magnitud en el filtro  $v$  y la posible existencia de más de una frecuencia. Teniendo en cuenta tales características podría tratarse de una  $\delta$  Scuti. El hecho de que la estrella K28 no refleje variabilidad cuando se aplica el segundo test se debe a su alto valor de la varianza de las diferencias en más de una noche. En general, cuando la estrella presenta, en una o en las dos noches que se compararan, una varianza elevada, el valor de  $\sigma$  de la ecuación 2.37 aumenta disminuyendo el estadístico  $t$ . En general, el Test 2 nos proporcionará información cuando se produzcan cambios de nivel en la luminosidad de la estrella de una noche a otra, manteniéndose constante en cada una de ellas sin que haya dispersión en las medidas, ya sea por ruido o por la propia variabilidad de la estrella. El detectar variación estelar dependerá fundamentalmente del número de horas medidas en cada día de observación, así como del propio comportamiento del objeto.

Las estrellas K58, K64 y K73, representadas en las figuras C.3, C.4 y C.5, respectivamente, parecen tener un comportamiento común aunque para el objeto K64, como se refleja en su curva de luz, la variación es menos acusada. En todo caso, estaríamos trantando con una varibilidad de largo período de más de 9 h y con una amplitud de unas pocas centésimas de magnitud, típico comportamiento de las estrellas SPB.

Dentro del grupo de las estrellas tipo A-F, sólo la estrella K48 (Figura C.6), podría considerarse como sospechosa. Aunque son muy pocas medidas las que hay realizadas de esta estrella, la variación mostrada es de aproximadamente  $0.^d3$  con una amplitud de alrededor de unas  $0.^m03$ . El resto de los objetos son clasificados como constantes.

### 5.2.2 $\alpha$ Persei

Este cúmulo fue observado, al igual que el anterior, a lo largo de dos años. En una primera campaña se observaron durante cuatro noches un total de 18 estrellas, de las cuales 13 fueron de nuevo medidas en el siguiente año. Entre ellas cabe destacar la variabilidad de C2=HE104 que



fue observada desde un primer momento. En dos de las cinco noches de la segunda etapa de observaciones, sólo se ha realizado la reducción diferencial de los datos correspondientes a las estrellas de chequeo  $C2=HE104$  y  $C3=HE151$  respecto a la comparación principal  $C1=HE61$ ; las malas condiciones atmosféricas fue la principal causa del escaso número de medidas para el resto de objetos. Por tanto, ambas noches no se han tenido en cuenta en el cálculo estadístico.

### Test 1

En la Tabla 5.7 se listan los resultados de  $\sigma_i^2$  y  $F_i$  para los diferentes  $N$  y en ambos filtros. En ella se pueden distinguir dos grupos de estrellas: en el primer grupo,  $N=4$ , se presentan los objetos observados en la campaña del 96 y en un segundo,  $N=7$ , donde se incluyen las estrellas que fueron observadas en el año 1997. HE876 y HE1045 son los únicos objetos que muestran variabilidad en el primer conjunto de estrellas y sólo en el  $v$ , repitiéndose este resultado para  $N=7$ , junto con la estrella HE421 y en ambos filtros. También hay que destacar la no constancia de HE220, HE309 y HE365 en el  $b$  debido a que, en general, la varianza es mayor en este filtro que en el  $v$ , excepto para la estrella HE1045.

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.8 y 5.9 y la noche escogida para comparar con el resto es DJH=2450395. Como muestra estas tablas, muy pocas noches (menos del 50%) están caracterizadas por altos valores de  $t_i$  y no siempre en los dos filtros. Dentro del grupo de estrellas que sí presentan variación se encuentran:  $C3=HE151$ , HE220, HE309 y HE421, mientras que  $C2=HE104$ , HE135, HE314, HE365, HE573, HE715 y HE1045 lo hacen en menos medida, es decir, en una o dos noches.

### Resultados

A partir de los resultados obtenidos de las curvas de luz junto a ambos análisis estadísticos, son variables las estrellas:  $C2=HE104$ , HE421, HE876 y HE1045, siendo las dos últimas menos probables ya que los resultados de una posible variabilidad no se confirma en el Test 2. Si se comparan ambos análisis, este comportamiento se puede extender al resto de las



estrellas clasificadas en uno de los dos tests como variables. En consecuencia, dentro del grupo de estrellas constantes se encuentran, además de la estrella de chequeo  $C3=HE151$ , HE135, HE314, HE220, HE309, HE365, HE573 o HE715 y el resto de los objetos observados.

A pesar de que aparece cómo estrella constante en el Test 1,  $C2=HE104$  muestra claramente variabilidad en su curva de luz diferencial respecto a  $C1=HE61$  representada en la Figura C.7, una variación de unas 7 h. Su amplitud, alrededor de una centésima de magnitud, provoca que la varianza sea del mismo orden que el de una estrella constante y por lo tanto, no sea clasificada como variable en el primer test; además de presentar valores de la variancia lo suficientemente altos para disminuir los  $t_i$ , como ya se vió en la estrella K28 de IC 4665. Debido a su comportamiento podría tratarse de una estrella tipo  $\gamma$  Dor.

La estrella HE421, representada en la Figura C.8, exhibe suaves subidas y bajadas en su curva de luz sin poder determinar un período aunque aproximadamente, sería mayor de 15 h y por debajo de las  $0.^m03$  en cuanto a amplitud se refiere. Similares características en el período y amplitud se pueden ver en los objetos HE876 y HE1045, figuras C.9 y C.10 respectivamente, en los que se aprecian más claramente posibles máximos y mínimos en sus curvas de luz.

### 5.2.3 Pléyades

Pléyades es el cúmulo que se ha observado de forma más continua, ya que ha sido medido en cada uno de los cuatro años en que se han realizado todas las observaciones. En el primer año, las 22 estrellas se estudiaron en sólo dos noches, siete de las cuales, se volvieron a observar durante cuatro noches en 1996 junto a otras cinco estrellas más, donde H1284 y S29 mostraron indicios de variabilidad. Al año siguiente se midió la misma secuencia y se introdujo una nueva estrella de chequeo  $C3=H1338$ . Dos de las seis noches observadas, debido a las malas condiciones meteorológicas, no se han tenido en cuenta en el cálculo de los tests. Por último, en 1998, se redujo a diez el número de estrellas que se midieron a lo largo de siete noches.

#### Test 1

Las cuatro posibles combinaciones de estrellas para diferentes noches de observación,  $N$ , con sus respectivos valores de  $\sigma_i^2$  y  $F_i$  se muestran en la Tabla 5.10. Algunas noches se han quedado fuera de este cálculo por tener diferentes secuencias de observación. A partir de estos



resultados se construye una nueva tabla, Tabla 5.11, donde se distinguen cuáles estrellas son clasificadas como variables (V) y cuáles como constantes (C) para cada grupo de objetos y para cada filtro. Como aparece en la tabla, muestran variación en todas las combinaciones H697, C3=H1338 y S29; y sólo en una de algunas de ellas encontramos a H164, H233, C2=H531 y H1284.

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.12 y 5.13, respectivamente. La noche seleccionada es DJH=2450789. Si comparamos ambos parámetros, las estrellas con mayor índice de variabilidad son: H25, H164, H233, C2=H531, H697 y C3=H1338, mientras para los objetos: H605, H1284, H2617, H3031, S29 y S93, el número de noches es bastante más reducido.

En los resultados obtenidos para este test, hay que notar, que estrellas como H164, H233, C2=H531, H697 o C3=H1338 muestran en general altos valores de la  $t$  de *Sudent* cuando la noche escogida se compara con observaciones de otros años. Estos resultados se reflejan notablemente en las curvas de luz de H531, H697 y C3=H1338 donde en las dos primeras, se producen una disminución de luminosidad entre las campañas de 1996 y 1997 de  $0.^m04$ - $0.^m05$  en la banda  $v$ ; mientras en C3=H1338 experimenta un aumento de alrededor de  $0.^m05$  entre los años 1997 y 1998. Este comportamiento no aparece en los demás objetos.

Para obtener más información, se compararon las noches pertenecientes a una misma campaña y de esta forma, comprobar si para cada año de observación se producen cambios importantes en la magnitud de las estrellas. Para ello, se seleccionaron cuatro noches, una por cada año, y se calcularon de nuevo los parámetros  $t_i$  con sus correspondientes valores críticos,  $\pm t_c$ . Sus resultados se muestran en las tablas 5.14 y 5.15, respectivamente. En ellas, C3=H1338 muestra variación en gran parte de las noches observadas durante el año 1998 y también lo hace prácticamente en todas ellas la estrella S29. H25 varía en algunos días de 1996 y 1997, mientras que el resto (H164, H233 y H697) lo hacen en una o en dos noches.

### Resultados

Teniendo en cuenta ambos análisis, las estrellas de Pléyades S29, H164, H233, C2=H531, H697, H1284 y C3=H1338 muestran variabilidad; sólo como sospechosa podríamos considerar-



ar a H25 y al resto de los objetos observados como constantes.

Como ya se ha mencionado, desde la segunda campaña de observación fueron detectadas, a partir de sus curvas de luz respecto a  $C1=H1762$ , la variabilidad de S29 (Figura C.11) y H1284 (Figura C.17). Ambas muestran un período de unas 9 h, siendo la amplitud de la segunda (del orden de la centésima de magnitud) más pequeña que la de S29 que se encuentra cerca de  $0.^m08$ , pudiendo variar esta última con más de una frecuencia. El pequeño valor de la varianza,  $\sigma_i$ , que presenta H1284 provoca que su variabilidad no quede reflejada en ambos tests de forma tan clara como sucede con la estrella S29, aunque hay que destacar que en el Test 1 muestra variabilidad en el filtro  $v$ . Esto se debe a que en el filtro  $b$ , la amplitud de variación es más pequeña que en  $v$ , típico comportamiento de estrellas pulsantes de tipo A-F. Además por las características mostradas en las curvas de luz, deben pertenecer al grupo de las variables  $\gamma$  Doradus.

Un comportamiento más dudoso lo tiene la estrella H25 que muestra una posible variación sólo en el segundo test, apareciendo como constante en el primero. En la Figura C.12 se puede ver su comportamiento a lo largo de las noches observadas.

Una posible causa de las variaciones que experimentan H164 y H233, figuras C.13 y C.14, es la existencia en ambas estrellas de una compañera muy cercana con la que podrían formar un sistema binario visual. En el caso de H164, se encuentra el objeto [AKS95]15 (enumeración de Andruk y col., 1995) de magnitud  $V=9.^m55$  y a una distancia de unos  $2''.5$ , mientras que la estrella próxima a H233, [AKS95]16, tiene una magnitud  $V=9.^m69$  separada unos  $3''$  (valores obtenidos de la base de datos SIMBAD). Aunque no sabemos exactamente si forman un sistema binario, se trata de dos situaciones paralelas que pueden influir en el comportamiento fotométrico de la estrella.

Los objetos  $C2=H531$  y H697 muestran en sus curvas de luz, C.15 y C.16, cambios de luminosidad de un año a otro de forma más acusada que en los dos anteriores. De nuevo, en ambos casos podría tratarse de binariedad pero, si se compara ambas estrellas,  $C2=H531$  permanece constante en una misma noche mientras que H697 sí muestra pequeñas variaciones en más de un día de observación. Esto supondría un origen diferente respecto a su naturaleza y que fuera una estrella pulsante con un período de más de 15 h y de unas pocas centésimas de magnitud. Esta última hipótesis estaría más de acuerdo con la dada por Breger (1972).



Por último, de la estrella de chequeo  $C3=H1338$ , representada en la Figura C.18, desconocemos la variación tan acusada que se produce de un año a año, y que se hace patente también noche a noche en la segunda campaña de observación aunque de forma menos significativa. Por tanto, como ocurre en los objetos anteriores: H164, H233,  $C2=H531$  o H697, se trata de un efecto de binariedad al no poder explicarse por mecanismos intrínsecos de la propia estrella.

#### 5.2.4 M 39

Las estrellas del cúmulo de M 39 fueron observadas durante dos años, nueve noches en 1996 y 15 noches en 1998. En este segundo año el número de objetos medidos fue más reducido y las secuencias de observación se realizaron de forma más aleatoria. Como se dijo en el Capítulo 3, la comparación principal elegida fue la estrella HD203839 pero, debido a que resultó ser una binaria eclipsante fue sustituida por  $C2=M138$ , a partir de la cual, se ha realizado la reducción diferencial de las medidas del cúmulo. Los mínimos, principal y secundario de HD203839, fueron observados de forma más exhaustiva durante seis noches del segundo año de observación.

##### Test 1

En la Tabla 5.16 se listan las cuatro combinaciones que se han podido realizar de este test. Algunas de las noches no han podido incluirse por las diferentes secuencias de observación que presentaban. Debido al número de objetos observados, y de la misma forma que se hizo en el cúmulo anterior, se ha construido la Tabla 5.17 donde aparecen los resultados de variable (V) y constante (C) a partir de los valores obtenidos del análisis estadístico. En la primera de las combinaciones,  $N=5$ , las varianzas son mayores en el filtro  $v$  que en el  $b$ , destacando a M139, M144 y M251; este comportamiento se extiende a los otros tres grupos estudiados. Un mayor ruido en las medidas de  $v$  puede ser la causa de esta diferencia, ya que al ser M39 un cúmulo de verano, la atmósfera presenta un aumento de polvo y contaminación respecto a las estaciones invernales. La estrella binaria sólo varía en dos de los cuatro grupos analizados a consecuencia de la presencia de los eclipses. En este test muestran variación, además de HD203839, las estrellas M63, M227 y M251.

##### Test 2



Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.18 y 5.19. La noche escogida para comparar es DJH=2450309. Son muchos los días analizados aunque, en gran parte de los casos, son pocos los objetos medidos. En los resultados cabe destacar a M63, M227, M251 y HD203839 como predominantes en cuanto a variabilidad se refiere, coincidiendo con el Test 1. También aparecen en esta clasificación, las estrellas M57, M144, M137 y C3=P2891 pero sólo en una o dos noches y en un sólo filtro.

### Resultados

Teniendo en cuenta ambos análisis, además de la ya catalogada binaria HD203839, las estrellas M63, M227 y M251 son clasificadas como variables, siendo la primera de ellas la que lo hace de forma más rotunda. Los demás objetos de estudio, son clasificados como constantes.

La estrella HD203839 (V2154 Cyg) es una binaria eclipsante tipo Algol cuyo período ha sido medido posteriormente por el satélite HIPPARCOS (HIP105584) con un valor de  $2.^d63060$  (The Hipparcos and Tycho Catalogues, 1997). En la curva de luz de la Figura C.19 se puede ver claramente que en la noche DJH=2451048 se encuentra un mínimo principal que disminuye hasta unas  $0.^m3$  en  $v$ , así como aquellas noches en las que se ha medido el mínimo secundario.

M63, es una buena candidata a ser variable por sus resultados en los tests y como también muestra la Figura C.20. A pesar de que ha sido medida muy pocas horas en la mayoría de las noches observadas, se puede ver que existen pequeños cambios de nivel en la luminosidad de la estrella día a día debido a un período de más de 7 h y una amplitud por debajo de las  $0.^m06$ . Además, se podría esperar más de una frecuencia en su variación. Estrella candidata a ser una variable  $\gamma$  Dor.

Por último, las estrellas M227 y M251, representadas en las figuras C.21 y C.22 respectivamente, no muestran una variación tan clara como M63 pero si podrían tratarse de dos posibles variables de largo período y pequeña amplitud, alrededor de  $0.^m03$  ó  $0.^m04$ , muy difícil de apreciar.



### 5.2.5 NGC 6633

Como ya se ha dicho en el Capítulo 3, en el primer año de observación, este cúmulo fue medido en dos secuencias diferentes de seis noches cada una. Ya a partir de medidas se vió una posible variabilidad en las estrellas C3=K15 y K275. En la segunda campaña, correspondiente al año 1998, se realizó una tercera secuencia con aquellos objetos que nos parecieron más interesantes y fueron medidos, aunque no por igual, durante 13 noches. Todos los días observados han entrado a formar parte de los tests estadísticos excepto una noche, en la que debido a su reducido número de medidas, sólo se ha realizado la reducción diferencial de las estrellas de chequeo respecto a la comparación principal.

#### Test 1

En la Tabla 5.20 se presentan los posibles grupos de estrellas para diferentes noches de observación,  $N$ , con sus correspondientes valores de  $\sigma_i^2$  y  $F_i$ . Debido al gran número de resultados, éstos se resumen en la Tabla 5.21, donde se distinguen las estrellas clasificadas como variables (V) y constantes (C) para cada grupo de objetos y para cada filtro. Muestran una clara variación las estrellas C3=K15, K95, K265 y K275. También lo hacen de forma significativa, y teniendo en cuenta el número de combinaciones en que aparecen, los objetos K94, K210 y K273. Como en los cúmulos de Pléyades y M 39, existen noches en que se han medido muy pocas estrellas y con diferentes secuencias, y por tanto, no se han introducido en el cálculo estadístico.

#### Test 2

Por el número de estrellas medidas y, por tanto, las diferentes secuencias que se hicieron para su mejor estudio en los dos años de su observación, no se ha podido escoger una sola noche de referencia para aplicar el Test 2 con el resto, ya que en algunos casos no existían estrellas comunes. Este problema se solucionó seleccionando tres noches con el mayor número de estrellas observadas, que coincide con las tres secuencias medidas. Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$  de las dos secuencias de estrellas correspondientes a 1996 se encuentran en las tablas 5.22 y 5.23, y 5.24 y 5.25, respectivamente. En ambas secuencias sólo presentan



variación y, en poca medida, las estrellas  $C3=K15$  y  $K275$ . Paralelamente, los objetos medidos en 1998 se muestran en las tablas 5.26 y 5.27 donde, aunque siguen destacando  $C3=K15$  y  $K275$ ,  $C2=K125$  varía en tres noches mientras que  $K95$ ,  $K127$  y  $K210$  lo hacen en un sólo día y en un filtro.

### **Resultados**

En resumen podríamos decir que  $C3=K15$  y  $K275$  son estrellas variables como corroboran los tests estadísticos y junto a ellas, se encuentran  $K94$ ,  $K95$ ,  $K210$ ,  $K265$  y  $K273$  como sospechosas de sufrir algún tipo de variación. Las demás estrellas son clasificadas como constantes.

La estrella de chequeo  $C3=K15$ , cuya curva de luz se muestra en la Figura C.23, posee un largo período de aproximadamente unas 15 h aunque podría tener más de una frecuencia, con una amplitud máxima de  $0.^m05$ . Parecidas características parece tener el objeto  $K275$  (Figura C.29) pero con un período o períodos más cortos, alrededor de 9 h y mayor amplitud, pudiendo llegar a la décima de magnitud. Ambos objetos muestran un comportamiento típico de las variables  $\gamma$  Dor.

Las estrellas  $K94$  y  $K95$ , representadas en las figuras C.24 y C.25 respectivamente, parecen tener variaciones no más cortas que la propia ventana de observación, que se encuentra por debajo de las 5 h; lo mismo le sucede al objeto  $K210$  de la Figura C.26, pero con menor amplitud que las anteriores. La estrella  $K265$ , muestra quizá períodos más cortos ( $\sim 4$  h), con posibles máximos de luz visibles en su curva de luz (Figura C.27). Por último, la estrella  $K273$  parece tener un comportamiento similar a  $K95$ , de largo período y de unas pocas centésimas de magnitud, como muestran algunas de las noches representadas en la Figura C.28.

#### **5.2.6 Coma Ber**

Del cúmulo Coma Ber hay realizadas pocas observaciones que fueron llevadas a cabo en los años 1996 y 1997 con muy poco éxito, en cuanto al número de noches de buenas condiciones atmosféricas. En la primera campaña se observaron cuatro días de los cuales sólo tres se han tenido en cuenta en este análisis. En la campaña de 1997, fueron introducidas más estrellas en la secuencia de observación y fueron medidas a lo largo de cinco noches. Debido al mal



tiempo, igual que en el año anterior, en el último día sólo se ha realizado la reducción diferencial de las estrellas de chequeo junto a Tr19 respecto a C1, al presentar un mayor número de medidas; pero con la diferencia de que ha sido incluida en el segundo test, al contar con resultados bastantes interesantes.

### Test 1

En la Tabla 5.28 se presentan los valores de las varianzas diferenciales y  $F_i$  para los dos posibles combinaciones:  $N=4$ , que contienen las noches del segundo año de observación y  $N=7$ , en donde se tienen en cuenta las dos campañas. Es curioso que ninguna muestra variación excepto C3=Tr91 para  $N=7$  y en el filtro  $b$ , provocado por una mayor dispersión en estas medidas que en el filtro  $v$ .

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.29 y 5.30. Aquí sí ha sido introducida la última noche correspondiente a la segunda campaña de observación y se ha seleccionado como referencia a DJH=2450543. En este análisis, la estrella que destaca sobre las demás es C3=Tr91 aunque Tr86 muestra variación dos de los tres días comparados y en el filtro  $v$ . Las estrellas Tr19, Tr101 y Tr125 muestran altos valores de  $t_i$  pero en muy pocas de las noches que han sido observadas.

### Resultados

A partir de los resultados obtenidos de ambos análisis, las estrellas Tr86 y C3=Tr91 se han clasificado como posibles variables. A estos dos objetos hay que añadir Tr19 (GM Com), que fue considerada como candidata a variable  $\gamma$  Doradus por Handler (1994). El resto de los objetos de Coma Ber estudiados en este trabajo son considerados como constantes.

En Tr19 a pesar de su variabilidad, su comportamiento no queda reflejado en los tests estadísticos aplicados. Este resultado es lógico si nos fijamos en su curva de luz que se muestra en la Figura C.30. En ella aparece una pequeña variación en torno a la centésima de magnitud, detectada sólo en un par de noches por el Test 2. Esta estrella posee un período largo, de



acuerdo con el obtenido por Handler (1994) de  $0.^d83$ , y una pequeña amplitud, por debajo de la centésima de magnitud.

Lo mismo que a Tr19 le ocurre a la estrella Tr86 pero con un período más corto, alrededor de las 4 h. Su posible variabilidad no es detectada por el primer test, ya que se encuentra muy cerca a lo que sería el ruido de la noche, aunque sí lo hace el  $t$  de *Student* en el filtro  $v$ . En la noche correspondiente a DJH=2450552 de la Figura C.31 se puede ver un posible máximo en la curva de luz.

Una posible binariedad, puede ser la causa de la disminución de la luminosidad que sufre la estrella de chequeo C3=Tr91 de un año a otro, tal como muestra la Figura C.32, que continúa, aunque mucho menos y en forma de subida, día a día en el segundo año de observación. De esta estrella se sabe que pertenece a un sistema múltiple visual, pero las distancias angulares respecto a la compañeras B ( $V=11.^m8$ ) y C ( $V=8.^m3$ ) son de  $35''$  y  $65.''2$ , lo que creemos suficiente para no influir en nuestras medidas.

### 5.2.7 IC 4756

De este cúmulo sólo se realizó una campaña de observación en la que se midieron el mismo número de estrellas en las siete noches donde C1=K145 jugó el papel de la comparación principal. En el día correspondiente a DJH=2450639 la estrella C3=K93 presentó un mínimo de luz de una décima de magnitud respecto a su valor medio.

#### Test 1

En la Tabla 5.31 se presentan los valores de los  $\sigma_i$  y  $F_i$  para  $N=7$  y en ambos filtros. La estrella que muestra un muy alto valor de  $F_i$  en los dos filtros es la de chequeo C3=K93 y sólo en el  $b$  presenta variación la estrella K41.

#### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.32 y 5.33. La noche seleccionada como de referencia es DJH=2450639, por lo que la estrella C3=K93 muestra altos valores de  $t_i$  cuando se compara con el resto de las noches en que no existe



ningún mínimo. K41 también muestra variabilidad en tres días pero sólo en dos lo hace en el filtro  $b$ , coincidiendo con el test anterior.

### Resultados

De estos resultados podemos afirmar la clara variabilidad de  $C3=K93$ , mientras que K41 creemos que se trata, en vista de ambos tests, de un problema de dispersión en las medidas en el filtro  $b$  y por tanto, de una estrella constante. A esta hay que unir, como también constantes, al resto de objetos de IC 4756 que han sido estudiados.

Analizando la curva de luz de la Figura C.33 obtenida de las medidas de  $C3=K93$  creemos que se trata de una binaria eclipsante de tipo Algol. El mínimo de luz que muestra la figura corresponde a un mínimo secundario debido a que el índice  $b - y$  disminuye durante la bajada, es decir, aumenta la temperatura del sistema, por lo que la estrella menos luminosa es ocultada por la más caliente. Por otra parte, a la vista de las figuras, la profundidad del mínimo secundario debe ser del orden de  $0.^m2$  y su duración  $\sim 0.^m34$ . Por lo que el período estimado para este sistema binario es de  $\sim 2.^d3$ , suponiendo una duración para eclipse secundario de aproximadamente el 15% del período total.

#### 5.2.8 Híades

Al igual que el cúmulo de Coma Ber, las observaciones de las estrellas de Híades no fueron muy afortunadas debido principalmente a las malas condiciones meteorológicas, por lo que hubo que compartir tiempo de observación de las Híades con campañas dedicadas a otros cúmulos. Al final se obtuvieron cuatro noches de 1998 y dos noches, de unas dos horas de observación cada una, del año 1999. De estas dos noches de 1999, sólo se observaron las estrellas vB20, vB100 y vB111, por su supuesta variabilidad, junto a las mismas estrellas de comparación del año anterior.

#### Test 1

En la Tabla 5.34 se presentan los valores de las varianzas diferenciales y  $F_i$  para  $N=4$  y  $N=6$  en ambos filtros. Cuando se comparan todas las estrellas, sólo muestra variación vB111



en la banda  $v$ , mientras que para  $N=6$ , con menor número de estrellas aparece, además de vB111, la estrella vB100.

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.35 y 5.36. La noche de referencia es DJH=2451141. En este test muestran un alto porcentaje de variación los objetos vB100 y vB111, no siendo en el primero por igual en ambos filtros. Las estrellas vB37, C2=vB45 y vB51, también muestran altos valores de  $t_i$  pero muy por debajo del 50% de las noches.

### Resultados

A pesar de los pocos datos obtenidos para el cúmulo de Híades, ambos análisis clasifican a las estrellas vB100 y vB111 como posibles variables, mientras que vB20 no aparece en ninguno de los tests como tal. Los demás objetos observados son considerados constantes.

Krisciunas y col. (1995a) realizaron observaciones fotométricas en la banda  $V$  de Johnson de vB20 y vB100 junto a seis estrellas más de este cúmulo, seleccionadas todas ellas para detectar variables tipo  $\gamma$  Doradus. vB20 mostró ser una variable de unas  $0.^m003$  con un período de  $1.^d4336$ , período muy próximo al período rotacional de la estrella. Debido a esta coincidencia, la existencia de una modulación rotacional por manchas estelares podría ser la explicación de su variabilidad, aunque no descarta que se trate de una posible  $\gamma$  Dor. De la estrella vB100 obtuvo un período de  $0.^d1670$ , aunque debido a su pequeña amplitud, alrededor de unas  $0.^m002$ , no confirma su variabilidad de tipo  $\delta$  Scuti.

En nuestro caso, vB20 muestra una variación dentro de la centésima de magnitud, no detectable por los tests, además de no apreciarse en su curva de luz diferencial de la Figura C.34, ningún período. Por tanto, a partir de nuestras observaciones, no podemos confirmar su variabilidad, ni aportar más información al estudio realizado por Krisciunas y col.. Respecto a la variación en vB100, en este caso detectada por ambos análisis, se hace visible en la Figura C.35, con posibles máximos y mínimos de luminosidad; posiblemente con una amplitud más grande y un período más largo que los propuestos por Krisciunas y col. (1995a).



Por último, la posible variabilidad de  $vB111$  fue sospechada por Breger (1970) con un período menor a las 3 h y con una pequeña amplitud. De acuerdo con este resultado, ambos tests la han clasificado como una posible candidata, pero como se muestra en la Figura C.36, esta variación no parece ser menor de las 4-5 horas.

### 5.2.9 Praesepe

Este cúmulo de invierno se observó durante tres noches de 1997 y cinco en la campaña de 1999, aunque en este segundo año no fueron observadas todas las estrellas por igual. La estrella  $C1=KW538$  se mantuvo como comparación principal a lo largo de todas las observaciones, manteniéndose constante. Un objeto que sí mostró variación desde la primera noche fue  $KW370$  y por tanto, para estudiar su comportamiento se le hizo un mayor número de medidas que al resto de las estrellas de estudio.

#### Test 1

En la Tabla 5.37 se presentan los valores de las varianzas diferenciales y  $F_i$  para las tres posibles combinaciones que se han podido realizar de este test. Para  $N=3$  es clara la variación de  $KW370$  y  $KW295$  en el filtro  $v$ , mientras que para  $N=5$ , encontramos además de estas dos estrellas, a  $KW155$ . Si comparamos seis de los ocho días,  $N=6$ , se repite el resultado de  $N=5$  excepto la estrella  $KW295$ , al no estar incluida en este último grupo.

#### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.38 y 5.39 para los dos filtros. La noche escogida es  $DJH=2450463$ , una de las tres primeras noches, donde fueron observadas todas las estrellas con un mayor número de medidas. La variabilidad se repite, además de  $KW370$ , para  $KW155$  y  $KW295$  cuando se comparan noches pertenecientes a diferentes años. En este test también aparece un cambio luminosidad de año a año para la estrella de chequeo  $C2=KW350$ , mientras que  $KW232$  lo muestra en una noche.

#### Resultados



Las estrellas KW155, KW295 y KW370 varían como resultado de unir ambos análisis estadísticos junto a sus curvas de luz, mientras que podría considerarse sólo como sospechosa a C2=KW350. El resto de los objetos de Praesepe son clasificados como constantes.

Las diferencias de luminosidad en diferentes épocas, como ya se vieron en el cúmulo de Pégasos o en la estrella C3=Tr91 de Coma Ber, vuelven a aparecer de nuevo en este cúmulo en KW155 y KW295. Como se muestra en sus curvas de luz representadas en las figuras C.37 y C.38, las diferencias en magnitud en el filtro  $v$  se encuentran entre  $0.^m03$  y  $0.^m04$ . Ambas estrellas forman parte de sistemas binarios visuales donde las distancias de las compañeras se encuentran lo suficientemente alejadas para no influir en nuestras medidas fotométricas. Pero por otra parte, las dos tienen una estrella muy cercana: a  $6''$  de KW155 está la estrella RUS115 (Russell, 1976) de igual magnitud,  $V=9.^m41$ , y KW295 tiene por compañera a [AKS95]92 con una magnitud visual de  $9.^m41$  y una separación de aproximadamente  $1''$ . Como en casos anteriores, la binariedad podría ser la causa de tales comportamientos.

La estrella C2=KW350 muestra una pequeña variación que no es detectada por el Test 1 por ser del orden de la centésima, como puede verse en la Figura C.39. Por otra parte, también hay que tener en cuenta que las pequeñas varianzas correspondientes a las noches de año 1999 provocan altos valores de  $t_i$ , obteniendo por ello resultados de variabilidad donde realmente no existe. De esta manera, sólo podemos hablar de una posible estrella variable.

Por último, la estrella KW370 se trata de una estrella de largo período, alrededor de unas 14 h y una amplitud de  $0.^m08$ , como aparece claramente en la Figura C.40. Viendo su curva de luz, esta estrella podría tener más de una frecuencia de variación, por lo que se trataría de una estrella pulsante tipo  $\gamma$  Dor.

### 5.2.10 Collinder 463

Este cúmulo se observó solamente en el verano de 1997 durante siete noches. Además se realizó fotometría  $H\beta$  tanto a las estrellas del cúmulo como a las dos estrellas de campo elegidas. En una de las noches, sólo se ha realizado la reducción diferencial de los datos correspondientes a las estrellas de chequeo y T18 respecto a C1=T7. Las malas condiciones atmosféricas fue la principal causa del escaso número de medidas para el resto de objetos. Por tanto, no se ha tenido en cuenta en el cálculo estadístico. Por otra parte, tres de los seis días se redujo el número de estrellas a la mitad, manteniendo las de comparación.



### Test 1

En la Tabla 5.40 se presentan los valores de las varianzas diferenciales y  $F_i$  para las dos posibles combinaciones,  $N=3$  y  $N=6$ . En esta tabla, las únicas estrellas que muestran variabilidad son T5 y C3=T26, ambas en el filtro  $v$  y cuando se incluyen en el análisis las seis noches.

### Test 2

Los resultados de los  $t_i$  y los valores críticos  $\pm t_c$ , se encuentran en las tablas 5.41 y 5.42 para los dos filtros. En este segundo test se comparan los seis días observados, escogiendo como referencia DJH=2450695. El único objeto que aparece como variable es C3=T26 y, prácticamente, en la mitad de las noches observadas.

### Resultados 2

En este último cúmulo existe una única estrella, C3=T26, que puede ser clasificada como posible variable al aplicarle ambos tests estadísticos. En su curva de luz diferencial representada en la Figura C.41, sólo existen evidencias de variación en la segunda y tercera noche, donde se permite ver una pequeña subida y bajada. Los demás días observados parece mantenerse constante.

El resto de las estrellas estudiadas en este trabajo, se consideran como no variables.



**Tabla 5.1:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de tipo espectral B de IC 4665 respecto a C1=K68 en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	N=4 F=29.50			
	$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$
K22	3.231	2.155	38.05	52.99
K28	4.682	3.131	55.13	76.99
K32	1.270	0.159	14.96	3.92
K49	0.644	0.041	7.59	$\sigma_{min}^2$
K58	11.765	7.938	138.54	195.20
K62	1.217	0.310	14.33	7.63
K64	2.031	1.470	23.92	36.15
K72	1.108	0.519	13.04	12.76
K73	2.800	2.679	32.98	65.88
K76	0.275	0.434	3.24	10.66
K81	0.085	0.534	$\sigma_{min}^2$	13.12
K82	1.474	2.417	17.36	59.43
K105	0.327	0.343	3.85	8.43



**Tabla 5.2:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de tipo espectral A-F de IC 4665 respecto a C1=K68 en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	N=4 F=29.50				N=6 F=11.00			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
K3	0.347	0.566	2.49	5.68	—	—	—	—
K7	0.140	0.386	$\sigma_{min}^2$	3.87	0.327	0.353	$\sigma_{min}^2$	1.76
K34	0.547	0.868	3.92	8.71	—	—	—	—
K37	1.878	2.556	13.45	25.65	1.803	2.280	5.52	11.36
K48	3.668	1.922	26.28	19.29	6.259	12.563	19.14	62.61
K53	2.283	2.223	16.36	22.30	2.696	5.597	8.25	27.89
K57	0.689	0.504	4.94	5.06	1.810	2.515	5.53	12.53
K61	0.734	0.100	5.26	$\sigma_{min}^2$	0.617	0.201	1.89	$\sigma_{min}^2$
K65	0.283	0.462	2.03	4.64	0.981	1.818	3.00	9.06
K88	1.142	0.321	8.18	3.22	2.248	2.194	6.88	10.93



**Tabla 5.3:** Valores de  $t_i$  para las estrellas B de IC 4665 respecto a  $C1=K68$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2449897$

DJH= 2449000.+	K22	K28	K32	K49	K58	K62	K64	K72	K73	K76	K81	K82	K105
896	-2.71	0.92	-0.99	0.23	-2.15	0.23	1.04	-0.66	0.82	-1.79	-0.22	-0.06	0.56
	-1.71	0.78	-0.39	0.06	-1.34	-0.05	0.90	-0.45	0.90	-0.58	4.05	-0.15	0.31
898	-0.20	-1.15	-2.98	-2.16	-0.22	-2.51	-0.13	-1.40	-4.20	-0.65	0.24	1.74	0.56
	0.38	-0.99	-0.90	0.42	0.16	-0.73	0.33	-1.27	-4.10	1.04	1.40	3.04	1.19
901	-0.87	-0.36	-0.68	-0.83	-7.26	-1.06	3.58	-2.51	-0.33	-0.26	-0.89	2.38	2.75
	-0.33	-0.34	-0.21	-0.34	-6.54	-0.96	3.58	-1.30	1.39	2.07	2.49	2.54	3.51

**Tabla 5.4:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.3

DJH= 2449000.+	K22	K28	K32	K49	K58	K62	K64	K72	K73	K76	K81	K82	K105
896	3.71	2.88	3.71	4.03	2.79	3.71	2.83	4.03	2.72	3.71	3.71	3.71	3.50
898	3.50	2.75	3.50	3.50	2.88	3.71	2.90	4.03	2.80	3.71	3.71	4.03	4.03
902	3.50	2.75	3.50	3.50	2.90	3.50	2.92	3.71	2.81	3.50	3.71	3.71	3.71



**Tabla 5.5:** Valores de  $t_i$  para las estrellas A-F de IC 4665 respecto a  $C1=K68$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es DJH=2450256

DJH= 2450000.+	K3	K7	K34	K37	K38	K48	K53	K57	K61	K65	K88
247	-0.40	0.58	—	-2.18	-1.32	-1.20	-0.90	-0.47	1.22	-2.68	-0.19
	-0.31	0.42	—	-1.93	-1.32	-2.60	-3.09	-2.17	0.49	-4.44	-0.64
248	-0.76	0.66	0.49	-0.93	-1.32	-1.18	-0.40	0.79	-0.99	-1.28	0.29
	0.22	1.58	0.33	-1.41	0.62	0.86	-1.19	0.38	0.41	-1.20	0.43
249	0.67	0.40	-0.33	-1.48	-1.10	-0.67	-1.85	0.94	1.23	-0.20	1.64
	-0.62	-0.05	-0.90	-1.70	0.37	0.16	-1.07	-0.61	-0.64	-2.46	0.24
254	1.71	1.23	0.01	-1.26	0.42	0.32	-0.43	1.17	1.09	-0.65	1.03
	2.77	1.50	-0.79	-1.05	1.07	1.72	0.63	0.62	0.49	-0.57	0.80
255	—	-0.80	0.28	-0.82	-1.08	0.76	0.52	1.69	0.93	-0.18	1.71
	—	-0.38	-1.32	-0.64	-0.46	4.49	-0.23	0.47	-0.80	1.54	1.39

**Tabla 5.6:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.5

DJH= 2450000.+	K3	K7	K34	K37	K38	K48	K53	K57	K61	K65	K88
247	2.77	2.78	—	3.25	3.17	3.25	3.17	3.36	3.25	3.25	3.25
248	2.79	2.79	3.25	3.17	3.11	3.25	3.17	3.25	3.17	3.17	3.17
249	2.76	2.76	3.11	3.11	3.06	3.11	3.06	3.17	3.11	3.11	3.11
254	2.77	2.77	3.11	3.11	3.06	3.17	3.06	3.25	3.17	3.17	3.17
255	—	2.82	3.25	3.25	3.25	3.50	3.25	3.71	3.50	3.50	3.50



**Tabla 5.7:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de  $\alpha$  Persei respecto a  $C1=HE61$  en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	$N=4 \quad F=29.50$				$N=7 \quad F=8.47$			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
HE104	0.065	0.058	$\sigma_{min}^2$	1.13	0.219	0.078	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
HE135	0.130	0.402	1.98	7.79	0.226	0.532	1.03	6.79
HE151	0.195	0.054	2.98	1.04	0.233	0.264	1.07	3.37
HE220	0.551	0.554	8.43	10.71	1.310	1.957	5.98	24.99
HE309	0.955	0.126	14.62	24.39	1.223	2.482	5.58	31.71
HE314	1.294	1.112	19.80	21.51	—	—	—	—
HE361	0.185	0.517	2.83	10.00	—	—	—	—
HE365	1.713	1.442	26.22	27.91	0.954	1.469	4.36	18.76
HE421	0.523	0.237	8.00	4.58	2.526	1.660	11.54	21.21
HE490	0.107	0.356	1.64	6.88	—	—	—	—
HE573	0.315	0.527	4.82	10.20	0.434	0.317	1.98	4.05
HE588	1.126	0.475	17.23	9.19	1.245	0.254	5.68	3.25
HE609	0.070	0.203	1.07	3.93	—	—	—	—
HE621	1.446	0.243	22.14	4.71	—	—	—	—
HE715	0.247	0.412	3.78	7.98	0.393	0.272	1.79	3.47
HE876	3.801	1.321	58.17	25.57	3.160	1.656	14.43	21.15
HE1045	5.614	0.052	85.93	$\sigma_{min}^2$	4.566	0.766	20.86	9.79



**Tabla 5.8:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de  $\alpha$  Persei respecto  $C1=HE61$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450395$

DJH=	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE
2450000.+	104	135	151	220	309	314	361	365	421	490	573	588	609	621	715	876	1045
394	0.45	-0.30	1.32	-0.47	-2.10	-0.70	-1.11	-0.87	-1.22	-0.17	-1.16	-0.34	-0.03	-0.83	-0.06	-2.34	-0.57
	0.07	-2.77	-0.62	-0.57	-0.34	-3.52	-0.46	-2.28	-2.13	-2.71	-1.90	-2.04	-1.31	1.06	-2.46	-1.16	-0.08
397	1.29	0.39	0.33	-1.40	0.07	0.35	-0.36	3.27	0.70	0.94	-0.72	0.47	0.10	1.62	0.96	2.00	0.31
	1.09	-0.81	-0.73	0.92	1.73	-0.28	2.00	1.89	-1.30	-0.73	-1.85	-1.07	-0.40	-0.04	-1.68	0.69	0.09
406	-0.13	0.53	3.24	0.62	-0.25	-1.39	-1.07	-0.52	-0.76	0.00	-1.72	-1.25	0.44	-0.28	0.02	2.43	-2.41
	-0.34	0.06	0.97	1.63	3.02	-1.34	2.13	-0.83	-1.22	-0.53	-2.59	-1.18	-2.22	-0.81	-1.10	1.52	-0.74
749	-0.34	-0.79	-0.09	-1.10	-0.75	—	—	-0.42	2.67	—	-1.47	-0.15	—	—	-0.42	-1.54	0.82
	-0.70	-3.30	-1.90	-3.25	-1.49	—	—	-2.38	4.22	—	-1.62	-1.11	—	—	-2.19	-1.25	1.81
752	2.78	-0.87	0.22	-3.78	-3.43	—	—	-0.59	4.52	—	1.11	-1.11	—	—	0.13	0.29	1.14
	0.89	-3.12	-3.14	-4.30	-3.69	—	—	-4.31	3.32	—	-1.40	-0.98	—	—	-2.77	0.16	2.98
809	1.78	-0.54	-2.40	-2.15	-0.07	—	—	1.13	1.64	—	-1.30	-1.55	—	—	-1.05	1.95	-0.67
	0.84	-1.38	-5.15	-2.65	2.08	—	—	-0.17	1.34	—	-3.08	-1.58	—	—	-3.30	2.34	2.39



Tabla 5.9: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.8

DJH=	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE	HE
2450000.+	104	135	151	220	309	314	361	365	421	490	573	588	609	621	715	876	1045
394	2.66	2.90	2.66	2.90	2.90	2.90	2.88	2.90	2.90	2.90	2.90	2.90	2.90	2.90	2.90	2.90	2.95
397	2.67	2.90	2.67	2.90	2.90	2.90	2.88	2.92	2.92	2.92	2.92	2.92	2.95	2.90	2.92	2.92	2.95
406	2.67	2.95	2.68	2.98	2.98	2.95	2.92	2.95	2.95	2.95	2.98	2.88	2.98	2.98	2.98	2.98	2.90
749	2.67	2.92	2.67	2.92	2.92	—	—	2.92	2.92	—	2.92	2.95	—	—	2.98	2.95	2.98
752	2.66	2.86	2.66	2.86	2.86	—	—	2.86	2.86	—	2.90	2.86	—	—	2.88	2.86	2.88
809	2.65	2.92	2.66	2.90	2.92	—	—	2.92	2.92	—	2.90	2.90	—	—	2.90	2.92	2.92



**Tabla 5.10:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5}$  mag<sup>2</sup>) y  $F_i$  para las estrellas de Pléyades respecto a  $C1=H1762$  en los filtros  $v$  y  $b$ 

Estrella	N=5 F=16.00				N=7 F=8.47			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
H25	1.021	2.056	3.64	8.13	—	—	—	—
H164	2.027	2.410	7.22	9.53	—	—	—	—
H233	2.380	6.675	8.47	26.40	—	—	—	—
H531	8.191	4.645	29.17	18.37	8.309	4.523	22.27	7.27
H605	0.568	0.874	2.02	3.46	0.506	0.622	1.36	$\sigma_{min}^2$
H697	26.729	13.543	95.19	53.57	25.910	13.299	69.43	21.37
H1284	4.517	2.443	16.09	9.66	4.119	2.127	11.04	3.42
H1338	—	—	—	—	—	—	—	—
H2617	0.281	1.054	$\sigma_{min}^2$	4.17	0.373	0.810	$\sigma_{min}^2$	1.30
H3031	1.093	0.253	3.89	$\sigma_{min}^2$	—	—	—	—
S29	22.461	17.901	79.99	70.81	15.984	12.805	42.84	20.57
S93	1.196	0.432	4.26	1.67	—	—	—	—
	N=9 F=6.03				N=12 F=4.54			
H25	3.643	2.259	2.00	2.69	4.988	4.255	2.98	3.02
H164	8.780	4.613	4.83	5.50	10.096	8.208	6.03	5.83
H233	4.665	2.412	2.56	2.87	9.740	10.072	5.81	7.16
H531	—	—	—	—	—	—	—	—
H605	1.892	0.839	1.04	$\sigma_{min}^2$	2.581	2.016	1.54	1.43
H697	—	—	—	—	—	—	—	—
H1284	—	—	—	—	—	—	—	—
H1338	34.671	11.743	19.06	14.00	—	—	—	—
H2617	2.142	0.860	1.18	1.03	1.849	1.580	1.10	1.12
H3031	2.259	1.519	1.24	1.81	1.924	1.407	1.15	$\sigma_{min}^2$
S29	27.361	21.030	15.04	25.06	35.238	27.701	21.04	19.69
S93	1.819	1.669	$\sigma_{min}^2$	1.99	1.675	1.407	$\sigma_{min}^2$	1.33



**Tabla 5.11:** Resultados del Test 1 para Pléyades. Las letras "V" y "C" representan estrella variable y constante, respectivamente

Estrella	N=5		N=7		N=9		N=12	
	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>
H25	C	C	—	—	C	C	C	C
H164	C	C	—	—	C	C	V	V
H233	C	V	—	—	C	C	V	V
H531	V	V	V	C	—	—	—	—
H605	C	C	C	C	C	C	C	C
H697	V	V	V	V	—	—	—	—
H1284	V	C	V	C	—	—	—	—
H1338	—	—	—	—	V	V	—	—
H2617	C	C	C	C	C	C	C	C
H3031	C	C	—	—	C	C	C	C
S29	V	V	V	V	V	V	V	V
S93	C	C	—	—	C	C	C	C



**Tabla 5.12:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de Pléyades respecto a  $C1=H1762$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450789$

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
0049	—	—	—	—	10.00	—	-0.78	—	5.99	3.33	0.07	2.37
	—	—	—	—	9.07	—	0.50	—	6.57	3.17	0.43	2.39
0053	—	—	—	—	-2.21	—	0.35	—	-3.03	-0.80	-0.40	-0.52
	—	—	—	—	-0.41	—	1.43	—	-1.39	1.37	0.36	1.43
0420	2.67	2.28	4.17	15.72	3.55	13.25	4.50	—	0.44	-0.04	1.25	-0.80
	9.29	4.84	9.18	14.52	4.61	11.74	3.47	—	3.76	1.75	1.59	0.00
0421	2.44	-0.95	1.87	10.35	3.56	12.06	1.99	—	-0.56	0.71	2.41	0.26
	3.76	3.55	7.30	9.38	3.54	9.75	2.15	—	1.66	1.52	2.87	1.98
0425	1.89	—	—	14.45	—	16.32	6.84	—	—	—	3.19	—
	6.18	—	—	11.45	—	15.21	5.88	—	—	—	3.51	—
0427	0.85	0.00	1.76	11.11	0.82	12.00	1.93	—	-0.73	-1.46	-2.16	-3.32
	3.73	3.64	6.44	10.10	1.94	10.46	1.85	—	0.76	0.60	-1.60	-0.63
0782	0.33	—	—	-0.27	0.61	-0.04	-0.35	-1.52	-1.73	0.59	2.30	—
	5.30	—	—	2.31	1.43	0.47	0.19	-0.12	0.41	2.05	2.86	—
0783	2.88	2.52	0.58	1.03	2.88	0.27	0.03	0.53	0.57	2.69	1.35	1.84
	3.62	2.78	0.61	3.21	-0.12	0.93	0.84	2.27	-0.42	1.97	1.54	1.76



Tabla 5.12: (Continuación)

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
0784	—	—	—	-0.95	0.37	-0.34	0.78	-1.30	-0.26	—	1.52	—
	—	—	—	0.21	0.91	-0.66	1.31	-1.18	-0.39	—	1.49	—
1045	-4.86	-5.16	-4.87	—	-1.27	—	—	36.39	-2.34	-2.62	4.48	-3.49
	-1.85	-3.56	-5.61	—	-1.89	—	—	21.05	-1.25	-2.49	4.81	-2.92
1046	-2.81	-3.52	-3.45	—	-0.82	—	—	41.13	-0.07	-1.15	-3.28	-0.97
	2.02	0.89	-0.37	—	-0.48	—	—	28.95	0.00	0.67	-2.68	0.05
1047	-6.18	-5.02	-5.22	—	-3.98	—	—	28.14	-1.41	-2.20	1.84	-4.24
	-2.58	-3.11	-2.94	—	-3.40	—	—	18.62	-1.40	-0.96	2.11	-5.62
1053	-6.86	-5.20	-6.68	—	-1.31	—	—	44.01	-0.95	-1.60	-0.36	-1.89
	-1.74	-2.44	-1.72	—	-2.52	—	—	25.71	-0.20	0.82	0.12	-1.99
1055	-2.52	-9.46	-4.28	—	-0.54	—	—	33.75	-4.99	-4.69	-1.83	-2.59
	-1.39	-6.06	-2.47	—	-1.73	—	—	19.49	-5.10	-4.20	-1.80	-3.61
1057	-5.67	-6.75	-5.44	—	-3.98	—	—	40.16	-2.70	-2.06	-2.89	-2.07
	-1.64	-2.08	-4.04	—	-3.86	—	—	27.63	-1.28	-0.89	-2.58	-1.88
1060	-4.15	-4.55	-6.69	—	-2.20	—	—	38.61	-2.65	-2.02	-2.14	-1.72
	-2.61	-3.16	-4.72	—	-2.26	—	—	22.14	-0.91	0.35	-2.20	-3.62



Tabla 5.13: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.12

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
0049	—	—	—	—	3.06	—	3.06	—	3.06	3.06	2.70	3.06
0053	—	—	—	—	2.98	—	2.98	—	2.92	2.92	2.70	2.98
0420	2.88	2.88	2.88	2.66	2.84	2.88	2.88	—	2.88	2.88	2.69	2.88
0421	3.01	3.01	2.98	2.68	3.01	3.01	3.01	—	3.01	3.01	2.70	3.01
0425	2.83	—	—	2.68	—	2.83	2.83	—	—	—	2.68	—
0427	3.06	3.06	3.01	2.68	3.06	3.06	3.06	—	3.06	3.06	2.69	3.06
0782	2.92	—	—	2.66	2.92	2.90	2.92	2.65	2.92	2.92	2.66	—
0783	2.92	2.92	2.90	2.65	2.92	2.92	2.92	2.65	2.95	2.98	2.65	2.95
0784	—	—	—	2.66	2.86	2.86	2.86	2.66	2.86	—	2.66	—
1045	3.11	3.06	3.01	—	3.06	—	—	2.67	3.11	3.11	2.68	3.06
1046	3.11	3.11	3.06	—	3.11	—	—	2.68	3.11	3.11	2.69	3.11
1047	2.98	2.98	2.95	—	3.01	—	—	2.68	3.01	3.01	2.67	2.98
1053	3.01	3.06	2.98	—	3.01	—	—	2.66	3.01	3.01	2.67	3.01
1055	3.01	3.01	2.98	—	3.01	—	—	2.67	3.06	3.06	2.68	3.06
1057	3.11	3.06	3.01	—	3.06	—	—	2.67	3.06	3.06	2.68	3.06
1060	3.11	3.11	2.95	—	3.11	—	—	2.68	3.17	3.17	2.68	3.17



**Tabla 5.14:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de Pléyades respecto a  $C1=H1762$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo) al comparar noches de un mismo año

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
0049–0053	—	—	—	—	–5.79	—	1.14	—	–5.01	–3.36	–0.35	–2.37
	—	—	—	—	–6.36	—	0.87	—	–3.95	–1.87	–0.07	–0.32
0420–0421	–1.01	–2.38	–1.88	–3.47	–0.90	–1.74	–1.66	—	–1.11	0.54	1.00	0.79
	–2.94	–1.88	–2.37	–3.56	–1.00	–1.85	–0.98	—	–2.34	–0.09	1.24	1.40
0420–0425	–1.01	—	—	–0.75	—	2.43	2.35	—	—	—	1.17	—
	–2.98	—	—	–1.72	—	1.85	1.75	—	—	—	1.19	—
0420–0427	–1.62	–1.74	–1.84	–1.47	–1.51	0.36	–1.67	—	–1.11	–1.06	–2.54	–2.07
	–4.52	–1.02	–2.06	–1.17	–1.97	1.21	–0.84	—	–1.81	–0.64	–2.53	–0.42
0789–0782	0.33	—	—	–0.27	0.61	–0.04	–0.35	–1.52	–1.73	0.59	2.30	—
	5.30	—	—	2.31	1.43	0.47	0.19	–0.12	0.41	2.05	2.86	—
0789–0783	2.88	2.52	0.58	1.03	2.88	0.27	0.03	0.53	0.57	2.69	1.35	1.84
	3.62	2.78	0.61	3.21	–0.12	0.93	0.84	2.27	–0.42	1.97	1.54	1.76
0789–0784	—	—	—	–0.95	0.37	–0.34	0.78	–1.30	–0.26	—	1.52	—
	—	—	—	0.21	0.91	–0.66	1.31	–1.18	–0.39	—	1.49	—



Tabla 5.14: (Continuación)

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
1045-1046	-0.96	-1.48	0.19	—	-1.35	—	—	0.85	0.74	0.79	-3.71	0.30
	-0.70	-0.76	0.57	—	-1.56	—	—	-0.72	0.19	1.41	-3.60	-0.25
1045-1047	2.51	1.09	1.51	—	0.18	—	—	7.07	2.15	1.22	-11.52	1.38
	2.57	5.13	2.47	—	1.14	—	—	8.05	0.80	2.59	-10.32	1.79
1045-1053	-1.65	-0.85	0.20	—	0.37	—	—	3.38	1.44	1.11	-4.95	0.59
	0.26	1.95	2.37	—	-0.79	—	—	2.69	1.04	3.63	-4.78	0.70
1045-1055	0.12	-4.41	-0.20	—	0.40	—	—	1.53	-3.58	-1.76	-9.49	0.20
	-0.17	-2.75	0.80	—	0.22	—	—	0.79	-2.56	-1.38	-10.03	0.08
1045-1057	-1.17	-1.72	-0.23	—	-2.05	—	—	6.05	-0.77	0.24	-6.37	0.41
	0.09	0.66	-0.26	—	-2.17	—	—	5.83	-0.32	0.79	-6.22	0.35
1045-1060	-1.01	-0.52	-1.88	—	-0.78	—	—	4.63	-0.73	0.44	-10.52	0.73
	-0.98	-0.34	-1.12	—	-0.93	—	—	3.36	0.24	2.68	-10.61	-0.26



**Tabla 5.15:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.15

DJH= 2450000.+	H25	H164	H233	H531	H605	H697	H1284	H1338	H2617	H3031	S29	S93
0049-0053	—	—	—	—	3.17	—	3.17	—	3.06	3.06	3.17	3.17
0420-0421	2.95	2.95	2.98	2.73	2.90	2.95	2.95	—	2.95	2.95	2.95	2.95
0420-0425	2.81	—	—	2.72	—	2.81	2.81	—	—	—	2.81	—
0420-0427	2.98	2.98	3.01	2.73	2.92	2.98	2.98	—	2.98	2.98	2.84	2.98
0789-0782	2.92	—	—	2.66	2.92	2.90	2.92	2.65	2.92	2.92	2.66	—
0789-0783	2.92	2.92	2.90	2.65	2.92	2.92	2.92	2.65	2.95	2.98	2.65	2.95
0789-0784	—	—	—	2.66	2.86	2.86	2.86	2.66	2.86	—	2.66	—
1045-1046	3.25	3.17	3.17	—	3.25	—	—	2.76	3.36	3.36	2.74	3.17
1045-1047	3.71	3.50	3.50	—	3.50	—	—	2.76	3.71	3.71	2.78	3.50
1045-1053	3.36	3.36	3.25	—	3.25	—	—	2.72	3.36	3.36	2.73	3.25
1045-1055	3.36	3.25	3.25	—	3.25	—	—	2.75	3.50	3.50	2.75	3.36
1045-1057	3.71	3.36	3.36	—	3.36	—	—	2.75	3.50	3.50	2.75	3.36
1045-1060	3.71	3.50	3.17	—	3.50	—	—	2.76	3.71	4.03	2.76	3.71



**Tabla 5.16:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de M 39 respecto a C2=M138 en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	N=5 F=16.00				N=9 F=6.03			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
M57	0.115	2.620	1.81	121.47	—	—	—	—
M63	3.332	4.673	52.07	171.18	—	—	—	—
M112	0.346	0.232	5.42	8.51	0.283	0.170	4.66	1.84
M137	0.619	0.030	9.69	$\sigma_{min}^2$	0.659	0.389	10.85	4.19
M139	1.418	0.214	22.23	7.16	—	—	—	—
M140	0.402	0.402	6.30	13.47	—	—	—	—
M143	0.839	0.423	13.15	14.20	—	—	—	—
M144	1.209	0.308	18.95	10.33	—	—	—	—
M226	0.874	0.373	13.69	12.51	—	—	—	—
M227	0.857	0.375	13.44	12.59	—	—	—	—
M241	0.177	0.350	2.78	11.76	0.195	0.333	3.21	3.59
M251	1.574	0.377	24.68	12.66	—	—	—	—
M276	0.085	0.460	1.32	15.44	0.201	0.378	3.31	4.07
P2891	0.064	0.100	$\sigma_{min}^2$	3.32	0.061	0.093	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
HD203839	1.904	2.564	29.84	86.05	1.302	2.214	21.43	23.53
			N=11 F=4.85				N=14 F=3.96	
M57	—	—	—	—	—	—	—	—
M63	22.431	20.037	24.61	26.65	12.910	10.907	16.37	15.06
M112	—	—	—	—	—	—	—	—
M137	—	—	—	—	0.884	0.930	1.12	1.28
M139	—	—	—	—	—	—	—	—
M140	—	—	—	—	—	—	—	—
M143	—	—	—	—	—	—	—	—
M144	—	—	—	—	—	—	—	—
M226	—	—	—	—	—	—	—	—
M227	—	—	—	—	7.887	4.006	10.00	5.53
M241	—	—	—	—	—	—	—	—
M251	11.150	6.657	12.23	8.85	—	—	—	—
M276	—	—	—	—	—	—	—	—
P2891	0.912	0.752	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$	0.789	0.724	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
HD203839	1.539	1.928	1.69	2.56	1.108	1.595	1.40	2.20



**Tabla 5.17:** Resultados del Test 1 para M 39. Las letras “V” y “C” representan estrella variable y constante, respectivamente

Estrella	N=5		N=9		N=11		N=14	
	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>
M57	C	V	—	—	—	—	—	—
M63	V	V	—	—	V	V	V	V
M112	C	C	C	C	—	—	—	—
M137	C	C	V	C	—	—	C	C
M139	V	C	—	—	—	—	—	—
M140	C	C	—	—	—	—	—	—
M143	C	C	—	—	—	—	—	—
M144	V	C	—	—	—	—	—	—
M226	C	C	—	—	—	—	—	—
M227	C	C	—	—	—	—	V	V
M241	C	C	C	C	—	—	—	—
M251	V	C	—	—	V	V	—	—
M276	C	C	C	C	—	—	—	—
P2891	C	C	C	C	C	C	C	C
HD203839	V	V	V	V	C	C	C	C



**Tabla 5.18:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de M 39 respecto a  $C2=M138$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es DJH=2450309

DJH= 2450000.+	M57	M63	M112	M137	M139	M140	M143	M144	M226	M227	M241	M251	M276	P2891	HD 203839
0303	—	—	-1.37	0.12	—	—	—	—	—	—	-0.06	—	0.00	-0.12	1.52
	—	—	-0.34	0.91	—	—	—	—	—	—	-0.04	—	1.06	0.95	3.30
0306	—	—	-0.14	0.34	—	—	—	—	—	—	0.36	—	1.01	-0.10	0.63
	—	—	0.00	1.71	—	—	—	—	—	—	0.28	—	1.42	0.63	1.41
0307	—	—	-0.57	-0.04	—	—	—	—	—	—	2.13	—	1.27	0.58	1.95
	—	—	-0.75	1.05	—	—	—	—	—	—	1.80	—	1.08	0.95	2.41
0308	—	—	-0.57	3.11	—	—	—	—	—	—	0.71	—	-0.18	0.74	2.32
	—	—	0.34	4.18	—	—	—	—	—	—	-0.24	—	0.22	1.75	3.67
0312	0.82	-1.59	-0.72	-0.81	-0.53	-0.64	-1.01	0.78	-0.43	0.49	0.56	0.27	1.05	1.58	3.26
	3.59	-1.32	-1.97	0.40	-0.51	-1.14	-1.22	-2.43	0.37	-0.28	-0.68	-0.10	-0.51	0.37	3.11
0313	0.29	0.71	-0.11	1.61	0.93	-0.76	0.33	3.13	1.98	1.26	0.48	1.90	0.13	1.16	1.64
	2.00	0.61	-0.62	0.43	0.87	-0.21	-0.20	-0.30	1.31	0.76	1.09	0.56	1.17	1.58	2.38
0334	0.36	0.66	-1.35	1.39	-0.86	-1.77	-1.12	-0.91	1.16	0.94	0.24	-0.03	0.08	0.18	-1.07
	1.33	1.04	-0.44	0.65	-0.36	-0.26	-0.76	-0.81	1.23	0.73	-0.92	0.28	-0.35	0.91	-1.38
0341	0.70	-1.53	-0.90	0.54	-1.80	-0.40	-1.69	-0.34	0.32	0.75	2.19	0.95	0.18	0.89	2.98
	2.64	-1.14	0.07	0.50	0.46	-0.66	-0.47	0.60	0.75	0.59	0.90	0.14	1.01	1.37	2.99
1015	—	-1.92	—	2.24	—	—	—	—	—	4.01	—	—	—	1.10	1.85
	—	-0.91	—	2.97	—	—	—	—	—	2.24	—	—	—	0.36	2.32
1016	—	-5.52	—	1.37	—	—	—	—	—	4.92	—	—	—	1.51	1.87
	—	-3.94	—	2.52	—	—	—	—	—	2.51	—	—	—	2.01	2.48
1017	—	-1.19	—	1.85	—	—	—	—	—	3.97	—	—	—	1.43	2.25



Tabla 5.18: (Continuación)

DJH=	M57	M63	M112	M137	M139	M140	M143	M144	M226	M227	M241	M251	M276	P2891	HD
2450000.+															203839
	—	-0.71	—	1.28	—	—	—	—	—	2.92	—	—	—	0.41	2.70
1018	—	-7.29	—	1.39	—	—	—	—	—	5.54	—	—	—	0.90	1.36
	—	-4.63	—	2.25	—	—	—	—	—	4.49	—	—	—	1.10	1.83
1020	—	-4.07	—	1.31	—	—	—	—	—	3.65	—	—	—	1.45	3.51
	—	-2.78	—	2.13	—	—	—	—	—	1.89	—	—	—	0.84	4.23
1022	—	-2.33	—	3.57	—	—	—	—	—	4.61	—	—	—	0.24	1.72
	—	-1.25	—	2.58	—	—	—	—	—	3.19	—	—	—	-0.37	2.17
1024	—	-2.74	—	1.86	—	—	—	—	—	2.99	—	—	—	2.94	1.81
	—	-1.09	—	2.46	—	—	—	—	—	0.93	—	—	—	0.88	2.20
1057	—	-4.86	—	-0.83	—	—	—	—	—	4.15	—	3.80	—	2.95	1.99
	—	-3.94	—	-0.51	—	—	—	—	—	2.12	—	2.29	—	2.09	1.94
1062	—	-2.21	—	-0.05	—	—	—	—	—	2.60	—	4.01	—	3.29	3.31
	—	-0.94	—	0.97	—	—	—	—	—	3.25	—	3.64	—	2.79	4.66
1094	—	-6.44	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	-0.51	4.99
	—	-4.85	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0.16	4.88
1095	—	-9.75	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.04	3.39
	—	-8.02	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.55	4.24
1100	—	-11.41	—	—	—	—	—	—	—	—	—	7.58	—	2.46	5.12
	—	-10.19	—	—	—	—	—	—	—	—	—	6.41	—	2.65	6.23
1101	—	-8.61	—	—	—	—	—	—	—	—	—	8.40	—	2.45	1.76
	—	-6.67	—	—	—	—	—	—	—	—	—	3.07	—	2.03	2.74
1104	—	-9.32	—	—	—	—	—	—	—	—	—	5.13	—	2.53	3.72



Tabla 5.18: (Continuación)

DJH=	M57	M63	M112	M137	M139	M140	M143	M144	M226	M227	M241	M251	M276	P2891	HD
2450000.+															203839
	-	-8.93	-	-	-	-	-	-	-	-	-	2.10	-	2.57	3.36
1108	-	-11.45	-	-	-	-	-	-	-	-	-	4.24	-	3.04	4.02
	-	-9.64	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.66	-	1.81	4.86

UNIVERSIDAD DE GRANADA  
 - 6 MAR. 2000  
 COMISION DE DOCTORADO



Tabla 5.19: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.18

DJH= 2450000.+	M57	M63	M112	M137	M139	M140	M143	M144	M226	M227	M241	M251	M276	P2891	HD 203839
0303	—	—	3.11	3.17	—	—	—	—	—	—	3.11	—	3.25	2.80	2.78
0306	—	—	3.50	3.71	—	—	—	—	—	—	3.50	—	3.71	2.88	2.84
0307	—	—	3.36	4.03	—	—	—	—	—	—	3.50	—	3.71	2.83	2.84
0308	—	—	3.06	3.36	—	—	—	—	—	—	3.11	—	3.17	2.81	2.79
0312	3.11	3.17	3.17	3.25	3.25	3.17	3.17	3.17	3.25	3.25	3.17	3.17	3.25	2.72	2.71
0313	3.50	3.36	3.50	3.50	3.50	3.25	3.36	3.50	3.50	3.50	3.25	3.36	4.03	2.75	2.73
0334	3.50	3.17	3.17	3.36	3.36	3.17	3.17	3.17	3.25	3.25	3.17	3.17	3.25	2.72	2.72
0341	3.06	3.50	3.50	3.71	3.71	3.71	3.50	3.50	3.71	3.71	3.50	3.71	3.71	2.76	2.76
1015	—	3.36	—	3.50	—	—	—	—	—	3.50	—	—	—	2.83	2.83
1016	—	3.25	—	3.36	—	—	—	—	—	3.36	—	—	—	2.82	2.82
1017	—	3.71	—	3.71	—	—	—	—	—	3.71	—	—	—	2.84	2.84
1018	—	3.36	—	3.50	—	—	—	—	—	3.50	—	—	—	2.84	2.83
1020	—	2.86	—	2.88	—	—	—	—	—	2.88	—	—	—	2.69	2.69
1022	—	3.36	—	3.50	—	—	—	—	—	3.50	—	—	—	2.83	2.83
1024	—	3.17	—	3.25	—	—	—	—	—	3.25	—	—	—	2.82	2.81
1057	—	3.17	—	4.03	—	—	—	—	—	3.25	—	3.17	—	2.84	2.76
1062	—	3.11	—	3.11	—	—	—	—	—	3.17	—	3.06	—	2.73	2.73



DjH=	M57	M63	M112	M137	M139	M140	M143	M144	M226	M227	M241	M251	M276	P2891	HD
1094	—	2.98	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.69	2.65
1095	—	2.86	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.74	2.68
1100	—	2.70	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.67	2.67
1101	—	2.83	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.73	2.73
1104	—	2.88	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.76	2.76
1108	—	2.80	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	2.70	2.69

245000.+

203839

Tabla 5.19: (Continuación)



**Tabla 5.20:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de NGC 6633 respecto a  $C1=K92$  en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	N=6 F=11.00				N=6 F=11.00			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
K15	1.397	0.798	3.45	5.66	10.696	7.491	31.09	46.74
K32	1.135	1.291	2.80	9.16	—	—	—	—
K44	1.367	0.261	3.37	1.85	—	—	—	—
K55	1.882	2.675	4.64	18.97	—	—	—	—
K62	0.868	1.185	2.14	8.40	—	—	—	—
K63	0.835	0.185	2.06	1.31	—	—	—	—
K79	4.392	2.785	10.83	19.75	—	—	—	—
K85	1.082	1.027	2.67	7.28	—	—	—	—
K89	—	—	—	—	1.775	3.687	5.16	23.01
K94	—	—	—	—	2.727	0.835	7.93	5.22
K95	5.766	3.444	14.22	24.43	—	—	—	—
K104	2.225	1.899	5.49	13.47	—	—	—	—
K105	—	—	—	—	1.057	1.020	3.07	6.36
K110	—	—	—	—	1.604	0.759	4.66	4.74
K125	0.405	0.150	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$	0.344	0.160	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
K127	—	—	—	—	0.579	2.137	1.68	13.33
K131	—	—	—	—	0.875	0.860	2.54	5.37
K135	—	—	—	—	0.708	1.169	5.26	7.30
K210	—	—	—	—	2.267	2.300	6.59	14.35
K265	14.034	6.727	34.62	47.71	—	—	—	—
K273	—	—	—	—	3.646	3.621	10.60	22.60
K275	74.241	58.591	183.15	415.54	—	—	—	—
	N=10 F=5.35				N=12 F=4.54			
K15	10.649	7.431	35.13	48.03	5.190	3.332	15.90	29.87
K32	—	—	—	—	0.650	0.890	1.99	7.95
K62	—	—	—	—	0.543	0.765	1.66	6.86
K94	2.903	1.498	9.58	9.68	—	—	—	—
K95	—	—	—	—	6.457	5.419	19.78	48.58
K125	0.303	0.155	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$	0.326	0.112	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
K127	0.629	1.807	2.07	11.68	—	—	—	—
K135	0.968	1.282	3.19	8.28	—	—	—	—
K210	3.267	2.955	10.78	19.10	—	—	—	—
K265	—	—	—	—	13.564	11.068	41.55	99.23
K273	9.042	4.427	29.83	28.62	—	—	—	—
K275	—	—	—	—	97.611	68.102	299.03	610.57



**Tabla 5.21:** Resultados del Test 1 para NGC 6633. Las letras "V" y "C" representan estrella variable y constante, respectivamente

Estrella	N=6		N=6		N=10		N=12	
	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>	<i>v</i>	<i>b</i>
K15	C	C	V	V	V	V	V	V
K32	C	C	—	—	—	—	C	V
K44	C	C	—	—	—	—	—	—
K55	C	V	—	—	—	—	—	—
K62	C	C	—	—	—	—	C	V
K63	C	C	—	—	—	—	—	—
K79	C	V	—	—	—	—	—	—
K85	C	C	—	—	—	—	—	—
K89	C	C	—	—	—	—	—	—
K94	—	—	C	C	V	V	—	—
K95	V	V	—	—	—	—	V	V
K104	C	V	—	—	—	—	—	—
K105	—	—	C	C	—	—	—	—
K110	—	—	C	C	—	—	—	—
K125	C	C	C	C	C	C	C	C
K127	—	—	C	V	C	V	—	—
K131	—	—	C	C	—	—	—	—
K135	—	—	C	C	C	V	—	—
K210	—	—	C	V	V	V	—	—
K265	V	V	—	—	—	—	V	V
K273	—	—	C	V	V	V	—	—
K275	V	V	—	—	—	—	V	V



**Tabla 5.22:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de NGC 6633 respecto a  $C1=K92$  en ambos filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo) correspondientes a la primera secuencia de 1996. La noche seleccionada es  $DJH=2450276$

DJH= 2450000.+	K15	K32	K44	K55	K62	K63	K79	K85	K95	K104	K125	K265	K275
277	1.87	0.13	-0.18	-2.08	-1.72	-0.86	-1.26	1.02	-1.67	0.82	-0.31	-0.11	3.18
	1.87	0.35	0.00	-2.25	0.00	1.78	-1.44	1.72	-0.49	0.43	0.48	2.03	3.22
283	0.51	-0.08	-0.93	-0.28	-0.45	0.17	-0.19	0.54	-2.39	-0.14	1.90	-1.73	3.77
	1.77	1.62	-0.09	0.75	0.41	1.82	0.45	0.51	-1.43	0.87	1.84	0.90	6.26
284	3.27	0.20	-0.78	-0.01	-0.32	0.11	1.32	1.88	0.36	0.13	1.17	-0.71	3.81
	3.41	0.60	-0.14	0.30	-0.04	1.72	0.75	1.42	1.68	-0.20	0.96	2.83	5.19
285	1.00	0.31	-2.20	0.10	0.23	-0.26	2.55	0.60	0.32	1.27	-1.01	-0.61	2.02
	1.62	0.92	-0.82	2.32	1.40	1.34	3.18	1.05	1.72	2.23	1.15	3.85	2.55
286	0.20	0.45	-1.15	-0.22	-0.85	-0.82	0.97	-0.80	-1.85	-1.09	0.43	-1.73	0.59
	1.01	1.93	-0.38	0.34	2.91	1.55	1.77	-0.15	0.90	0.32	1.06	0.76	2.82

**Tabla 5.23:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.22. Primera secuencia

DJH= 2450000.+	K15	K44	K55	K62	K63	K79	K85	K94	K95	K104	K125	K265	K275
277	2.81	4.03	3.25	3.17	3.17	3.25	3.17	3.17	3.11	3.25	2.81	3.17	3.25
283	2.82	3.71	3.25	3.25	3.25	3.25	3.25	3.25	3.50	3.50	2.82	3.17	3.25
284	2.83	3.71	3.25	3.36	3.25	3.25	3.36	3.25	3.36	3.71	2.82	3.25	3.25
285	2.84	4.03	3.25	3.36	3.36	3.36	3.17	3.36	3.25	3.36	2.84	3.17	3.17
286	2.88	3.71	3.50	3.50	3.36	3.50	3.50	3.50	3.50	3.71	2.86	3.50	3.71



**Tabla 5.24:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de NGC 6633 respecto a  $C1=K92$  en ambos filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo) correspondientes a la segunda secuencia de 1996. La noche seleccionada es  $DJH=2450302$

DJH= 2450000.+	K15	K89	K94	K105	K110	K125	K127	K131	K135	K210	K273
303	-13.27	-1.54	-1.07	0.23	-0.69	-1.68	-0.14	-0.90	0.38	-0.67	0.44
	-11.18	-1.42	1.14	-0.77	-1.29	-0.84	-0.74	0.21	-0.08	1.04	0.47
304	0.19	-0.20	-0.03	0.06	-2.45	0.19	1.04	0.02	1.35	-0.46	1.12
	1.32	0.26	1.23	-0.78	-0.58	-0.37	0.21	0.04	2.51	0.87	0.34
305	2.39	-0.51	-1.67	0.82	-1.22	0.29	-0.49	-0.12	0.19	-1.21	0.77
	2.66	-0.24	0.92	-1.03	-0.85	-1.14	-0.80	0.06	-1.09	0.02	-0.97
307	0.18	-0.25	-0.91	0.26	-1.93	-2.52	0.35	-0.56	-0.39	-0.91	0.16
	2.56	0.00	1.42	-1.94	0.11	-2.36	-0.43	-0.75	0.28	0.81	1.35
308	-4.16	-0.63	-0.36	0.57	-3.25	-2.10	2.96	-0.81	0.03	-2.03	-0.07
	-3.99	1.57	0.17	-0.84	0.69	-1.56	2.30	0.41	0.00	1.44	0.94

**Tabla 5.25:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.24. Segunda secuencia

DJH= 2450000.+	K15	K32	K89	K105	K110	K125	K127	K131	K135	K210	K273
303	2.92	4.03	3.17	4.03	4.03	2.95	3.71	3.71	4.60	4.03	4.03
304	2.92	3.71	3.25	3.71	3.71	2.95	3.71	4.60	3.71	4.03	3.71
305	2.95	3.71	3.25	4.03	3.71	2.92	3.71	4.03	4.03	3.71	4.03
307	2.98	4.03	3.25	4.03	4.03	3.01	4.03	4.03	4.03	4.03	4.03
308	2.92	4.03	3.50	3.71	3.71	2.92	3.71	3.71	3.71	3.71	3.71



**Tabla 5.26:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de NGC 6633 respecto a  $C1=K92$  en ambos filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo) correspondientes a la secuencia de 1998 o tercera secuencia . La noche seleccionada es  $DJH=2451022$

DJH= 2450000.+	K15	K32	K62	K94	K95	K125	K127	K135	K210	K265	K273	K275
0276	-1.01	0.16	0.82	—	1.62	0.64	—	—	—	1.76	—	-1.68
	-1.91	-0.47	-1.17	—	-1.58	-0.78	—	—	—	-0.74	—	-2.17
0272	1.26	-0.48	-0.97	—	-0.48	0.17	—	—	—	2.19	—	2.26
	0.16	-0.16	-0.86	—	-2.23	0.00	—	—	—	0.98	—	1.61
0283	-0.31	0.14	0.20	—	-1.22	3.03	—	—	—	-0.45	—	2.50
	-0.38	1.39	-0.40	—	-2.44	1.49	—	—	—	0.23	—	2.79
0284	2.54	0.71	0.07	—	1.52	2.13	—	—	—	1.93	—	2.89
	1.49	0.03	-0.59	—	0.23	0.45	—	—	—	1.90	—	2.77
0285	0.11	0.92	0.72	—	1.42	-0.88	—	—	—	1.18	—	0.51
	0.00	0.52	0.67	—	0.43	0.55	—	—	—	2.71	—	0.40
0286	-0.72	1.02	-0.26	—	-1.00	1.12	—	—	—	-0.77	—	-0.02
	-0.93	1.83	1.41	—	-0.41	0.45	—	—	—	0.20	—	0.10
0302	2.13	—	—	2.54	—	2.25	-0.03	-1.77	-0.29	—	-0.89	—
	0.64	—	—	0.23	—	1.71	0.44	-1.42	-1.03	—	-0.65	—
0303	-6.72	—	—	0.21	—	-0.18	-0.16	-1.04	-1.47	—	-0.59	—



Tabla 5.26: (Continuación)

DJH= 2450000.+	K15	K32	K62	K94	K95	K125	K127	K135	K210	K265	K273	K275
	-6.58	—	—	1.18	—	0.84	-0.41	-0.95	-0.15	—	-0.48	—
0304	2.59	—	—	1.75	—	1.25	0.61	0.17	-0.93	—	0.39	—
	1.93	—	—	1.24	—	1.43	0.61	0.25	-0.48	—	-0.15	—
0305	4.76	—	—	0.08	—	3.07	-0.40	-1.54	-2.10	—	-0.17	—
	3.14	—	—	0.95	—	0.84	-0.29	-2.19	-1.66	—	-1.53	—
0307	2.58	—	—	1.40	—	-1.07	0.29	-1.91	-1.76	—	-0.70	—
	2.06	—	—	1.41	—	-1.03	0.04	-1.31	-0.49	—	0.37	—
0308	-2.03	—	—	2.17	—	-0.58	1.79	-1.51	-3.62	—	-1.01	—
	-2.21	—	—	0.33	—	-0.95	2.94	-1.49	0.15	—	0.36	—
1015	2.86	-0.79	-0.91	—	-3.29	2.89	—	—	—	-1.21	—	-5.61
	1.86	0.50	-1.43	—	-2.70	2.23	—	—	—	-1.62	—	-3.35
1016	3.33	1.38	0.41	—	-0.94	3.50	—	—	—	0.33	—	-4.58
	1.91	1.23	-0.13	—	-1.69	1.53	—	—	—	0.42	—	-2.63
1017	1.04	—	—	1.56	—	1.17	1.33	-0.35	-0.64	—	1.45	—
	-0.45	—	—	1.58	—	0.32	3.99	-0.35	0.75	—	0.73	—
1018	0.96	—	—	2.28	—	2.09	1.46	0.83	0.16	—	1.75	—
	0.34	—	—	2.75	—	1.04	2.21	0.06	1.22	—	1.73	—



Tabla 5.26: (Continuación)

DJH= 2450000.+	K15	K32	K62	K94	K95	K125	K127	K135	K210	K265	K273	K275
1024	8.97	1.21	0.45	0.00	-1.18	3.66	0.05	-1.22	-0.28	-0.01	-0.74	-2.37
	7.16	0.58	-0.53	0.76	-1.29	3.06	1.74	-0.22	0.69	-0.24	0.25	-1.17
1045	2.86	-1.13	0.08	—	-2.26	0.66	—	—	—	-2.40	—	-3.30
	1.45	-0.74	-1.22	—	-3.22	-0.35	—	—	—	-2.49	—	-3.75
1046	-3.70	—	—	—	—	1.66	—	—	—	-2.62	—	-8.23
	-4.66	—	—	—	—	1.82	—	—	—	-2.80	—	-6.51
1047	3.69	-1.07	-0.53	—	-1.62	2.13	—	—	—	0.00	—	-1.98
	2.69	-0.04	-0.89	—	-2.71	0.57	—	—	—	-1.11	—	-1.06
1050	2.36	—	—	0.27	—	1.89	—	-2.66	-2.23	—	-0.43	1.36
	1.12	—	—	0.41	—	-0.22	—	-1.58	-0.38	—	-1.17	0.21
1053	6.16	—	—	—	-1.57	3.05	—	—	—	-0.98	—	-3.39
	3.62	—	—	—	-1.67	0.20	—	—	—	-0.85	—	-2.61
1054	1.54	—	—	-1.14	—	6.66	—	-3.39	-0.87	—	-1.26	-0.97
	1.52	—	—	0.54	—	4.47	—	-0.73	-0.24	—	0.85	-0.33
1055	4.19	—	—	-1.77	—	1.38	—	—	—	-1.55	-1.58	-0.29
	3.27	—	—	-0.44	—	0.25	—	—	—	-1.07	-1.79	-0.23



Tabla 5.27: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.26. Tercera secuencia

DJH= 2450000.+	K15	K32	K62	K94	K95	K125	K127	K135	K210	K265	K273	K275
0276	2.75	3.50	3.17	—	3.25	2.74	—	—	—	3.25	—	3.17
0277	2.74	3.36	3.17	—	3.17	2.75	—	—	—	3.25	—	3.25
0283	2.75	3.25	3.25	—	3.71	2.75	—	—	—	3.25	—	3.25
0284	2.75	3.25	3.25	—	3.50	2.75	—	—	—	3.36	—	3.25
0285	2.76	3.36	3.36	—	3.36	2.76	—	—	—	3.25	—	3.17
0286	2.77	3.25	3.36	—	3.71	2.77	—	—	—	3.71	—	3.71
0302	2.78	—	—	3.25	—	2.78	4.03	4.03	3.71	—	3.71	—
0303	2.75	—	—	3.25	—	2.76	3.50	4.03	3.50	—	3.50	—
0304	2.75	—	—	3.36	—	2.76	3.50	3.50	3.50	—	3.36	—
0305	2.76	—	—	3.36	—	2.75	3.50	3.71	3.36	—	3.50	—
0307	2.76	—	—	3.36	—	2.77	3.71	3.71	3.50	—	3.50	—
0308	2.75	—	—	3.71	—	2.75	3.50	3.50	3.36	—	3.36	—
1015	2.70	2.98	2.98	—	3.06	2.70	—	—	—	3.01	—	2.98
1016	2.71	3.01	3.01	—	3.06	2.70	—	—	—	3.06	—	3.01
1017	2.69	—	—	2.98	—	2.69	3.06	3.01	2.95	—	3.01	—
1018	2.69	—	—	2.95	—	2.69	2.98	2.98	2.95	—	2.95	—
1024	2.70	3.36	3.25	3.36	3.36	2.70	3.50	3.50	3.36	3.36	3.36	3.25
1045	2.74	3.17	3.17	—	3.36	2.75	—	—	—	3.25	—	2.95
1046	2.75	—	—	—	—	2.76	—	—	—	3.17	—	3.06
1047	2.73	3.11	3.11	—	3.17	2.73	—	—	—	3.17	—	2.84
1050	2.79	—	—	3.71	—	2.79	—	4.03	3.71	—	3.71	3.50
1053	2.73	—	—	—	3.17	2.73	—	—	—	3.17	—	3.11
1054	2.77	—	—	3.71	—	2.76	—	4.03	3.50	—	3.36	3.17
1055	2.75	—	—	3.36	—	2.75	—	—	—	3.36	3.36	3.17



**Tabla 5.28:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de Coma Ber respecto a  $C1=T104$  en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	$N=4 \quad F=29.50$				$N=7 \quad F=8.47$			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
T19	0.544	0.508	5.40	7.83	0.869	0.693	2.04	3.79
T36	0.226	0.103	2.24	1.59	0.492	0.391	1.16	2.14
T49	0.193	0.065	1.92	$\sigma_{min}^2$	0.425	0.183	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$
T82	0.101	0.150	$\sigma_{min}^2$	2.31	—	—	—	—
T86	1.011	0.145	10.04	2.23	—	—	—	—
T91	0.248	0.373	2.47	5.74	2.600	4.358	6.11	23.84
T101	0.865	0.227	8.59	3.50	—	—	—	—
T109	0.482	0.368	4.78	5.67	0.438	0.256	1.03	1.40
T114	0.249	0.172	2.47	2.65	—	—	—	—
T118	0.515	0.213	5.12	3.29	—	—	—	—
T125	0.805	0.477	8.00	7.35	0.430	0.280	1.01	1.53



**Tabla 5.29:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de Coma Ber respecto a  $C1=T104$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450543$ 

DJH= 2450000.+	T19	T36	T49	T82	T86	T91	T101	T109	T114	T118	T125
191	1.15	-0.83	-2.08	—	—	4.25	—	-0.34	—	—	2.15
	1.17	-1.63	-1.73	—	—	6.26	—	0.14	—	—	2.54
196	-1.77	-1.39	-1.23	—	—	4.38	—	0.42	—	—	1.38
	-2.07	-0.97	-0.90	—	—	5.73	—	0.41	—	—	1.42
200	0.88	-2.67	-1.74	—	—	3.61	—	0.52	—	—	1.04
	0.06	-1.53	-1.39	—	—	5.00	—	0.28	—	—	0.85
542	-1.81	-0.30	0.97	0.05	-1.19	-0.31	0.33	-0.94	-0.82	-0.08	2.73
	-3.49	0.59	-0.76	0.73	-0.43	-0.40	-0.49	-0.85	-0.46	-0.77	1.51
551	-4.05	-2.11	0.06	-1.04	-3.22	0.00	-3.09	-1.09	0.28	-1.17	-1.56
	-2.51	-0.39	-0.12	-1.07	-1.90	0.76	-2.85	-0.40	0.00	-0.83	-1.61
552	-1.52	-1.09	-1.00	0.12	-3.57	1.97	-1.61	0.42	0.45	1.56	2.50
	-1.73	-0.45	0.34	0.44	-1.75	2.76	-1.03	0.60	0.88	0.33	3.60
554	-2.58	—	—	—	—	2.81	—	—	—	—	-0.90
	-1.74	—	—	—	—	4.04	—	—	—	—	-1.45

**Tabla 5.30:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.29

DJH= 2450000.+	T19	T36	T49	T82	T86	T91	T101	T109	T114	T118	T125
191	2.73	2.86	2.90	—	—	2.71	—	2.86	—	—	2.68
196	2.73	2.86	2.90	—	—	2.71	—	2.86	—	—	2.67
200	2.72	2.86	2.88	—	—	2.70	—	2.84	—	—	2.69
542	2.71	2.86	2.90	2.88	2.88	2.69	2.92	2.86	2.88	2.88	2.69
551	2.68	2.80	2.82	2.80	2.79	2.67	2.81	2.78	2.79	2.79	2.66
552	2.68	2.81	2.82	2.82	2.81	2.68	2.84	2.82	2.82	2.83	2.68
554	2.73	—	—	—	—	2.69	—	—	—	—	2.70



**Tabla 5.31:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de IC 4756 respecto a  $C1=K145$  en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	$N=7 \quad F=8.47$			
	$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$
K41	1.868	4.438	4.90	13.96
K43	0.592	1.489	1.55	4.69
K45	2.368	1.333	6.21	4.19
K48	0.916	0.985	2.40	3.10
K72	2.423	0.703	6.35	2.21
K78	1.707	1.765	4.48	5.55
K93	99.267	94.362	260.35	296.91
K102	0.912	0.318	2.39	$\sigma_{min}^2$
K116	0.910	0.472	2.39	1.48
K142	1.512	0.802	3.97	2.53
K151	0.693	0.984	1.82	3.10
K158	0.381	0.762	$\sigma_{min}^2$	2.40



**Tabla 5.32:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de IC 4756 respecto a  $C1=K145$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450639$

DJH= 2450000.+	K41	K43	K45	K48	K72	K78	K93	K102	K116	K142	K151	K158
633	-1.87	-0.71	-0.50	-3.02	-0.24	-1.46	11.26	0.72	0.76	1.13	-0.86	0.46
	-3.91	-1.22	-0.71	-2.56	-0.94	-2.10	11.16	0.44	0.42	-0.67	0.11	-0.30
635	-1.48	0.87	-0.84	-2.25	-1.69	-2.24	11.82	0.80	-0.37	-1.38	-0.52	0.20
	0.82	0.66	-0.39	-1.70	-0.95	-3.43	12.00	-0.44	-0.12	-1.76	-0.84	-0.31
636	-4.54	-1.76	-1.09	-1.27	-2.52	-1.98	12.73	-0.16	-0.67	-1.56	-1.37	0.04
	-6.07	-3.06	-0.98	-2.24	-1.36	-1.62	12.90	-0.45	0.45	-1.52	-1.41	-0.44
637	-2.66	-0.04	-2.82	-4.20	-1.47	-1.18	17.61	0.58	0.54	-3.19	-1.25	-1.61
	-5.34	-2.59	-2.14	-6.10	-2.48	-2.53	18.26	0.02	0.23	-3.15	-1.32	-3.62
641	-0.63	0.84	-0.87	-0.80	0.60	-0.44	10.60	-0.48	-0.35	-0.99	-0.63	-0.61
	-0.90	0.52	-0.15	-0.06	-0.21	-1.09	10.86	-0.36	-0.71	-1.87	0.06	-1.44
642	-0.74	-1.16	-1.00	0.47	0.67	-0.62	10.39	0.62	0.22	-1.47	-0.35	-0.55
	-2.08	-0.03	-0.71	-0.10	0.20	-0.44	10.34	-0.38	-0.76	-1.85	-0.25	2.51



Tabla 5.33: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.32

DJH= 2450000.+	K41	K43	K45	K48	K72	K78	K93	K102	K116	K142	K151	K158
633	3.11	3.17	3.25	2.71	3.36	3.36	2.71	3.25	3.25	3.25	3.25	3.25
635	3.01	3.17	3.17	2.71	3.11	3.25	2.70	3.11	3.17	3.17	3.17	3.17
636	2.98	3.01	3.01	2.69	3.06	3.17	2.69	3.11	3.11	3.06	3.11	3.06
637	3.01	3.17	3.01	2.70	3.06	3.11	2.65	3.06	3.11	3.06	3.06	3.06
641	3.06	3.11	3.11	2.73	3.25	3.36	2.71	3.36	3.36	3.36	3.25	3.36
642	3.11	3.25	3.17	2.73	3.25	3.50	2.71	3.36	3.25	3.25	3.25	3.25

Tabla 5.34: Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de Híades respecto a  $C1=vB80$  en los filtros  $v$  y  $b$ 

Estrella	$N=4 \quad F=29.50$				$N=6 \quad F=11.00$			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
vB20	0.092	0.133	2.98	1.70	0.160	0.082	1.41	$\sigma_{min}^2$
vB34	0.031	0.078	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$	—	—	—	—
vB36	0.172	0.129	5.56	1.64	—	—	—	—
vB37	0.138	0.361	4.44	4.61	0.113	0.255	$\sigma_{min}^2$	3.10
vB45	0.287	0.265	9.26	3.38	0.288	0.182	2.54	2.21
vB51	0.264	0.282	8.50	3.60	—	—	—	—
vB78	0.087	0.115	2.80	1.47	—	—	—	—
vB85	0.316	0.137	10.18	1.75	—	—	—	—
vB94	0.464	0.145	14.98	1.85	—	—	—	—
vB100	0.134	0.326	4.32	4.17	1.347	0.618	11.87	7.50
vB101	0.500	0.345	16.14	4.41	—	—	—	—
vB111	0.918	0.497	29.62	6.35	2.945	1.423	25.95	17.27



**Tabla 5.35:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de Híades respecto a  $C1=vB80$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2451141$ 

DJH= 2451000.+	vB20	vB34	vB36	vB37	vB45	vB51	vB78	vB85	vB94	vB100	vB101	vB111
142	-0.86	0.67	0.43	0.46	-1.31	0.48	-0.50	1.21	2.78	-1.31	1.60	4.34
	0.81	1.64	-0.66	2.28	-0.66	-0.56	-1.52	0.50	0.93	-4.31	-0.71	3.89
145	-1.63	-0.27	-0.57	-1.80	-4.43	-1.44	-1.12	-1.27	0.21	-2.08	-1.69	0.88
	-1.75	0.35	-2.64	-2.14	-4.57	-2.50	-2.12	-1.23	-0.55	-3.83	-2.42	0.68
146	-2.10	-0.72	-2.47	-3.13	-6.49	-3.02	-2.39	-2.63	-1.66	-2.50	-3.50	1.16
	-1.70	-0.71	-4.28	-4.83	-5.78	-4.12	-2.91	-2.19	-2.18	-3.11	-4.25	0.73
202	1.30	—	—	-1.89	0.97	—	—	—	—	6.15	—	-6.10
	-0.23	—	—	-2.56	-0.50	—	—	—	—	1.25	—	-3.30
203	-0.84	—	—	-1.80	-1.95	—	—	—	—	3.05	—	-3.84
	-0.85	—	—	-1.51	-1.91	—	—	—	—	2.39	—	-5.00

**Tabla 5.36:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.35

DJH= 2451000.+	vB20	vB34	vB36	vB37	vB45	vB51	vB78	vB85	vB94	vB100	vB101	vB111
142	2.84	2.84	2.84	2.69	2.69	2.84	2.84	2.84	2.84	2.86	2.84	2.84
145	2.84	2.83	2.83	2.69	2.69	2.83	2.83	2.82	2.83	2.83	2.82	2.83
146	2.79	2.78	2.79	2.67	2.67	2.78	2.78	2.79	2.78	2.78	2.79	2.80
202	2.83	—	—	2.72	2.72	—	—	—	—	2.83	—	2.83
203	2.84	—	—	2.72	2.73	—	—	—	—	2.84	—	2.82







**Tabla 5.38:** Valores de  $t_i$  para las etsrellas de Praesepre respecto a  $C1=KW538$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450463$

DJH=	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW
2450000.+	16	34	124	146	155	218	227	232	295	350	370	411	439	459	536
0462	2.17	0.88	0.00	-0.96	-0.12	0.48	-0.07	0.12	-1.18	-0.31	5.13	0.71	1.07	0.24	0.42
	1.52	-0.97	-1.39	-0.22	0.63	-0.53	-0.25	-0.31	0.41	-0.68	4.90	0.26	0.29	-0.19	-0.97
0466	2.50	-0.45	-1.31	0.70	-0.92	0.28	0.00	-0.30	1.53	-0.48	5.53	1.31	-0.63	-0.66	-0.40
	1.18	0.11	-1.65	0.17	-1.38	-0.66	0.81	0.07	1.37	-0.34	3.57	0.70	0.53	0.21	-0.77
1194	—	—	-0.94	—	-9.82	-0.27	—	—	—	-4.35	6.50	—	0.34	—	—
	—	—	-0.93	—	-7.63	-1.08	—	—	—	-6.29	4.82	—	0.26	—	—
1197	—	—	-1.55	—	-11.89	-0.74	—	—	—	-3.05	1.65	—	0.00	—	—
	—	—	-0.48	—	-8.16	-0.71	—	—	—	-4.39	1.80	—	0.37	—	—
1198	—	—	-0.89	—	-10.41	-0.15	—	—	-9.71	-3.36	17.51	—	-0.51	—	—
	—	—	-0.48	—	-7.27	-1.25	—	—	-13.68	-4.77	16.32	—	0.24	—	—
1202	—	—	-1.45	—	-10.76	—	—	-2.20	-13.06	-4.97	2.54	—	—	—	—
	—	—	0.30	—	-7.78	—	—	-1.83	-12.58	-4.79	2.73	—	—	—	—
1203	—	—	-1.78	—	-10.64	—	—	-3.18	-13.56	-5.43	4.57	—	—	—	—
	—	—	0.50	—	-7.08	—	—	-3.33	-12.42	-4.89	4.22	—	—	—	—



Tabla 5.39: Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.38

DJH=	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW	KW
2450000.+	16	34	124	146	155	218	227	232	295	350	370	411	439	459	536
0462	2.98	3.01	2.69	3.01	2.98	2.95	3.01	2.98	2.98	2.69	2.69	3.01	3.01	3.01	3.06
0466	3.25	3.36	2.73	3.36	3.17	3.25	3.36	3.25	3.25	2.75	2.75	3.25	3.50	3.25	3.36
1194	—	—	2.70	—	2.79	2.78	—	—	—	2.67	2.70	—	2.79	—	—
1197	—	—	2.69	—	2.77	2.76	—	—	—	2.69	2.69	—	2.77	—	—
1198	—	—	2.70	—	2.79	2.79	—	—	2.80	2.70	2.70	—	2.81	—	—
1202	—	—	2.70	—	2.78	—	—	2.78	2.78	2.70	2.68	—	—	—	—
1203	—	—	2.70	—	2.77	—	—	2.77	2.77	2.70	2.69	—	—	—	—



**Tabla 5.40:** Valores de  $\sigma_i^2$  ( $10^{-5} \text{ mag}^2$ ) y  $F_i$  para las estrellas de Collinder 463 respecto a  $C1=T7$  en los filtros  $v$  y  $b$

Estrella	$N=3 \quad F=99.00$				$N=6 \quad F=11.00$			
	$\sigma_i^2$		$F_i$		$\sigma_i^2$		$F_i$	
	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$	$v$	$b$
T5	0.296	0.219	2.02	2.54	4.013	1.745	23.62	8.17
T9	0.201	0.444	1.37	5.14	—	—	—	—
T12	0.147	0.086	$\sigma_{min}^2$	$\sigma_{min}^2$	0.185	0.213	1.09	$\sigma_{min}^2$
T18	0.354	0.329	2.41	3.81	1.007	0.689	5.93	3.23
T26	3.985	2.437	27.11	28.23	1.815	1.599	10.68	7.49
T30	0.408	0.520	2.78	6.03	0.170	0.247	$\sigma_{min}^2$	1.16
T35	0.651	0.186	4.43	2.16	—	—	—	—
T47	0.652	0.496	4.44	5.75	—	—	—	—
T50	4.076	0.687	27.73	7.96	—	—	—	—
T54	2.954	0.373	20.10	4.32	1.593	0.234	9.37	1.09
T84	1.273	2.712	8.66	31.42	1.049	1.414	6.18	6.63



**Tabla 5.41:** Valores de  $t_i$  para las estrellas de Collinder 463 respecto a  $C1=T7$  en los filtros  $v$  (arriba) y  $b$  (abajo). La noche seleccionada es  $DJH=2450695$

DJH= 2450000.+	T5	T9	T12	T18	T26	T30	T35	T47	T50	T54	T84
689	-0.34	-0.72	-0.69	-0.08	6.19	2.31	-0.17	-0.93	2.39	2.38	1.93
	0.44	-0.56	0.47	-0.70	6.64	2.00	-0.40	-0.72	-0.33	-0.086	2.78
690	-2.38	—	-0.78	0.99	3.98	1.09	—	—	—	1.05	-0.34
	-1.80	—	0.64	-1.16	6.51	2.04	—	—	—	-0.52	-1.18
691	-1.15	—	0.45	0.24	1.10	1.05	—	—	—	2.06	3.10
	-0.93	—	0.60	-0.99	2.36	1.39	—	—	—	-1.38	0.28
696	0.40	0.17	-0.81	1.30	0.67	1.07	0.98	0.37	0.12	0.19	-0.22
	0.69	0.59	0.64	-0.18	1.96	-0.25	0.26	-0.90	-1.03	-0.61	-0.74
699	2.01	—	-0.08	1.48	3.29	1.39	—	—	—	1.40	1.42
	2.02	—	1.00	-0.37	5.78	0.94	—	—	—	-1.19	0.66

**Tabla 5.42:** Valores de  $\pm t_c$  correspondientes a la Tabla 5.41

DJH= 2450000.+	T5	T9	T12	T18	T26	T30	T35	T47	T50	T54	T84
689	3.25	3.50	3.50	3.50	2.75	2.76	3.25	3.36	3.25	3.50	3.50
690	3.11	—	3.17	3.11	2.73	2.73	—	—	—	3.11	3.11
691	3.06	—	3.11	3.11	2.73	2.74	—	—	—	3.11	3.06
696	3.06	3.11	3.11	3.01	2.71	2.71	3.06	3.11	3.17	3.17	3.11
699	2.98	—	2.95	2.98	2.68	2.69	—	—	—	2.98	3.01



# CAPÍTULO 6

## Análisis de frecuencias

### 6.1 Introducción

El conocimiento de los períodos de las estrellas variables así como de sus amplitudes, permite establecer junto a sus parámetros observacionales, qué tipo de variabilidad presentan e interpretar sus propiedades. En este capítulo determinaremos los períodos de las estrellas que han sido clasificadas en el capítulo anterior como variables o sospechosas de tener algún tipo de variabilidad intrínseca, sin incluir aquellas que puedan estar relacionadas con la binariedad. En algunos casos, la evidencia de multiperiodicidad es evidente.

Para hallar el contenido en las frecuencias de estas estrellas se ha hecho uso del método de análisis de Fourier (López de Coca y col., 1984) junto a una reciente introducción de nuevas técnicas (Rodríguez y col., 1998), en donde se combinan el análisis de monoperiodicidad y multiperiodicidad utilizando algoritmos de Fourier y mínimos cuadrados.

Debido a que para muchas de las estrellas no se han obtenido suficientes medidas, sólo para 12 de las candidatas: K22, K28, K58, K64, C2=HE104, H1284, S29, C3=K15, K275, Tr19, Tr86 y KW370, se ha podido obtener un análisis de frecuencias fiable. Para cada una de estas estrellas, y lo largo de este capítulo, se presentan los resultados obtenidos del análisis de Fourier en los cuatro filtros: amplitudes y desfases para cada frecuencia, y valor medio de las diferencias de magnitud, acompañados de sus correspondientes errores; además de los residuos finales después de restar las frecuencias y la época origen tomada para realizar el ajuste,  $T_0(\text{DJH})$ . Como la precisión en el cálculo de las frecuencias va ligada al número de medidas tomadas de cada estrella y a la base de tiempos de que disponemos, en aquellos casos en los que tengamos de una pequeña base de datos, los resultados se darán con tres decimales en lugar de cuatro.

También se representa para cada objeto, el espectro de potencias cuadráticas y las curvas de luz diferenciales en fase.



Junto a estos resultados, y como excepción, se muestra un pequeño estudio de la estrella binaria eclipsante V2154 Cyg, así como la obtención de sus parámetros fundamentales.

Por último, al final de este capítulo, se muestra la posición de las 12 estrellas en un diagrama HR junto con la banda de inestabilidad de las Ceféidas.

## 6.2 K22 de IC 4665

Estrella de tipo espectral B de IC 4665, que debido a su baja amplitud y las pocas medidas de que disponemos, dificulta la realización de un análisis suficientemente preciso.

La frecuencia obtenida es de 4.079 c/d, que le corresponde un período de 0.245 d. En la Tabla 6.1 se muestra el resultado del análisis de Fourier de nuestras observaciones sólo para los filtros  $u$ ,  $v$  y  $b$ , ya que en el  $V$ , la pequeña amplitud que presenta junto con el ruido de las medidas, no ha permitido detectar ninguna frecuencia.

En la Figura 6.1 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $u$ , antes y después de restar  $\nu=4.079$  c/d. También se presentan en la Figura 6.2, las curvas de luz en fase en los cuatro filtros. Como se observa en la curva correspondiente al filtro  $V$ , apenas se distingue la amplitud de la variación, presentando una amplitud mayor en el filtro  $u$  que en los demás.

A partir de los análisis realizados, se podría clasificar esta variable como una estrella pulsante de tipo SPB.

Los pulsadores lentos o SPB se caracterizan por ser estrellas de tipo espectral B intermedio (B3-B8) de secuencia principal y con largos períodos del orden de 0.4 hasta 3.5 días. Sus amplitudes de variación aumentan al disminuir la longitud de onda, llegando a ser el doble en el filtro  $U$  que en el  $V$  de Johnson; y además muestran bajos valores en sus velocidades rotacionales proyectadas ( $v \sin i$ ). Este tipo de variabilidad fue descubierta por Waelkens y Rufener (1985). Waelkens (1991) les da el nombre de *Slowly Pulsating B stars* (SPB), sugiriendo que las variaciones son producidas por pulsaciones no radiales de tipo 'g'. Posteriores estudios se han realizado (Dziembowski y col., 1993; Balona, 1994; North y Paltani, 1994; Waelkens, 1996; Waelkens y col., 1998; Chapellier y col., 1998) para aclarar los mecanismos de pulsación de estas estrellas así como amplias descripciones sobre el comportamiento de las variables SPB encontradas.



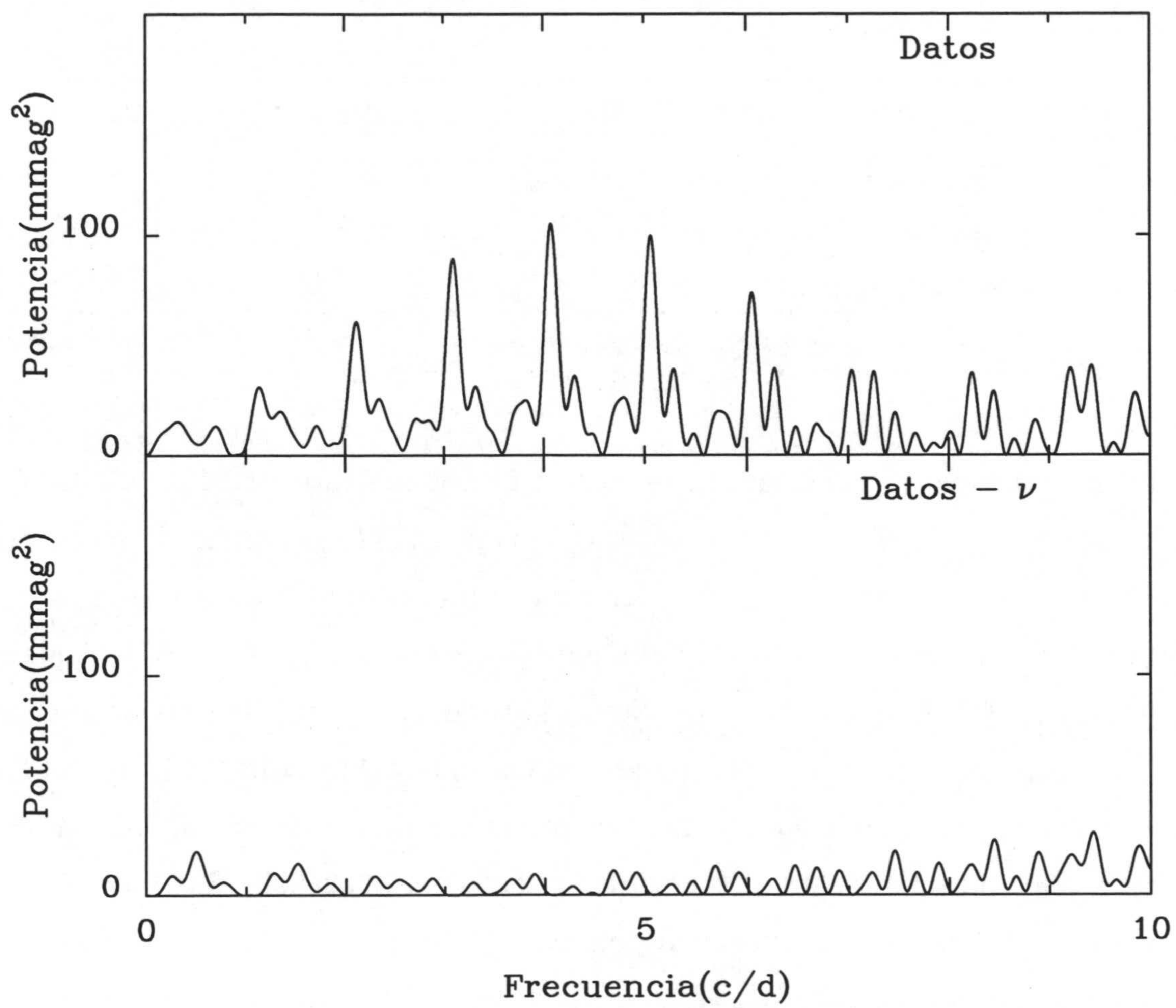
**Tabla 6.1:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K22

Frecuencia (c/d)	<i>u</i>		<i>v</i>		<i>b</i>	
	<i>A</i> (mag)	$\varphi$ (rad)	<i>A</i> (mag)	$\varphi$ (rad)	<i>A</i> (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=4.079$	0.0098	1.349	0.0068	0.810	0.0066	0.997
	21	234	16	228	17	264
Valor medio (mag)		0.3805 16		0.3291 11		0.5927 12
Residuos size 0.8(mag)		0.0059		0.0042		0.0046
$T_{or}$ (DJH)	2449896.4251					

De las principales propiedades que caracterizan a una variable SPB, la estrella K22 presenta una mayor amplitud en el  $u$  respecto a los demás filtros además de un tipo espectral B8.5V; pero, por otra parte, lo que la diferencia de las estrellas SPB conocidas es su alta velocidad rotacional,  $v_{seni}=240$  Km/s. Similares valores de  $v_{seni}$  encontró McNamara (1987) para tres estrellas de Pléyades (Merope, Atlas y Pleione) cuya variabilidad podría también estar relacionada con este tipo de estrellas pulsantes (Dziembowski y col., 1993). Por otra parte, la frecuencia encontrada 4.079 c/d puede ser demasiado grande para este tipo de variables. Sin embargo, este valor podría ser una alias de la verdadera frecuencia (3.079 c/d ó 2.079 c/d), producido por los pocos datos de que disponemos.

Por tanto, K22 sería una posible candidata a pertenecer al grupo de variables SPB aunque nuevas observaciones son necesarias para confirmar este resultado.





**Figura 6.1:** Espectro de potencias de la estrella K22 en el filtro  $u$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$



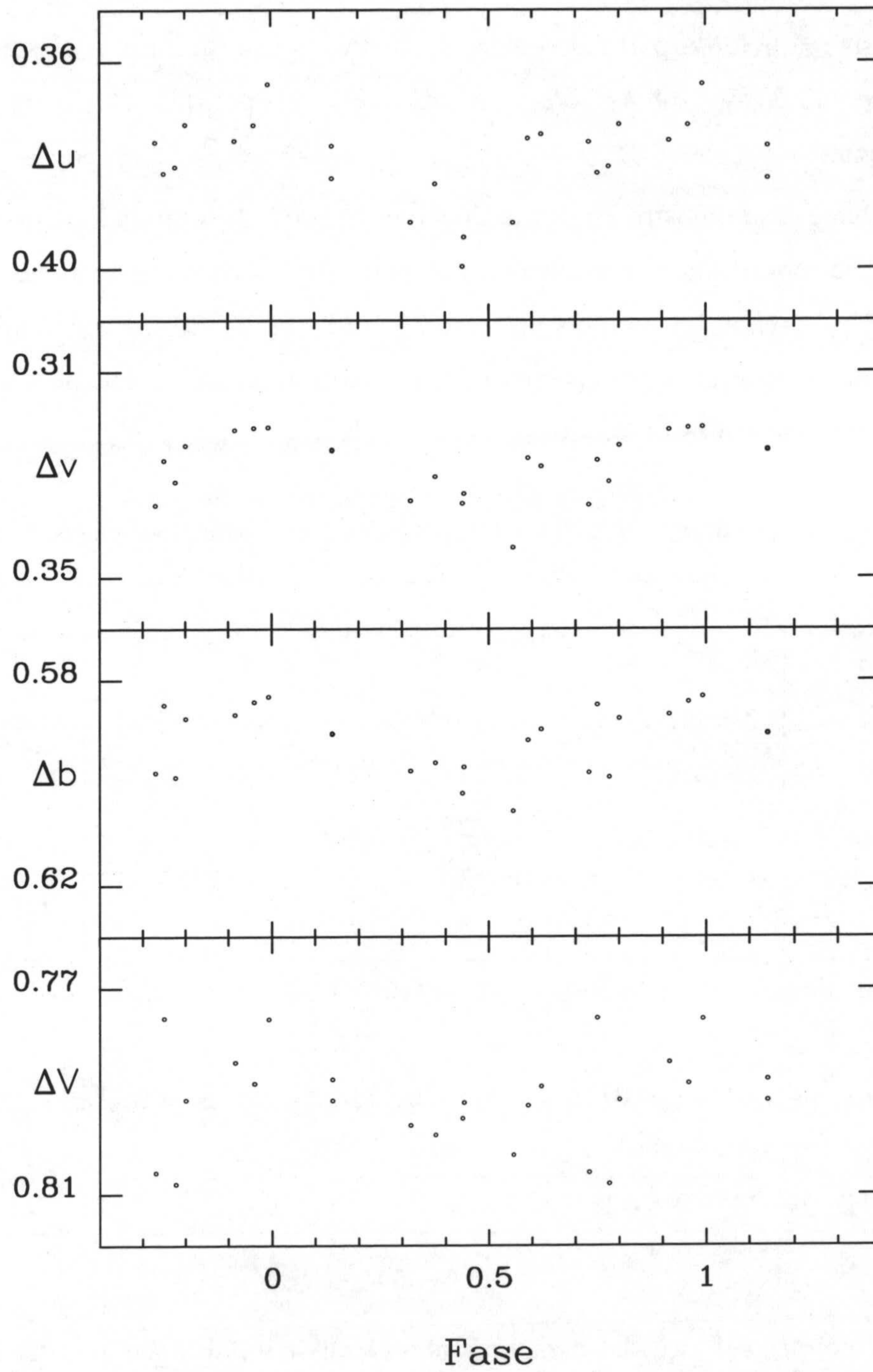


Figura 6.2: Curvas de luz en fase de la estrella K22 en los cuatro filtros



### 6.3 K28 de IC 4665

El análisis realizado a partir de nuestras observaciones muestra la existencia de dos frecuencias  $\nu_1=6.947$  c/d y  $\nu_2=8.420$  c/d, que equivalen a los períodos  $P_1=0.144$  d y  $P_2=0.119$  d, respectivamente.

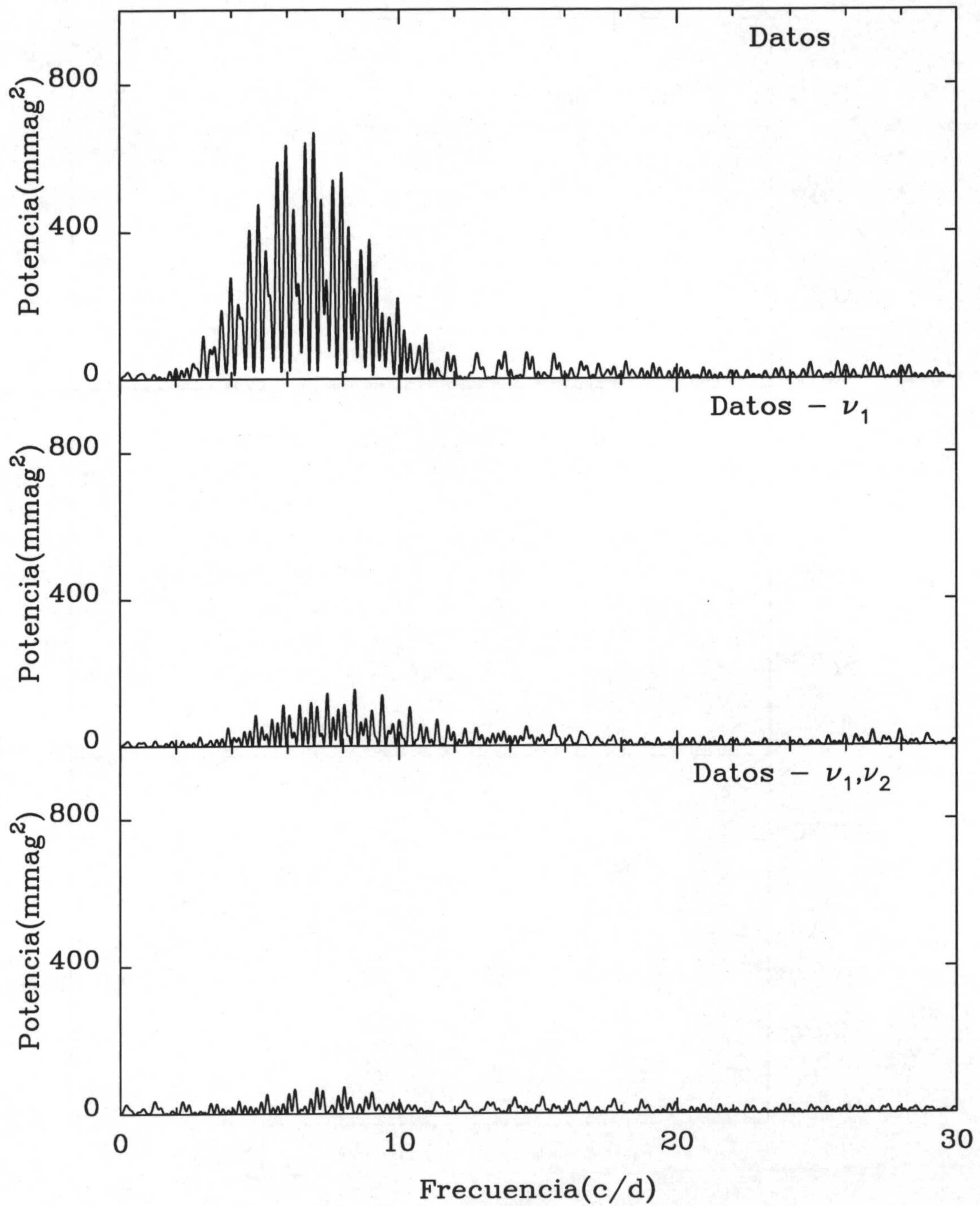
En la Tabla 6.2 se muestra el resultado del análisis de Fourier para los diferentes filtros. En la Figura 6.3 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar las frecuencias  $\nu_1=6.947$  c/d y  $\nu_2=8.420$  c/d. En el mismo filtro, también se presenta en la Figura 6.4 las curvas de luz en fase para cada una de las dos frecuencias por separado y los residuos obtenidos.

**Tabla 6.2:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K28

	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu_1=6.947$	0.0219	2.111	0.0277	1.974	0.0248	1.970	0.0231	1.925
	22	97	23	81	20	78	24	100
$\nu_2=8.420$	0.0093	5.248	0.0130	5.217	0.0110	5.369	0.0093	5.735
	21	227	22	172	19	177	23	250
Valor medio (mag)	-0.2566 15		-0.6680 16		-0.5761 14		-0.5035 17	
Residuos (mag)	0.0110		0.0114		0.0099		0.0122	
$T_{or}$ (DJH)	2449896.4281							

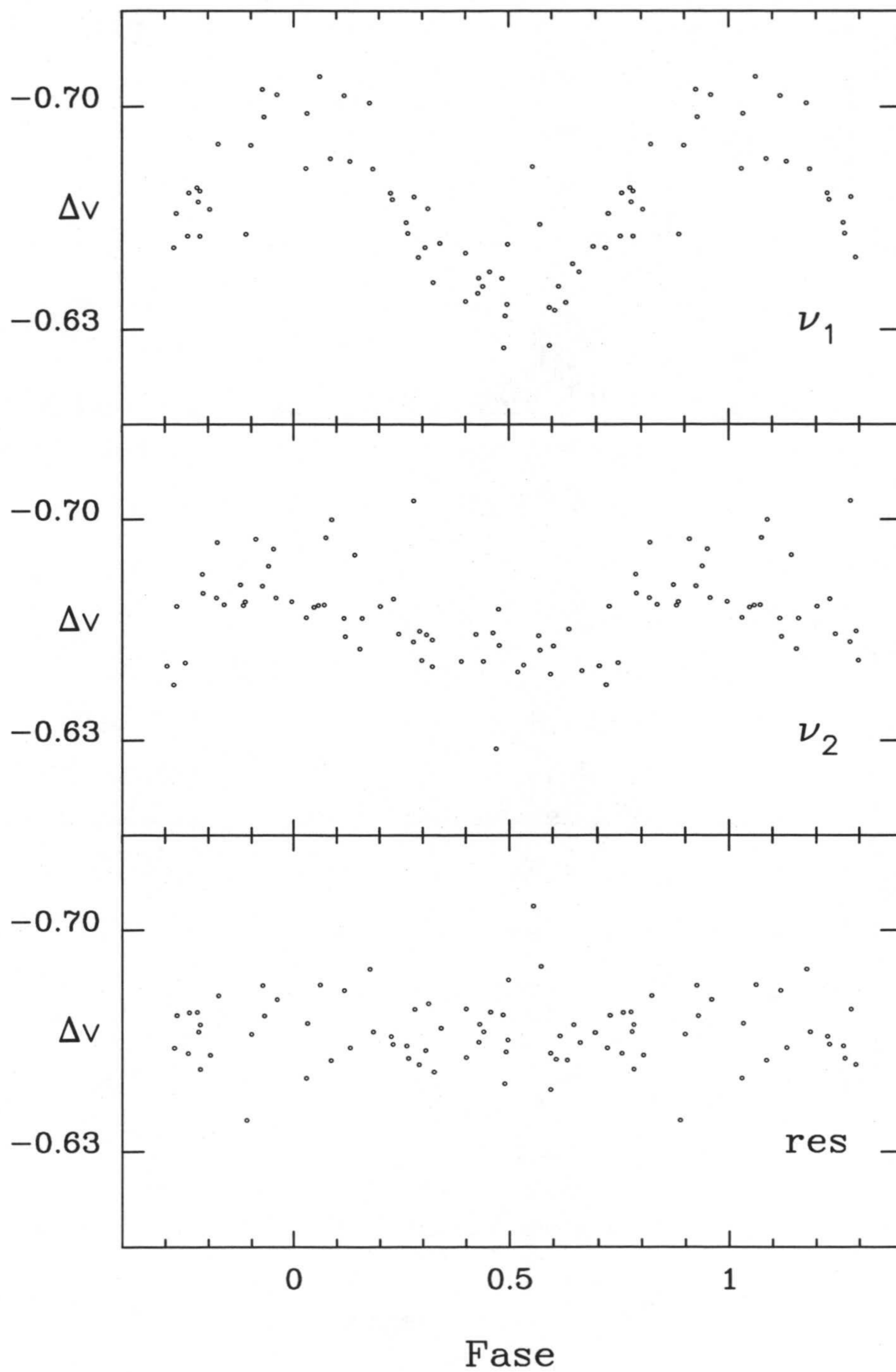
En un principio, debido a las características observacionales que muestra K28, tales como su corto período o la variación que presenta los índices de color  $b-y$  y  $c_1$  en fase con la curva de luz, se pensó que se trataba de una estrella  $\delta$  Scuti multiperiódica. La Figura 6.5 muestra como varían los índices de color. Sin embargo, el valor obtenido de  $\delta m_1$  sugiere que es deficiente en su contenido metálico. A partir de la calibración de abundancias metálicas obtenida por Smalley (1993) para estrellas con  $2.^m72 < \beta < 2.^m88$  (ecuación 2.12), se ha comprobado que





**Figura 6.3:** Espectro de potencias de la estrella K28 en el filtro  $v$ , antes y después de restarle las frecuencias  $\nu_1$  y  $\nu_2$

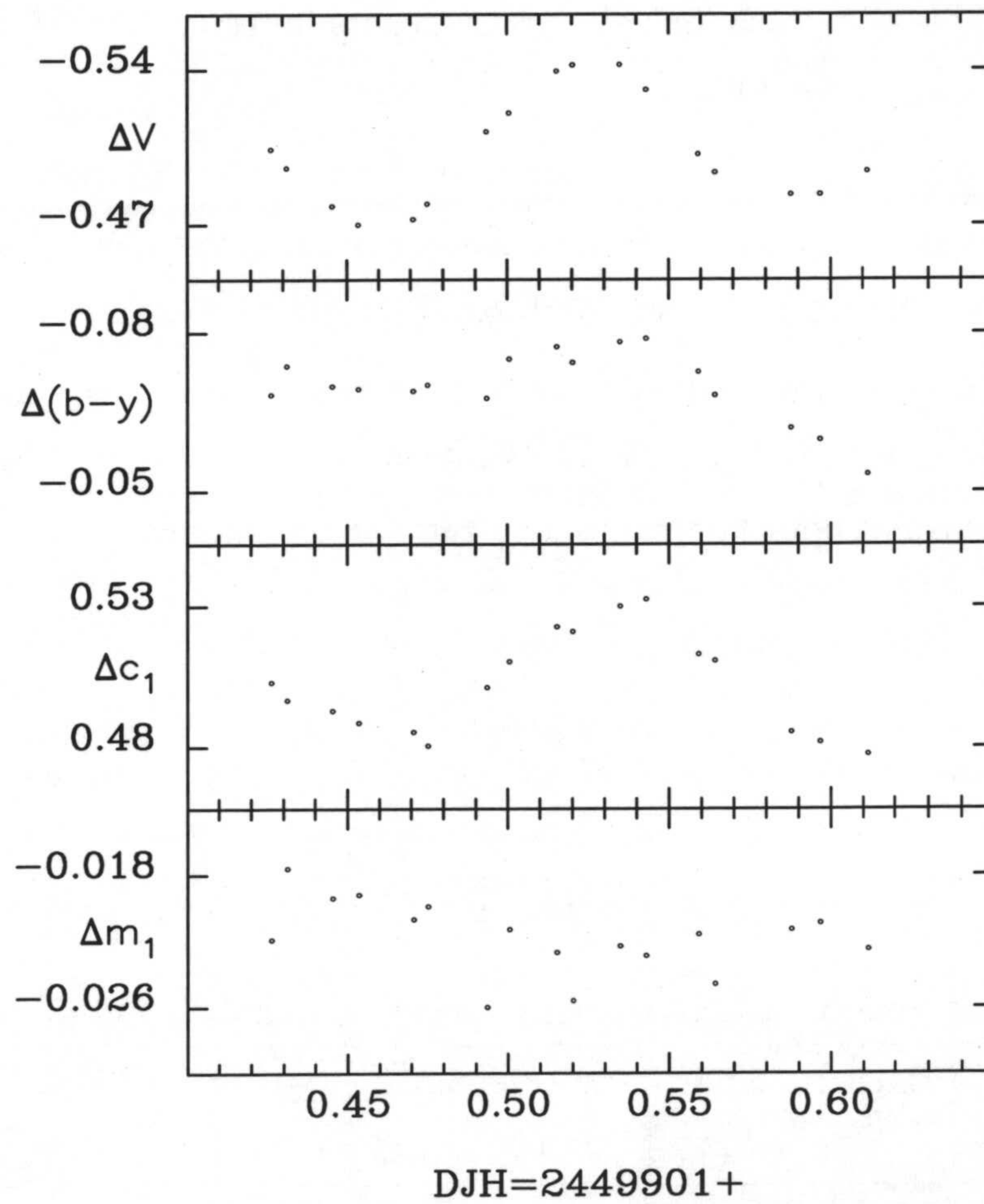




**Figura 6.4:** Curvas de luz en fase de la estrella K28 en el filtro  $v$ , correspondientes a cada una de las dos frecuencias junto a los residuos



el valor de  $[M/H]=-0.53$ , se corresponde con una abundancia metálica tres veces más pequeña que la solar. Por tanto, la estrella K28 (HD161223) podría ser clasificada como una SX Phe de Población II de campo, en lugar de  $\delta$  Scuti de Población I. Un estudio más amplio de esta estrella se presenta en Martín y Rodríguez (1995).



**Figura 6.5:** Curvas de luz y de los índices de color de la estrella K28 respecto C1 frente a DJH



### 6.4 K58 de IC 4665

De esta estrella, que pertenece al grupo de objetos B de IC 4665, se disponen observaciones realizadas en dos años de observación y por lo tanto, más cobertura en el tiempo.

En la Tabla 6.3 se muestra el resultado del análisis de Fourier para los cuatro filtros, donde la frecuencia encontrada es de  $\nu=1.8307$  c/d. El período correspondiente a esta frecuencia es de 0.5462 d. Se puede comprobar que el valor de la amplitud en el filtro  $u$  es aproximadamente un 84% más grande que en el filtro  $V$ .

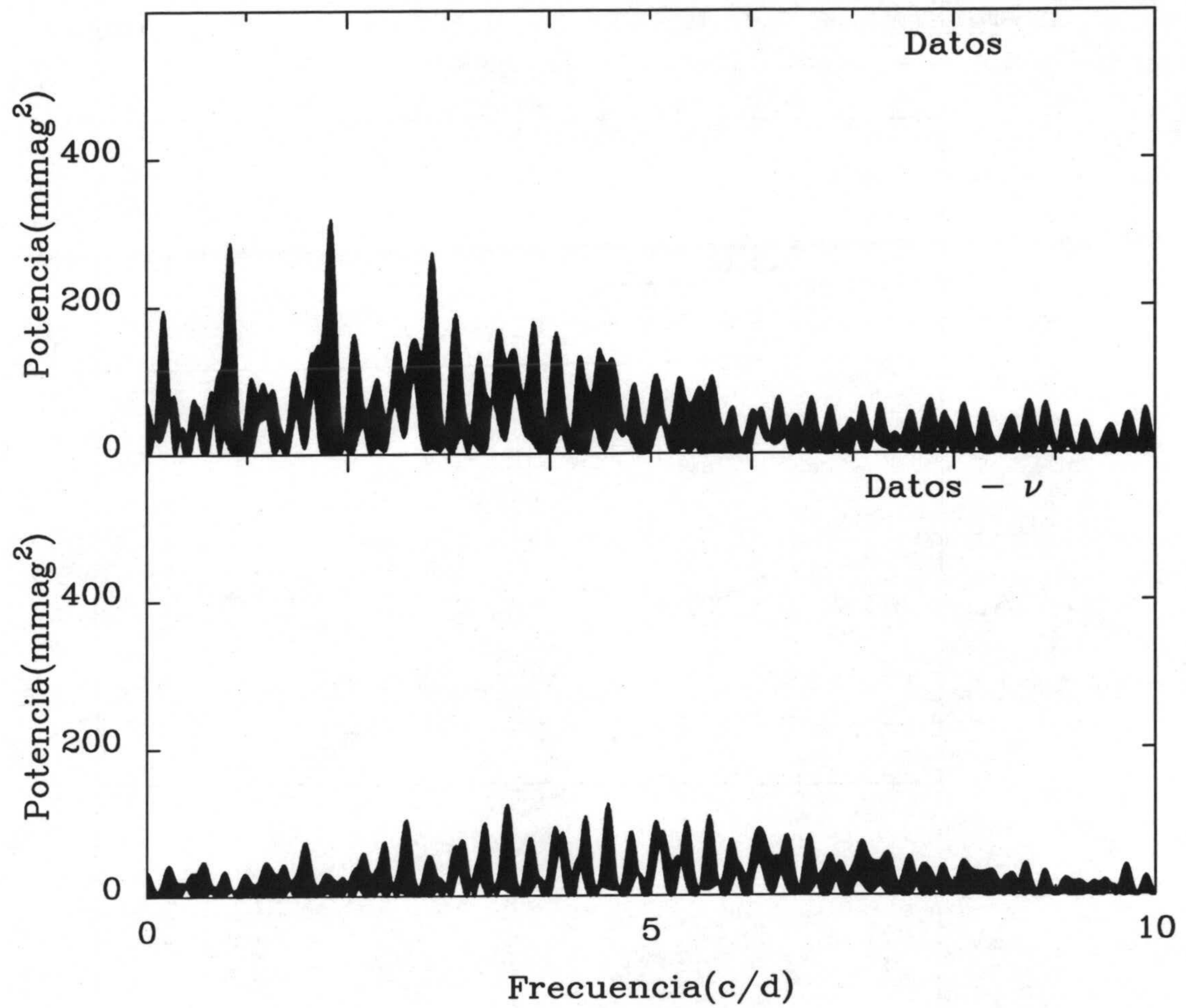
En la Figura 6.6 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $u$ , antes y después de restar la frecuencia  $\nu=1.8307$  c/d. También se presenta en la Figura 6.7 las curvas de luz en fase en los cuatro filtros.

Esta estrella de tipo espectral B6V, de largo período y pequeña amplitud, no es un rotador lento,  $v_{seni}=200$  Km/s, al igual que la estrella K22. Pero debido a sus características observacionales pensamos que también es una variable de tipo SPB.

**Tabla 6.3:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K58

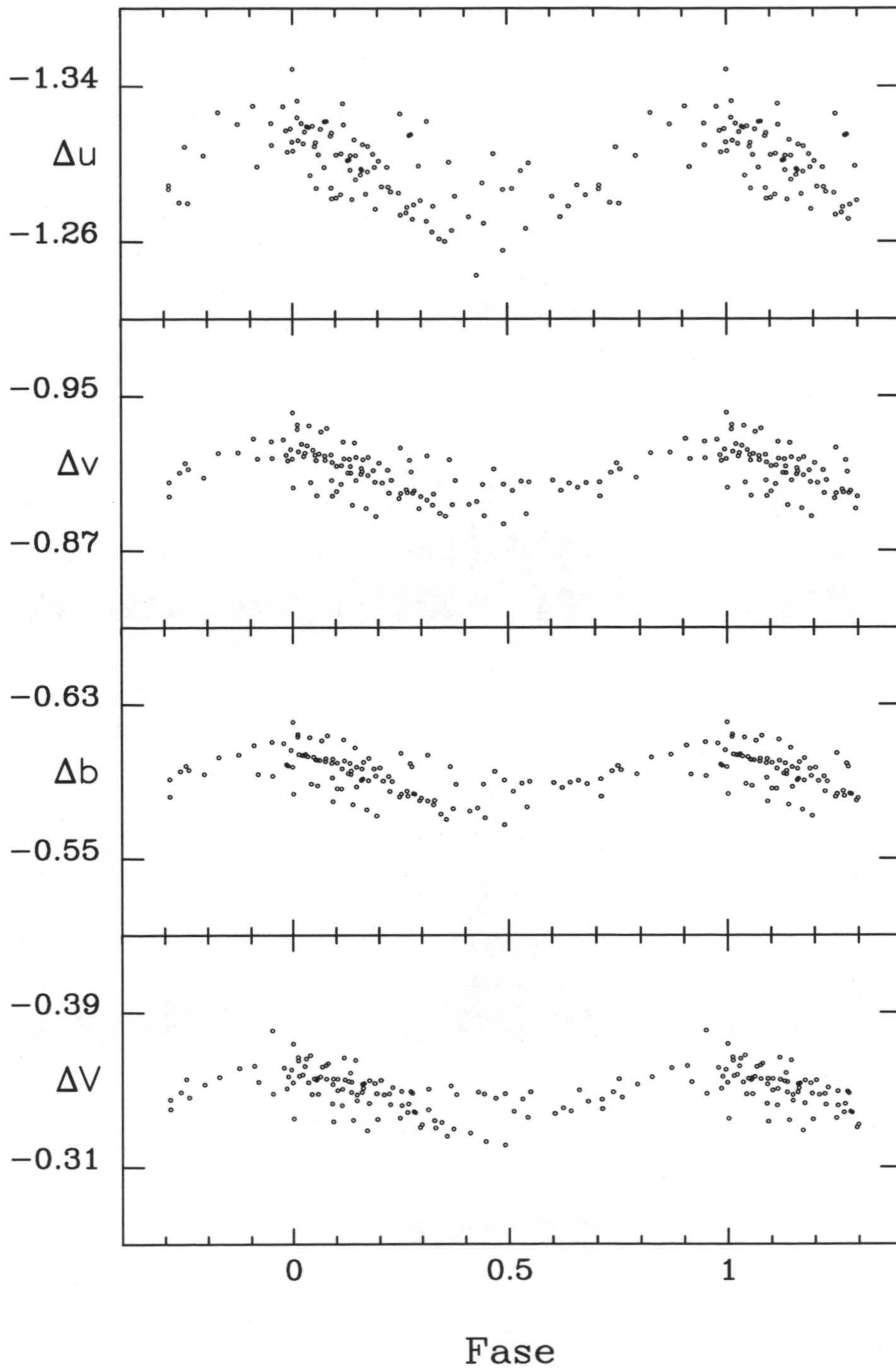
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=1.8307$	0.0201	5.546	0.0120	5.623	0.0109	5.657	0.0109	5.671
	24	117	15	125	15	133	15	135
Valor medio (mag)	-1.2978		-0.9102		-0.5929		-0.3481	
	18		12		11		11	
Residuos (mag)	0.0158		0.0101		0.0097		0.0098	
$T_{or}$ (DJH)	2449896.4231							





**Figura 6.6:** Espectro de potencias de la estrella K58 en el filtro  $u$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$





**Figura 6.7:** Curvas de luz en fase de la estrella K58 en los cuatro filtros



## 6.5 K64 de IC 4665

Estrella de tipo espectral B5IV de la que, como en el caso de K22, se dispone de muy pocas observaciones y por consiguiente, ha sido difícil la realización del análisis de Fourier.

La frecuencia obtenida es de 2.263 c/d, que le corresponde un período de 0.442 d. En la Tabla 6.4 se muestra el resultado del análisis de Fourier de nuestras observaciones para todos los filtros. Como se observa, la relación entre las amplitudes obtenidas en los diferentes filtros es muy parecida a la que presenta la variable K58.

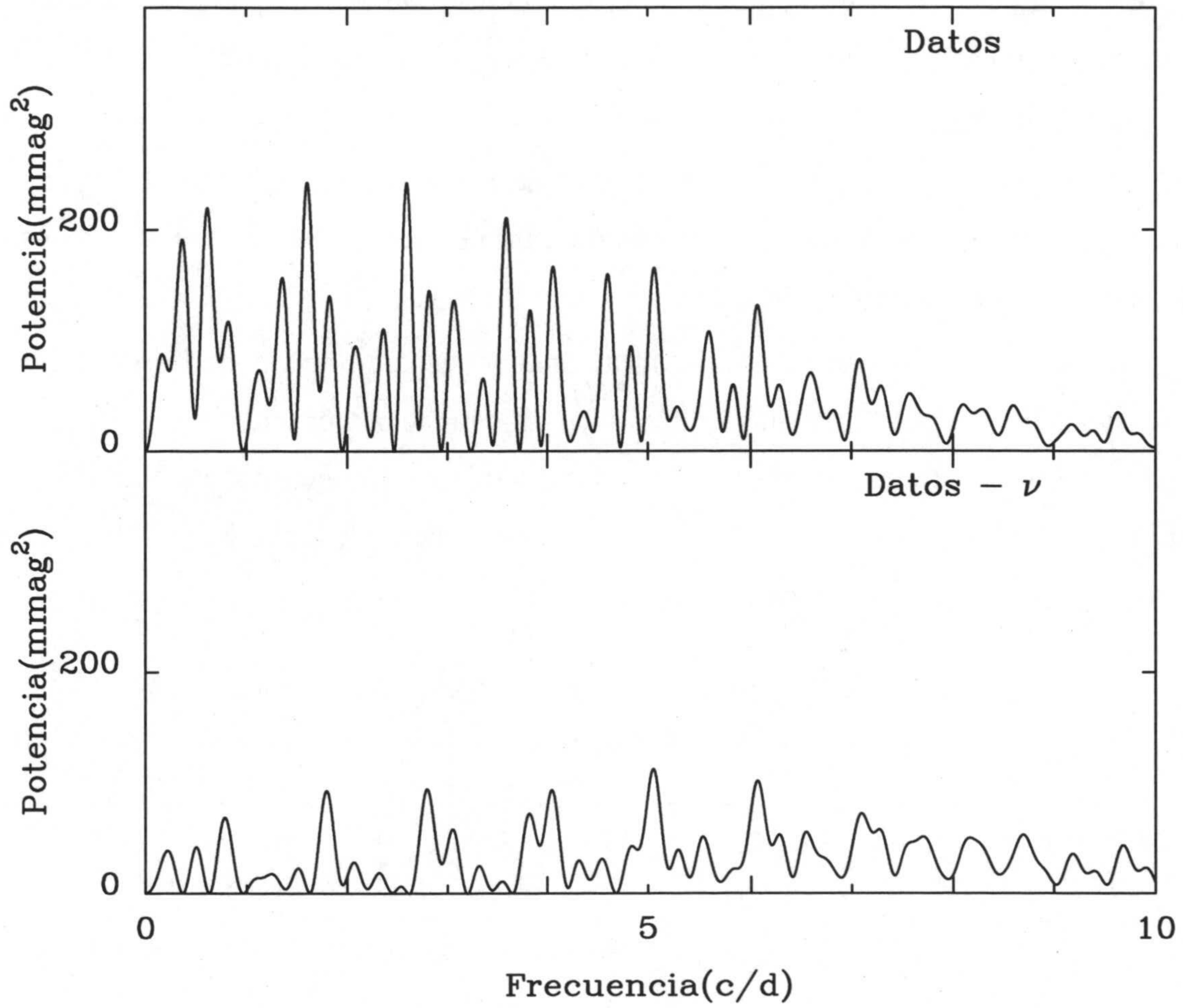
En la Figura 6.8 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $u$ , antes y después de restar  $\nu=2.263$  c/d. También se presenta en la Figura 6.2 las curvas de luz en fase en cada uno de los filtros.

Esta estrella posee una velocidad rotacional proyectada del mismo orden que las anteriores, alrededor de los 220 Km/s, además de mostrar un comportamiento similar. Tanto el período como la amplitud de K64, están por encima de los valores encontrados para K22, mientras que se encuentran por debajo de los obtenidos en la estrella K58. Por tanto, creemos que K64 trata de otra estrella variable de tipo SPB.

**Tabla 6.4:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K64

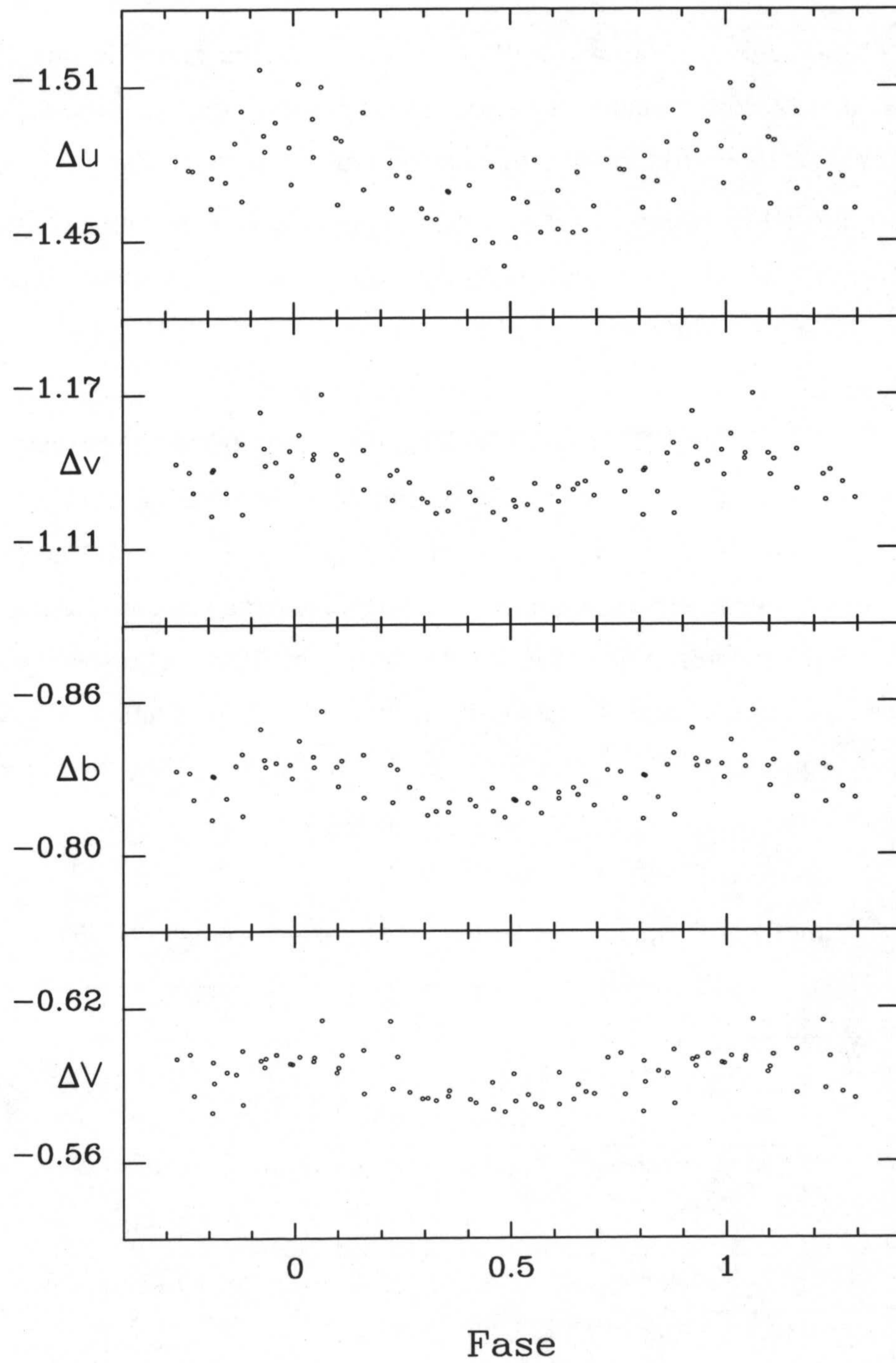
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=2.263$	0.0147	3.013	0.0098	3.059	0.0091	3.093	0.0091	2.970
	29	204	18	187	18	201	20	223
Valor medio (mag)	-1.4729		1.1354		-0.8259		-0.5905	
Residuos (mag)	0.0152		0.0093		0.0092		0.0104	
$T_{or}$ (DJH)	2449896.4242							





**Figura 6.8:** Espectro de potencias de la estrella K64 en el filtro  $u$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$





**Figura 6.9:** Curvas de luz en fase de la estrella K64 en los cuatro filtros



## 6.6 HE104 de $\alpha$ Per

De las observaciones de esta estrella de chequeo, se ha obtenido una sólo frecuencia  $\nu=3.1236$  c/d, que le corresponde un período de 0.3201 d. En la Tabla 6.5 se muestra el resultado del análisis de Fourier de nuestros datos para los cuatro filtros.

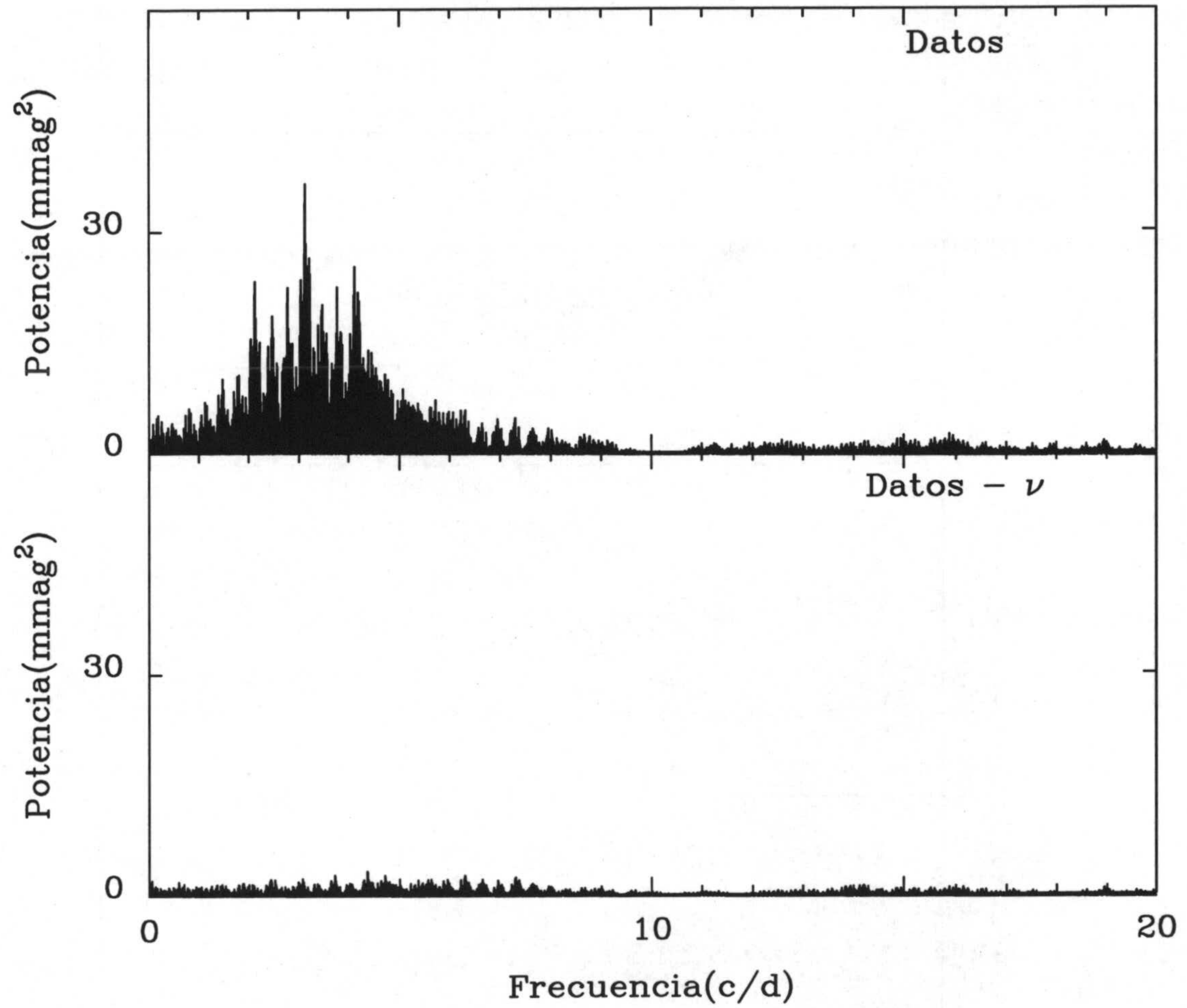
En la Figura 6.10 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar  $\nu=3.1236$  c/d. También se presenta en la Figura 6.11 las curvas de luz en fase en cada uno de los filtros.

Visto los parámetros obtenidos del análisis de esta estrella, además de los índices de color y su posición en el diagrama HR, se puede considerar como una variable tipo  $\gamma$  Dor. A pesar de ser monoperiodica, las causas de su variabilidad son intrínsecas y no externas como se podría pensar. Existen diferencias desde el punto de vista observacional entre una variabilidad producida por efectos geométricos, como es el caso de las variables elipsoidales, y una estrella pulsante. Fotométricamente, en una estrella  $\gamma$  Doradus son diferentes los valores que muestran las amplitudes en cada uno de los cuatro filtros (ver Tabla 6.5). Debido al hecho de que en las variables elipsoidales no hay variaciones en los índices de color, no deben existir tales diferencias.

**Tabla 6.5:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella HE104

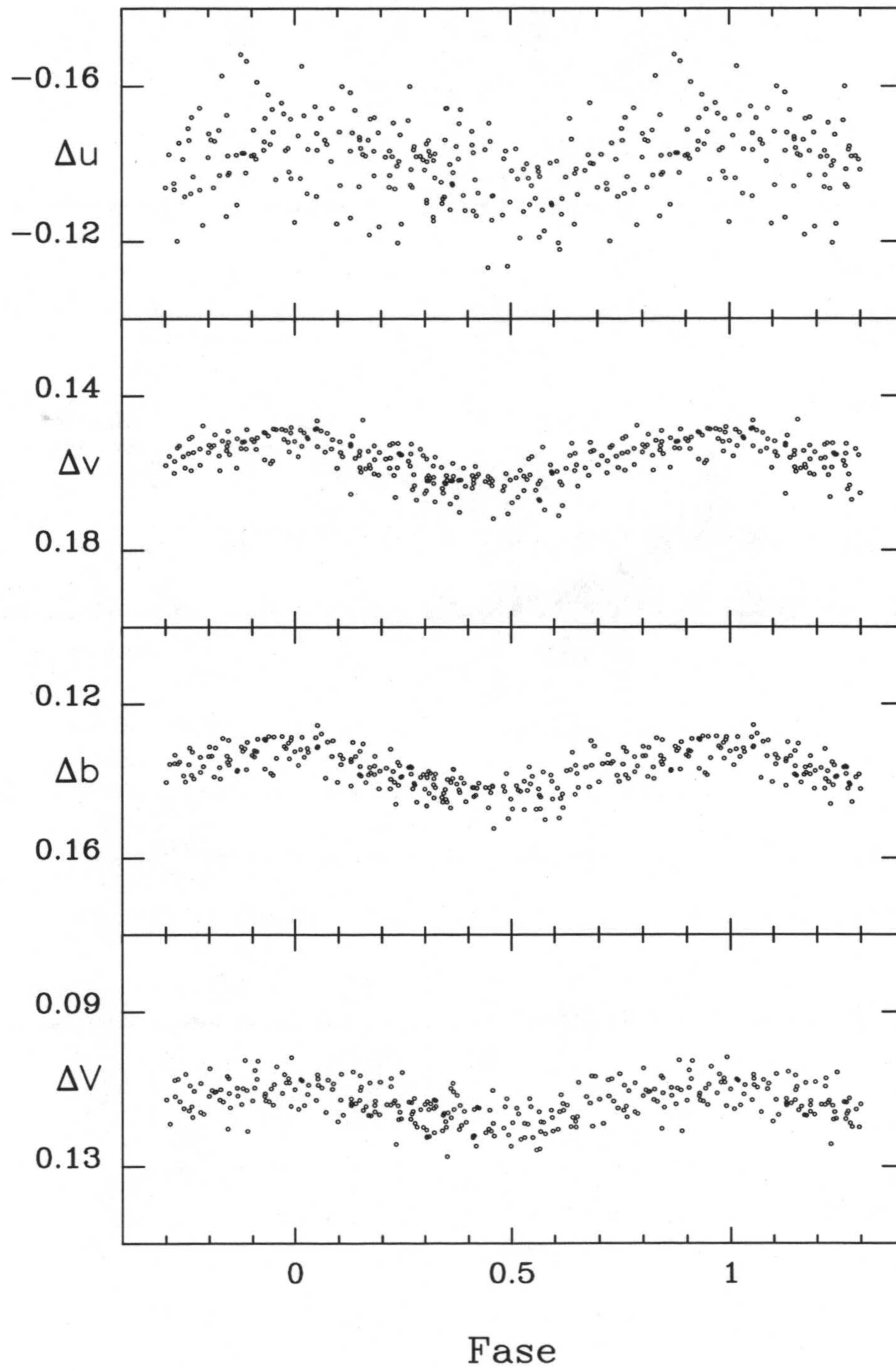
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=3.1236$	0.0061	0.626	0.0061	0.946	0.0059	0.934	0.0047	0.933
	9	150	4	59	3	58	4	89
Valor medio (mag)	-0.1399		0.1574		0.1379		0.1143	
	7		3		2		3	
Residuos (mag)	0.0093		0.0036		0.0034		0.0042	
$T_{or}$ (DJH)	2450394.3766							





**Figura 6.10:** Espectro de potencias de la estrella HE104 en el filtro  $v$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$





**Figura 6.11:** Curvas de luz en fase de la estrella HE104 en los cuatro filtros



## 6.7 S29 de Pléyades

Esta estrella de Pléyades, ha sido el objeto con más medidas realizadas y con mayor cobertura temporal (4 años).

El análisis realizado a partir de nuestras observaciones muestra la existencia de dos frecuencias  $\nu_1=2.5668$  c/d y  $\nu_2=1.3950$  c/d, que equivalen a los períodos  $P_1=0.3896$  d y  $P_2=0.7168$  d respectivamente.

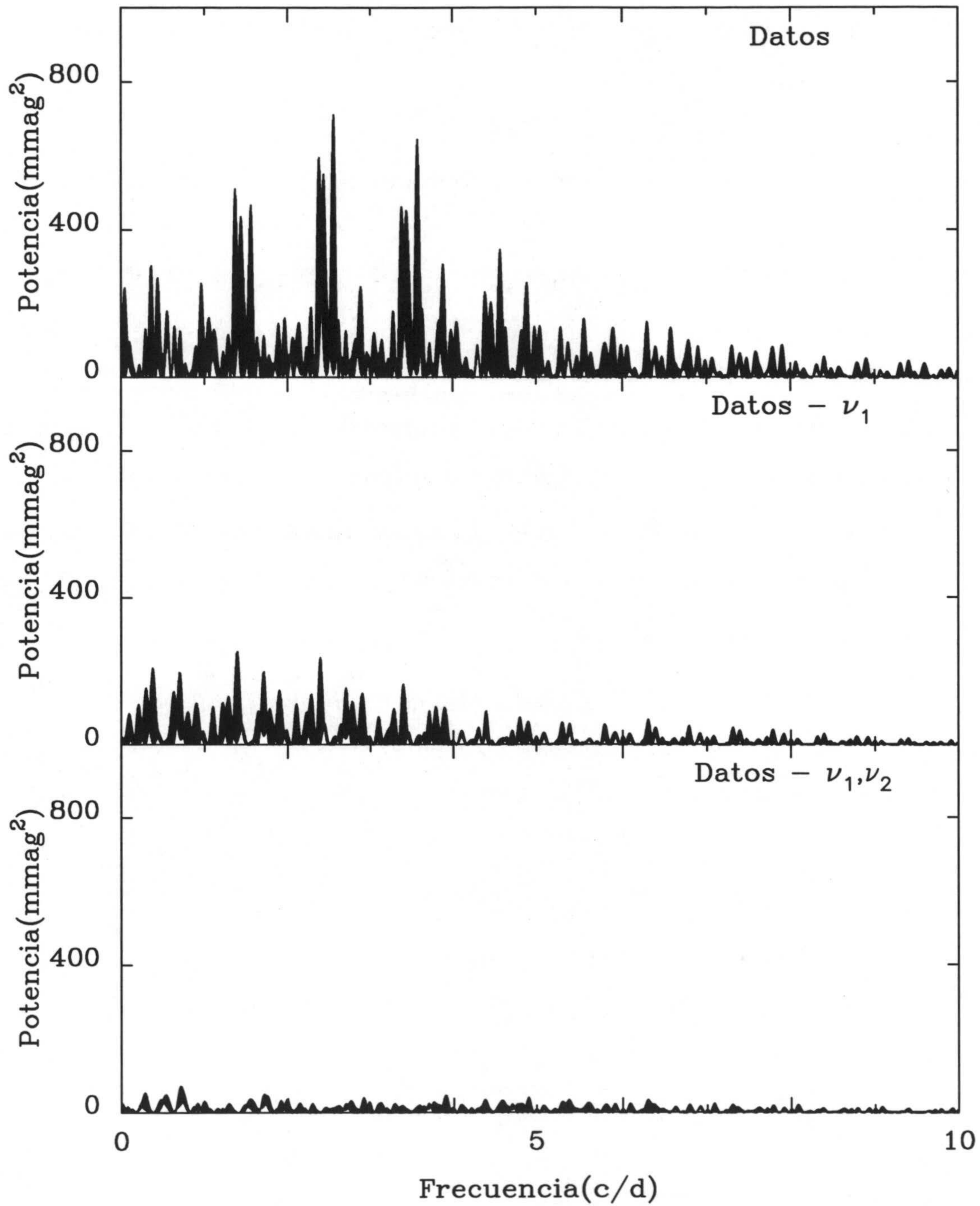
En la Tabla 6.6 se muestra el resultado del análisis de Fourier para los diferentes filtros. En la Figura 6.12 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar las frecuencias  $\nu_1=2.5668$  c/d y  $\nu_2=1.3950$  c/d. En el mismo filtro, también se presenta en la Figura 6.13 las curvas de luz en fase para cada una de las dos frecuencias por separado junto a los residuos resultantes.

Esta estrella es una variable  $\gamma$  Dor, lo cual es confirmada por los resultados obtenidos del ajuste de frecuencias además de su multiperiodicidad y su posición en el diagrama HR.

**Tabla 6.6:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella S29

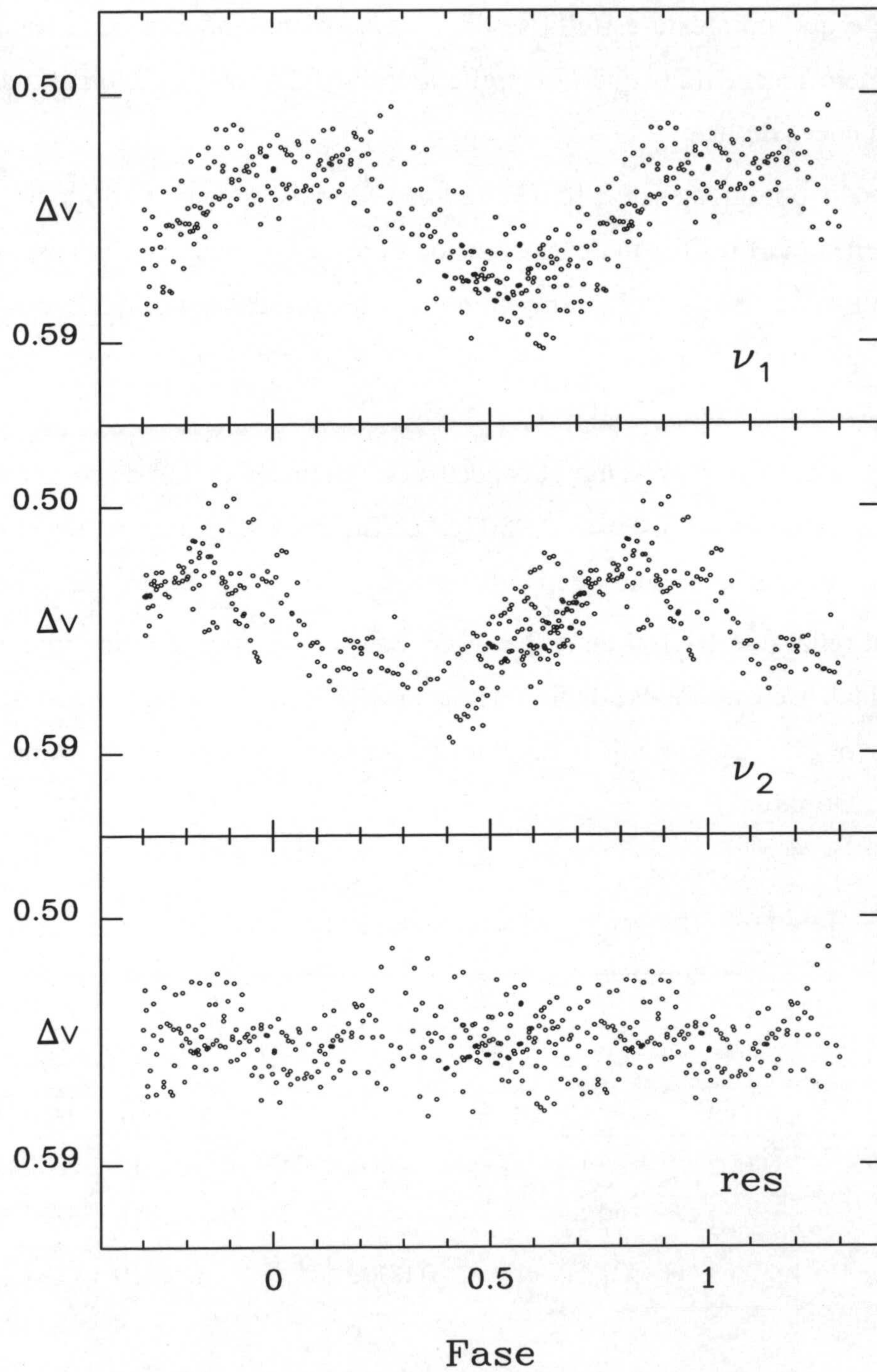
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu_1=2.5668$	0.0160	0.790	0.0235	0.750	0.0201	0.752	0.0167	0.717
	11	71	10	43	9	44	9	51
$\nu_2=1.3950$	0.0140	2.933	0.0194	3.202	0.0174	3.177	0.0149	3.173
	11	84	10	53	9	53	9	64
Valor medio (mag)		0.5456 9		0.5450 8		0.5506 7		0.5469 6
Residuos (mag)		0.0126		0.0112		0.0099		0.0095
$T_{or}$ (DJH)	2450782.4444							





**Figura 6.12:** Espectro de potencias de la estrella S29 en el filtro  $v$ , antes y después de restarle las frecuencias  $\nu_1$  y  $\nu_2$





**Figura 6.13:** Curvas de luz en fase de la estrella S29 en el filtro  $\nu$ , correspondientes a cada una de las dos frecuencias junto a los residuos



## 6.8 H1284 de Pléyades

A pesar de que para esta estrella se dispone de menos noches observadas así como de un menor número de medidas que la estrella anterior S29, su variabilidad queda claramente reflejada en su curva de luz.

La frecuencia obtenida es de 2.9507 c/d, que le corresponde un período de 0.3389 d. En la Tabla 6.7 se muestra el resultado del análisis de Fourier de nuestras observaciones para todos los filtros. En ella se refleja que la amplitud en el filtro  $v$  es mayor que en el  $b$ , la cual, a su vez, es mayor que en los filtros  $u$  y  $V$ , y cuyos valores (tanto amplitud como período) son muy parecidos a los que presentan HE104 del cúmulo  $\alpha$  Per.

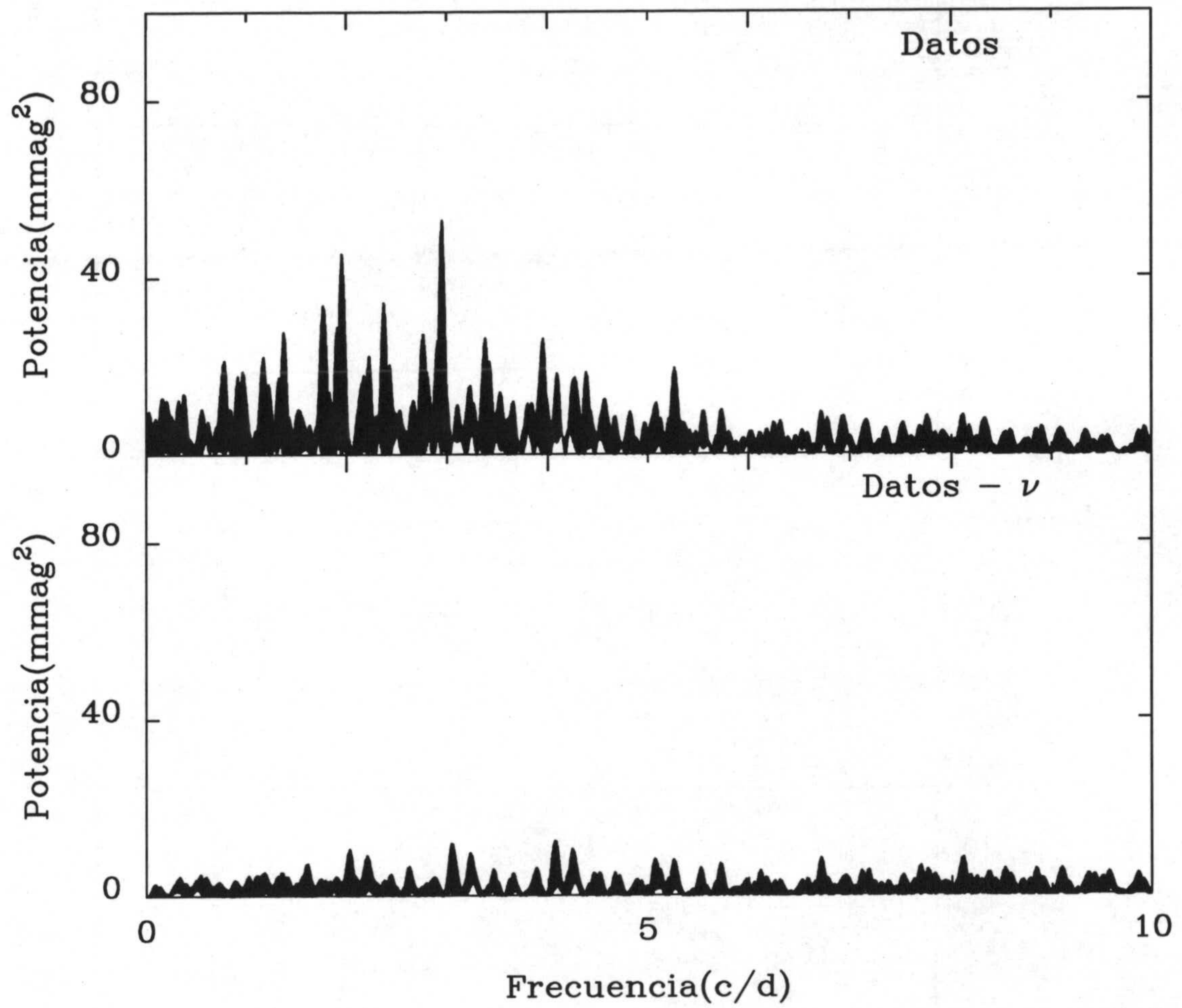
En la Figura 6.14 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar  $\nu=2.9507$  c/d. También se presentan en la Figura 6.15 las curvas de luz en fase en cada uno de los filtros.

H1284, al igual que HE104 de  $\alpha$  Per, no puede ser clasificada como una estrella variable de tipo elipsoidal. De este modo, debido a su pequeña amplitud y su período de variación ( $\sim 8$  h), junto a los valores de los índices de color presentados, podemos decir que se trata de una variable tipo  $\gamma$  Doradus.

**Tabla 6.7:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella H1284

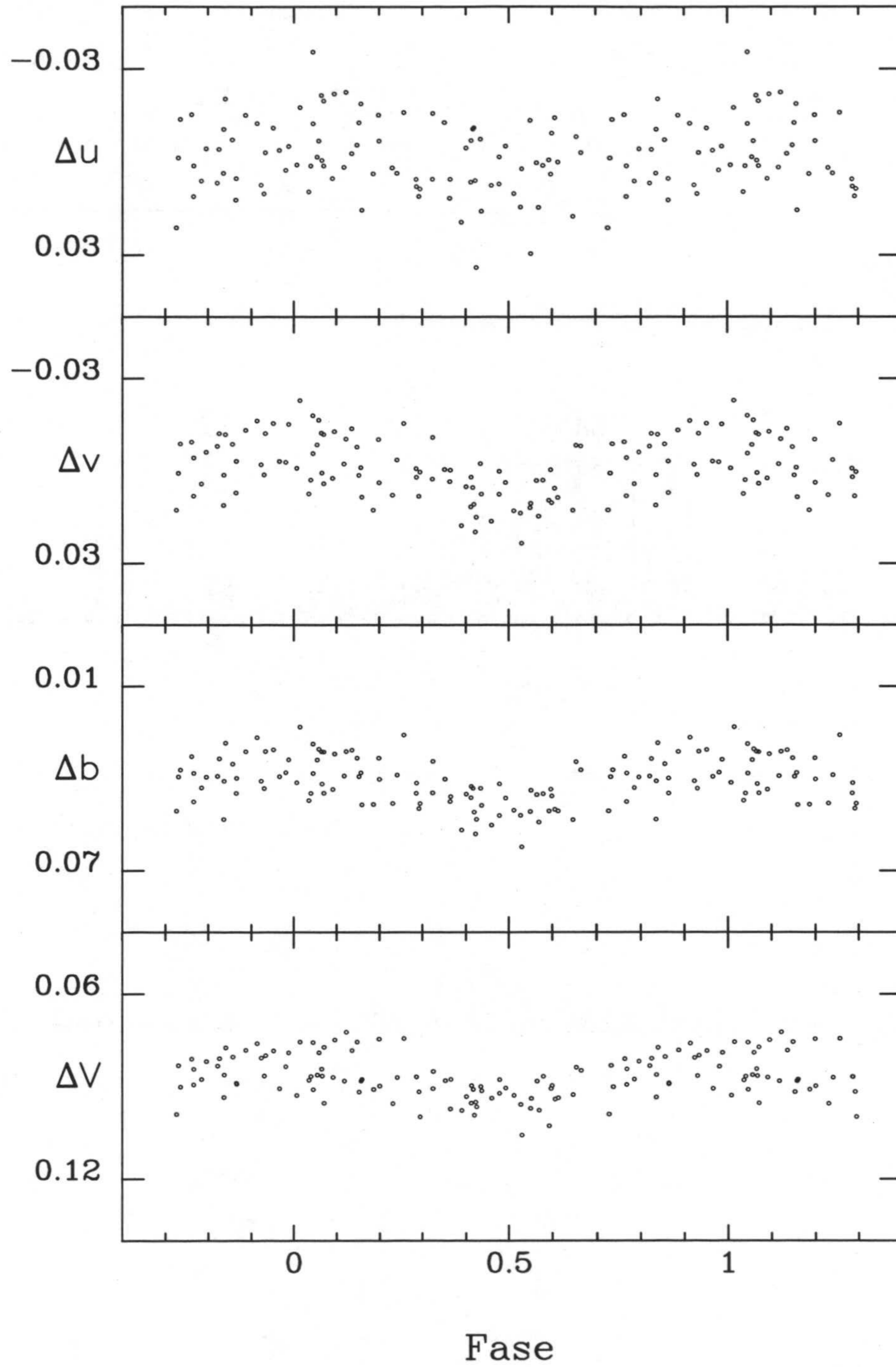
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=2.9507$	0.0051	4.254	0.0069	4.602	0.0059	4.613	0.0045	4.633
	14	298	8	122	7	129	6	150
Valor medio (mag)	-0.0012		0.0002		0.0419		0.0878	
Residuos (mag)	0.0099		0.0055		0.0049		0.0044	
$T_{or}$ (DJH)	2450049.4264							





**Figura 6.14:** Espectro de potencias de la estrella H1284 en el filtro  $v$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$





**Figura 6.15:** Curvas de luz en fase de la estrella H1284 en los cuatro filtros



## 6.9 K15 de NGC 6633

El análisis realizado a partir de nuestras observaciones muestra la existencia de tres frecuencias  $\nu_1=1.3459$  c/d,  $\nu_2=1.2585$  c/d y  $\nu_3=1.1751$  c/d, que equivalen a los períodos  $P_1=0.7430$  d,  $P_2=0.7946$  d y  $P_3=0.8510$  d, respectivamente.

En la Tabla 6.8 se muestra el resultado del análisis de Fourier para los cuatro filtros. En la Figura 6.16 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar las tres frecuencias. Hay que destacar el problema de los alias de 1 c/d que dificulta la obtención de las frecuencias; por lo que sería necesario, al igual que al resto de las estrellas, una cobertura en tiempo lo suficientemente larga para minimizar este problema.

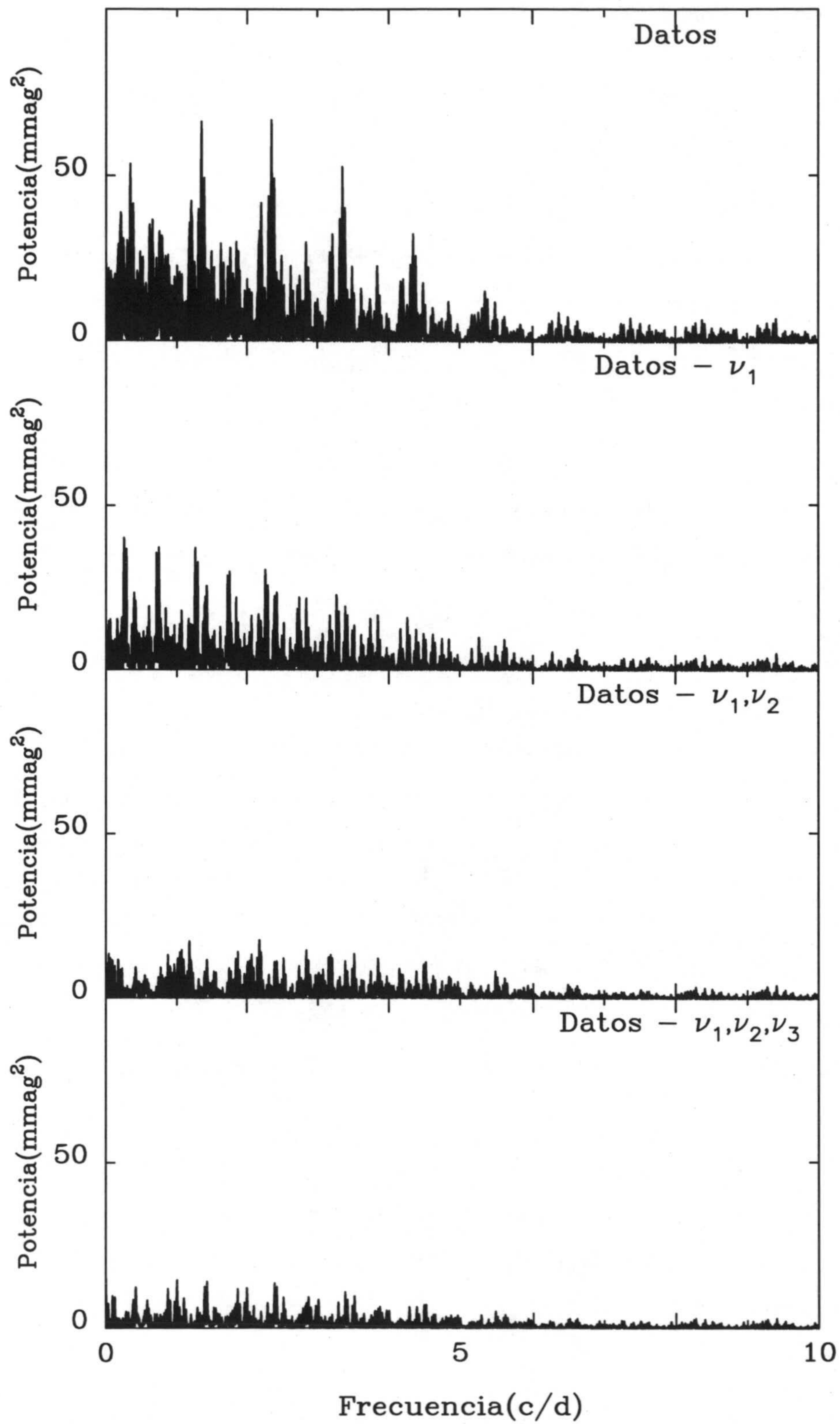
También se presenta en la Figura 6.17 las curvas de luz en fase para cada una de las tres frecuencias por separado junto a los residuos resultantes.

La situación de esta estrella en el diagrama HR, y junto a los resultados del análisis de frecuencias, indican que esta estrella es también una variable tipo  $\gamma$  Dor.

**Tabla 6.8:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K15

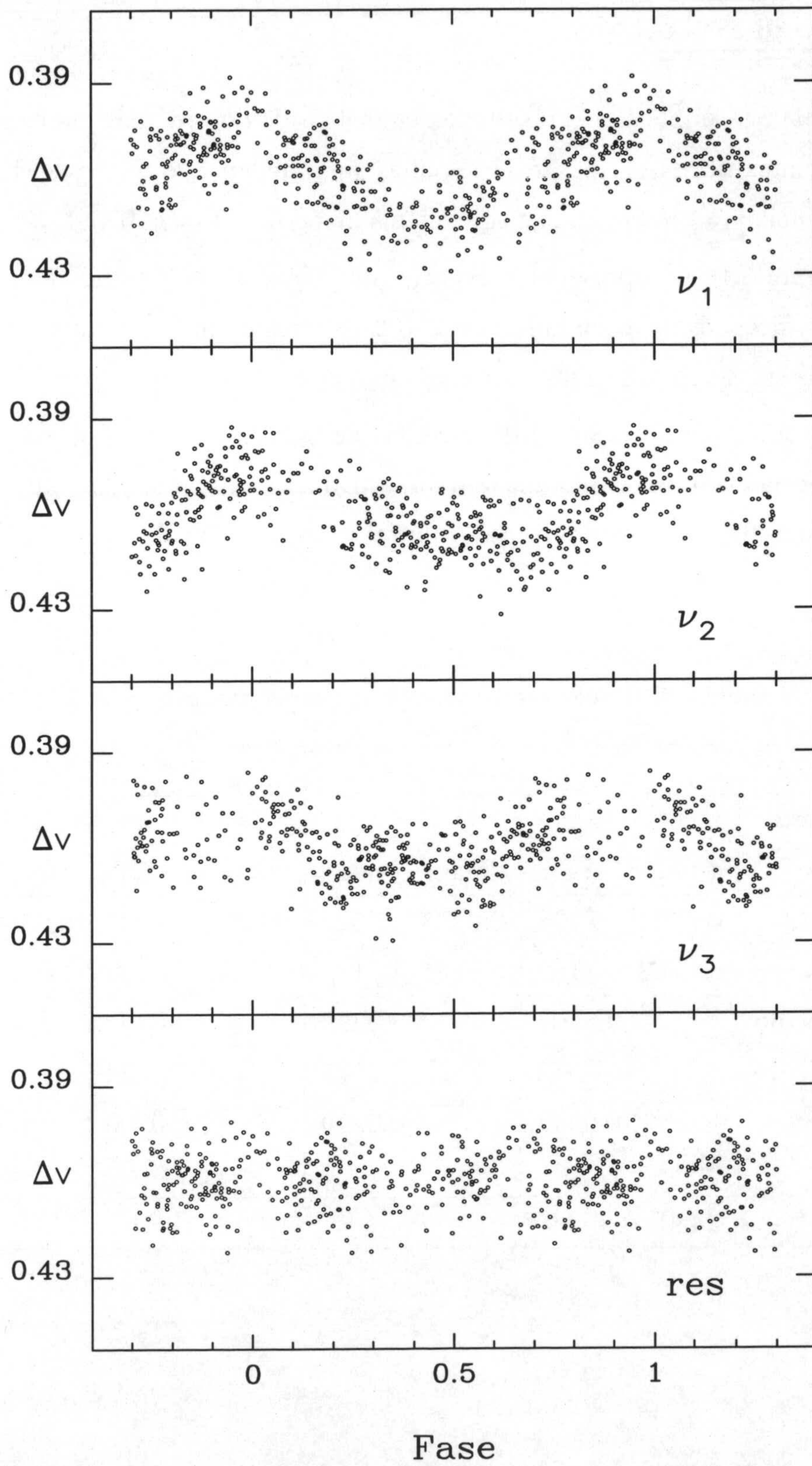
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu_1=1.3459$	0.0056	5.471	0.0086	5.482	0.0073	5.484	0.0062	5.567
	8	146	5	55	4	57	5	74
$\nu_2=1.2585$	0.0051	0.895	0.0070	1.073	0.0059	1.039	0.0047	0.955
	8	162	5	71	4	72	5	100
$\nu_3=1.1751$	0.0048	2.889	0.0053	2.896	0.0043	2.837	0.0022	2.903
	9	165	5	88	5	94	5	204
Valor medio (mag)	-0.0242 6		0.4099 3		0.2874 3		0.1868 3	
Residuos (mag)	0.0100		0.0059		0.0051		0.0057	
$T_{or}$ (DJH)	2450276.4249							





**Figura 6.16:** Espectro de potencias de la estrella K15 en el filtro  $v$ , antes y después de restarle las frecuencias  $\nu_1$ ,  $\nu_2$  y  $\nu_3$





**Figura 6.17:** Curvas de luz en fase de la estrella K15 en el filtro  $v$ , correspondientes a cada una de las tres frecuencias junto a los residuos



### 6.10 K275 de NGC 6633

En la Tabla 6.9 se muestra el resultado del análisis de Fourier realizado a la estrella K275 para los diferentes filtros. A pesar de los alias surgidos en este ajuste, se ha obtenido una posible frecuencia  $\nu_1=1.9706\text{c/d}$ , que equivalen a un período  $P_1=0.5075\text{ d}$ .

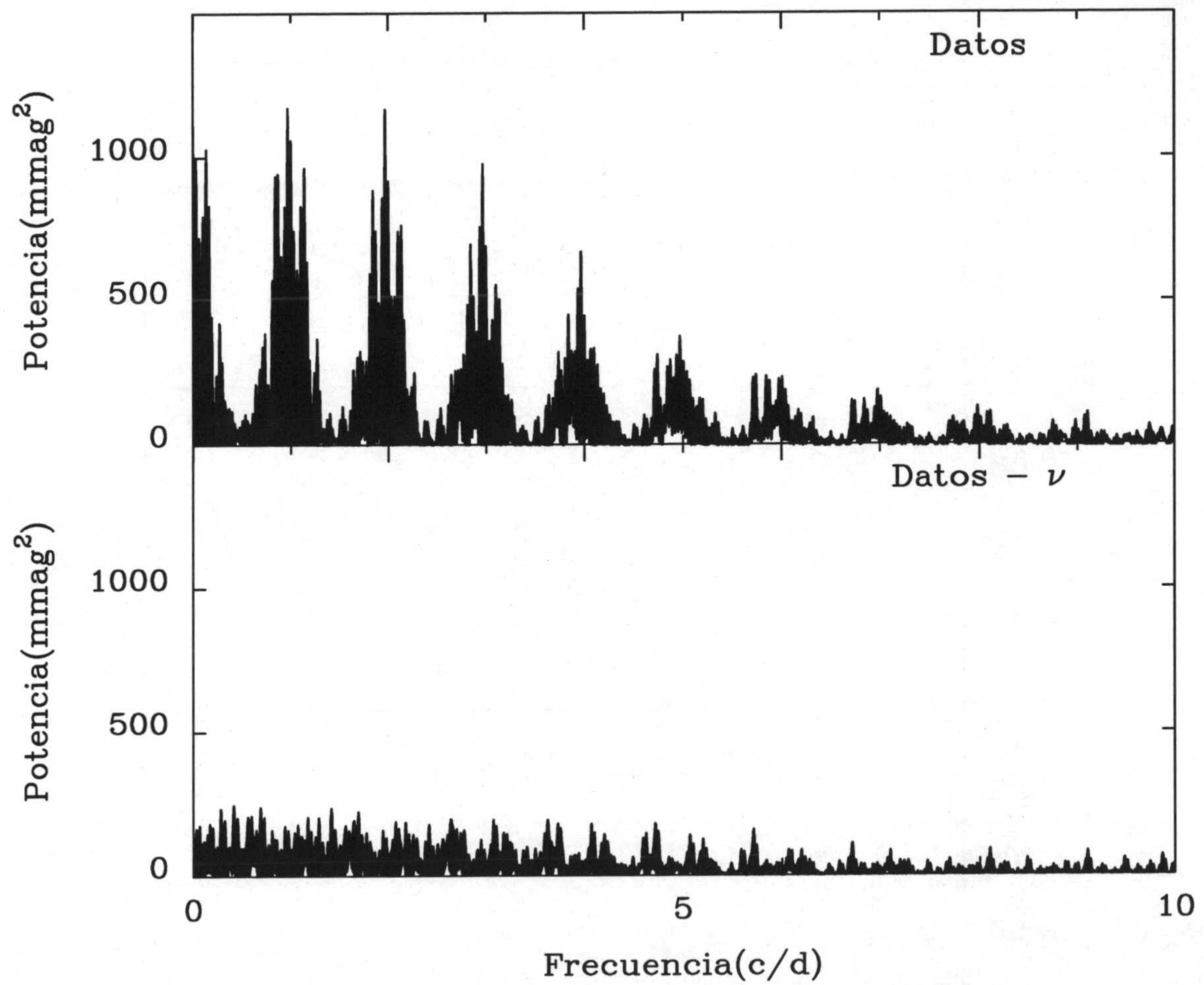
En la Figura 6.16 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar la frecuencia. En el mismo filtro  $v$ , también se presenta en la Figura 6.19 las curvas de luz en fase para cada uno de los filtros Strömngren.

Aunque sería necesario tener más medidas de esta estrella para obtener un ajuste más preciso, se podría clasificar como una variable  $\gamma$  Doradus. Su posición en el borde frío de la banda de inestabilidad del diagrama HR y la relación entre las diferentes amplitudes, así lo indican.

**Tabla 6.9:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella K275

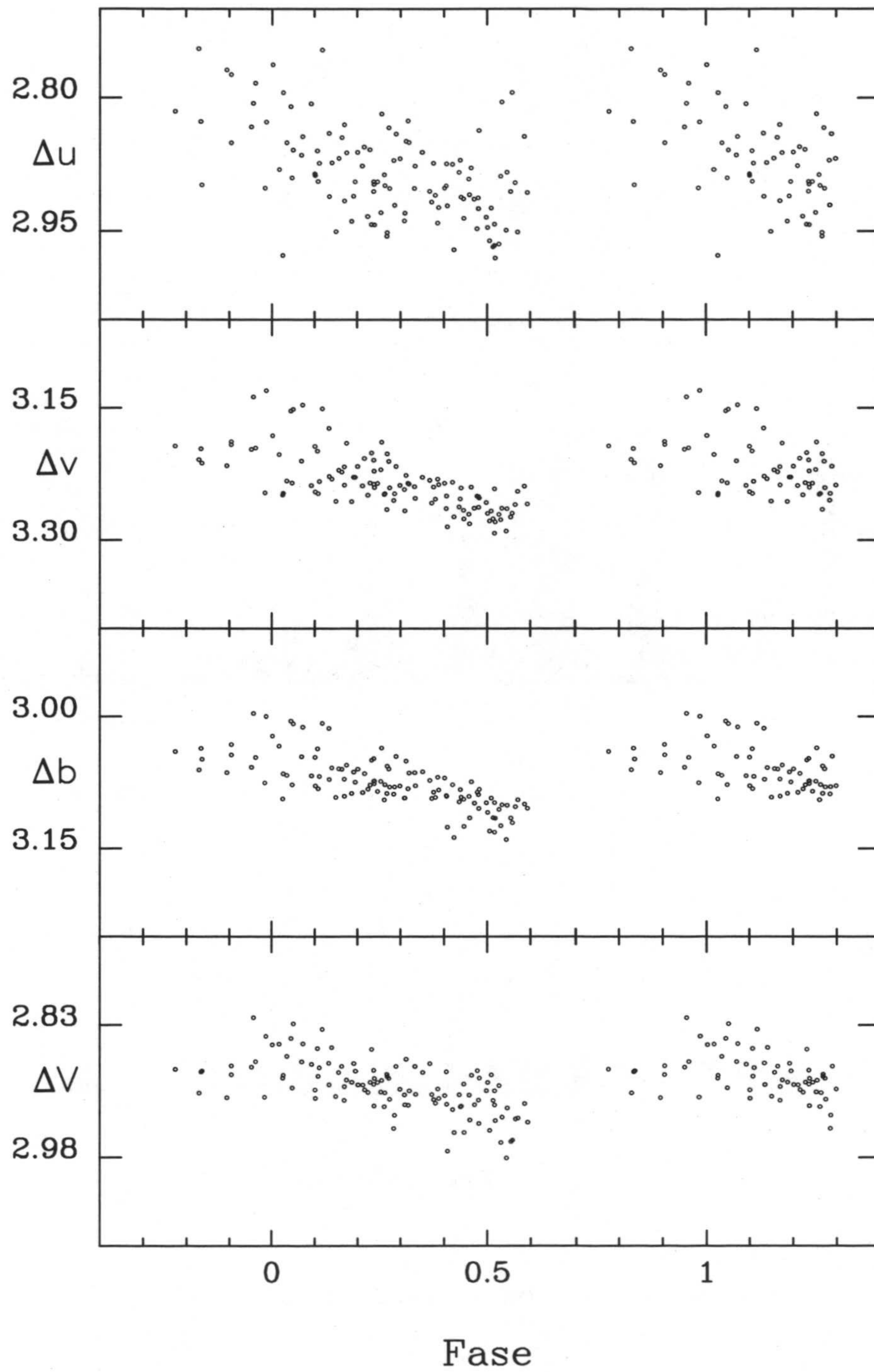
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu_1=1.9706$	0.0421 68	5.508 160	0.0323 31	5.022 123	0.0293 26	4.903 120	0.0263 29	4.795 150
Valor medio (mag)		2.8707 52		3.2338 28		3.0753 24		2.9004 27
Residuos (mag)		0.0443		0.0239		0.0206		0.0226
$T_{or}$ (DJH)	2450276.4489							





**Figura 6.18:** Espectro de potencias de la estrella K275 en el filtro  $v$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$





**Figura 6.19:** Curvas de luz en fase de la estrella K275 en los cuatro filtros



### 6.11 T19 de Coma Ber

Esta candidata a ser una variable  $\gamma$  Dor, fue observada por Peña y col. (1993) cuyas medidas fueron utilizadas por Handler (1994) para realizar un análisis de Fourier. El valor de la frecuencia obtenida fue de 1.2 c/d, aunque ésta podría deberse al alias de 1 c/d y no tratarse por tanto, de una frecuencia real. También resaltó la posición de esta estrella en el diagrama HR, la cual estaba bastante alejada del borde frío de la banda de inestabilidad respecto a las demás estrellas  $\gamma$  Dor conocidas hasta el momento. A pesar de los resultados obtenidos, Handler (1994) sugirió que era una candidata a pertenecer a este grupo de estrellas variables.

Aunque el número de nuestras medidas es insuficiente para dar un valor definitivo, se ha obtenido una frecuencia de  $\nu=1.3235$  c/d correspondiente a un período de 0.7556 d. En la Tabla 6.10 se muestra el resultado del análisis de Fourier sólo para los filtros  $v$ ,  $b$  y  $y$ , ya que en el  $u$ , la pequeña amplitud de variación junto con el ruido de las medidas, no ha permitido detectar ninguna frecuencia.

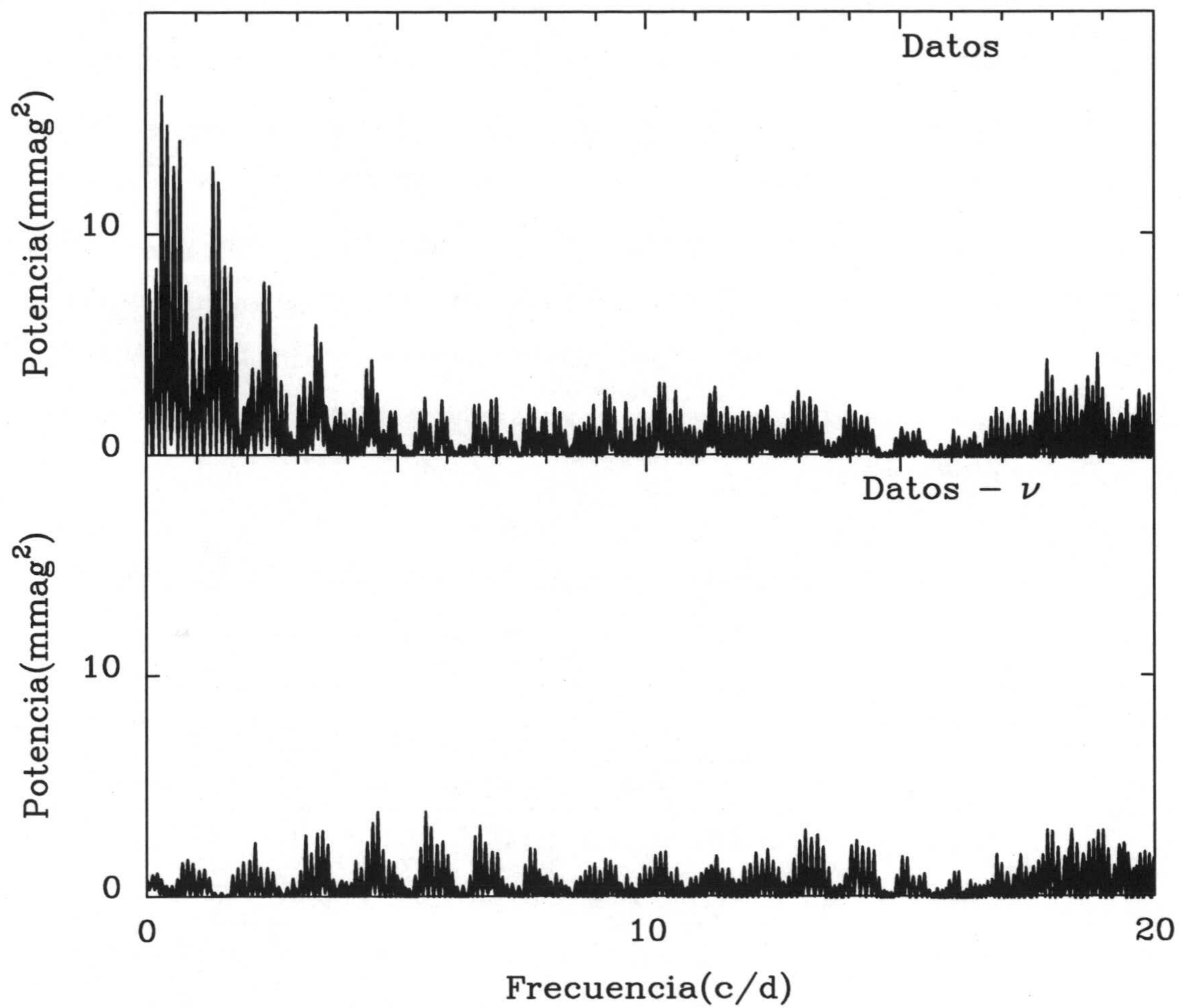
**Tabla 6.10:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella T19

	$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=1.3235$	0.0036	4.397	0.0027	4.497	0.0023	4.364
	6	164	6	205	7	288
Valor medio (mag)	1.6045		1.4978		1.3701	
Residuos (mag)	0.0040		0.0037		0.0044	
$T_{or}$ (DJH)	2450191.4005					

En la Figura 6.20 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar  $\nu=1.3235$  c/d. También se presentan en la Figura 6.21, las curvas de luz en fase en los cuatro filtros, donde en la correspondiente al filtro  $u$  no se distingue la variación encontrada.



La amplitud y período encontrados en nuestro análisis confirma la posible variabilidad de tipo  $\gamma$  Dor de esta estrella.



**Figura 6.20:** Espectro de potencias de la estrella T19 en el filtro  $v$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$



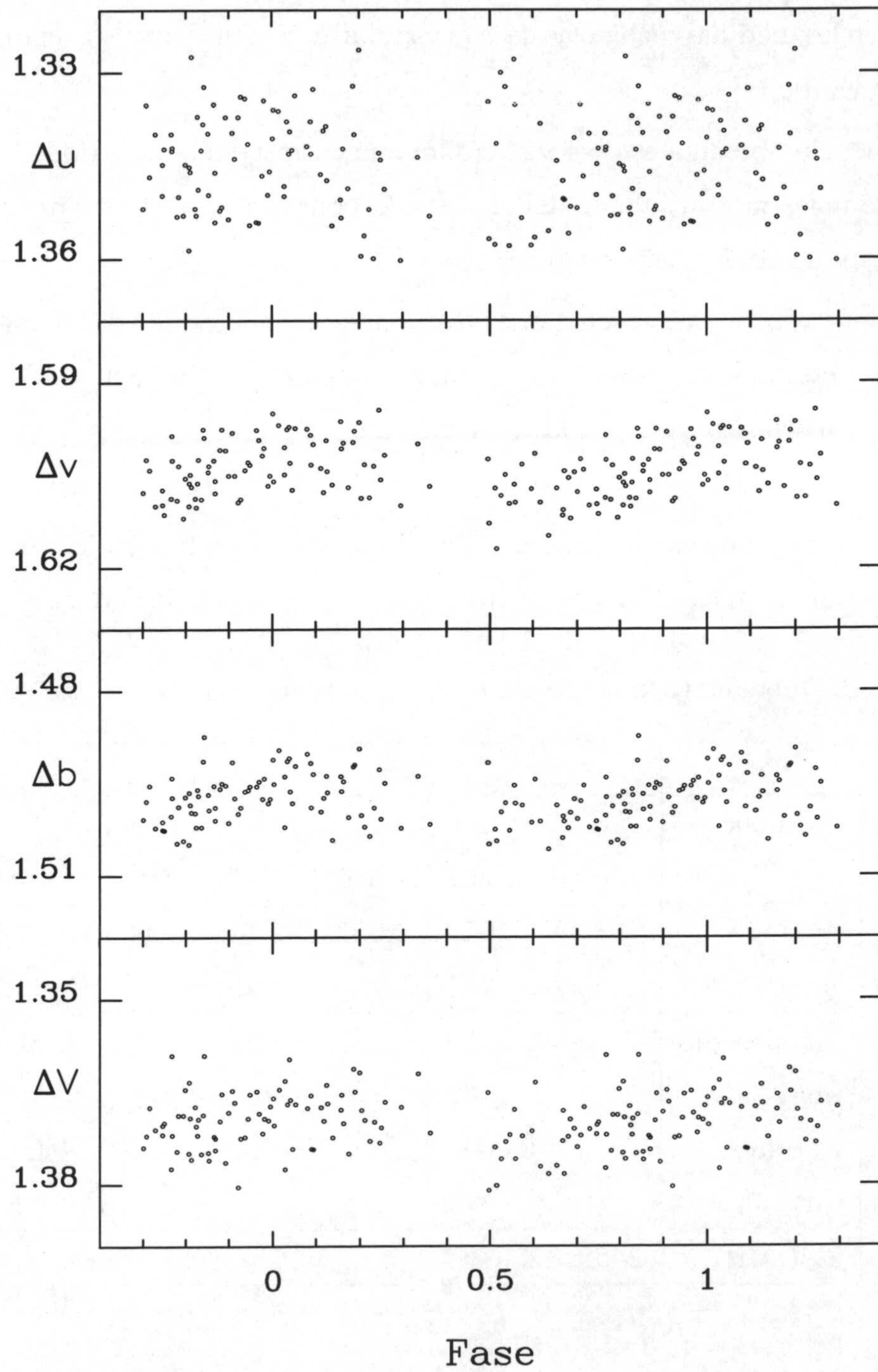


Figura 6.21: Curvas de luz en fase de la estrella T19 en los cuatro filtros



## 6.12 T86 de Coma Ber

Pocas son las medidas realizadas de esta estrella, con lo que el ajuste de frecuencias resultó ser trabajoso y difícil.

La frecuencia obtenida es de 4.922 c/d, que le corresponde un período de 0.203 d. En la Tabla 6.11 se muestra el resultado del análisis de Fourier de nuestras observaciones, al igual que para la estrella anterior, en los filtros  $v$ ,  $b$  y  $V$ .

En la Figura 6.22 se representa el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar  $\nu=4.922$  c/d, no encontrando una segunda frecuencia en nuestras medidas. En esta figura se puede ver que en ambos casos la máxima potencia corresponde a 1 c/d.

También se presenta en la Figura 6.23 las curvas de luz en fase en los cuatro filtros, donde en la correspondiente a la banda  $u$  no se distingue la amplitud de la variación.

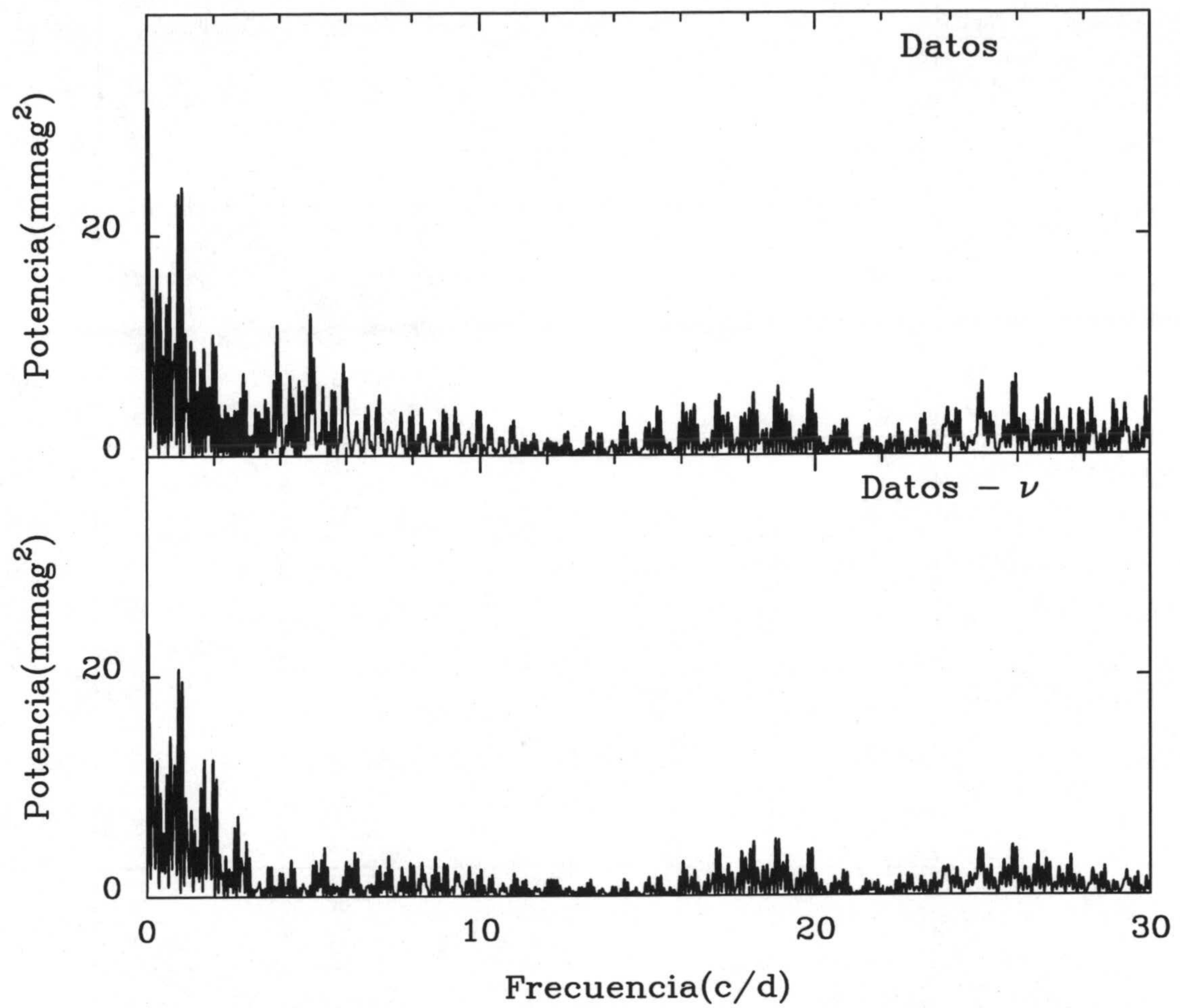
**Tabla 6.11:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella T86

	$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu=4.922$	0.0037	2.029	0.0025	2.140	0.0028	1.554
	9	241	7	254	10	359
Valor medio (mag)		2.1185		1.9718		1.8066
Residuos (mag)		0.0040		0.0029		0.0046
$T_{or}$ (DJH)	2450542.4689					

Debido a su tipo espectral F7V ( $\beta=2.^m649$ ) y su posición en el digrama HR, muy parecida a la que se encuentra la estrella T19, no se puede considerar a esta estrella como una variable  $\delta$  Scuti. De este modo, suponemos que es una posible  $\gamma$  Dor de corto período, donde la frecuencia real podría ser un alias de la sugerida  $\nu=4.922$  c/d, cuyos valores de 3.922 c/d ó 2.922 c/d estarían más acordes con este tipo de variabilidad. Más medidas son necesarias para confirmar

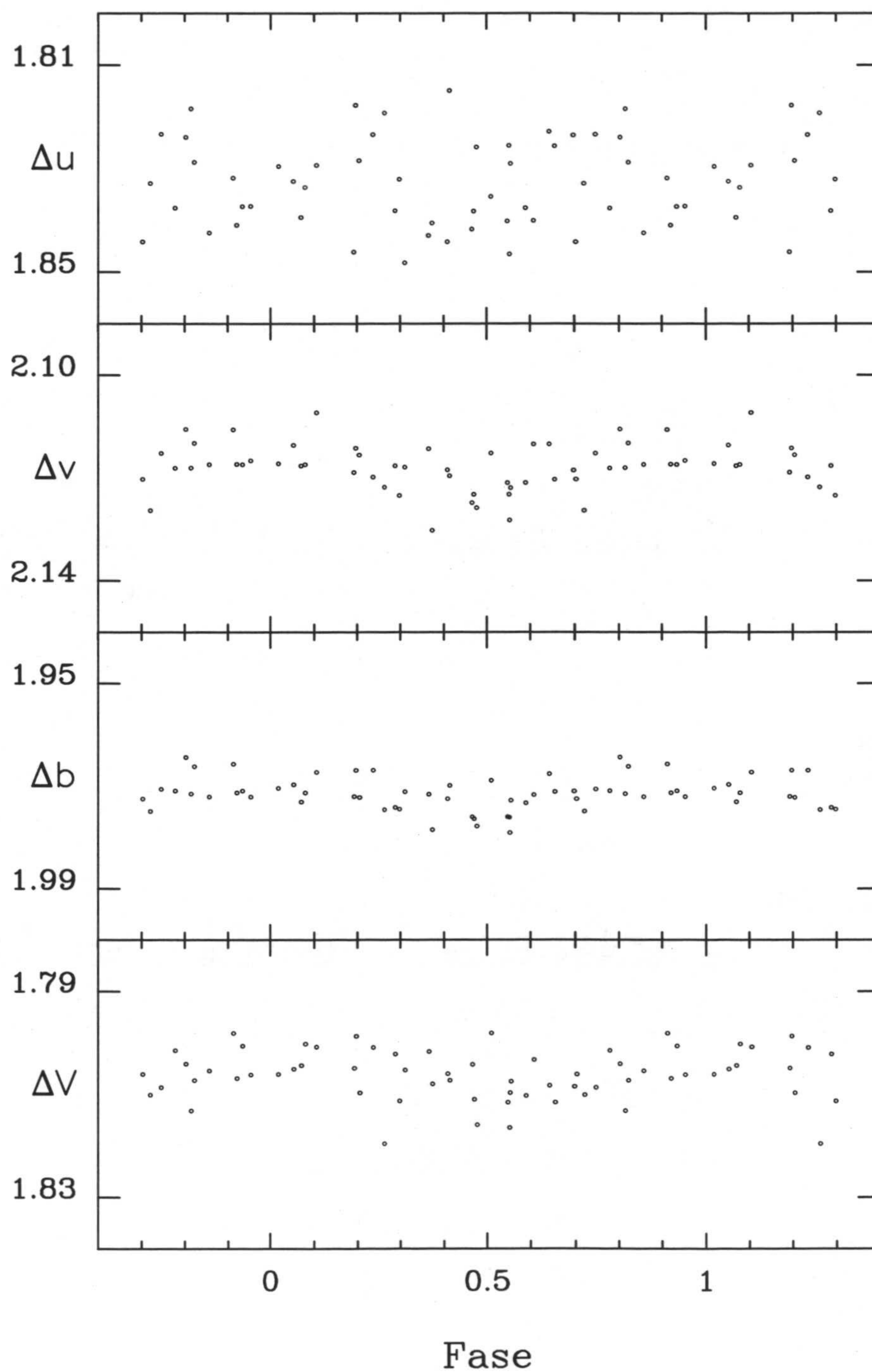


estos resultados.



**Figura 6.22:** Espectro de potencias de la estrella T86 en el filtro  $v$ , antes (arriba) y después (abajo) de restarle la frecuencia  $\nu$ .





**Figura 6.23:** Curvas de luz en fase de la estrella T86 en los cuatro filtros



### 6.13 KW370 de Praesepe

El análisis realizado a partir de nuestras observaciones muestra la existencia de dos frecuencias  $\nu_1=1.3353$  c/d y  $\nu_2=2.4572$  c/d, que equivalen a los períodos  $P_1=0.7489$  d y  $P_2=0.4070$  d respectivamente.

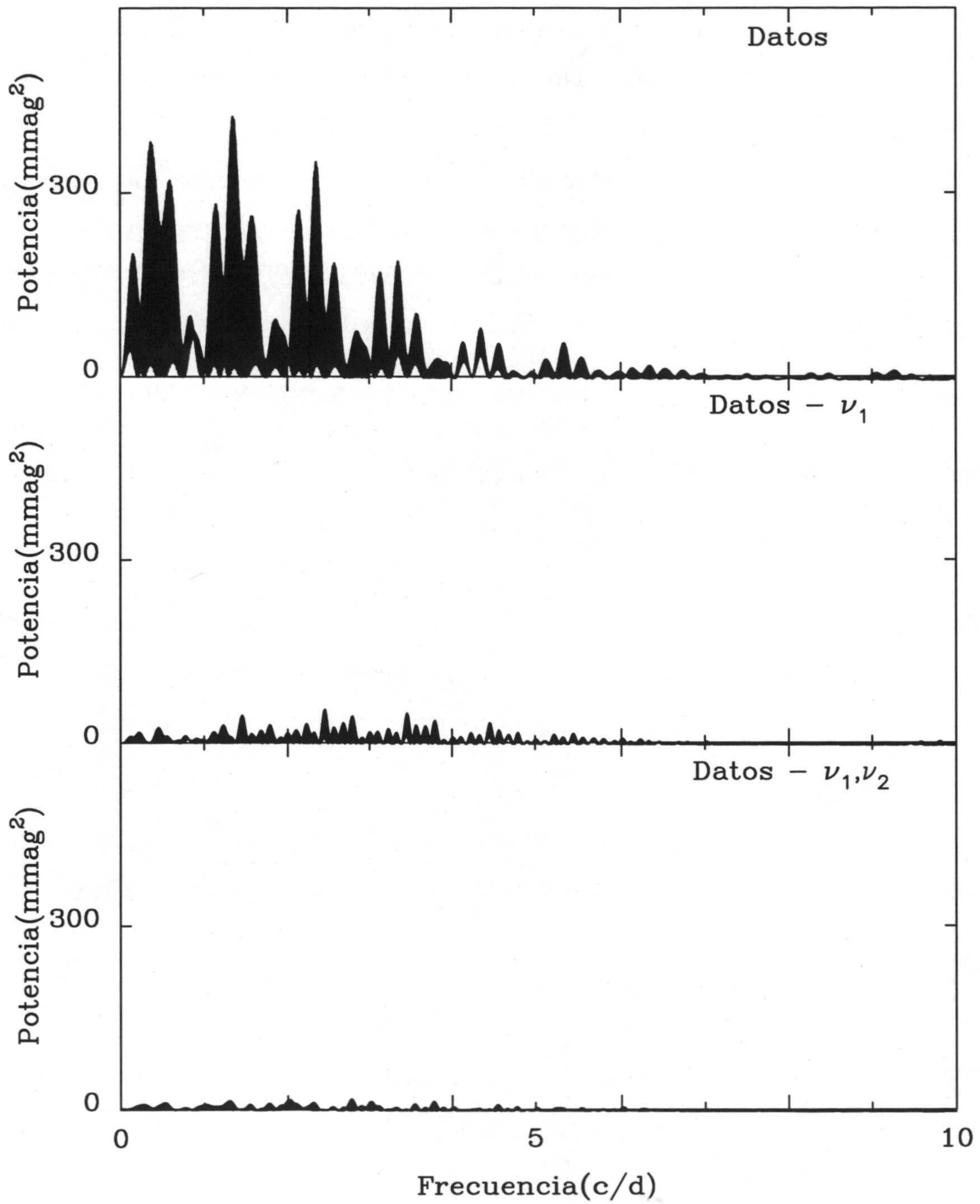
En la Tabla 6.12 se muestra el resultado del análisis de Fourier para los cuatro filtros. En la Figura 6.24 se representan el espectro de potencias de los datos correspondientes al filtro  $v$ , antes y después de restar las frecuencias  $\nu_1=1.3353$  c/d y  $\nu_2=2.4572$  c/d. En el mismo filtro, también se presenta en la Figura 6.25 las curvas de luz en fase para cada una de las dos frecuencias por separado junto a sus residuos.

En vista de los resultados obtenidos para esta estrella en cuanto a su multiperiodicidad y amplitud, además de los índices de color y su posición en el diagrama HR, podemos afirmar que es una variable tipo  $\gamma$  Doradus.

**Tabla 6.12:** Resultados del análisis de Fourier para la estrella KW370

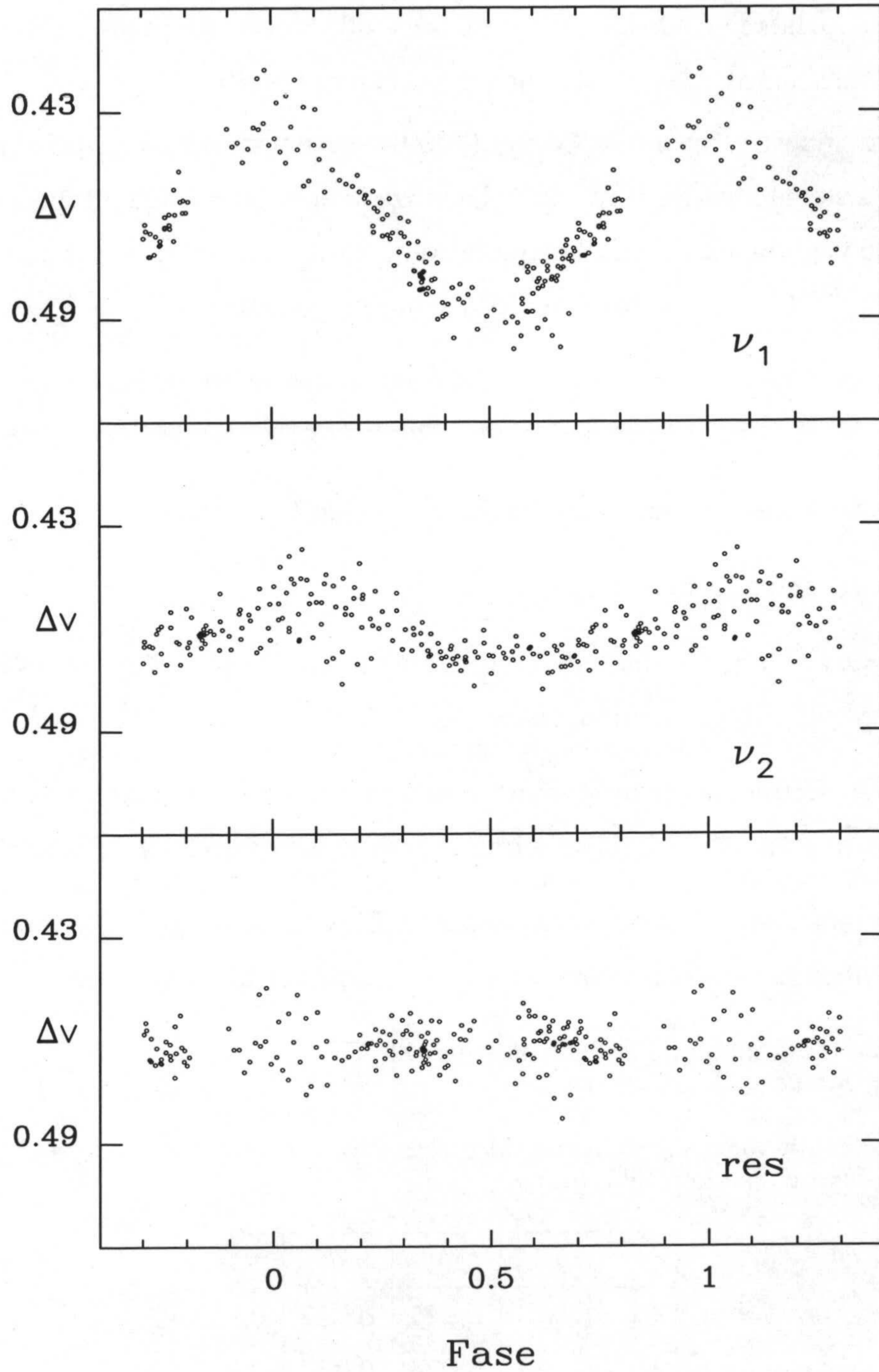
	$u$		$v$		$b$		$V$	
Frecuencia (c/d)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)	$A$ (mag)	$\varphi$ (rad)
$\nu_1=1.3353$	0.0196	4.490	0.0273	4.453	0.0236	4.454	0.0182	4.440
	17	73	8	23	7	25	8	39
$\nu_2=2.4572$	0.0056	3.859	0.0078	4.468	0.0064	4.456	0.0041	4.604
	15	274	7	89	6	102	7	187
Valor medio (mag)		0.3689		0.4619		0.4580		0.4138
Residuos (mag)		11		5		4		5
		0.0134		0.0059		0.0055		0.0065
$T_{or}$ (DJH)	2450462.4364							





**Figura 6.24:** Espectro de potencias de la estrella KW370 en el filtro  $v$ , antes y después de restarle las frecuencias  $\nu_1$  y  $\nu_2$





**Figura 6.25:** Curvas de luz en fase de la estrella KW370 en el filtro  $v$ , correspondientes a cada una de las dos frecuencias junto a los residuos



## 6.14 V2154 Cyg

Por último, se ha realizado un análisis de la estrella binaria eclipsante tipo Algol V2154 Cyg, medida en el transcurso de las observaciones del cúmulo M 39.

A partir de nuestras medidas, García (2000) ha obtenido los principales parámetros que definen a este sistema binario. Para ello se ha utilizado el programa EBOP (Popper y col., 1981) y EBOPC, una versión nueva que contempla como variable la longitud del periastro (Giménez y Quintana, 1992). Los resultados obtenidos son los siguientes:

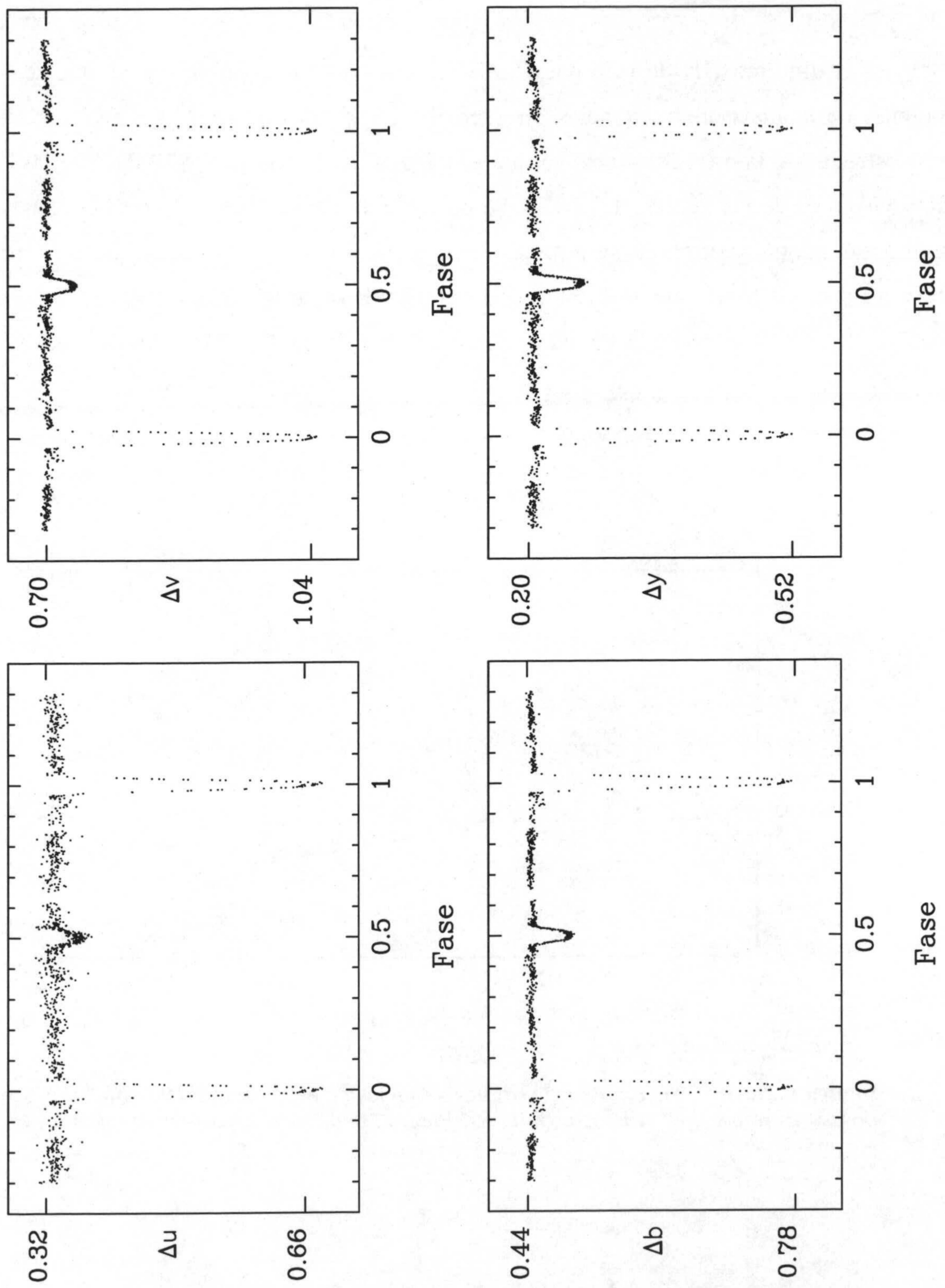
- Las componentes del sistema están bien separadas, son prácticamente esféricas y el efecto de reflexión es pequeño.
- Las temperaturas de ambas estrellas son  $T_1=6700$  K y  $T_2=4700$  K
- El cociente entre las masas,  $q=m_2/m_1=0.4$
- $k=r_2/r_1=0.47$ , donde el radio de la primaria es de  $r_1=0.147$ , si tomamos como valor 1 la distancia entre las dos componentes.
- El eclipse secundario es total (el mínimo es plano como se observa en la curva de luz), mientras que durante el eclipse primario sólo se oculta un 20% de la estrella primaria.
- Las luminosidades de ambas componentes  $L_1$  y  $L_2$  ( $L_1+L_2=1$ ) fuera de eclipse, correspondiente a la fase 0.25, se muestran en la Tabla 6.13.
- El ángulo de inclinación de la órbita es  $i=88.^\circ 7$

**Tabla 6.13:** Los valores de la luminosidad de ambas componentes de V2154 Cyg,  $L_1$  y  $L_2$ , fuera de eclipse para los cuatro filtros

	$u$	$v$	$b$	$V$
$L_1$	0.978	0.975	0.963	0.953
$L_2$	0.022	0.025	0.037	0.047

En la Figura 6.26 se representan las curvas de luz en fase en los cuatro filtros, donde el período introducido es  $P=2.^\text{d}63060$  (Hipparcos, 1997) y el instante  $T_0=2451048.6170$  corresponde a la época de un mínimo primario obtenido de nuestras observaciones.



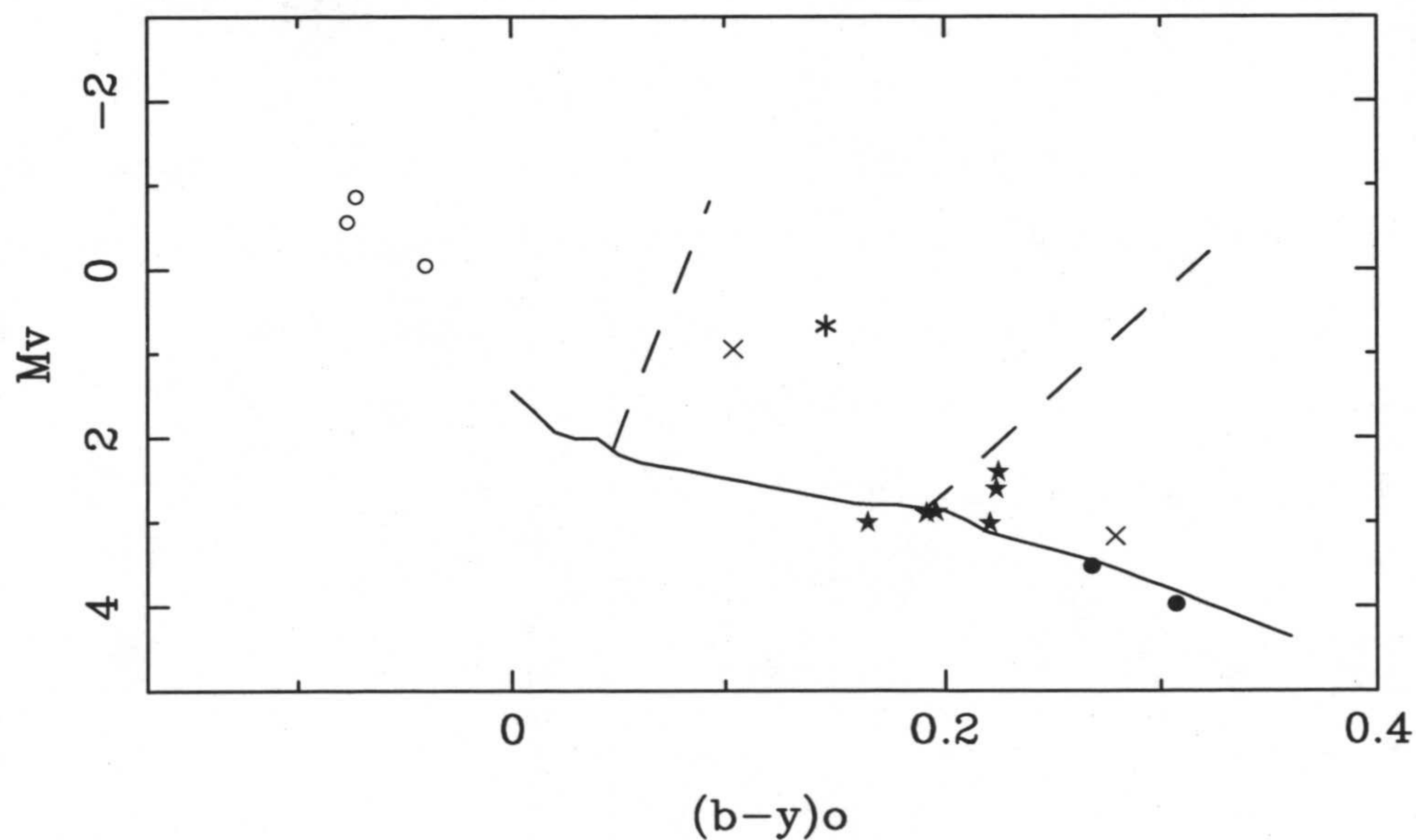


**Figura 6.26:** Las curvas de luz en fase de la binaria eclipsante V2154Cyg en los cuatro filtros del sistema Strömgren



### 6.15 Posición de las estrellas en el diagrama HR

En el digrama HR de la Figura 6.27, se muestran las estrellas en las que se ha podido obtener un análisis de frecuencias: tres posibles variables de tipo SPB (K22, K58 y K64), una estrella SX Phe (K28) y seis variables  $\gamma$  Doradus (C2HE104, S29, H1284, Tr19, Tr86 y KW370), dos de las cuales, Tr19 y Tr 86 del cúmulo Coma Ber, son consideradas solamente como candidatas. También se representan esta figura, las dos estrellas binarias eclipsantes observadas en este trabajo: V2154 Cyg de M 39 y K93 de IC 4756 (HD172189). La línea de la ZAMS y los bordes de la banda de Inestabilidad de las Ceféidas son de Rodríguez y col. (1994). Los valores de la magnitud absoluta,  $M_v$ , y los índices desenrojados,  $(b - y)_0$ , son los obtenidos de la fotometría en el Capítulo 4.



**Figura 6.27:** La posición de las estrellas variables en el Diagrama HR. Símbolos utilizados:  $\circ$ , estrellas tipo SPB;  $*$ , estrella SX Phe;  $\times$ , binarias eclipsantes;  $\star$ , variables  $\gamma$  Dor;  $\bullet$ , candidatas



# CAPÍTULO 7

## Estrellas $\gamma$ Doradus

### 7.1 Catálogo de variables tipo $\gamma$ Dor

En los últimos años y en continua adaptación, se ha elaborado una lista de variables  $\gamma$  Dor, además de una relación de posibles candidatas cuya variabilidad es dudosa. En este campo hay que destacar las revisiones realizadas por Krisciunas y Handler (1995) y posteriormente, por Handler y Krisciunas (1997) (<http://www.astro.univie.ac.at/~gerald/gdor.html>).

En la Tabla 7.1 se listan 18 estrellas que hemos clasificado como variables  $\gamma$  Dor, de las cuales, seis son introducidas por primera vez y donde aparecen descritos sus parámetros más significativos. Para realizar esta relación de objetos, se utilizó además de las listas ya existentes, la reciente clasificación realizada por Kaye y col. (1999a), con un total de 13 estrellas. En ella, hay que destacar que la estrella HR6277 (Kaye, 1998) considerada como una  $\gamma$  Doradus es una variable del tipo  $\delta$  Scuti (Kaye y col., 2000), y por tanto, no la hemos introducido en nuestro catálogo.

Las estrellas de esta lista están ordenadas en orden creciente de ascensión recta  $\alpha$ . Para cada objeto se dan diferentes identificaciones: HD (Henry Draper Catalogue, 1921), HIP (The Hipparcos and Tycho Catalogues, 1997), HR (Bright Star Catalogue, 1982), BD (Bonner Durchmusterung Catalogue, 1951) and GCVS (General Catalogue of Variable Stars, 1998). Además se ha introducido otra designación (Otro) en la que se puede encontrar el número SAO (Smithsonian Astrophysical Observatory Star Catalogue, 1971) o la identificación dentro del cúmulo. Las coordenadas referidas al 2000.0 son de la base de datos SIMBAD. De las estrellas medidas por el satélite HIPPARCOS, hemos obtenido la paralaje ( $\pi$ ) y sus correspondientes errores, además de los valores de  $V$ ,  $B - V$  y tipos espectrales (TE). Para el resto de los objetos que no se dispongan de estos parámetros, y que coinciden con las estrellas estudiadas en este trabajo, los valores de  $V$  y TE son los mismos que los presentados en el Capítulo 3. La principal fuente de información para la fotometría  $UBV$  y  $uvby\beta$  ha sido obtenida del catálogo de Mermilliod y col. (1997b). Las fuentes para las velocidades rotacionales proyectadas ( $v \sin i$ )



de cada estrella se especifican dentro del apartado de Referencias. Los valores del período y la amplitud para cada objeto corresponden al período principal y amplitud media de la curva de luz en el filtro  $V$ , respectivamente.

En la Tabla 7.2 se muestran los períodos principales de las candidatas a  $\gamma$  Dor junto a las respectivas referencias. Las estrellas Tr19 y Tr86 de Coma Ber se han incluido en esta lista. El mayor número de objetos corresponde al estudio realizado por Handler (1999) a partir de una selección de estrellas detectadas por el satélite HIPPARCOS como variables. Entre ellas cabe destacar a aquellas que se indican con un asterisco (\*), donde la incertidumbre sobre su naturaleza es mayor que en el resto.



Tabla 7.1: Parámetros observacionales de las estrellas  $\gamma$  Doradus

HD	HIP	GCVS	$\alpha_{2000.0}$ ( <i>h m s</i> )	$\pi$ ( <i>sac</i> )	<i>V</i> ( <i>mag</i> )	<i>b - y</i> ( <i>mag</i> )	<i>m</i> <sub>1</sub> ( <i>mag</i> )	<i>c</i> <sub>1</sub> ( <i>mag</i> )	$\beta$ ( <i>mag</i> )	Per ( <i>d</i> )	Referencias
HR	BD	Otro	$\delta_{2000.0}$ ( <i>° ' "</i> )	error de $\pi$ ( <i>sac</i> )	TE	<i>B - V</i> ( <i>mag</i> )	<i>U - B</i> ( <i>mag</i> )	<i>v</i> sen <i>i</i> ( <i>Km/s</i> )		Amp( <i>V</i> ) ( <i>mag</i> )	Notas
224945	159	BU Psc	00 02 02.62	16.92	6.93	0.192	0.147	0.719	2.743	1.4943	15, 22, 27, 31, 33
	-03 5750	SAO147045	-02 45 58.2	$\pm 0.81$	A3	0.292		55		0.02	1
19655			03 11 41.15		8.617	0.245	0.155	0.653	2.712	0.3201	36, 45
	+47 0776	$\alpha$ Per HE104	+47 51 59.2		F2Vn	0.340	0.026	>200		0.01	
22702			03 39 51.14		8.811	0.238	0.159	0.681	2.747	0.3896	45
	+24 0528	Pléyades S29	25 11 42.4		A2	0.35	0.04			0.06	2
23585			03 47 04.19		8.369	0.190	0.178	0.717	2.780	0.3389	39, 45
	+23 0528	Pléyades H1284	+23 59 43.0		A9V	0.298	0.080	100		0.01	
27290	19893	$\gamma$ Dor	04 16 01.59	49.26	4.26	0.201	0.174	0.658	2.741	0.7570	4, 5, 6, 9, 15, 22, 27, 33
1338		$\gamma$ Dor	-51 29 11.9	$\pm 0.50$	F4III	0.312	0.015	62		0.03	3
32537	23783	V398 Aur	05 06 40.63	38.14	4.98	0.218	0.151	0.639	2.723	1.2582	15, 20, 22, 25, 26, 27, 41
1637	+51 1024	9 Aur	+51 35 51.8	$\pm 0.79$	F0V	0.343	-0.014	18		0.04	4



Tabla 7.1: (Continuación)

HD	HIP	GCVS	$\alpha_{2000.0}$ ( <i>h m s</i> )	$\pi$ ( <i>sac</i> )	$V$ ( <i>mag</i> )	$b - y$ ( <i>mag</i> )	$m_1$ ( <i>mag</i> )	$c_1$ ( <i>mag</i> )	$\beta$ ( <i>mag</i> )	Per ( <i>d</i> )	Referencias
HR	BD	Otro	$\delta_{2000.0}$ ( <i>° ' "</i> )	error de $\pi$ ( <i>sac</i> )	TE	$B - V$ ( <i>mag</i> )	$U - B$ ( <i>mag</i> )	$v_{seni}$ ( <i>Km/s</i> )		Amp(V) ( <i>mag</i> )	Notas
55892	34834	QW Pup	07 12 33.63	47.22	4.49	0.219	0.154	0.638	2.705	0.9584	15, 22, 34
2740		I Pup	-46 45 33.5	$\pm 0.53$	F0IV	0.324	-0.023	40		0.01	5
62454	37863		07 45 42.34	11.18	7.14	0.214	0.185	0.619	2.734	0.6244	15, 20, 22, 23
	+39 2001	SAO60320	+39 32 49.0	$\pm 1.01$	F0	0.364		53		0.02	6
68192	40462		08 15 42.09	10.67	7.15	0.227	0.169	0.647	2.661	0.7691	15, 20, 22, 23
	+66 0541	SAO14472	+66 10 32.1	$\pm 0.81$	F2	0.363		85		0.04	7
73854			08 41 10.68		9.040	0.224	0.187	0.634	2.716	0.7489	37, 45
	+20 2177	Praesepe KW370	+19 49 46.4		F2V	0.353	0.047	68		0.04	
108100	60571		12 24 56.93	12.10	7.12	0.234	0.161	0.639	2.705	0.757	8, 15, 21, 22
	+43 2221	SAO44164	+42 51 17.1	$\pm 0.82$	F2	0.368	0.038	68		0.01	8
164615	88272	V2118 Oph	18 01 33.20	14.36	7.03	0.224	0.179	0.630	2.715	0.8112	1, 13, 15, 16, 21, 22, 27, 42
	+11 3315	SAO103308	+11 17 08.7	$\pm 0.90$	F2IV-V	0.354		66		0.05	9
165645	88565		18 05 00.80	17.44	6.38	0.184	0.170	0.750	2.758	0.4213	15, 20, 22
6767	+41 2968	SAO47195	+41 56 46.6	$\pm 0.56$	F0V	0.287	0.02	135		0.01	10



Tabla 7.1: (Continuación)

HD	HIP	GCVS	$\alpha_{2000.0}$ ( <i>h m s</i> )	$\pi$ ( <i>sac</i> )	$V$ ( <i>mag</i> )	$b - y$ ( <i>mag</i> )	$m_1$ ( <i>mag</i> )	$c_1$ ( <i>mag</i> )	$\beta$ ( <i>mag</i> )	Per ( <i>d</i> )	Referencias
HR	BD	Otro	$\delta_{2000.0}$ ( <i>° ' "</i> )	error de $\pi$ ( <i>sac</i> )	TE	$B - V$ ( <i>mag</i> )	$U - B$ ( <i>mag</i> )	$v_{seni}$ ( <i>Km/s</i> )		Amp(V) ( <i>mag</i> )	Notas
169577			18 25 06.25		8.65	0.283	0.160	0.611	2.721	0.7430	45
	+05 2739	NGC 6633 K15	+05 59 54.6		F3					0.01	11
			18 28 25		11.340	0.365	0.106	0.712	2.752	0.5075	45
		NGC 6633 K275	+06 13.6			0.54	0.14			0.05	12
207223	107558		21 47 04.76	19.90	6.18	0.226	0.164	0.632	2.705	2.5940	15, 20, 22, 24
8330	+16 4598	SAO107395	+17 11 38.5	$\pm 0.80$	F3V	0.350	-0.004	38		0.03	
218396	114189	V342 Peg	23 07 28.7	25.04	5.97	0.178	0.146	0.678	2.739	0.5053	10, 15, 21, 22, 27, 38, 44
8799	+20 5278	SAO91022	+21 08 03.3	$\pm 0.85$	A5V	0.259	-0.045	45		0.04	13
224638	118293	BT Psc	23 59 35.04	12.56	7.49	0.198	0.157	0.680	2.735	1.4603	15, 22, 27, 31, 33
	-02 6071	SAO147016	-01 50 59.7	$\pm 0.94$	F0	0.342		24		0.03	14



Notas de la Tabla 7.1:

- 1.- Además de  $P_1=1.4943$  d, HD224945 tiene un segundo período  $P_2=1.0718$  d. La fotometría Strömngren se ha obtenido de Mantegazza y col. (1994).
- 2.- Esta estrella del cúmulo de Pleíades, S29, también se conoce como Pléyades PELS127 (Pels y col., 1975) o Pléyades 5008 (base de datos del SIMBAD). La magnitud  $V$  y los índices Strömngren se han calculado en este trabajo.
- 3.- Para la estrella  $\gamma$  Dor, además de  $P_1=0.7570$  d y  $P_2=0.7334$  d, se confirma un tercer período de  $0.6782$  d (Balona y col., 1996).
- 4.- Dos son los períodos observados en 9 Aurigae:  $P_1=1.2582$  d y  $P_2=1.3023$  d, y un tercero  $P_3=2.9163$  d encontrado en la última campaña de observación (Zerbi y col., 1997).
- 5.- La estrella QW Pup tiene cuatro períodos:  $P_1=0.9584$  d,  $P_2=1.0049$  d,  $P_3=0.9019$  d y  $P_4=1.1088$  d.
- 6.- HD62454 es una binaria espectroscópica (Kaye, 1998b), además de ser una  $\gamma$  Dor con cinco períodos observados:  $P_1=0.6244$  d,  $P_2=0.6960$  d,  $P_3=0.5758$  d,  $P_4=0.5453$  d y  $P_5=0.5532$  d. El valor de  $\beta$  se ha obtenido de Kaye (1998a).
- 7.- Además de  $P_1=0.7691$  d, HD68192 presenta un segundo período  $P_2=0.8318$  d. El valor de  $\beta$  se ha obtenido de Kaye (1998).
- 8.- De la estrella HD108100 se ha observado un segundo período  $P_2=0.712$  d, además de  $P_1=0.757$  d. El índice  $\beta$  es de Breger y col. (1997).
- 9.- Son tres los períodos observados para HD164615:  $P_1=0.8112$  d,  $P_2=0.9175$  d y  $P_3=0.4255$  d.
- 10.- HD165645 forma parte de un sistema doble, CCDM18050+4157A (Catalogue of the Components of Double and Multiple Stars (CCDM), 1994), con una separación angular de  $23.''4$  con el objeto B ( $V=12.^m4$ ).
- 11.- Esta estrella, K15 (HD169577), no pertenece al cúmulo NGC 6633
- 12.- La magnitud  $V$  y los índices Strömngren de NGC 6633 K275, se han calculado en este trabajo.
- 13.- Los períodos encontrados para HR8799 son:  $P_1=0.5053$  d,  $P_2=0.5791$  d,  $P_3=0.6061$  d y  $P_4=4.0339$  que obedece a la interacción  $\nu_1 - \nu_2$
- 14.- HD224638 presenta dos períodos,  $P_1=1.4603$  d y  $P_2=1.2323$  d. La fotometría Strömngren es de Mantegazza y col. (1994).



Tabla 7.2: Candidatas  $\gamma$  Doradus

Estrella	Período	Referencias
HD277	0.925	14
HD2842	0.562	14
M34 UVa 144	0.6587	14, 28, 29
M34 UVa 224	0.9295	15, 28, 29
HD7169	0.549	14
HD9365	0.626	14
HD11443	0.8681	2
HD12901*	2.18:	14
HD14940	0.5004	2
HD17310	2.030	14
HD21788*	$\sim 5$	14
HD23005*	0.61:	14
HD23375	$>0.2$	7, 15, 27, 45
HD23874	0.443	14
HD25998	3.0469	14
HD27093*	0.558	14
HD27377	2.848	14
HD35187*	3.75?	14
HD40745	0.824	2,14
HD41448	0.420	14
HD48271	1.907	14
HD62863	1.92?	15, 27, 40
HD63436*	0.7:	14
NGC 2516 C106		15, 27, 43
NGC 2516 C93	0.2–0.4	3, 15, 27, 43
NGC 2516 C96	0.2–0.4	3, 15, 27, 43
NGC 2516 C92		15, 27, 43
NGC 2516 C52	0.2–0.4	3, 15, 27, 43



Tabla 7.2: (Continuación)

Estrella	Período	Referencias
NGC 2516 C69	0.2–0.4	3, 15, 27, 43
HD65526	0.644	14
NGC 2516 C64		15, 27, 43
NGC 2516 C62		15, 27, 43
HD69715	0.423	14
HD70645	0.825	14
HD80731	1.116	14
HD81997	días	15, 18, 21, 27, 30
HD85693*	0.835	14
HD86358	0.775	14
HD86371	2.459	14
HD91201*	0.605	14
HD99267	0.575	15, 17, 21
HD100215	0.757	14
HD103257	0.817	14
HD104860*	1.6:	14
HD105458	1.398	14
Coma Ber Tr19	1.3235	12, 15, 21, 27, 45
HD107192	0.7237	2
Coma ber Tr86	4.922	45
HD109032*	0.7:	14
HD109799*	1.058	14
HD109838*	1.4? 2.9?	14
HD110379		15, 19, 21, 27
HD110606	0.977	14
HD111709	1.1857	2
HD111829	~1.8	15, 27, 32
HD112429	0.425	2, 14



Tabla 7.2: (Continuación)

Estrella	Período	Referencias
HD112934*	0.8:	14
HD113357*	1.216	14
HD113867	1.073	14
HD115466	0.927	14
HD117777	1:	11, 15, 21, 27, 35
HD122300*	0.629	14
HD124248	0.671	14
HD126516*	0.493	14
HD133803*	0.445	14
HD137785	0.573	14
HD139095*	0.634	14
HD144451	0.442	14
HD147787	1.456	2, 14
HD149989	0.427	2, 14
HD152896	0.746	14
HD155154	0.345	14
HD155854*	2:	14
HD160295	0.755	14
HD166114*	0.469	14
HD167858	1.307	2, 14
HD171244	1.004	14
HD172416*	0.827	14
HD173794*	1.524	14
HD173977	0.900	14
HD175337	0.787	14
HD187028	0.695	2, 14
HD181998*	1.334?	14
HD187353*	0.6:	14



Tabla 7.2: (Continuación)

Estrella	Período	Referencias
HD187615*	0.498	14
HD188032*	0.630	14
HD189631*	0.6:	14
HD195068/9	0.800	14
HD197187*	0.828	14
HD197451*	1.803	14
HD197541	1.400	14
HD198528*	0.526	14
HD199143*	1.6:	14
HD201985*	1.332	14
HD206043	0.416	14
HD206481	0.623	14
HD207651*	0.735	14
HD209295	0.885	14
HD211699	1.072	14
HD213617*	0.569	14
HD214291	0.8713	2
HD216108*	0.762	14
HD216910	0.694	2, 14
HD218225	0.8668	2
HD219843*	1.790	14
HD221866	1.140	14
HD224288	1.130	14

Referencias de las tablas 7.1 y 7.2:

(1) Abt y col. (1983)

(2) Aerts y col. (1998)

(3) Antonello y Mantegazza (1986) (4) Balona y col. (1994a)



- (5) Balona y col. (1994b)
- (6) Balona y col. (1996)
- (7) Breger (1972)
- (8) Breger y col. (1997)
- (9) Cousins (1992)
- (10) Gray y Kaye (1999)
- (11) Hall (1995)
- (12) Handler (1994)
- (13) Handler (1995)
- (14) Handler (1999)
- (15) Handler y Krisciunas (1997)
- (16) Hatzes (1998)
- (17) Henry y col (1995)
- (18) Henry y col. (1999)
- (19) Hoffleit (1992)
- (20) Kaye (1998a)
- (21) Kaye y Strassmeier (1998)
- (22) Kaye y col. (1999a)
- (23) Kaye y col. (1999b)
- (24) Kaye y col. (1999c)
- (25) Krisciunas y col. (1993)
- (26) Krisciunas y col. (1995b)
- (27) Krisciunas y Handler (1995)
- (28) Krisciunas y Crowe (1997)
- (29) Krisciunas y Patten (1999)
- (30) Lockwood y col. (1997)
- (31) Mantegazza y Poretti (1991)
- (32) Mantegazza y col. (1991)
- (33) Mantegazza y col. (1994)
- (34) Poretti y col. (1997)
- (35) Proper (1988)
- (36) Prosser (1992)



- (37) Rachford (1995)
- (38) Rodríguez y Zerbi (1995)
- (39) Uesugi y Fukuda (1982)
- (40) Vaz y Andersen (1984)
- (41) Zerbi y col. (1997a)
- (42) Zerbi y col. (1997b)
- (43) Zerbi y col. (1998)
- (44) Zerbi y col. (1999)
- (45) Este trabajo

## 7.2 Análisis de las variables $\gamma$ Dor

En la Tabla 7.3 se presentan las principales propiedades calculadas a partir de los parámetros observacionales de las 18 estrellas que hemos considerado como de tipo  $\gamma$  Dor. El exceso de color, los índices desenrojados y la magnitud absoluta,  $M_{vF}$ , se han obtenido utilizando el método descrito en la Sección 2.3, así como la metalicidad  $[Me/H]$  de cada estrella. Por otra parte, aquellas que tienen valores de la paralaje, se han derivado sus correspondientes magnitudes absolutas  $M_{vH}$ . También se muestran los valores  $T_{\text{eff}}$  y  $\log g$ , que han sido determinados haciendo uso de mallas (*grids*) para metalicidad  $[Me/H]=0.0$  (Smalley y Kupka, 1997).

Con los valores obtenidos, se han representado las variables dentro de un diagrama HR. Como se muestra en la Figura 7.1 aparecen situadas en una pequeña región bien definida sobre el borde frío de la banda de inestabilidad. Handler (1999) establece el dominio de estas estrellas en el diagrama color-magnitud utilizando, además de las ya consideradas como  $\gamma$  Dor seguras, aquellas candidatas obtenidas hasta la fecha. En esta figura, la magnitud absoluta utilizada es la obtenida a partir de la paralaje, y en su defecto, la calculada de la fotometría Strömgren. Esta última puede introducir errores importantes en el caso de que la estrella sea una binaria o esté afectada de alguna peculiaridad, no afectando por tanto, en el valor de la paralaje. En la Figura 7.2 se representa  $M_{vH}$  frente a  $M_{vF}$  donde se comparan las diferencias existentes entre ambos parámetros. En general, los valores de  $M_{vH}$  son mayores que los  $M_{vF}$  cuyos errores son, aproximadamente, de  $\pm 0.^m25$  para la magnitud absoluta  $M_{vH}$  y de  $\pm 0.^m3$  para  $M_{vF}$ . La estrella HD68192 claramente se separa de la línea de puntos (donde ambos parámetros



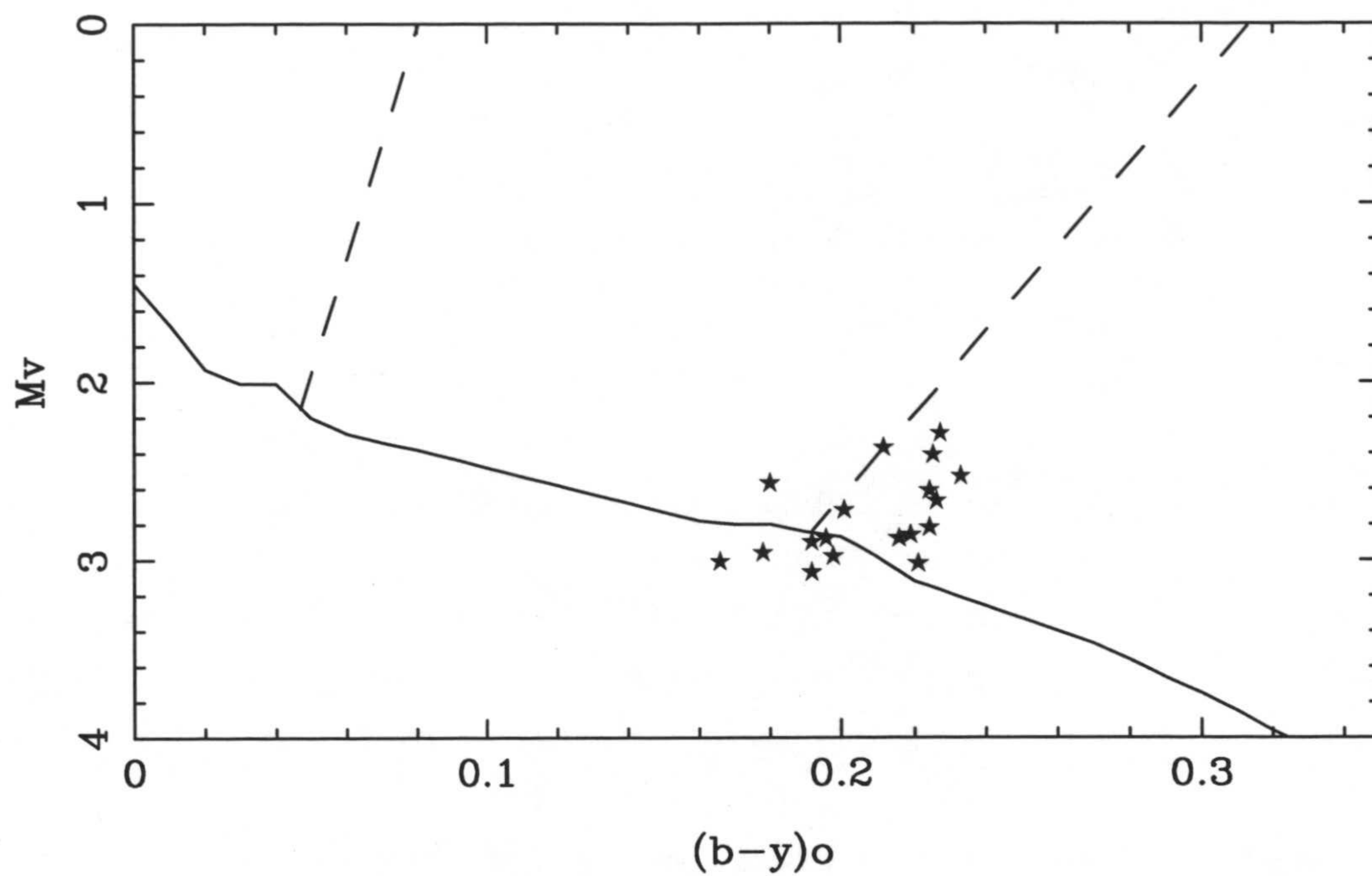
coinciden), existiendo una diferencia entre ellos de aproximadamente una magnitud.

**Tabla 7.3:** Parámetros calculados para las estrellas  $\gamma$  Dor

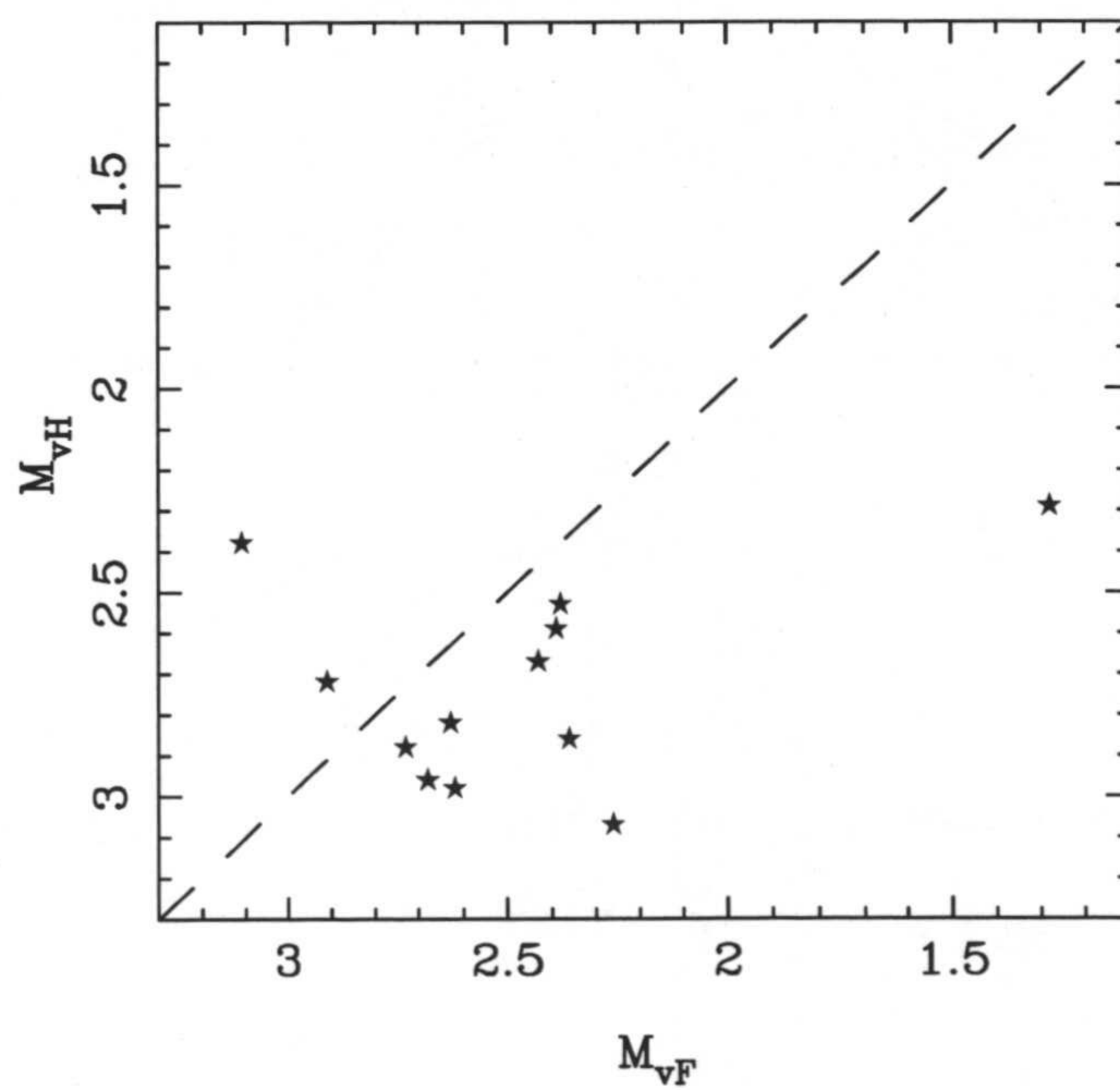
Estrella	$E(b - y)$	$(b - y)_0$	$m_0$	$c_0$	$\delta m_1$	$\delta c_1$	$M_{vF}$	$M_{vH}$	$T_{\text{eff}}$	$\log g$	[Me/H]
HD224945	-0.001	0.192	0.147	0.743	0.036	0.075	2.26	3.07	7130	3.99	-0.30
$\alpha$ Per HE104	0.020	0.225	0.161	0.649	0.013	0.086	2.41		6900	4.06	-0.07
Pléyades S29	0.042	0.196	0.172	0.673	0.011	-0.002	2.88		7160	4.24	-0.04
Pléyades H1284	0.024	0.166	0.186	0.712	0.010	-0.028	3.01		7420	4.35	-0.02
$\gamma$ Dor	-0.001	0.201	0.174	0.658	0.008	-0.004	2.91	2.72	7120	4.25	0.00
9 Aur	0.002	0.216	0.152	0.639	0.026	0.047	2.73	2.89	6990	4.18	-0.19
HR2740	-0.012	0.219	0.154	0.638	0.023	0.096	2.36	2.86	6970	4.17	-0.21
HD62454	0.002	0.212	0.186	0.619	-0.006	-0.017	3.11	2.38	7050	4.31	0.14
HD68192	-0.051	0.227	0.169	0.647	0.021	0.240	1.28	2.29	6880	4.04	-0.14
Praesepe KW370	-0.001	0.224	0.187	0.634	-0.011	0.061	2.61		6920	4.13	0.29
HD108100	0.001	0.233	0.161	0.639	0.012	0.094	2.38	2.53	6840	4.03	-0.05
HD164615	-0.001	0.224	0.179	0.630	-0.003	0.059	2.63	2.82	6930	4.16	0.16
HR6767	0.004	0.180	0.171	0.749	0.016	0.053	2.39	2.59	7240	4.08	-0.09
NGC6633 K15	0.062	0.221	0.180	0.599	-0.003	0.013	3.02		6980	4.32	0.11
NGC6633 K275	0.173	0.192	0.161	0.677	0.024	-0.007	2.90		7190	4.25	-0.17
HR8330	-0.007	0.226	0.164	0.632	0.011	0.089	2.43	2.67	6910	4.13	-0.04
HR8799	-0.023	0.178	0.146	0.678	0.043	0.028	2.68	2.96	7330	4.38	-0.37
HD224638	-0.006	0.198	0.157	0.680	0.025	0.042	2.62	2.98	7130	4.19	-0.18

Además del hecho de que estas estrellas ocupan una posición determinada en el diagrama HR, los valores [Me/H] calculados indican que las  $\gamma$  Dor presentan algo de deficiencia metálica con respecto a la solar. En la Figura 7.3 se representan los valores de  $\delta m_1$  frente al índice de color  $(b - y)_0$ . La mayor parte de las estrellas tienen valores  $\delta m_1$  positivos y tienden a  $\delta m_1 = 0$  a medida que  $(b - y)_0$  aumenta, es decir, que la temperatura disminuye. Como excepción, hay que destacar el valor de la metalicidad obtenido para la estrella KW370 de Praesepe, [Me/H]=0.29, siendo su valor el más alto de las estrellas  $\gamma$  Dor conocidas.





**Figura 7.1:** La posición de las estrellas variables  $\gamma$  Doradus en el Diagrama HR



**Figura 7.2:** Comparación entre las magnitudes absolutas de Hipparcos,  $M_{vH}$ , frente a las obtenidas fotométricamente,  $M_{vF}$



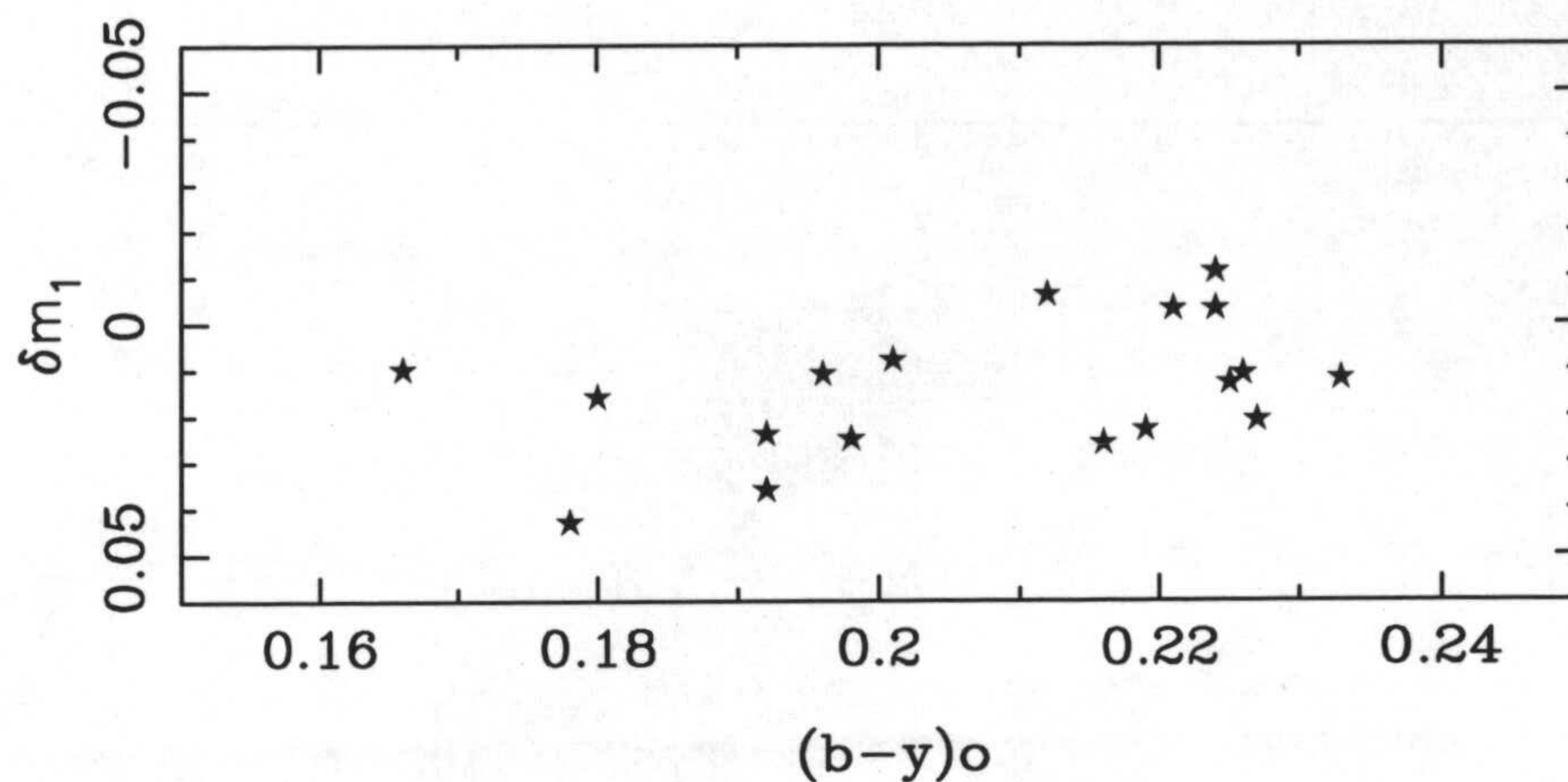
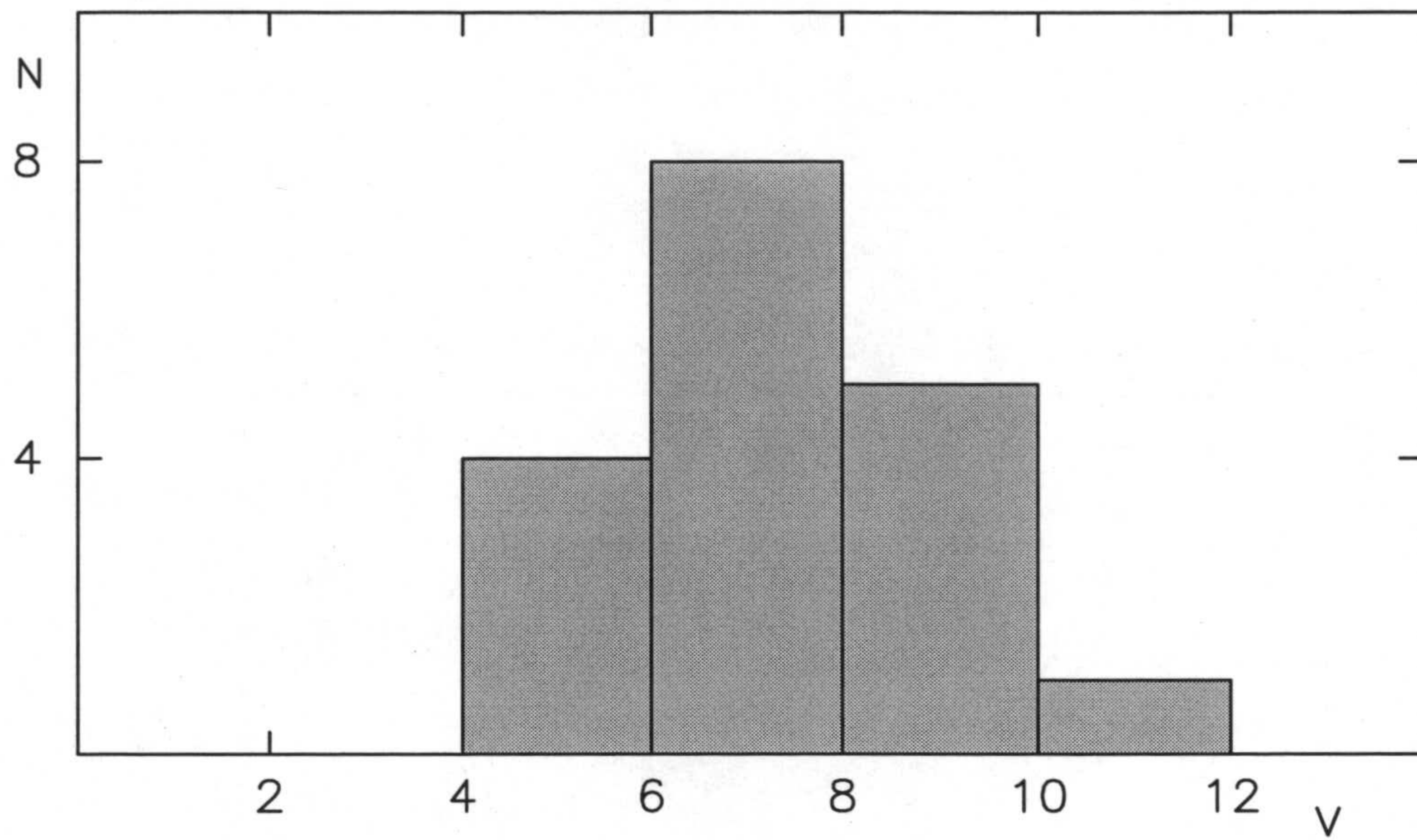


Figura 7.3: Índice  $\delta m_1$  frente a  $(b - y)_0$  para las estrellas  $\gamma$  Dor

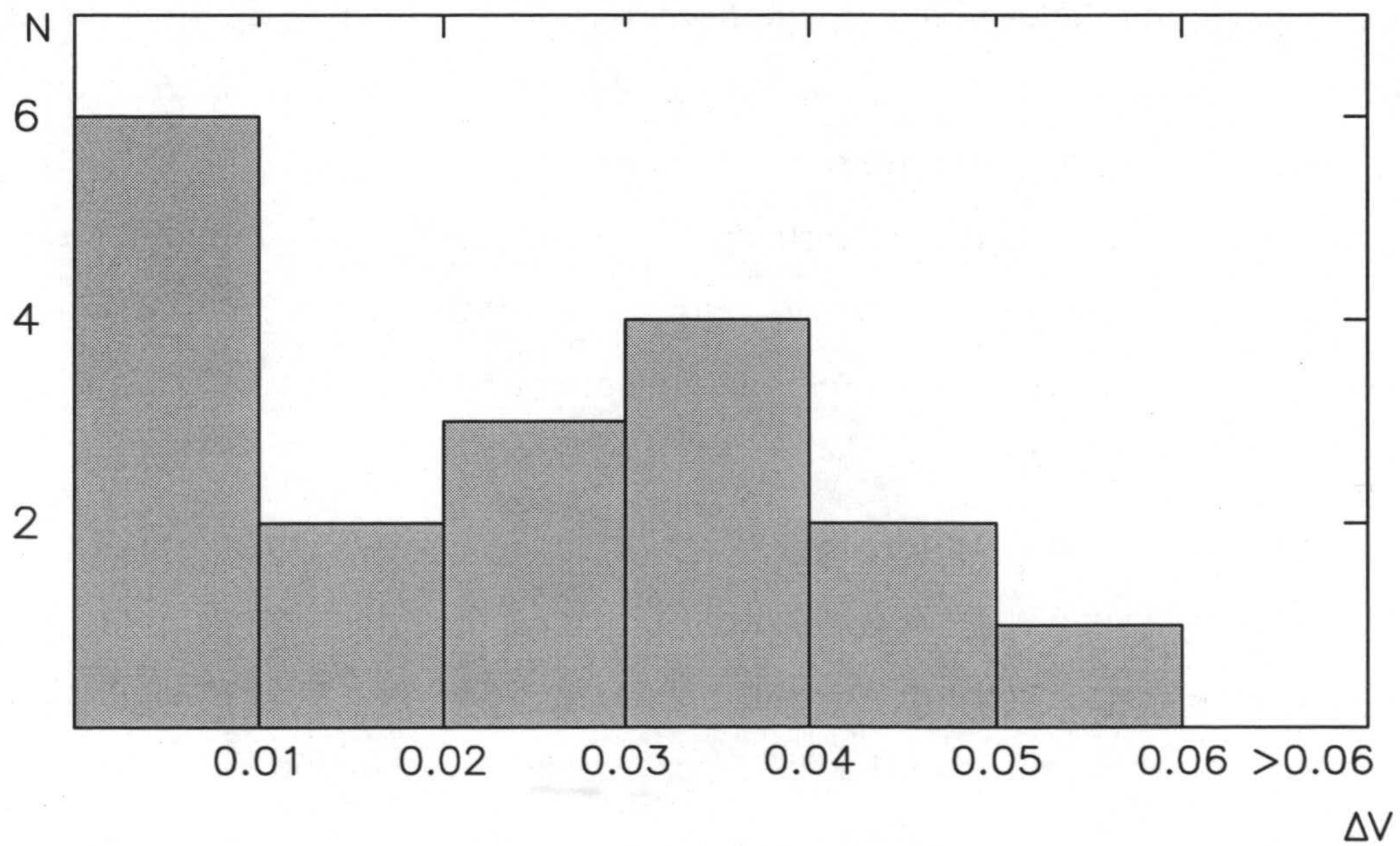
En las figuras 7.4, 7.5 y 7.6 se representan las correspondientes distribuciones de las variables contenidas en el catálogo en función de la magnitud visual, la amplitud ( $\Delta V$ ) y el período, respectivamente. Debido a que la variabilidad de la mayoría de estas estrellas se ha descubierto de forma casual y que la amplitud típica de variación es pequeña, mientras que los períodos son largos, es lógico que la mayoría de las variables conocidas sean relativamente brillantes. Por otra parte, un importante número de la muestra (33% del total) presentan amplitudes de aproximadamente  $0.^m01$  y la mayor parte de ellas muestran períodos comprendidos entre 0.3 y 1.5 d. De las estrellas que disponemos el valor de la velocidad rotacional, la Figura 7.7 indica que los valores de  $v_{seni}$  se encuentran generalmente por debajo de los 100 km/s, con un valor típico en torno a los 50 Km/h.

Para completar nuestro estudio, se ha representado en las figuras 7.8 y 7.9, la amplitud media de variación frente a  $v_{seni}$  y el período de pulsación, respectivamente. En la primera de ellas se refleja que la amplitud es independiente de la velocidad rotacional cuando ésta se encuentra por debajo de los 90 Km/s; pero cuando la rotación del objeto aumenta, sus correspondientes amplitudes no sobrepasan la centésima de magnitud. Esto está de acuerdo con lo que ocurre en las correspondientes tipo  $\delta$  Scuti, en el sentido de que la rotación rápida inhibe la amplitud de pulsación, aunque como puede verse, una estrella que rote lentamente puede mostrar cualquier valor. Por otra parte, en la Figura 7.9, y al contrario que en la anterior,





**Figura 7.4:** Distribución de estrellas frente a la magnitud  $V$



**Figura 7.5:** Distribución de estrellas frente a la amplitud media ( $\Delta V$ )



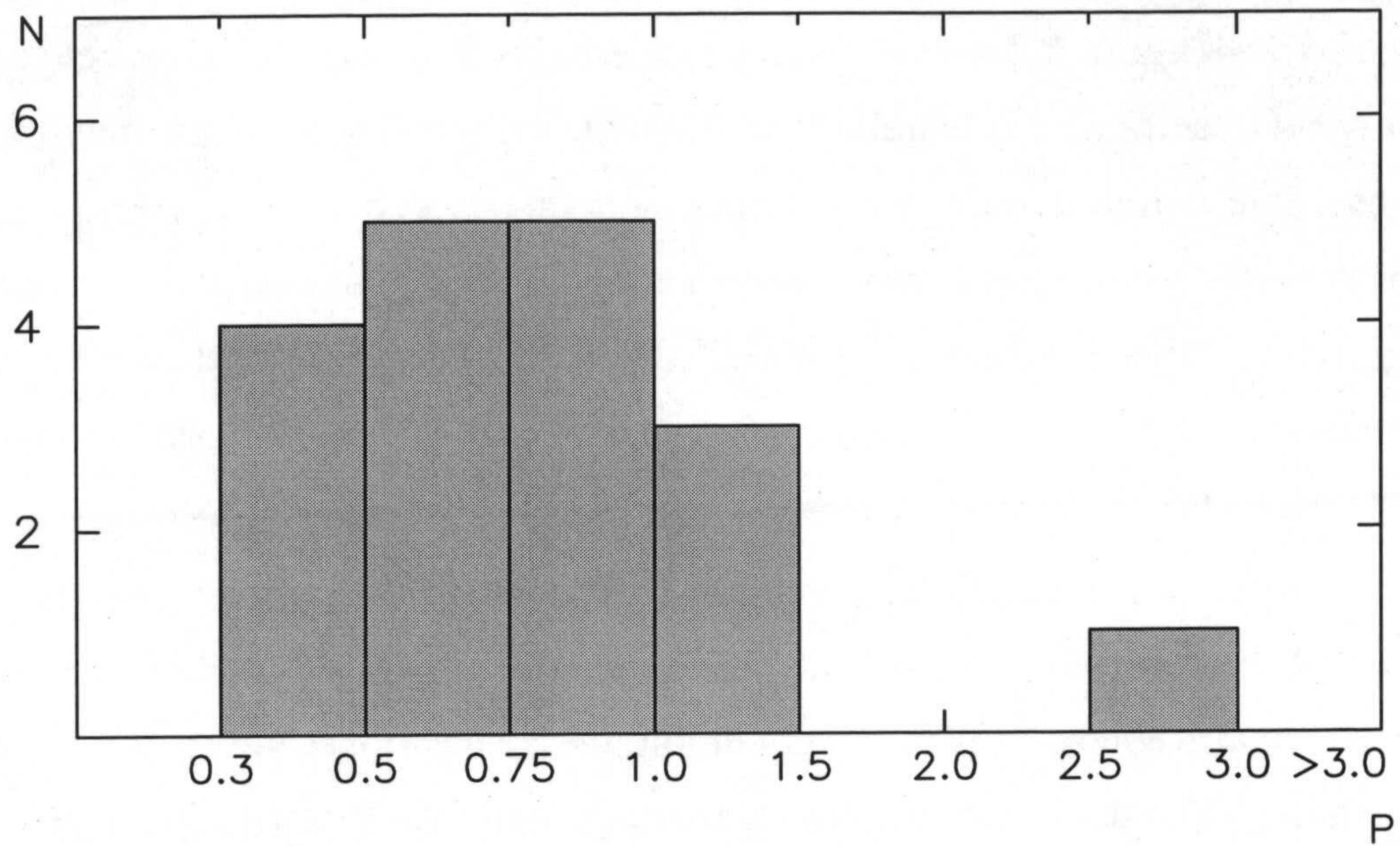


Figura 7.6: Distribución de estrellas frente al período

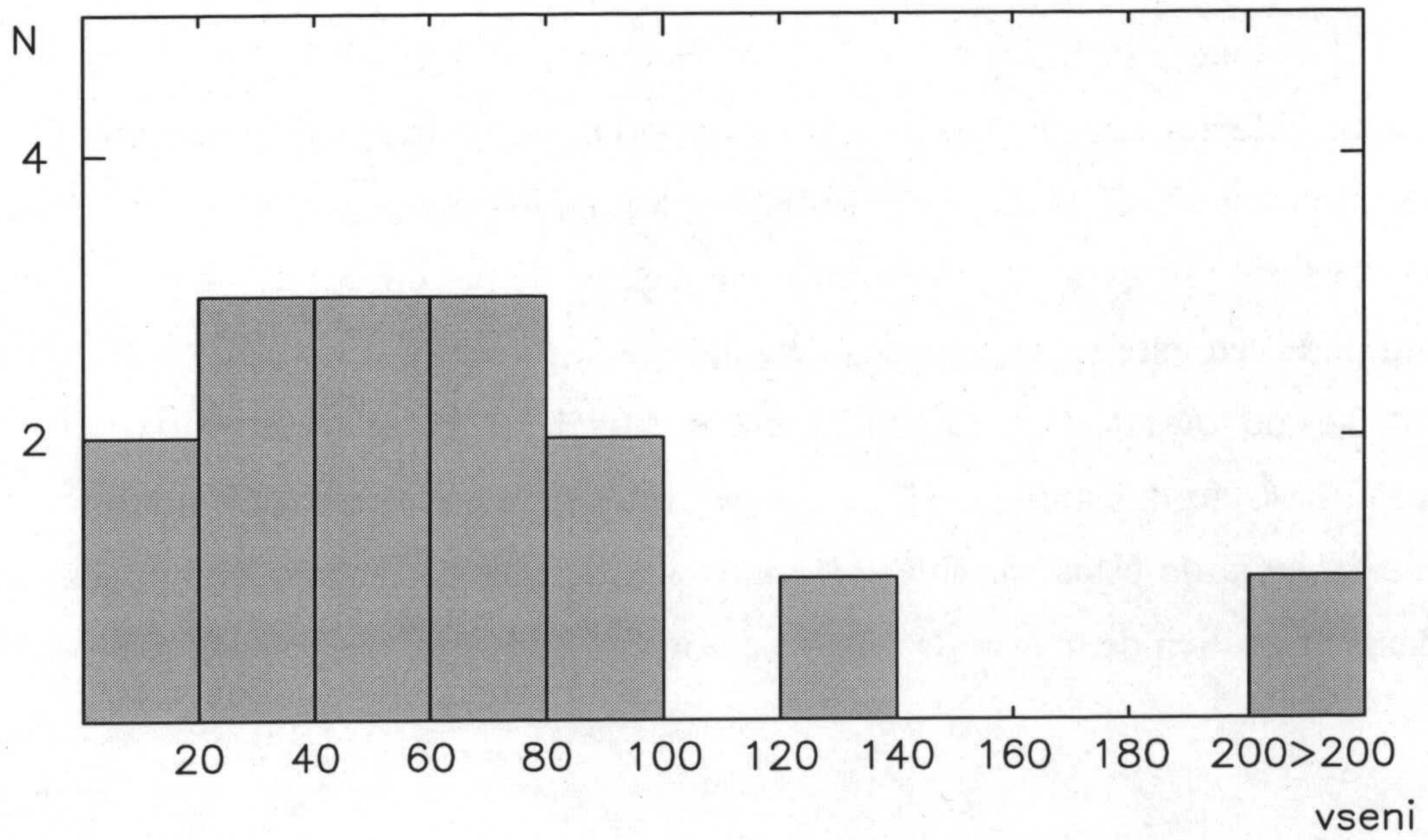


Figura 7.7: Distribución de estrellas frente a la velocidad rotacional proyectada ( $v_{seni}$ )



no encontramos una relación período-amplitud. En este punto discrepamos con Kaye (1998) quien, en su estudio sobre estrellas  $\gamma$  Dor, sugiere que aquellas que varían con largos períodos presentan amplitudes más altas.

En una tercera figura, 7.10, se comparan los períodos observados con respecto a los valores de la velocidad rotacional. Las estrellas variables que rotan más lentamente muestran períodos más largos. Este comportamiento podría pensarse que es debido a un efecto de evolución, donde los períodos más largos corresponden a estrellas más evolucionadas y cuya rotación es más lenta que aquellas de secuencia principal. Pero debido al escaso número de variables de que disponemos y la pequeña región que ocupan en el diagrama color-magnitud, no es posible confirmar este hecho.

Otro factor a tener en cuenta en cuanto a encontrar una posible explicación a la variabilidad de estas estrellas es que esté relacionada con la edad estelar. En las observaciones llevadas a cabo por Krisciunas y col. (1995a) en el cúmulo de Híades ( $\log(edad)=8.80$ ), no se encontró ninguna estrella  $\gamma$  Doradus; mientras que en el estudio realizado por Krisciunas y Crowe (1997) en el cúmulo M 34 ( $[Fe/H]=-0.26$  y  $\log(edad)=8.26$ ) detectaron dos posibles candidatas. Por tanto, se sugirió que este tipo de objetos eran estrellas jóvenes de no más de  $300 \times 10^6$  años ( $\log(edad) \sim 8.5$ ). Handler (1999) justifica la ausencia de estas estrellas en el cúmulo de Híades a que su abundancia metálica es mayor que la solar (ver Tabla 3.1) y por tanto, podría ser la metalicidad el factor que juega el papel más importante en este tipo de pulsación. Cabe destacar que los cúmulos NGC 2516 ( $[Fe/H]=-0.23$  y  $\log(edad)=8.02$ ) y Coma Ber ( $[Fe/H]=-0.07$  y  $\log(edad)=8.69$ ) presentan 8 y 2 estrellas candidatas de pertenecer a este tipo de variabilidad. Por otra parte, en este trabajo hemos detectado una estrella  $\gamma$  Dor en el cúmulo de Praesepe cuya edad es de  $\log(edad)=8.85$  y metalicidad  $[Me/H]=0.14$ , valor muy próximo al de Híades; pero en el caso de la estrella de Praesepe, el valor de  $(b - y)_0$  es alto. Por tanto, pensamos que la existencia de estas variables está más acorde con la existencia de una relación con la abundancia metálica de la estrella y su posición en el diagrama HR, que con la edad de ésta.



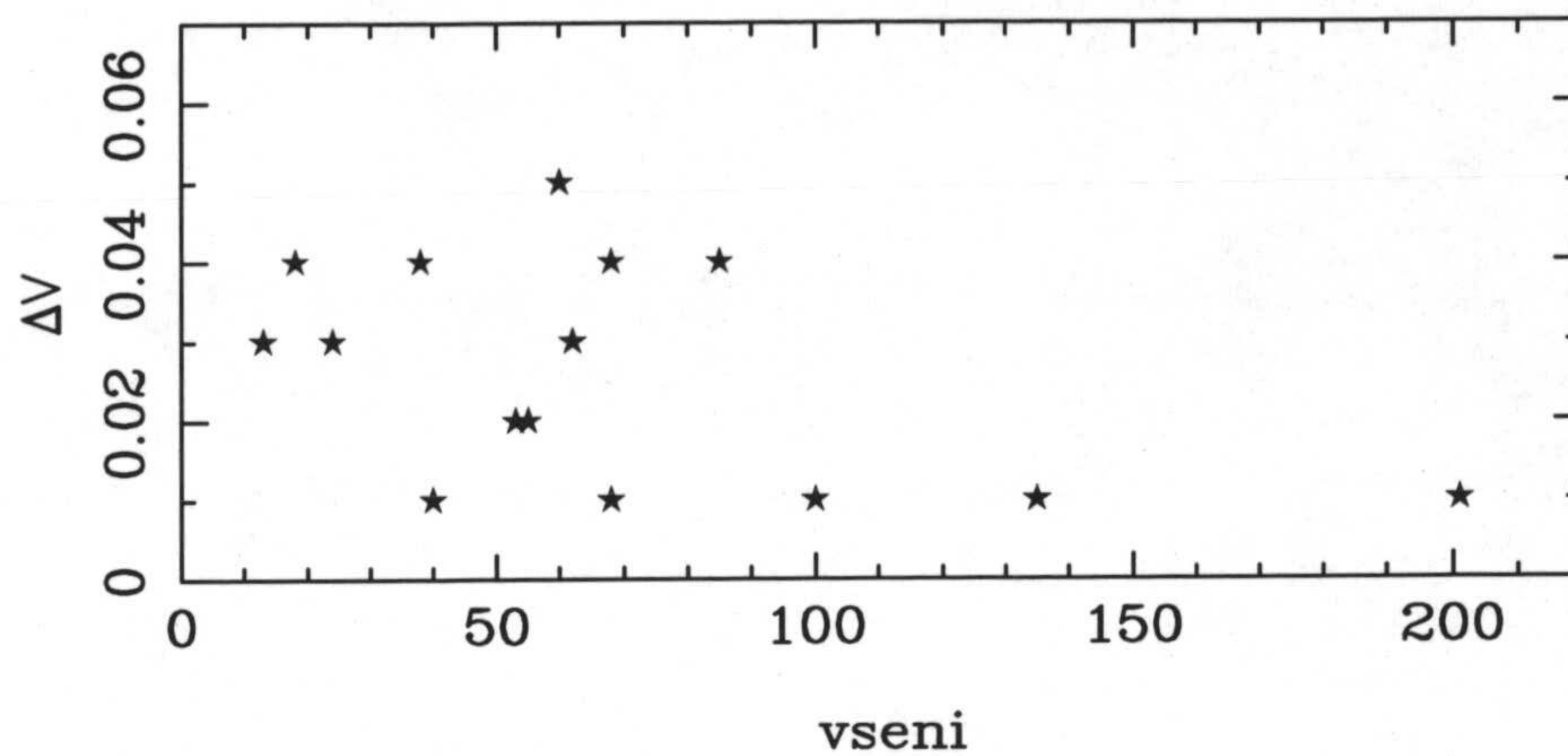


Figura 7.8: Amplitud media ( $\Delta V$ ) frente a la velocidad rotacional ( $v_{seni}$ )

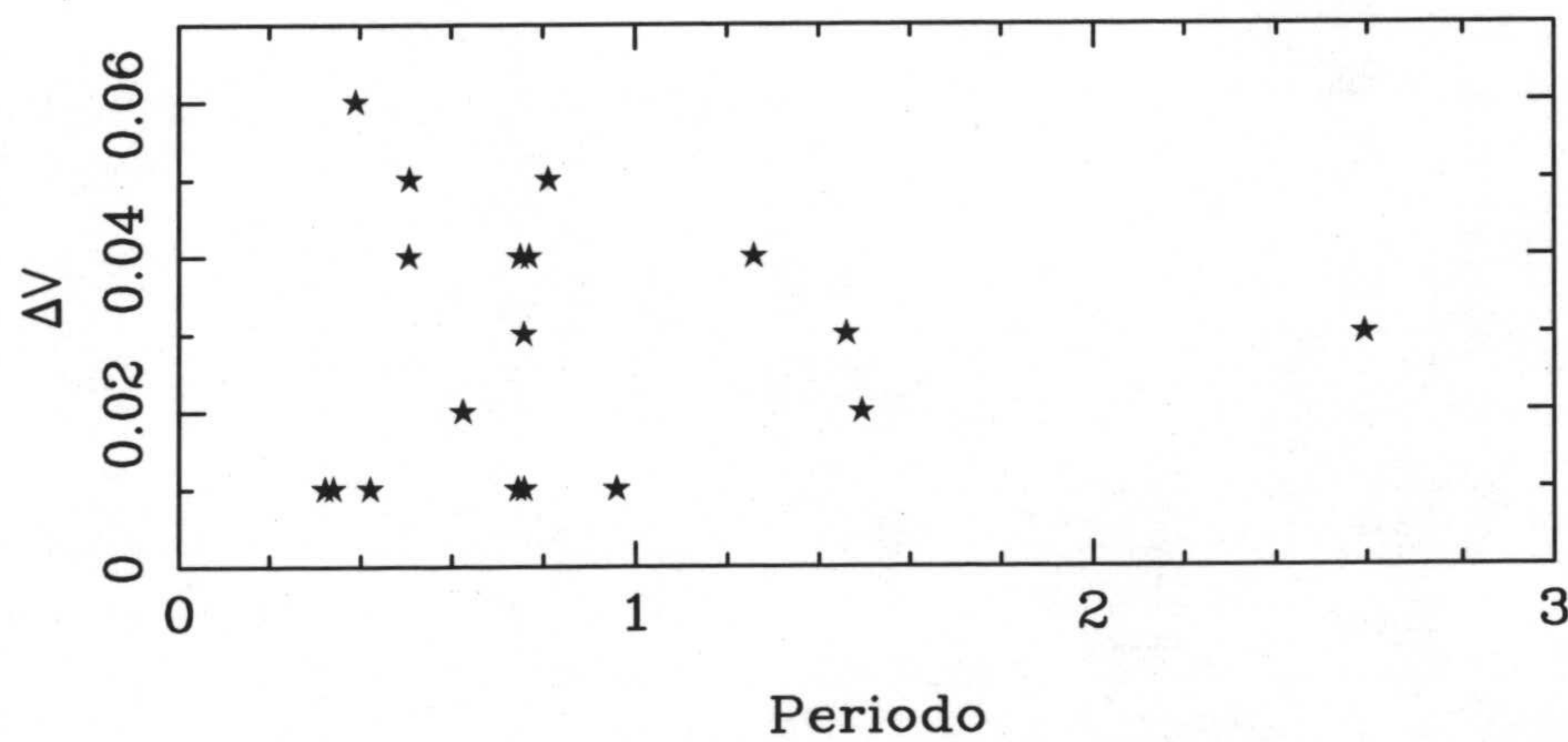


Figura 7.9: Amplitud media ( $\Delta V$ ) frente al período

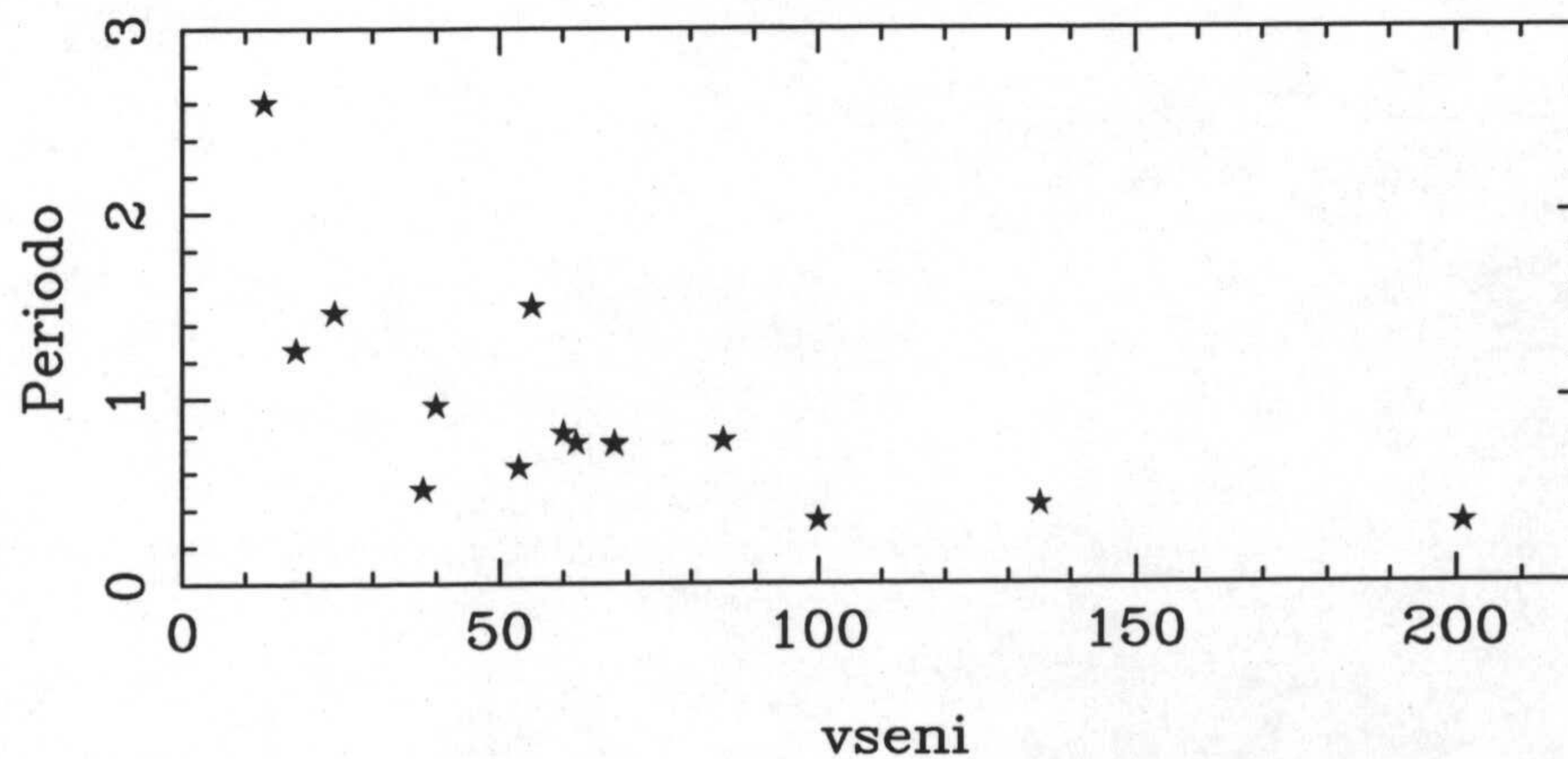


Figura 7.10: Período frente a la velocidad rotacional ( $v_{seni}$ )







# CAPÍTULO 8

## Conclusiones

Las estrellas  $\gamma$  Doradus forman un nuevo grupo de variables pulsantes. Tanto los parámetros observacionales que presentan estos objetos como el comportamiento común en cuanto a sus variaciones de luminosidad, así lo indican. Aunque sabemos que forman un grupo común, se desconoce cuál es el mecanismo de su pulsación y bajo qué circunstancias éste se produce. Hasta la fecha, el número de este tipo de variables es muy reducido si se compara con otros tipos de estrellas pulsantes, por tanto, el descubrimiento de nuevas estrellas  $\gamma$  Dor es importante para avanzar en el conocimiento de este tipo de variabilidad.

Por tanto, con el objetivo de estudiar qué parámetros se encuentran relacionados con este tipo de variabilidad, hemos centrado nuestro estudio en los cúmulos abiertos, proporcionándonos de esta forma, más información para poder determinar una relación entre pulsación, edad y abundancia. Para ello, se ha realizado, durante cuatro años, fotometría  $uvby\beta$  para una muestra de 175 estrellas pertenecientes a 10 cúmulos abiertos con edades comprendidas entre los 35 y 800 millones de años.

Para cada uno de los cúmulos estudiados, hemos realizado un estudio fotométrico en cuanto a distancia, edad y pertenencia, a partir de los valores ya conocidos anteriormente y, en algunos casos, han sido determinados en este trabajo por primera vez. También se ha demostrado que la binariedad y la rotación son dos parámetros a tener muy en cuenta en el cálculo de la distancia y edad del cúmulo.

Para facilitar la detección de variables  $\gamma$  Dor, debido a sus largos períodos y bajas amplitudes de pulsación, se han aplicado dos tests estadísticos de variabilidad a los datos obtenidos. En los resultados de ambos análisis han sido clasificadas como variables a 41 estrellas, alrededor de un 23% de la muestra, incluyendo a aquellas detectadas a partir de sus curvas de luz. Entre ellas, también se han encontrado 2 binarias eclipsantes y 8 estrellas, cuya variabilidad, puede estar afectada por la binariedad.

Se ha realizado un análisis de frecuencias a este grupo de variables (no binarias) obteniéndose



8 estrellas de tipo  $\gamma$  Dor, de las cuales, 2 sólo son consideradas como candidatas, además de 3 posibles variables SPB y una SX Phe de campo. Encontramos que la existencia de variables tipo  $\gamma$  Dor no parece estar relacionada con la edad del cúmulo, pero sí con la metalicidad. En este sentido, parece ser más probable encontrar variables tipo  $\gamma$  Dor en cúmulos deficientes en metales.

Por último, se ha elaborado un catálogo donde se recopilan todas las estrellas  $\gamma$  Dor conocidas hasta la fecha (18), así como una lista de posibles candidatas (107). Utilizando únicamente la muestra de 18 estrellas, hemos realizado un pequeño estudio estadístico entre los distintos parámetros que las caracterizan. Los resultados son los siguientes:

- Las estrellas  $\gamma$  Dor se encuentran situadas en una pequeña región del diagrama HR, justo donde el borde frío de la banda de inestabilidad de las Ceféidas intersecta en la ZAMS. Además, la mayoría de las variables  $\gamma$  Dor están situadas fuera de la banda de inestabilidad.
- Los valores de  $\delta m_1$  obtenidos de la muestra indican que estas estrellas, en general, son deficientes en metales.
- A pesar del poco número de estrellas que se conocen, se caracterizan por tener en su mayoría períodos entre 0.3 y 1.5 d, amplitudes del orden de la centésima y velocidades rotacionales menores que 100 Km/s.
- Al igual que ocurre con las variables pulsantes tipo  $\delta$  Sct, en las variables  $\gamma$  Dor parece ser que la rotación rápida inhibe la amplitud de pulsación.
- No encontramos relación alguna entre los períodos y amplitudes de pulsación.
- Parece que existe una correlación entre los períodos de pulsación y las velocidades de rotación en el sentido de que las variables con períodos más largos rotan más lentamente. Pero debido a que la muestra que disponemos es muy pequeña y que las estrellas ocupan una región muy reducida en el diagrama HR no podemos confirmar que ésto sea debido a un efecto evolutivo.



# APÉNDICE A

## Valores de los 99-ésimos percentiles para la distribución F

$\nu_1$  grados de libertad del numerador y  $\nu_2$  grados de libertad del denominador

$\nu_2$	$\nu_1$																		
	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	12	15	20	24	30	40	60	120	$\infty$
1	4052	5000	5403	5625	5764	5859	5928	5981	6023	6056	6106	6157	6209	6235	6261	6287	6313	6339	6366
2	98.5	99.0	99.2	99.2	99.3	99.3	99.4	99.4	99.4	99.4	99.4	99.4	99.4	99.5	99.5	99.5	99.5	99.5	99.5
3	34.1	30.8	29.5	28.7	28.2	27.9	27.7	27.5	27.3	27.2	27.1	26.9	26.7	26.6	26.5	26.4	26.3	26.2	26.1
4	21.2	18.0	16.7	16.0	15.5	15.2	15.0	14.8	14.7	14.5	14.4	14.2	14.0	13.9	13.8	13.7	13.7	13.6	13.5
5	16.3	13.3	12.1	11.4	11.0	10.7	10.5	10.3	10.2	10.1	8.89	9.72	9.55	9.47	9.38	9.29	9.20	9.11	9.02
6	13.7	10.9	9.78	9.15	8.75	8.47	8.26	8.10	7.98	7.87	7.72	7.56	7.40	7.31	7.23	7.14	7.06	6.97	6.88
7	12.2	9.55	8.45	7.85	7.46	7.19	6.99	6.84	6.72	6.62	6.47	6.31	6.16	6.07	5.99	5.91	5.82	5.74	5.65
8	11.3	8.65	7.59	7.01	6.63	6.37	6.18	6.03	5.91	5.81	5.67	5.52	5.36	5.28	5.20	5.12	5.03	4.95	4.86
9	10.6	8.02	6.99	6.42	6.06	5.80	5.61	5.47	5.35	5.26	5.11	4.96	4.81	4.73	4.65	4.57	4.48	4.40	4.31
10	10.0	7.56	6.55	5.99	5.64	5.39	5.20	5.06	4.94	4.85	4.71	4.56	4.41	4.33	4.25	4.17	4.08	4.00	3.91
11	9.65	7.21	6.22	5.67	5.32	5.07	4.89	4.74	4.63	4.54	4.40	4.25	4.10	4.02	3.94	3.86	3.78	3.69	3.60
12	9.33	6.93	5.95	5.41	5.06	4.82	4.64	4.50	4.39	4.30	4.16	4.01	3.86	3.59	3.51	3.43	3.34	3.25	3.17
13	9.07	6.70	5.74	5.21	4.86	4.62	4.44	4.30	4.19	4.10	3.96	3.82	3.66	3.59	3.51	3.43	3.34	3.25	3.17
14	8.86	6.51	5.56	5.04	4.70	4.46	4.28	4.14	4.03	3.94	3.80	3.66	3.51	3.43	3.35	3.27	3.18	3.09	3.00
15	8.68	6.36	5.42	4.89	4.56	4.32	4.14	4.00	3.89	3.80	3.67	3.52	3.37	3.29	3.21	3.13	3.05	2.96	2.87
16	8.53	6.23	5.29	4.77	4.44	4.20	4.03	3.89	3.78	3.69	3.55	3.41	3.26	3.18	3.10	3.02	2.93	2.84	2.75
17	8.40	6.11	5.19	4.67	4.34	4.10	3.93	3.79	3.68	3.59	3.46	3.31	3.16	3.08	3.00	2.92	2.83	2.75	2.65
18	8.29	6.01	5.09	4.58	4.25	4.01	3.84	3.71	3.60	3.51	3.37	3.23	3.08	3.00	2.92	2.84	2.75	2.66	2.57
19	8.18	5.93	5.01	4.50	4.17	3.94	3.77	3.63	3.52	3.43	3.30	3.15	3.00	2.92	2.84	2.76	2.67	2.58	2.49
20	8.10	5.85	4.94	4.43	4.10	3.87	3.70	3.56	3.46	3.37	3.23	3.09	2.94	2.86	2.78	2.69	2.61	2.52	2.42
21	8.02	5.78	4.87	4.37	4.04	3.81	3.64	3.51	3.40	3.31	3.17	3.03	2.88	2.80	2.72	2.64	2.55	2.46	2.36
22	7.95	5.72	4.82	4.31	3.99	3.76	3.59	3.45	3.35	3.26	3.12	2.98	2.83	2.75	2.67	2.58	2.50	2.40	2.31
23	7.88	5.66	4.76	4.26	3.94	3.71	3.54	3.41	3.30	3.21	3.07	2.93	2.78	2.70	2.62	2.54	2.45	2.35	2.26
24	7.82	5.61	4.72	4.22	3.90	3.67	3.50	3.36	3.26	3.17	3.03	2.89	2.74	2.66	2.58	2.49	2.40	2.31	2.21
25	7.77	5.57	4.68	4.18	3.86	3.63	3.46	3.32	3.22	3.13	2.99	2.85	2.70	2.62	2.54	2.45	2.36	2.27	2.17
26	7.72	5.53	4.64	4.14	3.82	3.59	3.42	3.29	3.18	3.09	2.96	2.82	2.66	2.58	2.50	2.42	2.33	2.23	2.13
27	7.68	5.49	4.60	4.11	3.78	3.56	3.39	3.26	3.15	3.06	2.93	2.78	2.63	2.55	2.47	2.38	2.29	2.20	2.10
28	7.64	5.45	4.57	4.07	3.75	3.53	3.36	3.23	3.12	3.03	2.90	2.75	2.60	2.52	2.44	2.35	2.26	2.17	2.06
29	7.60	5.42	4.54	4.04	3.73	3.50	3.33	3.20	3.09	3.00	2.87	2.73	2.57	2.49	2.41	2.33	2.23	2.14	2.03
30	7.56	5.39	4.51	4.02	3.70	3.47	3.30	3.17	3.07	2.98	2.84	2.70	2.55	2.47	2.39	2.30	2.21	2.11	2.01
40	7.31	5.18	4.31	3.83	3.51	3.29	3.12	2.99	2.89	2.80	2.66	2.52	2.37	2.29	2.20	2.11	2.02	1.92	1.80
60	7.08	4.98	4.13	3.65	3.34	3.12	2.95	2.82	2.72	2.63	2.50	2.35	2.20	2.12	2.03	1.94	1.84	1.73	1.60
120	6.85	4.79	3.95	3.48	3.17	2.96	2.79	2.66	2.56	2.47	2.34	2.19	2.03	1.95	1.86	1.76	1.66	1.53	1.38
$\infty$	6.63	4.61	3.78	3.32	3.02	2.80	2.64	2.51	2.41	2.32	2.18	2.04	1.88	1.79	1.70	1.59	1.47	1.32	1.00

Tabla obtenida de Spiegel M.R. 1995, "Estadística", 2ª ed, McGraw-Hill, España







## APÉNDICE B

### Valores percentiles ( $t_p$ ) para la distribución $t$ de Student

$\nu$  grados de libertad

$\nu$	$t_{.995}$	$t_{.99}$	$t_{.975}$	$t_{.95}$	$t_{.90}$	$t_{.80}$	$t_{.75}$	$t_{.70}$	$t_{.60}$	$t_{.55}$
1	63.66	31.82	12.71	6.31	3.08	1.376	1.000	0.727	0.325	0.158
2	9.92	6.96	4.30	2.92	1.89	1.061	0.816	0.617	0.289	0.142
3	5.84	4.54	3.18	2.35	1.64	0.978	0.765	0.584	0.277	0.137
4	4.60	3.75	2.78	2.13	1.53	0.941	0.741	0.569	0.271	0.134
5	4.03	3.36	2.57	2.02	1.48	0.920	0.727	0.559	0.267	0.132
6	3.71	3.14	2.45	1.94	1.44	0.906	0.718	0.553	0.265	0.131
7	3.50	3.00	2.36	1.90	1.42	0.896	0.711	0.549	0.263	0.130
8	3.36	2.90	2.31	1.86	1.40	0.889	0.706	0.546	0.262	0.130
9	3.25	2.82	2.26	1.83	1.38	0.883	0.703	0.543	0.261	0.129
10	3.17	2.76	2.23	1.81	1.37	0.879	0.700	0.542	0.260	0.129
11	3.11	2.72	2.20	1.80	1.36	0.876	0.697	0.540	0.260	0.129
12	3.06	2.68	2.18	1.78	1.36	0.873	0.695	0.539	0.259	0.128
13	3.01	2.65	2.16	1.77	1.35	0.870	0.694	0.538	0.259	0.128
14	2.98	2.62	2.14	1.76	1.34	0.868	0.692	0.537	0.258	0.128
15	2.95	2.60	2.13	1.75	1.34	0.866	0.691	0.536	0.258	0.128
16	2.92	2.58	2.12	1.75	1.34	0.865	0.690	0.535	0.258	0.128
17	2.90	2.57	2.11	1.74	1.33	0.863	0.689	0.534	0.257	0.128
18	2.88	2.55	2.10	1.73	1.33	0.862	0.688	0.534	0.257	0.127
19	2.86	2.54	2.09	1.73	1.33	0.861	0.688	0.533	0.257	0.127
20	2.84	2.53	2.09	1.72	1.32	0.860	0.687	0.533	0.257	0.127
21	2.83	2.52	2.08	1.72	1.32	0.859	0.686	0.532	0.257	0.127
22	2.82	2.51	2.07	1.72	1.32	0.858	0.686	0.532	0.256	0.127
23	2.81	2.50	2.07	1.71	1.32	0.858	0.685	0.532	0.256	0.127
24	2.80	2.49	2.06	1.71	1.32	0.857	0.685	0.531	0.256	0.127
25	2.79	2.48	2.06	1.71	1.32	0.856	0.684	0.531	0.256	0.127
26	2.78	2.48	2.06	1.71	1.32	0.856	0.684	0.531	0.256	0.127
27	2.77	2.47	2.05	1.70	1.31	0.855	0.684	0.531	0.256	0.127
28	2.76	2.47	2.05	1.70	1.31	0.855	0.683	0.530	0.256	0.127
29	2.76	2.46	2.04	1.70	1.31	0.854	0.683	0.530	0.256	0.127
30	2.75	2.46	2.04	1.70	1.31	0.854	0.683	0.530	0.256	0.127
40	2.70	2.42	2.02	1.68	1.30	0.851	0.681	0.529	0.255	0.126
60	2.66	2.39	2.00	1.67	1.30	0.848	0.679	0.527	0.254	0.126
120	2.62	2.36	1.98	1.66	1.29	0.845	0.677	0.526	0.254	0.126
$\infty$	2.58	2.33	1.96	1.645	1.28	0.842	0.674	0.524	0.253	0.126

Tabla obtenida de Spiegel M.R. 1995, "Estadística", 2ª ed, McGraw-Hill, España



230 APÉNDICE B. VALORES PERCENTILES ( $T_p$ ) PARA LA DISTRIBUCIÓN  $T$  DE STUDENT



# APÉNDICE C

## Curvas de luz







K22-C1=K68 de IC4665

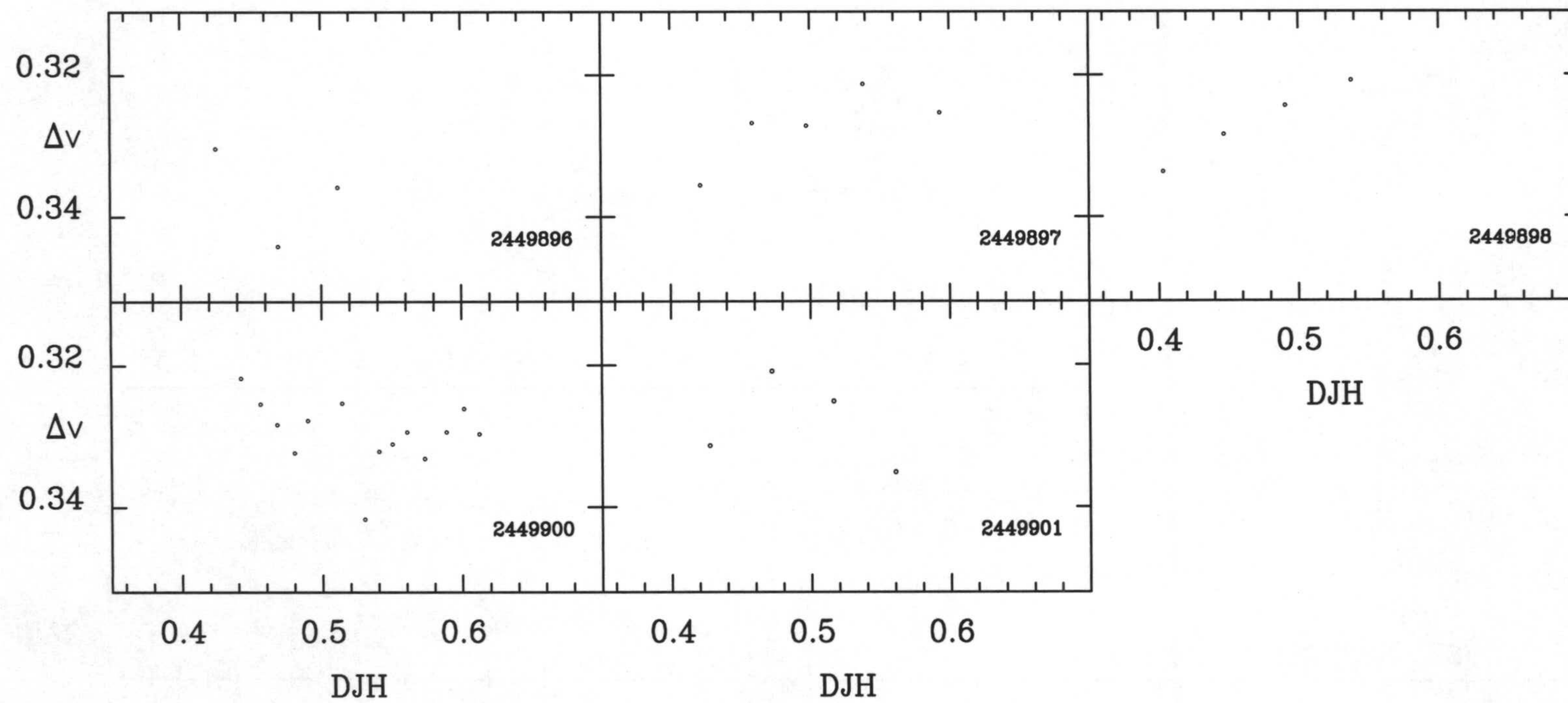


Figura C.1



K28-C1=K68 de IC4665

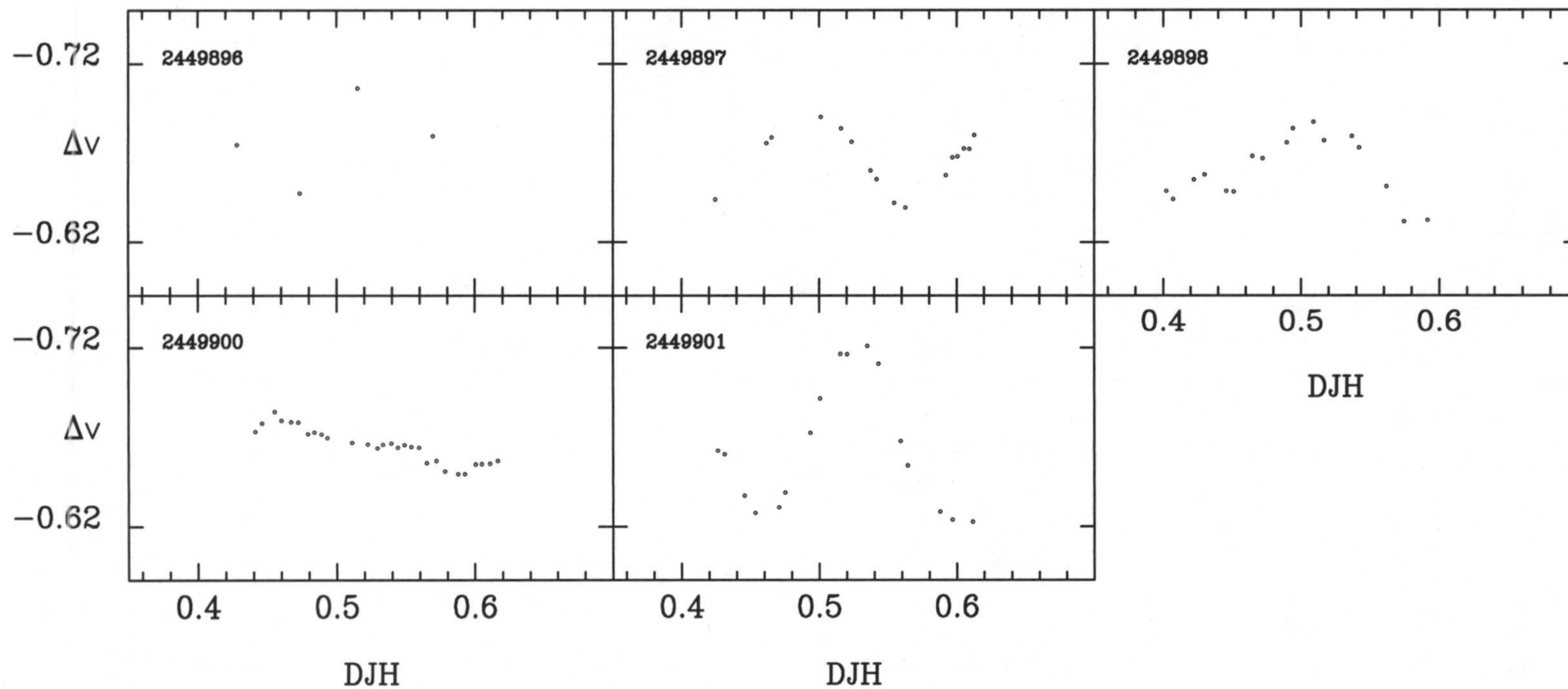


Figura C.2



K58-C1=K68 de IC4665

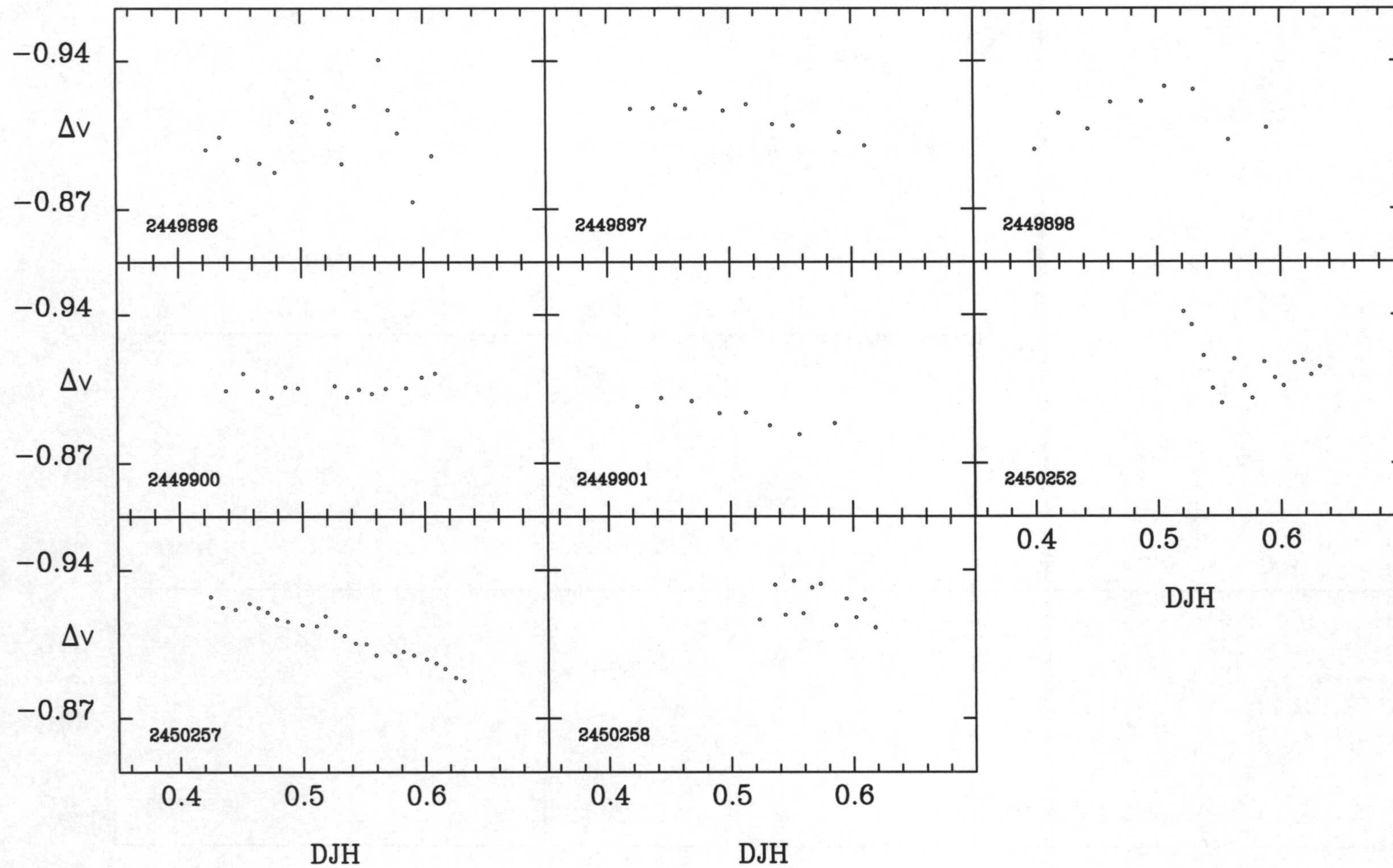


Figura C.3



K64-C1=K68 de IC4665

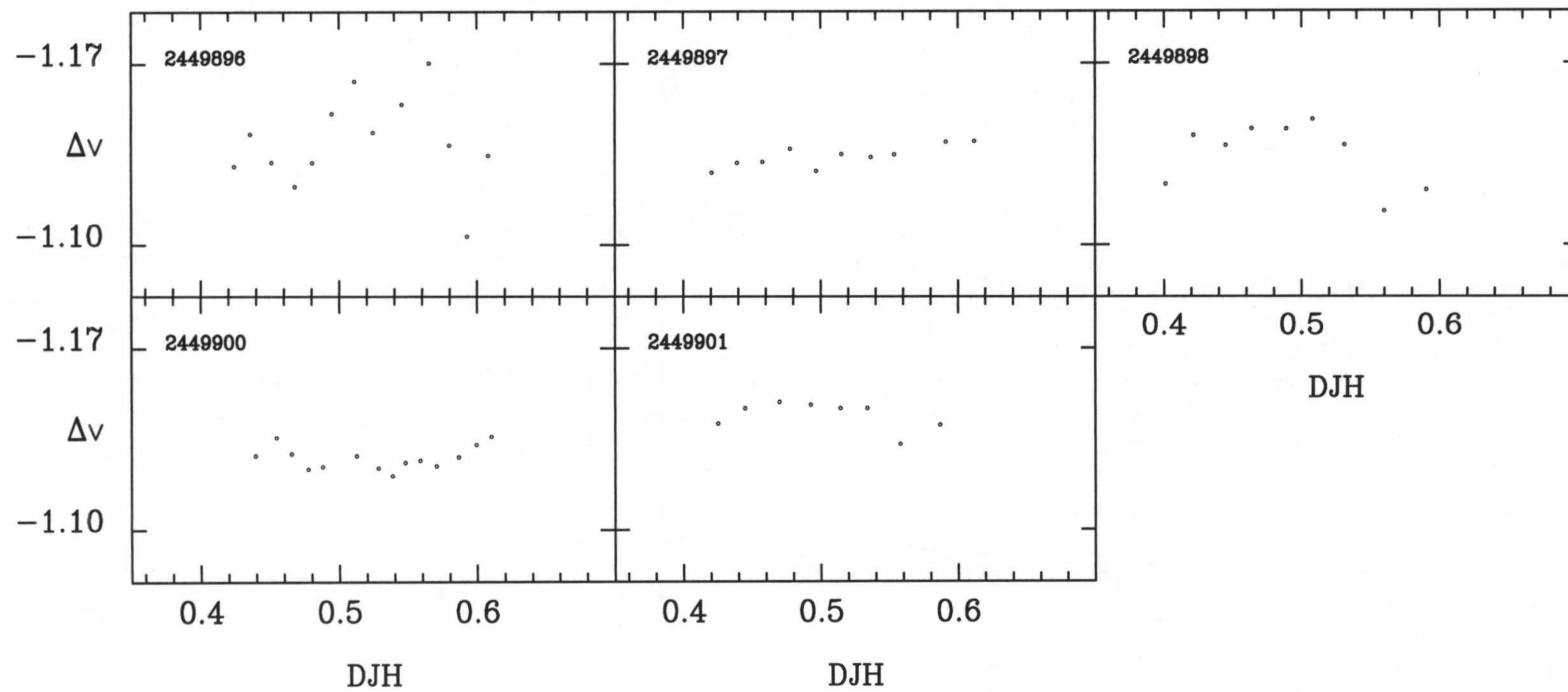


Figura C.4



K73-C1=K68 de IC4665

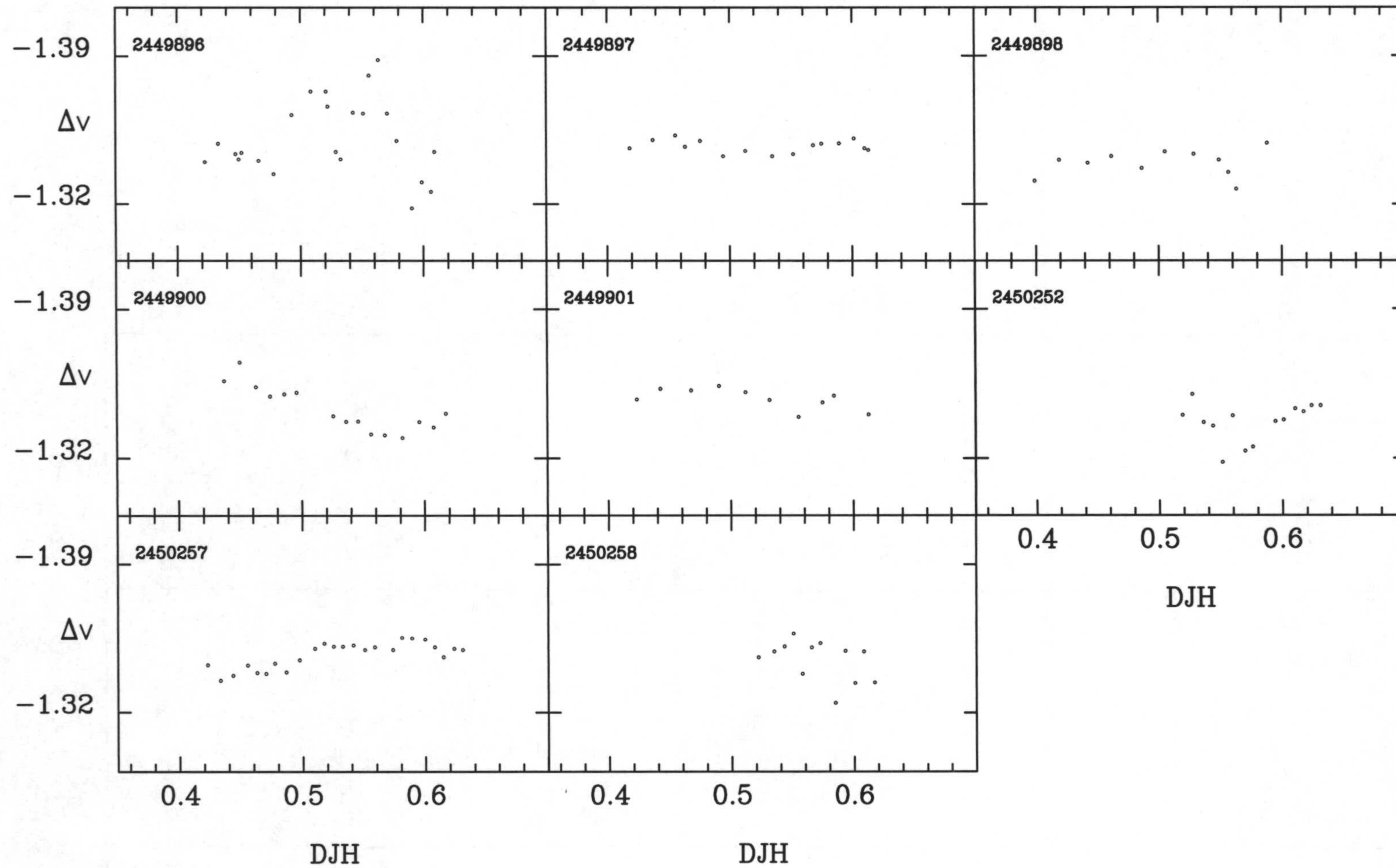


Figura C.5



K48-C1=K68 de IC4665

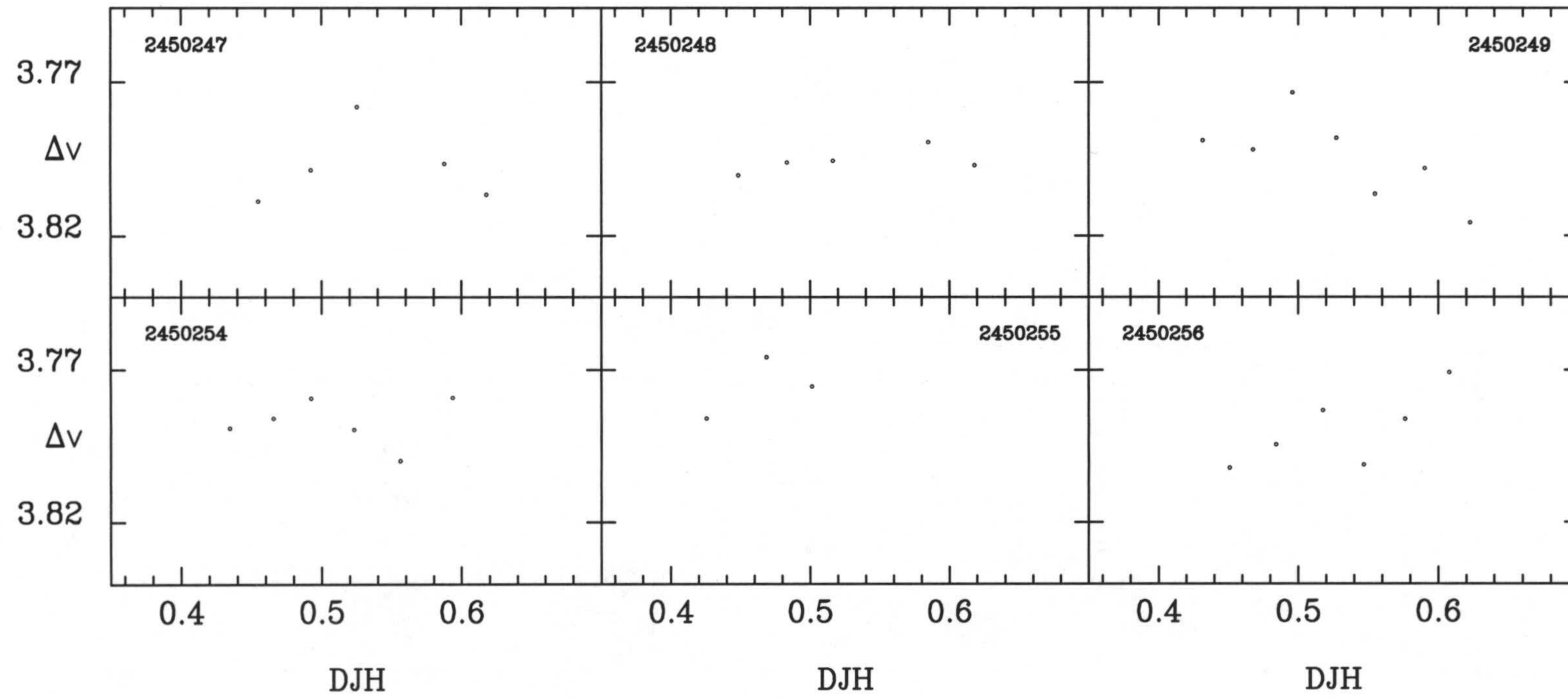


Figura C.6



C2=HE104-C1=HE61 de  $\alpha$  Persei

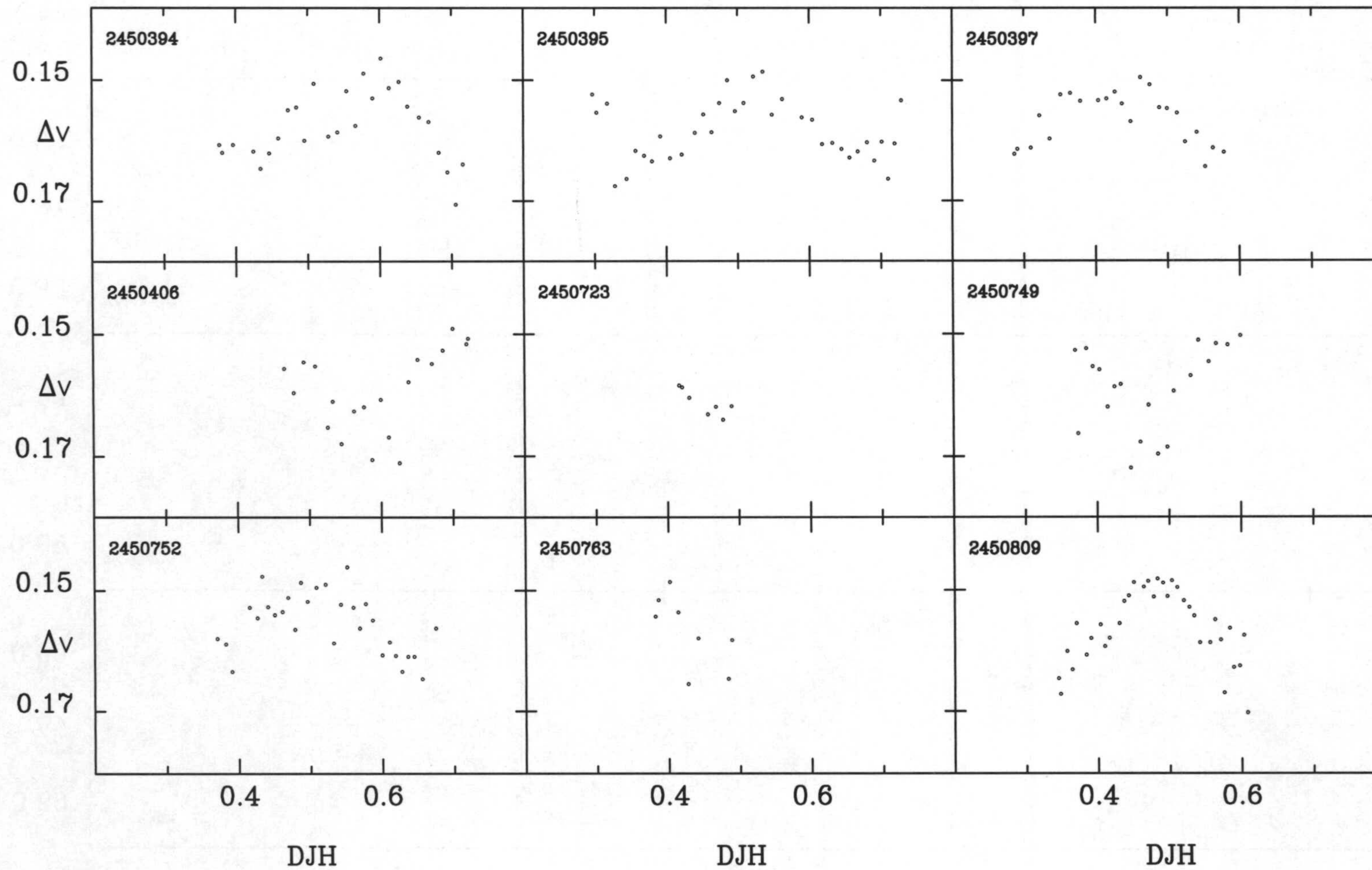


Figura C.7



HE421-C1=HE61 de  $\alpha$  Persei

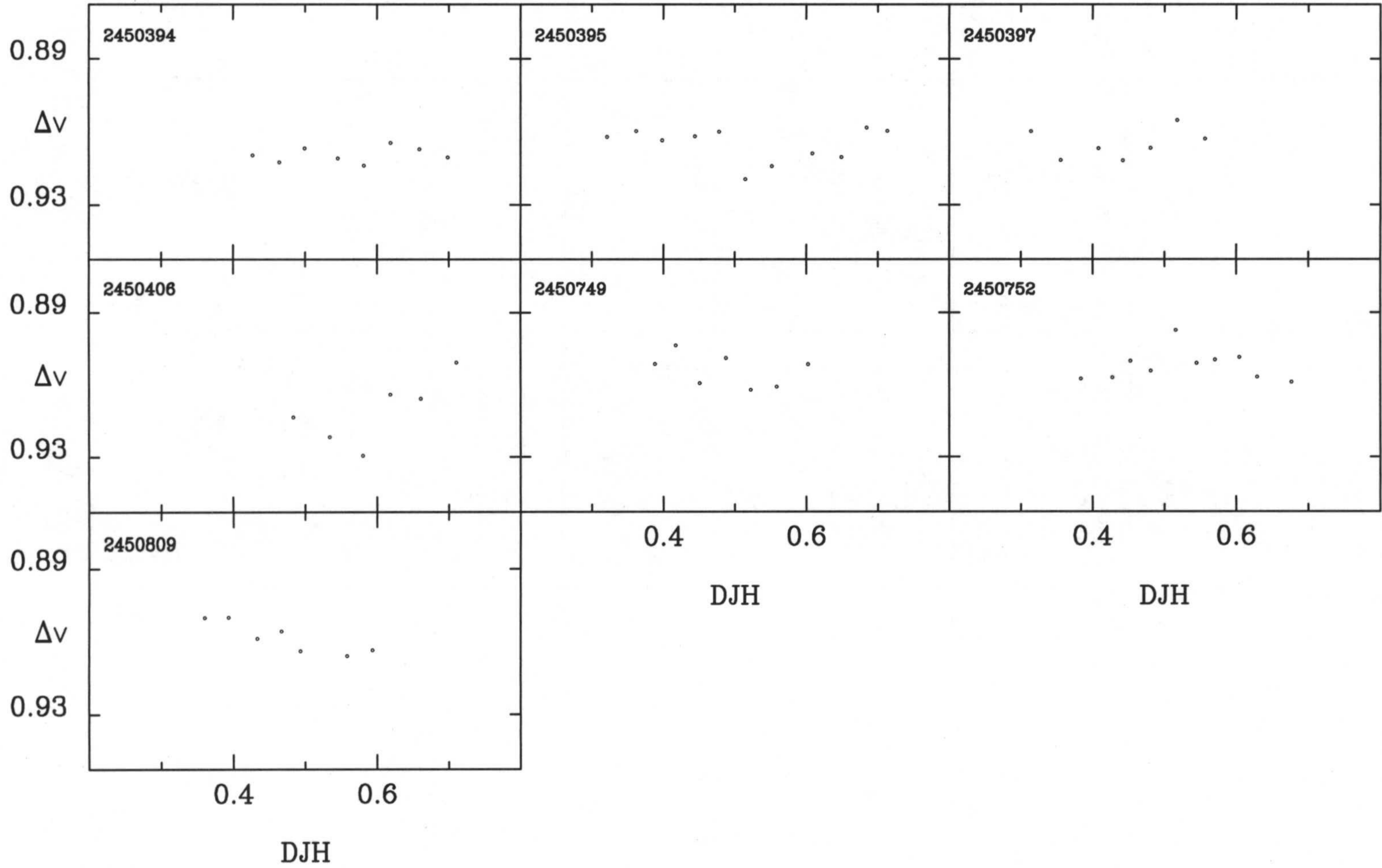


Figura C.8



# HE876-C1=HE61 de $\alpha$ Persei

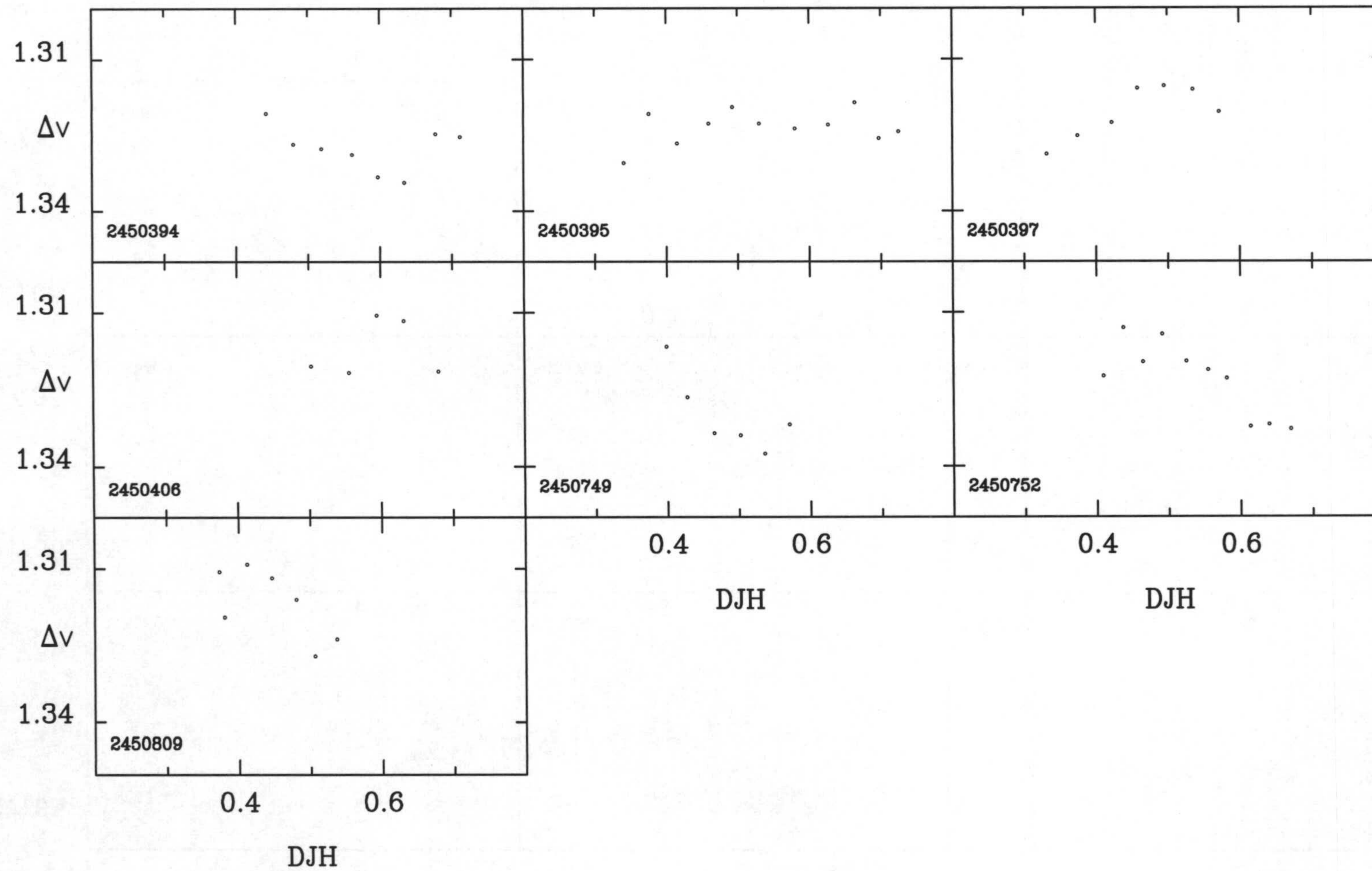


Figura C.9



HE1045-C1=HE61 de  $\alpha$  Persei

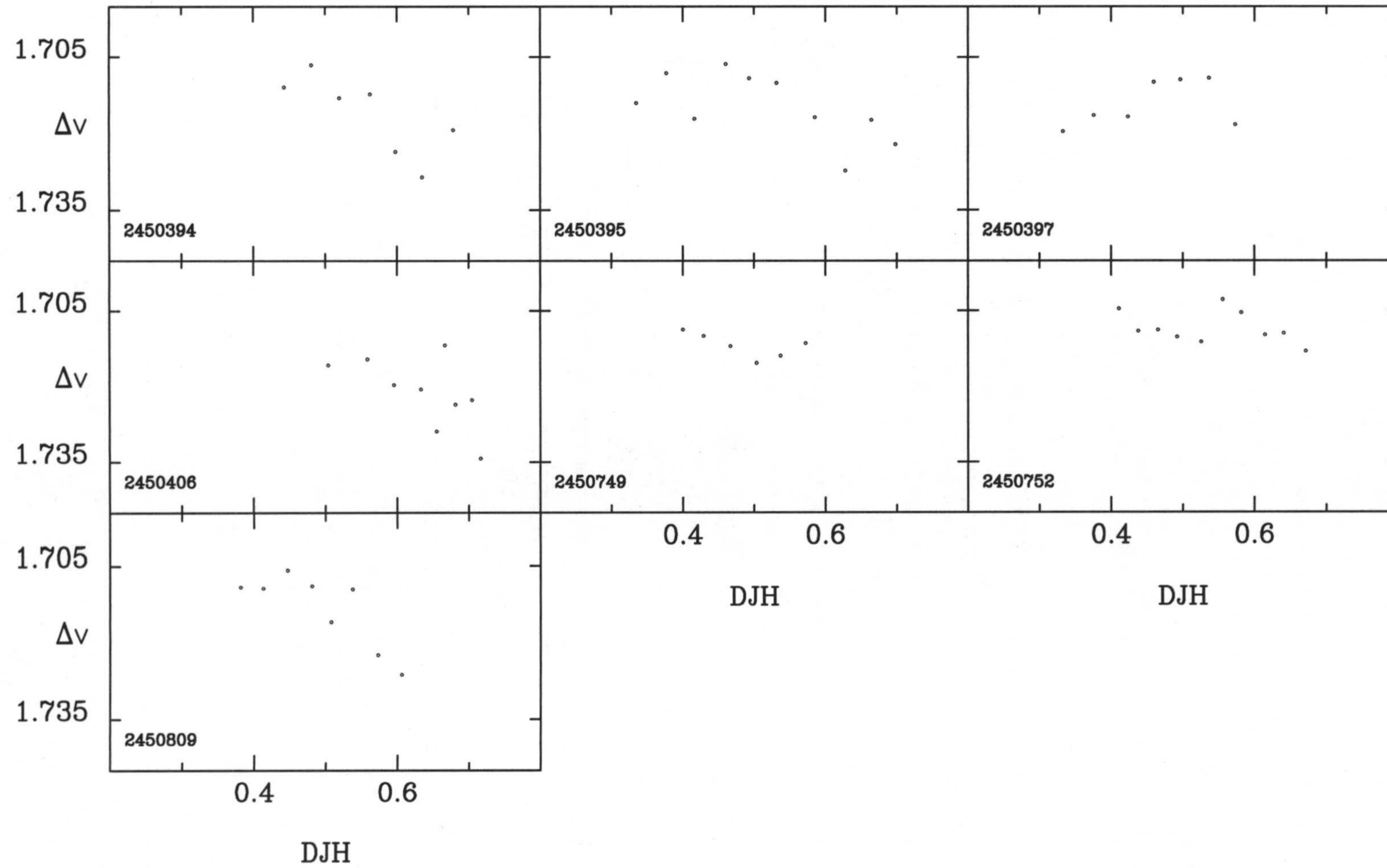


Figura 1.10



# S29-C1=H1762 de Pléyades

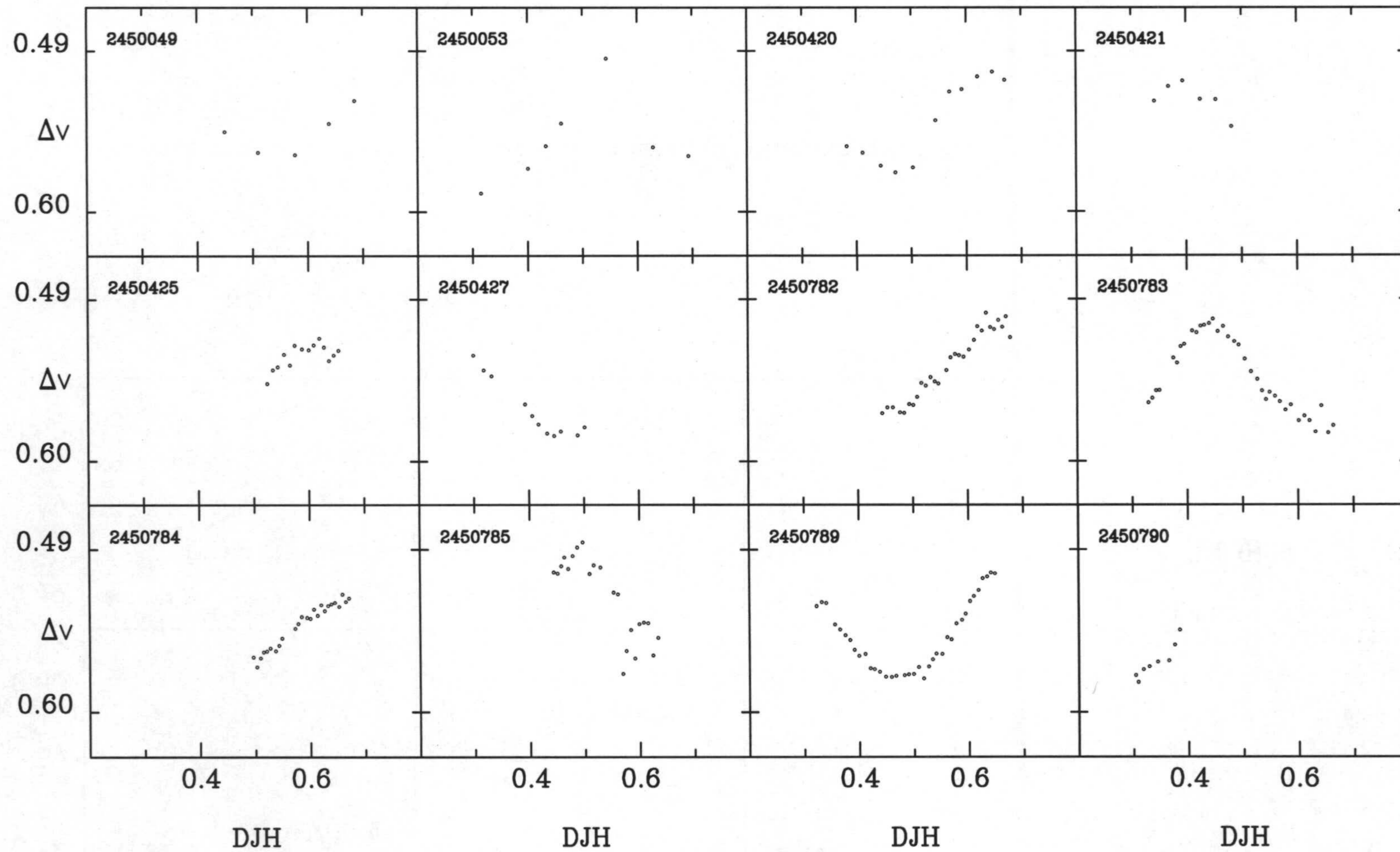


Figura C.11



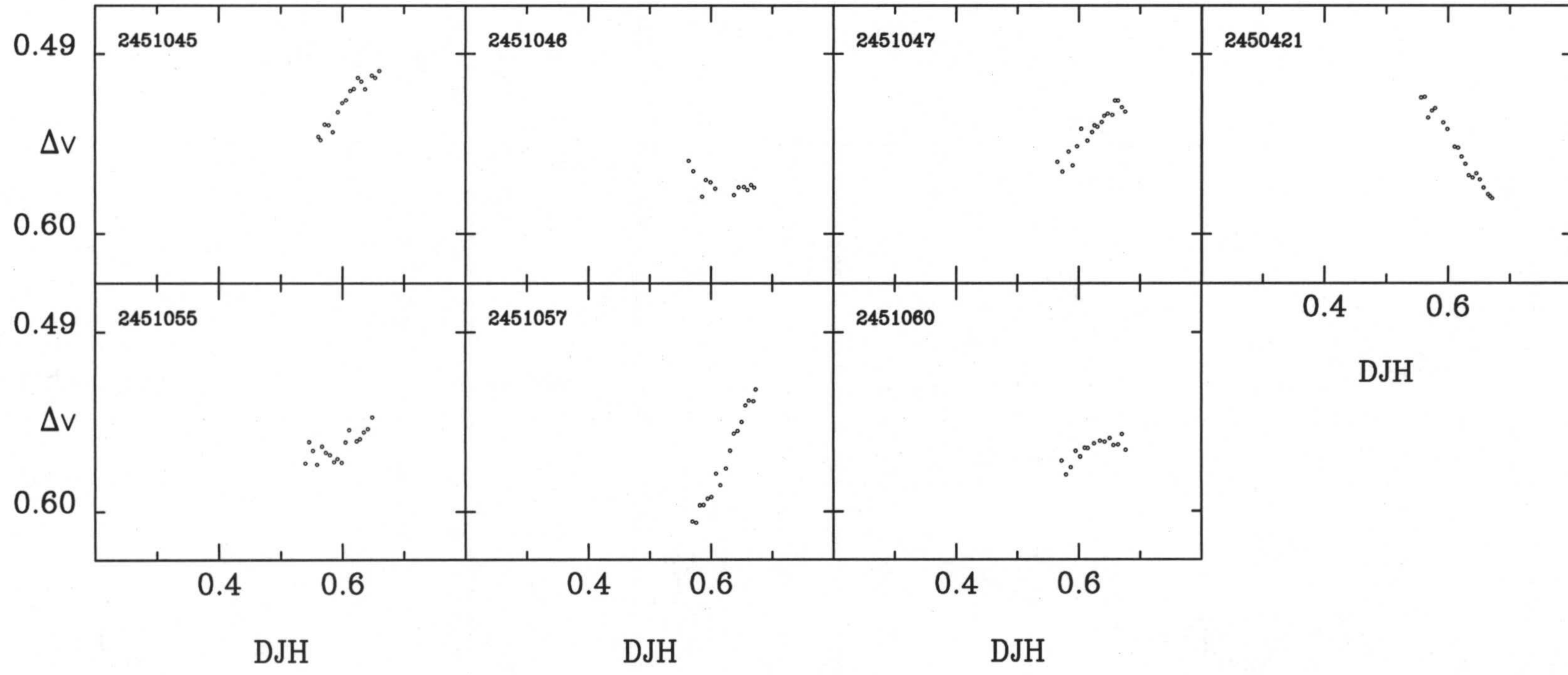


Figura C.11 (Continuación)



# H25-C1=H1762 de Pléyades

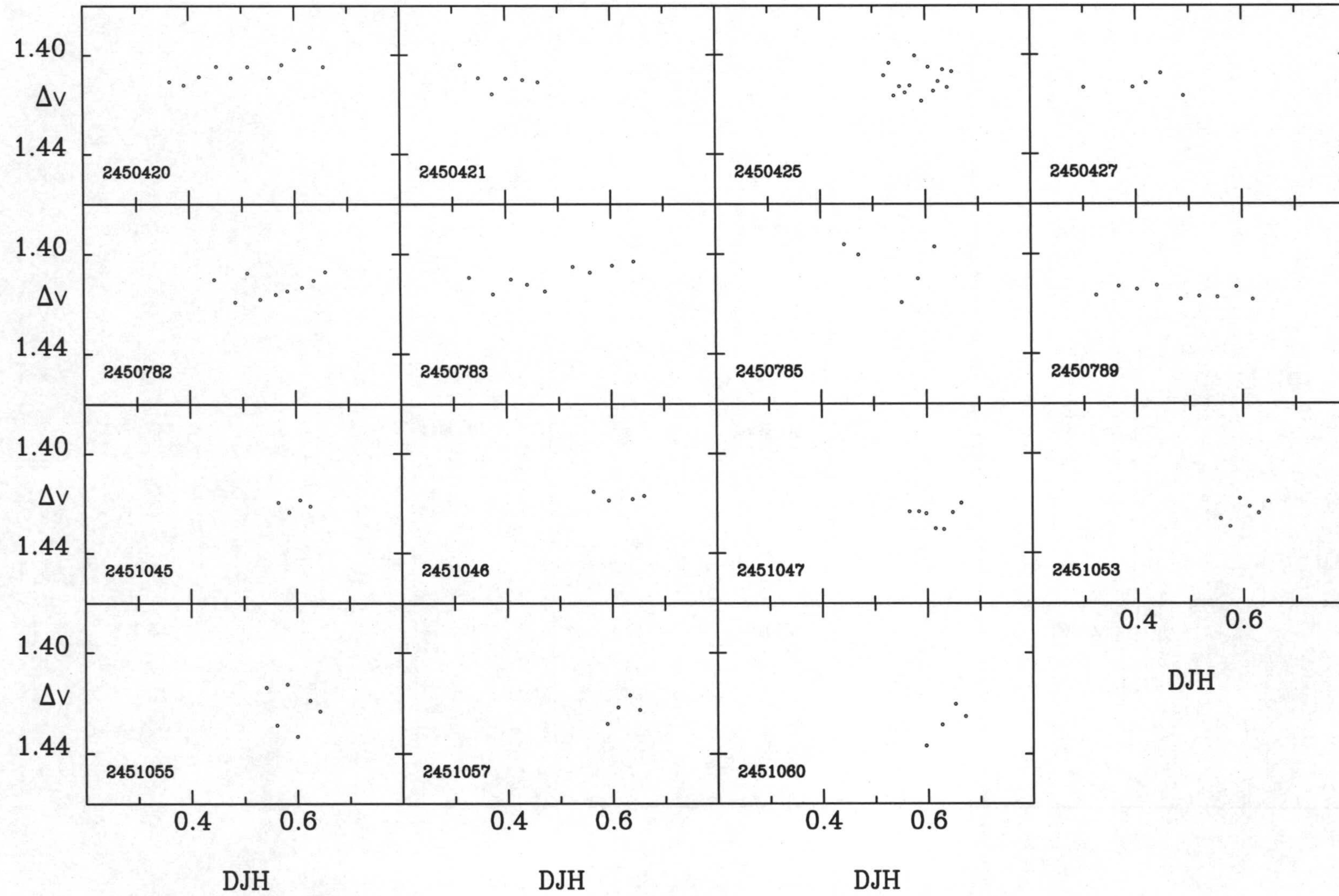


Figura C.12



# H164-C1=H1762 de Pléyades

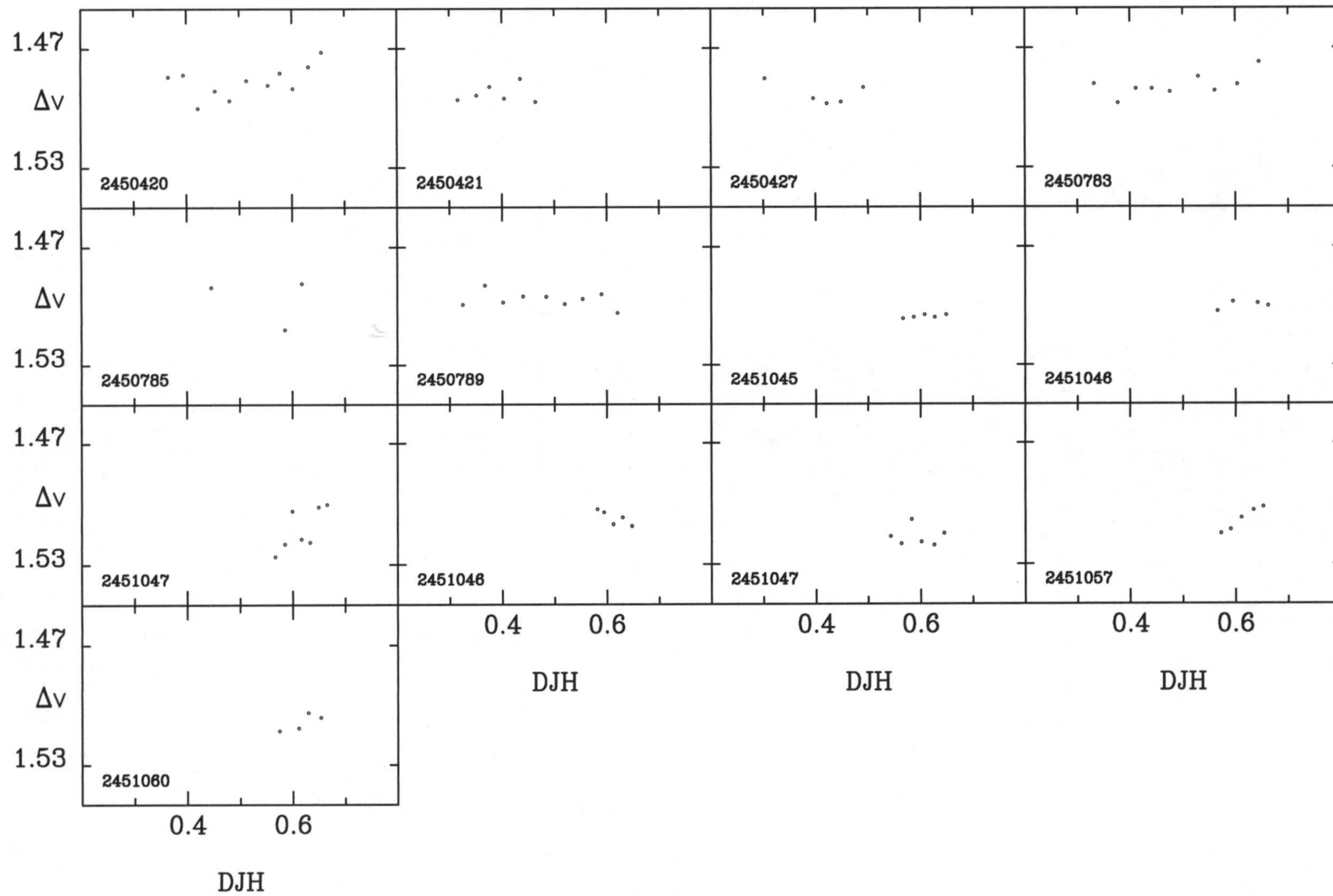


Figura C.13



# H233-C1=H1762 de Pléyades

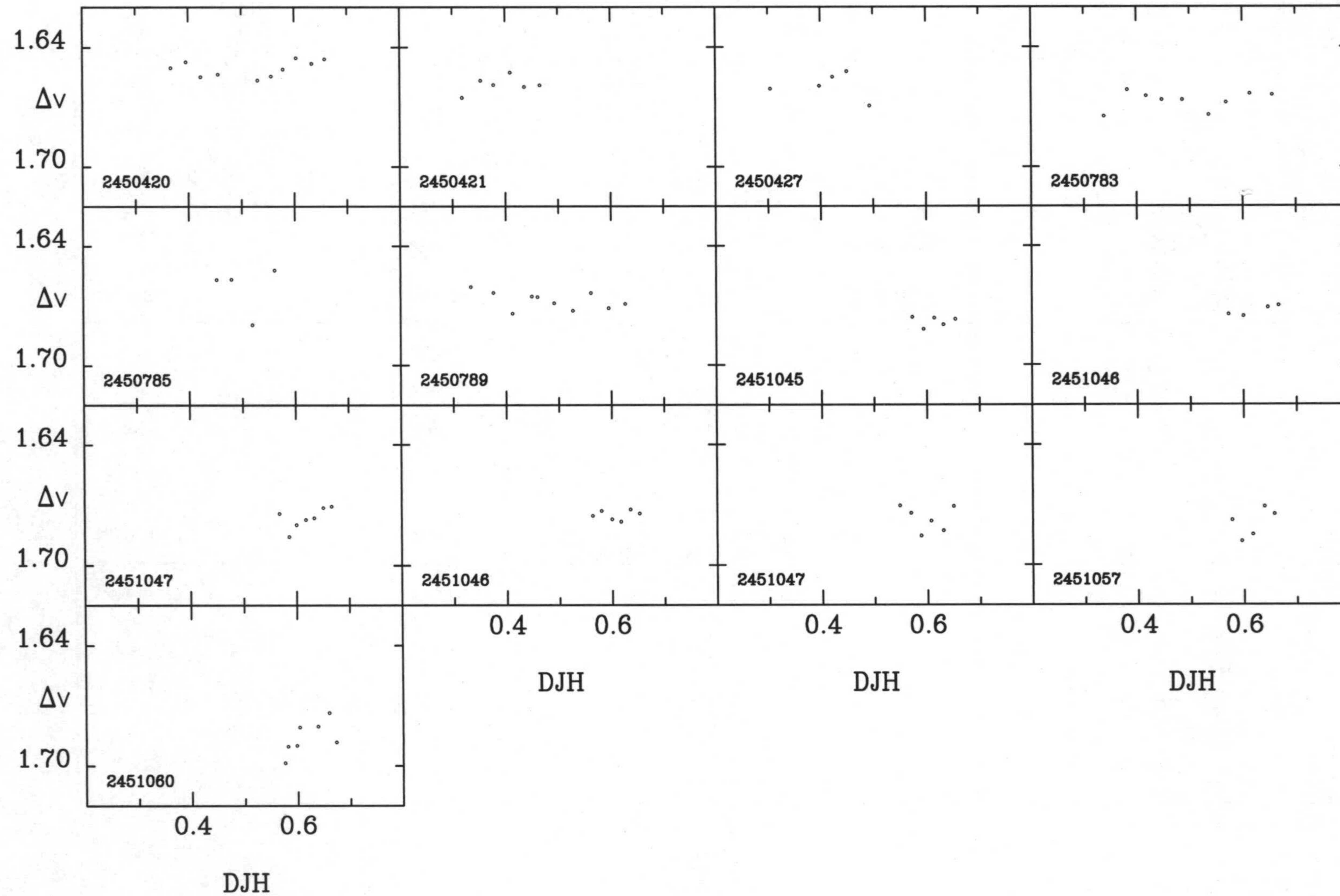


Figura C.14



C2=H531-C1=H1762 de Pléyades

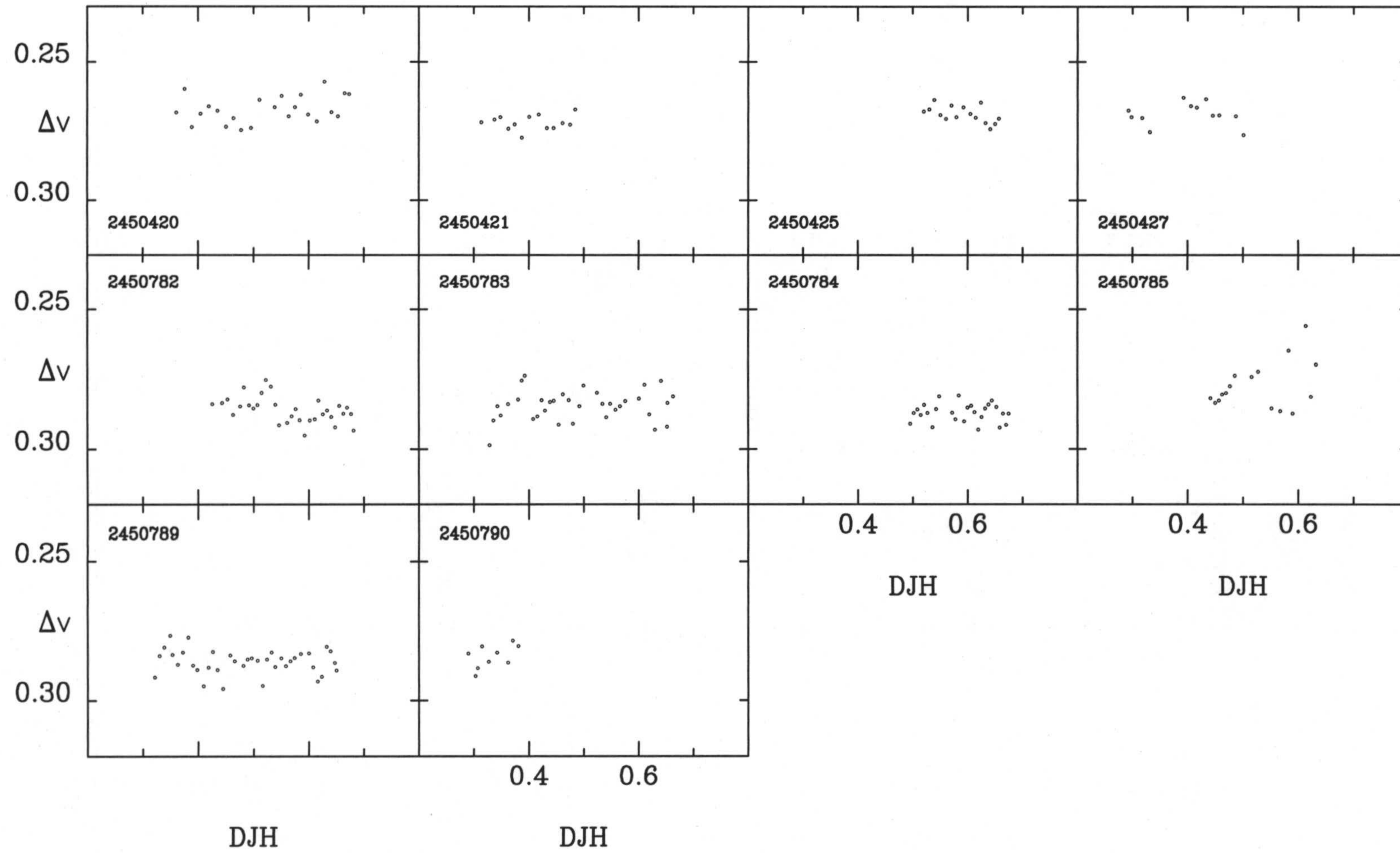


Figura C.15



# H697-C1=H1762 de Pléyades

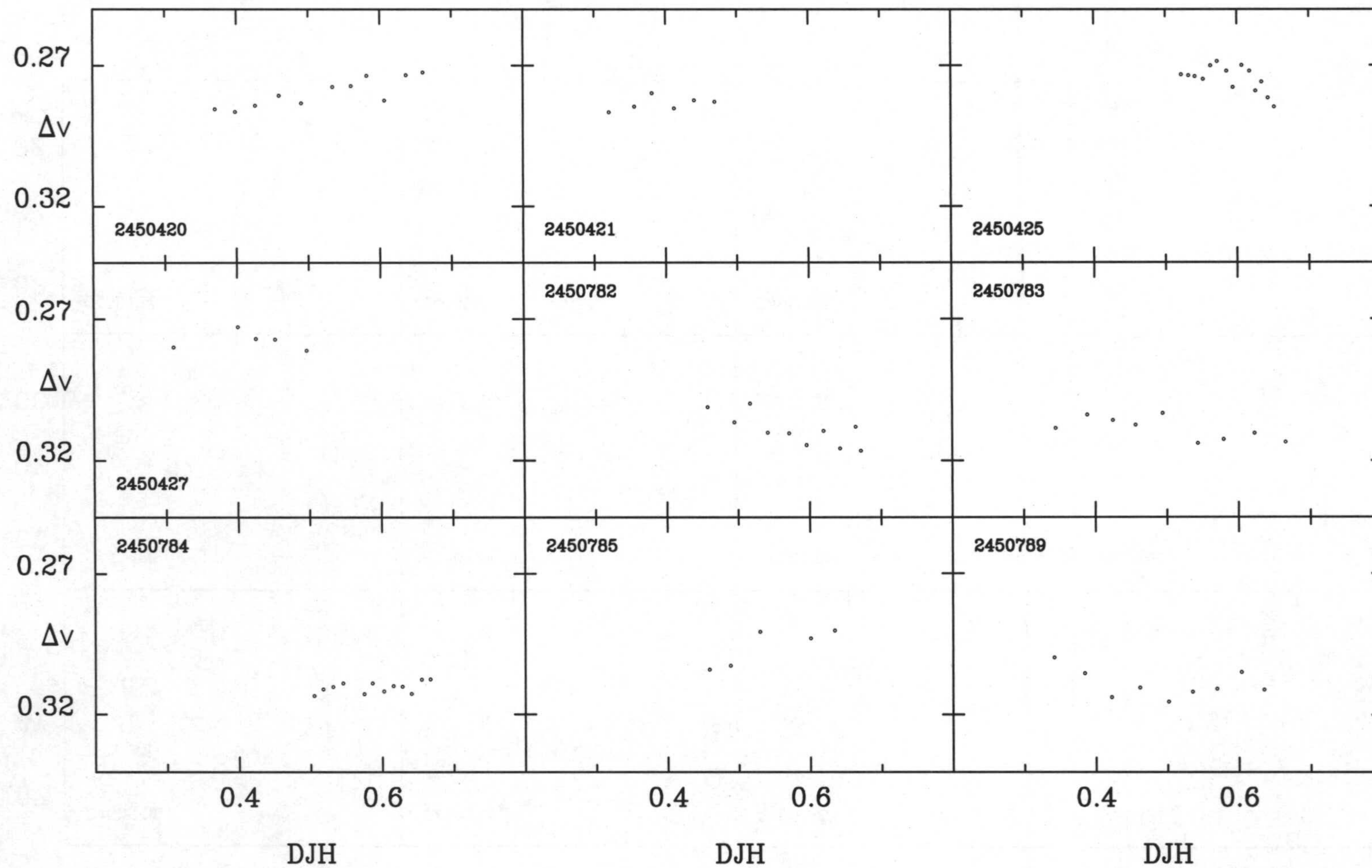


Figura C.16



# H1284-C1=H1762 de Pléyades

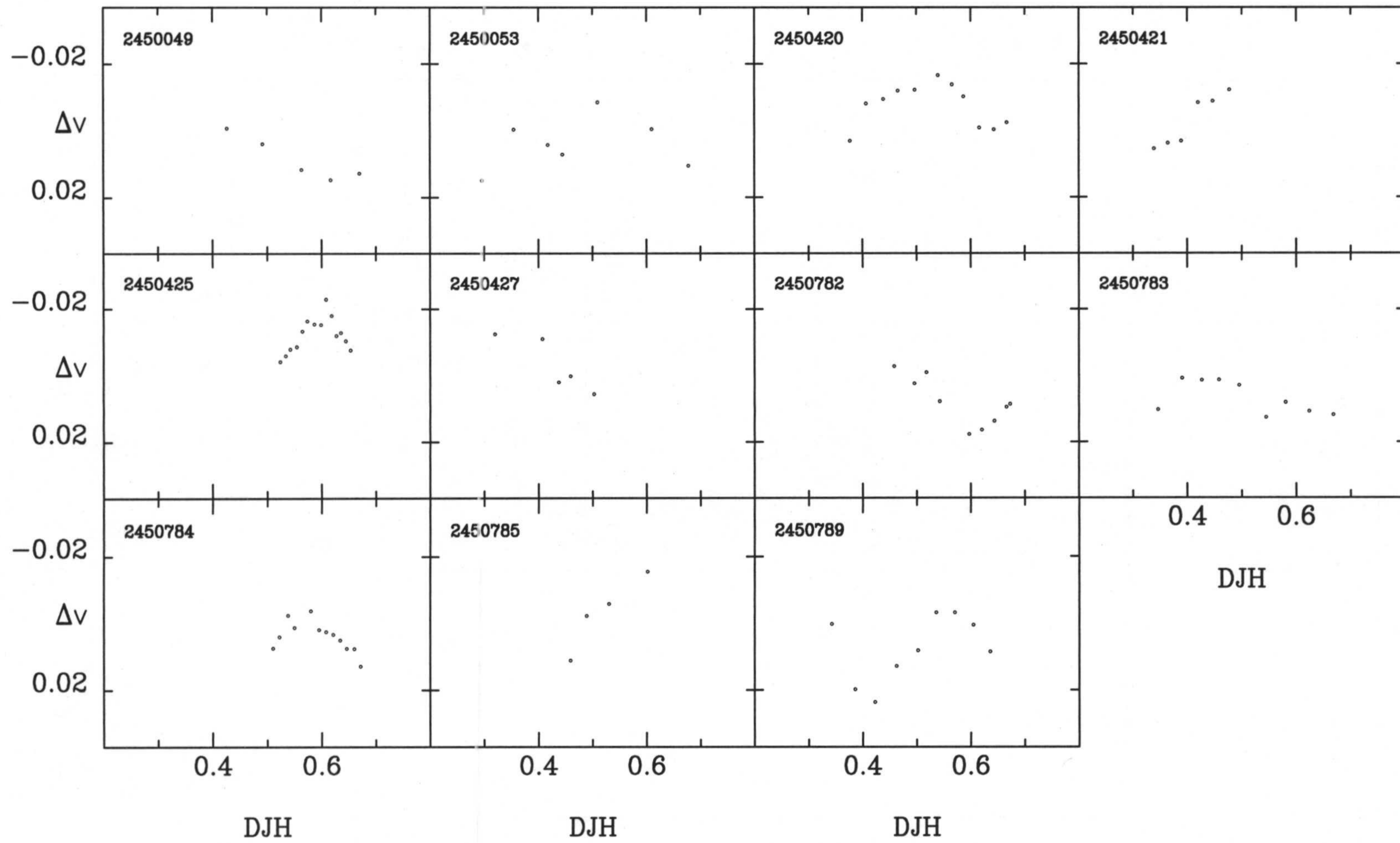


Figura C.17



C3=H1338-C1=H1762 de Pléyades

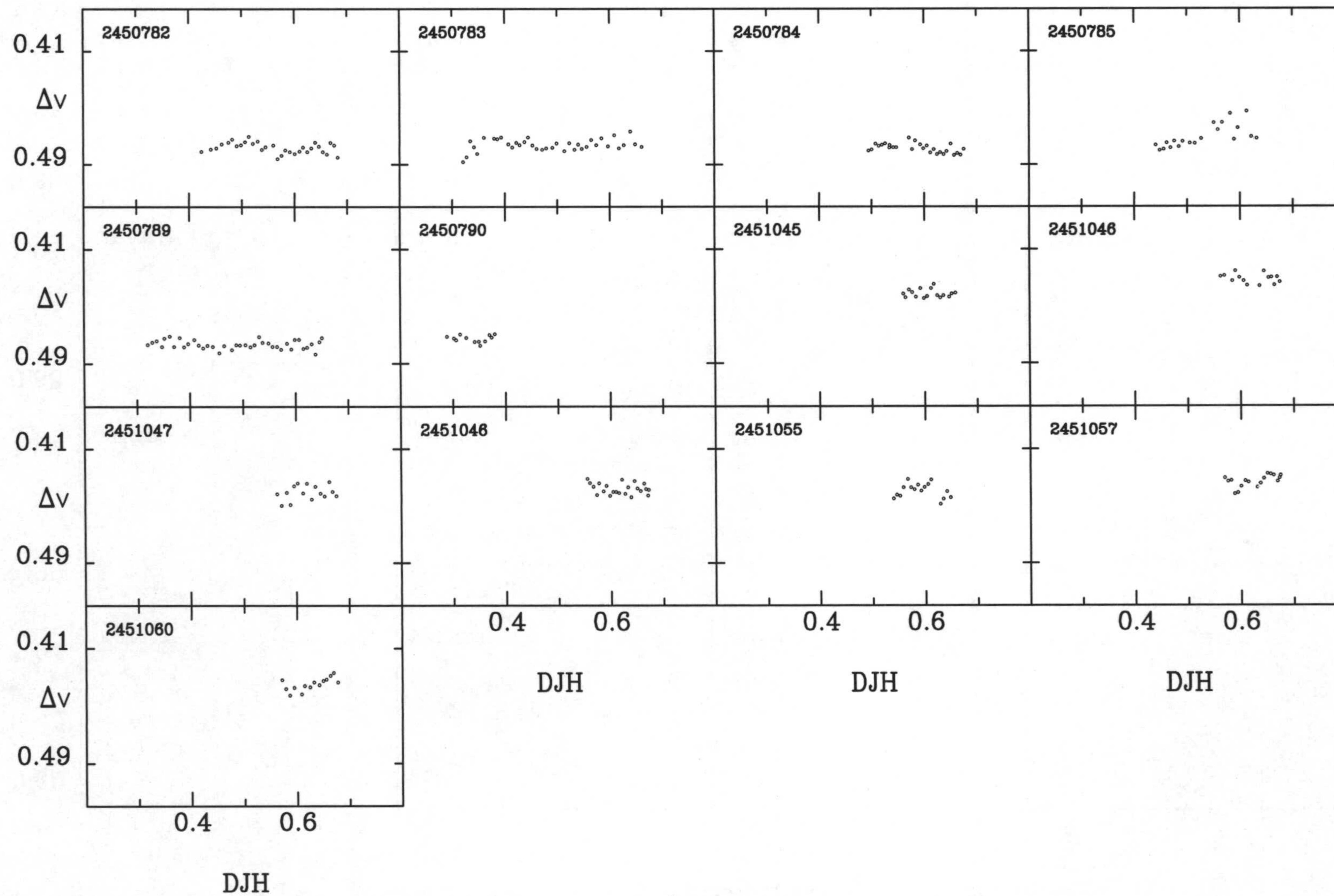


Figura C.18



V2154Cyg-C2=HD204626 de M39

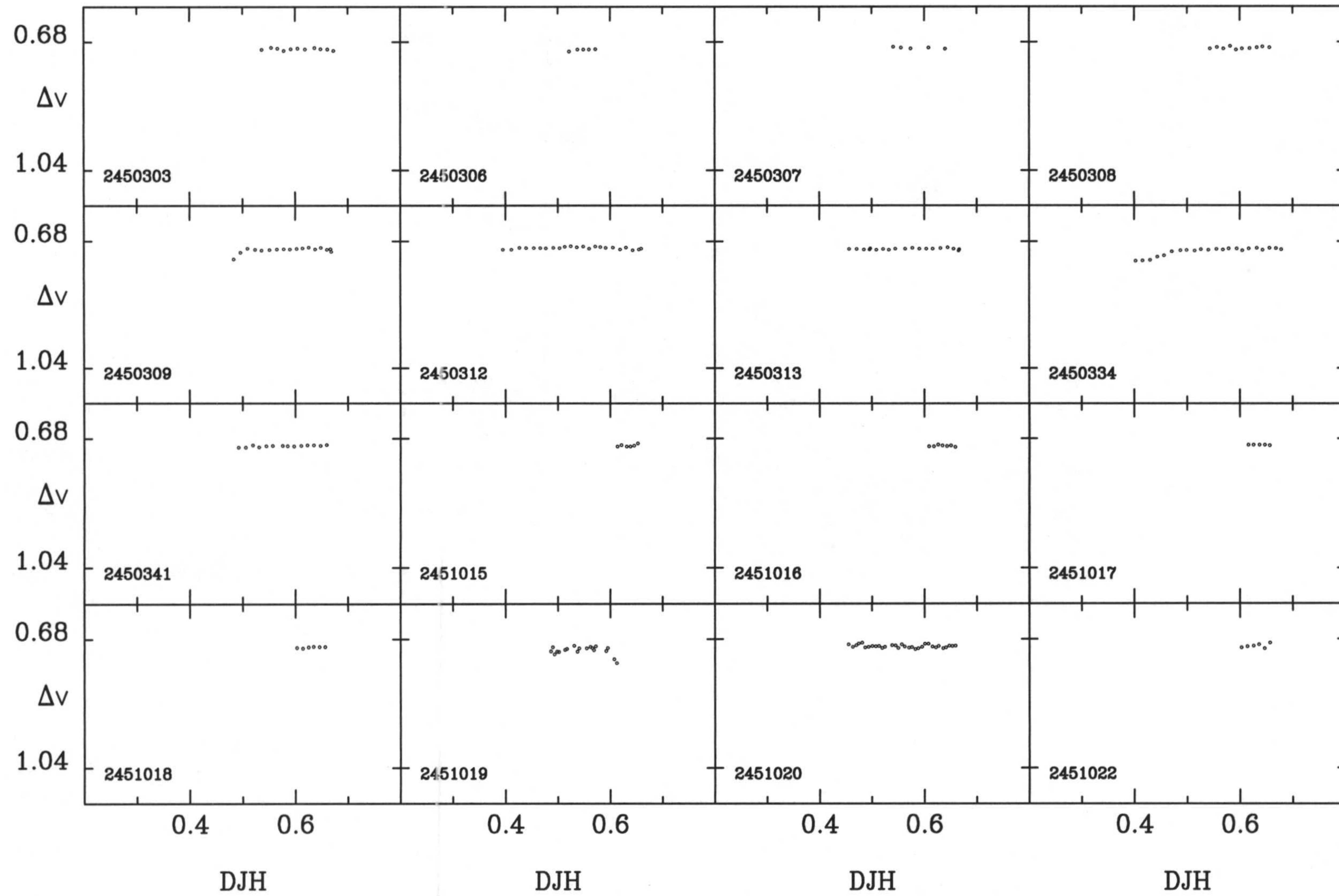


Figura C.19



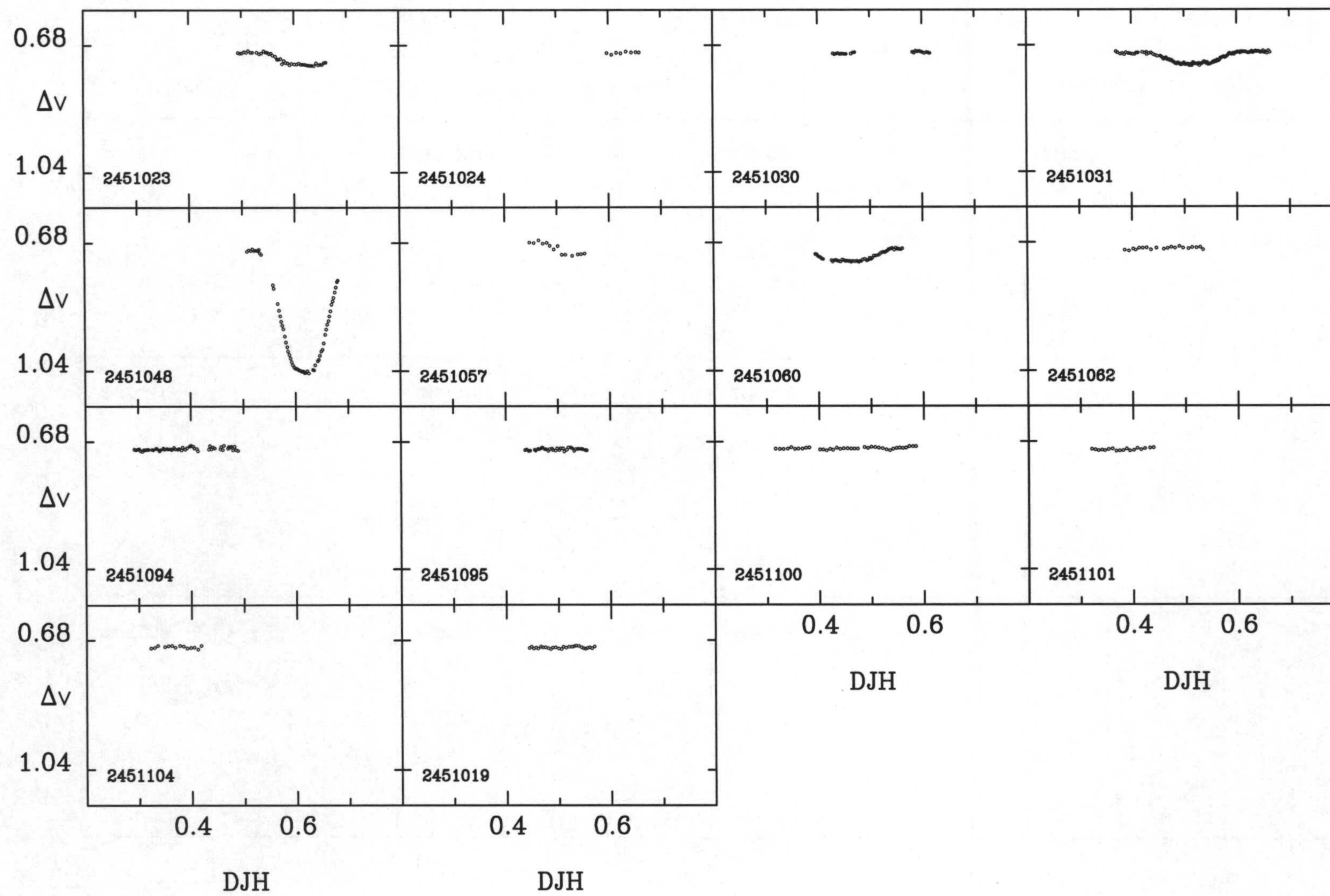


Figura C.19 (Continuación)



M63-C2=HD204626 de M39

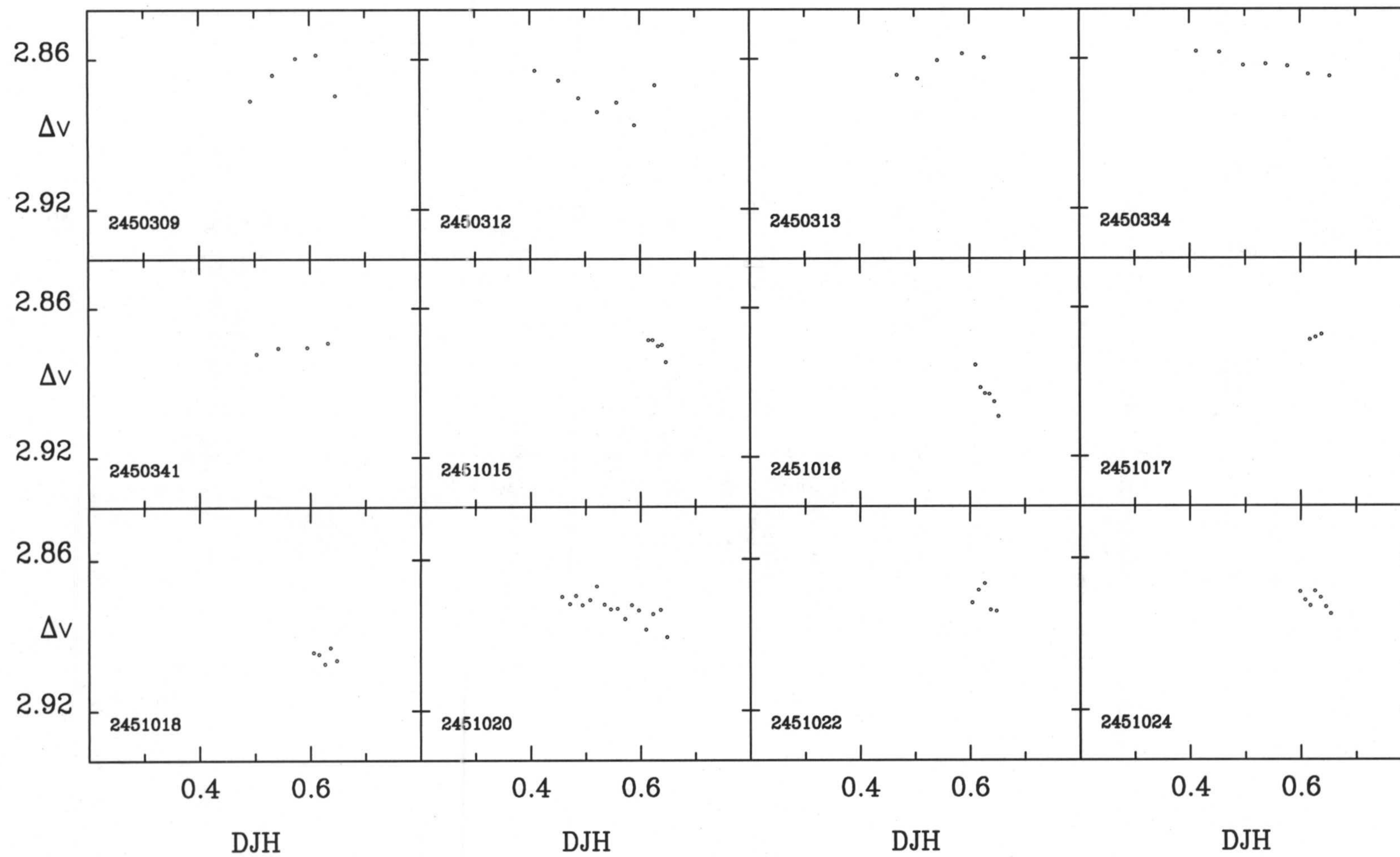


Figura C.20



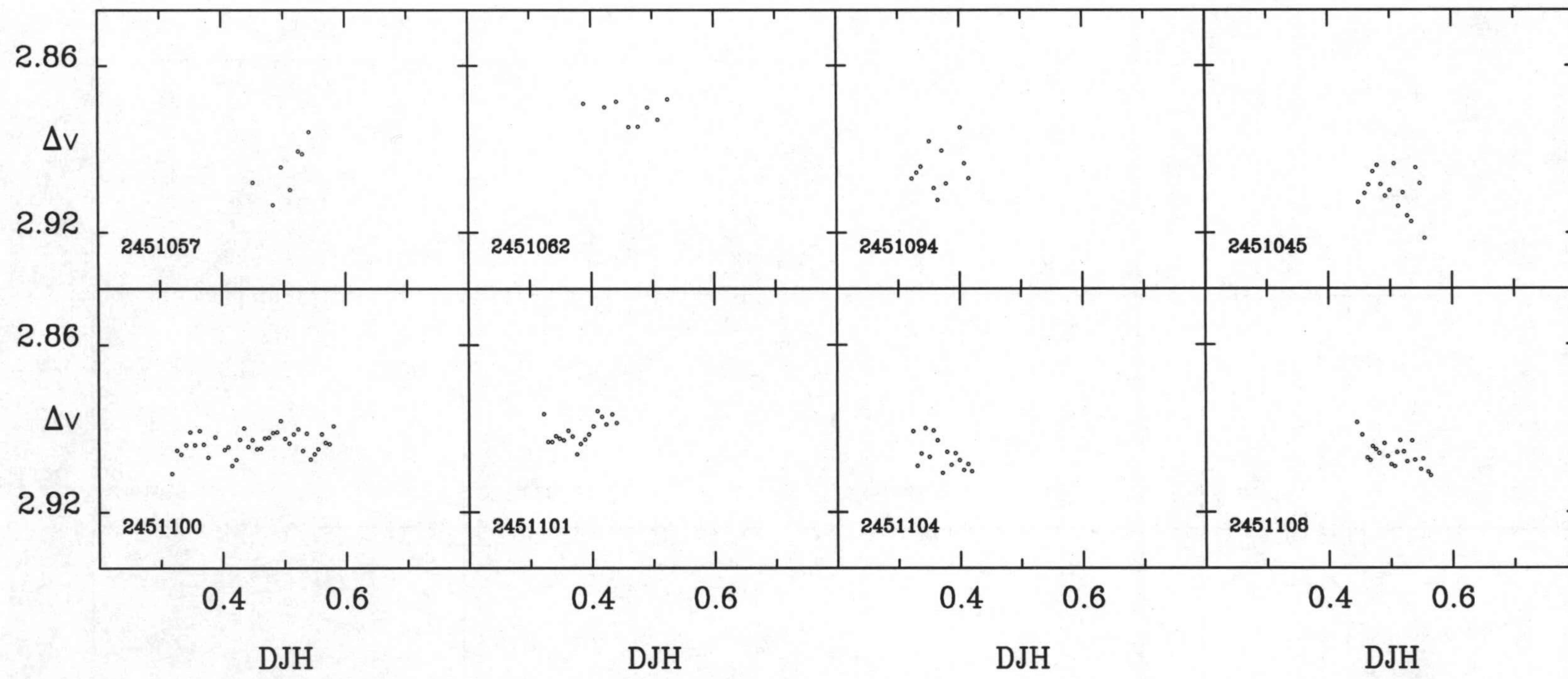


Figura C.20 (Continuación)



M227-C2=HD204626 de M39

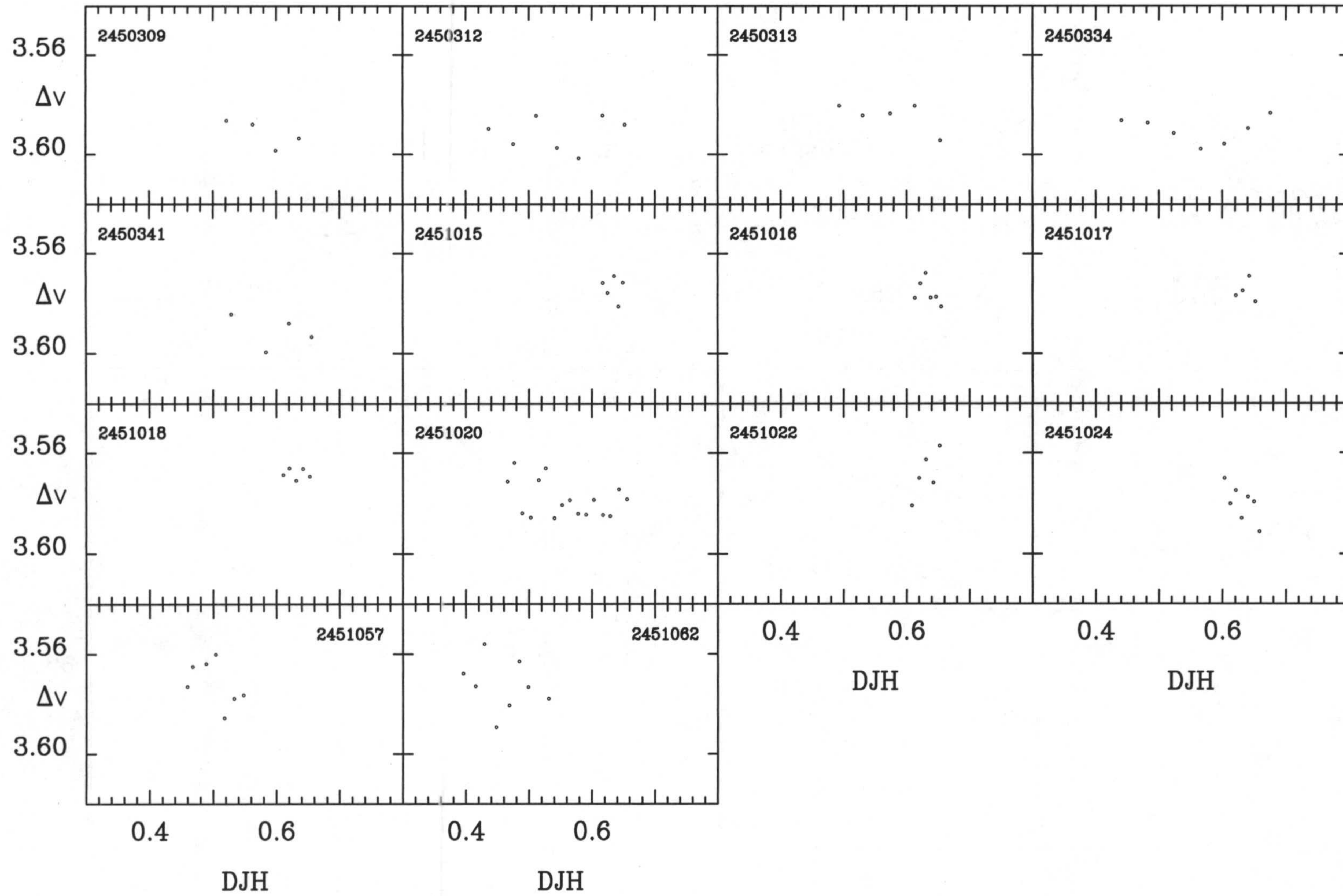


Figura C.21



M251-C2=HD204626 de M39

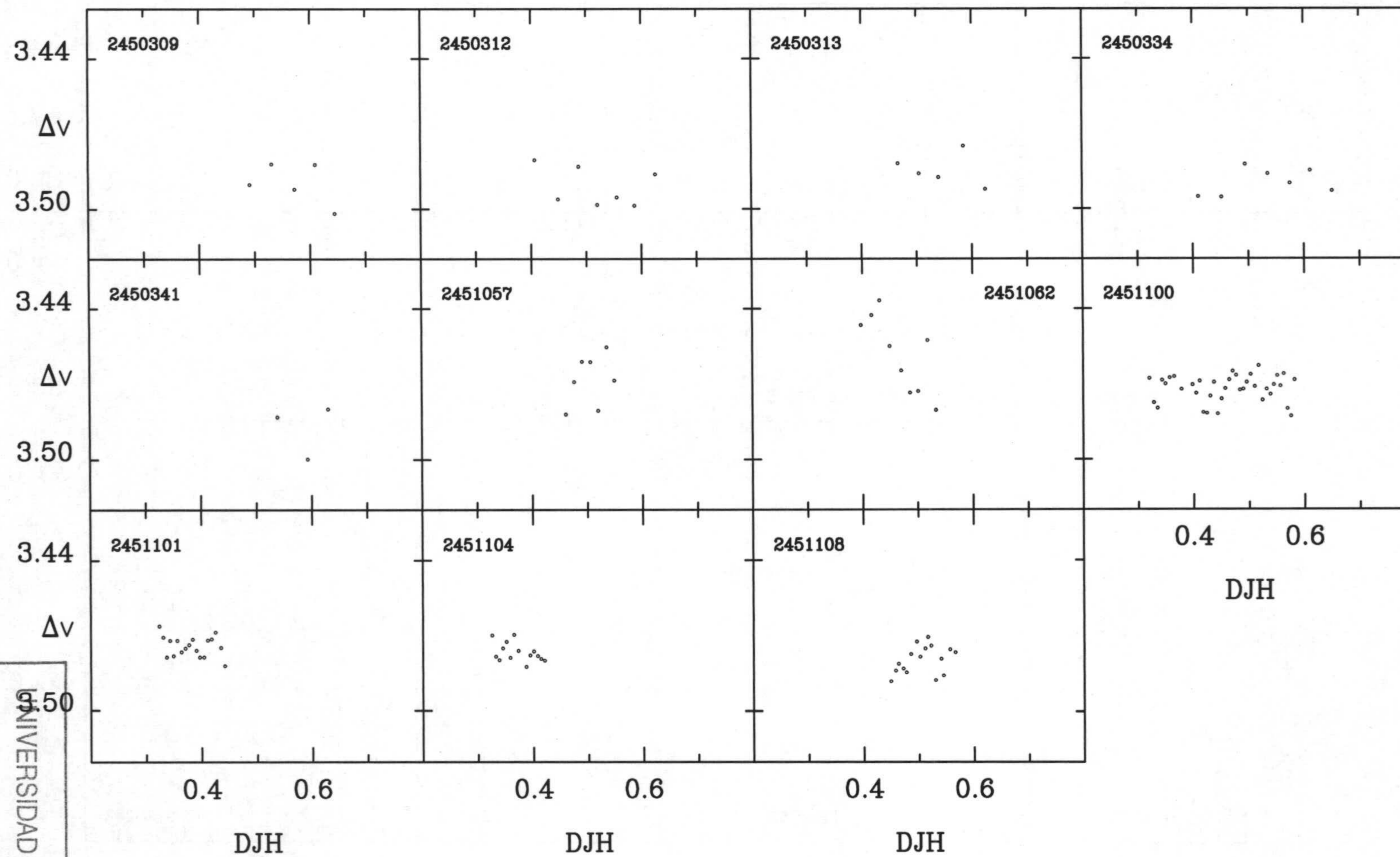


Figura C.22

COMISION DE DOCTORADO  
- 6 MAR. 2000  
UNIVERSIDAD DE GRANADA



## C3=K15-C1=K92 de NGC6633

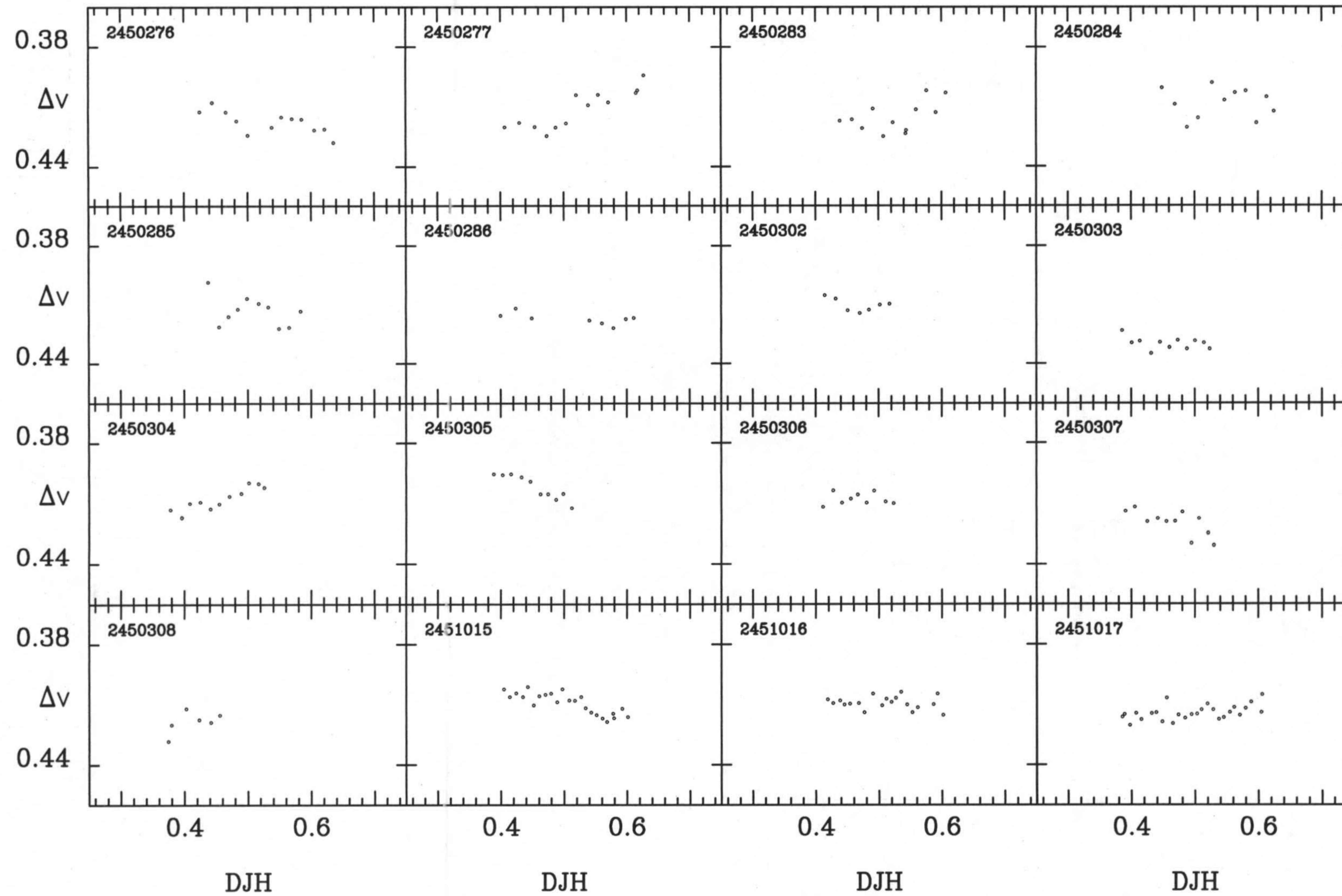


Figura C.23



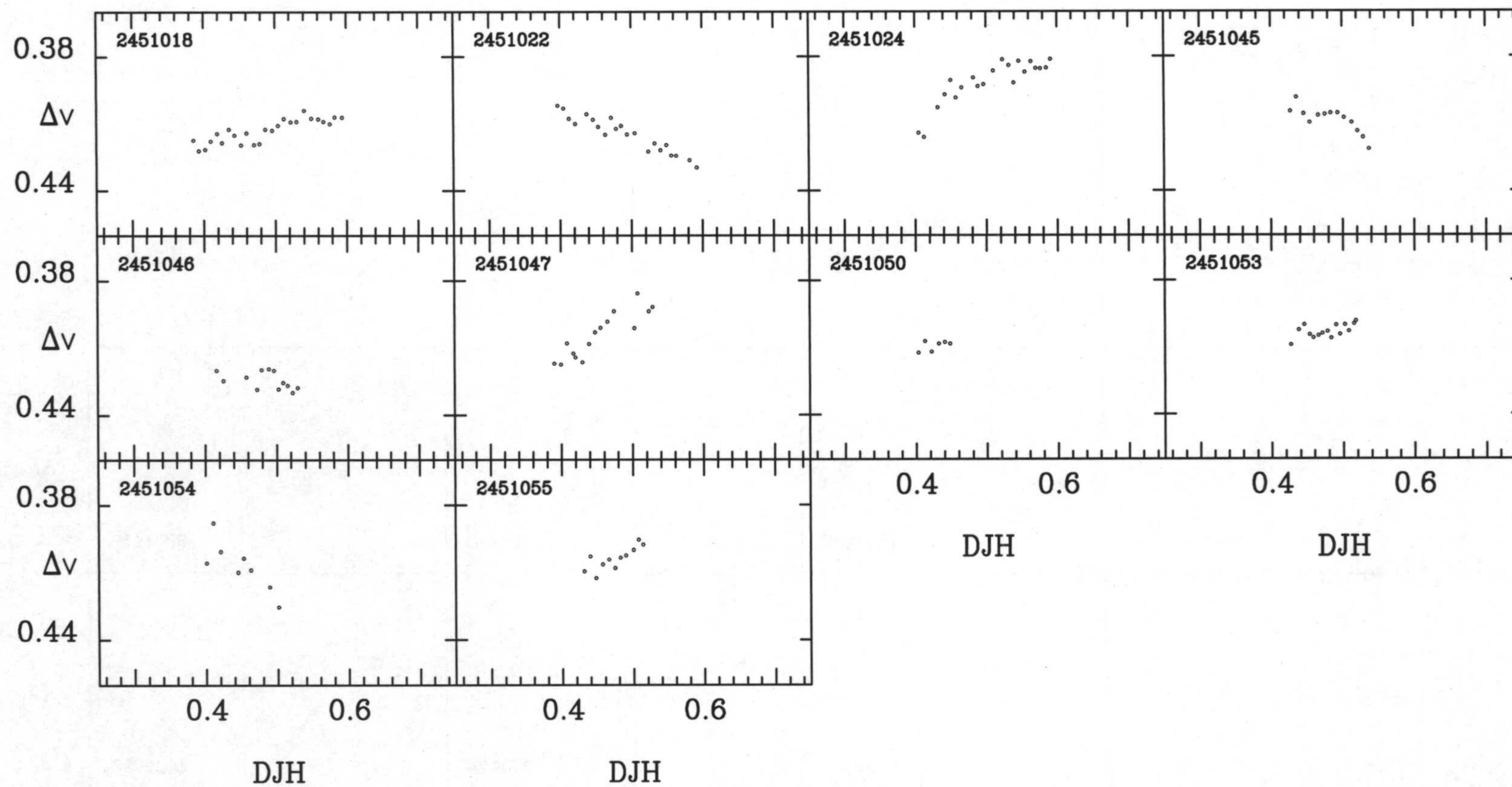


Figura C.23 (Continuación)



K94-C1=K92 de NGC6633

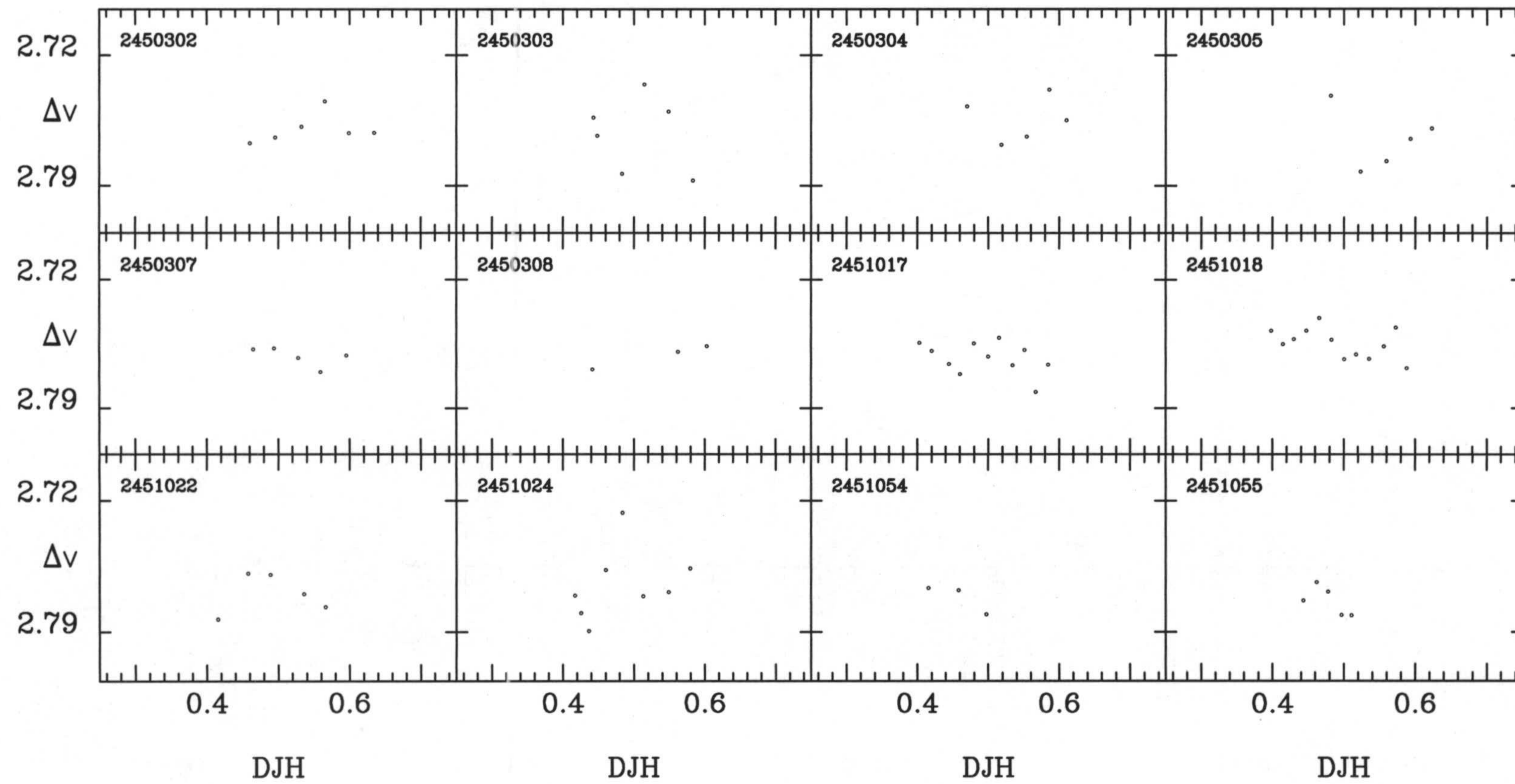


Figura C.24



K95-C1=K92 de NGC6633

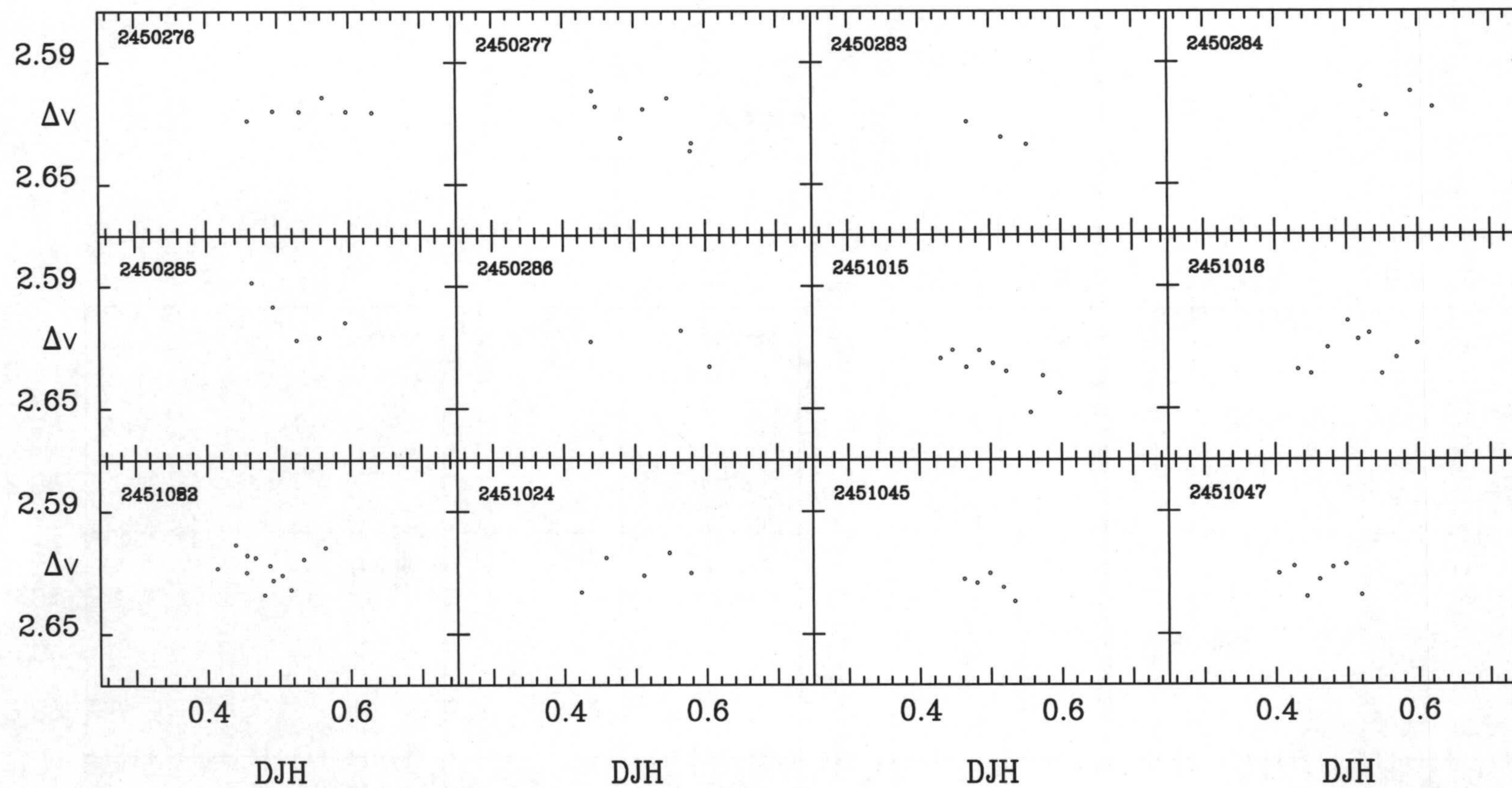


Figura C.25



K210-C1=K92 de NGC6633

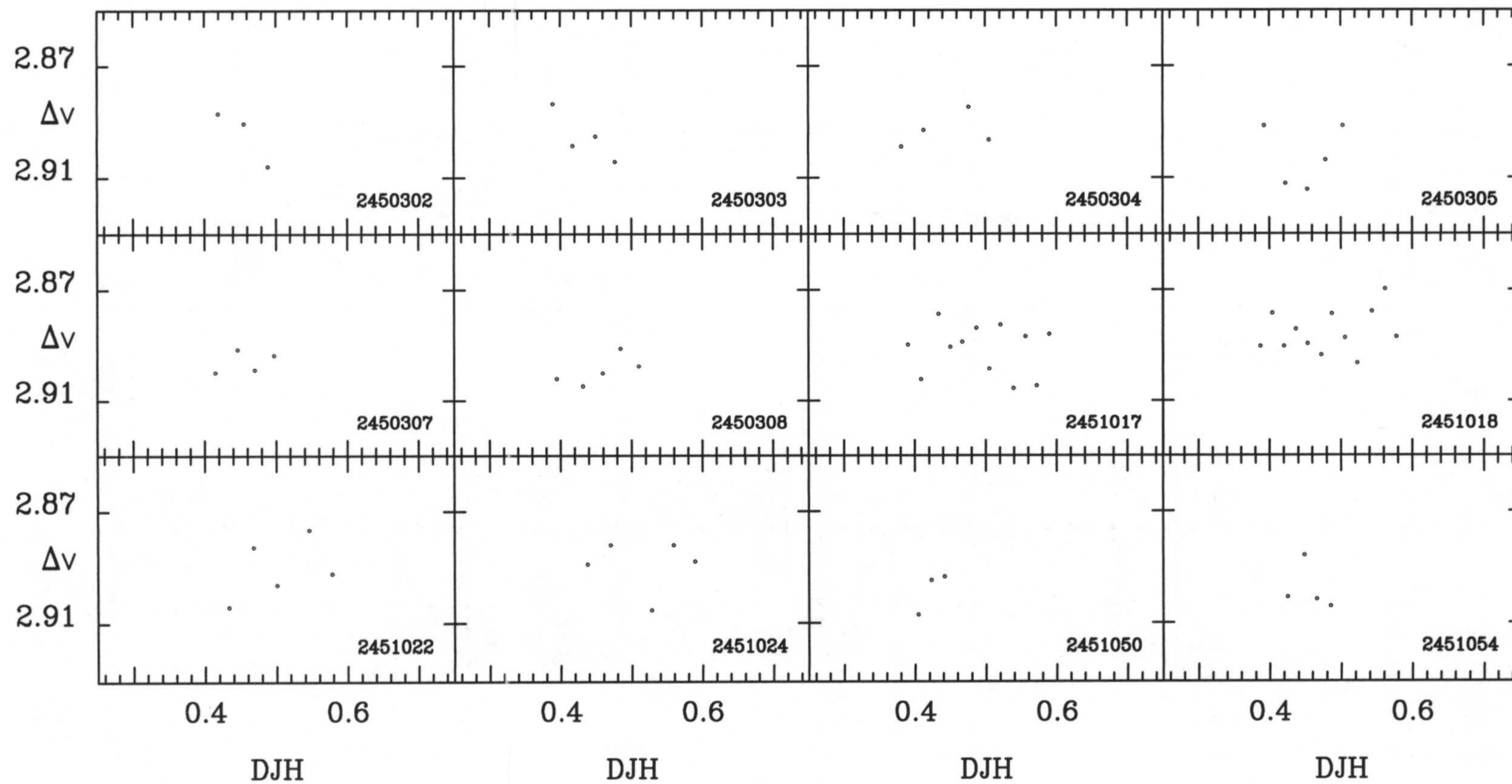


Figura C.26



# K265-C1=K92 de NGC6633

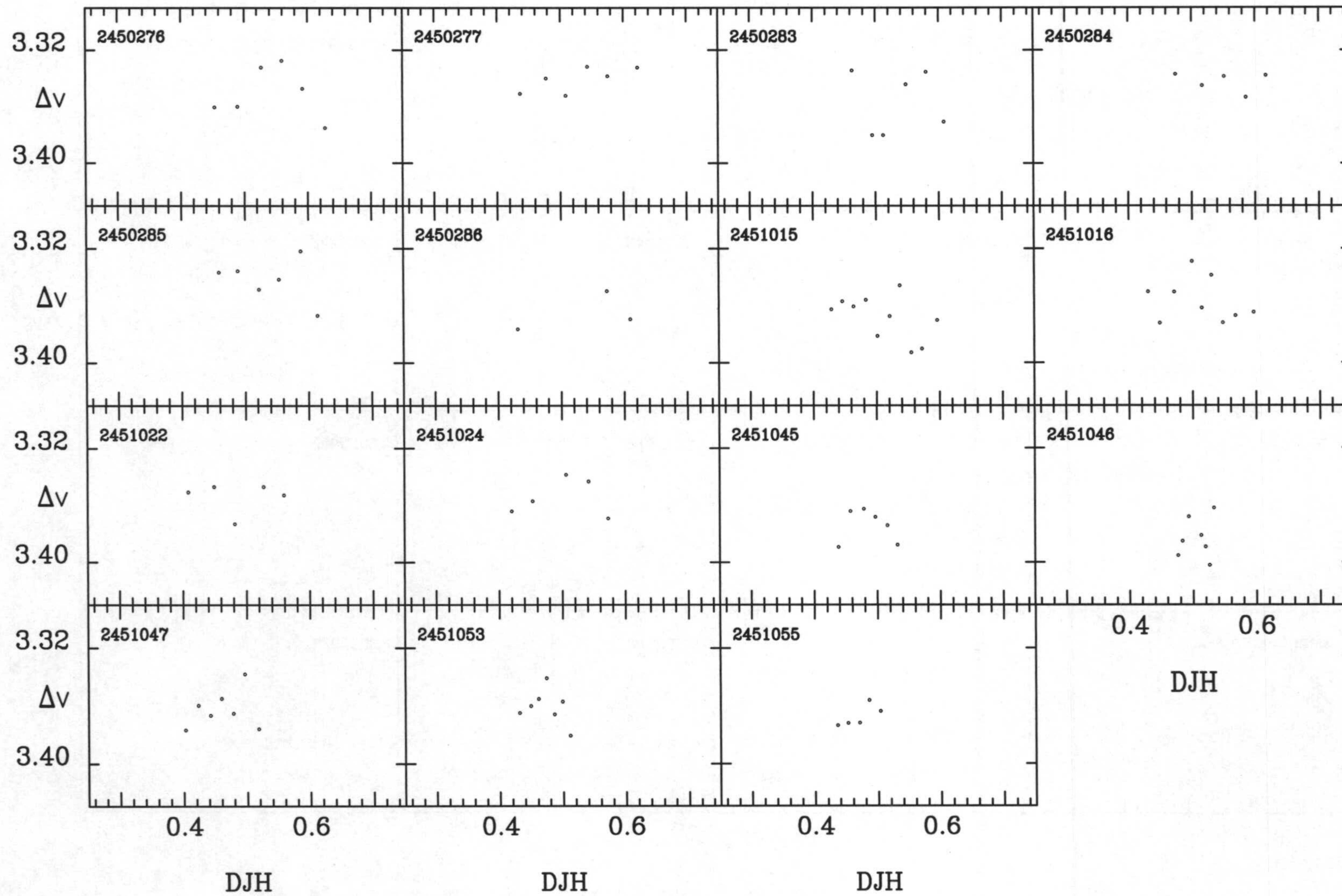


Figura C.27



K273-C1=K92 de NGC6633

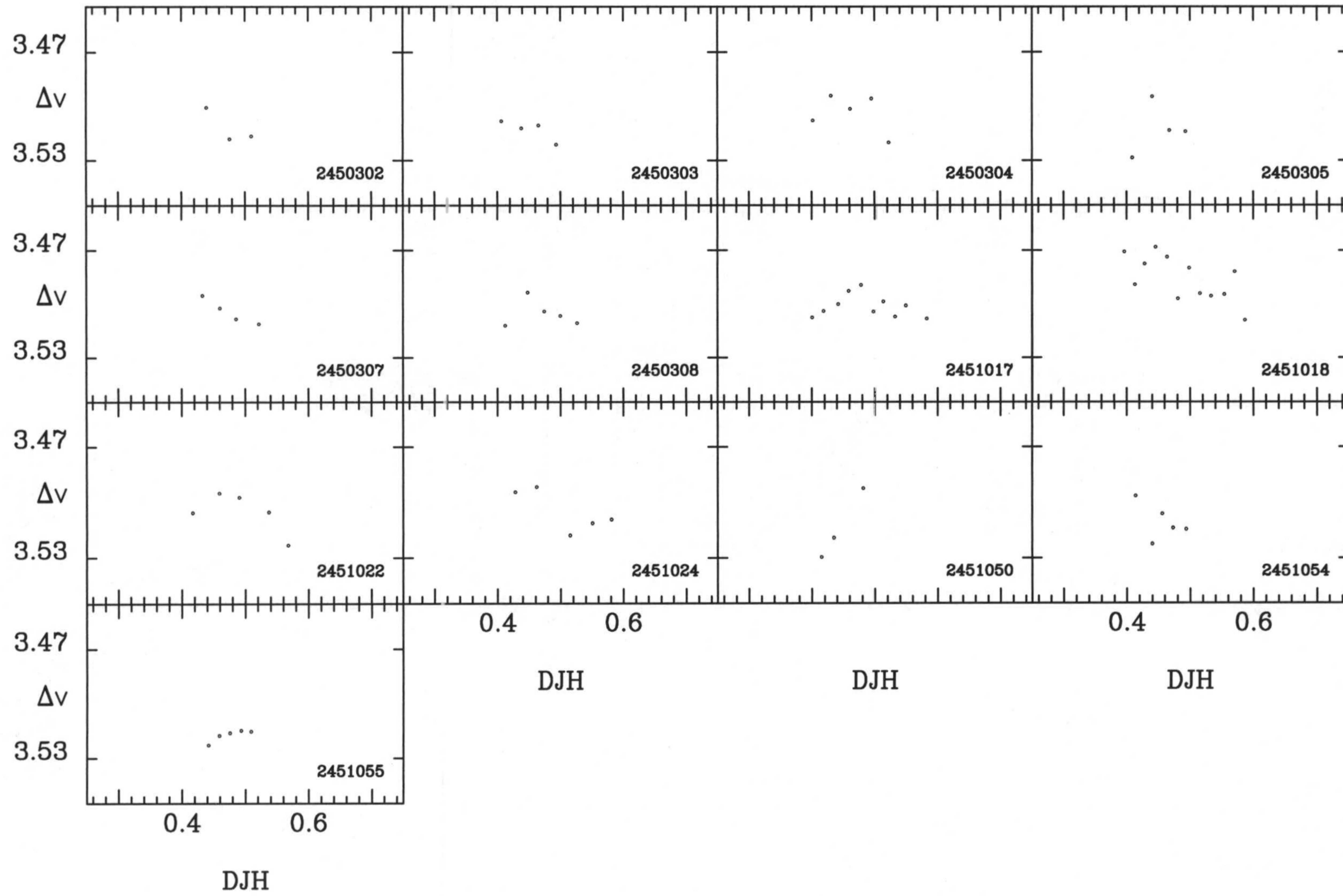


Figura C.28



K275-C1=K92 de NGC6633

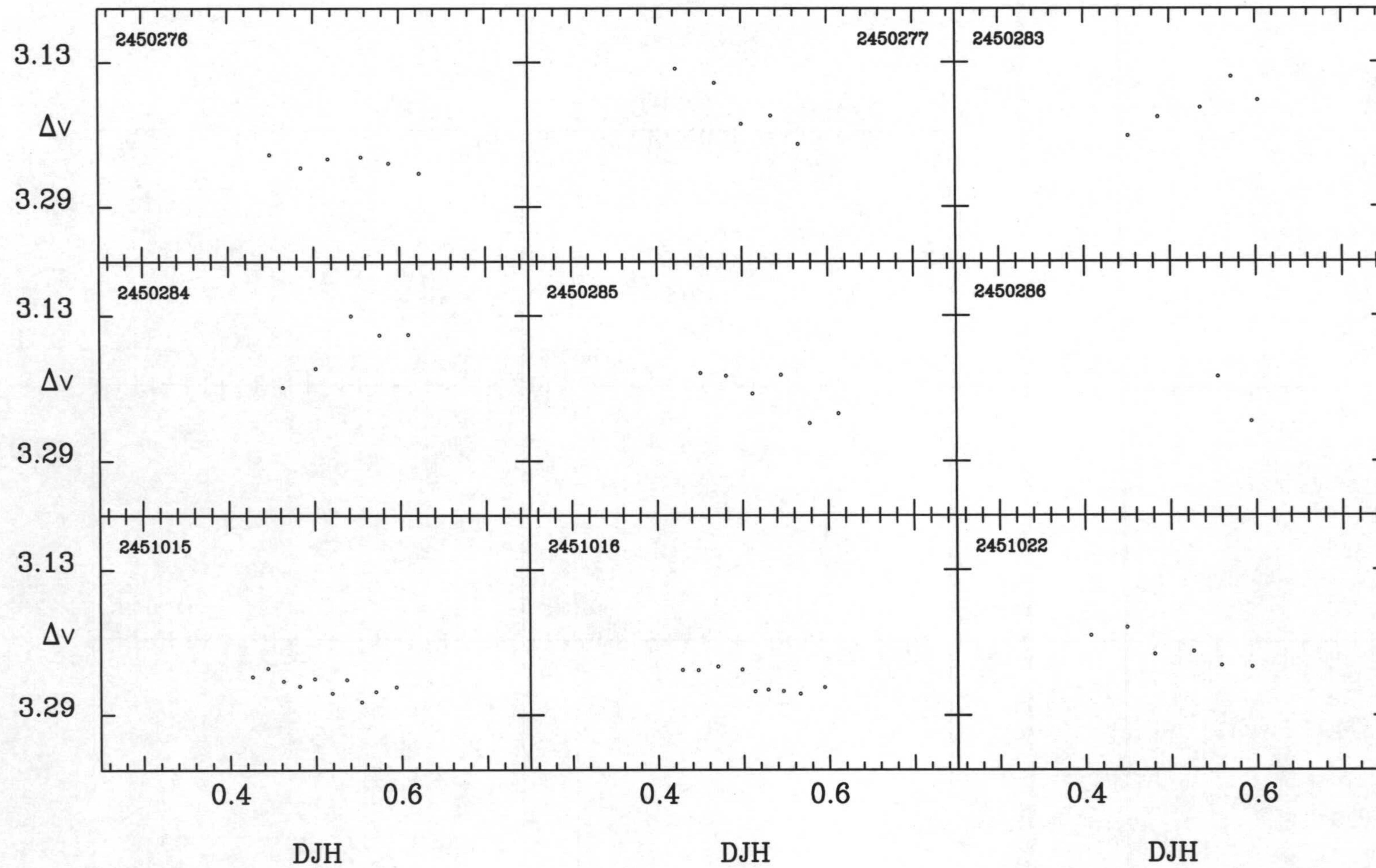


Figura C.29



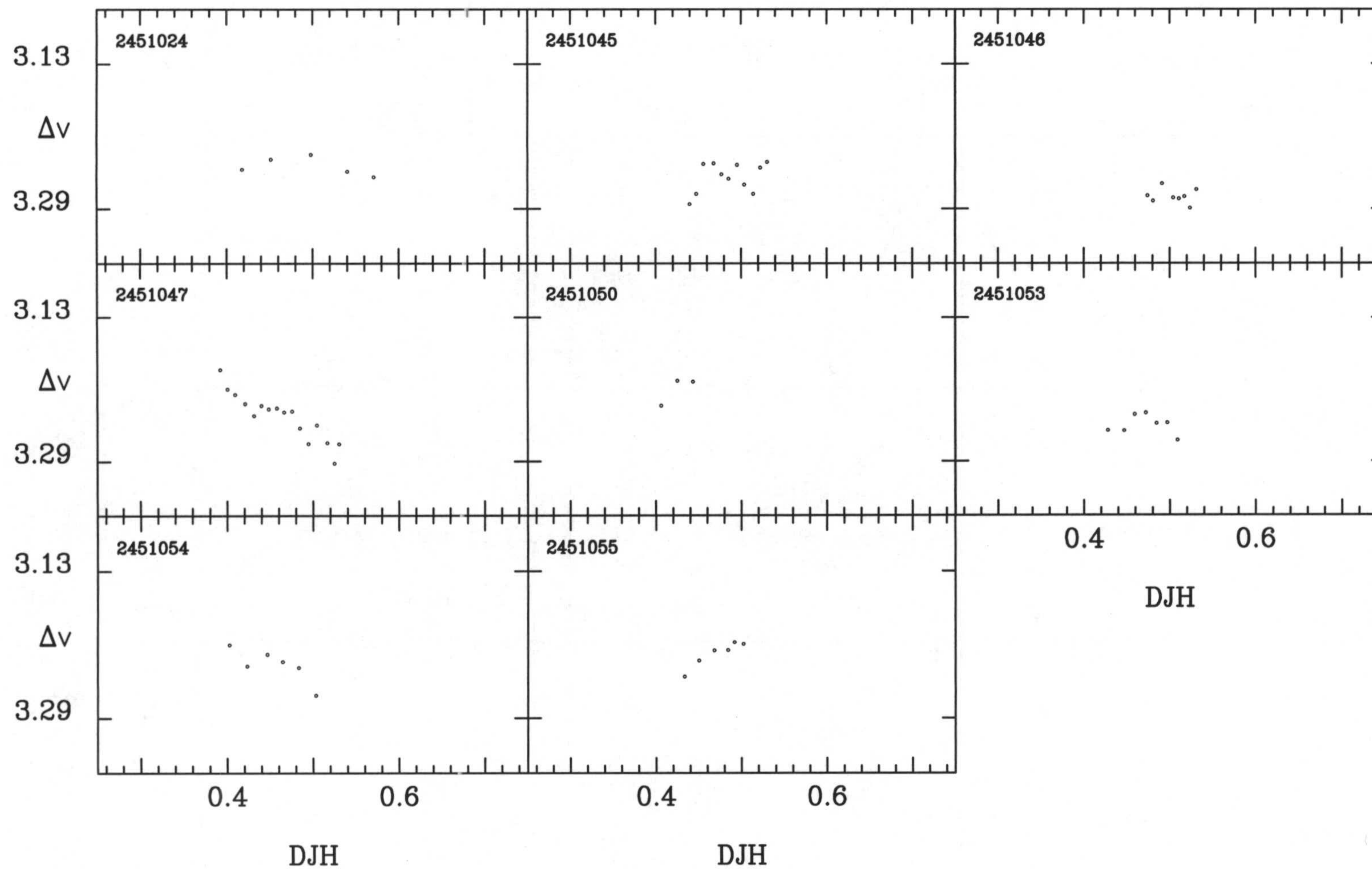


Figura C.29 (Continuación)



Tr19-C1=Tr104 de Coma Ber

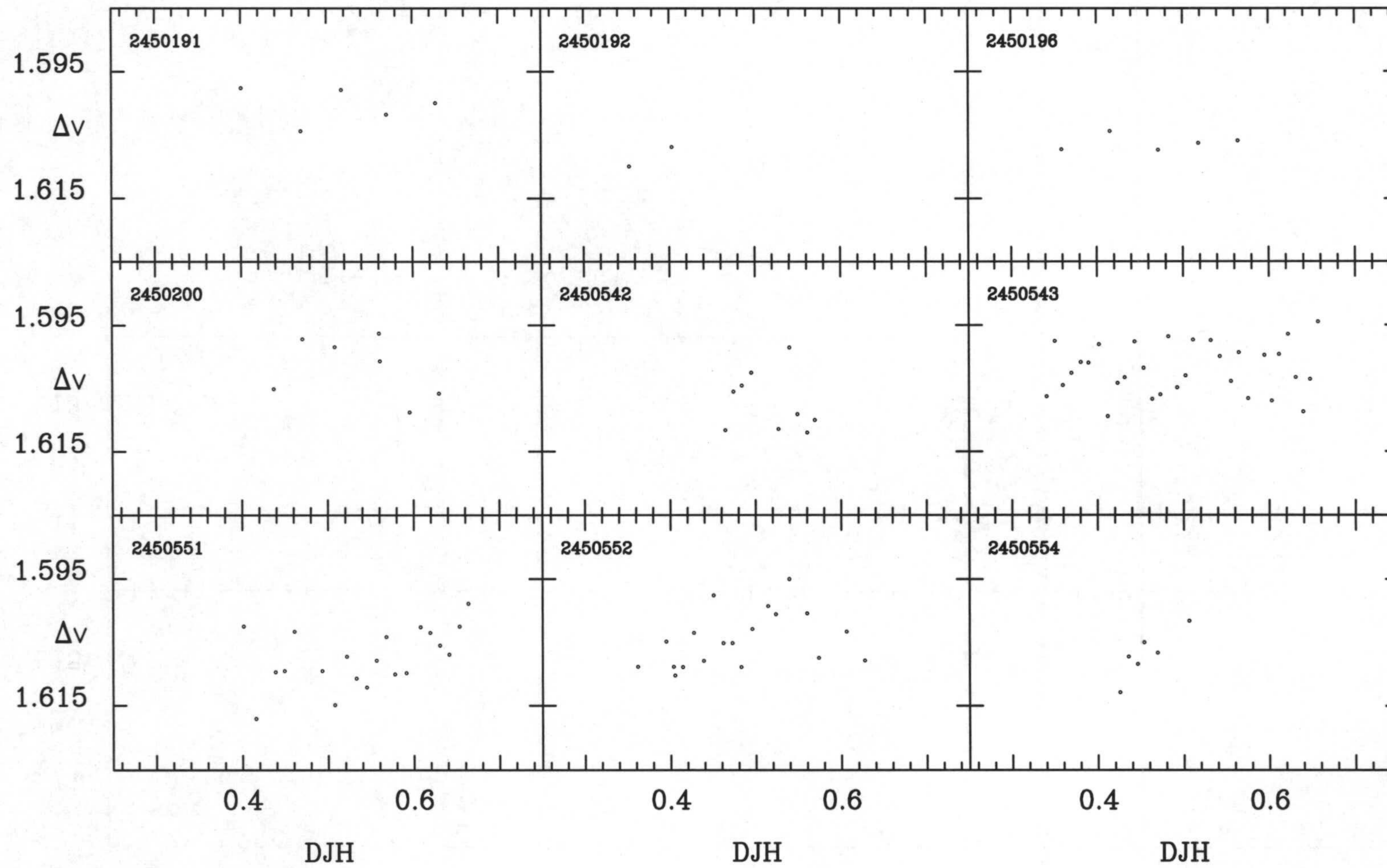


Figura C.30



Tr86-C1=Tr104 de Coma Ber

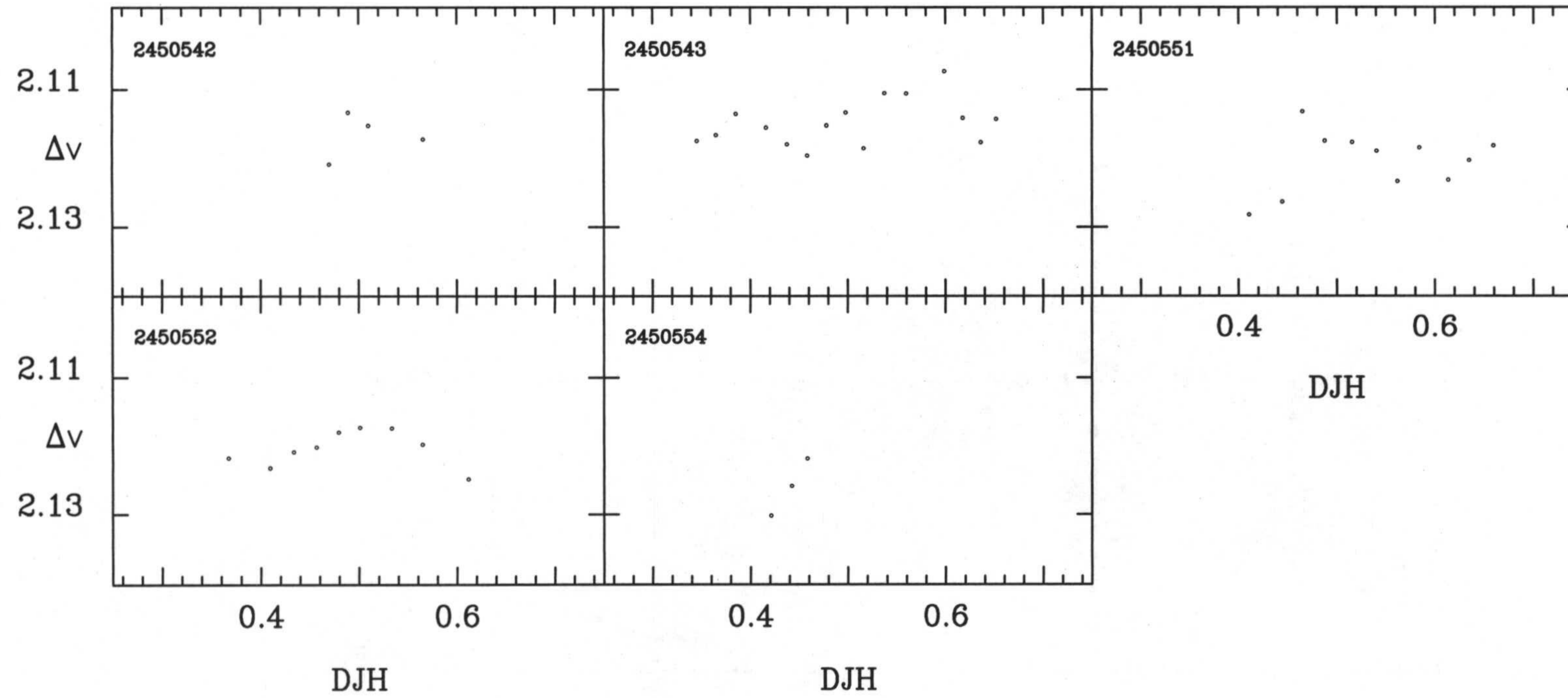


Figura C.31



C3=Tr91-C1=Tr104 de Coma Ber

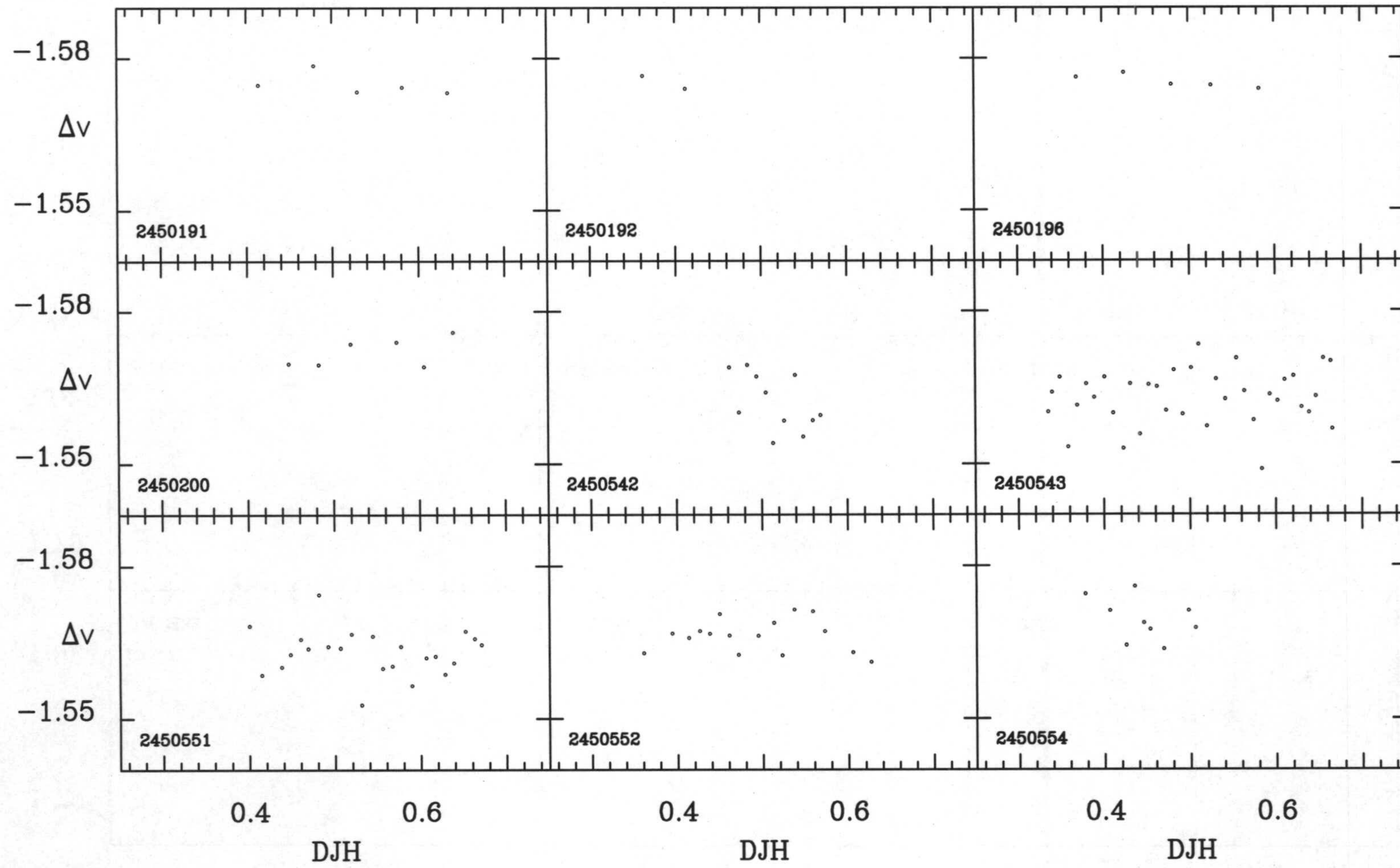


Figura C.32



C3=K93-C1=K145 de IC4756

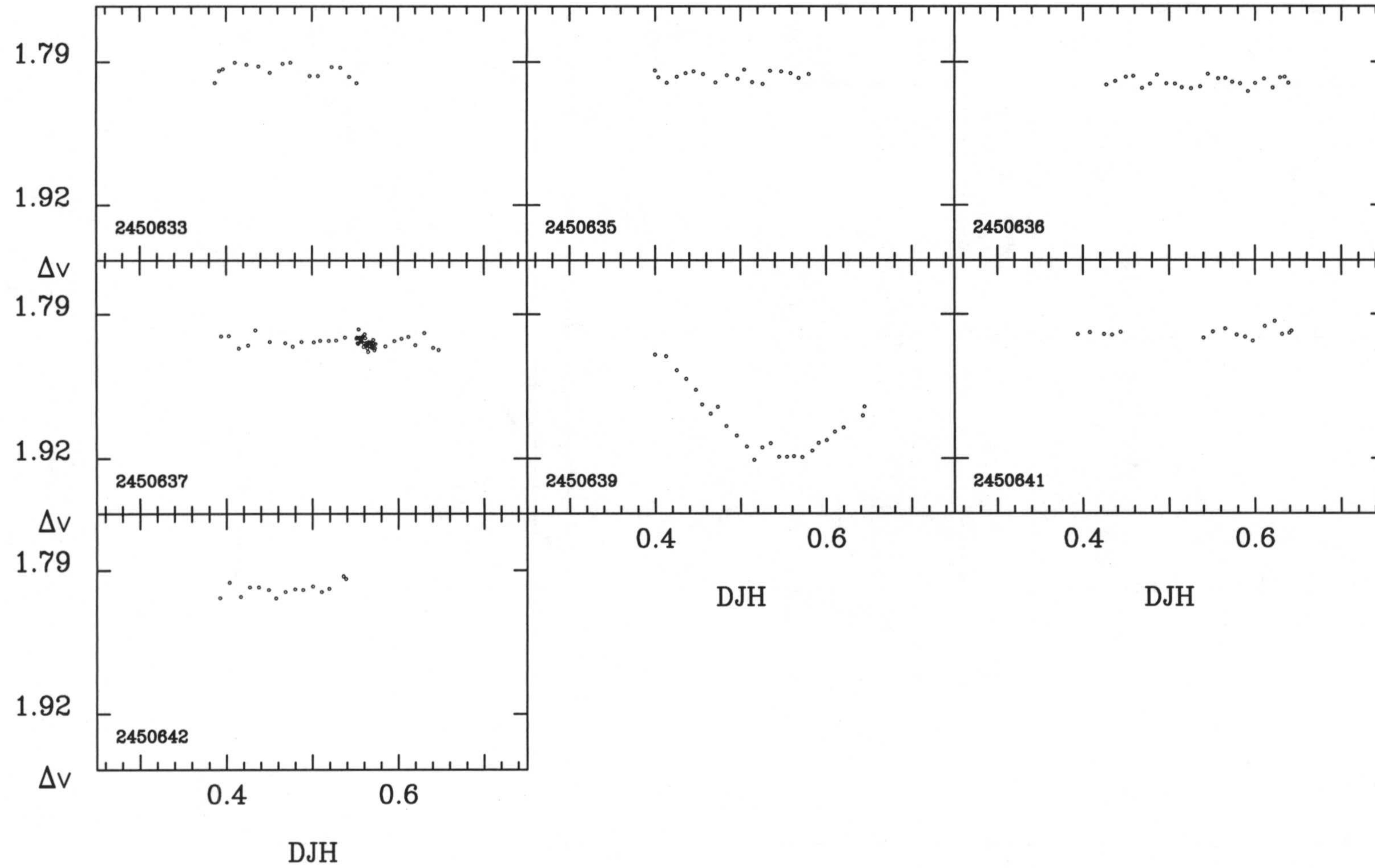


Figura C.33



vB20-C1=vB80 de Híades

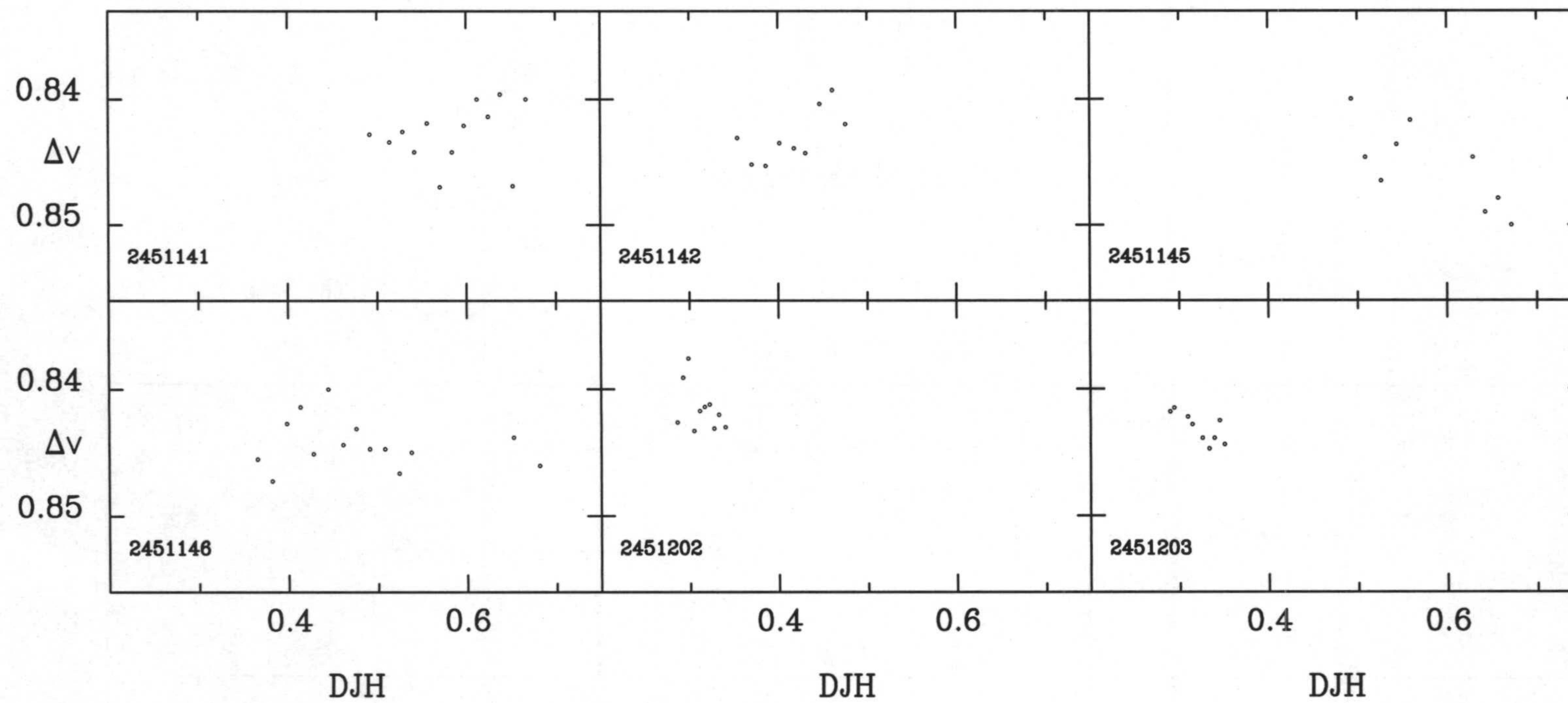


Figura C.34



vB100-C1=vB80 de Hiades

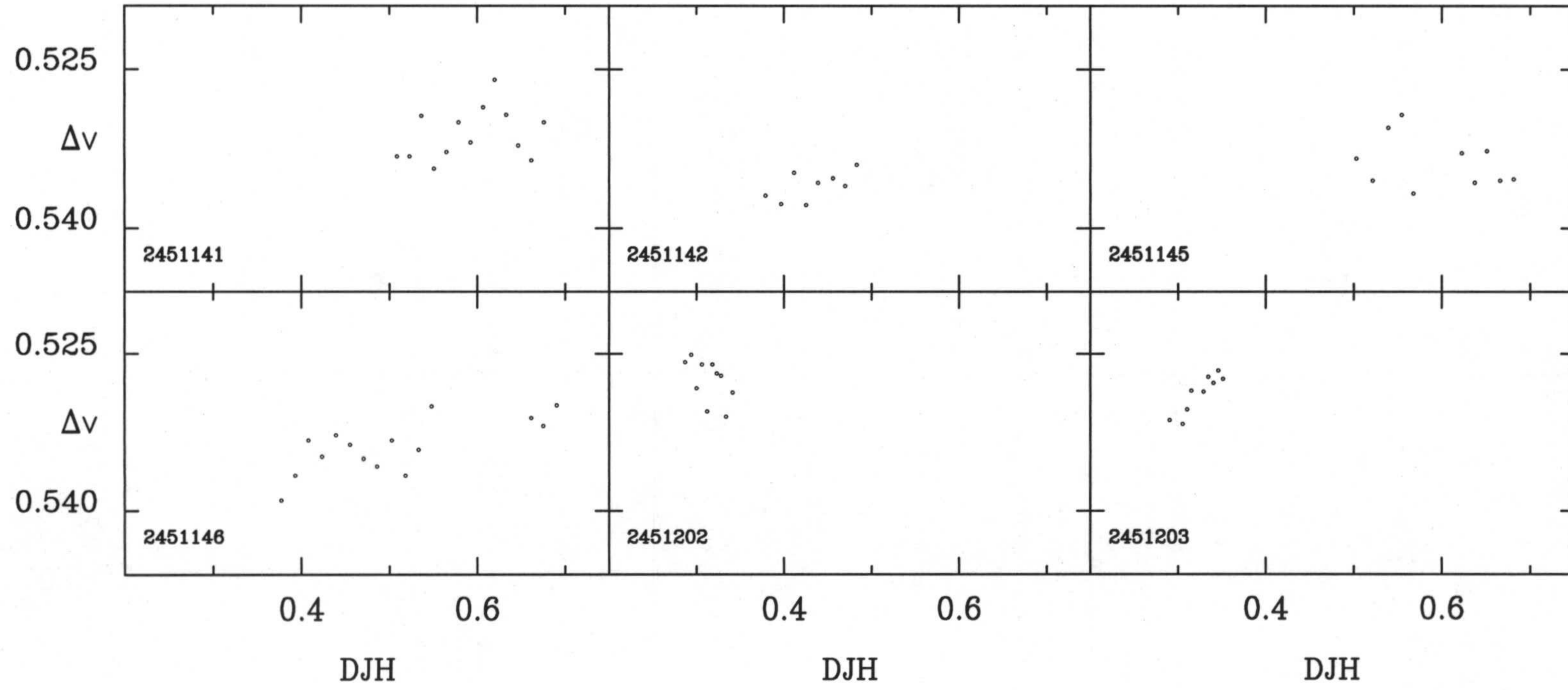


Figura C.35



vB111-C1=vB80 de Híades

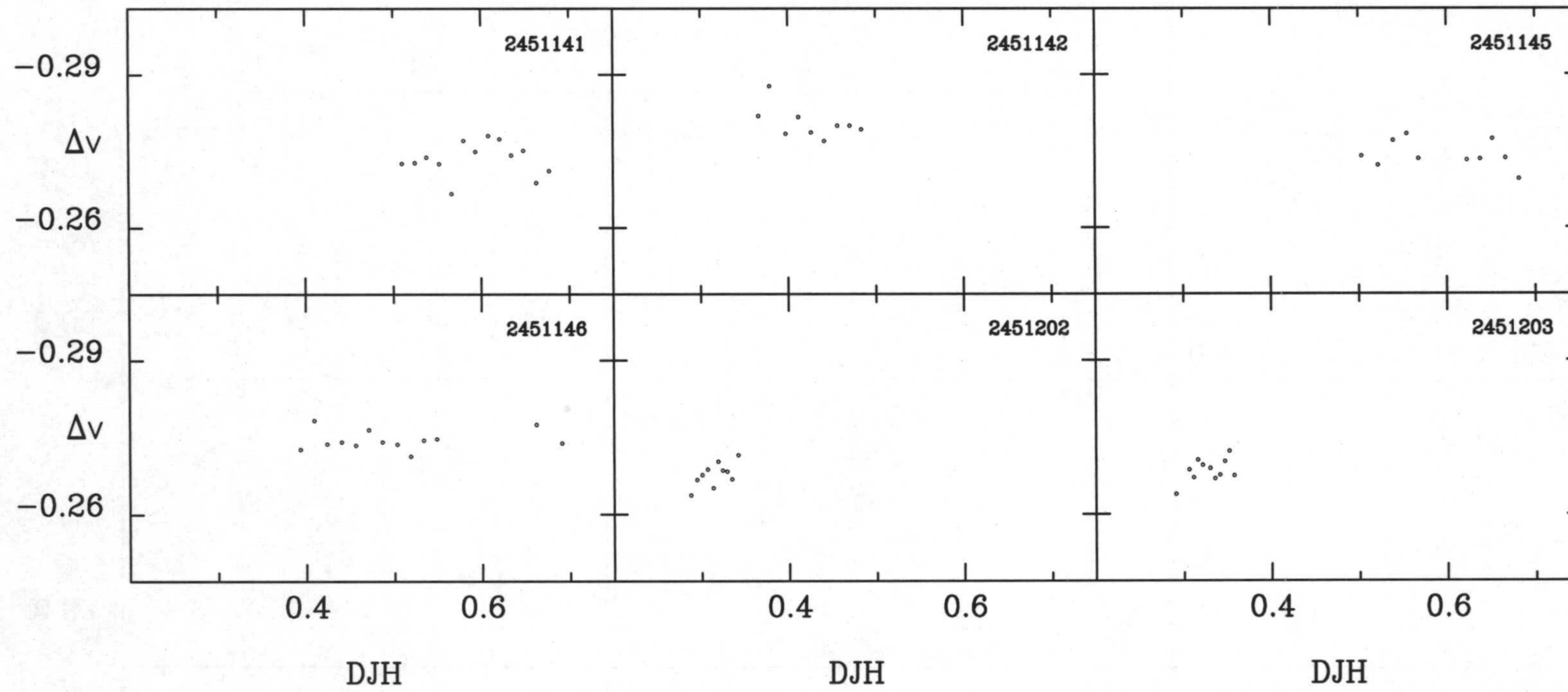


Figura C.36



KW155-C1=KW538 de Praesepe

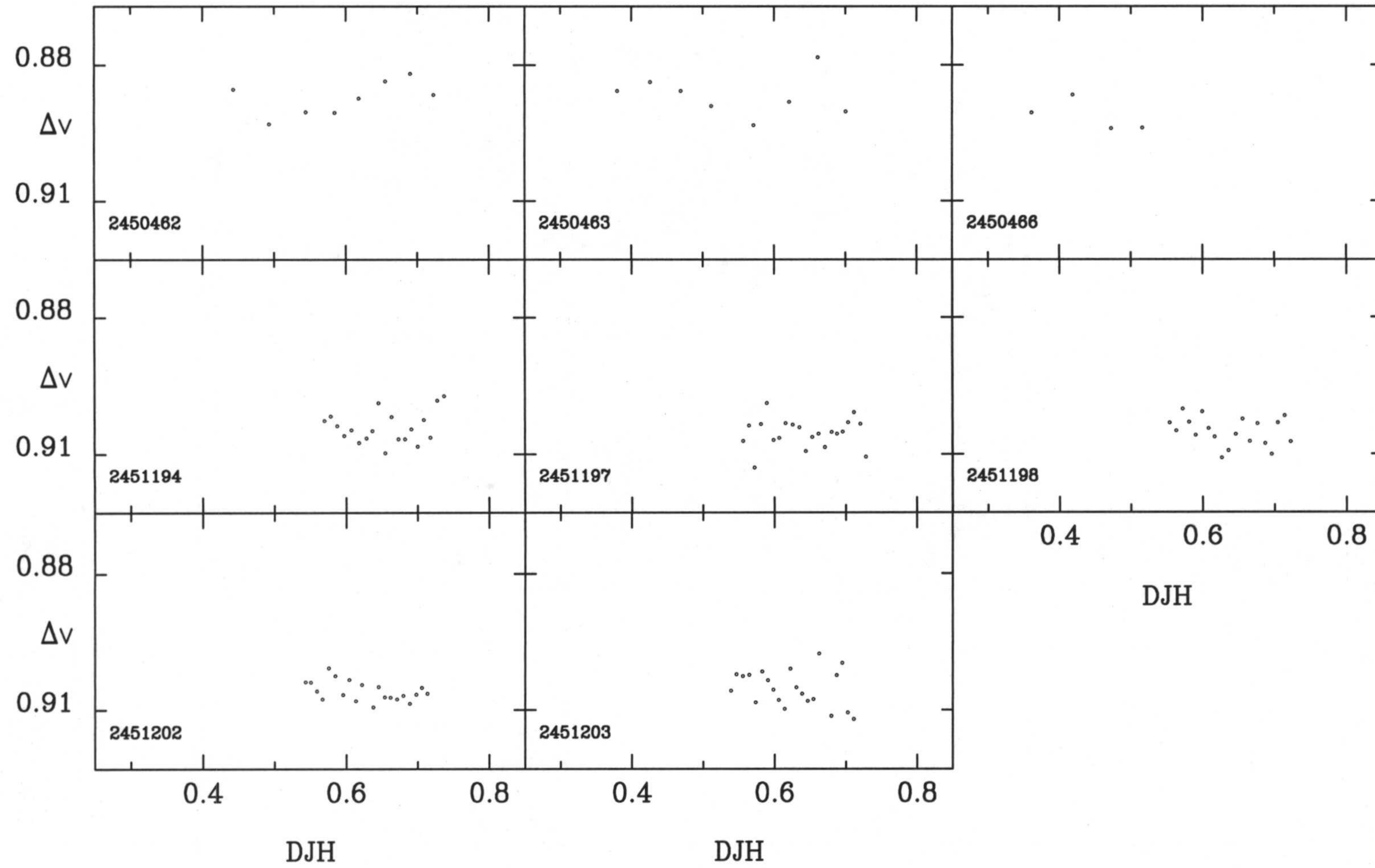


Figura C.37



KW295-C1=KW538 de Praesepe

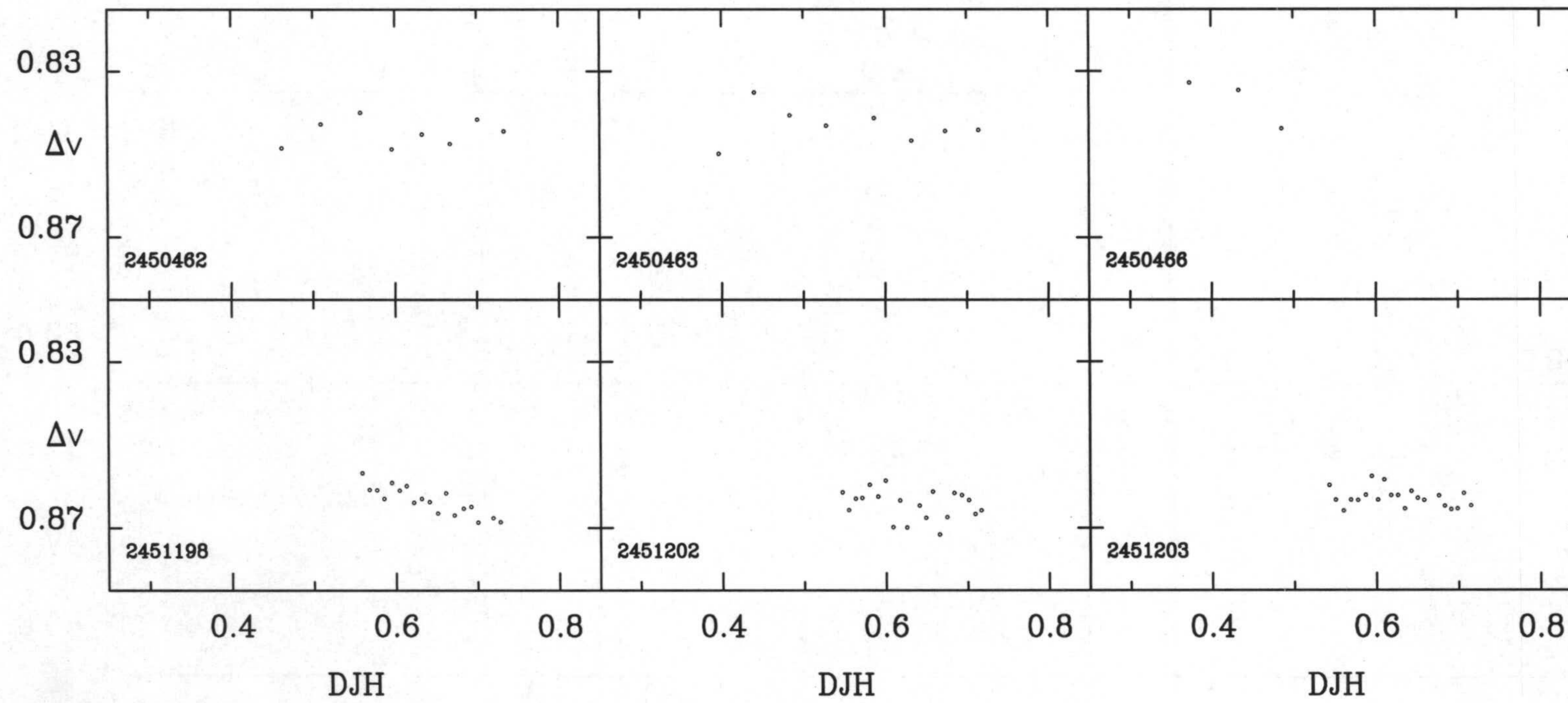


Figura C.38



C2=KW350-C1=KW538 de Praesepe

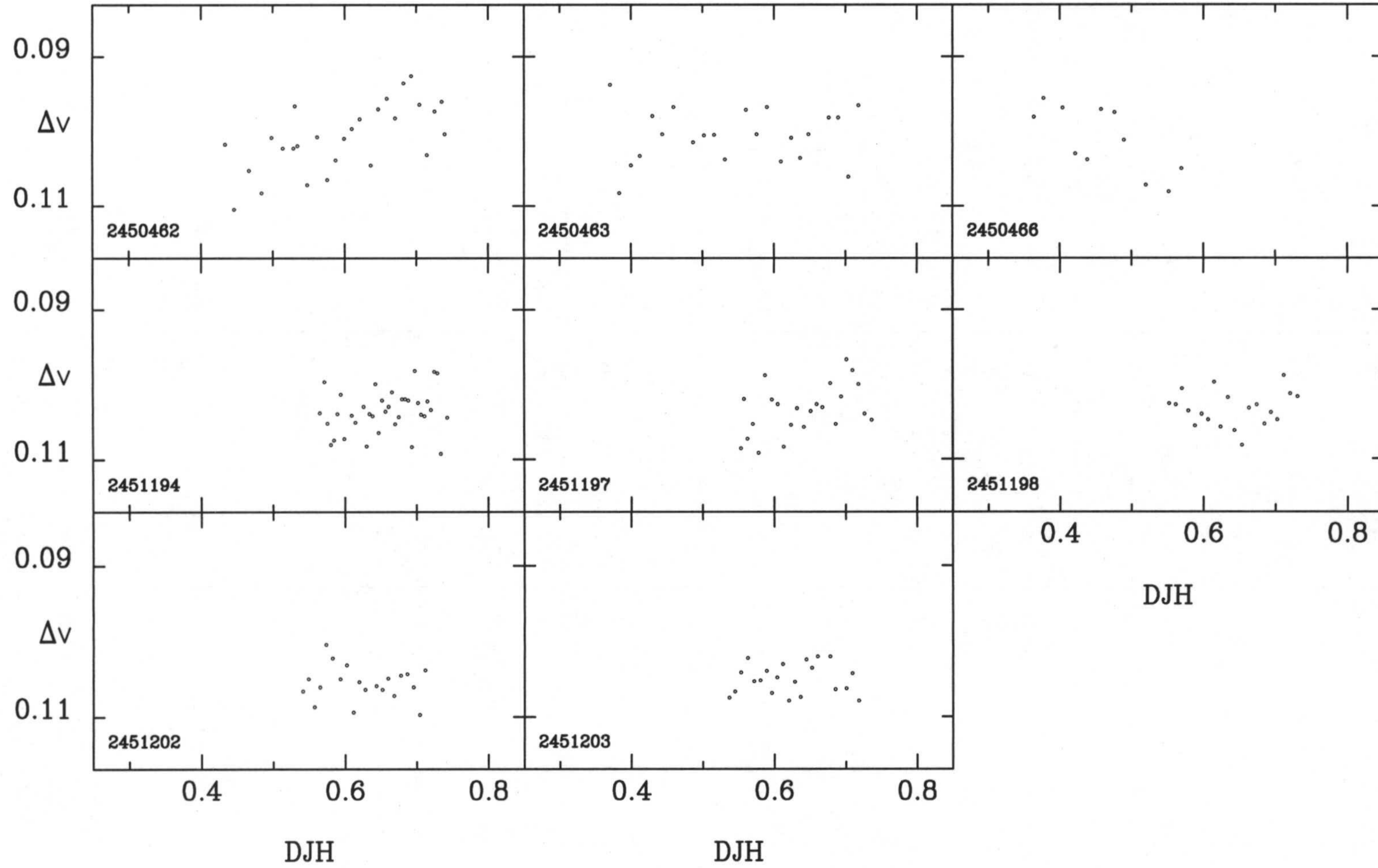


Figura C.39



KW370-C1=KW538 de Praesepe

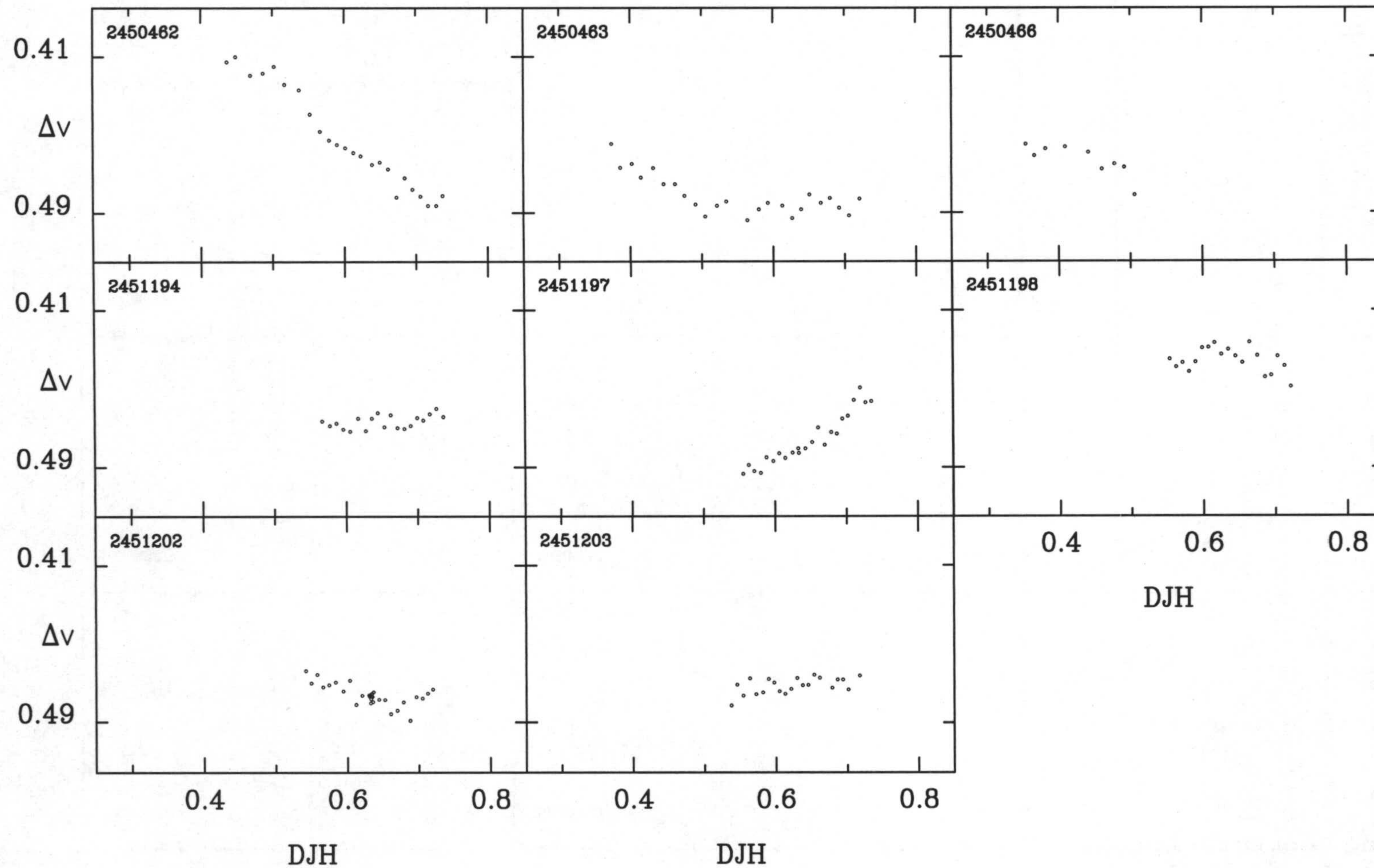


Figura C.40



C3=T26-C1=T7 de Collinder 463

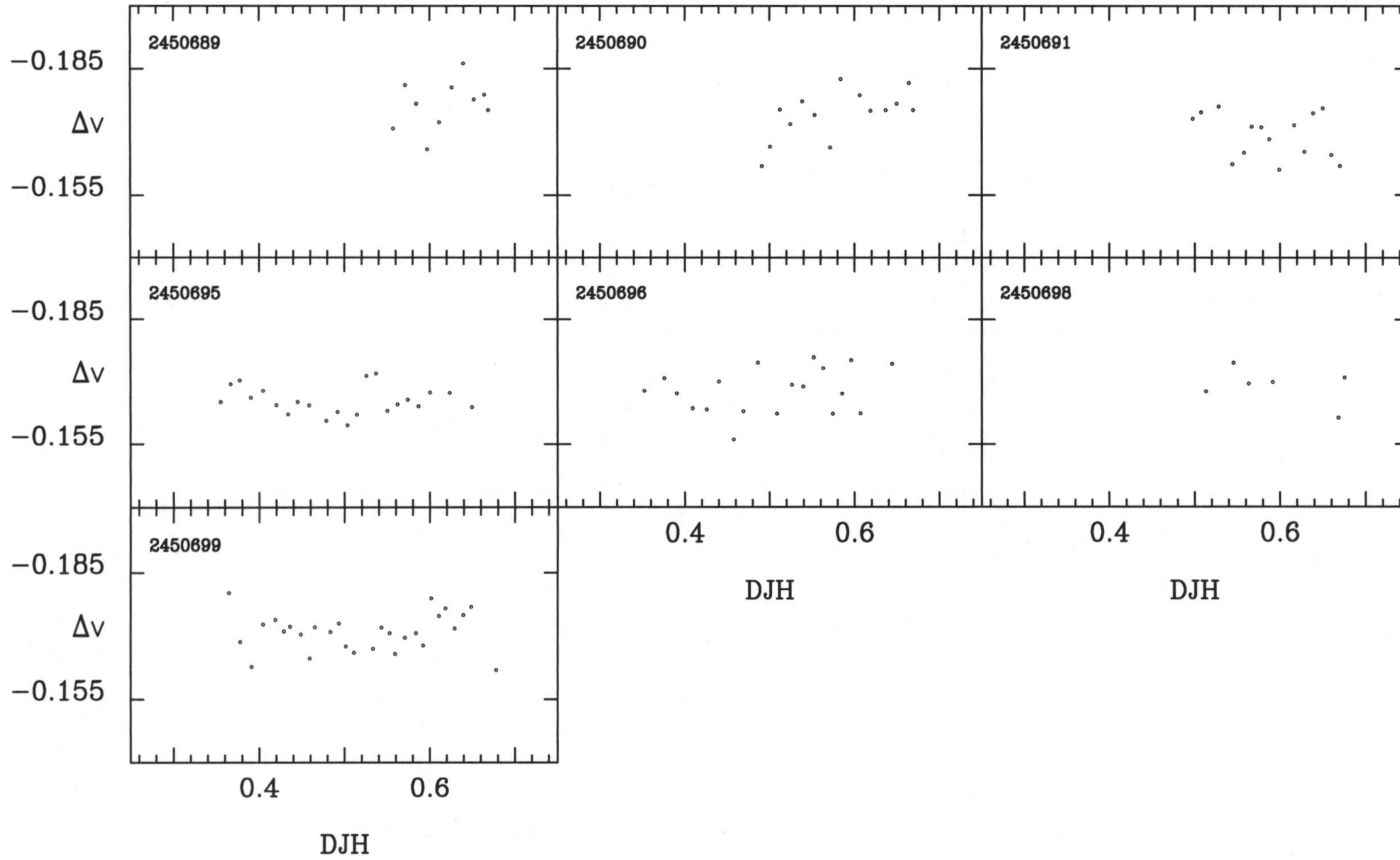


Figura C.41



## Bibliografía

- Abad C., Vicente B. 1999, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **136**, 307
- Abt H.A., Bollinger G., Burke E.W. 1983, *Astrophys. J.* **272**, 196
- Abt H.A. 1986, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **98**, 307
- Abt H.A., Snowden M.S. 1964, *Astrophys. J.* **139**, 1139
- Abt H.A., Hunter J.H. 1965, *Astrophys. J.* **142**, 1604
- Abt H.A., Chaffee F.H. 1967, *Astrophys. J.* **148**, 459
- Abt H.A., Bolton C.T., Levy S.G. 1972, *Astrophys. J.* **171**, 259
- Abt H.A., Sanders W. L. 1973, *Astrophys. J.* **186**, 177
- Abt H.A., Levato H. 1975, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **87**, 849
- Abt H.A., Levato H. 1976, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **88**, 222
- Abt H.A., Levato H. 1977, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **89**, 29
- Abt H.A., Morrell N.I. 1995, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **99**, 135
- Abt H.A., Willmarth D.W. 1999, *Astrophys. J.* **521**, 682
- Aerts C., Eyer L., Kestens E. 1998, *Astron. Astrophys.* **337**, 790
- Alcaino G. 1965, *Lowell Obs. Bull.* **6**, 167
- Anderson C.M., Stoeckly R., Kraft R.P. 1966, *Astrophys. J.* **143**, 299



- Andruk V., Kharchenko N., Schilbach E., Scholz R.-D. 1995, *Astron. Nachr.* **316**, 225
- Anthony-Twarog B.J. 1984, *Astron. J.* bf 89, 655
- Antonello E., Mantegazza L. 1986, *Astron. Astrophys.* **164**, 40
- Artyukhina N.M. 1971 *Soobshch. Gos. Astron. Inst. Shternberga* No.172, 3
- Artyukhina N.M., Kalinina E.P. 1970, *Trudy Gos. Astron. Inst. Shternberg* **40**, 3
- Balona L.A. 1994, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **270**, 914
- Balona L.A., Hearnshaw J.B., Koen C., Collier A., Machi I., Mkhosi M., Steenbeerg C. 1994a, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **267**, 103
- Balona L.A., Krisciunas K., Cousins A.W.J. 1994b, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **270**, 905
- Balona L.A., Böhm T., Foing B.H., Foing B.H., Glosh K.K., Janot-Pacheco E., Lagrange A.M., Lawson W.A., James S.D., Baudrand J., Catala C., Dreux M., Felenbok P., Hearnshaw J.B. 1996, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **281**, 1315
- Bartholdi R.P. 1975, *Astron. J.* **80**, 445
- Belmonte Avilés, Pérez Hernández, Roca Cortés, T. 1991, *Investigación y Ciencia* **178**, 76
- Bidelman W.P. 1956, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **68**, 318
- Binnendijk L. 1960, *Astron. J.* **73**, 29
- Böhm-Vitense E. 1993 *Astron. J.* **106**, 1113
- Booner Durchmusterung Catalogue 1951, *Dümmlers Verlag*, Bonn
- Boss B. 1910, *Astron. J.* **26**, 163
- Breger M. 1970, *Astrophys. J.* **162**, 597



Breger M. 1972, *Astrophys. J.* **176**, 367

Breger M. 1984, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **57**, 217

Breger M., Handler G., Garrido R., Audard N., Beichbuchner F., Zima W., Paparó M., Li Z.P., Jiang S.Y., Liu Z.L., Zhou A.Y., Pikall H., Stankov A., Guzik J.A., Sperl M., Krzesinski J., Ogloza W., Pajdosz G., Zola S., Serkowitsch E., Reegen P., Rumpf T., Schmalwieser A. 1997, *Astron. Astrophys.* **324**, 566

Bright Star Catalogue, 4<sup>th</sup> edition, 1982, *Yale University Observatory*, New Haven, Connecticut, U.S.A.

Catalogue of the Components of Double, Multiple stars (CCDM) 1994, 1<sup>st</sup> edition, *Comm. Obs. R. Belgique*, Ser. A, No. **115**

Cayrel de Strobel G. 1990, *Mem. Soc. Astron. Ital.* **61**, 613

Cayrel de Strobel G., Hauck B., François P. 1992, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **95**, 273

Chapellier E., Sadsaoud H., Valtier J.C., Garrido R., Sareyan J.P., Le Contel J.M., Alvarez M. 1998, *Astron. Astrophys.* **331**, 1046

Claret A. 1995, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **109**, 441

Claret A. 1999, *Comunicación privada*

Cousins A.W.J. 1992, *The Observatory* **112**, 53

Cousins A.W.J., Warren P.R. 1963, *Mon. Notes Astron. Soc. South Africa* **22**,

Cowley A.P. 1976, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **88**, 95

Crampton D., Hill G., Fisher W.A. 1976, *Astrophys. J.* **204**, 502

Crawford D.L. 1971, "Dark Nebulae, Globules and Protostars", *B.T. Lynds ed., University of Arizona Press*, p. 27



- Crawford D.L. 1975a, *Dudley Observatory Reports* No.9, 17
- Crawford D.L. 1975b, *Astron. J.* **80**, 955
- Crawford D.L. 1979a, *Dudley Observatory Reports* No.14, 23
- Crawford D.L. 1979b, *Astron. J.* **84**, 1858
- Crawford D.L., Perry C.L. 1966, *Astron. J.* **71**, 206
- Crawford D.L., Barnes J.V. 1969a, *Astron. J.* **74**, 407
- Crawford D.L., Barnes J.V. 1969b, *Astron. J.* **74**, 818
- Crawford D.L., Barnes J.V. 1972, *Astron. J.* **77**, 862
- Crawford D.L., Barnes J.V. 1974, *Astron. J.* **79**, 687
- Crawford D.L., Mandwewala N. 1976a, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **88**, 917
- Crawford D.L., Perry C.L. 1976b, *Astron. J.* **81**, 419
- Dickens R.J., Kraft R.P. Krzeminski W. 1968, *Astron. J.* **73**, 6
- Dziembowski W.A., Moskalik P., Pamyatnykh A.A. 1993, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **265**, 588
- Ebbighausen E.G. 1940, *Astrophys. J.* **92**, 434
- Eddington A.S. 1910, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **71**, 43
- Eggen O.J. 1950, *Astrophys. J.* **111**, 65
- Eggen O.J. 1982, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **50**, 221
- Fresnau A. 1980, *Astron. J.* **85**, 66
- García M. 2000, *Comunicación Privada*



- Giampapa M.S, Prosser C.F., Fleming T.A. 1998, *Astrophys. J.* **501**, 624
- Giménez A., Quintana J.M. 1992, *Astron. Astrophys.* **260**, 227
- Gray R.O., Garrison R.F. 1989a, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **69**, 301
- Gray R.O., Garrison R.F. 1989b, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **70**, 623
- Gray R.O., Kaye A.B. 1999, *Astron. J.* **118**, 2993
- Haffner H., Heckmann O. 1937, *Gött. Veröff.* **55**, 77
- Hall D.S 1995, *ASP Conf. Series*, **79**, 65
- Handler G. 1994, *Delta Scuti Star Newsletter* **7**, 11
- Handler G. 1995, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4216**
- Handler G. 1999, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **309**, L19
- Handler G., Krisciunas K. 1997 *Delta Scuti Star Newsletter* **11**, 3
- Hanson R.B. 1980, "Stars Clusters", Hesser J.E. ed., IAU Symp. 85, Reidel, p. 71
- Harper W.E. 1937, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* **7**, 337
- Hatzes A.P. 1998, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **299**, 403
- Heckmann V.O., Dieckvoss W., Kox H. 1956, *Astron. Nachr.* **283**, 109
- Heckmann O., Johnson H.L. 1956, *Astrophys. J.* **124**, 477
- Henden A.A., Kaitchuck H. 1982 *Astronomical Photometry*, Van Nostrand Reinhold, New York
- Henry Draper Catalogue 1921, *Annals of Astronomical Observatory of Harvard College*, Cambridge



- Henry G.W., Fekel F.C., Hall D.S. 1995, *Astron. J.* **110**, 2926
- Henry G.W., Henry S.M., Kaye A.B. 1999, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4688**
- Herbig G.H., Turner B.A. 1953, *Astrophys. J.* **118**, 477
- Hernández M.M. 1998, *Tesis Doctoral*, Universidad de La Laguna
- Hertzsprung, E. 1947, *Ann. Leiden Obs.* **19**, No.1A
- Herzog A.D., Sanders W.L., Seggewiss W. 1975, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **19**, 211
- Hiltner W.A., Iriarte B., Johnson H.L. 1958, *Astrophys. J.* **127**, 539
- The Hipparcos and Tycho Catalogues, 1997. *European Space Agency SP-1200* (Vol. 1-17)
- Hoffleit D. 1992, *J. Am. Assoc. Variable star obs.* **21**, 55
- Hogg A.R., Kron G.E. 1955, *Astron. J.* **60**, 365
- Hurley J., Christopher A.T. 1998, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **300**, 977
- Jeffries R.D. 1997, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **292**, 177
- Johnson H.L. 1952, *Astrophys. J.* **116**, 640
- Johnson H.L. 1953, *Astrophys. J.* **117**, 353
- Johnson H.L. 1954, *Astrophys. J.* **120**, 325
- Johnson H.L. 1957, *Astrophys. J.* **126**, 121
- Johnson H.L., Knuckles F. 1955, *Astrophys. J.* **122**, 209
- Johnson H.L., Mitchell R.I. 1958, *Astrophys. J.* **128**, 31
- Johnson H.L., Mitchell R.I., Iriarte B. 1962, *Astrophys. J.* **136**, 75



Jones B.F. 1971, *Astron. J.* **76**, 470

Jones B.F., Cudworth K. 1983, *Astron. J.* **88**, 215

Jones B.F., Stauffer J.R. 1991 *Astron. J.* **102**, 1080

Kapteyn J.C. 1910, *Trans. Internat. Union for Cooperation in Solar Research* **3**, 215

Kaye A.B. 1998a, *Tesis doctoral*, Georgia State University

Kaye A.B. 1998b, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4596**

Kaye A.B., Strassmeier K.G. 1998, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **294**, 35

Kaye A.B., Handler G., Krisciunas K., Poretti E., Zerbi F.M. 1999a, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **111**, 840

Kaye A.B., Henry G.W., Fekel F.C., Gray R.O., Rodríguez E., Martín S., Gies D.R., Bagnuolo W.G., Hall D.S. 1999b, *Astron. J.* **118**, 2997

Kaye A.B., Henry G.W., Fekel F.C., Hall D.S. 1999c, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **308**, 1081

Kaye A.B., Henry G.W., Rodríguez E. 2000, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4850**

Kilkenny D., Hilditch C. E. J., Hilditch R. W., Hill P. W., Lynas- Gray A. E. 1975, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **172**, 5P

Klein-Wassink, W.J. 1927, *Publ. Kapteyn Astron. Lab.* No. **41**

Kholopov P.N., Samus N.N., Frolov M.S., Goranskij V. P., Gorynya N. A., Karitskaya E. A., Kazarovets E. V., Kireeva N. N., Kukarkina N. P., Kurochkin N. E., Medvedeva G. I., Pastukhova E. N., Perova N. B., Rastorguev A. S., Shugarov S. Y. 1998 "Combined General Catalogue of Variable Stars", 4.1 Edition, *Centre de Données Stellaires*, Strasburg

Kopff, E. 1943, *Astron. Nachr.* **274**, 69



Kraft R.P. 1965, *Astrophys. J.* **142**, 681

Kraft R.P. 1967a, *Astrophys. J.* **148**, 129

Kraft R.P. 1967b, *Astrophys. J.* **150**, 551

Krisciunas K., Guinan E.F. 1990, *Inf. Bull. Var. Stars.* **3511**

Krisciunas K., Aspin C., Geballe T.R., Akazawa H., Claver C.F., Guinan E.F., Landis H.J., Luedeke K.D., Ohkura N., Ohshima O., Skillman D.R. 1993, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **263**, 781

Krisciunas K., Crowe R.A., Luedeke K.D., Roberts M. 1995a, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **277**, 1404

Krisciunas K., Griffin R.F., Guinan E.F., Luedeke K.D., McCook G.P. 1995b, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **273**, 662

Krisciunas K., Handler G. 1995, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4195**

Krisciunas K., Crowe R.A. 1997, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4430**

Krisciunas K., Patten B.M. 1999, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4705**

Levato H., Abt H.A. 1977, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **89**, 274

Liu T., Janes K.A., Bania T.M. 1991, *Astrophys. J.* **377**, 141

Lockwood G.W., Skiff B.A., Radick R.R. 1997, *Astrophys. J.* **485**, 789

Loktin A.V., Matkin N.V. 1994, *Astron. Astrophys. Trans.* **4**, 153

López de Coca P., Garrido R., Rolland A. 1984, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **58**, 441

Lyngå, G. 1987, "Catalogue of Open Cluster data", 5th edition, *Centre de Données Stellaires*, Strasbourg



- Mantegazza L., Poretti E. 1991, *Inf. Bull. Var. Stars.* **3690**
- Mantegazza L., Poretti E., Antonello E. 1991, *Inf. Bull. Var. Stars.* **3612**
- Mantegazza L., Poretti E. Zerbi F.M. 1994, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **270**, 439
- Martí S., Rodríguez E. 1995, *Inf. Bull. Var. Stars.* No. **4273**
- Mavers F.W. 1940, *Astron. Abh. Hambourg Bergedorf* **5**, No.4
- McClure R.D. 1982, *Astrophys. J.* **254**, 606
- McGee J.D., Khogali A., Baum W.A., Kraft R.P. 1967, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **137**, 303
- McNamara B.J. 1987, *Astrophys. J.* **312**, 778
- McNamara B.J., Sanders W.L. 1976, *Astron. Astrophys.* **52**, 53
- McNamara B.J., Sanders W.L. 1977, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **30**, 45
- Meadows A. J. 1961, *Astrophys. J.* **142**, 681
- Mendoza E.E. 1956, *Astrophys. J.* **123**, 54
- Mendoza E.E. 1963, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya* **3**, 137
- Mendoza E.E. 1967, *Bol. Obs. Tonantzintla y Tacubaya* **4**, 149
- Mermilliod J.-C. 1995, "Information and On-Line Data in Astronomy", *Kluwer Academic Press*, Dordrecht, p. 127
- Mermilliod J.-C., Weis E.W., Duquennoy A., Mayor M. 1990, *Astron. Astrophys.* **235**, 114
- Mermilliod J.-C., Bratschi P., Mayor M. 1997a, *Astron. Astrophys.* **320**, 74
- Mermilliod J.-C., Hauck B., Mermilliod M. 1997b, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **124**, 139



- Mermilliod J.-C., Turon C., Robichon N, Arenou F., Lebreton Y. 1997c, en: "Hipparcos Venice '97", *ESA SP-402*, p. 643
- Meynet G., Mermilliod J.-C., Maeder A. 1993, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **98**, 477
- Mitchell R. 1960, *Astrophys. J.* **132**, 68
- Mohan V., Sagar R. 1985, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **213**, 337
- Morgan W.W., Hiltner W.A. 1965, *Astrophys. J.* **141**, 177
- Morgan W.W., Hiltner W.A., Garrison R.F. 1971, *Astron. J.* **76**, 242
- Morrell N., Abt H.A. 1991, *Astrophys. J.* **378**, 157
- Nissen P.E. 1988, *Astron. Astrophys.* **199**, 146
- North P., Paltani S. *Astron. Astrophys.* **288**, 155
- Patience A.M., Ghez A.M., Reid I.N., Weinberger A.J., Matthews K. 1972, *Astron. J.* **115**, 1972
- Pels G., Oort J.H., Pels-Kluyver H.A. 1975, *Astron. Astrophys.* **43**, 423
- Peña J.H., Peniche R., Mújica R., Ibanuğlu C., Ertan A.Y., Tumer O., Tunca Z., Evren S. 1993, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **25**, 129
- Pérez Hernández F., Claret A., Hernández M.M., Michel E. 1999, *Astron. Astrophys.* **346**, 586
- Perryman M.A.C., Brown A.G.A., Lebreton Y., Gómez A., Turon C., Cayrel de Strobel G., Mermilliod J.-C., Robichon N., Kovalevsky J., Crifo F. 1998, *Astron. Astrophys.* **331**, 81
- Petrie R.M., Heard J.F. 1970, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* **13**, 329
- Phelps R.L., Janes K.A. 1994, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **90**, 31



- Philip A.G.D., Miller P.M., Relyea L.J 1976, *Dudley Observatory Reports* No.12
- Philip A.G.D., Egret D. 1980, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **40**, 199
- Pinsonneault M.H., Stauffer J., Hanson R.B. 1998, *Astrophys. J.* **504**, 170
- Platais I.K. 1984, *Pis'ma Astron. Zh.* **10**, 203
- Platais I.K. 1994, "Catalogue of Proper Motions, UBV-Photometry and spectral Classification of the region of NGC 7092 (M 39)", *Centre de Données Stellaires*, Strasbourg
- Poretti E., Koen C., Martínez P., Breuer F., de Alwis D., Haupt H. 1997, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **292**, 621
- Popper D.M. 1988, *Astron. J.* **95**, 190
- Popper D.M., Etzel P.B. 1981, *Astron. J.* **86**, 102
- Prosser C.F. 1992, *Astron. J.* **103**, 488
- Prosser C.F. 1993, *Astron. J.* **105**, 1441
- Prosser C.F., Giampapa M.S. 1994, *Astron. J.* **108**, 964
- Queloz D., Allain S., Mermilliod J.-C., Bouvier J., Mayor M. 1998, *Astron. Astrophys.* **335**, 183
- Rachford B.L. 1998, *Astrophys. J.* **505**, 255
- Raboud D., Mermilliod J.-C. 1998, *Astron. Astrophys.* **329**, 101
- Reglero V., Fabregat J. 1991, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **90**, 25
- Rodríguez E., López de Coca P., Rolland A., Garrido R., Costa V. 1994, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **106**, 21



- Rodríguez E., Zerbi F.M. 1995, *Inf. Bull. Var. Stars.* **4170**
- Rodríguez E., Rolland A., López-Gozález M.J., Costa V. 1998, *Astron. Astrophys.* **338**, 905
- Rogers F.J., Iglesias C.A. 1992, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **79**, 507
- Rosvick J.M., Mermilliod J.-C., Mayor M. 1992, *Astron. Astrophys.* **255**, 130
- Rovichon N., Arenou F., Turon C., Mermilliod J.-C., Lebreton Y. 1997, en: "Hipparcos Venice '97", *ESA SP-402*, 567
- Rovichon N., Arenou F., Mermilliod J.-C., Turon C. 1999, *Astron. Astrophys.* **345**, 471
- Russell J.L. 1976, *Tesis doctoral*, University of Pittsburg
- S.A.O. Star Catalogue 1971, *Smithsonian Inst.* Washington
- Sanders W.L. 1973, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **9**, 213
- Sanders W.L., van Altena W.F. 1972, *Astron. Astrophys.* **17**, 193
- Schmidt E.G. 1978, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **90**, 157
- Schmidt E.G., Forbes D. 1984, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **208**, 83
- Schilbach E., Robichon N., Souchay J., Guilbert J. 1995, *Astron. Astrophys.* **229**, 696
- Schmidt E.G. 1976, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **88**, 63
- Smalley B. 1993, *Astron. Astrophys.* **274**, 391
- Smart W.M. 1939, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **99**, 168
- Soderblom D.R., Stauffer J.R., Hudon J.D., Jones B.F. 1993, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **85**, 315
- Stauffer J. 1982, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **94**, 678



- Stauffer R.J., Hartmann L.W., Burnham J.N., Jones B.F. 1985, *Astrophys. J.* **289**, 247
- Strömgren B. 1966, *Anu. Rev. Astron. Astrophys.* **4**, 433
- Torres G., Stefanik R.P., Latham D.W. 1997, *Astrophys. J.* **474**, 256
- Townsend R.E. 1975, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **87**, 753
- Treanor P.F. 1960, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **121**, 503
- Trullols E., Rosselló G., Jordi C., Lahulla F. 1989, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **81**, 47
- Trumpler R.J. 1921, *Lick Obs. Bull.* **10**, 110
- Trumpler R.J. 1938, *Lick Obs. Bull.* **18**, 167
- Twarog B.A., Ashman K.M., Anthony-Twarog B.J. 1997, *Astron. J.* **114**, 2556
- Uesugi A., Fukuda I. 1982, "Revised Catalogue of Stellar Rotational Velocities", *Kyoto University*
- Uppgren A.R., Weis, E.W., DeLuca E.E. 1979, *Astron. J.* **84**, 1586
- van Altena W.F. 1966, *Astron. J.* **72**, 482
- van Altena W.F. 1969, *Astron. J.* **74**, 2
- van Altena W.F. 1974, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **86**, 217
- van Bueren H.G. 1952, *Bull. Astron. Inst. Netherlands* **11**, 385
- van Leeuwen F., Alphenaar P., Brand J. 1986, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **65**, 309
- Vasilevskis S. 1955, *Astron. J.* **60**, 384
- Vasilevskis S., Klemola A., Preston G. 1958, *Astron. J.* **63**, 387



- Vaz L.P.R., Andersen J. 1984, *Astron. Astrophys.* **132**, 219
- Young A.T., Irvine W.M. 1967, *Astron. J.* **92**, 945
- Waelkens C. 1991, *Astron. Astrophys.* **246**, 453
- Waelkens C. 1996, *Astron. Astrophys.* **311**, 873
- Waelkens C., Rufener F. 1985, *Astron. Astrophys.* **152**, 6
- Waelkens C., Aerts C., Kestens E., Grenon M., Eyer L. 1998, *Astron. Astrophys.* **330**, 215
- Wang J.J., Chen L., Zhao J.H., Jiang P.F. 1995, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **113**, 419
- Weis E.W. 1981, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **93**, 437
- Weaver H.F. 1952, *Astrophys. J.* **116**, 612
- Zakirov M., Arzumanyants C. 1995, *Inf. Bull. Var. Stars.* No. **4280**
- Zerbi F.M., Garrido R., Rodríguez E., Krisciunas K., Crowe R.A., Roberts M., Guinan E.F., McCook G.P., Sperauskas J., Griffin R.F., Luedeke K.D. 1997a, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **290**, 401
- Zerbi F.M., Rodríguez E., Garrido R., Martín S., Akan, K., Luedeke K., Keskin V., Ibanoglu C., Evren S., Tunca Z., Pekünlü R., Papparó M., Nuspl J., Krisciunas K., Jiang S.Y. 1997b, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **292**, 43
- Zerbi F.M., Mantegazza L., Campana S., Antonello E. 1998, *Pub. Astr. Soc. Pacific.* **110**, 804
- Zerbi F.M., Rodríguez E., Garrido R., Martín S., Arellano-Ferro A., Sareyan J.P., Krisciunas K., Akan M.C., Evren S., Ibanoglu C., Keskin V., Pekünlü R., Tunca Z., Luedeke K., Papparó M., Nuspl J., Guerrero G. 1999, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **303**, 275