



**Universidad Autónoma de Baja California**

---

**FACULTAD DE CIENCIAS**

*Variabilidad intrínseca de Corto Periodo  
en Estrellas de Tipo Espectral B*

**T E S I S**

Que para obtener el título de

**F I S I C O**

**Presenta:**

**RAMON MICHEL MURILLO**

*Ensenada, Baja California, Octubre de 196*

Al León de Judá  
a mis Papás: Ramón e Isabel  
a mis Hermanos  
a mis Amigos de siempre.

## Agradecimientos

A mis papás, quienes aún siguen derrochando sus energías en nosotros, sus hijos. Definitivamente, proporcionar educación a once hijos no es meta de todos, máxime si de mandar a ocho de ellos a la Universidad se trata.

Siempre había deseado tener la oportunidad de agradecer al Pueblo Mexicano la educación que de manera generosa me ha dado a través de sus instituciones públicas: ¡Gracias!

Estoy muy agradecido con todos mis compañeros del IAUNAM: los del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, los de Ensenada y los de Ciudad Universitaria; además de su amistad siempre me han apoyado de manera más que generosa en mi formación académica. Es mejor que no mencione a ninguno en particular, para no omitir a nadie.

Agradezco a Juan Echevarría, a Mauricio Tapia, a Manuel Alvarez, a Francisco Medina y a Rafael Costero por formar parte del jurado de mi inminente Exámen Profesional. Definitivamente el apoyo de Rafa y de Juan ha sido decisivo en la conclusión de mi trabajo de tesis, a Mauricio le agradezco haber leído *todo* mi trabajo, así como sus correcciones y sugerencias. A Manuel Alvarez le agradezco todo el apoyo académico que desde mi primer semestre en la carrera de física me ha brindado, muy especialmente por la dirección de esta tesis.

Es pertinente que agradezca a mis Maestros y Compañeros de la Facultad de Ciencias de la UABC todo el apoyo que me dieron durante mis estudios, también es oportuno recordar a los maestros que nos apoyaron en la formación y consolidación de la Carrera de Física de la UABC. De nuevo, no menciono nombres para no excluir a nadie.

Finalmente, aprecio profundamente la amistad de *todos* mis amigos y amigas.

## Resumen

El objetivo principal de esta tesis es examinar en detalle el origen de las variaciones fotométricas detectadas en una muestra de estrellas B y Be por medio de observaciones con el sistema fotométrico de 13 colores.

Antes de establecer un programa de observaciones fotométricas para estrellas de la muestra de trabajo se hizo una revisión bibliográfica sobre los aspectos básicos de la variabilidad estelar en la región espectral de las estrellas B. Se encontró que desde principios de siglo se conoce de un grupo de estrellas (las  $\beta$  Cefeí clásicas) que se caracterizan por mostrar variaciones fotométricas y espectroscópicas estables a periodos entre 3<sup>h</sup> y 7<sup>h</sup>. La variación periódica de estas estrellas se explica por medio de la pulsación estelar y se cree que ocurren porque las estrellas están en una fase evolutiva inestable. Posteriormente, mediante observaciones fotométricas diferenciales en las estrellas de la muestra se encontró que las variaciones fotométricas periódicas de una estrella Be (LQ And) también pueden ser explicadas por pulsación estelar o, si se considera que las variaciones en realidad ocurren a un periodo mayor, como causadas por rotación estelar.

## Abstract

The main objective of this thesis is to examine in detail the origin of reported photometric variations of a sample of B and Be stars observed with the 13-Color photometric system.

Before establishing a photometric measurement program on the working sample of stars, a bibliographic search was done in order to understand basic aspects of stellar variability in the spectral region where B stars are distributed. It was found that since the beginning of this century a group of stars (the  $\beta$  Cephei stars) are known to exist and to be characterized by stable photometric and spectroscopic variations, with periods between 3<sup>h</sup> and 7<sup>h</sup>. This periodic variations are explained by means of stellar pulsation and due to a temporal evolutionary effect. Later, with differential photometric observations in the sample of B and Be stars it was found that periodic photometric variations in a Be star (LQ And) can also be explained by stellar pulsation, or, if it is assumed that this variations happen with a larger period, they can be accounted for by stellar rotation.

## INDICE

<b>Capítulo I. Las Estrellas <math>\beta</math> Cep Clásicas.</b>	
I.1 Introducción.	1
I.2 Distribución de variables en el diagrama HR.	4
I.2.1 En el diagrama HR observacional.	4
I.2.2 En el diagrama HR teórico.	5
I.3 Modelos de pulsación.	7
I.4 Relación periodo-luminosidad.	10
I.5 Estadística de variables.	11
I.6 Binareidad.	12
I.7 Distribución galáctica.	13
I.8 Mecanismos de inestabilidad.	14
I.8.1 Mecanismos del interior estelar.	15
I.8.2 Mecanismos en zonas estelares intermedias.	16
I.8.3 Mecanismos del exterior estelar.	17
<b>Capítulo II. Panorama Actual de la Variabilidad Intrínseca en Estrellas B.</b>	
II.1 Introducción.	19
II.2 Nuevas variables tipo $\beta$ Cep.	19
II.3 Otras variables tipo $\beta$ Cep.	20
II.3.1 Variables B supergigantes.	20
II.3.2 Estrellas B con perfiles de línea variables.	21
II.3.3 Variables B lentas.	24
II.3.4 Variables B con anomalías en Helio.	24
II.3.5 Variables B de tipo espectral intermedio.	27
II.3.6 Variables en cúmulos galácticos y globulares.	28
<b>Capítulo III. Las Estrellas Be.</b>	
III.1 Introducción.	35
III.2 Frecuencia de estrellas Be.	36
III.3 Clasificación de las estrellas Be.	37
III.4 Velocidades de rotación en las Be.	38
III.5 Características observacionales de las estrellas Be shell.	39
III.6 Variabilidad espectral en las Be.	41
III.7 Estado evolutivo.	43
III.8 Binareidad.	44
III.9 Modelos de estrellas Be.	46

<b>Capítulo IV. Variabilidad Fotométrica en una Muestra de Estrellas B y Be.</b>	
IV.1 Variabilidad fotométrica a largo plazo.	51
IV.2 Variabilidad fotométrica a corto plazo.	52
IV.3 Indicadores de la existencia de variación pulsacional en estrellas B2.	54
IV.3.1 HD 212571.	54
IV.3.2 HD 56139.	55
IV.3.3 HD 149757.	57
IV.4 Selección y estudio fotométrico de una muestra de estrellas B y Be.	60
IV.4.1 Selección de la muestra.	60
IV.4.2 Instrumentación Empleada, Técnicas de Observación y Reducción de Datos.	67
IV.5 Resultados.	72
IV.5.1 LQ And.	72
IV.5.2 KP Per.	83
IV.5.3 BW Vul.	86
IV.6 Determinación de Parámetros Físicos para Estrellas Tempranas.	102
IV.6.1 El sistema fotométrico de Strömgren.	103
IV.6.2 Calibración de luminosidad en estrellas B.	106
IV.6.3 Calibración de Te y BC.	108
<b>Capítulo V. Conclusiones.</b>	<b>114</b>
<b>APENDICES</b>	
A. Características de la Variación Fotométrica y Parámetros Estelares Básicos.	119
B. Colaboración en el Artículo: ¿Esta la estrella Be HR 9070 Realmente Pulsando?	128
<b>BIBLIOGRAFIA</b>	<b>137</b>

## Capítulo I.

### LAS ESTRELLAS $\beta$ CEPHEI CLASICAS.

#### I.1 Introducción.

El grupo de las estrellas  $\beta$  Cep está formado por una muestra de 16 objetos pulsantes de tipo espectral B temprano, con parámetros observacionales homogéneos. Se caracterizan por mostrar curvas de variación en magnitud y velocidad radial con un mismo periodo, el que es muy corto para ser producido por efectos de rotación estelar; también ha sido diferenciado del periodo de interacción entre estrellas binarias. La estrella prototipo,  $\beta$  Cep (HD 205021) fue descubierta como variable de corto periodo en 1902.

Las amplitudes de variación en magnitud son normalmente menores de  $0^m.1$  en el visible y menores a  $50 \text{ km s}^{-1}$  en velocidad radial. Los periodos oscilan entre 3 y 7 horas, las curvas de variación son generalmente senoidales y en varias estrellas se detectan variaciones de baja amplitud, correspondientes a armónicos del periodo fundamental.

Son objetos masivos ( $10 < M/M_{\odot} < 15$ ), calientes ( $2.1 \times 10^4 \text{ } ^\circ\text{K} < T_e < 2.5 \times 10^4 \text{ } ^\circ\text{K}$ ) y luminosos ( $-3.0 < M_v < -5.0$ ); se diferencian de otras estrellas pulsantes en que en el tiempo la curva de magnitud está rezagada en casi un cuarto de periodo de la curva de velocidad radial (figura I.1). Lo anterior, mediante un modelo de pulsación radial implica que la magnitud mínima, brillo y temperatura máximos, coinciden con el radio estelar mínimo. Los cambios medidos en color en las regiones espectrales del azul y del visible son más pequeños que en el UV (ultravioleta) y siempre ocurren en un sentido tal que la estrella es más azul cuando su brillo es máximo.

Los periodos de variación son estables durante largos intervalos de tiempo y corresponden a vibraciones típicas de modelos teóricos de estrellas con masas entre  $10M_{\odot}$  y  $15 M_{\odot}$ . Cerca de la mitad de las  $\beta$  Cep exhiben más de un periodo en las variaciones de magnitud y velocidad radial, efecto detectado como la modulación de largo periodo de la amplitud principal de variación y fué interpretado como la interferencia de dos periodos casi iguales medidos en algunas estrellas; en otros

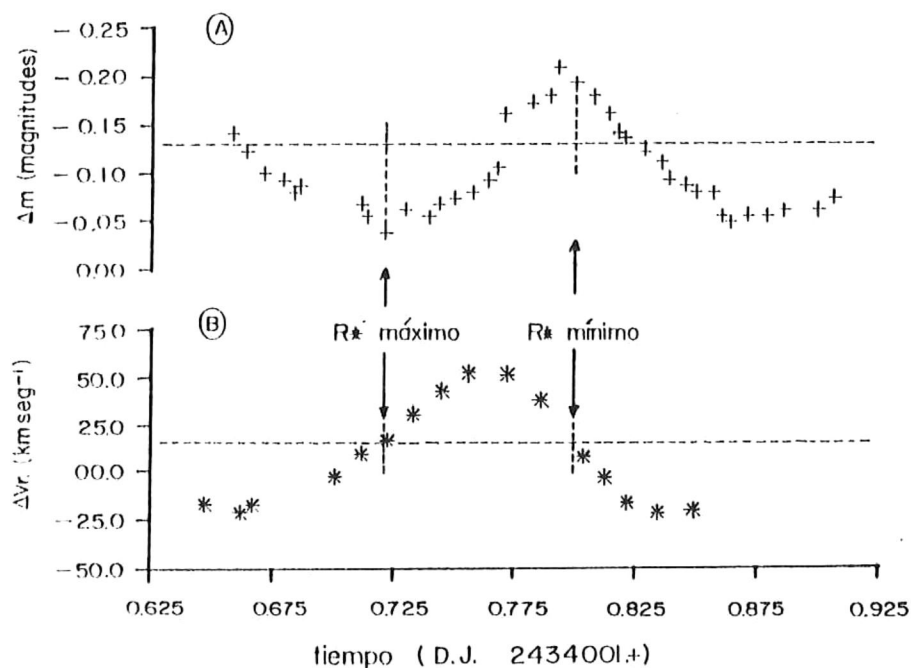


Figura 1.1 Variaciones fotométricas (a) y espectroscópicas (b) en la estrella  $\beta$  Cep v Eri. Es característico en estas variables el defasamiento de  $90^\circ$  entre las curvas anteriores y que la estrella sea más brillante cuando su radio estelar es mínimo.

casos el periodo largo está relacionado con el periodo orbital de una  $\beta$  Cep en un sistema binario o múltiple. Todas las estrellas  $\beta$  Cep multiperiódicas y varias monoperiódicas muestran cambios en el ancho de las líneas espectrales, son más anchas en la rama descendente de la curva de velocidad radial y más delgadas en la parte ascendente. Mediante espectroscopía de alta resolución se ha encontrado que los cambios aparentes en el ancho de las líneas son el reflejo de variaciones complejas en el perfil de las líneas espectrales.

A partir de 1970 se han producido importantes resultados teóricos y observacionales que permiten una mejor comprensión de estas variables, pero aún se desconoce el mecanismo físico de inestabilidad; en particular, un cambio de opacidad en una zona crítica de la envoltura estelar producido por la segunda ionización del He, mecanismo causante de las pulsaciones de la mayoría de las estrellas de la banda de las Cefeidas clásicas, es inefectivo. De ahí la importancia del estudio de estas variables.

Lesh y Aizenman (1978) enfatizaron la importancia de programas observacionales en la búsqueda

de un mecanismo de inestabilidad que explique el origen de las pulsaciones en las  $\beta$  Cep, examinando sus propiedades físicas, en particular, determinando si son objetos normales para su tipo espectral o si muestran peculiaridades observacionales asociadas a la variabilidad.

En la Tabla I.I se anotan las principales características de la variación pulsacional de las 16 estrellas  $\beta$  Cep clásicas. El orden de la información es: número de catálogo HD, nombre común, tipo espectral, amplitud de la variación de velocidad radial, velocidad de rotación proyectada, periodo de variación, cambio de magnitud, magnitud en el filtro fotométrico V, magnitud visual absoluta y si la estrella tiene variaciones en el perfil de sus líneas espectrales.

HD	Nombre	Sp (MK)	$2K$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$V \sin i$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	$\log P$ (días)	$\Delta m$ (mag)	$V$ (mag)	$M_v$ (mag)	Variación de perfil
886	$\gamma$ Peg	B2 IV	7.0	5	-0.8189	0.017	2.84	-2.63	si
16582	$\delta$ Cet	B2 IV	12.6	25	-0.7928	0.025	4.06	-3.02	
21803	KP Per	B2 IV	20.0		-0.6952	0.072	6.40	-3.00	si
29248	$\nu$ Eri	B2 III	49.0	31	-0.7607	0.114	3.96	-3.11	si
44743	$\beta$ CMa	B1 III	6.6	38	-0.5998	0.021	1.97	-3.90	si
46328	$\xi$ CMa	B1 III	36.0	33	-0.6787	0.034	4.34	-3.96	no
50707	15 CMa	B1 III	6.5	69	-0.7339	0.02	4.82	-3.93	
111123	$\beta$ Cru	B1 III	4.4	32	-0.7946	0.04	1.25	-4.20	
126341	$\tau$ Lup	B2 IV	10.62	0	-0.7511	0.027	4.55	-2.80	no
129056	$\alpha$ Lup	B2 III	14.20	0	-0.5832	0.03	2.30	-3.27	si
147165	$\sigma$ Sco	B1 III	100	53	-0.6076	0.040	2.9	-4.20	si
157056	$\theta$ Oph	B2 IV	12	51	-0.8522	0.02	3.28	-2.94	
199140	BW Vul	B2 III	140-160	26	-0.6967	0.21	6.52	-3.39	si
205021	$\kappa$ Cep	B1 III	45	43	-0.7231	0.037	3.19	-3.67	si
214993	12 Lac	B2 III	37.5	79	-0.7047	0.078	5.26	-3.54	si
216916	16 Lac	B2 IV	29.6	37	-0.7406	0.05	5.61	-2.85	si

Tabla I.I Características de la pulsación de las 16  $\beta$ Cep clásicas.

## I.2 Distribución de variables en el diagrama HR y su estado evolutivo.

### I.2.1 El diagrama HR observacional.

De manera similar a lo que ocurre en las estrellas pulsantes de la zona de inestabilidad de las Cefeidas, las 16 estrellas  $\beta$  Cep clásicas se localizan en una zona muy específica del diagrama HR observacional. Esta región está limitada por los tipos espectrales MK B0.5 a B2 y las clases de luminosidad II, III y IV, a  $1.5 M_{\odot}$  sobre la secuencia principal de edad cero (ZAMS) para las estrellas de tipo espectral B. Las observaciones indican que se trata de una banda paralela a la secuencia principal, con límites en la luminosidad en  $M_{\odot}$  -3 y -5.

Existe una discrepancia en resultados observacionales con respecto a si estrellas B normales coexisten con las  $\beta$  Cep dentro esta banda de inestabilidad.

Dos estudios espectrofotométricos están en contradicción: el estudio de Lesh y Aizenman (1973a) en el plano  $(Q, \beta)$  y el trabajo de Watson (1972) en el plano  $(\theta_e, \log g)$ :

#### i) Resultados en el plano $(Q, \beta)$ .

Lesh y Aizenman (1973a) encontraron que el sistema de clasificación espectral MK no es sensible a pequeñas variaciones de temperatura o luminosidad en las estrellas B; una manera de evitar este problema es estudiando las  $\beta$  Cep en el plano fotométrico  $(Q, \beta)$ , donde  $Q$  es el factor de color indicador de temperatura del sistema UBV y  $\beta$  es un índice indicador de luminosidad en estrellas B del sistema de Strömgren. Una característica importante de ambos parámetros es su independencia del enrojecimiento interestelar.

#### ii) Resultados en el plano $(\theta_e, \log g)$ .

Watson (1972) obtuvo la temperatura efectiva aparente,  $\theta_e$  ( $\theta_e = 5040 T_e^{-1}$ ) y la gravedad superficial,  $g$ , para las variables  $\beta$  Cep y para un grupo de estrellas B comparando medidas en el continuo espectral con los perfiles de las líneas  $H\gamma$  ( $\lambda 4340\text{\AA}$ ) y  $H\delta$  ( $\lambda 4101\text{\AA}$ ) con modelos de atmósferas estelares. Las  $\beta$  Cep ocupan una región angosta del plano  $(\theta_e, \log g)$  y ninguna estrella B normal estudiada se ubica dentro de esta zona.

### 1.2.2 El diagrama HR teórico.

Schmalberger (1960) encontró que la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep definida observacionalmente coincide en el diagrama HR teórico con la región evolutiva del primer colapso del núcleo estelar ocurrente en las trayectorias evolutivas de las estrellas, durante su evolución temprana fuera de la ZAMS y sugirió la posibilidad de una correlación entre el origen de las variaciones de las  $\beta$  Cep y estas fases evolutivas. Esta región es cruzada por una estrella B en tres estados evolutivos distintos: en la fase terminal de combustión de hidrógeno en su núcleo, en la fase de contracción secundaria y en la fase de combustión de hidrógeno en una envoltura estelar.

Debido a que aún no se ha encontrado un parámetro observacional (*i.e.* composición química anómala, multiplicidad, rotación) que separe las estrellas B normales de las variables, surge la pregunta de si en el interior de estas estrellas (no observable) se originan las variaciones.

Lesh y Aizenman (1973a) encontraron que a pesar de que las observaciones no indican cuál de los posibles estados evolutivos describe a las  $\beta$  Cep y cual a las B normales, la hipótesis de que las estrellas B ubicadas en la banda de inestabilidad están en la fase terminal de combustión de H en su núcleo, mientras que las  $\beta$  Cep en un estado evolutivo posterior, ofrece una explicación natural de la coexistencia de variables y B normales. Además de que si las  $\beta$  Cep no están en una fase evolutiva a la extinción de H en el núcleo estelar, es difícil explicar la ausencia de una distribución continua de variables desde la secuencia principal y esta zona de inestabilidad, y por qué algunas de las estrellas que queman H en su núcleo estelar varían, mientras que otras no.

Los estudios observacionales en los planos  $(Q, \beta)$  y  $(\theta_e, \log g)$  pueden ser transformados al diagrama HR teórico. Para realizar la transformación de medidas de  $(Q, \beta)$  a  $(\log T_e, M_{bol})$  es necesario obtener relaciones de transformación. Schild *et al.* (1971) publicaron una escala de temperaturas efectivas basada en modelos de atmósferas estelares, la que compararon con parámetros fotométricos obtenidos midiendo el flujo en el continuo espectral de una muestra grande de estrellas B. Derivaron una relación simple entre  $\theta_e$  y Q:

$$\theta_e = 0.378Q + 0.500 \quad (\text{para } Q < -0.10) \quad (\text{ec. I.1})$$

Lesh y Aizenman recalcularon la relación anterior, eliminando de la muestra de Schild las estrellas supergigantes, las peculiares y las  $\beta$  Cep, para obtener:

$$\Theta_e = 0.365 (\pm 0.006) Q + 0.499 (\pm 0.003) \quad (\text{ec. I.2})$$

la transformación del índice  $\beta$  a  $M_{bol}$  se realiza en dos pasos: la calibración de  $\beta$  en términos de  $M_v$  y un cálculo de la corrección bolométrica (BC). Lesh y Aizenman obtuvieron  $M_v$  mediante una interpolación directa a la curva de calibración de Crawford (1970), determinaron que para las B:

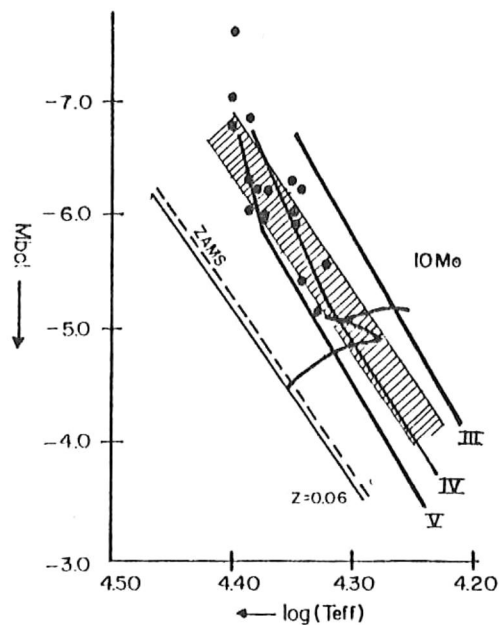
$$BC = -5.31 (\pm 0.07) \log T_e + 20.8 (\pm 0.03) \quad (\text{ec. I.3})$$

Los datos transformados al plano ( $\log T_e, M_{bol}$ ) se pueden comparar directamente con las distintas etapas de un modelo evolutivo; Lesh y Aizenman elaboraron un modelo de una estrella B con  $10 M_{\odot}$  y una composición química de  $x=0.69$  y  $z=0.06$ , que evoluciona desde la ZAMS hasta la fase de combustión de H en una envoltura estelar. Empleando la escala de temperaturas, la calibración de luminosidad y la corrección bolométrica transformaron las secuencias de luminosidad III, IV, V y la ZAMS al plano ( $\log T_e, M_{bol}$ ).

En el diagrama HR resultante (figura I.2) se observa que las secuencias de luminosidad de las B normales cruzan la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep, en concordancia con el argumento de la coexistencia de variables y normales en la zona de inestabilidad.

Tomando en cuenta las incertidumbres en la comparación de los parámetros observacionales y teóricos, bajo este esquema se concluye que las  $\beta$  Cep se distribuyen alrededor de la zona del colapso del núcleo estelar.

Por otra parte, Watson (1972) transformó sus medidas en el plano ( $\theta_e, \log g$ ) al plano ( $\log T_e, M_{bol}$ ) calibrando el ancho de las líneas espectrales H $\gamma$  y H $\delta$  con  $M_v$  y una corrección bolométrica mediante el procedimiento de Lesh y Aizenman. Consideró las trayectorias evolutivas de estrellas con 5, 9, 15 y  $30 M_{\odot}$  y una composición química de  $x=0.74$  y  $z=0.02$ . En la figura I.3 se ilustran sus resultados.



**Figura I.2** Diagrama HR teórico obtenido a partir de los índices Q y  $\beta$ . La banda sombreada es la zona de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas. Se ilustra la trayectoria evolutiva de una estrella con 10 Me y  $z = 0.021$ .  
(Adaptada de Lesh y Aizenman, 1978).

Comparando los planos HR teóricos de las figuras. I.2 y I.3 se puede concluir:

i) La trayectoria de la ZAMS de Lesh y Aizenman coincide con la ZAMS observacional, pero es necesario considerar una alta abundancia de metales, mientras que Watson encontró en las  $\beta$  Cep una composición química normal, de estrellas de población I, con  $z = 0.02$ .

ii) Aún cuando se emplearon distintas técnicas de medición y modelos de composición química diferentes, los dos enfoques muestran la coincidencia de la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep con la zona de colapso del núcleo estelar de las trayectorias evolutivas de las estrellas B.

### I.3 Modos de pulsación.

Hay pocas evidencias observacionales acerca del modo de pulsación de las  $\beta$  Cep y la ausencia de un mecanismo desestabilizador efectivo hacen de importancia la investigación de este aspecto.

Jones y Shobbrook (1974) estudiaron las propiedades pulsacionales de las  $\beta$  Cep clásicas. De acuerdo con ellos, si un grupo homólogo de estrellas varía con un mismo modo de pulsación, se cumple una relación sencilla entre el periodo de variación y la densidad estelar media:

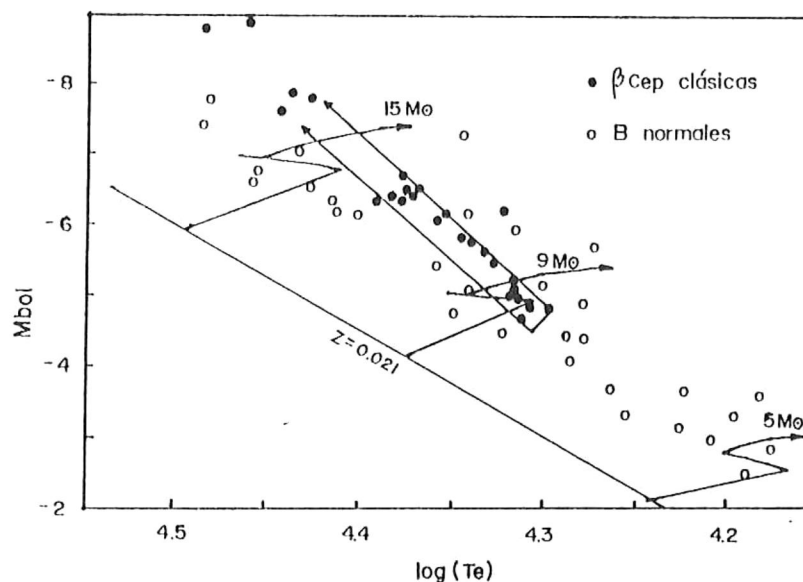


Figura I.3 Diagrama HR teórico derivado de los índices  $\theta$  y  $g$ . Se observa que las estrellas B no se distribuyen dentro de la zona de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas.

(Adaptada de Watson, 1972).

$$K = P(\rho)^{1/4} \quad (\text{ec. I.4})$$

donde  $K$  se define como la constante de pulsación,  $P$  es el periodo de la variación (en días) y  $\rho$  es la densidad estelar media (en unidades de la densidad solar media  $\rho_{\odot} = 1.41 \text{ g cm}^{-3}$ ). Esta expresión se puede relacionar con parámetros físicos observables, una vez conocidas las relaciones de densidad y luminosidad estelar:

$$\log K = \log P + \frac{1}{2} \log M - \frac{3}{4} \log L + 3 \log \theta_{e0}/\theta_e \quad (\text{ec. I.5})$$

donde  $M$  y  $L$  son la masa y luminosidad estelar en unidades solares ( $M_{\odot} = 1.99 \times 10^{33} \text{ g}$ ,  $L_{\odot} = 3.83 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$  y  $\theta_{e0} = 5040 \text{ T}_{e0}^{-1}$ , donde  $T_{e0} = 5784 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ). En la ecuación anterior la constante de pulsación es función de la masa estelar, un parámetro observacional difícil de determinar. Jones y Shobbrook encontraron que utilizando los datos de Watson (1972) el error porcentual en la determinación de la masa es del 15% y que para las  $\beta$  Cep clásicas:

$$\log M = -0.117 M_{\text{bol}} - 0.391,$$

$$BC = 1.91 K - 0.603 \quad \text{y} \quad (\text{ecs. I.6})$$

$$\log \theta_c = 0.66 K - 0.152$$

Como  $\log L/L_\odot = 1.90 - 0.4 M_{\text{bol}}$  y  $\log \theta_{c\odot} = -0.059$ , de las ecuaciones anteriores se obtiene:

$$\log K = \log P + 0.24M_v - 1.61Q - 1.21 \quad (\text{ec. I.7})$$

El valor observacional promedio de  $K$  para las  $\beta$  Cep es de  $0.037 \pm 0.004$ .

Lesh y Aizenman (1974) realizaron un análisis de pulsación radial y no radial en modelos teóricos de estrellas B con masas de  $10M_\odot$  y  $15M_\odot$ , dos composiciones químicas distintas ( $x=0.72$ ,  $z=0.03$ ), ( $x=0.69$ ,  $z=0.06$ ) y durante etapas tempranas de evolución fuera de la ZAMS. Sus resultados indican que la constante de pulsación  $R$  es esencialmente la misma para las dos masas y composiciones químicas consideradas. Los valores de  $R$  son: 0.037 a 0.038 para el modo radial fundamental, 0.026 a 0.028 para el primer armónico y 0.022 para el segundo armónico; teóricamente, si las  $\beta$  Cep son pulsantes no radiales, con  $l=2$ , los valores de  $R$  son: 0.032 a 0.038 para el modo  $f$ , 0.027 a 0.030 para  $p_1$  y 0.022 a 0.023 para  $p_2$ , es decir, son similares a los modos radiales, esto dificulta esclarecer cuales son los modos de oscilación de estas estrellas. Cuando se comparan los periodos de variación medidos en las  $\beta$  Cep con las constantes de pulsación teóricas se encuentra que no oscilan con un solo modo y las estrellas que pulsan en el segundo armónico radial o no radial son más frecuentes. En la figura I.4 se comparan las constantes de pulsación observadas en las  $\beta$  Cep con las constantes de pulsación teóricas.

Cox (1983) indicó que sólo las observaciones detalladas permitirán definir cuáles son los modos reales de pulsación en las  $\beta$  Cep. Los modos no radiales de una estrella son identificables mediante el principio de que en este movimiento la estrella no es siempre esférica y las líneas espectrales fotosféricas provienen de una superficie estelar de velocidad radial variable de punto a punto, generando variaciones en el perfil de las líneas espectrales.

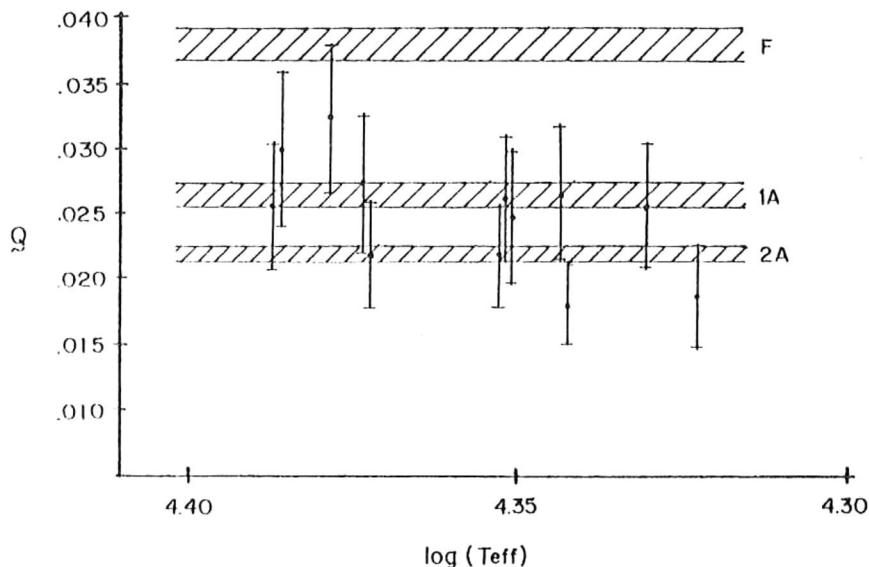


Figura 1.4 Comparación entre los valores de los modos de pulsación teóricos (franja sombreada) y los valores de  $K$  calculados para las  $\beta$  Cep clásicas. Se observa que estas variables tienden a pulsar en los modos primer y segundo armónicos, radiales o no radiales. (Adaptada de Lesh y Aizenman, 1974).

#### 1.4 Relación Periodo-Luminosidad.

Un resultado importante generado del estudio de las estrellas pulsantes Cefeidas clásicas es la relación lineal que guarda su periodo de oscilación con la variación de la magnitud estelar absoluta. Esta relación periodo-luminosidad proporciona un patrón para medir distancias astronómicas grandes, del orden de la separación media entre galaxias.

Blaauw y Savedoff (1953) determinaron una relación periodo-luminosidad en las  $\beta$  Cep:

$$M_v = -10 - 9 \log P \quad (P \text{ en días}) \quad (\text{ec. I.8})$$

pero cuando se compara la ecuación anterior con los valores individuales de cada estrella se obtiene una alta dispersión. Este efecto se atribuyó inicialmente al ancho finito de la banda de inestabilidad.

Leung (1967) encontró que al introducir un término de color intrínseco y derivando con mayor precisión  $M_v$  a partir de los anchos equivalentes de la línea  $H\theta$ , se reduce la dispersión:

$$M_v = 2.60(\pm 0.41) - 5.67(\pm 0.47) \log P + 10.40(\pm 2.10) (B-V), \quad (\text{ec. I.9})$$

donde  $P$  esta dado en horas y  $(B-V)$ , es un índice fotométrico desenrojecido, indicador de temperatura para estrellas B.

### 1.5 Estadística de variables.

De acuerdo con Watson (1972), un argumento decisivo en la distinción de los posibles estados evolutivos de las  $\beta$  Cep está dado por la frecuencia de variables  $\beta$  Cep entre estrellas B normales. Resultados iniciales indicaron que hasta un 10% de las estrellas B son  $\beta$  Cep, porcentaje calculado de una muestra de estrellas B de todos los tipos de luminosidad. Lesh y Aizenman (1973b) argumentaron que muestras completas a una magnitud aparente como la anterior no son aceptables, ya que de esta manera las estrellas gigantes son seleccionadas de un volumen mayor que el de enanas, sobrestimándose así el porcentaje de gigantes, y por lo tanto, de variables.

Para evitar lo anterior, Lesh y Aizenman seleccionaron una muestra de estrellas B de tipos espectrales y distancias conocidas; establecieron 2 muestras: una de estrellas con tipos espectrales B0 a B3, clases de luminosidad III a V y completa a un volumen de 350 pc alrededor del Sol; de 278 estrellas, 10 resultaron ser  $\beta$  Cep, o sea un 3.6%. En la otra muestra se fijó un límite inferior a la luminosidad de la banda de inestabilidad a  $M_v = -3.0$ ; bajo este criterio, de una muestra de 207 estrellas de tipos espectrales B0.5 a B2, clases de luminosidad III a V y completa dentro de un volumen de 500 pc alrededor del Sol, sólo 11 estrellas resultaron ser  $\beta$  Cep, equivalente al 5.3%.

Una estimación de la masa estelar a la que corresponde el rango espectral B0.5 a B2 es entre  $8M_{\odot}$  y  $15M_{\odot}$ . Hay modelos evolutivos para este rango de masas, en la Tabla I.II se indica la masa, composición química y escalas temporales proporcionadas por varios modelos; los tiempos se indican en  $10^6$  años.  $t_1$  es el tiempo requerido por la estrella para alcanzar el final de la combustión de hidrógeno en el núcleo estelar,  $t_2 - t_1$  es la duración de la contracción secundaria y  $t_3 - t_2$  es el tiempo de permanencia de la estrella en la fase de combustión de H en una envoltura estelar,  $P$  es el porcentaje de la vida evolutiva postsecuencia principal en las dos últimas fases. Se observa que para cada modelo y masa considerados  $P$  permanece en la vecindad del 3% y aumenta sólo por dos razones: un incremento en el contenido de He, que tiende a hacer disminuir la duración de la primera

fase (principalmente) y la introducción de semiconvección, cuyo efecto es el de aumentar el tiempo de la combustión de H en una envoltura estelar. Comúnmente se cree que si todas las estrellas dentro de un cierto rango de masas se encuentran en la fase de  $\beta$  Cep como resultado de una desestabilización en la zona de contracción secundaria, o en las primeras etapas de la combustión de H en una envoltura, entonces el porcentaje de variables observado debiese ser proporcional a la fracción de tiempo evolutivo invertido en cada etapa. En la tabla anterior se observa que en los modelos con masas de  $10M_{\odot}$  y  $15M_{\odot}$  una estrella permanece del 3% al 4% de su vida evolutiva en éstas fases, es decir, los resultados estadísticos de Lesh y Aizenman coinciden con los modelos.

Autor	Masa ( $M_{\odot}$ )	X	Y	$t_1$ ( $10^6$ años)	$t_2 - t_1$ ( $10^6$ años)	$t_3 - t_2$ ( $10^6$ años)	P (%)
Simpson (1971)	15	0.75	0.23	10.80	0.28	0.016	2.7
Simpson (1971)	15 sc	0.75	0.23	10.93	0.32	0.027	3.1
Ainsenman y Lesh (1973b)	15	0.72	0.25	10.80	0.31	0.011	3.0
Davey (1974)	15	0.70	0.27	8.151	0.198	0.011	2.6
Barbaro et al. (1972)	15	0.602	0.354	7.711	0.235	0.032	3.5
Ainsenman y Lesh (1973b)	10	0.72	0.25	19.14	0.55	0.039	3.0
Davey (1974)	10	0.70	0.27	14.822	0.368	0.029	2.7

Tabla I.II. Escalas teóricas de tiempo para tres fases evolutivas en modelos de estrellas B y porcentajes de variables  $\beta$  Cep esperados.

### I.6 Binareidad.

Las primeras teorías acerca de la naturaleza de las  $\beta$  Cep requieren que éstas sean miembros de sistemas dobles; tal es el caso del mecanismo " $\mu$ " de Stothers y Simon (1969), según el cual todas las  $\beta$  Cep están afectadas por intercambio de masa con una compañera cercana. De esta manera, las modulaciones de largo periodo observadas en las curvas de magnitud y velocidad radial de varias  $\beta$

Cep se pueden explicar como efectos de marea inducidos por una compañera. Aunque esta teoría ha sido refutada teórica y observacionalmente, el aspecto de la multiplicidad es de interés porque un buen porcentaje de  $\beta$  Cep son binarias. Lesh y Aizenman (1974) investigaron la frecuencia de binaridad contando el número de estrellas con compañeras visuales o espectroscópicas. La tabla I.III muestra sus resultados, de donde se concluye que la frecuencia de la binaridad en las  $\beta$  Cep es semejante a la medida para estrellas B normales.

clase de luminosidad	número de estrellas	estrellas con compañera	estrellas con Vr variable	estrellas en sistemas múltiples	membros de sistemas múltiples
gigantes	63	35	15	42	67
enanas	133	60	24	72	54
$\beta$ Cep	11	7		7	64

Tabla I.III. Comparación de la frecuencia de binaridad entre las estrellas B y las  $\beta$  Cep.

### I.7 Distribución Galáctica.

De Jager (1953) encontró que las  $\beta$  Cep tienden a distribuirse fuera del plano galáctico y sospechó que esto podría tener un significado cosmogónico. Se sabe que la mayoría de las estrellas B tempranas localizadas dentro de 600 pc alrededor del Sol pertenecen al cinturón de Gould. Este sistema consiste en estrellas O, B y material interestelar cuyo plano medio tiene una inclinación de  $20^\circ$  con respecto al plano galáctico. Inclusive, las  $\beta$  Cep ubicadas a bajas latitudes están cerca de los puntos de intersección del cinturón con el plano galáctico. Este sistema estelar muestra un campo de velocidades que indica que aún se encuentra en expansión, Lesh y Aizenman (1973b) calcularon una edad de expansión de 6 a  $7 \times 10^7$  años, que es mayor que el tiempo evolutivo de la mayoría de las estrellas que lo forman, por lo que se supone que en la formación estelar tuvo origen a intervalos discretos; sugirieron dos ondas de formación estelar, una hace  $6 \times 10^7$  y la otra,  $2 \times 10^7$  años. Es probable que contenga uno o más grupos coetáneos, lo que incrementa la probabilidad de encontrar

estrellas en un estado transitorio.

En la figura I.5 se compara la distribución galáctica de las  $\beta$  Cep con las estrellas brillantes ( $m_v \leq 6.5$ ), de tipos espectrales O a B5 y con distancias menores a 500 pc del Sol. No se sabe acerca de la distribución de las  $\beta$  Cep a distancias mayores a 600 pc, pero posiblemente comparten la misma distribución que las estrellas B en los brazos espirales de la galaxia.

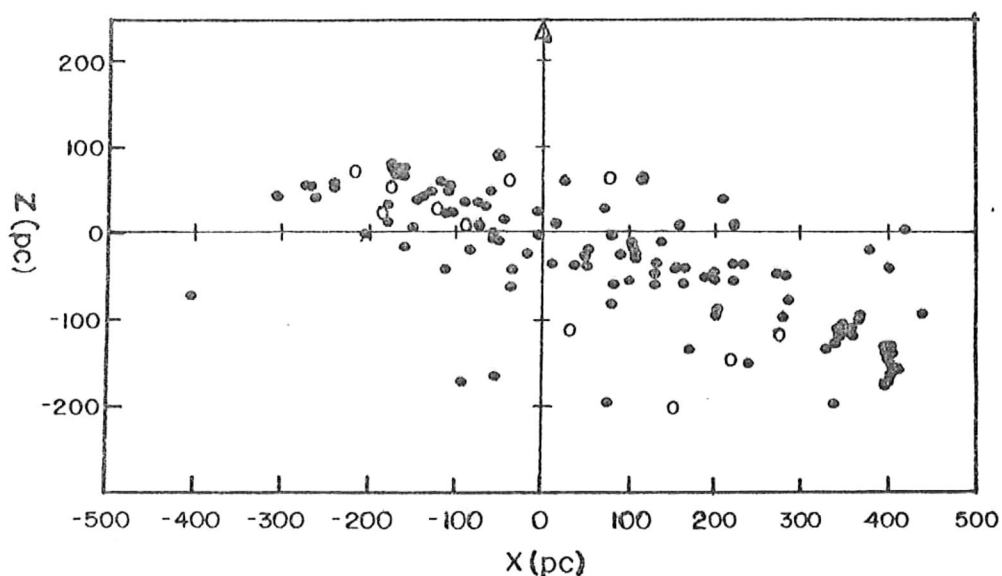


Figura I.5. Comparación entre las distribuciones galácticas de estrellas B tempranas (círculos llenos) y  $\beta$  Cep clásicas (círculos abiertos) ubicadas dentro de un radio de 500 pc alrededor del sol.

(Tomada de Lesh y Aizenman, 1973b)

### I.8 Mecanismos de inestabilidad.

Aunque son muchos los modelos de inestabilidad propuestos, ninguno es enteramente satisfactorio; en particular, mecanismos que se basan en el transcurso natural de la evolución de una estrella B solo han producido resultados negativos. Los mecanismos de inestabilidad propuestos para las  $\beta$  Cep se basan en las restricciones observacionales a las que se supone que se sujetan estas variables, tales como:

- i) La existencia de una banda de inestabilidad paralela a la ZAMS y que coincide con la zona del primer colapso del núcleo estelar fuera de la ZAMS.

ii) La banda de inestabilidad tiene límites bien definidos en luminosidad y temperatura, todas las variables están distribuidas dentro de ella.

iii) La existencia de una relación periodo-luminosidad.

iv) Las  $\beta$  Cep son estrellas B normales en masa, composición química, velocidad de rotación y multiplicidad.

v) Su estado evolutivo está correlacionado con la ubicación de su banda de inestabilidad.

Los mecanismos de inestabilidad propuestos se pueden dividir en tres tipos, dependiendo del origen de la inestabilidad: mecanismos del interior estelar, del interior-exterior y del exterior.

### 1.8.1 Mecanismos del interior estelar.

i) Oscilaciones radiales.

Davey (1973) realizó cálculos lineales y no adiabáticos de oscilaciones radiales en modelos de estrellas B masivas en tres etapas evolutivas distintas: inmediatamente pre y post secuencia principal y una etapa coincidente con la posición aparente de las  $\beta$  Cep en el diagrama HR; consideró un mecanismo de inestabilidad simple: que las variables tienen una baja velocidad de rotación, no son binarias, ejecutan oscilaciones puramente radiales, las que están asociadas a las reacciones nucleares del centro estelar o en zonas de ionización de las envolventes externas (tal como sucede en las Cefeidas clásicas). En todos los casos encontró que sus modelos eran estables; concluyó que un mecanismo basado en oscilaciones puramente radiales es inefectivo.

ii) Oscilaciones no radiales.

Ainzenman *et al.* (1975) consideraron oscilaciones no radiales en modelos con una aproximación cuasiadiabática; encontraron inestabilidad en modos no radiales de alto sobretono ( $g_1$  y  $g_2$ ); atribuyeron la inestabilidad a un impulso inducido en el núcleo estelar por una envoltura donde se activa repentinamente la combustión de H. Sugirieron que los modos observados pueden ser excitados a través del acoplamiento de modos  $g$  que son predecidos teóricamente.

iii) Efectos de un desbalance térmico.

De acuerdo a la teoría de la evolución estelar, en las fases inmediatamente posteriores a la

terminación de la combustión de H en el núcleo estelar e inmediatamente anterior a la activación de la combustión de H en una envoltura, la estrella se aleja significativamente del equilibrio térmico y se puede considerar que la estrella está en contracción gravitacional. Aizenman *et al.* (1975) encontraron teóricamente que aún inmediatamente después de iniciada la combustión de H en una envoltura la estrella se encuentra en desbalance térmico, lo que es indicado por una tasa total de generación de energía nuclear varias veces mayor que la luminosidad.

### **1.8.2 Mecanismos en zonas estelares intermedias.**

#### **i) Núcleo rotador rápido.**

Osaki (1974) encontró teóricamente que movimientos oscilatorios en un núcleo convectivo de alta rotación (periodo entre  $0^d.2$  y  $0^d.3$ ) acoplados a modos no radiales de pulsación en la envoltura pueden reproducir las variaciones observadas. Este mecanismo es válido teóricamente, pero Cox (1976) y Aizenman (1980) lo encontraron *ad hoc*, ya que requiere de un periodo interno de rotación específico y no explica los límites observados de la banda de inestabilidad, ni como estrellas con una variedad de velocidades rotacionales pueden pulsar en una banda de inestabilidad con periodos que conforman una relación periodo-luminosidad.

#### **ii) Composición química anómala.**

Stothers y Simon (1969) encontraron teóricamente que una inversión en la distribución normal de composición química a lo largo de una estrella B, con un peso molecular medio mayor en el exterior que en el interior estelar puede producir una inestabilidad vibracional de modos puramente radiales. Sugirieron que este mecanismo ' $\mu$ ' es el que provoca la inestabilidad de las  $\beta$  Cep, mostraron la posibilidad de que material rico en He sea depositado en las capas externas de una estrella B temprana, mediante intercambio de masa con una secundaria. Físicamente éste mecanismo opera si material rico en He comprime las capas estelares externas, dejando las regiones internas casi inafectadas. El resultado neto es que la concentración relativa de masa en la estrella se reduce por la adición de material pesado en las capas externas, y de acuerdo con su teoría la amplitud de la oscilación central crece rápidamente con el incremento en la concentración relativa de masa; cuando

la amplitud central es lo suficientemente grande, se pueden provocar las pulsaciones por las reacciones nucleares del centro estelar.

Este mecanismo requiere que todas las variables  $\beta$  Cep sean binarias de semicontacto. Sin embargo, Plavec (1971) encontró que las  $\beta$  Cep en sistemas binarios no satisfacen la teoría de intercambio de masa en binarias de ese tipo. Y que la distribución química que requiere el modelo es inestable, porque el mezclado del material pesado hacia las regiones internas es demasiado rápido como para producir las oscilaciones observadas. También, Watson (1971) encontró en un análisis espectroscópico de abundancias que la composición química de las capas externas de las  $\beta$  Cep es normal.

### iii) Semiconvección.

Percy (1970) sugirió la posibilidad de que un proceso de semiconvección sea responsable de las pulsaciones de las  $\beta$  Cep, basándose empíricamente en la coincidencia de la banda de inestabilidad con la región del diagrama HR donde los modelos evolutivos de estrellas masivas predicen que la semiconvección es importante. En su búsqueda de un mecanismo de pulsación efectivo, examinó modelos evolutivos en la fase terminal de combustión de H y concluyó que la semiconvección es extensiva en esta etapa y no se presenta en la secuencia principal ni en estrellas con masas menores a  $8.5 M_{\odot}$ .

Cox y Hodson (1980) propusieron otro aspecto relacionado con la semiconvección: que un mezclado repentino y limitado de H en una zona semiconvectiva puede producir las variaciones observadas en las  $\beta$  Cep, pero las variaciones deberían decaer después de varios miles de periodos, esto ocurre en algunas estrellas, como  $\alpha$  Vir (HD 116658), donde se midieron cambios seculares en su periodo (Chapellier *et al.*, 1985), pero no se aplica fácilmente en las otras variables.

### I.8.3 Mecanismos del exterior estelar.

La ionización cíclica de dos o más elementos químicos puede generar una inestabilidad pulsacional al provocar una disminución en el coeficiente adiabático,  $\Gamma$ , conforme la energía es cíclicamente convertida entre energía interna y de ionización, a través de un cambio de opacidad. Para

las estrellas amarillas pulsantes éste mecanismo de ionización esta bien entendido y definitivamente es el responsable de las pulsaciones radiales y preferentemente no radiales de este tipo de estrellas.

El problema para aplicar este modelo es la alta temperatura efectiva de las  $\beta$  Cep; la ionización de H y He ocurre muy cerca de su superficie, cubriendo tan poco material que es imposible desestabilizarlas.

Recientemente se han propuesto mecanismos externos que pueden ser efectivos en la desestabilización parcial de estrellas B:

i) Un efecto de opacidad, debido a un salto de opacidad en una región a  $1.5 \times 10^5$  °K de una envolvente estelar, de manera que se presenta una inestabilidad pulsacional provocada por la segunda ionización de He, mecanismo elaborado por Stellingwerf (1978).

ii) Un efecto de ionización de Helio en una atmósfera con una temperatura  $T_e \sim 2 \times 10^5$  °K (Young y Furenlid, 1980).

iii) Un efecto de presión de radiación, que contribuye significativamente a la provocación de pulsaciones (Cox y Stellingwerf, 1979).

iv) Un efecto de opacidad en los elementos C, N y O, considerando un tipo especial de opacidad (Stothers, 1976).

## Capítulo II.

### PANORAMA ACTUAL DE LA VARIABILIDAD INTRINSECA EN LAS ESTRELLAS B.

#### II.1 Introducción.

Desde el descubrimiento de la primer  $\beta$  Cep clásica hasta el trabajo de revisión de Lesh y Aizenman (1978), se creía que estas 16 estrellas variables definían una pequeña banda de inestabilidad desligada de la zona de las Cefeidas. Las  $\beta$ Cep fueron detectadas a través de sus variaciones en velocidad radial y, como sus amplitudes eran menores a  $20 \text{ km s}^{-1}$ , la búsqueda de nuevas variables estuvo limitada a estrellas con líneas espectrales delgadas. Con el empleo de técnicas de fotometría fotoeléctrica fue posible estudiar estrellas con líneas espectrales anchas, indicadoras de una velocidad de rotación alta, lo que generó una muestra de nuevas variables tipo  $\beta$  Cep.

Actualmente se sabe que la viabilidad intrínseca en estrellas B es más amplia que la definida por las  $\beta$ Cep clásicas. En este capítulo se hace una revisión del nuevo aspecto de la variabilidad intrínseca en las estrellas B.

#### II.2 Nuevas variables tipo $\beta$ Cep.

Balona (1977) investigó la variabilidad fotométrica en una muestra de estrellas B, encontró evidencias convincentes de variación de tipo  $\beta$  Cep en 8 estrellas, 4 de ellas de un cúmulo galáctico.

Percy y Lane (1979) realizaron una búsqueda de  $\beta$  Cep en una muestra de estrellas B tempranas (B0 a B3) y dentro de 500 pc alrededor del Sol; utilizaron técnicas fotométricas y espectroscópicas. Sólo encontraron 1 candidata a  $\beta$  Cep y 4 estrellas Be con variaciones fotométricas peculiares.

Shobbrook (1969, 1972a,b, 1978) encontró 6 estrellas con variabilidad de corto periodo, 5 de ellas con líneas espectrales anchas. Dado que su variabilidad pulsacional ha sido verificada y que se ubican dentro de la banda de inestabilidad, constituyen el primer grupo de nuevas estrellas tipo  $\beta$  Cep.

Jakate (1979a) hizo una búsqueda fotométrica en una muestra de estrellas B en el hemisferio sur, localizadas dentro de un radio de 500 pc alrededor del Sol. Encontró 2 candidatas a  $\beta$  Cep y un grupo de estrellas que varían con periodos más largos.

### II.3 Otras estrellas B pulsantes.

Como resultado de programas de búsqueda de nuevas  $\beta$  Cep, la variabilidad intrínseca en las estrellas B se ha ampliado con el descubrimiento de nuevas variables, que se distribuyen dentro y fuera de la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas. Por sus características observacionales y su localización en el diagrama HR, se puede establecer un enlace con las pulsantes de la banda de las Cefeidas, lo que proporciona nuevos rumbos a la búsqueda del mecanismo de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas.

Sareyan *et al.* (1980) discutieron el nuevo aspecto de la variabilidad en las estrellas B y la posibilidad de un solo mecanismo de inestabilidad sea efectivo en una amplia zona del diagrama HR donde se distribuyen las estrellas de tipo espectral B.

En las siguientes secciones se presentan las características observacionales de varios grupos de variables de tipo espectral B.

#### II.3.1 Variables B supergigantes.

En el diagrama HR es posible localizar estrellas supergigantes variables de casi todos los tipos espectrales. En un estudio de Maeder (1980) encontró que:

- i) Su mecanismo de variación puede relacionar la zona de inestabilidad de las Cefeidas con las  $\beta$  Cep, a través de variables supergigantes A y F.
- ii) La amplitud de las variaciones fotométricas en las supergigantes crece hacia los tipos espectrales tardíos.
- iii) Para las variables Ia, el máximo en la amplitud de variación ocurre en estrellas de tipo espectral B.
- iv) En las supergigantes B y A hay una relación entre la amplitud de variación fotométrica y pérdida de masa.
- v) Hay una relación periodo-luminosidad-color para las supergigantes que es compatible con movimientos de pulsación:

$$\log P = \log Q - 0.5 \log(M/M_{\odot}) - 0.3 M_{\text{bol}} - 3 \log T_e + 12.71 \quad (\text{ec. II.1})$$

vi) Las constantes de pulsación  $R$  en supergigantes variables B, A, F y G son mayores que el valor teórico de modos radiales de pulsación; los modos no radiales son más probables.

La figura II.1 muestra la distribución de supergigantes pulsantes en el diagrama HR, se grafica: la amplitud de variación fotométrica como función de temperatura y luminosidad, las líneas de periodo constante de pulsación y las trayectorias evolutivas teóricas con y sin pérdida de masa, que importante en éstos objetos.

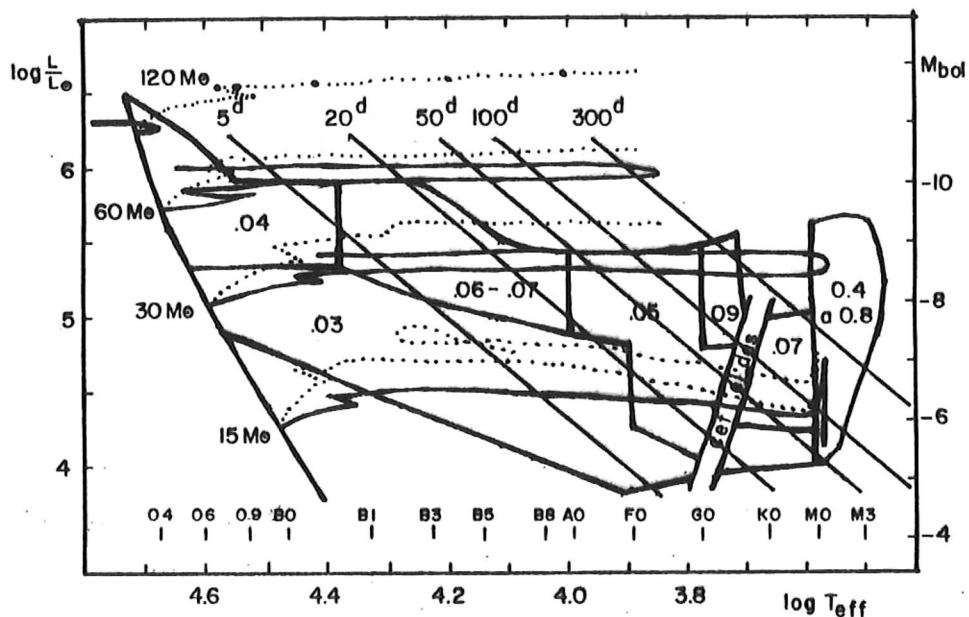


Figura II.1. Distribución de amplitudes de variación de las pulsantes supergigantes en el diagrama HR; se ilustran las líneas de periodos constantes, así como trayectorias evolutivas con y sin pérdida de masa.

(Adaptada de Maeder, 1980)

### II.3.2 Estrellas B con perfiles de líneas variables (53 Per).

Las 53 Per son un grupo de estrellas tempranas (O9V a B5V) de baja rotación, que circundan la zona de inestabilidad de las  $\beta$  Cep y que están caracterizadas por variaciones periódicas en el perfil de sus líneas espectrales.

En un programa de búsqueda de vientos estelares en estrellas B tempranas cercanas a la secuencia principal, Smith y Karp (1976) detectaron variaciones en el perfil de líneas en unas estrellas

de su muestra. Posteriormente, Smith (1979, 1980) estableció que las estrellas forman un nuevo grupo de variables. Las variaciones en el perfil de las líneas son tales que la amplitud y el sentido de la asimetría varían con periodos entre 5 y 22 horas, sin afectar el ancho equivalente medio de las líneas. El efecto se presenta en todas las líneas, sin importar su estado de ionización; tanto el ala roja como la azul se deforman cíclicamente.

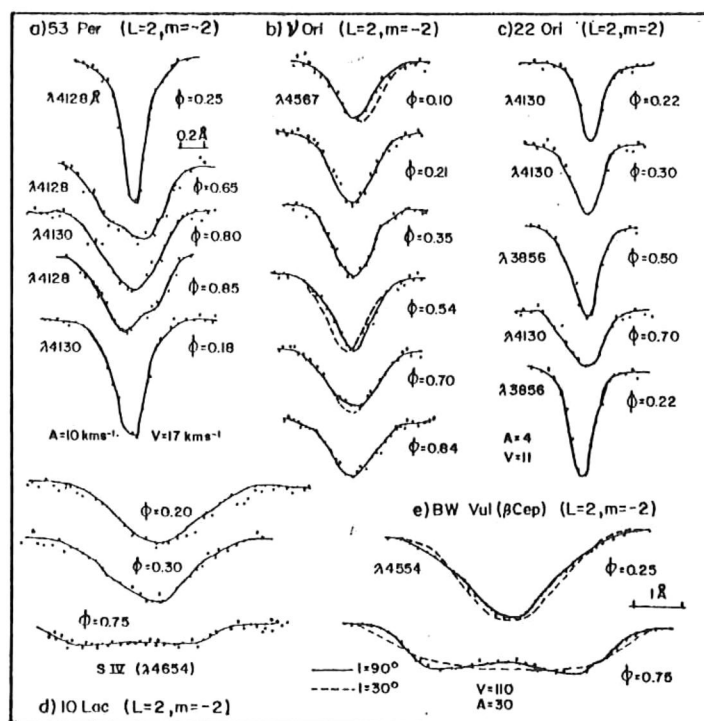
Smith y Karp no lograron explicar las variaciones en términos de vientos estelares, ni con la combinación de pulsación radial y vientos estelares debido a la ausencia de variaciones en velocidad radial y a diferencias entre sus perfiles y los observados en varias  $\beta$  Cep.

Christy (1967) mostró teóricamente que las ondas viajeras producidas por la pulsación no radial generan variaciones en el perfil de líneas espectrales, donde al mismo tiempo se mantiene constante el ancho equivalente. Smith (1977) utilizó esto para modelar las variaciones de los perfiles de 3 estrellas 53 Per y 3  $\beta$  Cep, logró explicar estas variaciones en términos de un ensanchamiento Doppler producido por ondas viajeras generadas por el modo no radial ( $l=2, m=-2$ ), el que corresponde a una onda cuadrupolar simétrica al ecuador que se desplaza en el sentido de la rotación estelar.

Balona y Engelbrecht (1985) estudiaron la variabilidad fotométrica de 3 estrellas 53 Per (incluida 1 de la muestra de Smith) y detectaron variaciones de baja amplitud ( $0^m.0008$  a  $0^m.008$ ) pero con periodos distintos a los medidos en las líneas.

La estrella prototipo, 53 Per es una B5V y refleja la complejidad de estas variables: la figura II.2a muestra cinco perfiles de líneas del doblete de Si II a  $4188\text{\AA}$  y  $4130\text{\AA}$ , que se ajustan al modo no radial ( $l=2, m=-2$ ); la variación en amplitud de velocidad radial de  $11 \text{ km s}^{-1}$ , con un periodo de  $4^h.46 \pm 0^h.03$ . En observaciones posteriores, Smith *et al.* (1984) encontraron que 53 Per cambio de modo de pulsación a los modos no radiales ( $l=3, m=-3$ ) y ( $l=3, m=-2$ ), con periodos de  $1^d.681$  y  $2^d.155$ , respectivamente.

En  $\nu$ Ori (figura II.2b) Balona y Engelbrecht (1985) midieron dos periodos fotométricos, uno a  $6^h.38$  y el otro a  $8^h.01$ , clasificaron la estrella como  $\beta$  Cep porque sus periodos corresponden más bien a pulsación en modos radiales.



**Figura II.2.** Variaciones en los perfiles de las líneas espectrales de 4 estrellas tipo 53 Per y de la  $\beta$  Cep clásica BW Vul. Los perfiles medidos (puntos) se ajustaron por perfiles de modelos de pulsación no radial (líneas continuas).  $V$  (velocidad de pulsación) y  $A$  (amplitud de pulsación) son parámetros de ajuste;  $\phi$  es la fase de la pulsación,  $\phi = 0.25$  corresponde a líneas delgadas y simétricas,  $\phi = 0.75$  a líneas anchas y simétricas,  $\phi = 0.00$  y  $0.50$  a perfiles con una deformación en el ala roja y en el ala azul, respectivamente.

(Adaptada de Smith, 1977).

22 Ori (figura II.2c) es una 53 Per localizada en el extremo frío de la banda de las  $\beta$  Cep clásicas, su variación en perfil de línea ocurre con un periodo de  $\sim 2^h$ . Smith (1977) encontró una peculiaridad: en ella  $m = +2$ , indicando que el sentido de movimiento de la onda es opuesto al de las otras estrellas. Balona y Engelbrecht (1985) reportaron 2 periodos fotométricos, a  $2^d.924$  y  $10^d.989$ .

10 Lac (figura II.2d) es una estrella O8 III que se ha usado como estándar fotométrica, por la ausencia de cambios fotométricos o en velocidad radial, pero el perfil de la línea de Si IV a  $4654\text{Å}$  varía con un periodo de  $\sim 8^h$ .

Smith (1977) encontró que las 53 Per están relacionadas con las  $\beta$  Cep, ya que las variaciones de los perfiles de línea en  $\beta$  Cep y en BW Vul (figura II.2e) se ajustan a modos no radiales de pulsación.

El estudio de las 53 Per permite confirmar que la variabilidad intrínseca en las estrellas B es más compleja y amplia que la establecida por las  $\beta$  Cep clásicas.

En estrellas cercanas a la ZAMS ( $\nu$ Ori) también se presenta la variabilidad pulsacional, en modos no radiales. Teóricamente, la desestabilización de una envoltura por mecanismos como el de cambios repentinos en la opacidad son favorecidos por este tipo de estrellas.

### II.3.3 Variables B lentas.

Jakate (1979) reunió una lista de estrellas B de tipos espectrales entre B0.5 y B6, clases de luminosidad III, IV y V (algunas con líneas espectrales en emisión) que por tener variaciones fotométricas en tiempos característicos mayores a  $7^h$  no son consideradas como  $\beta$  Cep; este grupo de variables B lentas se distribuyen por toda la región B del diagrama HR, dando la impresión de que el grupo no es homogéneo. Waelkens y Rufener (1985) reportaron una muestra de variables de tipo espectral B intermedio con pulsaciones a periodos entre  $1^d$  y  $2^d$ , es posible que sean el mismo tipo de objetos.

### II.3.4 Variables B con anomalías en Helio.

Entre las estrellas B peculiares (Bp) más calientes, existe un tipo de estrellas caracterizadas por una abundancia anómala de Helio. Las estrellas ricas en He (Hes) muestran una ausencia casi total de líneas de Balmer y se distribuyen por los tipos espectrales tempranos (B0 a B3) y otras, pobres en He (Hew), tienen tipos espectrales tardíos (B4 a B9). Los primeros periodos de variación medidos en estas estrellas oscilan entre  $1^d$  y  $15^d$ ; inicialmente se creyó que rotación estelar era responsable de estas variaciones, posteriormente se midieron variaciones más rápidas, explicables únicamente por pulsación. Pedersen y Thomsen (1977) estudiaron las variaciones fotométricas y en la línea de He I a  $4026\text{\AA}$  en estrellas con anomalías en He, uno de sus resultados se muestra en la figura II.3.

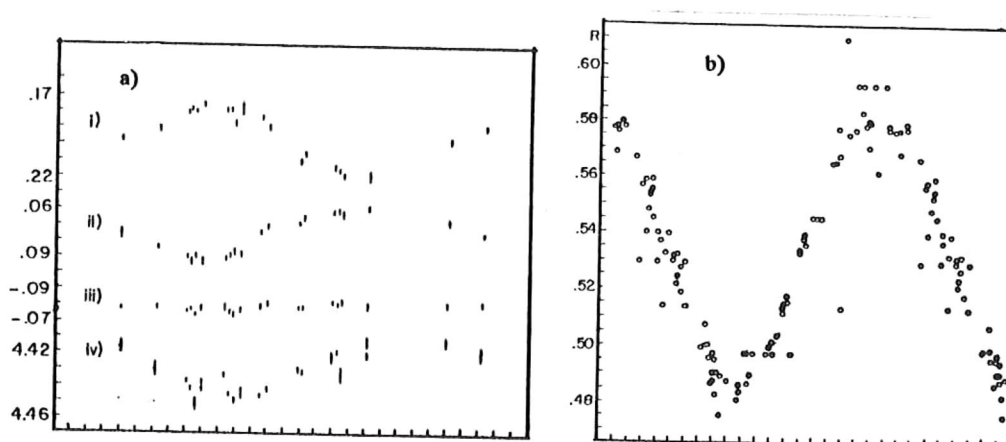


Figura II.3. Variaciones espectroscópicas y fotométricas en fase con  $P = 8^d.8171$  en HD 125823. a) variación en los índices fotométricos de Strömgren; b) variación en la línea de He I a  $4026\text{Å}$ .  
(Tomada de Pedersen y Thomsen, 1977).

Hill *et al.* (1981) determinaron que en BD +13°3224 ocurren variaciones espectroscópicas y fotométricas a un periodo de  $0^d.1080$ , lo que es un indicador claro de la existencia de pulsación radial en una estrella con anomalías en la concentración de He. Mediante la comparación de las curvas de magnitud y velocidad radial (figura II.3) determinaron los parámetros promedio de esta estrella:  $\text{Log } L/L_{\odot} = 3.1 \pm 0.2$ ,  $R/R_{\odot} = 1.6 \pm 0.2$ ,  $T_e = 26,500\text{K} \pm 2,000\text{K}$ ; y con cambios por pulsación de 0.2 en  $\text{Log } L/L_{\odot}$ , 0.19 en  $R/R_{\odot}$  y  $4,500\text{K}$  en  $T_e$ . A partir de los perfiles de las líneas de He se determinó un valor de  $g$  correspondiente a una masa estelar de  $0.9 M_{\odot}$ ; de la comparación entre los anchos equivalentes de las líneas H $\gamma$  a  $4340\text{Å}$  y He I a  $4471\text{Å}$  obtuvieron un coeficiente de abundancia de  $x=0.005$ . Jeffery (1984) determinó que la estrella está en la fase de contracción hacia la secuencia principal de Helio, en una etapa donde una cáscara combustora de H en la base de una envoltura rica en He es la que proporciona la luminosidad. Las variaciones en el filtro V y en los índices de color están en fase a lo largo del periodo; de manera similar a lo que ocurre en las  $\beta$  Cep, la variación en el UV es mayor que en las regiones del visible e infrarrojo; las variaciones en velocidad radial son de hasta  $30 \text{ km s}^{-1}$ .

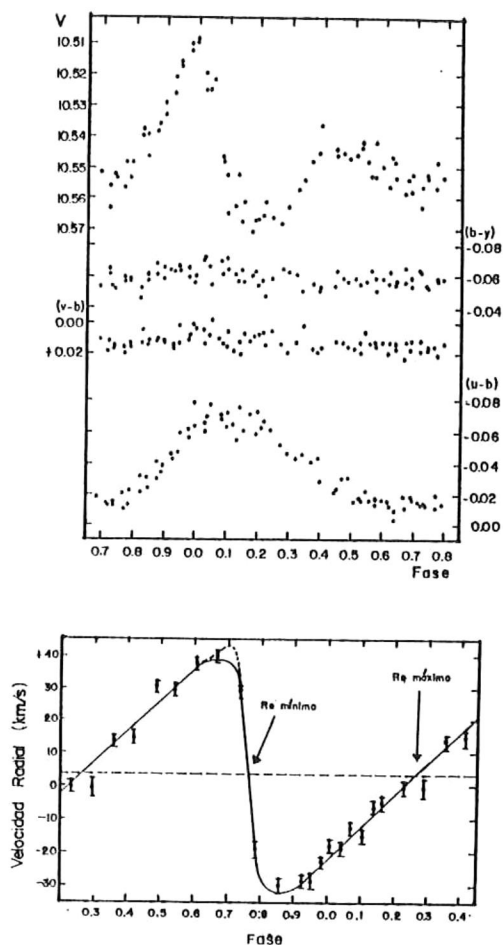


Figura II.4. Pulsación radial en BD +13° 3224, una estrella B con anomalías en la concentración de He. La fase se ajustó con un periodo de sólo  $2^{\text{h}}.6$ ; Las variaciones fotométricas son similares a las observadas en las  $\beta$  Cep clásicas; en la curva de velocidad radial se señalan las fases donde los radios estelares son mínimo y máximo.

(Tomada de Hill *et al.*, 1981).

Jeffery *et al.* (1985) encontraron que la Hes BD -9° 4395 es variable fotométrica y espectroscópica, pero no hay variaciones en los índices de color, lo anterior, junto con una multiperiodicidad, fué explicado mediante oscilaciones no radiales en modos  $g$ ; de un análisis espectral determinaron para esta estrella:  $\log g = 2.6 \pm 0.2$  y combinando fotometrías de banda ancha y UV  $T_e = 23,000^\circ \text{K} \pm 700^\circ \text{K}$ , valor que indica que la estrella se localiza en una región del diagrama ( $\log g$ ,  $\log T_e$ ) que es cruzada por trayectorias evolutivas de estrellas con núcleos condensados de C/O y con envoltentes de He. Determinaron para la estrella:  $M/M_\odot = 0.8$ ,  $R/R_\odot = 7.4$  y  $\text{Log } L/L_\odot = 4.25$ .

### II.3.5 Variables B de tipo espectral intermedio.

Waelkens y Rufener (1985) reportaron un grupo de variables B con tipos espectrales intermedios, caracterizadas por encontrarse aún en la secuencia principal y por mostrar variaciones fotométricas de magnitud y color con una amplitud variable y con periodos entre  $1^d$  y  $3^d$ . Las propiedades de la variación fotométrica son:

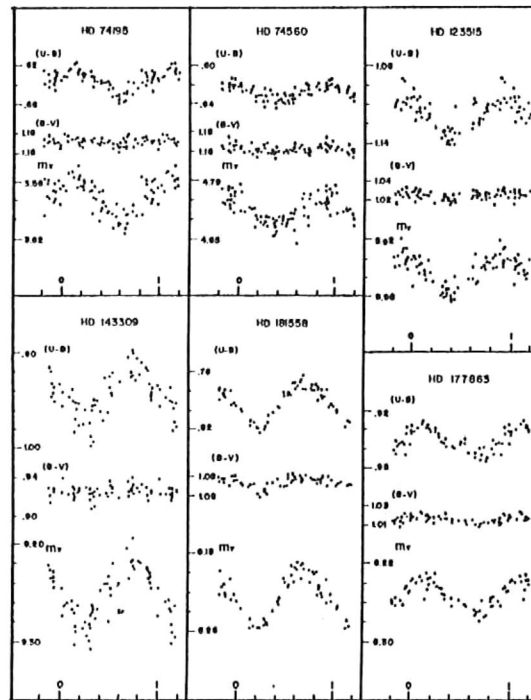


Figura II.5. Curvas de variación fotométrica en 6 estrellas B de tipo espectral intermedio. Los periodos varían entre  $1^d$  y  $3^d$ . Para cada estrella se presentan los cambios en los índices (U-B), (B-V) y la magnitud  $m_v$ . (Adaptada de Waelkens y Rufener, 1985).

- i) Los análisis de periodicidad indican periodos definidos de  $1^d$  a  $3^d$ .
- ii) Las variaciones en color se acoplan a la fase de la variación de magnitud.
- iii) Los cambios en la región violeta, filtro [U-B], son comparables a los de  $m_v$ , mientras que las amplitudes en otros colores son hasta un orden de magnitud menores.

iv) Hay variaciones de ciclo a ciclo en la amplitud, pero se mantiene constante la razón de amplitudes color-magnitud.

La figura II.5 muestra el comportamiento fotométrico de 6 estrellas de tipo espectral intermedio, con diagramas en fase para los índices fotométricos [U-B], [B-V] y la magnitud visual  $m_v$ .

De acuerdo a los autores, las variaciones ocurren por pulsación y la duración de los periodos corresponde a modos no radiales, lo que también explica las variaciones en amplitud ya que se pueden originar mediante una multiplicidad de periodos.

### II.3.6 Variables B en cúmulos galácticos y globulares.

El estudio de la variabilidad tipo  $\beta$  Cep en cúmulos estelares es importante; un diagrama magnitud-color de cúmulos proporciona información más precisa de la edad, estado evolutivo y distancias de las estrellas que lo forman. A continuación se presenta una revisión de los principales resultados generados por la búsqueda de variables  $\beta$  Cep en 6 cúmulos galácticos jóvenes y en 1 cúmulo globular extragaláctico.

#### i) Variables en el cúmulo galáctico NGC 3293.

Este cúmulo joven ( $5 \times 10^6$  años) es rico en estrellas B, además de dos supergigantes B (B0.5 Ib y B0 Ib) contiene una supergigante M (M 1.5 Iab), característica de cúmulos con edades entre 0.5 y  $1.6 \times 10^7$  años donde el punto de salida de sus estrellas de la secuencia principal ocurre entre los tipos espectrales B0.5 y B2.

Balona y Engelbrecht (1983) estudiaron la variabilidad fotométrica de las 37 estrellas B más brillantes. Encontraron un alto número de variables tipo  $\beta$  Cep (10 estrellas), todas son multiperiodicas y con modos de radiales de pulsación correspondientes al primer y segundo armónico. 2 estrellas son Be variables y 3 son variables lentas.

En las estrellas 3293-12 (B1 Ve) y 3293-26 (B1 IIIe) ocurren fuertes variaciones fotométricas, un estudio detallado de ellas sería muy interesante.

Jerzykiewicz y Sterken (1992) estudiaron el objeto 3293-5, consistente de una  $\beta$  Cep en un

sistema binario eclipsante. En ella se presenta un eclipse primario de  $0^m.082$  y un secundario de  $0^m.018$  en un periodo  $8^d.3245 \pm 0^d.0001$ . Un sistema de esta naturaleza dentro de un cúmulo permite obtener información precisa de los parámetros físicos de las estrellas. 3293-5 muestra dos variaciones fotométricas: de  $0^m.0066 \pm 0.0006$  en un periodo de  $0^d.1773$  y de  $0^m.0042 \pm 0.0006$  en  $0^d.1502$ ; la relación entre los periodos corresponde a la pulsación en los modos radiales fundamental y primer armónico. La estrella pulsante es una B1 III con  $M_v = -3^m.78$  y la secundaria es una B8 V con  $M_v = +0^m.72$ .

## II) Variables en el cúmulo galáctico joven NGC 6231.

NGC 6231 es un cúmulo galáctico muy joven ( $1.5 \times 10^6$  años) consistente de más de 100 estrellas O y B, muchas muy calientes y luminosas. Balona y Shobbrook (1983) determinaron un módulo fotométrico de distancia de  $11^m.21 \pm 0^m.06$ , equivalente a una distancia de 1.75 kpc del Sol. Encontraron 7 estrellas tipo  $\beta$  Cep, 2 candidatas a  $\beta$  Cep y 5 estrellas con variaciones fotométricas lentas; las más interesantes son:

6231-28 (HDE 326327): tiene un índice fotométrico  $\beta$  anormalmente bajo, indicador de emisión en líneas espectrales, muestra cambios en su velocidad radial de hasta  $47 \text{ km s}^{-1}$  además de cambios en magnitud de  $0^m.012$  con un periodo de  $2^h 5^m$ .

Un detalle interesante es que Levato y Morell (1983) le asignaron a la estrella un tipo espectral B1.5 V<sub>e</sub>+shell; la línea H $\beta$  aparece en emisión mientras que en las otras líneas de Balmer aparecen fuertes núcleos en absorción. Efectivamente, su índice fotométrico  $\beta$  es anómalamente bajo, indicador de emisión.

6231-253: Levato y Morell clasificaron la estrella como binaria espectroscópica de líneas dobles, con componentes de tipo espectral y velocidades radiales idénticas. Un estudio detallado de la estrella es importante ya que esta anormalmente ubicada en magnitud-color del cúmulo, a pesar de que sus magnitudes  $V_0$  y  $c_0$  son similares a los de 6231-110, 150 y 153; es posible que tenga una emisión débil en H $\beta$  y haya sido confundida por líneas dobles. La estrella es multiperiodica y su periodo principal es extremadamente corto, de sólo  $1^h 37^m$ .

Un detalle observacional importante es que las estrellas variables de este cúmulo se localizan en hasta  $0^m.72$  abajo de la banda de inestabilidad definida por las  $\beta$  Cep clásicas, aún están en la secuencia principal.

### iii) Variables B en el cúmulo NGC 4755.

NGC 4755 es un cúmulo galáctico abierto, con una edad estimada de  $7 \times 10^6$  años. Shobbrook (1984) estudió este cúmulo, para el que estimó módulo de distancia de  $11^m.37 \pm 0^m.06$ , que corresponde a una distancia de 1.88 kpc del Sol.

Jakate (1978) seleccionó las estrellas B0.5 a B2 del cúmulo para un estudio fotométrico de variabilidad de corto periodo, determinó que 3 estrellas muestran variaciones tipo  $\beta$  Cep y 3 estrellas con variaciones fotométricas lentas.

La variable tipo  $\beta$  Cep 4755-H es una B1.5 V<sub>nep</sub> de velocidad radial variable y con variaciones de hasta  $0^m.20$ .

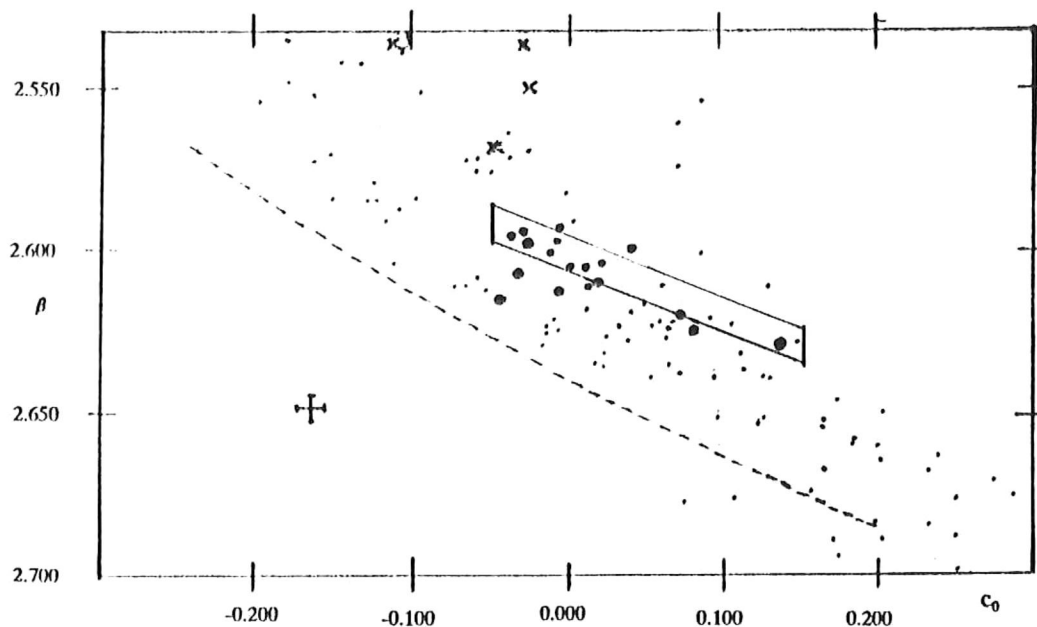
### iv) Variables en IC 4996.

Alfaro *et al.* (1985) estudiaron este cúmulo galáctico de  $7.5 \times 10^6$  años de edad y módulo de distancia de  $11^m.43 \pm 0^m.31$ , equivalente a una distancia de 1.93 kpc del Sol. Determinaron que en la estrella IC 4996-7 se presentan variaciones fotométricas con amplitud y periodo similar al de las  $\beta$  Cep clásicas.

### v) Variables en NGC 6871.

Delgado *et al.* (1985) examinaron 15 estrellas de este cúmulo en búsqueda de estrellas tipo  $\beta$  Cep. El cúmulo tiene una edad estimada de  $10^7$  años, tiene un módulo de distancia de  $11^m.22 \pm 0^m.14$  y se localiza a 1.75 kpc del Sol. La estrella NGC 6871-14 tiene variaciones fotométricas de corto periodo tipo  $\beta$  Cep y sus índices fotométricos la ubican dentro de la zona de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas.

En la figura II.6 se muestra una composición de los diagramas ( $\beta, c_0$ ) de los cúmulos anteriores; la gráfica es básicamente un diagrama HR observacional; en ella se compara la distribución de variables con la banda de inestabilidad definida por la  $\beta$  Cep clásicas. Se puede observar que las estrellas  $\beta$  Cep de NGC 6231 tienden a distribuirse por debajo de la zona de inestabilidad, se cree que esto se debe a que cúmulo es muy joven y sus estrellas variables están aún en la secuencia principal.



**Figura II.6** Composición de diagramas ( $\beta, c_0$ ) para los cúmulos galácticos anteriormente discutidos. Las estrellas tipo  $\beta$  Cep (círculos gruesos) tienden a distribuirse dentro de la banda de inestabilidad definida por las  $\beta$  Cep clásicas, exceptuando a las variables de NGC 6231. Las cruces representan estrellas variables con líneas en emisión y los puntos pequeños son estrellas B normales.

#### vi) Estrellas B variables en NGC 3766.

Balona y Engelbrecht (1986) estudiaron este cúmulo en un programa de estudio de la zona de temperaturas frías de la banda de las  $\beta$  Cep correspondiente a estrellas más evolucionadas. El módulo de distancia al cúmulo es de  $11^m.4 \pm 0^m.1$  ( $1.9 \pm 0.01$  kpc del Sol). Su punto de salida de la

secuencia principal ocurre en las estrellas B2 y se trata de un cúmulo más viejo que los anteriores.

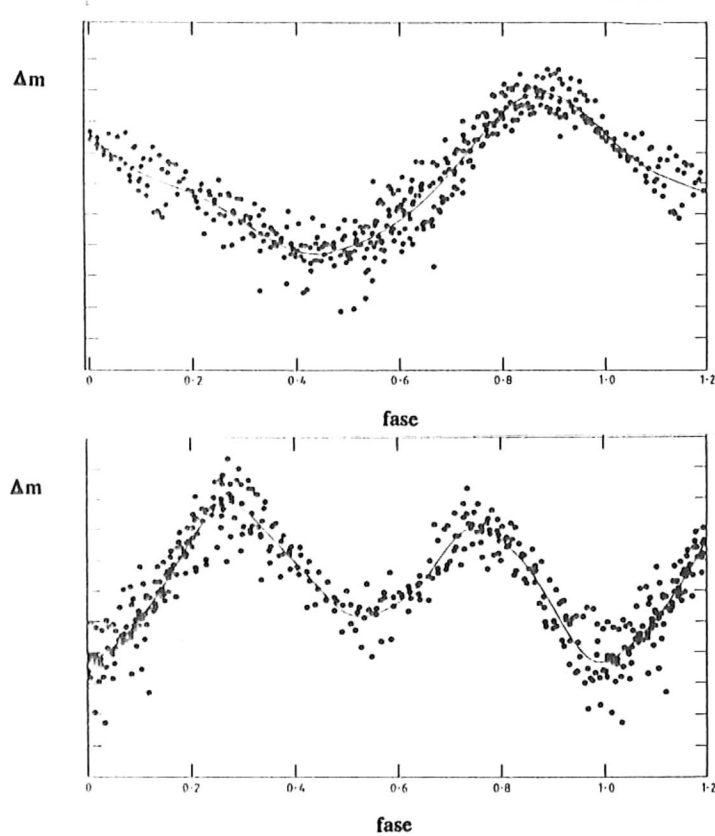


Figura II.7. Curvas de luz en 2 estrellas Be del cúmulo galactico NGC 3766. Las variaciones de 3766-15 (curva superior) se ajustaron en fase con un periodo de  $0^d.955$ ; El ajuste de un periodo de  $0^d.946$  en la Be 3766-88 produce una onda con doble mínimo y doble máximo. Los intervalos en magnitud son de  $0^m.01$ .

(Tomada de Balona y Engelbrecht, 1986).

Una característica interesante de este cúmulo es la alta abundancia de estrellas Be, de las 37 estrellas más brillantes 12 tienen líneas espectrales en emisión, esto es importante para el estudio de la relación entre las  $\beta$  Cep y las Be, ya que varias de estas estrellas Be muestran variabilidad fotométrica periódica, en particular:

3766-1 su línea  $H\alpha$  es en emisión, es delgada y tiene la apariencia de una línea doble por efecto de un núcleo de absorción. La variación fotométrica de la estrella ocurre con un periodo de  $1^d.739$  y su curva de luz varía en  $0^m.12$ .

3766-15 es una B2 IIIe, su línea  $H\alpha$  es delgada y tiene una absorción central; el periodo de las variaciones fotométricas es de  $0^d.955$  y su curva de luz varía en  $0^m.06$ . La figura II.7a muestra una la curva de luz ajustada con el periodo anteriormente mencionado.

3766-63 es una B1.5 Ve, tiene su línea  $H\alpha$  delgada, en emisión y con un sólo pico. Su curva de luz varía en  $0^m.04$  con un periodo de  $0^d.844$ . Sus variaciones fotométricas se pueden ajustar con un periodo tal que la curva de luz muestra una onda de doble mínimo y doble máximo (figura II.7b).

3766-88 es una B3npe tipo Beshell.  $H\alpha$  aparece como una línea doble con un núcleo en absorción, su línea  $H\beta$  está saturada por la emisión y las líneas restantes de la serie de Balmer muestran núcleos finos en absorción; las líneas de Fe II tienen fuertes absorciones. Sus variaciones se ajustan mediante un periodo con doble onda de  $0^d.946$  y una variación de  $0^m.014$ .

La ausencia de estrellas  $\beta$  Cep en este cúmulo contrasta con los cúmulos anteriores, pero es interesante la presencia de al menos 4 estrellas Be con variaciones fotométricas periódicas.

#### vii) Variables B en el cúmulo globular NGC 330.

NGC 330 es un cúmulo globular azul de la Pequeña Nube de Magallanes caracterizado por una baja metalicidad (1/10 de la Solar) y por una edad de  $3 \times 10^7$  años.

Balona (1992) investigó la variabilidad fotométrica de este cúmulo para examinar observacionalmente la efectividad de un mecanismo de inestabilidad para las  $\beta$  Cep recientemente propuesto por Cox *et al.* (1991). Según este modelo la inestabilidad pulsacional en las  $\beta$  Cep se genera mediante un efecto de opacidad, donde líneas metálicas de Fe a  $1.5 \times 10^5$  °K se vuelven altamente sensibles a variaciones en la temperatura estelar. Como en este cúmulo la metalicidad es baja, si el mecanismo anterior es efectivo, no se debería observar estrellas  $\beta$  Cep.

Efectivamente, Balona no encontró estrellas tipo  $\beta$  Cep, pero sí un alto número de estrellas con líneas espectrales en emisión, de las que son interesantes:

330-347: en esta estrella variable la emisión no es perceptible, su periodo fotométrico es de  $0^d.520$  y sus variaciones fotométricas en un filtro  $V$  son de hasta  $0^m.04$ .

330-381: es una Be con variaciones periódicas a  $P = 0^d.629$  y  $\Delta V = 0^m.04$ .

330-572: es una Be con  $P = 0^d.559$  y  $\Delta V = 0^m.03$ , muestra una curva altamente asimétrica, pero no hay evidencias de una onda doble como en estrellas Be del cúmulo NGC 3766.

El alto número de variables Be (19) en este cúmulo de baja metalicidad permite concluir que el mecanismo generador de las variaciones periódicas de las  $\beta$  Cep es independiente de la abundancia de metales, o que las variaciones intrínsecas periódicas de las Be se explican por un mecanismo distinto.

### Capítulo III. LAS ESTRELLAS Be.

#### III.1 Introducción.

Las estrellas B en emisión (Be) son objetos de tipo espectral B con clases de luminosidad III, IV y V caracterizadas por mostrar en la región visible de su espectro al menos una de las líneas espectrales de la serie de Balmer (y frecuentemente de Fe II) en emisión, mientras que las líneas de otros elementos químicos aparecen en absorción normal.

Jaschek *et al.* (1980) establecieron que a partir de sus características en la región espectral visible, las Be pueden ser clasificadas en tres grupos básicos: Be (normales), Be shell (Be con emisión de cascarón) y Be pole-on (estrellas vistas por los polos).

En las estrellas Be normales las líneas en emisión muestran una pequeña inversión de línea en su centro; las Be shell muestran en varias de sus líneas de absorción núcleos finos e intensos y en las Be pole-on las líneas de absorción tienen superpuesta una línea en emisión con un sólo máximo. En la figura III.1 se ilustran los perfiles de las principales líneas de la serie de Balmer para estos tres tipos de estrellas Be y en una B normal para comparación.

Struve (1931) dió la primer explicación acerca del origen de la emisión de las Be en términos de una estrella B con una alta velocidad de rotación rodeada por una envoltura de gas, donde los tres tipos de estrellas Be son el resultado de observar la estrella desde diferentes ángulos: las Be pole-on son vistas en dirección de su eje de rotación, las Be shell por las regiones ecuatoriales y las Be normales desde una región intermedia. Sin embargo, cuando se definen las Be se debe de tomar en cuenta la transitoriedad de éste fenómeno, la mayoría de estas estrellas son variables espectroscópicas irregulares y un buen porcentaje muestran espectros reversibles entre una Be y una B normal. Es posible que el fenómeno Be ocurra en alguna fase evolutiva de las estrellas B, entre sus etapas en la ZAMS y su evolución a gigantes.

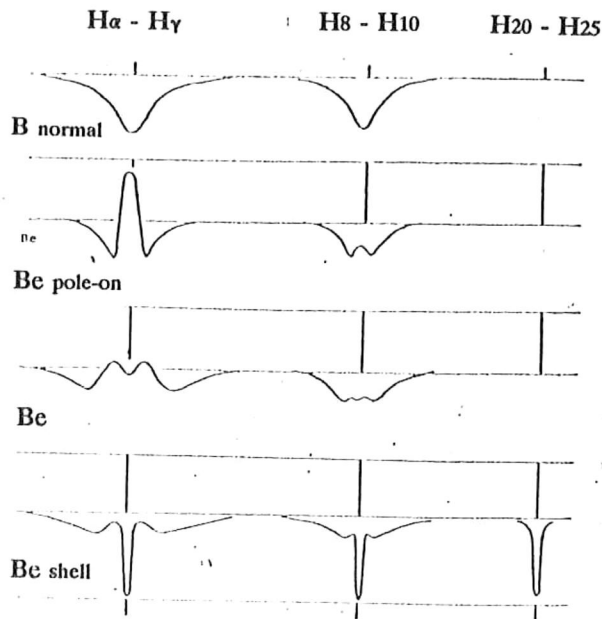


Figura III.1 Forma de los perfiles espectrales de las líneas de la serie de Balmer en los tres tipos básicos de estrellas Be.  
(Tomada de Slettebak, 1979).

### III.2 Frecuencia de estrellas Be.

Para establecer la frecuencia de estrellas Be entre las B normales se deben utilizar muestras que tengan varias características: ser lo suficientemente grandes, para que las estimaciones sean válidas; la muestras no deben limitarse a tipos espectrales donde la probabilidad de encontrar objetos Be es alta, como sería el caso de estrellas B con alta velocidad de rotación; en la diferenciación espectral se debe incluir la línea  $H\alpha$ , ya que es alto el número de estrellas B en las que únicamente ésta línea es afectada por la emisión; dado que se considera como Be a toda estrella B que presenta o ha presentado líneas en emisión, una fracción de estrellas Be puede presentar un espectro normal durante el estudio de una muestra.

Briot y Zorec (1981) determinaron la frecuencia de las estrellas Be como función de su tipo espectral en una muestra de estrellas; su distribución resultante muestra dos máximos, el primero ocurre en estrellas de tipo espectral B2 y corresponde al máximo del cociente Be/B (20%) y el otro

en el tipo espectral B8. Además, encontraron que el cociente de estrellas Be shell a Be es del 55% en todos los tipos espectrales. De lo anterior se concluye que el fenómeno Be es común entre las estrellas de tipo espectral B.

### III.3 Clasificación de las estrellas Be.

Jaschek *et al.* (1980) realizaron un trabajo de clasificación espectral de las estrellas Be mediante un estudio de 20 años de duración de una muestra de 142 estrellas Be; tomaron como guía de clasificación el sistema MK, considerando que las anomalías espectrales producidas por las envolturas afectan principalmente a las líneas de Balmer; confirmaron la efectividad de su procedimiento con las estrellas de su muestra que perdieron la emisión durante el intervalo de su estudio. Clasificaron las Be en cinco grupos:

**Grupo I:** Estrellas Be que muestran líneas de Fe II en emisión permanente, su intensidad decrece hacia los tipos espectrales tardíos; en las líneas de Balmer la emisión se presenta hasta en las líneas superiores. Generalmente son enanas y cubren los tipos espectrales B0 a B6. El 31% de la muestra de Jaschek *et al.* (el 52% de los objetos tempranos) forman parte de este grupo y su frecuencia máxima ocurre en el tipo espectral B2.

**Grupo II:** Esta formado por estrellas Be donde las líneas H $\alpha$  y H $\beta$  en emisión muestran núcleos finos en absorción, se distribuyen por los tipos espectrales B3 a B8 y su máximo de frecuencia ocurre en el tipo espectral B3; en los objetos tardíos la emisión en H $\beta$  aparece superimpuesta a una línea en absorción ancha. Son estrellas enanas y consisten del 9% de la muestra de Jaschek *et al.*

**Grupo III:** Son Be donde únicamente las líneas H $\alpha$  y H $\beta$  muestran emisión, mientras que en las otras líneas de Balmer aparecen núcleos finos en absorción. Este grupo se extiende de B5 a A0, con un máximo de frecuencia en B8; aparentemente son una extensión del grupo II hacia los tipos espectrales tardíos.

**Grupo IV:** Muestran la emisión permanentemente, pero en las estrellas tempranas sólo se presenta en las líneas H $\alpha$  y H $\beta$ ; hacia los tipos espectrales tardíos la línea H $\beta$  siempre muestra una emisión superimpuesta a una línea ancha en absorción. Se distribuyen por los tipos espectrales B3 a

AO, con un máximo en el tipo espectral B8; constituyen el 29% de la muestra y el 70% de las Be tardías.

**Grupo V:** Este grupo está formado por las estrellas Be que perdieron la emisión durante el intervalo de estudio de Jaschek *et al.*, algunas completaron un ciclo Be-B-Be o B-Be-B. Los tipos espectrales de estas estrellas incluyen desde el B1 al AO y su frecuencia decrece hacia los tipos espectrales tardíos; la mitad de las estrellas son de secuencia principal y consisten del 22% de la muestra.

En un estudio de clasificación espectral de estrellas Be, Mendoza (1958) midió un enrojecimiento intrínseco en las Be mediante la comparación de sus índices de color con los de estrellas B estándares del mismo tipo espectral y confirmó que las Be tienden a distribuirse a casi una magnitud absoluta sobre la ZAMS, argumentó que esto se puede deber a varias razones, principalmente: que las Be sean realmente estrellas evolucionadas, que el fenómeno de emisión introduzca excesos sistemáticos en su luminosidad o que estén desplazadas de la secuencia principal por efecto de su alta velocidad de rotación.

#### III.4 Velocidades de rotación en las Be.

En las estrellas la velocidad de rotación se mide mediante el ensanchamiento Doppler de las líneas espectrales, el que se origina por efectos de la diferencia de dirección movimiento de sus limbos. Únicamente es posible medir la proyección de la velocidad rotacional ecuatorial en la dirección de la Tierra,  $V \sin i$ .

Existe un límite en la velocidad a la que una estrella puede rotar sin desestabilizarse, esta velocidad crítica está dada por  $V_c = (MG/R)^{1/2}$ , donde  $M$  y  $R$  son la masa y el radio estelar y  $G$  es la constante de gravitación universal,  $G = 6.24 \times 10^8 \text{ g cm}^3$ .

En las Be la velocidad de rotación y el tipo espectral están correlacionados, la velocidad de rotación más alta ocurre en las estrellas con tipos espectrales tempranos.

Struve (1931) sugirió que la alta velocidad de rotación de las Be podría ser la causa del ensanchamiento observado en sus líneas espectrales, notando que las Be que tienen líneas en emisión

ensanchadas presentan lo mismo en las líneas en absorción.

### III.5 Características observacionales de las estrellas Be shell.

Un alto porcentaje de estrellas Be presentan una red de líneas espectrales con núcleos en absorción finos e intensos, estas son las estrellas con emisión de cascarón (Be shell), sus líneas fotosféricas son anchas, y si esto es debido a la velocidad de rotación estelar, entonces las Be shell son uno de los grupos de estrellas B con mayor velocidad de rotación; si las envolventes gaseosas de las Be se distribuyen alrededor del plano ecuatorial entonces el eje de rotación de las Be shell es perpendicular a la línea de visión de la tierra, donde el núcleo en absorción se origina de la porción del cascarón que se proyecta sobre la superficie estelar.

Las características de los cascarones son función del tipo espectral de la estrella subyacente, las Be calientes tienen cascarones con altas temperaturas ( $\sim 1.3 \times 10^4$  °K) y las Be tardías muestran cascarones más fríos ( $\sim 8 \times 10^3$  °K). En la figura III.2 se comparan tres perfiles típicos de la línea H $\alpha$  de estrellas Be shell y tres perfiles de estrellas Be.

En el UV cercano las Be shell muestran absorciones tipo cascarón en líneas de metales ionizados, (Fe III, por ejemplo) y raramente se observan líneas en emisión. Un resultado importante de la espectroscopía en el UV es el descubrimiento de un indicador de pérdida de masa para las Be: Bohlin (1970) encontró un perfil tipo P Cygni en el doblete de C IV a 1550 Å en la estrella  $\gamma$ Cas (B0.5pe), con la componente en absorción desplazada en 450 km s<sup>-1</sup> hacia el azul. Heap (1975) encontró líneas en absorción desplazadas en hasta 120 km s<sup>-1</sup> en la región UV de  $\zeta$  Tau, debido a que las líneas espectrales en el visible de la estrella no muestran estos corrimientos, los desplazamientos de las líneas fueron interpretados como indicadores de la existencia de una aceleración radial de material fotosférico que da lugar a la pérdida de masa.

Marlborough y Snow (1976) sugirieron que los perfiles asimétricos y los corrimientos hacia el UV del doblete de SiIV a 1400 Å en 5 estrellas Be son indicadores de pérdida de masa (figura III.3) y calculó que para estas estrellas la pérdida de masa es de  $10^{-10}$  y  $10^{-9}$  M $_{\odot}$  ano<sup>-1</sup>.

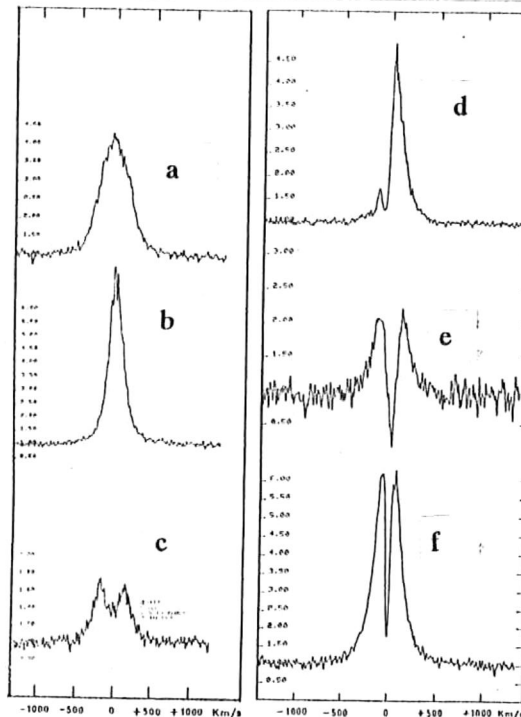


Figura III.2. Perfiles de líneas en emisión para Be normales (izquierda) y Be shell (derecha). La característica básica de los perfiles shell es la inversión angosta en sus líneas. a)  $\pi$  Aqr,  $V$  sen  $i = 300 \text{ km s}^{-1}$ ; b) HD 203374,  $V$  sen  $i = 315 \text{ km s}^{-1}$ ; c) 59 Cyg,  $V$  sen  $i = 450 \text{ km s}^{-1}$ ; d) HD 218393,  $V$  sen  $i = 280 \text{ km s}^{-1}$ ; e) HD 23862,  $V$  sen  $i = 330 \text{ km s}^{-1}$  y 4 Per,  $V$  sen  $i = 369 \text{ km s}^{-1}$ .

(Tomada de Underhill y Doazan, 1982).

Johnson (1967) estudió los colores de estrellas tempranas, desde el UV hasta el IR y encontró que todas las estrellas con líneas emisión, incluido un número de estrellas Be, muestran un exceso de radiación a  $3.4 \mu\text{m}$ , explicó que esta radiación infrarroja proviene del cascarón circunestelar. Posteriormente, Allen (1973) verificó este exceso en un número mayor de estrellas Be y concluyó que el exceso en el continuo espectral infrarrojo de muchas Be shell puede ser interpretado como radiación térmica proveniente de una nube de gas ionizado, la que también produce emisión en las líneas de Balmer; en estos cascarones la distribución espectral de la radiación es consistente con la emisión libre-libre de un cascarón circunestelar caliente, a  $T \sim 10^4 \text{ }^\circ\text{K}$ .

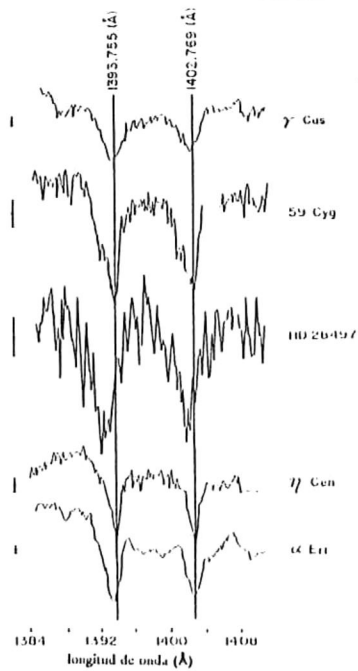


Figura III.3. Perfiles de línea del doblete de Si IV a  $1440 \text{ \AA}$  en 5 estrellas Be. Las líneas verticales indican la posición de referencia; se observa una fuerte asimetría en las líneas, es producida por material expulsado radialmente de la estrella, dando lugar a pérdida de masa. (Tomada de Marlborough y Snow, 1976).

### III.6 Variabilidad espectral en las Be.

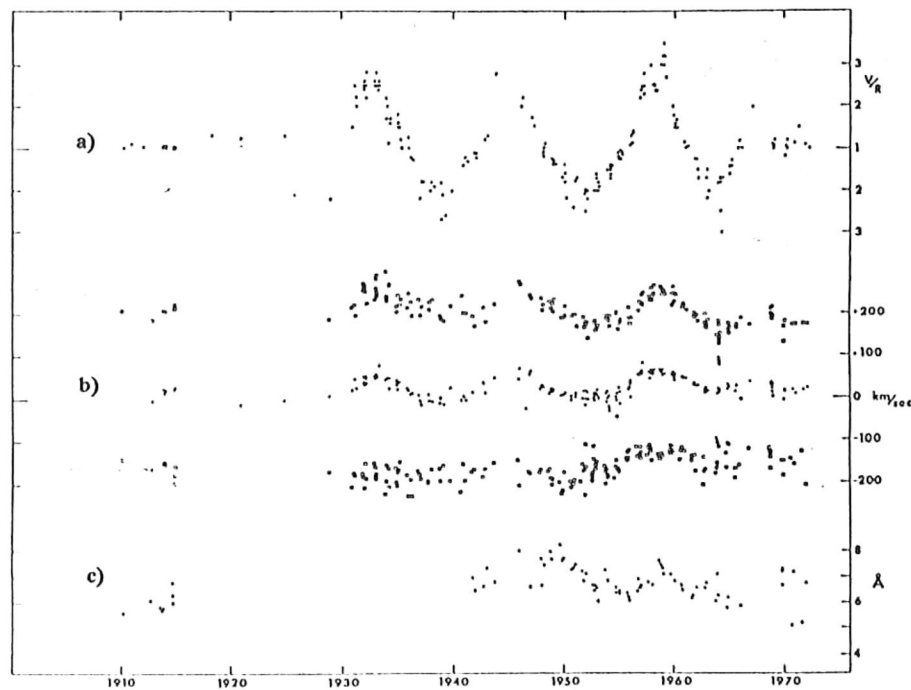
De manera casi general, en las Be se presenta variabilidad en los espectros de línea y continuo. Estas variaciones se detectaron en el visible, pero cuando las mediciones se extendieron hacia el IR y el UV se encontró que se trata de una característica general.

La variabilidad espectral en las Be se presenta principalmente mediante la transformación de un espectro normal a uno peculiar. Las Be pueden perder toda su emisión y volverse estrellas B normales o viceversa; estas transiciones sugieren la posibilidad de que los tipos espectrales Be y B sólo sean fases normales de la variación de una estrella B y no se trate de un efecto evolutivo. las observaciones en el UV muestran que el espectro visible es insuficiente para definir un periodo estable de uno activo, mientras en la región UV pueden ocurrir fuertes variaciones, la estrella puede mostrar un espectro estable en el visible.

Las principales formas de variabilidad espectral en las Be son:

**i) Variaciones en fase.**

La variación en fase (fases B, Be o Be shell) es un fenómeno interesante de la variabilidad en las Be; la duración de cada fase (meses, años o décadas) depende de cada estrella y los cambios pueden ocurrir en cualquier dirección.



**Figura III.4.** Variaciones cuasi-periodicas en el perfil de la línea  $H\beta$  de la estrella  $\beta^1$  Mon. En a) se muestran las variaciones en el cociente  $V/R$  de la línea; en b) la velocidad radial determinada de las alas violeta y roja de la línea, así como en la absorción central; en c) se grafican las variaciones del ancho de la línea en emisión.

(Tomada de Cowley y Gugula, 1973).

**ii) Variación en el perfil de las líneas espectrales.**

En el perfil típico de las líneas en emisión de una estrella Be aparece un núcleo de absorción central que divide la línea en dos componentes, una componente violeta (V) y una roja (R). En varias estrellas Be el cociente de intensidades ( $V/R$ ) varía, así como las velocidades radiales inferidas de ellas.

En la figura III.4 se ilustra la variación cuasi-periodica del cociente V/R en 3.5 ciclos de la estrella Be  $\beta^1$  Mon (HD 45725, B3Ve,  $V \text{ sen } i = 346 \text{ km s}^{-1}$ ) de Cowley y Gugula (1973). Estas variaciones han sido explicadas mediante dos modelos: en uno se considera que la estrella es binaria y el otro es un modelo que combina la rotación con la pulsación, donde un anillo circunestelar de gas se contrae y expande periódicamente.

### III.7 Estado Evolutivo.

Un aspecto importante en el estudio de las estrellas Be es la determinación de su estado evolutivo y las estrellas en cúmulos galácticos constituye el mejor material para hacerlo.

Mermilliod (1982) obtuvo la magnitud absoluta y los colores desenojeados de 94 estrellas Be pertenecientes a 34 cúmulos galácticos, analizando la distribución de las estrellas en un magnitud-color encontró lo siguiente (figura III.5):

i) La distribución de estrellas Be como función de los tipos espectrales (o colores intrínsecos) muestra los máximos de frecuencia en los tipos espectrales B1-B2 y B7-B8 determinado por Briot y Zorec para las estrellas de campo.

ii) La distribución de las estrellas Be como función de la edad del cúmulo al que pertenecen no es uniforme, la frecuencia máxima ( $\sim 34\%$ ) ocurre en cúmulos con punto de salida de la ZAMS en los tipos espectrales B1 y B2 y decrece con la edad hasta que se vuelven raras en cúmulos con puntos de salida a B8.5 o más tardíos, con una edad equivalente de  $1.5 \times 10^8$  años.

iii) En los cúmulos galácticos las Be se distribuyen por toda la secuencia principal, desde la ZAMS hasta la TAMS (fase terminal de la secuencia principal) y en estados evolutivos muy diferentes, desde enanas no evolucionadas a gigantes evolucionadas.

iv) En las estrellas Be de cúmulos existe una correlación entre los grupos espectrales definidos por Jaschek *et al.* (1980) y las clases evolutivas definidas por Mermilliod, esto es, entre la clasificación espectroscópica y el estado evolutivo de las estrellas Be (ver figura III.5):

clase b.1: Las estrellas de esta clase evolutiva muestran las características espectrales descritas por Jaschek *et al.* para el grupo III; en los cúmulos también se extienden de B5 a A0, con un máximo

de frecuencia en B8. La existencia de líneas shell en hidrógeno y metales es un criterio fundamental para definir este grupo; se trata de estrellas no evolucionadas a ligeramente evolucionadas.

clase b.2: Corresponden a estrellas del grupo IV de Jaschek *et al.*, son estrellas cercanas a la TAMS (evolucionadas), de tipos espectrales entre B3 y A0, con un máximo en B8.

Mermilliod encontró que en este diagrama es posible encontrar una diferencia fundamental entre los grupos III y IV de Jaschek *et al.*: contienen estrellas a la misma temperatura, pero con características espectrales distintas, esto se debe a que en el diagrama HR muestran estados evolutivos diferentes.

clase c.1: Esta correlacionada con el grupo II de Jaschek *et al.*, son estrellas con tipos espectrales entre B3 y B8, con un máximo de frecuencia en B3, se trata de estrellas enanas (no evolucionadas) caracterizadas por mostrar núcleos finos en absorción en las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$ .

clases c.2 y c.3: Estas dos clases evolutivas están correlacionadas con el grupo I, se trata de estrellas tempranas B3 a B6, con un máximo en B2. Se caracterizan por mostrar la emisión hasta en las líneas altas de la serie de Balmer y en líneas de Fe II. Se trata de estrellas gigantes evolucionadas (clase c.3) y semi-evolucionadas (clase c.2).

v) Encontró que las estrellas Be evolucionadas pueden ser explicadas por estrellas que desde la ZAMS tenían una alta velocidad de rotación y que la velocidad mínima necesaria para que se desarrolle el fenómeno Be es  $V \sin i = 380 \text{ km s}^{-1}$ .

En la figura III.5 se muestra la distribución de estrellas Be en cúmulos.

### III.8 Binareidad.

Una fracción de estrellas Be son binarias espectroscópicas y su comportamiento espectral está asociado a su naturaleza binaria.

A partir de un estudio comparativo entre estrellas Be y tipo Algol (las binarias algol están formadas por una estrella primaria, de tipo espectral B0 a A0 rodeada de un anillo extenso de gas y una secundaria fría, de tipos espectrales entre G y K y clase de luminosidad III o IV), Plavec y Polidan (1976) encontraron que en las Be se presentan dos tipos de objetos: estrellas Be normales y Be binarias con intercambio de masa. Entre las Be binarias y las Algol hay similitudes: son sistemas binarios en

con intercambio de masa. Entre las Be binarias y las Algol hay similitudes: son sistemas binarios en semicontacto, en el 60% de las Algol la línea  $H\alpha$  presenta emisión durante las fases de magnitud mínima y máxima, mientras que en el 40% restante la emisión es permanente.

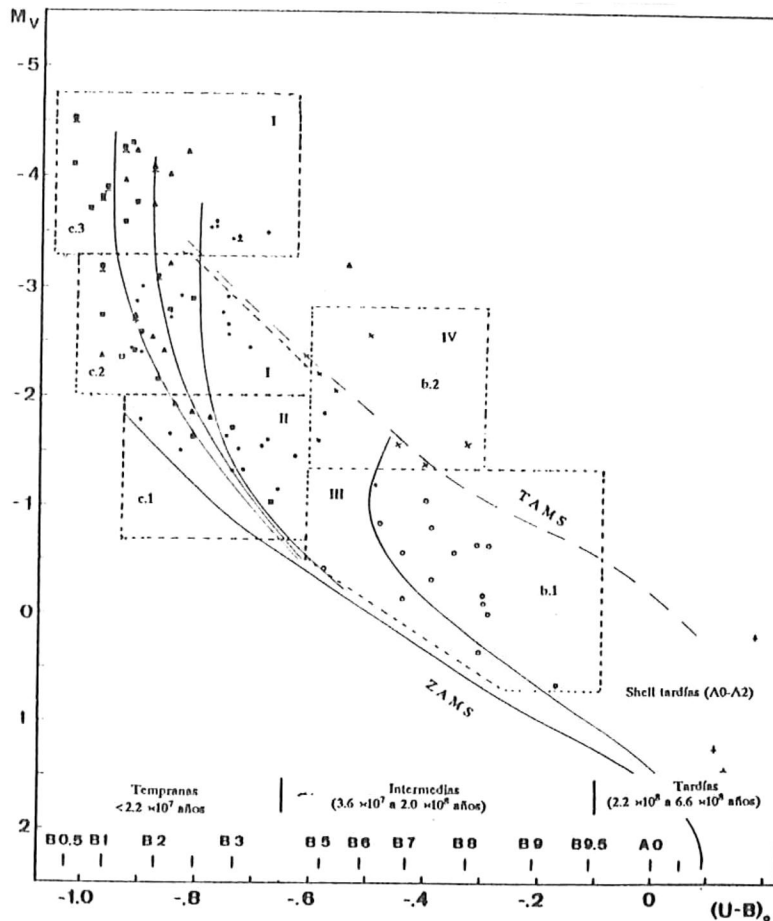


Figura III.5. Distribución de estrellas Be de cúmulos en un diagrama magnitud-color. Las estrellas están separadas por su edad en tempranas, intermedias y tardías; las líneas punteadas delimitan la distribución de cada clase evolutiva. Se ilustra la ZAMS, la TAMS y tres trayectorias isocronas obtenidas de cúmulos jóvenes. Las líneas de puntos separan las distintas clases evolutivas.

(Adaptada de Mermilliod, 1982).

De acuerdo con Plavec y Polidan, la detección de las compañeras (normalmente de espectro tardío) de las Be binarias se hace a partir del estudio de anomalías fotométricas y espectrales (eclipses, distribución compuesta de flujos, variaciones en velocidad radial, líneas espectrales incompatibles) y

su detección es más probable en el infrarrojo lejano ( $\lambda > 2\mu\text{m}$ ); espectroscópicamente, la compañera se detecta mediante la presencia de líneas incompatibles con los espectros de la fotosfera y del gas envolvente. En particular, un triplete de Ca II en el infrarrojo, a  $\sim 8542 \text{ \AA}$ , es fuerte en estrellas tardías; aprovechando este detalle, Polidan encontró que en una muestra de 120 estrellas Be el 20% mostraron este triplete en emisión.

### III.9 Modelos de estrellas Be.

En general, los modelos propuestos para las estrellas Be concuerdan en que se trata de una estrella de tipo espectral B rodeada de una envolvente extendida de gas que produce las líneas en emisión. Donde existe discrepancia es en el origen, mecanismo de soporte, extensión y forma de la envolvente.

En la mayoría de los modelos, la envolvente se concentra en el ecuador, tiene un radio externo de 2 a 20 radios estelares ( $\sim 10^{10}$  a  $\sim 10^{11}$  m) y un grosor menor a un diámetro estelar. El material puede formar un disco completo o un anillo. En modelos de sistemas binarios, el material que produce la emisión viaja entre las dos estrellas.

Entre los modelos propuestos están:

#### i) Modelo rotacional.

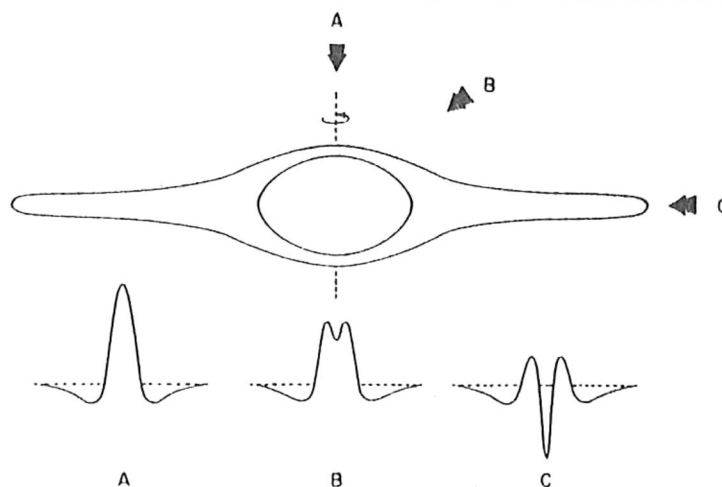
Este modelo se basa en la correlación observada entre la velocidad rotacional proyectada, el ancho y la forma de las líneas en emisión (figura III.6), en el se supone que las Be son estrellas rotacionalmente inestables, que eyectan por el ecuador el material que forma la envolvente.

El modelo explica las formas variadas de los perfiles de las líneas espectrales mediante un efecto geométrico. El modelo rotacional supone que una rotación axial rápida es común en las Be, la que adquieren desde su etapa en la ZAMS o durante sus fases evolutivas inmediatas.

Los diagramas que muestran la distribución de velocidades rotacionales proyectadas contra el tipo espectral de las Be y que consideran la velocidad rotacional crítica teórica favorecen al modelo.

Baade (1981) ofreció un nuevo desarrollo del modelo rotacional: interpretó las Be como estrellas  $\beta$  Cep sujetas a una alta velocidad de rotación. Con esta hipótesis logró explicar la periodicidad de

1<sup>d</sup>.37 en las variaciones de velocidad radial y del cociente  $V/R$  de la estrella Be 28 CMa. Encontró que en esta estrella se presenta un movimiento de pulsación no radial, en la modalidad de una onda viajera que se traslada por la superficie estelar en sentido opuesto al de la rotación. Este movimiento de pulsación también explica las variaciones de largo periodo en la velocidad radial y en el cociente  $V/R$ .



**Figura III.6** Representación esquemática del modelo rotacional de Struve. La estrella B de alta velocidad de rotación con una envoltura gaseosa produce los perfiles de las líneas de Balmer que se muestran en la parte inferior cuando la estrella es vista por las direcciones A, B y C. (Tomada de Slettebak, 1979).

## ii) Modelo de anillos.

Una desventaja del modelo rotacional original fué la de no ofrecer una explicación para las variaciones de largo periodo medidas en la velocidad radial y en las variaciones  $E/C$  y  $V/R$  frecuentemente observadas en las Be. Mac Laughlin (1961a) propuso el modelo de un anillo de gas elíptico; en la figura III.7 se muestra esquemáticamente como el modelo explica estas variaciones: las partículas de gas del anillo giran alrededor de la estrella, se aceleran en el periastron de acuerdo a la segunda ley de Kepler y como resultado el material se concentra en el apastron; cuando la estrella tiene la apariencia de la parte (a) de la figura, un observador ve más átomos emisores en el lado del anillo que se acerca hacia él que en el que se aleja, de esta manera la componente violeta de la

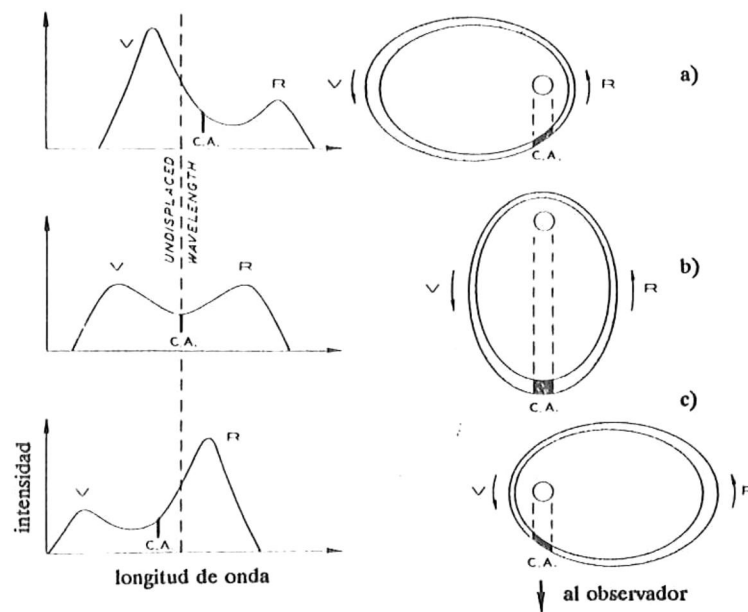


Figura III.7. Representación esquemática del modelo de un anillo elíptico para explicar las variaciones de largo periodo observado en las Be. (Tomada de Huang, 1975).

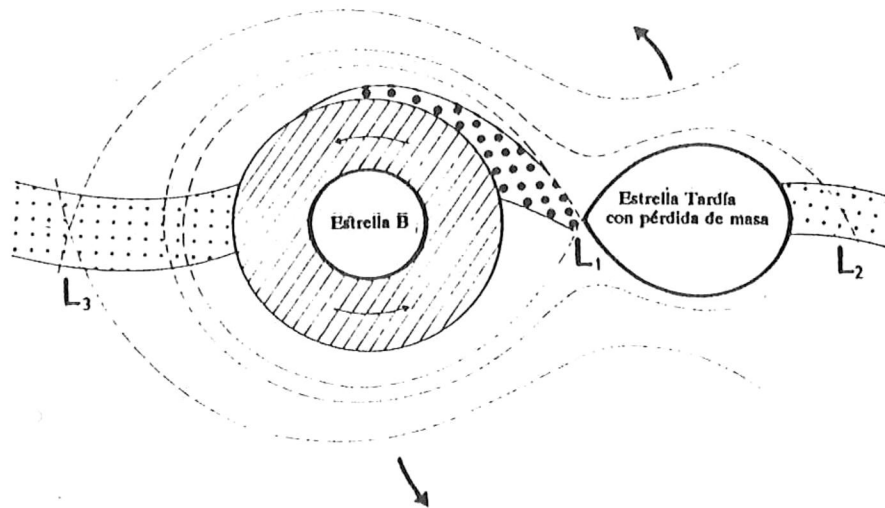
proviene de la parte del anillo que se superpone a la estrella y aparece desplazado hacia longitudes de onda mayores. Esto explica el perfil que se muestra a la izquierda de figura. Si la orientación del anillo no cambia siempre se observará una componente violeta fuerte y una roja débil, pero por efectos gravitacionales de la estrella sobre el anillo, el eje mayor de la elipse gira lentamente. Cuando el giro alcanza los  $90^\circ$  el observador mide la radiación del anillo a lo largo de la línea del eje mayor, del periastrón al apastrón (parte b de la figura); en esta fase las componentes de la línea en emisión tienen la misma intensidad y la absorción central no muestra corrimientos. Una vez que el anillo gira otros  $90^\circ$ , la apariencia es la que se muestra en la parte c) de la figura, la componente roja de la emisión es ahora más intensa que la violeta y la emisión central aparece corrida hacia longitudes de onda cortas.

### iii) Modelos de Flujo radial de materia.

Doazan *et al.* (1980) introdujeron el concepto de flujo radial de materia en la explicación de las líneas en emisión de las Be. Argumentaron que en estrellas luminosas, como las supergigantes y las tipo P Cygni la aceleración debida a la presión de radiación debe ser mayor que la fuerza de

atracción gravitacional y este desbalance hace que se forme una envoltura de hidrógeno alrededor de la estrella; para el caso de estrellas menos luminosas, pero con una alta velocidad de rotación, como las Be, la disipación radiativa se facilita aún más por la rotación.

Bajo este modelo, el fenómeno Be es sólo una manifestación del complejo cromósfera-corona que debe existir en cada estrella; el flujo de materia tiene su origen en mecanismos de almacenamiento no térmico de energía en regiones subatmosféricas. Con la aplicación de estos conceptos al modelo de una envoltura en expansión radial, lograron explicar las líneas altamente ionizadas de el espectro UV y la generación de rayos X en regiones de alta temperatura, cercanas a la estrella. Las líneas en emisión tienen su origen en las capas externas, más frías, de la envoltura.



**Figura III.8.** Distribución de materia circunestelar en un sistema Be binario; las líneas punteadas representan equipotenciales de Roche; la región con puntos grandes representa a material que fluye por el punto Lagrangiano L1 de la estrella tardía hacia la estrella B. Las regiones con puntos pequeños representan material que puede escaparse del sistema por los puntos Lagrangianos L2 y L3.

#### iv) Modelo de Binareidad.

Kriz y Harmanec (1976) propusieron un modelo de binareidad para explicar el fenómeno Be a través de la teoría de intercambio de masa en estrellas binarias. En este modelo, la envoltura se forma de materia transferida por una componente más evolucionada a una estrella de tipo espectral

B; el modo de transferencia es tal que se forma una envoltente dentro del lóbulo de Roche de la estrella primaria (figura III.8); para proporcionar suficiente espacio a las envoltentes el periodo orbital debe ser grande. De esta manera se obtiene una secuencia geométrica simple: las estrellas binarias interactivas, con un periodo de hasta unos días aparecen como binarias de tipo Algol. Debido al espacio limitado alrededor de la estrella B que gana masa, estos sistemas exhiben principalmente las líneas en absorción de las corrientes de gas, pero sólo una moderada o nula emisión en  $H\alpha$  y cuando los periodos son mayores se observa una estrella Be típica.

Kriz y Harmanec (1975) mostraron que la envoltente alrededor de la primaria puede adquirir la forma de un anillo elíptico que rota lentamente debido a una fuerza perturbadora producida por la estrella secundaria.

Por otra parte, las objeciones al modelo de binaridad como el mecanismo que genera la emisión en *todas* las Be son:

- i) Resultados negativos en la búsqueda de duplicidad en casos particulares de estrellas Be.
- ii) Si todas las Be fuesen miembros de sistemas semiligados, debería de observarse mas binarias eclipsantes.
- iii) Mermilliod (1982) argumentó que si todas las Be son parte de sistemas binarios, la distribución de estas estrellas en el diagrama HR debería ser relativamente uniforme, esto es contrario a las observaciones.

## Capítulo IV.

### ESTUDIO DE VARIABILIDAD FOTOMETRICA EN UNA MUESTRA DE ESTRELLAS B Y Be.

#### IV.1 Variabilidad fotométrica a largo plazo en estrellas Be.

La variabilidad espectroscópica y fotométrica a largo plazo de las estrellas Be es bien conocida, pero el origen y la relación entre ambos fenómenos aún no está claramente establecido.

En el capítulo anterior se presentaron las principales características de las variaciones espectroscópicas de las Be; con respecto a la variabilidad fotométrica, Feinstein (1968) publicó los resultados de un estudio sistemático de 34 años de duración de la variabilidad fotométrica de una muestra de 72 estrellas Be. Encontró altos porcentajes de estrellas con variaciones de hasta  $0.^m15$  en V (77%), B-V (45%) y en U-B (68%). En algunas estrellas midió variaciones cuasiperiódicas; en otras, un incremento o disminución gradual de magnitud, pero las más comunes fueron las estrellas con cambios irregulares.

La mayoría de los trabajos acerca de la variabilidad fotométrica de las Be han empleado sistemas de filtros de banda ancha (UBVRI) o de banda intermedia (ubvy-H $\beta$ ), con los que se pueden inferir parámetros físicos globales de las estrellas. Pero información sobre el continuo espectral permanece encubierta, por ejemplo, en los dos sistemas anteriores los filtros del UV se distribuyen por ambos lados del salto de Balmer y no miden el gradiente UV; en el primero, el filtro I cubre el salto de Paschen, suavizando otra característica importante de estas estrellas; en el segundo, los filtros que miden la intensidad de la línea espectral H $\beta$  están afectados por emisión en las Be.

El sistema fotométrico de 13 Colores de Johnson y Mitchell (1975) consiste de filtros de banda angosta e intermedia seleccionados para evitar la contaminación de las principales líneas espectrales del hidrógeno y permiten una mejor medición de los continuos de Balmer y Paschen. Una excepción son los filtros a 370 y 860 nm, con los que se mide las líneas convergentes del hidrógeno en las series Balmer y Paschen, respectivamente, y proporcionan un índice sensible a luminosidad estelar. Aprovechando que el sistema de 13 Colores permite un estudio detallado del continuo espectral de

estrellas B, desde el UV cercano hasta el IR cercano, Alvarez y Schuster (1981) y Schuster y Alvarez (1982, 1983) reportaron los resultados de un estudio fotométrico de largo plazo en una muestra de 86 estrellas Be variables espectroscópicas. Determinaron que 36% de las estrellas muestran variabilidad fotométrica, 42% son posiblemente variables y sólo 22% permanecieron con su magnitud constante; determinaron que las variaciones son más intensas en los filtros que cubren la región UV del espectro a longitudes de onda menores que la del salto de Balmer y en el IR, entre 700nm y 1 $\mu$ m, en ésta última región también detectaron excesos fotométricos intrínsecos, los que atribuyeron al mismo proceso que genera la variación fotométrica. En una de sus publicaciones reportaron un subgrupo de 16 estrellas caracterizadas por una alta variabilidad, en las que los cambios de magnitud en el UV y visible están correlacionados, mientras que los del IR están anticorrelacionados.

Se ha investigado la relación entre las variaciones espectrales y fotométricas de largo plazo. Nordh y Olofsson analizaron una estrella de este tipo,  $\pi$ Aqr (HD 212571): su brillo aumentó continuamente en las tres bandas del sistema UBV en hasta 0.<sup>m</sup>20 de 1957 a 1975; durante el mismo intervalo, el índice de color (B-V) se volvió más positivo, mientras que la variación (U-B) fue menos sistemática (figura IV.1). Al comparar estos cambios con las variaciones del ancho equivalente de la línea H $\beta$  (figura IV.1f), encontraron una correlación entre la intensidad de emisión y la variación fotométrica. Concluyeron que estas variaciones podrían ser explicadas por el crecimiento y decaimiento periódico de una atmósfera extendida, el movimiento de rotación de un disco elongado (principalmente en el caso de las Be shell) o variaciones fotosféricas provocadas por el transporte de momento angular generado en el interior estelar.

#### IV.2 Variabilidad fotométrica a corto plazo en estrellas Be.

Percy *et al.* (1981) publicaron observaciones de estrellas Be con variaciones fotométricas a corto plazo, con tiempos característicos de 1 día o menos y con variaciones entre 0.<sup>m</sup>02 y 0.<sup>m</sup>10; el tiempo característico de éstas variaciones es mayor que el periodo de pulsación radial de estrellas B del mismo tipo espectral e indicaron que la alta velocidad de rotación de las Be puede explicar la duración de las variaciones, ya que son estrellas achatadas por los polos y en ellas los modos no radiales de

pulsación son más probables.

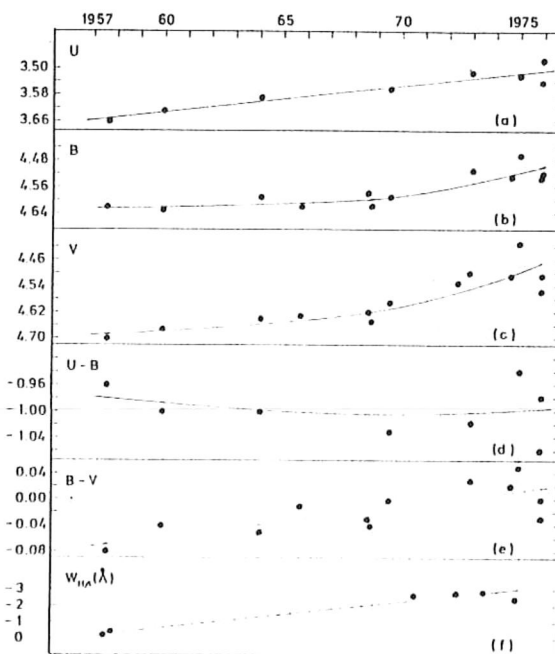


Figura IV.1. Variaciones a largo plazo de la estrella Be  $\pi$ Aqr. Las figuras (a) a (c) muestran las variaciones de magnitud en los filtros e índices del sistema UBV, en la figura (f) se muestran las variaciones del ancho equivalente de la línea  $H\beta$ .

(Tomada de Nordh y Oloffson, 1977)

Desde el punto de vista observacional, la variabilidad en las Be es muy común. Briot y Zorec (1981) determinaron que en el diagrama HR, el máximo de su distribución es muy cercano a la región de inestabilidad de las  $\beta$  Cep y sugirieron que el mecanismo de inestabilidad pulsante de estas últimas puede ser el mismo que provoca las variaciones en las Be.

Se ha señalado la importancia del estudio de la relación entre el mecanismo de inestabilidad de las  $\beta$  Cep y el mecanismo que produce la emisión en las Be. Poco se ha hecho al respecto, incluso Lesh y Aizenman (1973) sugirieron que las Be y las  $\beta$  Cep son dos fenómenos mutuamente excluyentes.

Por otra parte, se ha mostrado teóricamente la posibilidad de que una inestabilidad pulsacional provoque la variabilidad de corto periodo observada en algunas estrellas Be: Sonneborn (1981) analizó modelos de las capas externas de estrellas B con alta velocidad de rotación en búsqueda de

inestabilidad local a oscilaciones no adiabáticas radiales y no radiales. Encontró modos no radiales inestables donde las pulsaciones provocadas son más fuertes en el ecuador, se vuelven más débiles hacia los tipos espectrales tardíos y son función creciente de la velocidad angular. Sugirió que el gas circunestelar donde se originan las líneas en emisión puede resultar de la eyección rotacionalmente forzada de material, mediante un mecanismo adicional aún desconocido.

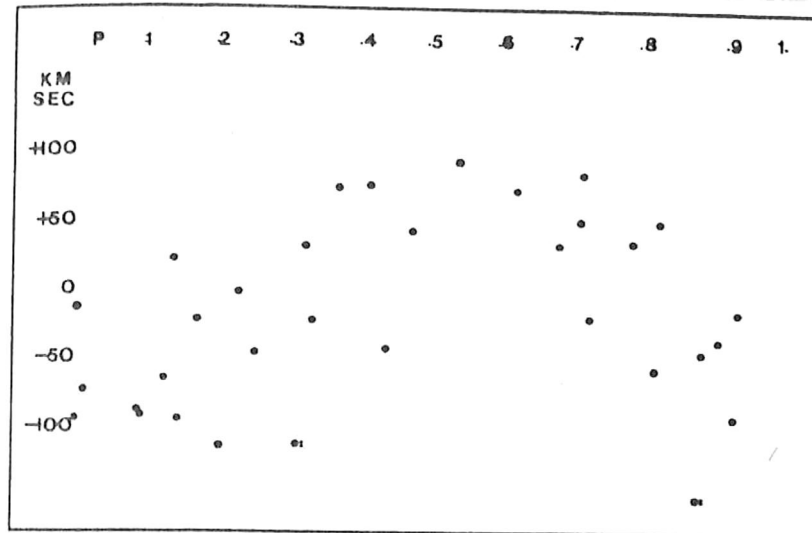


Figura IV.2. Variaciones periódicas en la línea espectral H $\delta$  de la estrella Be  $\pi$ Aqr. El periodo de las variaciones según la figura es de sólo 2<sup>h</sup>.  
(Tomada de Ringuélet y Machado, 1974).

### IV.3 Indicadores de la existencia de variación pulsacional estrellas Be: $\pi$ Aqr, 28 CMa y $\zeta$ Oph.

#### IV.3.1 $\pi$ Aqr (HD 212571, B1Ve, $V \text{ sen } i = 278 \text{ km s}^{-1}$ ).

Ringuélet y Machado (1974) estudiaron el comportamiento espectral de  $\pi$ Aqr, una Be con un cociente  $V/R$  de líneas variable cíclicamente, donde la velocidad radial de la línea H $\delta$  varía con una amplitud de  $150 \text{ km s}^{-1}$  con un periodo de sólo 0.<sup>0</sup>087 (figura IV.2). En la explicación del origen de las variaciones descartaron las pulsación estelar, debido a la ausencia de cambios de magnitud; también excluyeron efectos de rotación o binaridad, por la corta duración de los cambios espectrales.

### IV.3.2 28 CMa (HD 56139, B2-3 IV-Ve, $V \text{ sen } i = 100 \text{ km s}^{-1}$ ).

Baade (1982) reportó que 28 CMa muestra variaciones espectrales que no se habían observado anteriormente en estrellas Be: sus líneas fotosféricas en absorción muestran variaciones en su perfil, mientras que las líneas en emisión muestran variaciones en el cociente  $V/R$  y en velocidad radial; los cambios ocurren a un periodo estable de  $1^d.365 \pm 0^d.007$ . La figura IV.3 muestra los cambios en la posición y en el perfil de las líneas fotosféricas de He I ( $4009\text{\AA}$  y  $4026\text{\AA}$ ) a distintas fases de la variación. Se observa que la asimetría del perfil cambia en unas cuantas horas, mientras su ancho equivalente permanece casi constante, esto indica que las variaciones se deben a la variación del perfil y no a desplazamientos de la línea como un todo. Las curvas son senoidales (figura IV.4a), y su amplitud varía entre líneas de un elemento y otro.

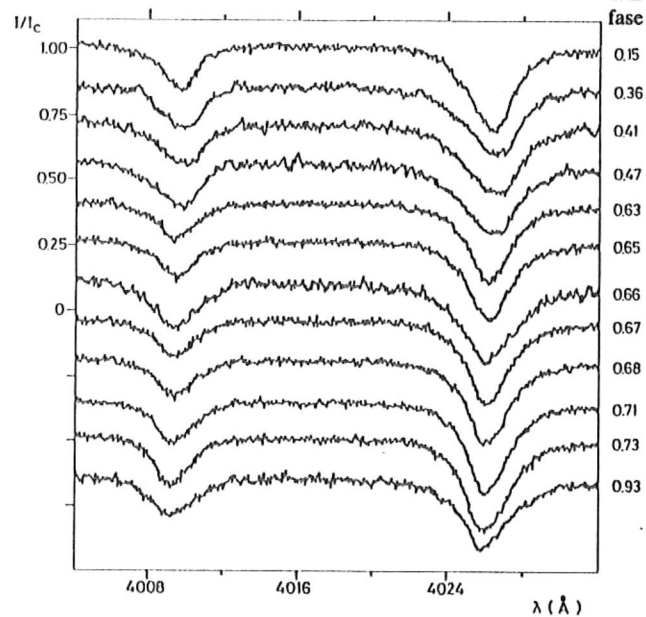


Figura IV.3. Variaciones periódicas a  $1d.365$  en el perfil de las líneas fotosféricas de He I en la estrella Be 28 CMa. Se cree que estas deformaciones periódicas se deben a pulsación no radial.  
(Tomada de Baade, 1982).

En 28 CMa varias líneas de Balmer y de Fe II muestran emisión con doble pico, afectadas por variaciones en el cociente  $V/R$ ; la amplitud de su velocidad radial es menor que la derivada de las líneas fotosféricas pero están sujetas al mismo periodo de variación. En la figura IV.4b se muestra

la curva de velocidad radial determinada de las absorciones centrales de las líneas de Balmer, desde  $H\alpha$  a  $H10$ .

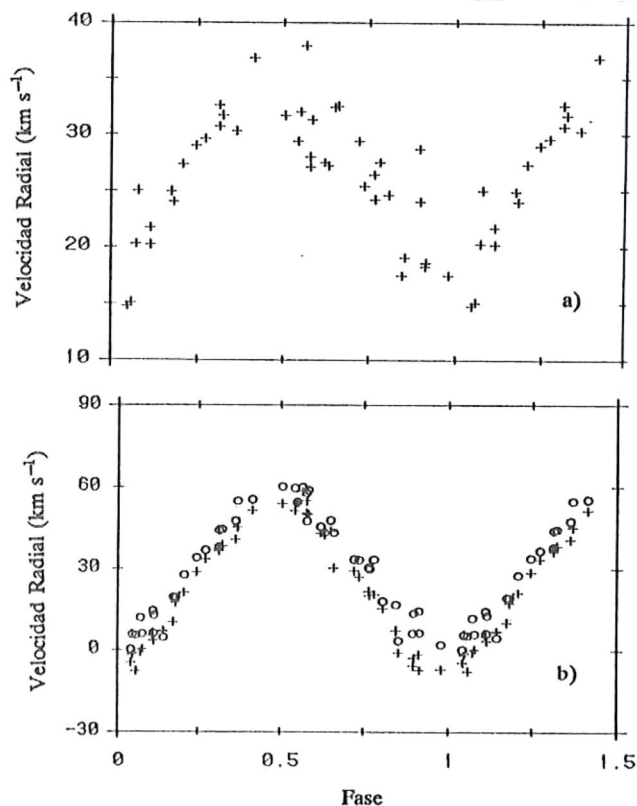


Figura IV.4. Variaciones periódicas en la velocidad radial de líneas espectrales en 28 CMA. a) variaciones medidas en las líneas en emisión de  $H\delta$  a  $H10$ , b) variaciones en las líneas de fotosféricas He I.

(Tomada de Baade, 1982).

Al tratar de explicar el origen de las variaciones de 28 CMA, Baade encontró objeciones a los modelos propuestos para explicar el fenómeno Be:

i) Descartó el modelo de un anillo elíptico, porque atribuye las variaciones periódicas de V/R al movimiento de rotación de un anillo circunestelar, pero en el caso de 28 CMA, el periodo de variación es mucho más corto que el periodo de revolución de todos los anillos propuestos.

ii) El suponer que 28 CMA es una estrella binaria con intercambio de masa no permite explicar los perfiles asimétricos de las líneas o la variación en la amplitud de velocidad radial, tampoco se ha detectado una compañera.

radial correspondiente al periodo observado debería producir variaciones en el radio estelar tales que generarían una variación fotométrica de varias décimas de magnitud, lo que no se observa.

iv) La ausencia de variaciones fotométricas también es un defecto del modelo de vientos estelares; dadas las características espectrales de 28 CMa, se esperaría un fuerte flujo de masa, donde las líneas serían afectadas por asimetrías y una emisión intensa. No se detectan variaciones de corto plazo en la emisión total de las líneas de Balmer.

Al comparar a 28 CMa con las  $\beta$  Cep clásicas notó similitudes:

i) En el diagrama HR 28 CMa esta ubicada en un extremo de la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas.

ii) La variación en perfil de líneas espectrales es común en las  $\beta$  Cep.

iii) La diferencia básica entre las  $\beta$  Cep y 28 CMa son los periodos invariablemente cortos y la baja velocidad rotacional de las primeras. Con respecto a la baja velocidad de rotación, es posible que se trate de un efecto de selección, ya que existen estrellas  $\beta$  Cep con alta velocidad de rotación.

iv) El periodo más largo de 28 CMa se explica si la estrella sufre pulsaciones no radiales, un acoplamiento de este movimiento con una alta velocidad de rotación haría que el periodo apareciese mayor.

#### IV.3.3 $\zeta$ Oph (HD 149757, O9.5 Ve, $V \sin i = 396 \text{ km s}^{-1}$ ).

Esta estrella de la secuencia principal es uno de los mejores objetos para investigar la relación entre las  $\beta$  Cep y las Be; su espectro B normal presenta variaciones periódicas en el perfil de líneas, como en las  $\beta$  Cep y fases temporales donde su espectro corresponde al de una estrella Be con líneas ensanchadas por rotación. Es una estrella brillante ( $M_v = -4.6$ ), su velocidad proyectada de rotación es de  $396 \text{ km s}^{-1}$ , una de las más altas medidas en estrellas B.

Entre Julio de 1973 y abril de 1974 se detectó por primera vez una fase de emisión, presente en las líneas  $H\alpha$  y  $\text{HeI}$  ( $\lambda 6678\text{\AA}$ ); la forma de la emisión fue de dos picos separados del centro de la línea en hasta  $250 \text{ km s}^{-1}$ , con una intensidad de línea de hasta 20% sobre el continuo espectral adyacente.

En otra fase de emisión, entre Marzo y Septiembre de 1980, Ebbets (1981) encontró las líneas de

Balmer y algunas de HeI y HeII en emisión con doble pico (figura IV.5), y las explicó como debidas a la formación de un disco delgado de material, extendido desde muy cerca de la superficie hasta  $\sim 4.8$  radios estelares y que se desplaza en órbitas Keplerianas alrededor de su ecuador.

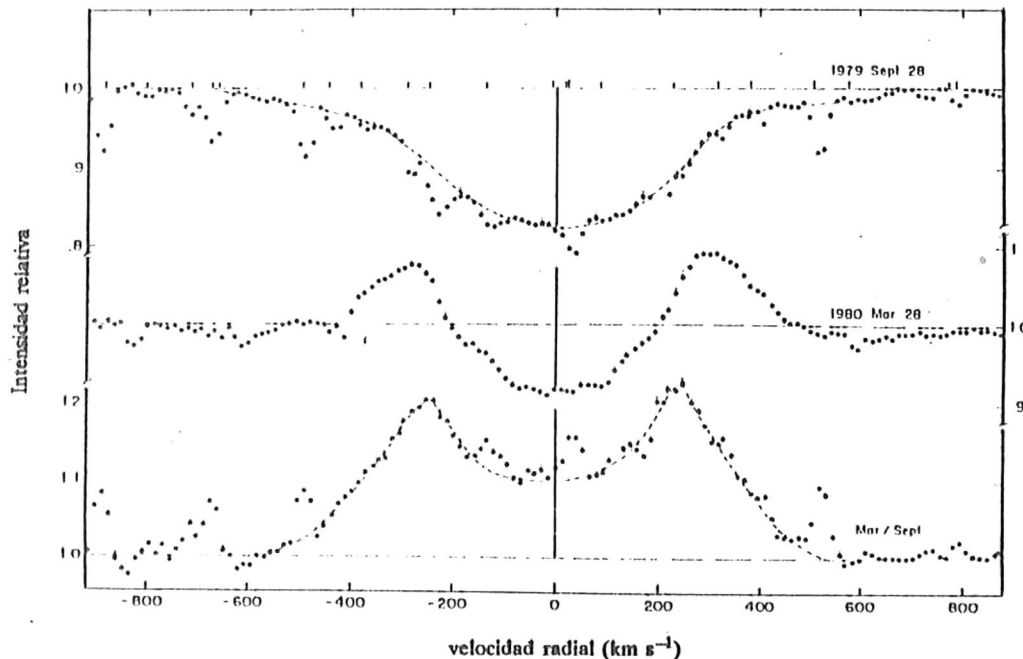


Figura IV.5. Variación en fase (B-Bc-B) de la estrella temprana de alta velocidad de rotación  $\zeta$ Oph. La línea  $H\alpha$ , normalmente en absorción, presentó una fase en emisión durante cinco meses en 1980. Aparte de este fenómeno, la estrella muestra variaciones periódicas en el perfil de sus líneas espectrales fotosféricas, las que han sido explicadas por pulsación no radial. La intensidad relativa igual a uno indica la posición del continuo espectral y la línea vertical es una bisectriz que define la velocidad radial igual a cero.

(tomada de Ebbets, 1981).

Posteriormente, mediante un análisis de espectros de alta resolución de la línea de HeI a  $6678\text{\AA}$ , Vogt y Penrod (1983) midieron perturbaciones periódicas ( $P \sim 5^h$ ) que se propagan a través del perfil de la línea (figura IV.6). Explicaron las variaciones de dos maneras: ocultaciones producidas por segmentos radiales de alta densidad de un disco circunestelar y oscilaciones no radiales, como las observadas en las 53 Per. La ausencia de variaciones fotométricas, esperadas por efectos de un disco con segmentos brillantes favorece la interpretación de pulsaciones no radiales, de alto orden; inclusive,

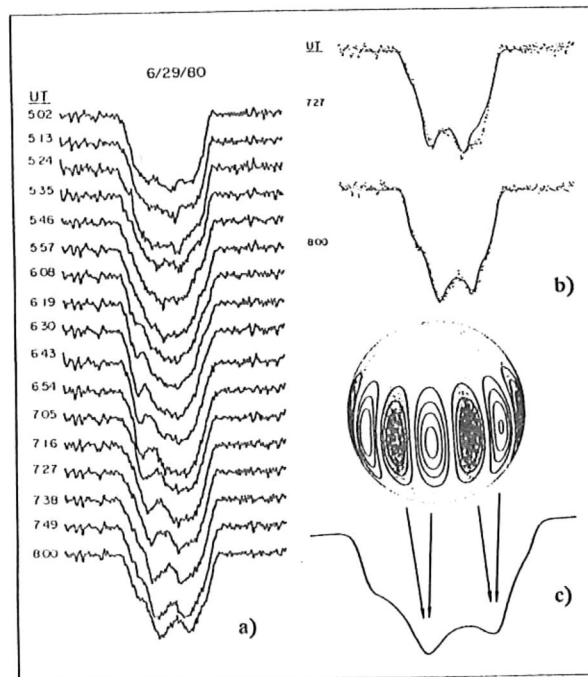


Figura IV.6. Efectos de la pulsación no radial en el modo ( $l=8, m=-8$ ) en las variaciones espectrales periódicas ( $\sim 5^h$ ) de  $\zeta$ Oph. En la parte a) se muestra la propagación de una perturbación periódica a través del perfil de la línea fotosférica de He I a 6678 Å. En b) se muestra como un perfil en particular es ajustado por un modelo teórico de pulsación no radial. En c) se ilustra la sectorización de la superficie estelar por la oscilación no radial y como su combinación produce las perturbaciones observadas en el perfil de las líneas.

(Adaptada de Vogt y Penrod, 1983).

la liberación esporádica de energía de pulsación por cambios repentinos de modo de oscilación de la estrella explica las erupciones y la ocurrencia de emisión.

Las variaciones en el perfil de la línea se muestran en la figura IV.6a, donde una perturbación que aparece en el lado izquierdo de la línea se desplaza uniformemente a través de ella, con una velocidad de  $\sim 540 \text{ km s}^{-1}$ ; esta velocidad es  $\sim 50\%$  mayor que la velocidad de rotación por lo que las perturbaciones deben de generarse en el material que se desplaza por su superficie.

La figura IV.6b muestra como las variaciones en los perfiles de la línea HeI a 6678Å pueden ajustarse por el modo no radial de pulsación ( $l=8, m=-8$ ) y la parte c) de la misma figura ilustra la distribución de los segmentos en pulsación de la estrella y como se pueden producir las protuberancias

por efectos de estas vibraciones: los contornos claros representan material desplazándose hacia afuera de la estrella, mientras que los contornos oscuros lo hacen en la dirección opuesta; la depresión en el perfil de la línea se forma cuando la absorción de un lóbulo corrido hacia el rojo y del lado izquierdo se suma a un lóbulo corrido hacia el azul y del lado derecho, para producir una absorción mayor que en la línea; una protuberancia pronunciada ocurre cuando un lóbulo corrido hacia el azul y del lado izquierdo se suma a un lóbulo corrido hacia el rojo y del lado derecho, para producir una absorción menor que en la línea, que se observa como una emisión.

Los parámetros físicos de  $\zeta$ Oph, obtenidos de su espectroscopía son:  $L/L_{\odot} = 9.1 \times 10^4$ ,  $T_{\text{eff}} = 31,000 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ,  $\text{Log } g = 3.81$ ,  $R/R_{\odot} = 9.7$ ,  $M/M_{\odot} = 22$ , distancia = 200 pc,  $V_{\text{rad}} = +11 \text{ km s}^{-1}$  y  $V \text{ sen } i = 396 \text{ km s}^{-1}$ .

#### IV.4 Selección y estudio fotométrico de una muestra de estrellas B y Be.

##### IV.4.1 Selección de la muestra.

Las siguientes estrellas fueron seleccionadas para integrar una muestra de trabajo, bajo los criterios de selección que en cada sección se establecen.

##### 1) Variable de ultracorto periodo HD 217811 (LN And).

Se trata de una variable de ultracorto periodo. Su periodo reportado ( $\sim 0^{\text{h}}.5$ ) puede cubrirse varias veces en una misma sesión de observación y el cambio de magnitud de  $0^{\text{m}}.025$  (en un filtro  $b$  de Strömgen) es considerable. Su tipo espectral y velocidad de rotación proyectada son similares a los medidos en las  $\beta$  Cep clásicas, pero difiere en clase de luminosidad. Su constante de pulsación reportada ( $Q \sim 0.005$ ) indica que se trata de una pulsante radial, con un modo armónico alto, el quinto o mayor; estos modos no se han observado en las  $\beta$  Cep clásicas. Su posición en el diagrama HR y sus características de pulsación son bien interpretadas por el mecanismo de inestabilidad propuesto por Stellingwerf (1978), el que predice la ocurrencia de variables B pulsantes en el extremo frío de la banda de inestabilidad, en estrellas que aún están en la ZAMS.

**2) Estrellas  $\beta$  Cep clásicas: HD 21803 y HD 199140.**

HD 21803 (KP Per).

Es una  $\beta$  Cep clásica variable en amplitud fotométrica ( $0.^m07$  a  $0.^m11$ ), periodo entre  $0^d.198$  y  $0^d.210$  y un periodo largo. Su periodo de variación espectral es igual al fotométrico y la amplitud de velocidad radial es de  $16$  a  $25 \text{ km s}^{-1}$ . El ancho de las líneas espectrales es variable, son más delgadas cerca del máximo y en la parte ascendente de la curva de velocidad. KP Per pertenece a una subclase de estrellas  $\beta$  Cep caracterizadas por mostrar dos o más periodos de pulsación.

HD 199140 (BW Vul).

BW Vul es la estrella  $\beta$  Cep con las variaciones más extremas en velocidad radial, perfil de líneas y magnitud. En su espectro la estrella muestra una fuerte discontinuidad en la rama descendente de su curva de velocidad radial, con una meseta donde la velocidad es constante durante  $\sim 40$  minutos y justo antes y después de esta meseta las líneas espectrales se desdoblan; en la parte ascendente de la curva de magnitud se presenta una meseta pronunciada de  $\sim 15$  minutos de duración. La magnitud máxima ocurre cerca de la meseta de velocidad radial y los cambios en la magnitud varían de ciclo a ciclo entre  $0^m.2$  y  $0^m.3$ .

**3) Posibles  $\beta$  Cep: HD 27396, HD 33328 y HD 52918.**

HD 27396 (53 Per).

Esta es la estrella prototipo de las 53 Persei, estrellas que se caracterizan por mostrar variaciones en el perfil de sus líneas espectrales. Es de interés establecer la existencia de variaciones fotométricas a periodos menores que el reportado para las variaciones espectrales, para compararla con las  $\beta$  Cep clásicas.

HD 33328 ( $\lambda$ Eri).

En esta estrella se han reportado cambios en magnitud ( $\sim 0^m.09$ ) y en velocidad radial ( $-34$  a  $+36 \text{ km seg}^{-1}$ ). Balona (1977) confirmó la variabilidad fotométrica de esta estrella. Aunque no cubre un periodo completo, estimó que su periodo es  $\sim 5^h.75$ . Verificar la existencia de variaciones fotométricas en esta estrella es interesante, ya que es una rotadora rápida y en catálogos tiene asignado un espectro en emisión (B2 IVe). Si se confirma que su espectro muestra líneas en emisión y que presenta

variaciones de corto periodo, la estrella podría ser una Be pulsante tipo  $\beta$  Cep o una estrella pulsante que sufre cambios espectrales del tipo Be- $\beta$  Cep-Be.

HD 52918 (19 Mon).

Tiene reportados cambios en magnitud de  $\sim 0^m.06$  y de velocidad radial, entre  $+8$  y  $+34$  km  $\text{seg}^{-1}$  Balona (1977) sugirió que la estrella es una  $\beta$  Cep con un periodo de pulsación de  $4^h.20$  y una amplitud fotométrica de  $0^m.04$ .

HD	Nombre	Sp (MK)	$\Delta m$ (mag)	V (mag)	tipo de estrella
10516	$\phi$ Per	B1 IVe	0.03	4.07	Be
21803	KP Per	B2 IV		6.41	$\beta$ Cep
24534	X Per	B0 e	0.07	6.10	Be
27396	53 Per	B3 IV		4.85	B
33328	$\lambda$ Eri	B2 III	0.04	4.27	Be
37202	$\zeta$ Tau	B2 IVp	0.1	3.00	peculiar
45314		BO pe	0.04	6.64	peculiar
45910	AX Mon	B2 sh		6.77	shell
52918	19 Mon	B1 V		4.99	B
183656		B5 pe		6.05	Be
184279		B1 IVe		6.05	B
199140	BW Vul	B2 III	0.21	6.56	$\beta$ Cep
200120	59 Cyg	B1 IVe	0.2	4.74	Be
217050	EW Lac	B4 e		5.43	Be
218393	KX And	B pe	0.2	7.02	Be
224559	LQ And	B3 IVe		6.54	Be

Tabla IV.I. Características fotométricas de las estrellas de la muestra de este trabajo. Se indican: número HD, nombre común, tipo espectral, cambios en magnitud reportados, magnitud en el visible y tipo de estrella.

4) Estrellas Be: HD 10516 ( $\phi$ Per), HD 24534 (X Per), HD 37202 ( $\zeta$ Tau), HD 45314, HD 45910 (AX Mon), HD 183656 (V923 Aql), HD 184279 (V1294 Aql), HD 200120 (59 Cyg), HD 217050 (EW Lac), HD 218393 (KX And) y HD 224559 (LQ And).

Estas estrellas forman parte de la muestra de 86 estrellas Be variables espectroscópicas estudiadas por Alvarez y Schuster en un programa fotométrico de largo plazo con el sistema de 13 Colores; varias de ellas están incluidas en el grupo de 16 estrellas Be con las variaciones fotométricas más intensas, de Alvarez y Schuster (1982).

En la tabla IV.I se resumen las características observacionales de las estrellas de esta muestra de trabajo.

#### IV.4.2 Instrumentación empleada, técnicas de observación y reducción de datos.

##### IV.4.2.1 Instrumentación.

Las medidas fotométricas diferenciales de las estrellas de la muestra de trabajo se obtuvieron con el telescopio de 0.84m de diámetro del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, localizado a  $115^{\circ} 27'.8$  W,  $31^{\circ} 2'.6$  N y a 2830m sobre el nivel del mar, en Baja California, México.

Se empleó el fotómetro cuentapulsos I (Echevarría *et al.*, 1986), quien tiene un fotomultiplicador RCA C31034A-02 y electrónica de conteo de pulsos.

La figura IV.7 muestra un esquema de las componentes básicas de un fotómetro como el utilizado, son de importancia las siguientes componentes:

i) Diafragma de diámetro intercambiable. Elimina parcialmente la radiación del cielo alrededor de una estrella, es lo suficientemente ancho para compensar las deformaciones a la imagen estelar producidas por turbulencia atmosférica y pequeños errores del movimiento horario del telescopio.

ii) Oculares de búsqueda y de guiado. Permiten observar y centrar la estrella en el diafragma.

iii) Lente de campo o de Fabry. Con esta lente se homogeniza la iluminación de la superficie del fotocátodo del detector, ya que proyecta sobre éste una imagen uniforme y estacionaria del espejo primario iluminado por la estrella.

iv) Filtros. Un juego de filtros permite seleccionar el intervalo de longitudes onda a las que se desea medir la radiación electromagnética emitida por una estrella. En este trabajo se utilizaron dos juegos de filtros de transmisión y un filtro *b* de Strömgen. Uno de los juegos consistió de filtros de banda intermedia del sistema de 13 Colores, el otro juego de los filtros de banda angosta 35, 47 y 55 diseñados por Sareyan *et al.* (1976) para la fotometría del continuo espectral de estrellas B tempranas. Dos de éstos filtros están centrados en el continuo espectral visible y el tercero en el continuo UV, a una longitud de onda menor que la discontinuidad de Balmer.

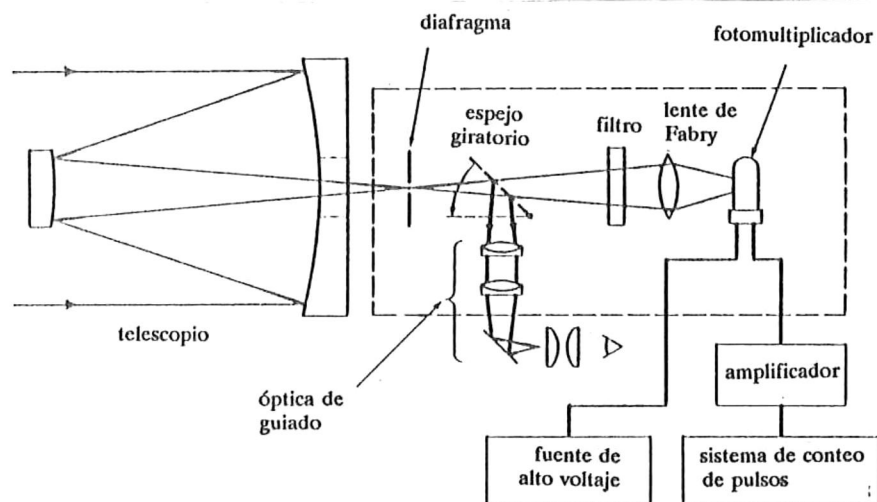


Figura IV.7. Esquema de un fotómetro como el empleado en este trabajo.

En la Tabla IV.II se especifica, para cada filtro, la longitud de onda central, su ancho equivalente y el coeficiente de extinción atmosférica promedio del Observatorio de San Pedro Mártir (Schuster y Guichard, 1985).

v) Detector. Se utilizó un fotomultiplicador enfriado RCA C31034A-02; se trata de un detector fotoemisor con cátodo de GaAs:CsO, material caracterizado por una alta sensibilidad, una alta eficiencia cuántica de detección y una respuesta lineal en la región espectral del visible.

El principio básico de funcionamiento del detector es el efecto fotoeléctrico externo, en el que los fotones provenientes de una fuente de radiación son absorbidos por el material fotosensible

depositado en el cátodo del fotomultiplicador y éste emite electrones en consecuencia.

El efecto fotoemisivo ocurre en ciertos conductores y semiconductores, en estos materiales los fotones que inciden en su superficie, y que no son reflejados, penetran a cierta profundidad del material, donde son absorbidos. Cada fotón transporta una energía dada por  $E=hc/\lambda$ , donde  $h$  ( $=6.63 \times 10^{-27}$  erg s $^{-1}$ ) es la constante de Planck,  $c$  ( $\sim 3 \times 10^8$  m s $^{-1}$ ) es la velocidad de la luz y  $\lambda$  es la longitud de onda de los fotones incidentes.

Filtro	longitud de onda (Å)	Coefficiente de extinción (mag)
4	3515	.467
5	4766	.163
6	5529	.148
b	4670	.194
33	3371	.647
37	3751	.424
45	4571	.214
52	5183	.159
58	5827	.144
72	7241	.073
80	8000	.056
86	8584	.045

Tabla IV.II. Filtros empleados en las observaciones de las estrellas de la muestra de trabajo. Se anota un identificador, la longitud de onda central y el coeficiente de extinción atmosférica del Observatorio.

El electrón que absorbe esta energía obtiene una energía cinética adicional, con la que se desplaza hacia la superficie del material, donde después de salvar el potencial de amarre (la función de trabajo del material) es emitido al primer dinodo del fotomultiplicador. No todos los electrones con la energía cinética suficiente para salvar la barrera de potencial son emitidos, algunos son dispersados hacia el material y son atrapados, reduciendo la eficiencia cuántica (cociente entre el número de electrones emitidos y el número de fotones absorbidos) a  $\sim 10\%$ . La fracción de electrones emitidos

es acelerada por un voltaje de polarización hacia otro electrodo sujeto a un potencial mayor, donde generan electrones secundarios, los que al final de varias etapas de multiplicación aparecen como una corriente anódica.

La ganancia típica en cada etapa de multiplicación es de un factor de 4, después de 11 multiplicaciones la fotocorriente catódica inicial se incrementa hasta  $10^5$  veces, siendo así fácilmente medida.

El fotomultiplicador C31034A-02 está diseñado para ser usado a bajas temperaturas, cuando se enfría a  $-20\text{ }^{\circ}\text{C}$  o menos el ruido oscuro se reduce a un valor mínimo, esto lo hace altamente útil en la aplicación de la técnica de conteo de fotones en astronomía.

Las componentes básicas del fotomultiplicador son:

- a) Una envolvente de vidrio: incluye una ventana para permitir la entrada de radiación UV.
- b) Una fuente regulada de alto voltaje: los detectores fotoemisivos emplean un voltaje directo de polarización para dirigir los electrones entre el fotocátodo y el primer dinodo y entre dinodos. La estabilidad de la fuente es particularmente importante, la ganancia del fotomultiplicador depende del voltaje de polarización.
- c) Fotocátodo de GaAs:CsO: tiene una curva de respuesta espectral (cociente de corriente de salida a la intensidad del flujo de radiación incidente) casi plana entre  $3000\text{Å}$  y  $8000\text{Å}$ .
- d) Etapa fotocátodo-primer dinodo: en ésta etapa es crítica la recolección de los fotoelectrones emitidos por el cátodo, se requiere un alto voltaje de polarización. Los electrodos de enfoque guían a los electrones por medio de campos electrostáticos hacia el primer dinodo, ya que existe un compromiso entre la intensidad del voltaje de polarización y la producción de electrones secundarios en el primer dinodo.
- e) Sistema de dinodos: proporciona la ganancia que hace de los fotomultiplicadores uno de los detectores más sensibles a la radiación visible. Los dinodos están recubiertos de Be O, material con la propiedad de la emisión secundaria de electrones, proceso en el que cada electrón incidente provoca la emisión de electrones secundarios. La estructura de dinodos linealmente enfocados permite una respuesta mas rápida del detector, en este arreglo los electrones que dejan simultáneamente un

dinodo arriban casi al mismo tiempo al siguiente.

f) Anodo. Electrodo final, recoge los electrones multiplicados por el último dinodo y produce en respuesta una corriente eléctrica.

#### IV.4.2.2 Adquisición de datos: el conteo de pulsos.

El fotomultiplicador discutido en la sección anterior es solo un transductor, se le debe acoplar un equipo electrónico para medir su señal de salida; una medida de la corriente anódica promedio es la más común y algunas veces se expresa como el voltaje proporcionado por la corriente anódica a través de una resistencia de carga.

En este trabajo se empleó la técnica de conteo de pulsos para medir la corriente de salida del fotomultiplicador (Morton 1968), que es directamente proporcional a la intensidad de la radiación de una fuente (en éste caso una estrella) en el rango de longitudes de onda de los filtros utilizados.

Con esta técnica de detección se obtienen ventajas significativas sobre los métodos analógicos: se eliminan errores por efecto de deriva del detector o por variaciones en su ganancia y se alcanzan niveles de señal a ruido limitados en principio sólo por la naturaleza estadística de los cuantos emitidos. Un sistema básico para el conteo de fotones consiste de cuatro elementos: un fotomultiplicador, una fuente de voltaje, un amplificador-discriminador y un instrumento para medir la tasa de conteo de fotones.

#### IV.3.4.3 Reducción de datos: Fotometría fotoeléctrica diferencial.

Debido a que las amplitudes de las variaciones fotométricas de las  $B$  variables conocidas son comúnmente menores a  $0^m.1$ , la fotometría fotoeléctrica diferencial (Baglin *et al.*, 1973) puede ser empleada. En esta técnica, las magnitudes fotométricas de dos estrellas constantes en brillo (estrellas  $C_1$  y  $C_2$ ) se comparan con la magnitud de una estrella problema (estrella  $P$ ) en una secuencia cíclica ( $C_1, P, C_2, P, C_1, \dots$ ) cuando se encuentran a menos de  $3^h$  del meridiano, para minimizar los efectos atmosféricos de extinción y refracción.

Las estrellas de comparación se seleccionan con las siguientes propiedades:

i) Su tipo espectral debe ubicarlas fuera de la banda de inestabilidad de las  $\beta$  Cep clásicas, para asegurar aún más la constancia de su brillo.

ii) Las magnitudes visuales deben aproximarse a la magnitud de la estrella problema, para disminuir errores sistemáticos resultantes de exponer el fotodetector a cambios de intensidad de radiación.

iii) Las estrellas de comparación deben tener las coordenadas mas cercanas a la estrella problema; una separación mayor produce una dispersión adicional en las medidas, por efecto de inhomogeneidades atmosféricas locales.

Cada medida tomada consistió de las integraciones del flujo estelar de 10 seg de duración necesarias para obtener un error porcentual máximo del 10%; en casos especiales se midió la magnitud del cielo alrededor de cada estrella y se restó del promedio de las integraciones de las estrellas.

Las medidas fueron corregidas con un coeficiente de extinción atmosférico promedio para cada filtro utilizado. En un caso se transformaron las medidas a un sistema fotométrico estándar, el sistema de 13 Colores.

La reducción de los datos se realizó por medio de un programa de computadora. Básicamente, con este programa se corrigen las magnitudes observadas por efecto de absorción atmosférica, se interpolan las magnitudes de las estrellas de comparación al tiempo de observación de la estrella programa y se calcula la diferencia de magnitudes. Esta diferencia de magnitudes mide la variación fotométrica de la estrella programa. Durante este proceso, las medidas de la segunda estrella de comparación ( $C_2$ ) son útiles, ya que permiten obtener un indicador del comportamiento del equipo, las condiciones atmosféricas y la determinación de la precisión de las medidas; la precisión en cada medida de la estrella programa se determinó calculando la desviación estándar de la diferencia de magnitud promedio entre estrellas de comparación.

Durante el proceso de reducción de datos se hicieron dos correcciones a las medidas:

i) Corrección por efectos de extinción atmosférica:

Se sabe que la luz sufre una pérdida de intensidad cuando cruza por la atmósfera terrestre. Si

$\delta x$  es el grosor de un elemento de material que absorbe una fracción  $\tau \delta x$  de un rayo de intensidad  $I$ , la pérdida en intensidad es  $-I \tau dx$ , o sea:  $dI/I = -\tau dx$  y la intensidad de la estrella después de cruzar la región absorbente es  $\log I = \log I_0 - \tau x$ .

La ecuación anterior para un filtro a una longitud de onda central  $\lambda$ , en magnitudes fotométricas es:

$$m_{0,\lambda} = m_{z,\lambda} - k_\lambda X_z + C_\lambda \quad (\text{ec. IV.1})$$

donde  $m_{0,\lambda}$  es la magnitud estelar libre de efectos de extinción atmosférica,  $m_{z,\lambda}$  es la magnitud de la estrella medida bajo la atmósfera terrestre,  $k_\lambda$  es un coeficiente de extinción promedio para el filtro,  $X_z$  es la masa de aire atmosférico en la dirección de la estrella al momento de la medición y  $C_\lambda$  es una constante que permite el ajuste a una escala de magnitudes.

La masa de aire  $X_z$ , en términos del grosor atmosférico en el cenit del lugar, está dada en buena aproximación por la secante de la distancia cenital  $z$ , la incertidumbre introducida por la aproximación es de 0.005 masas de aire a  $z \sim 60^\circ$ . En este trabajo las medidas más extremas se hicieron a  $3^h.0$  del meridiano, el error introducido por este efecto es mínimo.

El valor de  $\sec z$  se puede obtener para una observación a cualquier tiempo de la relación:

$$\sec z = (\sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos h)^{-1} \quad (\text{ec. IV.2})$$

donde  $\phi$  es la latitud (en radianes) del observatorio,  $\delta$  es la declinación y  $h$  es el ángulo horario de la estrella.

El coeficiente de extinción  $k_\lambda$  se determina de la ecuación IV.1, es la pendiente de la relación entre la magnitud aparente  $m_{z,\lambda}$  y la masa de aire  $X_z$ .

ii) Transformación del tiempo universal de medición al día juliano heliocéntrico (DJH).

Durante las observaciones el tiempo de medición fué geocéntrico; con el movimiento de traslación de la Tierra, un observador se encuentra en función de la época en hasta 2 unidades astronómicas mas cerca o mas lejos de una estrella dada. Debido a la velocidad finita de la luz, ésta requiere de hasta 16 minutos para cruzar esta distancia adicional. Si no se toman precauciones, esta

diferencia de tiempo produce un defasamiento en los periodos de variación de una estrella medida en distintas épocas. El cálculo del día juliano heliocéntrico permite corregir este efecto:

$$DJH = DJ + \Delta t, \quad (\text{ec. IV.3})$$

donde DJ es el día juliano de la observación y  $\Delta t$  esta dado por:

$$\Delta t = -0.0057755 [( \cos \delta \cos \alpha )X + ( \tan \epsilon \tan \delta + \cos \delta \sin \alpha )Y] \quad (\text{ec. IV.4})$$

X y Y son las coordenadas rectangulares del sol,  $\alpha$  y  $\delta$  la ascensión recta y la declinación de la estrella en el día juliano de la observación y  $\epsilon$  es la oblicuidad de la eclíptica ( $23^\circ 27'$ ).

#### IV.4.3.2 Proceso de reducción de los datos.

Se utilizó el programa de computadora para reducir los datos fotométricos diferenciales. Los pasos de reducción mas importantes son:

i) El programa abre un archivo de datos que contiene ordenada la siguiente información para cada estrella: identificación, coordenadas precesadas, número de filtros, longitudes de onda efectivas y coeficientes de extinción, una serie de integraciones del flujo estelar y el tiempo universal al inicio y final de la medición.

ii) Dos subrutinas calculan el tiempo universal promedio al que se midió una estrella y la cuenta promedio de fotones  $B$  con su desviación estándar.

La magnitud observada ( $m_{\text{obs}}$ ) de una estrella a través de un filtro es:

$$m_{\text{obs}} = -2.5 \log B \quad (\text{ec. IV.5})$$

iii) La magnitud  $m_{\text{obs}}$  de cada estrella para cada filtro y el tiempo universal de la medición son los principales datos de entrada de una subrutina que calcula:

1) A partir del tiempo universal de la medición y la fecha, calcula el día juliano de la medición; con estos datos y las coordenadas precesadas de cada estrella se calcula el tiempo sideral.

2) Con el tiempo sideral de cada medición y las coordenadas instantáneas de cada estrella se

calcula el ángulo horario para cada medida.

3) Con las coordenadas terrestres del Observatorio, la declinación de la estrella, el ángulo horario y el tiempo sideral se calcula la masa de aire  $X_z$  en dirección de la estrella.

4) Con la masa de aire  $X_z$  y el coeficiente de extinción para el filtro se corrige  $m_{obs}$  por efectos de absorción atmosférica; la magnitud corregida resultante es:

$$m_{corr} = m_{obs} - k_1 X_z \quad (\text{ec. IV.6})$$

5) Por medio de una subrutina se normalizan las medidas de  $m_{corr}$  para determinar el cambio relativo, en magnitudes, de cada estrella medida.

6) El tiempo universal y  $m_{corr}$  de las estrellas de comparación son ajustados por un polinomio con una subrutina de ajuste por mínimos cuadrados, para interpolar a los tiempos de medición de la estrella programa, las magnitudes de las estrellas de comparación. El resultado de este proceso se escribe en un archivo de salida de datos.

7) Antes de calcular las diferencias de magnitud  $P-C_1$  y  $P-C_2$ , una subrutina transforma el tiempo al día juliano heliocéntrico. Con las magnitudes  $m_{corr}$  de  $C_1$  y  $C_2$  interpoladas al tiempo de observación de la estrella programa ( $P$ ) se calculan las diferencias de magnitud entre la estrella programa y las de comparación; la diferencia ( $P-C_1$ ) o ( $P-C_2$ ) proporciona el cambio de magnitud de la estrella programa, con una minimización de las inhomogeneidades atmosféricas temporales y de las inestabilidades del equipo. La desviación estándar de las diferencias ( $C_1-C_2$ ) proporciona una determinación de la precisión de las determinaciones de los cambios de magnitud en  $P$ .

8) La curva de variación fotométrica de  $P$  se puede comparar con otros resultados mediante un ajuste en el tiempo a la fase de un periodo conocido, esto si se conoce el periodo de variación y la efemérides de la ocurrencia de la magnitud mínima o máxima.

#### IV.5 Resultados.

LQ And (HD 224559, B3-4 IV-Ve, V sen  $i = 330 \text{ km s}^{-1}$ ).

Esta estrella Be de alta velocidad de rotación fue observada fotométricamente en Octubre de 1983 y en Agosto y Octubre de 1984. Las observaciones de 1984 fueron simultáneas con otras observaciones fotométricas (Observatorio de Pico Veleta, filtros de Sareyan *et al.*, 1976) y espectroscópicas (Observatorio de Alta Provenza, dispersión de  $19.5 \text{ \AA mm}^{-1}$ , región azul del espectro y Observatorio de San Pedro Mártir, dispersión de  $10.9 \text{ \AA mm}^{-1}$ , región de la línea  $H\alpha$ ).

La tabla IV.III resume las medidas fotométricas diferenciales obtenidas en San Pedro Mártir. Los datos estan ordenados para cada filtro empleado; cada medida incluye la fecha de observación (DJH) y la fase de la medición fotométrica adoptando el periodo de variación  $0^{\text{d}}.310049$  reportado para observaciones anteriores por Percy (1983).

En la figura IV.8a se grafica la fase contra cambio de magnitud de esta estrella en el filtro a  $3940 \text{ \AA}$  (centrado en el continuo UV). Se detectó una amplitud de variación de hasta  $0^{\text{m}}.07$ ; a pesar de la dispersión y que las observaciones no cubren todas las fases de la curva fotométrica, es clara la distribución de datos a lo largo de una curva senoide simétrica, con el máximo fotométrico a la fase 0.5. La dispersión estimada para las medidas en este filtro es de  $0^{\text{m}}.01$ .

El número de mediciones con el filtro a  $4740 \text{ \AA}$  (figura IV.8b) es mayor porque en varias ocasiones sólo se observó con este filtro. Debido a que su longitud de onda central es similar a la del filtro  $b$  de Strömgren, en la figura se graficaron los resultados junto con los datos de Percy (1983); se observa que ambos conjuntos de datos coinciden en fase, lo que es un indicador de la constancia del periodo de variación de la estrella durante el intervalo de las observaciones (1980 a 1984); la dispersión de las medidas es de  $0^{\text{m}}.005$ , para una amplitud de variación de  $0^{\text{m}}.030$ .

Las medidas obtenidas con el filtro a  $5520 \text{ \AA}$  (figura IV.8c) muestran una amplitud de variación fotométrica semejante a la del filtro anterior,  $0^{\text{m}}.030$ . El ajuste al periodo de  $0^{\text{d}}.310049$  es adecuado y el máximo de magnitud también ocurre a la fase 0.5; la dispersión estimada es de  $0^{\text{m}}.005$ .

Percy encontró que en los filtros del sistema de Strömgren LQ And varía fotométricamente en hasta  $0^{\text{m}}.03$ , con variaciones de amplitud de noche a noche y con una periodicidad estimada de  $0^{\text{d}}.309$ .

RESULTADOS FOTOMETRICOS DIFERENCIALES,  
 HD 224559 (LQ And F), HD 224166 (C1),  
 Filtros: F1- 3490 Å, F2-4740 Å, F3-5520 Å  
 Periodo de variación: 0.210049 días  
 OJH base: 2243791.9580

F1			F2			F3		
OJH	FASE	P-C1	OJH	FASE	P-C1	OJH	FASE	P-C1
2445000.4			2445000.4			2445000.4		
619.7212	0.0701	-0.0297	619.7139	0.0527	-0.0271	619.7141	0.0557	-0.0144
619.7299	0.1064	-0.0354	619.7221	0.0811	-0.0236	619.7220	0.0830	-0.0207
619.7323	0.1172	-0.0269	619.7253	0.0910	-0.0261	619.7264	0.0947	-0.0161
619.7363	0.1270	-0.0350	619.7285	0.1016	-0.0249	619.7296	0.1055	-0.0201
619.7441	0.1523	-0.0296	619.7363	0.1270	-0.0177	619.7369	0.1289	-0.0160
619.7660	0.2227	-0.0059	619.7420	0.1455	-0.0214	619.7420	0.1475	-0.0185
619.7737	0.2471	-0.0086	619.7519	0.1768	0.0029	619.7526	0.1797	0.0064
620.7752	0.4775	0.0665	619.7585	0.1982	-0.0090	619.7592	0.2002	-0.0066
620.7834	0.5039	0.0645	619.7661	0.2227	-0.0041	619.7671	0.2266	-0.0032
620.7917	0.5303	0.0581	619.7756	0.2529	-0.0133	619.7764	0.2559	-0.0069
620.7990	0.5547	0.0501	619.7824	0.2754	-0.0161	619.7834	0.2783	-0.0101
620.8070	0.5801	0.0767	619.7904	0.3010	-0.0110	619.7874	0.2920	-0.0094
620.8139	0.6006	0.0596	619.7965	0.3213	-0.0145	619.7911	0.3037	-0.0075
620.8220	0.6309	0.0600	620.7192	0.2969	0.0126	619.7973	0.3232	-0.0119
620.8325	0.6621	0.0523	620.7268	0.3213	0.0180	620.7201	0.2990	0.0167
620.8391	0.6836	0.0350	620.7331	0.3410	0.0160	620.7276	0.3242	0.0230
620.8481	0.7129	0.0441	620.7520	0.4023	0.0217	620.7339	0.3447	0.0230
620.8569	0.7412	0.0410	620.7607	0.4307	0.0254	620.7520	0.4053	0.0283
620.8630	0.7607	0.0248	620.7676	0.4531	0.0180	620.7616	0.4336	0.0371
620.8696	0.7822	0.0503	620.7757	0.4795	0.0115	620.7683	0.4551	0.0277
620.8769	0.8115	0.0316	620.7845	0.5078	0.0057	620.7765	0.4814	0.0200
620.8876	0.8398	0.0207	620.7906	0.5273	0.0070	620.7854	0.5107	0.0304
620.8994	0.8779	0.0269	620.7992	0.5547	0.0186	620.7919	0.5299	0.0156
620.9063	0.9034	-0.0048	620.8057	0.5762	0.0095	620.7999	0.5576	0.0259
620.9130	0.9219	-0.0122	620.8159	0.6064	0.0070	620.8068	0.5781	0.0209
620.9191	0.9414	-0.0209	620.8247	0.6367	0.0004	620.8169	0.6104	0.0172
620.9266	0.9658	-0.0268	620.8317	0.6602	-0.0103	620.8256	0.6396	0.0156
620.9338	0.9893	-0.0303	620.8410	0.6895	-0.0049	620.8320	0.6631	0.0075
620.9414	0.0234	-0.0211	620.8495	0.7168	-0.0001	620.8421	0.6934	0.0099
620.9502	0.0470	-0.0599	620.8553	0.7363	-0.0080	620.8501	0.7188	0.0090
620.9572	0.0645	-0.0560	620.8620	0.7578	-0.0059	620.8540	0.7383	0.0062
621.7471	0.6123	0.0578	620.8715	0.7891	-0.0052	620.8630	0.7607	0.0064
621.7542	0.6248	0.0449	620.8798	0.8145	-0.0096	620.8725	0.7910	0.0069
621.7608	0.6563	0.0505	620.8905	0.8750	-0.0247	620.8808	0.8184	0.0078
621.7683	0.6807	0.0431	620.9053	0.8975	-0.0225	620.8925	0.8555	0.0011
621.7743	0.7002	0.0340	620.9112	0.9160	-0.0300	620.8991	0.8770	-0.0129
621.7804	0.7197	0.0384	620.9191	0.9414	-0.0295	620.9059	0.8994	-0.0134
621.7859	0.7373	0.0178	621.7393	0.5869	0.0169	620.9130	0.9219	-0.0177
621.7919	0.7568	0.0292	621.7467	0.6113	0.0009	620.9198	0.9443	-0.0230
621.7985	0.7783	0.0093	621.7533	0.6318	-0.0047	620.9269	0.9668	-0.0245
621.8054	0.7998	0.0213	621.7606	0.6553	0.0054	620.9373	0.0000	-0.0563
621.8120	0.8213	-0.0050	621.7665	0.6748	0.0085	620.9437	0.0215	-0.0345
621.8186	0.8428	0.0319	621.7725	0.6943	0.0053	620.9499	0.0410	-0.0264
621.8245	0.8623	0.0063	621.7782	0.7129	-0.0016	621.7400	0.5889	0.0250
621.8341	0.8926	0.0117	621.7842	0.7314	-0.0053	621.7473	0.6133	0.0048
621.8423	0.9109	-0.0731	621.7907	0.7529	-0.0115	621.7541	0.6348	0.0069
621.8477	0.9365	-0.0136	621.7977	0.7754	-0.0029	621.7615	0.6582	0.0063
621.8550	0.9600	-0.0094	621.8043	0.7969	0.0043	621.7673	0.6777	0.0166
621.8627	0.9854	-0.0070	621.8108	0.8174	0.0095	621.7732	0.6963	0.0122
621.8723	0.0156	-0.0102	621.8166	0.8359	-0.0016	621.7791	0.7158	0.0020
622.7366	0.8037	-0.0184	621.8266	0.8682	0.0044	621.7851	0.7344	-0.0011
622.7463	0.8350	-0.0101	621.8346	0.8945	-0.0113	621.7916	0.7559	-0.0033
622.7535	0.8584	-0.0140	621.8398	0.9111	-0.0151	621.7985	0.7783	0.0048
622.7597	0.8779	-0.0268	621.8479	0.9375	-0.0161	621.8050	0.7988	0.0106
622.7662	0.8994	-0.0354	621.8552	0.9609	-0.0025	621.8110	0.8213	0.0133
622.7743	0.9240	-0.0178	621.8646	0.9916	-0.0093	621.8174	0.8389	0.0021
622.7821	0.9502	-0.0334	622.7287	0.7783	-0.0212	621.8275	0.8711	0.0074
622.7897	0.9746	-0.0522	622.7386	0.8105	-0.0171	621.8353	0.8965	-0.0107
622.7972	0.9990	-0.0264	622.7459	0.8340	-0.0087	621.8408	0.9141	-0.0119
622.8029	0.0176	-0.0363	622.7520	0.8535	-0.0149	621.8487	0.9395	-0.0097
622.8093	0.0381	-0.0321	622.7585	0.8740	-0.0189	621.8587	0.9717	0.0059
622.8157	0.0586	-0.0455	622.7667	0.9004	-0.0196	621.8656	0.9941	0.0004
622.8225	0.0811	-0.0430	622.7749	0.9268	-0.0220	622.7294	0.7803	-0.0068
622.8204	0.0996	-0.0551	622.7824	0.9512	-0.0243	622.7393	0.8125	-0.0046
622.8349	0.1211	-0.0450	622.7893	0.9736	-0.0295	622.7467	0.8359	-0.0046
622.8414	0.1416	-0.0435	622.7951	0.9922	-0.0152	622.7529	0.8564	-0.0044
622.8488	0.1650	-0.0460	622.8014	0.0127	-0.0146	622.7593	0.8770	-0.0072
622.8559	0.1885	-0.0501	622.8081	0.0342	-0.0200	622.7677	0.9043	-0.0050
622.8624	0.2090	-0.0614	622.8148	0.0557	-0.0153	622.7757	0.9297	-0.0161
985.7458	0.6162	0.0046	622.8207	0.0752	-0.0176	622.7833	0.9541	-0.0169
985.7598	0.6611	0.0109	622.8271	0.0957	-0.0184	622.7900	0.9756	-0.0105
985.7720	0.7002	-0.0142	622.8338	0.1172	-0.0281	622.7959	0.9951	-0.0030
985.7854	0.7441	-0.0054	622.8413	0.1416	-0.0229	622.8021	0.0146	-0.0035
985.7982	0.7852	-0.0190	622.8483	0.1641	-0.0201	622.8088	0.0361	-0.0095
985.8124	0.8311	-0.0081	622.8546	0.1846	-0.0276	622.8155	0.0586	-0.0078
985.8266	0.8770	-0.0121	622.8610	0.2051	-0.0229	622.8214	0.0771	-0.0051
985.8386	0.9150	0.0017	622.8671	0.2246	-0.0086	622.8280	0.0986	-0.0050
985.8554	0.9639	-0.0231	622.8731	0.2441	-0.0067	622.8346	0.1201	-0.0123
985.8682	0.0107	0.0003	622.8786	0.2617	-0.0158	622.8422	0.1443	-0.0054
			920.8483	0.1045	-0.0083	622.8490	0.1660	-0.0031
			920.8510	0.1139	-0.0022	622.8553	0.1865	-0.0059
			920.8535	0.1211	-0.0060	622.8617	0.2070	-0.0089
			920.8564	0.1309	-0.0015	622.8679	0.2275	-0.0014

Tabla IV.III. Observaciones fotométricas diferenciales en LQ And tomadas para este trabajo en el Observatorio de San Pedro Mártir. Se Proporciona para cada filtro empleado el día Juliano heliocentrizado, la fase de la variación y el cambio de magnitud de la estrella.

RESULTADOS FOTOMETRICOS DIFERENCIALES,  
 HD 224559 (LO And, P), HD 224166 (C1),

( Continuacion )

F1			F2			F3		
DJH	FASE	P-C1	DJH	FASE	P-C1	DJH	FASE	P-C1
2445000, 4			2445000, 4			2445000, 4		
			920.0594	0.1406	-0.0053	622.0737	0.2461	0.0063
			920.0619	0.1404	-0.0002	622.0793	0.2637	-0.0004
			920.0646	0.1572	-0.0091	622.0855	0.2042	0.0061
			920.0669	0.1650	-0.0021	905.6746	0.3067	0.0326
			920.0690	0.1730	-0.0012	905.6994	0.4460	0.0275
			920.0723	0.1816	0.0057	905.7140	0.5156	0.0029
			920.0747	0.1095	0.0062	905.7474	0.6211	-0.0013
			920.0773	0.1902	0.0021	905.7609	0.6650	0.0057
			920.0797	0.2061	0.0025	905.7730	0.7041	-0.0063
			920.0823	0.2139	0.0065	905.7065	0.7471	-0.0075
			920.0849	0.2227	0.0044	905.7993	0.7891	-0.0042
			920.0800	0.2324	0.0060	905.8135	0.8340	-0.0060
			920.0911	0.2432	0.0062	905.8270	0.8779	-0.0101
			920.0930	0.2510	0.0054	905.8398	0.9109	-0.0092
			920.0964	0.2590	0.0090	905.8566	0.9736	-0.0040
			920.0997	0.2705	0.0135	905.8693	0.0146	-0.0143
			920.9020	0.2813	0.0147			
			920.9060	0.2910	0.0145			
			920.9086	0.2900	0.0110			
			920.9113	0.3076	0.0117			
			920.9141	0.3174	0.0139			
			920.9167	0.3252	0.0177			
			920.9223	0.3430	0.0201			
			920.9253	0.3535	0.0224			
			920.9279	0.3613	0.0213			
			920.9310	0.3711	0.0184			
			920.9340	0.3809	0.0226			
			920.9367	0.3896	0.0241			
			920.9400	0.4004	0.0250			
			920.9429	0.4102	0.0220			
			920.9461	0.4199	0.0265			
			920.9490	0.4297	0.0257			
			920.9520	0.4395	0.0277			
			920.9557	0.4512	0.0240			
			920.9506	0.4600	0.0210			
			920.9622	0.4717	0.0203			
			920.9604	0.4922	0.0233			
			905.6731	0.3010	0.0203			
			905.6900	0.4640	0.0144			
			905.7144	0.5146	0.0059			
			905.7330	0.5752	0.0051			
			905.7467	0.6191	0.0042			
			905.7604	0.6631	0.0100			
			905.7724	0.7021	-0.0071			
			905.7059	0.7451	-0.0139			
			905.7990	0.7071	-0.0104			
			905.0120	0.8320	-0.0130			
			905.0263	0.8760	-0.0130			
			905.0393	0.9100	-0.0130			
			905.0559	0.9707	-0.0354			
			909.6810	0.3006	0.0261			
			909.6853	0.3223	0.0237			
			909.6897	0.3359	0.0206			
			909.6940	0.3506	-0.0021			
			909.6982	0.3633	0.0174			
			909.7023	0.3770	0.0196			
			909.7064	0.3896	0.0204			
			909.7105	0.4033	0.0122			
			909.7140	0.4170	0.0100			
			909.7100	0.4297	0.0203			
			909.7231	0.4443	0.0101			
			909.7274	0.4500	0.0140			
			909.7323	0.4736	0.0132			
			909.7367	0.4803	0.0112			
			909.7410	0.5039	0.0009			
			909.7519	0.5371	0.0123			
			909.7562	0.5500	0.0040			
			909.7607	0.5654	-0.0112			
			909.7655	0.5811	-0.0024			
			909.7690	0.5947	-0.0071			
			909.7740	0.6104	-0.0161			
			909.7801	0.6279	-0.0051			
			909.7850	0.6436	-0.0076			
			909.7901	0.6602	-0.0015			
			909.7944	0.6730	0.0033			
			909.7996	0.6904	0.0017			
			909.8049	0.7080	-0.0042			
			909.8097	0.7236	0.0012			
			909.8139	0.7373	-0.0004			
			909.8183	0.7510	0.0009			
			909.8207	0.7042	-0.0192			
			909.8347	0.8037	-0.0105			

Tabla IV.III. (Continuación).

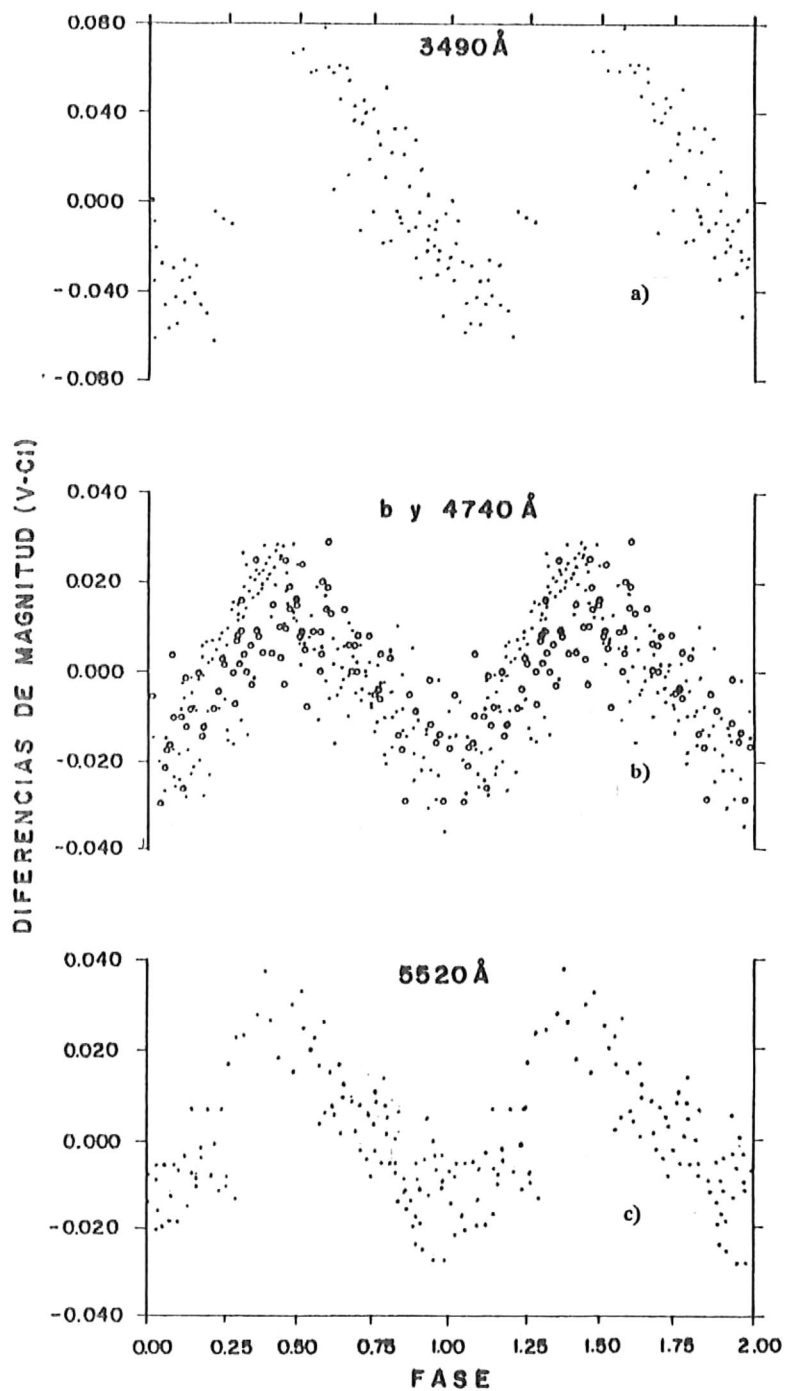


Figura IV.8 Variaciones fotométricas periódicas ( $P = 7^h 30^m$ ) medidas en LQ And, una estrella Be (B3-4 IV-Ve) con alta velocidad de rotación. a) Variaciones en el filtro a 3940 Å, b) variaciones en el filtro a 4740 Å superpuestas a medidas en un filtro *b* de Strömrgren y c) variaciones en el filtro a 5520 Å.

Basandose en estas características, Percy explicó que las variaciones no pueden ser provocadas por la expansión de un disco alrededor de la estrella, ya que sería difícil comprender como se produce y mantiene una variación de corto periodo que perdure durante años. No hay evidencias de que la estrella sea binaria, no se observa un espectro secundario y las variaciones de velocidad radial son muy pequeñas. La pulsación radial es improbable, el periodo fundamental de pulsación radial de una estrella como LQ And es de  $0^d.15$  ( $\sim 7M_{\odot}$ ,  $\sim 5R_{\odot}$  y velocidad de rotación máxima  $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ , para una B3-4 IV-V, según Underhill y Doazan, 1982).

Hay dos mecanismos capaces de producir las variaciones observadas en LQ And: la rotación estelar y la pulsación no radial:

i) Rotación estelar.

La rotación de una estrella con distribución no uniforme de brillo superficial (tal como una estrella con manchas) puede ser la causante de las variaciones, pero la periodicidad observada de  $\sim 0^d.31$  es muy corta para ser atribuida al periodo de rotación de una estrella como LQ And, cuyo periodo teórico de rotación es de  $\sim 0^d.5$ . Sin embargo, no se puede descartar que las variaciones estén provocadas por dos manchas estelares simétricas, donde el periodo observado es la mitad del periodo de rotación.

ii) Pulsación no radial. Este mecanismo es probable, es el modo de oscilación de estrellas altamente asimétricas, como las Be.

Hay indicadores observacionales en LQ And que favorecen a una u otra hipótesis, esto hace que el estudio de la estrella sea crítico para establecer el origen del mecanismo generador de las variaciones de corto periodo en las estrellas B, ya que si la inestabilidad de las Be se puede explicar por pulsaciones estelares, es razonable considerar un origen común para las Be y las  $\beta$  Cep; si por el contrario, las variaciones son debidas a rotación estelar, se establecería un mecanismo de exclusión para la explicación de la variabilidad entre ambos tipos de estrellas. Un efecto como éste se presenta en las estrellas de tipo espectral A, donde el mecanismo de inestabilidad provocador de las pulsaciones de las  $\delta$  Scuti está bien diferenciado de la variación del grupo de estrellas Ap (Matthews, 1991).

Se han realizado tres trabajos para diferenciar entre los dos mecanismos capaces de producir las

variaciones fotométricas de corto periodo de LQ And: el análisis de los datos de Percy por Harmanec (1984), el estudio de espectroscopía rápida y de alta resolución temporal de Baade *et al.* (1984) y las observaciones simultáneas de fotometría diferencial y espectroscopía de alta resolución espacial de Sareyan *et al.* (1988).

Harmanec analizó los resultados fotométricos de Percy para determinar con más detalle el periodo de variación de LQ And. Encontró que las variaciones de LQ And son mejor ajustadas por una curva de doble mínimo y doble máximo a un periodo de  $0^d.622832$ ; de ésta manera, Harmanec sugirió que LQ And puede ser la tercer estrella Be, junto con EM Cep (HD 208392, B1 IVe, V sen  $i = 290 \text{ km s}^{-1}$ ) y  $\sigma$ Ori E (HD 37479, B2-3 Ve, V sen  $i = 150 \text{ km s}^{-1}$ ) caracterizadas por curvas fotométricas de doble mínimo y doble máximo, semejantes a las curvas de luz de binarias eclipsantes de contacto. El rango de periodos propuestos bajo esta hipótesis (entre  $0^d.6$  y  $1^d.2$ ) sugiere que un efecto de rotación estelar es la causa de las variaciones.

El modelo de una estrella rotadora oblicua (la combinación de rotación y una distribución no uniforme de brillo superficial) ofrece una interpretación sencilla de las observaciones. Este modelo es válido si las variaciones son monoperiódicas, con mínimo y máximo dobles, de amplitudes fotométricas distintas.

Baade *et al.* (1984) obtuvieron espectros de alta resolución temporal y espacial de LQ And (20 minutos por exposición a  $18 \text{ \AA mm}^{-1}$ ). Encontraron que las siguientes variaciones periodicas indican que la pulsación no radial, con dos modos de oscilación (periodos a  $0^d.12$  y  $0^d.31$ ) ocurren en esta estrella (figura IV.9):

i) La línea de  $H\beta$  muestra variaciones periódicas en el cociente V/R con dos periodos:  $0^d.118$  y  $0^d.305$ .

ii) La línea  $H\gamma$  muestra variaciones en el cociente V/R con un periodo de  $0^d.305$ , mientras que en la absorción central ocurren claras variaciones en velocidad radial de una amplitud total menor a  $20 \text{ km s}^{-1}$  y periodo de  $0^d.31$ .

iii) La velocidad radial de la línea de HeI a  $4026 \text{ \AA}$  varía con un periodo de  $0^d.31$ .

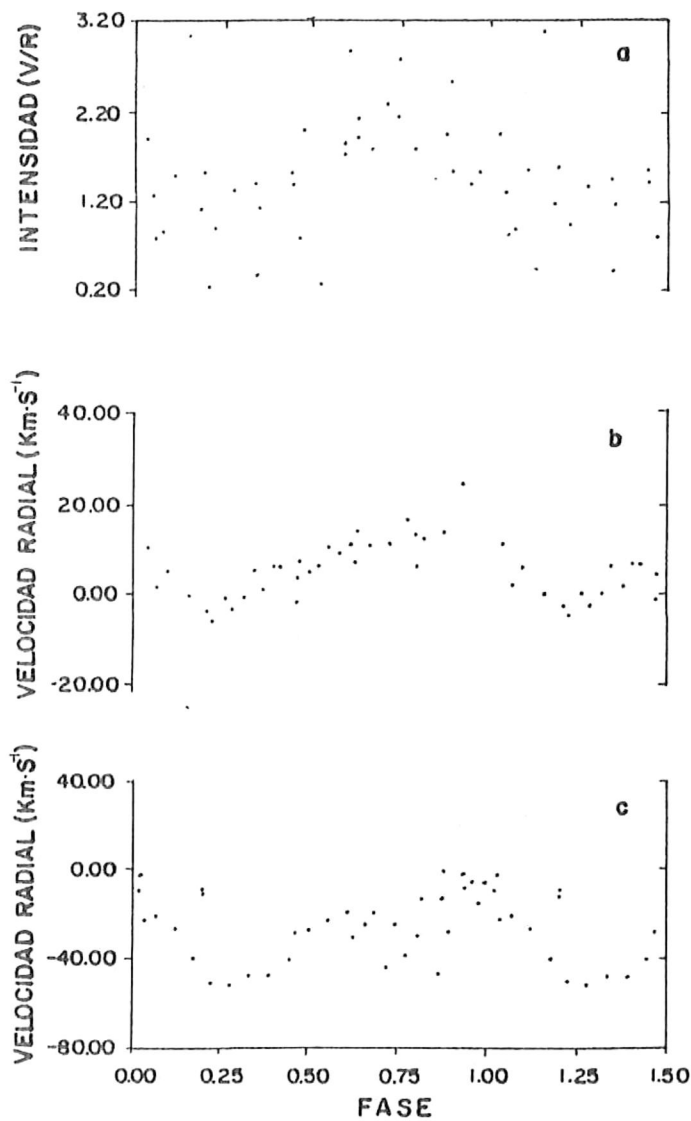


Figura IV.9. Variaciones periódicas en el espectro de LQ And que se ajustan a un periodo entre  $0^d.305$  y  $0^d.31$  (similar al fotométrico). a) Variaciones V/R en fase de la línea H $\gamma$ . b) Variaciones en velocidad radial en el núcleo de absorción de la línea H $\gamma$ . c) variaciones en la velocidad radial de la línea de He I a 4026 Å. Estas variaciones han sido atribuidas a pulsación no radial.

(Adaptada de Baade, 1984).

El análisis de la información fotométrica y espectroscópica obtenida de LQ And en 1983, 1984 y 1985 por Sareyan *et al.* indica que el ajuste de los datos a una curva con un periodo de  $0^d.31$  o de  $0^d.62$  produce un error rms similar.

Los máximos fotométricos se pueden predecir con la siguiente efemérides:

$$\text{Máximo (en DJH)} = 2,445,618.6065 + 0.310037 E \quad (\text{ec. IV.7})$$

donde E es la fecha juliana heliocentrizada de cada observación.

Una curva senoidal monoperiódica de  $0^m.028$  en amplitud y periodo de  $0^d.310037$  puede ajustar las observaciones fotométricas conjuntas de LQ And medidas en los observatorios de San Pedro Mártir y Pico Veleta durante 1983, 1984 y 1985 (figura IV.10a); una curva senoidal monoperiódica con una amplitud variable entre  $0^m.018$  y  $0^m.028$  para observaciones de la estrella entre 1975 y 1985 (figura IV.10b). También, con un error rms similar, los datos para 1983, 1984 y 1985 se pueden ajustar con una onda de doble mínimo y máximo, con un periodo de  $0^d.620074$  y amplitudes fotométricas de  $0^m.007$  y  $0^m.028$  (figura IV.11a), lo mismo se puede hacer para los datos de 1975 a 1985 (figura IV.11b) donde también son más notables las variaciones de amplitud fotométrica.

La espectroscopía de la línea  $H\alpha$  de LQ And tomada en el Observatorio de San Pedro Mártir en alta resolución espacial ( $10.9 \text{ \AA mm}^{-1}$ , precisión de  $\pm 3 \text{ km s}^{-1}$ ) muestra discontinuidades en la velocidad radial de las componentes V y R de la línea en emisión, relacionadas con el periodo de  $\sim 0^d.31$ ; el perfil global de las líneas es casi simétrico, pero la absorción central, el centro de gravedad y las alas roja y azul varían periódicamente. La figura IV.12a ilustra la variación de la velocidad radial medida en la absorción central de línea. Esta variación sigue una curva senoidal defasada en 0.12 de periodo de la variación fotométrica. El ala roja (figura IV.12b) y su centro de gravedad (figura IV.12c) muestran variaciones más complejas, alrededor de la fase 0.0 ocurre un desplazamiento abrupto (también observable en la absorción central). El centro de gravedad y el ala azul sufren un corrimiento de  $10 \text{ km s}^{-1}$ ; el ala roja alcanza hasta  $17 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que en la misma fase la absorción central muestra un desplazamiento hacia el azul de  $7 \text{ km s}^{-1}$ ; un efecto similar pero en dirección contraria ocurre alrededor de la fase 0.6, esto se puede explicar mediante ondas de choque viajando a través de la atmósfera estelar. Este fenómeno violento temporal se propagaría a fases fijas podría estar relacionado con la pulsación no radial o al cruce por rotación de corrientes de material estelar.

Sareyan et al. (1988) concluyeron que no es posible establecer con certeza cual es el mecanismo que provoca las variaciones periódicas de LQ And, la pulsación no puede ser descartada porque las

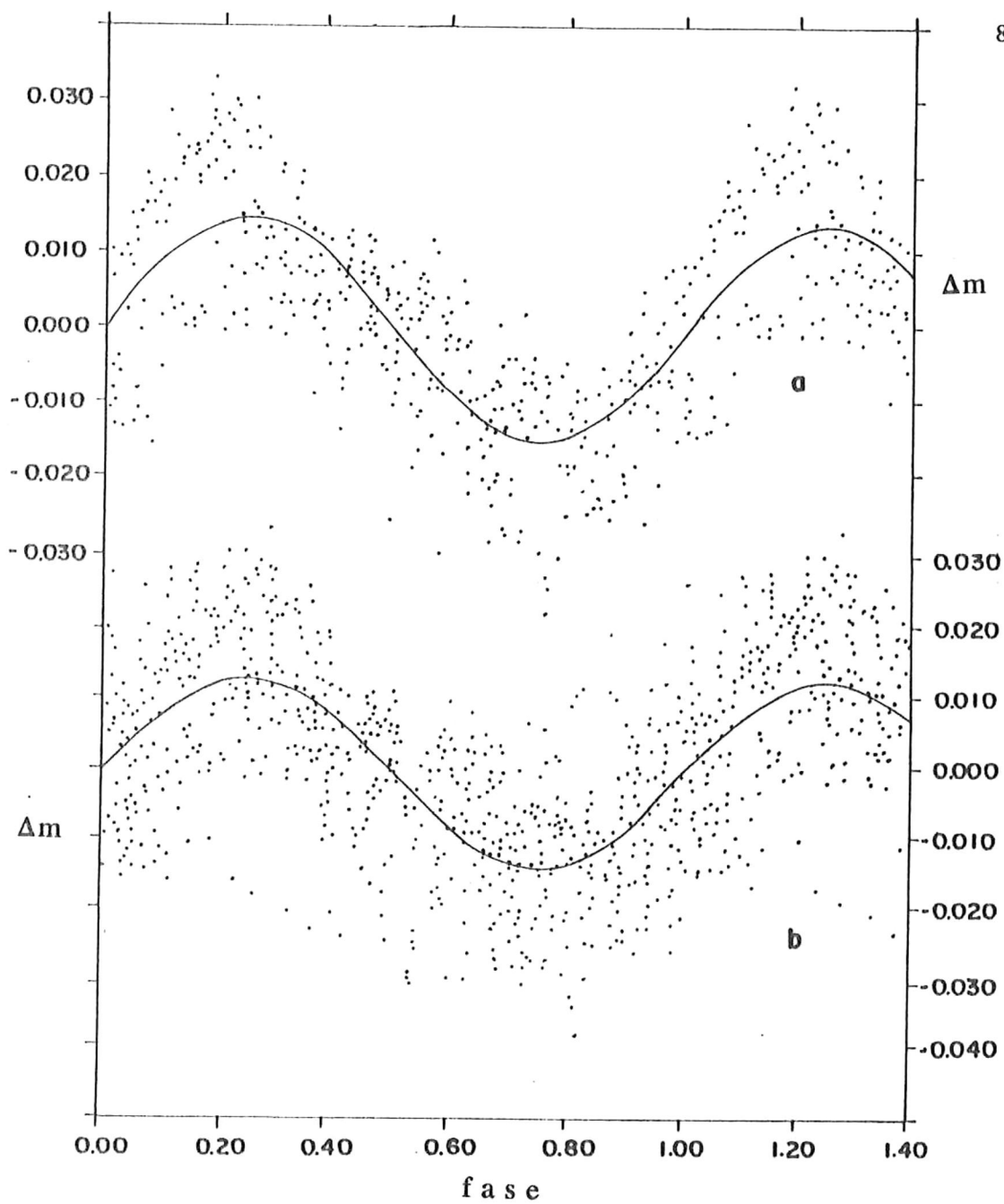


Figura IV.10. Variaciones fotométricas periódicas de LQ And ajustadas por un periodo de  $0^d.310037$ . a) ajuste de los datos medidos en San Pedro Mártir y Pico Veleta durante 1983, 1984 y 1985, b) ajuste de los datos medidos en la estrella entre 1975 y 1985. Las variaciones fotométricas de LQ And a este periodo son explicables por pulsación no radial.

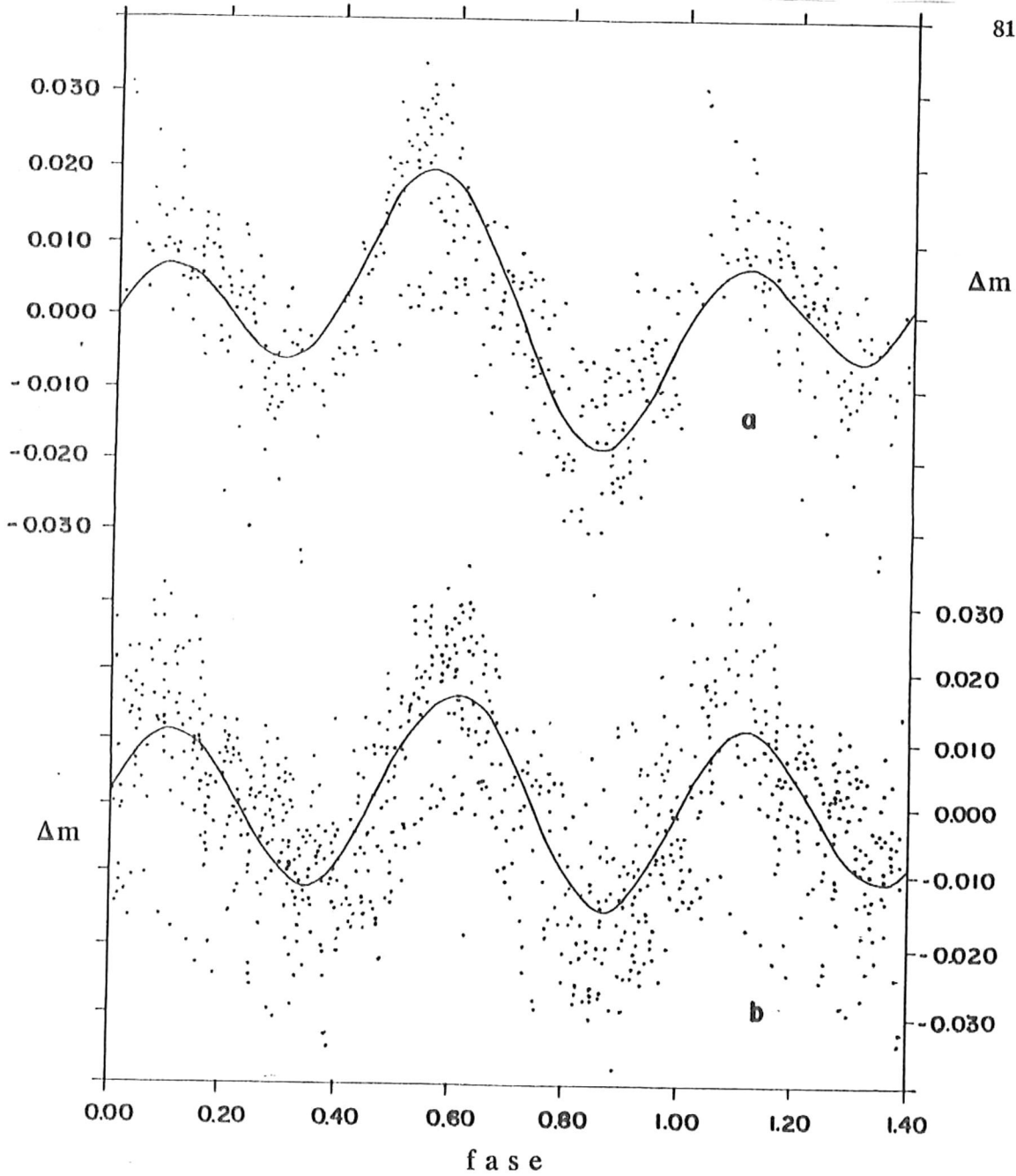


Figura IV.11. Variaciones fotométricas periódicas de LQ And ajustadas por un periodo de  $0^d.620074$ . a) ajuste de los datos medidos en San Pedro Mártir y Pico Veleta durante 1983, 1984 y 1985, b) ajuste de los datos medidos en la estrella entre 1975 y 1985. Las variaciones fotométricas ajustadas con este periodo producen una onda de doble mínimo y máximo fotométricos, explicables por rotación estelar.

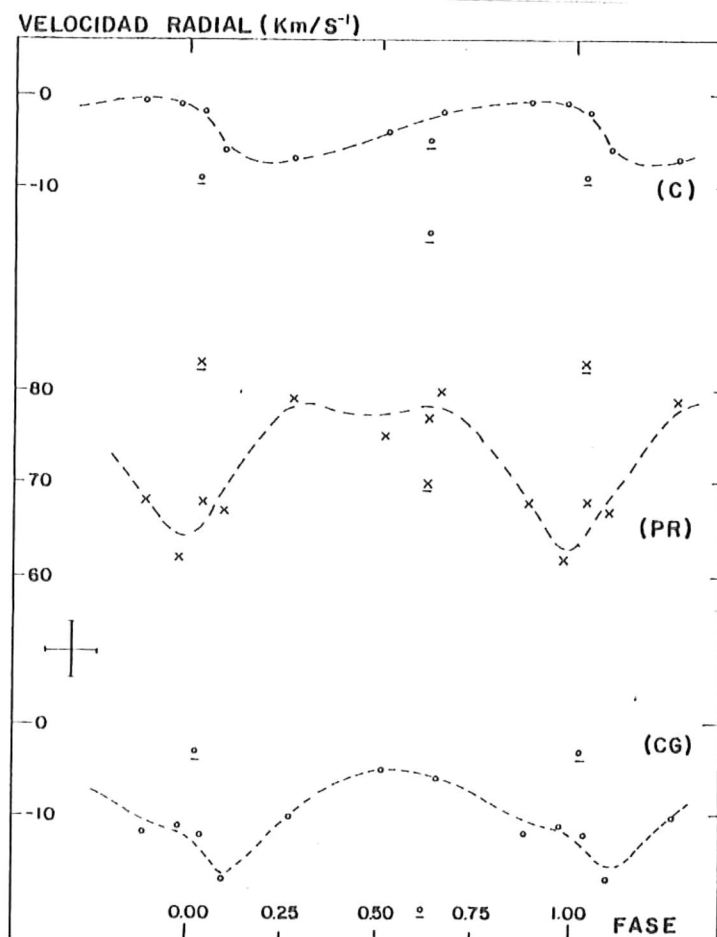


Figura IV.12. Variaciones en velocidad radial medidas en la línea  $H\alpha$  ajustadas con el periodo de  $0^d.310037$ . (C) muestra las variaciones en el núcleo de absorción de la línea; (PR) indica las variaciones en velocidad del ala roja de la línea en emisión; (GC) variaciones en el centro de gravedad de la línea.

variaciones fotométricas y espectroscópicas son bien ajustadas por el periodo de  $0^d.31$ . Indicaron que también se debe tomar en cuenta que buena parte de la dispersión de los datos se puede deber al uso de distintos filtros, telescopios, procesos de reducción y a variaciones reales en la amplitud fotométrica de la estrella, esto puede generar una dispersión que permite interpretar las variaciones como la superposición de una onda doble de periodo largo a una senoide de corto periodo; además, las variaciones de velocidad radial que se determinaron de la línea  $H\alpha$  están más de acuerdo con el periodo de  $0^d.31$ .

**KP Per (HD 21803, B2 IV).**

Esta estrella temprana fué observada en dos ocasiones en 1983. La tabla IV.IV resume la información fotométrica diferencial obtenida en San Pedro Mártir con los filtros de Sareyan *et al.* (1976). Para el ajuste en fase de las observaciones se empleó la efemérides del máximo fotométrico ocurrido en DJH 2,443,494.696, reportado por Jarzebowski *et al.* (1981). El ajuste en fase de las observaciones es aceptable; en la figura IV.13 se grafican las curvas de variación fotométrica para cada filtro empleado, considerando un periodo de  $0^{\text{d}}.2010$ .

Como es característico en las  $\beta$ Cep clásicas, la amplitud de variación fotométrica en el continuo UV ( $0^{\text{m}}.172$ ,  $\sigma = 0^{\text{m}}.010$ , filtro a  $3490 \text{ \AA}$ ) es bastante mayor que la medida con filtros del continuo visible ( $0^{\text{m}}.093$ ,  $\sigma = 0^{\text{m}}.005$  y  $0^{\text{m}}.090$ ,  $\sigma = 0^{\text{m}}.005$ ) para los filtros a  $4740 \text{ \AA}$  y  $5520 \text{ \AA}$ , respectivamente).

En los filtros en el visible la magnitud máxima ocurre en fase, mientras que en el UV se presenta ligeramente antes; en los filtros del visible el tiempo de mínimo a máximo fotométrico es un poco mayor que de máximo a mínimo, mientras que en el UV la curva es simétrica.

Struve y Zechers (1959) descubrieron la variación fotométrica de KP Per, encontrando que en un filtro B su amplitud varía entre  $0^{\text{m}}.070$  y  $0^{\text{m}}.110$  junto a cambios en velocidad radial de 16 a  $25 \text{ km s}^{-1}$ , todo esto bajo un periodo de  $\sim 0^{\text{d}}.200$ . También, encontraron evidencias de un periodo largo, de palpitación.

Klock (1965) encontró que KP Per pertenece a un subgrupo de estrellas  $\beta$ Cep clásicas caracterizadas por mostrar al menos dos periodos de oscilación, casi iguales. Para KP Per se han medido dos periodos cortos, a  $0^{\text{d}}.198$  y  $0^{\text{d}}.200$  y su interferencia produce un periodo de palpitación de  $10^{\text{d}}$  a  $13^{\text{d}}$ . Con respecto a su estado evolutivo, KP Per es la  $\beta$ Cep clásica mas alejada de la ZAMS, posiblemente está en una etapa evolutiva avanzada, donde la inestabilidad pulsacional se debe a la extinción de hidrógeno como combustible en el núcleo estelar.

Jarzebowski *et al.* (1981) analizaron en detalle las variaciones fotométricas de KP Per. Observaron un decaimiento en la amplitud fotométrica de  $0^{\text{m}}.12$  a  $0^{\text{m}}.03$  en solo cinco días (figura IV.7), esto es producido por el periodo de palpitación de  $10^{\text{d}}.83$  que se genera con la interferencia de tres periodos de pulsación casi iguales:  $P_1 = 0^{\text{d}}.20178$ ,  $P_2 = 0^{\text{d}}.19805$  y  $P_3 = 0^{\text{d}}.22705$ .

RESULTADOS FOTOMETRICOS DIFERENCIALES.  
NO 21803 (KP Per).

FILTRO: 3512 B (F1 de Sarayon et. al., 1973).  
PERIODO DE PARTICIPACION: 0.2018 (Jerzykiewicz, 1971).  
D.H. BASE: 2443491.696 (Jarzabowski et. al., 1981).

N	T.U.	D.J.H.	FASE	DIFFASE	P-CPR	P-CI
1	0.300	45606.0162	0.5500	1.5500	0.1075	0.1075
2	0.541	45606.0559	0.4936	1.5936	0.1436	0.1436
3	9.198	45606.0833	0.7263	1.7263	0.1767	0.1767
4	9.361	45606.0900	0.7495	1.7495	0.1703	0.1703
5	9.514	45606.0964	0.8008	1.8008	0.1605	0.1605
6	9.030	45606.9076	0.0652	1.0652	0.1294	0.1294
7	9.987	45606.9161	0.0984	1.0984	0.1101	0.1101
8	10.147	45606.9220	0.9316	1.9316	0.0970	0.0970
9	10.303	45606.9299	0.9629	1.9629	0.0889	0.0889
10	10.466	45606.9361	0.9980	1.9980	0.0821	0.0821
11	10.617	45606.9424	0.0293	1.0293	0.0647	0.0647
12	10.777	45606.9490	0.0605	1.0605	0.0553	0.0553
13	10.925	45606.9552	0.0918	1.0918	0.0499	0.0499
14	11.002	45606.9610	0.1250	1.1250	0.0402	0.0402
15	11.277	45606.9699	0.1641	1.1641	0.0235	0.0235
16	11.450	45606.9771	0.2012	1.2012	0.0069	0.0069
17	11.597	45606.9832	0.2305	1.2305	0.0150	0.0150
18	11.762	45606.9901	0.2656	1.2656	0.0240	0.0240
19	11.924	45606.9969	0.2980	1.2980	0.0301	0.0301
20	12.002	45607.0034	0.3301	1.3301	0.0407	0.0407
21	12.252	45607.0105	0.3652	1.3652	0.0369	0.0369
22	12.417	45607.0174	0.4004	1.4004	0.0389	0.0389
23	12.575	45607.0240	0.4336	1.4336	0.0290	0.0290
24	12.730	45607.0309	0.4660	1.4660	0.0339	0.0339
1	11.524	45621.9802	0.5169	1.5169	0.0853	0.0853
2	11.607	45621.9870	0.5001	1.5001	0.1360	0.1360
3	11.822	45621.9926	0.6074	1.6074	0.1475	0.1475
4	11.970	45621.9996	0.6476	1.6476	0.1612	0.1612
5	12.132	45622.0055	0.6719	1.6719	0.1671	0.1671
6	12.277	45622.0124	0.7070	1.7070	0.1707	0.1707
7	12.467	45622.0195	0.7422	1.7422	0.1713	0.1713
8	12.640	45622.0270	0.7793	1.7793	0.1691	0.1691
9	12.816	45622.0340	0.8125	1.8125	0.1770	0.1770
10	13.190	45622.0496	0.8906	1.8906	0.1604	0.1604
11	13.350	45622.0568	0.9238	1.9238	0.1326	0.1326
12	13.537	45622.0640	0.9629	1.9629	0.1241	0.1241
13	13.699	45622.0708	0.9961	1.9961	0.1057	0.1057
14	13.860	45622.0778	0.0313	1.0313	0.0090	0.0090

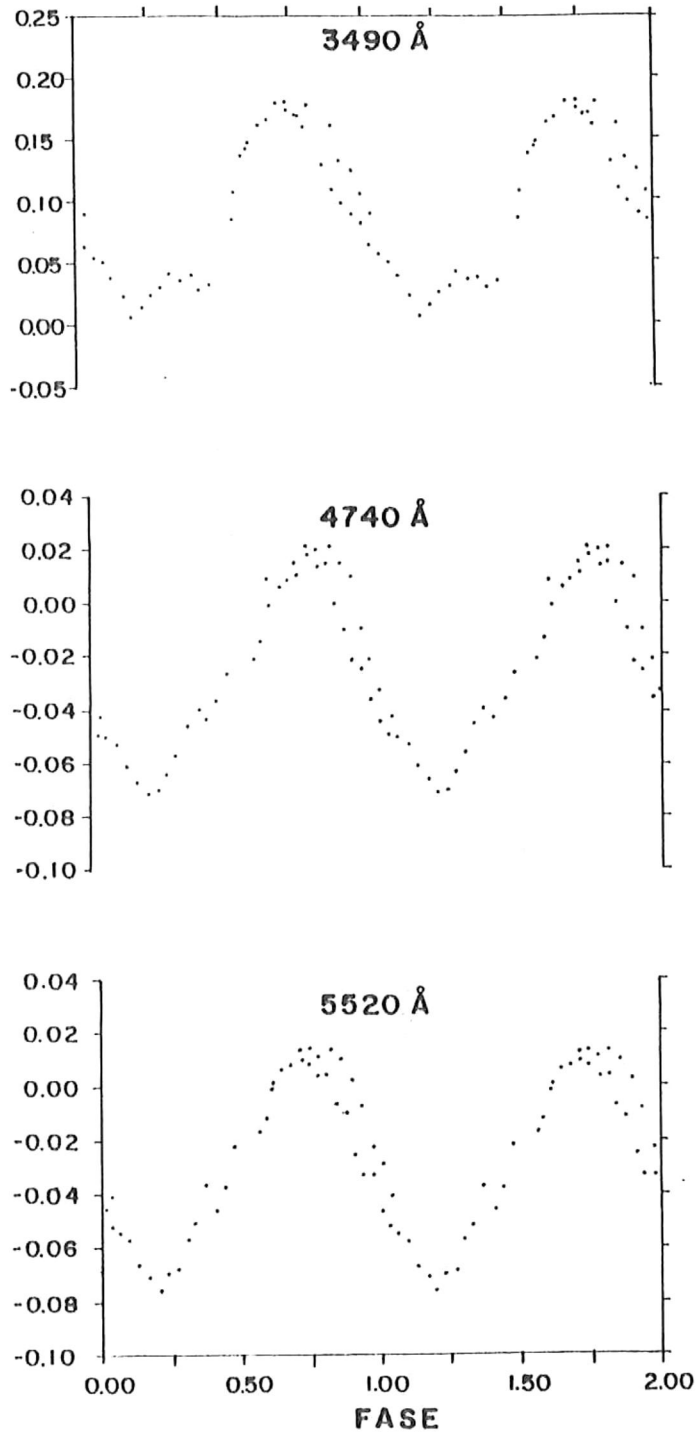
FILTRO: 4743 B (F2 de Sarayon et. al., 1973).  
PERIODO DE PARTICIPACION: 0.2018 (Jerzykiewicz, 1971).  
D.H. BASE: 2443494.696 (Jarzabowski et. al., 1981).

N	T.U.	D.J.H.	FASE	DIFFASE	P-CPR	P-CI
1	0.336	45606.0473	0.5566	1.5566	0.0200	0.0200
2	0.562	45606.0547	0.6035	1.6035	0.0082	0.0082
3	9.061	45606.0775	0.7070	1.7070	0.0145	0.0145
4	9.215	45606.0839	0.7363	1.7363	0.0206	0.0206
5	9.379	45606.0903	0.7734	1.7734	0.0190	0.0190
6	9.542	45606.0976	0.8066	1.8066	0.0119	0.0119
7	9.694	45606.9037	0.0379	1.0379	-0.0003	-0.0003
8	9.817	45606.9103	0.0691	1.0691	-0.0097	-0.0097
9	10.012	45606.9171	0.7023	1.7023	-0.0220	-0.0220
10	10.181	45606.9234	0.7336	1.7336	-0.0259	-0.0259
11	10.320	45606.9303	0.7608	1.7608	-0.0363	-0.0363
12	10.489	45606.9376	0.0020	1.0020	-0.0413	-0.0413
13	10.634	45606.9431	0.0313	1.0313	-0.0496	-0.0496
14	10.791	45606.9496	0.0645	1.0645	-0.0507	-0.0507
15	10.942	45606.9559	0.0957	1.0957	-0.0530	-0.0530
16	11.101	45606.9625	0.1289	1.1289	-0.0612	-0.0612
17	11.290	45606.9707	0.1600	1.1600	-0.0677	-0.0677
18	11.472	45606.9780	0.2051	1.2051	-0.0719	-0.0719
19	11.611	45606.9830	0.2344	1.2344	-0.0709	-0.0709
20	11.779	45606.9908	0.2676	1.2676	-0.0646	-0.0646
21	11.944	45606.9977	0.3027	1.3027	-0.0570	-0.0570
22	12.102	45607.0042	0.3340	1.3340	-0.0463	-0.0463

FILTRO: 5500 B (F3 de Sarayon et. al., 1973).  
PERIODO DE PARTICIPACION: 0.2018 (Jerzykiewicz, 1971).  
D.H. BASE: 2443494.696 (Jarzabowski et. al., 1981).

N	T.U.	D.J.H.	FASE	DIFFASE	P-CPR	P-CI
1	0.360	45606.0403	0.5625	1.5625	-0.0161	-0.0161
2	0.570	45606.0571	0.6074	1.6074	-0.0019	-0.0019
3	9.005	45606.0703	0.7107	1.7107	0.0140	0.0140
4	9.232	45606.0817	0.7422	1.7422	0.0199	0.0199
5	9.399	45606.0916	0.7773	1.7773	0.0116	0.0116
6	9.559	45606.0989	0.8105	1.8105	0.0047	0.0047
7	9.710	45606.9046	0.8410	1.8410	-0.0066	-0.0066
8	9.861	45606.9109	0.8730	1.8730	-0.0102	-0.0102
9	10.020	45606.9178	0.9063	1.9063	-0.0251	-0.0251
10	10.175	45606.9240	0.9375	1.9375	-0.0320	-0.0320
11	10.343	45606.9310	0.9727	1.9727	-0.0331	-0.0331
12	10.506	45606.9377	0.0059	1.0059	-0.0450	-0.0450
13	10.650	45606.9430	0.0352	1.0352	-0.0521	-0.0521
14	10.805	45606.9502	0.0664	1.0664	-0.0540	-0.0540
15	10.956	45606.9565	0.0777	1.0777	-0.0576	-0.0576
16	11.115	45606.9631	0.1309	1.1309	-0.0660	-0.0660
17	11.312	45606.9713	0.1719	1.1719	-0.0707	-0.0707
18	11.480	45606.9787	0.2090	1.2090	-0.0764	-0.0764
19	11.629	45606.9845	0.2363	1.2363	-0.0675	-0.0675
20	11.799	45606.9914	0.2715	1.2715	-0.0602	-0.0602
21	11.963	45606.9904	0.3066	1.3066	-0.0571	-0.0571
22	12.110	45607.0019	0.3379	1.3379	-0.0515	-0.0515
23	12.291	45607.0121	0.3730	1.3730	-0.0371	-0.0371
24	12.456	45607.0190	0.4082	1.4082	-0.0458	-0.0458
25	12.612	45607.0255	0.4335	1.4335	-0.0369	-0.0369
26	12.767	45607.0320	0.4727	1.4727	-0.0220	-0.0220
1	11.560	45621.9816	0.5527	1.5527	-0.0403	-0.0403
2	11.717	45621.9882	0.5859	1.5859	-0.0117	-0.0117
3	11.861	45621.9942	0.6152	1.6152	0.0007	0.0007
4	12.020	45622.0012	0.6504	1.6504	0.0065	0.0065
5	12.192	45622.0080	0.6816	1.6816	0.0000	0.0000
6	12.335	45622.0140	0.7140	1.7140	0.0099	0.0099
7	12.502	45622.0209	0.7400	1.7400	0.0002	0.0002
8	12.686	45622.0288	0.7671	1.7671	0.0013	0.0013
9	12.859	45622.0357	0.8223	1.8223	0.0140	0.0140
10	13.040	45622.0439	0.8594	1.8594	0.0104	0.0104
11	13.226	45622.0511	0.8904	1.8904	0.0029	0.0029
12	13.400	45622.0569	0.9256	1.9256	-0.0000	-0.0000
13	13.578	45622.0657	0.9707	1.9707	-0.0225	-0.0225
14	13.739	45622.0722	0.0020	1.0020	-0.0292	-0.0292
15	13.890	45622.0791	0.0371	1.0371	-0.0407	-0.0407

Tabla IV.IV. Observaciones fotométricas diferenciales en KP Per medidas en el observatorio de San Pedro Mártir. Para cada filtro utilizado se anota, para cada medición: tiempo universal y día juliano heliocentrizado, la fases del periodo 0<sup>d</sup>. 2018 al tiempo de la medición, las diferencia de magnitudes entre KP Per y las estrellas de comparación.



**Figura IV.13.** Observaciones fotométricas diferenciales en KP Per medidas en el observatorio de San Pedro Mártir. Para cada filtro utilizado se anota, para cada medición: tiempo universal y día juliano heliocentrizado, la fases del periodo  $0^d$ . 2018 al tiempo de la medición, las diferencia de magnitudes entre KP Per y las estrellas de comparación. La dispersión en fase observable en los tres filtros entre las fases 0.75 y 1.00 puede ser un efecto de interferencia entre los tres periodos medidos en esta estrella.

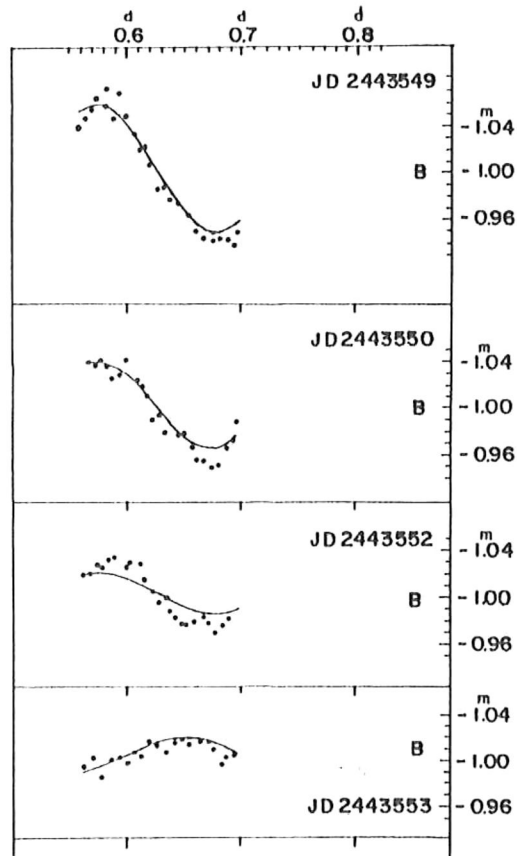


Figura IV.14. Decaimiento en la amplitud fotométrica de variación de KP Per provocado por un periodo de palpitación de la estrella de  $10^d.83$  que se produce de la interferencia de los periodos  $P_1 = 0^d.20178$ ,  $P_2 = 0^d.19805$  y  $P_3 = 0^d.22705$ .

(Adaptada de Jarzebowski et al., 1981).

**BW Vul (HD 199140, B2 III, V sen  $i = 26 \text{ km s}^{-1}$ ).**

Esta estrella  $\beta$ Cep clásica de baja velocidad de rotación proyectada fué observada en dos temporadas distintas, una de fotometría diferencial en Julio de 1982 y otra de fotometría absoluta con el sistema de 13 Colores en Agosto de 1984:

i) Fotometría Diferencial.

Se observó BW Vul entre el 8 y el 15 de Julio de 1982 con un filtro  $b$  ( $\lambda_c = 4740 \text{ \AA}$ ,  $\Delta\lambda(\text{HFMW}) = 112 \text{ \AA}$ ) similar al filtro azul del sistema de Strömgren. Se emplearon dos estrellas de comparación, con

las que se determinó el coeficiente promedio de extinción atmosférica correspondiente a cada noche de observación. En la tabla IV.V se concentra la información fotométrica reducida. Para cada medida se anota el tiempo universal y el día juliano heliocentrizado, la fase (considerando el periodo de  $0^d.201030$  reportado por Rios *et al*, 1981), la diferencia de magnitud de BW Vul con cada estrella de comparación y la diferencia de magnitudes entre estrellas de comparación. La figura IV.15 muestra que las curvas de variación fotométricas son senoidales, simétricas, con una amplitud entre  $0^m.200$  y  $0^m.250$  y un periodo de  $\sim 4^h.8$ . En estas curvas destaca un fenómeno sólo observado en esta y otra  $\beta$ Cep clásica ( $\sigma$ Sco, HD 147165): entre las fases 0.75 y 0.85 la magnitud creciente de la estrella se detiene repentinamente y permanece en una meseta de magnitud casi constante durante un intervalo que oscila entre 25 y 40 minutos.

En la Tabla IV.VI se resumen los parámetros de la variación general y de la meseta para cada noche de observación.

ii) Fotometría Absoluta.

En las noches del 5, 6 y 7 de Agosto de 1984 se estudió el continuo espectral de BW Vul a longitudes de onda entre  $3300 \text{ \AA}$  y  $8600 \text{ \AA}$ ; se utilizaron 8 filtros del sistema fotométrico de 13 Colores (Johnson y Mitchell, 1975). El procedimiento de observación fué similar al de programas de fotometría absoluta en el sistema de 13 Colores: durante una sesión de observación típica se midieron las intensidades de estrellas estándares y pares de extinción de un rango de colores, junto con BW Vul, a diferentes masas de aire. En la reducción de los datos se obtuvieron determinaciones de los colores de las estrellas, los que mediante la calibración de la magnitud absoluta del sistema se transformaron a magnitudes y flujos estelares absolutos.

Se observó la estrella sólo a fases preseleccionadas de su periodo, en la tabla IV.VIIa,b,c se resumen las medidas de los colores, magnitudes y la densidad de flujo absoluto de BW Vul en función de la longitud de onda de cada filtro.

En la figura IV.16 se graficó en fase la variación de magnitud de BW Vul en los filtros 33, 45, 58, 72 y 80; para visualización se trazó una interpolación sencilla entre los datos. Como es de esperar en una  $\beta$  Cep clásica, la amplitud de la variación fotométrica crece hacia el UV, donde se midió

T.U.	D.J.H	FASE	P-C1	P-C2	C1-C2	T.U.	D.J.H	FASE	P-C1	P-C2	C1-C2
6.364	45160.2627	0.6149	0.1235	0.1431	0.0191	8.110	45162.8379	0.1396	0.1984	0.2070	0.0189
6.416	45160.2673	0.8379	0.1404	0.1502	0.0173	8.201	45162.8417	0.1502	0.1917	0.2004	0.0190
6.569	45160.2737	0.8696	0.1530	0.1605	0.0158	8.313	45162.8463	0.1812	0.1855	0.1943	0.0191
6.666	45160.2786	0.8940	0.1685	0.1824	0.0135	8.407	45162.8503	0.2012	0.1688	0.1776	0.0191
6.803	45160.2834	0.9180	0.1831	0.1956	0.0128	8.497	45162.8540	0.2197	0.1586	0.1674	0.0191
6.900	45160.2875	0.9385	0.1950	0.2064	0.0109	8.594	45162.8581	0.2397	0.1435	0.1524	0.0191
7.014	45160.2922	0.9619	0.2040	0.2142	0.0098	8.694	45162.8622	0.2603	0.1271	0.1358	0.0190
7.114	45160.2964	0.9829	0.2126	0.2219	0.0088	8.794	45162.8664	0.2813	0.1142	0.1228	0.0189
7.246	45160.3019	0.0103	0.2198	0.2280	0.0077	8.889	45162.8703	0.3008	0.1035	0.1120	0.0188
7.351	45160.3063	0.0322	0.2221	0.2295	0.0069	8.982	45162.8742	0.3198	0.0982	0.1065	0.0186
7.464	45160.3110	0.0552	0.2189	0.2255	0.0061	9.084	45162.8785	0.3413	0.0835	0.0917	0.0184
7.556	45160.3148	0.0742	0.2173	0.2234	0.0056	9.203	45162.8834	0.3657	0.0727	0.0806	0.0181
7.653	45160.3201	0.1006	0.2072	0.2126	0.0049	9.289	45162.8870	0.3838	0.0650	0.0727	0.0179
7.757	45160.3245	0.1226	0.1991	0.2041	0.0040	9.390	45162.8912	0.4048	0.0587	0.0661	0.0177
7.850	45160.3288	0.1440	0.1897	0.1942	0.0040	9.486	45162.8952	0.4243	0.0607	0.0677	0.0174
7.959	45160.3333	0.1665	0.1780	0.1822	0.0037	9.586	45162.8994	0.4453	0.0562	0.0629	0.0171
8.102	45160.3376	0.1875	0.1662	0.1701	0.0034	9.683	45162.9031	0.4653	0.0545	0.0610	0.0168
8.210	45160.3421	0.2100	0.1519	0.1556	0.0032	9.777	45162.9074	0.4854	0.0540	0.0602	0.0165
8.311	45160.3463	0.2310	0.1390	0.1425	0.0030	9.881	45162.9117	0.5068	0.0412	0.0470	0.0161
8.412	45160.3505	0.2520	0.1271	0.1305	0.0029	9.984	45162.9160	0.5278	0.0254	0.0309	0.0158
8.517	45160.3549	0.2739	0.1081	0.1115	0.0029	10.079	45162.9199	0.5474	0.0095	0.0147	0.0155
8.626	45160.3598	0.2983	0.0922	0.0955	0.0028	10.177	45162.9240	0.5679	-0.0090	-0.0041	0.0152
8.765	45160.3660	0.3291	0.0748	0.0782	0.0029	10.296	45162.9290	0.5928	-0.0252	-0.0206	0.0149
8.854	45160.3706	0.3521	0.0629	0.0664	0.0030	10.390	45162.9329	0.6123	-0.0254	-0.0210	0.0146
8.956	45160.3748	0.3726	0.0544	0.0580	0.0031	10.484	45162.9368	0.6313	-0.0226	-0.0185	0.0144
9.054	45160.3789	0.3931	0.0427	0.0462	0.0033	10.593	45162.9414	0.6543	-0.0116	-0.0077	0.0142
9.203	45160.3834	0.4155	0.0442	0.0482	0.0035	10.699	45162.9458	0.6763	0.0070	0.0108	0.0141
9.339	45160.3891	0.4438	0.0459	0.0501	0.0038	10.811	45162.9505	0.6997	0.0271	0.0388	0.0139
9.412	45160.3922	0.4595	0.0491	0.0535	0.0040	10.916	45162.9548	0.7212	0.0430	0.0466	0.0139
9.527	45160.3974	0.4854	0.0593	0.0641	0.0043	11.022	45162.9592	0.7432	0.0598	0.0634	0.0139
9.650	45160.4021	0.5088	0.0571	0.0623	0.0046	11.130	45162.9637	0.7651	0.0778	0.0816	0.0140
9.762	45160.4068	0.5322	0.0393	0.0448	0.0050	11.233	45162.9680	0.7866	0.0914	0.0953	0.0142
9.872	45160.4113	0.5542	0.0274	0.0234	0.0053	11.333	45162.9730	0.8115	0.1072	0.1116	0.0146
9.964	45160.4160	0.5776	0.0095	0.0097	0.0057	11.447	45162.9782	0.8311	0.1262	0.1282	0.0149
10.149	45160.4228	0.6118	0.0024	0.0092	0.0063	11.554	45162.9814	0.8535	0.1397	0.1448	0.0154
10.222	45160.4280	0.6377	0.0075	0.0148	0.0060	11.656	45162.9857	0.8750	0.1533	0.1590	0.0160
10.360	45160.4325	0.6597	0.0199	0.0276	0.0072	6.826	45163.7814	0.8486	0.1402	0.1536	0.0117
10.463	45160.4360	0.6812	0.0348	0.0429	0.0077	6.992	45163.7913	0.8820	0.1502	0.1679	0.0080
10.569	45160.4412	0.7031	0.0514	0.0600	0.0081	7.169	45163.7987	0.9194	0.1910	0.1983	0.0055
10.659	45160.4458	0.7261	0.0630	0.0720	0.0085	7.321	45163.8050	0.9507	0.2008	0.2069	0.0044
10.803	45160.4501	0.7473	0.0848	0.0940	0.0090	7.490	45163.8121	0.9863	0.2156	0.2219	0.0040
10.912	45160.4546	0.7700	0.0670	0.0969	0.0094	7.659	45163.8193	0.2210	0.2210	0.2210	0.0043
11.012	45160.4588	0.7905	0.0975	0.1078	0.0098	7.832	45163.8263	0.0566	0.2213	0.2203	0.0053
11.117	45160.4632	0.8125	0.1113	0.1220	0.0103	7.991	45163.8329	0.0898	0.2213	0.2295	0.0065
11.226	45160.4680	0.8374	0.1241	0.1354	0.0107	8.174	45163.8406	0.1279	0.2092	0.2191	0.0082
11.352	45160.4722	0.8574	0.1367	0.1403	0.0111	8.351	45163.8480	0.1658	0.1904	0.2022	0.0101
11.447	45160.4770	0.8813	0.1494	0.1605	0.0116	8.516	45163.8548	0.1987	0.1717	0.1852	0.0118
11.556	45160.4815	0.9038	0.1679	0.1798	0.0120	8.678	45163.8616	0.2324	0.1440	0.1591	0.0135
6.321	45161.7634	0.7935	0.1195	0.1253	0.0113	8.846	45163.8686	0.2671	0.1315	0.1483	0.0150
6.453	45161.7689	0.8213	0.1347	0.1405	0.0113	9.132	45163.8805	0.3267	0.0968	0.1157	0.0177
6.569	45161.7737	0.8447	0.1455	0.1513	0.0114	9.303	45163.8876	0.3618	0.0782	0.0980	0.0101
6.677	45161.7782	0.8672	0.1580	0.1639	0.0114	9.483	45163.8951	0.3989	0.0681	0.0886	0.0186
6.757	45161.7832	0.8921	0.1684	0.1745	0.0116	9.650	45163.9021	0.4341	0.0630	0.0845	0.0191
6.900	45161.7878	0.9150	0.1807	0.1869	0.0117	9.936	45163.9140	0.4932	0.0582	0.0788	0.0189
7.014	45161.7932	0.9419	0.1807	0.1869	0.0119	10.116	45163.9215	0.5303	0.0362	0.0563	0.0124
7.147	45161.7978	0.9648	0.2040	0.2114	0.0121	10.277	45163.9282	0.5640	0.0210	0.0210	0.0177
7.262	45161.8034	0.9927	0.2136	0.2205	0.0124	10.451	45163.9354	0.5996	0.0081	0.0267	0.0168
7.402	45161.8084	0.0176	0.2169	0.2240	0.0126	10.657	45163.9430	0.6416	0.0307	0.0481	0.0157
7.526	45161.8136	0.0435	0.2221	0.2295	0.0129	10.826	45163.9511	0.6777	0.0622	0.0707	0.0148
7.653	45161.8189	0.0690	0.2178	0.2254	0.0131	10.988	45163.9578	0.7105	0.0607	0.1025	0.0141
7.764	45161.8235	0.0928	0.2120	0.2199	0.0139	11.167	45163.9653	0.7485	0.1019	0.1175	0.0137
7.870	45161.8282	0.1162	0.2066	0.2142	0.0136	11.309	45163.9712	0.7778	0.1163	0.1316	0.0137
7.953	45161.8331	0.1406	0.1968	0.2051	0.0138	11.478	45163.9782	0.8125	0.1266	0.1425	0.0142
8.119	45161.8383	0.1665	0.1876	0.1962	0.0140	11.641	45163.9850	0.8462	0.1396	0.1567	0.0154
8.224	45161.8426	0.1875	0.1706	0.1793	0.0142	11.807	45163.9919	0.8809	0.1477	0.1668	0.0175
8.350	45161.8479	0.2139	0.1570	0.1659	0.0144	6.444	45164.7685	0.7446	0.0893	0.0840	0.0015
8.471	45161.8529	0.2388	0.1389	0.1480	0.0146	6.572	45164.7738	0.7710	0.1063	0.1047	0.0032
8.603	45161.8584	0.2661	0.1221	0.1314	0.0148	6.690	45164.7787	0.7954	0.1266	0.1244	0.0046
8.711	45161.8630	0.2891	0.1075	0.1169	0.0150	6.814	45164.7839	0.8213	0.1368	0.1360	0.0060
8.859	45161.8700	0.3262	0.0896	0.0993	0.0152	6.931	45164.7888	0.8452	0.1499	0.1503	0.0072
9.007	45161.8753	0.3506	0.0804	0.0902	0.0153	7.053	45164.7939	0.8706	0.1623	0.1638	0.0083
9.132	45161.8805	0.3765	0.0722	0.0821	0.0154	7.168	45164.7986	0.8940	0.1769	0.1794	0.0093
9.254	45161.8856	0.4019	0.0638	0.0730	0.0155	7.287	45164.8036	0.9189	0.1861	0.1895	0.0102
9.374	45161.8906	0.4268	0.0586	0.0687	0.0156	7.399	45164.8083	0.9424	0.2021	0.2062	0.0109
9.451	45161.8954	0.4502	0.0537	0.0639	0.0156	7.494	45164.8122	0.9619	0.2077	0.2124	0.0115
9.619	45161.9008	0.4771	0.0469	0.0571	0.0157	7.568	45164.8153	0.9771	0.2135	0.2186	0.0120
9.756	45161.9057	0.5015	0.0334	0.0436	0.0158	7.646	45164.8186	0.9937	0.2190	0.2246	0.0124
9.844	45161.9102	0.5239	0.0148	0.0251	0.0158	7.723	45164.8218	0.0098	0.2210	0.2270	0.0128
9.966	45161.9152	0.5488	-0.0020	0.0083	0.0158	7.795	45164.8244	0.0244	0.2214	0.2279	0.0132
10.079	45161.9200	0.5720	-0.0074	0.0030	0.0159	7.872	45164.8280	0.0405	0.2179	0.2246	0.0135
10.166	45161.9244	0.5947	-0.0040	0.0064	0.0159	7.957	45164.8315	0.0581	0.2174	0.2245	0.0139
10.253	45161.9289	0.6172	0.0004	0.0109	0.0160	8.037	45164.8349	0.0747	0.2221	0.2295	0.0142
10.401	45161.9334	0.6396	0.0172	0.0277	0.0160	8.118	45164.8382	0.0918	0.2192	0.2269	0.0145
10.535	45161.9389	0.6678	0.0390	0.0504	0.0161	8.192	45164.8413	0.1064	0.2070	0.2150	0.0148
10.662	45161.9443	0.6938	0.0570	0.0677	0.0162	8.282	45164.8451	0.1255	0.2024	0.2107	0.0151

T.U.	D. J. H.	FRSE	P-C1	P-C2	C1-C2	T.U.	D. J. H.	FRSE	P-C1	P-C2	C1-C2
11.142	45164.9642	0.7103	0.0622	0.0740	0.0186	10.096	45166.9207	0.4517	0.0667	0.0752	0.0186
11.229	45164.9679	0.7363	0.0777	0.0893	0.0184	10.185	45166.9244	0.4702	0.0632	0.0717	0.0187
11.316	45164.9715	0.7544	0.0883	0.0997	0.0182	10.227	45166.9282	0.4893	0.0630	0.0715	0.0187
11.400	45164.9750	0.7720	0.0994	0.1105	0.0179	10.371	45166.9321	0.5088	0.0564	0.0649	0.0187
11.489	45164.9787	0.7900	0.1102	0.1210	0.0176	10.457	45166.9357	0.5264	0.0412	0.0496	0.0187
11.589	45164.9829	0.8110	0.1288	0.1392	0.0172	10.547	45166.9395	0.5454	0.0288	0.0364	0.0186
11.673	45164.9864	0.8286	0.1358	0.1458	0.0168	10.633	45166.9430	0.5630	0.0135	0.0219	0.0186
6.001	45165.7867	0.8101	0.1250	0.1260	0.0105	10.718	45166.9466	0.5806	0.0064	0.0147	0.0185
6.909	45165.7912	0.8925	0.1303	0.1319	0.0112	10.833	45166.9511	0.6045	0.0057	0.0025	0.0184
7.170	45165.7987	0.8896	0.1468	0.1496	0.0124	11.247	45166.9686	0.6904	0.0315	0.0390	0.0177
7.242	45165.8018	0.8853	0.1590	0.1631	0.0129	11.334	45166.9723	0.7085	0.0398	0.0471	0.0175
7.336	45165.8056	0.9043	0.1731	0.1770	0.0135	11.417	45166.9757	0.7256	0.0527	0.0597	0.0173
7.432	45165.8097	0.9243	0.1864	0.1909	0.0141	11.502	45166.9793	0.7437	0.0641	0.0709	0.0170
7.515	45165.8131	0.9414	0.2022	0.2072	0.0146	11.588	45166.9826	0.7598	0.0713	0.0778	0.0167
7.600	45165.8167	0.9595	0.2151	0.2205	0.0150	11.672	45166.9863	0.7783	0.0831	0.0893	0.0164
7.687	45165.8203	0.9771	0.2205	0.2264	0.0155	11.752	45166.9897	0.7954	0.0897	0.0955	0.0160
7.785	45165.8244	0.9976	0.2313	0.2377	0.0160	11.833	45166.9930	0.8115	0.0995	0.1049	0.0156
7.876	45165.8281	0.0161	0.2212	0.2281	0.0164	11.929	45166.9971	0.8320	0.1172	0.1221	0.0151
7.952	45165.8314	0.0327	0.2221	0.2293	0.0168	5.237	45167.7182	0.4194	0.0669	0.0671	0.0120
8.035	45165.8348	0.0493	0.2220	0.2295	0.0171	5.367	45167.7236	0.4463	0.0616	0.0622	0.0123
8.116	45165.8382	0.0664	0.2180	0.2259	0.0175	5.476	45167.7282	0.4692	0.0575	0.0584	0.0126
8.199	45165.8416	0.0830	0.2112	0.2194	0.0178	5.591	45167.7329	0.4927	0.0578	0.0590	0.0129
8.295	45165.8456	0.1090	0.2050	0.2195	0.0181	5.694	45167.7372	0.5142	0.0477	0.0492	0.0133
8.383	45165.8493	0.1216	0.2031	0.2118	0.0183	5.808	45167.7420	0.5381	0.0314	0.0339	0.0137
8.467	45165.8528	0.1392	0.1927	0.2016	0.0185	5.919	45167.7466	0.5610	0.0192	0.0215	0.0141
8.565	45165.8569	0.1592	0.1885	0.1976	0.0187	6.012	45167.7505	0.5801	0.0098	0.0125	0.0144
8.656	45165.8606	0.1777	0.1787	0.1880	0.0189	6.110	45167.7546	0.6006	-0.0036	-0.0005	0.0147
8.748	45165.8645	0.1973	0.1709	0.1803	0.0190	6.195	45167.7581	0.6182	-0.0090	-0.0056	0.0151
8.832	45165.8680	0.2144	0.1584	0.1679	0.0191	6.271	45167.7613	0.6338	-0.0082	-0.0046	0.0153
8.912	45165.8714	0.2314	0.1495	0.1591	0.0191	6.351	45167.7646	0.6504	0.0001	0.0041	0.0156
9.015	45165.8756	0.2524	0.1451	0.1546	0.0191	6.430	45167.7679	0.6670	0.0106	0.0148	0.0159
9.115	45165.8798	0.2734	0.1320	0.1415	0.0191	6.496	45167.7706	0.6802	0.0230	0.0275	0.0161
9.206	45165.8836	0.2920	0.1200	0.2995	0.0191	6.580	45167.7741	0.6978	0.0367	0.0414	0.0164
9.306	45165.8877	0.3125	0.1057	0.1151	0.0190	6.647	45167.7769	0.7114	0.0466	0.0515	0.0167
9.410	45165.8921	0.3345	0.0979	0.1071	0.0188	6.718	45167.7799	0.7266	0.0531	0.0582	0.0169
9.494	45165.8956	0.3521	0.0820	0.0911	0.0187	6.800	45167.7833	0.7437	0.0698	0.0752	0.0172
9.572	45165.8988	0.3677	0.0721	0.0811	0.0185	6.860	45167.7858	0.7559	0.0773	0.0830	0.0173
9.665	45165.9027	0.3872	0.0651	0.0739	0.0183	6.930	45167.7887	0.7705	0.0822	0.0880	0.0175
9.751	45165.9063	0.4053	0.0623	0.0709	0.0181	6.995	45167.7914	0.7837	0.0875	0.0935	0.0177
9.829	45165.9095	0.4209	0.0542	0.0625	0.0179	7.091	45167.7941	0.8037	0.0961	0.1024	0.0180
9.904	45165.9127	0.4370	0.0596	0.0677	0.0177	7.153	45167.7968	0.8164	0.1088	0.1152	0.0181
9.979	45165.9158	0.4526	0.0531	0.0609	0.0175	7.214	45167.8006	0.8296	0.1221	0.1287	0.0182
10.056	45165.9190	0.4683	0.0465	0.0541	0.0172	7.284	45167.8035	0.8438	0.1294	0.1361	0.0184
10.137	45165.9224	0.4854	0.0516	0.0590	0.0170	7.356	45167.8065	0.8589	0.1337	0.1406	0.0185
10.238	45165.9266	0.5063	0.0563	0.0633	0.0166	7.505	45167.8160	0.9063	0.1546	0.1618	0.0189
10.321	45165.9300	0.5229	0.0403	0.0471	0.0163	7.659	45167.8191	0.9214	0.1585	0.1657	0.0190
10.406	45165.9336	0.5410	0.0307	0.0372	0.0160	7.744	45167.8226	0.9390	0.1709	0.1783	0.0190
10.519	45165.9383	0.5645	0.0189	0.0249	0.0156	7.794	45167.8241	0.9492	0.1768	0.1841	0.0191
10.613	45165.9422	0.5840	0.0057	0.0114	0.0153	7.864	45167.8276	0.9639	0.1923	0.1997	0.0191
10.707	45165.9461	0.6030	0.0068	0.0122	0.0150	7.932	45167.8305	0.9785	0.2061	0.2136	0.0191
10.795	45165.9498	0.6216	0.0077	0.0128	0.0147	7.999	45167.8333	0.9922	0.2152	0.2227	0.0191
10.872	45165.9530	0.6377	0.0062	0.0111	0.0145	8.066	45167.8360	0.0059	0.2166	0.2240	0.0191
10.965	45165.9569	0.6567	0.0216	0.0263	0.0142	8.142	45167.8392	0.0215	0.2221	0.2295	0.0191
11.053	45165.9505	0.6740	0.0331	0.0375	0.0140	8.279	45167.8449	0.0498	0.2172	0.2245	0.0190
11.145	45165.9644	0.6943	0.0477	0.0519	0.0138	8.354	45167.8480	0.0654	0.2026	0.2098	0.0190
11.231	45165.9679	0.7114	0.0620	0.0636	0.0136	8.428	45167.8511	0.0806	0.1983	0.2055	0.0189
11.309	45165.9712	0.7280	0.0708	0.0747	0.0135	8.500	45167.8541	0.0957	0.1992	0.2063	0.0188
11.396	45165.9748	0.7461	0.0819	0.0857	0.0134	8.570	45167.8570	0.1104	0.1892	0.1962	0.0187
11.477	45165.9782	0.7627	0.0911	0.0949	0.0134	8.637	45167.8598	0.1240	0.1774	0.1842	0.0186
11.556	45165.9815	0.7793	0.1013	0.1051	0.0134	8.709	45167.8629	0.1396	0.1746	0.1814	0.0185
11.632	45165.9847	0.7954	0.1105	0.1143	0.0134	8.787	45167.8661	0.1553	0.1677	0.1743	0.0183
11.713	45165.9880	0.8115	0.1175	0.1214	0.0135	8.863	45167.8693	0.1714	0.1539	0.1604	0.0181
11.794	45165.9914	0.8286	0.1306	0.1345	0.0137	8.939	45167.8724	0.1865	0.1470	0.1533	0.0180
11.866	45165.9944	0.8433	0.1451	0.1494	0.0139	9.018	45167.8757	0.2031	0.1451	0.1512	0.0178
5.988	45166.7495	0.6001	0.0150	0.0061	0.0191	9.094	45167.8789	0.2192	0.1440	0.1499	0.0176
6.080	45166.7537	0.6211	0.0162	0.0074	0.0190	9.178	45167.8820	0.2344	0.1373	0.1430	0.0174
6.153	45166.7564	0.6343	0.0112	0.0025	0.0189	9.236	45167.8848	0.2485	0.1277	0.1333	0.0172
6.226	45166.7594	0.6494	0.0023	0.0110	0.0188	9.310	45167.8879	0.2637	0.1116	0.1169	0.0170
6.294	45166.7622	0.6636	0.0146	0.0232	0.0188	9.399	45167.8916	0.2822	0.1047	0.1097	0.0168
6.366	45166.7653	0.6787	0.0264	0.0349	0.0187	9.473	45167.8947	0.2979	0.1001	0.1050	0.0165
6.432	45166.7680	0.6924	0.0376	0.0459	0.0186	9.561	45167.8984	0.3159	0.0812	0.0857	0.0163
6.503	45166.7710	0.7070	0.0517	0.0600	0.0185	9.631	45167.9013	0.3306	0.0724	0.0767	0.0161
6.574	45166.7739	0.7217	0.0598	0.0680	0.0184	9.701	45167.9042	0.3447	0.0699	0.0741	0.0159
6.672	45166.7780	0.7422	0.0711	0.0792	0.0183	9.775	45167.9073	0.3604	0.0576	0.0616	0.0156
6.752	45166.7814	0.7588	0.0827	0.0908	0.0182	9.849	45167.9103	0.3755	0.0557	0.0594	0.0154
6.828	45166.7845	0.7744	0.0937	0.1016	0.0181	9.915	45167.9131	0.3892	0.0617	0.0653	0.0152
6.901	45166.7876	0.7896	0.1022	0.1101	0.0181	9.982	45167.9159	0.4033	0.0621	0.0654	0.0150
7.010	45166.7921	0.8120	0.1127	0.1205	0.0180	10.072	45167.9197	0.4219	0.0626	0.0657	0.0148
7.082	45166.7951	0.8271	0.1185	0.1262	0.0179	10.147	45167.9228	0.4375	0.0603	0.0632	0.0146
7.168	45166.7987	0.8447	0.1254	0.1331	0.0178	10.220	45167.9258	0.4526	0.0630	0.0650	0.0144
7.253	45166.8022	0.8623	0.1349	0.1425	0.0178	10.298	45167.9291	0.4688	0.0673	0.0698	0.0143
7.308	45166.8045	0.8740	0.1430	0.1506	0.0178	10.380	45167.9325	0.4858	0.0571	0.0595	0.0141
7.374	45166.8073	0.8877	0.1494	0.1569	0.0177	10.459	45167.9357	0.5015	0.0559	0.0581	0.0139
7.448	45166.8103	0.9028	0.1583	0.1658	0.0177	10.530	45167.9387	0.5166	0.0376	0.0397	0.0138
7.522	45166.8134	0.9180	0.1761	0.1836	0.0176	10.609	45167.9420	0.5332	0.0240	0.0260	

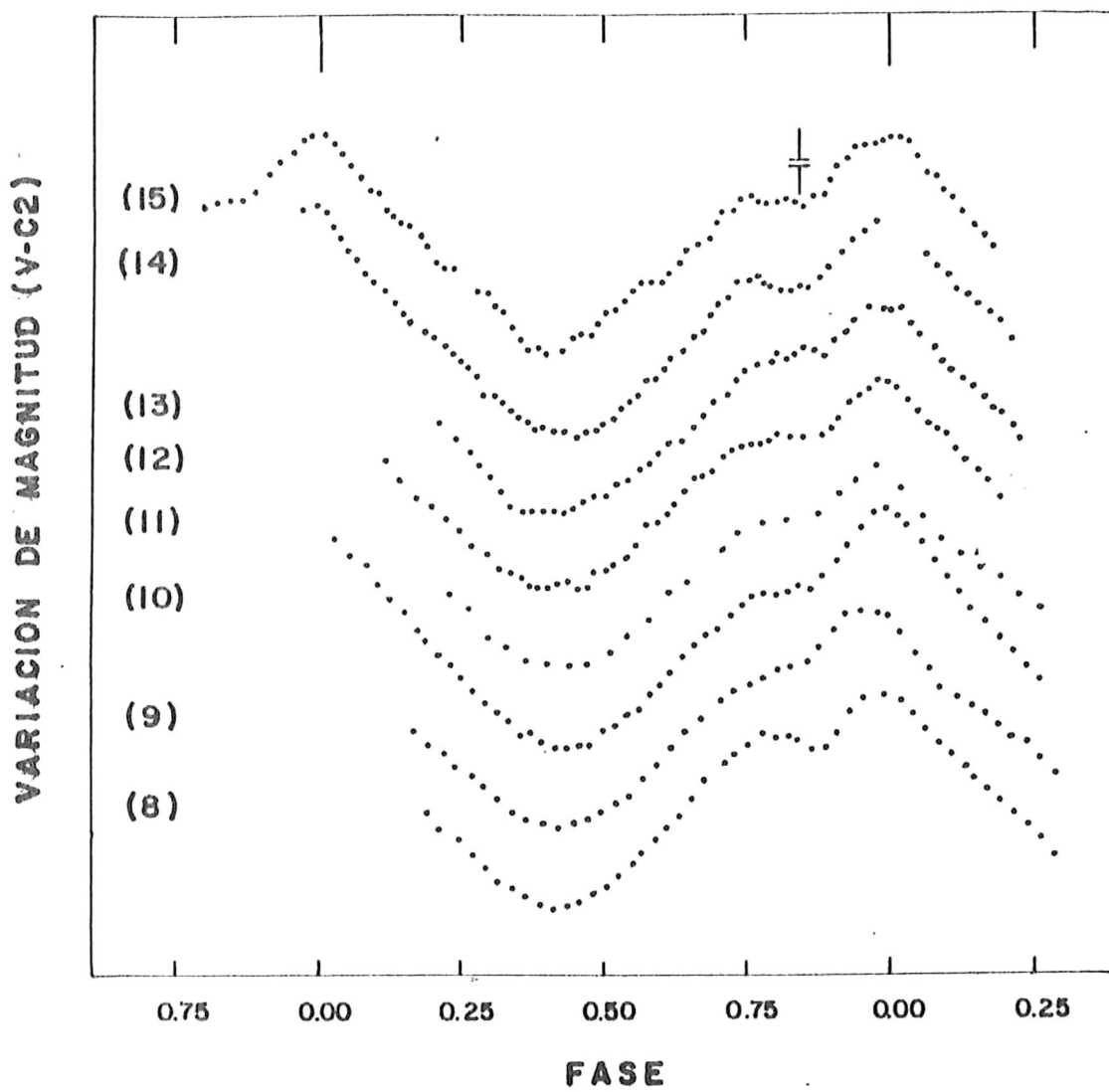


Figura IV.15. Curvas de variación fotométrica diferencial de BW Vul. La amplitud de las variaciones cambia entre  $0^m.200$  y  $0^m.250$  en un periodo de  $4^h.8$ ; entre la fase 0.75 y 0.85 se muestra la meseta de magnitud que caracteriza la curva de luz de esta estrella. En la parte superior se muestra la barra de error máximo en las determinaciones de magnitud.

JD+	$\Delta m_b (P-C_2)$	$\sigma(c_1-c_2)$	$k_b$ (mag)	fase inicial	fase final	t(min)	$\Delta m_{ba}$	$\sigma$	%
45160	0.220	0.004	0.133	0.763	0.836	26.8	0.016	4	7
45161	0.227	0.002	0.185	0.728	0.828	28.9	0.030	15	13
45162	0.251	0.003	0.112	0.750	0.832	23.7	0.021	7	8
45163	0.203	0.005	0.256	0.724	0.855	37.9	0.032	6	16
45164	0.213	0.004	0.075	0.756	0.845	25.6	0.010	2.5	5
45165	0.218	0.003	0.333	0.744	0.829	24.5	0.041	4.5	6
45166	0.227	0.002	0.240	0.728	0.831	29.8	0.010	5.2	4
45167	0.233	0.002	0.158	0.697	0.808	31.9	0.010	5.2	4

Tabla IV.VI. Parámetros de la variación fotométrica diferencial de BW Vul. Para cada sesión se proporciona: día juliano heliocentrizado; cambio global de magnitud y su desviación estándar; valor del coeficiente de extinción del filtro; fases inicial, final y duración de la meseta de magnitud; amplitud del cambio en la meseta con respecto al error de medición; valor porcentual del cambio de magnitud en la meseta con respecto al cambio global.

un cambio de hasta  $0^m.503$  en el filtro 33. En la figura también se observa un efecto interesante entre las fases 0.75 y 0.80, justo donde ocurre la meseta de magnitud en la fotometría diferencial: en el filtro 33 apenas es notable una depresión en magnitud; en el filtro 45 se presenta una meseta de magnitud constante muy similar a la observada con el filtro  $b$ ; en los filtros 58 y 72 la depresión se transforma gradualmente en una protuberancia, la que en el filtro 86 alcanza una magnitud similar a la del máximo fotométrico.

En la figura IV.17 se grafica la distribución de energía de BW Vul como función de la longitud de onda efectiva de los 8 filtros empleados el 7 de agosto. La parte a) muestra ésta distribución en función del flujo y su magnitud equivalente para las fases del mínimo y máximo fotométrico, así como para determinaciones que corresponden a fases intermedias. En la parte b) se muestran los flujos medidos en el mínimo, en la meseta y en el máximo fotométrico de la estrella, están desplazados para ilustración. Al comparar la distribución de la estrella con las calibraciones de Schuster (1984) para modelos de estrellas gigantes desenrojadas observadas con el sistema de 13 Colores (parte c de la figura) se determinó para BW Vul un tipo espectral B2 y clase de luminosidad III. Durante los valores

COLORES		BW-Vulpeculae								HD 199140			BS 8007			B2-III			P = 4h 49m 29s			J. D	
		52	3252	3752	4552	5258	5872	5880	5886	58	H A	AIR	(+2.400.000)										
7 AGOSTO																							
4	MY	6.427	-1.455	-0.887	-0.022	-0.038	-0.080	-0.121	-0.224	6.484	-0.891	1.289	45919	6721									
5	MX	6.475	-1.452	-0.877	-0.022	-0.047	-0.082	-0.122	-0.214	6.521	-0.851	1.246	45919	6784									
9	I-	6.490	-1.371	-0.828	-0.014	-0.060	-0.049	-0.092	-0.182	6.350	-0.610	1.158	45919	7167									
15	MN	6.616	-1.268	-0.799	-0.012	-0.052	-0.041	-0.085	-0.124	6.669	-0.282	1.032	45919	7689									
16	MN	6.620	-1.273	-0.804	-0.015	-0.050	-0.029	-0.073	-0.110	6.670	-0.242	1.024	45919	7751									
21	SS	6.447	-1.269	-0.856	-0.007	-0.069	-0.043	-0.094	-0.173	6.313	0.022	1.001	45919	8186									
22	SS	6.445	-1.277	-0.867	-0.012	-0.060	-0.052	-0.102	-0.182	6.305	0.068	1.003	45919	8243									
24	SS	6.474	-1.422	-0.888	-0.019	-0.064	-0.052	-0.112	-0.170	6.338	0.168	1.012	45919	8402									
25	SS	6.457	-1.440	-0.886	-0.021	-0.062	-0.057	-0.110	-0.168	6.320	0.214	1.019	45919	8476									
27	MX	6.416	-1.486	-0.916	-0.022	-0.066	-0.068	-0.121	-0.192	6.482	0.217	1.040	45919	8639									
28	MX	6.420	-1.488	-0.915	-0.019	-0.076	-0.072	-0.115	-0.178	6.306	0.377	1.057	45919	8734									
32	I-	6.597	-1.406	-0.877	-0.020	-0.057	-0.068	-0.117	-0.158	6.653	0.642	1.178	45919	9155									
32	I-	6.626	-1.264	-0.862	-0.025	-0.062	-0.075	-0.119	-0.149	6.687	0.684	1.205	45919	9221									
37	MN	6.724	-1.291	-0.840	-0.017	-0.052	-0.074	-0.100	-0.172	6.775	0.999	1.329	45919	9722									
38	MN	6.707	-1.292	-0.826	-0.014	-0.056	-0.071	-0.105	-0.170	6.742	1.052	1.614	45919	9807									
m(MX-MN)		-0.308	-0.220	-0.117	-0.020	-0.026	-0.042	-0.048	-0.114	-0.294													
6 AGOSTO																							
2	MX	6.542	-1.428	-0.869	-0.018	-0.056	-0.058	-0.111	-0.174	6.608	-0.872	1.268	45918	6778									
6	I-	6.516	-1.245	-0.820	-0.012	-0.069	-0.047	-0.105	-0.172	6.592	-0.620	1.172	45918	7159									
12	MN	6.515	-1.286	-0.808	-0.014	-0.056	-0.045	-0.098	-0.121	6.579	-0.262	1.027	45918	7747									
13	I+	6.508	-1.278	-0.819	-0.011	-0.060	-0.031	-0.097	-0.125	6.576	-0.228	1.021	45918	7800									
14	I+	6.472	-1.222	-0.829	-0.014	-0.057	-0.044	-0.099	-0.128	6.538	-0.142	1.009	45918	7925									
17	SS	6.398	-1.400	-0.888	-0.014	-0.076	-0.062	-0.109	-0.146	6.482	0.022	1.001	45918	8213									
19	SS	6.407	-1.446	-0.891	-0.026	-0.078	-0.059	-0.122	-0.121	6.494	0.149	1.010	45918	8400									
20	SS	6.402	-1.427	-0.881	-0.020	-0.072	-0.057	-0.119	-0.120	6.484	0.192	1.015	45918	8469									
22	MX	6.366	-1.449	-0.924	-0.022	-0.076	-0.078	-0.128	-0.149	6.450	0.297	1.039	45918	8634									
22	MX	6.395	-1.471	-0.911	-0.023	-0.078	-0.068	-0.141	-0.150	6.482	0.270	1.055	45918	8751									
25	I-	6.492	-1.416	-0.890	-0.016	-0.081	-0.062	-0.120	-0.106	6.581	0.507	1.106	45918	8967									
27	I-	6.522	-1.267	-0.860	-0.022	-0.079	-0.057	-0.109	-0.080	6.620	0.647	1.181	45918	9189									
31	MN	6.682	-1.276	-0.811	-0.010	-0.067	-0.049	-0.110	0.001	6.757	0.940	1.448	45918	9635									
32	MN	6.685	-1.266	-0.819	-0.012	-0.062	-0.062	-0.102	0.014	6.755	0.988	1.512	45918	9721									
m(MX-MN)		-0.219	-0.205	-0.116	-0.022	-0.022	-0.022	-0.042	-0.188	-0.207													
5 AGOSTO																							
1	SS	6.370	-1.547	-1.000	-0.022	-0.072	-0.057	-0.127	-0.170	6.459	0.012	1.001	45917	8210									
4	I+	6.426	-1.629	-1.026	-0.021	-0.080	-0.059	-0.124	-0.140	6.522	0.220	1.021	45917	8354									
6	MI	6.482	-1.641	-1.021	-0.019	-0.084	-0.064	-0.121	-0.124	6.585	0.277	1.028	45917	8629									
9	I-	6.626	-1.577	-1.002	-0.018	-0.072	-0.064	-0.112	-0.082	6.715	0.482	1.095	45917	8956									
14	I-	6.716	-1.448	-0.931	-0.021	-0.057	-0.050	-0.102	-0.026	6.788	0.692	1.212	45917	9290									
16	MN	6.646	-1.464	-0.978	-0.022	-0.074	-0.112	-0.112	-0.068	6.671	0.926	1.420	45917	9695									
17	MN	6.752	-1.488	-0.985	-0.025	-0.028	-0.074	-0.109	-0.054	6.794	1.066	1.462	45917	9724									
m(MX-MN)		-0.269	-0.177	-0.052	0.006	-0.056	0.049	0.084	-0.066	-0.209													

Tabla IV.VIIa. Colores fotométricos a fases seleccionadas de BW Vul con el sistema de 13 Colores. En la tabla se reporta, en orden, la siguiente información para cada medición: número secuencial, magnitud de la estrella en el filtro 52, magnitud de la estrella en los índices de color 33-52, 37-52, 4552, 52-58, 58-72, 58-80, 58-86, magnitud en el filtro 58; ángulo horario, masa de aire y día juliano heliocentrizado; el último renglón de cada día proporciona las variaciones en los índices y magnitudes anteriores para las magnitudes mínima y máxima.

MAGNITUDES		BW-Vulpeculae								HD 199140		B5 B007		B2-III		P = 4h 49m 29s J D (+2.400.000)		
		33	37	45	52	58	72	80	86									
7 AGOSTO																		
4	MX	5.225	5.545	6.023	6.427	6.847	7.650	8.041	8.260	45919.6721								
5	MX	5.286	5.603	6.062	6.475	6.885	7.690	8.079	8.287	45919.6784								
9	I-	5.282	5.657	6.095	6.490	6.913	7.686	8.078	8.284	45919.7167								
15	MN	5.611	5.822	6.223	6.616	7.022	7.796	8.190	8.425	45919.7689								
16	MN	5.610	5.821	6.225	6.620	7.023	7.796	8.180	8.422	45919.7751								
21	SS	5.341	5.596	6.059	6.447	6.879	7.646	8.045	8.271	45919.8186								
22	SS	5.321	5.584	6.052	6.445	6.868	7.644	8.044	8.269	45919.8242								
24	SS	5.304	5.591	6.074	6.474	6.901	7.678	8.085	8.290	45919.8402								
25	SS	5.280	5.576	6.055	6.457	6.883	7.664	8.066	8.261	45919.8476								
27	MX	5.193	5.505	6.012	6.416	6.845	7.636	8.038	8.195	45919.8639								
28	MX	5.205	5.520	6.030	6.430	6.869	7.664	8.057	8.206	45919.8734								
32	I-	5.454	5.725	6.196	6.597	7.017	7.809	8.207	8.284	45919.9155								
33	I-	5.525	5.769	6.220	6.626	7.051	7.849	8.242	8.308	45919.9221								
37	MN	5.696	5.889	6.326	6.724	7.139	7.936	8.311	8.349	45919.9722								
38	MN	5.678	5.876	6.312	6.707	7.126	7.920	8.302	8.334	45919.9807								
m(M)-MN)		-0.503	-0.284	-0.214	-0.208	-0.294	-0.300	-0.273	-0.240									
6 AGOSTO																		
2	MX	5.379	5.680	6.144	6.543	6.962	7.752	8.155	8.424	45918.6778								
6	I-	5.424	5.690	6.122	6.516	6.947	7.727	8.133	8.416	45918.7159								
12	MN	5.492	5.712	6.120	6.515	6.924	7.711	8.113	8.362	45918.7747								
13	I+	5.493	5.694	6.117	6.508	6.922	7.714	8.109	8.353	45918.7800								
14	I+	5.503	5.649	6.078	6.473	6.894	7.669	8.073	8.327	45918.7935								
17	SS	5.261	5.515	6.003	6.398	6.838	7.632	8.028	8.281	45918.8213								
19	SS	5.224	5.521	6.000	6.407	6.848	7.639	8.052	8.277	45918.8400								
20	SS	5.228	5.526	6.001	6.402	6.838	7.628	8.028	8.266	45918.8469								
22	MX	5.179	5.446	5.952	6.266	6.805	7.615	8.024	8.251	45918.8624								
23	MX	5.187	5.490	5.989	6.295	6.836	7.637	8.058	8.284	45918.8751								
25	I-	5.338	5.607	6.095	6.492	6.936	7.730	8.127	8.340	45918.8967								
27	I-	5.429	5.678	6.129	6.523	6.975	7.764	8.165	8.352	45918.9189								
31	MN	5.669	5.876	6.292	6.682	7.113	7.893	8.303	8.408	45918.9655								
32	MN	5.682	5.871	6.292	6.685	7.111	7.904	8.294	8.393	45918.9731								
m(M)-MN)		-0.503	-0.420	-0.340	-0.319	-0.208	-0.289	-0.279	-0.183									
5 AGOSTO																		
1	SS	5.086	5.375	5.966	6.370	6.805	7.602	8.022	8.281	45917.8210								
4	I+	5.070	5.405	6.023	6.426	6.879	7.679	8.094	8.323	45917.8534								
6	MX	5.105	5.457	6.083	6.483	6.931	7.736	8.152	8.371	45917.8629								
9	I-	5.311	5.627	6.226	6.626	7.062	7.866	8.264	8.450	45917.8956								
13	I-	5.531	5.790	6.314	6.716	7.136	7.925	8.326	8.465	45917.9290								
16	MN	5.445	5.673	6.242	6.646	7.043	7.891	8.342	8.411	45917.9659								
17	MN	5.528	5.773	6.346	6.752	7.144	7.955	8.338	8.392	45917.9724								
m(M)-MN)		-0.461	-0.415	-0.380	-0.282	-0.239	-0.252	-0.310	-0.261									

Tabla IV.VIb. Magnitudes absolutas de BW Vul a fases seleccionadas, obtenidas mediante la calibración del sistema de 13 Colores. Se reporta, en orden, la siguiente información: número secuencial, fase aproximada del periodo, magnitudes absolutas en los filtros 33, 37, 45, 52, 58, 80 y 86 y día juliano heliocentrizado. En el último renglón de cada día de observación se anotan las variaciones en magnitud en el mínimo y máximo fotométricos.

LOG DENSIDAD DE FLUJO ABSOLUTO ( $W\text{ cm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$ )											
	BW-vulperulosa	ME 199140	BC 8007	E2-111	F = 4h	49a	29a	CALIBAO V. -11 3665 4 20 (-12)			
	33	37	45	52	56	72	80	86	86	1=2.400.000	J D
7 AGOSTO											
4	MI	-13 4605	-12 5844	-12 7795	-12 9286	-14 1055	-14 4285	-14 5622	-14 7128		45919 6721
5	MI	-13 4809	-12 6075	-12 7956	-12 9581	-14 1204	-14 4442	-14 5985	-14 7225		45919 6784
9	J	-13 5192	-12 6294	-12 8084	-12 9642	-14 1218	-14 4427	-14 5981	-14 7224		45919 7167
15	MI	-13 6111	-12 6952	-12 8592	-14 0145	-14 1792	-14 4669	-14 6427	-14 7421		45919 7489
16	MI	-12 6104	-12 6950	-12 8601	-14 0162	-14 1799	-14 4666	-14 6385	-14 7568		45919 7751
21	SE	-13 5027	-12 6050	-12 7929	-12 9470	-14 1180	-14 4267	-14 5849	-14 6762		45919 8186
21	SE	-13 4990	-12 6000	-12 7912	-12 9467	-14 1128	-14 4259	-14 5844	-14 6756		45919 8242
24	SE	-13 4882	-12 6029	-12 8001	-12 9579	-14 1268	-14 4297	-14 6010	-14 6827		45919 8402
25	SE	-12 4785	-12 5969	-12 7924	-12 9510	-14 1197	-14 4239	-14 5922	-14 6720		45919 8476
27	MI	-12 4426	-12 5686	-12 7752	-12 9246	-14 1045	-14 4227	-14 5822	-14 6454		45919 8629
28	MI	-12 4484	-12 5745	-12 7822	-12 9402	-14 1142	-14 4241	-14 5895	-14 6498		45919 8734
22	J	-12 5482	-12 6567	-12 8488	-14 0070	-14 1722	-14 4918	-14 6495	-14 6804		45919 9155
22	J	-12 5765	-12 6741	-12 8586	-14 0186	-14 1869	-14 5078	-14 6637	-14 6901		45919 9221
27	MI	-12 6451	-12 7222	-12 9006	-14 0578	-14 2220	-14 5424	-14 6910	-14 7061		45919 9722
28	MI	-12 6276	-12 7168	-12 8950	-14 0309	-14 2168	-14 5261	-14 6877	-14 7002		45919 9807
FLUJO ( $\times 10^{-14}$ ) 1. 2267 0 8044 0 4208 0 2871 0 1864 0 0910 0 0580 0 0452											
6 AGOSTO											
2	MI	-12 5180	-12 6265	-12 8279	-12 9855	-14 1314	-14 4694	-14 6287	-14 7420		45918 6778
6	J	-12 5401	-12 6426	-12 8190	-12 9745	-14 1434	-14 4892	-14 6203	-14 7250		45918 7199
12	MI	-12 5622	-12 6515	-12 8185	-12 9742	-14 1402	-14 4520	-14 6122	-14 7128		45918 7747
12	J	-12 5626	-12 6442	-12 8169	-12 9716	-14 1392	-14 4541	-14 6105	-14 7092		45918 7800
14	J	-12 5677	-12 6260	-12 8015	-12 9574	-14 1240	-14 4261	-14 5960	-14 6991		45918 7923
17	SE	-12 4709	-12 5726	-12 7715	-12 9277	-14 1017	-14 4211	-14 5782	-14 6807		45918 8212
19	SE	-12 4562	-12 5750	-12 7705	-12 9211	-14 1038	-14 4242	-14 5877	-14 6787		45918 8400
20	SE	-12 4579	-12 5768	-12 7709	-12 9291	-14 1017	-14 4197	-14 5822	-14 6742		45918 8469
22	MI	-12 4282	-12 5451	-12 7512	-12 9146	-14 0886	-14 4144	-14 5766	-14 6682		45918 8624
22	MI	-12 4415	-12 5622	-12 7662	-12 9264	-14 1010	-14 4226	-14 5902	-14 6816		45918 8751
25	J	-12 5019	-12 6092	-12 8084	-12 9650	-14 1410	-14 4606	-14 6218	-14 7026		45918 8967
27	J	-12 5282	-12 6376	-12 8220	-12 9815	-14 1566	-14 4740	-14 6327	-14 7086		45918 9189
31	MI	-12 6242	-12 7171	-12 8868	-14 0411	-14 2116	-14 5256	-14 6880	-14 7202		45918 9655
32	MI	-12 6392	-12 7147	-12 8871	-14 0421	-14 2109	-14 5297	-14 6844	-14 7241		45918 9721
FLUJO ( $\times 10^{-14}$ ) 1. 2312 0 9221 0 4761 0 2097 0 2011 0 0896 0 0600 0 0225											
5 AGOSTO											
1	SE	-12 4009	-12 5166	-12 7269	-12 9162	-14 0887	-14 4097	-14 5797	-14 6806		45917 8210
4	J	-12 3946	-12 5284	-12 7828	-12 9426	-14 1181	-14 4404	-14 6045	-14 6980		45917 8354
6	MI	-12 4086	-12 5492	-12 8025	-12 9616	-14 1388	-14 4620	-14 6277	-14 7164		45917 8629
9	J	-12 4910	-12 6172	-12 8609	-14 0185	-14 1912	-14 5147	-14 6724	-14 7474		45917 8956
12	J	-12 5791	-12 6826	-12 8960	-14 0546	-14 2208	-14 5285	-14 6971	-14 7524		45917 9290
16	MI	-12 5446	-12 6256	-12 8674	-14 0264	-14 1828	-14 5252	-14 7041	-14 7211		45917 9659
17	MI	-12 5776	-12 6755	-12 9089	-14 0689	-14 2240	-14 5502	-14 7020	-14 7225		45917 9724
FLUJO ( $\times 10^{-14}$ ) 1. 2952 0 9669 0 5169 0 2595 0 2182 0 1076 0 0656 0 0441											

Tabla IV.VIIIc. Densidad de flujo absoluto de BW Vul a fases seleccionadas del periodo fotométrico obtenido mediante la calibración del sistema de 13 Colores. Se reporta, en orden: número secuencial, fase aproximada del periodo, logaritmo de la densidad de flujo absoluto en los filtros 33, 37, 45, 52, 56, 72, 80 y 86 y día juliano heliocentrizado. En el último renglón de cada día de observación se anotan las variaciones del flujo entre el mínimo y máximo fotométricos.

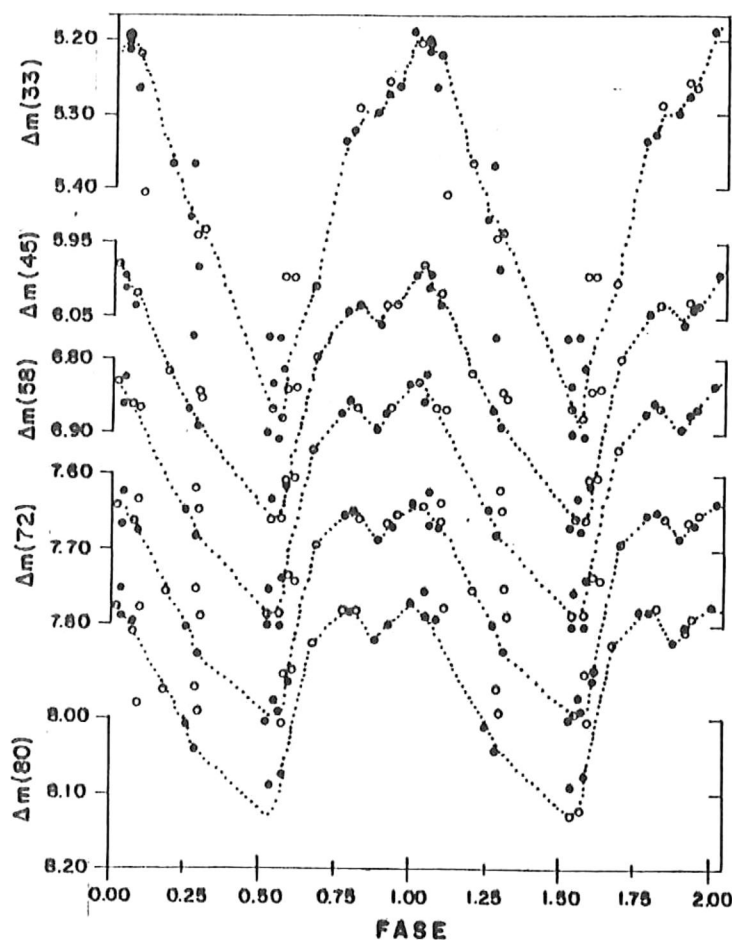


Figura IV.16. Variación en fase al periodo de  $0^d.201030$  de la magnitud de BW Vul en los filtros del sistema de 13 colores. Se observa como la amplitud de las variaciones crece hacia el UV y como la meseta fotométrica cambia gradualmente entre una depresión en la región cercana al UV a una protuberancia en la región cercana al IR. Los círculos llenos corresponden a la fotometría del 7 de Agosto de 1984 y los vacíos a la de los días 5 y 6 de Agosto.

extremos del ciclo de pulsación, BW Vul mostró una variación en la densidad de flujo de energía de  $1.3367 \times 10^{-14} \text{ Watt cm}^{-2} \mu^{-1}$  a  $3300 \text{ \AA}$  y de  $0.452 \times 10^{-14} \text{ Watt cm}^{-2} \mu^{-1}$  a  $8600 \text{ \AA}$ .

Las observaciones del 7 de Agosto se realizaron dentro de un programa para medir la variación de la distribución total de la energía de BW Vul durante uno de sus ciclos de pulsación, desde el UV lejano ( $912 \text{ \AA}$ ) hasta el IR cercano ( $22,000 \text{ \AA}$ ) (Barry *et al.*, 1985).

Se realizaron las siguientes observaciones simultáneas:

- i) Espectrofotometría con las naves espaciales Voyager 1 y 2, cubriendo de 912 Å a 1200 Å y satélite IUE de 1150 Å a 3200 Å.
- ii) Fotometría en las bandas B, V, K y en 8 filtros del sistema de 13 Colores.
- iii) Espectroscopía H $\alpha$  en alta resolución espacial.

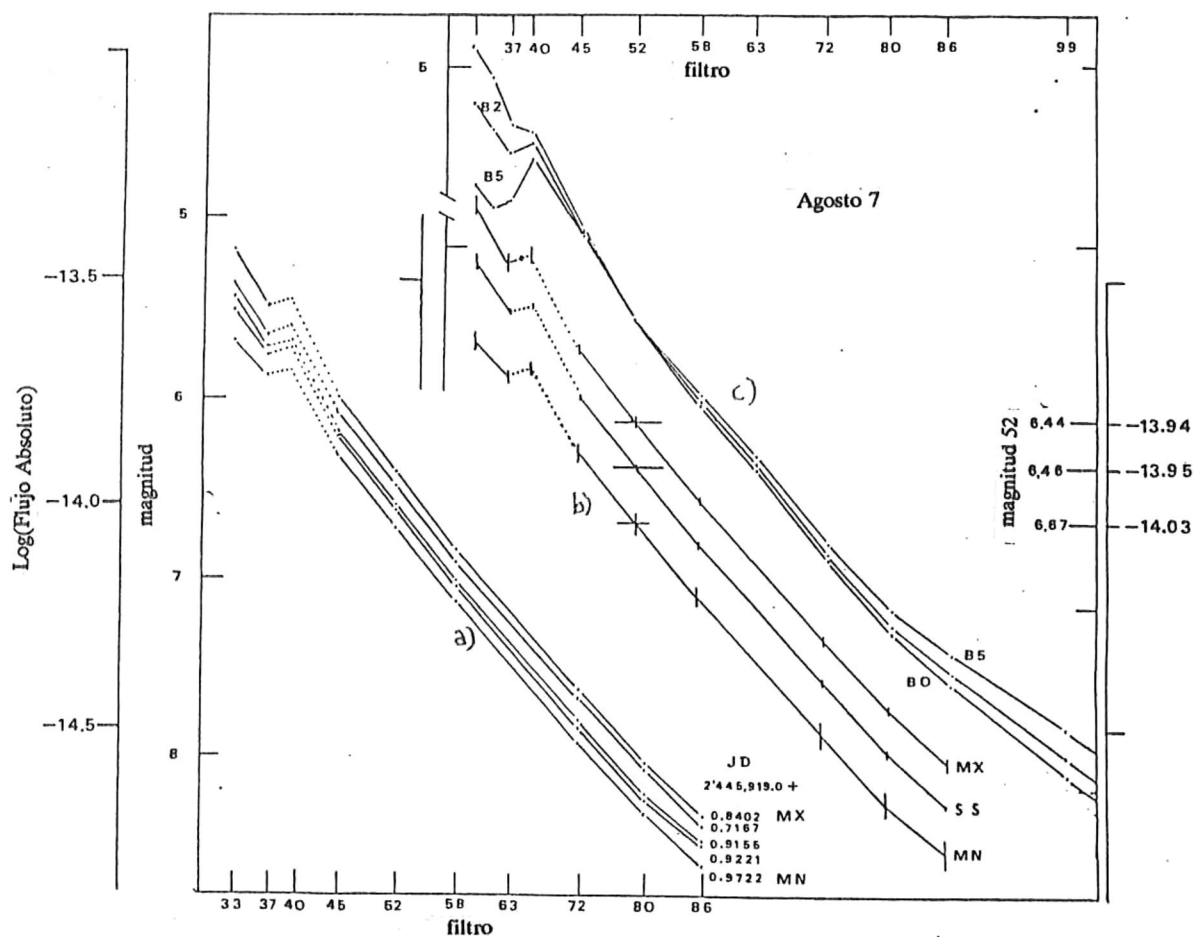


Figura IV.17. Distribución de energía de BW Vul como función de los filtros del sistema de 13 Colores. a) flujo absoluto y magnitud; b) flujos en el mínimo, meseta y máximo fotométricos; c) Comparación de la distribución de energía de BW Vul con modelos de distribuciones de estrellas en el sistema de 13 Colores.

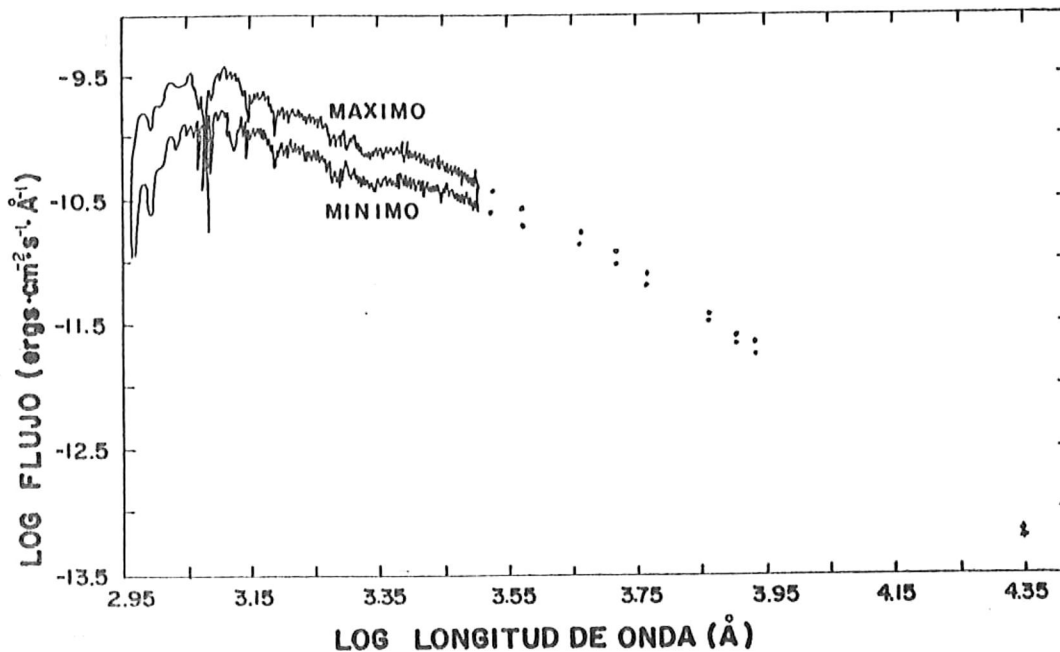


Figura IV.18. Distribución espectral de energía de BW Vul medida desde el UV (912 Å, Voyagers 1 y 2) hasta el IR (22,000 Å) durante el mínimo y máximo fotométrico del ciclo de pulsación medido el 7 de Agosto de 1984. Nótese la variación extrema de la energía en el ultravioleta.

Los resultados observacionales más importantes son:

i) Se midió la distribución espectral de energía de BW Vul desde 1050 Å hasta 22,000 Å para el mínimo y máximo fotométrico del 7 de agosto de 1984 (figura IV.18).

ii) Se midió la variación de magnitud de BW Vul en función de la longitud de onda, desde el UV hasta el IR: 1<sup>m</sup>.16 (1050 Å), 0<sup>m</sup>.88 (1395 Å), 0<sup>m</sup>.50 (3370 Å), 0<sup>m</sup>.32 (4570 Å), 0<sup>m</sup>.31 (5185 Å), 0<sup>m</sup>.23 (filtro V), 0<sup>m</sup>.24 (8585 Å) y 0<sup>m</sup>.06 (22000 Å).

iii) Se determinaron las temperaturas efectivas en el mínimo y máximo fotométrico, 18,400 °K ±200°K y de 22,600 °K ±250°K, respectivamente; esto se obtuvo comparando las observaciones conjuntas con el modelo de una atmósfera estelar de una B2 III de log  $g = 3.5$  de Kurucz (1979).

iv) El cociente de radios estelares en el mínimo y máximo fotométricos es de  $1.09 \pm 0.04$ . Si se

considera una distancia entre el Sol y BW Vul de 810 pc, el radio de BW Vul es de  $8.12 R_{\odot}$ , con un  $\Delta R = 0.66 R_{\odot}$ .

v) BW Vul emite alrededor del 50% de su energía en el UV lejano.

vi) Las luminosidad en el mínimo fotométrico es de  $\text{Log } L_{\text{min}}/L_{\odot} = 3.88$  (equivalente a  $2.928 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ ) y en el máximo  $\text{Log } L_{\text{max}}/L_{\odot} = 4.18$  ( $5.842 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$ ).

vii) A partir de estudios de la línea  $H\alpha$  se verificó que en la estrella ocurren fuertes cambios en el perfil de líneas, principalmente en la fase de máximo fotométrico (fases 0.0 y 1.0).

De esta manera, la energía liberada por BW Vul cambia en un factor de 2 y su temperatura en un 20% en un poco más de 2 horas, cualquier teoría que busque explicar el origen de la inestabilidad de las  $\beta\text{Cep}$  deberá tomar en cuenta la gran variación en luminosidad de BW Vul durante su ciclo de pulsación de  $4^{\text{h}} 48^{\text{m}}$ .

Odgers (1955) realizó un estudio espectroscópico de alta resolución espacial en BW Vul, examinando líneas de Balmer, de HeI (a  $4481 \text{ \AA}$ ) y de Si III (a  $4568 \text{ \AA}$  y  $4552 \text{ \AA}$ ). Encontró una velocidad radial variable entre  $160$  y  $280 \text{ km s}^{-1}$ , con un periodo igual al fotométrico. Al inicio de la rama descendente de velocidad (poco después de la velocidad positiva máxima) ocurre una fuerte discontinuidad en la velocidad, con un valor de  $80$  a  $160 \text{ km s}^{-1}$ . Esta es seguida por una meseta de velocidad constante a  $4 \text{ km s}^{-1}$  entre las fases  $0.00$  y  $0.25$  y con una duración de  $30$  a  $56$  minutos. Al final de esta meseta se presenta una discontinuidad en velocidad de signo opuesto a la primera, de  $40$  a  $120 \text{ km s}^{-1}$ . En la figura IV.19 se comparan, en fase (considerando el periodo fotométrico), las variaciones de velocidad radial de Odgers con las variaciones fotométricas diferenciales obtenidas en este trabajo.

Además, Odgers reportó las siguientes variaciones espectrales en BW Vul:

i) Las líneas son más delgadas en la rama ascendente de la curva de velocidad radial que en la rama descendente, ésta es una característica común en las  $\beta\text{Cep}$  clásicas.

ii) En la fase de velocidad radial máxima positiva (coincidente con el máximo fotométrico) ocurre un debilitamiento en las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$ , posiblemente causado por una emisión que tiende a llenar parcialmente la absorción de las líneas.

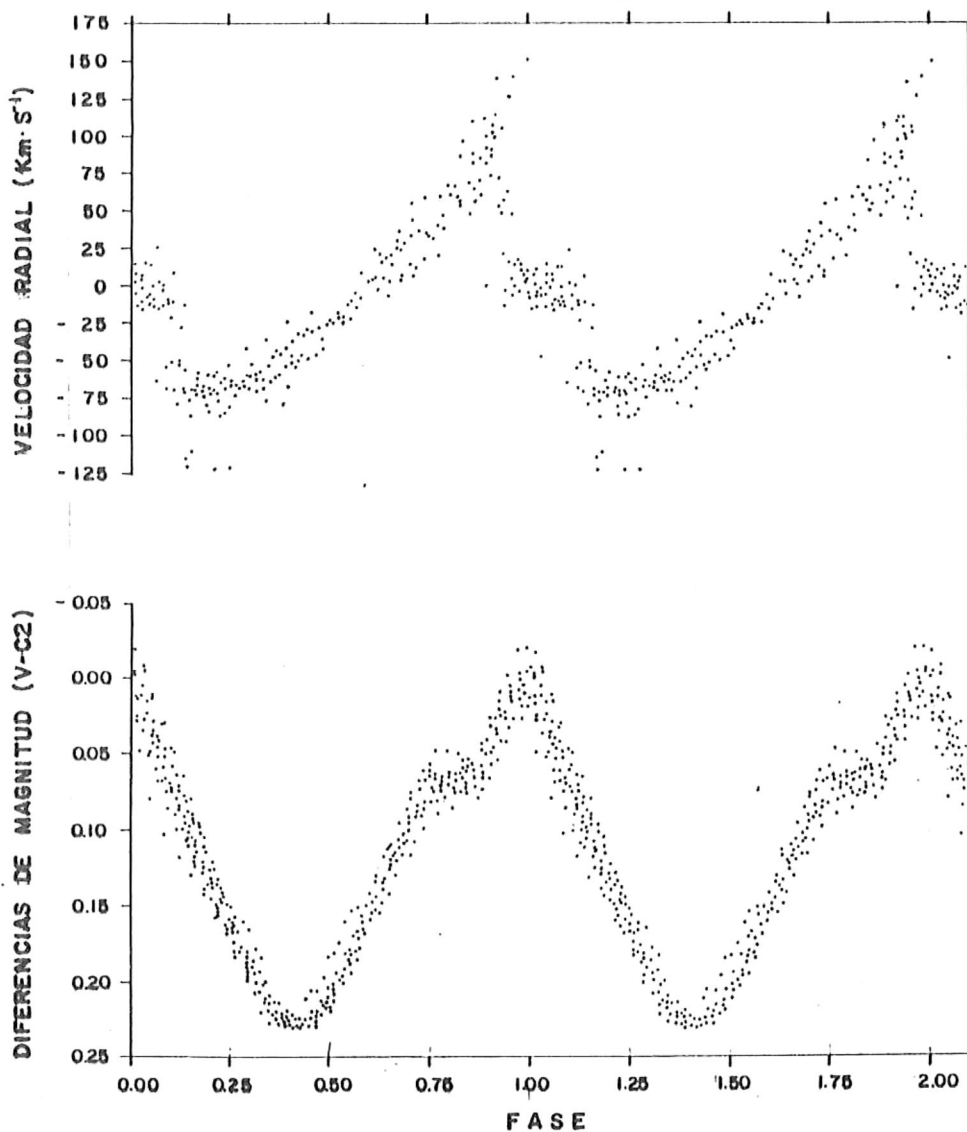


Figura IV.19. Comparación en fase de las variaciones fotométricas diferenciales (reportadas en este trabajo) con la curva de velocidad radial (Odgers, 1955). Nótese las fuertes discontinuidades de la velocidad radial ocurrientes poco después de la velocidad radial máxima (entre las fases 1.00 y 1.25 de la figura).

iii) En espectros de alta resolución se presenta un detalle importante, relacionado con el origen de la meseta de velocidad radial: justo en las fases donde ocurren las discontinuidades de la velocidad radial aparece un desdoblamiento de línea, visible principalmente en las líneas  $H\gamma$  (4568 Å) y  $Si\ III$  (4552 Å). Este fenómeno se ha interpretado como una evidencia clara de que dos porciones de la atmósfera de la estrella se encuentran a estas fases en movimiento relativo entre sí.

Odgers sugirió que las variaciones de línea, las discontinuidades y la meseta de velocidad radial pueden explicarse mediante la eyección repentina, a alta velocidad, de una capa atmosférica, la cual, en su traslado hacia el exterior es frenada y obligada a caer a la fotosfera nuevamente.

En un estudio espectral de alta resolución en el UV lejano de BW Vul (1180 Å a 2000 Å), Burger *et al.* (1982) examinaron líneas de resonancia de C IV (a 1548Å y 1551Å) y diferenciaron los efectos de la pulsación en las capas atmosféricas externas y en la fotosfera donde se producen líneas en el UV cercano. Encontraron que:

i) En el UV lejano los perfiles de línea varían con el ciclo de pulsación; al final de la contracción se observa una componente atmosférica cayendo hacia la estrella mientras otra es estática; se presentan efectos de desdoblamiento de líneas espectrales.

ii) La velocidad radial determinada de las líneas de C IV es diferente a la medida en líneas fotosféricas. Las capas donde se forman las líneas de C IV son aceleradas impulsivamente en dirección ascendente y en una hora la aceleración disminuye a cero; luego toda la atmósfera cae con una aceleración medida de  $0.21 \text{ km s}^{-2}$ .

iii) Una asimetría variable en los perfiles de las líneas de C IV indica una pérdida de masa por pulsación de  $1.5 \times 10^{-9} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$ , la que alcanza su máximo cuando el material se desplaza hacia el exterior estelar.

Para visualizar el movimiento de las capas atmosféricas de BW Vul, Burger *et al.* calcularon la velocidad de pulsación,  $V_p$  en función de la fase del periodo.  $V_p$  es de signo opuesto a la velocidad radial  $V_r$ . Un detalle clave para comprender las variaciones de BW Vul es que al final de la fase de contracción  $V_p$  es 0 para todas las líneas espectrales casi simultáneamente (fase 0.00 en la curva fotométrica); cuando se presenta el desdoblamiento de líneas una componente muestra una alta velocidad, positiva, en aumento y dirigida hacia la superficie estelar, mientras que la componente con  $V_p$  constante empieza a desplazarse repentinamente en dirección ascendente, lo que está indicado por una aceleración repentina. Las observaciones muestran que desde este momento la fotosfera y la capa de C IV son aceleradas hacia afuera ( $dV_p/dt > 0$ ) hasta que en ambas capas se cumple que  $dV_p/dt = 0$ , esto es simultáneo en las dos capas. Cuando  $dV_p/dt$  se vuelve negativa, se mantiene prácticamente

constante en el tiempo hasta el final del ciclo de pulsación. En la curva de velocidad radial de BW Vul se distinguen tres fases: 0.00 a 0.25, aceleración ascendente,  $dV_p/dt > 0$  y disminuyendo con el tiempo; 0.25 a 0.90, aceleración descendente,  $dV_p/dt < 0$ , y constante en el tiempo; 0.90 a 1.00, la fotosfera estacionaria se vuelve visible y el material que cae hacia la estrella se vuelve invisible.

El esquema anterior indica que en BW Vul la pulsación no es un fenómeno continuo, sino impulsivo.

Es evidente que las capas superficiales de BW Vul están involucradas en alguna forma de pulsación estelar, pero la estructura de modos de tales oscilaciones (radiales o no radiales) y el mecanismo de desestabilización aún están en discusión. Dos de los mecanismos de inestabilidad prometedores son:

i) Pulsación y Ondas de Choque.

Goldberg *et al.* (1976) elaboraron un modelo que describe la variación de BW Vul mediante un acoplamiento de pulsaciones radiales con la propagación de una onda de choque; mostraron que en este tipo de fenómeno las líneas espectrales muestran variaciones (de intensidad, de perfil de línea, efecto de emisión) que bien pueden estar relacionadas con la generación de ondas de choque, las que se pueden producir por aceleraciones y desaceleraciones del material atmosférico, este último sufre los efectos de la pulsación.

Al menos dos fenómenos espectrales pueden indicar el efecto de este mecanismo: la presencia de componentes en emisión (llenado de las líneas  $H\alpha$  y  $H\beta$ ) y las fuertes discontinuidades en la velocidad radial de la figura IV.19.

ii) Recombinación-Ionización inducida por presión:

Young *et al.* (1981) desarrollaron la hipótesis de que el mecanismo desestabilizador de BW Vul está confinado a su atmósfera. Enfatizaron que en los modelos propuestos para explicar las variaciones de la estrella se trata de manera secundaria la transferencia radiativa, sin considerar el modo de pulsación de esta estrella, donde ocurren fuertes variaciones en la temperatura y presión de su atmósfera altamente ionizada.

Estudiando detalladamente líneas de C II encontraron evidencias de que el equilibrio de

ionización de los principales elementos químicos de la atmósfera como función de la profundidad óptica y la fase del periodo de variación puede ser importante en la comprensión de este tipo de estrellas.

En particular, al considerar el equilibrio de ionización de los elementos C II y He II, establecieron un mecanismo capaz de generar las pulsaciones de la estrella. Calculando la densidad para cada etapa iónica del He en atmósferas con temperaturas y gravedades superficiales que muestran las estrellas variables dentro de la banda de inestabilidad de las  $\beta$ Cep clásicas encontraron una inversión conspicua del equilibrio de ionización del He como función de la profundidad óptica. En las capas más profundas este parámetro decrece hacia el exterior de la atmósfera porque la temperatura disminuye, pero a una profundidad óptica de  $\tau \sim -2.7$  la ionización crece a pesar de la disminución de la temperatura. Esto muestra la considerable sensibilidad de la ionización a la presión en las capas externas. Young *et al.* sugirieron que esta ionización inducida por presión constituye el mecanismo que provoca y mantiene la pulsación.

#### **IV.6. Determinación de parámetros físicos para estrellas tempranas y la distribución de variables de tipo espectral B en un diagrama HR mediante una calibración empírica del sistema fotométrico de Strömngren.**

En la determinación de parámetros físicos estelares tales como la magnitud visual absoluta, la temperatura efectiva, el radio, la masa, etc., se debe considerar el problema de la estimación de la distancia  $r$  de la Tierra a cada estrella. Una vez calculada ésta variable, los parámetros estelares se pueden determinar por medio de relaciones sencillas.

Excluyendo los métodos de paralaje y los que aprovechan las estrellas en sistemas binarios, la mayoría de las determinaciones de distancias estelares se hace ajustando la posición de las estrellas a un diagrama magnitud-color estándar, definido por alguna asociación estelar a la que se le ha determinado su distancia por paralaje (tal como las pléyades).

En el estudio de las estrellas B el procedimiento anterior es subjetivo ya que normalmente las secuencias estándares están bien definidas sólo hasta estrellas con tipos espectrales más tardíos y se

tiene que recurrir a secuencias intermedias de otras asociaciones estelares para extrapolar la secuencia estándar a la región espectral B.

En el estudio de las estrellas B se han empleado métodos alternativos basados en características estelares *intrínsecas* para establecer calibraciones absolutas. Balona y Crampton (1974) calibraron la magnitud absoluta de estrellas B aprovechando la correlación existente entre el ancho equivalente de la línea  $H_\gamma$  y la luminosidad de estas estrellas; inclusive, Crawford (1978) empleó los anchos equivalentes de la línea  $H_\beta$  en su calibración de luminosidad del sistema fotométrico de Stromgren. Posteriormente, Balona (1984) y Balona y Shobbrook (1984) emplearon los índices  $\beta$  y  $c_0$  de Strömrgren (sensibles a luminosidad y temperatura, respectivamente) de estrellas B pertenecientes a cúmulos galácticos jóvenes para establecer una calibración más precisa de las luminosidades y temperaturas de las estrellas B.

Los objetivos de esta sección son:

- i) presentar las principales características del sistema fotométrico de Stromgren.
- ii) discutir el proceso de las calibraciones de luminosidad, temperatura efectiva y corrección bolométrica de Balona y Shobbrook a través de las secuencias de magnitud-color de cúmulos galácticos jóvenes y emplearla en el cálculo de los parámetros estelares básicos de estrellas de tipo espectral B.
- iii) preparar un diagrama HR para las estrellas B que tienen indicadores de variabilidad intrínseca de corto periodo discutidas en capítulos anteriores.
- iv) preparar una lista de estrellas de tipo espectral B con variabilidad reportada e incluir la estimación de los parámetros estelares básicos obtenidos de la calibración empírica.

#### IV.6.1 El sistema fotométrico de Strömrgren.

##### 1) Sistema de filtros.

Este sistema fotométrico consiste de cuatro filtros de banda intermedia ( $u$ ,  $v$ ,  $b$  y  $y$ ) estratégicamente distribuidos en la región visible del espectro, comúnmente se les añaden dos filtros de banda angosta ( $H_{\beta w}$  y  $H_{\beta n}$ ) diseñados para medir exclusivamente la intensidad de la línea espectral

$H_{\beta}$  y el continuo espectral adyacente.

Las características de estos filtros son (figura IV.20):

Filtro  $u$ : está centrado a 3500 Å y tiene un ancho de banda a media altura de 340 Å. Está ubicado entre el límite UV de la ventana atmosférica y la discontinuidad de Balmer. Su diferencia con el filtro  $v$  proporciona un índice que mide la discontinuidad de Balmer.

Filtro  $v$ : centrado a 4100 Å, ancho de 200 Å. Está ubicado en una región de alta opacidad producida por líneas espectrales, pero a una longitud de onda mayor que donde ocurre el acumulamiento de las líneas del límite de la serie de Balmer. Su diferencia en magnitud con el filtro  $y$  y el filtro  $b$  (o  $y$ ) proporciona un índice sensible a metalicidad.

Filtro  $b$ : centrado a 4700 Å, ancho de 160 Å. Ubicado para medir una región espectral generalmente libre de líneas. El índice de color ( $b-y$ ) es un indicador de temperatura para las estrellas B.

Filtro  $y$ : centrado a 5550 Å, ancho de 240 Å. Concuerda con la magnitud visual y su magnitud se correlaciona bien con la magnitud visual absoluta del sistema UBV.

Filtro  $H_{\beta n}$ : centrado a 4860 Å, ancho a media altura de 30 Å. Su diferencia con el filtro ancho ( $H_{\beta w}$ ) proporciona una medida, libre de enrojecimiento interestelar, de la intensidad de la línea  $H_{\beta}$ ; en las estrellas B el índice generado por estos dos filtros,  $\beta$ , es sensible a luminosidad.

Filtro  $H_{\beta w}$ : centrado a 4860 Å, ancho a media altura de 150 Å. Mide la intensidad de la línea  $H_{\beta}$  y el continuo espectral adyacente a ésta.

Los índices del sistema de Strömgen más comunmente empleados son:  $\beta$ , ( $b-y$ ), ( $u-b$ ),  $c_1$  y  $m_1$ , donde:

$$c_1 = (u-b) - (v-b) \quad \text{y} \quad m_1 = (v-b) - (b-y) \quad (\text{ec. IV.8})$$

$c_1$  mide la discontinuidad de Balmer y es un índice indicador de temperatura para estrellas B;  $m_1$  es un índice que mide un efecto de opacidad que se genera con el acumulamiento de líneas espectrales ("line blanketing"), esto lo hace sensible a metalicidad.

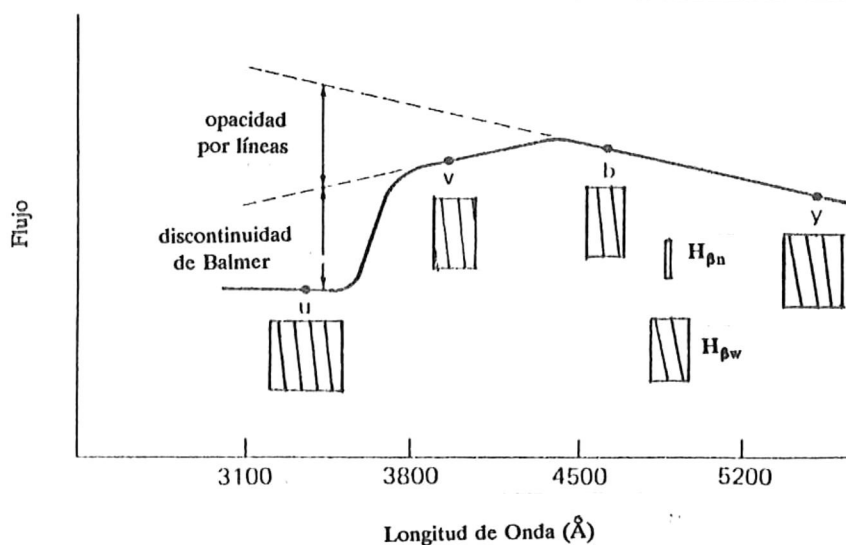


Figura IV.20. Distribución de los filtros del sistema fotométrico de Strömgren en una curva de distribución espectral de energía. Se ilustra la posición central y el ancho a media altura de cada filtro.

## ii) Proceso de desenrojecimiento.

Las medidas que se toman con los cuatro filtros de banda intermedia del sistema de Strömgren están afectadas por la extinción atmosférica y por un enrojecimiento producido por absorciones del medio interestelar. Para este sistema fotométrico el proceso que se sigue para cuantificar este enrojecimiento es iterativo (Crawford, 1978):

En la primer iteración se supone que el índice  $c_1$  no está afectado por enrojecimiento interestelar y se calcula un valor temporal para el índice de color  $(b-y)_0$  (el subíndice significa un valor desenrojecido):

$$(b-y)_0 = 0.090c_1 - 0.111 \quad (\text{ec. IV.9})$$

enseguida se calcula el valor del índice  $c_0$  (el valor desenrojecido de  $c_1$ ) de:

$$c_0 = c_1 - 0.19[(b-y) - (b-y)_0] \quad (\text{ec. IV.10})$$

En la segunda iteración (frecuentemente la última) se toma en cuenta que la relación entre los índices  $(b-y)_0$  y  $c_0$  no es lineal y se emplean los segmentos definidos por Crawford (1978) para calcular, en función del valor de  $c_0$ , el valor correspondiente de  $(b-y)_0$ ; con éste último índice se calcula el exceso  $E(b-y)$ , que es una medida de la absorción interestelar en el índice de color  $(b-y)$  medido:

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_0 \quad (\text{ec. IV.11})$$

Con el exceso de color dado por la ecuación anterior se desenrojecen los índices de color restantes mediante las relaciones establecidas por Crawford:

$$\begin{aligned} c_0 &= c_1 - 0.19 E(b-y), \\ m_0 &= m_1 + 0.33 E(b-y), \\ (u-b)_0 &= (u-b) - 1.53 E(b-y) \\ V_0 &= V - 4.3 E(b-y) \end{aligned} \quad (\text{ecs. IV.12})$$

En la última ecuación  $V$  es la magnitud visual absoluta de las estrellas y se calcula mediante una regresión lineal en la ecuación  $V = A + y_0 + B(b-y)_0$  ( $y_0$  es la magnitud del filtro y corregida por la extinción atmosférica)

#### IV.6.2 Calibración de la luminosidad de estrellas B.

Aprovechando que el índice  $\beta$  está correlacionado con la magnitud estelar absoluta,  $M_v$ , y que  $c_0$  está correlacionado con la temperatura estelar efectiva,  $T_e$ , Balona y Shobbrook (1984) utilizaron su fotometría Strömgren de 421 estrellas en cúmulos galácticos jóvenes para calibrar el índice  $\beta$  con la luminosidad. Para el proceso de su calibración hicieron lo siguiente:

i) establecieron como punto cero de la calibración la asociación estelar de las pléyades, quien tiene un módulo de distancia de  $5^m.50$ , determinado con precisión por paralaje.

ii) en un diagrama  $(V_0, \beta)$  para las pléyades le ajustaron una cuadrática a los índices  $\beta$  de sus estrellas; por medio de desplazamientos en la magnitud  $V_0$  ajustaron las secuencias de las estrellas de cada cúmulo a las pléyades, utilizando exclusivamente estrellas con índices  $\beta$  dentro del rango definido

por la secuencia estándar.

iii) el desplazamiento en la magnitud  $V_0$  de la secuencia de cada cúmulo, necesario para ajustarse a la secuencia estándar se sumó al módulo de distancia de referencia ( $5^m.50$ ), para determinar el módulo de distancia de cada cúmulo.

iv) En un diagrama ( $M_v, \beta$ ) donde superpusieron las secuencias de los cúmulos con la secuencia estándar ajustaron una ecuación cúbica a los índices  $\beta$  de las estrellas, encontrando que la ecuación:

$$M_v = a_0 + a_1x + a_2x^2 + a_3x^3 \quad (\text{ec. IV.13})$$

ajusta mejor los datos cuando  $x = \beta - 2.500$ ,  $a_0 = -9.563$ ,  $a_1 = -206.980$  y  $a_3 = -203.704$ .

Esta calibración se hizo con 409 estrellas de cúmulos galácticos; la determinación de la magnitud absoluta visible de cada estrella se estima por esta ecuación con una desviación estándar de  $0^m.43$ .

v) Encontraron que con una transformación del índice  $\beta$  a  $[\beta] = \log(\beta - 2.515)$  se puede linealizar la ecuación IV.13, para obtener:

$$M_v = 4.6035 + 7.59[\beta] \quad (\text{ec. IV.14})$$

mediante la que se estiman las magnitudes visuales absolutas de las estrellas B con una desviación estándar de  $0^m.45$ , pero introduce un exceso de  $0^m.1$  en la determinación de los módulos de distancia de los cúmulos.

vi) estimaron un acorrección evolutiva a la ecuación IV.13, porque encontraron que las estrellas gigantes con tipos espectrales intermedios y tardíos se distribuyen anormalmente cerca de la secuencia principal. También notaron un efecto donde la separación entre las estrellas evolucionadas y la secuencia principal no sólo depende de  $c_0$ , sino también de sus distancias sobre la secuencia principal. Bajo el argumento de que los efectos anteriores indican que en la calibración de luminosidad del sistema de Strömrgren la magnitud absoluta también es función de  $c_0$ , linealizaron la secuencia principal definiendo el parámetro  $[c] = \log(c_0 + 0.322)$ . Obtuvieron así una relación lineal en el diagrama  $([\beta], c_0)$ , donde las estrellas evolucionadas aparecen en líneas rectas paralelas a la ZAMS. Denotando por  $\alpha$  a la pendiente de estas líneas establecieron la forma de la corrección evolutiva por:

$$\begin{aligned}
 [g] &= [\beta] + \alpha[c] \\
 &= \log(\beta - 2.515) + \alpha \log(c_0 + 0.322)
 \end{aligned}$$

donde la calibración de magnitud toma la forma:

$$M_v = a_0 + a_1[\beta] + \text{polinomio en } [g],$$

donde los dos primeros términos reproducen la secuencia no evolucionada y el polinomio en  $[g]$  genera la corrección evolutiva. Con un valor para la constante  $\alpha$  de -1.60 establecieron el mejor ajuste, y establecieron que su calibración absoluta de magnitud en el sistema fotométrico de Strömberg, *válida para estrellas evolucionadas y no evolucionadas* es:

$$M_v = a_0 + a_1 \log[\beta] + a_2 [g] + a_3 [g]^3 \quad (\text{ec. IV.15})$$

donde  $[g] = \log[\beta] - 1.60 \log[c]$ ,  $a_0 = 3.4994$ ,  $a_1 = 7.2026$ ,  $a_2 = -2.3192$  y  $a_3 = 2.9375$ , la cual, dados los índices fotométricos  $\beta$  y  $c_0$  de una estrella de tipo espectral B, estima su magnitud visual absoluta con una desviación estándar de  $0^m.43$ .

#### IV.6.3 Calibración de temperatura efectiva, corrección bolométrica y masa para estrellas B.

Balona (1984) definió calibraciones para la temperatura efectiva  $T_e$ , la corrección bolométrica ( $BC$ ) y la masa estelar  $M$  de estrellas B a partir de los índices fotométricos  $\beta$  y  $c_0$ .

Aprovechó que los modelos de atmósferas estelares para estrellas tempranas de Kurucz (1979) predicen valores de  $c_0$  a partir de una red de valores ( $\log T_e$ ,  $\log g$ ) para establecer una calibración de  $T_e$  como función de los índices  $\beta$  y  $c_0$ . Dado que los valores de  $\beta$  no son precedidos por estos modelos, se apoyó en la correlación de  $\beta$  con los anchos equivalentes de la línea  $H_\gamma$  en las estrellas B, estableciendo así, para cada modelo de una atmósfera estelar y los anchos equivalentes de la línea espectral mencionada, predicciones para  $\log T_e$ ,  $BC$ ,  $c_0$  y  $\beta$ , para ser estimados mediante una función de los índices fotométricos  $\beta$  y  $c_0$ .

Haciendo una transformación de los índices fotométricos medidos en las estrellas B a la forma  $[\beta] = \log(\beta - 2.500)$  y  $[c] = \log(c_0 + 0.200)$  encontró que la relación de ajuste dada por:

$$\log T_e = 3.9036 - 0.4816[c] - 0.5290[\beta] - 0.1260[c]^2 + 0.0924[\beta][c] - 0.4013[\beta]^2 \quad (\text{ec. IV.16})$$

calcula los valores de  $T_e$  de modelos de atmósferas con una desviación estándar de 0.013 en  $\log T_e$ .

De manera similar, definió cuadráticas en  $[\beta]$  y en  $[c]$  para ajustar la corrección bolométrica proporcionada por los modelos de Kurucz:

$$BC = 0.2900 + 2.8467[c] + 2.8334[\beta] + 0.6481[c]^2 - 0.2997[\beta][c] + 2.1487[\beta]^2 \quad (\text{ec. IV.17})$$

la que reproduce valores empíricos de  $BC$  con una desviación estándar de 0<sup>m</sup>.11.

Para la calibración de las masas de las estrellas B Balona (1984) tomó como guía estrellas binarias con masas determinadas empíricamente, pero debido a su reducido número optó por emplear modelos evolutivos de estrellas B y emplear las masas empíricas para fijar el punto cero de su calibración. Los modelos evolutivos que utilizó (de Becker, 1981 y Maeder, 1981) son para estrellas con 3,5,7,9,15 y 30 masas solares, con una composición química de  $Y=0.28$ ,  $Z=0.02$ .

Balona encontró que a partir de los modelos evolutivos la masa de las estrellas B para la fase de combustión de hidrógeno en el núcleo estelar es estimada de:

$$\log M = -1.7626 + 0.4225 \log T_e + 0.2365 \log L \quad (\text{ec. IV.18})$$

con una desviación estándar de 0.028 en  $\log L$ .

Así mismo, determinó que la ZAMS de los modelos se puede ajustar con una desviación estándar de 0.041 en  $\log L$  por:

$$(\log L)_{\text{ZAMS}} = -23.4526 + 6.1658 \log T \quad (\text{ec. IV.19})$$

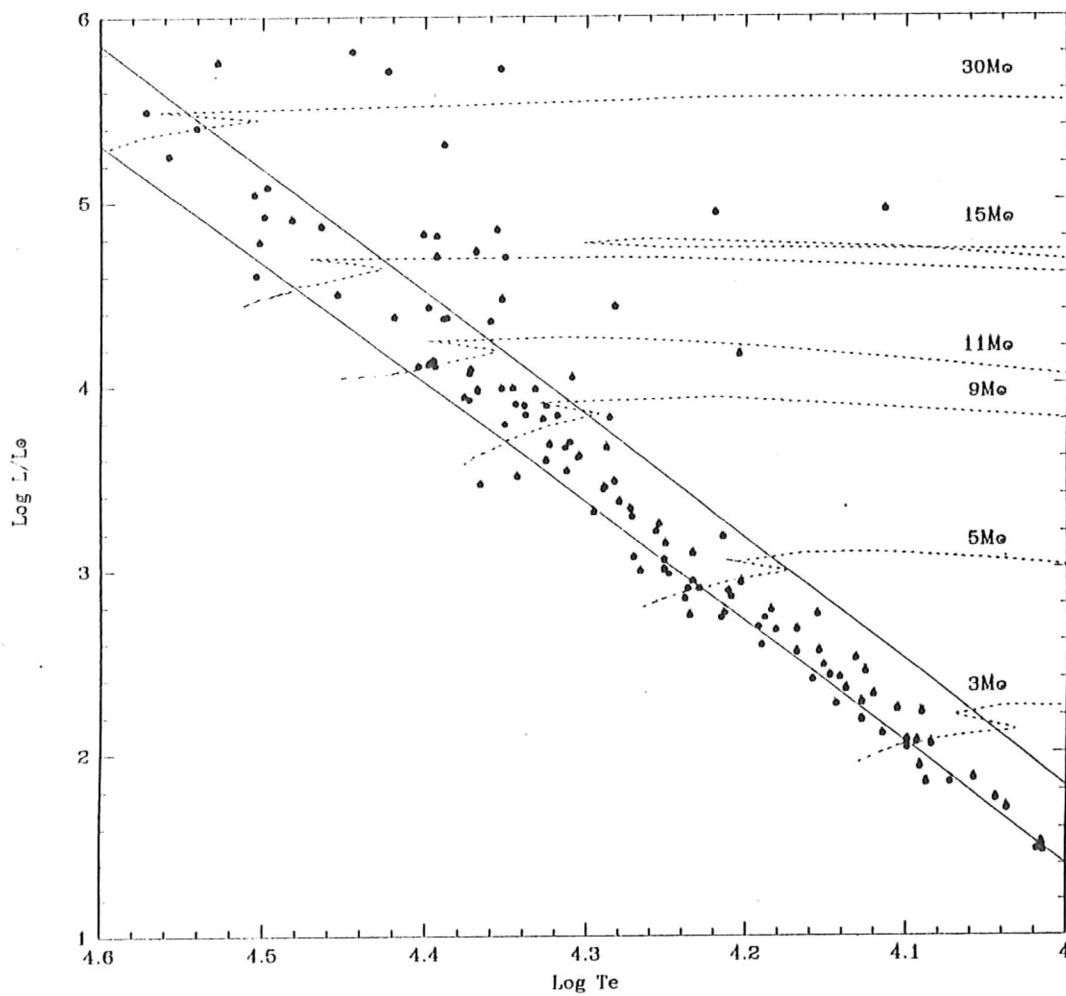
La fase final de combustión de hidrógeno en el núcleo estelar se puede estimar de:

$$(\log L)_{\text{ECHB}} = -25.0632 + 6.7200 \log T \quad (\text{ec. IV.20})$$

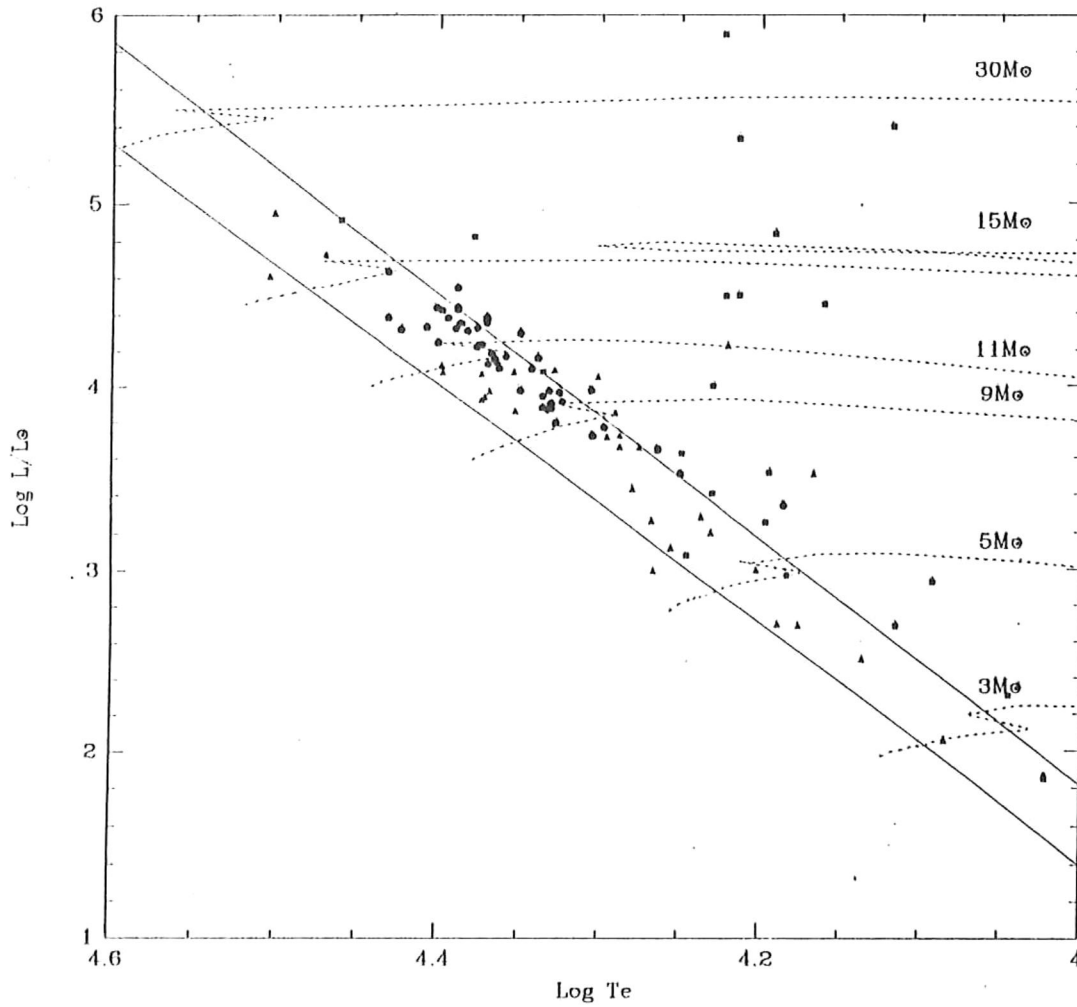
con una desviación estándar de 0.106 en  $\log L$ .

Siguiendo el procedimiento descrito por Balona (1984), del catálogo de parámetros fotométricos de Strömgren de Hauck y Mermilliod (1980) se tomaron los índices  $\beta$  y  $c_0$  de las estrellas B con variaciones intrínsecas discutidas a lo largo de este trabajo y se calcularon los parámetros  $M_v$ ,  $\log T_e$  y BC mediante las ecuaciones IV.15, IV.16 y IV.17. Los resultados se anotan en el apéndice I, junto con los parámetros de variación fotométrica reportados en la literatura para cada estrella.

En la figura IV.21 se muestra la distribución de estrellas B normales pertenecientes a los cúmulos galácticos discutidos en la sección II.3.6 de este trabajo. En esta figura se ilustra la posición de la ZAMS y la fase final de combustión de hidrógeno en el núcleo estelar dadas por las ecuaciones IV.19 y IV.20. En la figura se puede observar que a pesar de las altas incertidumbres asociadas a las calibraciones empíricas, la distribución de estrellas B normales de cúmulos ocurre alrededor de la ZAMS. Un efecto diferente se observa en la figura IV.22, preparada para las estrellas B variables discutidas a lo largo de este trabajo, las estrellas B con variabilidad pulsacional sospechada tienden a distribuirse a lo largo de la zona donde se presenta la fase final de combustión de hidrógeno en el núcleo estelar, tal como lo hacen las estrellas  $\beta$  Cep discutidas en el capítulo I. En la misma figura se puede observar que para las estrellas Be (triángulos) las determinaciones de  $\log L$  y  $\log T_e$  son incorrectas, esto se debe a que el índice  $\beta$  es anormalmente afectado por las envolventes de estas estrellas. Otro detalle importante es que las ZAMS de las trayectorias evolutivas teóricas para estrellas con 3, 5, 9, 11, 15 y 30 masas solares de Becker (1981) no coinciden con la ZAMS proporcionada por la calibración. La figura IV.23 muestra una expansión de la figura IV.22 para las estrellas  $\beta$  Cep clásicas,  $\beta$  Cep de cúmulos galácticos y las nuevas  $\beta$  Cep de campo. En esta figura se puede observar que a pesar de las incertidumbres asociadas a la calibración, las estrellas tienden a distribuirse sistemáticamente en la fase de la terminación del hidrógeno como combustible del núcleo estelar. Definitivamente, el emplear calibraciones empíricas de parámetros estelares es impreciso y los resultados que proporciona son poco confiables.



**Figura IV.21.** Distribución de estrellas B normales de cúmulos galácticos en un diagrama HR donde  $T_e$  y  $\text{Log } L$  se determinaron mediante la calibración empírica discutida en la sección IV.6.2. Se observa que a pesar de la alta incertidumbre en la determinación de los parámetros estelares, la distribución de estrellas normales ocurre a lo largo de la ZAMS definida por la calibración.



**Figura IV.22.** Distribución de las estrellas B variables intrínsecas de corto periodo en el diagrama HR obtenido mediante la calibración empírica discutida en la sección IV.6.2:  $\beta$  Cep (clásicas, de cúmulos galácticos y nuevas de campo, círculos llenos), otras B variables periódicas (lentas, 53 Per, de tipo espectral intermedio, etc., triángulos llenos) y Be variables periódicas (cuadrados llenos). A diferencia de lo que ocurre con las estrellas B de cúmulos, las estrellas variables tienden a distribuirse alrededor de la línea que representa la ocurrencia de la terminación de hidrógeno como combustible nuclear. Este patrón no es seguido por las estrellas Be.

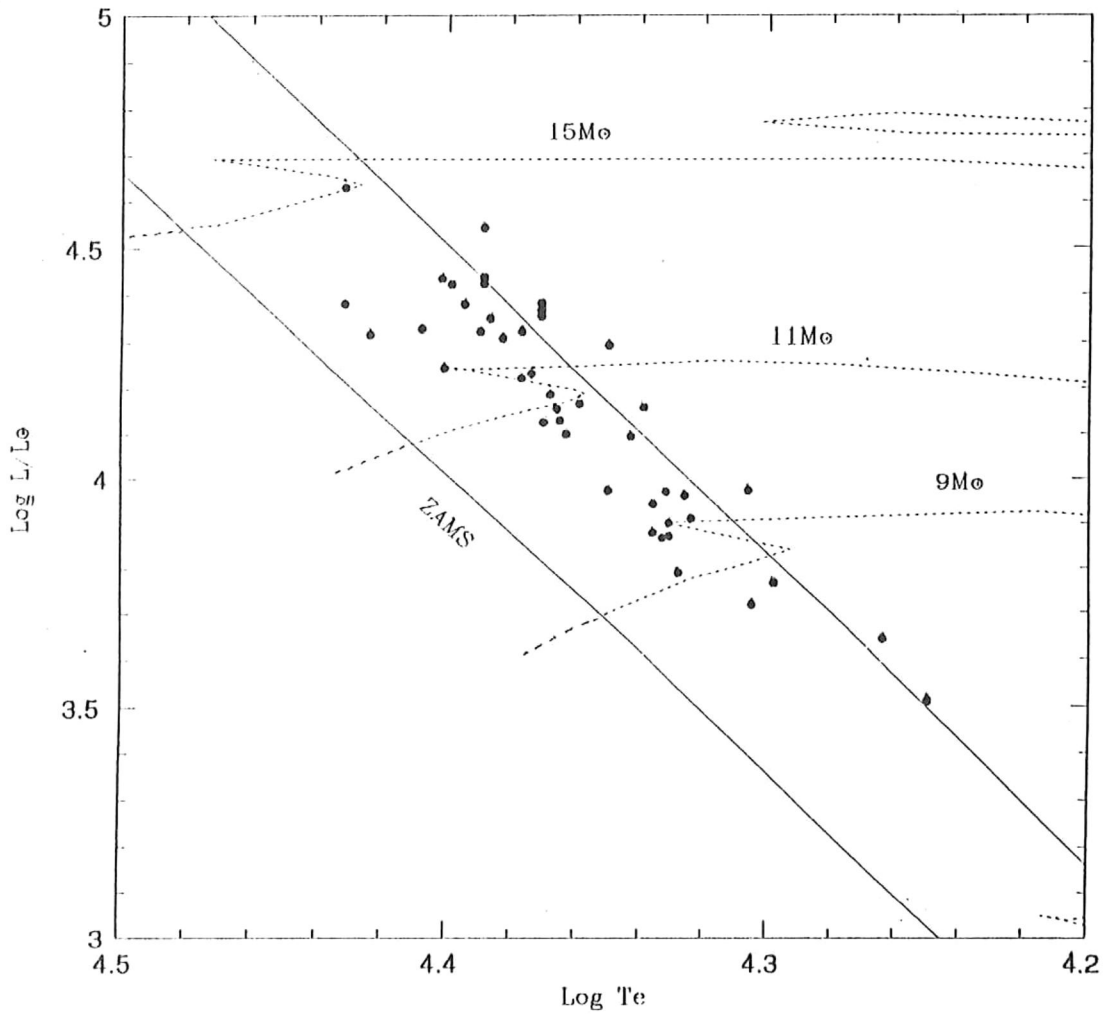


Figura IV.23. Distribución de variables  $\beta$  Cep (clásicas, nuevas, de cúmulos galácticos) en el diagrama HR proporcionado por la calibración discutida en la sección IV.6.2 de este trabajo. Es interesante notar que a pesar de la alta incertidumbre en la determinación de  $\text{Log } T_e$  y  $\text{Log } L$  las estrellas tienden a distribuirse alrededor de la zona de terminación de hidrógeno como combustible nuclear.

**Capítulo V.**  
**CONCLUSIONES.**

**Capítulo I (Las estrellas  $\beta$  Cep clásicas).**

1. Las 16 estrellas  $\beta$  Cep clásicas forman un grupo de variables intrínsecas de tipo espectral B cuya variabilidad por pulsación está demostrada. El criterio básico para establecer si una estrella varía por pulsación es la existencia de variaciones *intrínsecas* en velocidad radial y en magnitud fotométrica a un mismo periodo.

2. No se ha establecido *observacionalmente* si las pulsaciones de las  $\beta$  Cep ocurren en modos de oscilación radiales o no radiales, o si se presentan ámbos; sin embargo, se sabe que estas estrellas tienden a pulsar en los modos primer y segundo armónicos.

3. Tampoco se ha establecido *observacionalmente* y con certeza cual es el estado evolutivo de las  $\beta$  Cep clásicas, su tendencia a distribuirse fuera de la ZAMS y alrededor de la zona del primer colapso del núcleo estelar permite *sospechar* que su variabilidad pulsacional está relacionada con la reorganización estructural que sufre una estrella cuando la combustión de hidrógeno en su núcleo deja de ser eficiente (ésto debido a su extinción). Los modelos evolutivos teóricos indican que el tiempo en que las estrellas B permanecen en las fases de contracción secundaria y de combustión de hidrógeno en una envolvente estelar son muy cortos comparados con las fases evolutivas de secuencia principal y de terminación de hidrógeno en el núcleo estelar, ésto hace más probable que las estrellas estén en la fase terminal de combustión de hidrógeno en su núcleo.

4. La binaridad en las  $\beta$  Cep clásicas es alta, ésto permite asegurar que las variaciones de corto periodo no estan provocadas por efectos geométricos, sino que son *intrínsecas*.

## Capítulo II (Panorama actual de la variabilidad intrínseca en las estrellas B).

5. La variabilidad intrínseca en las estrellas de tipo espectral B es más amplia que la establecida por las estrellas  $\beta$  Cep. Se han detectado *grupos* de estrellas donde las características de variación son distintas entre sí: periodos más largos, amplitudes de variación fotométrica distintas, estados evolutivos distintos (estrellas B con anomalías en la concentración de He) e incluso en estrellas cuyos indicadores de variabilidad pulsacional básicos son características secundarias de la variación de las  $\beta$  Cep (caso de las estrellas 53 Per, variables en el perfil de líneas espectrales, únicamente).

6. La detección de estrellas B variables intrínsecas en cúmulos galácticos y globulares ha generado nueva información acerca de las características de la variación pulsacional en esta región del diagrama HR; las secuencias de estrellas B en los diagramas magnitud-color de los cúmulos proporcionan indicadores más confiables acerca del estado evolutivo de las estrellas que lo forman, en particular, las estrellas tipo  $\beta$  Cep del cúmulo galáctico joven NGC 6231 parecen encontrarse más bien en la ZAMS que en la fase evolutiva posterior que las  $\beta$  Cep de campo indican.

## Capítulo III (Las estrellas Be).

7. En este capítulo se hizo una revisión de las características observacionales de las estrellas Be, entre las cosas más sobresalientes esta la información que se generó del estudio de la distribución de estrellas Be en cúmulos galácticos, de ella se deduce que las Be ocurren a estados evolutivos distintos, dependientes de la edad de los cúmulos: en cúmulos jóvenes las estrellas Be aparecen en al menos tres estados evolutivos diferentes: en la ZAMS, cercanas a la TAMS y aún más evolucionadas. Esto permite complementar la información obtenida del estudio de estrellas Be de campo.

8. También es interesante la relación existente entre las características espectrales de las líneas

en emisión de las Be y su estado evolutivo; es decir, las peculiaridades que las líneas en emisión de estas estrellas muestran están relacionadas con su estado evolutivo.

#### Capítulo IV (Estudio de variabilidad fotométrica en una muestra de estrellas B y Be).

9. Al inicio de este capítulo se presentaron evidencias bibliográficas de la existencia de variaciones fotométricas de corto periodo en estrellas Be. Uno de los casos más interesantes para establecer la relación entre las Be y las  $\beta$  Cep es  $\zeta$ Oph (HD 149757), una estrella de tipo espectral B temprano y con una alta velocidad de rotación, quien además muestra fases Be y variaciones periódicas en el perfil de sus líneas espectrales. Estas variaciones son explicadas por pulsación no radial en un modo alto.

10. Uno de los objetivos de este capítulo fue el de investigar si en una muestra de estrellas Be ocurren variaciones fotométricas de corto periodo que sean explicables por pulsación. El único caso detectado de una estrella Be de la muestra de trabajo que tiene variaciones fotométricas a un periodo ligeramente mayor que el definido por las  $\beta$  Cep clásicas es LQ And; ésta estrella de alta velocidad de rotación muestra variaciones fotométricas de amplitud variable; pero, dependiendo del error (rms) en la amplitud fotométrica que genera un programa de cálculo de periodos, las variaciones pueden ser interpretadas como debidas a pulsación no radial o a rotación estelar. De esta manera, el estudio de las variaciones periódicas de LQ And se vuelven críticas para establecer cual es el mecanismo que produce las variaciones en una muestra de al menos 55 estrellas Be con variabilidad de corto periodo reportada en la literatura. En el apéndice I se proporciona una tabla con las características principales de la variación fotométrica de éstas estrellas.

11. Otro aspecto interesante de este capítulo son los resultados de la fotometría absoluta en el sistema de 13 Colores para BW Vul, por dos razones:

i) al inicio de las observaciones fotométricas de las estrellas de la muestra de este trabajo surgió la idea de aprovechar las características del sistema de 13 Colores para hacer mediciones en las que

no sólo se midiera la variación fotométrica de las estrellas en el sistema instrumental, si no que se aprovechara la calibración absoluta del sistema fotométrico para establecer los cambios absolutos de magnitud y así poder derivar parámetros físicos estelares tales como la temperatura efectiva y la luminosidad, entre otros.

ii) Las observaciones a fases preseleccionadas de BW Vulpecula en uno de sus ciclos de pulsación desde el UV hasta el IR proporcionó una determinación de las distribuciones espectrales de energía, temperaturas efectivas y flujos en el mínimo y máximo fotométricos, así como nueva información acerca de la meseta de magnitud observada entre las fases 0.75 y 0.85 del periodo fotométrico.

Es muy conveniente seguir haciendo este tipo de mediciones para otras estrellas B variables intrínsecas, al menos con los filtros del sistema de 13 colores, si no es posible obtener tiempo de observación en naves espaciales como los Voyagers.

12. Para las otras estrellas de la muestra de trabajo se redujo la información fotométrica, a continuación se detallan los resultados:

HD 10516: No se detectó variación fotométrica de corto periodo, fué muy escasa la información fotométrica medida.

HD 21803: Esta es una variable  $\beta$  Cep, sus mediciones fotométricas se reportaron en la sección de resultados.

HD 24534: No se detectó variación fotométrica de corto periodo en esta estrella, caracterizada por emisión de rayos X.

HD 27396: Al igual que en otros trabajos, esta estrella (53 Per) no muestra variaciones fotométricas regulares al nivel de  $0^m.005$ .

HD 33328: No se detectó variación fotométrica de corto periodo, resultados de otros trabajos indican que las variaciones de esta estrella son de muy baja amplitud y a un periodo demasiado largo para ser medido bajo las condiciones en las que se observaron las estrellas de este trabajo.

HD 52918: Esta estrella (18 Mon) es una estrella tipo  $\beta$  Cep, se detectó variación fotométrica, pero no se cubrió un periodo completo debido a la infrecuencia de las observaciones, sólo se observó en una ocasión.

HD 183656: Esta estrella Be muestra variaciones fotométricas de largo periodo, las mediciones de este trabajo fueron poco frecuentes y no se observó ningún patrón fotométrico periodico.

HD 184279: Esta estrella no muestra variaciones fotométricas de corto periodo. Sin embargo, Alvarez *et al.* (1987) reportaron que esta estrella Be muestra variaciones fotométricas y espectroscópicas con una cuasiperiodicidad de 5 a 10 años.

HD 199140: Se trata de BW Vul, estrella ampliamente discutida en la sección de resultados.

HD 200120: No se detectaron variaciones fotométricas de corto periodo en esta estrella.

HD 217050: No se detectaron variaciones fotométricas de corto periodo en esta estrella.

HD 218393: Se detectaron fuertes cambios (de décimas de magnitud) en esta estrella, pero la información disponible no fué suficiente para establecer una periodicidad.

## APENDICE A

### Características de la variación fotométrica y parámetros estelares básicos para las estrellas B variables intrínsecas de corto periodo.

En este apéndice se enlistan los distintos grupos de estrellas B variables de corto periodo; la información que se proporciona para cada estrella es la siguiente:

HD: Número de la estrella en el catálogo Henry Draper.

Sp (MK): Tipo espectral MK.

Nombre: Nombre común de la variable.

V sen i: Velocidad radial proyectada de la estrella.

log P: logaritmo del periodo, en días.

$\Delta m$ : amplitud de la variación fotométrica, normalmente en magnitudes visuales.

$\beta$ : Valor del índice  $\beta$  del sistema fotométrico de Strömgren.

$c_0$ : Valor del índice  $c_0$  del sistema fotométrico de Strömgren.

Mv: Magnitud visual absoluta (determinada mediante la ecuación IV.15).

log Te: Temperatura efectiva (determinada mediante la ecuación IV.16).

Mbol: Obtenida de la suma de Mv y la corrección bolométrica BC (ecuación IV.17).

log L/L<sub>☉</sub>: ( $= 1.90 - 0.4M_{bol}$ ) es la luminosidad de la estrella en unidades de la luminosidad solar.

Estrellas  $\beta$  Cep clásicas.

HD	Sp (MK)	V sen $j$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$e_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log $L/L_\odot$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )
886	B2 IV	5	-0.8189	0.017	2.627	0.118	-2.63	4.31	-4.54	3.72
16582	B2 IV	25	-0.7928	0.025	2.616	0.060	-3.02	4.34	-5.10	3.94
21803	B2 IV		-0.6952	0.072	2.615	0.077	-3.00	4.32	-5.02	3.91
29248	B2 III	31	-0.7607	0.114	2.612	0.063	-3.11	4.33	-5.17	3.97
44743	B1 III	38	-0.5998	0.021	2.592	-0.009	-3.90	4.37	-6.17	4.37
46328	B1 III	33	-0.6787	0.034	2.592	-0.028	-3.96	4.39	-6.34	4.44
50707	B1 III	69	-0.7339	0.02	2.595	-0.027	-3.93	4.39	-6.30	4.42
111123	B1 III	32	-0.7946	0.04	2.591	-0.070	-4.20	4.43	-6.82	4.63
126341	B2 IV	0	-0.7511	0.027	2.620	0.124	-2.80	4.30	-4.67	3.77
129056	B2 III	0	-0.5832	0.03	2.605	0.093	-3.27	4.31	-5.18	3.97
147165	B1 III	53	-0.6076	0.040	2.591	-0.070	-4.20	4.43	-6.82	4.63
157056	B2 IV	51	-0.8522	0.02	2.618	0.070	-2.94	4.33	-5.00	3.90
199140	B2 III	26	-0.6967	0.21	2.607	0.013	-3.39	4.37	-5.64	4.15
205021	B1 III	43	-0.7231	0.037	2.601	-0.020	-3.67	4.39	-6.06	4.32
214993	B2 III	79	-0.7047	0.078	2.603	0.000	-3.54	4.37	-5.83	4.23
216916	B2 IV	37	-0.7406	0.05	2.622	0.070	-2.85	4.33	-4.92	3.87

Estrellas  $\beta$  Cep con alta velocidad de rotación.

HD	Sp (MK)	V sen $j$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$e_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log $L/L_\odot$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )
116658	B1 IV	172	-0.7600	0.029	2.598	-0.020	-3.75	4.39	-6.12	4.35
122451	B1 III	128	-0.8041	0.04	2.591	-0.010	-3.93	4.37	-6.20	4.38
158926	B1.5 IV	300	-0.6702	0.023	2.611	0.070	-3.13	4.33	-5.15	3.96
160578	B1.5 III	99	-0.6993	0.008	2.605	0.040	-3.36	4.34	-5.48	4.09
163472	B2 IV		-0.8542	0.028	2.628	0.082	-2.68	4.33	-4.72	3.79

Nuevas estrellas  $\beta$  Cep.

HD	Sp (MK)	V sen $\downarrow$ (km s <sup>-1</sup> )	log P (dias)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>*</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
25799						0.066				
52918	B3 IV	336	-0.7570	0.06	2.592	0.015	-3.83	4.35	-5.98	4.29
53755	B0 III		-0.7430		2.585	-0.037	-3.83	4.35	-5.98	4.29
85953	B2 III		-0.9602	0.016	2.632	0.225	-2.42	4.25	-4.03	3.51
86466	B3 IV	30	-0.7937	0.013	2.639	0.385	-2.35	4.19	-3.60	3.34
129929	B3 V		-0.8103	0.0176	2.618	0.043	-3.05	4.35	-5.18	3.97
147985	B1 III		-0.8784	0.080		0.064				
156662						0.065				

Posibles  $\beta$  Cep.

HD	Sp (MK)	V sen $\downarrow$ (km s <sup>-1</sup> )	log P (dias)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>*</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
47432	O9.5 III	105	-0.505		2.552	-0.144	-6.31	4.48	-9.15	5.56
51630	B2 III		-0.727							
74195	B3 III	0	-0.880							
NGC 6231-289	B0.5 V	80		0.020	2.608	-0.045	-3.62	4.42	-6.17	4.37
NGC 6231-80			-0.798		2.616	0.012	-3.17	4.37	-5.46	4.08

Estrellas  $\beta$  Cep en cúmulos galácticos.

HD	Sp (MK)	V sen $i$ (km s <sup>-1</sup> )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$e_0$ (mag)	$M_V$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>*</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
6231-110			-0.967	0.012	2.612	-0.054	-2.96	4.43	-5.59	4.14
-150	B1 Vn	150	-0.995	0.010	2.607	-0.034	-3.83	4.41	-5.49	4.10
-238	B1 Vn	200	-0.955		2.615	-0.045	-3.83	4.42	-5.86	4.24
-253	B1 V	100	-1.174	0.011	2.598	-0.028	-2.98	4.40	-5.39	4.06
-261					2.593	0.030	-2.60	4.33	-4.64	3.76
-282	B2 V	80	-0.923	0.020	2.622	0.066	-2.74	4.34	-4.83	3.83
3293 - 5	B1 III	122	-0.752	0.015	2.600	-0.014	-3.78	4.38	-6.13	4.35
-10	B1 V	125	-0.712	0.011	2.605	0.009	-3.44	4.37	-5.70	4.38
-11	B1 IV	42	-0.836	0.013	2.611	0.012	-3.14	4.37	-5.41	4.06
-14	B1 V	129	-0.817	0.009	2.597	-0.010	-3.45	4.38	-5.76	4.20
-16	B1 III	50	-0.601	0.053	2.593	-0.008	-4.08	4.37	-6.36	4.44
-18	B1 V	4	-0.753	0.027	2.609	0.016	-3.55	4.37	-5.80	4.22
-23	B1 III	10	-0.790	0.013	2.605	-0.002	-3.80	4.40	-6.25	4.34
-24	B1 III	194	-0.686	0.013	2.596	-0.034	-3.82	4.36	-6.36	4.40
-27	B1 III	203	-0.643	0.021	2.604	0.018	-4.15	4.36	-6.36	4.44
-65			-0.945	0.006	2.599	0.038	-3.54	4.34	-5.64	4.16
4755-F	B2 III		-0.693	0.036	2.611	0.020	-3.41	4.36	-5.65	4.16
-105	B1 III		-0.778	0.01	2.596	-0.037	-3.89	4.40	-6.33	4.43
-IV18	B2 V		-0.875	0.03	2.621	0.072	-2.87	4.33	-4.92	3.87
4996-7	B1 III		-0.743	0.028	2.612	-0.023	-3.41	4.40	-5.86	4.24
6871-14	B2 IV		-0.635	0.022	2.623	0.187	-2.67	4.26	-4.36	3.64

Estrellas  $\beta$  Cep en cúmulos galácticos (continuación).

HD	Sp (MK)	V sen $i$ ( $\text{km s}^{-1}$ )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{\text{bol}}$ (mag)	log $L/L_\odot$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )
4755 - G	B0.5 V		> -0.561	>0.03	2.619	0.012	-3.10	4.37	-5.40	4.06
-III 05	B0.5 V		> -0.535	>0.06	2.625	-0.013	-3.08	4.40	-5.53	4.11
6231 -232	B0.5 V	50			2.629	-0.010	-2.99	4.40	-5.43	4.07
-286	B0.5 V	70			2.627	0.024	-2.88	4.37	-5.16	3.96
-287	B1 V	40			2.635	0.022	-2.73	4.37	-5.04	3.92
-292	O9.5 V	80			2.632	0.023	-2.79	4.37	-5.08	3.93
3293 - 28	B1 V	85	> -0.6		2.624	-0.019	-3.69	4.51	-6.75	4.60
- 29	B2 V		> -0.6		2.612	0.126	-3.02	4.29	-4.85	3.84
- 31					2.628	0.148	-2.56	4.29	-4.38	3.65
25631	B2.5 V			0.04	2.712	0.216	-1.01	4.27	-2.72	3.99
44506	B1.5 III			0.06	2.650	0.178	-2.04	4.28	-3.81	3.43
49131	B2 III			0.12	2.599	0.090	-3.47	4.30	-5.36	4.04
52437	B2 V			0.035	2.545	0.042	-7.19	4.21	-8.58	5.33
62747	B1.5 III			0.07	2.622	0.143	-2.72	4.29	-4.54	3.72
79351	B2 V			0.035	2.602	0.055	-3.42	4.33	-5.46	4.08

## Variables B de tipo espectral intermedio.

HD	Sp (MK)	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{\text{bol}}$ (mag)	log $L/L_\odot$ ( $\text{erg s}^{-1}$ )
74195	B4 III	0.4439	0.012						
74560	B4 IV	0.1912	0.019						
123515	B8 IV	0.1632	0.021	2.798	0.741	0.32	4.085	-0.37	2.05
143309	B6 III	0.2218	0.034						
160124	B5 III	0.2839	0.043						
177863	B2 III	0.0927	0.016	2.732	0.570	-0.51	4.137	-1.49	2.50
181558	B5 III	0.0755	0.029	2.714	0.444	-0.76	4.177	-1.96	2.68

## Estrellas B con anomalías en la concentración de Helio.

HD	Sp (MK)	V sen $i$ (kms <sup>-1</sup> )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>☉</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
28843	B9 III		0.1380	0.07	2.718	0.407				
37017	B1.5 V	85	-0.0450	0.03						
37058	B2 Vp		1.1936	0.05						
37479	B2 Vp		0.0758	0.10	2.610	0.031	-3.25	4.35	-5.43	4.07
37776	B2 IV	157	0.1870	0.03	2.632	0.048	-2.69	4.35	-4.88	3.85
43333	B7 III		0.3387	0.04						
74196	B7 V	130	-0.4711							
125823	B7 III		0.9455	0.04	2.667	0.209	-1.68	4.27	-3.39	3.26
142990	B5 IV	200	-0.3080	0.03	2.682	0.238	-1.39	4.26	-3.03	3.11
160641			-0.1487	0.07						
+1°4381			1.3010	0.04						
-9°4395			0.5460	0.15						
+13°3224	B1 V		-0.9666	0.07						

## Variables B Supergigantes.

HD	Sp (MK)	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>☉</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
99953	B1.5 Ia	1.248	0.042	2.545	0.074	-7.43	4.19	-8.68	5.37
152236	B1 Ia	1.217	0.048	2.474	0.080				
167264	B0 Ia		0.014	2.557	0.074	-5.87	4.24	-7.39	4.86
168607	B9 Ia	1.806	0.067		0.095				
168625	B8 Ia	1.802	0.054		-0.002				
169454	B1 Ia	1.292	0.044		0.097				
198478	B3 Ia			2.530	0.082				
-14° 5037	B1.5 Ia	0.863	0.055		0.097				

## Estrellas B variables lentas.

HD	Sp (MK)	V sen $\perp$ (km s <sup>-1</sup> )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>⊙</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
4755 - G	B0.5 V		> -0.561	>0.03	2.619	0.012	-3.10	4.37	-5.40	4.06
-III 05	B0.5 V		> -0.535	>0.06	2.625	-0.013	-3.08	4.40	-5.53	4.11
6231 -232	B0.5 V	50			2.629	-0.010	-2.99	4.40	-5.43	4.07
-286	B0.5 V	70			2.627	0.024	-2.88	4.37	-5.16	3.96
-287	B1 V	40			2.635	0.022	-2.73	4.37	-5.04	3.92
-292	O9.5 V	80			2.632	0.023	-2.79	4.37	-5.08	3.93
3293 - 28	B1 V	85	> -0.6		2.624	-0.019	-3.69	4.51	-6.75	4.60
- 29	B2 V		> -0.6		2.612	0.126	-3.02	4.29	-4.85	3.84
- 31					2.628	0.148	-2.56	4.29	-4.38	3.65
25631	B2.5 V			0.04	2.712	0.216	-1.01	4.27	-2.72	3.99
44506	B1.5 III			0.06	2.650	0.178	-2.04	4.28	-3.81	3.43
49131	B2 III			0.12	2.599	0.090	-3.47	4.30	-5.36	4.04
52437	B2 V			0.035	2.545	0.042	-7.19	4.21	-8.58	5.33
62747	B1.5 III			0.07	2.622	0.143	-2.72	4.29	-4.54	3.72
79351	B2 V			0.035	2.602	0.055	-3.42	4.33	-5.46	4.08

## Variables B tipo 53 Per.

HD	Sp (MK)	V sen $\perp$ (km s <sup>-1</sup> )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	$\beta$ (mag)	$c_0$ (mag)	$M_v$ (mag)	log Te (°K)	$M_{bol}$ (mag)	log L/L <sub>⊙</sub> (erg s <sup>-1</sup> )
3360	B3 V	15	-0.048		2.625	0.131	-2.66	4.30	-4.52	3.71
27396	B5 V	19	-0.727	0.009	2.678	0.365	-1.38	4.20	-2.73	3.00
35039	B3 V	14	-1.079	0.004	2.625	0.168	-2.62	4.28	-4.37	3.65
36572	B1 V	20	-0.290	0.001	2.597	-0.096	-4.20	4.47	-7.05	4.72
51309	B3 III	30		0.008	2.582	0.192	-4.36	4.22	-5.80	4.22
160762	B3 V	11			2.661	0.290	-1.73	4.23	-3.23	3.19
175156	B5 III	15			2.626	0.419	-2.87	4.17	-4.01	3.50
214680	O9 V	38			2.590	-0.121	-4.58	4.50	-7.60	4.94

## Estrellas Be variables periodicas.

HD	Nombre	Sp (MK)	Vsen ↓ (kms <sup>-1</sup> )	log P (días)	Δm (mag)	X (mag)	Y (mag)	log Te (°K)	β* (mag)
23480	23 Tau	B6 IVe	282	-0.3098	0.02	1.013	0.071	4.125	2.714
25799		B3 Ve	380	-0.040	0.04	0.500	0.003	4.291	2.658
25940	48 Per	B3 Ve	217			0.665	0.053	4.233	2.649
28497	DU Eri	B IVne	340	(var)		0.059	0.010	4.469	2.588
30076	DX Eri	B2 Ve	240	0.0465	0.06	0.238	0.010	4.393	2.608
33328	λ Eri	B2 IVne	336	-0.1537	0.012	0.253	0.030	4.387	2.594
37490	ω Ori	B2 IIIe	194	0.2927	0.07	0.346	0.018	4.350	2.619
37795	α Col	B7 IVe	176	(var)		1.049	0.088	4.115	2.706
48917	FI CMa	B2 IIIe	200	0.4203	0.04	0.187	0.013	4.414	2.599
49131	HP CMa	B2 IIIe	350		(var)	0.233	0.014	4.395	2.605
50013	κ CMa	B1 IVe	199	0.1486	0.01	-0.056	-0.015	4.522	2.597
54309	FY CMa	B2 IVe	290	(var)		0.461	0.193	4.305	2.423
56014	EW CMa	B3 IIIe	139	1.262	0.016	0.379	0.065	4.337	2.580
56139	ω CMa	B2 IVe	120	0.1351		0.577	0.053	4.270	2.626
65875		B2.5 Ve	148	-0.0680	0.016				
75081		B9 Ve	259						
77320	IU Vel	B2.5 Vne	375	-0.2132	0.04	0.386	0.027	4.334	2.617
79621		B9 Ve	170	(var)		1.530	0.079	4.004	2.833
91188		B4 IIIe		0.4660	0.046				
101144	α Eri	B3 Vpe	251	0.1014	0.020	0.736	0.068	4.209	2.650
102776		B3 Vne		(var)		0.692	0.016	4.224	2.688
105382		B6 IIIe	127	0.1123	0.028	0.560	-0.001	4.269	2.673
105435	δ Cen	B2 IVne	181	0.2840	0.04	0.172	0.003	4.421	2.605
120324	μ Cen	B2 IVe	175	0.3226	0.06	0.418	0.006	4.322	2.640
127972	η Cen	B1.5 Vne	333	0.2849	0.08	0.380	0.039	4.336	2.605
137387	κ Aps	B1 IIIpe	250	0.0927	0.07	0.428	0.059	4.318	2.594
137518		B1 IIIe		0.9393	0.04				
142983	FX Lib	B5 IIIe	393	-0.3958	0.04	0.908	0.111	4.156	2.644
148184	χ Oph	B2 IVe	134	1.1389	0.044	0.007	0.009	4.493	2.585
149671	η TrA	B7 IVe	230			1.037	0.059	4.119	2.732

## Estrellas Be variables periódicas.

(Continuación)

HD	Nombre	Sp (MK)	Vsen ( $\text{km s}^{-1}$ )	log P (días)	$\Delta m$ (mag)	X (mag)	Y (mag)	log Te (°K)	$\beta^*$ (mag)
149757	$\zeta$ Oph	O9.5 Vn	379	0.0314	0.016	0.092	0.029	4.455	2.576
157042	$\iota$ Ara	B2 IIIe	369	-0.2549	0.02	0.318	0.171	4.361	2.433
158427	$\alpha$ Ara	B2 Vne	350	-0.0937	0.08	0.355	-0.015	4.346	2.644
164284		B2 Ve	221			0.166	-0.012	4.423	2.615
166596		B3 IIIe	197	0.2146	0.04	0.412	0.050	4.324	2.601
183656		B5 Ve	180	-0.0545	0.026	1.167	0.170	4.084	2.638
189687	25 Cyg	B3 IVe	229			0.529	0.040	4.281	2.632
191610	28 Cyg	B2.5 Ve	310			0.429	0.033	4.317	2.620
205637	$\epsilon$ Cap	B2.5 IVe	293	0.0128	0.08	0.573	0.069	4.265	2.613
208392	EM Cep	B1 IIIe	290	-0.0937	0.120	0.266	-0.013	4.382	2.629
209014	$\eta$ Psa	B8 Ve	350			1.075	0.306	4.108	2.383
209409	$\circ$ Aqr	B7 IVe	227	0.1562	0.016				
209552		B4 IVe	300	0.1176	0.020	0.567	0.028	4.267	2.651
212571	$\pi$ Aqr	B1 Ve	278			-0.113	-0.005	4.548	2.589
217050	EW Lac	B4 IIIe	350	-0.1409	0.060	0.649	0.094	4.238	2.601
217675	$\circ$ And	B6 IIIe	230	0.1962	0.080	0.827	0.078	4.180	2.661
219688	$\psi$ Aqr	B5 Ve	332	0.0306	0.024	0.778	0.044	4.196	2.683
224559	LQ And	B3 IVe		-0.2083	0.030				
4755 -II		B1.5 Vne			0.020				
6231 -28		B1.5 IVe shell		-1.061	0.012	-0.178	0.010	4.579	2.578
3293 -12		B1 Ve			>0.13				
3293 -26		B1 IIIe			1.07				
3766 -1		B2 IVe		1.739	0.12				
3766 -15		B2 IIIe		0.955	0.06				
3766 -63		B1.5 Ve		0.844	0.04				

Colaboración en el artículo: "¿Esta la estrella Be HR 9070 realmente Pulsando?".

Sareyan, J.-P., Alvarez, M., Chauville, J., Le Contel, J.-M., Michel, R., y Ballereau, D.: 1988, *Astron. Astrophys.* **193**, 159-167.

*Astron. Astrophys.* **193**, 159-167 (1988)

ASTRONOMY  
AND  
ASTROPHYSICS

Is the Be star HR 9070 actually pulsating?

J.P. Sareyan<sup>1</sup>, M. Alvarez<sup>2</sup>, J. Chauville<sup>3</sup>, J.M. Le Contel<sup>1</sup>, R. Michel<sup>4</sup>, and D. Ballereau<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Observatoire de Nice, B.P. 139, F-06003 Nice Cedex, France

<sup>2</sup> Instituto de Astronomía, UNAM, Apto-Postal 877, Ensenada, 22830, B.C., Mexico

<sup>3</sup> Observatoire de Meudon, F-92190 Meudon Principal Cedex, France

<sup>4</sup> Escuela Superior de Ciencias, Univ. Aut. Baja California, Ensenada, B.C., Mexico

Received November 27, 1986; accepted July 17, 1987

**Summary.** New photometric observations on the short period Be variable HR 9070 have been obtained by a cooperation program between Europe and Mexico in 1983-84-85. They show that the light maxima can be predicted by the following ephemeris:

MAXIMA at H.J.D. = 2445618.6065 + 0.310037 E.

Analysing our data - as well as all available data - by a 0.3 day period or by a double wave 0.6 day period curve brings about the same  $m\pm$  error, so that we get equivalent probabilities. Spectrography suggests large RV discontinuities in the components of H $\alpha$ , superimposed on smooth variations possibly correlated with the shortest period.

Depending on the actual solution, pulsation or rotation may be invoked. The shortest periodic Be stars show periods longer than the classical  $\beta$ CMa pulsating variables, so unusual pulsation modes should be considered.

Or, if rotation of a star with spots on its surface accounts for the variations, an exclusion mechanism between  $\beta$ CMa and Be phenomena must exist, probably as a function of rotation - line broadening.

**Key words:** Be variables - pulsations - rotation

1. Introduction

For a long time the  $\beta$ CMa phenomenon was restricted to a narrow region of the HR diagram, centered on the spectral types B1-B2 IV. This is the so-called "instability strip", where all the classical variables that have been detected by their radial velocities (RV) variations are found.

Since then, photometric detection has added new B variables to both inside and outside the "strip", as narrow line profiles were no longer a detection criterion (Le Contel et al., 1981).

Smith (1979) refers to the remaining new spectrum variables found around the "strip" as "53 Per type" variables. Line profile fitting methods originally gave long periods for these stars, but some of them have since exhibited short period light variations (Chapellier et al., 1987; Chapellier, 1985; Balona and Engelbrecht, 1985; Gonzalez-Bedolla, 1981; Garrido and Delgado, 1981).

Although no single definition has yet been accepted for the  $\beta$ CMa phenomenon, a large number of spectrum and light

variables showing similar behaviour do exist around the original "strip", and recent papers (Balona, 1983; Balona and Shobbrook, 1983; Chapellier et al., 1987; Wolf, 1987) indicate that the  $\beta$ CMa mechanism cannot be restricted to a small area of the B region of the HR diagram.

However, all classical  $\beta$ CMa stars seem to be at the end of the core hydrogen burning stage. Chapellier (1985) has shown that the period variations in these stars are discontinuous, i.e. probably not related to their evolution. Balona and Engelbrecht's (1983) studies of  $\beta$ CMa variables in clusters show that the variability is not limited to a given evolutionary state. From their work and Shobbrook's (1985) it follows that the instability domain is  $-4.54 \leq M_{bol} \leq -6.82$  and  $4.30 \leq \log T_e \leq 4.43$ . One has to note, however, that the largest light and RV amplitudes remain centered on types B1-B2 IV.

On the other hand the same region of the HR diagram is also the distribution peak for the emission phenomenon in B stars (Slettebak, 1979), reaching about 34% at type B2 (Mermilliod, 1982).

Taking into account that emission can exist from time to time in normal B stars (Hubert-Delplace et al., 1982), and that classical  $\beta$ CMa can also appear as non variables due to the eventual decrease of the pulsation amplitude ( $\alpha$  Vir), it is possible that a physical relationship between Be and  $\beta$ CMa phenomena exists.

Since no satisfactory pulsation mechanism has yet been found for this region of the HR diagram, can Be stars also be  $\beta$ CMa type pulsators?

The discovery of short time scale light and spectrum variability among Be stars was made many years ago (see Guthnick, 1941; Walker, 1953; Lynds, 1959; Percy et al., 1981; Walker et al., 1981); but we still have no ephemeris and no explanation for these variations.

We decided to observe a few Be stars for which short period light variations had been detected or suspected. The same methods as those used for the study of  $\beta$ CMa variables, i.e. simultaneous light and RV measurements over the widest possible "windows", have been used in order to detect long periods and avoid, as much as possible aliases in the period analysis. Since we had no ephemeris, simultaneity was essential in order to obtain an eventual phase lag between light and RV, as the mean magnitude and amplitude of the variations could change from night to night (see e.g. Baude, 1986, *IAU Coll.* 92).

HR 9070 (HD 224559 = LQ And,  $V = 6.54$ , B4 V en) was first found to vary by Provin (1953). It was later observed by Percy and Lane (1977) and claimed as being the first example of  $\beta$ CMa with

Send offprint requests to: J.P. Sareyan

160

**Table 1.** Observation data (GR = Granada, OHP = Haute Provence, SPM = San Pedro Martir)

Photometry <sup>a</sup>	Comparison stars	Filters	Telescope
GR	HD 224166 (C1) + HD 487 (C2)	4, 5	60 cm
SPM	HD 224166 (C1)	4, 5, 6	84 cm
Spectrography	Telescope	Dispersion	
OHP	193 cm	19.5 Å mm <sup>-1</sup>	
SPM	212 cm	10.9 Å mm <sup>-1</sup>	
OHP 1985	152 cm	Echelle + Electronic camera	
Year	Julian Date	Photometry	Spectrography
1983	2445609	—	SPM } <sup>b</sup>
	617	—	SPM
	618	GR: 4.5 h	SPM OHP: 6 h (10 spectra)
	619	SPM: 2 h	SPM OHP: 5 h ( 5 spectra)
	620	SPM: 5.5 h GR: 5 h	SPM OHP: 6 h ( 9 spectra)
	621	SPM: 3.5 h	SPM
	622	SPM: 3.5 h	SPM
1984	2445928	SPM: 3 h	—
	985	SPM: 4.5 h	—
	989	SPM: 3.5 h	—
1985	2446326	GR: 5 h	OHP: 2.5 h } <sup>c</sup>
	327	GR: 7.5 h	OHP: 4.5 h
	329	—	OHP: 6 h
	330	—	OHP: 3 h
	331	—	OHP: 4 h
	332	—	OHP: 4 h
	333	GR: 4 h	—

<sup>a</sup> Filters in Sareyan et al. (1976)<sup>b</sup> 1 or 2 spectra for each night<sup>c</sup> Not presented here

Be characteristics (Percy, 1979). Further observations by the same author (Percy, 1983) gave a 0.31 day period. This result has been queried by Harmanec (1984) who found a better fit for the same data with a 0.623 day period of double wave shape.

As far as published radii are reliable for Be stars, 0.6 day is about the minimum rotation period for a star of that type (assuming for example a  $4.7 R_{\odot}$  radius for a B4 V star; see Underhill and Doazan, 1982). An unambiguous 0.3 or 0.6 day period would be a definitive test for pulsation VS the rotation period of a spotted model. So a better period determination for this star is of considerable interest.

## 2. Observations

A common observing program of HR 9070 has been established by groups from Nice, Meudon and Ensenada-San Pedro Martir Observatories as part of an ongoing collaboration.

The observations have been carried out from three sites: in Europe (photometry at the Pico del Veleta Observatory, Granada, Spain; spectrography at the Haute-Provence Observatory

(O.H.P.), France) and in Mexico (both photometry and spectrography at San Pedro Martir, Baja California). We have tried as far as possible to observe on the same dates, in order to achieve more than one local night coverage. The comparison stars C1 and C2 and filters are listed in Table 1. The observation cycles were C1-C2-sky-HR 9070-sky, each time with all the filters and with typically 3 to 10 integrations of 10 seconds. The observations have been corrected for extinction and reduced to the instrumental system at Nice, Meudon and Ensenada.

## 3. Photometric results

The photometric data will be published extensively elsewhere by Alvarez et al. Some light curves are shown in Fig. 1. No clear color variation occurs, the ultraviolet amplitudes being only slightly larger than the visible ones on the average. The variation amplitude seems to be somewhat smaller (18 m mag) in 1985 than during previous years (about 30 m mag on the average). Moreover, there is a possible variation of the mean magnitude over a few days, the star being about 12 m mag fainter on night

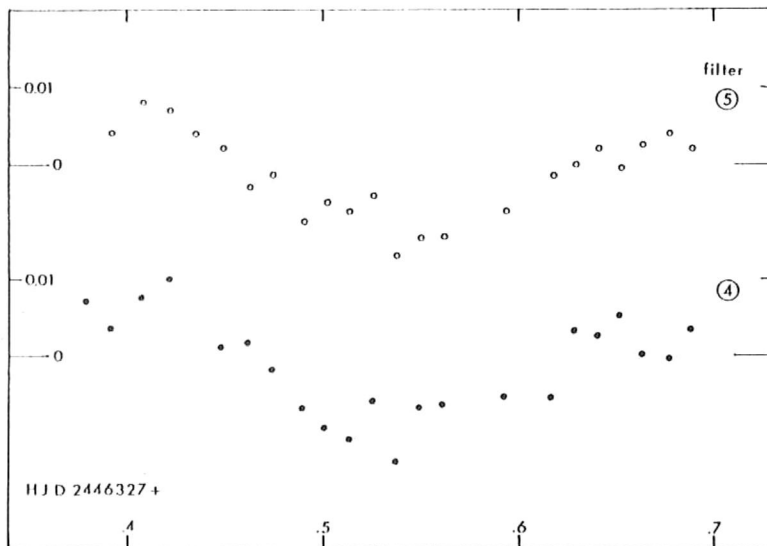


Fig. 1. Example of the photometric variation in filter 4 (UV) and 5 (blue) of HR 9070:

$$\Delta m = 1/2(m(\text{HD 487}) + m(\text{HD 224166})) - m(\text{HR 9070}) + Ct.$$

( $C$  or that night, the dispersion of the differences between comparisons is 3.6 and 2.3 m mag in filter 4 and 5 respectively)

2446333 than on nights 326 and 327. During the nights when we used two comparison stars, both can be considered as constant: for example, during the 1985 observing campaign, the dispersion of the differences between comparison stars was 3 to 4 m mag in filter 4, and 2 to 3 m mag in filter 5, while the difference of the means is within 1 m mag for each night; the night to night difference between comparison means is 4 to 5 m mag in filter 5 and, unexpectedly, an even better 2 m mag in filter 4. The mean dispersion of night to night differences is 5 m mag for HR 9070 - HD 224166 and 4.7 m mag for HR 9070 - HD 487.

### 3.1. Periodogram analysis

Both the PDM method (Stellingwerf, 1978) and a least squares fit to a sinusoid have been used, the latter method often giving a better approximation for our data.

In order to detect eventual periods around 0.6 day with double wave light curves, the same procedures have been used, with up to five harmonics, the magnitude difference between the variable and the comparison(s)  $C$  being  $\Delta m = C - V + Ct$ .

$$\Delta m = \sum_{i=1}^5 A_i \sin(i2\pi/P + \Phi_i),$$

where  $P$  is the chosen fundamental period (0.3 to 1.2 day).

The evolution of the resulting rms errors when one adds harmonics shows that in our case the rms is hardly decreased for  $i > 2$ , so that the light curves could present a single wave shape around a period of 0.3 day or a double wave shape around 0.6 day.

For every light curve or series of light curves, the amplitudes have been first calculated with a sine fitting. When the amplitudes obtained this way were not too different (some differences remained in the UV between Granada and SPM observations in

1983), the light curves were reanalyzed together year by year, the zero for each group of homogeneous observations being corrected according to the first fitting (these were minor adjustments taking into account a single comparison star or a mean of two, filter by filter).

When the data are analyzed by a single sinusoid, a peak appears at the period 0.310 day for each year.

The complete set of data (1983 through 1985) gives a strong peak at  $P = 0.310037$  day (secondary peaks appearing for each set around 0.310320 and 0.310570 can be considered as obvious aliases of the real period, being "one period per year" apart).

The amplitudes differ from one year to the next, but as the rms errors year by year are typically 40% of the amplitude, this scatter is probably due to the superposition of different curves with different amplitudes: in order to get an adjustment through more data, we have sometimes mixed UV, blue and green curves with individual amplitudes between 26 and approximately 40 m mag.

An ephemeris can be given for the light maxima of HR 9070 (1983 to 1985).

$$\text{H. J. D.} = 2445618.6065 + 0.310037 E. \\ \pm 25 \quad \pm 5 \quad (1)$$

When analysed by a double wave sinusoid (with periods  $P_1$  and  $P_2 = P_1/2$ , amplitudes  $A_1$ ,  $A_2$  and phases  $\Phi_1$ ,  $\Phi_2$ ), we find very contradictory results:

- On the one hand, adding a sinusoid with  $P_2 = P_1/2$  slightly decreases the rms error, particularly for  $P_1 = 0.620$ , but not as dramatically as one could imagine (see Fig. 2). This could be due to the scatter in the mixed data which we have already mentioned.

- On the other hand the ratio  $A_2/A_1$  is about 2 in 1985, 1.4 in 1984, but was 0.8 in 1983 (between 1983 and 1985, the average is

162

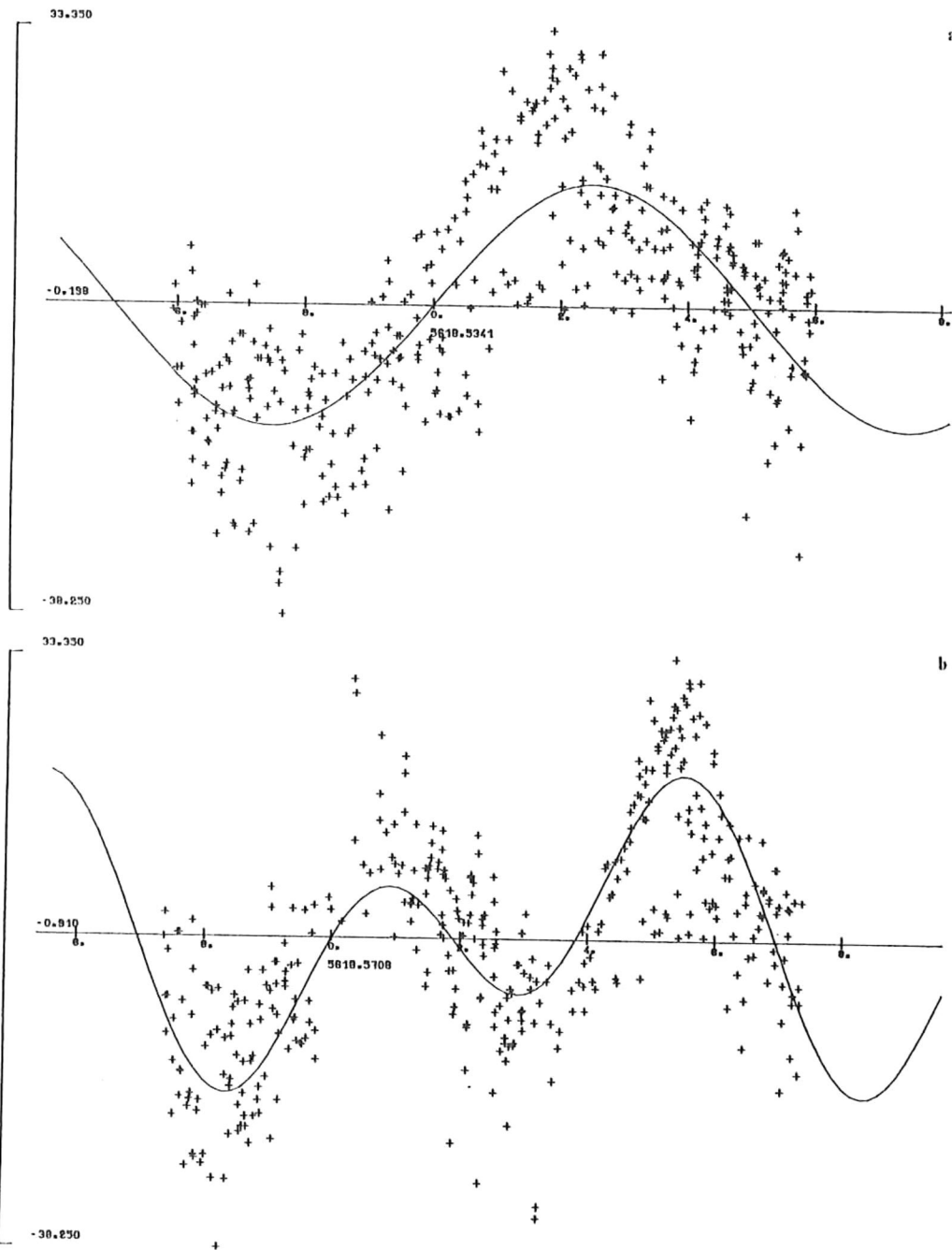


Fig. 2a and b. Phase plot of our 1983-84-85 data. a With a 0.310037 day period. b With a double wave period of 0.620074 day. Ordinates are in m mag. Heliocentric Julian Day (phase 0) minus 2440000 is indicated

around 1.4), so it is doubtful whether a unique double-wave light curve can be assigned to the observations of the last two years.

### 3.2. Comparison with previous data

Photometric data for IIR 9070 are available for the period 1951–1952 (Provin, 1953), and almost continuously since 1975. The latter were mostly collected by Percy and Lane (1977), Percy (1983), and Hildebrandt (1985). A similar procedure to the one used for our own data has been used to reanalyze them: year by year analysis gives results in the 0.309–0.310 range. The only inconsistent values are a) those obtained in 1976, the “zero axis” correction being probably underestimated (we confirm Harmanec’s (1986) result obtained from Hildebrandt’s data), and b) the 1951–52 data (Provin, 1953) for which no clear trend appears when analyzed by our ephemeris (1). We cannot determine if this is due to an insufficient precision on his data, to night-to-night variations or/and to a different period at that time.

Grouping the data for consecutive observing sessions brings the following more reliable results:

0.3093 for 1975 76 77  
0.3095 for 1977 78  
0.3097 for 1978 80  
0.3103 for 1980 81.

Application of the same procedure to our own data gives 0.3100 for both 1983–84 and 1984–85. The slight period variation noted above is doubtful and has to be confirmed since it involves the last significant digit.

A single 0.310037 day period sinusoid of 28 m mag. total amplitude could represent the 1975–85 data, or – with a similar rms error – a double wave 0.620074 day periodic curve with 28 m mag and 7 m mag total amplitude for periods  $P/2$  and  $P$ , respectively.

So the  $A_2/A_1$  ratio is much higher than what we found for our 1983 to 1985 data. This means that, due to the dispersion (about 10 m mag), a unique 0.6 day period with fixed amplitudes appears less likely to account for the whole of the data (the shapes of the curves themselves are quite different: see Fig. 3).

We have no confirmation of the 0.12 day period found by Baade et al. in spectrography (1984).

## 4. Spectrography

### 4.1. Results

Spectrograms have been obtained both at OHP with the 193 cm telescope and at San Pedro Martir Observatory (SPM) with the 212 cm telescope. The  $S/N$  ratio is relatively low, thus precise radial velocity ( $RV$ ) determinations are rather difficult on such a broad lined star ( $v \sin i \approx 250\text{--}300 \text{ km s}^{-1}$  according to Harmanec, 1984).

– On the OHP spectra (blue region at  $19.5 \text{ \AA/mm}$  on baked II a 0 plates) a complete reduction, with a PDS microdensitometer, has been achieved for the Balmer lines  $H\gamma$  to  $H13$ , for the Ca  $\text{II K}$  line, and for the helium lines at 3819, 4009, 4026, 4144, 4388 and 4471  $\text{\AA}$ . In order to reduce the noise, we have summed several (2, then 4, then 8) intensity tracings of contiguous spectra to get a mean tracing for the different lines. Then we obtained the radial velocity of a given line by correlation with the mean. We obtain a mean  $RV$  of  $-13$  with a  $5 \text{ km s}^{-1}$  dispersion for the line  $H\gamma$  which gives the most accurate determination.

No clear trend appears for the interstellar Ca  $\text{II K}$  line (mean  $RV = -20 \text{ km s}^{-1}$ , with a dispersion of  $8 \text{ km s}^{-1}$  on the measure-

ments, to be compared with  $-16$ , and dispersion  $4.5 \text{ km s}^{-1}$ , as obtained from Baade et al., 1984). The dispersion of the measurements, even for the most “coherent” lines, does not allow any significant periodic variation to be found in these data.

– On the SPM spectra, ( $10.9 \text{ \AA/mm}$  at  $H\alpha$  on 09802 plates with a  $57 \mu\text{m}$  projected slit width) the precision is better ( $\pm 3 \text{ km s}^{-1}$ ) owing to the higher dispersion, so the  $RV$  variations deserve a more careful look. Figure 4 shows a plot of the  $H\alpha$  measured velocities (Table 2) according to the photometric 0.31 day period, in a phase diagram. These velocities have been obtained by means of a polynomial fit to the extrema of the profile, after a smoothing made by keeping 25% of the Fourier harmonics (100% corresponds to the PDS  $8 \mu\text{m}$  recording step).

Although narrow telluric lines – mostly  $\text{H}_2\text{O}$  – usually appear on  $H\alpha$  spectra of similar dispersion, we did not find any, probably due to the dryness of the site (in any case their influence is negligible on these wide  $H\alpha$  profiles). Further studies made in the same conditions have shown that, when increasing the  $S/N$  ratio by adding a large number of spectra (up to 69), we can then measure the equivalent width of the largest  $\text{H}_2\text{O}$  line appearing in  $H\alpha$  ( $0.017 \text{ \AA}$ ).

The profile itself is nearly symmetric and does not vary over the observing session: the mean  $V/R$  ratio is 1.04 with a mean dispersion of 0.02, i.e. within the expected error bars.

The mean blue peak (central absorption) has intensity 3.1 (2.6) relative to the continuum, and its dispersion is 0.09 (0.07).

The variation of the line’s center of gravity  $GC$  and central absorption  $C$  are in good agreement with the photometric period.  $GC$  is 0.5 out of phase with the light variations.  $C$  seems to follow a sine curve, which lags about 0.12 period behind the light variations. The amplitude of these variations are typically about  $10 \text{ km s}^{-1}$ . The blue and red peaks ( $PB$  and  $PR$ ) show a more intricate behaviour.

Around phase 0 (at JD 2445618.92) a strong shift occurs abruptly in all the measured features of  $H\alpha$ : a red shift of about  $10 \text{ km s}^{-1}$  in  $GC$  and  $PB$ , raising to  $17 \text{ km s}^{-1}$  in  $PR$ ; a blue shift of about  $7 \text{ km s}^{-1}$  in  $C$  at the same phase. (Such a “discontinuity” has perhaps been observed by Baade et al. (1984, see their Fig. 3) in the central reversal of the emission in  $H\gamma$ ).

A similar blue shift, with a mean amplitude of  $15 \text{ km s}^{-1}$ , takes place in our data at a phase of about 0.62. This discontinuity appears to be real since two spectra, taken 10 periods apart (i.e. 3.1 days), give the same value for the  $RV$  of  $GC$ . However the measurements on  $PB$ ,  $C$  and  $PR$  do not give such good agreement.

When looking carefully at Fraquelli’s observations (1979) one can note that she obtained very discrepant data for her spectrogram taken at HJD 2443427.591 (very high  $RV$  for the plate, and a very low one for the red component of  $H\beta$ ). With ephemeris given above, this occurred at phase 0.05 (exactly at phase 0.026 if we adopt a period of 0.310036 instead of 0.310037), i.e. at the same phase as our own “inconsistent” value (date 2445618.92). Fraquelli did not obtain a spectrum at the phase 0.6.

### 4.2. Discussion on the spectrographic results

The continuous curves drawn in Fig. 4 can be either considered as rough sinusoids or as stable  $RV$  values with a blueward dip around phase 0 (curves  $GC$  and  $PB$ ). Of course these two interpretations – i.e. pulsation or phased perturbation – imply that the variability is governed by quite different physical processes occurring within the star’s atmosphere.

As the  $H\alpha$  emission line is formed at different heights in the atmosphere of the star, we could interpret the different phase lags

164

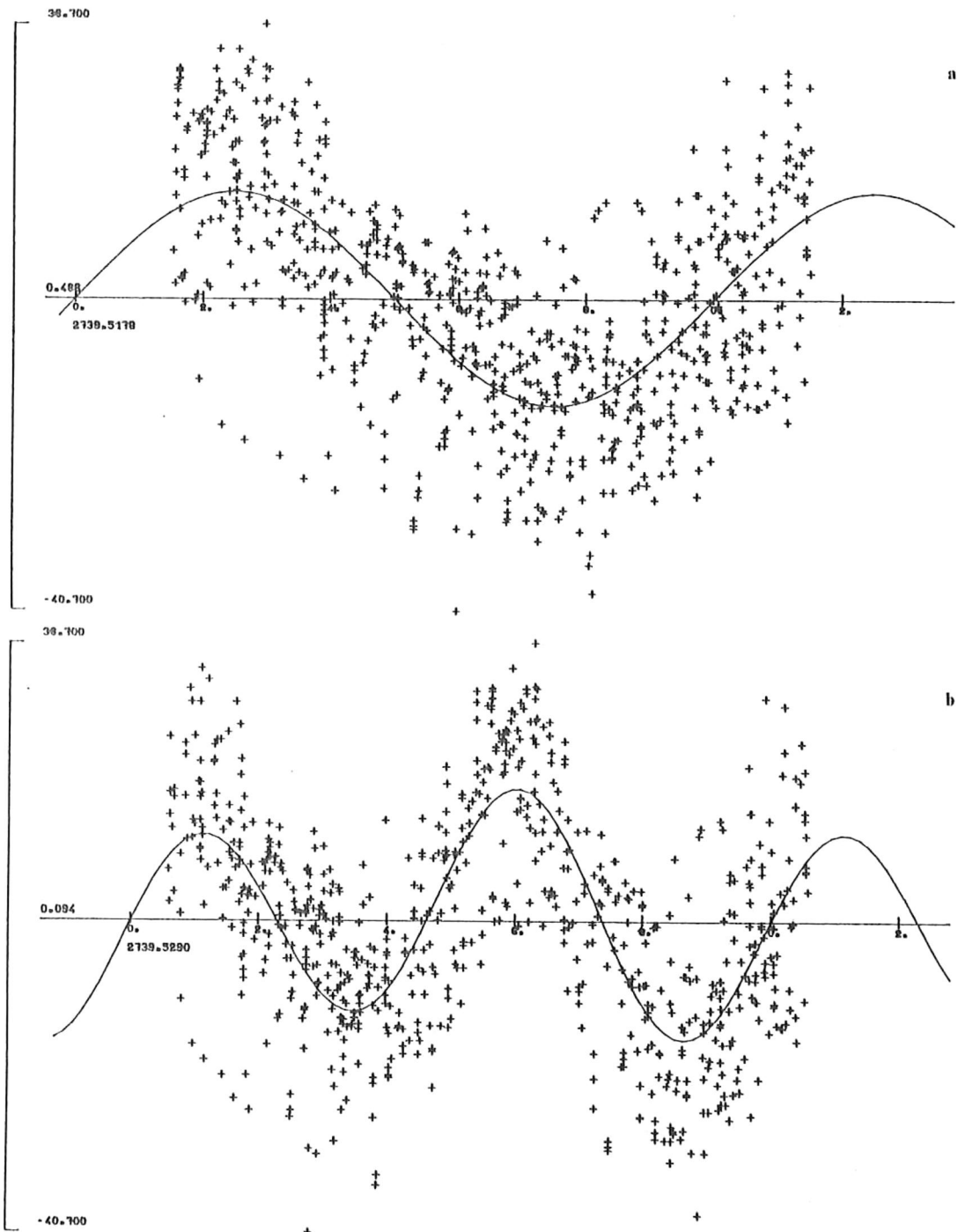


Fig. 3a and b. Phase plot of the 1975 to 1985 data, a with a 0.310037 day period, b with a double wave period of 0.620074 day. Ordinates are in m mag. Heliocentric Julian Day (phase 0) minus 2440000 is indicated

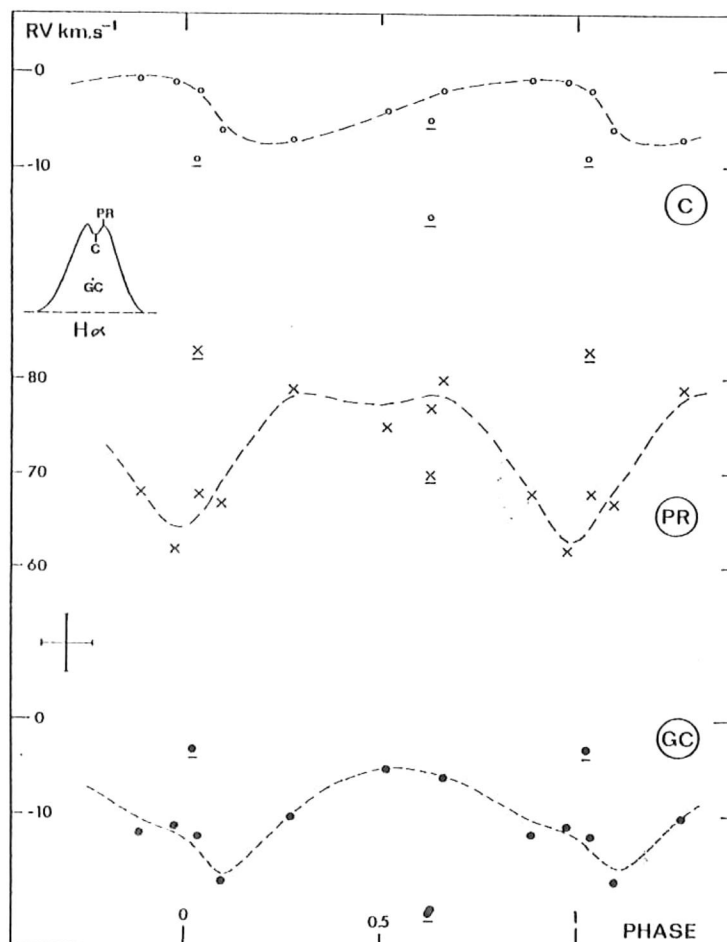


Fig. 4. Radial velocities  $RV$  measured on  $H\alpha$ , plotted with ephemeris (1). C: Central absorption peak. PR: Red emission peak. GC: Gravity center of the line. The error bar cross shows the average integration time and precision on the individual  $RV$  plotted. The underlined measurements departing from the hand-drawn curves at phases 0.026 and 0.62 are those mentioned in the text

Table 2.  $H\alpha$  radial velocities ( $\text{km s}^{-1}$ )

Heliocentric J.D. 2445600 ±	Gravity center GC	PB	C	PR	Phase
09.8893	-12	-75	-1	68	0.883
17.8351	-5	-73	-4	75	0.512
18.9247	-3	-72	-9	83	0.026
19.7295	-20	-100	-15	70	0.622
19.9295	-10	-80	-7	79	0.267
20.7684	-11	-83	-1	62	0.973
20.9802	-6	-74	-2	80	0.656
21.7164	-12	-80	-2	68	0.031
22.6650	-17	-73	-6	67	0.090
22.8295	-20	-73	-5	77	0.621

and shapes of the continuous  $RV$  curves as the effect of the outward propagation of a driving mechanism situated below, pulsation or perturbation due to spots or beam crossings with the star rotation.

Both 0.6 and 0.05 phase spectra (ours and Fraquelli's) are an even number of 0.310037 day periods apart, so that we cannot actually discriminate between the 0.31d short period and its double. However our own spectra taken at HJD 2445618.92 and 621.72, i.e. 9.004 periods apart, do not show similar behaviour, the first one showing large positive  $RV$  and the latter fitting the curves. Could this be an indication that strong perturbations happen only from time to time near phase 0, or that the double period (0.62 day) has to be considered? When plotted according to this "double wave" period, our  $H\alpha$  observations do not give as clear a diagram as that of Fig. 4. (of course one should bear in mind that all our  $RV$  are integrated over about one hour, so the

time resolution is not as good as it seems in Fig. 4, which means also that the  $RV$  of the strong perturbations are quite large). The discontinuities appearing in the  $RV$  curves at phases 0.05 and 0.6 as well as the general "smooth"  $RV$  behaviour of the  $H\alpha$  components have to be confirmed as these preliminary results are based on only a small number of spectra taken days apart, with rather long integration times. Moreover no information is available on eventual variations of the gamma axis. So, longer sets of observations are needed, eventually repeated at fixed phases.

## 5. General discussion

From the present investigation we are unable to discriminate clearly between a 0.31 day period and a 0.62 day double wave period; consequently the nature of the variations remains doubtful.

While it is clear that 0.3 day cannot be the star's rotation period, a 0.6 day pulsation period cannot be rejected. The question as to whether or not some Be stars pulsate has not yet been resolved: even a photometric pseudo period of 0.3 day could be due to two approximately equal spots, or gas streams, diametrically located on the star, and appearing alternately during the 0.6 day rotation period of the star.

### 5.1. Pulsation?

We cannot reject the idea of pulsation in the case of HR 9070, since the 0.31 day period fits the observations quite well. It seems more likely that the dispersion of the data is due to the use of different filters, telescopes, reduction methods, and also perhaps to the existence of real amplitude variations, rather than to the superposition of a longer double wave curve on a single shorter sinusoid, as shown by a comparison of the error values.

Moreover, the few  $RV$  we have obtained for the  $H\alpha$  line seem to show a somewhat better agreement with the 0.31 day period.

The eventual  $RV$  variation – if real – with 2K amplitude of 10–12  $\text{km s}^{-1}$ , and the corresponding light amplitude of 30–40 m mag in the same year gives a  $2K/\Delta m$  ratio between 250 and 400, i.e. well within the range characteristic of  $\beta$ CMa pulsation.

A 0.31 day period for a B4 V star means that the pulsation mode is probably rather unusual ( $r$  mode or high order  $g$  mode?). However it should be noted that 0.3 day periods have been detected in stars like HR 6747, HR 3593 or HR 1788 (Waelkens and Rufener, 1983), for which pulsation is claimed.

Since high overtone  $g$ -modes have been invoked in the case of some Be stars to explain the short period variations (see Vogt and Penrod, 1983, for example), one may question why especially these high overtones should be chosen by the star. An interpretation based on these non-radial modes with high-order parameters – and an eventual variable amplitude! – could appear as an easy way to give oneself various degrees of freedom in the mathematical representation of the facts.

### 5.2. Rotation?

The lack of color variation in HR 9070, particularly between UV and visible, is contradicted by the  $\beta$ CMa behavior, where temperature variations of the photosphere induce larger amplitudes towards shorter wavelengths.

Another argument in favor of the 0.62 day period is the value of the phase differences between the two maxima and minima

(namely 0.45 and 0.55) in our data. These values are similar to those found by Harmanec (1983, 84), but the dispersion does not allow one to opt definitely for a double wave curve (our estimate is  $\pm 0.05$  for the phase differences). Moreover, if the first maximum is given by Eq. (1) – with a 0.620074 day period – then we observe rather large variations in the phase difference between the first minimum and the second maximum. There is no significant half-wave "amplitude" variation in our 1983 to 1985 data.

The rotation of a spotted star (see Walker, 1953) – or the rotation of gas streams following active magnetic fields (Underhill, 1982) – can represent our photometric observations, and would explain the difference between the amplitudes of the 0.62 and 0.31 periods in our 1983 to 1985 data, and particularly the increase of the  $A_2/A_1$  ratio while the total amplitude seems to decrease.

Of course the appearance, disappearance, eventual latitude migration and modification of spots (or streams) give plenty of degrees of freedom to account for the observations.

Double wave curves for the Be stars variations could be a general phenomenon (as emphasized by Harmanec, 1984):

– In HD 217050, Pavlovski (1983) found a frequency peak at 0.351 day, and a better data plot for a double wave curve at  $P = 0.722$  day; similar results have been obtained – with additional 25 min variations around the light minimum – by Iliev et al. (1984).

– More precise conclusions have been derived by Balona and Engelbrecht (1986) in their photometry of the Be variables in NGC 3766: all show double wave light curve with periods in the 0.8–1.7 day range. (A range similar to that of the non-Be "variable mid B stars": Waelkens and Rufener, 1985). Even the spectral variations of  $\zeta$  Oph, the "well-known non-radial pulsator" could be interpreted by stellar rotation.

## 6. Conclusion

Any attempt to solve the 0.31 versus 0.62 day period problem in HR 9070, must involve extensive homogeneous photometry with the greatest possible longitude coverage.

High  $S/N$  ratio spectrography has to be carried out, with emphasis on high time resolution, since one can often detect evidence of violent phenomena by comparing spectra taken only a few per cent of a period apart. With poor time resolution these spectral details would be damped into mean  $RV$  profiles, making them much more difficult to understand. Therefore only clean profiles will allow us to discriminate between non radial pulsations and a multiple spot rotator.

It seems that in any study of the short period variability of Be stars, a photometric period determination has first of all to be done, independently of whether the star's variability is pulsational or rotational.

In case any pulsation mode would be discarded by further observations, no clear pulsating Be star would remain. So we face an eventual exclusion mechanism between  $\beta$ CMa pulsation and Be phenomena, both concerning the same region of the HR diagram (as  $\delta$  Scuti pulsation and Am characteristics are exclusive in the lower part of the classical Cepheid instability strip).

This exclusion could be the extension, to faster rotators – or/and to more "equator-on" objects – of the relation found by Jakate (1979) for  $\beta$ CMa variables, i.e. the faster the rotation (the larger the line broadening), the smaller the light amplitude.

Another way to explore the same problem would be to investigate all classical  $\beta$ CMa stars in  $H\alpha$ , and to check those for which emission has been detected.

*Acknowledgements.* The authors acknowledge here E. Chapellier, J. Colin, D. Ducatel, M. Floquet, A.M. Hubert-Delplace, J. Tully, and the staffs of OHP and SPM observatories. Part of this work has been possible due to the support of the CNRS (France) and CONACYT (Mexico) under a cooperative program to study the variability of B stars.

#### References

- Baade, D., Bellas, Y., Eichendorf, W., Tomov, T.: 1984, *Astron. Astrophys.* **139**, 521
- Balona, L.A., Engelbrecht, C.A.: 1983 *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **202**, 293
- Balona, L.A.: 1983, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **203**, 1041
- Balona, L.A., Shobbrook, R.R.: 1983, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **205**, 309
- Balona, L.A., Engelbrecht, C.A.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **219**, 131
- Chapellier, E.: 1985, *Astron. Astrophys.* **147**, 135
- Chapellier, E., Le Contel, J.M., Valtier, J.C., Gonzalez-Bedolla, S., Ducatel, D., Morel, P., Sareyan, J.P., Geiger, I., Antonelli, P.: 1987, *Astron. Astrophys.* **176**, 255
- Fraquelli, D.A.: 1979, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **91**, 502
- Garrido, R., Delgado, A.: 1981, Workshop on pulsating B stars, ed. GEVON and C. Sterken, Nice
- Gonzalez-Bedolla, S.F.: 1981, Workshop on pulsating B stars, ed. GEVON and C. Sterken, Nice
- Guthnick, P.: 1941, *Vier. Astron. Gesell.*, **76**, p. 62
- Harmanec, P.: 1983, *Hvar Obs. Bull.*, **7**, 55
- Harmanec, P.: 1984, *Bull. Astron. Inst. Czech.*, **35**, 193
- Harmanec, P.: 1986, *Inf. Bull. Variable Stars* **2859**
- Hildebrandt, G.: 1985, *Inf. Bull. Variable Stars* **2824**
- Hubert-Delplace, A.M., Jaschek, M., Hubert, H., Chambon, M.T.: 1982, *IAU Symp.* **98**, eds. M. Jaschek, H.G. Groth, P. 125
- Iliev, I.H., Kovachev, B.Z., Tomov, N.A.: 1984, *Be Star Newsletter*, **10**, 11
- Jakate, S.M.: 1979 *Astron. J.* **84**, 552
- Le Contel, J.M., Sareyan, J.P., Valtier, J.C.: 1981, Workshop on pulsating B stars, ed. GEVON and C. Sterken, Nice
- Lynds, C.R.: 1959 *Astrophys. J.* **130**, 577
- Mermilliod, J.C.: 1982, *Astron. Astrophys.* **109**, 48
- Pavlovski, K.: 1983, *Hvar Obs. Bull.* **7**, 133
- Percy, J.R., Lane, M.C.: 1977, *Astron. J.* **82**, 353
- Percy, J.R.: 1979, *Inf. Bull. Variable Stars* **1530**
- Percy, J.R., Jakate, S.M., Matthews, J.M.: 1981, *Astron. J.* **86**, 53
- Percy, J.R.: 1983, *Astron. J.* **88**, 427
- Provin, S.S.: 1953, *Astrophys. J.* **118**, 489
- Sareyan, J.P., Le Contel, J.M., Valtier, J.C.: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl.* **25**, 129
- Shobbrook, R.R.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **214**, 33
- Slettebak, A.: 1979, *Space Sci. Rev.* **23**, 541
- Smith, M.A.: 1979, Tucson Conference on non radial pulsation, eds. Hill, Kippenhan
- Stellingwerf, R.F.: 1978, *Astrophys. J.* **224**, 953
- Underhill, A.: 1982, Be star Newsletter No. 6, ed. M. Jaschek
- Underhill, A., Doazan, V.: 1982, B stars with and without emission lines, NASA SP-456
- Vogt, S.S., Penrod, G.D.: 1983, *Astrophys. J.* **275**, 661
- Waelkens, C., Rufener, F.: 1983, *Astron. Astrophys.* **121**, 45
- Waelkens, C., Rufener, F.: 1985, *Astron. Astrophys.* **152**, 6
- Walker, M.F.: 1953, *Astrophys. J.* **118**, 481
- Walker, G.A.H., Yang, S., Fahlman, G.G.: 1981, Workshop on pulsating B stars, ed. GEVON and C. Sterken, Nice
- Wolf, M.: 1987, *Inf. Bull. Variable Stars* **3003**

### Bibliografía.

- Alfaro, E., Delgado, A., García-Pelayo, J., Garrido, R. y Saez, M.: 1985, *Astron. Astrophys.* **145**, 280.
- Alvarez, M. y Schuster, W.: 1981, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **6**, 163.
- Alvarez, M. y Schuster, W.: 1982, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **5**, 173.
- Alvarez, M., Ballereau, D., Sareyan, J-P., Chauville, J., Michel, R. y Le Contel, J-M.: 1987, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **14**, 315.
- Aizenman, M. y Lesh, J.: 1973b, *Astron. Astrophys.* **26**,1.
- Aizenman, M., Cox, J.P. y Lesh, J.: 1975, *Astrophys. J.* **197**, 299.
- Baade, D.: 1982, *Astron. Astrophys.* **105**, 65.
- Baade, D., Bellas, Y., Eichendorf, W. y Tomov, T.: 1984, *Astron. Astrophys.* **139**, 521.
- Baglin, A., Breger, M., Chevalier, C., Hauck, B., Le Contel, J., Sareyan, J. y Valtier, J.: 1973, *Astron. Astrophys.* **23**, 221.
- Balona, L.: 1977, *Mem. R. astr. Soc.*, **84**, 101.
- Balona, L.: 1984, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **211**, 973.
- Balona, L.: 1992, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **256**, 425.
- Balona, L. y Engelbrecht, C.: 1983, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **202**, 293.
- Balona, L. y Engelbrecht, C.: 1985, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **214**, 559.
- Balona, L. y Engelbrecht, C.: 1986, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **219**, 131.
- Balona, L. y Sobbrook, R.: 1983, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **205**, 307.
- Balona, L. y Shobbrook, R.: 1984, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **211**, 375.
- Barry, D., Holberg, J., Schneider, N., Rautenkranz, D., Polidan, R., Furenlid, I., Margrave, T., Alvarez, M., Michel, R. y Joyce, R.: 1984, *Bull. Am. Astron. Soc.* **16**, 898.
- Barbaro, G., Chiosi, C. y Nobili, L.: 1972, *Astron. Astrophys.* **18**, 186.
- Becker, S.: 1981, *Astrophys. J. Suppl.* **45**, 475.
- Blaauw, A., Savedoff, M.: 1953, *Bull. Astron. Inst. Neth.* **12**, 69.

- Briot, D. y Zorec, J.: 1981, Proceedings of the Workshop on Pulsating B Stars. Eds. G.E.V.O.N. and C. Sterken, Nice, p. 109.
- Burger, M., de Jager, C., van den Oord, P. y Sato, N.: 1982, *Astron. Astrophys.* **107**, 320.
- Chapellier, E., Valtier, J., LeContel, J., Ducatel, D. y Morel, P.: 1985, *Astron. Astrophys.* **143**, 466.
- Crawford, D.: 1970, IAU Colloquium No.4 Stellar Rotation. D. Reidel, Dordrecht, Holland p. 114.
- Crawford, D.: 1978, *Astron. J.* **83**, 48.
- Christy, R.: 1967, *Astrophys. J.* **72**, 293.
- Code, A., Davis, J., Bless, R. y Hanbury, R.: 1976, *Astrophys. J.* **203**, 417.
- Cowley, A. y Gugula, E.: 1973, *Astron. Astrophys.* **22**, 203.
- Cox, A., Hodson, S.: 1980: *Space Sci. Rev.* **27**, 323.
- Cox, J.P.: 1976, In Proc. Solar and Stellar Pulsations Conference, p. 127, Los Alamos.
- Cox, J.P. y Stellingwerf, R.: 1979, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **91**, 319.
- Cox, A., Morgan, S., Rogers, F. e Iglesias, C.: 1992, *Astrophys. J.* **393**, 272.
- Davey, W.: 1973, *Astrophys. J.* **174**, 235.
- De Jager, C.: 1953, Actes du Congres du Luxembourg, *As. Franc. Avanc. Sc.* **88**.
- Delgado, A., Alfaro, E., García-Pelayo, J., Garrido, R., Vidal, S.: 1984, *Astron. Astrophys.* **142**, 214.
- Ebbets, D.: 1981, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **93**, 119.
- Echevarría, J., Arévalo, V., Wong, L. y Alvarez, M.: 1986, Reporte Técnico IAUNAM No. 37.
- Feinstein, A.: 1975, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **87**, 603.
- Goldberg, B., Walker, G. y Odgers, G.: *Astron. J.* **81**, 433.
- Harmanec, P.: 1984, *Bull. Czechosl. Astron. Inst.* **35**, 193.
- Harmanec, P. y Kriz, S.: 1976, en A. Slettebak (ed), 'Be and shell stars' IAU Symp. **70**, 385.
- Hill, P., Kilkenny, D., Schonberner, D. y Walker, H.: 1981, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **197**, 81.
- Huang, S.: 1975 *Sky Telesc.* **49**, 359.
- Jakate, S.: 1978, *Astron. J.* **83**, 1179.
- Jakate, S.: 1979, *Astron. J.* **84**, 552.

- Jarzebowski, T., Jerzykiewicz, M., Rios, M. y Rios, M.: 1981, *Rev. Mexicana Astron. Astrofís.* **5**, 61.
- Jaschek, M., Hubert-Delplace, A., Hubert, H. y Jaschek, C.: 1980, *Astron. Astrophys. Suppl.* **42**, 103
- Jeffery, C.: 1984, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **210**, 731.
- Jeffery, C., Skillen, I., Hill, P., Kilkenny, D., Malaney, R. y Morrison, K.: 1985 *Mon. Not. R. astr. Soc.* **217**, 701.
- Jerzykiewicz, M. y Sterken, C.: 1992, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **257**, 303.
- Johnson, H. y Mitchell, R.: 1975, *Rev. Mexicana Astron. Astrofís.* **1**, 299.
- Jones, D., Shobbrook, R.: 1974, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **166**, 649.
- Klock, B.: 1965, *Astron. J.* **70**, 476.
- Kriz, S. y Harmanec, P.: 1975, *Bull. Astron. Inst. Czech.* **26**, 65.
- Kriz, S. y Harmanec, P.: 1976, *Bull. Astron. Inst. Czech.* **28**, 133.
- Kurucz, R.: 1979, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **40**, 1.
- Le Contel, J., Sareyan, J. y Valtier, J.: 1981, *Proceedings of the workshop on pulsating B stars eds. GEVON and Sterken, C. Nice Observatory pp. 45-63.*
- Lesh, J. y Aizenman, M.: 1973a, *Astron. Astrophys.* **22**, 229.
- Lesh, J. y Aizenman, M.: 1973b, *Astron. Astrophys.* **26**, 1.
- Lesh, J. y Aizenman, M.: 1974, *Astron. Astrophys.* **34**, 203.
- Lesh, J. y Aizenman, M.: 1978, *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* **16**, 215.
- Leung, K.: 1967, *Astrophys. J.* **150**, 223.
- Levato, H. y Morell, N.: 1983, *Astrophys. Lett.* **23**, 183.
- Mac Laughlin, D.: 1961, *J. Roy. Astron. Soc. Can.* **55**, 13.
- Maeder, A.: 1980, *Astron. Astrophys.* **90**, 311.
- Maeder, A.: 1981, *Astron. Astrophys.* **102**, 401.
- Marlborough, J. y Snow, T.: 1976 en A. Slettebak (ed), 'Be and shel strars' *IAU Symp* **70**, 179.
- Matthews, J.: 1991 *Publ. Astron. Soc. Pac.* **103**, 1.
- Morton, L.: 1968 en *Methods of Experimental Physics* **12**, 115.
- Mermilliod, J.: 1982, *Astron. Astrophys.* **109**, 48.

- North, H. y Oloffson, S.: 1977, *Astron. Astrophys.* **56**, 117.
- Odgers, G.: 1951, *Publ. Dominion Astrophys. Obs.* **10**, 215.
- Osaki, Y.: 1974, *Astrophys. J.* **189**, 469.
- Pedersen, H. y Thomsen, B.: 1977, *Astron. Astrophys. Suppl.* **30**, 11.
- Percy, J.: 1970, *Astrophys. J.* **159**, 177.
- Percy, J., Jakate, S. y Matthews, J.: 1981, *Astron. J.* **86**, 53.
- Percy, J.: 1983, *Astron. J.* **88**, 427.
- Percy, J. y Lane, M.: 1979, *Astron. J.* **82**, 353.
- Percy, J., Jakate, S. y Matthews, J.: 1981, *Astron. J.* **86**, 53.
- Plavec, M.: 1971, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **83**, 144.
- Plavec, M. y Polidan, R.: 1976, en P. Eggleton (ed) 'Structure and evolution of close binary systems'  
IAU Symp. **73**, 289.
- Poeckert, R. y Marlborough, J.: 1978, *Astrophys. J.* **220**, 940.
- Ringuelet, A. y Machado, M.: 1974, *Astrophys. J.* **189**, 285.
- Rios, M., Rios, M., Peña, J. y Peniche, R.: 1981, *Contribución* **125**, IAUNAM.
- Sareyan, J., Le Contel, J. y Valtier, J.: 1976, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **25**, 129.
- Sareyan, J., Le Contel, J., Valtier, J. y Ducatel, D.: 1980, *Space Sci. Rev.* **27**, 353.
- Sareyan, J., Alvarez, M., Chauville, J., Le Contel, J., Michel, R. y Ballereau, D.: 1988, *Astron. Astrophys.* **193**, 159.
- Schild, R., Peterson, D. y Oke, J.: 1971, *Astrophys. J.* **166**, 95.
- Schmalberger, D.: 1960, *Astrophys. J.* **132**, 591.
- Schuster, W. y Alvarez, M.: 1982, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **5**, 173.
- Schuster, W. y Alvarez, M.: 1983, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **95**, 35.
- Schuster, W.: 1984, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* **9**, 53.
- Schuster, W. y Guichard, J.: 1985, *Rev. Mexicana Astron. Astrophys.* **11**, 7.
- Shobbrook, R.: 1985, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **214**, 33.
- Slettebak, A.: 1976, en A. Slettebak ed. 'Be and shell stars', IAU Symp. **70**, 123.

- Slettebak, A.: 1979, *Space Sci. Reviews* **23**, 541.
- Simpson, E.: 1971, *Astrophys. J.* **165**, 295.
- Smith, M. y Karp, A. 1976: *Solar and Stellar Pulsation* p. 289.
- Smith, M.: 1977, *Astrophys. J.* **215**, 574.
- Smith, M., Fitch, W., Africano, J., y Goodrich, D.: 1984, *Astrophys. J.* **282**, 226.
- Sonneborn, G.: 1981, *Bull. Amer. Astron. Soc.* **13**, 358.
- Stellingwerf, R.: 1978, *Astron. J.* **83**, 1184.
- Struve, O.: 1931, *Astrophys. J.* **73**, 94.
- Struve, O. y Zebergs, V.: 1959, *Astrophys. J.* **129**, 668.
- Underhill, A. y Doazan, V.: 1982 *B Stars with and without emission lines*, NASA SP-456. p. 276.
- Vogt, S. y Penrod, G.: 1983, *Astrophys. J.* **275**, 661.
- Waelkens, C. y Rufener, F.: 1985, *Astron. Astrophys.* **152**, 6.
- Watson, R.: 1972, *Astrophys. J. Suppl.* **24**, 167.
- Young, A., Furenlid, I. y Snowden, M.: 1981, *Astrophys. J.* **245**, 998