



**UNIVERSIDAD AUTONOMA DE SAN LUIS POTOSI**

**FACULTAD DE CIENCIAS**



**MODELOS DE LA VARIABILIDAD DE LAS ESTRELLAS  
TEMPRANAS DE TIPO ESPECTRAL B.  
EFECTOS DE LA ROTACIÓN Y LOS CAMPOS  
MAGNÉTICOS.**

**TESIS PROFESIONAL**

para obtener el título de

**Ingeniero Físico**

PRESENTA:

**Ricardo Retes Romero**

**SAN LUIS POTOSI, S. L. P., MAYO DE 2005.**



**UNIVERSIDAD AUTÓNOMA DE SAN LUIS POTOSÍ**

**FACULTAD DE CIENCIAS**



**MODELOS DE LA VARIABILIDAD DE LAS ESTRELLAS  
TEMPRANAS DE TIPO ESPECTRAL B.  
EFECTOS DE LA ROTACIÓN Y LOS CAMPOS  
MAGNÉTICOS.**

**TESIS PROFESIONAL**

para obtener el título de

**Ingeniero Físico**

**PRESENTA:**

**Ricardo Retes Romero**

**SAN LUIS POTOSÍ, S. L. P., MAYO DE 2005.**

## AGRADECIMIENTOS.

Muy fervientemente a mi principal motivo de vida.... mi madre María Tiburcia, a mi padre José y a mis hermanos.

A María Elizabeth por su amor y comprensión. A mis amigos (principalmente al grupo universitario Amelij) que me han brindado su apoyo y su amistad.

Deseo agradecer muy sinceramente a Manuel Álvarez por su asesoría, apoyo y dedicación a mi trabajo de tesis. También deseo agradecer al Prof. Sada Anaya por su apoyo y motivación. A J. P. Sareyan por leer y comentar mi trabajo, además de su amistad.

Muy especialmente al pueblo mexicano, sobre el cual se sustenta el desarrollo económico de la educación pública. Este trabajo va en parte dedicado a su lucha y apoyo a la ciencia en México, desde nuestros antepasados.

“Después, construyo una barca con serpientes, y hecho a navegar con rumbo a donde se pone el sol, no sin antes prometerles a su pueblo que regresaría en el año sej akatl para volver al Tollan a la gloria en la que debería estar...”

Leyenda tolteca.

## TABLA DE CONTENIDOS.

	Página
LISTA DE FIGURAS. ....	vii
LISTA DE TABLAS.....	xiii
RESUMEN.....	xv
CAPITULO 1. ESTRELLAS VARIABLES	1
1.1 INTRODUCCIÓN.....	2
1.2 RESEÑA HISTÓRICA.....	2
1.2.1 Supernova de 1054.....	2
1.2.2 Omicrón Ceti.....	3
1.2.3 Beta Persei.....	4
1.2.4 Gama Casiopea.....	4
1.2.5 Beta Cephei.....	5
1.3 APÉNDICE	
NOMENCLATURA DE ESTRELLAS VARIABLES.	9
1.4 LITERATURA	10
CAPITULO 2. ESTRELLAS DE TIPO ESPECTRAL B CON EMISIÓN: Be	12
2.1 INTRODUCCIÓN.....	13

2.2	DEFINICIONES Y CONCEPTOS.....	13
2.3	PARÁMETROS FUNDAMENTALES.....	14
2.3.1	Masa estelar.....	14
2.3.2	Radio estelar.....	15
2.3.3	Luminosidad.....	16
2.3.4	Temperatura efectiva.....	17
2.3.5	Velocidad rotacional.....	18
2.4	CLASIFICACIÓN ESPECTRAL.....	20
2.5	VARIABILIDAD.....	24
2.5.1	Variabilidad espectroscópica.....	25
2.5.2	Variabilidad fotométrica.....	28
2.6	CARACTERÍSTICAS OBSERVACIONALES.....	28
2.6.1	Espectro visible (350 - 850 nm).....	28
2.6.2	Espectro infrarrojo (850 - 2000nm).....	29
2.6.3	Espectro ultravioleta (90 - 320nm).....	30
2.6.4	Espectro de alta energía: rayos X (0.1 - 6nm; 12000 – 200ev).....	32
2.7	LITERATURA.....	34

CAPITULO 3. MODELOS DE ESTRELLAS Be	37
3.1 INTRODUCCION.....	38
3.2 MODELOS DERIVADOS EMPÍRICAMENTE (AD HOC).....	40
3.2.1 Modelo rotacional.....	40
3.2.2 Modelo de sistema binario.....	43
3.2.3 Modelos de discos.....	45
3.2.4 Modelos con pulsaciones no radiales.....	47
3.2.5 Modelos con campos magnéticos.....	50
3.3 CONCLUSIONES.....	53
3.4 LITERATURA	54
CAPITULO 4 CAMPOS MAGNETICOS Y ROTACIÓN EN ESTRELLAS TEMPRANAS.	57
4.1 SOBRE LOS CAMPOS MAGNETICOS EN ESTRELLAS TEMPRANAS.....	58
4.1.1 Introducción.....	58
4.1.2 Campos magnéticos en estrellas tipo O: Breve historia, observaciones y modelos.....	59
4.1.3 Campos magnéticos en estrellas Ap.....	60
4.1.4 Campos magnéticos en estrellas B.....	62
4.1.5 Campos magnéticos en estrellas Be.....	62

4.2	DESARROLLO DE TECNICAS PARA MEJORAR LA OBSERVACIÓN DE CAMPOS MAGNÉTICOS EN ESTRELLAS TEMPRANAS.....	65
4.3	DISCUSIÓN SOBRE LA PRESENCIA DE CAMPOS MAGNETICOS Y ALTA ROTACIÓN EN ESTRELLAS TEMPRANAS PARA LA JUSTIFICACIÓN DE LA FENOMENOLOGÍA PRESENTADA. ENFOQUE SOBRE LAS ESTRELLAS Be.....	66
4.4	JUSTIFICACION DE LA AUSENCIA OBSERVABLE DE CAMPOS EN ESTRELLAS CON ALTA ROTACION.....	67
4.5	COMENTARIOS RESPECTO A CAMPOS MAGNETICOS.....	67
4.6	CONCLUSIONES.....	68
	APÉNDICE 1.	
	CONTEXTO DEL MODELO PARA ROTADOR MAGNÉTICO.	69
	APÉNDICE 2.	
	PECULIARIDADES EN ESTRELLAS.	70
	APÉNDICE 3.	
	TEORIAS SOBRE EL ORIGEN DE LOS CAMPOS.	70
	LITERATURA	72
	CAPITULO 5. FOTOMETRÍA: TEÓRICA Y PRÁCTICA	75
5.1	INTRODUCCIÓN.....	76

5.1.1	Fotometría absoluta.....	76
5.1.2	Fotometría diferencial.....	77
5.2	SISTEMA DE BANDA ANCHA.....	78
5.3	SISTEMA DE BANDA INTERMEDIA.....	80
5.4	SISTEMA DE BANDA ANGOSTA.....	82
5.4.1	Fotometría de trece colores.....	82
5.5	SISTEMA STRÖMGREN.....	84
5.5.1	Fotómetro Danés.: Instrumentación.....	84
5.5.2	Manejo de la interfaz de control del fotómetro Danés y de adquisición de datos.....	87
5.6	LITERATURA	97
APÉNDICE GENERAL.		
La modulación rotacional en estrellas tempranas del tipo espectral Be: $\beta$ Ceph, $\zeta$ Tau, $\eta$ Cen y $\mu$ Cen.		99



## LISTA DE FIGURAS.

	Página.
CAPITULO 1.	
Figura 1. Petroglifos en el Cañón Chaco, Nuevo México; Cultura Anasazi.....	2
Figura 2. Detalle del Parral XIV. Petroglifos en la Sierra de San Francisco, Baja California, México.....	3
Figura 3. Ilustración de petroglifos y pinturas rupestres que podrían estar relacionadas con el evento Supernova de 1054.....	3
Figura 4. Configuración del sistema binario AR Casiopea tipo eclipsante.....	4
Figura 5. Estrella con disco, vista de frente y su perfil espectroscópico.....	6
Figura 6. Diagrama HR color-magnitud, de las estrellas variables.....	7
Figura 7. Esquema representativo de estrellas variables.....	8
CAPITULO 2.	
Figura 1. Geometría de la estrella tipo Be y su envolvente, según el esquema de Struve, para una estrella Be.....	13
Figura 2. Reconstrucción mediante interferometría óptica de la línea de emisión en $H\alpha$ , para la envolvente de la estrella $\zeta$ Tauri.....	15

- Figura 3. Mapas de la temperatura efectiva para diferentes inclinaciones (ángulo de inclinación  $i$ ; de la parte superior izquierda hacia la parte inferior derecha el ángulo aumenta) para un objeto oblató, producto de la alta rotación..... 17
- Figura 4. El fenómeno de oscurecimiento gravitacional en una estrella tipo B, con velocidad rotacional de 0, 300, 400 y 480 km/s..... 17
- Figura 5. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be HD 173371 (B7 Ve;  $V \sin i = 271$  km/s)..... 22
- Figura 6. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be shell HD179343 (B7e shell;  $V \sin i = 224$  km/s)..... 23
- Figura 7. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be vista supuestamente desde el polo  $\phi$  And (B5 IIIe;  $V \sin i = 113$  km/s)..... 23
- Figura 8. Curva de luz, de un espectro tipo Shell, de la estrella HD179343 (Be7-8shell)..... 26
- Figura 9. Variación entre las componentes roja y violeta en las líneas de emisión  $H\alpha$  del hidrógeno en la estrella Be 59 Cygni..... 27
- Figura 10. Cambios en la fase Be shell a Be en la estrella HR 1180 Pleione.... 27
- Figura 11. Formas típicas del perfil de línea en estrellas Be..... 29
- Figura 12. Líneas de resonancia para el espectro UV de Gama Casiopea medido entre 1978 y 1989, en la que se ilustra las marcadas diferencias entre un espectro con (líneas sólidas) y sin componentes discretas

en absorción.....	31
Figura 13. Escenario de un sistema binario: Estrella neutrones + estrella Be.....	32
Figura 14. Sistema binario, donde se muestran las regiones físicas más importantes.....	33

### CAPITULO 3.

Figura 1. Modelo rotacional de Struve.....	40
Figura 2. Modelo de anillo con sus representación variación de los flujos violeta y rojo (V/R) en el perfil de línea.....	41
Figura 3a y 3b.-- Representación esquemática de una estrella tipo Shell.....	42
Figura 4. Desfasamiento entre la curva de luz y la de velocidad radial para la estrella HD 184279 en la línea $H\alpha$ .....	43
Figura 5. Distribución de material circumestelar en una binaria cerrada.....	44
Figura 6. Modelo esquemático de un sistema binario Be + X.....	45
Figura 7. Esquema que representa la formación de un disco ecuatorial en una estrella que rota.....	46
Figura 8. En la figura de la izquierda, se ve una representación del modelo de disco comprimido, en donde solo se ha considerado la inclusión de fuerzas radiales.....	47

Figura 9. Mapeado de las diferentes áreas que presenta la superficie estelar, como función de las pulsaciones no radiales, que resultan de la solución de las ecuaciones de movimiento, en función de una solución con armónicos esféricos ( $l$ y $m$ ).....	48
Figura 10. Perfiles de la línea del He $\lambda 6678$ en absorción para la estrella $\zeta$ Oph y $\beta$ Sco.....	49
Figura 11. Ilustración de la formación de distorsiones en los perfiles de una estrella rotante con grandes pulsaciones no radiales.....	49
Figura 12. Perfil de línea tipo P Cygni, en la estrella Be HD 411511, mostrado entre noviembre de 2001 y diciembre de 2001.....	50
Figura 13. Dibujo de un rizo magnético en el Sol.....	51
Figura 14. Fotografía de una región magnética solar activa, donde se muestra un rizo a partir de regiones magnéticas bipolares.....	51
Figura 15. Campo magnético longitudinal (círculos llenos) medido en $\beta$ Cep.....	52

#### CAPITULO 4.

Figura 1. Patrones Zeemann de las líneas Cr II $\lambda 6147.2\text{\AA}$ , Fe II $\lambda 6147.7\text{\AA}$ y Fe II $\lambda 6149.2\text{\AA}$ .....	58
Figura 2. Campo longitudinal en $\beta$ Cep (B1 IVe).....	63

Figura 1I. Esquema (donde se representa un corte correspondiente a $\frac{1}{4}$ de la estrella, abajo-izquierda) del modelo de rotador magnético para explicar la emisión de rayos X en la estrella Ap IQ Aur (Babel y Montmerle 1997) y en $\beta$ Cep (Donati et al. 1991).....	69
--	----

## CAPITULO 5.

Figura 1. Campo visual de la estrella que se estudia (centro del grupo) y estrellas de comparación (hacia los lados).....	77
Figura 2. Sistema fotométrico UBV.....	78
Figura 3. Diagrama color-color.....	79
Figura 4. Esquema de comparación entre los sistemas fotométricos UBVR1 (en verde) , el de trece colores (en naranja) y sistema Strömgren, con algunas características espectrales entre 0.30 y 1.14 micrones... 83	83
Figura 5. Ventana principal del programa de manejo para el fotómetro Dánés...87	87
Figura 6. Ventana de control para los parámetros del fotómetro Danés.....	88
Figura 7. Franja de la ventana principal para asignar el tiempo de integración, multiplicidad e identificador.....	89
Figura 8. Ventana de entrada de archivo.....	91
Figura 9. Fotografía del equipo electrónico y de cómputo (fotómetro Danés) en el cuarto de observación del telescopio 1.5 m.....	91

## LISTA DE TABLAS.

## CAPITULO 1.

	Página.
Tabla 1. Algunas estrellas representativas de los grupos de estrellas variables.....	5

## CAPITULO 2.

Tabla 1. Parámetros físicos de algunas estrellas del tipo espectral B y Bp normales.....	19
Tabla 2. Parámetros físicos de algunas estrellas del tipo espectral B con emisión.....	20
Tabla 3. Clasificación espectral.....	21

## CAPITULO 4.

Tabla 1. Campos Magnéticos en estrellas tipo O.....	60
Tabla 2. Campos Magnéticos en estrellas tipo A.....	62
Tabla 3. Campos magnéticos en estrellas tipo B y Be.....	64
Tabla 1II. Peculiaridades presentadas en las estrellas con su identificador usado en la literatura astronómica.....	70

## RESUMEN.

El estudio de la variabilidad (fotométrica y espectroscópica) estelar es un tema muy extenso y especializado tanto en trabajo realizado teóricamente como de manera observacional. Dentro de la gama de variabilidad estelar en los tipos espectrales tempranos, algunas estrellas del tipo espectral B han mostrado emisión en las líneas del hidrógeno, particularidad que las caracteriza y que ha conducido a su estudio. Esta emisión es variable y en algunos casos suele desaparecer del espectro estelar. Además muestran considerables excesos en el flujo de radiación roja e infrarroja. Se les ha asociado a estos objetos con discos circumestelares ecuatoriales de gas, los cuales probablemente producen la emisión en el espectro visible y la recombinación de radiación da como resultado la emisión libre-libre que produce los excesos en el IR.

El propósito de este trabajo es el de revisar con algo de detalle las implicaciones dinámicas de algunos mecanismos físicos que provean una envoltura circumestelar, que sea capaz de reproducir la fenomenología observada en estas estrellas (estrellas Be). Con este fin se revisan algunos modelos que aproximen la comprensión de la fenomenología Be. Se nota que los modelos que incluyen campos magnéticos, rotación y pulsaciones no radiales (NRP) son buenos candidatos para explicar el fenómeno Be.

También se revisan los métodos de observación fotométrica, haciendo énfasis sobre la fotometría diferencial que ha sido trabajada por investigadores en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, B.C., desde la década de 1970 y que ha dado pistas en el avance del conocimiento de estas estrellas.

## ABSTRACT.

The study of stellar variability (photometry and spectroscopy) is an extended and specialized issue, both in theory and observational work. Within the wide spectrum of stellar variability in the early spectral types, some B type stars showed emission in the region of the Balmer Hydrogen lines, characteristic which has draw attention to them and driven their study. This emission is variable and in some cases just disappears from the spectrum. Besides they sometimes show considerable excesses in the red and infrared flux of radiation. These objects have been associated with circumstellar discs of gas, discs believed to be responsible for the emission in the visible spectrum and the radiation recombination results in the free-free emission that produces the IR excesses.

The purpose of this work is to review in certain detail the dynamic Implications of some of the physical processes that provide a circumstellar envelope capable of explaining the phenomenology associated with these stars. With this objective in mind several of the most important models are reviewed in order to understand the physical phenomena. It is noted that the models that include the study of magnetic fields, rotation, and non radial pulsations (NPR) are excellent candidates in explaining the Be phenomena.

The methods of photometric observation are also surveyed, emphasizing the differential photometry worked out by researchers at the National Astronomical Observatory of San Pedro Mártir, B. C., México since 1970, research which has provided clues in advancing the knowledge of these stars.



## CAPITULO 1.

# ESTRELLAS VARIABLES

“Cuando llegó a la orilla del inmenso mar, se vió en las aguas como en un espejo. Su rostro era hermoso otra vez. Se atavió con los más bellos ropajes y habiendo encendido una hoguera se arrojó en ella...mientras ardía se alzaban sus cenizas y las aves de ricos plumajes vinieron a ver como ardía. Cuando la hoguera cesó de arder, se alzó su corazón y hasta los cielos llegó. Ahí se mudó en estrella...”

Leyenda de Quetzalcóatl.

## 1. INTRODUCCIÓN.

Una estrella variable es aquella cuyo brillo presenta ó ha presentado, cambios que pueden ser: periódicos, semiperiódicos ó irregulares en el tiempo. Esta breve definición, incluye estrellas cuya emisión de luz fluctúa debido a procesos internos (variables intrínsecas) y otras cuyo flujo de luz se ve afectada por la presencia de un objeto (planeta, estrella ó material interestelar), que obstaculiza la trayectoria de luz hacia el observador (variables extrínsecas). Durante mucho tiempo, estos tipos de estrellas han sido objeto de admiración y asombro. A continuación se describen históricamente, unas pocas estrellas representativas de estos objetos celestes.

### 1.2 RESEÑA HISTÓRICA.

**1.2.1 Supernova de 1054 (Nebulosa del Cangrejo).** Alrededor del año 1054, astrónomos chinos notaron la aparición de una estrella muy brillante en la constelación que ahora conocemos como el Toro (Tauro). El brillo de esa estrella fue de tal intensidad, que se veía a plena luz del día, para luego desaparecer por completo. Después de una ubicación aproximada de esta nova, se ha logrado establecer una relación entre este evento y un objeto en la constelación de Tauro: la nebulosa del Cangrejo, ó M1; primer objeto en el catálogo de Messier. Además, en su centro se tiene detectado un púlsar (es decir, una estrella de neutrones; un objeto sumamente extraño en el vecindario cósmico), claramente reconocido como un remanente de supernova. Esta supernova es objeto de intensa investigación.

Es probable que este evento, también pudo haber sido observado por indios Anasazi (hoy en día, presentes en Arizona y Nuevo México), por los petroglifos encontrados en el Cañón Navajo y en Mesa Blanca ubicados en Arizona, hallados en 1953-54 por William C. Miller, así como en el Cañón del Parque Nacional Chaco (Ver figura 1). También existe la posibilidad de que algunos habitantes de Baja California hallan dejado registros de este evento en algunos petroglifos o pinturas rupestres, como lo sugieren Crosby y Rose en 1998 (Ver figura 2 y 3).



Figura 1. Petroglifos en el Cañón Chaco, Nuevo México; Cultura Anasazi. Tomado de Crosby y Rose (1998)



Figura 2. Detalle del Parral XIV. Petroglifos en la Sierra de San Francisco, Baja California. Tomado de Crosby & Rose (1998).

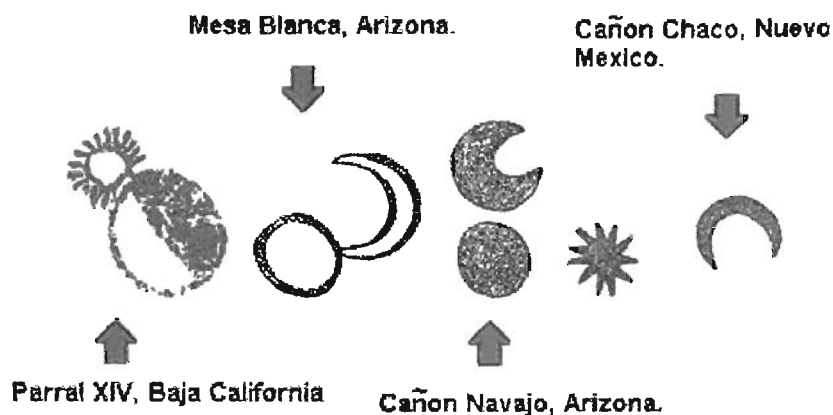


Figura 3. Ilustración de petroglifos y pinturas rupestres que podrían ser relacionadas con el evento Supernova de 1054. Tomado de Crosby & Rose (1998).

**1.2.2 Estrella Omicrón Ceti (o Ceti).** La noche del 3 de agosto de 1596, el astrónomo holandés David Fabricius observó asombrado una estrella de brillante color rojo, en la constelación de la Ballena, que no aparecía en ningún catálogo de la época. Esta estrella fue observada durante algunos meses más, pero con el tiempo su brillo fue disminuyendo hasta desaparecer por completo. En 1603, esta estrella recibe nombre de omicrón Ceti (o Ceti), lo que equivale a decir que había sido catalogada como la decimoquinta estrella por orden de luminosidad<sup>1</sup>, en la constelación de la ballena. Esta estrella siguió apareciendo y desapareciendo periódicamente en los años sucesivos, de manera que atrajo inmediatamente la atención de los mejores astrónomos de la época; entre ellos Hevelius, que la observó regularmente durante quince años, desde 1648 hasta 1662, quedando tan impresionado por sus insólitas características, que la bautizó con el nombre

<sup>1</sup> Se anexa como apéndice 1, una breve descripción de la nomenclatura de estrellas variables.

de Mira "la maravillosa". Hay evidencia de que ya había sido observada por Hiparco en 134 A.C. y por astrónomos coreanos. Según lo menciona Ho Peng Yoke en 1962, una estrella "huésped" en la Constelación de Thien-Tshang (La Ballena), fue observada en Corea en 1592, disminuyendo en brillo en 1594.

Mira es una estrella gigante roja, prototipo de toda una clase de estrellas variables que se caracterizan por períodos de 80 a 1000 días, amplitudes de variación en el brillo mayores que 2.5 magnitudes y tipos espectrales M con líneas de emisión. Son estrellas de tipo solar, pero en la etapa final de su existencia, en la cual se producen pulsaciones y en consecuencia, cambios notables en su comportamiento.

**1.2.3 Estrella Beta Persei (Algol ;  $\beta$  Persei).** Otro caso interesante es el de la observación en la constelación de Perseo por Geminiano Montanari (alrededor de 1667), de una estrella identificada como Beta Persei, Algol. Su nombre proviene de las raíces árabes *Ra's al-Ghûl*: "la cabeza del demonio", lo que nos muestra una observación cuidadosa del cielo nocturno por los astrónomos árabes. Muy posiblemente, también los Chinos y Griegos observaron esta estrella. Homero en su obra "La Iliada", menciona: "la cabeza de la Gorgona, una vista horrorosa, deformada y terrible y una vista de la aflicción..." refiriéndose a esta estrella variable en la constelación de Perseo.

Basándose en las variaciones del brillo de Algol, Goodricke determinó su periodo en 1782, en el cual notó que estas siguen un patrón regular. Interpretó esto, con la presencia de un objeto oscuro en órbita alrededor de la estrella, que obstruye su luz al pasar frente a ella. Algol es un sistema binario (esto fue verificado por primera vez por Voegel y Schneider en 1890, y con técnicas fotométricas por Stebbins en 1910). Cuando hay brillo máximo medido sobre este sistema, se trata de la suma de dos brillos de objetos por separado, y en los valores mínimos del brillo, corresponden a eclipses. Este tipo de variables se denominan variables eclipsantes (figura 4).

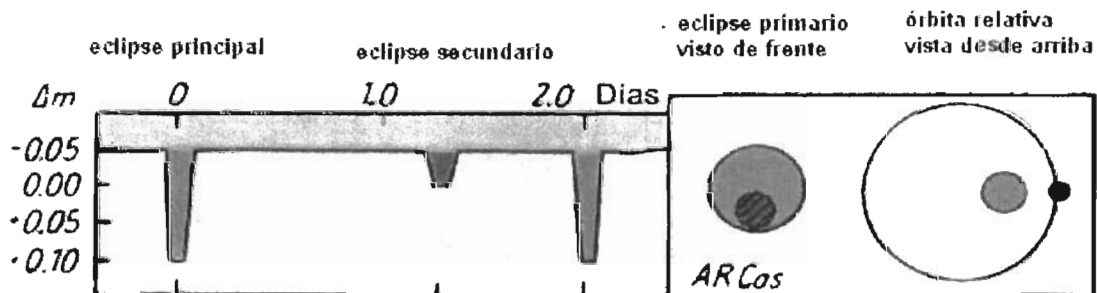


Figura 4. Configuración del sistema binario AR Casiopea, del tipo eclipsante. Se muestra su curva de luz donde la absorción más grande corresponde al eclipse principal y la absorción menor es por el eclipse secundario de el recuadro de la derecha. De igual manera se muestran las dimensiones (aprox.) entre las componentes.

**Estrella Gama Casiopea ( $\gamma$  Cas).** Secchi en 1867, reportó que  $\gamma$  Cas presentó líneas brillantes sobre el espectro de absorción, atribuyéndolas a la emisión de algún elemento. Este efecto era considerado sumamente raro, ya que normalmente los espectros que se medían en la época de Secchi eran (y lo siguen siendo) en absorción. Esta estrella es el prototipo de las estrellas **Be**: **B** para indicar el tipo espectral, y **e** para indicar las líneas de emisión. Estos objetos tienen la particularidad (además de las líneas en emisión) de poseer las velocidades rotacionales más altas, en estrellas no degeneradas.

Hasta 1850, las observaciones y los descubrimientos de estrellas variables eran raros, a menos que se trataran de novas ó supernovas, ejemplo Tycho(1572) y Kepler (1604), entre otros.

**Estrella Beta Cephei ( $\beta$  Cep).** En 1902, Frost detecta variaciones en la velocidad radial en  $\beta$  Cephei. Algunos años mas tarde, otras dos variables ( $\sigma$  Sco y  $\beta$  CMa) del mismo tipo fueron detectadas. A partir de 1917, fueron detectadas más variables de este tipo. Se les llamó variables  $\beta$  CMa a partir de la más brillante ó  $\beta$  Cep a partir de la primera detectada. Lo resumido hasta aquí, se puede ver mejor en la tabla 1.

Tabla 1. Algunas estrellas representativas de los grupos de estrellas variables.

Estrella ú objeto estelar.	Número de Catalogo. Tipo de estrella variable.	Constelacion.	Observador y año de observación.	Tipo espectral.	Magnitud absoluta.
Supernova de 1054. Nebulosa del Cangrejo.	NGC1952. M1. Remanente de Supernova.	Taurus (El toro)	China, 1054. Cultura Anasazi (USA). Habitantes de B. C., Mex. Sierra de San Francisco.		8.4 (magn. aparente)
Mira "La Maravillosa". $\alpha$ Ceti.	HD 14386. Omicrón Ceti. Variable Prototipo de las Mira Ceti.	Cetus (La ballena)	Hiparco,134AC?; China y Corea,~1600; D. Fabricius, 1596; J. Hevelius,1648-62.	M7 IIIe	-2.5
Algol. Beta Persel. Per.	HD 19356. Beta Persel. Binaria eclipsante.	Perseus (Perseo)	Griegos, Chinos, Árabes. Montanari, 1667; J. G. Goodricke, 1782.	B8 V	-0.15
T. Tau.	HD 284419. T: o T. Tauri.	Taurus (El Toro)	J. Russel Hind, 1852.	G5 V	3.3
Delta Cefel. $\delta$ Cep.	HD 213306. Delta Cephel. Cefelida clásica.	Cefeus (Cefeo)	J. G. Goodricke, 1784.	F5 Iab	-3.4
Gama Casiopea. y Cas.	HD 5394. Gama Cassiopela. Estrella Be.	Cassiopeiae (Casiopea)	A. Secchi, 1867.	B0 IVe	-4.0
Beta Cefel. $\beta$ Cep.	HD 205021. Estrella tipo Beta Cefel.	Cefeus (Cefeo)	Frost, 1902.	B2 IIIe	-3.1

En este punto cabe destacar el trabajo que hace Henrietta S. Leavitt (1868-1921), quién después de estudiar 1777 variables en las nubes de Magallanes pudo determinar los periodos de 25 Cefeidas en la nube menor, y en 1912 anunció, lo que desde entonces se conoce como la relación periodo-luminosidad<sup>2</sup>. En el curso de su trabajo, Leavitt descubrió cuatro novas y cerca de 2400 variables. ¡ La mitad de las estrellas variables conocidas hasta entonces! (además estudió las variables eclipsantes tipo Algol y los asteroides).

Struve en 1931, retoma el estudio de las estrellas variables, del tipo espectral temprano; proponiendo un modelo geométrico para explicar el fenómeno de emisión, en estrellas del tipo B. A pesar de su simplicidad, este modelo ha perdurado como base de los recientes modelos ad hoc. Este autor sugirió, que las líneas de emisión en las estrellas Be, se deben a la presencia de anillos gaseosos en el plano ecuatorial (figura 5), en estrellas con una velocidad de rotación alta, en algunos casos, muy próximo a la velocidad crítica de estabilidad rotacional.



Figura 5. Estrella con disco, vista de frente y su perfil espectroscópico (línea  $H\alpha$  del hidrógeno), según la interpretación de Struve (1931). Se puede apreciar, la parte ancha en absorción, resultado de la fotosfera estelar, así como la parte de la emisión y la absorción central. Estos últimos (se sugiere en el modelo) son producidos en la envoltente tipo disco.

Después de 1967, la situación se ha desarrollado de manera sorprendente. Hill en 1967, descubrió decenas de variables alrededor de la banda de inestabilidades de estrellas  $\beta$  CMa. A partir de entonces, como producto de investigaciones sistemáticas, se conocen centenas de estrellas variables tipo B.

Desde que se comenzó a utilizar la fotometría fotoeléctrica para detectar las nuevas variables se han encontrado algunas  $\beta$  CMa suplementarias, algunas con líneas espectrales anchas y otras con variaciones débiles en su luminosidad. También se han detectado variaciones rápidas en la luminosidad entre las estrellas que muestran emisión, las estrellas Be. Con el mejoramiento de las técnicas espectroscópicas, se han descubierto cada vez más variables a partir del perfil de línea espectral, así como en las variaciones de perfil de línea entre las estrellas  $\beta$  CMa clásicas.

En la actualidad, se hacen estudios de una gran cantidad de estrellas variables.

<sup>2</sup> Las estrellas Cefeidas tienen la característica que un grupo de estas, que posee un determinado brillo tienen aproximadamente la misma luminosidad. Esto permite determinar las distancias de objetos alejados que se hallan a la misma distancia que las Cefeidas. Es suficiente conocer la magnitud aparente de éstas basta con corregirla con el módulo de distancia  $m-M$  para saber su magnitud absoluta. Esta es la esencia de la relación periodo-luminosidad.

Del estudio sistemático tanto en el aspecto teórico como observacional de la variabilidad fotométrica y espectroscópica, se pueden deducir ó obtener parámetros físicos, que nos permiten caracterizar al grupo de estrellas que se estudia. Tal es el caso de la observación de los periodos de variación del objeto estelar en cuestión, así como la variación en intensidad luminosa. Estas mediciones están relacionados con la luminosidad, la masa, el radio estelar, la velocidad rotacional. De estos estudios se pueden esquematizar las cantidades que mencionamos, lo que nos permite elaborar un contexto de estudio en estas y otras estrellas, que poseen propiedades ó características semejantes. La variedad de las estrellas variables es numerosa como se puede apreciar del diagrama H-R para las estrellas variables (color-magnitud; figura 6), donde identificamos la posición de la secuencia principal con el Sol en la parte central (tipo espectral G2;  $M_v=+5$ ) y agrupadas en distintos lugares del diagrama, se ubican los diferentes tipos de estrellas variables. Algunos grupos de estrellas variables son señaladas en este diagrama y comentadas en el texto.

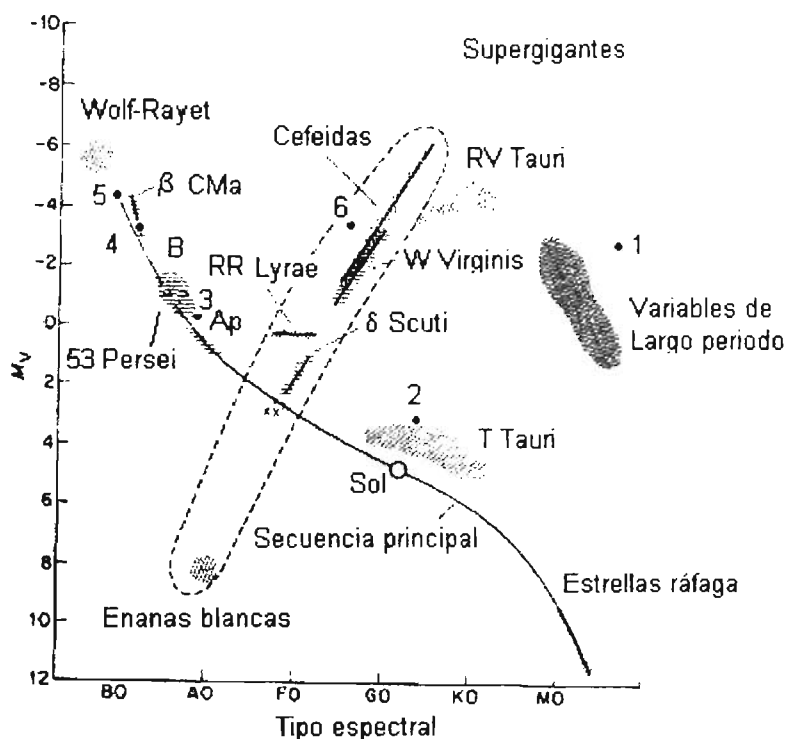


Figura 6. Diagrama HR color-magnitud, de las estrellas variables. En este, se encuentran ubicadas las estrellas comentadas en el texto: Mira (1), T Tauri (2), Algol (3),  $\beta$ Cefeida (4), Gamma Casiopea (5) y  $\delta$  Cefeida (6). Adaptado de la página Electrónica [http://fisica.usac.edu.gt/public/tesis\\_lic/eduardo\\_e/node20.html](http://fisica.usac.edu.gt/public/tesis_lic/eduardo_e/node20.html).

En el diagrama de las variables intrínsecas es posible detectar de manera general cuatro grupos principales en ella:

El primero y uno de los más estudiados es la banda de las Cefeidas, que está formado por una banda que es casi vertical, con estrellas de magnitud absoluta

que va desde +1 hasta -6. Son el grupo más regular entre las estrellas variables. A esta región se le conoce también como banda de inestabilidad.

A la derecha de esta banda, encontramos las variables tipo RV Tauri y las variables rojas de largo periodo. Estas estrellas están alojadas en una amplia banda paralela a la secuencia principal 9 ó 10 magnitudes más arriba. Estos objetos muestran diferentes tipos y grados de irregularidad en sus curvas de variabilidad.

Paralelo a la secuencia principal y a todo lo largo de ella, encontramos estrellas variables de muy diversos tipos, que muestran en general pulsaciones cortas y de pequeña amplitud. Encontramos en esta región variables azules como las Wolf Rayet, las  $\beta$  Cep ó  $\beta$  CMA, las variables tipo B y Be, las tipo 53 Per y las estrellas Ap. También podemos considerar en esta categoría a las estrellas RR Lyra, las estrellas  $\delta$  Scuti y en el extremo rojo al final de la secuencia principal a las estrellas ráfaga.

Finalmente, en el extremo inferior izquierdo del diagrama encontramos un grupo de enanas blancas variables del tipo ZZ Ceti (muy calientes pero poco luminosas).

Si agrupamos las estrellas variables en función de su periodo y amplitud de variación, tendremos el siguiente diagrama.

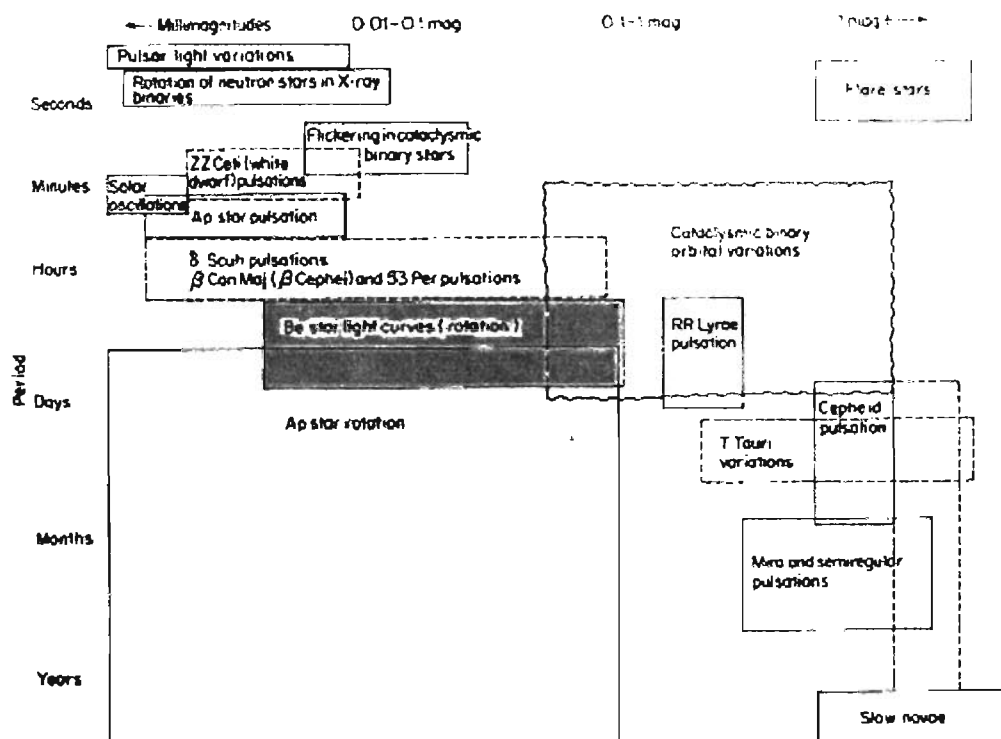


Figura 7. Esquema representativo de estrellas variables. La escala vertical se refiere al periodo y el horizontal a la variación de la amplitud medida en unidades de magnitud (estrellas B y Be).



En donde vemos que los periodos de variación cubren un amplio rango que va desde algunos segundos hasta varios años y la amplitud de variación medible desde algunas milésimas de amplitud hasta cambios importantes de 1 magnitud ó más.

Las estrellas que estudiamos en este trabajo (estrellas variables azules) tienen periodos del orden de varios minutos hasta algunas horas, aunque se pueden mostrar casos en que hay periodos más largos (meses, años). Estas se encuentran localizadas en una pequeña región del diagrama HR de las estrellas variables, entre las  $\beta$  Cephei, las estrellas B, así como las del tipo 53 Per (región amarilla). Algunas de estas estrellas al ser miembros de sistemas binarios o múltiples con atmósferas extendidas pueden mostrar cambios del orden de años. Su estudio es de intenso interés astronómico.

En este trabajo se hace una revisión de las investigaciones desarrolladas en estas estrellas, en donde además de su clasificación fenomenológica, ahondamos en el problema de la emisión, desde la perspectiva de los modelos más recientes, para esclarecer algunas de las siguientes cuestiones:

¿Qué causa la formación y la dispersión del disco de una estrella Be?

¿Qué causa la variabilidad a corto y de largo periodo?

¿Se deben esta a estructuras no-radiales de la pulsación, ó a la modulación rotacional en la atmósfera estelar y ambiente circumestelar?

¿Cuál es el papel que juega la binariedad en estas estrellas?

### 1.3 APÉNDICE .

#### **NOMENCLATURA DE ESTRELLAS VARIABLES.**

Las primeras estrellas variables descubiertas fueron designadas con una letra del alfabeto griego y la constelación donde se encontraban, así tenemos casos como:  $\alpha$  Ceti (Mira),  $\beta$  Persei (Algol) y  $\delta$  Cefeus (Delta del Cefeo).

Fue Argelander quien introdujo otra nomenclatura a mediados del siglo XIX. Como creía que las estrellas variables eran un fenómeno raro, no era probable que pudiera existir más de 9 variables por constelación, por lo que a la primera variable le asignó la letra R seguido del nombre de la constelación (genitivo en latín), a la siguiente la letra S, luego la T, y así sucesivamente hasta la Z, por ejemplo R Aquilae, U Cephei, X Leonis Minoris, o abreviadamente R Aql, U Ceph, X LMi.

En la actualidad y debido al mejoramiento de las técnicas y equipo en la observación, se han descubierto una gran cantidad de estrellas variables, por lo que en la nomenclatura se continúan tomando pares de letras como sigue: RR, RS, RT,... RZ; SS, ST,... SZ; TT, TU,... TZ; con esto se completan 54 estrellas variables. Si es necesario se continúan las parejas, sin tomar la letra J y con esto se tienen: AA, AB, AC,... AZ; BB, BC,... BZ; CC, CD,... CZ; QQ, QR, QS,... QZ; que suman 334 variables para cada una de las 88 constelaciones.

Si estas cantidades no son suficientes se usan la notación V, seguida de una serie de números, comenzando con 335, es decir V335, V336, V337, etc. De esta manera, para la constelación del Águila y del Cisne tenemos más de 2000 (V2100 Cisne). ¡En la constelación de Sagitario hay más de 4000! (por ejemplo V4015 Sgr). Las variables catalogadas se reúnen en el General Catalogue of Variable Stars (G.C.V.S.; P.P. Parenago, B.V. Kukarkin, P.N. Kholopov; Sternberg Astronomical Institute, Moscow, Russia; <http://www.sai.msu.su>).

### 3. LITERATURA.

#### Referencias Bibliográficas.

Brosche P. 1966, Commission 27 of the I.A.U. Information Bulletin on Variable Stars 149, Konkoly Observatory Budapest, 6 August 1966.

Chapelier, E., Ph.D. Thesis: en el país de las variables azules (revisión). Reunión de trabajo sobre las estrellas B en emisión, Álvarez (Ed.), IAUNAM, 1986.

Struve O, Ap. J., 76 (94), 1931.

#### Referencias electrónicas.

American Association of Variable Star Observer AAVSO,  
<http://www.aavso.org/news/website.shtml>, 2003. Dorrit Hoffleit, November 2, 1996  
<http://www.aavso.org/vstar/vsotm/mirahistory.htm>.

Carrasco Licea, Esperanza y Carramiñana Alonso, Alberto,  
 Diario Síntesis, 1 de septiembre de 1998.  
<http://www.inaoep.mx/~rincon/cangrejo.htm>.

Carrasco Licea, Esperanza y Carramiñana Alonso, Alberto  
 Diario Síntesis, 20 de octubre de 1998. <http://www.inaoep.mx/~rincon/algol.htm>

Crosby, Harry; Rose, Mark W. (Compiladores). Diciembre 30, 1998.  
 Detalle de El Parral XIV., Joanne H. Crosby (Ilustrador).  
<http://www.bajaquest.com/cavepaintings/>.

Hartmut Frommert, Christine Kronberg, 26 Junio 2000,  
[http://www.seds.org/messier/more/m001\\_sn.htm](http://www.seds.org/messier/more/m001_sn.htm).

Grup d'Estudis Astronòmics , 2003.  
<http://www.astrogea.org/VARIABLE/variables.htm>.

Otero de Varsao, Sebastián 2003.  
<http://ar.geocities.com/varsao> (carta de observación de Mira).

Price, Aaron 1999, <http://www.aavso.org/vstar/vsotm/0199.stm>.

Serra Martín, M. A., 2002, <http://www.mallorcaweb.net/masm/var.htm>

#### Otros.

<http://www.chaco.com/park/archaeology/nebula.htm>, 2002.

<http://www.surastronomico.com/cetus.htm>; 2003.

## CAPITULO 2.

# ESTRELLAS DE TIPO ESPECTRAL B CON EMISIÓN: Be

"...y caminaban por la cuarta candela, por la cuarta capa de las estrellas, no se había alumbrado la tierra. No había sol, no había noche, no había luna y entonces se despertó la tierra...infinitos escalones de tiempo y siete lunas mas se contaron desde que despertó la tierra y entonces amaneció para ellos..."

Chilan Balam de Chuyamel  
Libro de los antiguos dioses.

## 2.1 INTRODUCCIÓN.

Secchi en 1867, reportó una estrella que mostraba líneas espectrales que eran más brillantes que el espectro continuo, atribuyéndolas a líneas de emisión de algún elemento químico. Esta estrella, Gama Casiopea ( $\gamma$  Cas), ha llegado a ser el prototipo de las estrellas Be. A largo de los años  $\gamma$  Cas ha mostrado variabilidad, tanto fotométrica como espectroscópica.

En 1931, Struve atribuyó la emisión a la presencia de una envoltente extendida, donde el gas es ionizado por radiación de la estrella central. La geometría de la envoltente es probablemente un disco ecuatorial delgado, el cual produce un doble pico en la estructura de las líneas espectrales (figura 1).

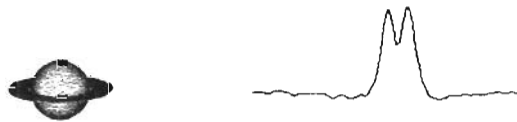


Figura 1. Geometría de la estrella tipo Be y su envoltente, según el esquema de Struve, para una estrella Be. La curva de luz es dibujada según la línea de visión del observador que en este caso, esta dirigida hacia el lector.

Es hasta fechas recientes, gracias a las observaciones hechas con telescopios espaciales e instrumentación fina con alta resolución espacial, que se tiene certidumbre sobre la presencia de una envoltente extendida (disco ecuatorial) alrededor de una estrella Be (Figura 2).

## 2.2 DEFINICIONES Y CONCEPTOS.

Las estrellas Be son del tipo espectral B que muestran ó han mostrado en alguna ocasión, líneas espectrales en emisión. Tienen masas entre 3 y 15 masas solares, con temperaturas superficiales de 10 000 hasta 30 000 K. Son de luminosidad clase IV y V. Las estrellas supergigantes, no se consideran miembros de este grupo, porque su emisión es probablemente originada por otros procesos.

Otra característica son sus altas velocidades de rotación, entre 150 y 350 km/s. Las velocidades de rotación en estrellas B normales del mismo tipo espectral son de 100 a 150 km/s en promedio. Este efecto de rotación reduce la gravedad efectiva en el ecuador de la estrella.

Los espectros de estas estrellas muestran, a consecuencia de la alta rotación, líneas fotosféricas anchas en absorción. Por otra parte muestran líneas de emisión en la serie de Balmer del Hidrógeno, así como líneas de He neutro (He I) y de algunos otros elementos ionizados. Algunas estrellas Be exhiben además líneas angostas y profundas en absorción en el centro de la línea ancha en emisión. Estas estrellas son denominadas Be shell.

Datos observacionales muestran que entre el 10% y el 20% de las estrellas del tipo espectral B muestran líneas de emisión. Este porcentaje puede ser más alto en algunos cúmulos de estrellas jóvenes, donde hasta 60 ó 70 % de las estrellas B presentan el fenómeno de emisión.

Considerables excesos en el flujo luminoso en el IR y en el ultravioleta son mostrados por estos objetos en comparación con el flujo en el visible. La emisión más intensa se observa en los tipos espectrales tempranos de B0 a B5 y la máxima frecuencia de ocurrencia del fenómeno Be, se presenta alrededor de tipo espectral B2. Esto las hace ubicarse en el diagrama HR, desde la región de las B en la secuencia principal hasta la región de las gigantes, lo que podría significar que han terminado de consumir el hidrógeno de la región central y empiezan a consumir el de las capas, pasando a la etapa de transición hacia la zona de las gigantes, en la evolución estelar.

## 2.3 PARÁMETROS FUNDAMENTALES.

Señalaremos la manera de determinar algunos de los parámetros fundamentales de estas estrellas.

### 2.3.1 Masa estelar.

Para el cálculo de masa de las estrellas, el método más preciso es por el análisis de los componentes de las binarias visuales<sup>1</sup> y espectroscópicas<sup>2</sup>. Por medio de esta técnica se obtiene la masa de cada una de las componentes, conociendo los elementos orbitales correspondientes, que pueden obtenerse por medio de las observaciones:

$$M_1 + M_2 = (a^3/p^3) P^2 \quad (1)$$

donde  $M_1$ ,  $M_2$  se refiere a las masas del sistema (en unidades de masa solar),  $a$  es el semieje mayor de la órbita (relativa) en segundos de arco,  $p$  es el paralaje medido en segundos de arco y  $P$  es el periodo medido en años.

La existencia de estrellas Be está confirmada en sistemas binarios, solo que no hay suficiente precisión en la medición de paralaje (Slettebak 1987), de manera que los valores de la masa son poco exactos.

En la actualidad, se hace la suposición que las estrellas Be tienen masas similares a las de las estrellas normales del mismo tipo espectral B. A partir de eso se pueden hacer comparaciones con las observaciones sobre estos objetos y ser capaces de ajustar los valores que concuerden mejor con las observaciones.

<sup>1</sup> Binarias visuales: Sistemas binarios que pueden separarse por métodos visuales.

<sup>2</sup> Binarias espectroscópicas: Son aquellas que solo pueden separarse por medio de las líneas espectrales que muestran.

Con un margen de error aceptable en la medición de masa, se pueden obtener algunos valores para el estudio de estas estrellas. Las masas de estrellas están entre 4  $M_{\odot}$  y 15  $M_{\odot}$  (en promedio 10  $M_{\odot}$ ); con algunos casos que sobrepasan este rango: 59 Cyg (B1.5Ve; 30  $M_{\odot}$ ) y  $\gamma$  Cas (B0.5 IV e; 16  $M_{\odot}$ ).

### 2.3.2 Radio estelar.

La obtención del radio estelar a partir de la observación de sistemas binarios, tiene igual ó mayor dificultad que al hacer las mediciones en las masas de las estrellas Be. Con esta dificultad, la mejor alternativa es usar los valores de los radios de las estrellas normales del mismo tipo espectral, y hacer ajustes por medio de la observación.

Existen además, algunas técnicas de interferometría que han sido usadas para determinar los diámetros angulares de estrellas Be:

1. La técnica para la medición de radios estelares por medio de interferometría speckle (de manchas ó moteado). El límite en el diámetro angular es del  $0.02''$ , pero el diámetro angular más favorable en las estrellas Be, es al menos una orden de magnitud menor ( $0.002''$ ).
2. La posibilidad de la medición de diámetros angulares de la envoltura de Be, usando interferometría en la línea de  $H\alpha$  (figura 2). La resolución angular para medir los radios de las estrellas Be requiere de observaciones más detalladas sobre estos objetos.
3. Otro método para la medición de diámetros angulares, son las ocultaciones lunares (Nathers & Evans 1970), donde el límite de precisión angular es de  $0''.002$ . Las envolturas pueden ser medidas usando filtros  $H\alpha$ .

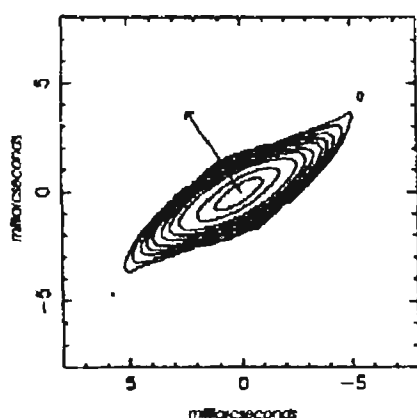


Figura 2. Reconstrucción mediante interferometría óptica de la línea de emisión en  $H\alpha$ , para la envoltura de la estrella  $\zeta$  Tauri. Tomado de Quirrenbach et al. (1994).

Una interesante sugerencia fue hecha por Fresneau en 1985, en la cual se propone hacer uso de los sensores de guiado fino del telescopio espacial Hubble para medir los diámetros angulares estelares. Los sensores de guiado fino, consisten en un sistema de tubos fotomultiplicadores e interferómetros de amplitud (prismas Koester). El análisis de la interferencia de las franjas de visibilidad pueden darnos indicación de diámetros angulares del orden de  $0''.003$  a  $0''.005$ . Lo que implica que con esta resolución, es posible medir los diámetros de las envolventes, pero no se alcanza a resolver los diámetros fotosféricos de las estrellas Be.

Debido a la alta rotación de las estrellas Be, es probable que no tengan forma esférica. Recientes mediciones en interferometría de  $H\alpha$  y radio, han mostrado que existen envolventes no esféricas alrededor de las Be (Figura 2), afianzando la hipótesis del disco circumestelar.

Los valores para los radios estelares de las estrellas Be están entre 4 y 10  $R_{\odot}$ . Mientras que para las estrellas B normales, los radios son desde 2 hasta 8  $R_{\odot}$ .

### 2.3.3 Luminosidad.

Las estrellas Be son más luminosas que las estrellas normales del mismo tipo espectral B. Las luminosidades en las estrellas Be, van desde 3000 a 30 000  $L_{\odot}$ , mientras que para las estrellas normales B, son de 25 a 3500  $L_{\odot}$ .

Recientes determinaciones en la luminosidad de las Be basadas en cúmulos abiertos y sistemas binarios hechas por Harmanec et al. (2000), muestran que las Be están en promedio una magnitud por encima de la secuencia principal, pero pueden encontrarse en una banda que va desde la ZAMS<sup>3</sup> hasta dos magnitudes por encima de ella, hacia la región de las gigantes.

Cabe hacer notar que la rápida rotación estelar distorsiona la luminosidad estelar; de modo que la medición de esta dependerá de la posición del observador y de la rotación estelar (figura 3). Estos efectos deben ser tomados en cuenta cuando se quiera obtener la luminosidad total.

<sup>3</sup> ZAMS: Zero Age Main Sequence: Edad Cero de la Secuencia Principal. Es la región del diagrama HR donde ocurre el comienzo del consumo de Hidrogeno en el núcleo de la estrella que se acaba de formar y el que se alcanza el equilibrio hidrostático; aquí comienza su avance por la secuencia principal.



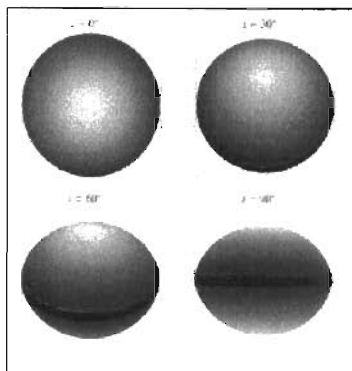


Figura 3. Mapas de la temperatura efectiva para diferentes inclinaciones (ángulo de inclinación  $i$ ; de la parte superior izquierda hacia la parte inferior derecha el ángulo aumenta) para un objeto oblató, producto de la alta rotación. Tomado de Domiciano et al. 2003.

### 2.3.4 Temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ).

De acuerdo a la Ley de Boltzmann para la emisión de radiación de cuerpo negro y suponiendo un campo de radiación isotrópica para una estrella esférica, la temperatura efectiva puede obtenerse de la medición del diámetro angular y del flujo total luminoso (Integrando sobre todo el espectro por encima de la atmósfera terrestre) por medio de la expresión

$$L=4\pi R^2\sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (2)$$

donde  $L$  es la luminosidad,  $R$  es el radio del disco estelar,  $\sigma$  es la constante de Stefan-Boltzmann y  $T$  es la temperatura efectiva superficial. La temperatura efectiva define cual es el modelo atmosférico que se ajusta mejor a las observaciones.

La envoltura circumestelar que caracteriza a las Be, distorsiona tanto el espectro continuo como el de línea, por lo que se obtiene la temperatura efectiva con imprecisión considerable. La rápida rotación que tiene estos objetos modifica la medición de la  $T_{\text{eff}}$  por medio del oscurecimiento gravitacional<sup>4</sup> (figura 4). Además hay que considerar que las mediciones son afectadas por los excesos en el IR y el UV observados, que son superiores a los que se observan en las estrellas B normales.

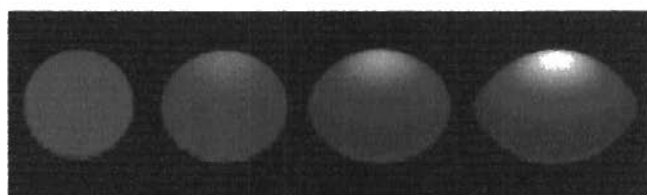


Figura 4. El fenómeno de oscurecimiento gravitacional en una estrella tipo B, con velocidad rotacional de 0, 300, 400 y 480 km/s. El color indica el flujo radiativo superficial.

La temperatura efectiva que se han registrado para las estrellas normales B van desde 6 000 hasta 20 000 °K. En las estrellas Be, los valores están entre 10 000 y 30 000 K.

<sup>4</sup> El oscurecimiento gravitacional es el decremento en la temperatura efectiva de las regiones ecuatoriales (limbos) de la estrella, debidas a la rápida rotación.

### 2.3.5 Velocidad rotacional.

Ya hemos indicado que la alta rotación es característica de las Be, con valores medios, que oscilan entre los 150 y 350 Km/s, para las clases IV, V.

La velocidad de rotación de una estrella produce ensanchamiento Doppler observado en las líneas espectrales, debido a los efectos de la diferencia de dirección proyectada en las regiones ecuatoriales de la atmósfera estelar. Únicamente es posible medir la proyección de la velocidad rotacional en la dirección del observador:  $V \sin i$  (donde  $i$  es el ángulo de inclinación del eje polar estelar con respecto a la línea de observación y  $V$  es la velocidad rotacional ecuatorial).

La velocidad rotacional se puede encontrar a partir de

$$V_r \sin i = (2 \pi R^* / P) \sin i, \quad (3)$$

donde  $V_r$  es la velocidad de rotación,  $R^*$  es el radio estelar y  $P$  es el periodo de rotación.

Para una estrella en rotación, existe el equilibrio entre la fuerza de gravedad, la presión de radiación y la fuerza centrífuga; por lo que podemos señalar que existe una velocidad crítica ( $V_c$ ) arriba de la cual, la atmósfera de la estrella podría ser "expulsada".

La velocidad crítica se calcula de la expresión

$$V_c = (2GM^*/3R^*)^{1/2} \quad (4)$$

donde  $M^*$ : es la masa  $R^*$  es el radio estelar. El factor  $2/3$  es porque a velocidades próximas a la velocidad crítica, el radio ecuatorial sería  $3/2$  veces más grande que el del polo (ver a Lee Howells 2002).

Como hemos señalado antes, la mayoría de las estrellas Be giran a altas velocidades. Este fue el punto de partida para que Struve construyera su modelo de disco. A lo largo de los años, conforme se han hecho cada vez mediciones más precisas, se ha llegado a medir velocidades del orden de  $0.8V_c$ , valor por abajo de lo que se requiere para formar una envoltura tipo disco. Es por ello que se ha tenido que recurrir a otros mecanismos para explicar la formación de los discos ecuatoriales en estrellas Be.

En las estrellas Be la velocidad de rotación y el tipo espectral tienen sugerentes correlaciones: la velocidad de rotación mas alta corresponde a las estrellas de tipos espectrales más tempranos (B0, B1...).

Desde el punto de vista observacional, los perfiles de las líneas fotosféricas de las estrellas Be son difíciles de medir con precisión, debido a que son anchas y poco profundas (figura 1), producto de la alta rotación estelar. Además existe la perturbación y la contaminación de las líneas de emisión y de absorción de la envoltente.

La presencia de envoltentes en estrellas Be sugiere que puede haber efectos de rotación diferencial y/o campos magnéticos, que podrían producir inestabilidades suficientemente grandes para formar un flujo intermitente de masa. Aunque ordinariamente los campos magnéticos reducen los flujos de materia y velocidades, es sugerente que la combinación de gradientes de temperaturas en las regiones ecuatoriales con inestabilidades de pulsaciones (radiales y no radiales), pueden producir eyección de materia.

Los valores de los parámetros discutidos hasta aquí, están resumidos en la tabla 1 y 2; en donde se tiene una muestra representativa de estrellas B y Be. Los datos son tomados de Slettebak A. (1982); Maheswaran & Cassinelli J.P. (1988); Doazan V et al. (1989); Wade et al. (2000) y Donati JF et al. (2001).

Tabla 1. Parámetros físicos de algunas estrellas del tipo espectral B y Bp normales.

Estrella.	Tipo espectral.	Masa (Mo)	Luminosidad (Lo)	Radio estelar(Ro)	Temperatura efectiva (K)	Velocidad de rotación Km/s (Vc)
66 Oph	B2V	*	*	*	*	240
$\zeta$ Per	B1 Ib	20	80 000	22	21 000	280 (416.4)
HD 14437	B9p CrEuSi	2.5±0.15	58 ± <sup>26</sup> / <sub>18</sub>	3.0 ± 0.8	9 285 ± 300	5.1 (398.7)
$\zeta$ Oph	B1.5 V	*	*	*	*	140
$\eta$ Ori	B1 V	*	*	*	*	35
HD 14437	B9p	2.50 ± 0.15	58 ± <sup>26</sup> / <sub>18</sub>	3.0 ± 0.8	9 285 ± 300	5.10 (398.7)
84 Uma	B9pEuCr	2.35	*	2.07 ± 0.2	9 780 ± 350	76 ± 7 (353)
$\eta$ Cen	B1 V/ B3 III	10 ± 0.7	7 950	6.6 ± 2.6	18 620 / 25 700	350 (537.6)
$\zeta$ Tauri	B2 IIIpe	*	*	*	18 700	220 / 320
HD 147010	B9 III/IV	2.01 ± 1.19	40	2.85 ± 0.5	7 580	-386
HD 175362	B8 I vs	4.03 ± 2.81	300	2.68	14 550	(535.6)

Tabla 2. Parámetros físicos de algunas estrellas del tipo espectral B con emisión.

Estrella	Tipo espectral.	Masa estelar (M <sub>o</sub> )	Luminosidad (L <sub>o</sub> )	Radio estelar (R <sub>o</sub> )	Temperatura (K)	Velocidad rot. (km s <sup>-1</sup> ) (V <sub>c</sub> )
γ Cas	B 0.5 I <sub>ve</sub>	16	35 000	10	25 000	230 (419.1)
β Cep	B1 IVe	12.0	*	7.0	26 000	27.0 (433.8)
59 Cyg	B 1.5 Ve	30	72 000	7.2	35100	(673.6)
φ Per	B1.5 Ve	14.6	10 000	6	23 700	500 (516.8)
λ Eri	B2 IIIe	*	*	7	22 000	220 / 310
V767 Cen	B2 IIIe	*	*	*	24 000	85
48 Lib	B3 IVe	8.8	4 000	6	18 700	420 (401.2)
θ CrB	B6e	4.7		4.5	14 000	385 / 320 (338.6)
ο And	B6e	*	*	*	*	260
28 Tau	B8 Vne	*	*	*	12 000	345

F4411-934

## 2.4 CLASIFICACIÓN ESPECTRAL.

A partir del estudio del espectro de una estrella, se pueden determinar algunas características físicas, entre los cuales podemos mencionar la luminosidad, la velocidad de rotación, pérdidas de masa, campos magnéticos, etc.

De un análisis de los espectros estelares a baja resolución, se encuentran características que dominan en las líneas de absorción y emisión de los elementos químicos existentes en la superficie (fotosfera) y atmósfera estelar. Este análisis revela información esencial para conocer las condiciones físicas (temperatura, presión) de la superficie y atmósfera de la estrella estudiada. Las intensidades de las líneas espectrales dependen del grado de ionización en la región donde se producen; a su vez, este grado de ionización está dado por los parámetros físicos estelares (condiciones físicas).

Las características empleadas para definir los tipos espectrales se observan en la tabla 3. A su vez, cada tipo espectral está dividido en diez subtipos espectrales: B0, B1, B2... B9. Cada subdivisión comprende un rango de temperaturas.

Tabla 3. Clasificación espectral.

Tipo espectral	Color	Índice de color. (B-V)	Temperatura (°K)	Líneas espectrales	Ejemplos
O	Azul-Violeta	-0.35	28 000 - 50 000	Helio ionizado, Átomos ionizados	Naos ( $\zeta$ Pup), Minytaka ( $\delta$ Ori)
B	Azul-Blanco	-0.16	10 000-28 000	He I, H	Spica ( $\alpha$ Vir), Rigel ( $\beta$ Ori)
A	Blanco	+0.13	7 500-10 000	H intenso, Metales ionizados	Sirio ( $\alpha$ Cma), Vega ( $\alpha$ Lyr)
F	Amarillo-Blanco	+0.42	6 000-7 500	Metales e Hidrógeno ionizados	Canopus ( $\alpha$ Car), Proquion ( $\alpha$ Cmi)
G	Amarillo	+0.70	5 000-6 000	Calcio ionizado, Metales neutros e ionizados	Capela ( $\alpha$ Aur), Sol
K	Rojo-Amarillo	+1.2	3 500-5 000	Metales neutros	Arturo ( $\alpha$ Boo), Aldebarán ( $\alpha$ Tau)
M	Rojizo	+1.2	2 500-3 500	Oxido de Titanio intenso, calcio neutro.	Antares ( $\alpha$ Sco), Betelgeuse ( $\alpha$ Ori)

En la clasificación espectroscópica de las estrellas Be, es importante tomar en cuenta que:

1. La emisión y/o absorción de la envoltura circumestelar distorsiona las líneas de absorción de la estrella, con las cuales estamos definiendo su tipo espectral.
2. La presencia de campos magnéticos y eléctricos en la atmósfera estelar, puede producir efectos adicionales que modifiquen la clasificación espectral.
3. La rápida rotación de la estrella, provoca que las líneas espectrales sean más anchas y menos profundas.

Todo esto produce diferencias en las mediciones de la temperatura y gravedad en la superficie. La mejor clasificación ha sido elaborada tomando en cuenta estos aspectos, así como las medidas fotométricas de estas estrellas.

De esta forma Jaschek et al. en 1980 forma grupos en las estrellas Be, de acuerdo con características espectroscópicas que describimos a continuación.

#### Grupo Uno.

Los objetos de este grupo están caracterizados por tener Fe II en emisión. También muestran emisión en la serie de Balmer del Hidrógeno. Se pueden encontrar desde el tipo espectral B0 hasta el B6, con una frecuencia máxima en B2. Las líneas de Fe II son más intensas en los tipos espectrales tempranos y débiles hacia los tardíos. La mayoría de las estrellas siguen la regla de que, cuando se presentan líneas intensas de emisión de H, las líneas de Fe II también lo son.

#### Grupo Dos.

Presentan emisiones en H $\alpha$  y H $\beta$ . Con agudos núcleos en absorción, de los cuales alrededor de la mitad son permanentes por un periodo largo (~ 20 años) relacionados con esta fase shell. En los tipos espectrales tardíos la emisión de H $\beta$  consiste en una emisión central superpuesta sobre una ancha línea de absorción. Se encuentran entre el tipo espectral B3 y B8, con un máximo en B3. La luminosidad es de clase V.

#### Grupo Tres.

Se exhiben emisiones en  $H\alpha$  y  $H\beta$ . Núcleos oscuros en las líneas de los términos superiores de la serie de Balmer (líneas shell de H), y líneas metálicas delgadas en absorción. El grupo se extiende desde B5 a A0, con un máximo en B8.

#### Grupo Cuatro.

Las estrellas en este grupo presentan emisión permanente. En los tipos espectrales tempranos la emisión es visible en  $H\alpha$  y  $H\beta$ , y muy ocasionalmente en  $H\gamma$ , en forma de emisión central sobre una línea de absorción ancha. Hacia los tipos tardíos las emisiones se presentan únicamente en  $H\alpha$  y  $H\beta$ . El rango para estos objetos es desde B3 a A0, con máxima frecuencia en B8.

#### Grupo Cinco.

Los objetos de este grupo cambian de tipo B a Be o viceversa durante la época de observación, y algunas de estas estrellas experimentan dos cambios (B-Be-B ó Be-B-Be). La emisión esta presente en  $H\alpha$  y  $H\beta$ , y muy eventualmente en  $H\gamma$ . Los tipos espectrales van desde B1 a B9, el número de tales objetos disminuye hacia los tipos tardíos.

También tenemos otra agrupación de las estrellas Be dada por Guichard (1984). Este esquema de clasificación, se ha hecho tomando en cuenta características espectrales y escalas de tiempo como parámetros.

#### 1. Espectro tipo Be.

Su espectro se caracteriza por tener líneas anchas de He I en absorción. Muestran frecuentemente Fe II y/o He I en emisión. Las líneas de emisión, muestran una reversión que esta alrededor del centro del perfil de línea. El ancho de esta línea esta causado por la rápida rotación estelar, y el resto del perfil puede ser debido a la envoltente circumestelar.

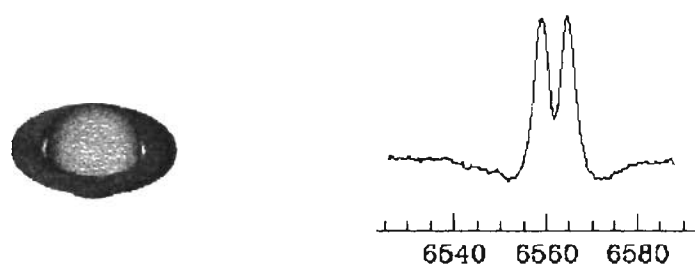


Figura 5. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be HD 173371 (B7 Ve;  $V \sin i = 271 \text{ km/s}$ ). Tomado de Lee Howells (2002).

#### 2. Espectro Shell

En las amplias líneas de absorción normales, el H y el He dominan los espectros. En estas, son superpuestas líneas de metales simplemente ionizados que exhiben delgados y profundos núcleos en absorción, los cuales están bordeados por alas de emisión.

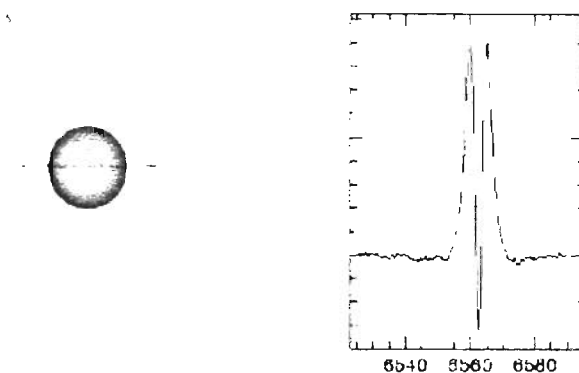


Figura 6. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be shell HD179343 (B7e shell;  $V \sin i = 224$  km/s). Tomado de Lee Howells (2002).

El espectro de absorción es el que se proyecta por el material que se encuentra enfrente de la fotosfera de la estrella. Basándose en este, es posible determinar la densidad, la distribución de temperatura, etc., de la envoltente. En estos espectros, las líneas son angostas y profundas, mostrando velocidades pequeñas, puesto que estas envoltentes se forman a grandes distancias de las estrellas (entre 4 y 10 radios estelares). En las estrellas "shell", las líneas con emisión son más grandes, (en promedio) que en las Be.

Se ha sugerido que la fase shell es una fase evolutiva de algunas Be, lo que involucra la formación de una envoltente fría, que causa la formación de excesos en el infrarrojo.

### 3. Estrella "vista desde el polo" (Pole on).

Son estrellas que se caracterizan por mostrar un espectro con líneas de H en emisión, en donde se aprecian alas anchas de absorción, y un núcleo agudo e intenso en emisión de He I. Son llamadas así, porque se supone que son estrellas vistas sobre el polo estelar; es decir, el ángulo que forma el eje de rotación con la línea de visión es muy pequeño (fig. 7).

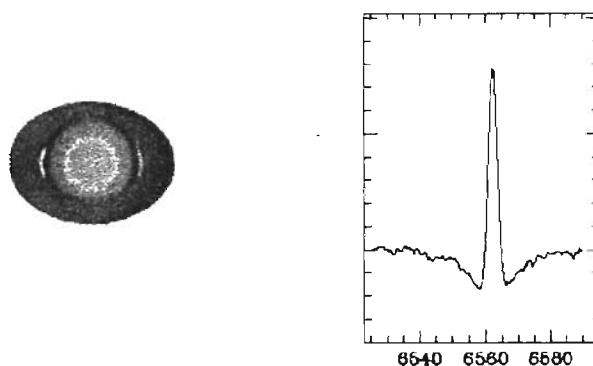


Figura 7. Esquema y perfil de la línea  $H\alpha$  de la estrella Be vista supuestamente desde el polo  $\phi$  And (B5 IIIe;  $V \sin i = 113$  km/s). Tomado de Lee Howells (2002).

#### 4. Estrellas Be extremas.

Son estrellas con fuerte emisión en la serie de Balmer del Hidrógeno: en  $H\alpha$  y  $H\beta$ . Tienen líneas anchas en absorción del Hidrógeno, en los términos superiores de la serie de Balmer.

Muestran grandes excesos en el IR, tienen una velocidad ecuatorial proyectada moderada y exhiben líneas agudas en absorción. Estas estrellas son consideradas en la literatura como un caso Be vista desde el polo.

#### 5. Estrellas B[e] o Be peculiares.

Son estrellas de tipo Be caracterizadas por la presencia de líneas de emisión prohibidas de Fe II, N II y S II, y por demás, grandes excesos en el IR. La presencia de polvo circumestelar a mayor distancia y de regiones frías de la atmósfera (La temperatura en estas regiones son de comúnmente 1000 °K), hacen que las partículas de polvo absorban la radiación visible estelar y la reemitan a longitudes de onda más grandes. Estas estrellas son generalmente más débiles en su brillo intrínseco que las Be clásicas. Sus envoltentes circumestelares parecen muy extendidas, del orden de 100 a 1000  $R^*$ .

Algunos autores incluyen dentro de las estrellas Be a las Herbig Be/Ae, en este trabajo no se contemplan, porque el fenómeno de emisión en estos objetos es debido a otros procesos. Además, usualmente las Herbig Be/Ae están localizadas en regiones de formación estelar, al interior de gas interestelar y nubes de polvo. Tienen fuertes componentes de emisión en  $H\alpha$ , durante todo el tiempo de observación.

### 2.5 VARIABILIDAD.

El cambio en el brillo es el criterio que más se observa en la variabilidad estelar. Pero no necesariamente representa la característica más significativa de la fenomenología de estas estrellas. Cambios considerables en la velocidad radial (como en las Cefeidas) son también importantes. En las estrellas Be, todos los parámetros físicos varían. Se ha observado tanto variaciones espectroscópicas como fotométricas, polarimétricas, en emisión de rayos X, UV, etc. El tipo de variación puede ser periódico, semiperiódico (con series de algunos periodos definidos seguidos ó alternados) o algunas veces irregular. Un porcentaje de estrellas parece ser del tipo binario, lo que permite en algunos casos entender el fenómeno, asociado al posible intercambio de materia que favorezca la emisión. Sin embargo, en su mayoría parecen ser objetos aislados, que requieren estudio detallado y cuidadoso para entender el fenómeno que produce la variabilidad.

La escala de tiempo para estas variabilidades ocurre desde una fracción de día (¿minutos?), semanas hasta décadas (conectadas con la formación y la dispersión de un disco extendido alrededor del ecuador estelar). Hay variaciones en escala de tiempo de días a semanas (largo periodo) que están conectadas a menudo con el movimiento binario de algunas de estas estrellas. Las variaciones en escala de tiempo de 0,3 a 2 días (corto periodo), son atribuidas en algunos casos a pulsaciones no radiales principalmente, mientras que los periodos de variabilidad de varios años están asociados a la modulación rotacional.



La imagen que presentan las envoltentes en las Be resultante de las observaciones en el visible, IR, radio, son sorprendentemente diferentes a las encontradas en las observaciones en el espectro UV desde el espacio. Las observaciones en el UV, muestran evidencia de regiones altamente ionizadas con temperaturas del orden de 100 000 K. Lejos de estar quietas (tales regiones), son sitios de intensas eyecciones de material y alta variabilidad.

Aunque muchos de los modelos para interpretar las observaciones se basan en el esquema propuesto por Struve, es necesario agregar:

- La existencia de regiones superionizadas (con baja densidad) con temperaturas de 100 000 K a 1 000 000 K; lo cual implica la existencia de flujos no radiales.
- Suponer velocidades que frecuentemente superan la velocidad de escape superficial (altas velocidades en el viento estelar), de modo que el movimiento dominante en estas regiones no es la rotación: la expansión implica la existencia de flujo de masa.
- Existencia de regiones de alta densidad y baja velocidad del viento estelar (regiones ecuatoriales).
- Algunos modelos muestran que debe haber material expulsado a grandes velocidades en las regiones polares (esto sugiere la presencia de campos magnéticos como es el caso del Sol).

Varios de los modelos que se exponen en este trabajo (capítulo 3), toman en cuenta estas y otras características de tipo observacional que muestran estas estrellas.

### **2.5.1 Variabilidad espectroscópica.**

Espectroscópicamente, las estrellas Be presentan las siguientes características:

Todas las estrellas Be muestran variabilidad, con características espectrales que acompañan al fenómeno Be. Las variaciones observadas en las estrellas Be son las siguientes:

1. Aparición y desaparición del espectro de absorción tipo cáscara (Shell). Cuando el eje de rotación de una estrella Be esta orientada, de tal manera que el anillo ecuatorial esta próximo ó en la línea de visión del observador (figura 6 y 8), el espectro de la línea de absorción del anillo ó cáscara es visible, sumándose a las líneas de emisión.
2. Los cambios en el cociente de la intensidad de las líneas de Emisión en las proximidades al espectro Continuo son designados como variaciones E/C. Tales cambios son usualmente asociados con la aparición y desaparición del espectro de absorción de cáscara (shell).

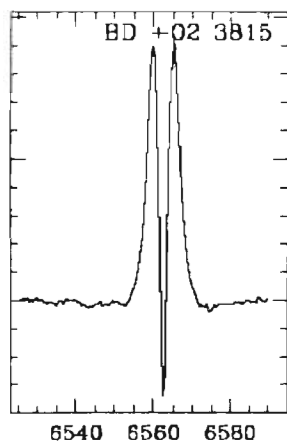


Figura 8. Curva de luz, de un espectro tipo Shell, de la estrella HD179343 (Be7-8shell). En esta se nota una aguda componente central en absorción.

3. Variación entre las componentes roja y violeta en las líneas de emisión. En un perfil típico de la línea Balmer mostrado por una Be, la cual esta orientada de tal manera que la cáscara ecuatorial proyecta enfrente al menos una porción de la fotosfera estelar, una absorción central delgada divide la ancha emisión en componentes Roja y Violeta. Estas dos componentes de emisión frecuentemente muestran variaciones de relativa intensidad que han sido designadas como variaciones V/R. Las variaciones V/R frecuentemente muestran periodicidad aparente de tiempos característicos de varios meses y más común de años, como se muestra en los perfiles de línea en  $H\alpha$  de la estrella 59 Cygni (figura 9).
4. Hay estrellas que muestran una gradual transición de estrellas B a Be/shell y viceversa. También existen cambios de fases Be a shell y viceversa, además de cambios dentro de la misma fase, en intensidad, perfil, corrimiento de las líneas en longitud de onda, etc. No esta clara la relación entre estos cambios. Sin embargo, las observaciones sugieren que hay diferentes fases de la evolución de un mismo objeto estelar.

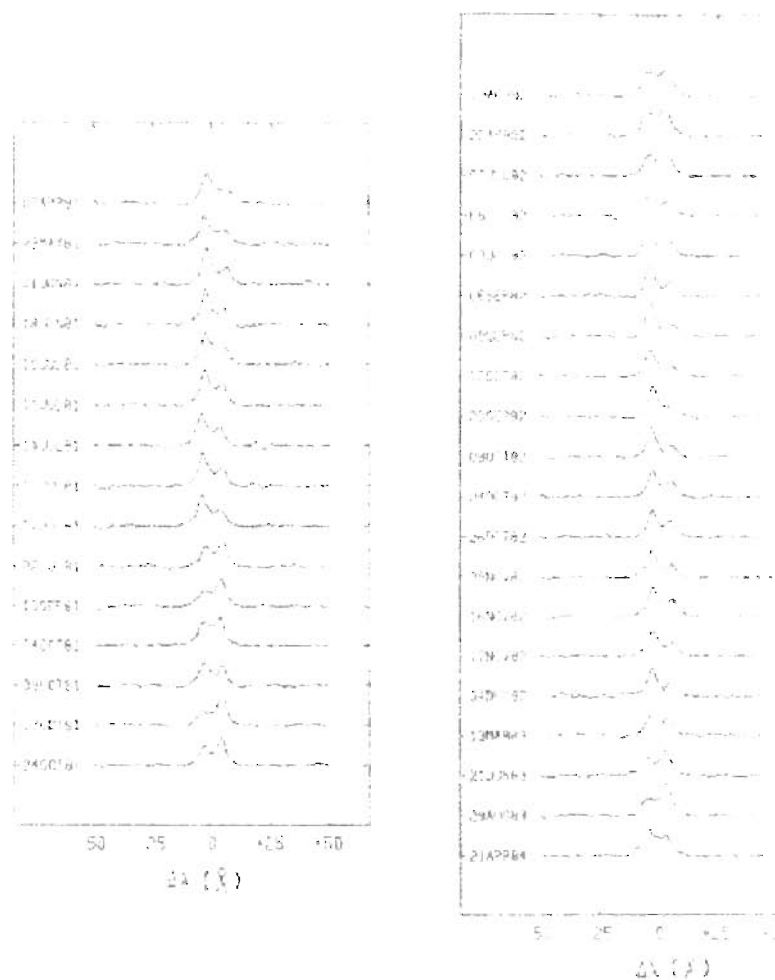


Figura 9. Variación entre las componentes roja y violeta en las líneas de emisión  $H\alpha$  del hidrógeno en la estrella Be 59 Cygni. El rango de observación es Abril de 1981 hasta Abril de 1984. Tomado de Doazan et al. 1985.

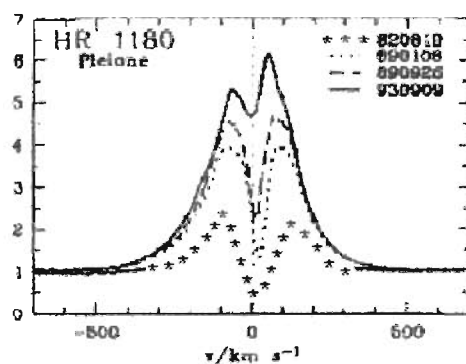


Figura 10. Cambios en la fase Be shell a Be en la estrella HR 1180, Pleione. El periodo de variación es de 1989-1993. Adaptado de Hanuschik et al. 1996.

## 2.5.2 Variabilidad fotométrica.

En observaciones fotométricas, las estrellas Be se muestran con comportamientos altamente individuales y cambios generalmente irregulares. Las escalas de tiempo van desde algunas horas hasta décadas. Este aspecto de variabilidad de corto y larga escala de tiempo podrían deberse a procesos físicos diferentes:

las variaciones de gran escala de tiempo podrían deberse a cambios en la opacidad de la envolvente (por ejemplo, por flujo de masa, rotación, etc.), mientras que las variaciones rápidas pueden deberse bien a fenómenos tales como pulsaciones (como en las variables de corto periodo) o bien a efectos de modulación rotacional, por la presencia de "manchas" que podrían ser de tipo magnético en la superficie de la estrella.

La mayoría de los trabajos en variabilidad fotométrica se ha desarrollado en sistemas con filtros de banda ancha de Johnson (UBVRI) y de banda intermedia (Strömgren-Crawford: ubvy-H $\beta$ ), con los que es posible deducir los parámetros estelares. También se ha trabajado con el sistema de los trece colores, desarrollado por Johnson y Mitchell en 1975, y usado por Álvarez, Schuster, Guichard entre otros, entre los años 1978 a 1985, para realizar investigaciones en estrellas del tipo espectral B, Be y de tipo solar (F, G y K).

El sistema fotométrico de los trece colores de Johnson y Mitchell (1975), consiste en filtros de banda intermedia y angostos (Capítulo Fotometría, figura 4), seleccionados para evitar la contaminación de las principales líneas espectrales del H, lo que permite una medición más eficiente en el continuo de Balmer y Paschen. Una excepción son los filtros 370 y 860 nm.; los cuales miden las líneas del H, en las series Balmer y Paschen, lo cual proporciona para las estrellas Be un índice sensible a la luminosidad estelar.

La fotometría en el UV muestra que las Be son distinguibles de las B normales del mismo tipo espectral, dado que estadísticamente tienen valores altos de pérdidas de masa y gran variabilidad en el viento estelar (por lo menos en ciertas épocas), lo que se detecta en el UV. La amplitud de la variabilidad es tal que no pueden ser interpretadas como perturbaciones y sugieren que existe un flujo de masa altamente variable en estas estrellas. Esta fuerte variabilidad del flujo de masa puede crear condiciones favorables para la formación de envoltantes frías.

## 2.6 CARACTERÍSTICAS OBSERVACIONALES.

### 2.6.1 Espectro visible (350 - 850 nm).

Las estrellas del tipo espectral B en emisión se caracterizan generalmente por la presencia de líneas Balmer (H) y Fe II en emisión y de Fe II en absorción. Las primeras pueden mostrar un solo pico, ó bien de doble, cuya absorción central en algunas estrellas llega a ser muy profunda, de esta se dice que muestra un espectro tipo shell (cáscara).

Las líneas Fe II muestran una estructura similar a las líneas H I, pero menos intensas y en las estrellas shell, estas líneas de absorción generalmente son angostas y profundas (figura 11).

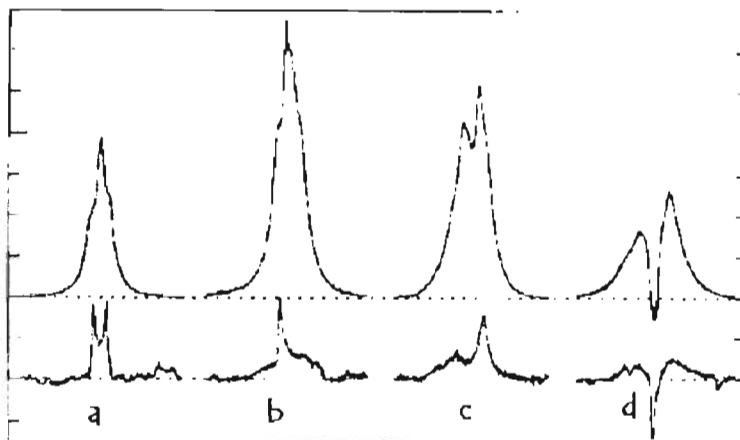


Figura 11. Formas típicas del perfil de línea en estrellas Be. Las figuras de arriba son de la línea H $\alpha$  del H, mientras que el grupo de perfiles de bajo son de la línea del Fe II. Las perfiles mostrados son de las estrellas HR 5223 (a),  $\delta$  Cen (HD4621; b), Pleione (HR 1180; c) y 48 Lib (HR 5941; d). Adaptado de Hanuschik et al. 1996.

Estas líneas de emisión pueden ser modeladas, por una envolvente de material circumestelar de temperatura levemente inferior a la de la fotosfera; además de una densidad electrónica moderada ( $N_e \sim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ ). Estas se deben a la conversión de radiación de alta energía en radiación de baja energía por fotoionización y la subsecuente recombinación en cascada en el material circumestelar.

### 2.6.2 Espectro infrarrojo (850 - 2000nm).

Desde los comienzos en la observación en el infrarrojo en las estrellas Be, se ha encontrado un exceso en el flujo de radiación IR, respecto al que experimentan las estrellas del tipo espectral B. Se ha encontrado que la fuente más probable para este exceso es la emisión libre-libre de una envoltura de plasma circumestelar caliente. Esto significaría que esta envoltura podría ser la misma responsable de la emisión en las líneas de H y demás elementos que exhiben los espectros de las estrellas Be.

Las líneas en el IR sondan las regiones exteriores del disco. Son importantes herramientas de diagnóstico para explicar la densidad y estructura cinemática del disco. Las observaciones del IRAS (Infrared Astronomical Satellite) a longitudes de onda de 12, 25, 60 y 100  $\mu\text{m}$ , proveen evidencias que son consistentes con las características del material circumestelar embebido en disco. Observaciones en el medio y cercano infrarrojo y radio se deben continuar para probar la extensión y la cinemática de los discos, cosa que no es visible en la emisión H $\alpha$  ( $\lambda 6563 \text{ \AA}$ ). Estas, deberán proveer una mejor imagen de las propiedades cinemática y termodinámicas de la envolvente.

### 2.6.3 Espectro ultravioleta (90 - 320nm).

Las estrellas Be son una fuente importante de radiación UV que está ionizando el ambiente circumestelar e interestelar hasta algunos cientos de parsecs. Así, están desempeñando un papel importante en el calentamiento del gas en los brazos de galaxias, así como la formación de choques radiativos en el medio interestelar.

El espectro UV de las Be se asemeja mucho al de las B, solo con algunas diferencias importantes:

1. Ausencia de líneas de emisión en las B.
2. Fuerte intensidad en las líneas de absorción en la región UV de las Be.
3. Presencia de componentes discretas en absorción en las Be  
(DAC: CDA; figura 12)

Se presentan asimetrías en los perfiles de línea y componentes discretos en absorción desplazadas al violeta, las cuales pueden exceder la velocidad radial de la estrella en mas de  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . Los perfiles asimétricos pueden ser interpretados con evidencia de viento estelar (perfiles tipo P Cygni).

Se ha encontrado que las Be muestran líneas de absorción de elementos superionizados, en estados de excitación mayores a los encontrados en equilibrio con la temperatura fotosférica: Si IV, Si V, C IV, N V, y CII. Es interesante encontrar el mismo elemento (Si, C) en diferentes estados de ionización. Esto refleja algún tipo de fenómeno que mantiene el equilibrio entre varios estados de ionización de un mismo elemento en estas regiones estelares de las estrellas Be, que son muy diferentes en sus condiciones físicas (temperatura, densidad, composición química, etc).

Para que estas condiciones se presenten en la envoltente estelar, las regiones atmosféricas donde se producen estos fenómenos (externos) deben tener temperaturas del orden de  $100\ 000 \text{ K}$  ó mayores.

Uno de los resultados más interesantes (y también importantes), es el descubrimiento de las líneas en estados de ionización elevada, ya que las densidades de la fotosfera son insuficientes para que la radiación sea la única fuente de ionización. Entonces, es necesario recurrir a una fuente adicional de energía, es decir fenómenos no térmicos de transmisión de energía.

¿Cómo se pueden formar las líneas fuertemente ionizadas?

La respuesta dependerá, si la fuente adicional de energía es radiativa ó colisional. La temperatura depende del proceso de ionización de la región de formación. Si la ionización es de tipo colisional, entonces la temperatura es alrededor de  $10\ 000 \text{ K}$ , para poder observar líneas de elementos como el Si IV y C IV.

Si por el contrario es de tipo radiativa, la presencia de iones de grado elevado se puede explicar por ejemplo con ionización Auger<sup>5</sup>, por rayos suaves X que se formaría en una capa delgada.

El conocer sobre estas fuentes adicionales de energía nos dará la pauta para poder explicar sobre la geometría y estructura de la envoltente fría, donde se forman las líneas de bajo nivel de ionización y de la envoltente caliente, donde se forman las líneas con alto grado de ionización.

Las líneas UV pueden ser fotosféricas, circumstelares y interestelares. La diferencia entre las primeras y las últimas es clara, sobretodo si  $V \sin i$  es suficientemente grande. La distinción entre las líneas interestelares y circumstelares no siempre es fácil de obtener, puesto que también frecuentemente las líneas circumstelares suelen ser delgadas.

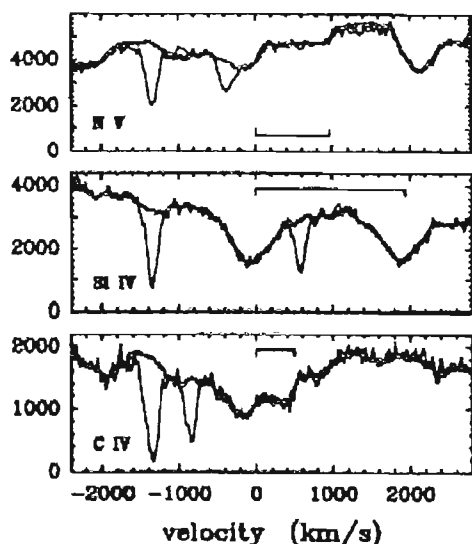


Figura 12. Líneas de resonancia para el espectro UV de Gama Casiopea medido entre 1978 y 1989, en la que se ilustra las marcadas diferencias entre un espectro con (líneas sólidas) y sin componentes discretas en absorción (líneas huecas) para los elementos CIV ( $\lambda 1548.18 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 1550.76 \text{ \AA}$ ), NV ( $\lambda 1238.8 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 1242.79 \text{ \AA}$ ) y Si IV ( $\lambda 1393.75 \text{ \AA}$ ,  $\lambda 1402.77 \text{ \AA}$ ). Tomado de Telting y Kaper (1994).

<sup>5</sup> Ionización Auger: Efecto Auger.

Al ionizarse un átomo en una capa dada, los electrones que se encuentran en niveles más altos de energía tienden a llenar el hueco dejado a menor energía y al hacerlo se emite un fotón. Al considerar la cantidad de átomos que eran ionizados arrancándoles un electrón de la capa K y compararla con la fracción de estos átomos que emitían fotones se encontraba que la fracción era muy inferior a uno. Si el único mecanismo para que el átomo vuelva al estado base era la caída de un electrón de un nivel superior al nivel ionizado con la emisión de un fotón todos los átomos ionizados deberían emitir fotones. La existencia de otro mecanismo fue comprobada en 1925 por el físico francés Pierre-Victor Auger. Se trata del ahora llamado efecto Auger.

En el proceso Auger el hueco de una capa se llena con un electrón de otra capa pero no hay emisión de fotón, sino que la diferencia de energía pasa a un electrón de una tercera capa. Mientras el fotón emitido en el proceso radiativo tiene una energía exactamente igual a la diferencia de energías de los niveles entre los que se hace el salto del electrón, en el caso Auger el tercer electrón se lleva una diferencia de energía como energía cinética.

### 2.6.4 Espectro de alta energía: rayos X (0.1 - 6nm; 12 000 – 200eV).

La emisión de radiación en esta longitud de onda en estrellas Be fue primeramente observada en sistemas binarios con compañeras estelares, como estrellas de neutrones ó enanas blancas (en el caso de Gama Casiopea), los que constituyen el más amplio tipo de fuentes masivas de rayos X en la vecindad galáctica. En estos sistemas (Be + X), la estrella Be tiene un radio menor que el tamaño de su lóbulo de Roche<sup>6</sup>, y de vez en cuando experimenta eyecciones de masa, que son acretadas por su compañera (¿Enana blanca, estrella de neutrones?) mostrándose así como una fuente de rayos X (figura 13).

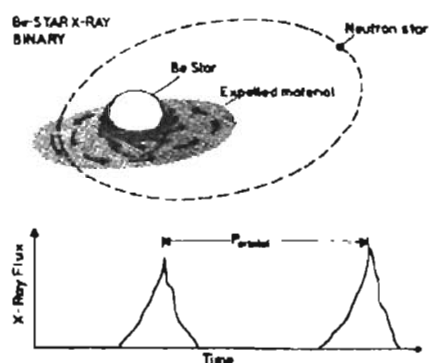


Figura 13. Escenario de un sistema binario: Estrella neutrones + estrella Be. La explicación aparece en el texto. Tomado de Slettebak (1988)

En cuanto a esto, se pueden notar algunos puntos interesantes:

Hay algunas binarias conocidas con órbitas circulares. Como la variación de la distancia entre componentes debe afectar en la acreción a su compañera, la búsqueda para una posible modulación del flujo de rayos X con respecto a la fase de periodo orbital es entonces muy deseable, en los casos de órbitas con gran excentricidad.

Hasta el momento dos interpretaciones se encuentran compitiendo:

- La acreción del viento (y material estelar) de la estrella Be, en una compañera.
- La emisión de rayos X se origina por algún proceso físico en la atmósfera exterior de la misma Be (en el caso de sistemas binarios abiertos).

Datos obtenidos del ROSAT (Satélite Röntgen), indican la presencia de actividad en rayos X en estrellas Be aisladas, que pueden ser un poco más fuertes que las obtenidas en las B. Se ha explicado el fenómeno en el contexto de la teoría de choque de viento, que esta normalmente relacionada con la emisión de rayos X en estrellas O, B normales.

<sup>6</sup> Lóbulo de Roche: En sistemas binarios (de contacto), existen regiones en donde las gravedades efectivas de cada estrella se compensan (Punto de Lagrange, L1), en estas la gravedad es cero. En los mismos sistemas, cada región en donde la gravedad efectiva actúa para cada estrella se le llama el lóbulo de Roche (Figura 14).



Algunos casos interesantes dentro de las Be:

La estrella  $\mu$  Cen (B2Ve; estrella de la muestra del ROSAT) ha mostrado variabilidad de emisión X en el tiempo.

Algunos otros objetos (por ejemplo  $\lambda$  Eri) tienen propiedades que no pueden explicarse simplemente en términos de la imagen estándar de choque de viento. La variabilidad en rayos X más significativa se ha dado en  $\lambda$  Eri (B2IIIe). Esta dura menos de un día. Otras mediciones hechas en esta estrella han encontrado evidencias de estructuras temporalmente densas en la fotosfera; las cuales combinadas con la respuesta en el espectro estelar proveen una imagen de una estrella Be con campos magnéticos en la superficie.

$\beta$  Cep (B1IIIe; que ha mostrado emisión en  $H\alpha$ ) es otra estrella Be, que tiene variabilidad en rayos X. El nivel de variabilidad es bajo, pero periódico y está modulado como la variabilidad en el visible, asociado a pulsaciones no radiales (N.R.P.).

Las relaciones entre N.R.P., la variabilidad fotosférica y presumiblemente la actividad en rayos X es uno de los fuertes indicadores de una conexión entre la actividad fotosférica en estrellas calientes (con evidencia que las pulsaciones en estas estrellas puedan afectar el ambiente circunestelar) y la emisión en rayos X de estas.

Otra estrella que ha llamado la atención es  $\tau$  Sco (B0V), la cual se ha sugerido ser una estrella Be vista desde el polo. Además de la variabilidad en la emisión en el visible, muestra emisión en rayos X que no puede explicarse por el mecanismo estándar de la inestabilidad de líneas de fuerza en el viento de choque (referencia). La emisión X de  $\tau$  Sco es más fuerte de la que debe observarse por las temperaturas en el plasma caliente ( $\sim 1\,000\,000$  K), en esta estrella. Esto puede ser debido a actividad magnética o a vientos confinados magnéticamente. La presencia de campos magnéticos en estrellas calientes es plausible, debido a que son muy jóvenes.

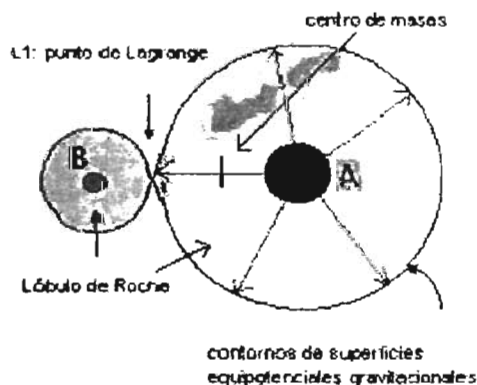


Figura 14. Sistema binario, donde se muestran las regiones físicas más importantes.

## 2.7 LITERATURA.

### Referencias bibliográficas.

Ballereau D, Espectroscopia V de las estrellas B en emisión, Reunión de trabajo: Estrellas B en emisión. IAUNAM, Alvarez M. ed., 1986 .

Balona L.A., The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU 175, ASP Conference Series, Vol 214, 2000. M.A. Smith, H.F. Henrichs, J. Fabregat, Eds. Pag. 1-12.

Cohen D. H., The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU 175, ASP Conference Series, Vol 214, 2000. M.A. Smith, H.F. Henrichs, J. Fabregat, Eds. Pag. 156-169.

Guichard J. S., Tesis de Licenciatura, FCUNAM, 1984.

Harmanec et. al, Astr. Ap., 364, P:L85-L88, 2000.

Howells L., Tesis doctoral, Astrophysical Research Institute, Liverpool John Moores University, 2002.

Hubert- Delplace A.M., Espectroscopia UV de las estrellas Be , Estrellas B en emisión. IAUNAM, Alvarez M. ed., 1986 .

Jaschek M. et al., Astr. Ap. Suppl. Ser. 42, 103, 1980.

Johnson H.L.; Mitchell R.L., Rev. Mex. Astron. Astrofis., 1, 299(1975).

Kitchin C.R.; Early emission line stars, Monographs on Astronomical Subjects: 8. Adams Higelger Ltd, Bristol, 111-140 (1982).

Maheswaran, Manoj, Bhatt, Astr. Ap., 387, 1003-1012, 2002.

Menninckent C.R.E., Tesis de Magister en Fisica, F.C., Pontificia Universidad Catolica de Chile, 1989.

Michel R., Tesis de Lic., Univ. Aut. De Baja California, 1989.

Nather, Evans, Ap. J., 75, 5, 1970.

Rinehart S.A., Ap. J., 118:2974, 1999.

Schild R.E., Ap. J., 146, 142, 1966.

Schuster W., Alvarez M., Publ. Of the Astron. Soc. Pacif., 95, 35, 1983.

Slettebak A., Ap. J., 138, 118, 1963

Slettebak, A., Ap. J., 154, 933, 1968.

Slettebak A., Physics of Be stars; Proceedings of the Ninety-second IAU Colloquium, Boulder, CO, Aug. 18-22, 1986. Cambridge and New York, Cambridge University Press, p. 24-35, 1987.

Slettebak A., Publ. Of the Astron. Soc. Pacif., 100: 770-784, 1988.

Smith M. A. et al., Ap. J., 481, 467, 1997.

Smith M. A., Publ. of the Astron. Soc. Pacif. 111: 1472-1473, 1999 November, 1999.

Smith M.A., The Be stars Newsletters, 2000, 34.

Struve O, Ap. J., 76 (94), 1931.

Telting John, Be stars discs and No radial pulsations in rotating stars, General Introduction, Astronomical Institute Anton Pannekoek, Univ. Amsterdam and Center for High Energy Astrophysics, 1996.

Underhill, A., Cap. 10 Introduction Be stars. Stars B with or not emission, A. Underhill and V.Doazan Ed., CNRS and NASA, 1982.

#### **Referencias electrónicas:**

Stee Philippe, <http://www.obs-nice.fr/stee/Bemodel.html>, 2003.  
Fecha de consulta: Septiembre de 2002, Septiembre de 2003.

Pagina en Internet de la AAVSO: <http://www.aavso.org/vstar/>  
Fecha de consulta: septiembre de 2002.

## CAPITULO 3.

### MODELOS DE ESTRELLAS Be.

Ne piltonantsi pan to tiuala  
kitoa tiuala tlaneskiya  
una tlen uejka ni kitaj no pilchaj  
chano yeyeksin quema sej xochitl.

El solecito viene saliendo  
Viene diciendo ya amaneció  
Y desde lejos veo mi casita  
Toda bonita como una flor.

Canción infantil.

Niños de La Palma, Xilitla y La Soledad, Aquismón, estado de S.L.P.

### 3.1 INTRODUCCION.

En un importante trabajo titulado " On the Origin of Bright Lines in Spectra of Stars of Class B" ("Sobre el origen de las líneas brillantes en el espectro de estrellas de clase -espectral- B"), Struve en 1931(b), sugirió un modelo rotacional para las estrellas Be, con el cual influenciaría todo el trabajo posterior sobre este tipo de objetos estelares. Ya había trabajado sobre el ensanchamiento de las líneas de absorción debidas al efecto Doppler producido por la rápida rotación estelar. La aplicación de estas ideas a la explicación del origen de las líneas brillantes en las estrellas Be fue de mucha utilidad. Apuntó que los anchos de emisión de estas están correlacionadas con el grado de rotación en las Be y propuso que la rápida rotación en estrellas simples de la clase espectral B es inestable, originando eyección de material al ecuador, lo que forma un anillo nebuloso alrededor de este, el cual gira alrededor de las estrellas y da origen a las líneas de emisión. La inclinación del eje de rotación con respecto al observador, debería ser el responsable de la variación en el perfil de línea de emisión en diferentes estrellas Be ( figura 1).

Debido a la complejidad de un modelo hidrodinámico completo de la estructura y dinámica de una estrella Be, muchos de los modelos que fueron propuestos en los primeros años de su estudio, fueron 'ad hoc'; es decir, se incluyeron capas ó regiones que permiten explicar las observaciones, tanto fotométricas como espectroscópicas.

Hay varios efectos observados que los modelos que se proponen deben de tomar en cuenta. De ello depende su capacidad para justificar las observaciones y predecir el comportamiento de estos objetos. Podemos mencionar algunos:

1. Las líneas de emisión en el visible y en el cercano infrarrojo, en particular en la serie de Balmer del hidrógeno. Estas se forman en una atmósfera extendida con una temperatura inferior ó igual a la temperatura de la estrella, la que no presenta evidencia de alguna expansión grande (4 a 10 radios estelares). Los perfiles de las líneas en emisión, además de la polarización que se observa, sugieren que la región de formación de las líneas en emisión tiene una simetría axial y de ninguna manera esférica (figura 2 de este trabajo).
2. Las observaciones en el UV han mostrado la existencia de líneas de elementos fuertemente ionizados, como O IV, N V, C IV, Si IV, que deben formarse en las regiones más calientes del ambiente estelar (donde la temperatura cinética depende los procesos de ionización). Estas líneas espectrales indican la presencia de procesos no térmicos. Su alta simetría indica además la existencia de un viento estelar en la región de formación.

3. Algunas estrellas Be son fuentes de radiación X. Esto indica que alrededor de esas estrellas hay capas ó regiones con alto grado de ionización, así como altas temperaturas de ionización.
4. Las estrellas Be muestran una gran variabilidad, tanto en el espectro de líneas como en el continuo, aunque en este último en menor grado. La escala de tiempo cubre un rango de varios años hasta fracciones de día, estas ultimas pueden ser causadas por oscilaciones radiales y/o no radiales ó rotación (corto periodo), mientras que las de largo periodo (hasta varios años) pueden deberse a la presencia de una compañera que puede llegar a modular el comportamiento observacional. La presencia y evolución de regiones extendidas en estas estrellas, muestran variaciones a escala de varios años.

### **MODELOS DE ESTRELLAS Be.**

Un esquema del trabajo sobre modelos (no todos por supuesto) esta dado a continuación.

#### **MODELO ROTACIONAL:**

Struve (1931).

#### **MODELOS DE SISTEMAS BINARIOS.**

1. Kriz y Harmanec (1975).
2. Harmanec y Kriz (1976).

#### **MODELOS DE DISCOS Y ANILLOS.**

1. Hirata y Kogure (1977).
2. Poeckert y Marlborough (1987).
3. Alvarez, Ballereau y Chauville (1989).

#### **MODELOS DE FLUJOS.**

1. Modelo de flujo variable por Doazan y Thomas (1987); Doazan (1987).
2. Modelo de viento comprimido de disco de Bjorkman y Cassinelli (1993)

#### **MODELOS DE PULSACIONES NO RADIALES.**

1. Baade (1982).
2. Vogt y Penrod (1983).
3. Balona (2000)

#### **MODELOS MAGNÉTICOS.**

1. Limber (1970)
2. Underhill (1983).
3. Friend y MacGregor (1984).
4. Donati et. al (2001).

Trataremos en lo que sigue destacar algunos de ellos como muestra del ingenio de los modelos, para tratar de entender el comportamiento de la naturaleza variable en las estrellas Be.

### 3.2 MODELOS DERIVADOS EMPÍRICAMENTE (AD HOC).

#### 3.2.1 Modelo rotacional.

El primer modelo para explicar el fenómeno Be es el dado por O. Struve en 1931(b). En este se atribuye el origen de las líneas espectrales de emisión de estrellas B, a una envolvente extendida cuyo gas es ionizado por la radiación UV procedente de la estrella; así el espectro de emisión es un espectro de recombinación. El amplio ancho de las líneas de emisión (las que Struve atribuyó a la rotación estelar) nos dice que estas estrellas deben ser veloces rotadores. La presencia de este mecanismo debe administrar el material que es eyectado hacia el ecuador estelar y formar un disco ecuatorial o un anillo (figura 1). Sin embargo, este fenómeno requiere de una velocidad crítica, que aun no se ha observado en estas estrellas, por lo que se buscan mecanismos asociados a la rotación que puedan ir acordes a la observación.

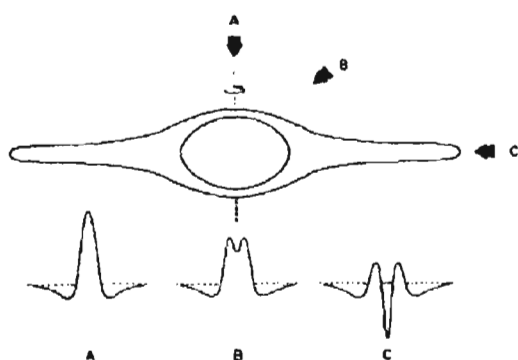


Figura 1. Modelo rotacional de Struve. El perfil de línea representado abajo, va de acuerdo con el punto de observación A (sobre el polo), B (en un punto medio) y C (vista desde el plano ecuatorial). Tomado de Slettebak (1979).

Struve por si mismo, fue consciente que el modelo rotacional no explicaba la variabilidad de largo periodo en los flujos correspondientes en el violeta y rojo (V/R).

#### Modelo de anillo.

Una desventaja del modelo rotacional de Struve fue la de no ofrecer una explicación para las variaciones de largo periodo medidas en la velocidad radial, en las variaciones del flujo de energía de la emisión con respecto al continuo (E/C) y en la variación entre las componentes roja y violeta en las líneas de emisión (V/R). Huang en 1975 propuso un modelo de anillo elíptico de gas para el fenómeno Be. Dependiendo de la orientación de este anillo con la línea de visión del observador, el perfil de línea de emisión puede mostrar variaciones en las intensidades de las componentes violeta y roja de la línea, y la absorción central pueda desplazarse siendo este un punto desfavorable. Además la estabilidad del anillo es difícil de lograr.

El mecanismo de este proceso es como sigue. Las partículas de gas del anillo giran alrededor de la estrella; se aceleran en el periastro de acuerdo con la segunda ley de Kepler y como resultado, el material se concentra en el apastro. Cuando la estrella tiene la apariencia de la parte (a) de la figura 2, un observador ve mas átomos emisores en el lado del anillo que se acerca hacia él; de esta manera, la componente violeta proviene de la parte del anillo que se acerca del observador y aparece desplazado hacia longitudes de onda menores. Esto explica el perfil que se muestra hacia la izquierda de la figura 2.

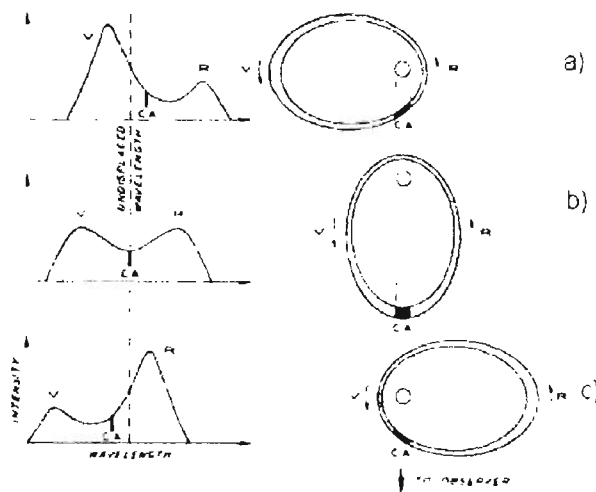


Figura 2. Modelo de anillo con sus representación variación de los flujos violeta y rojo ( $V/R$ ) en el perfil de línea. Tomado de Slettebak (1979).

Si la orientación del disco cambia, siempre se observará una componente violeta fuerte y roja débil, pero por efectos gravitatorios de la estrella sobre el anillo, el eje mayor de la elipse rota 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 periastro al apoastro (parte b de la figura); en esta fase las componentes de la línea de emisión tienen la misma intensidad y la absorción central no muestra corrimientos. Una vez que el anillo gira otros  $90^\circ$ , la apariencia del anillo es la que se muestra en la parte (c) de la figura. La componente roja de la emisión es ahora mas intensa que en el violeta y el centro de la emisión aparece desplazado hacia longitudes cortas.

Con esta idea en mente, Alvarez, Ballereau y Chauville en 1989, a partir de observaciones fotométricas y espectroscópicas de la estrella HD 184279 (V1294 Aql) construyen un modelo apoyado en las observaciones sobre las variaciones  $V/R$ , mediciones en absorción y emisión tipo shell en la línea  $H\beta$ , fotometría de 13 colores y fotometría de Strömgren ( $uvby - H\beta$ ), mostrando que esta estrella tiene una variación con un tiempo característico de 5 años aproximadamente y con un desfase de 8.9 meses entre la curva de luz y la velocidad radial de la estrella.



Mostramos esquemáticamente el modelo propuesto por estos autores (figura 3a, 3b y figura 4), en donde se comparan los modelos de un disco alargado y asimétrico y el de una envoltura con rotación y pulsación.

- Cuando el disco alargado y asimétrico apunta hacia nosotros (A) en la Fig. 3a, las líneas espectrales son simétricas con un cociente  $V/R=1$ ;
- Cuando el disco se presenta como en (B), la intensidad de la línea es mayor en el lado rojo  $V/R<1$  y la velocidad radial desplaza toda la línea hacia el violeta;
- Al alcanzar la posición (C) con el disco asimétrico mas alejado de la línea de visión, la intensidad de la componente shell disminuye y nuevamente el perfil es simétrico,
- En la posición (D), la componente  $V/R>1$  y el perfil de la línea se desplaza hacia el rojo, debido a la mayor velocidad del disco en el periastro;
- La estrella regresa a su posición inicial y para las observaciones de la estrella HD 184279 (V 1294 Aql), el tiempo característico de rotación que observamos es de 5 años.

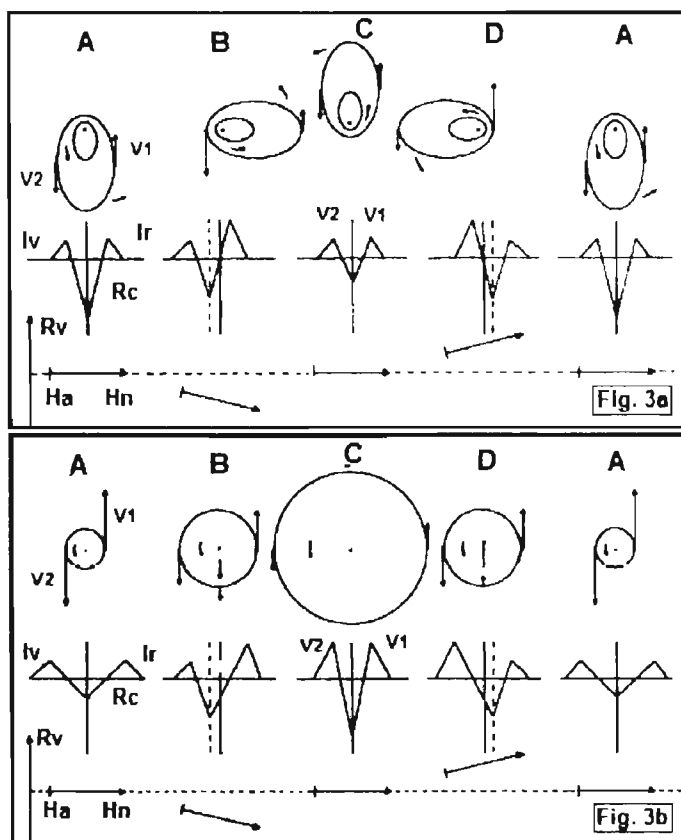


Figura 3a y 3b.— Representación esquemática de una estrella tipo Shell. En el caso de un modelo **asimétrico de disco alargado** y un modelo de **pulsación y rotación**. El primer caso (**Fig. 3a**) está tratado de forma similar al modelo de anillo de Huang (1975). En el segundo caso (**Fig. 3b**) el material está oscilando radialmente entre un máximo y un mínimo, mientras que la estrella experimenta rotación. Adaptado de Ballereau & Chauville (1989).

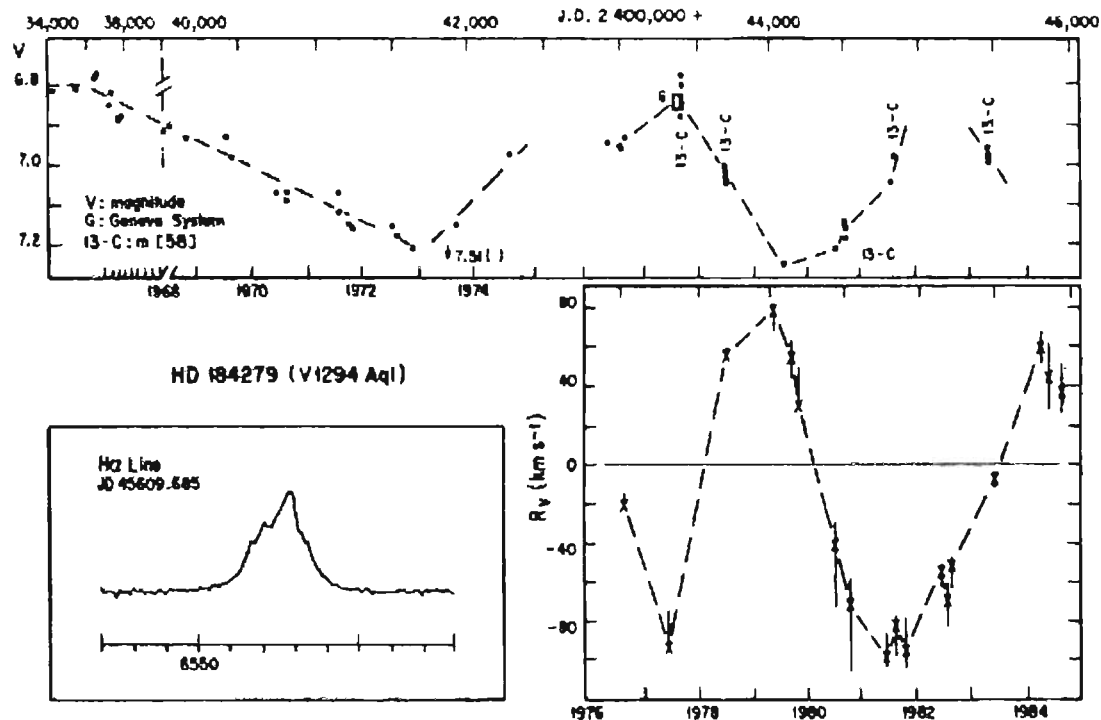


Figura 4. Desfasamiento entre la curva de luz y la de velocidad radial para la estrella HD 184279 en la línea H $\alpha$ . Su valor calculado por Álvarez y Ballereau en 1987, es 8.9 meses. La observación es entre 1977 y 1981. La variación en la magnitud es de 0.4, mientras que en la velocidad radial es de 185 km/s. Adaptado de Álvarez et al. 1987.

### 3.2.2 Modelos binarios.

Kriz & Harmanec en 1975 expusieron la hipótesis general de la naturaleza binaria de estrellas Be, explicando la envoltente de Be como un disco de acreción de gas que fluye a la estrella Be, vía sobreflujo en el lóbulo de Roche de una compañera binaria no observable, es decir un sistema binario cerrado (figura 5).

En este tipo de modelos se supone que la envoltente en la estrella Be, es resultado de un proceso evolutivo de la interacción de las componentes del sistema binario. Comúnmente, consiste de una envoltente tipo disco alrededor de una componente que gana masa en un sistema binario interactivo. Este esquema, puede dar cuenta de las variaciones V/R de la intensidad relativa observada en los picos de emisión, a través de los años como debido a una envoltura elongada que gira alrededor de la estrella debido a la interacción gravitacional.

La baja amplitud de la velocidad radial esperada para estos sistemas (menores a 30 km/s), en períodos de 50 a 150 días, unido al hecho de que los perfiles de la absorción de las estrellas Be tienen alas muy anchas (altos  $V \sin i$ ) hacen bastante difícil su detección.

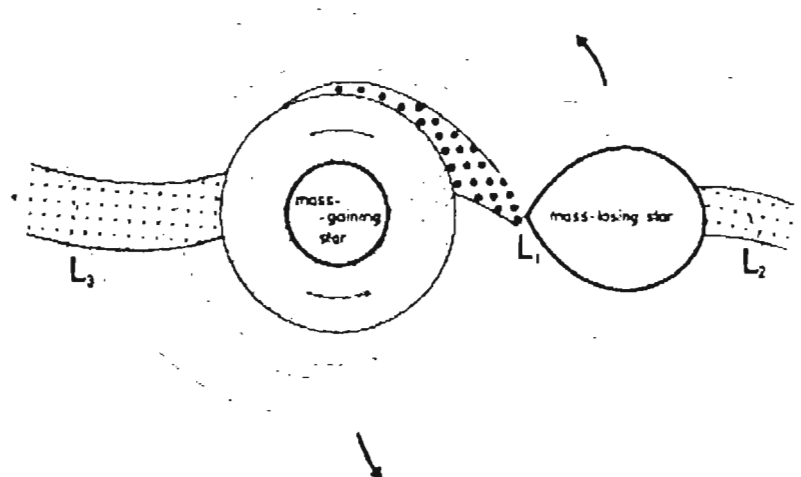


Figura 5. Distribución de material circunestelar en una binaria cerrada. Las líneas punteadas corresponden a los equipotenciales de Roche, mientras que las líneas sólidas denotan la revolución de las componentes y la dirección del flujo gaseoso. Tomado de Kriz y Harmanec (1975)

Algunas de las estrellas Be forman sistemas binarios cerrados: 4 Her, 88 Her y  $\gamma$  Cas. En estos sistemas, la estrella fría entrega material a la estrella caliente, la cual llega a tener un anillo ó disco ecuatorial a su alrededor (debido a sus excesos de momento angular). De este anillo (disco) provienen las características de emisión y del fenómeno shell que muestran algunas estrellas Be. Este tipo de modelo puede explicar la variabilidad de flujos violeta y rojo del perfil de línea (variabilidad V/R), según la configuración asimétrica que toma la envolvente en presencia de los flujos y las transferencias de momento angular. Algunas observaciones muestran un perfil de luz característico de eclipses en un sistema binario. Por lo que estas son evidencias de estos tipos de sistemas. En contra de estos modelos los sistemas binarios no parecen estar en importante porcentaje en la población B con emisión.

Una nota interesante en estos tipos de sistemas es que se puede crear emisión de rayos X. Esto ocurre cuando la compañera de la estrella Be es una estrella degenerada, como una enana blanca ó una estrella de neutrones que se mueve en una órbita excéntrica cerrada, alrededor de un centro de masa junto con la estrella Be (figura 6). La estrella de neutrones entra en la región de la envolvente circunestelar de la Be, logrando acretar material de la envolvente de la estrella Be, lo que produce la emisión de rayos X. Gama Casiopea es un ejemplo particular de estos sistemas. La presencia de una posible compañera del tipo degenerada (estrella de neutrones, enana blanca) produce acreción del material del disco de la estrella Be, produce emisión de rayos X "duros".

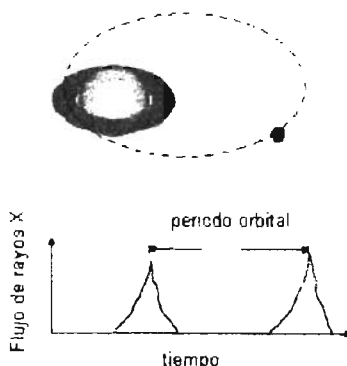


Figura 6. Modelo esquemático de un sistema binario Be + X. Adaptado de Slettebak 1988.

### 3.2.3 Modelos de disco(s).

Como ya hemos señalado, el modelo de discos más antiguo fue propuesto por Struve en 1931, quién mostró que el ancho de los perfiles de la emisión estaba correlacionado con la velocidad rotacional proyectada de la estrella (determinada por el ancho de los perfiles de absorción fotosférica) (figura 1). Además, propuso que el disco envolvente de la estrella era producido por la alta velocidad rotacional (velocidad crítica). Ampliaremos en los siguientes párrafos algunas variaciones presentadas a este clásico modelo de discos.

#### **Modelo de Disco de Viento Comprimido (Wind Compressed Discs Model: WCDM: Bjorkman & Cassinelli 1992).**

En este modelo, se propone la formación de un disco ecuatorial denso alrededor de las estrellas del tipo Be debido a la compresión de choque del viento que entra a la región ecuatorial y una presión de tipo pistón del viento que confina al material en una zona ecuatorial muy delgada y de alta densidad.

Cuando el soporte centrífugo es grande, hay una región a bajas latitudes cercanas a la superficie estelar (cercanas al ecuador), donde la aceleración gravitacional es mayor que la aceleración radiativa. Dentro de esta región, las líneas de corriente del fluido caen hacia el ecuador. Si la región de rotación es grande, corrientes de flujo provenientes del hemisferio norte colisionan con sus homólogas del hemisferio sur. Esto produce ondas de choque estables por encima y abajo del plano ecuatorial (disco). Entre los choques hay un denso disco ecuatorial, que es confinado por la presión tipo pistón del viento (figura 7). La porción del flujo que entra al disco avanza a lo largo del ecuador, pero la parte más interna se acreta hacia la superficie estelar. Entonces hay un flujo externo y uno cayendo hacia el disco y de ahí a la superficie estelar.

El disco es formado por compresión del viento, únicamente si la estrella rota por encima de un valor umbral, el cual depende de la razón de la velocidad terminal del viento a la velocidad de escape:  $V_{\text{terminal}} / V_{\text{escape}}$ .

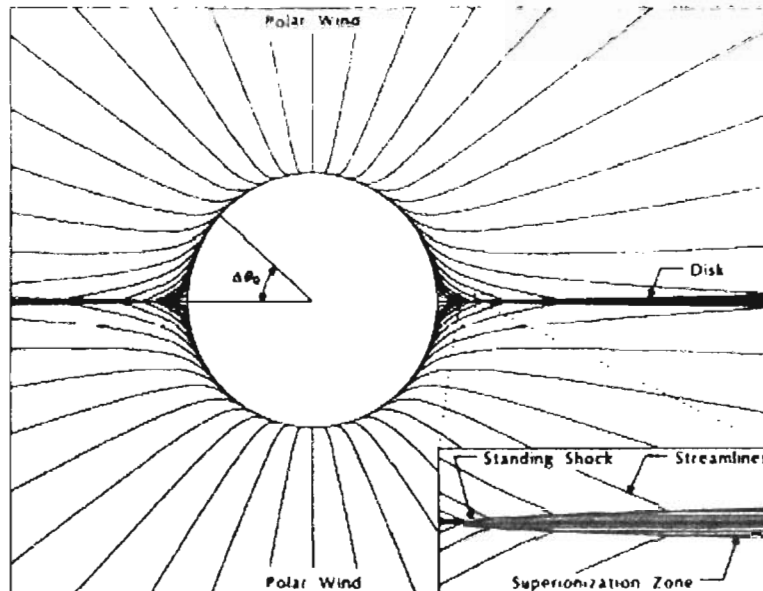


Figura 7. Esquema que representa la formación de un disco ecuatorial en una estrella que rota. El material manejado por fuerzas radiales es confinado por choques de material procedente de ambos hemisferios hacia la zona ecuatorial (recuadro inferior). Tomado de Bjorkman & Cassinelli 1993.

Pruebas observacionales del modelo indican que aunque la geometría del disco esta de acuerdo con las observaciones sobre las estrella Be, la densidad en estas es un factor de 100 veces más pequeño para producir el exceso IR, la emisión  $H\alpha$  y la polarización óptica si las estimaciones comunes de la perdida de masa son usadas. Cálculos hechos en 1994 por MacFarlane del balance de ionización en el viento estelar indican que la perdida de masa en estrellas Be puede estar significativamente sobreestimada.

Una suposición clave del modelo WCD es que todas las fuerzas, incluyendo las fuerzas que manejan las líneas son estrictamente radiales. Sin embargo, cálculos más completos realizados por Owocki et al. de 1990 a 1996, muestran problemas en este modelo. El equipo de Owocki combinó trabajos hechos por Sobolev en 1960 sobre transferencia radiativa en atmósferas dinámicas, con el modelo WCD y encontró a través de simulaciones hidrodinámicas (2D) que la introducción de líneas de fuerza manejadas no radialmente inhibe la formación de un disco. La introducción de los efectos de oscurecimiento gravitacional y la oblicuidad estelar<sup>1</sup> refuerza la idea de la anulación en la formación del disco por este proceso (figura 8).

<sup>1</sup> La oblicuidad estelar es la deformación que sufre la estrella en su forma, como consecuencia de la alta rotación estelar.

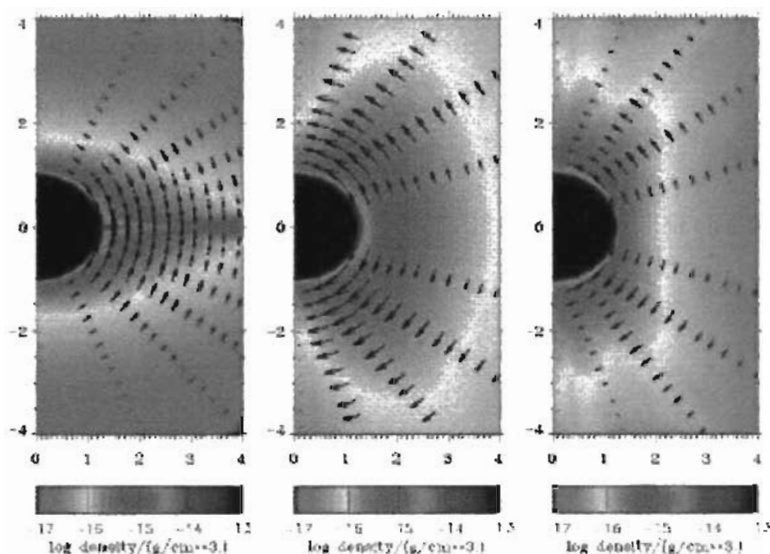


Figura 8. En la figura de la izquierda, se ve una representación del modelo de disco comprimido, en donde solo se ha considerado la inclusión de fuerzas radiales. La figura del centro, toma en cuenta las fuerzas no radiales, provocando una inhibición del disco. La figura de la derecha, hay una suma de fuerzas no radiales y oscurecimiento gravitacional, lo cual mantiene la inhibición del disco. Las zonas más oscuras representan una mayor densidad del material eyectado por la estrella. Tomado de Puls et al. 1999.

### 3.2.4 Modelos de pulsaciones no radiales (Non Radial Pulsations: NRP).

El sol es el pulsador no radial más conocido; este pulsa con una gran variedad de modos de oscilación no radiales. La heliosismología (el estudio de las oscilaciones solares) constituye una buena herramienta para estudiar la estructura solar interna. El estudio del defecto en el flujo de neutrinos solares observado<sup>2</sup> y la heliosismología conforman una plataforma para el entendimiento de este tipo de fenomenología estelar –junto a otras características particulares– en las estrellas tempranas.

Las pulsaciones no radiales son complejas, y se dan de tal forma que una parte de la atmósfera estelar se mueve hacia fuera, mientras que otra lo hace hacia dentro. Estos movimientos causan cambios diferentes en la temperatura y presión, los cuales ocasionan valores positivos del brillo en algunas regiones estelares (zonas de menor absorción) y negativos en otras (zonas de mayor absorción).

Las NRP dividen la superficie estelar en regiones de diferentes campos de velocidad y de temperaturas (figura 9 y 11). Las variaciones de temperatura muestran cambios en el brillo, los cuales pueden medirse fotométricamente. De forma similar los campos de velocidad dan variaciones en el perfil de línea, debido a desplazamientos Doppler asociados.

<sup>2</sup> La heliosismología y el estudio del flujo de neutrinos solares nucleares son dos cosas que se complementan e integran en un área denominada Asterosismología.

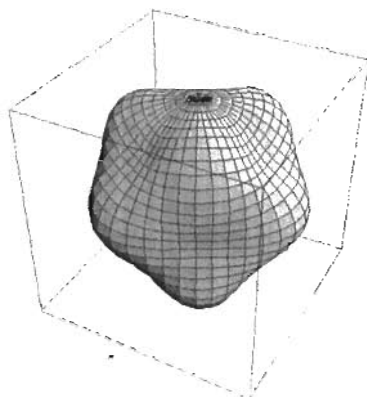


Figura 9. Mapeado de las diferentes áreas que presenta la superficie estelar, como función de las pulsaciones no radiales, que resultan de la solución de las ecuaciones de movimiento, en función de una solución con armónicos esféricos con modos  $\ell$  y  $m$ .

Ledoux en 1951 propuso que la variabilidad observada en el ensanchamiento de las líneas espectrales de  $\beta$  CMa (prototipo de las beta Cefeidas clásicas variables), era debido a pulsaciones no radiales NRP. Baade en 1982 propuso la existencia de pulsaciones no radiales, para explicar las rápidas variaciones observadas en los perfiles de línea de la estrella 28 CMa. Estas líneas de absorción se deforman rápidamente (en escalas de tiempo de horas). Un ejemplo característico lo presenta en  $\zeta$  Oph en la línea He I  $\lambda$ 6678A en absorción (fig. 10). En 1982, Bolton encontró que el modelo del oscilador no radial se adaptaba mejor a las observaciones hechas en la estrella  $\lambda$  Eri. Con esto sugirió una correlación entre la intensidad de emisión en H $\alpha$  y la amplitud de las oscilaciones esperadas.

Penrod & Vogt en 1983, encontraron una correlación entre la amplitud aparente de las pulsaciones y los episodios de emisión en la estrella  $\zeta$  Oph. Ellos sugirieron que los episodios de emisión de esta y otras estrellas Be son originados por el aumento de energía de la pulsación durante el cambio de modos. Las oscilaciones son caracterizadas por un modo  $l$  que determina la concentración de las oscilaciones hacia el ecuador y por un parámetro  $m$  –de la teoría de las NRP- que determina el número de crestas de onda a lo largo del ecuador.

En 1998 Rivinius y su equipo argumentó que la interferencia constructiva de varios modos de pulsación pueden conducir a liberar nuevas envolturas en las estrellas Be (de acuerdo con las observaciones hechas en  $\mu$  Cen).

Balona en 1987 hace una crítica al modelo de las pulsaciones no radiales, en el sentido que este modelo explica demasiado; es decir, existen demasiados parámetros libres, lo que hace que casi cualquier perfil de línea pueda ser ajustado por una combinación adecuada de estos parámetros libres.

Las NRP no pueden por si mismas eyectar material de la superficie estelar dado que están relacionadas con pequeñas cantidades de energía, en comparación con la rotación. Las teorías que involucran NRP las usan para abastecer de energía las

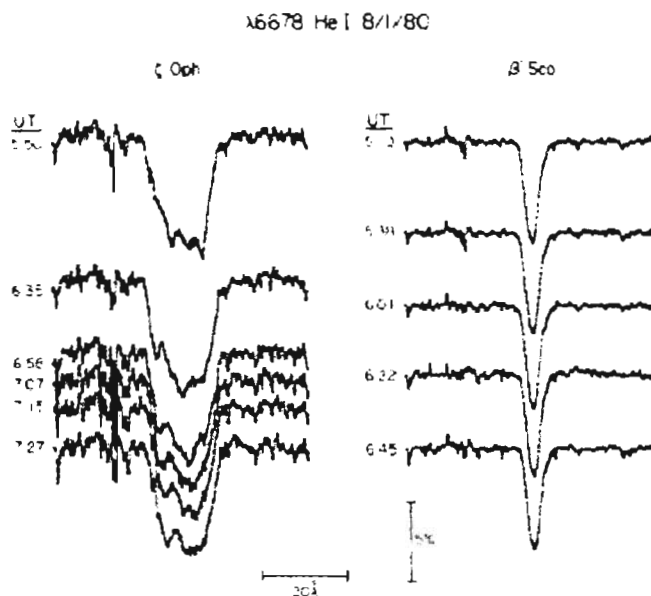


Figura 10. Perfiles de la línea del He  $\lambda 6678$  en absorción para la estrella  $\zeta$  Oph, que presenta rápidas variaciones y una estrella estándar ( $\beta$  Sco) como comparación. Tomado de Vogt y Penrod (1983).

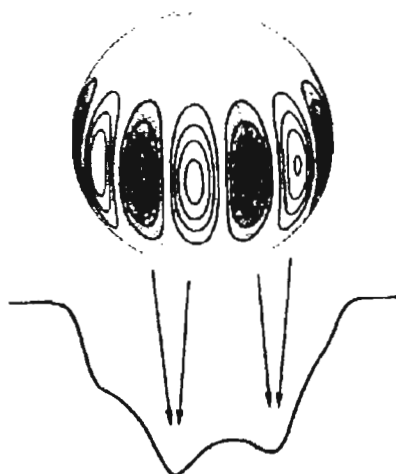


Figura 11. Ilustración de la formación de distorsiones en los perfiles de una estrella rotante con grandes oscilaciones no radiales. Se trata de un mapa de velocidades de las zonas de oscilación con el perfil de línea resultante, mostrado bajo la representación estelar. Las regiones brillantes corresponden al material que se mueve hacia el observador, mientras que las regiones oscuras son del material que se mueve en sentido contrario al anterior. Tomado de Vogt & Penrod, 1983.

capas de la superficie y acelerarla a la velocidad crítica, provocando que la fuerza centrífuga sea la causante de la pérdida de masa. Las altas velocidades de rotación en estrellas Be debería hacer posible observar tal fenómeno porque la velocidad estelar es observada como un todo. Esto sugiere que las NRP puedan causar tal efecto.



### 3.2.5 Modelos con campos magnéticos

Los modelos con campos magnéticos han sido trabajados en conjunto con otros mecanismos para explicar la variabilidad presentada en las estrellas Be. Un modelo magnético fue aplicado sobre los episodios shell de largo periodo de Pleione por Limber en 1969. En este modelo, se propuso que las escalas de tiempo para la variación de los espectros de emisión ó "shell" en esta estrella, son resultado de las interacciones magnetohidrodinámicas en la envoltente circumestelar. La presencia de campos magnéticos intensos como resultado de la interacción con la alta rotación, así como el uso de campos magnéticos para manejar la transferencia de momento angular de la estrella a la envoltente, fueron de intensa investigación por diferentes autores de 1960 a 1984, en Pleione.

La teoría del rotador magnético rápido desarrollada por Hartmann & MacGregor en 1980 e investigaciones hechas por Barker y colegas en 1981 y 1985, muestran que los campos magnéticos pueden forzar la creación de la envoltente circumestelar y regiones de corrotación, lo que produce perfiles de línea tipo P Cygni (figura 12), los mismos que son vistos en la emisión  $H\alpha$  de otras estrellas Be. El perfil P Cygni es caracterizado por líneas intensas de emisión con líneas de absorción desplazadas al azul. Estas últimas son producidas por material moviéndose desde la estrella hacia el observador. Mientras la emisión se produce desde la envoltente.

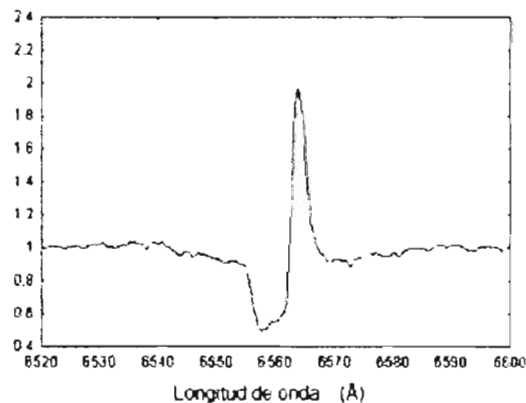


Figura 12. Perfil de línea tipo P Cygni, en la estrella Be HD 411511, mostrado entre noviembre de 2001 y diciembre de 2001.

En trabajos hechos por Underhill & Fahey de 1982 a 1984, se propone que algunas parcelas de material pueden ser liberadas localmente en el viento estelar cuando campos magnéticos cerrados (en forma de arcos o rizos) son rotos, como sabemos que ocurre en el caso del Sol. El material liberado puede producir las componentes discretas en absorción (DAC's) observados en las estrellas Be.

Este modelo se basa en arco de rizos magnéticos (figura 13 y 14), los cuales forman estructuras cerradas de tipo Helmet<sup>3</sup> en la banda ecuatorial de la estrella (del mismo tipo de las estructuras que se presentan en los agujeros-coronales en donde existen débiles regiones magnéticas unipolares, las cuales están distribuidas en latitudes polares). Las componentes discretas desplazadas hacia el violeta de las líneas de resonancia son explicadas como debidos a reconexión magnética que pudiera ocurrir cerca del tope de algunos de estos arcos, elevando distintas parcelas de plasma desde algunas regiones (manchas o zonas de actividad posiblemente magnética), particulares sobre la fotosfera.

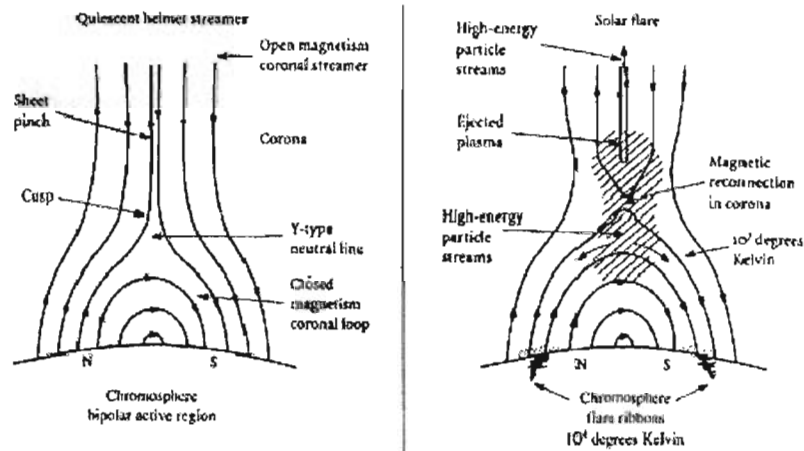


Figura 13. Dibujo de un rizo magnético en el Sol. La región sombreada es la zona de rompimiento del rizo, desde donde se proveen de material eyectado hacia fuera de la estrella y también hacia la estrella, creando zonas de choque, las cuales sean los suficientemente energéticas para producir emisión de rayos X y UV.

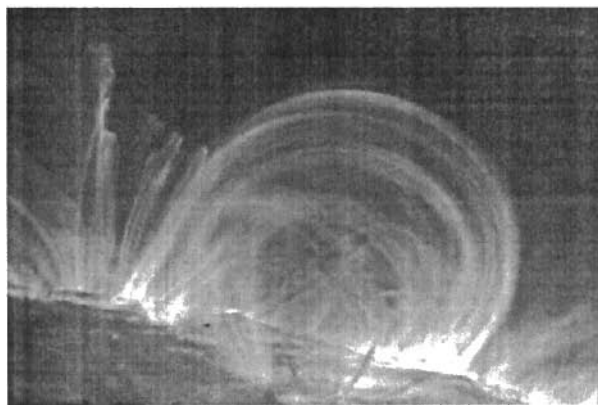


Figura 14. Fotografía de una región magnética solar activa, donde se muestra un rizo a partir de regiones magnéticas bipolares. Nótese que el movimiento del material es dominado por las líneas de campo.

<sup>3</sup> El gas en la corona solar se encuentra a muy altas temperaturas (típicamente de 1 000 000 a 2 000 000°K) y está completamente en estado de plasma. Intensos campos magnéticos atraviesan la corona. En esta región las líneas de campo son cerradas. Si la intensidad del campo magnético es suficiente, logra atrapar el plasma y confinarlo. El plasma acumulado en estas regiones forma las estructuras tipo Helmet que son observadas en la corona en forma de rizos deformados.

Usando como base el modelo de Weber y Davis (1967), Friend, MacGregor y otros, en 1984 y en 1986, describieron la manera en la cual las fuerzas rotacionales y magnéticas pueden modificar la dinámica de los vientos manejados radiativamente en estrellas calientes. Campos magnéticos fotosféricos menores que 100 G, pueden ser significativamente incrementados por la velocidad angular del viento, haciendo una buena aproximación a la rotación de un cuerpo sólido. También entre la secuencia de estos rotadores magnéticos hay un incremento en la transferencia de momento angular de la estrella al viento. Esta adición del momento angular hace posible la explicación de la formación de discos alrededor de estrellas.

Cassinelli y su equipo en 2002, discuten la posibilidad de usar el torque magnético para explicar la formación del disco en la estructura de la velocidad (propuesta para la expansión) y su variabilidad. Su trabajo se enfoca sobre los efectos de la rápida rotación de las estrellas Be. Las estrellas tempranas que rotan muy rápido y que tienen alta densidad en sus vientos requieren de intensos campos magnéticos (mayores a 1000 G) para formar un disco a partir del torque, mientras que las estrellas tardías (con bajos cocientes de pérdida de masa) tienden a formar discos que producen únicamente pequeños flujos. Para las estrellas del tipo espectral B2V, el campo superficial estelar promedio requiere cerca de 300G.

Donati y colegas en 2001 muestran resultados de mediciones sobre campos magnéticos de tres estrellas brillantes tempranas tipo B:  $\beta$  Cep (esta es una estrella B1IIIe, que presenta episodios inexplicables de emisión en  $H\alpha$ , lo que la conecta con el fenómeno de emisión de las clásicas Be), Gama Casiopea y V2052 Oph. En ese trabajo, se muestra la clara detección de un campo magnético en  $\beta$  Cep. Los resultados preliminares concluyen en un campo dipolar, con una intensidad polar de 300 G (figura 15). En adición, el estudio de la característica Be de esta estrella podrá ayudar a explicar al fenómeno Be. Los datos sobre el magnetismo de  $\beta$  Cep son consistentes con la teoría del magnético oblicuo centrado dipolarmente.

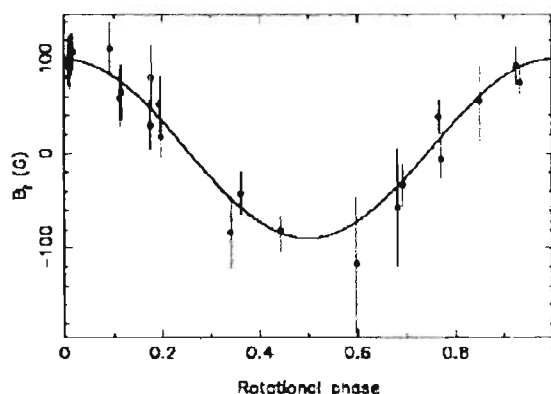


Figura 15. Campo longitudinal (círculos llenos) medido en  $\beta$  Cep. El periodo de rotación es de 12 días, aproximadamente. Tomado de Donati et. al (2001).

La interpretación del campo longitudinal y la variabilidad de la línea en el UV en  $\beta$  Cep, así como la luminosidad y variabilidad temporal de los rayos X, ha sido revisada por Donati et al. (2001), en el contexto del modelo de Babel & Montmerle de 1997, el cual es un modelo de un viento de choque controlado magnéticamente (modelo MCWS). Este modelo describe la interacción del viento con el campo magnético y predice un disco delgado frío de gas atrapado en el plano magnético ecuatorial, rodeado por una envoltura caliente emisora de rayos X, de plasma en choque. Todo esto se encuentra confinado a una distancia de 8 a 10 radios estelares.

Una nota importante es la que hace Hubrig, North & Mathys en el 2000. Estos autores concluyeron que los campos magnéticos aparecen únicamente en estrellas que han completado al menos el 30% de su tiempo de vida, sobre la secuencia principal. Un retardo similar les ocurre (según lo anotó Cassinelli en el 2001) a las estrellas Be para que muestren las líneas espectrales con emisión.

Como podemos observar de estos estudios, el comportamiento de las estrellas B, Be y sus variaciones, es aún un campo de grandes posibilidades de estudio y análisis, en el cual debemos considerar de manera objetiva las diversas alternativas tanto matemáticas como observacionales para ser capaces de encontrar el (los) modelo(s) que mas se acerquen a la observación.

### **3.3 CONCLUSIONES.**

Conclusiones esenciales que se pueden obtener de esta revisión de modelos en estrella Be.

1. No hay un modelo que reproduzca en buena manera la gama de observaciones en estos objetos.
2. Es sugerente una combinación de dos ó más modelos. La diversidad de modelos se debe a que estos se centran en justificar alguna(s) característica (s) observacional (es) y de ahí partir para tratar de abarcar otras que hallan sido detectadas en estas estrellas.
3. Es sumamente importante que se sigan las observaciones sobre campos magnéticos, en este tipo de objetos. Tomando en cuenta la diversas fenomenologías observadas y que presentan relación con los campos magnéticos (¿modulación rotacional?).

### 3.4 LITERATURA.

Balona L.A. 2000, The Be Phenomenon in Early-Type Stars, IAU Colloquium 175, ASP Conference Proceedings, Vol. 214, edited by Myron A. Smith and Huib F. Henrichs. Astronomical Society of the Pacific.

Bjorkman J.E. 1994 I.A.U.S. 162 455.

Bjorkman J.E., Cassinelli J.P. 1992. Nisotropic and Variable Outflows from Stars; ASP conference Series, Vol. 22, Ed. L. Drissen, C. Leitherer A., A. Nota.

Domiciano de Souza et al., A. A. 2002, 393, 345-57.

Harmanec y Kriz 1976, I.A.U.S. 70 385.

Harmanec et al., A. A. 2002, 396, 937-948.

Lee Howells 2002, Ph.D. Astrophysical Reserch Institute, Liverpool John Moores University, Febrero 2002.

Hubert-Delplace Anne Marie 1986, Reunión de trabajo sobre las estrellas B en emisión, Alvarez M. (Ed.), IAUNAM.

Ledox P. 1951, Ap. J. 114, 373.

Kriz S., Haramanec P. 1975, Bull. Astr. Inst. Czechoslovakia, 26 65.

Menninckent C.R.E. 1989, Tesis de Magister en Física, F.C., Pontificia Universidad Católica de Chile.

Owocki Stanley P.; Poe, Clint H.; Castor, John I. 1990, IN: Properties of hot luminous stars; Proceedings of the First Boulder-Munich Workshop, Boulder, CO, Aug. 6-11, 1988 (A90-36851 15-90). San Francisco, CA, Astronomical Society of the Pacific, 1990, 283.

Owocki, S. P.; Cranmer, S. R.; Gayley, K. G. 1996, Ap. J. 472, 115.

Owocki, S. P.; Cranmer, S. R.; Gayley, K. G. 1996, American Astronomical Society, 188th AAS Meeting, #38.01; Bulletin of the American Astronomical Society, 28 881.

Poe, Clint H.; Friend, David B. 1986, Ap. J., 311, 317.

Porter, John M. 1999, A. A., 348, 512.

Rivinius, Th.; Baade, D.; Stefl, S.; Stahl, O.; Wolf, B., 1998, A. A., 333 125.

Scargle D. J. et al. 1978, Bulletin of the American Astronomical Society, 10, 636.

Slettebak A. 1988, P. A. S. P., 100, 770.

Smith M. A. 1977, Ap. J., 215, 574.

Smith M. A. et al. 1997, Ap. J., 481, 467.

Struve O. 1931, Ap. J., 72, 1.

Struve O. 1931, Ap. J., 76, 94.

Telting J. 1996, Ph.D. Astronomical Institute Anton Pannekoek,  
Univ. Amsterdam and Center for High Energy Astrophysics.

Underhill, A. 1982, Stars B with or not emission, A. Underhill and V. Doazan Ed.,  
CNRS and NASA, cap 10.

Vogt S.S., Penrod G.D. 1983, Ap. J. 275, 661.

## CAPITULO 4

# CAMPOS MAGNETICOS Y ROTACIÓN EN ESTRELLAS TEMPRANAS.

“La magnometría puede ser considerada como el *arte* de medir los campos magnéticos desde el análisis de observaciones polarimétricas en una o más líneas espectrales”.

Hanle (1908).

## 4.1 SOBRE LOS CAMPOS MAGNETICOS EN ESTRELLAS TEMPRANAS.

### 4.1.1 Introducción.

Cuando se enfrenta el problema de las mediciones de campos magnéticos en un objeto astronómico, generalmente se procede a encontrar el espectro en detalle del objeto y entonces, se busca la posible presencia de señales espectrales con características inducidas por los campos. Las señales espectroscópicas debidas a campos magnéticos muestran prominentemente polarización. El resultado del efecto es un desplazamiento o corrimiento de la longitud de onda del centro de la línea, en las observaciones realizadas en la polarización (ver figura 1).

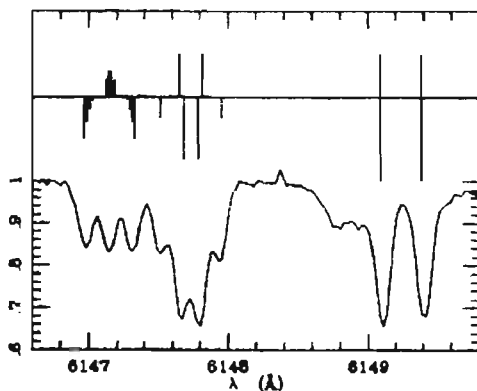


Figura 1. Patrones Zeemann de las líneas Cr II  $\lambda 6147.2\text{\AA}$ , Fe II  $\lambda 6147.7\text{\AA}$  y Fe II  $\lambda 6149.2\text{\AA}$ , son representados junto a la parte del espectro de HD 94660 (A0 sp), que contienen esas líneas. El desplazamiento de las componentes de su correspondiente centro de línea da un valor de 6.3 KG, para el campo magnético. Tomado de Mathys (1990).

Típicamente la separación de la longitud de onda ( $\Delta\lambda$ ) en componentes adyacentes para un campo magnético es del orden de

$$1.67 \times 10^{-13} \lambda^2 \langle H \rangle \quad (1)$$

donde,  $\lambda$  es la longitud de onda de la transición en  $\text{\AA}$ , y  $\langle H \rangle$  es el módulo del campo magnético promedio, en Gauss. Por ejemplo, para la línea 5000  $\text{\AA}$  y para el campo del orden de KG, la separación es aproximadamente a  $10^{-2} \text{\AA}$  equivalente a  $0.6 \text{ Km s}^{-1}$ .

Esto nos indica que debe haber gran resolución espectral en las observaciones. Además hay que tomar en consideración que las diferentes líneas que se usan en la detección de campos proceden de diferentes profundidades ópticas y muy probablemente diferentes campos magnéticos y velocidades.

Siguiendo a Laudi Degl'Innocenti (2001), se puede hablar de dos efectos usados para el estudio de campos magnéticos: los efectos Zeemann y Hanle.

El efecto Zeemann se basa en la separación lineal de la intensidad del campo; las diferentes componentes tienen diferente polarización, las cuales dependen de la dirección del vector del campo magnético.



Debido al mismo fenómeno de separación que el efecto Zeemann, el efecto Hanle es una modificación de la polarización lineal de la radiación dispersa con respecto al valor que tomara esta, en ausencia de un campo magnético. Tal efecto, ha sido usado principalmente para el diagnóstico de campos magnéticos débiles en las prominencias solares.

Para el estudio astrofísico estelar, el efecto Zeemann puede considerarse el método más seguro para el diagnóstico de los campos en plasmas astrofísicos. Por otro lado el efecto Hanle, tal como lo comenta Laudi Degl'Innocenti (2001) es una ayuda invaluable en el régimen de las intensidades débiles, donde el módulo de los campos es del orden de 1 a 20 G. Coincidentemente, este rango corresponde bien a los valores de los campos superficiales que pueden tener efectos significativos en la dinámica de los vientos estelares en estrellas tempranas.

Sugerencias de presencia de campo magnéticos:

1. Vientos modulados rotacionalmente.
2. Emisión de Rayos X.
3. Características transitorias en los perfiles de línea en absorción en el espectro visible de las estrellas calientes (componentes discretas en absorción DAC).

#### **4.1.2 Campos magnéticos en estrellas tipo O: Breve historia, observaciones y modelos.**

Babcock en 1958, investigó sobre campos magnéticos en aproximadamente una docena de estrellas Oe y Be (estrellas tipo espectral O y B con emisión). Únicamente encontró que dos de ellas (estrellas tipo Oe) mostraron débiles sugerencias de la presencia de estos.

Las estrellas calientes, luminosas, exhiben rápidos y densos vientos estelares; mismos que son manejados por la transferencia del momento de la radiación estelar. Fenómenos relacionados con la variabilidad fotométrica en emisión de las líneas espectrales, en absorción y emisión de las líneas en el UV, emisión de rayos X, así como emisión en radio y variabilidad en la polarización lineal, tienen periodos que no siempre están bien definidos. El comportamiento que parece atribuible a campos magnéticos. Es decir fenómenos propios de un rotador magnético (como sucede en el caso de estrellas magnéticas: Ap, Bp y He, como lo anotó Donati y Wade en 1999), estos fenómenos indicativos de un viento magnéticamente confinado y de plasma circumestelar atrapado, son interpretados como modulación rotacional reflejo de una estructura estelar oblicua magnética (inclinada con respecto al eje de rotación).

El aparente déficit de lentos rotadores en las estrellas O sugiere la presencia de turbulencia debida a fenómenos fotosféricos, posiblemente relacionados con los flujos hacia el exterior de la fotosfera y en forma de vientos estelares.

Recientes detecciones de campos magnéticos en estrellas o.

La presencia de posibles campos magnéticos en estrellas O ha sido muy escasa. Barker y su equipo en 1981 mostró que la estrella  $\zeta$  Pup (O4) tiene un campo magnético inferior a 65 G. Los trabajos de Donati y Wade en 1999, hechos en  $\theta^1$  Ori C (O7V) que exhibe una variabilidad estrictamente periódica, sugieren la presencia de un rotador magnético: emisión en H alfa y He I (468.6nm), líneas UV en el viento estelar, CIV (154.8nm, 155.0nm), líneas fotosféricas en absorción y emisión de rayos X, detectada por ROSAT, que parece variar. Esto sugiere un campo magnético inferior a 250 G. De Jong y colaboradores en 2001 proponen que la variabilidad cíclica del viento estelar en  $\xi$  Per (O7.5 III) solo se puede explicar con la introducción de un débil campo magnético superficial y proponen un límite superior de 70 G.

Maheswaran y Cassinelli en 1988 encontraron campos en V444 Cyg (O8) con valores de 1 700 a 9 500 G y en  $\lambda$  Cep (O6 If) de 260 a 3 000G, como evidencia de vientos modulados de acuerdo a un probable periodo de rotación (modulación rotacional). En ese mismo trabajo se notó que campos pequeños (~100G) son suficientes para manejar los vientos observados.

De lo visto hasta ahora, podemos verlo en la tabla 1.

Tabla 1. Campos Magnéticos en estrellas tipo O.

Estrella.	Campo magnético Limite bajo. (G)	Campo magnético Limite alto. (G)
CV Ser	2 300	7 600
V444 Cyg	1 700	9500
$\lambda$ Cep	260	3 000
$\theta$ Ori C	270	370
$\zeta$ Oph	48 $\pm$ 65	

#### 4.1.3 Campos magnéticos en estrellas Ap.

La principal característica que presentan estos objetos, tiene que ver con la presencia de distribuciones inhomogéneas de abundancias químicas superficiales, las cuales son interpretadas como signos de difusión radiativa, procesos de turbulencia y circulación en su atmósfera. Esto implica que la atmósfera debe ser altamente estable como lo explica Babel y Montmerle en

1997. Tal estabilidad debe ser causada por campos magnéticos; esto parece ser confirmado por la detección de una gran estratificación de abundancias anómalas en las estrellas Ap {SrCrEu}. Una gran cantidad de detecciones de campos magnéticos con configuraciones predominantemente dipolares fueron hechas por Borra y Landstreet en 1980 y Landstreet y Mathys en 2000, entre otros (ver tabla 2). En el marco de trabajo de los modelos de difusión, la existencia de abundancias anómalas implica que la pérdida de masa en estas estrellas debe ser mas baja que  $10^{-12}$  Mo por año.

Estadísticamente las estrellas Ap son lentos rotadores, pero hay algunos casos (estrellas Ap tipo shell) que tienen velocidades moderadamente rápidas.

Mathys en 2001, mostró que hay evidencias en las estrellas Ap, de indicios de geometrías magnéticas dipolares ó predominantemente dipolares: las curvas del campo magnético promedio son más senosoidales de lo que previamente se había pensado sobre la base de las observaciones fotográficas. La variación cuasi senoidal del campo longitudinal sobre el periodo de rotación es consistente con el modelo del campo magnético dipolar, centrado en la estrella, con el eje magnético inclinado con respecto al eje rotacional (rotador oblicuo).

De los trabajos realizados en estrellas Ap, resulta que la configuración magnética es en forma de un dipolo sencillo centrado, descentrado ó al menos conteniendo significativamente una componente dipolar. Las componentes toroidales y de alto orden introducen distorsiones en los perfiles de línea. Borra y Landstreet en 1980 no han encontrado tales distorsiones en sus observaciones. Por lo tanto, se puede pensar que las componentes de alto orden son más pequeñas de lo pensado.

### **Otras estrellas tipo A con detecciones de campos magnéticos.**

A pesar de que las estrellas Ap son consideradas como las únicas estrellas que presentan campos intensos (kG), Lanz y Mathys en 1993, han reportado el caso de estrellas Am<sup>1</sup> con campos considerables: Omicrón Pegasus (o Peg; tipo espectral A0-A3m) presenta un campo de aproximadamente 2 kG, con estructura compleja. Otras dos estrellas: HD 29 173 (A1-A7m) y HD 195 479 (A2-A7m) han mostrado campos semejantes, lo que abre la posibilidad de expansión al magnetismo estelar hasta tipos espectrales tempranos.

---

<sup>1</sup> El subíndice m es indicativo de características metálicas más fuertes de lo normal en el espectro estelar.

Tabla 2. Campos Magnéticos en estrellas tipo A.

Estrella.	Campo magnético Limite bajo. (kG)	Estrella	Campo magnético Limite bajo. (kG)
HD 12288	7.4	HD 116458	4.7
KQ Aar	4.0	HD 126515	12.7
HD 12288	11.8	HD 134214	3.1
HD 2453	3.7	HD 137909	5.5
HD 9996	4.4	HD 137949	4.7
HD 12288	8.0	HD 165474	6.5
HD 14437	7.5	HD 187474	5.0
HD 55719	6.5	HD 188041	3.7
HD 65389	12.7	HD 192678	4.7
HD 75445	3.0	HD 201601	3.8
HD 81009	8.4	HD 208217	7.8
HD 94660	6.2	HD 216018	5.6
HD 110066	4.1	HD 49976	10.5
HD 116114	6.0	HD 119419	17.3
HD 137509	23.0		

#### 4.1.3 Campos magnéticos en estrellas B.

Los datos observacionales de los últimos años, de acuerdo con Dudorov en 1994, muestran que las estrellas de la secuencia principal del tipo B pueden caer en dos clases: Las estrellas Bp (estrellas magnéticas) con campos superficiales dipolares ó cuadrupolares, de intensidades de varios centenares a millares de Gauss y estrellas normales de la secuencia principal con campos de 1-100 G (Ver tabla de campos en estrellas B).

#### 4.1.4 Campos magnéticos en estrellas Be.

##### Recientes búsquedas de campos magnéticos en estrellas Be.

Trabajos de Barker y su equipo en 1985 han derivado un límite superior de 250 G para campos longitudinales en la estrella Be  $\lambda$  Eri (B2 IIIe). Balona en 1999 y Balona y Kaye en 1999 han encontrado que variaciones en perfiles de Helio de la estrella  $\eta$  Cen (B14e) y de  $\zeta$  Tau (B2 IIIpe) indican la presencia de nubes corrotantes cercanas a la fotosfera. Estas nubes son lo suficientemente densas, como para producir la emisión en los limbos de la estrella. Los autores notan que campos magnéticos (con intensidades de 50 a 100G) son los responsables de mantener a las nubes en esta región, aún y cuando estos no se han detectado de forma directa en estos objetos.

Donati y colegas en 2001 resumen recientes resultados de mediciones sobre campos magnéticos de tres estrellas brillantes tempranas tipo Be:  $\beta$  Cep, Gama Casiopea y V2052 Oph. En ese trabajo, se muestra la detección de un campo

magnético en  $\beta$  Cep. Los resultados concluyen en un campo dipolar, con una intensidad polar de  $360 \pm 30$  G (figura 2). En adición el estudio de la característica Be de esta estrella podrá ayudar a explicar al fenómeno Be. Los datos sobre el magnetismo de  $\beta$  Cep, es consistente con el campo magnético oblicuo centrado dipolarmente.

La interpretación del campo longitudinal y la variabilidad de las líneas en el UV en  $\beta$  Cep, así como la luminosidad y variabilidad temporal de los rayos X ha sido revisada por Donati et. al en 2001, en el contexto del modelo que Babel y Montmerle presentaron en 1997 (ver apéndice 1). La explicación se basa en el modelo de un viento de choque magnéticamente controlado (modelo MCWS; ver capítulo 3 de este trabajo). El modelo describe la interacción del viento con el campo magnético y predice un disco delgado frío de gas atrapado en el plano magnético ecuatorial, rodeado por una envolvente caliente (emisora de rayos X), de plasma en choque. Todo esto, esta confinada a una distancia de 8 a 10 radios estelares (el modelo es discutido en el capítulo 3 de este trabajo).

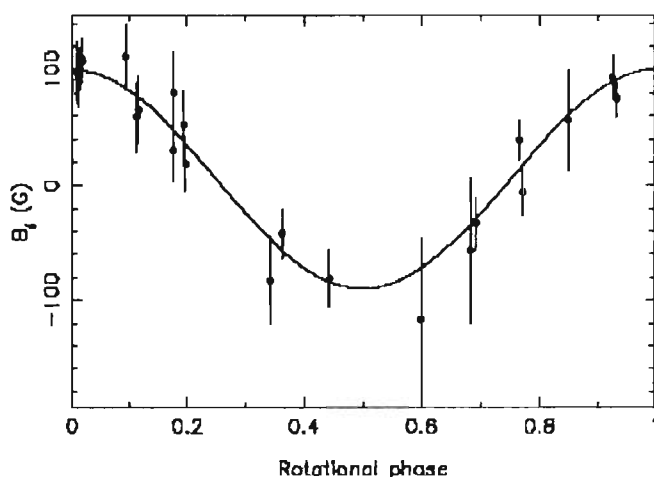


Figura 2. Campo longitudinal en  $\beta$  Cephei (B1 IVe), en función de la fase rotacional, asumiendo un periodo de 12.00092 días. La intensidad estimada es de  $360 \pm 30$  G. Tomado de Donati et al. 2001.

Es importante remarcar que a pesar de esto, el modelo no es único en reproducir correctamente las variadas propiedades observadas en  $\beta$  Cep, pero parece ser capaz de explicar los episodios de emisión y proveer pistas hacia el entendimiento de la existencia de discos alrededor de las clásicas Be, así como la emisión X de las estrellas normales no-supergigantes OB.

En los últimos años, se han encontrado un gran número de evidencias para los campos magnéticos: vientos estelares manejados magnéticamente, emisión y variabilidad en las líneas de resonancia en el UV y ráfagas de rayos X (Balona 1999 y Donati et. al 2001), así como la presencia de características transitorias en

los perfiles de líneas (Balona 1999; Balona et al. 2001; figura 3) . Esta fenomenología ha sido explicada por los autores usando la presencia de campos magnéticos. Lo anterior ha intensificado la búsqueda de campos magnéticos, así como el desarrollo de modelos teóricos que justifiquen las observaciones.

Tabla 3. Campos magnéticos en estrellas tipo B y Be.

Estrella	Límite bajo (G)	Límite alto (G)
66 Oph	.	.
ζ Per	170	2 800
HD 14457	13 500	.
χ Oph	.	.
η Ori	.	.
HD 14457	7 024	7 666
B4 Uma	1620 ± 1270 <sub>30</sub>	.
η Cen	.	.
ζ Tauri	50 - 100	.
HD 147010	10 600	.
HD 175362	12 000	.
59 C	.	.
48 Lib	.	.
θ CrB	.	.
28 Tau	.	.
γ Cas	.	.
λ Eri	.	.
o And	.	.
V767 Cen	.	.
59 C	63	8 000
φ Per	55	10 000
48 Lib	65	5 400
β Cep	360 ± 60	.

En la actualidad, es muy difícil medir los campos magnéticos en estrellas Be, debido a varias razones:

1. Las magnitudes de los campos promedios son muy pequeñas comparadas con los campos "medibles" en estrellas magnéticas (Ap, Bp, HeS). El umbral que se manejan en la literatura es de alrededor de 300 - 500 G, para notar su presencia en los efectos sobre los medibles estelares.
2. Las características que estos pueden producir sobre las líneas espectrales, son comparables ú opacadas por los efectos de desplazamiento Doppler, efectos térmicos estelares ó desplazamientos naturales atómicos.
3. Los campos son obtenidos a partir de una medición sobre la superficie estelar en conjunto promediados. Los efectos locales (manchas) pueden ser de suma importancia en el desarrollo de los efectos físicos en la atmósfera estelar.

## 4.2 DESARROLLO DE TECNICAS PARA MEJORAR LA OBSERVACIÓN DE CAMPOS MAGNÉTICOS EN ESTRELLAS TEMPRANAS.

Una alternativa que se ha desarrollado en los últimos años para mejorar la detección de campos se debe al uso del efecto Hanle. Debido al mismo fenómeno de separación que el efecto Zeemann, el efecto Hanle es una modificación de la polarización lineal de la radiación dispersa con respecto al valor que toma esta, en ausencia de un campo magnético. Este efecto ha sido usado principalmente para el diagnóstico de campos magnéticos débiles en las prominencias solares.

Para el estudio astrofísico estelar, el efecto Zeemann puede considerarse el método más seguro para el diagnóstico de los campos en plasmas astrofísicos. Por otro lado, el efecto Hanle es una ayuda invaluable en el régimen de las intensidades débiles, donde el modulo de los campos es del orden de 1 a 300 G como lo sugiere Laudi Degl'Innocenti en trabajos realizados en 2001. Coincidentemente este rango corresponde bien a los valores de los campos superficiales que pueden tener efectos significativos en la dinámica de los vientos estelares.

Para las estrellas Be, los discos podrían ser manejados magnéticamente por intensidades de alrededor de 30 G. Estas intensidades son difíciles de medir por medio de Zeemann, dado que el efecto es comparable con el ensanchamiento natural de la línea y debido a que en estas estrellas se mide el campo en integración sobre todo el disco visible, cuando se pueden tener campos ó regiones magnéticas locales (manchas) de intensidad considerable (por ejemplo, lo que sucede en el Sol).

Las líneas de resonancia que son sensitivas al efecto Hanle son prominentes en el espectro UV de las estrellas del tipo espectral temprano. Tal efecto debería ser observable en estrellas tipo Be (entre otras). Estas estrellas tienen fuertes vientos estelares, manejados en parte por las mismas líneas de resonancia (son líneas que tienen en promedio 4000 a 5000 Km s<sup>-1</sup> en el ancho de línea) que son sensibles al efecto Hanle.

En el caso de las estrellas Be, las observaciones de la polarización debida a la dispersión electrónica ha sido observada desde el espacio, pero a baja resolución espectral, insuficiente para detectar campos por medio del efecto Hanle. Un perfil de línea formado por procesos dispersivos da como resultado un perfil tipo P Cygni.

A la par de estos estudios del efecto Hanle, también se han desarrollado instrumentación de alta resolución espectral y con registro simultaneo de las polarizaciones (circular ó lineal) mutuamente ortogonales en un mismo CCD. Entre los principales instrumentos se encuentran:

- Analizador Zeemann (ESO CASPEC; Mathys, Hubrig, 1997).

- Polarímetro con (varios) espectrógrafos (Meudon; Donati et al., 1997).
- Espectropolarímetro MuSiCos (Pic- du - Midi; Donati et al., 1998).
- Espectropolarímetro William-Wehlan (Evesberg et al., 1998).

En paralelo, hay métodos que han sido desarrollados para el análisis de datos:

- The Zeemann-Doppler imaging, que le ha permitido a Donati et al. (1990), registrar las primeras determinaciones espectropolarimétricas de campos magnéticos en estrellas tardías activas.
- Técnica del momento (Mathys, 1988), es efectiva en la provisión de nuevos esfuerzos en la estructura de campos magnéticos en las estrellas Ap, Bp.
- Donati y su equipo (1997), han mostrado la potencialidad del "Método de deconvolución de mínimos cuadrados" sobre estudios de campos magnéticos en estrellas calientes.

#### **4.3 DISCUSIÓN SOBRE LA PRESENCIA DE CAMPOS MAGNETICOS Y ALTA ROTACIÓN EN ESTRELLAS TEMPRANAS PARA LA JUSTIFICACIÓN DE LA FENOMENOLOGÍA PRESENTADA. ENFOQUE SOBRE LAS ESTRELLAS Be.**

##### **SUGERENCIAS DE CAMPOS MAGNETICOS EN ESTRELLAS Be.**

Si se aplica la teoría de Weber y Davis (1967) al viento magnéticamente confinado y rotante, ocurre que el perfil característico a observarse es del tipo P Cygni IV y no del tipo III (los que se le han atribuido a las estrellas O), sugiriendo que las estrellas Be y Oe pueden tener envolventes magnéticamente dominadas, según lo sugirió Barker y colaboradores en 1981.

Dudorov en 1994 hace referencia a la presencia de campos magnéticos en conexión con el disco, para producir la fenomenología de la emisión. En ese trabajo se consideran las estrellas con rotación muy alta, próxima al límite de equilibrio centrífugo. Si se considera la evolución del momento angular, estas estrellas podrían mostrar un disco delgado kepleriano alrededor y posiblemente un campo magnético, el cual puede estar en conexión con el disco y se vea favorecido por la alta rotación para ser intensificado. La evolución del momento angular de tal sistema depende de la existencia de una magnetósfera y de varios fenómenos similares al caso de acreción y viento estelar.



#### **4.4 JUSTIFICACION DE LA AUSENCIA OBSERVABLE DE CAMPOS MAGNÉTICOS EN ESTRELLAS CON ALTA ROTACION.**

Wolf en 1975 mostró evidencias a favor de la hipótesis de que las estrellas Ap sufren considerable frenamiento magnético durante su periodo de vida en la secuencia principal, por medio de vientos estelares ó acreción. Es probable entonces que las estrellas Ap con alta rotación sean más jóvenes que las estrellas más lentas ó que pierden menos masa.

Mestel apuntó en 1975 que el frenamiento magnético y las grandes circulaciones (quizás debidas a la rotación) pueden cambiar la configuración de la oblicuidad original. Trabajos hechos por Mestel y Moss en 1977, Moss en 1977 y Moss en 1990, mostraron que las estrellas con rápida rotación no deben mostrar ó poseer campos magnéticos superficiales, porque hay flujos que van deteniendo los campos superficiales, de manera que estos van decayendo. Con base a esto, los autores propusieron que las estrellas lentas poseen campo intensos, mientras que los veloces rotadores no los tienen.

La teoría del dínamo, como lo anota Mestel en 1975, predice que los campos magnéticos netos de una estrella se ven incrementados con la velocidad rotacional estelar.

Por otro lado, se considera que debe haber una situación de estabilidad en presencia de campos magnéticos y alta rotación. Para que se establezca la estabilidad dinámica del campo, se requiere una mezcla de campos toroidal y poloidal de comparable intensidad, como lo menciona Mestel en un trabajo realizado en 2001.

#### **4.5 COMENTARIOS RESPECTO A CAMPOS MAGNETICOS EN ESTRELLAS Be.**

1. Es interesante notar la posibilidad física de tener en cuenta a los campos magnéticos, en adición con la alta rotación, para desarrollar un disco ecuatorial kepleriano que produciría la emisión observada en las estrellas Be. Además los campos magnéticos explicarían otros fenómenos presentes en estas estrellas, tal es el caso de la emisión de rayos X (como ocurre en  $\beta$  Cep; Donati et al 2002), como la presencia de Componentes Discretas en Absorción (DAC) como las observadas en  $\gamma$  Cas (Telting y Kaper 1994).

2. La detección de campos magnéticos en las estrellas Be parece estar limitada por las intensidades umbrales de detección, es decir los campos medibles en estos objetos están ó parecen estar por debajo de efectos que pueden ser enmascarados por otros efectos de las atmósferas estelares y regiones interestelares. Es sugerente hacer uso de técnicas alternativas (efecto Hanle) para medir de forma directa o indirecta los campos (Medición de perfiles en UV, Rayos X).

## 4.6 CONCLUSIONES.

1. No existe hasta ahora un mecanismo físico único que englobe las diferentes observaciones hechas en estrellas Be. Es decir, el mecanismo responsable de los fenómenos observados debe ser una suma de procesos físicos que al integrarse debe de explicar, tanto la creación de discos alrededor de estas estrellas, como de ser capaz de explicar la fenomenología observada.

2. El origen de los campos es una cuestión que debe ser revisada en mayor detalle, ya que aclarando esto ayudaría a mejorar el entendimiento de la estructura y evolución de los campos.

A pesar de todos los avances que se han tenido en esta área, quedan preguntas fundamentales sobre los de campos magnéticos en estrellas Be:

¿Cuál es el mecanismo real que hace posible la emisión en las estrellas Be?

¿Cuál es el origen de los campos?

¿Por qué únicamente una minoría de estrellas tempranas muestran campos observables?

## APENDICE I.

### CONTEXTO DEL MODELO PARA ROTADOR MAGNÉTICO.

(Babel y Montmerle 1997).

Las estrellas He-strong (estrellas CP ó peculiares) y He-weak presentan signos de vientos manejados magnéticamente, de emisión  $H\alpha$  variable, de material circumestelar controlado magnéticamente, y detecciones de emisiones en radio y de rayos X. Estas observaciones sugieren que algunos procesos violentos toman lugar en sus magnetósferas, con una interacción entre los vientos manejados radiativamente estelares y el campo magnético.

En un trabajo hecho en 1997, Babel y Montmerle muestran que los electrones acelerados por el viento de choque, alcanza fácilmente las energías requeridas para la radio emisión observada en la banda de los GHz. Además de la energía requerida para la emisión X observada. Esto toma lugar muy cerca de la magnetosfera: El fuerte confinamiento del viento fuerza al material a ser conducido hacia el plano ecuatorial magnético. En esta región las dos componentes del viento, las cuales tienen velocidades supersónicas (Número de Mach  $\sim 50$ ), colisionan y disipan su energía cinética en forma de emisión X. Entonces el material se enfría y se acumula próximo al ecuador magnético, donde progresivamente forma un disco (figura 2). Aunque no se toma mucho en cuenta el rol de la rotación estelar sobre el viento, parece que tal no modifica sustancialmente la estructura del viento a distancia,  $r < 10R^*$ .

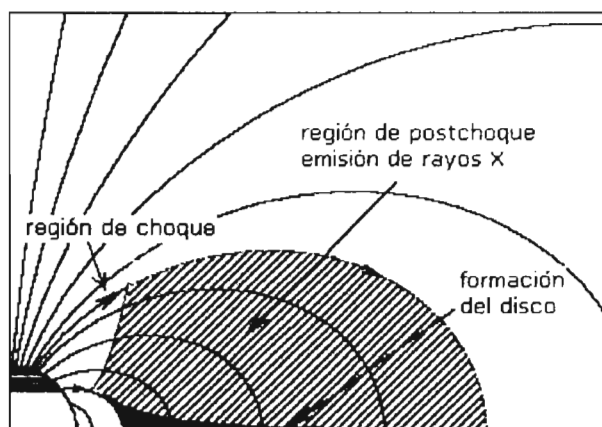


Figura 11. Esquema (donde se representa un corte correspondiente a  $\frac{1}{4}$  de la estrella, abajó-izquierda) del modelo de rotador magnético para explicar la emisión de rayos X en la estrella Ap IQ Aur (Babel y Montmerle 1997) y en  $\beta$  Cep (Donati et al. 1991). Adaptado de Babel y Montmerle (1997).

## APÉNDICE II.

### PECULIARIDADES EN ESTRELLAS.

Tabla 1II. Peculiaridades presentadas en las estrellas con su identificador usado en la literatura astronómica.

Peculiaridad.	Descripción.
comp	Espectro compuesto.
e	Líneas en emisión.
f	Emisión en las líneas NIII He II.
m	Características metálicas.
n	Anchas líneas en absorción.
nn	Líneas muy anchas en absorción.
neb	Características nebulares.
p	Otras peculiaridades.
s	Líneas muy angostas en absorción.
sh	Estrellas tipo Shell.
var	Espectro variable.
w	Características débiles.
:	Incertidumbre en las medidas.

## APÉNDICE III.

### TEORIAS SOBRE EL ORIGEN DE LOS CAMPOS.

Hasta hoy, las teorías que desarrollan el origen de campos magnéticos se enfocan a dos vertientes: la teoría fósil y la del dínamo estelar.

La primera se basa en la idea que el campo magnético que se observa en las estrellas calientes es herencia de un campo magnético primigenio de la región progenitora estelar.

La teoría del dínamo propone que el campo magnético está generado por un dínamo turbulento operando en capas interiores estelares (circulaciones y perturbaciones hacen que se creen corrientes eléctricas). El campo se eleva a través de la envolvente para penetrar la superficie, donde es observado. En esta teoría el campo debe ser estable a la rotación estelar. La rotación diferencial de la envolvente debe ser pequeña, de otro modo la parte no asimétrica del campo sería rasgada hacia arriba y la reconexión ocurrir, dejando únicamente el campo asimétrico.

Dudorov en 1994 muestra algunas observaciones hechas en la detección de campos magnéticos. Estas observaciones soportan la teoría de campos magnéticos fósiles: En ese trabajo se muestra la existencia de discos alrededor de las estrellas Be y sus campos magnéticos, los que decrecientan sus velocidades rotacionales. Esta conclusión es consistente con la formación de una magnetosfera cerrada y con la teoría de los campos magnéticos fósiles.

En 1994 Moss revisa las comparaciones sobre la teoría del dínamo y la de las teorías de campos magnéticos fósiles. Apuntando que por el tiempo en que la estrella ha alcanzado la secuencia principal, cualquier campo fósil debe decaer durante la última fase Hayashi ó estar embebido en el capas internas radiativas, donde se aminora debido a pequeñas aportaciones a la actividad magnética superficial.

La semiconvección o la difusión turbulenta acoplada con la alta velocidad rotacional, puede generar campos magnéticos vía efecto dínamo y entonces originar el fenómeno Be. Pruebas observacionales de esta hipótesis están propuestas por Fabregat y Torrejón en 2000.

**LITERATURA.**

Babel J y Montmerle T 1997, A. A, 323, 121.

Balona L.A. 1999, M.N.R.A.S. 306, 407.

Balona L.A. , James D.J., Lawson W.A., Shobbrook R.R. 2001, M.N.R.A.S. 324, 1041.

Barker P.K. 1987, I.A.U. Colloq. 92 Physics of Be Stars, Eds. A. Slettebak, T.P. Snow, Cambridge Press, 38.

Barker P.K., Landstreet J.D., Marlborough J.M., Thompson I.B., Maza J. 1981, Ap. J. 250, 300.

Cassinelli J.P., 2001, Magnetic Fields across the Hertzsprung-Rusell Diagram ASP Conference Series, Vol. 248, 651.  
Eds. G. Mathys, S.K. Solanki, and D.T. Wickramasinghe.

Cassinelli J.P., Brown J.C., Maheswaran M., Miller N.A., Telfer D.C. 2002, Ap.J., 578, 951.

Crampin J. , Hoyle F. 1960, M.N.R.A.S., 120, 33.

Donati J.F. y Wade G.A. 1999, A. A. 341 216.

Donati, J.F., Wade, G. A., Babel J., Henrichs, H.F., de Jong, J. A., Harries, T. J., 2001, M. N. R. A. S. 326, 1265.

Dudorov A.E. 1994, Pulsation, Rotation and Masa Loss in Early Type Stars IAU, 184, L.A. Balona et. al (Eds.).

Fabregat J. y Torrejón J.M. 2000, A. A., 357, 451.

Lanz y Mathys 1990, A. A. 230, L21.

Lanz y Mathys 1993, A. A., 280, 483.

Laudi Degl'Innocenti E. 2001, Magnetic Fields across the Hertzsprung-Rusell Diagram ASP Conference Series, Vol. 248, 73. Eds. G. Mathys, S.K. Solanki, and D.T. Wickramasinghe.

Mathys G., 1999, Variable and Non-spherical Stellar Winds in Luminous Hot Stars, Proceedings of the IAU Colloquium No. 169 Held in Heidelberg, Germany, 15-19 June 1998. Edited by B. Wolf, O. Stahl, and AW Fullerton. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York. 523, 95.

Mihalas D., Conti P.S. 1980, Ap. J. 235, 515.

Moss D. 1994, Pulsation, Rotation and Masa Loss in Early Type Stars IAU, 173, L.A. Balona et. al (Eds.).

Underhill A.B. 1983, Hvar. Obs. Bull. 7, 1, 345.

Underhill A.B., Fahey R.P. 1984, Ap. J. 280, 712.

Weber E.J., Davis L.D. 1967, Ap. J. 148, 217.

## CAPITULO 5

# SISTEMAS FOTOMÉTRICOS.

“El primer hombre y la primera mujer tenían todas las estrellas dispuestas en una manta, cuando coyote el embaucador se presentó. Coyote quería ayudarles, pero el trabajo de colocar y nombrar a todas las estrellas era demasiado lento para él, por lo que agarró la esquina de la manta y lanzó el resto de las estrellas al cielo. Por ello, el cielo esta lleno de racimos de estrellas tan enredados...”

Leyenda Navajo.



## 5.1 INTRODUCCIÓN.

La fotometría es literalmente la medida de la luz: En cantidad y en color. La unidad de brillantez medida que es usada por los astrónomos es la magnitud. Esta tiene sus orígenes con Hiparco (~120 AC), que en sus intentos por entender la naturaleza de la luz, dividió (de manera arbitraria) la brillantez percibida (aparente) por el ojo en seis categorías o magnitudes. Así las estrellas más brillantes fueron etiquetadas con la magnitud uno, mientras que las más débiles en brillo tienen magnitud seis<sup>1</sup>.

Los avances en la tecnología en el siglo XIX permitieron hacer más precisas las mediciones de la luz. De manera que se tuvo que recurrir a una mejor definición para dar cuenta de los brillos intermedios entre una y otra magnitud. En 1856, Norman Pogson confirmó experimentalmente el descubrimiento realizado décadas antes por William Herschel: que una estrella de primera magnitud era alrededor de 100 veces más brillante que una de la sexta magnitud. Esto se puede expresar mejor con la ecuación

$$m = - 2.5 \log L + \text{Constante.} \quad (1)$$

donde  $m$  es la magnitud aparente que muestra la estrella,  $L$  es el flujo luminoso medido, por ejemplo la cantidad de fotones por unidad de tiempo. Debido al signo menos en esta expresión, los objetos más brillantes tienen un valor numérico más pequeño de magnitud que los que corresponden a objetos menos brillantes.

La magnitud de una estrella depende del rango espectral en que se esté midiendo, de la distancia, de la temperatura y también de la sensibilidad del detector utilizado. Por ejemplo, si se tienen dos estrellas de la misma magnitud, una de color rojo y otra azul; si sus magnitudes se determinaran usando una placa fotográfica, se verá que la estrella azul tendrá una magnitud menor que la estrella roja. Esto se debe porque la película fotográfica es más sensible a la radiación azul que a la roja. Por esto es necesario tener un sistema de referencia estándar que pueda ser usado para hacer referencia a una medida de magnitud en un rango o banda espectral. La medición de la luz provee un acercamiento en el estudio de las estrellas como fuentes luminosas y además el uso y combinación de mediciones hechas en diferentes colores espectrales sirve para determinar los parámetros estelares fundamentales (tipo espectral, temperatura efectiva, gravedad superficial, edad, etc...).

Las técnicas para realizar fotometría en astronomía son de manera general dos:

### 5.1.1 Fotometría absoluta.

En esta se intenta medir el brillo de unas cuantas estrellas teniendo como referencia el brillo de un cierto número de estrellas esparcidas a lo largo de la noche, con diferentes alturas sobre el horizonte y con un rango de magnitudes que englobe al valor del brillo que

---

<sup>1</sup> Todas las estrellas visibles están catalogadas en el catálogo HR de estrellas brillantes y que contiene en total 9,110 estrellas (hasta magnitud 6.5).

podrían tener nuestras estrellas de interés, que vamos a comparar con las “estrellas estándares” del sistema por medio de una calibración.

### 5.1.2 Fotometría diferencial.

Según la cual se mide el brillo de una estrella teniendo en cuenta un reducido número de estrellas de referencia denominadas estrellas de comparación, las mismas que deben encontrarse en el cielo relativamente cerca a nuestra estrella a estudiar, en términos de apertura de campo. Algunos grados de arco son el límite para trabajar con estrellas vecinas a la estrella que nos interesa investigar. La determinación de este campo es relativo, ya que hay que considerar la población de estrellas del mismo tipo espectral, de casi la misma magnitud, separación de estrellas brillantes, etc. La fotometría diferencial mide la diferencia de brillo entre dos o más estrellas en un mismo campo de cielo, en el sistema instrumental; las reducciones consisten en poner las medidas “fuera de la atmósfera”, y comparar directamente el brillo de la estrella “problema” con el brillo de las estrellas de comparación (figura 1). La fotometría absoluta, en cambio, mide el brillo absoluto de una estrella en una escala definida de magnitudes.



Figura 1. Campo visual de la estrella que se estudia (centro del grupo) y estrellas de comparación (hacia los lados).

Ya que una fuente de luz en general está compuesta de diferentes longitudes de onda y todos los detectores no tienen la misma respuesta para cada longitud de onda, se tendrán diferentes magnitudes de acuerdo a aquella que se está detectando.

Para obtener una medida en una determinada longitud de onda se emplean filtros que dejan pasar la luz en una determinada banda (de color) del espectro. De acuerdo al conjunto de filtros que se emplean se tienen diferentes sistemas. Un sistema fotométrico se define por un conjunto de estrellas que se denominan estándares de ese sistema, a cada una de las cuales se les conoce (por medio de la calibración) una magnitud ó varias si el sistema posee muchos filtros. El aspecto más favorable de un sistema fotométrico estándar es que su calibración puede llevarse a cabo de forma confiable y objetiva, de modo que puedan relacionarse magnitudes e índices de color en ese sistema con numerosas propiedades físicas de las estrellas. Dependiendo del sistema fotométrico particular, tales propiedades pueden incluir la temperatura, la gravedad superficial efectiva,

luminosidad, composición química y edad estelar. De esta manera, se puede observar estrellas en estos sistemas y a partir de estos parámetros de calibración deducir parámetros estelares sin tener que repetir la calibración en el sistema.

De manera general se pueden considerar tres tipos de sistemas fotométricos, en función del ancho de sus bandas: banda ancha, banda intermedia y banda estrecha.

## 5.2 SISTEMA DE BANDA ANCHA.

El primer sistema fotométrico de banda ancha fue introducido por Johnson y Morgan en 1953. El ancho de cada filtro y las longitudes efectivas de las magnitudes U, B y V, aparecen en la tabla 1 y figura 2.

Tabla 1. Longitud de onda de centrado para los filtros del sistema UBV y sus anchos de banda respectivos.

Filtro.	$\lambda(\text{Å})$	$\Delta\lambda(\text{Å})$
U	3460	680
B	4370	980
V	5460	890
R	7000	680
I	9000	2400

El punto cero para el color, esta establecido por

$$B - V = U - B = 0, \quad (2)$$

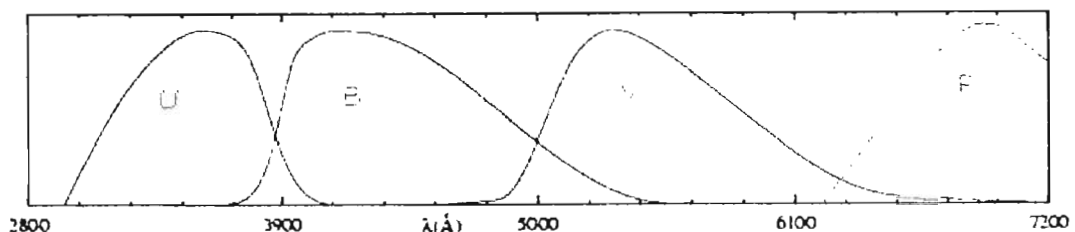


Figura 2. Sistema fotométrico UBVR.

Este punto de referencia fue probado para seis estrellas (tipo A),  $\alpha$  Lyrae (Vega, A0V),  $\gamma$  Ursae Major (A1 V), 109 Virginis (A0V),  $\alpha$  Coronae Borealis (A0V),  $\gamma$  Ophiuchi (A0V) y HD 3314.

Por efecto de la absorción interestelar (entre otros efectos intrínsecos estelares), debido al polvo, las estrellas presentan colores más rojos que aquellas más cercanas de un mismo tipo espectral. Este efecto puede visualizarse en el diagrama color-color, como un desplazamiento de las estrellas según una línea, llamada de enrojecimiento (figura 3)

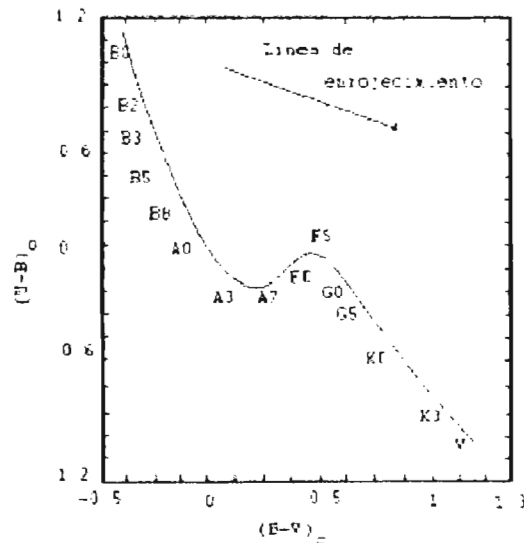


Figura 3 - Diagrama color-color.

Si se sabe por ejemplo, que una estrella temprana (tipo espectral O ó B) pertenece a la secuencia principal, pueden obtenerse los índices de color intrínsecos de la estrella (para estrellas más tardías la relación es más complicada). Para ello se parte de los índices de color U-B y B-V observados y se elimina el enrojecimiento, buscando la intersección de la secuencia principal con aquella línea de enrojecimiento que pasa por el punto correspondiente a los índices observados. Se obtienen, de forma inmediata, los excesos de color definidos como:

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0, \quad (3)$$

$$E(U-B) = (U-B) - (U-B)_0, \quad (4)$$

donde el subíndice  $0$  indica intrínseco. A partir del exceso  $E(B-V)$  se calcula la absorción interestelar (visual).

El índice B-V está relacionado con la temperatura (ó el tipo espectral). La dependencia del índice B-V con la temperatura permite trazar un diagrama equivalente al H-R, que se denomina luminosidad-color. En él se representa en las ordenadas a  $M_V$  y en las abscisas  $(B-V)_0$ . A partir de este diagrama se puede saber también la clasificación espectral MK (tipo espectral - clase de luminosidad).

Este sistema presenta inconvenientes, uno de ellos es que el filtro UV incluye a ambos lados del salto del Balmer y no mide el gradiente UV. El filtro I cubre el salto de Paschen, suavizando otra característica importante de estas estrellas.

De manera que la clasificación espectral con banda fotométrica ancha es útil únicamente para estrellas débiles cuyo espectro no está disponible, pero no para encontrar la información detallada que se puede encontrar con espectros de moderada ó alta dispersión.

### 5.3 SISTEMA FOTOMÉTRICO DE BANDA INTERMEDIA: SISTEMA STRÖMGREN.

Este sistema fotométrico consiste en cuatro filtros de banda intermedia (u, v, b, y) colocados en la región visible y UV del espectro. Comúnmente se le agregan dos filtros de banda angosta:  $H\beta_n$  y  $H\beta_w$ . Los cuales son diseñados para medir exclusivamente la intensidad de la línea espectral  $H\beta$  y el continuo adyacente.

#### Filtro u.

Está centrado a 3500 Å con un ancho de banda de 340 Å. Se encuentra ubicado entre el límite de 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 en 4100 Å y con ancho de banda de 200 Å. Esta ubicado en la 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 con el filtro b (ó y) proporciona un índice sensible a la metalicidad estelar.

#### Filtro b.

Centrado en 4700 Å y con una anchura en su banda de 160 Å. Se encuentra situado en región espectral de pocas líneas. El índice de color (b-y) es un indicador de temperatura para las estrellas B.

#### Filtro y.

Se encuentra centrado en 5550 Å y con ancho de banda de 240 Å. Concuerda con el filtro V del sistema UBV.

#### Filtro $H\beta_n$ .

Centrado en 4860 Å, con un ancho de banda de 30 Å. Su diferencia con el filtro ancho ( $H\beta_w$ ) proporciona una medida libre del desrojamiento interestelar de la intensidad en la línea  $H\beta$ .

#### Filtro $H\beta_w$ .

Centrado en 4861 Å y con una anchura de 150 Å. Este filtro mide la intensidad de  $H\beta$  junto con el continuo adyacente a esta longitud de onda. En las estrellas B, el índice  $\beta$  es generado por estos dos filtros según la expresión  $\beta = (H\beta_w - H\beta_n)$ . Este es sensible a la luminosidad.

Un esquema de lo descrito anteriormente esta dado en la tabla 2.

Tabla 2. Longitud de onda de centrado para los filtros del sistema Strömgren, sus anchos de banda respectivo y la transmisión del sistema, medido con un telescopio reflector de 0.84 m en el Observatorio de San Pedro Mártir.

Filtro.	$\lambda$ (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	Transmisión (%)
u	3500	340	0.1098
v	4100	200	0.0997
b	4700	160	0.0947
y	5550	240	0.0923
H $\beta$ n	4860	30	0.0940
H $\beta$ w	4860	150	0.0940

Los índices del sistema Strömgren mas comúnmente empleados son  $\beta$ , b-y,  $c_1$ ,  $m_1$ , definidos como

$$\beta = (H\beta_w - H\beta_n) \quad (5)$$

$$c_1 = (u-b) - (v-b) \quad (6)$$

$$m_1 = (v-b) - (b-y) \quad (7)$$

donde  $c_1$  mide la discontinuidad de Balmer y es un índice indicador de temperatura para las estrellas B. El índice  $m_1$  mide el efecto de opacidad que se genera con el acumulamiento de líneas espectrales, lo que lo hace sensible a la metalicidad.

Proceso de desenrojecimiento.

Las medidas que se toman con los cuatro filtros de banda intermedia en el sistema Strömgren, están afectados por la extinción atmosférica y por el enrojecimiento producido por las absorciones del medio interestelar. Para este sistema fotométrico, el proceso que se sigue al cuantificar este enrojecimiento es iterativo:

1. Se supone que el índice  $c_1$  no es afectado por el enrojecimiento interestelar y se calcula un valor temporal para el índice de color  $(b-y)_o$  – el subíndice  $o$  indica que es un valor desenrojecido.

$$(b-y)_o = 0.9 c_1 - 0.111 \quad (8)$$

enseguida se calcula  $C_o$ , valor desenrojado de  $c_1$ ;

$$C_o = c_1 - 0.19[(b-y) - (b-y)_o] \quad (9)$$

2. En la segunda iteración, se toma en cuenta que la relación entre los índices

$C_o$  y  $(b-y)_o$  es lineal (Crawford 1978) y se calculan el exceso de color

$$E(b-y) = (b-y) - (b-y)_o \quad (10)$$

que es una medida de la absorción interestelar, en el índice de color  $(b-y)$  medido.

Con el exceso de color dado por la ecuación anterior, se desenrojan los índices de color restantes mediante las relaciones

$$C_o = c_1 - 0.19 E(b-y) \quad (11)$$

$$m_o = m_1 + 0.33 E(b-y) \quad (12)$$

$$(u-b)_o = (u-b) - 1.53 E(b-y) \quad (13)$$

$$V_o = V - 4.3 E(b-y), \quad (14)$$

Donde  $V$  es la magnitud visual de las estrellas y se calcula mediante una regresión lineal en la ecuación

$$V = A + y_o + B(b-y)_o \quad (15)$$

## 5.4 SISTEMAS FOTOMÉTRICOS DE BANDA ANGOSTA.

### 5.4.1 Fotometría de trece colores.

El sistema de los 13 colores fue desarrollado inicialmente con el propósito de estudiar las estrellas de tipo temprano, el enrojecimiento estelar y la clasificación estelar. Este fue desarrollado por Johnson y Mitchell en 1975. Consiste en dos grupos de filtros de banda angosta e intermedia, seleccionados para evitar la contaminación por las principales líneas espectrales del hidrógeno y permiten una mejor medición de los continuos de Balmer y Paschen. La longitud de centrado y su ancho de banda están dados en la tabla 3. Una excepción son los filtros 37 y 86, con los que se miden las líneas convergentes del hidrógeno en las series de Balmer y Paschen respectivamente, y que proporcionan un índice sensible a la luminosidad estelar.

Una comparación de este sistema con el de Strömgren y con el sistema UBVRI está dado en la figura 4 y tabla 3.

Tabla 3. Comparativa entre los sistemas fotométricos descrito en el texto. Su arreglo es como sigue, filtros del sistema correspondiente, la longitud del centro del filtro y su ancho de banda. Los valores marcados con " \* " deben estar ubicados entre el filtro **b** e **y**.

Filtro.	$\lambda(\text{\AA})$	$\Delta\lambda(\text{\AA})$	Filtro.	$\lambda(\text{\AA})$	$\Delta\lambda(\text{\AA})$	Filtro.	$\lambda(\text{\AA})$	$\Delta\lambda(\text{\AA})$
			33	3371	110			
			35	3536	120			
U	3460	680	37	3751	120	<b>u</b>	3500	340
			40	4030	220	<b>v</b>	4100	200
B	4370	980	45	4571	270	<b>b</b>	4700	160
			52	5183	250	*	*	*
V	5460	890	58	5827	220	<b>y</b>	5550	240
			63	6356	320			
R	7000	680	72	7241	580			
			80	8000	430			
I	9000	2400	86	8584	480	<b>H<math>\beta</math>n</b>	*4860	*30
			99	9831	580	<b>H<math>\beta</math>w</b>	*4860	*150
			110	11084	820			

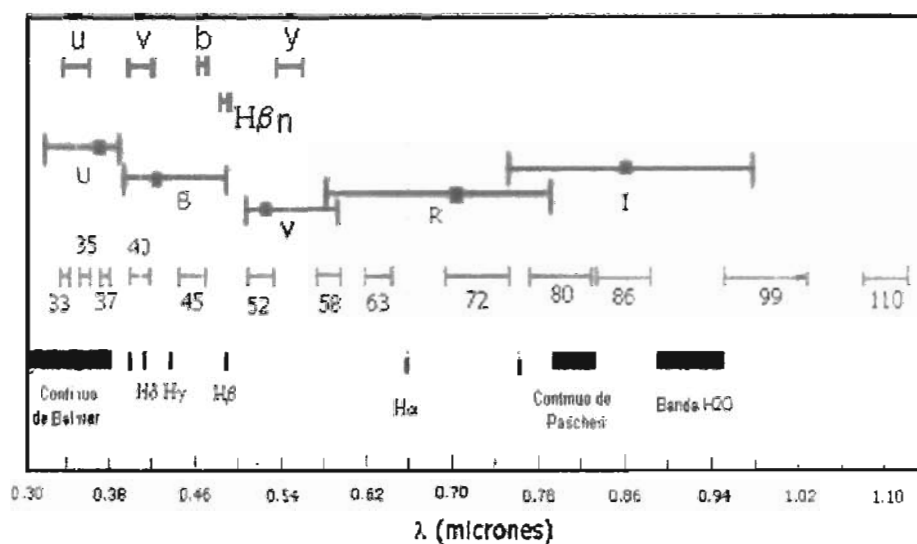


Figura 4. Esquema de comparación entre los sistemas fotométricos UBVRI (en verde), el de trece colores (en naranja) y sistema Strömgren, con algunas características espectrales entre 0.30 y 1.14 micrones. Adaptado de Schuster y Alvarez (1983).



## 5.5 FOTÓMETRO STRÖMGREN (DANÉS).

### 5.5.1 Fotómetro Danés:: Instrumentación.

Principales componentes:

1. Plato rotatorio con tres posiciones (abierto, cerrado y filtro neutro).
2. Depolarizador de luz.
3. Diafragmas de entrada sobre una rueda rotatoria.
4. Espejo que refleja la luz a la sección H $\beta$ .
5. Lentes acromáticos: f/6, longitud focal 402 mm.
6. Rejilla, 1200 líneas/mm, con mayor intensidad a 5000 Å en primer orden.
7. Espejos reflectores pasantes de luz hacia las ranuras de salida.
8. Filtros neutros con cerca de 50% de transmisión en los canales v y b. Pueden ser girados fuera y dentro de la luz.
9. Lentes de Fabry y filtros de interferencia óptica que definen los pasa bandas de los canales.
10. Fotomultiplicadores a temperatura ambiente.

Figura. Figura 1 del trabajo Description and data for the Danish 6 channel uvby-b photometer. Su identificación esta dado en el mismo.

Este instrumento es usado para fotometría fotoeléctrica por conteo de fotones en dos modos de operación: el modo uvby, destinado a medir en el sistema Strömgren y el modo H $\beta$ , para medir en la línea H $\beta$  de Hidrógeno. Un espejo plano inclinado es intercalado de manera opcional en el camino óptico, seleccionando la sección que recibe la luz para cada modo de funcionamiento.

En el modo uvby, el fotómetro utiliza una rejilla de difracción para separar las componentes espectrales en las cuatro bandas del sistema Strömgren y usa cuatro tubos fotomultiplicadores diferentes para la medición simultánea en los cuatro canales ( ver figura 5).

En el modo H $\beta$ , el haz de luz se divide en dos mediante un filtro, y se envía cada haz resultante a dos tubos fotomultiplicadores a través de los filtros de interferencia centrados en las bandas H $\beta$  angosto y ancho, con el fin de medir en el continuo y el filtro H $\beta$ .

El plano focal del instrumento se encuentra a 185 mm de la superficie frontal. En el plano focal se cuenta con una rueda de seis diafragmas, con los siguientes tamaños, en la siguiente tabla.

Tabla 4. Características de la rueda de diafragmas, usando el telescopio reflector 0.84m del OAN SPM.

Diafragma	Diámetro (mm)	Campo(°)
0	4	42
1	3	32
2	2	21
3	1.2	13
4	0.9	9
5	0.45	5

#### Sección uvby.

Después de la rueda de diafragmas se encuentra un objetivo acromático, cuya distancia focal es de 402 mm, con una relación  $f/6$ , que colima al haz sobre la rejilla de difracción. Esta misma lente vuelve a actuar después como cámara sobre el haz dispersado por la rejilla, enfocándolo sobre un arreglo de rendijas colocadas en la superficie focal cilíndrica que se encuentra ubicada a la misma altura que la rueda de diafragmas. La rejilla de difracción cuenta con 1200 líneas/mm y esta optimizada para 5 000 Å en el primer orden.

La rejilla introduce una cierta polarización que puede ser notable fotométricamente para estrellas con polarizaciones superiores al 10%. Por esto cuenta con despolarizador rotativo, que se puede intercalar a la entrada del haz óptico para compensar este efecto. Después del arreglo de rendijas selectoras, se encuentra un conjunto de espejos esféricos colectores que reenvían sus respectivos haces hacia los fotomultiplicadores. Los espejos cuentan con un recubrimiento interferencial para optimizar la reflectividad de su respectiva banda y reducir la luz parásita.

El conjunto de rejillas, combinado con los filtros de interferencia, ofrecen las siguientes bandas espectrales, que podemos comparar en la tabla 2 del presente capítulo.

#### Sección H $\beta$ .

Después de la rueda de diafragmas se encuentran un espejo plano intercalable mediante la acción de un motor. Este dobla el haz óptico, enviándolo hacia la sección H $\beta$ . Después de este espejo, se encuentra un filtro que divide al haz, separándolo en dos canales de 85% y 15%, respectivamente. Estos haces inciden en canales H $\beta$ n (angosto) y H $\beta$ w (ancho), en cuyas entradas se encuentran los siguientes filtros de interferencia:

Tabla 5. Longitud de centrado y ancho de banda para el sistema uvby.

	u	v	b	y
L max(Å) (Rendija)	3686	4222	4801	5635
L min (Å) (Rendija)	3324	4006	4572	5346
L central (Å) (Filtro)	3505	4110	4685	5488
FWHM (Å) (Filtro)	330	170	183	235

Tabla 6. Longitud de centrado, ancho de banda y transmitividad en los canales H $\beta$ n y H $\beta$ w.

	H $\beta$ n	H $\beta$ w
L central (Å)	4862	4875
FWHM (Å)	30	150
Transmitividad (%)	65	66

El flujo final recibido por cada canal H $\beta$  resulta bastante igualado gracias a esta distribución de transmitividades, dando un coeficiente H $\beta$  neutro muy próximo a la unidad.

### Proceso de encendido.

1. Encender la PC de la consola del telescopio , motores y ventilador.
2. En la computadora de automatización se inicia una sesión gráfica.
3. Abrir una consola de mandos.
4. Abrir una sesión para el fotómetro Danés.
5. Se abrirán una serie de ventanas: Control principal Danés, gráficas del fotómetro y video. Figura 5.
6. Abrir el control de telescopio.

7. Abrir el foco secundario.
8. Con la consola de mando, se pueden acceder a los datos de la noche previa creación de archivos de datos de observación.

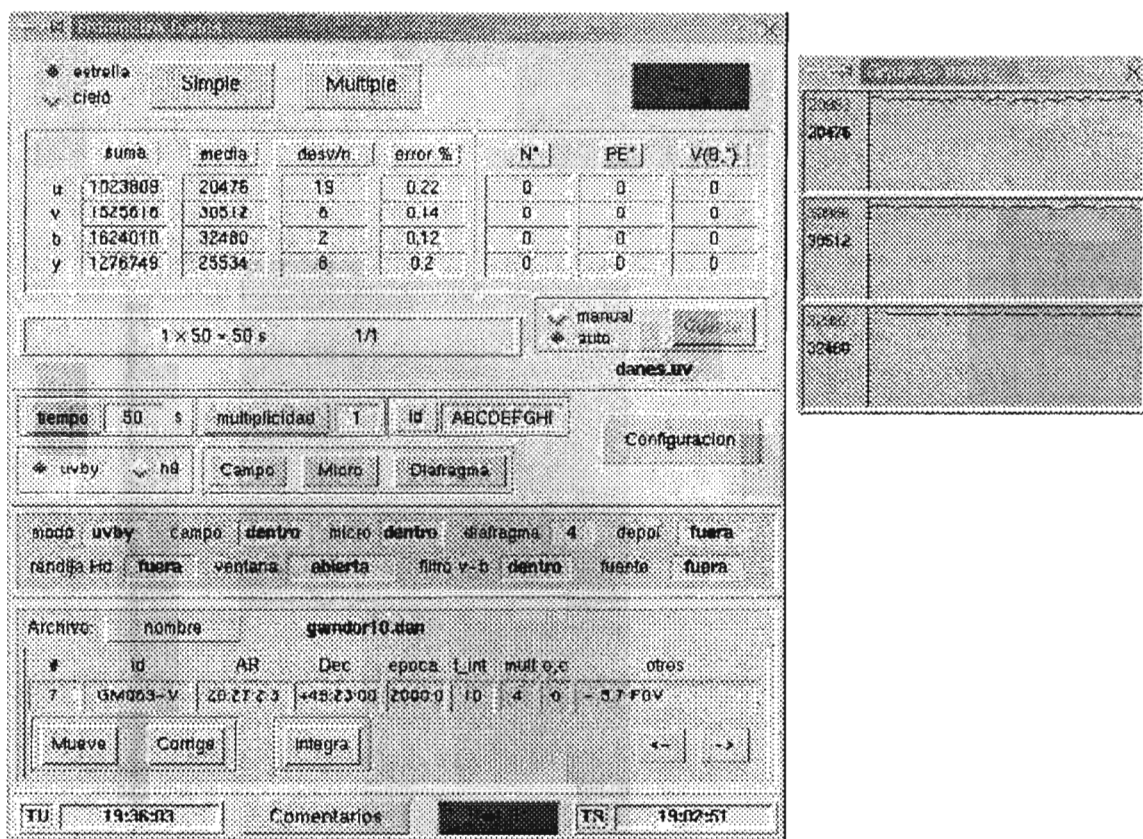


Figura 5. Ventana principal del programa de manejo para el fotómetro Dánes.

### 5.5.2 Manejo de la interfaz de control del fotómetro y de adquisición de datos.

1. Con el botón *Configuración*, se abre una ventana parámetros, se teclee el nombre del archivo en el que se desean guardar los datos ó bien se puede abrir el archivo con los datos que se deseen (figura 4).
2. La terminación del archivo es \*.uv ó bien \*.hb, dependiendo del modo en que se este trabajando.
3. Se indica el canal que se utilizará como referencia para esta comparación (por defecto son u y n).
4. El usuario puede determinar el tiempo que se escribirá en el archivo de datos, pudiendo elegir entre tiempo sidereal y el universal.<sup>2</sup> en el

<sup>2</sup> El tiempo universal es la medida de tiempo basada en el movimiento diurno promedio del Sol, hora local en el meridiano de Greenwich; se determinaba por la observación del movimiento diurno de las estrellas.

sistema está referido al meridiano de Greenwich y el tiempo sideral<sup>3</sup> es local S.P.M. En la versión 2004, ya aparecen los dos tiempos.

5. Existe una ventana para teclear un encabezado para el archivo de datos.

En la parte inferior de la ventana existen dos botones. Uno permite cerrar la ventana y el otro permite abrir una ventana donde se controlan las cámaras del fotómetro. Esta ventana se describe en un párrafo posterior.

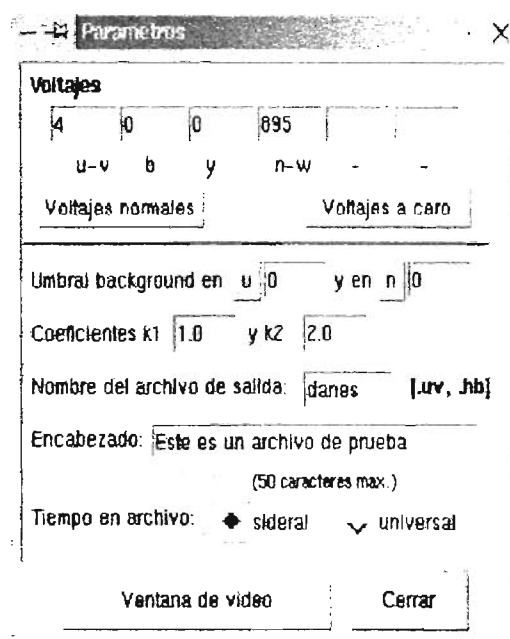


Figura 6. Ventana de control para los parámetros del fotómetro Danés.

## La ventana principal

### Integración de la señal fotométrica.

Desde esta ventana (figura 1) puede realizar ahora integraciones simples o múltiples usando los botones marcados con ese propósito en la parte superior. La integración se hará con el tiempo de integración indicado, el número de veces señalado por la multiplicidad.

Con el botón de la derecha marcado como 'Alto' es posible interrumpir una integración. Los datos se almacenarán con el comentario previo "Revisar el siguiente dato. Tecleaste ALTO."; será responsabilidad del usuario eliminarlo o trabajar con él con las reservas del caso. Este es visualizado en la consola de mando.

<sup>3</sup> Tiempo sideral. Medida del tiempo basada en el movimiento diurno del punto vernal, es decir en el punto imaginario donde se intersectan el ecuador celeste y la eclíptica. Esta dado por la razón de rotación terrestre respecto a las estrellas.

Con los botones excluyentes "estrella" y "cielo" es posible asignarle el atributo correspondiente al objeto observado. Esto sólo puede hacerse si ha transcurrido el primer segundo de tiempo de integración, ya que normalmente el programa asigna este atributo de manera automática durante la primera adquisición, de acuerdo con los umbrales indicados en la ventana "Configuración" (véase la sección correspondiente).

En la figura 7, se muestra una franja de la ventana donde se puede asignar el tiempo de integración ("*tiempo*"), el número de veces que se repetirá una integración cuando se opte por que sea "*múltiple*" (multiplicidad) y el identificador del objeto observado. Cabe hacer notar que el *tiempo*, la *multiplicidad* y el *identificador* se pueden teclear directamente en las ventanitas de edición correspondientes. Pero, en el caso del tiempo y la multiplicidad, al oprimir los botones respectivos, se abrirá un menú con algunos valores predeterminados.

### Modo y configuración.

En esta ventana existe también una sección donde el usuario puede elegir el modo del fotómetro (uvby o H $\beta$ ), introducir o sacar los periscopios de campo y de diafragma (micro) y mover la rueda de diafragmas una posición hacia adelante o hacia atrás. En esta misma sección existe un botón, identificado como "Configuración", con el cual se abre la ventana de '*parámetros*' descrita con anterioridad.

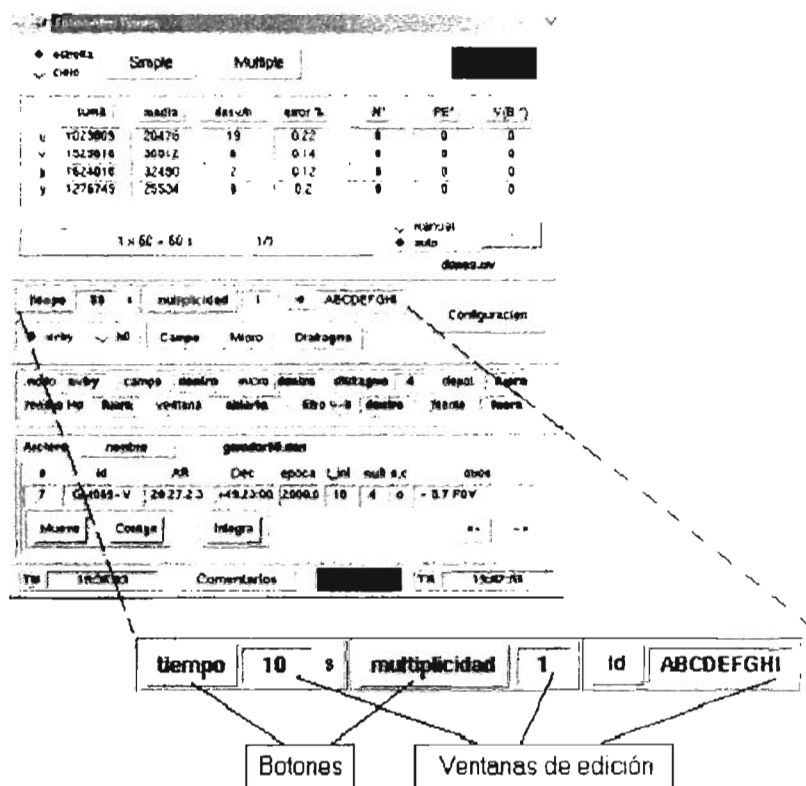


Figura 7. Franja de la ventana principal para asignar el tiempo de integración, multiplicidad e identificador.

## Lecturas.

Inmediatamente arriba existe una sección donde el sistema despliega la suma de los valores adquiridos en cada canal, así como la media, la desviación y el error porcentual. En la columna de la desviación se va desplegando ésta conforme el sistema va integrando, pero, al finalizar, se despliega el número de veces que la desviación superó el valor  $2.5\sigma$ .

Por defecto, los datos se van guardando automáticamente en el archivo de datos. Pero, si se desea que los datos no se guarden se deberá activar la opción "*manual*" que está junto al botón "*Guarda*". Inmediatamente abajo de este botón se despliega el nombre del archivo de datos.

A la izquierda se encuentra un recuadro donde se va desplegando el avance del proceso de integración. Se muestran la multiplicidad, el tiempo de integración, el tiempo total de integración y el número de integraciones que se han realizado en relación con la multiplicidad. Por ejemplo, en la tercera integración de 10 segundos cada una de un proceso con multiplicidad 8 aparecerá:

8 x 10 = 80 s      3/8

## Estado del fotómetro.

Luego, en una zona de color azul claro, ligeramente abajo del centro, se despliegan las condiciones de los diferentes elementos del fotómetro: modo, campo (que tiene amplificador de brillo), micro (amplificador óptico de diafragma), diafragma, depol (depolarizador), rendija Hd, ventana (que puede estar abierta, cerrada o en la posición del filtro neutro), filtro (v-b) y fuente (fuente de fósforo excitado que se usa para calibrar). Nótese que sólo los primeros cuatro elementos están motorizados; los demás deben accionarse manualmente en el fotómetro, reflejándose la acción en la ventanita correspondiente.

## Archivos del usuario y operación semiautomática.

Finalmente, como se mencionó en la introducción, el usuario también puede generar archivos de objetos para hacer sus observaciones en un proceso semiautomático. En la parte inferior de la ventana principal aparece el botón '*nombre*', junto a la leyenda '*Archivo*'. Activando este botón, aparecerá la ventana que se muestra en la figura 8. En esta ventana, el usuario puede escoger el archivo de objetos y coordenadas que deberá tener la terminación '*.dan*'. Una vez escogido el archivo, el nombre se desplegará a la derecha del botón y aparecerán los datos del primer renglón en las ventanitas respectivas. Para avanzar de renglón en renglón pueden usarse los botones con las flechas.

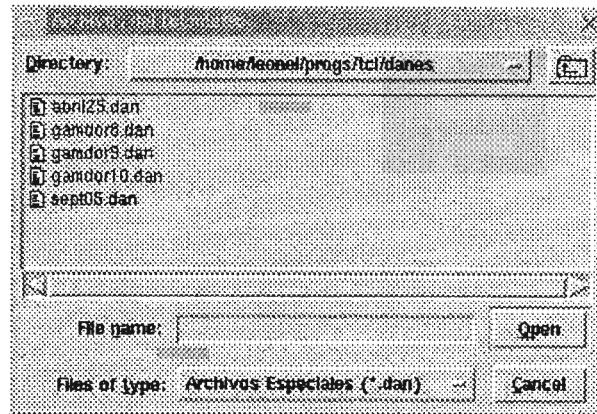


Figura 8. Ventana de entrada de archivo.

Una vez que se han desplegado los datos deseados puede oprimirse el botón '*Mueve*' a fin de que el telescopio se mueva a las coordenadas del objeto correspondiente. Si es necesario, se pueden editar las coordenadas del objeto en su respectiva ventanita, pero debe tenerse en cuenta que esos cambios no se actualizarán en el archivo de objetos. Cuando el telescopio ha llegado a la posición deseada, es posible que haya algunos segundos de arco de error en el posicionamiento. En este caso el usuario corregirá con la paleta del control del telescopio (figura 9); si el error fue considerable, se sugiere que antes de ir al siguiente objeto se oprima el botón '*Corrige*'.



Figura 9. Fotografía del equipo electrónico y de cómputo (fotómetro Danés) en el cuarto de observación del telescopio 1.5 m.

Cuando el telescopio ya está en la posición deseada puede usarse el botón '*Integra*'. En este caso el identificador (id), el tiempo de integración ( $t_{int}$ ) y la multiplicidad (mult) se copiarán a los campos superiores mostrados en la figura 5 y la integración dará inicio.



Las acciones anteriores también se pueden llevar a cabo a partir del teclado, como a continuación se describe

F1 –Desplaza hacia arriba en la ventana de control.

F2 –Desplaza hacia abajo.

F3 –Mueve el telescopio hacia la posición indicada.

F4 –Abre el ocular de Campo, para observar el cielo.

F5 –Micro: abre el diafragma para centrar el objeto.

F6 –Corrige coordenadas.

F7 –Integra modo simple-múltiple.

F8 –objeto: estrella / cielo. Etiqueta para el archivo de datos.

F9 – Integra modo simple.

F10 –Alto. Detiene el proceso de integración y escribe un comentario en el archivo de salida.

F11 –Comentario. Agrega un comentario al archivo de salida.

F12 –Cámara de video. Activa la cámara de vídeo para modificar los parámetros de uso.

### **Tiempo y comentarios.**

En la parte inferior de la ventana se estarán desplegando el Tiempo Universal (GMT) y el Tiempo Sideral Local (LST). En esta misma zona, existe el botón '*Comentarios*'. Al activarse aparecerá la ventana de la figura 7, donde podrá teclearse un comentario de hasta 50 caracteres seguido de la tecla '*Enter*'. El comentario se agregará al archivo de datos.

### **Formato de los archivos de objetos.**

Los archivos deben contener solo código ASCII, tener la terminación '*.dan*' y constar de los siguientes campos:

*nn1 nn2 hh mm ss.s [+/-]gg mm ss época tint mult oo adic*

donde,

*nn1* es un identificador para uso del astrónomo y se sugiere que sea un número secuencial, pero no necesariamente.

*nn2* es un identificador que usará el programa para identificar el objeto observado y que se guardará en los archivos de datos.

*hh mm ss.s* identifican las coordenadas para la ascensión recta.

*[+/-]gg mm ss* forman la declinación. El signo es obligado y no debe haber espacios entre el signo y los grados.

*época* corresponde a la época de las coordenadas. Si se pone un 0, el programa calculará la época del día de la observación.

*tint* es el tiempo de integración que se desea.

*mult* es la multiplicidad respectiva.

*oo* es un identificador que puede ser 'o' o 'c'. Si es una 'o', el sistema considerará que se está observando un "objeto", independientemente del indicador "estrella-cielo" de la figura 5; si se trata de una 'c', se considerará un "cielo", también independientemente del indicado "estrella-cielo".

*adic* es información adicional que puede suministrar el usuario pero que no tiene ningún uso para el fotómetro.

A continuación se muestra un ejemplo de 3 renglones, que luego se tabula (tabla 7) para identificar más fácilmente los campos.

```
23 GM231-C1 22 15 38.6 +04 16 17 2000.00 10 6 o 7.3 F0
24 cielo      22 15 33.6 +04 16 25 2000.0 10 2 c 211231
25 GM699-V 22 18 51.3 +04 08 35 1900.00 10 10 o 9.1 F0
```

Tabla 7. Ejemplos de campos de registro.

nn1	nn2	ar(hhmmss.s)	dec[+/-]ggmmss	época	tint	mult	oo	adic
23	GM231-C1	22 15 38.6	+04 16 17	2000 00	10	6	o	7 3 F0
24	cielo	22 15 33.6	+04 16 25	2000 00	10	2	c	211231
25	GM699-V	22 18 51.3	+04 08 35	1900 00	10	10	o	9 1 F0

Los renglones totalmente vacíos en el archivo se toman como inexistentes y el programa los ignora, de manera que pueden insertarse renglones vacíos para separar secciones en el archivo de objetos.

### Gráficas de los datos.

Conforme se van adquiriendo los datos, éstos se van desplegando en una gráfica que se despliega en la ventana mostrada en la figura 10. El ancho de la gráfica está normalizado para desplegar el tiempo total de integración, es decir el tiempo de integración multiplicado por la multiplicidad. La altura de la gráfica se va normalizando de manera dinámica con respecto a la cuenta máxima adquirida durante el proceso.

Las gráficas desplegadas en orden de arriba hacia abajo son: gráfica del objeto medido (estrella ó cielo), gráfica de la historia de la(s) estrellas observadas, y gráfica acumulada de la medición del cielo.

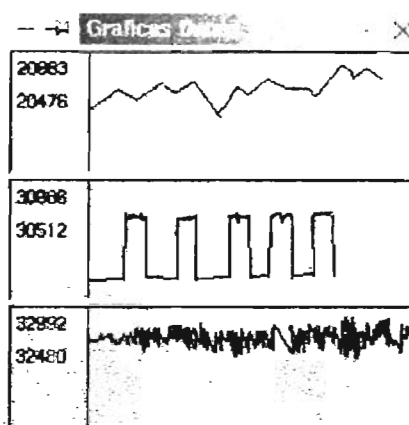


Figura 10. Gráficas desplegadas por el programa. La parte horizontal lleva el desarrollo temporal, mientras que el eje vertical mide el flujo de fotones.

### Manejo de las cámaras auxiliares.

Como ya se comentó arriba, el fotómetro cuenta ahora con 2 cámaras auxiliares, una en lugar del ocular de campo y otra en lugar del ocular de diafragma. La primera de ellas tiene acoplado un intensificador de brillo que permite ver objetos muy débiles. Para manejarlas, existe la ventana que se muestra en la figura 6. Esta ventana aparecerá automáticamente al iniciar una sesión de trabajo, pero podrá llamarse cuando sea necesario usando el botón '*Ventana de video*' de la ventana de configuración mostrada en la figura 6.

### Descripción de la ventana para el manejo de las cámaras.

En esta ventana existen varias secciones que identificaremos a continuación:

**Tiempo de integración.** Determina el tiempo que se integrará la imagen en el CCD de la cámara antes de su lectura (en milisegundos).

**Ganancia.** Ganancia digital de la imagen al digitalizarla. Este valor puede variar de 0.0 a 8.0.

**Barra de control de ganancia.** Moviendo el cursor de esta barra se podrá variar la ganancia digital. El valor de la ganancia no se modificará mientras no se oprima el botón '*Actualiza*'.

**Botón '*Actualiza*'.** Este botón ordena al sistema que actualice la ganancia digital.

**Monitor a PC.** Este botón permite desplegar en una ventana de la computadora la imagen que se observa en el monitor de video.

**Integración: Sencilla, Continua, Infinita.** En esta sección se puede elegir si se hará una sola integración, un número finito de ellas determinada por el valor en la ventana '*Ciclos*' o

si se dejara integrando de manera indefinida. En cualquier caso, se podrá detener la integración con el botón '*Detener*'. La integración se iniciará con el botón '*Integrar*'.

Fuente de video: Campo, Microscopio, Buscador. Es posible elegir aquí la imagen de qué cámara se verá en el monitor.

Integrar. Con este botón se inicia la integración en la cámara.

Detener. Con este botón se detiene la integración.

Cerrar. Cierra la ventana

### **Los datos de salida.**

El programa crea siempre dos archivos de salida. En el caso del modo uvby, uno con la terminación \*.uv y otro con la terminación \*.uvr. Para el caso de H $\beta$ , las terminaciones son \*.hb y \*.hbr. En el primero se encuentran los datos propiamente dichos, así como los comentarios. En el segundo se escriben los errores y las desviaciones estándar. El nombre de los archivos, antes de la terminación, es el mismo que se proporcione en la ventana de Parámetros mostrada en la figura 6.

A continuación se presenta una descripción de los diferentes campos en el archivo de datos de salida (.uv o .hb), cada campo está separado por un espacio en blanco.

- Un caracter que puede ser 1 o 0. El número 1 significa estrella y 0 cielo.

nn1: 4 caracteres que indican un numero secuencial en los registros del archivo.

nn2: 9 caracteres que corresponden al identificador del objeto.

Tiempo integración: 2 caracteres con el tiempo de integración (en segundos).

Tiempo sideral: 6 caracteres, con el tiempo sideral con el formato hhmmss.

- En el caso de uvby, cuatro campos de 8 caracteres con la cuenta total integrada en los cuatro canales correspondientes del fotómetro. En el caso de H $\beta$ , serán 2 campos. Cada campo esta' separado del otro con un espacio.

- Un caracter con el número de diafragma.

- 5 caracteres, que por lo pronto son guiones (-) donde se pondrá el estado del sistema.

- 7 caracteres con la fecha, siendo 0 el primer caracter.

Para indicarlo, he aquí el siguiente ejemplo:

0 1173 GM-330-C2 10 040909 131125 456612 453504 223100 1-u-- 0051104 085140

donde,

0 – estrella -, 1-cielo.

1173 - Es el renglón 1173

GM-330-C2 - Identificador del objeto

10 - 10 segundos de integración (integrado sobre 10 segundos)

040909 - Las 04:09:09 (tiempo sideral) al final de la integración

131125 456612 453504 223100 – son los flujos totales en los canales u, b, v, y.

1 - Diafragma número 1

u – se usa el filtro u para monitorear la observación.

0051104 - 05 de noviembre de 2004 (de acuerdo con el TU).

085140 – Las 08:51:40 (tiempo universal) al realizarse la integración.

En el segundo archivo (\*.uvr o \*.hbr), se despliegan los siguientes datos:

Nueve caracteres con la identificación del objeto.

El tiempo universal, igual que en el primer archivo.

Cuatro columnas (dos en el caso de hb) donde se muestra el número de veces que la desviación superó el valor 2.5 para cada canal.

Cuatro columnas adicionales donde se muestran los errores porcentuales para cada canal.

A continuación se muestra un ejemplo:

GM330-C2 090148 0 0 1 0 0.53 0.37 0.36 0.46

**LITERATURA.**

Johnson y Morgan 1953 ApJ 117 313.

Jonson y Mitchell 1975 RmxAA 1 299.

Manual de Fotómetro Danés: Nissen P.E. 1984 OAN, SPM.

Página electrónica dedicada al fotómetro danés:

<http://haro.astrossp.unam.mx/Instruments/danes/introdanes.htm>

## APÉNDICE.

La modulación rotacional en estrellas tempranas del tipo espectral Be:  $\beta$  Cep,  $\zeta$  Tau,  $\eta$  Cen y  $\mu$  Cen.

### Introducción.

La teoría del rotador magnético rápido desarrollada por Hartmann & MacGregor (1980) e investigaciones hechas por Barker et al. (1981, 1985), muestran que los campos magnéticos pueden forzar la creación de la envoltura circumestelar y regiones de corrotación, lo que produce perfiles de línea tipo P Cygni (figura 1), los mismos que son vistos en la emisión  $H\alpha$  y en observaciones en el UV de otras estrellas Be. El perfil P Cygni es caracterizado por líneas intensas de emisión con líneas de absorción desplazadas al azul. Estas últimas son producidas por material moviéndose desde la estrella hacia el observador. Mientras la emisión (componente roja del perfil) que se produce desde la envoltura, es material moviéndose hacia la estrella.

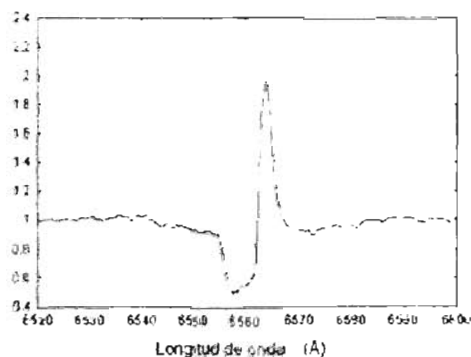


Figura 1. Perfil de línea tipo P Cygni, en la estrella Be HD 411511, mostrado entre noviembre de 2001 y diciembre de 2001. Tomado de <http://www.astrosurf.org/buil/us/bestar.htm> (05 abril de 2005).

La modulación rotacional en estrellas tempranas ha entrado como hipótesis alternativa para explicar observaciones que las NRP y modelos de discos no han podido explicar satisfactoriamente, como en las observaciones de rápida variabilidad (periodos de 1 a 2 días) con características transitorias en el perfil de línea en absorción en estrellas Be.

Hay algunas observaciones en estrellas Be, que pueden estar relacionadas con la modulación rotacional:

- Variación periódica del ancho equivalente en las líneas de resonancia en el UV (C IV; como en el caso de las estrellas Be). Esta es interpretada comúnmente como modulación rotacional de una magnetosfera inclinada con respecto al eje de rotación estelar.

- Los campos magnéticos cumplen un rol importante en el interior estelar, así como en la atmósfera y medio circumestelar: procesos de transporte de elementos químicos y de momento angular (atmósferas no uniformes químicamente en estrellas magnéticas Ap).
- Características transitorias en los perfiles de línea de absorción son presentadas en el espectro visible de las Be.
- Vientos estructurados y confinados en estrellas magnéticas tempranas: tipo O y B (Donati et al. 2001; Wade 2003).
- Ciertas propiedades de emisión de rayos X apuntan hacia la presencia de campos magnéticos (Waldron y Cassinelli 2000)

En tiempos recientes, pocos aunque estimulantes trabajos han sido presentados, involucrando la modulación rotacional como parte importante en la explicación de la fenomenología observada. Donati et al. (2001) muestran resultados de mediciones sobre campos magnéticos de tres estrellas brillantes tempranas tipo B:  $\beta$  Cep (esta es una estrella B1IIIe, que presenta episodios inexplicables de emisión en  $H\alpha$ , lo que la conecta con el fenómeno de emisión de las clásicas Be), Gama Casiopea y V2052 Oph. En ese trabajo se muestra la clara detección de un campo magnético en  $\beta$  Cep. Los resultados preliminares concluyen en un campo dipolar, con una intensidad polar de  $360 \pm 30$  G (figura 2, capítulo 4 de este trabajo). En adición, el estudio de la característica Be de esta estrella podrá ayudar a explicar al fenómeno Be. Los datos sobre el magnetismo de  $\beta$  Cep son consistentes con la teoría del magnético oblicuo centrado bipolarmente usado en estrellas magnéticas tipo Ap.

La interpretación del campo longitudinal y la variabilidad en el UV en  $\beta$  Cep, así como la luminosidad y variabilidad temporal de los rayos X, ha sido revisada por Donati et al. (2001), en el contexto del modelo de Babel & Montmerle (1997); el cual es un modelo de un viento de choque controlado magnéticamente (modelo MCWS). Este modelo describe la interacción del viento con el campo magnético y predice un disco delgado frío de gas atrapado en el plano magnético ecuatorial, rodeado por una envoltura caliente emisora de rayos X, de plasma en choque. Todo esto se encuentra confinado a una distancia de 8 a 10 radios estelares.

### **Observaciones en estrellas Be.**

En otras estrellas Be diversas observaciones han dado lugar a interpretarlas como evidencia indirecta de campos corrotantes (modulación rotacional: MR) a la estrella.

- Balona (1990) muestra que la curva de luz de  $\kappa$  CMa presenta variaciones periódicas que coinciden con el cambio de brillo, las variaciones periódicas cesan cuando la estrella alcanza el brillo máximo. Esto se puede explicar si se supone que una zona brillante rotante de la fotosfera (mancha caliente) ocurre, para dispersarse después o velarse.



- Recientes observaciones en la estrella  $\eta$  Cen (B1IVne), muestran una emisión compleja y patrones de absorción que aparecen en las líneas del helio. Estos patrones son difíciles de explicarse por medio de NRP. De esto, que es presumiblemente que sean originadas por patrones de nubes corrotantes con la fotosfera (Harmanec 1999; Balona 1999). Nubes corrotantes también son esperadas en  $28$  CMa y  $\zeta$  Tau (B2 IIIpe) para explicar las variaciones en su perfil de línea (Balona 1999; Balona y Kaye 1999).
- En la estrella  $\epsilon$  Cap (estrella tipo shell) todos los perfiles de línea del helio están fuertemente distorsionados por el material circunestelar (absorción circunestelar) (Balona y Lawson 2000; Balona et al. 2001; Balona 2003).
- Los perfiles de línea del helio en la estrella  $\omega$  Ori (B2 IIIe) tiene características transitorias que es desplazan en el perfil de línea, desde la componente azul hasta la roja, e inversamente. Esta variación es en gran parte periódica, lo que hace suponer que una ó un grupo de nubes de material circunestelar esta corrotando con la estrella (Balona 1990, 1995; Balona et al 2001). El campo magnético en esta estrellas ha sido cuantificado por Neiner et al. (2003), resultando como resultado una intensidad polar de  $530 \pm 230$  G (figura 3).
- La emisión de rayos X ha sido observada en  $\beta$  Cep, la cual ha sido interpretada por Donati et al. (2001) por medio del modelo de viento manejado magnéticamente de Babel y Montmerle (1997)

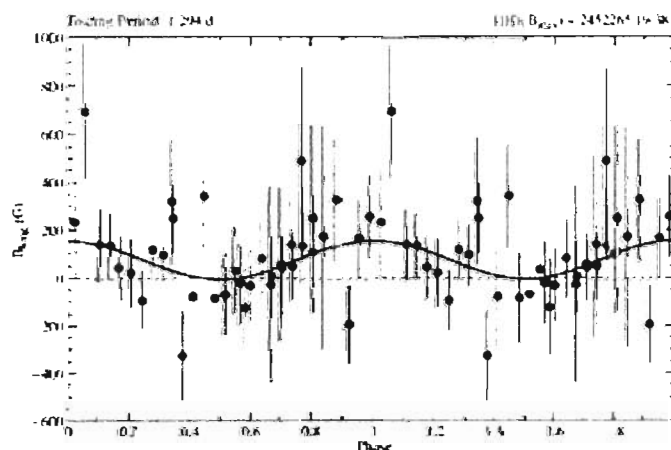


Figura 3. Esquema para un Campo magnético polar en  $\omega$  Ori, en función de la fase rotacional, con un periodo de  $\sim 1.29$  días. La intensidad estimada es de  $530 \pm 200$  G. Este es el primer caso de detección de campos en estrellas Be clásicas no peculiares. Tomado de Neiner et al. 2003.

### **Formación de regiones corrotantes (MR).**

Suponga que un evento de ráfagas magnéticas ocurren en una estrella Be. El plasma caliente ionizado es eyectado a lo largo de las líneas de campo. Si las líneas de campo son abiertas, el gas ionizado debe ser forzado a corrotar, asimismo a expandirse y acelerarse centrífugamente en un disco ecuatorial debido a la alta rotación estelar. De esta manera el gas se enfría rápidamente y el helio se neutraliza, a menos que haya suficientes fotones para ionizarlo. El helio neutro ya no es afectado por campos magnético. Para las estrellas calientes la presión de radiación domina y destruye los discos circumestelares tan pronto como son formados.

Si el plasma es eyectado a lo largo de líneas de campo cerradas, el cual es atrapado entre dos regiones diametralmente opuestas donde el campo cruza el ecuador geométrico estelar (asumiendo una configuración de dipolo simple) y forzando a corrotar mientras que el gas ionizado permanezca. Esto puede originar las nubes corrotantes. Dado que el helio es el componente más importante en la atmósfera estelar, es de esperarse que las estrellas frías no presenten variaciones periódicas correspondientes a los periodos de rotación.

### **La fuente de los campos magnéticos en estrellas Be.**

La fuente de los campos magnéticos en estrellas tempranas estrellas (tipo O, B y A) ha sido discutida en artículos como Moss (1994, 2001 y referencias ahí). Hay evidencia de turbulencia importante en la fotosfera estelar en estos objetos. Esta puede ser la fuente del campo magnético (Balona 1995; Balona 1999; Balona et al. 1999).

La turbulencia en estrellas rotantes es altamente anisotrópica y tiene una fuerte componente horizontal y una componente vertical que es estabilizada por el gradiente térmico. De modo que la turbulencia horizontal reduce en buena manera la rotación diferencial horizontal e incluso puede inhibir la salida de las líneas de campo a la superficie (Moss 2000).

**Literatura.**

- Babel J. y Montmerle T. 1997, A. A., 323, 121  
Baade D. y Balona L.A. 1994, I. A. U. S., 162, 311  
Balona L.A. 1990, M. N. R. A. S., 245, 92  
Balona L.A. 1995 M. N. R. A. S., 277, 1547  
Balona L.A. 1999 M. N. R. A. S. 306, 407  
Balona L.A. y Kaye A.B. 1999, Ap. J, 521, 407.  
Balona L.A. y Lawson 2000, M. N. R. A. S., 321, 131  
Balona L.A. 2003, International Conference on Magnetic Fields in O, B and A stars  
ASP Conference Series, 305 263.  
Balona L.A. et al. 1999, M. N. R. A. S., 305, 519  
Balona L.A. et al. 2001, M. N. R. A. S., 321, 131  
Balona L.A. et al. 2001, M. N. R. A. S., 1288, 327  
Barker P.K. et al. 1981, ApJ, 250, 300  
Barker P.K. et al. 1985, ApJ, 288, 741  
Donati J.F., Wade G., Babel J. et al. 2001, M. N. R. A. S., 326, 1165.  
Harmanec P. 1999, A. A., 341, 867  
Moss D. 1994, Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early Type Stars I.A.U.S.,  
162, 173. L.A. Balona et. al (Eds.).  
Moss D. 2001, Magnetic Fields across the Hertzsprung-Russell Diagram ASP  
Conference Series, 248, 305.  
Neiner et al. 2003, A. A., 409, 275.  
Peters 1991, Rapid Variability of OB Stars: Nature and diagnostic Value, ESO:  
Garching, 171  
Shorlin S.L.S. et al. 2002, A. A., 392, 637.  
Waldron y Cassinelli J.P. 2000, Ap.J, 548, L45  
Wade G.A. 2003, International Conference on Magnetic fields in O, B y A stars  
ASP Conference Series, 305, 16.