



ESPECTROSCOPIA IR DE ESTRELLAS B CON LINEAS EN EMISION

por

Anahí Granada

Licenciada en Astronomía, Universidad Nacional de La Plata

Director: Dra Lydia S. Cidale

TESIS PRESENTADA EN CUMPLIMIENTO DE LOS REQUISITOS

PARA OBTENER EL GRADO DE

DOCTOR EN ASTRONOMIA

en la

FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONOMICAS Y GEOFISICAS

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Abril de 2010

© Anahí Granada, 2010

Resumen

El estudio de las estrellas B constituye un área de investigación de gran interés actual debido a la necesidad de obtener una buena determinación de las tasas de pérdida de masa, y así conocer sus efectos en la evolución estelar.

Uno de los métodos más utilizados en la determinación de tasas de pérdida de masa, es el ajuste de los perfiles de línea observados con perfiles sintéticos. Dado que los perfiles de línea teóricos resultan de resolver la ecuación de transporte para medios en movimiento, la determinación de la tasa de pérdida de masa de un objeto recae en el conocimiento de la distribución de velocidad del viento y, en particular, de su gradiente de velocidad en las regiones próximas a la superficie estelar.

La existencia de diferencias en los valores de las tasas de pérdida de masa obtenidas a partir de observaciones de supergigantes O y B en distintos rangos de longitudes de onda (UV, ópticas y radio) y el reciente descubrimiento de vientos débiles ($\beta > 1$) en algunas supergigantes a partir de observaciones ópticas, nos llevan a preguntarnos cómo son las propiedades de los vientos en el IR, y si éstas se asemejan a las observadas en el rango óptico.

Uno de los objetivos de esta tesis es estudiar las propiedades de los vientos de las estrellas B con líneas en emisión para distintas luminosidades y analizar cómo se revelan estas propiedades en la región del IR cercano. En particular, estamos interesados en las estrellas que presentan el fenómeno Be, las cuales dieron origen al grupo de investigación *Modelos de Estrellas Peculiares (MEP)* de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata.

Proponemos utilizar las características de las líneas IR como diagnóstico de las condiciones físicas en las envolturas gaseosas que rodean a estos objetos, así como también estudiar la contribución de un viento estelar a la emisión en las líneas.

Las líneas de las bandas K ($2.2 \mu\text{m}$) y L ($3.5 \mu\text{m}$) no sólo proveen información sobre la pérdida de masa, sino que también permiten estudiar las condiciones físicas de la región circunestelar próxima a la estrella, tales como la opacidad del medio, la morfología y su dinámica, las cuales son difíciles de obtener a partir de observaciones en otros rangos espectrales.

Esta tesis está estructurada en dos partes:

La primera parte del trabajo está dedicada a investigar las propiedades físicas de los vientos en estrellas de tipo espectral B tempranas de todas las clases de luminosidad, y cómo la emisión en las líneas del espectro IR del hidrógeno depende de esas propiedades.

El estudio de los vientos estelares se realiza empleando un modelo semiempírico, analizando la respuesta de los perfiles de línea a las leyes de velocidad y a las distribuciones de temperatura propuestas para el viento. El cálculo de los perfiles de línea se realiza empleando el código ETLA desarrollado por Mihalas & Kunasz (1978), el cual hemos modificado para incluir los niveles más altos del átomo de hidrógeno. Construimos grillas de perfiles sintéticos variando los parámetros que definen la estructura del viento. Contemplamos además en algunos de nuestros modelos la existencia de una región sobrecalentada en el viento, próxima a la estrella. La evidencia de este tipo de regiones sobrecalentadas, se infiere a partir del fenómeno de superionización observado en la región ultravioleta del espectro de estrellas Be (Snow 1979) o del incremento del estado de ionización a través del viento en estrellas supergigantes B (Prinja et al. 2005). Esto nos permite evaluar si esta estructura de origen no térmico podría ser detectada también a partir de observaciones en el IR. Encontramos que para explicar la emisión en las líneas de Humphreys en vientos débiles se requiere la presencia de una región sobrecalentada. En todos los casos la emisión de las líneas de la serie de Humphreys proviene de la región más próxima a la estrella, interior a $2 R_*$.

El gradiente de velocidad y la tasa de pérdida de masa de cada modelo, define claramente la ubicación del modelo en la diagonal de un diagrama construido a partir del cálculo de los cocientes de flujos de las líneas $Br\alpha$, $Pf\gamma$ y H_{6-14} en emisión. Este diagrama resulta de utilidad para caracterizar las propiedades de los vientos a partir de observaciones IR.

La segunda parte de la tesis está dedicada a la descripción y el análisis de las líneas de hidrógeno del cercano IR de un conjunto de 21 estrellas Be observadas con el espectrógrafo NIRI de Gemini o el espectrógrafo ISAAC de VLT. Para la mayoría de los objetos estudiados, estas observaciones son los primeros datos reportados en las bandas K y L.

Una inspección visual de los espectros revela una clara diferencia entre las características de las intensidades de las líneas. Esto nos ha permitido clasificar a los objetos

en tres categorías: Grupos I, II y III, los cuales dan información sobre las profundidades ópticas de las regiones de formación de las líneas.

A partir de las mediciones de los anchos equivalentes y flujos en las líneas calculamos densidades de columnas de átomos, regiones de formación y opacidad de las líneas de Humphreys. Además, construimos un Diagrama de Lenorzer y analizamos en particular la variabilidad de tres estrellas Be (EW Lac, 28 Cyg y V395 Vul) que presentan observaciones IR en épocas diferentes. La variabilidad observada en las líneas de 28 Cyg y V395 Vul revela una disminución en la opacidad de las envolturas que rodean estos objetos (de ser ópticamente gruesas pasan a ser ópticamente más delgadas). En el caso de V395 Vul, la estrella pasó del Grupo I al Grupo II. A diferencia de estos dos objetos, las variaciones de EW Lac no ocurren a lo largo de la diagonal del Diagrama de Lenorzer: los valores de los flujos en las líneas H_{u14} y $Pf\gamma$ cambiaron relativamente poco de una fecha de observación a otra, pero el flujo de la línea $Br\alpha$ se ha intensificado notablemente.

Con la información obtenida a partir de nuestras observaciones IR y las características de la línea $H\alpha$ en la misma época, inferimos la posible evolución de los discos circunestelares. Concluimos que 88 Her, BK Cam, OZ Nor y V4024 Sgr, que pertenecen al Grupo I (las líneas $Br\alpha$, $Pf\gamma$ y H_{6-14} tienen igual intensidad), y EW Lac y V923 Aql, que pertenecen al Grupo II (las líneas $Br\alpha$ y $Pf\gamma$ son más intensas que las líneas de Humphreys), muestran una intensificación en la emisión de $H\alpha$, que evidencia un crecimiento del disco circunestelar. Estos objetos podrían haber tenido episodios de eyección de materia, recientemente. En cambio, los objetos del Grupo II que presentan un debilitamiento de la línea $H\alpha$ durante la época de nuestras observaciones, muestran características compatibles con un disco/viento ópticamente delgado. En relación a la dinámica de las envolturas circunestelares de las estrellas Be, encontramos que en todos los objetos el ensanchamiento de las líneas IR es principalmente dominado por la rotación estelar.

Finalmente comparamos el Diagrama de Lenorzer construido a partir de modelos de vientos calculados en la primera parte de la tesis, con aquel que resulta de las observaciones de las estrellas Be. Si bien las estrellas Be presentan discos, encontramos que la presencia de un viento estelar, incluso de uno débil, contribuye de manera significativa a la emisión de las líneas IR.

Indice

Resumen	ii
Listado de tablas	viii
Listado de figuras	x
1 Introducción	1
2 Estrellas con Líneas en Emisión	5
2.1 Breve Reseña Histórica	5
2.2 Tipos de Estrellas con Líneas en Emisión	7
2.3 Estrellas B con Líneas en Emisión	9
2.3.1 Estrellas Be	9
2.3.2 Estrellas con Fenómeno B[e]	16
2.3.3 Supergigantes B	17
2.4 Origen del Material Circunestelar en Estrellas Tempranas	18
2.4.1 Vientos Impulsados por Radiación	18
2.4.2 Vientos y Rotación	21
2.4.3 Discos Keplerianos	22
2.5 Mecanismos de Calentamiento del Medio Circunestelar	23
2.6 Propiedades de los Vientos de Estrellas Calientes: Observaciones	25
3 Teoría de Líneas y Transporte de Radiación en Medios en Movimiento	28
3.1 Introducción	28
3.2 Formación de Líneas en Vientos Estelares	29
3.2.1 Mecanismos de Formación de Líneas	29
3.2.2 Tipos de Línea	31
3.3 Transporte de Radiación en las Líneas	33
3.3.1 Resolución Numérica de la Ecuación de Transporte y las Ecuaciones de Equilibrio Estadístico	34

4	Modelos de Vientos en Estrellas B	37
4.1	Modelos	38
4.2	Diagnóstico de Vientos Estelares	44
4.2.1	Efectos de la Estructura del Viento en los Perfiles de Línea	44
4.2.2	Regiones de Formación de Líneas	48
4.2.3	Tasas de Pérdida de Masa	49
4.3	Discusión y Conclusiones	52
5	El Espectro IR de Estrellas Calientes	57
5.1	Líneas Observadas en las Bandas K y L	58
5.1.1	Estrellas Normales	59
5.1.2	Estrellas con Líneas en Emisión	61
5.2	Diagrama de Lenorzer	61
6	Espectroscopía IR de Estrellas Be	66
6.1	Material Observacional	66
6.1.1	Observaciones con Gemini/NIRI	67
6.1.2	Reducción y Calibración de Espectros en el Cercano IR	68
6.1.3	Observaciones con VLT/ISAAC	71
6.2	Descripción de los Espectros IR	71
6.3	Mediciones	73
6.4	Análisis de las Observaciones	76
6.4.1	Clasificación de los Espectros	76
6.4.2	Diagnóstico de las Condiciones Físicas en las Envolturas	76
6.5	Características de Objetos Individuales	85
6.6	Discusión y Conclusiones del Capítulo	95
7	Discusión Final y Conclusiones	102
7.1	Cocientes de Flujos de Líneas en Emisión como Diagnóstico de Envolturas Circunestelares	103
7.1.1	Diagrama Construido a Partir de los Modelos de Vientos	103
7.2	Diagrama de Lenorzer para estrellas Be	104
7.3	Conclusiones Finales	107

Apéndices	109
A Reducción de Espectros de Resolución Media Obtenidos con NIRI	109
A.1 Pasos Realizados para la Reducción de los Espectros Infrarrojos	109

Listado de tablas

4.1	42
5.1	Lista de líneas que pueden observarse las bandas K y L en estrellas Be .	62
6.1	Muestra de estrellas Be observadas con Gemini/NIRI y VLT/ISAAC. La clasificación en Grupos I, II y II se describe en la sección 6.4.1. En la última columna, las siglas s y l denotan la duración de las erupciones (s duración de corto período; l duración de largo período). Referencias. (a) Frémat et al. (2005), (b) Royer et al. (2006).	69
6.2	Anchos equivalentes de las líneas de hidrógeno en emisión observadas en las bandas K y L en unidades de Å. Las mediciones están corregidas por la absorción fotosférica de la estrella subyacente. Aquí, valores positivos de EW corresponden a emisiones. Aquellas líneas en las cuales la emisión es evidente pero difícil de medir, están indicadas con <i>em</i>	97
6.3	Anchos equivalentes de las líneas de hidrógeno en emisión observadas en la banda y L en unidades de Å. Las mediciones están corregidas por la absorción fotosférica de la estrella subyacente. Aquí, valores positivos de EW corresponden a emisiones. Aquellas líneas en las cuales la emisión es evidente pero difícil de medir, están indicadas con <i>em</i>	98
6.4	Flujo integrado de las líneas de hidrógeno en emisión, en unidades de $10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{Å}^{-1}$	99
6.5	FWHM de líneas de H en emisión corregido por la resolución instrumental, en unidades de km s^{-1}	100
6.6	Densidades de columnas de átomos y extensiones relativas de las regiones de formación de las líneas de Humphreys.	101
7.1	Cocientes de anchos equivalentes teóricos para modelos con $T_{ef}=18\,000\text{ K}$, que predicen líneas en emisión	105

A.1 Pasos que deben aplicarse para extraer los espectros calibrarlos en longitud de onda.	122
---	-----

Listado de figuras

2.1	Ubicación de las estrellas con líneas en emisión en el Diagrama HR. Figura extraída de Kogure & Leung (2007)	8
2.2	Ejemplo de perfiles de líneas en emisión de estrellas Be. Los del extremo izquierdo son típicos de un espectro Be de envoltura, que caracterizan usualmente a las estrellas vistas de ecuador, mientras que los de la derecha son característicos de un espectro Be, correspondientes a inclinaciones más pequeñas. Figura extraída de Porter & Rivinius (2003)	11
2.3	Mapas de intensidades de α Arae (izquierda) y κ CMa (derecha) en el continuo de $2.15 \mu\text{m}$, para los mejores ajustes de parámetros obtenidos. Las figuras fueron extraídas de Meilland et al. (2007b) y Meilland et al. (2007a)	15
2.4	Evidencias de discontinuidad en la velocidad terminal del viento o saltos de bi-estabilidad. Figura extraída del trabajo de Lamers et al. (1995)	26
2.5	Relación Momento-Luminosidad para las estrellas supergigantes O, B y A de la Vía Láctea. Figura obtenida de Kudritzki et al. (1999)	27
3.1	Arriba: Esquema de viento y el perfil P Cygni resultante, para un observador ubicado del lado izquierdo de la figura. La región gris en el diagrama de viento representa la zona que permanece oculta al observador por el disco estelar, de la cual no provienen fotones. Abajo: Perfil de línea emergente. Gráfico extraído de http://www.eso.org/sblondin/graphics/index.html	32
3.2	Esquema de discretización de las variables para resolver numéricamente la ecuación de transporte. Los rayos tangentes a las circunferencias concéntricas de radio r_i , son los parámetros de impacto p_i . Figura extraída de Torres (2008)	35
4.1	Leyes de velocidad tipo β . La curva a trazo continuo (rojo) corresponde a $\beta=0.5$, la de trazo discontinuo grande (verde) a $\beta=1$, la de trazo mediano (azul) a $\beta=2$ y la de trazo punteado (magenta) a $\beta=4$	39

4.2	Distribuciones de temperatura. En trazo continuo (rojo) se muestra la ley con una región sobrecalentada cerca de la estrella y en trazo discontinuo (azul) se muestra una distribución isotérmica. La región interior a R_* describe la distribución de temperatura en la fotosfera y está representada por un modelo de Kurucz (1979)	40
4.3	Perfiles de línea sintéticos para $\text{Br}\alpha$, $\text{P}\gamma$ y $\text{H}\alpha$ (H_{6-14}), de izquierda a derecha, computados con modelos de vientos isotérmicos adoptando diferentes distribuciones de velocidad (para valores de β de 0.5 a 4, ordenados de arriba a abajo) y diferentes temperaturas en la parte externa del viento (α 0.4, 0.6 y 0.8, para cada valor de β , tabla 4.1, M01 a M15)	45
4.4	Perfiles de línea sintéticos de $\text{Br}\alpha$, $\text{P}\gamma$ y $\text{H}\alpha$ (H_{6-14}) computados con un modelo de viento cromosférico (con $\Delta_1 = 1.$, $\Delta_2 = 2 R_\odot$ y $T_{max} = 40\,000\text{ K}$), diferentes leyes de velocidad y diferente temperatura para la parte exterior del viento (tabla 4.1, M26 a M40). Los gráficos están ordenados como en la figura anterior	46
4.5	Perfiles de $\text{Br}\alpha$ para distintas leyes de velocidad, considerando un modelo cromosférico con $T_{ef}=18\,000\text{ K}$, $\log g=3.5$. Los perfiles de línea calculados con $\beta=2$ son casi idénticos, mientras que aquellos obtenidos con $\beta=1$ dependen fuertemente del valor de la velocidad terminal V_∞	47
4.6	Flujos de radiación emitidos por superficies esféricas definidas por los parámetros de impacto (izquierda) y los correspondientes flujos relativos al flujo total integrado en la línea (derecha). Los cálculos fueron llevados a cabo para el modelo M28, $\beta = 0.5$ and $\alpha = 0.8$	50
4.7	Idem figura 4.6. Los cálculos fueron realizados para el modelo M31, $\beta = 1$ and $\alpha = 0.8$	51
4.8	Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestra el espectro de la estrella P Cygni, extraído de Sloan et al. (2003). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético	53
4.9	Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran el espectro de la estrella MWC 349A, extraído de Sloan et al. (2003). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético	54

4.10	Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran los espectros de la estrella Be, μ Cen (Observación realizada con VLT/ISAAC, cedida por Ronald Mennickent). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético	55
4.11	Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran el espectro de la estrella Be V341 Sge (Observación realizada con VLT/ISAAC, cedida por Ronald Mennickent). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético	56
5.1	Líneas de la banda K que permiten realizar una clasificación espectral en estrellas tempranas (Hanson et al. 1996).	59
5.2	Diagrama de cocientes de flujos Lenorzer et al. (2002a). Las diferentes clases de objetos, LBVs (cuadrados), estrellas B[e] (círculos rellenos) y estrellas Be (símbolos abiertos) están ubicados en diferentes regiones. El asterisco indica la posición de una fuente de emisión ópticamente gruesa proveniente de un cuerpo negro, la región rayada muestra el rango de cocientes de flujo de líneas de recombinación para el caso ópticamente delgado (caso B de la teoría de recombinación de Menzel para temperaturas mayores que 10^4 K.)	65
6.1	Espectros en la banda K de estrellas Be observados con Gemini/NIRI. Los flujos están en unidades arbitrarias.	72
6.2	Espectros en la banda L de estrellas Be observados con Gemini/NIRI. Los flujos están en unidades arbitrarias.	73
6.3	Espectros en la banda L de estrellas Be con líneas en emisión observadas con VLT/ISAAC. Los flujos están en unidades arbitrarias.	74
6.4	Espectros en la banda L de estrellas Be sin líneas en emisión, observadas con VLT/ISAAC. Los flujos están en unidades arbitrarias.	75

6.5	Diagrama de cocientes de flujos, como el propuesto por Lenorzer et al. (2002a). En símbolos negros se muestran las observaciones obtenidas con Gemini/NIRI, en azul las obtenidas con VLT/ISAAC. El triángulo magenta ubicado en el extremo inferior izquierdo, muestra el caso B de Menzel, mientras que el triángulo en el extremo superior derecho muestra la posición del caso ópticamente grueso. La línea verde indica aproximadamente la separación entre los Grupos I y II.	78
6.6	Diagrama de cocientes de flujos construido con las observaciones de estrellas Be recopiladas de la literatura y nuestros datos. En símbolos negros se muestran las observaciones obtenidas con Gemini/NIRI, en azul las obtenidas con VLT/ISAAC y en rojo las estrellas Be del trabajo de Lenorzer et al. (2002a). El triángulo magenta ubicado en el extremo inferior izquierdo, corresponde al caso B de la teoría de recombinación de Menzel, mientras que el triángulo en el extremo superior derecho representa la posición del caso ópticamente grueso. La línea horizontal (verde) indica aproximadamente la separación entre los Grupos I y II.	79
6.7	Diagrama de cocientes de flujos, $2.5\log(\text{Br}\alpha/\text{Br}\gamma)$ versus $2.5\log(\text{Br}\alpha/\text{P}\text{f}\gamma)$, similar al de Persson & McGerger (1985). Los círculos color rojo muestran un conjunto de estrellas Be observado por estos autores, mientras que los círculos negros corresponden a nuestras observaciones.	80
6.8	Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Humphreys de las estrellas del Grupo I observadas con VLT/ISAAC y Gemini. En círculos rojos se muestran las mediciones para V4024 Sgr, en círculos verdes las de OZ Nor, en azul las de V767 Cen, en magenta las de la estrella V817 Cen y en celeste la estrella BK Cam.	81
6.9	Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Humphreys de las estrellas del Grupo II observadas con VLT/ISAAC y Gemini. En círculos rojos se muestran las mediciones para V341 Sge, en verde las de V395 Vul, en magenta las de μ Cen, en azul las de V1150 Tau y en celeste EW Lac. Es de notar que el comportamiento de las últimas dos estrellas mencionadas es similar al de las estrellas del Grupo I.	82
6.10	Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Pfund.	83

6.11	Comportamiento de los anchos equivalentes de las líneas de Brackett de las bandas K y L. Para cada estrella los cocientes $W_{Br\alpha}/W_{Br\gamma}$, $W_{Br\gamma}/W_{Br\gamma} = 1$, $W_{Br\delta}/W_{Br\gamma}$ se han unido con líneas para resaltar la pendiente en cada caso. Existe una clara diferencia en la pendiente de la serie de Brackett entre objetos del Grupo I y del Grupo II.	85
6.12	FWHM como función de $v \sin i$ para Hu_{14} . La línea horizontal representa el ancho instrumental.	86
6.13	FWHM como función de $V \sin i$ para $Pf\gamma$. La línea horizontal representa el ancho instrumental.	87
6.14	FWHM como función de $V \sin i$ para $Br\alpha$. la línea horizontal representa el ancho instrumental.	88
6.15	Espectros de la estrella EW Lac observados en dos épocas diferentes . . .	89
6.16	Espectros de la estrella 28 Cyg observados en dos épocas diferentes . . .	92
6.17	Espectros de la estrella V395 Vul observados en dos épocas diferentes . .	94
7.1	Diagrama de cocientes de anchos equivalentes calculados a partir de los datos de la tabla 7.1. Los resultados de los modelos no isotérmicos se indican en puntos de colores: en rojo $\beta < 1$, en magenta $\beta=1$, en azul $\beta=1.5$ y en cian $\beta \geq 2$. El círculo negro representa el caso ópticamente grueso y el blanco el caso ópticamente delgado. La región sombreada en verde, indica la ubicación de los modelos isotérmicos	104
7.2	Diagrama de cocientes de anchos equivalentes calculados a partir de los datos de la tabla 7.1, junto con datos derivados de obesrvaciones (triángulos negros). Los resultados de los modelos no isotérmicos se indican en puntos de colores: en rojo $\beta < 1$, en magenta $\beta=1$, en azul $\beta=1.5$ y en cian $\beta \geq 2$. El círculo negro representa el caso ópticamente grueso y el blanco el caso ópticamente delgado. La región sombreada en verde, indica la ubicación de los modelos isotérmicos, las líneas negras indican la región ocupada por modelos de disco circunestelar (ver texto) y la línea a trazos verde separa los objetos del Grupo I y el Grupo II.	106
A.1	Transmisión atmosférica en la región espectral donde se encuentra la Banda K, para dos masas de aire diferentes.	123

A.2 Transmisión atmosférica en la región espectral donde se encuentra la Banda L, para dos masas de aire diferentes. Las figuras fueron extraídas de las páginas de Gemini <http://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/>. . 123

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas calientes, con temperaturas efectivas (T_{ef}) mayores a 10 000 K, han sido ampliamente estudiadas en los rangos óptico y ultravioleta. Esto se debe a que la radiación emitida por estos objetos tiene su máxima intensidad hacia las longitudes de onda corta. El lanzamiento del satélite IUE (International Ultraviolet Explorer) significó un gran aporte para el conocimiento de las regiones circunestelares de las estrellas calientes. Los instrumentos a bordo de este satélite permitieron, por ejemplo, detectar la presencia de perfiles de línea tipo P Cygni, abriendo las puertas al estudio de los vientos estelares. Entre otros aportes interesantes al estudio UV de estrellas tempranas, el satélite IUE reveló el fenómeno de *superionización* en las estrellas Be al hacer posible la observación de líneas de elementos de alta ionización (C IV, Si IV, N V, etc.), incluso en los tipos espectrales Be tardíos.

Por su parte, los instrumentos en Tierra cada vez más sofisticados, han permitido un profundo estudio de la región visual del espectro estelar. Así, la espectroscopía de alta resolución en este rango permite determinar la tasa de pérdida de masa de las estrellas calientes, a partir del ajuste de perfiles de línea, en particular de $H\alpha$. Hemos aprendido que a lo largo de la evolución de las estrellas calientes, la tasa de pérdida de masa es variable, pasando por etapas de vientos fuertes y vientos débiles, y tiene importantes implicancias en el enriquecimiento químico y la transferencia de momento y energía al medio. Por otro lado la masa que pierde el objeto influye en su posterior evolución, definiendo si éste terminará como enana blanca o estrella de neutrones.

Por otro lado, el estudio de las estrellas O, B y A con líneas en emisión en el rango óptico nos ha brindado información sobre las características de las envolturas/discos circunestelares, revelando una estructura muy compleja y variable. En ella se combinan numerosos fenómenos, entre los cuales podemos mencionar la alta rotación, los campos magnéticos, la propagación de perturbaciones radiales y no radiales, así como también la acreción y eyección de materia.

Por el contrario, hasta hace pocos años poco se conocía sobre el espectro del cercano

IR de estos objetos dado que el flujo emitido alrededor de los $2 \mu\text{m}$ es unas trescientas veces menor que el emitido en la región de los 4500 \AA . Los primeros relevamientos espectroscópicos en el rango $8\text{-}23 \mu\text{m}$ fueron realizados en baja resolución ($R \sim 20\text{-}60$) con el satélite IRAS¹ (Olon et al. 1986). Esta fue la primera fuente de información que permitió estudiar el entorno circunestelar de estrellas calientes con grandes excesos infrarrojos, originados principalmente por emisión libre-libre o *free-free* de gas caliente y/o emisión de polvo circunestelar, dado que la radiación IR originada en la fotosfera de las estrellas O y B es muy débil. Posteriormente el Observatorio Infrarrojo Espacial (ISO) brindó numerosas imágenes y espectros de moderada resolución de diversos objetos, los cuales continúan siendo analizados por una variedad de equipos internacionales.

Actualmente, las regiones del IR cercano son accesibles con espectrógrafos modernos de alta y media resolución, tales como los espectrógrafos ISAAC (Infrared Spectrometer and Array Camera) o SINFONI (Spectrograph for INtegral Field Observations in the Near Infrared) montados en los telescopios del Observatorio Paranal (VLT, Very Large Telescope, Chile), o los instrumentos PHOENIX y NIRI (Near InfraRed Imager and Spectrometer) en los Observatorios Gemini Sur (Chile) y Norte (Hawaii), respectivamente.

El estudio de las líneas IR de las estrellas B constituye un área de investigación de gran interés actual, debido a la existencia de discrepancias en las características de los vientos y/o discos circunestelares obtenidas a partir de observaciones de estrellas OB en otros rangos de longitudes de onda (UV, ópticas y radio). Sabemos que el estudio de las líneas de hidrógeno en emisión, en particular en las bandas K ($2.2 \mu\text{m}$) y L ($3.5 \mu\text{m}$), provee información sobre la región interna y más densa de la envoltura circunestelar, próxima a la estrella, difícil de adquirir a partir de observaciones en otras longitudes de onda. De esta manera estas líneas podrían brindar restricciones adicionales a los modelos de envoltura.

Uno de los objetivos de esta tesis es estudiar las propiedades de los vientos de las estrellas B con líneas en emisión para distintas luminosidades y analizar cómo se revelan sus propiedades en la región del IR cercano. Este estudio es realizado mediante el cálculo de perfiles de línea sintéticos y el análisis de la respuesta de estos perfiles a la variación de los parámetros que describen las leyes de velocidad y las distribuciones de temperatura propuestas para el viento. Sobre la base de comparaciones cualitativas entre la forma e

¹El satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite) realizó fundamentalmente un relevamiento fotométrico del 96% del cielo cuatro veces, a longitudes de onda de $12, 25, 60$ y $100 \mu\text{m}$, con resoluciones de entre $0,5$ y 2 minutos de arco y obtuvo espectros de baja resolución para varias fuentes.

intensidad de las líneas computadas y las observadas, es posible acotar el rango de los valores que adoptan los parámetros del viento. En particular, estamos interesados en estrellas B que además presentan alta rotación (estrellas con fenómeno Be), las cuales dieron origen al grupo de investigación *Modelos de Estrellas Peculiares (MEP)* de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata.

Además, buscamos utilizar las características de las líneas IR, en las bandas K y L, como diagnóstico de las condiciones físicas en las envolturas/discos circunestelares de las estrellas Be, empleando observaciones de 21 objetos obtenidos con los espectrógrafos NIRI de Gemini el ISAAC de VLT.

Estructura de la Tesis

En el Capítulo 2 damos una reseña histórica, mostramos las características generales de los objetos de estudio de esta tesis: las estrellas B con líneas en emisión. Presentamos algunos de los mecanismos que podrían ser responsables de la presencia de envolturas o discos rodeando estos objetos. A continuación, en el Capítulo 3 mostramos los tipos de perfiles de línea que se forman en vientos estelares y hacemos una breve introducción a la teoría de transporte de radiación en medios en movimiento, cuyas ecuaciones resolvemos numéricamente empleando el código ETLA (*Equivalent Two Level Atom*) de Mihalas & Kunasz (1978). Estudiamos los vientos estelares desde un punto de vista cinemático, es decir que analizamos la respuesta de los perfiles de línea al parámetro β de la ley de velocidad y a la distribución de temperatura del viento.

Utilizando el código ETLA, en el Capítulo 4 construimos grillas de perfiles sintéticos de líneas de H variando los parámetros que definen la estructura del viento. Consideramos también en algunos de nuestros cálculos la existencia de una región sobrecalentada en el viento, cerca de la estrella. La inclusión de esta región podría dar cuenta del fenómeno de superionización observado en la región ultravioleta del espectro de las estrellas Be (Snow 1979) y del cambio del estado de ionización con la velocidad en las supergigantes B (Prinja et al. 2005).

En el Capítulo 5 describimos el espectro IR en estrellas calientes, en particular en las bandas K y L, que presentan numerosas líneas de hidrógeno en emisión las cuales proveen información sobre la región circunestelar próxima a la estrella. En este capítulo se describe el diagrama de cocientes de flujos de líneas (Diagrama de Lenorzer) que se

utilizará en los siguientes capítulos como diagnóstico de la opacidad del medio.

En el Capítulo 6 describimos globalmente las observaciones espectroscópicas en el cercano IR. y analizamos las líneas de hidrógeno de un conjunto de 21 estrellas Be observadas con el espectrógrafo NIRI de Gemini y el espectrógrafo ISAAC de VLT. Para la mayoría de estos objetos los espectros que se presentan en esta tesis son los primeros datos reportados en el cercano IR. El estudio de las regiones IR del espectro, nos permite determinar las propiedades físicas y dinámica de la región interna de las envolturas circunestelares. Proponemos un criterio de clasificación para espectros en la banda L, que nos brinda información sobre las características de las regiones de formación de las líneas y analizamos la evolución del medio circunestelar de algunas estrellas Be.

Finalmente, en el Capítulo 7 comparamos el Diagrama de Lenorzer construido a partir de modelos de vientos calculados en la primera parte de la tesis, con aquel que resulta de las observaciones de las estrellas Be. Discutimos la influencia de los vientos estelares en la emisión de las líneas IR.

Para aquellos lectores interesados en conocer cómo fueron reducidas nuestras observaciones IR con Gemini/NIRI, presentamos los detalles del procedimiento de reducción en el Apéndice A.

Capítulo 2

Estrellas con Líneas en Emisión

2.1 Breve Reseña Histórica

En el año 1867 el Padre A. Secchi publicó su trabajo *Catalogo delle stelle di cui si e determinato lo spettro luminoso* (Secchi 1867), dedicado a la clasificación espectral de un gran número de objetos. En esta publicación, Secchi describió por primera vez la presencia de líneas en emisión en el espectro óptico de dos estrellas muy particulares: γ Cas y β Lyr. Este trabajo pionero dio lugar al estudio de un nuevo grupo de objetos: las estrellas con la línea $H\beta$ en emisión¹.

En el mismo año, C. Wolf y G. Rayet, en el Observatorio de París, encontraron tres estrellas débiles con líneas muy anchas (de unos mil $Km s^{-1}$) e intensas de helio ionizado en emisión, las cuales hoy en día se conocen como estrellas Wolf-Rayet (Huggins & Huggins 1890). En 1888, E. W. Maunder observó la estrella P-Cygni y encontró un número de líneas en emisión intensas con componente en absorción en el ala violeta (Maunder 1889). Estos perfiles de línea se conocen como perfiles tipo P Cygni. Hoy se sabe que esta estrella sufrió una erupción en 1600 y lentamente varía su brillo y espectro.

Hacia finales del siglo XIX, W. W. Campbell (1895) publicó un extenso trabajo describiendo las características espectroscópicas de objetos que presentaban líneas brillantes y oscuras; recalca en su publicación la importancia de estudiar las *estrellas con $H\beta$ brillante*, que hasta entonces habían recibido poca atención. El estudio sistemático de este tipo de estrellas comenzó en 1911 cuando R. H. Curtiss inicia un programa de observación de estrellas con líneas brillantes en sus espectros. Algunos años después, publica varios estudios sobre algunas estrellas de tipo espectral B, entre las cuales se encuentra la estrella γ Cas, que ya entonces era un objeto de importancia histórica, y propone que la emisión observada en su espectro puede ser explicada con la existencia de una atmósfera extendida emisora (Curtiss 1916). En 1919, publica otro trabajo donde muestra que la mayoría de la estrellas con líneas de hidrógeno en emisión son de tipo espectral B (Curtiss

¹Actualmente se las conoce como estrellas Be.

1919). Merrill (1913) describe que las emisiones observadas pueden ser de distintas características, angostas o anchas, e incluso dobles. Struve (1931) encuentra que en aquellas estrellas B que exhiben líneas anchas en emisión con dos picos muy separados, las líneas en absorción también están ensanchadas y tienen forma tipo *plato* indicando la presencia de alta rotación. En este trabajo, Struve relaciona el ancho de las líneas en emisión con la velocidad de rotación de la estrella y la inclinación del eje de rotación con respecto a un observador: propone que la ocurrencia de emisiones anchas se debe a que las estrellas tienen valores grandes de velocidades de rotación proyectadas en la dirección del observador ($V \sin i$), mientras que aquellas estrellas cuyo eje de rotación está en dirección al observador, es decir estrellas vistas de polo, las líneas son angostas. En este trabajo clásico, se propone que las estrellas B con rotación rápida serían achatadas, inestables y eyectarían masa por el ecuador formando un anillo o disco en rotación alrededor de la estrella, del cual provendrían las líneas en emisión.

P. W. Merrill (1933), en el Observatorio de Mount Wilson, observó tres estrellas peculiares, CI Cyg, RW Hya y AX Per, las cuales exhibían líneas de helio ionizado (características de estrellas de tipo espectral temprano) en combinación con bandas oscuras de óxido de titanio (TiO), las cuales se encuentran normalmente en estrellas de tipo tardío. Se trata de sistemas binarios, constituidos por una estrella caliente, otra fría y una nebulosa de material que las circunda. En 1958, estos objetos fueron designados con el nombre de *estrellas simbióticas* (Merrill 1958).

A. H. Joy (1945) definió un nuevo grupo de estrellas, las *estrellas tipo T Tauri* caracterizadas por estar asociadas a nebulosas oscuras o brillantes, por ser variables de tipo espectral entre F5 y G5 con líneas similares a las observadas en la cromósfera solar, y por tener baja luminosidad. Se trata de estrellas de pre secuencia principal, aún embebidas en sus regiones de formación.

Wilson & Vainu Bappu (1957) observaron emisiones en estrellas de tipos G, K y M en un amplio rango de luminosidades, encontrando una relación entre el ancho de las líneas en emisión y la luminosidad estelar. Desde entonces, se acepta que las estrellas gigantes y supergigantes de tipos espectrales tardíos, poseen cromósferas, acompañadas de emisión intensa en líneas H y K de calcio. Las estrellas enanas tardías (dM) también exhiben estas líneas. Cuando la emisión es muy intensa, frecuentemente presentan también la línea H α en emisión. En este caso se las conoce como estrellas enanas rojas con líneas en emisión (dMe). Algunas de estas estrellas han presentado abrillantamientos repentinos

en escalas de tiempo cortas, acompañados de incrementos en la intensidad de las líneas en emisión. Se las conoce como *estrellas con fulguraciones*.

Herbig (1960) estudió un conjunto de objetos de tipo espectral A o B ubicadas dentro de los límites de una nube molecular, caracterizadas por tener intensas líneas en emisión en sus espectros, principalmente en la serie de Balmer. Estas *estrellas Herbig Ae/Be* serían objetos de pre-secuencia principal, contrapartes de mayor masa de las estrellas T-Tauri. La presencia de discos y jets en estos objetos, apoya la idea de que aún están en el proceso de acreción de materia.

Geisel (1970) reportó la existencia de una correlación entre estrellas B que presentan un continuo con un fuerte exceso IR y poseen en sus espectros líneas prohibidas de baja excitación. En 1975, P. Conti propuso designar a estas estrellas con la nomenclatura B[e], para indicar que son objetos con líneas en emisión y la presencia de líneas prohibidas.

Desde entonces, han sido publicados numerosos trabajos brindando información detallada sobre las características y propiedades de las estrellas con líneas en emisión, así como también diferentes mecanismos que intervienen en la formación de sus envolturas circunestelares.

2.2 Tipos de Estrellas con Líneas en Emisión

Como vimos en la sección anterior, las estrellas con líneas en emisión pueden ser de tipos muy diferentes entre sí y se agrupan según las propiedades que presentan sus espectros en el rango óptico.

Puede tratarse de:

- Objetos de tipo espectral temprano (como estrellas Wolf-Rayet o WR; estrellas Of, estrellas Oe/Be/Ae o Variables Luminosas Azules o LBVs);
- Estrellas de tipo espectral tardío (estrellas dMe, estrellas con fulguraciones, estrellas gigantes rojas o variables tipo Mira);
- Sistemas binarios cerrados o *close binary systems* (Estrellas Algol, variables cataclísmicas o CV, estrellas simbióticas);
- Estrellas de pre secuencia principal (Estrellas Herbig Be/Ae, estrellas T Tauri);
- Estrellas F y G de secuencia principal, donde se observan las líneas de Ca II (H y K) en emisión, como es el caso del sol.

En la figura 2.1 se esquematiza la ubicación de las estrellas con líneas en emisión en el diagrama HR. Vemos que en general las estrellas que presentan esta característica están concentradas hacia regiones del diagrama correspondientes a los tipos espectrales tempranos y los tipos espectrales tardíos.

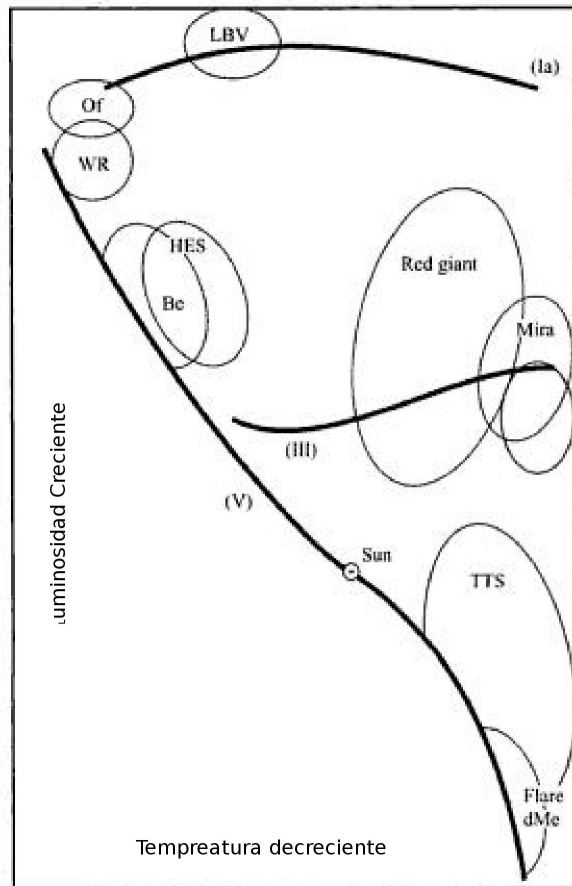


Figura 2.1: Ubicación de las estrellas con líneas en emisión en el Diagrama HR. Figura extraída de Kogure & Leung (2007)

Las estrellas con líneas en emisión presentan diferentes líneas, de acuerdo a su tipo espectral. Las estrellas de tipo O presentan líneas de helio ionizado y de elementos como carbono, nitrógeno y oxígeno altamente ionizados. En estrellas de tipo más tardío que B, las líneas $H\alpha$ y $H\beta$ son las principales, mientras que las líneas de Ca II caracterizan a las estrellas de tipo tardío.

Estas líneas en emisión suelen presentar variabilidad en diferentes escalas de tiempo, cortas o largas, tanto en intensidad como en forma. Debido a que a veces las emisiones pueden incluso desaparecer, se suele utilizar el término *fenómeno de emisión de líneas*

en vez de *estrellas con líneas en emisión*.

Estas líneas se originan principalmente:

- En envolturas estelares, o regiones externas de atmósferas estelares. Se incluye en este grupo envolturas en expansión o fuertes vientos estelares, discos o anillos en rotación, discos de acreción, estructuras tipo cromósfera-corona y atmósferas pulsantes.
- Por actividad estelar, como erupciones o fulguraciones y manchas estelares.
- Debido a la interacción binaria, donde ocurre intercambio de masa y acreción de materia entre las componentes.

Así, los estudios de líneas en emisión ofrecen herramientas para entender el estado físico y la estructura dinámica de las envolturas y de las regiones activas en los diferentes tipos de estrellas.

2.3 Estrellas B con Líneas en Emisión

Los objetos de estudio en esta tesis, son las estrellas con líneas en emisión de tipo espectral temprano. Entre ellas, se encuentran las estrellas que presentan el fenómeno Be, B[e] y las estrellas supergigantes B, que han sido estudiadas por nuestro grupo "Modelos de Estrellas Peculiares" (*Grupo MEP*) en la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata en los últimos años.

En las siguientes subsecciones se hace una breve descripción de las características de estos objetos, así como también de los mecanismos que han sido propuestos para interpretar el origen de las envolturas circunestelares, donde se forman las líneas en emisión.

2.3.1 Estrellas Be

Desde su descubrimiento en 1867, las estrellas Be han llamado la atención y numerosos trabajos han sido publicados. Las recopilaciones de Mc Laughlin 1937; Stoeckley 1968; Slettebak 1979; Jaschek et al. 1981; Slettebak 1982; Porter & Rivinius 2003, etc., brindan un panorama amplio de lo que se conoce hasta el día de hoy acerca de estos objetos. Aquí resumimos algunos de los principales rasgos observados.

Una característica llamativa que tienen las estrellas Be es su variabilidad; muestran importantes variaciones fotométricas y espectroscópicas, en particular en la línea $H\alpha$, con escalas de tiempo largo (de semanas a años) y corto (de horas a días). En algún momento de su vida, las estrellas Be pierden sus emisiones y se ven espectroscópicamente como estrellas B IV-V normales. Por esta razón se define a una estrella Be como *una estrella B no supergigante que presenta o alguna vez ha presentado una o más líneas de Balmer en emisión* (Jaschek et al. 1981). Las emisiones en las líneas de Balmer suelen estar acompañadas por líneas en emisión de elementos de baja ionización (por ejemplo Fe II).

Debido a que esta definición engloba a más de un tipo de estrella B con líneas en emisión, se utiliza más frecuentemente el término *estrellas Be Clásicas* para identificar solo aquellos objetos cuya emisión se atribuye a la existencia de una componente de gas circunestelar, que presenta una estructura de disco ecuatorial, y excluir así a las estrellas Herbig Ae-Be (objetos de pre-secuencia principal), sistemas Algol, etc.

- *Características Espectrales*

Rango Óptico

Entre las estrellas Be, se caracterizan básicamente por dos tipos diferentes de espectro, el *espectro Be* y el *espectro Be de envoltura* o *shell* (figura 2.2). Las líneas en emisión del *espectro Be* presentan típicamente uno o dos máximos intensos. En este último caso la parte central de la línea tiene una inversión en la intensidad que no alcanza a cruzar el nivel de flujo continuo emergente de la fotosfera estelar.

En cambio, en el *espectro Be de envoltura* los centros de las líneas presentan una absorción delgada por debajo del continuo, que puede presentar o no las alas en emisión. Se observan además numerosas líneas angostas en absorción de metales una vez ionizados. En el caso de líneas con dos picos en emisión, la separación de éstos correlaciona con el ancho a mitad de altura (FWHM) medido en las líneas fotosféricas. Tanto la separación de los picos como las velocidades radiales medidas en las líneas en emisión son mayores en las estrellas con *espectros de envoltura* que en las estrellas con *espectro Be*.

Los trabajos de Struve (por ejemplo Struve (1931)) sugerían que las estrellas Be clásicas rotan con una velocidad próxima a su velocidad crítica, para la cual la

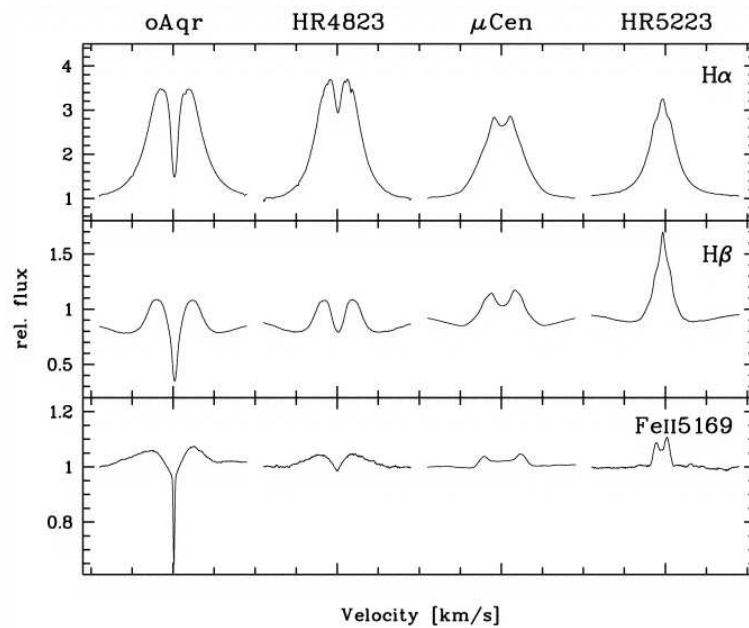


Figura 2.2: Ejemplo de perfiles de líneas en emisión de estrellas Be. Los del extremo izquierdo son típicos de un espectro Be de envoltura, que caracterizan usualmente a las estrellas vistas de ecuador, mientras que los de la derecha son característicos de un espectro Be, correspondientes a inclinaciones más pequeñas. Figura extraída de Porter & Rivinius (2003)

fuerza centrífuga está balanceada por la gravedad. Sin embargo, actualmente no resulta claro si estos objetos alcanzan a rotar a la velocidad crítica, aunque su alta rotación las ubica en un lugar preferencial para la discusión sobre la evolución del momento angular (Townsend et al. 2004).

Las líneas en emisión de dos picos en estrellas Be, suelen presentar variaciones quasi periódicas, del orden de varios años a decenas de años, en las intensidades relativas de las componentes en emisión violeta y roja (V/R). Estas variaciones son interpretadas como evidencia de una envoltura emisora no axisimétrica rotante con el período de las variaciones V/R (Cowley & Gugula 1973). Okazaki (1997) interpretó estas observaciones como evidencia de una onda de densidad (con $m=1$) en precesión. Este modelo describe un incremento de la densidad en una porción del disco, mientras que habría un decremento en el lado opuesto (Modelo conocido como *one arm oscillation*).

McDavid et al. (2000) presentaron evidencia de una onda de densidad de un brazo en observaciones polarimétricas de estrellas Be. El monitoreo de las variaciones

V/R en distintas longitudes de onda a lo largo de un ciclo, revela características acerca del movimiento del material en el disco. Hesselbach (2009) encuentra que en algunas estrellas Be, el desfase observado entre las variaciones V/R de $H\alpha$ y las de otras líneas de hidrógeno del cercano IR, es consistente con la evolución de una onda de densidad en el disco.

Barbier & Chalonge (1941) encontraron que la presencia de líneas en emisión en estrellas B suele estar acompañada de dos componentes del salto de Balmer. Uno de los saltos es de origen fotosférico, está en absorción y no varía en el tiempo. El segundo salto de Balmer proviene de la envoltura circunestelar y puede observarse tanto en emisión como en absorción, es variable e incluso puede llegar a desaparecer completamente.

Rangos Ultravioleta y Rayos X

El satélite IUE (International Ultraviolet Explorer) permitió el estudio de la región ultravioleta de las estrellas Be. Mientras que el continuo UV de las estrellas en la fase de *espectro Be* es similar al de fase B normal, aparecen un gran número de líneas de resonancia en absorción correspondientes a elementos altamente ionizados, tales como: C IV, Si IV, N V y O VI. Estas líneas se observan incluso en estrellas Be de tipo espectral tardío (Marlborough 1977; Marlborough & Peters 1982). La existencia de líneas de elementos muy ionizados con abundancias anómalas da origen al fenómeno de *superionización*. Estas líneas pueden presentar perfiles de tipo P-Cygni, absorciones puras desplazadas hacia longitudes de onda más cortas o absorciones con el ala azul extendida². Todas estas estructuras son interpretadas como evidencias de un flujo de materia alejándose de la fotosfera (Snow 1979). Superpuestas a las líneas de resonancia de alta ionización, se distinguen componentes de absorción discretas que se desplazan hacia longitudes de onda más cortas, partiendo de velocidades bajas hasta alcanzar velocidades del orden de 1000 km s^{-1} . Estas componentes de absorción discretas o *DACs* no son observadas en estrellas B normales (Underhill & Doazan 1982; Baade 2000) y reflejarían la propagación de perturbaciones de densidad en el plasma circunestelar.

La mayoría de las estrellas Be aisladas son levemente más activas en la región

²En el próximo capítulo se describen los diferentes tipos de perfiles de línea.

de rayos X que las estrellas B de secuencia principal (Cohen et al. 1997; Cohen 2000). Sin embargo hay un conjunto de estrellas Be en sistemas binarios, en las cuales la radiación en rayos X es muy intensa y/o variable: las *binarias Be/X-ray*. Estos sistemas estarían formados por una estrella Be masiva y un objeto compacto (enana blanca, estrella de neutrones o un agujero negro) en una órbita excéntrica, que acreta material de la estrella Be (Coe et al. 2000).

Rangos Infrarrojo y Radio

Hasta 1980, sólo unas pocas estrellas de tipos espectrales tempranos habían sido estudiadas espectroscópicamente en el rango infrarrojo (7000Å- 20 μ m). Se había encontrado que las estrellas B normales de secuencia principal radían prácticamente como un cuerpo negro en el intervalo entre 2.3 a 19.5 μ m (Gehrz et al. 1974), mientras que las estrellas Be presentaban un fuerte exceso infrarrojo producido por procesos de emisión ligado-libre y libre-libre, originados en una envoltura gaseosa circunestelar con una extensión cercana a los 4 radios estelares. Este exceso infrarrojo se incrementa para tipos espectrales más tempranos (Barlow & Cohen 1977). A partir de los excesos IR, Waters et al. (1987) calcularon tasas de pérdida de masa que resultan ser unas 100 veces mayores que las obtenidas a partir de líneas del UV. Esto indicaría que la región de donde provienen los excesos IR es diferente de donde provienen las líneas UV: una correspondería a una envoltura ecuatorial densa, mientras que la segunda al viento estelar.

En el IR cercano y medio, se observan principalmente líneas de H I y He I (Waters & Marlborough 1992), y a diferencia de las estrellas B normales, las estrellas Be suelen presentar las series de Paschen y Brackett en emisión.

En longitudes de onda más largas: milimétricas, submilimétricas y radio, se observa que la pendiente del continuo de las estrellas Be es más pronunciada que la pendiente observada en el rango IR, comprendido entre los 12 y 60 μ m. Esta variación indica cambios estructurales en regiones alejadas de la estrella central (Waters & Marlborough 1994). Pocas estrellas Be muestran indicios de polvo en ondas de radio.

- *Polarimetría*

La mayoría de las estrellas Be muestran polarización electromagnética intrínseca y variable en la radiación de continuo, la cual puede alcanzar valores del 2%. En general el grado de polarización está correlacionado con la intensidad de las líneas en emisión, aunque a veces estos eventos están desfasados temporalmente (Poeckert et al. 1979). La intensidad de la polarización puede también variar con el cociente V/R (McDavid et al. 2000) mientras que los ángulos de polarización permanecen constantes (Wood et al. 1997). La detección de radiación continua polarizada en estrellas Be pone en evidencia un apartamiento de la simetría esférica de la envoltura circunestelar, mientras que la no detección de polarización en las líneas espectrales establece un límite superior para la intensidad de los campos magnéticos, de alrededor de 1 kG.

- *Interferometría*

Por medio de interferometría en radio, Dougherty & Taylor (1992) confirmaron que las estrellas Be están rodeadas por envolturas achatadas. Mediante observaciones interferométricas en el óptico, Quirrenbach (1993) y Quirrenbach et al. (1994, 1997) encontraron que la relación entre el cociente de los semiejes de la región emisora de la línea H α , es más alto para las *estrellas Be con espectro de envoltura* que para las estrellas con *espectro Be*.

Los estudios interferométricos en el rango IR de las estrellas Be, han revelado estructuras circunestelares muy diversas, aunque la observación de siete estrellas Be con VLTI/MIDI y diferentes líneas de base, indican que los tamaños de las regiones emisoras en distintas longitudes de onda, 2, 8 y 12 μm , para cada objeto, serían similares (Meilland et al. 2009).

Observaciones interferométricas en alta resolución de las estrellas α Eri (Achernar) y α Arae, indican que existiría una envoltura circunestelar difusa y asimétrica elongada en la dirección polar y una estructura ecuatorial tipo disco (Kervella & Domiciano de Souza 2006; Meilland et al. 2007b). La figura 2.3 (izquierda) presenta el modelo de mapa de intensidad que mejor ajusta la observación de α Arae, considerando un disco ecuatorial y un viento polar (Meilland et al. 2007b).

En cambio, las observaciones interferométricas de κ CMa indican que la estrella (figura 2.3, derecha) presenta un disco kepleriano y una asimetría tipo *one arm*

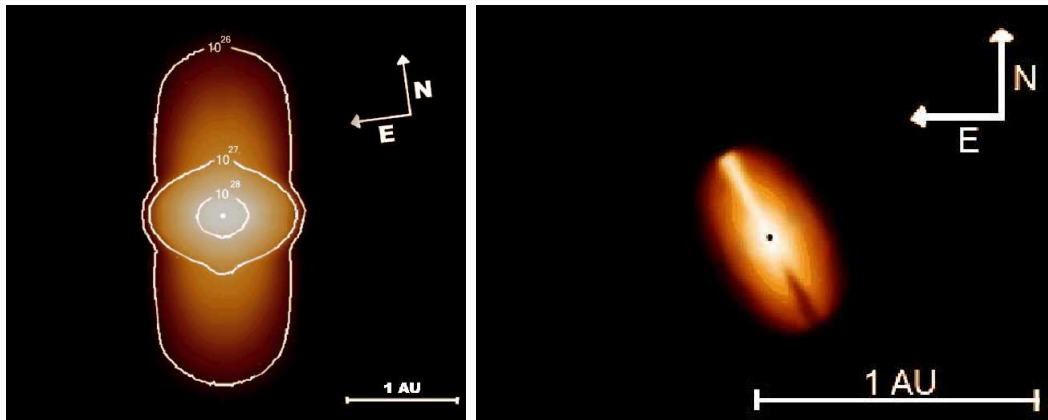


Figura 2.3: Mapas de intensidades de α Arae (izquierda) y κ CMa (derecha) en el continuo de $2.15 \mu\text{m}$, para los mejores ajustes de parámetros obtenidos. Las figuras fueron extraídas de Meilland et al. (2007b) y Meilland et al. (2007a)

oscillation en el disco. Este escenario no encaja con el esquema propuesto para las estrellas antes mencionadas (Meilland et al. 2007a).

Cabe destacar que la interpretación de los datos interferométricos es modelo dependiente. Un ejemplo es el de la estrella Achernar: realizando una reinterpretación de las observaciones interferométricas en el rango de $2 \mu\text{m}$, Carciofi et al. (2008) encontraron que la envoltura circunestelar de este objeto puede representarse tanto por un modelo de envoltura ecuatorial delgada como por una región emisora compacta con escala de altura grande.

- *Incidencia del Fenómeno Be*

El fenómeno Be también se extiende a estrellas O tardías y A tempranas. Alrededor de un 17 % de las estrellas B muestran el fenómeno Be y este fenómeno alcanza su máxima frecuencia (34 %) en el tipo espectral B1, para todas las clases de luminosidad (Zorec & Briot 1997).

De estudios en cúmulos abiertos en las nubes de Magallanes, Hummel et al. (1999) encontraron que la incidencia de estrellas Be sobre el conjunto de las estrellas B muestra una gran dispersión, del 10 % al 34 %. Maeder et al. (1999) sugirieron que la aparición del fenómeno Be está influenciado por efectos de metalicidad.

Hasta el momento, no es claro si las estrellas nacen como Be o evolucionan de B a

Be. Mermilliod (1982a,b) y Grebel (1997) señalan que la fracción de estrellas Be es máxima para los cúmulos con punto de turn off en el rango O9-B3 y cae para cúmulos más viejos. Este resultado parece reflejar que la fracción de estrellas Be en un cúmulo es una característica evolutiva, aunque también podría estar mostrando que la fracción de estrellas Be de tipos espectrales tempranos es mayor, y no tener contenido evolutivo.

Algunos trabajos muestran que el fenómeno Be ocurre en la segunda mitad del tiempo en que la estrella evoluciona sobre la secuencia principal, con lo cual es un fenómeno ausente en cúmulos más jóvenes que 10^7 años (Fabregat & Torrejón 2000). Sin embargo otros autores muestran que las estrellas Be Galácticas están presentes en todas las clases de luminosidad (V-III) (Zorec & Briot 1997), y se manifiestan en cualquier momento durante su evolución en secuencia principal, lo cual va en contra de la tendencia evolutiva (Zorec et al. 2005).

Mathew et al. (2008), estudiando 207 cúmulos abiertos de diversas edades, encuentran que las estrellas Be clásicas se ubican a en el diagrama color-magnitud a lo largo de la secuencia principal, lo cual indica que el fenómeno Be no es característico de una única etapa evolutiva. Estos autores muestran que la distribución de estrellas Be clásicas como función del tipo espectral tiene una distribución bimodal, con máximos en los tipos espectrales B1-B2 y B6-B7. La fracción $[N(\text{Be})/N(\text{B}+\text{Be})]$ resulta ser de menos del 10% en la mayor parte de los cúmulos, alcanzando un valor máximo en NGC 2345 del 26%. Además proponen que podrían haber dos mecanismos responsables del fenómeno Be clásico: algunas estrellas podrían nacer con alta rotación siendo Be Clásicas, lo cual se evidencia con la presencia de este tipo de objetos en los cúmulos más jóvenes, y otras estrellas podrían evolucionar hacia Be Clásicas a lo largo de la secuencia principal como lo indica su mayor incidencia en cúmulos de mayor edad.

2.3.2 Estrellas con Fenómeno B[e]

Las estrellas B[e] pertenecen al grupo de las estrellas de tipo espectral B que presentan una fenomenología muy compleja y lejos de ser aún comprendida. El fenómeno B[e] se caracteriza por presentar intensas líneas de hidrógeno en emisión, fuertes excesos IR (debido a la presencia de polvo caliente circunestelar) y emisiones en transiciones de líneas

permitidas y prohibidas de elementos de baja ionización (Ej. Fe II, [Fe II] y [O I]). Teniendo en cuenta la diversidad de objetos con fenómeno B[e], Lamers et al. (1998) propusieron clasificarlos, según su fase evolutiva, en objetos de pre-secuencia principal (Herbig B[e]) y objetos de pos-secuencia principal (ej: nebulosas protoplanetarias/plantearias compactas (cPNB[e]), supergigantes (sgB[e]). También, encontraron entre estos objetos algunas estrellas binarias interactuantes pertenecientes a sistemas simbióticos (symbB[e]) y un número importante de objetos galácticos que por presentar simultáneamente las características mencionadas en los grupos anteriores fueron considerados como objetos sin clasificar (uncl B[e]). El enorme exceso IR es uno de los rasgos más sobresalientes de estos objetos y en un diagrama color-color ([K-H] vs. [L-K]) ocupan un lugar bien definido indicando que la presencia de polvo es la característica que define a estos objetos.

En general las estrellas con fenómeno B[e] son altos rotadores y presentan un disco/viento estelar con fuertes apartamientos de la geometría esférica. La alta densidad del disco gaseoso genera un efecto de apantallamiento para los fotones más energéticos emitido por la estrella y favorece la formación de moléculas y polvo (Zickgraf 1998).

2.3.3 Supergigantes B

La fase de supergigante B, representa un estadio evolutivo de post secuencia principal para las estrellas más masivas. La vida media de las estrellas de gran masa es muy corta en comparación con la de otras de menor masa, pudiendo terminar su existencia como supernovas, dejando como residuo final un objeto compacto y una envoltura en expansión. La mayoría de las supernovas de clase II se asocian con progenitores tipo supergigantes rojas, aunque el progenitor de la supernova 1987A fue una supergigante azul (Saio et al. 1988). Debido a su rápida evolución, estos objetos suelen encontrarse en cúmulos abiertos jóvenes, brazos espirales y galaxias irregulares.

Las estrellas supergigantes pueden tener masas entre 10 y 70 masas solares, tienen radios entre 30 y 500 radios solares, siendo las supergigantes rojas más grandes que las azules. Las temperaturas efectivas de estos objetos se encuentran entre 10 000 y 50 000 K.

Según el sistema de clasificación de Yerkes, las supergigantes se agrupan en la clase de luminosidad Ia (las más luminosas) y Ib (las menos luminosas), aunque las supergigantes extremadamente luminosas son frecuentemente clasificadas como estrellas hipergigantes de clase 0. Se ubican en la parte superior del diagrama HR, y presentan magnitudes

bolométricas absolutas entre -5 y -12 mag. Su enorme brillo permite que sean potenciales indicadores de distancias extragalácticas.

Las estrellas supergigantes B presentan un espectro óptico con intensas líneas de emisión. La región UV del espectro se caracteriza por presentar perfiles P Cygni de elementos altamente ionizados (Morton 1967). Ambas características espectrales son indicadores de la presencia de un flujo continuo de materia, eyectado por la estrella al medio interestelar.

A diferencia de las supergigantes rojas que presentan vientos lentos y densos, las supergiagantes azules se caracterizan por tener vientos rápidos. Cuando una supergigante roja se convierte en una supergigante azul, en la fase de contracción, el viento rápido impacta sobre el material lento y origina una envoltura o *shell* ópticamente delgada, responsable de las estructuras en emisión. Casi todas las supergigantes azules presentan esta envoltura, lo cual es considerado evidencia de que alguna vez estas estrellas fueron supergigantes rojas.

2.4 Origen del Material Circunestelar en Estrellas Tempranas

Los mecanismos que se presentan a continuación han sido desarrollados para explicar la formación de discos o envolturas en torno a estrellas calientes, en etapas evolutivas posteriores a la de pre-secuencia principal.

2.4.1 Vientos Impulsados por Radiación

Las estrellas además de emitir radiación electromagnética, expulsan al espacio una enorme cantidad de partículas cargadas. Esta emisión continua de partículas (e^- e iones) es lo que se conoce como *Viento Estelar*. Las estrellas masivas con luminosidades mayores a $10^4 L_{\odot}$ muestran a lo largo de sus vidas diferentes características espectroscópicas de sus vientos (Abbott 1979), que afectan la física de las atmósferas estelares dominando la estructura de densidad y transporte radiativo.

Aunque ya en la década de 1920 se proponía que la aceleración radiativa impartida a los iones era capaz de expulsar materia desde la superficie de una estrella (Johnson 1925, 1926; Milne 1926), fue recién en los años 70 que la teoría de vientos impulsados por radiación se volvió la teoría más importante para describir las propiedades globales de los vientos, es decir la estructura de densidad y temperatura de las estrellas con

campos de radiación intensos (O y B supergigantes luminosas). Lucy & Solomon (1970) demostraron que la absorción de fotones UV en las líneas de resonancia de C IV, Si IV y NV en estrellas calientes podía explicar la pérdida de masa observada. Posteriormente, Castor et al. (1975) encontraron que la fuerza de radiación que produce la absorción de fotones en un gran número de líneas subordinadas puede ser muy importante. Así, usando la aproximación de Sobolev³ y realizando una simple parametrización de la fuerza en las líneas, encontraron una expresión analítica para describir un modelo de viento (hoy en día conocido como teoría CAK).

La teoría CAK supone una fuente puntual con un viento estacionario, homogéneo y esféricamente simétrico. Se resuelven las ecuaciones de continuidad y de movimiento. Ésta última se escribe en términos de la presión total del gas y la aceleración radiativa.

Para una sólo línea de frecuencia ν y profundidad óptica τ la aceleración radiativa se puede aproximar por la teoría de Sobolev. Así, se obtiene que

$$g_{rad,i}^{linea} = \frac{L_\nu}{4\pi r^2 c} \frac{dv}{dr} \frac{1}{\rho} (1 - e^{-\tau}),$$

donde L_ν es la luminosidad en la línea, ρ es la densidad del medio a la distancia r y $\frac{dv}{dr}$ es el gradiente de velocidad.

$$\tau \approx \tau_{sob} = \bar{\chi} \lambda / \left(\frac{dv}{dr} \right)$$

con $\lambda = c/\nu$ y $\bar{\chi}$ es la opacidad de línea integrada en frecuencia.

Para líneas ópticamente gruesas, $\tau > 1$, la aceleración radiativa depende de $\left(\frac{dv}{dr}\right)^{-1}$, mientras que para líneas ópticamente delgadas, $\tau < 1$, la aceleración radiativa es independiente de la ley de velocidad y puede expresarse como

$$g_{rad,i}^{linea} = \frac{L_\nu \bar{\chi}}{c \rho 4\pi r^2}.$$

Para estudiar la aceleración producida por las líneas, se suma sobre todas las líneas como lo describen Castor et al. (1975), resultando que la aceleración radiativa total puede expresarse en términos de la aceleración radiativa a causa de la dispersión por electrones libres,

³La teoría de Sobolev (1960) supone que la función fuente, opacidad y gradiente de velocidad $\left(\frac{dv}{dr}\right)$ no cambian significativamente en un intervalo de velocidad $\Delta v = v_{th}$ (velocidad térmica), la cual corresponde a una región de espesor $\Delta r \approx v_{th} / \frac{dv}{dr} = L_{sob}$, la longitud de Sobolev. En los vientos, la interacción entre un fotón y el átomo que lo absorbe está restringido a una región de ancho L_{sob} , que es muy angosta y la profundidad óptica se vuelve una cantidad local.

$$\frac{g_{rad}^{linea}}{g_{rad}^{Th}} = M(t),$$

donde $M(t)$ es el multiplicador de fuerza y t es la profundidad óptica de una línea con opacidad igual al scattering Thomson. Los valores de $M(t)$ se pueden calcular con una precisión del 10% mediante la siguiente ley de potencia

$$M(t) = k t^{-\alpha}.$$

El parámetro del multiplicador de fuerza, k , es proporcional al número de líneas efectivas que absorben fotones y puede interpretarse como la fracción de flujo bloqueado por la fotosfera si las líneas fueran ópticamente gruesas. α no sólo representa la pendiente de la distribución de la fuerza en las líneas, sino que también cuantifica la tasa de aceleración por líneas ópticamente gruesas sobre el total.

Si se reescribe la ecuación de movimiento considerando que la aceleración g_{rad}^{linea} depende de dv/dr a través de una ley de potencia con cierto α , se obtiene que dv/dr depende de V y r de manera no lineal. Sin embargo, si se desprecia el término de presión del gas en la ecuación de movimiento, se tiene una expresión simple para el campo de velocidad⁴

$$V(r) = V_{\infty} \left(1 - \frac{r_s}{r}\right)^{\frac{1}{2}},$$

donde V_{∞} es la velocidad terminal del viento y es proporcional a la velocidad de escape (V_{esc}), y r_s es un radio de referencia.

Esta expresión genéricamente se representa como

$$V(r) = V_{\infty} \left(1 - \frac{r_s}{r}\right)^{\beta}$$

la cual es conocida como ley de velocidad β .

Abbott (1982) extendió la descripción del multiplicador de fuerza con una dependencia via $(ne_{11}/W)^{\delta}$ para contemplar los efectos de ionización, donde ne_{11} es la densidad electrónica en unidades de 10^{11} cm^{-3} , W el factor de dilución del campo de radiación y δ es un parámetro pequeño cercano a 0.1. Calculó la fuerza de radiación usando modelos atómicos más completos. Las soluciones numéricas que encontró para los campos de velocidad tienen una forma similar una ley β con $\beta = 0.8$.

⁴Una descripción detallada de la resolución de la ecuación de movimiento bajo con esta aproximación puede encontrarse en el libro de Lamers & Cassinelli (1999).

La hipótesis de fuente puntual es una buena aproximación lejos de la estrella, pero no es tan precisa cuando el flujo de radiación es significativamente no radial. Pauldrach et al. (1986) introdujeron una mejora a la teoría CAK (teoría CAK modificada o CAK-m), agregando un factor de corrección por disco finito a la fuerza de radiación.

2.4.2 Vientos y Rotación

Un gran número de estrellas comienza su evolución como rotador rápido y permanecen como rotadores rápidos durante la mayor parte de sus vidas, en el sentido de que tienen una *tasa de rotación*⁵, es decir Ω , alta. La velocidad de rotación ecuatorial decrece continuamente a lo largo de la secuencia principal y fases evolutivas posteriores, donde el decrecimiento de la rotación es más grande debido a las pérdidas de masa y momento angular. En las supergigantes la velocidad de rotación disminuye además por el aumento en el radio estelar. Sin embargo, es posible que en alguna de las fases de post secuencia principal, la tasa de rotación sea alta debido a que también disminuye la velocidad crítica de rotación (Langer & Heger 1998).

La rotación afecta los diagnósticos de los vientos impulsados por radiación de las estrellas masivas. En particular, para los cálculos de tasa de pérdida de masa (\dot{M}) debe considerarse la rotación debido al cambio de la gravedad efectiva con la latitud.

Los modelos más sencillos que incluyen rotación, están basados en una solución 1D en el plano ecuatorial (Friend & Abbott 1986; Pauldrach et al. 1986).

Suponiendo que la fuerza de radiación en las líneas es radial, la ecuación de momento está gobernada por fuerzas centrales y se conserva el momento angular, con lo cual la velocidad acimutal en el ecuador resulta

$$V_{\phi}(r) = \frac{V_{rot}(R_{\star}) R_{\star}}{r},$$

mientras que en el polo $V_{\phi}(r, \theta = 90) = 0$.

La gravedad efectiva debe modificarse por la aceleración centrífuga, encontrándose la siguiente expresión para la tasa de pérdida de masa

$$\dot{M}(\Omega) \approx \dot{M}(1 - \Omega^2)^{1-1/\alpha'},$$

con $\alpha' = \alpha - \delta$ y para la velocidad terminal se tiene

⁵Esta cantidad es el cociente entre la velocidad de rotación en el ecuador y la velocidad crítica (Meynet & Maeder 2000).

$$V_{\infty}(\Omega) \approx V_{\infty}(0)(1 - \Omega^2)^{1/2}, \quad (2.1)$$

donde $\Omega = \frac{V_{rot}(R_*)}{V_{crit}}$ y $V_{crit} = V_{esc}/\sqrt{2}$. Resulta entonces que la velocidad terminal del viento en el ecuador disminuye respecto al caso sin rotación, mientras que la tasa de pérdida de masa aumenta.

Existen modelos de viento, ya sea elipsoidal en rotación (de Araujo et al. 1994; Stee & de Araujo 1994; Torres 2008) o de dos componentes (Marlborough et al., 1978), que han podido explicar algunas de las características observadas, tales como el achatamiento de las envolturas de las estrellas Be y B[e] y sus excesos IR. Este tipo de modelo es generalmente utilizado para interpretar las observaciones interferométricas.

2.4.3 Discos Keplerianos

Del análisis de las observaciones espectrofotométricas en el rango óptico, IR y UV cercano de estrellas Be, combinadas con los resultados obtenidos con las técnicas interferométricas y polarimétricas descritas antes, se infiere que existe una envoltura achatada sobre el plano ecuatorial, donde los efectos de rotación juegan un papel preponderante (por ejemplo Struve (1931); Huang (1972); Hirata (1995); Quirrenbach (1993); Quirrenbach et al. (1994)).

A pesar de esta evidencia, aún no hay consenso sobre el o los mecanismos de formación de estas estructuras. Cualquiera sea el mecanismo propuesto debe ser capaz de formar una región densa hacia el plano ecuatorial que pueda explicar la variabilidad observada y contemplar la inyección de momento angular al medio.

Bjorkman & Cassinelli (1993) propusieron el modelo de viento comprimido, *Wind Compressed Disk* o modelo WCD. Estos autores encontraron que al incorporar la rotación en el viento se produce un flujo de materia hacia el ecuador, resultando en un aumento de densidad en la zona ecuatorial. En oposición a esta teoría, Cranmer & Owocki (1995) demostraron que la componente no radial de la fuerza de radiación reduce a cero el efecto de compresión ecuatorial propuesto por el modelo WCD.

Cassinelli & MacGregor (2000) recuperaron la idea del modelo WCD pero contemplando la presencia de un campo magnético. Sin embargo, las simulaciones numéricas realizadas con rotación estelar, no pueden reproducir un disco magnetizado que explique las observaciones (Owocki & Ud-Doula 2003).

Como alternativa a los discos formados a partir de la compresión del viento, surgió el modelo de un *disco viscoso*. Este modelo propone una dinámica similar a la de los discos de acreción, pero el gas y el momento angular se imparten desde la región interna y difunden hacia afuera. Si existe una inyección continua de momento en el gas, podría formarse un disco con velocidades cercanas a las keplerianas (Okazaki 2001).

Los mecanismos propuestos para la inyección de momento en el disco son las pulsaciones no radiales⁶ o los episodios eruptivos en la superficie estelar. A pesar de que han logrado explicar algunas de las características observadas en las estrellas con líneas en emisión, el tema de inyección de momento, sigue siendo algo incierto en este modelo

2.5 Mecanismos de Calentamiento del Medio Circunestelar

Las estrellas O presentan emisión en rayos X producida por efecto Auger⁷. Parte de esta emisión tendría su origen en ondas de choque presentes en las partes externas del viento. A su vez, esta radiación ionizaría las zonas internas de la envoltura circunestelar, con la consecuente disminución de la aceleración radiativa y de la tasa de pérdida de masa.

En cambio, las estrellas Be son sólo levemente más activas en la región de rayos X que las estrellas B de secuencia principal. Así, para explicar fenómenos tales como el de *superionización* en las estrellas Be o el cambio del estado de ionización en el viento de las estrellas supergigantes B, se han propuesto los siguientes mecanismos:

- *Calentamiento por Fricción*

En un viento impulsado por líneas, se propone que los iones metálicos ganan momento a partir de la absorción de fotones y lo redistribuyen al resto del plasma, compuesto principalmente de H y He, mediante colisiones. Si por algún motivo estos iones no transfieren eficientemente el momento al plasma, se tiene un *viento de dos componentes*.

En las estrellas más luminosas los vientos son densos, con lo cual la diferencia en velocidad de las distintas componentes del viento sería insignificante, y un viento de una sólo componente resulta una buena aproximación. Este es el caso de los vientos

⁶Las pulsaciones no radiales corresponden a deformaciones de la superficie estelar donde algunas zonas se desplazan hacia adentro y otras hacia afuera.

⁷La ionización por efecto Auger ocurre cuando un electrón es arrancado de una de las capas internas de un átomo. Luego, un electrón de un nivel de energía ligado externo puede decaer, resultando en un exceso de energía. Este exceso de energía es frecuentemente liberada como emisión en rayos X.

de las estrellas OB supergigantes, gigantes O y estrellas O de secuencia principal. Por el contrario, para estrellas B tardías, debido a las bajas densidades del viento, puede ocurrir un desacople, llevando a que sólo los iones resulten acelerados. Se tendrían vientos de dos (o más) componentes y la tasa de pérdida de masa en las estrellas se reduciría. Este efecto podría ser importante en las estrellas B tardías (Votruba et al. 2007).

Sin embargo, en estrellas de luminosidades intermedias la densidad del viento cerca de la estrella es alta, con lo cual la diferencia en velocidad de las distintas componentes del viento es despreciable. A distancias un poco mayores, aumenta la velocidad del viento disminuyendo la densidad. Aquí, la diferencia de velocidad en las componentes puede ser significativa. Esa diferencia de velocidades produce un *calentamiento por fricción* o *frictional heating*, que puede afectar significativamente la temperatura del viento. Este aumento en la temperatura afecta el equilibrio de ionización, modificando la estructura de los perfiles de línea, y por ende el cálculo de las tasas de pérdida de masa. Este mecanismo resulta ser eficiente en regiones próximas a la estrella, en objetos más tempranos que B5. Las regiones sobrecalentadas en el viento podrían alcanzar temperaturas de hasta dos veces la temperatura efectiva de la estrella (Krtićka & Kubát 2002).

- *El efecto Gayley-Owocki*

Gayley & Owocki (1994) proponen que el momento radiativo que se imparte en el viento, además de acelerarlo, puede calentar (o enfriar) significativamente algunas regiones del viento por el *Mecanismo Doppler*.

En regiones donde existe un gradiente de velocidad importante, es decir en las regiones más internas del viento, el mecanismo de enfriamiento Doppler puede enfriar levemente el medio. Sin embargo, en regiones un poco más externas, donde el gradiente de velocidad es un poco menor, el calentamiento puede dominar aumentando la temperatura del medio algunos miles de grados. En las regiones más externas, ni el calentamiento ni el enfriamiento Doppler ocurren eficientemente. Krtićka & Kubát (2001) encuentran que este efecto es significativo para estrellas más tardías que O6.

2.6 Propiedades de los Vientos de Estrellas Calientes: Observaciones

A partir de las observaciones espectroscópicas, se pueden determinar dos parámetros que caracterizan los vientos estelares: la tasa de pérdida de masa, \dot{M} , que describe la cantidad de materia que pierde la estrella por unidad de tiempo, y la velocidad terminal del viento, que es la velocidad máxima que alcanzan las partículas a algunos cientos de radios estelares. El primer parámetro es de enorme importancia en la teoría de evolución estelar, y junto con el segundo parámetro, definen la energía cinética y momento que transfiere el viento al medio interestelar (Lamers & Cassinelli 1999) y contribuye significativamente a su dinámica y energética.

A partir del ajuste de perfiles de líneas se ha podido estimar la tasa de pérdida de masa en estrellas calientes muy luminosas (Klein & Castor 1978; Puls et al. 1996). La determinación de la luminosidad de estrellas O y B tempranas, junto al cálculo de sus tasas de pérdida de masa, dio lugar a la *Relación Momento Luminosidad del Viento* (Kudritzki et al. 1999) como método para determinar distancias a galaxias lejanas.

Sin embargo investigaciones posteriores revelaron una discrepancia entre la velocidad terminal que predice la teoría de vientos impulsados por radiación⁸ y la velocidad terminal observada en estrellas supergigantes O, B y A. Lamers et al. (1995) encontraron que $V_{\infty}/V_{esc} \approx 2.6$ para objetos con temperaturas $T_{ef} > 21\,000\text{ K}$, luego cae abruptamente en $T_{ef} = 21\,000\text{ K}$ y se mantiene en 1.3 en el rango $21\,000\text{ K} > T_{ef} > 10\,000\text{ K}$. Existe otro salto a un valor de 0.7 en estrellas con T_{ef} menor que $10\,000\text{ K}$ (ver figura 2.4). Las discontinuidades en la velocidad terminal del viento en estrellas con temperaturas efectivas cercanas a los $10\,000$ y $21\,000\text{ K}$, se conocen como *saltos de bi-estabilidad en temperatura* o *bi-stability temperature jumps*. Vink et al. (2000) encontraron que existe una discontinuidad en la aceleración del viento en $T_{ef}=25\,000\text{ K}$ atribuída al cambio de la ionización del viento de Fe IV a Fe III.

La existencia de saltos biestables llevó a que la relación Momento-Luminosidad de las supergigantes sea diferente según el tipo espectral de la estrella (ver figura 2.5).

Estudios recientes sobre un grupo de estrellas B tempranas en un amplio rango de longitudes de onda, también pusieron en evidencia que existe una diferencia entre las tasas de pérdida de masa obtenidas a partir de perfiles de líneas UV y aquellas derivadas del ajuste de perfiles de $H\alpha$ y/u observaciones en radio. Este es el caso de la estrella

⁸Esta teoría encuentra que la velocidad terminal del viento depende de la temperatura efectiva.

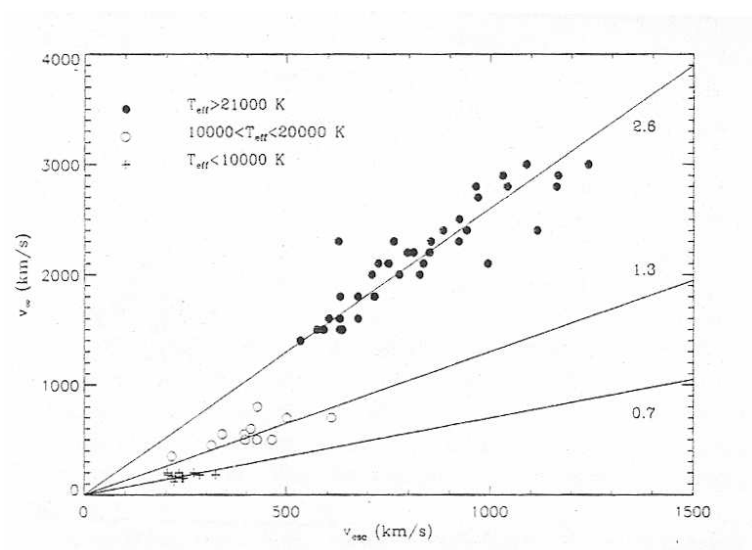


Figura 2.4: Evidencias de discontinuidad en la velocidad terminal del viento o saltos de bi-estabilidad. Figura extraída del trabajo de Lamers et al. (1995)

P Cygni, las estrellas variables azules luminosas (LBV), supergigantes B, tanto tardías como tempranas, y algunas Wolf-Rayet. Se encuentra así que el momento del viento de estos objetos es mucho menor que el predicho por las teorías CAK y CAK-m.

Las determinaciones de las tasas de pérdida de masa en las estrellas Be también ha sido un tema de controversia. Los valores encontrados en la literatura varían en órdenes de magnitud, dependiendo si fueron determinados a partir de datos del óptico o del UV (de Freitas Pacheco 1982).

Por otra parte también se encontró que las propiedades de los vientos de algunas supergigantes B en la región del óptico pueden caracterizarse mediante una ley de velocidad β (ver subsección 2.4.1.), con β mucho mayor que 1, alcanzando valores tan altos como 3.5 (Crowther et al. 2006; Markova & Puls 2008; Searle et al. 2008). El apartamiento encontrado entre la ley de velocidad observada que describe al viento y la predicha por la teoría CAK se conoce como el *problema de los vientos débiles*. Parecería ser que en este tipo de objetos, existen procesos que reducen la tasa de pérdida de masa en comparación con los valores calculados. Hoy en día hay consenso de que los vientos de las estrellas O y B supergigantes distan de ser homogéneos y son altamente variables, y son interpretados en términos de la evolución de grumos o pequeñas inhomogeneidades en el viento (*clumping*). Evidencias de vientos débiles también han sido reportadas en estrellas enanas O (Martins et al. 2005).

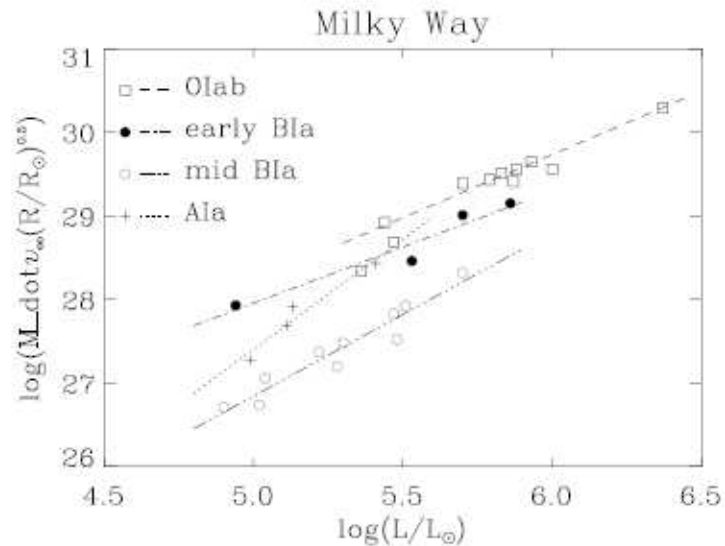


Figura 2.5: Relación Momento-Luminosidad para las estrellas supergigantes O, B y A de la Vía Láctea. Figura obtenida de Kudritzki et al. (1999)

En cambio, la estructura de los vientos de las estrellas Be ha recibido menos atención, tal vez porque los fenómenos que tienen lugar en el disco o envoltura circunestelar achatada, dominan las características observadas en casi todos los rangos de longitudes de onda.

La existencia de diferencias en los valores de las tasas de pérdida de masa obtenidas a partir de observaciones en distintos rangos de longitudes de onda (UV, ópticas y radio) y el reciente descubrimiento de vientos débiles ($\beta > 1$) en algunas supergigantes, nos llevan a preguntarnos cómo son las propiedades de los vientos en el IR, y si éstas se asemejan a las observadas en los otros rangos de longitudes de onda.

Así, uno de los objetivos de esta tesis es estudiar las propiedades de los vientos de las estrellas B con líneas en emisión para distintas luminosidades y analizar cómo se revelan estas propiedades en la región del IR cercano.

Capítulo 3

Teoría de Líneas y Transporte de Radiación en Medios en Movimiento

3.1 Introducción

En el capítulo anterior se describió brevemente el modelo estándar unidimensional de un viento impulsado por radiación, el cual permitió explicar las altas velocidades terminales y tasas de pérdida de masa observadas en las supergigantes O-B muy luminosas. También hemos mencionado que existe evidencia de vientos débiles en algunas etapas de la evolución de las estrellas calientes y que los vientos de algunas estrellas supergigantes O y B distan de ser homogéneos. Por ejemplo, la variabilidad espectral observada puede ser interpretada en términos del *clumping* (Fullerton et al. 2006; Puls et al. 2006), el cual influye en la determinación de \dot{M} y por ende también el entendimiento de la evolución estelar y galáctica.

Los indicadores más sensibles de la tasa de pérdida de masa en el rango UV de las estrellas calientes son las *líneas de resonancia*¹ de los iones más abundantes, C IV, Si IV, N V, etc. (Lamers & Morton 1976), mientras que en las regiones del óptico e IR se utiliza generalmente las líneas H α y Br α , respectivamente (Klein & Castor 1978; Puls et al. 1996). En particular, la línea Br α es una herramienta ideal para el estudio de tasas de pérdida de masa muy bajas, ya que no es afectada por la presencia de rayos X (Puls et al. 2008).

El modelado de las atmósferas y vientos estelares es muy complejo y esto se debe principalmente a efectos del apartamiento del equilibrio termodinámico local debido a la fuerte intensidad del campo de radiación, las bajas densidades del medio y la presencia de campos de velocidades subsónicas y supersónicas originados por el transporte de momento del campo de radiación estelar al plasma atmosférico. Es por eso que los modelos unidimensionales aún siguen aportando información valiosa sobre los fenómenos más relevantes observados en las estrellas tempranas.

En este capítulo describimos brevemente los tipos de perfiles de línea que se forman

¹Estas líneas se originan en transiciones atómicas desde el primer estado excitado al estado fundamental.

en vientos estelares y los mecanismos que los producen. También hacemos una breve introducción a la teoría de transporte de radiación en medios en movimiento, cuyas ecuaciones se resuelven numéricamente empleando el código ETLA (*Equivalent Two Level Atom*) de Mihalas & Kunasz (1978). Los conceptos aquí expuestos ayudarán a interpretar en los próximos capítulos los espectros de energía en las líneas que resultan de los modelos de viento, así como también las observaciones espectroscópicas de estrellas B.

3.2 Formación de Líneas en Vientos Estelares

3.2.1 Mecanismos de Formación de Líneas

Cada línea puede ser producida por diversos procesos, pero en general uno de ellos domina.

- *Dispersión*

La dispersión ocurre cuando un átomo absorbe un fotón y es excitado a un estado de energía más alto, luego éste emite espontáneamente un fotón en la misma frecuencia pero en distinta dirección. Es importante en transiciones de niveles atómicos bajos con tiempos de vida media en estados excitados pequeños. Si la transición ocurre desde el estado fundamental se llama *dispersión de resonancia*. Si bien la fotoexcitación desde estados excitados puede ser seguida de una desexcitación espontánea a otro nivel, resultando en la destrucción de fotones de la primera transición y creación de fotones de la segunda, en general este mecanismo no es de gran importancia en los vientos estelares dado que la mayor parte de los átomos se encuentran en el estado fundamental.

- *Recombinación*

Al colisionar un electrón con un ion puede ocurrir una *recombinación*, es decir, el electrón queda ligado al ion en un nivel excitado desde el cual se producen desexcitaciones radiativas en cascada hasta el estado fundamental. Este proceso es responsable de la emisión en las líneas de hidrógeno en el óptico e infrarrojo de estrellas calientes. La energía emitida por unidad de tiempo e_{ijl} en una línea l

debido a la recombinación del ion j de un elemento X^i puede escribirse como

$$e_{ijl} = n_e n(X_i^j) e_{ijl}^0 T_e^{-\alpha}$$

donde e_{ijl}^0 es constante y α es aproximadamente $1/2$. Luego, la intensidad de las líneas de recombinación depende de ρ^2 y aumenta cuando disminuye la temperatura del medio.

- *Excitación Colisional*

La excitación de un átomo por colisiones desde el estado fundamental a un estado ligado puede producir emisiones por desexcitación radiativa a niveles más bajos. En este proceso se generan fotones a partir de la conversión de energía cinética, resultando más eficiente en plasmas calientes donde las colisiones son frecuentes y energéticas. También es responsable de la presencia de líneas de emisión en cromósferas y coronas. Por ejemplo, el nivel más bajo de hidrógeno está a 10.2 eV, con lo cual la *excitación colisional* es efectiva para temperaturas electrónicas mayores que 2×10^4 K.

Dependiendo del tiempo de vida media del átomo en un estado excitado, las transiciones de línea se clasifican en permitidas, con probabilidades de transición del orden de 10^8 s^{-1} , semi-prohibidas con probabilidades de transición del orden de 10^2 s^{-1} y prohibidas, con una probabilidad de transición del orden de 10^{-2} s^{-1} o menores. Las líneas prohibidas se forman a partir de niveles metaestables y en regiones con densidades electrónicas menores a una densidad crítica, definida como la densidad electrónica para la cual las tasas de desexcitación colisional y radiativa son iguales.

- *Emisión Estimulada*

Si un fotón interactúa con átomos o moléculas excitados e induce la emisión de un fotón con igual energía y dirección, se produce una reacción en cadena. Para que esto suceda, una alta fracción de los átomos o moléculas deben estar excitados y el gradiente de velocidad del medio debe ser pequeño. Este mecanismo es responsable de líneas de emisión muy angostas e intensas en vientos de estrellas frías con abundantes moléculas (*máser*) y en zonas externas de regiones H II (*láser*).

3.2.2 Tipos de Línea

Las líneas formadas en un viento son anchas y están desplazadas respecto de las líneas fotosféricas; pueden aparecer en absorción, en emisión o como una combinación de ambas, como es el caso del perfil P-Cygni. Esto depende de cuán eficiente es el viento para crear o destruir fotones.

En los vientos de estrellas calientes en general predominan alguno de estos dos procesos: la dispersión y la recombinación.

- *Línea en Emisión*

La mayor parte de las líneas atómicas en emisión provenientes de vientos estelares son líneas de recombinación, indicando que éstas se forman en regiones de alta densidad, es decir en las regiones cercanas a la estrella, donde la aceleración del viento es alta.

A partir de las líneas de recombinación de hidrógeno en el rango óptico, en particular $H\alpha$, se ha podido estimar la tasa de pérdida de masa en estrellas A y B supergigantes (Klein & Castor 1978; Puls et al. 1996).

- *Perfil P Cygni Tipo I*

La forma de los perfiles P-Cygni en estrellas calientes tienen dos componentes provenientes de la envoltura en expansión. La componente en emisión proviene de toda la envoltura extendida, excepto de las regiones ocultadas por la estrella, mientras que la componente en absorción se forma en la región de la envoltura proyectada sobre el disco estelar, con lo cual está desplazada hacia longitudes de onda corta. La figura 3.1 muestra una representación de este tipo de perfiles.

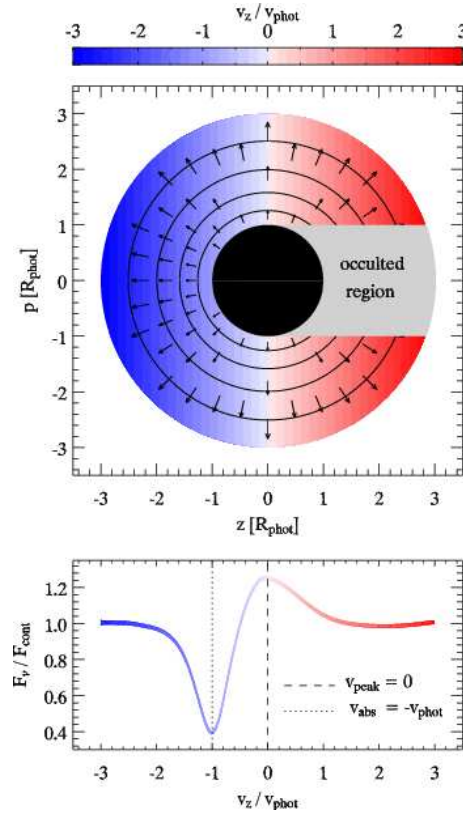


Figura 3.1: Arriba: Esquema de viento y el perfil P Cygni resultante, para un observador ubicado del lado izquierdo de la figura. La región gris en el diagrama de viento representa la zona que permanece oculta al observador por el disco estelar, de la cual no provienen fotones. Abajo: Perfil de línea emergente. Gráfico extraído de <http://www.eso.org/sblondin/graphics/index.html>

- *Perfil en Absorción*

El perfil de línea puede ser simétrico y estar desplazado hacia longitudes de onda más cortas, sin componente en emisión como la observada en los perfiles tipo P-Cygni, o bien puede ser un perfil en absorción sin desplazamiento pero con el ala azul extendida. Esta asimetría es generalmente producida en regiones ópticamente delgadas, de baja densidad en expansión.

Este tipo de línea ha sido de gran utilidad para determinar parámetros del viento en el rango UV, pero presenta la desventaja de requerir el conocimiento de las fracciones medias de excitación e ionización atómica así como también de las abundancias de los

elementos.

3.3 Transporte de Radiación en las Líneas

La ecuación de transporte radiativo describe el cambio de la intensidad específica del campo de radiación $I(\bar{r}, \bar{n}, \nu)$ por unidad de longitud, s , que se propaga en una dirección dada \bar{n} , a través de un elemento fijo de volumen caracterizado por los coeficientes macroscópicos de absorción $\chi(\bar{r}, \nu)$ y de emisión $\eta(\bar{r}, \nu)$. En el caso estacionario esta ecuación puede escribirse como

$$\frac{1}{\chi_\nu} \frac{dI_\nu}{ds} = -I_\nu + S_\nu,$$

donde hemos omitido la dependencia con la variable \bar{r} . Definimos

$$S(\bar{r}, \nu) = \frac{\eta(\bar{r}, \nu)}{\chi(\bar{r}, \nu)}$$

como la función fuente, cuya expresión general

$$S_\nu = \alpha J_\nu + \epsilon B_\nu,$$

depende de la función de Planck $B(\bar{r}, \nu)$ y de la intensidad media del campo de radiación $J(\bar{r}, \nu)$. Cada una de ellas está pesada por los coeficientes ϵ y α que describen la contribución de los procesos térmicos y de dispersión, respectivamente.

En una atmósfera extendida en expansión, lo más natural es tratar la ecuación de transporte en el marco de referencia solidario al fluido, ya que en dicho marco de referencia la opacidad y la emisividad son generalmente isotrópicas y se pueden evaluar fácilmente.

Sin embargo, la complejidad del problema del transporte es fundamentalmente ocasionada por el acoplamiento no lineal del coeficiente de absorción con el campo de radiación y las poblaciones atómicas. Esto hace que sea necesario emplear métodos numéricos para resolver las ecuaciones de transporte radiativo y las ecuaciones de equilibrio estadístico.

3.3.1 Resolución Numérica de la Ecuación de Transporte y las Ecuaciones de Equilibrio Estadístico

Para resolver rigurosamente la ecuación de transporte radiativo para un viento con simetría esférica en expansión, en el marco de referencia solidario al fluido, junto con las ecuaciones de equilibrio estadístico para átomos de varios niveles de energía, utilizamos el método iterativo propuesto por Mihalas & Kunasz (1978). En este método cada línea o transición al continuo es tratada por separado en la aproximación equivalente a un átomo con dos niveles de energía (ETLA).

La ecuación de transporte radiativo en el marco de referencia solidario al fluido involucra la derivada en frecuencia de la intensidad monocromática I_ν , debido al efecto Doppler (Mihalas & Kunasz 1978). Se tiene entonces un problema de valores iniciales, con condiciones de contorno para ecuaciones integrodiferenciales acopladas. Sin embargo, el uso de un sistema de referencia Lagrangiano presenta la ventaja de que sólo se requiere la evaluación en frecuencias cercanas a la frecuencia de la transición a estudiar, contrario a lo que ocurre cuando se resuelven las ecuaciones en un marco Euleriano.

Con este fin, la ecuación de transporte se expresa como una ecuación en diferencias finitas empleando variables discretizadas en coordenadas espaciales (radialmente en el caso unidimensional) o en profundidades ópticas, en frecuencia y en ángulo. Para resolver el problema con condiciones de contorno, Feautrier (1964) introduce nuevas variables² U y V y emplea un esquema de *eliminación hacia adelante y sustitución hacia atrás*, el cual permite recuperar los valores de J_ν a distintas profundidades. A partir de este esquema, se define un ciclo de iteración (*Método de iteración Λ*), que permite encontrar la función fuente iterativamente.

El cálculo se inicia resolviendo las ecuaciones de equilibrio estadístico suponiendo balance detallado en todas las líneas. Las poblaciones resultantes son utilizadas para generar los términos fuente y sumidero. Se resuelven las ecuaciones de transporte en cada línea por medio de la aproximación equivalente al átomo de dos niveles. Es decir, se supone que todas las cantidades necesarias para calcular la función fuente de la transición en cuestión están predeterminadas, salvo el campo de radiación que involucra explícitamente sus niveles superior e inferior.

Los nuevos campos de radiación son usados para recalculan las poblaciones atómicas,

²Las variables que introduce Feautrier (1964) se construyen a partir de sumas y diferencias del campo de radiación, para cada dirección.

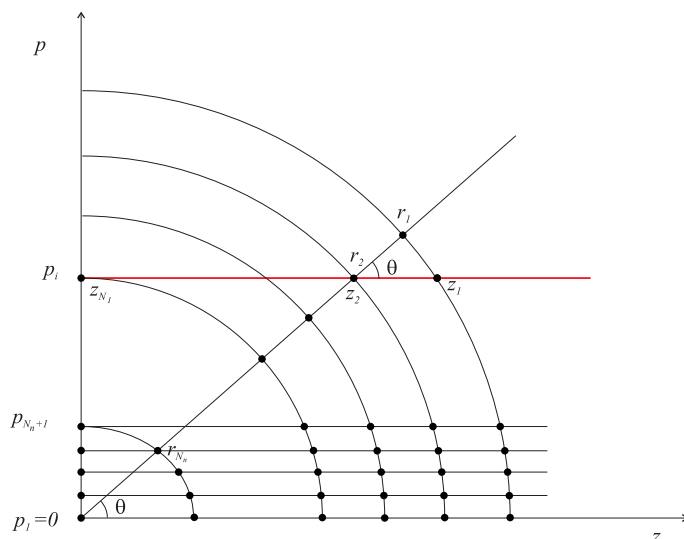


Figura 3.2: Esquema de discretización de las variables para resolver numéricamente la ecuación de transporte. Los rayos tangentes a las circunferencias concéntricas de radio r_i , son los parámetros de impacto p_i . Figura extraída de Torres (2008)

resolviendo nuevamente las ecuaciones de equilibrio estadístico. De esta manera se obtienen nuevos valores para los coeficientes de absorción y emisión que intervienen en la ecuación de transporte, que modificarán a su vez la intensidad media del campo de radiación. Este procedimiento se sigue hasta alcanzar la convergencia de las poblaciones atómicas.

Una vez que se logra la convergencia, el perfil de línea emergente se calcula resolviendo la ecuación de transporte radiativo en el marco de referencia del observador, para un conjunto de parámetros de impacto o rayos³. Estos rayos son tangentes uno a uno a las capas radiales concéntricas definidas en un plano de simetría de la estrella, como se muestra en la figura 3.2. Es necesario definir un conjunto adicional de parámetros de impacto para describir la radiación proveniente del medio que intercepta el disco estelar.

Para representar la función perfil de línea adoptamos un perfil Doppler con un ancho a mitad de altura determinado por la v_{th} (la velocidad Doppler aleatoria media) y v_t (la velocidad de turbulencia). Un refinado de la malla en frecuencia es necesario en algunos lugares debido a los grandes gradientes de velocidad proyectados en la dirección

³En el sistema de referencia del fluido las ecuaciones también se resuelven empleando parámetros de impacto.

del observador.

Hemos adaptado la versión original del código ETLA, que consideraba un átomo con seis niveles de energía ligados y un continuo (Catala & Kunasz 1987) para tratar átomos de hidrógeno con 23 niveles ligados y un continuo. Las secciones eficaces de ionización colisional y radiativa, fueron tomadas de Mihalas (1967) y las secciones eficaces de excitación colisional de Klein & Castor (1978). Las fuentes de opacidad y emisividad de fondo ("background") incluyen 23 niveles de H, 10 niveles de He I, 20 niveles de He II y un total de 24 niveles distribuidos entre C, N, Ne, O, Si y sus correspondientes iones.

Este código es utilizado para el cómputo de los perfiles de líneas de hidrógeno IR, que se describirá en el próximo capítulo, considerando distribuciones de temperatura y densidad de la estrella central, y estructuras de velocidad y temperatura en el viento.

Dado que estamos interesados en estudiar la influencia de la estructura del viento en la región espectral IR, los efectos de bloqueo por la radiación en las líneas (*line-blanketing*) son despreciados.

Capítulo 4

Modelos de Vientos en Estrellas B

Hemos mencionado en los capítulos anteriores que los vientos de las estrellas O y B más luminosas ($M > 8 M_{\odot}$) han sido ampliamente estudiados. Estas estrellas evolucionan en unos pocos millones de años, tras sintetizar en su interior gran cantidad de elementos pesados que expulsan en su mayor parte como supernovas, alterando y modificando la composición química de las galaxias y el universo. A lo largo de su evolución, inyectan en forma de vientos y campos de radiación enormes cantidades de energía mecánica y radiativa al medio que las rodea, ionizándolo, calentándolo y acelerándolo.

En este capítulo y los siguientes, abordaremos el estudio del medio circunestelar de estrellas de tipo espectral B, las cuales resultan interesantes debido al rango de masas (3 a 8 M_{\odot}) y temperaturas efectivas (10 000 a 35 000 K) que poseen. En estos objetos los fenómenos energéticos son más moderados pero aún importantes para transferir momento y energía al medio circunestelar, ya que se ubican entre las estrellas que presentan fuertes vientos impulsados por radiación, estrellas O, y aquellas que presentan envolturas relativamente estáticas, las estrellas A.

A lo largo de la vida de una estrella B, la intensidad del viento es muy variable. Al final de la secuencia principal la pérdida de masa que sufrió el objeto influye en su posterior evolución, definiendo si el objeto terminará como enana blanca o estrella de neutrones.

La radiación IR originada en la fotosfera de las estrellas tempranas O y B es muy débil, por lo tanto, todo el exceso de radiación observado en este rango espectral proviene netamente de una envoltura circunestelar/viento. El análisis del espectro de líneas observado puede utilizarse como herramienta de diagnóstico de las regiones de formación de estas líneas. En particular, y como veremos más adelante, las líneas de recombinación de hidrógeno que están presentes en la banda L son adecuadas para investigar la estructura térmica y cinemática de las regiones emisoras próximas a la estrella.

En las estrellas B se pueden combinar muchos fenómenos tales como rotación, la

influencia significativa de campos magnéticos, inestabilidades en el viento, y quizás de-sacoplamiento coulombiano dando lugar a múltiples componentes del viento impulsado por radiación. Estos fenómenos podrían generar fuertes apartamientos de la simetría esférica. Sin embargo, a pesar de los múltiples procesos que podrían influenciar en la geometría del entorno de las estrellas de tipo B, el espectro de radiación computado con un modelo simple de viento con geometría esférica nos permite describir cualitativamente el efecto que tiene el gradiente de velocidad en la base del viento sobre los perfiles de línea.

4.1 Modelos

Adoptamos estrellas centrales sin rotación con temperaturas efectivas entre 18 000 K y 25 000 K, y $\log g$ entre 2.5 y 4 dex. Estos valores caracterizan la fotosfera de estrellas de tipo B1-B5 con clases de luminosidad de I a V. Como primera aproximación supondremos que la región más interna de la atmósfera, es decir la fotosfera, no está afectada por movimientos hidrodinámicos de gran escala. Luego, la fotosfera está bien determinada por las estructuras de densidad y temperatura brindadas por los modelos de Kurucz (1979). Sin embargo, la intensa radiación emergente de la fotosfera deposita suficiente momento en sus capas más externas empujándolas hacia afuera en un flujo supersónico.

Consideramos un viento radial con una distribución de velocidad supersónica descrita por una ley tipo β :

$$V(r) = V_0 + (V_\infty - V_0) \left(1 - \frac{1}{r}\right)^\beta .$$

donde V_0 es la velocidad inicial del viento en la fotosfera, V_∞ es la velocidad terminal y β es un parámetro libre que controla la aceleración del viento: valores grandes de β dan bajos gradientes de velocidad en la base del viento como se observa en la figura 4.1.

Consideramos distribuciones de velocidad con valores de β desde 0.5 a 4, V_∞ entre 300 y 800 Km s^{-1} . El rango de valores que se adopta para V_∞ incluye aquellos valores derivados para estrellas B supergigantes y otras estrellas tempranas, mediante ajustes de perfiles de la línea $H\alpha$ (Crowther et al. 2006; Markova & Puls 2008).

En la región de interfase entre la fotosfera y el viento se satisface la condición de continuidad para la velocidad, el gradiente de velocidad y la densidad.

La tasa de pérdida de masa y V_0 se calculan por medio de un método iterativo,

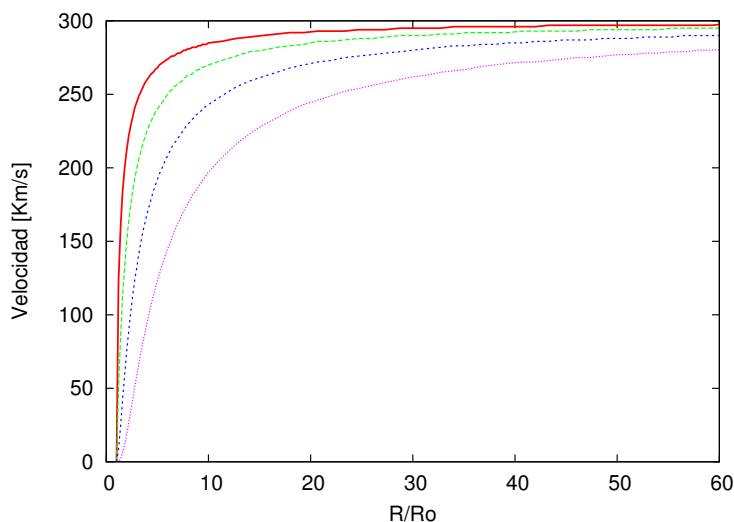


Figura 4.1: Leyes de velocidad tipo β . La curva a trazo continuo (rojo) corresponde a $\beta=0.5$, la de trazo discontinuo grande (verde) a $\beta=1$, la de trazo mediano (azul) a $\beta=2$ y la de trazo punteado (magenta) a $\beta=4$.

consistente con la estructura de velocidad, la distribución de temperatura adoptada y la condición de que la profundidad óptica del continuo, en $\lambda 2800 \text{ \AA}$ evaluada en el radio fotosférico estelar (R_*) sea $2/3$ (Catala & Kunasz 1987). Para comenzar el proceso iterativo adoptamos una velocidad $V_0 = 0.1 \text{ Kms}^{-1}$. Luego, la densidad de masa se obtiene via la ecuación de continuidad.

Tal como indicamos en el Capítulo 2, Krtićka & Kubát (2001) encontraron que en regiones del viento de baja densidad, mecanismos tales como calentamiento friccional podrían volverse eficientes e incrementar la temperatura hasta dos veces la temperatura efectiva de la estrella, mientras que el mecanismo Gayley-Owocki (calentamiento Doppler) (Gayley & Owocki 1994) también es importante para la estructura de temperatura en estrellas más tardías que O6 (Krtićka & Kubát 2001). Es por eso que incluimos en nuestros modelos de viento dos distribuciones de temperatura diferentes: un viento isotérmico y una estructura de temperatura con una región interna sobrecalentada, tipo cromósfera.

La figura 4.2 muestra las dos leyes de temperatura propuestas. La temperatura del viento isotérmico, T_0 , está determinada por el parámetro $\alpha = \frac{T_0}{T_{ef}}$. Una expresión matemática para describir una distribución de temperatura con una región sobrecalentada, *tipo cromósfera*, fue propuesta por Catala et al. (1984). Los parámetros que describen esta ley son: la temperatura máxima, T_{max} , la distancia de la región de máxima

temperatura a la fotosfera estelar, Δ_1 , la extensión de la región caliente, Δ_2 , y la temperatura de la región más externa de la envoltura, T_0 , la cual consideramos constante. Esta distribución de temperatura puede escribirse como sigue,

$$T(r) = T_0 + (T_{max} - T_0) e^{-4 \ln 2 \frac{(r-R_{ch})^2}{\Delta_1^2}},$$

si $R_* < r < R_{ch}$

$$T(r) = T_0 + (T_{max} - T_0) e^{-4 \ln 2 \frac{(r-R_{ch})^2}{\Delta_2^2}}$$

si $r > R_{ch}$, donde

$$R_{ch} = R_* + \frac{\Delta_1}{2\sqrt{\ln 2}} \sqrt{\ln \left(\frac{T_{max} - T_0}{T_{ef} - T_0} \right)}$$

es la ubicación de la capa de máxima temperatura. En la figura 4.2 vemos las marchas de temperatura propuestas.

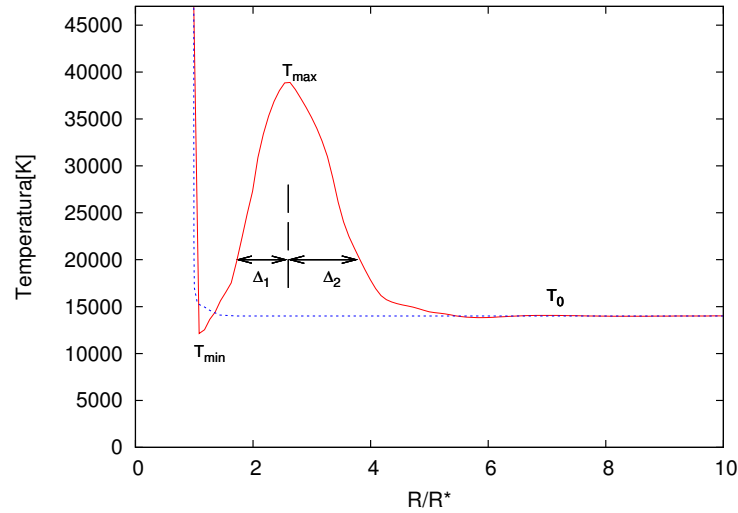


Figura 4.2: Distribuciones de temperatura. En trazo continuo (rojo) se muestra la ley con una región sobrecalentada cerca de la estrella y en trazo discontinuo (azul) se muestra una distribución isotérmica. La región interior a R_* describe la distribución de temperatura en la fotosfera y está representada por un modelo de Kurucz (1979)

Regiones esféricas aceleradas y sobrecalentadas ubicadas en las capas más profundas del viento como las que usamos en este modelo, fueron utilizadas para describir el balance de ionización de C IV en AB Aurigae (Catala et al. 1984) y el comportamiento de las

líneas de He II en estrellas O-B con clases de luminosidad I a V (Venero et al. 2002) y la presencia de emisiones en He II en estrellas Be (Smith 2006).

Hemos computado algunas centenas de modelos, de los cuales un número restringido se muestra en la tabla 4.1 donde se listan los parámetros de aquellos modelos más relevantes. Por ejemplo, los modelos con $\log g$ 3.5 y 4 tienen comportamientos similares y es por eso que en la tabla sólo presentamos los correspondientes a $\log g$ 3.5. Lo mismo ocurre con modelos con $\beta=0.75$, cuyo comportamiento se asemeja a los de $\beta=0.5$.

La primera columna de la table 4.1 identifica el modelo, las tres columnas siguientes corresponden a los parámetros estelares, temperatura efectiva (T_{ef}), gravedad superficial ($\log g$) y el radio estelar (R_*), mientras que las columnas 5 a 10 caracterizan al viento. La columna 5 indica la ley de temperatura del viento (*iso* para modelos isotérmicos y *cro* para cromosféricos), las columnas 6 a 9 dan la velocidad terminal del viento, el parámetro β de la ley de velocidad, la velocidad de turbulencia V_t y el parámetro α , que describe la temperatura en las regiones externas e isotérmicas del viento. La última columna da la tasa de pérdida de masa computada.

Para los modelos cromosféricos adoptamos $T_{max} = 40\,000$ K, $\Delta_1 = 2 R_*$ y $\Delta_2 = 2 R_*$, que ya han sido utilizadas para describir las emisiones en las líneas de He en el rango óptico y UV en estrellas OB (Smith 2006; Venero et al. 2002). Se ha mostrado que la variación de estos parámetros tiene efecto en lo que se refiere a la intensidad de las líneas, como ha sido ampliamente discutido por Catala et al. (1984); Catala & Kunasz (1987); Cidale & Ringuet (1993); Bouret & Catala (1998); Venero et al. (2002).

Es por eso que en esta tesis pondremos énfasis en las diferencias entre líneas que se originan en envolturas isotérmicas y regiones sobrecalentadas en el viento, como se discutirá en las secciones siguientes.

Una vez definidas las distribuciones de densidad, velocidad y temperatura del medio (fotosfera + viento) calculamos el espectro emergente. Para ello es necesario obtener el campo de radiación y considerar los efectos de apartamiento del equilibrio termodinámico local (NLTE). Esto implica resolver numéricamente un sistema de ecuaciones acopladas: las ecuaciones de transporte y de equilibrio estadístico. A tal fin usamos el código ETLA que hemos descrito en el capítulo anterior con el cual construimos una grilla de perfiles de líneas sintéticas de hidrógeno en el IR cercano, variando los parámetros que definen la estructura del viento.

A continuación describimos los resultados encontrados.

Tabla 4.1: Parámetros que definen los modelos cromosféricos e isotérmicos (ver texto para una explicación más detallada).

Modelo	Parámetros Estelares			Parámetros del Viento					
	T_{ef} [kK]	$\log g$ [dex]	R_* [R_{\odot}]	Ley T	V_{∞} [Kms^{-1}]	β	V_t [Kms^{-1}]	α	\dot{M} [$M_{\odot} \text{yr}^{-1}$]
M01	18	3.5	10	iso	300	0.5	10	0.4	1.50×10^{-6}
M02	18	3.5	10	iso	300	0.5	10	0.6	1.70×10^{-6}
M03	18	3.5	10	iso	300	0.5	10	0.8	1.76×10^{-6}
M04	18	3.5	10	iso	300	1.0	10	0.4	3.78×10^{-7}
M05	18	3.5	10	iso	300	1.0	10	0.6	3.88×10^{-7}
M06	18	3.5	10	iso	300	1.0	10	0.8	4.02×10^{-7}
M07	18	3.5	10	iso	300	1.5	10	0.4	6.78×10^{-8}
M08	18	3.5	10	iso	300	1.5	10	0.6	7.07×10^{-8}
M09	18	3.5	10	iso	300	1.5	10	0.8	7.31×10^{-8}
M10	18	3.5	10	iso	300	2.0	10	0.4	2.01×10^{-8}
M11	18	3.5	10	iso	300	2.0	10	0.6	2.10×10^{-8}
M12	18	3.5	10	iso	300	2.0	10	0.8	2.18×10^{-8}
M13	18	3.5	10	iso	300	4.0	10	0.4	3.19×10^{-9}
M14	18	3.5	10	iso	300	4.0	10	0.6	3.52×10^{-9}
M15	18	3.5	10	iso	300	4.0	10	0.8	3.69×10^{-9}
M16	18	2.5	40	iso	300	0.5	15	0.4	1.64×10^{-5}
M17	18	2.5	40	iso	300	0.5	15	0.8	1.79×10^{-5}
M18	18	2.5	40	iso	300	1.0	15	0.4	5.74×10^{-6}
M19	18	2.5	40	iso	300	1.0	15	0.8	6.07×10^{-6}
M20	18	2.5	40	iso	300	1.5	15	0.4	1.42×10^{-6}
M21	18	2.5	40	iso	300	1.5	15	0.8	1.48×10^{-6}
M22	18	2.5	40	iso	300	2.0	15	0.4	4.81×10^{-7}
M23	18	2.5	40	iso	300	2.0	15	0.8	5.05×10^{-7}
M24	18	2.5	40	iso	300	4.0	15	0.4	5.28×10^{-8}
M25	18	2.5	40	iso	300	4.0	15	0.8	5.86×10^{-8}
M26	18	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.4	1.81×10^{-6}
M27	18	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.6	1.82×10^{-6}
M28	18	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.8	1.82×10^{-6}
M29	18	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.4	3.23×10^{-7}
M30	18	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.6	3.16×10^{-7}
M31	18	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.8	3.16×10^{-7}
M32	18	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.4	5.33×10^{-8}
M33	18	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.6	5.32×10^{-8}
M34	18	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.8	5.32×10^{-8}
M35	18	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.4	1.58×10^{-8}

Table 4.1 Continuación

Modelo	Parámetros Estelares			Parámetros del Viento					
	T _{ef} [kK]	log <i>g</i> [dex]	R _* [R _☉]	Ley T	V _∞ [Km s ⁻¹]	β	V _t [Km s ⁻¹]	α	\dot{M} [M _☉ yr ⁻¹]
M36	18	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.6	1.58×10 ⁻⁸
M37	18	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.8	1.58×10 ⁻⁸
M38	18	3.5	10	chro	300	4.0	15	0.4	2.77×10 ⁻⁹
M39	18	3.5	10	chro	300	4.0	15	0.6	2.76×10 ⁻⁹
M40	18	3.5	10	chro	300	4.0	15	0.8	2.76×10 ⁻⁹
M41	18	3.5	10	chro	800	0.5	15	0.8	4.83×10 ⁻⁶
M42	18	3.5	10	chro	800	1.0	15	0.8	8.46×10 ⁻⁷
M43	18	3.5	10	chro	800	2.0	15	0.8	1.89×10 ⁻⁸
M44	20	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.4	2.02×10 ⁻⁶
M45	20	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.6	2.06×10 ⁻⁶
M46	20	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.8	2.06×10 ⁻⁶
M47	20	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.4	3.75×10 ⁻⁷
M48	20	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.6	3.75×10 ⁻⁷
M49	20	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.4	6.33×10 ⁻⁸
M50	20	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.6	6.33×10 ⁻⁸
M51	20	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.8	6.33×10 ⁻⁸
M52	20	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.8	1.87×10 ⁻⁸
M53	22.5	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.6	2.72×10 ⁻⁶
M54	22.5	3.5	10	chro	300	0.5	15	0.8	2.73×10 ⁻⁶
M55	22.5	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.6	5.60×10 ⁻⁷
M56	22.5	3.5	10	chro	300	1.0	15	0.8	5.60×10 ⁻⁷
M57	22.5	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.6	9.88×10 ⁻⁸
M58	22.5	3.5	10	chro	300	1.5	15	0.8	9.88×10 ⁻⁸
M59	22.5	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.6	2.95×10 ⁻⁸
M60	22.5	3.5	10	chro	300	2.0	15	0.8	2.94×10 ⁻⁸
M61	18	2.5	40	chro	300	0.5	15	0.4	1.69×10 ⁻⁵
M62	18	2.5	40	chro	300	0.5	15	0.8	1.71×10 ⁻⁵
M63	18	2.5	40	chro	300	1.0	15	0.4	5.01×10 ⁻⁶
M64	18	2.5	40	chro	300	1.0	15	0.8	5.02×10 ⁻⁶
M65	18	2.5	40	chro	300	1.5	15	0.4	1.09×10 ⁻⁶
M66	18	2.5	40	chro	300	1.5	15	0.8	1.10×10 ⁻⁶
M67	18	2.5	40	chro	300	2.0	15	0.4	3.61×10 ⁻⁷
M68	18	2.5	40	chro	300	2.0	15	0.8	3.63×10 ⁻⁷
M69	18	2.5	40	chro	300	4.0	15	0.4	4.71×10 ⁻⁸
M70	18	2.5	40	chro	300	4.0	15	0.8	4.63×10 ⁻⁸

4.2 Diagnóstico de Vientos Estelares

El espectro de líneas de las bandas K y L de estrellas tempranas están dominadas por transiciones de hidrógeno y helio de niveles altos. La banda L, centrada en una longitud de onda de aproximadamente $3.5 \mu\text{m}$, es particularmente interesante porque se observan en ella líneas de diferentes series de hidrógeno: $\text{Br}\alpha$, $\text{Pf}\gamma$ y $\text{Pf}\delta$ y las líneas de la serie de Humphreys. Es por eso que en este capítulo, analizaremos especialmente el comportamiento de las líneas de hidrógeno presentes en esta banda espectral.

4.2.1 Efectos de la Estructura del Viento en los Perfiles de Línea

Para evaluar los efectos del modelo de fotosfera y viento estelar que hemos propuesto en la sección anterior, sobre los perfiles de línea de hidrógeno computados en el IR, elegimos a modo de ejemplo los modelos con $T_{\text{ef}} = 18000 \text{ K}$ y $\log g = 3.5$, considerando las diferentes distribuciones de velocidad y temperatura propuestas para representar el viento (ver tabla 4.1). Los resultados descritos aquí son generales dado que el comportamiento global de la forma e intensidad de los perfiles de línea calculados son poco sensibles al rango de variación de los parámetros T_{ef} y $\log g$, que caracterizan la fotosfera de estrellas B tempranas, al menos dentro del rango de variación de parámetros explorado.

Las figuras 4.3 y 4.4 ilustran, de izquierda a derecha, una secuencia de perfiles de línea de $\text{Br}\alpha$, $\text{Pf}\gamma$ y $\text{Hu}\theta$ para una velocidad terminal de 300 km s^{-1} , obtenidos con modelos de vientos isotérmicos (modelos M1 al M15, tabla 4.1) y cromosféricos (modelos M26 al M40, tabla 4.1), respectivamente. Cada figura consta de quince gráficos, ordenados de arriba hacia abajo en orden creciente según el parámetro β de la ley de velocidad. A su vez en cada gráfico se ilustran los perfiles de línea calculados, para un mismo parámetro β y tres valores diferentes del parámetro α (0.4, 0.6 y 0.8), que describe la temperatura de las regiones externas del viento.

En lo que sigue se describen los perfiles emergentes en términos de las propiedades cinéticas y térmicas del viento.

Influencia de la Ley de Velocidad

La forma del perfil de línea es muy sensible al parámetro β de la ley de velocidad (que adopta valores entre 0.5 y 4), y en un menor grado al valor de V_{∞} . El parámetro β también define la distribución de densidad, a través de la ecuación de continuidad.

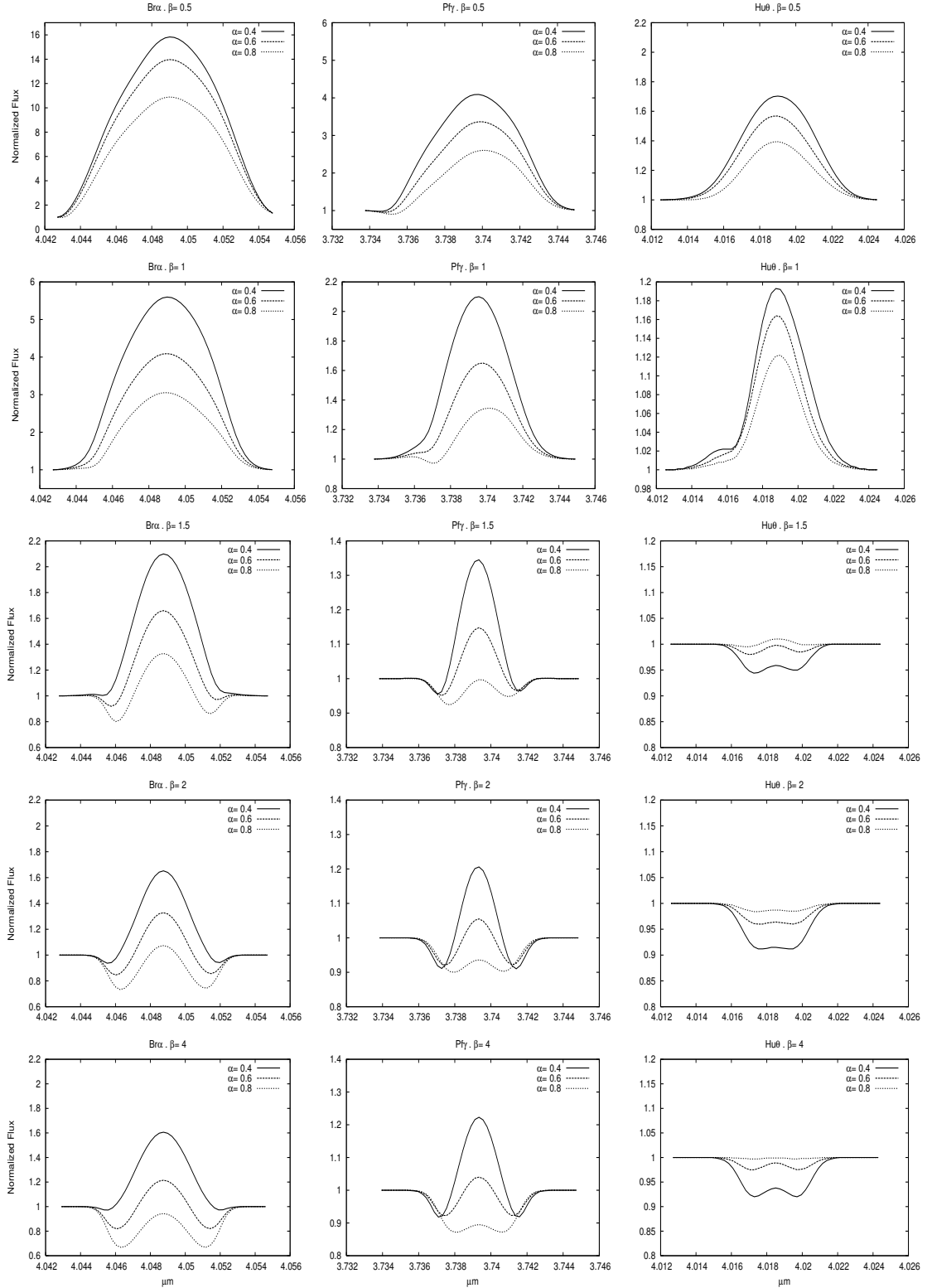


Figura 4.3: Perfiles de línea sintéticos para Br α , Pf γ y Hu θ (H $_6$ – $_{14}$), de izquierda a derecha, computados con modelos de vientos isotérmicos adoptando diferentes distribuciones de velocidad (para valores de β de 0.5 a 4, ordenados de arriba a abajo) y diferentes temperaturas en la parte externa del viento (α 0.4, 0.6 y 0.8, para cada valor de β , tabla 4.1, M01 a M15)

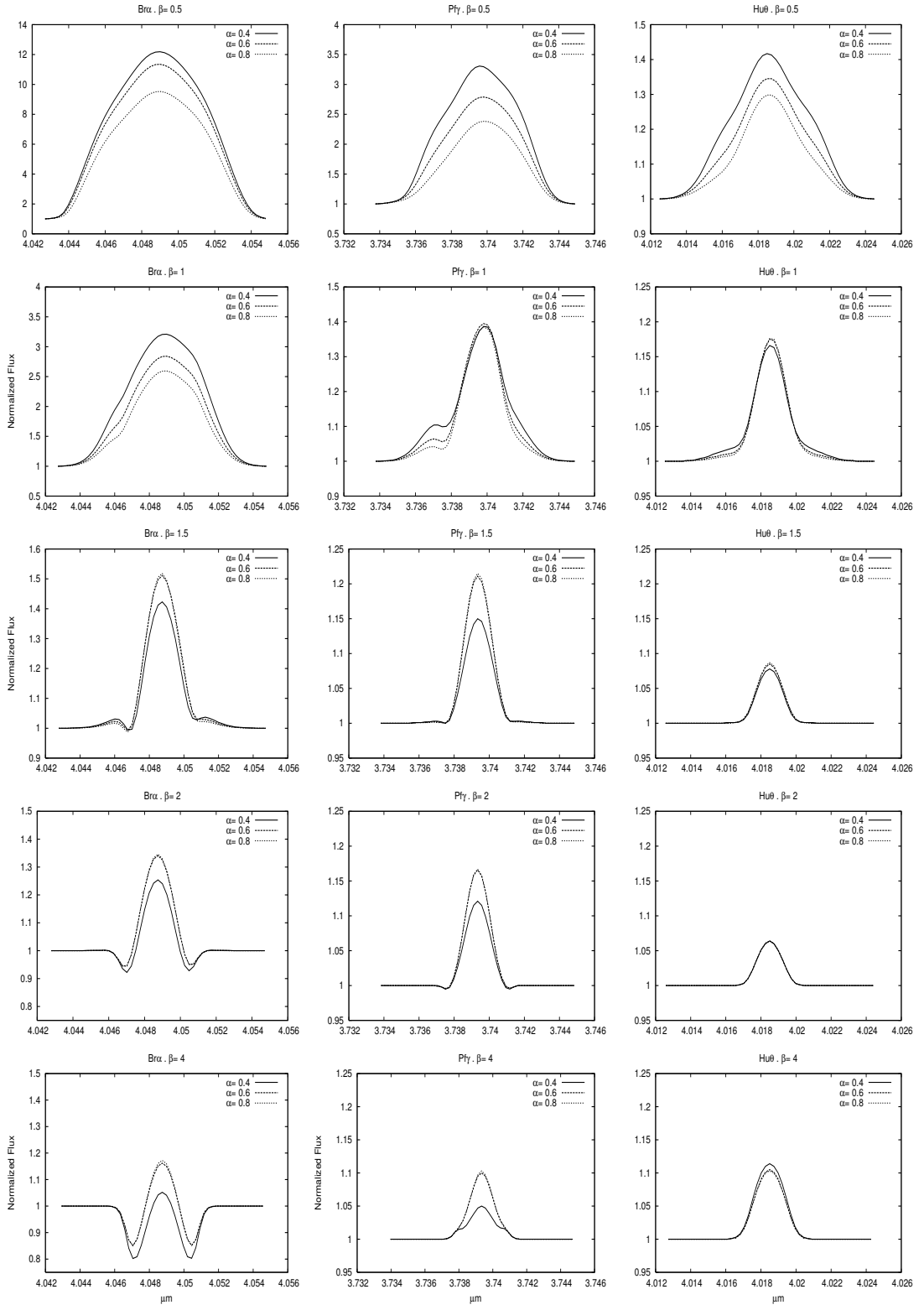


Figura 4.4: Perfiles de línea sintéticos de $\text{Br}\alpha$, $\text{Pf}\gamma$ y $\text{H}\alpha$ (H_{6-14}) computados con un modelo de viento cromosférico (con $\Delta_1 = 1.$, $\Delta_2 = 2 R_\odot$ y $T_{max} = 40\,000\text{ K}$), diferentes leyes de velocidad y diferente temperatura para la parte exterior del viento (tabla 4.1, M26 a M40). Los gráficos están ordenados como en la figura anterior

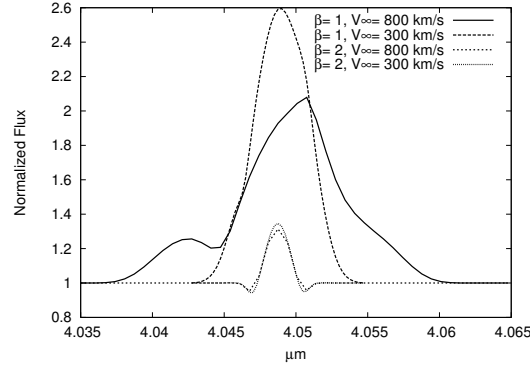


Figura 4.5: Perfiles de $\text{Br}\alpha$ para distintas leyes de velocidad, considerando un modelo cromosférico con $T_{\text{ef}}=18\,000\text{ K}$, $\log g=3.5$. Los perfiles de línea calculados con $\beta=2$ son casi idénticos, mientras que aquellos obtenidos con $\beta=1$ dependen fuertemente del valor de la velocidad terminal V_{∞}

Luego, valores de $\beta > 1$ corresponden a vientos más compactos que los esperados para $\beta < 1$. A medida que el gradiente de velocidad en la base del viento decrece (esto es, β crece) la emisión en la línea se debilita, manteniendo su forma simétrica. En aquellos modelos computados con valores de β grandes, se hace notable la componente en absorción fotosférica en las alas de $\text{Br}\alpha$ y/o $\text{Pf}\gamma$ (ver parte inferior de las figuras 4.3 y 4.4). En el caso de los modelos isotérmicos, esta componente fotosférica domina el perfil de las líneas de la serie de Humphreys.

En la figura 4.5 se muestran perfiles de $\text{Br}\alpha$ para un modelo cromosférico con $T_{\text{ef}}=18\,000\text{ K}$ y $\log g=3.5$, para cuatro leyes de velocidad. Dos de ellas con una velocidad terminal $V_{\infty}=300\text{ Kms}^{-1}$, otras dos con $V_{\infty}=800\text{ Kms}^{-1}$, y dos valores diferentes del parámetro β . Esta figura ilustra la variación de $\text{Br}\alpha$ con las distintas distribuciones de velocidad y nos permite investigar el efecto que tiene la velocidad terminal en los perfiles de línea estudiados.

En el caso de modelos de vientos estelares con valores grandes de β , el efecto de la velocidad terminal del viento V_{∞} en las líneas IR de hidrógeno es de segundo orden y está ligeramente relacionado con el ancho de la línea. Sin embargo, cuando $\beta \leq 1$, un incremento en V_{∞} aumenta la pendiente de la distribución de velocidad-densidad en la base del viento y, como consecuencia, los corrimientos Doppler llevan a un cambio importante en la forma e intensidad del perfil de la línea de $\text{Br}\alpha$.

Luego, la línea $\text{Br}\alpha$ resulta ser una herramienta muy útil para trazar la estructura del viento y estudiar su variabilidad.

Influencia de la Ley de Temperatura

En las figuras 4.3 y 4.4, también podemos notar que para una dada distribución de densidad-velocidad, el parámetro α , que fija la temperatura de la región isotérmica del viento (Sección 4.1, Capítulo 4), determina la naturaleza de las líneas de emisión. En cada gráfico de la figura 4.3 (modelos isotérmicos) es posible observar que cuando disminuye la temperatura del viento (es decir, que disminuye α) las emisiones se vuelven más intensas, con excepción de las líneas de Humphreys obtenidas usando modelos con $\beta > 1$. Este resultado indica que la mayoría de las líneas que se forman en el viento presentan funciones fuente principalmente controladas por procesos de fotoionización, dado que las tasas de recombinación radiativa son proporcionales a $T^{-\frac{1}{2}}$ (Sección 3.2, Capítulo 3). Esta dependencia de la función fuente de la línea con la temperatura ocurre cuando el hidrógeno está casi completamente ionizado y la densidad electrónica no cambia con la temperatura. En cambio, las líneas de Humphreys muestran un comportamiento diferente porque se forman en regiones de la atmósfera más profundas y de mayor densidad donde dominan las colisiones con electrones libres.

También se obtienen funciones fuente de línea dominadas por procesos radiativos con aquellos modelos que presentan una región de alta temperatura y vientos con $\beta \leq 1$ (figura 4.4, las primeras dos secuencias graficadas). Por el contrario, para valores de β mayores (figura 4.4, últimas tres secuencias graficadas), ocurre que a mayor temperatura de la envoltura, mayor es la intensidad de las líneas, lo cual evidencia que dominan los procesos colisionales.

Luego, concluimos que los modelos isotérmicos muestran líneas de Brackett y Pfund dominadas por procesos de fotoionización, mientras que los modelos cromosféricos pueden dar líneas dominadas por fotoionización o colisiones.

4.2.2 Regiones de Formación de Líneas

Resolviendo la ecuación de transporte radiativo a lo largo de un conjunto de parámetros de impacto es posible estimar la extensión de las regiones de formación de las líneas de hidrógeno. Esta estimación puede realizarse considerando los flujos de radiación emitidos por superficies esféricas a distintos radios. Las figuras 4.6 y 4.7 ilustran, para un conjunto dado de parámetros de impacto¹, expresados en unidades de radio estelar, el flujo de línea

¹Recordamos que los parámetros de impacto están definidos tangentes a superficies concéntricas de radio r .

emitido en cada transición (izquierda) y el correspondiente porcentaje de flujo radiado respecto al flujo total emergente en la línea (derecha).

Definimos la región de formación de la línea como la región interior a la cáscara caracterizada por el parámetro de impacto para el cual se tiene el 90% del total del flujo emergente. Dado que la región de formación de la línea depende de la distribución de densidad a lo largo del viento, modelos isotérmicos y cromosféricos dan similares regiones de formación para cada β .

De esta manera, en lo que sigue describiremos los resultados para el modelo de ejemplo, con $T_{ef} = 18000$ K y $\log g = 3.5$ y una estructura de temperatura cromosférica.

Modelos con gradientes de velocidad grandes ($\beta < 1$) conducen a regiones de formación de $\text{Br}\alpha$ y $\text{P}\text{f}\gamma$ que pueden extenderse hasta 20 y 30 radios estelares, respectivamente (ver figura 4.6). Estas líneas están dominadas por procesos de fotoionización, como vimos en la sección 4.2.1, y la principal contribución al flujo proviene de las regiones externas e isothermas del viento que rodean la cromósfera. Cuando $\beta = 1$, las regiones de formación para las líneas están ubicadas más cerca a la estrella central. Para este último caso, las líneas están dominadas por colisiones debido a los efectos de alta densidad y temperatura.

En todos los modelos que hemos calculado las líneas de Humphreys provienen de regiones interiores a dos radios fotosféricos.

4.2.3 Tasas de Pérdida de Masa

Sabemos que en las estrellas O normales y B supergigantes, la línea en emisión de $\text{Br}\alpha$ es un indicador sensible de la tasa de pérdida de masa, \dot{M} (Lenorzer et al. 2002a; Puls et al. 2008). Sin embargo, cualquier estimación empírica de la tasa de pérdida de masa es modelo dependiente dado que recae en ajustes de perfiles de línea, lo cual a su vez está afectado por hipótesis como el tipo de perfil adoptado (Gaussiano, Lorentziano, etc.), los mecanismos de ensanchamiento propuestos, las estructuras de velocidad y densidad modeladas, etc. En particular, la mayoría de los modelos empíricos que consideran la ley de velocidad β , tienen a la velocidad inicial del viento como un parámetro libre. Esto genera una gran dispersión de valores en los cálculos de la tasa de pérdida de masa (Lamers & Waters 1987).

En nuestro caso, la velocidad inicial no es un parámetro libre, sino que se calcula empleando la ecuación de continuidad, como se indicó al principio del capítulo. Podemos

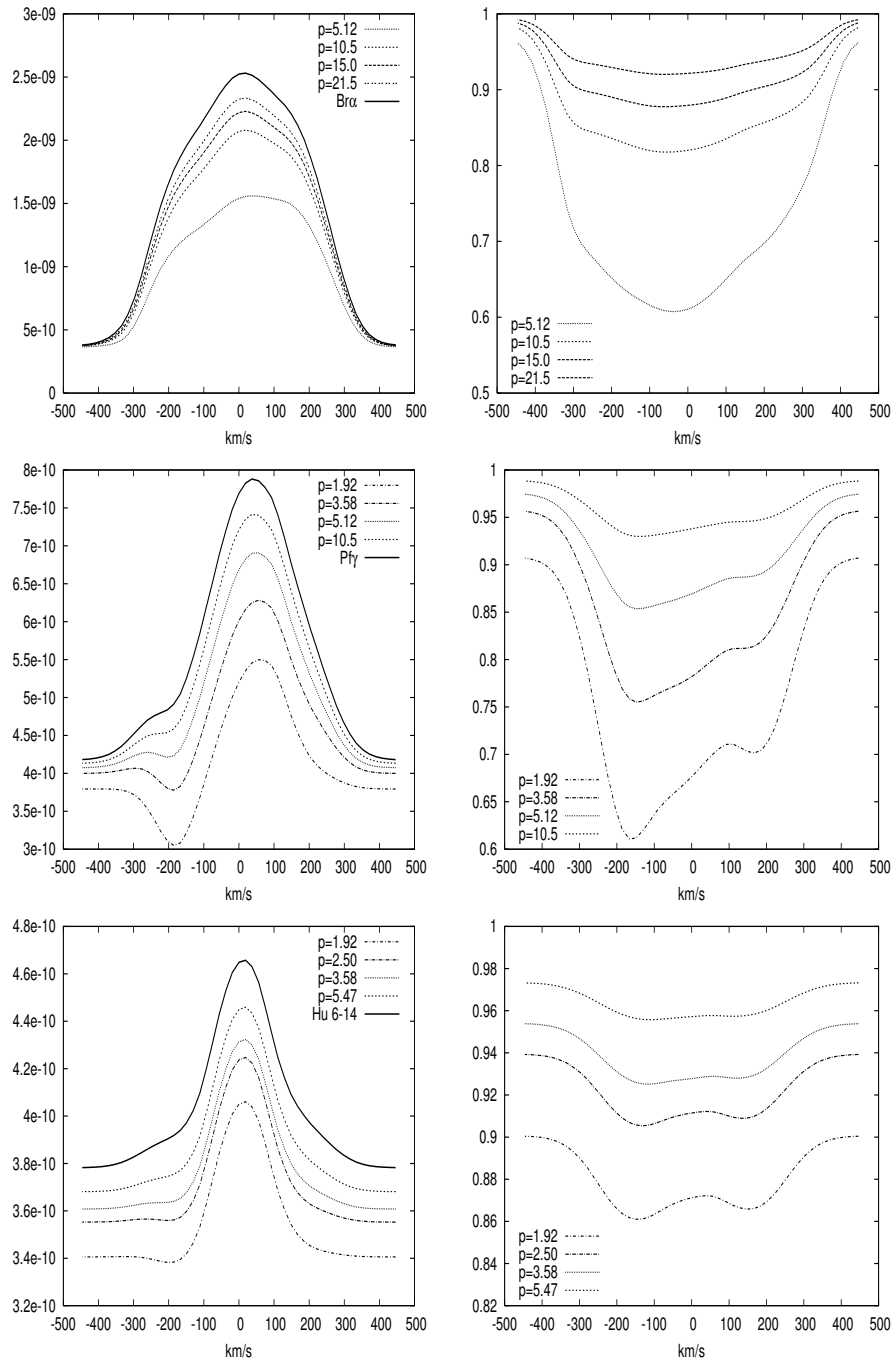


Figura 4.6: Flujos de radiación emitidos por superficies esféricas definidas por los parámetros de impacto (izquierda) y los correspondientes flujos relativos al flujo total integrado en la línea (derecha). Los cálculos fueron llevados a cabo para el modelo M28, $\beta = 0.5$ and $\alpha = 0.8$.

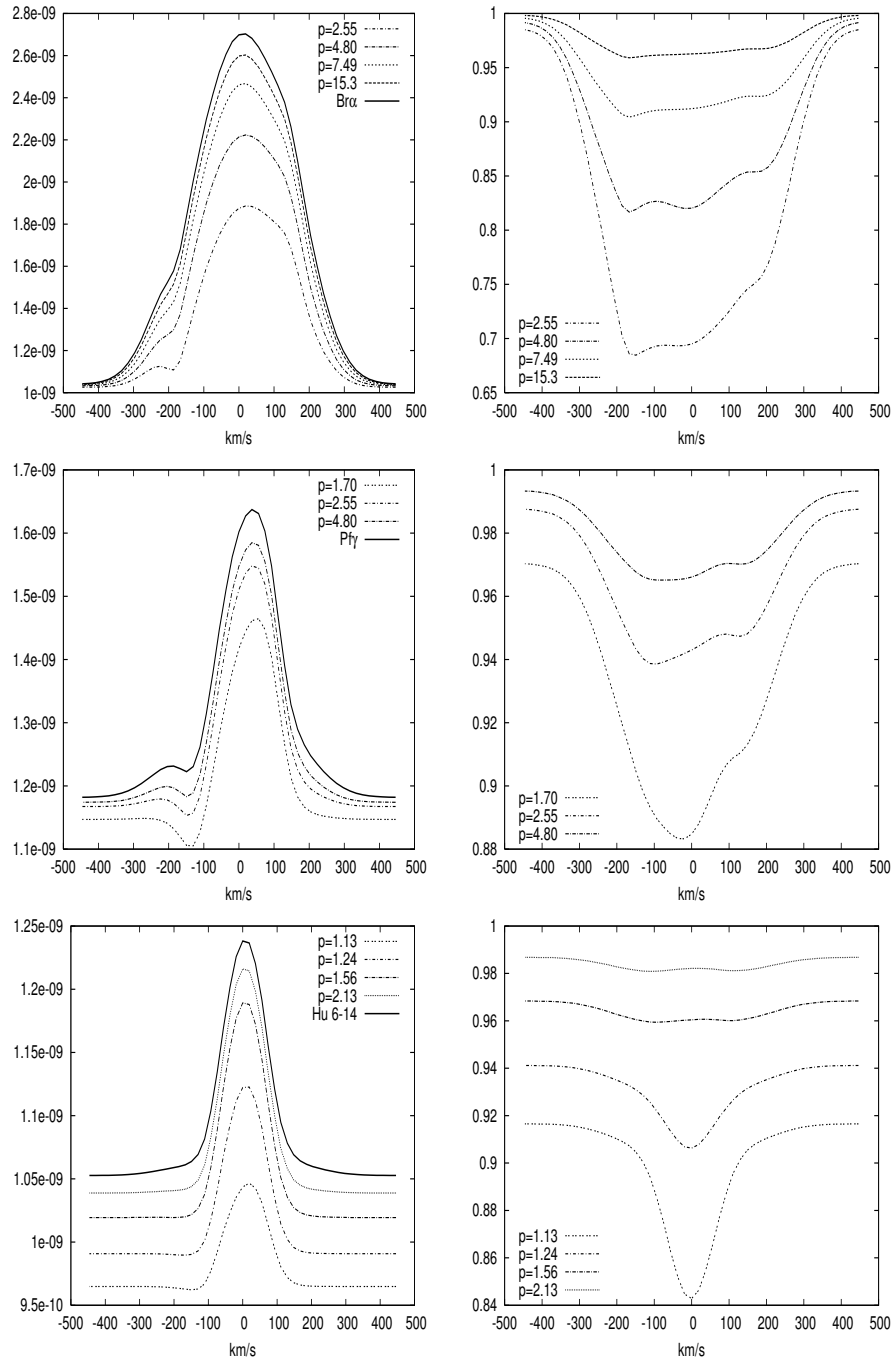


Figura 4.7: Idem figura 4.6. Los cálculos fueron realizados para el modelo M31, $\beta = 1$ and $\alpha = 0.8$.

determinar entonces, un orden de magnitud para \dot{M} , estos valores se presentan en la última columna de la tabla 4.1. Nuestras tasas de pérdida de masa computadas son del mismo orden que los valores derivados para las estrellas supergigantes B (con $T_{ef} = 18\,000$ K) empleando leyes de velocidad tipo β y realizando ajustes a los perfiles de H α observados: Crowther et al. (2006) obtuvieron valores de β de 1-3 y \dot{M} entre 5×10^{-6} y $2.3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$; Markova & Puls (2008) determinaron valores de β alrededor de la unidad o mayores, con \dot{M} entre 1.5×10^{-6} y $3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$; Searle et al. (2008) derivaron valores típicos de β entre 1 y 1.5 y \dot{M} de 5×10^{-6} a $6 \times 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$.

4.3 Discusión y Conclusiones

Sobre la base de los modelos de atmósfera y viento propuestos en la tabla 4.1, hemos computado perfiles sintéticos de líneas de H en la banda L, fuera de equilibrio termodinámico local, para estrellas de tipo B con diferentes clases de luminosidad, considerando la presencia de vientos lentos y rápidos con distintas propiedades térmicas. Los resultados encontrados se discutieron en la Sección 4.2 y nos permitieron establecer relaciones entre las características del espectro de líneas calculado y las propiedades físicas de las regiones de formación modeladas.

Encontramos que uno de los parámetros más relevantes en la descripción de la forma y la intensidad de los perfiles de línea en emisión es el gradiente radial de velocidad y, en menor grado, el valor de V_{∞} . Pero además, dependiendo de la intensidad del viento, la estructura de temperatura define las características de las líneas de la serie de Humphreys. Modelos con vientos fuertes ($\beta < 1$) predicen intensas líneas en emisión en las tres series de hidrógeno, como se mostró en las figuras 4.3 y 4.4. Los vientos débiles ($\beta > 1$) isotérmicos producen líneas débiles en emisión o absorciones en Br α y Pf γ y ausencia o absorción de líneas en la serie de Humphreys. En cambio, vientos débiles no isotérmicos pueden producir una débil emisión en Br α y emisiones en el resto de las líneas, como se mostró en la figura 4.4.

Por otro lado, la estructura de temperatura del viento define la naturaleza de la función fuente de la línea. Los modelos isotérmicos muestran líneas de Pfund y Brackett dominadas por procesos de fotoionización, mientras que nuestros modelos no isotérmicos dan lugar tanto a líneas dominadas por fotoionización o por colisiones. Las líneas de la serie de Humphreys son más sensibles a los procesos colisionales y, por lo tanto, estas

líneas podrían ser utilizadas para derivar las características térmicas de las regiones más próximas a la estrella central.

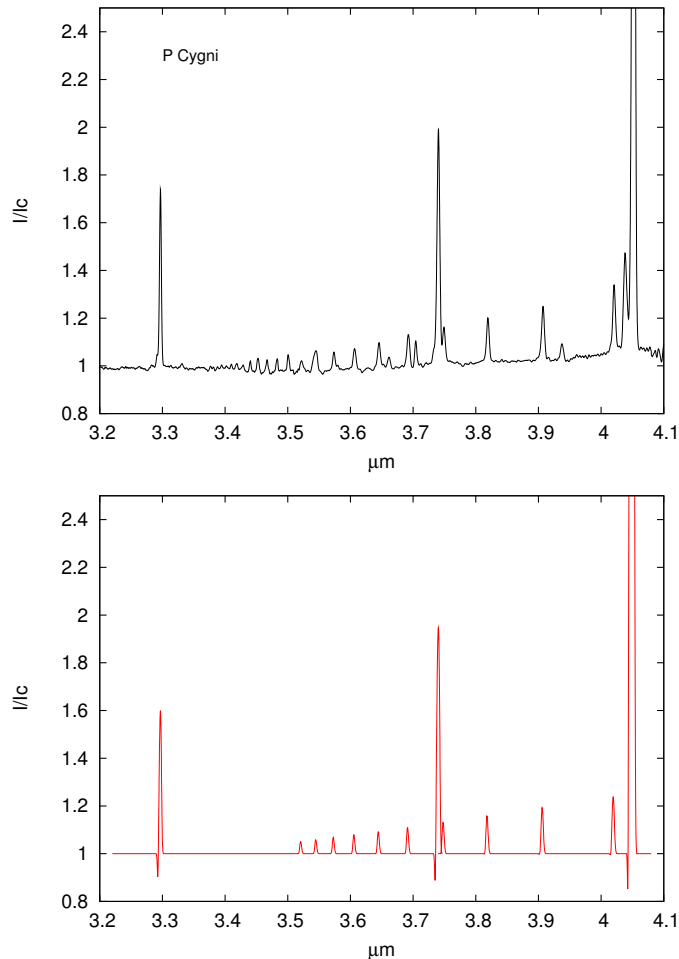


Figura 4.8: Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestra el espectro de la estrella P Cygni, extraído de Sloan et al. (2003). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético

El objetivo de este capítulo ha sido explorar la influencia de la variación de los parámetros del modelo en los perfiles de línea calculados. Si bien no pretendemos realizar ajustes de líneas, podemos ver que los espectros sintéticos que hemos obtenido muestran en general un buen acuerdo con los espectros observados en algunas estrellas B con líneas en emisión, como se aprecia en las figuras 4.8, 4.9, 4.10 y 4.11.

En las figuras 4.8 y 4.9 (panel superior) se exhiben los espectros IR obtenidos con el satélite ISO/SWS publicados por Sloan et al. (2003), que son de dominio público. El panel inferior muestra los espectros sintéticos en la misma región espectral computadas

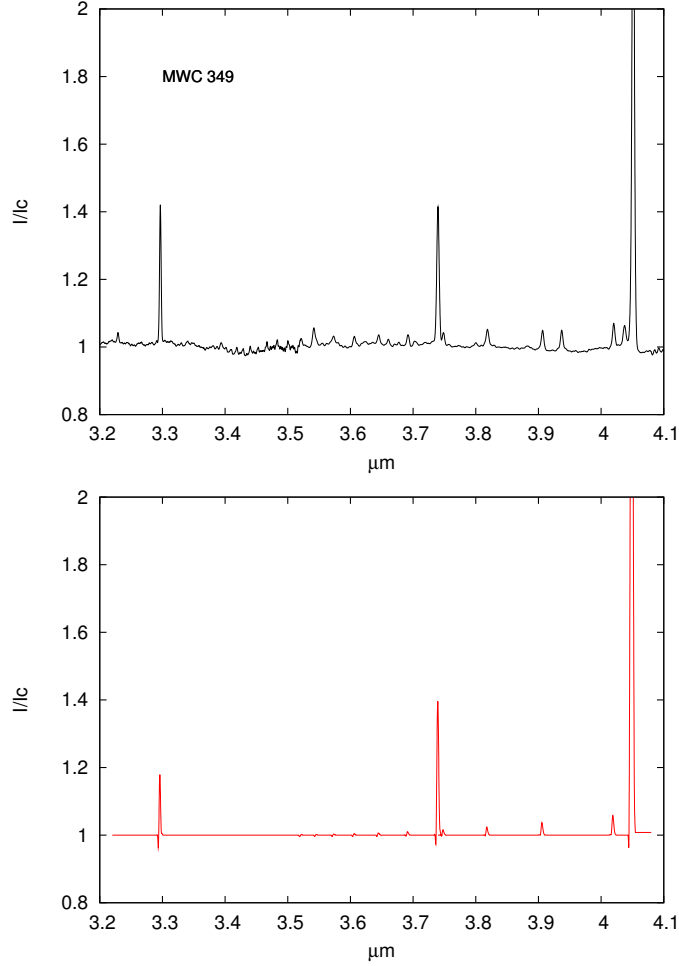


Figura 4.9: Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran el espectro de la estrella MWC 349A, extraído de Sloan et al. (2003). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético

con modelos isotérmicos, temperaturas efectivas $T_{ef}=18000$ K y $\log g=2.5$, para leyes de velocidad con $\beta=0.75$ en el caso de P Cygni, y $\beta=1.5$ en el caso de MWC 349A. Si bien este estudio es cualitativo, ya que no hemos realizado un ajuste a los perfiles de línea, los modelos sugieren que objetos de este tipo podrían tener tasas de pérdida de masa del orden de 10^{-5} y $1.5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ por año.

Lamentablemente, no hemos podido comparar los resultados de nuestros modelos con los espectros IR de los objetos estudiados en la región del óptico por Searle et al. (2008), Crowther et al. (2006) y Markova & Puls (2008), quienes también emplearon leyes de velocidad tipo β en estrellas supergigantes B, debido a que los espectros no están disponibles para uso científico en la base de datos del satélite ISO.

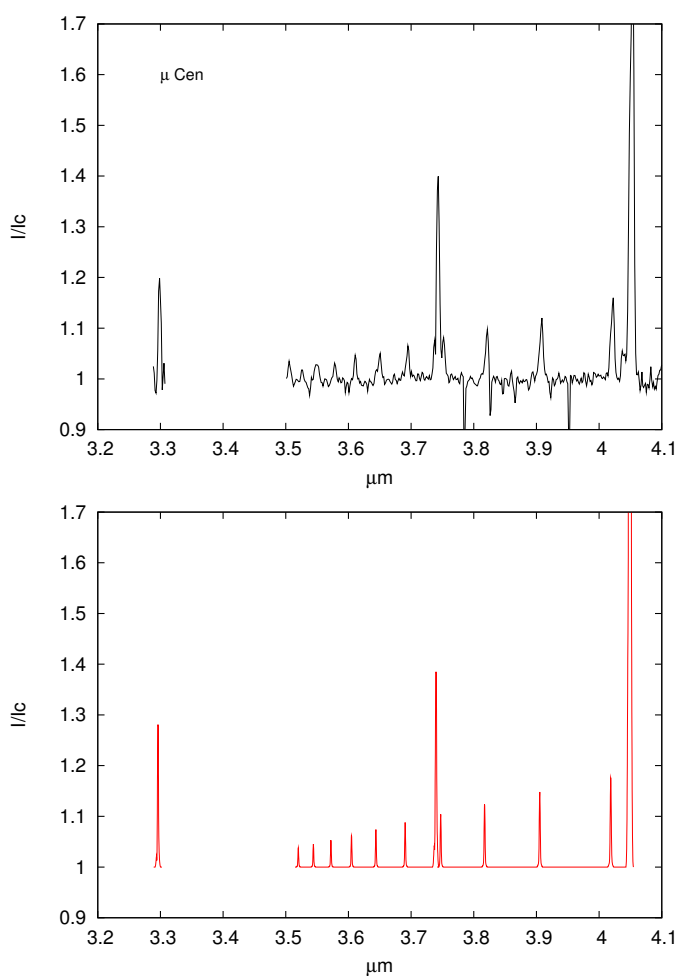


Figura 4.10: Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran los espectros de la estrella Be, μ Cen (Observación realizada con VLT/ISAAC, cedida por Ronald Mennickent). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético

Las figuras 4.10 y 4.11 muestran la misma región espectral calculada con modelos no isotérmicos, temperaturas efectivas $T_{ef}=18000$ K y $\log g=3.5$ y las observaciones espectroscópicas de dos estrellas Be, μ Cen y V341 Sge, que describiremos con más detalle en el Capítulo 6. Si bien las estrellas Be presentan discos circunestelares, vemos que el decremento de la serie de Humphreys y la intensidad de las líneas de Pfund y $Br\alpha$ observada, están en buen acuerdo con la relación de intensidades que predice un modelo de viento con $\beta=1$ y $\dot{M} \sim 3 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{año}$. Leyes de velocidad con este valor de β y con una tasa de rotación Ω entre 0.6 y 0.7 han permitido también reproducir satisfactoriamente la distribución de energía continua de algunas estrellas Be (Torres

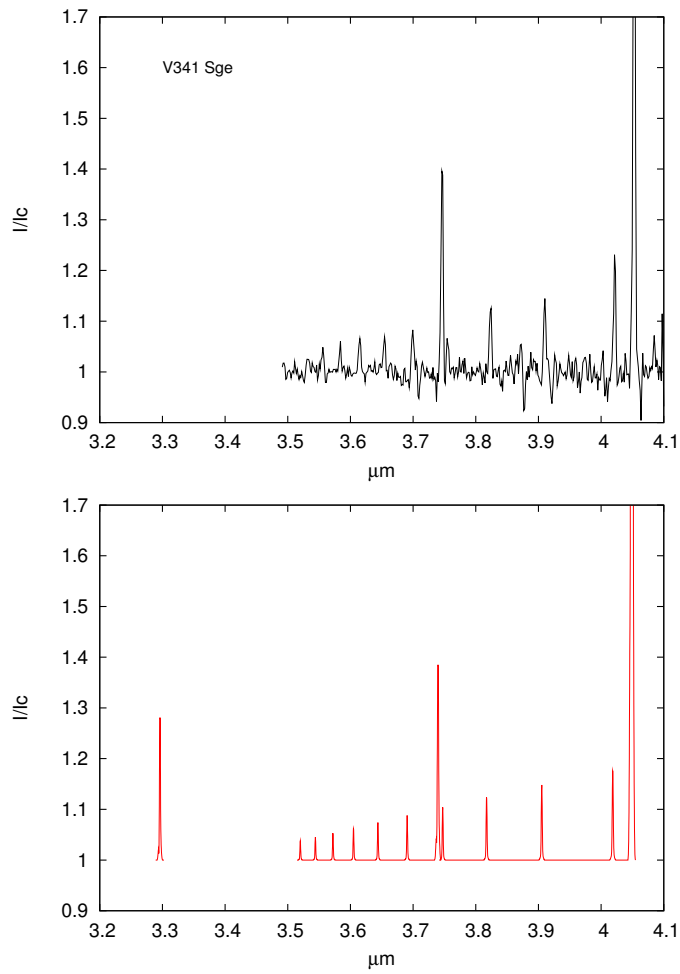


Figura 4.11: Comparación cualitativa entre modelos y observaciones para objetos tipo B 2-3. En el panel superior se muestran el espectro de la estrella Be V341 Sge (Observación realizada con VLT/ISAAC, cedida por Ronald Mennickent). En el espectro inferior se muestra el espectro sintético

2008). Estos resultados sugieren que es importante considerar la emisión proveniente de un viento al analizar las observaciones de las estrellas Be. Retomaremos esta discusión en el Capítulo 7.

Capítulo 5

El Espectro IR de Estrellas Calientes

Sabemos que las primeras fases de la evolución estelar de las estrellas masivas transcurren inmersas en nubes de gas y polvo. Se estima que las estrellas están ocultas en estas regiones entre un 10% y un 20% de sus vidas, antes de que la radiación y los vientos estelares permitan que puedan observarse en el óptico las regiones H II y las propias estrellas (Wood & Churchwell 1989). Es así que su presencia puede solo advertirse de modo indirecto dado que la absorción interestelar en las longitudes de onda más larga es mucho menor que la observada en el rango óptico y ultravioleta. Por ejemplo, en la banda K ($2.2 \mu\text{m}$) la absorción interestelar es un factor 0.08 de la absorción interestelar en $\lambda 5000 \text{ \AA}$ (Rieke & Lebofsky 1985) de manera que el flujo medido en la región de $2 \mu\text{m}$ puede resultar mayor que aquel medido en longitudes de onda corta, cuando la extinción en la dirección de observación es muy intensa.

Este hecho despertó el interés en estudiar el comportamiento en el IR de estrellas calientes y jóvenes en su etapa de formación, dado que estos objetos dominan la energética de las regiones donde se encuentran. La extinción típica de las regiones moleculares gigantes puede ser entre 10 y 20 magnitudes, tanto en el UV como en el óptico. Entonces, si se quiere estudiar estas primeras etapas de la vida de una estrella debe realizarse con espectroscopía infrarroja.

Los primeros atlas con alta resolución de la región del IR cercano fueron realizados por Lancon & Rocca-Volmerange (1992); Dallier et al. (1996) y Wallace & Hinkle (1996). El análisis de líneas de distintas bandas IR, sirve para identificar, clasificar y cuantificar las estrellas en la etapa en que éstas permanecen oscurecidas por polvo. Esto dió comienzo a la búsqueda de un sistema de clasificación espectral utilizando líneas en el IR para estrellas O y B no enrojecidas, para luego estudiar las estrellas inmersas en sus nubes de polvo (Hanson & Conti 1994; Hanson et al. 1996). Así, en los últimos años se han desarrollado diagnósticos cuantitativos basados en datos IR para implementar un sistema de clasificación espectral para estrellas tempranas, extendiendo de esta manera el sistema de clasificación MK a otros rangos espectrales. Para ello se ha observado un gran número

de objetos normales y peculiares (Hanson & Conti 1994; Hanson et al. 1996; Lenorzer et al. 2002b; Clark & Steele 2000). Entre estos últimos, podemos mencionar una gran cantidad de objetos calientes, en etapas evolutivas avanzadas, que presentan excesos IR intrínsecos y líneas en emisión en esta región del espectro, tales como estrellas Be, B[e] y Variables Luminosas Azules (LBV), que presentamos en el Capítulo 2. Estas características IR que sugieren la presencia de envolturas circunestelares extendidas, compatibles en muchos casos con la presencia de discos de gas y/o polvo, despertaron nuestro interés en observar este tipo de objetos en el IR.

El conocimiento de las condiciones físicas de las regiones próximas a la estrella es un requerimiento esencial para obtener información sobre los diferentes mecanismos que intervienen en la eyección de materia al medio interestelar.

En la región del cercano IR, la contribución fotosférica debido al hidrógeno es muy pobre. Esto se debe a que las líneas de hidrógeno en el IR tienen pequeñas probabilidades de transición, requiriendo densidades columnares relativamente altas para observarse en emisión, aún más altas que aquellas que originan las líneas de Balmer. En el capítulo anterior, vimos que el estudio de las líneas de hidrógeno en emisión, en particular las de la banda L, provee información sobre la región interna y más densa del viento o envoltura circunestelar, próxima a la estrella, difícil de adquirir a partir de observaciones en otros rangos espectrales. De esta manera estas líneas podrían brindar restricciones adicionales a los modelos de envoltura (Hamann & Simon 1987).

5.1 Líneas Observadas en las Bandas K y L

El espectro de líneas de las bandas K y L de estrellas tempranas están dominadas por transiciones de hidrógeno y helio de niveles altos.

En particular, la banda L presenta un rico espectro de líneas de hidrógeno de distintas series, accesibles hoy en día con espectrógrafos modernos de alta y media resolución, como es el instrumento SWS a bordo del Observatorio Infrarrojo Espacial (ISO), los espectrógrafos ISAAC (Infrared Spectrometer and Array Camera) o SINFONI montados en el Very Large Telescope (VLT) del Observatorio Europeo Austral (ESO) en Cerro Paranal, o PHOENIX, GNIRS y NIRI en los Observatorios GEMINI Sur y Norte, respectivamente.

A continuación describiremos las transiciones de líneas de distintos elementos que se

observan típicamente en estrellas O y B entre los 2 y 4 μm , y cómo éstas pueden utilizarse como indicadores de tipos espectrales y clases de luminosidad, tanto para estrellas O-B normales como para estrellas con líneas en emisión.

5.1.1 Estrellas Normales

En el caso de estrellas tempranas de secuencia principal, se identifican en el rango de 2.023 a 2.230 μm (banda K) unas pocas transiciones atómicas (ver Fig. 5.1). Las principales transiciones que permiten realizar una clasificación espectral son: $\text{Br}\gamma$ $\lambda 2.1655 \mu\text{m}$, el triplete de He I $\lambda 2.113 \mu\text{m}$ (compuesto por las transiciones $\lambda\lambda 2.11274, 2.11267$ y $2.11258 \mu\text{m}$), otras líneas He I, como $\lambda 2.0581 \mu\text{m}$, $\lambda 2.1494 \mu\text{m}$, $\lambda 2.1607 \mu\text{m}$, $\lambda 2.1617 \mu\text{m}$ y la transición de He II $\lambda 2.1885 \mu\text{m}$. Entre las líneas metálicas se puede observar N III $\lambda 2.116 \mu\text{m}$ que suele verse en emisión (Hillier et al. 1983). Esta línea está presente en las estrellas clasificadas como O((f)), O(f) y Of¹ (Walborn 1971).

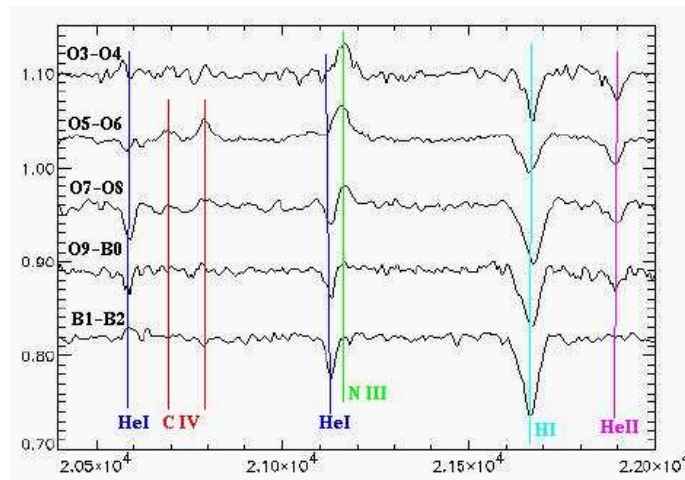


Figura 5.1: Líneas de la banda K que permiten realizar una clasificación espectral en estrellas tempranas (Hanson et al. 1996).

Incluso en espectros de media a baja resolución, las líneas mencionadas permiten realizar una clasificación espectral, dado que las estrellas O tempranas muestran la línea de He II pero no las de He I y presentan N III $\lambda 2.116 \mu\text{m}$ en emisión, como puede verse en la figura 5.1. En estrellas O intermedias comienzan a observarse las líneas de He I

¹Son estrellas más tempranas que O9 con líneas en emisión y evidencias de alta rotación. Se clasifican de acuerdo a las distintas combinaciones de líneas en emisión y absorción que presentan.

mientras que se desvanece He II. En tipos más tardíos se intensifican las líneas de He I y He II desaparece. $Br\gamma$ está siempre en absorción y su intensidad aumenta desde los tipos O tempranos hasta las B tardías. Las líneas de He I se vuelven muy débiles para estrellas más tardías que B3 (Hanson & Conti 1994). Este comportamiento es similar al observado en la región del óptico alrededor de $0.45 \mu\text{m}$ (Conti & Alschuler 1971; Walborn 1971).

En estrellas gigantes y supergigantes O-B la línea de He I $\lambda 2.113 \mu\text{m}$ parece ser también característica de tipos espectrales más tempranos que B3 III (Hanson & Conti 1994). La línea de He I $\lambda 2.058 \mu\text{m}$ es altamente sensible a la temperatura y propiedades de los vientos estelares (Hanson & Conti 1994). Ésta se observa en absorción en tipos espectrales O intermedios y tardíos, y es frecuentemente vista con intensa emisión en las supergigantes B tempranas. $Br\gamma$ aparece en emisión, o rellenando la absorción fotosférica, en las estrellas más luminosas. En estrellas O tardías y B tempranas no se observa He II $\lambda 2.289 \mu\text{m}$.

La banda L del cercano IR, centrada en una longitud de onda de aproximadamente $3.5 \mu\text{m}$, es particularmente interesante porque se observan en ella líneas de diferentes series de hidrógeno: Brackett, Pfund y Humphreys, que son buenos indicadores de tipo espectral, clase de luminosidad y tasa de pérdida de masa. Lenorzer et al. (2002b) realizaron un extenso trabajo sobre las líneas que pueden encontrarse en esta banda.

En el caso de estrellas B enanas y gigantes, estos autores encontraron que todas las líneas de hidrógeno aparecen en absorción, y sus intensidades aumentan hacia los tipos espectrales más tardíos. En particular, las líneas de la serie de Pfund parecen depender mucho de la temperatura. Además, proponen que la suma de los anchos equivalentes de las cuatro líneas de Pfund observadas entre las bandas K y L es una buena medida del tipo espectral, así como también, la suma de los anchos de las líneas $Br\alpha$ y $Pf\gamma$. Esta clasificación puede refinarse mirando las líneas de He I, dado que aparece entre los tipos espectrales O9 y B2.

En estrellas gigantes y supergigantes, la línea $Br\alpha$ aparece generalmente en emisión mientras que $Br\beta$ se observa intensa y en absorción. A diferencia de lo que ocurre en las estrellas enanas, las estrellas más luminosas no presentan variaciones en la intensidad de las líneas de hidrógeno con el tipo espectral. Las líneas de He I se observan entre tipos más tempranos que B3, permitiendo distinguir objetos más y menos tardíos que este

tipo espectral, mientras que la línea de He I $\lambda 3.0736 \mu\text{m}$ pareciera ser más intensa en las supergigantes que en las estrellas enanas (Lenorzer et al. 2002b).

5.1.2 Estrellas con Líneas en Emisión

Clark & Steele (2000), hicieron un estudio detallado de la banda K en estrellas Be y también encontraron que la presencia de líneas de He I, tanto en emisión como en absorción, es un indicador de tipos espectrales más tempranos que B3. Las estrellas que muestran Mg II en emisión, pero sin evidencia de He I, serían levemente más tardías, entre B2 y B4. Además hallaron que las estrellas que tienen Br γ en emisión, pero sin evidencia de líneas de He I o Mg II se corresponden con tipos espectrales B5 o más tardíos. Estos mismos autores proponen que las estrellas más luminosas pueden distinguirse de las enanas, especialmente para tipos espectrales más tempranos que O9, dado que en ellas se observa Br γ en emisión y la línea de He I $\lambda 2.058 \mu\text{m}$ muy intensa.

Así en la banda K de las estrellas Be, se espera observar Br γ $\lambda 2.166 \mu\text{m}$, He I $\lambda 2.113 \mu\text{m}$ y He I $\lambda 2.161 \mu\text{m}$, y varias transiciones metálicas como Fe II $\lambda 2.089 \mu\text{m}$, Mg II $\lambda \lambda 2.138, 2.144 \mu\text{m}$, y Na I $\lambda \lambda 2.206, 2.209 \mu\text{m}$.

En la banda L, las líneas de las series de Humphreys, Pfund y Brackett se observan frecuentemente en emisión (Hony et al. 2000; Lenorzer et al. 2002b). Estos autores no encuentran una correlación evidente entre la intensidad de las líneas en emisión del cercano IR de las estrellas Be clásicas, con sus tipos espectrales. Las estrellas Be tempranas, B[e] y LBVs muestran algunas líneas en emisión, como por ejemplo O I $\lambda 3.6617 \mu\text{m}$, y particularmente, en las LBVs se encuentran Mg II y Fe II.

En la tabla 5.1 se listan las líneas de las bandas K y L, frecuentemente observadas en estrellas Be.

5.2 Diagrama de Lenorzer

Hemos mencionado al principio de este capítulo que las líneas de la banda L podrían ser útiles para investigar la estructura de las regiones emisoras.

Persson & McGregor (1985) propusieron que la ubicación de las estrellas Be en diagramas de cocientes de flujos de líneas podría interpretarse en términos de las profundidades ópticas de las regiones de formación de las líneas. Así, Lenorzer et al. (2002a) construyeron un diagrama de cocientes de flujos empleando líneas de distintas series de

Longitud de onda (μm)	Especie Atómica		Longitud de onda (μm)	Especie Atómica	
1.940	H 8-4	Br δ	2.495	H 17-5	Pf ₁₇
2.058	HeI		3.039	H 10-5	Pf ϵ
2.089	Fe II		3.297	H 9-5	Pf δ
2.113	He I		3.440	H 28-6	Hu ₂₈
2.116	N III		3.452	H 27-6	Hu ₂₇
2.138	Mg II		3.467	H 26-6	Hu ₂₆
2.144	Mg II		3.483	H 25-6	Hu ₂₅
2.161	HeI		3.501	H 24-6	Hu ₂₄
2.166	H 7-4	Br γ	3.522	H 23-6	Hu ₂₃
2.189	He II		3.542	Fe II	
2.206	Na I		3.546	H 22-6	Hu ₂₂
2.209	Na I		3.574	H 21-6	Hu ₂₁
2.353	H 28-5	Pf ₂₈	3.607	H 20-6	Hu ₂₀
2.359	H 27-5	Pf ₂₇	3.646	H 19-6	Hu ₁₉
2.366	H 26-5	Pf ₂₆	3.662	O I	
2.373	H 25-5	Pf ₂₅	3.693	H 18-6	Hu ₁₈
2.383	H 24-5	Pf ₂₄	3.741	H 8-5	Pf γ
2.393	H 23-5	Pf ₂₃	3.749	H 17-6	Hu ₁₇
2.404	H 22-5	Pf ₂₂	3.819	H 16-6	Hu ₁₆
2.405	Mg II		3.907	H 15-6	Hu ₁₅
2.413	Mg II		3.938	Fe II	
2.416	H 21-5	Pf ₂₁	4.021	H 14-6	Hu ₁₄
2.431	H 20-5	Pf ₂₀	4.043	He I	
2.449	H 19-5	Pf ₁₉	4.052	H 5-4	Br α
2.470	H 18-5	Pf ₁₈			

Tabla 5.1: Lista de líneas que pueden observarse las bandas K y L en estrellas Be

hidrógeno, Br α , Pf γ y Hu₁₄, ubicadas en un intervalo reducido de longitudes de onda en el cual el continuo puede considerarse prácticamente constante, y la extinción despreciable. El cociente propuesto, $\log(\text{Hu}_{14}/\text{Br}\alpha)$ versus $\log(\text{Hu}_{14}/\text{Pf}\gamma)$, fue realizado para un conjunto de estrellas tempranas con líneas en emisión observadas con el espectrógrafo SWS del ISO. En la figura 5.2 se puede apreciar cómo se ubican las estrellas Be, B[e] y LBVs en distintas regiones del diagrama. Las estrellas Be se ubica en el extremo superior derecho del diagrama, las LBVs se ubican en la región inferior izquierda, y las B[e] se ubican en una zona intermedia entre estos dos grupos.

Este diagrama es una herramienta simple para investigar la profundidad óptica del gas circunestelar (Lenorzer et al. 2002a).

En un medio ópticamente delgado, se espera que los cocientes de los flujos de línea sigan el caso B de la teoría de recombinación de Menzel (Baker & Menzel 1938). En el extremo inferior izquierdo de la figura 5.2, se encuentran los cocientes predichos por esta teoría para temperaturas mayores que 10^4 K. En un medio ópticamente grueso los cocientes de los flujos de las líneas son independientes del coeficiente de absorción másico, mientras que el flujo en cada línea está dominado por el tamaño de la superficie emisora. Para líneas ópticamente gruesas formadas en un medio isotérmico en equilibrio termodinámico local, el cociente de flujos de dos líneas puede escribirse como

$$\frac{I_1}{I_2} = \frac{B(\nu_1, T)S_{eff,1}}{B(\nu_2, T)S_{eff,2}}$$

donde $B(\nu, T)$ es la función de Planck, S_{eff} es la superficie efectiva radiante en la línea. Considerando que la S_{eff} es la misma en ambas líneas y empleando la aproximación de Rayleigh-Jeans, la relación anterior se reduce a

$$\frac{I_1}{I_2} = \frac{\nu_1^2}{\nu_2^2}.$$

Esta condición se satisface en la región superior derecha de la figura 5.2, señalada con un asterisco.

Lenorzer et al. (2002a) propusieron que el apartamiento de la ubicación de las estrellas Be respecto del asterisco, sugiere que existe una contribución a la emisión en las líneas proveniente de gas ópticamente delgado. Además, debido a la naturaleza transitoria de los discos en torno a estrellas Be, es de esperarse que cambios en las estructuras de sus envolturas produzcan una variación en la ubicación de los objetos en el diagrama, más o menos a lo largo de la diagonal.

La ubicación de las estrellas LBVs en el Diagrama de Lenorzer, cercana a la región correspondiente al caso B de la teoría de recombinación de Menzel, sugiere que la emisión en las líneas proviene principalmente de un gas ópticamente delgado.

Estos autores advierten que debe tenerse cuidado al realizar interpretaciones a partir de este tipo de diagrama, dado que las estrellas cercanas al caso B de Menzel, podrían tener un disco aunque las líneas de hidrógeno podrían tener contribuciones de regiones ópticamente delgadas. Este parece ser el caso de la estrella MWC 349A, que si bien tiene un disco, su espectro tiene características típicas de un viento isotérmico, como mostramos en el capítulo anterior. De manera similar, para las estrellas que se encuentran

cerca del caso ópticamente grueso, se puede afirmar que las líneas son opacas aunque no se pueden excluir para la región emisora geometrías diferentes a un disco.

De esta manera, el estudio de las regiones IR del espectro permite determinar las propiedades físicas, morfología y cinemática de la región interna de las envolturas circunestelares. La determinación de cantidades tales como la densidad y el gradiente de temperatura en el medio circunestelar ayudarían a poner restricciones a los modelos teóricos de estrellas con líneas en emisión.

En el próximo capítulo utilizaremos la información que brinda el Diagrama de Lenorzer para analizar las observaciones de un conjunto de estrellas Be y derivar las propiedades de sus envolturas circunestelares. En el Capítulo 7 utilizaremos este tipo de diagrama para hacer un estudio comparativo entre los cocientes de líneas observados en estrellas con líneas en emisión y aquellos calculados en el Capítulo 4 a partir de modelos de vientos.

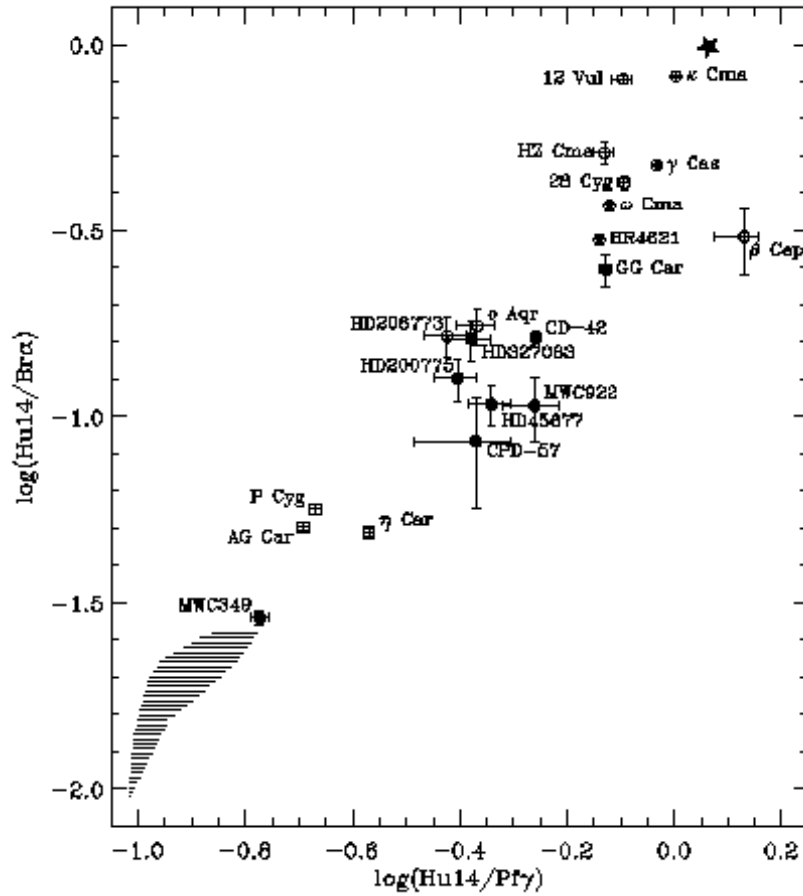


Figura 5.2: Diagrama de cocientes de flujos Lenorzer et al. (2002a). Las diferentes clases de objetos, LBVs (cuadrados), estrellas B[e] (círculos rellenos) y estrellas Be (símbolos abiertos) están ubicados en diferentes regiones. El asterisco indica la posición de una fuente de emisión ópticamente gruesa proveniente de un cuerpo negro, la región rayada muestra el rango de cocientes de flujo de líneas de recombinación para el caso ópticamente delgado (caso B de la teoría de recombinación de Menzel para temperaturas mayores que 10^4 K.)

Capítulo 6

Espectroscopía IR de Estrellas Be

Hemos visto en los capítulos anteriores que las estrellas B tempranas con líneas en emisión frecuentemente muestran en el cercano IR un rico espectro de líneas de hidrógeno de recombinación. Este espectro provee una herramienta poderosa para el estudio de las regiones más internas de la envoltura/disco circunestelar, dado que los procesos radiativos entre los estados ligados más altos del átomo de hidrógeno tienen pequeñas probabilidades de transición. Así, para que puedan observarse las líneas de hidrógeno del IR en emisión, se requieren densidades columnares relativamente más altas que las que necesitan las líneas de Balmer Hamann & Simon (1987).

Debido al enorme potencial de la espectroscopía IR, en particular de la banda L ($3.5 \mu\text{m}$), para proveer información sobre las envolturas circunestelares de estrellas Be, nos embarcamos en el proyecto de observar el espectro IR de este tipo de estrellas. Para este fin seleccionamos un conjunto de estrellas Be con tipos espectrales tardíos y tempranos. Muchas de ellas han sido ampliamente estudiadas en diferentes rangos de longitudes de onda y con diferentes técnicas de observación a lo largo de varias décadas, pero hasta este momento, tienen muy pocos datos espectroscópicos publicados en el IR cercano.

6.1 Material Observacional

En este capítulo se describen 21 objetos que conforman nuestra muestra de estrellas Be. Esta muestra está conformada por ocho estrellas Be observadas con Gemini/NIRI y trece estrellas Be observadas con VLT/ISAAC¹. Estas últimas, son estrellas que presentan erupciones de larga y corta duración y fueron seleccionadas del trabajo de Hubert et al. (2000).

¹Estas observaciones fueron facilitadas por el Dr. Ronald Mennickent, Universidad de Concepción, Chile.

6.1.1 Observaciones con Gemini/NIRI

La República Argentina forma parte del consorcio internacional encargado de llevar adelante el Proyecto Gemini. Gracias a ello, los astrónomos argentinos podemos solicitar tiempo de observación en los dos telescopios de 8.1 metros que operan en Cerro Pachón, Chile (Gemini Sur) y Mauna Kea, Hawaii (Gemini Norte). Nuestro país puede hacer uso del 2.5% del tiempo total.

Para realizar espectroscopía en moderada resolución en la región del cercano IR, el Observatorio Gemini ofrece tres instrumentos:

- NIRI (Near InfraRed Imager and Spectrometer): este instrumento está instalado en Gemini Norte y brinda la posibilidad de realizar tanto imágenes IR como espectroscopía en el rango de 1 a 5 μm , con resoluciones ($\lambda/\Delta\lambda$) tan altas como 1300 en la banda K y 1100 en la banda L;
- NIFS (Near-Infrared Integral Field Spectrometer): este instrumento permite realizar espectroscopía 3D con resolución ~ 5000 en la región de 0.95 a 2.4 μm . Actualmente este instrumento está funcionando en Gemini Norte;
- GNIRS (Gemini Near-Infrared Spectrograph): este espectrógrafo ofrece una amplia variedad de capacidades, incluyendo espectroscopía de ranura larga en el rango 1.1 a 5 μm con resoluciones espectrales de 1700, 5900 y 18000. GNIRS funcionó en Gemini Sur hasta en el año 2007, cuando sufrió un severo daño. Actualmente está siendo reparado para ser usado en Gemini Norte.

Nuestro programa de observación de estrellas Be en la región IR (bandas K y L) comenzó en el año 2006. Elegimos llevar a cabo nuestros programas en modo *de servicio*. A diferencia del modo clásico, en el cual ciertas noches o fechas se asignan a un observador, el modo de *servicio* ofrece la ventaja de poder realizar las distintas propuestas de observación, de acuerdo a las condiciones climáticas prevalecientes. Las propuestas científicas aceptadas en modo de *servicio* se pueden calificar en tres bandas: el objetivo de Gemini es observar todo el tiempo asignado para los programas calificados en Bandas 1 y 2, e intentar completar tantos programas calificados en Banda 3 como sea posible. Existe un cuarto tipo de programa, designado como Banda 4, que corresponde

a propuestas auxiliares que deben poder observarse con condiciones de tiempo pobres².

Así, en cada noche se combinan diversos factores para determinar qué programas serán ejecutados del conjunto de todos los programas realizables. Se priorizan los programas según su Banda, así como también la cercanía de las condiciones climáticas a aquellas solicitadas por el Investigador Principal (PI). Para aumentar las chances de ejecución de los programas en Banda 3, se sugiere al PI que relaje las condiciones de observabilidad del programa y que modifique la estrategia de observación.

En total preparamos y enviamos tres propuestas de observación, dos a Gemini/NIRI y una Gemini/GNIRS, las cuales fueron aceptadas. Estos turnos fueron identificados como GN-2006-Q-28, GS-2007A-Q-77 y GN-2008-Q-100. La primera propuesta fue asignada 1.3 horas en Banda 2, la segunda 2.33 horas en Banda 3 y la tercera 1.66 horas, también en Banda 3. Sin embargo, solamente dos de las tres propuestas aceptadas fueron llevadas a cabo durante los años 2006 y 2008 con el espectrógrafo NIRI en Gemini Norte: la propuesta de 2007 no pudo realizarse debido a desperfectos técnicos en el espectrógrafo GNIRS en Gemini Sur. Es por eso que del total de 11 objetos que nos habíamos propuesto observar, sólo obtuvimos 8, durante las noches del 20 y 21 de agosto y 17 de septiembre de 2006 y las noches del 25 de agosto, 9 de septiembre y 25 de noviembre de 2008.

Las observaciones espectroscópicas fueron adquiridas con la cámara f/6 (0.12 segundos de arco) de NIRI, empleando un detector Aladdin InSb de 1024×1024 elementos, filtros en las bandas K y L, y una ranura de 2 elementos de ancho. Esta configuración instrumental permite obtener espectros con resolución de 1300 y 1100 en las bandas K y L, respectivamente.

En la parte superior de la tabla 6.1 se detallan las características de los objetos Be observados con Gemini.

6.1.2 Reducción y Calibración de Espectros en el Cercano IR

Para realizar la reducción y el análisis de las observaciones espectroscópicas obtenidas con Gemini/NIRI hemos utilizado los paquetes y tareas del sistema IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). IRAF incluye una serie de programas o paquetes distribuidos por el National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson, Arizona, que permite el

²Nubosidad=70%, 90% or "total", Calidad de Imagen="cualquiera" y Vapor de Agua="cualquiera" (sin restricción en las condiciones de fondo de cielo).

Gemini/NIRI							
Objeto	HD	Tipo Espectral	K [mag]	Fecha [año/m/d]	$V \sin i$ [Km s^{-1}]	Binaria	Grupo
BK Cam	20336	B2.5Ve	5.048	2008/11/25	328 ± 21 (a)	si	I
28 Tau	23682	B8IVev	4.937	2006/08/20	286 ± 16 (a)	si	II
88 Her	162732	Bpshe	6.947	2006/08/21	310 ± 16 (a)	ysi	I
66 Oph	164284	B2Ve	5.030	2008/08/25	280 ± 17 (a)	si	II
V923 Aql	183656	Bpshe	5.814	2006/09/17	270 ± 20 (c)	si	II
28 Cyg	191610	B2.5Ve	5.038	2008/08/25	300 ± 20 (a)	-	II
EW Lac	217050	B3IVshe	5.000	2006/08/20	340 ± 22 (a)	?	II
18 And	222304	B9V	5.402	2008/09/09	188(b)		II
				2008/09/09			III
VLT/ISAAC							
Objeto	HD	Tipo Espectral	K [mag]	Fecha [año/m/d]	$V \sin i$ [Km s^{-1}]	Binaria	Grupo
V1448 Aql	180126	B2IVe	7.481	2003/05/29	243	si	III/s
V518 Car	92938	B3-5Ve	5.133	2003/05/29	130		III/l
V767 Cen	120991	B2IV-V	5.617	2003/08/08	70 ± 4 (a)		II/s
V817 Cen	105521	B3IIIe	5.235	2003/07/26	120 ± 7 (a)		I/s
μ Cen	120324	B3IVe	3.900	2003/08/07	159 ± 11 (a)		II/s
CP Cir	130287	B5IVe	7.861	2003/05/28	-		III/l
KV Mus	106881	B3Ve	8.695	2003/08/07	-		III/l
OZ Nor	148259	B2Ve	6.077	2003/05/30	86		I/l
V457 Sct	174513	B1.5IVe	7.662	2003/05/28	202		III/s
V341 Sge	186272	B2.5Ve	7.081	2003/05/29	115		II/s
V4024 Sgr	178175	B2Ve	5.313	2003/05/30	105 ± 5 (a)		I/l
V1150 Tau	29441	B2.5Ve	7.254	2003/09/03	340		I-II/l
V395 Vul	187811	B2.5Ve	4.947	2003/05/30	245 ± 17 (a)	si	I/s

Tabla 6.1: Muestra de estrellas Be observadas con Gemini/NIRI y VLT/ISAAC. La clasificación en Grupos I, II y II se describe en la sección 6.4.1. En la última columna, las siglas s y l denotan la duración de las erupciones (s duración de corto período; l duración de largo período). Referencias. (a) Frémat et al. (2005), (b) Royer et al. (2006).

tratamiento de imágenes astronómicas adquiridas con detectores CCD en la región del óptico. Su arquitectura permite que se añadan paquetes externos que se distribuyen por separado de la versión principal de *NOAO* y pueden instalarse fácilmente. Estos paquetes externos son suministrados por otros observatorios para el procesamiento y manejo de datos en otros rangos de longitud de onda, tales como el Telescopio Espacial Hubble (HST), el Observatorio Gemini, el Explorador en el Extremo Ultravioleta (EUVE), el satélite Ultravioleta Internacional (IUE) y los observatorios de rayos X (ROSAT o CHANDRA).

En particular, para realizar la reducción de datos adquiridos en los Observatorios Gemini, el consorcio Gemini desarrolló un software para los usuarios, que está disponible como el *paquete Gemini para IRAF*, el cual está organizado en un número de subpaquetes o tareas. Contiene herramientas genéricas como *gemtools*, y paquetes específicos para distintos instrumentos, como por ejemplo *NIRI* y *GNIRS*.

El proceso de reducción de espectros en el IR cercano puede resumirse en pocos pasos:

- Pre-procesamiento y extracción del espectro;
- Calibración en longitud de onda;
- Corrección por transmisión atmosférica;
- Respuesta instrumental y calibración en flujo.

En el anexo A, se detallan las tareas y los parámetros utilizados para el procedimiento de reducción de las observaciones, y puede servir a manera de guía para todos aquellos que quieran utilizar la misma configuración que hemos propuesto. Detallamos también en el anexo A, el método utilizado para la corrección telúrica de los espectros.

Uno de los pasos críticos en la reducción de las observaciones es la remoción de estructuras espectrales del cielo de fondo o *background*. Para ello, se observan estrellas B tardías con la misma masa de aire que los objetos a estudiar. Una pequeña diferencia en la masa de aire produce estructuras atmosféricas de diferente intensidad, conduciendo a una extracción inadecuada de las líneas de fondo de los objetos. Esta dificultad en la eliminación de artefactos telúricos es particularmente importante en la banda L, en longitudes más cortas que $3.4 \mu\text{m}$, donde las líneas telúricas son intensas y muy variables.

6.1.3 Observaciones con VLT/ISAAC

Durante las noches de 28-30 de mayo, 26 de julio, 7-8 agosto y 3-4 de septiembre del año 2003, trece estrellas Be clasificadas como variables eruptivas de larga y corta duración por Hubert et al. (2000), fueron observadas en la banda L con el Very Large Telescope (VLT) del Observatorio Paranal (Chile) utilizando el espectrógrafo ISAAC. Los espectros de baja resolución se obtuvieron en modo de servicio utilizando una configuración de ranura larga para la longitud de onda central de $3.5 \mu\text{m}$. Dos configuraciones diferentes de ancho de ranura permitieron obtener espectros con resolución de 1200 y 180. Mennickent et al. (2009) describen los detalles sobre la reducción de las observaciones. En la tabla 6.1 también se listan los objetos observados con este instrumental.

6.2 Descripción de los Espectros IR

En esta sección haremos una breve descripción de las características más relevantes presentes en los espectros IR de todos los objetos de la muestra. Las figuras 6.1 y 6.2 muestran los espectros adquiridos con Gemini/NIRI en las bandas K y L, respectivamente, mientras que las figuras 6.3 y 6.4 muestran los espectros obtenidos con VLT/ISAAC, únicamente en la banda L.

- *Banda K*

La figura 6.1 muestra las observaciones obtenidas con Gemini/NIRI. En todas las estrellas Be de nuestro programa, $\text{Br}\gamma$ está en emisión o rellenando la absorción fotosférica. Tanto $\text{Br}\delta$ como las líneas de Pfund caen en los límites del rango espectral de la banda K y es por eso que pueden ser observadas sólo en aquellos espectros que tienen una alta relación señal/ruido. En estos casos, las líneas aparecen en emisión.

En algunos espectros de la figura 6.1, el rango espectral está reducido dado que ha sido imposible realizar una adecuada corrección telúrica en longitudes de onda más cortas que $2.01 \mu\text{m}$ y más largas que $2.4 \mu\text{m}$.

Las estrellas BK Cam, 28 Cyg, EW Lac y 66 Oph presentan líneas de He I, tal como es de esperar para los tipos espectrales más tempranos que B3 (Clark & Steele 2000). La presencia de la línea de He I $\lambda 2.058 \mu\text{m}$ en emisión evidencia un gran flujo ionizante y una envoltura circunestelar densa (Clark & Steele 2000). En el caso de EW Lac, esta línea tiene una estructura con dos picos en emisión, al igual que las líneas de la serie de

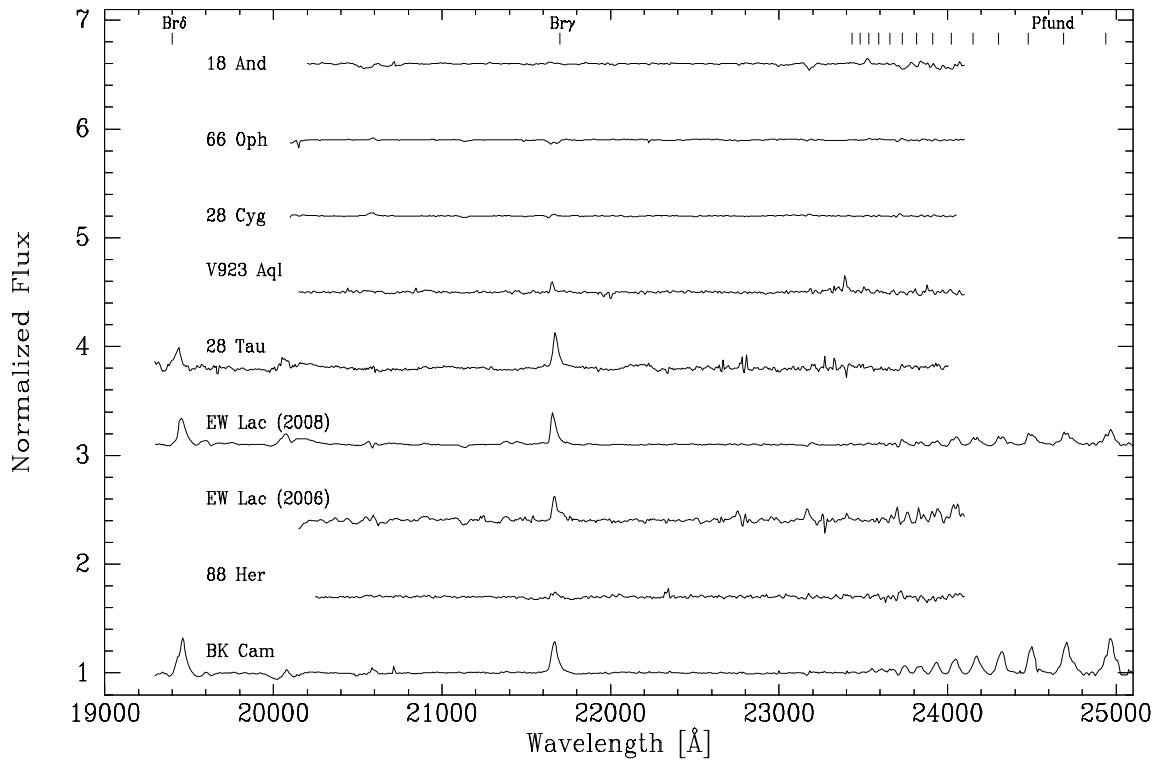


Figura 6.1: Espectros en la banda K de estrellas Be observados con Gemini/NIRI. Los flujos están en unidades arbitrarias.

Pfund (espectro de 2008). La línea de He I $\lambda 2.113 \mu\text{m}$ está en absorción en todos los casos, mientras que la de He I $\lambda 2.161 \mu\text{m}$ no se observa. BK Cam, EW Lac y 66 Oph también muestran líneas débiles del doblete de Mg II $\lambda\lambda 2.138, 2.144 \mu\text{m}$ en emisión.

La línea de Fe II $\lambda 2.089 \mu\text{m}$, característica de medios templados y densos (Hamann & Simon, 1987), es solamente observada en EW Lac.

Para los tipos estelares más tardíos, la única característica que presentan nuestros objetos son las líneas de hidrógeno.

- *Banda L*

En la banda L (figuras 6.2 y 6.3), sólo son evidentes las líneas de hidrógeno: Br α y Pf γ aparecen en emisión y en algunos casos también las líneas de Humphreys, desde la transición 6-14 hasta la transición 6-26 ó 6-27, dependiendo de la estrella en cuestión y

de la calidad de la corrección telúrica. La excepción es 18 And, para la cual la única transición característica en emisión sobresaliente es $\text{Br}\alpha$. En cuanto a las observaciones de VLT/ISAAC, que tienen una resolución mayor que las de Gemini/NIRI ($R = 1800$), se aprecia una débil emisión de $\text{HeI } \lambda\lambda 4.038, 4.041 \mu\text{m}$ en μ Cen, OZ Nor, V4024 Sgr y V1150 Tau.

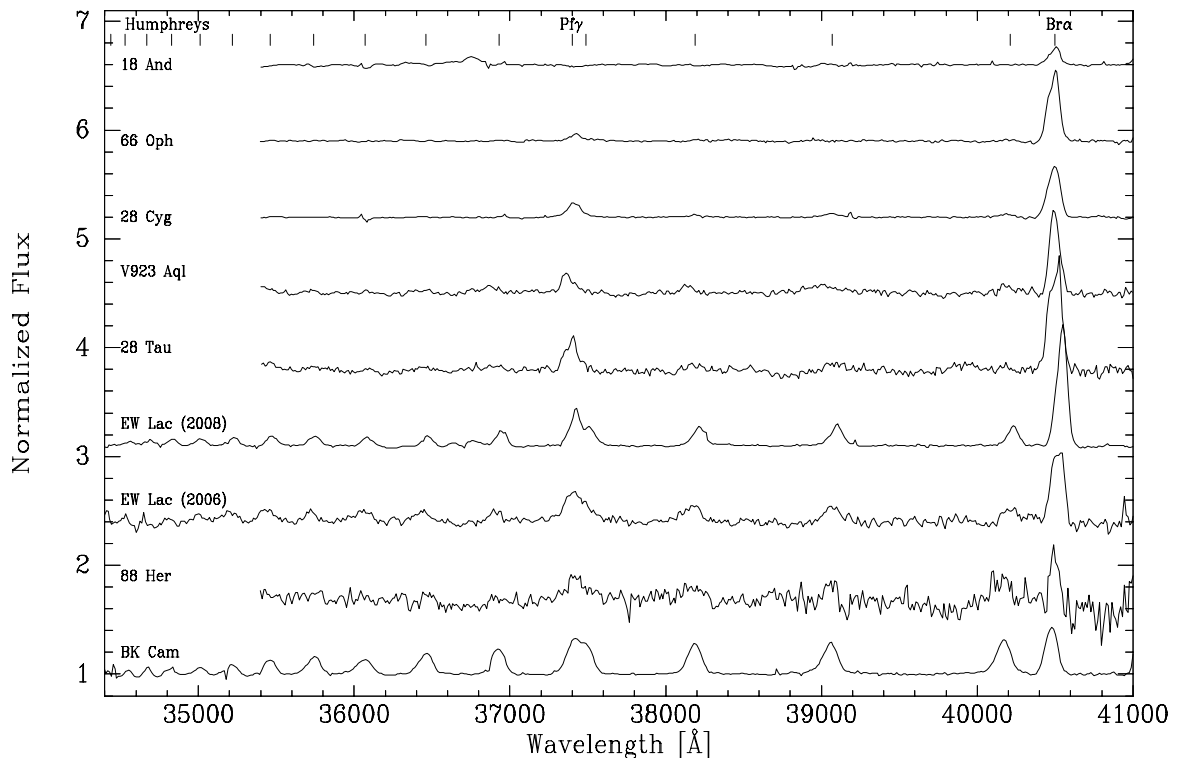


Figura 6.2: Espectros en la banda L de estrellas Be observados con Gemini/NIRI. Los flujos están en unidades arbitrarias.

Finalmente, en la figura 6.4 se muestran las estrellas Be que no muestran un espectro de emisión en el IR. El espectro de KV Mus, si bien tiene una relación señal/ruido pobre, se presenta en esta figura para mostrar que no tiene líneas en emisión evidentes.

6.3 Mediciones

Para los objetos que presentan líneas de hidrógeno en emisión, medimos el ancho equivalente (W), el flujo integrado en la línea (f_l) y el ancho a mitad de altura (FWHM)

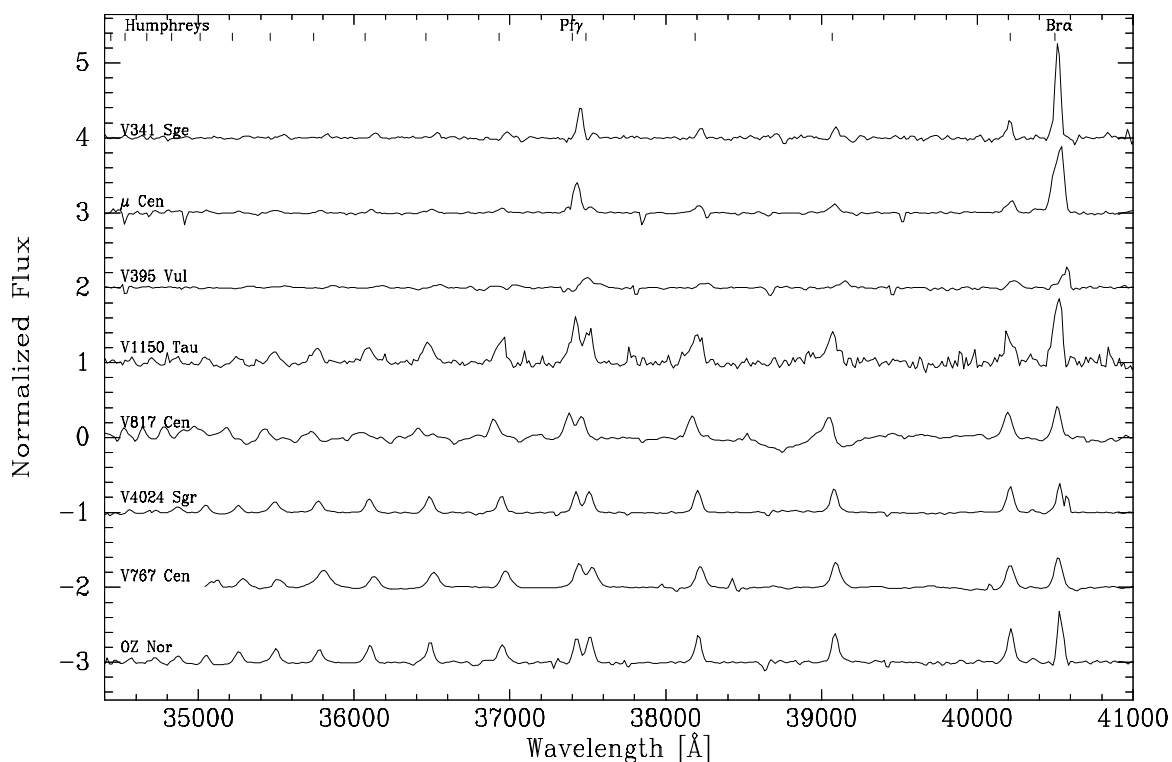


Figura 6.3: Espectros en la banda L de estrellas Be con líneas en emisión observadas con VLT/ISAAC. Los flujos están en unidades arbitrarias.

utilizando las tareas de IRAF. Los valores obtenidos para cada línea y para cada objeto se listan en las tablas 6.2, 6.4 y 6.5 al final de este capítulo.

La precisión de nuestras mediciones está principalmente limitada por la resolución instrumental, la relación señal ruido de los espectros, la determinación del nivel de continuo y la calidad de la corrección realizada a la absorción atmosférica. Realizando entre 10 y 20 mediciones por línea, estimamos que el error de medición para el flujo integrado y el ancho equivalente es del orden del 10% (aunque inferior para los objetos con mejor relación señal-ruido, como BK Cam, y líneas intensas como Br α) mientras que las mediciones de los FWHM pueden tener incertezas de unos 40 Km s $^{-1}$.

Los anchos equivalentes de las líneas de Brackett y Pfund fueron corregidos por la absorción de la componente fotosférica correspondiente al tipo espectral de la estrella central. Para ello, usamos la relación que proveen Hanson et al. (1996), para estrellas B

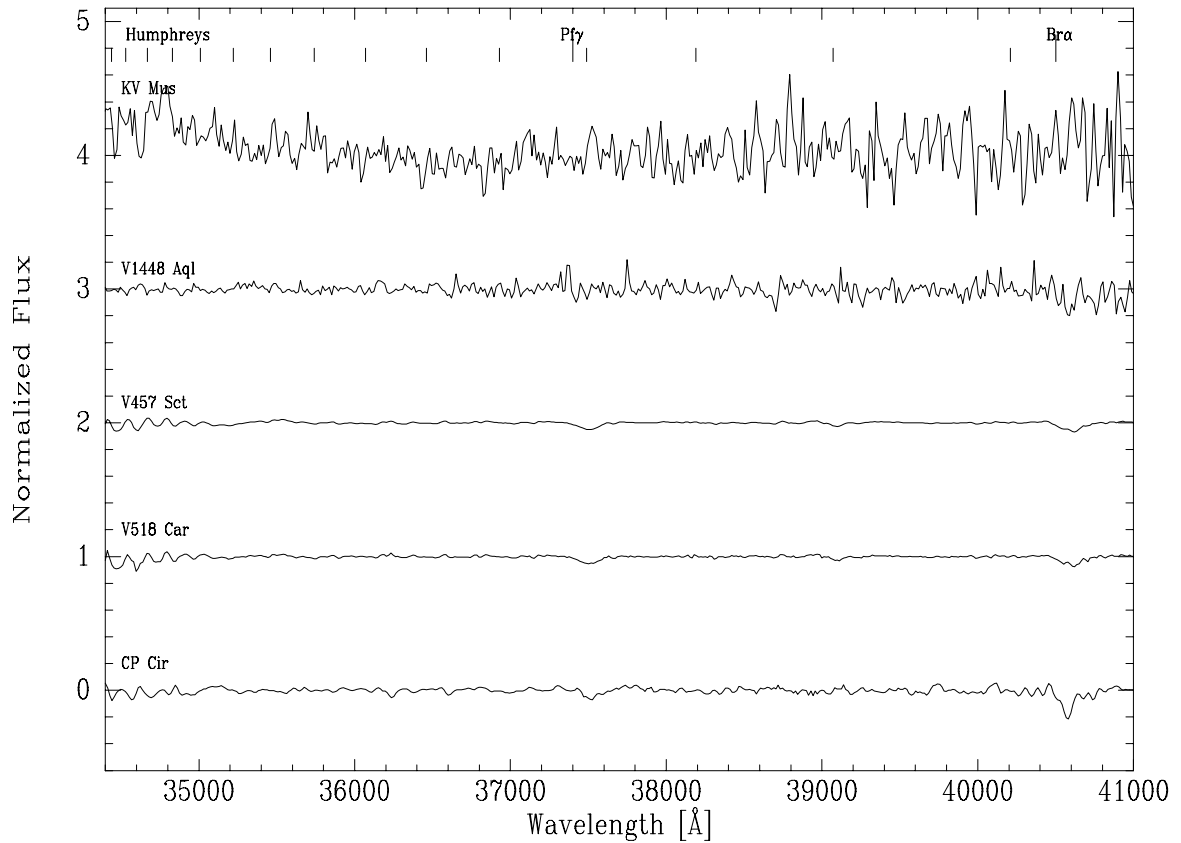


Figura 6.4: Espectros en la banda L de estrellas Be sin líneas en emisión, observadas con VLT/ISAAC. Los flujos están en unidades arbitrarias.

normales de clases de luminosidad III a V. Los anchos equivalentes de las componentes fotosféricas fueron sumados a los valores medidos en las líneas de Brackett y Pfund de las estrellas Be observadas. En el caso de las líneas de Humphreys, esta corrección no es necesaria, dado que las estrellas B normales no exhiben perfiles de Humphreys en absorción (Lenorzer et al. 2002b).

Los anchos a mitad de altura fueron corregidos por la resolución instrumental (Fekel 1997), que es de $\sim 230 \text{ Km s}^{-1}$ en la banda K y de $\sim 270 \text{ Km s}^{-1}$ en la banda L, para los objetos observados con Gemini/NIRI y de 250 Km s^{-1} para VLT/ISAAC.

En las estrellas que presentan las líneas de Mg II $\lambda\lambda 2.138, 2.144 \mu\text{m}$ en emisión, los anchos equivalentes no pudieron ser medidos con precisión, aunque en todos los casos se

observa que $|W_{2.138}| > |W_{2.144}|$. El cociente de esos valores no parece satisfacer la relación $W_{2.138}/W_{2.144} \sim 2$, que es el valor esperado cuando ambas transiciones son ópticamente delgadas (Clark & Steele 2000).

6.4 Análisis de las Observaciones

6.4.1 Clasificación de los Espectros

Si realizamos una inspección ocular de las líneas de H presentes en la banda L en las estrellas Be de nuestra muestra (figuras 6.2, 6.3 y 6.4), vemos que las estrellas pueden ser clasificadas en tres grandes grupos de acuerdo con la intensidad relativa de sus líneas de hidrógeno. Proponemos entonces que aquellos objetos que tienen emisiones en $\text{Br}\alpha$ y $\text{Pf}\gamma$ con una intensidad similar a las emisiones observadas en las líneas de Humphreys sean asignados al Grupo I (BK Cam, 88 Her, V817 Cen, OZ Nor, V4024 Sgr, V1150 Tau, V395 Vul). Aquellos que presenten emisiones en las líneas de $\text{Br}\alpha$ y $\text{Pf}\gamma$ mucho más intensas que las de Humphreys conformen el Grupo II (28 Tau, 66 Oph, V923 Aql, 28 Cyg, EW Lac, V767 Cen, μ Cen, V341 Sge) y aquellas estrellas donde no se detectan líneas de H en emisión se asignen al Grupo III (18 And, V1448 Aql, V518 Car, CP Cir, KV Mus, V457 Sct). En la última columna de la tabla 6.1 se indica el Grupo asignado a cada estrella.

En el caso de las estrellas Be eruptivas observadas con VLT/ISAAC, se ha agregado a la clasificación en Grupos I, II y III (ver última columna de la tabla 6.1) siglas para indicar la duración de las erupciones: s y l para corto y largo período, respectivamente.

Veremos en las secciones subsiguientes que esta clasificación no es meramente morfológica sino que es posible relacionarla con las propiedades ópticas de las envolturas circunestelares y no se observa dependencia con los parámetros físicos de la estrella subyacente (temperatura efectiva o tipo espectral) ni con la orientación relativa del objeto respecto a la dirección de observación ($V \sin i$) ni con el tipo de variabilidad presentado (s o l).

6.4.2 Diagnóstico de las Condiciones Físicas en las Envolturas

- *Diagrama de Cocientes de Flujos de Líneas*

Como adelantamos en el capítulo 5, Lenorzer et al. (2002a) sugirieron emplear líneas

de distintas series y estudiar la relación $\log(\text{Hu}_{14}/\text{Br}\alpha)$ versus $\log(\text{Hu}_{14}/\text{Pf}\gamma)$, en las estrellas tempranas con líneas en emisión. Estos autores encontraron que valores de los cocientes de líneas cercanos a los del caso B de la teoría de recombinación de Menzel (Baker & Menzel 1938) corresponden a líneas ópticamente delgadas, formadas principalmente en vientos estelares isotérmicos, y aquellos cocientes cercanos a la unidad corresponden a líneas ópticamente gruesas, provenientes de una estructura discoidal. Particularmente, en un medio ópticamente grueso los cocientes de los flujos de líneas se vuelven independientes del coeficiente de absorción y el flujo en la línea resulta dominado por el tamaño de la superficie emisora.

En la figura 6.5 se muestra la ubicación de nuestros objetos Be en el diagrama de cocientes de flujos de líneas propuesto por Lenorzer et al. (2002a). Vemos que las estrellas pertenecientes al Grupo II se encuentran distribuidas en una región de moderada o pequeña profundidad óptica, incluso algunas de ellas, 28 Tau, 28 Cyg y V923 Aql, se ubican relativamente próximas a zona del diagrama correspondiente a vientos isotérmicos. Esto indicaría que la emisión de las líneas tiene una fuerte contribución de regiones ópticamente delgadas. En cambio, las estrellas del Grupo I se encuentran en el extremo superior derecho de este diagrama, que corresponde a los casos de estrellas con envolturas ópticamente gruesas. Debemos notar que las estrellas del Grupo III, sin líneas de emisión, no pueden representarse en este diagrama, aunque en algunos casos la emisión podría estar llenando parte de la componente de absorción fotosférica. Así, nuestra clasificación de Grupos I, II y III traza la profundidad óptica de las envolturas circunestelares. En la sección 6.6 daremos una interpretación de este diagrama en términos de los resultados encontrados en el capítulo 4.2.

La figura 6.6 muestra nuevamente el diagrama anterior, al que hemos ampliado con observaciones de estrellas Be encontradas en la literatura (Lenorzer et al. 2002a; Vandenburg et al. 2002). Las observaciones recopiladas del trabajo de Lenorzer et al. (2002a) fueron desplazadas 0.07 dex hacia la izquierda, tal como sugirieron (Jones et al. 2009). Este término se introduce debido al enrojecimiento interestelar.

Se observa que las estrellas del Grupo II claramente se distribuyen a lo largo de la diagonal. Mientras que las estrellas del Grupo I se ubican en el extremo superior derecho del diagrama, con mayor dispersión en el eje de las abscisas.

Otro diagrama de utilidad para estudiar las propiedades ópticas de las envolturas es el propuesto por Persson & McGregor (1985). Este diagrama también está basado en

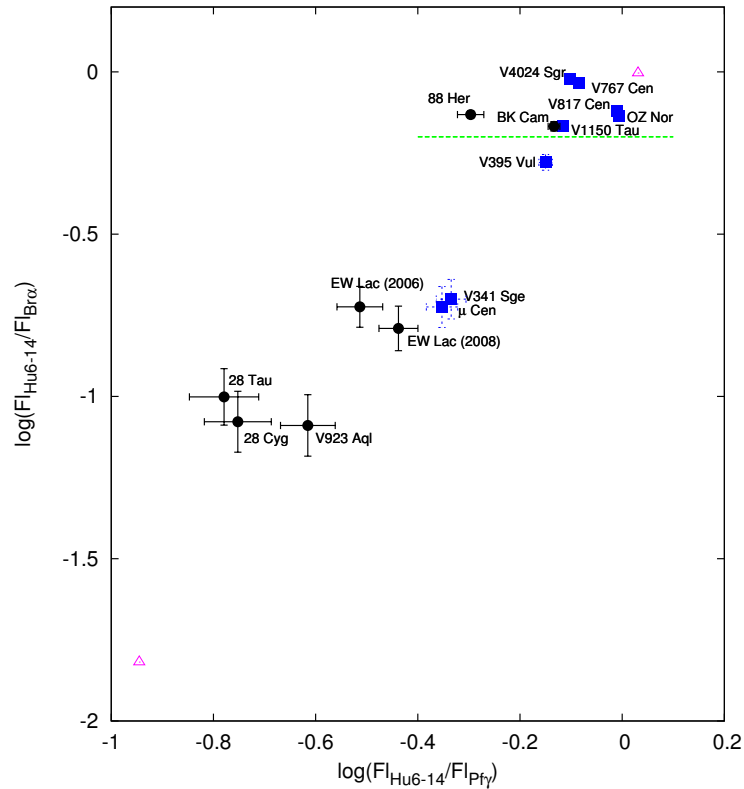


Figura 6.5: Diagrama de cocientes de flujos, como el propuesto por Lenorzer et al. (2002a). En símbolos negros se muestran las observaciones obtenidas con Gemini/NIRI, en azul las obtenidas con VLT/ISAAC. El triángulo magenta ubicado en el extremo inferior izquierdo, muestra el caso B de Menzel, mientras que el triángulo en el extremo superior derecho muestra la posición del caso ópticamente grueso. La línea verde indica aproximadamente la separación entre los Grupos I y II.

logaritmos de cocientes de líneas, pero utilizando una línea de la banda K y dos de la banda L ($Br\alpha$, $Br\gamma$ y $Pf\gamma$) que caen en regiones del espectro donde no predominan las líneas telúricas. En la figura 6.7, vemos que los objetos clasificados como de Grupos I y II también se ubican en diferentes regiones de este diagrama. Este diagrama fue construido con las observaciones de Gemini/NIRI pero no con las de VLT/ISAAC, debido a que están disponibles sólo en la banda L. En el gráfico agregamos también datos obtenidos de la literatura Persson & McGregor (1985).

- *Decremento de las Series de Humphreys y Pfund*

El decremento de la serie de Humphreys puede brindar información sobre el comportamiento de la profundidad óptica de las líneas en distintas regiones de la envoltura.

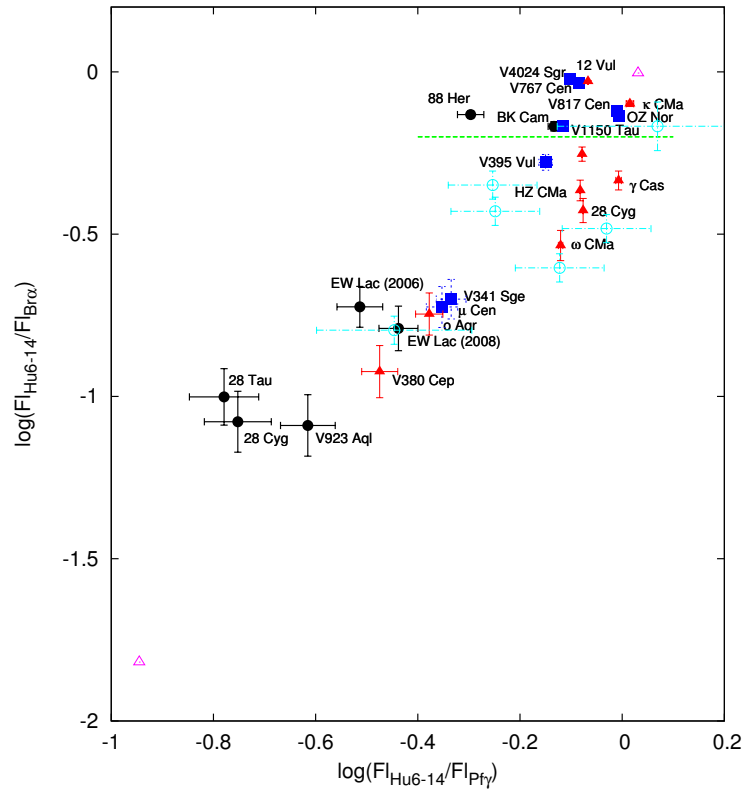


Figura 6.6: Diagrama de cocientes de flujos construido con las observaciones de estrellas Be recopiladas de la literatura y nuestros datos. En símbolos negros se muestran las observaciones obtenidas con Gemini/NIRI, en azul las obtenidas con VLT/ISAAC y en rojo las estrellas Be del trabajo de Lenorzer et al. (2002a). El triángulo magenta ubicado en el extremo inferior izquierdo, corresponde al caso B de la teoría de recombinación de Menzel, mientras que el triángulo en el extremo superior derecho representa la posición del caso ópticamente grueso. La línea horizontal (verde) indica aproximadamente la separación entre los Grupos I y II.

Construimos un diagrama de intensidades en las líneas tomando como referencia la intensidad de la transición Hu_{19} . En las figuras 6.8 y 6.9 graficamos $f(Hu_n)/f(Hu_{19})$ versus la longitud de onda para aquellos objetos en que la intensidad de las líneas de la serie de Humphreys fue medida con precisión (BK Cam, EW Lac, V4024 Sgr, OZ Nor, V767 Cen, V817 Cen, V341 Sge, V395 Vul, μ Cen y V1150 Tau). En estas figuras, la línea continua indica el decremento de la serie de Humphreys para el caso ópticamente delgado (caso B de la teoría de recombinación de Menzel). La línea a trazos corresponde al decremento de Humphreys esperado para el caso ópticamente grueso, en el cual el cociente de las líneas se vuelve independiente del coeficiente másico de absorción y el flujo depende de

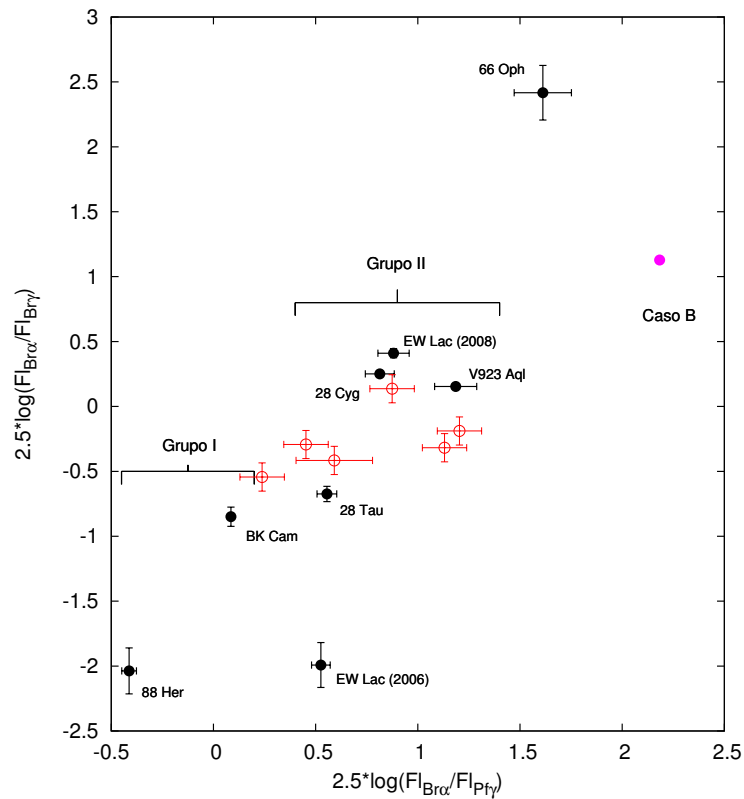


Figura 6.7: Diagrama de cocientes de flujos, $2.5 \log(Br\alpha/Br\gamma)$ versus $2.5 \log(Br\alpha/Pf\gamma)$, similar al de Persson & McGerger (1985). Los círculos color rojo muestran un conjunto de estrellas Be observado por estos autores, mientras que los círculos negros corresponden a nuestras observaciones.

la superficie emisora. Se ha supuesto que las regiones emisoras son iguales para ambas líneas y se utiliza la aproximación de Rayleigh-Jeans, como se describió en el capítulo 5.

Observamos que a partir de un cierto valor de λ , las líneas de Humphreys se desvían de la relación lineal que representa el caso ópticamente delgado, indicando un cambio de las propiedades ópticas del medio. Se observa que el comportamiento de las líneas de las estrellas del grupo I es marcadamente diferente al de las estrellas del Grupo II, con la excepción de V1150 Tau y EW Lac. Ambas estrellas, si bien tienen $Br\alpha$ con mayor intensidad que las líneas de Humphreys, como las clasificadas como Grupo II, tienen un decremento de Humphreys similar de las estrellas del Grupo I. Teniendo en cuenta la ubicación de V1150 Tau en la figura 6.6, su comportamiento puede atribuirse al hecho de que este objeto podría estar transitando entre el Grupo I y el Grupo II.

Las líneas que se apartan del caso ópticamente delgado, pueden ser utilizadas para

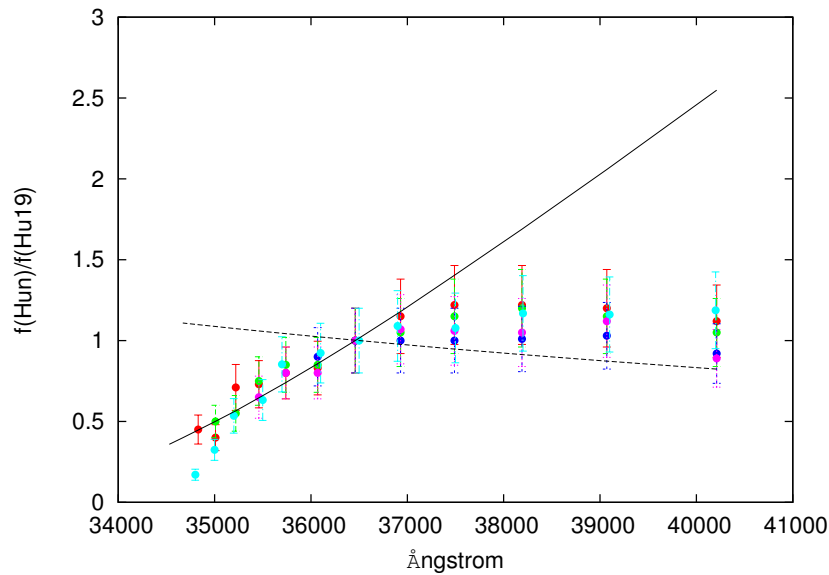


Figura 6.8: Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Humphreys de las estrellas del Grupo I observadas con VLT/ISAAC y Gemini. En círculos rojos se muestran las mediciones para V4024 Sgr, en círculos verdes las de OZ Nor, en azul las de V767 Cen, en magenta las de la estrella V817 Cen y en celeste la estrella BK Cam.

estimar la densidad de columna de átomos y de la ubicación de la región de formación de las líneas, como veremos a continuación.

Sólo hay dos objetos en nuestra muestra que permiten la medición de las líneas de Pfund de la banda K: EW Lac y HD 20336. Con estas líneas podemos estudiar el decremento de la serie de Pfund, como se muestra en la figura 6.10. Al igual que en las figuras anteriores (6.8 y 6.9), la línea continua corresponde al caso ópticamente delgado. En el caso de la serie de Pfund, los términos más altos siguen el comportamiento ópticamente delgado, mientras que $Pf\gamma$ y $Pf\delta$ evidencian un apartamiento del caso ópticamente delgado. Es notable el comportamiento de BK Cam. Estos apartamientos sugieren que las líneas provendrían de regiones ópticamente gruesas aunque efectos como truncamiento del disco o de la envoltura, o distintas geometrías también podrían influir.

- *Densidad de Columna de Átomos y Extensión Relativa*

Dado que el espectro de H es un espectro de recombinación, podemos suponer que la emisión que proviene de las regiones más internas de la envoltura³ es atenuada al

³Esta emisión podría originarse en la región interna del viento estelar.

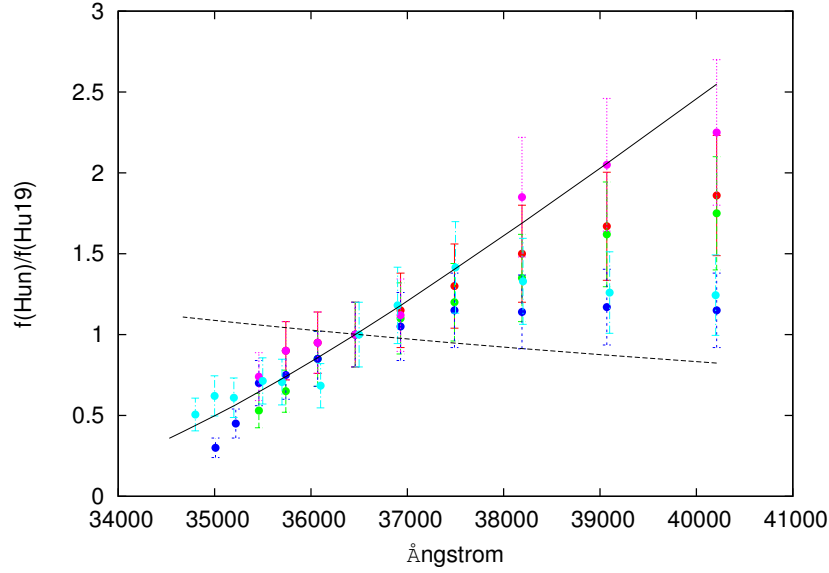


Figura 6.9: Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Humphreys de las estrellas del Grupo II observadas con VLT/ISAAC y Gemini. En círculos rojos se muestran las mediciones para V341 Sge, en verde las de V395 Vul, en magenta las de μ Cen, en azul las de V1150 Tau y en celeste EW Lac. Es de notar que el comportamiento de las últimas dos estrellas mencionadas es similar al de las estrellas del Grupo I.

atravesar una envoltura circunestelar o disco de profundidad óptica τ .

Luego, podemos representar al flujo emergente como

$$f_{\text{Hun}} = f_{\text{Hun}_d} e^{-\tau}$$

donde n es el número cuántico del nivel superior desde donde ocurren las transiciones de líneas, el subíndice d se refiere al flujo emitido por la capa ópticamente delgada, y τ representa la profundidad óptica del medio absorbente a la frecuencia de la línea, definida por

$$\tau = \frac{\sqrt{\pi} e^2 f}{m_e c \Delta\nu_D} N_i$$

N_i es la densidad de columna de átomos absorbentes del nivel inferior f es la intensidad de oscilador y $\Delta\nu_D$ es el ancho Doppler de la línea. Debido a que el principal mecanismo de ensanchamiento de la línea es la rotación⁴, adoptamos a $V \sin i$ como el valor para el ensanchamiento de la línea.

⁴Al final de este capítulo mostramos la correlación entre el ancho a mitad de altura de la línea y $V \sin i$, de lo cual se desprende que la rotación es el principal mecanismo de ensanchamiento de la línea.

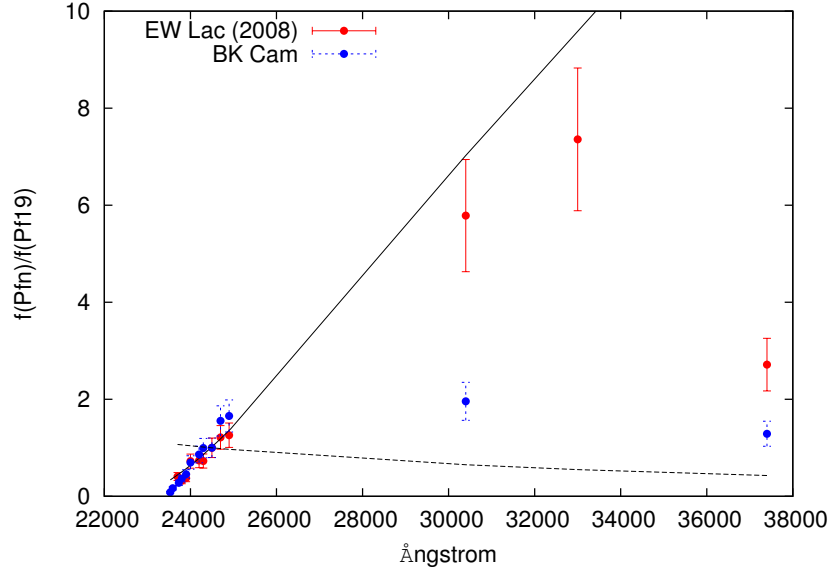


Figura 6.10: Comportamiento de los cocientes de flujo para las líneas de la serie de Pfund.

Luego, la densidad de columna de los átomos absorbentes puede calcularse a partir de cada línea medida, usando la relación

$$N_i = \ln \left(\frac{f_{\text{Hun}n_{thin}}}{f_{\text{Hun}}} \right) \frac{m_e c \Delta\nu_D}{\sqrt{\pi} e^2 f}.$$

Supondremos que las líneas de Humphreys de las estrellas Be se forman cerca de la estrella central, donde la variación de la densidad con la distancia puede representarse con una ley de tipo

$$\rho(r) = \rho_o \left(\frac{r}{r_\star} \right)^{-0.5}.$$

como la propuesta por (Zorec et al. 2007). Esto nos permite suponer, en primera aproximación, que la marcha de la densidad de masa así como la densidad de columna de átomos, N_i , es constante a lo largo de la región de formación de la línea. Así la densidad de columna de átomos puede describirse de la siguiente manera:

$$N_i = \int_{R_{int}}^{R_{ext}} n_i(r) dr = \bar{n}_i \Delta R,$$

con $\Delta R = R_{ext} - R_{int}$, la extensión de la región de formación y n_i la densidad de partículas.

Como \bar{n}_i es la misma para todas las líneas de Humphreys, es posible estimar la extensión de la región de formación de las líneas de Humphreys, relativa a la extensión

de una de ellas:

$$\frac{N_{i\text{Hu}n}}{N_{i\text{Hu}16}} = \frac{\Delta R_{\text{Hu}n}}{\Delta R_{\text{Hu}16}}.$$

Si además consideramos que todas las líneas comparten el límite inferior de la región de formación, ésta medida también da una idea de la ubicación relativa de cada región de formación. Estos resultados se muestran en la tabla 6.6 donde listamos los valores de las densidades de columna y la extensión de la región de formación de líneas ópticamente gruesas, relativas a la de la línea Hu_{16} .

Vemos que las densidades de columna son del orden de 10^{14} cm^{-2} . Encontramos que las extensiones relativas son mayores para las estrellas del Grupo II, lo cual indica que las regiones de formación de las líneas de la serie de Humphreys de las estrellas del Grupo I están ubicadas más próximas a la estrella.

- Anchos Equivalentes de las Líneas de Brackett

En nuestras observaciones de Gemini/NIRI, encontramos que las estrellas del Grupo I tienen similares anchos equivalentes en las líneas $\text{Br}\alpha$ y $\text{Br}\gamma$, mientras que en las del Grupo II el ancho equivalente de $\text{Br}\alpha$ es mucho mayor que el de $\text{Br}\gamma$, como se muestra en la figura 6.11. En las tres estrellas donde se ha podido medir $\text{Br}\delta$ (28 tau, HD 20336 y EW Lac) la relación $W_{\text{Br}\delta}/W_{\text{Br}\gamma}$ es aproximadamente la misma, lo cual sugiere que esta cantidad no cambiaría demasiado de un grupo al otro. Así, si las estrellas pasaran de un grupo al otro, esperaríamos un cambio en $W_{\text{Br}\alpha}/W_{\text{Br}\gamma}$. Esto ocurre para EW Lac, para la cual se ha intensificado $\text{Br}\alpha$ mientras que $\text{Br}\gamma$ casi no ha cambiado de 2006 a 2008. $\text{Br}\alpha$ se forma hasta regiones más externas de la envoltura circumestelar que $\text{Br}\gamma$ y por lo tanto, una variación en $\text{Br}\alpha$ podría indicar variaciones en la estructura de las regiones más externas de la envoltura.

En los dos objetos del Grupo I, hemos encontrado que el flujo de $\text{Br}\alpha$ es más pequeño que el de $\text{Br}\gamma$. Este comportamiento es característico de los modelos ópticamente gruesos presentados por Lynch et al. (2000), los cuales predicen una fuerte depresión de $\text{Br}\alpha$. Este análisis indica que durante la época de nuestras observaciones el material que rodea las estrellas del Grupo I es ópticamente grueso a las líneas de Brackett en las bandas K y L. Estos efectos de profundidad óptica han sido observados en la estrella Be δ Sco, luego de su último pasaje por el periastro (Banerjee et al. 2001) y también durante estadios tempranos luego de erupciones de nova (Ashok et al. 2006; Lynch et al. 2001).

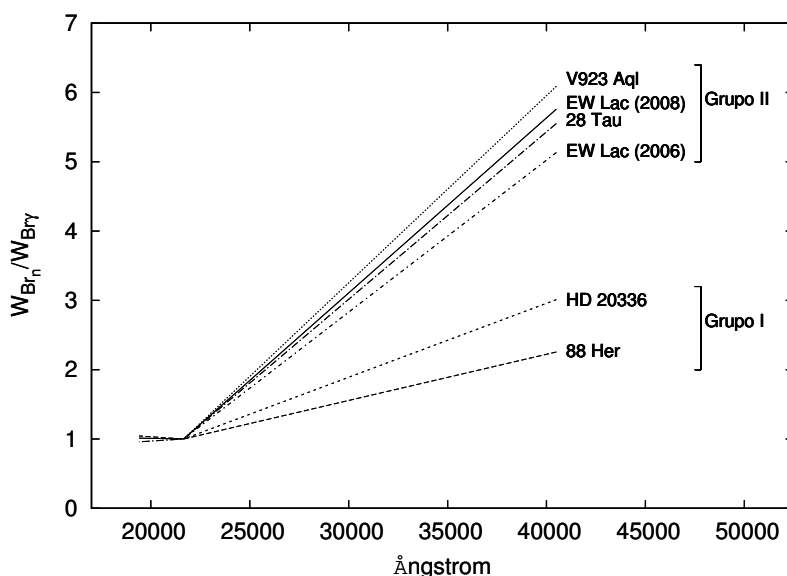


Figura 6.11: Comportamiento de los anchos equivalentes de las líneas de Brackett de las bandas K y L. Para cada estrella los cocientes $W_{Br\alpha}/W_{Br\gamma}$, $W_{Br\gamma}/W_{Br\gamma} = 1$, $W_{Br\delta}/W_{Br\gamma}$ se han unido con líneas para resaltar la pendiente en cada caso. Existe una clara diferencia en la pendiente de la serie de Brackett entre objetos del Grupo I y del Grupo II.

- Correlación entre FWHM y $V \sin i$

Hemos graficado en las figuras 6.12, 6.13 y 6.14 los valores corregidos de FWHM de las líneas Hu_{14} , $Pf\gamma$ y $Br\alpha$ versus $V \sin i$, respectivamente, para todas las estrellas de la muestra.

La fuerte correlación entre los FWHM de las líneas IR y $V \sin i$ indica que el origen del ensanchamiento de estas líneas es principalmente rotacional. Este resultado es análogo al encontrado por Hanuschik (1989), en las líneas de H y Fe II de la región óptica del espectro. En el caso de las observaciones con ISAAC, se encuentra un crecimiento de los FWHM para los términos más altos de la serie de Humphreys, lo cual se espera si la velocidad de rotación es mayor en la parte interna del disco que en la externa (Hony et al. 2000; Mennickent et al. 2009). Sin embargo no encontramos este comportamiento en las observaciones realizadas con NIRI.

6.5 Características de Objetos Individuales

Sólo tres de los objetos que se estudian en esta tesis, EW Lac, 28 Cyg y V395 Vul, han sido observadas espectroscópicamente en el IR al menos en dos oportunidades. Esto nos

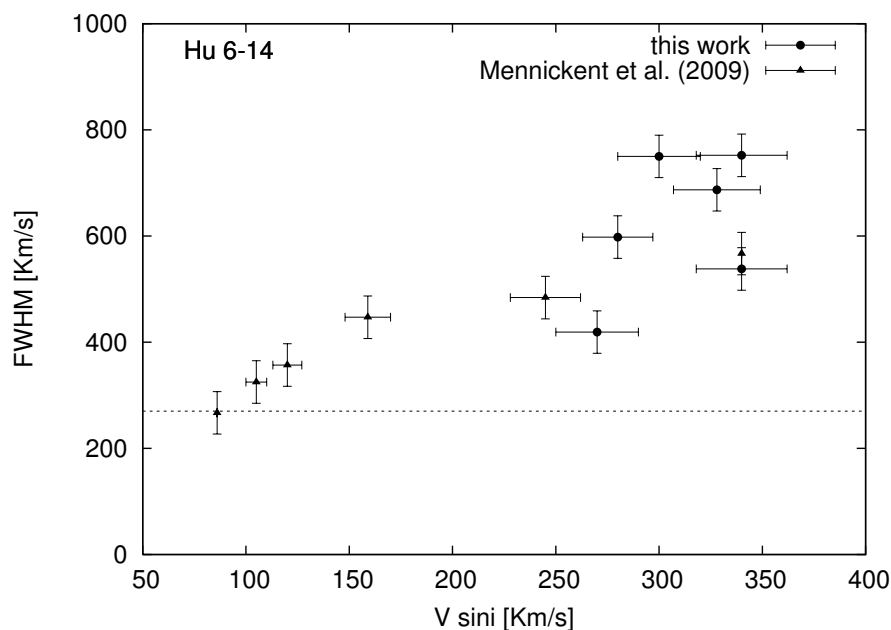


Figura 6.12: FWHM como función de $v \sin i$ para Hu_{14} . La línea horizontal representa el ancho instrumental.

permite indagar la variabilidad en esta zona del espectro de la cual se cuenta con escasa información. Por otra parte, nos permite estudiar la relación entre la variabilidad en el IR con la observada en otras longitudes de onda.

La mayoría de los objetos observados con Gemini y VLT, tienen observaciones en la línea $H\alpha$ cercanas a la época de adquisición de nuestros espectros IR. Algunos espectros en la región de $H\alpha$ fueron obtenidos por el grupo MEP en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, Argentina) y otras están disponibles en páginas de *internet* correspondientes a programas de observación de estrellas Be, por ejemplo (<http://astrosurf.com/buil/us/bestar.htm>, <http://basebe.obspm.fr>).

A continuación daremos una síntesis de las características de objetos individuales que presentan numerosas observaciones en la región óptica. Esta información nos servirá para hacer un análisis global de la evolución de las envolturas/discos circunestelares.

- **EW Lac** es una estrella Be con espectro de envoltura (Slettebak 1982) que ha sido observada desde 1882, presentando variabilidad espectroscópica y fotométrica en diferentes escalas de tiempo: una variabilidad fotométrica de 0.7 días con amplitud de 0.2 magnitudes fue reportada por Walker (1958). Pavlovski et al. (1993) reportaron multiperiodicidad, Jeong et al. (1986) encontraron variaciones fotométricas de 50

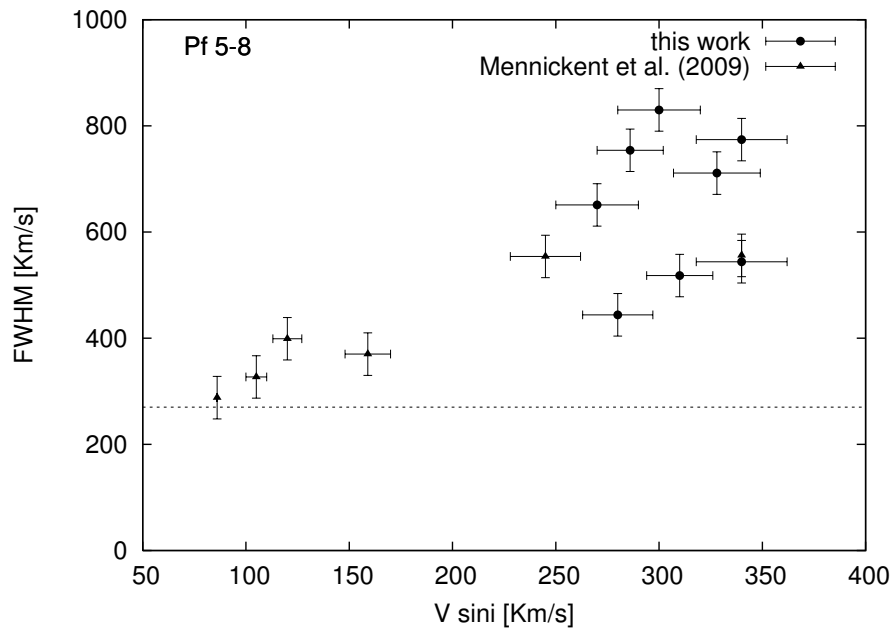


Figura 6.13: FWHM como función de $V \sin i$ para $Pf\gamma$. La línea horizontal representa el ancho instrumental.

a 60 días y Percy et al. (1996) determinó uno de alrededor de 3000 días. A partir de mediciones de velocidad radial, Antonello et al. (1982) propusieron que EW Lac podría ser un sistema binario de 40.3 años de período. El perfil de $H\alpha$ exhibió un máximo en intensidad prácticamente constante, con una creciente absorción central desde 1999 hasta 2001. Desde entonces las emisiones de $H\alpha$ se han intensificado y han ocurrido fuertes cambios en la relación V/R. En 2003 el pico rojo estaba más intenso que el azul, pero en 2007 el pico azul se tornó mucho más intenso que el rojo.

EW Lac fue observada en 2006 y 2008 con Gemini/NIRI y al igual que $H\alpha$ muestra cambios en la intensidad de las líneas, principalmente en $Br\alpha$, como se observa en la figura 6.2. Si bien la línea $Br\alpha$ muestra un notable incremento en la intensidad, las líneas de las series de Pfund y Humphreys permanecen prácticamente sin variaciones (ver figura 6.15). Esto se refleja en un desplazamiento de la posición de la estrella en el diagrama de Lenzler hacia la derecha y levemente hacia abajo (ver figura 6.5). Mencionamos en la sección 6.2 que nuestra observación de la banda K de EW Lac del año 2008, presenta las líneas de la serie Pfund con dos picos en emisión. La separación de los picos parece incrementarse hacia los términos más altos de la

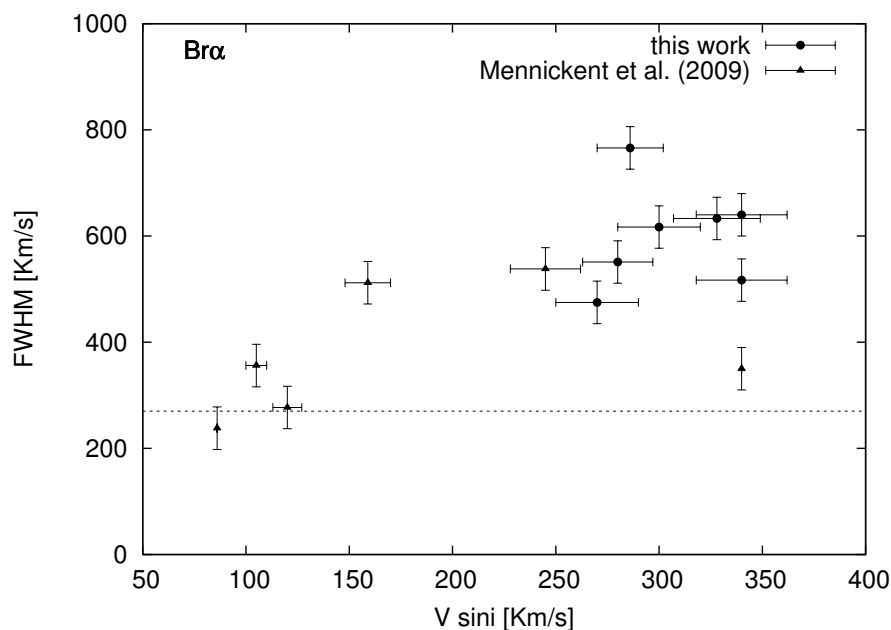


Figura 6.14: FWHM como función de $V \sin i$ para $\text{Br}\alpha$. la línea horizontal representa el ancho instrumental.

serie, lo cual podría indicar que las regiones más internas de la envoltura rotan más rápido (Huang 1972) y/o que los efectos del *scattering* son relevantes (Hummel & Dachs 1992). Sin embargo, los efectos del *scattering* serían más importantes en los términos más bajos de la serie (Hummel & Dachs 1992). Si suponemos que en las líneas de la serie de Pfund que presentan dos picos, la separación de éstos se debe a los efectos de la rotación, podemos realizar estimaciones acerca de la extensión de la región de formación de las líneas mediante la expresión de Huang (1972):

$$R_e = \left(\frac{2V \sin i}{\Delta V_{peak}} \right)^{\frac{1}{j}} R_*,$$

lo cual da valores alrededor de $2R_*$ para $j=1$ (conservación de momento angular) y alrededor de $4R_*$ para $j=0.5$ (rotación Kepleriana).

De esta manera tenemos una escala absoluta de distancia para las regiones de formación de las líneas del cercano IR. Estos valores nos permiten calcular densidades de masa utilizando los datos de la tabla 6.6, lo que indicaría la presencia de una envoltura circunestelar con alta densidad cerca de la estrella.

Por otra parte, observaciones de $\text{H}\alpha$ cercanas a la época de nuestra espectroscopía

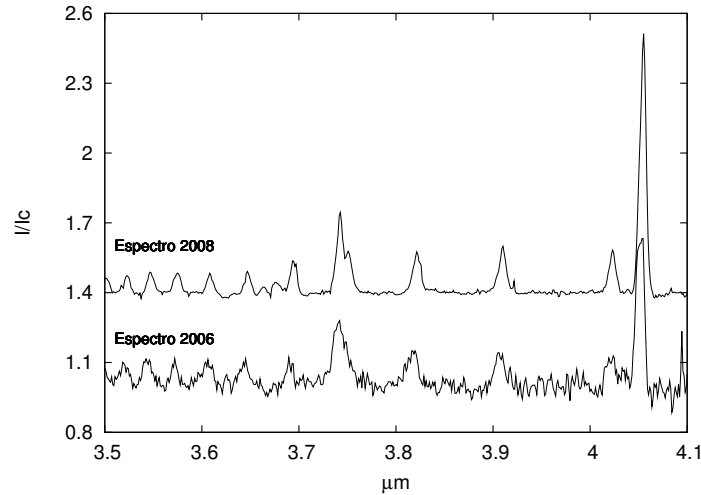


Figura 6.15: Espectros de la estrella EW Lac observados en dos épocas diferentes

IR, muestran que ha ocurrido un incremento en la emisión entre los años 2006 y 2008, lo cual podría estar relacionado con el incremento en las superficies emisoras de $\text{Br}\alpha$ y $\text{H}\alpha$. Las regiones de formación de estas dos líneas son más extendidas que aquellas zonas donde se forman las líneas de Pfund y Humphreys. De esta manera, la variación de $\text{Br}\alpha$ y $\text{H}\alpha$ podrían evidenciar cambios en la estructura externa de la envoltura circunestelar.

- **18 And** es una estrella de tipo B9V. Originalmente la seleccionamos por su cercanía a EW Lac como una estrella estándar telúrica para este objeto, porque figuraba como estrella normal en varios catálogos (Wielen et al. 2000). Sin embargo, resultó que esta estrella presenta $\text{Br}\alpha$ en emisión. Al buscar en la literatura encontramos un único artículo, de Cote & van Kerkwijk (1993), reportando para esta estrella $\text{H}\alpha$ en emisión. En los últimos años, campañas de seguimiento de estrellas Be (<http://astrosurf.com/buil/us/bestar.htm>) muestran que la línea $\text{H}\alpha$ presenta una absorción fotosférica con una débil emisión de dos picos en el núcleo y que prácticamente no ha variado en la última década.

Los espectros IR de 18 And presentados en este trabajo son los primeros datos reportados en esta región del espectro.

- **28 Tau** (Pleione) es una binaria espectroscópica de tipo espectral tardío con período

orbital de 218 días. Con interferometría speckle reciente (Mason et al. 2009) no se ha podido resolver el sistema, probablemente por la gran diferencia de masas entre las componentes. Hirata (1995) hizo una revisión interesante acerca de la variabilidad de largo período de esta estrella: durante los últimos 100 años ha pasado a través de fases B, Be-shell y Be, y también ha presentado variaciones fotométricas, cuyo período resultó ser de 34 años (Sadakane et al. (2005) y referencias). El último ciclo de actividad o desarrollo de un disco comenzó en 1972, con lo cual el espectro IR de Pleione obtenido en 2006 coincide con el desarrollo de un nuevo disco. Taranova et al. (2008) reportaron un desvanecimiento en brillo de Pleione en el cercano IR (1.25-3.5 μm) entre diciembre de 1999 y noviembre 2007. Tanaka et al. (2007), encontraron cambios en el brillo, en los perfiles de Balmer y en las líneas metálicas, entre noviembre de 2005 y abril de 2007. Campañas de seguimiento de estrellas Be (<http://astrosurf.com/buil/us/bestar.htm>) reportan que ocurrió una atenuación en la emisión de $\text{H}\alpha$ desde el año 2002 al 2007 y que en el año 2008 comenzó a crecer nuevamente en intensidad, en coincidencia con el inicio de un nuevo ciclo de largo período.

Medidas polarimétricas revelan variaciones en el ángulo de polarización intrínseco de 60° a 30° en 1974-2003. Las variaciones de $\text{H}\alpha$ y del ángulo de polarización son indicativos de un movimiento espacial del eje del disco. Esta observación apoya la hipótesis de un disco en precesión fuera del plano ecuatorial (Hummel 1998; Hirata 2007).

- **88 Her** es una binaria espectroscópica Be/*shell* con período orbital de 86.7 días (Harmanec et al. 1972). Doazan et al. (1982) encontraron que las variaciones V/R siguen el período binario a pesar de los cambios de largo período en la intensidad de las líneas en emisión. También presenta variaciones de largo período en los filtros UVB, similares a las observadas en Pleione (28 Tau), pero con un período de 10 años (Hirata 1995). Del año 1996 al año 2002, $\text{H}\alpha$ se debilitó mostrando variaciones V/R y una intensa absorción central. A partir del año 2002, la emisión en esta línea se ha intensificado paulatinamente. Nuestra observación en el IR tuvo lugar durante la etapa de intensificación en la emisión de $\text{H}\alpha$.
- **V923 Aql** es una estrella Be/*shell* de tipo espectral tardío. Exhibe variaciones espectroscópicas y fotométricas de diferentes escalas de tiempo. Merrill (1952)

propuso un período de 6.5 años a partir de mediciones de velocidades radiales; Lynds (1960) reportó variaciones fotométricas con período menor que un día; Koubsky et al. (1989) propusieron que la curva de velocidad radial puede explicarse mediante la superposición de un movimiento orbital ($P \sim 214.8$ días) y variaciones cíclicas de largo período ($P \sim 1800-2400$ días) y amplitud variable. Estos autores concluyeron que el sistema binario está compuesto por una estrella primaria de tipo espectral B5-7 y una compañera de $0.5 M_{\odot}$ y derivaron conjuntos de parámetros orbitales. La intensidad de las líneas de Fe II, correlacionan con el movimiento orbital (Arias et al. 2004). Por otro lado, variaciones con un cuasi-período de 7 años fueron encontrados en la banda U con una amplitud de 0.25 mag (Mennickent et al. 1994) y de 6.8 años para las variaciones V/R de la línea $H\alpha$ (Arias et al. 2004).

Aunque no se tiene una buena cobertura temporal de $H\alpha$ para esta estrella, la época de nuestra espectroscopía IR, parecería coincidir con una intensificación tanto de la emisión en las alas de la línea $H\alpha$ como de la componente central en absorción, las cuales continúan hasta el presente. Este comportamiento es característico del crecimiento del disco (aumento de densidad y radio exterior) en estrellas Be de tipo espectral tardío (Clark et al. 2003). Sin embargo, el espectro IR de V923 Aql fue clasificado en el Grupo II, que corresponde a objetos con envolturas ópticamente delgadas. Podríamos interpretar esta discrepancia como evidencia un proceso de *decreción* o disipación desde la región interna hacia la región externa del disco.

- **28 Cyg** es una estrella de tipo espectral temprano que muestra variaciones fotométricas de corto período en escala de tiempo del orden de un día (Percy & Bakos 2001). Peters & Penrod (1988) confirmaron una importante actividad de pérdida de materia y el desarrollo de estructuras en movimiento en los perfiles de líneas en el óptico. Tubbesing et al. (2000) encontraron una posible conexión entre las erupciones en esta estrella y batido entre dos períodos cortos. Durante los últimos diez años $H\alpha$ ha sido observada en emisión mostrando dos picos. Desde el año 2005 la absorción fotosférica se ha tornado visible, incluso dominando el perfil de la línea a mediados de 2009.

Espectros IR de este objeto han sido obtenidos en dos oportunidades. El espectro obtenido con el satélite ISO entre 1995 y 1998 (Vandenbussche et al. 2002), así como también el que obtuvimos con Gemini, pueden clasificarse como pertenecientes al

Grupo II, como puede verse en la figura 6.16. Sin embargo entre ambas observa-

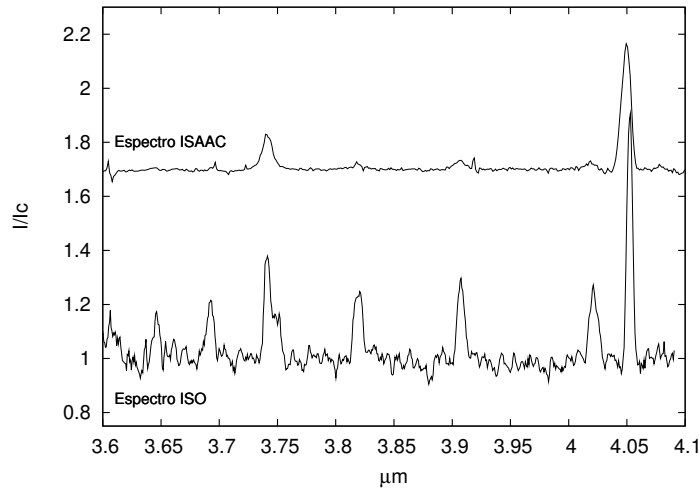


Figura 6.16: Espectros de la estrella 28 Cyg observados en dos épocas diferentes

ciones ha ocurrido un significativo cambio en las intensidades de las líneas, como puede deducirse de las mediciones de los cocientes de líneas graficados en el Diagrama de Lenorzer (ver figura 6.6). El objeto se desplazó a lo largo de la diagonal, de derecha (datos ISO) a izquierda (datos Gemini), evidenciando una gran disminución de la opacidad de la envoltura o disco en las frecuencias de las líneas. La atenuación de la emisión en las líneas IR acompaña el debilitamiento de $H\alpha$.

- **66 Oph** es una estrella de tipo espectral temprano altamente variable, tanto en brillo como en la emisión de $H\alpha$ (Floquet et al. 2002). Las observaciones obtenidas en el ultravioleta con el satélite IUE revelaron la presencia de episodios anuales de pérdidas de materia (Grady et al. 1987; Peters & Penrod 1988). Esta estrella pertenece a un sistema estelar múltiple formado por un sistema binario orbitando a la estrella Be primaria (Štefl et al. 2004). El sistema binario fue recientemente resuelto mediante interferometría speckle por Mason et al. (2009). Respecto a la línea $H\alpha$, este objeto exhibía en 1993 una emisión pura, con un máximo de intensidad, normalizada al continuo, mayor que 8. Desde entonces la línea se ha debilitado gradualmente. En septiembre de 2009, la estrella mostró una absorción fotosférica con una emisión central, similar a la observada en 28 Cyg.

- **BK Cam** es una estrella de tipo espectral temprano. McLaughlin (1963) sugirió que esta estrella podría ser un sistema binario cercano, y recientemente se ha resuelto el sistema mediante interferometría speckle (Mason et al. 2009). BK Cam mostró variabilidad espectroscópica con un período de 4.5 años antes de entrar en una fase de inactividad desde 1938 hasta 1961. El perfil en emisión de $H\alpha$ presenta una pequeña inversión de la intensidad central y variaciones V/R. De 1999 a 2002 la intensidad de $H\alpha$ se mantuvo estable. Desde 2003 hasta la fecha, la línea se ha intensificado significativamente. Nuestros cálculos de las densidades de columnas de átomos, obtenidas en la sección anterior, sugieren la presencia de regiones de formación de las líneas de Humphreys compactas y densas.
- μ **Cen** es una de las estrellas Be más estudiadas. Rivinius et al. (1998b) reportaron variaciones de corto período atribuidas a pulsaciones no radiales. Mediante fotometría de Hipparcos (Hubert & Floquet 1998) y monitoreo espectroscópico y fotométrico desde tierra de esta estrella a la largo de decenas de años, se encontró que μ Cen presenta eyecciones cíclicas de materia (Rivinius et al. 1998a). A lo largo de estos ciclos, las líneas de hidrógeno del rango óptico atraviesan una etapa de quietud, a continuación se forma una emisión ancha en la base de las líneas a la vez que la intensidad del pico disminuye abruptamente. Luego ocurre un rápido aumento en la emisión de las líneas (*outburst*) y aparecen rápidas variaciones V/R. Posteriormente la línea alcanza su máximo, cesan las variaciones V/R, y finalmente desaparecen las alas anchas en emisión a medida que la intensidad de las líneas disminuye. Este esquema se repite en otras estrellas Be tempranas. Lamentablemente, no disponemos de observaciones de $H\alpha$ en la época de nuestras observaciones IR.
- **V767 Cen** es una estrella con erupciones de corta duración (Hubert et al. 2000). Presenta fuertes variaciones en los perfiles de las líneas de hidrógeno en el óptico y variaciones V/R débiles en FeII (Hanuschik et al. 1995). Hubeny et al. (1986) encuentra que las líneas de resonancia de NV, CIV y SiIV de espectros del IUE, no parecen formarse en una envoltura en expansión de alta velocidad, sino más bien cerca de la fotosfera. En el cercano IR, esta estrella presenta líneas en emisión angostas de un sólo pico de HeI $\lambda 10830$ Å, Pa γ y MgII (Groh et al. 2007).
- **OZ Nor** es otro objeto escasamente estudiado. Hubert et al. (2000) la clasifican como una estrella variable con erupciones de larga duración. El aumento de brillo

de 0.29 magnitudes, demora unos 100 días en alcanzar su máximo, luego disminuye y tarda unos 200 días en recuperar su brillo inicial. OZ Nor fue observada en la banda L cerca del máximo en su curva de luz en la banda V publicada en catálogo ASAS-3 (Pojmański 2001).

- **V4024 Sgr** es una variable con erupciones de larga duración (Hubert et al. 2000). Muestra variación fotométrica de frecuencia 0.56 d^{-1} (Koen & Eyer 2002). Observaciones adquiridas entre los años 2001 y 2009 indican que el perfil de $\text{H}\alpha$ de V4024 Sgr aumenta su intensidad lentamente.
- **V395 Vul** (12 Vul) es una estrella Be con erupciones de corta duración (Hubert et al. 2000). Esta estrella presenta $\text{H}\alpha$ con dos picos en emisión y muestra variaciones en intensidad. Alrededor de 1995 $\text{H}\alpha$ se observaba relativamente intensa, y en el 2003 nuestra observación IR se corresponde con $\text{H}\alpha$ en mínima intensidad. Es una de las pocas estrellas de nuestra muestra que presenta otra observación en el cercano IR. El espectro obtenido con el satélite ISO entre 1995 y 1998 puede clasificarse como perteneciente al Grupo I, mientras que el espectro presentado en esta tesis ha sido clasificado como del Grupo II, como se vé en los espectros de la figura 6.17.

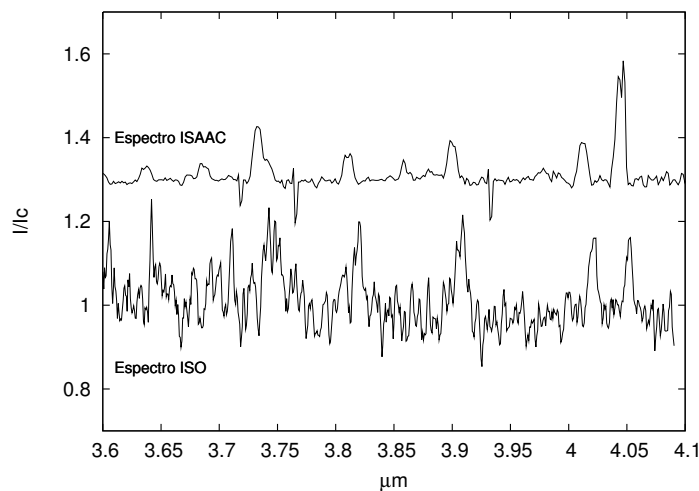


Figura 6.17: Espectros de la estrella V395 Vul observados en dos épocas diferentes

De esta manera, este objeto presenta un desplazamiento en el diagrama de Lenorzer

pasando del Grupo I al Grupo II, como se observa en la figura 6.6, a la vez que muestra un debilitamiento en $H\alpha$. Este debilitamiento es consistente con una envoltura más translúcida en mayo de 2003.

6.6 Discusión y Conclusiones del Capítulo

En este capítulo se presentaron 21 espectros de estrellas Be observados en el cercano IR (bandas K y L) con Gemini/NIRI y VLT/ISAAC. Para la mayoría de estos objetos, los espectros presentados en este trabajo son los primeros datos reportados en las bandas K y L.

Los espectros IR adquiridos desde Tierra, sufren de la contaminación por líneas telúricas, con lo cual la reducción de estos espectros debió realizarse cuidadosamente. Tanto las observaciones obtenidas con VLT/ISAAC como las de Gemini/NIRI, nos han permitido obtener espectros de buena calidad. En particular las observaciones adquiridas con Gemini/NIRI en Banda 3, con condiciones climáticas relajadas, han permitido obtener información muy valiosa.

En todos los objetos que presentan líneas en emisión se observa que el ensanchamiento de las líneas IR es principalmente rotacional, análogo a lo reportado en la región del óptico por Hanuschik (1989).

Una inspección visual de los espectros IR revela una clara diferencia entre las características de las intensidades de líneas de hidrógeno de la banda L. Esto nos ha permitido agrupar a los objetos en tres categorías. Aquellos objetos que tienen emisiones en $Br\alpha$ y $Pf\gamma$ con una intensidad similar a las emisiones observadas en las líneas de Humphreys sean asignados al Grupo I (BK Cam, 88 Her, V817 Cen, OZ Nor, V4024 Sgr, V395 Vul). Aquellos que presenten emisiones en las líneas de $Br\alpha$ y $Pf\gamma$ mucho más intensas que las de Humphreys conformen el Grupo II (28 tau, 66 Oph, V923 Aql, 28 Cyg, EW Lac, V767 Cen, μ Cen, V341 Sge) y aquellas estrellas donde no se detectan líneas de H en emisión se asignen al Grupo III (18 And, V1448 Aql, V518 Car, CP Cir, KV Mus, V457 Sct). V1150 Tau podría ser un objeto de transición entre los Grupos I y II dado que presenta características espectrales similares a las del Grupo II pero el comportamiento del decremento de la serie de Humphreys se asemeja a las del Grupo I. Por otro lado, la ubicación de este objeto en el Diagrama de Lenorzer, lo sitúa entre los dos Grupos.

Hemos visto a lo largo de este capítulo que el comportamiento de los cocientes de las

líneas en el Diagrama de Lenorzer permite investigar la naturaleza óptica del material circunestelar alrededor de las estrellas Be u otros objetos con envolturas extendidas. En el caso particular de las Be del Grupo I, presentarían envolturas compactas ópticamente gruesas. Por otro lado, en las estrellas del Grupo II, las líneas de hidrógeno del espectro IR se formarían en regiones de moderada o pequeña profundidad óptica. Estas regiones podrían estar vinculadas con la emisión esperada en un viento como mostraremos en el siguiente capítulo.

Encontramos que los objetos EW Lac, 28 Cyg y V395 Vul han presentado variabilidad en el IR. Como se observa en el Diagrama de Lenorzer, la variabilidad observada en las líneas de 28 Cyg y V395 Vul revela una disminución en la opacidad de las envolturas que rodean estos objetos (de ser ópticamente gruesas pasan a ser ópticamente más delgadas). Este desplazamiento a lo largo de la diagonal, es esperable si las estructuras de los discos cambian, tal como propuso Lenorzer et al. (2002a). En el caso de V395 Vul, la estrella pasó del Grupo I al Grupo II. A diferencia de estos dos objetos, las variaciones de EW Lac no ocurren a lo largo de la diagonal: los valores de los flujos en H_{u14} y $Pf\gamma$ cambiaron relativamente poco de una fecha de observación a otra, pero $Br\alpha$ se ha intensificado notablemente.

88 Her, BK Cam, OZ Nor y V4024 Sgr (que pertenecen al Grupo I) y EW Lac y V923 Aql (que pertenecen al Grupo II), muestran una intensificación en la emisión en la línea $H\alpha$ en la época de las observaciones IR, que evidencia el crecimiento del disco circunestelar. Estos objetos podrían haber tenido episodios de eyección de material, recientemente. En cambio, en 66 Oph, 28 Cyg y 28 Tau, presentan un debilitamiento de la línea $H\alpha$ durante la época de nuestras observaciones IR. Según Hirata (1995) el desvanecimiento de la línea $H\alpha$ es consistente con la disipación de un disco y nuestros datos son compatibles con un disco/viento ópticamente delgado.

En el caso particular de 28 Tau, la variación observada en $H\alpha$ podría ser interpretada en términos de un disco Kepleriano en precesión (Hirata 2007).

Dado que las líneas de hidrógeno en las bandas K y L, se forman en regiones cercanas a la fotosfera estelar, el estudio de estas líneas y su variabilidad nos permitirá conocer los parámetros físicos y la evolución de la envoltura circunestelar. Es por eso que resulta interesante continuar el seguimiento de objetos con fenómeno Be en el cercano IR.

La configuración instrumental utilizada, en particular con Gemini/NIRI, podría utilizarse para realizar este tipo de campaña.

Linea	$\lambda(\mu\text{m})$	BK	Cam28	Tau88	Her66	OphV923	Aql28	CygEW	Lac'06EW	Lac'08
Br α	4.052	45.6	106.2	30.5	58.8	63.5	49	71	91	
H ₁₄	4.021	30.4	11.0	20.0	-	5	4	13	15	
H ₁₅	3.908	28.1	8.3	em	-	em	4	18	16	
H ₁₆	3.820	26.3	6.7	em	-	em	2	20	17	
H ₁₇	3.750	23.0	em	em	-	em	em	em	14	
Pf γ	3.741	34.0	35.4	21.9	9.9	16.3	17.9	33.9	32.9	
H ₁₈	3.693	22.1	5.0	em	-	em	-	8	11	
H ₁₉	3.646	19.4	4.2	em	-	-	-	11	7	
H ₂₀	3.607	17.2	-	em	-	-	-	13	6	
H ₂₁	3.574	15.2	-	-	-	-	-	9	6	
H ₂₂	3.546	11.0	-	-	-	-	-	13	6	
H ₂₃	3.522	9.0	-	-	-	-	-	10	5	
H ₂₄	3.501	5.4	-	-	-	-	-	5	5	
H ₂₅	3.483	3.4	-	-	-	-	-	em	4	
H ₂₆	3.467	-	-	-	-	-	-	em	em	
H ₂₇	3.452	-	-	-	-	-	-	em	em	
Pf ₉	3.297	-	-	-	-	-	-	-	50.7	
Pf ₁₀	3.040	26.6	18.0	-	-	-	-	10	30.2	
Pf ₁₇	2.495	19.8	-	-	-	-	-	-	7.8	
Pf ₁₈	2.470	17.84	-	-	-	-	-	-	7.3	
Pf ₁₉	2.449	10.9	-	-	-	-	-	-	5.8	
Pf ₂₀	2.431	10.4	-	-	-	-	-	-	4.1	
Pf ₂₁	2.416	8.7	-	-	-	-	-	-	4.1	
Pf ₂₂	2.404	6.8	-	-	-	-	-	6.1	3.9	
Pf ₂₃	2.393	4.4	-	-	-	-	-	5.8	2.0	
Pf ₂₄	2.383	3.4	-	-	-	-	-	5.0	1.7	
Pf ₂₅	2.373	2.6	-	-	-	-	-	2.72	2.1	
Pf ₂₆	2.366	em	-	-	-	-	-	em	em	
Pf ₂₇	2.359	1.5	-	-	-	-	-	em	em	
Pf ₂₈	2.353	em	-	-	-	-	-	em	em	
Br γ	2.166	20.2	19.1	10.1	3.5	10.4	6.5	13.8	15.8	
Br δ	1.940	21.1	18.4	-	-	-	-	-	16	

Tabla 6.2: Anchos equivalentes de las líneas de hidrógeno en emisión observadas en las bandas K y L en unidades de Å. Las mediciones están corregidas por la absorción fotosférica de la estrella subyacente. Aquí, valores positivos de EW corresponden a emisiones. Aquellas líneas en las cuales la emisión es evidente pero difícil de medir, están indicadas con *em*.

Linea $\lambda(\mu\text{m})$	V341 Sge	μ Cen	V395 Vul	V1150 Tau	V817 Cen	V4024 Sgr	V767 Cen	OZ	Nor
Br α	4.052	57.0	82.8	24.3	72.6	24.9	23.3	28.3	35.0
Hu ₁₄	4.021	11.6	16.0	9.9	40.0	22.7	19.8	24.7	23.3
Hu ₁₅	3.908	10.42	14.58	9.16	40.69	28.6	21.2	27.65	25.52
Hu ₁₆	3.820	9.36	13.16	7.64	39.65	26.78	21.57	27.12	26.62
Hu ₁₇	3.750	8.11	9.96	6.79	40	27.03	21.55	26.85	6625.52
Pf γ	3.741	17.7	25.8	14.3	44.2	17.2	15.9	21.5	16.5
Hu ₁₈	3.693	7.18	7.96	6.22	36.52	27.29	20.33	26.84	23.3
Hu ₁₉	3.646	6.24	7.11	5.66	34.78	25.51	17.68	26.84	22.19
Hu ₂₀	3.607	5.93	6.75	4.81	29.56	20.4	14.67	24.16	
Hu ₂₁	3.574	5.62	6.76	3.68	26.08	20.4	14.14		18.86
Hu ₂₂	3.546	em	5.26	3.00	24.35	16.58	12.9		16.64
Hu ₂₃	3.522	em	em	em	15.65		12.55		12.2
Hu ₂₄	3.501	-	-	-	10.43		7.07	em	11.10
Hu ₂₅	3.483	-	-	-	em	em	7.95	em	em
Hu ₂₆	3.467	-	-	-	em	em	em	em	em
Hu ₂₇	3.452	-	-	-	em	em	em	-	em

Tabla 6.3: Anchos equivalentes de las líneas de hidrógeno en emisión observadas en la banda y L en unidades de Å. Las mediciones están corregidas por la absorción fotosférica de la estrella subyacente. Aquí, valores positivos de EW corresponden a emisiones. Aquellas líneas en las cuales la emisión es evidente pero difícil de medir, están indicadas con *em*.

Linea	$\lambda(\mu\text{m})$	BK	Cam28	Tau88	Her66	OphV923	Aql28	CygEW	Lac ₂₀₀₆ EW	Lac 2008
HI ₅₋₄	4.052	12.01	7.01	0.60	19.60	10.22	13.1	2.97	34.00	
HI ₁₄₋₆	4.021	8.16	0.70	0.44	-	0.83	1.10	0.56	5.51	
HI ₁₅₋₆	3.908	7.99	0.59	-	-	-	1.22	0.84	5.58	
HI ₁₆₋₆	3.820	8.03	0.52	-	-	-	0.72	1.02	5.98	
HI ₁₇₋₆	3.750	7.41	-	-	-	-	-	-	6.27	
HI ₈₋₅	3.741	11.10	4.21	0.88	4.44	3.43	6.19	1.83	15.2	
HI ₁₈₋₆	3.693	7.50	0.44	-	-	-	-	0.47	5.23	
HI ₁₉₋₆	3.646	6.88	0.39	-	-	-	-	0.66	4.43	
HI ₂₀₋₆	3.607	6.35	-	-	-	-	-	0.82	3.03	
HI ₂₁₋₆	3.574	5.87	-	-	-	-	-	0.59	3.13	
HI ₂₂₋₆	3.546	4.35	-	-	-	-	-	0.87	3.16	
HI ₂₃₋₆	3.522	3.68	-	-	-	-	-	0.69	2.70	
HI ₂₄₋₆	3.501	2.23	-	-	-	-	-	0.35	2.75	
HI ₂₅₋₆	3.483	1.17	-	-	-	-	-	-	2.24	
HI ₉₋₅	3.297	-	-	-	-	-	-	-	41.2	
HI ₁₀₋₅	3.040	16.87	3.45	-	-	-	-	1.92	32.4	
HI ₁₇₋₅	2.495	14.27	-	-	-	-	-	-	32.4	
HI ₁₈₋₅	2.470	13.39	-	-	-	-	-	-	7.05	
HI ₁₉₋₅	2.449	8.61	-	-	-	-	-	-	6.80	
HI ₂₀₋₅	2.431	8.56	-	-	-	-	-	-	5.60	
HI ₂₁₋₅	2.416	7.43	-	-	-	-	-	-	4.07	
HI ₂₂₋₅	2.404	6.00	-	-	-	-	-	5.60	4.13	
HI ₂₃₋₅	2.393	3.92	-	-	-	-	-	5.41	4.06	
HI ₂₄₋₅	2.383	3.15	-	-	-	-	-	4.72	2.11	
HI ₂₅₋₅	2.373	2.39	-	-	-	-	-	2.61	2.28	
HI ₂₇₋₅	2.359	1.43	-	-	-	-	-	-	-	
HI ₇₋₄	2.166	26.26	13.05	3.91	2.12	8.87	10.4	18.6	23.3	
HI ₈₋₄	1.940	38.49	19.16	-	-	-	-	-	33.9	

Tabla 6.4: Flujo integrado de las líneas de hidrógeno en emisión, en unidades de $10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$

Linea	$\lambda(\mu\text{m})$	BK	Cam28	Tau88	Her66	OphV923	Aql28	CygEW	Lac ₂₀₀₆ EW	Lac ₂₀₀₈
HI ₅₋₄	4.052	633	766	-	551	475	617	640	517	
HI ₁₄₋₆	4.021	687	-	-	598	419	750	752	538	
HI ₁₅₋₆	3.908	735	-	-	-	-	855	783	634	
HI ₁₆₋₆	3.820	712	-	-	-	523	-	935	617	
HI ₁₇₋₆	3.750	683	-	-	-	-	-	-	479	
HI ₈₋₅	3.741	711	754	518	444	651	830	774	544	
HI ₁₈₋₆	3.693	661	-	-	-	-	-	591	544	
HI ₁₉₋₆	3.646	785	-	-	-	-	-	889	562	
HI ₂₀₋₆	3.607	794	-	-	-	-	-	-	588	
HI ₂₁₋₆	3.574	704	-	-	-	-	-	632	604	
HI ₂₂₋₆	3.546	619	-	-	-	-	-	854	582	
HI ₂₃₋₆	3.522	726	-	-	-	-	-	879	539	
HI ₂₄₋₆	3.501	601	-	-	-	-	-	-	543	
HI ₂₅₋₆	3.483	-	-	-	-	-	-	-	469	
HI ₉₋₅	3.297	-	-	-	-	-	-	-	-	
HI ₁₀₋₅	3.040	624	646	-	-	-	-	-	-	
HI ₁₆₋₅	2.526	-	-	-	-	-	-	-	521	
HI ₁₇₋₅	2.495	677	-	-	-	-	-	-	670	
HI ₁₈₋₅	2.470	727	-	-	-	-	-	-	766	
HI ₁₉₋₅	2.449	481	-	-	-	-	-	-	659	
HI ₂₀₋₅	2.431	518	-	-	-	-	-	-	607	
HI ₂₁₋₅	2.416	633	-	-	-	-	-	-	706	
HI ₂₂₋₅	2.404	557	-	-	-	-	-	-	597	
HI ₂₃₋₅	2.393	440	-	-	-	-	-	-	556	
HI ₂₄₋₅	2.383	498	-	-	-	-	-	-	650	
HI ₂₅₋₅	2.373	358	-	-	-	-	-	-	433	
HI ₂₇₋₅	2.359	-	-	-	-	-	-	-	-	
HI ₇₋₄	2.166	579	416	-	-	em	sh	255	410	
HI ₈₋₄	1.940	795	-	-	-	-	-	-	735	

Tabla 6.5: FWHM de líneas de H en emisión corregido por la resolución instrumental, en unidades de km s^{-1}

Line	HD20336		EW Lac	
	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$
Hu ₁₄	5.710	1.196	5.558	1.730
Hu ₁₅	5.882	1.197	5.233	1.583
Hu ₁₆	5.026	1.000	3.382	1.000
Hu ₁₇	4.644	0.907	-	-
Hu ₁₈	1.737	0.334	-	-
Line	V4024 Sgr		OZ Nor	
	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$
Hu ₁₄	2.248	1.459	1.738	1.497
Hu ₁₅	2.029	1.279	1.569	1.313
Hu ₁₆	1.623	1.000	1.222	1.000
Hu ₁₇	0.903	0.546	0.920	0.739
Hu ₁₈	0.203	0.121	0.674	0.533
Line	V767 Cen		V817 Cen	
	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$
Hu ₁₄	1.625	1.144	3.117	1.277
Hu ₁₅	1.519	1.038	2.479	0.987
Hu ₁₆	1.496	1.000	2.569	1.000
Hu ₁₇	1.273	0.835	1.958	0.748
Hu ₁₈	0.779	0.504	0.853	0.321
Line	V1150 tau		V341 Sge	
	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$
Hu ₁₄	6.166	1.168	0.825	1.532
Hu ₁₅	6.019	1.008	0.753	1.359
Hu ₁₆	5.556	1.000	0.567	1.000
Hu ₁₇	3.635	0.642	0.474	0.820
Hu ₁₈	2.665	0.464	0.195	0.333
Line	V395 Vul			
	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$	$N_i [\frac{10^{14}}{cm^2}]$	$\frac{\Delta R_{Hun}}{\Delta R_{Hu16}}$
Hu ₁₄	1.970	0.969		
Hu ₁₅	1.726	0.824		
Hu ₁₆	2.142	1.000		
Hu ₁₇	1.934	0.887		
Hu ₁₈	1.080	0.488		

Tabla 6.6: Densidades de columnas de átomos y extensiones relativas de las regiones de formación de las líneas de Humphreys.

Capítulo 7

Discusión Final y Conclusiones

Como vimos en el Capítulo 5, Lenorzer et al. (2002a) propusieron que el estudio de los cocientes de flujos de las líneas $H_{14}/Br\alpha$ vs $H_{14}/Pf\gamma$ es una herramienta útil para determinar la profundidad óptica de la envoltura circunestelar en torno a estrellas con líneas en emisión. Encontraron que los cocientes de línea con valores cercanos al caso B de la teoría de recombinación de Menzel (Baker & Menzel 1938) se corresponden al caso de líneas ópticamente delgadas formadas principalmente en un viento estelar isotérmico, y aquellos cocientes próximos a la unidad se corresponden con líneas ópticamente gruesas que provienen de una estructura discoidal.

En el capítulo anterior, ubicamos las estrellas Be clasificadas en los Grupos I y II, y así definimos las propiedades ópticas de sus envolturas circunestelares. Encontramos que los objetos del Grupo I se asocian con envolturas ópticamente gruesas y aquellos del Grupo II con envolturas ópticamente más delgadas. En particular, vimos que algunas estrellas del Grupo II se ubican en zonas del diagrama próximas al cociente de flujos de líneas que se espera de la emisión de un viento isotérmico.

Por otra parte, utilizando el código ETLA, calculamos perfiles de líneas IR de hidrógeno considerando vientos estelares con diferentes propiedades térmicas y cinemáticas. Los resultados que se desprenden de estos cálculos fueron presentados en el Capítulo 4. Los parámetros que definen estos modelos se encuentran en la tabla 4.1. Nuestros cálculos muestran que las intensidades teóricas de líneas IR que pertenecen a distintas series del hidrógeno, en particular al decremento de la serie de Humphreys, cubren un amplio rango de valores y éstos dependen de las estructuras de densidad y temperatura en el viento estelar. Además, encontramos que los cocientes de flujos de líneas IR de hidrógeno para diferentes temperaturas efectivas (T_{ef} 18 000, 20 000 y 25 000 K) pero con similar estructura de temperatura, se comportan de manera similar. Es por eso que el cociente de las líneas resulta ser una magnitud que se relaciona con las propiedades del viento y en menor grado con el flujo ionizante proveniente de la estrella, al menos dentro del rango de temperaturas efectivas que hemos considerado.

7.1 Cocientes de Flujos de Líneas en Emisión como Diagnóstico de Envolturas Circunestelares

7.1.1 Diagrama Construído a Partir de los Modelos de Vientos

Como los modelos teóricos predicen una gran variedad de intensidades de líneas, construimos un diagrama similar Diagrama de Lenorzer a partir de los cocientes de los anchos equivalentes de las líneas calculadas. Este diagrama se muestra en la figura 7.1. En la tabla 7.1 presentamos los logaritmos de los cocientes de los anchos equivalentes derivados a partir de los modelos correspondientes a $T_{ef}=18\,000$ K y $\log g=3.5$ y 2.5 , los cuales son representativos del comportamiento de objetos con tipos espectrales B tempranos.

En la figura 7.1 los cocientes de línea teóricos se distribuyen siguiendo la ley de velocidad/densidad propuesta (parametrizada con β o la tasa de pérdida de masa). Los cocientes más pequeños (abajo a la izquierda) corresponden a vientos ópticamente delgados tanto isotérmicos como no isotérmicos, esto es $\beta = 0.5$ y 1 . Los valores más grandes (arriba a la derecha) se modelan con vientos ópticamente gruesos en las líneas de Brackett y Pfund considerando una ley β con un índice mayor que 2 , y regiones sobrecalentadas ubicadas cerca de la fotosfera. Como se explicó en el Capítulo 4, vientos isotérmicos ópticamente gruesos no predicen $Hu\theta$ en emisión.

En la figura 7.1 se indican en puntos de colores los resultados de los modelos no isotérmicos con $\log g=3.5$: en rojo $\beta < 1$, en magenta $\beta=1$, en azul $\beta=1.5$ y en cian $\beta \geq 2$. Los cuadraditos representan modelos con $\log g=2.5$. El círculo negro representa el caso ópticamente grueso y el blanco el caso ópticamente delgado. La región sombreada en verde, indica la ubicación de los modelos isotérmicos, para ambos valores de $\log g$. Estos últimos presentan cocientes de intensidades de líneas menores que los obtenidos con modelos de viento no isotérmicos.

Como se observa en la figura 7.1, el diagrama construído con los modelos de viento, se asemeja notablemente al diagrama empírico de Lenorzer et al. (2002b), construído con estrellas con líneas en emisión (LBV, B[e] y Be), y que fue presentado en el Capítulo 5.

Esto nos permite interpretar la ubicación de las estrellas en el diagrama, no solamente por las propiedades ópticas del viento, sino también por la intensidad del viento. Mientras que los objetos ubicados en el extremo inferior izquierdo estarían dominados por vientos fuertes isotérmicos, semejantes a los que predice la teoría CAK ($\beta < 1$), en las estrellas ubicadas en la parte media-superior del diagrama podría existir una contribución

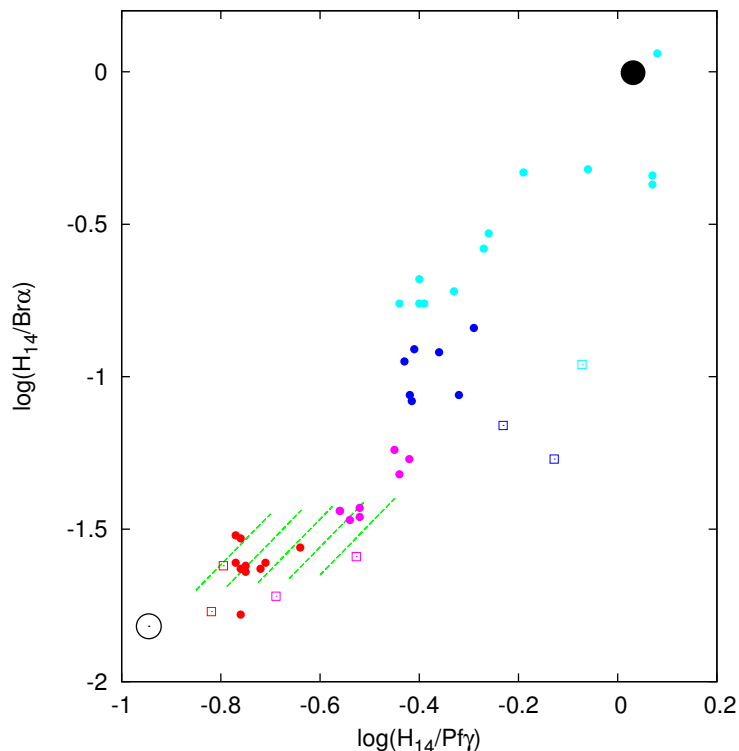


Figura 7.1: Diagrama de cocientes de anchos equivalentes calculados a partir de los datos de la tabla 7.1. Los resultados de los modelos no isotérmicos se indican en puntos de colores: en rojo $\beta < 1$, en magenta $\beta=1$, en azul $\beta=1.5$ y en cian $\beta \geq 2$. El círculo negro representa el caso ópticamente grueso y el blanco el caso ópticamente delgado. La región sombreada en verde, indica la ubicación de los modelos isotérmicos

significativa a la emisión de las líneas por parte de un viento débil ($\beta > 1$) no isotérmico.

En este escenario, las estrellas LBV y B[e] tendrían vientos más intensos que los esperados en Be clásicas. En la siguiente sección discutiremos en más detalle la ubicación de las estrellas Be, combinando las observaciones obtenidas con ISO (Lenorzer et al. 2002a) y las presentadas en el Capítulo 6 de esta tesis.

7.2 Diagrama de Lenorzer para estrellas Be

En la figura 7.2 se reproduce el diagrama teórico anterior, junto con las observaciones de las estrellas Be que estudiamos en el Capítulo 6 y los datos correspondientes a estrellas Be observadas con ISO. La línea verde horizontal delimita las regiones que ocupan en el diagrama las estrellas del Grupo I (por encima de la línea) y Grupo II (por debajo

Tabla 7.1: Cocientes de anchos equivalentes teóricos para modelos con $T_{ef}=18\,000\text{ K}$, que predicen líneas en emisión

Modelo	$\log(H_{14}/Br\alpha)$	$\log(H_{14}/Pf\gamma)$	Modelo	$\log(Hu\theta/Br\alpha)$	$\log(Hu\theta/Pf\gamma)$
M01	-1.47	-0.69	M02	-1.53	-0.67
M03	-1.59	-0.66	M04	-1.55	-0.77
M05	-1.49	-0.64	M06	-1.45	-0.49
M07	-1.47	-0.69	M08	-1.53	-0.67
M16	-1.48	-0.66	M17	-1.64	-0.69
M18	-1.49	-0.67	M19	-1.67	-0.62
M20	-1.69	-0.82	M26	-1.53	-0.76
M27	-1.62	-0.75	M28	-1.63	-0.72
M29	-1.46	-0.52	M30	-1.32	-0.44
M31	-1.27	-0.42	M32	-1.06	-0.32
M33	-1.08	-0.42	M34	-1.06	-0.42
M35	-0.80	-0.27	M36	-0.10	-0.39
M37	-0.10	-0.4	M39	-0.34	0.07
M40	0.37	0.07	M61	-1.62	-0.80
M62	-1.77	-0.82	M63	-1.72	-0.69
M64	-1.59	-0.53	M65	-1.27	-0.13
M66	-1.16	-0.23	M68	-0.96	0.07
M71	-0.33	-0.19	M72	-0.5	-0.26
M73	0.06	0.08	M74	-0.32	-0.07

de la línea). Vemos que los cocientes de líneas presentados en la tabla 7.1 reproducen relativamente bien las observaciones de las estrellas Be del Grupo II. En estos objetos podría existir una importante contribución del viento a la emisión en las líneas. Como

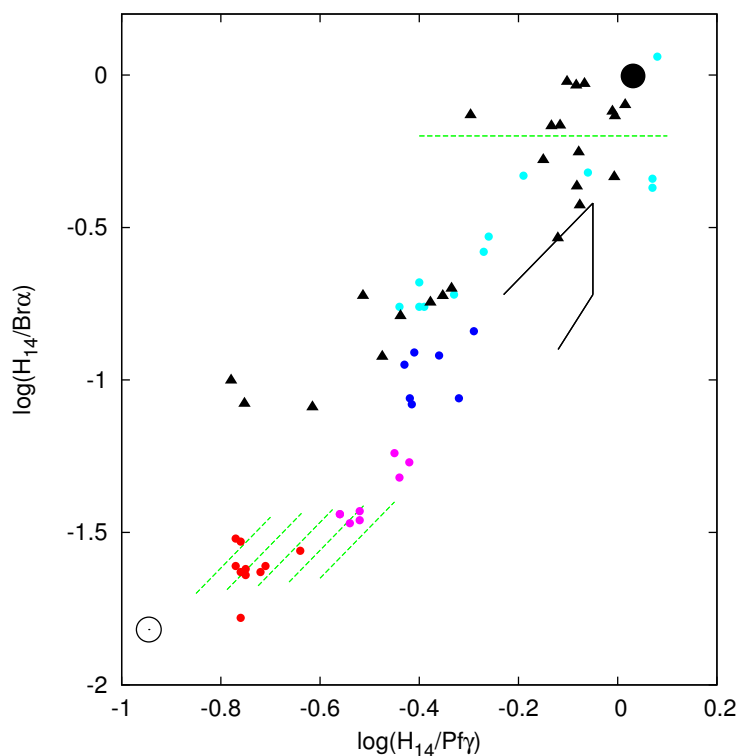


Figura 7.2: Diagrama de cocientes de anchos equivalentes calculados a partir de los datos de la tabla 7.1, junto con datos derivados de observaciones (triángulos negros). Los resultados de los modelos no isotérmicos se indican en puntos de colores: en rojo $\beta < 1$, en magenta $\beta=1$, en azul $\beta=1.5$ y en cian $\beta \geq 2$. El círculo negro representa el caso ópticamente grueso y el blanco el caso ópticamente delgado. La región sombreada en verde, indica la ubicación de los modelos isotérmicos, las líneas negras indican la región ocupada por modelos de disco circunestelar (ver texto) y la línea a trazos verde separa los objetos del Grupo I y el Grupo II.

hemos mostrado anteriormente, las estrellas Be presentan evidencia de un disco circunestelar, el cual tiene también un aporte importante a la emisión en el rango óptico e IR. Jones et al. (2009) calcularon la emisión de las líneas IR producida por un disco viscoso en rotación Kepleriana en equilibrio hidrostático vertical, con estructura de densidad $\rho(r, z) = \rho_0 \left(\frac{r_0}{r}\right)^n e^{-(r/H)^2}$, con $n \sim 3.5$. En el Diagrama de Lenorzer, la región ocupada por este tipo de disco está delimitada con líneas negras, como se ve en la figura

7.2. La emisión que predice un disco delgado es comparable a la que produce un modelo de viento con una región sobrecalentada y $\beta > 2$. Cabe resaltar que este tipo de disco por si solo, tampoco describe adecuadamente la relación de intensidades de líneas de las estrellas del Grupo I. Para estas estrellas, existiría entonces contribución importante del disco a la emisión en las líneas, así como también una contribución menos significativa de un viento débil.

Resulta entonces evidente que tanto el viento estelar como el disco circunestelar deberían ser tenidos en cuenta para modelar adecuadamente el espectro de líneas de hidrógeno del cercano IR.

7.3 Conclusiones Finales

Hemos utilizado el código ETLA para construir grillas de perfiles sintéticos de líneas de H variando los parámetros que definen la estructura un viento para estudiar los vientos de estrellas de tipo B desde un punto de vista cinemático. Analizamos la respuesta de los perfiles de línea calculados a la variación del parámetro β y a la distribución de temperatura del viento.

Por otro lado, hemos presentado 21 espectros de estrellas Be observadas en las bandas K y L con Gemini/NIRI, y en la banda L con VLT/ISAAC. Para la mayoría de los objetos, los espectros presentados en este trabajo son los primeros datos reportados en las bandas K y L. En particular las observaciones adquiridas con Gemini/NIRI en Banda 3, con condiciones climáticas relajadas, han permitido obtener información muy valiosa sobre las características del medio circunestelar más próximo a la estrella.

A continuación resumimos los resultados más relevantes presentados en este trabajo de Tesis:

- Propusimos un criterio de clasificación de estrellas B con líneas en emisión según la apariencia de sus espectros de la banda L del IR cercano, el cual nos brinda información sobre las características de formación de las líneas.
- Los diagramas empíricos de cocientes de líneas, tanto el de Persson & McGregor (1985) como el de Lenorzer et al. (2002a), han resultado ser muy útiles para estudiar las propiedades ópticas de las envolturas circunestelares y su variabilidad.
- Las intensidades de las líneas de hidrógeno en emisión calculadas para las tres series

presentes en la banda L cubren un amplio rango de valores y éstos dependen de la estructura de densidad (gradiente de velocidad) y temperatura del viento estelar.

- El modelo de viento propuesto también describe el diagrama empírico de cocientes de flujo de Lenorzer et al. (2002a), en terminos de intensidad del viento y opacidad del medio.
- La contribución de un viento estelar a los flujos de las líneas de estrellas de tipo B podría ser importante, incluso si se trata de un viento débil ($\beta > 1$).
- Para modelar mejor el espectro IR de estrellas Be, debería incluirse en los cálculos la emisión producida por ambos, viento y disco circunestelar.

Apéndice A

Reducción de Espectros de Resolución Media Obtenidos con NIRI

A.1 Pasos Realizados para la Reducción de los Espectros Infrarrojos

Para llevar a cabo la reducción de los datos espectroscópicos usamos IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), que proporciona un amplio conjunto de herramientas para el análisis y el procesado de imágenes astronómicas. El observatorio Gemini provee los paquetes de IRAF necesarios para realizar la reducción. Dado que varios instrumentos comparten los mismos paquetes de reducción en IRAF, para la reducción de los espectros obtenidos con NIRI, debemos cargar en IRAF los siguientes paquetes: *gemini*, *gemtools*, *gnirs* y *niri*.

El esquema de observación propuesto para obtener el material observacional fue el siguiente. Junto con cada objeto de la muestra de estrellas Be, se tomó una secuencia de flats, un arco (en el caso de la banda K, únicamente) y una estrella estándar telúrica observada con igual masa de aire que el objeto. En el caso de espectroscopía IR no necesitamos sustraer corrientes oscuras o el nivel de bias, debido a que éstos se mantienen en valores despreciables en el cercano IR.

Con estas consideraciones, el proceso de reducción de espectros en el IR cercano puede resumirse en los siguientes pasos:

- **Pre-procesamiento y extracción del espectro**

Como primer paso cargamos la tarea *nsheaders*, que configura los paquetes para un instrumento particular, que en nuestro caso es NIRI.

Construcción del flat y máscara de pixeles malos

Debido a que las estrellas del programa y sus respectivas estándares no son observadas en idéntica posición en la ranura y además la transmisión no es perfectamente uniforme a lo largo del receptor, es necesario tomar espectros de un haz luminoso

uniforme o *flats*, que permiten corregir estos efectos. Algunos *pixeles* del detector pueden no funcionar correctamente: mientras algunos pueden generar cuentas exageradamente altas, otros no transmiten señal. Los *flats* también nos permiten construir máscaras o *bad pixel masks* para excluir los datos provenientes de estos *pixeles malos* en el proceso de reducción. Los *pixeles buenos* que han sido alcanzados por rayos cósmicos, también deben ser excluidos. Además debemos sustraer de los espectros el nivel de fondo del cielo o *background*.

Construimos el *flat* y simultáneamente la máscara de *pixeles malos* aplicando las tareas: *nprepare*, que prepara datos de NIRI para reducirlos linealizando la respuesta del receptor para cada *pixel* (actualiza headers y otros parámetros que se necesitan a lo largo de la reducción); *nscut* que recorta la sección útil de la imagen o *frame* y *nsflat* que deriva el *flat field* resultante de todas las exposiciones de la secuencia de *flats* adquiridos.

A continuación se indican los parámetros usados en cada tarea.

Tarea *nprepare* aplicada a los flats

`inimages = "@flatlist"` Input NIRI image(s)
 (`rawpath = ""`) Path for input raw images
 (`outimages = "@nflatlist"`) Output image(s)
 (`outprefix = "n"`) Prefix for output image(s)
 (`bpm = ""`) Bad pixel mask file
 (`logfile = ""`) Logfile
 (`sci_ext = "SCI"`) Name or number of science extension
 (`var_ext = "VAR"`) Name or number of variance extension
 (`dq_ext = "DQ"`) Name or number of data quality extension
 (`fl_var dq = yes`) Create variance and data quality frames?
 (`key_ ron = "RDNOISE"`) New header keyword for read noise (e-)
 (`key_ gain = "GAIN"`) New header keyword for gain (e-/ADU)
 (`key_ sat = "SATURATI"`) New header keyword for saturation (ADU)
 (`key_ nonlinea = "NONLINEA"`) New header keyword for non-linear regime (ADU)
 (`key_ filter = "FILTER"`) New header keyword for parsed filter
 (`specsec = "[1:1024,1:1024]"`) Default region of image to use for spectra w

(database = "niri\$npprepare.dat") NPREPARE database to use
(verbose = yes) Verbose
(status = 0) Exit status (0=good)
(scanfile = "") Internal use only
(mode = "ql")

Tarea *nscut* aplicada a los flats

inimages = "@nflatlist" Input files
(outspectra = "@snflatlists") Output spectra list
(outprefix = "s") Prefix for output spectra
(section = "SPECSEC") Alternative section or keyword (blank for MDF)
(fl_corner = yes) Blank corners (if info in MDF)?
(logfile = "") Logfile
(verbose = yes) Verbose output?
(debug = no) Very verbose output?
(status = 0) Exit status (0=good)
(scanin1 = "") Internal use only
(scanin2 = "") Internal use only
(mode = "ql")

Tarea *nsflat*. Construye el flat y la máscara de pixeles malos

lampson = "@sflatlist" Input flat field images
(darks = "") Input dark images (equal exposure)
(flatfile = "flat.fits") Output flat field image
(darkfile = "") File to save combined darks, if generated?
(fl_corner = no) Zero darks corners, if specified in MDF?
(fl_save_dark = no) Save cut darks, if generated?
(flattitle = "default") Title for output flat image
(bpmtitle = "default") Title for output bad pixel mask
(bpmfile = "default") Name of output bad pixel mask PL file
(process = "auto") Smoothing process

(statsec = "[*,*]") Image section for statistics (or 'MDF' to use M
 (fitsec = "[*,*]") Image section for fitting (or 'MDF' to use MDF
 (thr_flo = 0.35) Lower bad-pixel threshold (fraction of peak) fo
 (thr_fup = 1.25) Upper bad-pixel threshold (fraction of peak) fo
 (thr_dlo = -20.) Lower bad-pixel threshold (ADU) for darks
 (thr_dup = 100.) Upper bad-pixel threshold (ADU) for darks
 (fl_inter = no) Process data interactively?
 (fl_range = no) Set ranges interactively (if fl_inter selected)
 (fl_fixbad = yes) Fix bad pixels in the output flat field image?
 (fixvalue = 1.) Replace bad pixels in output flat with this val
 (function = "spline3") Fitting function for illumination pattern
 (order = -1) Order of polynomial or number of spline pieces
 (normstat = "midpt") Statistic to use to fine-tune normalization.
 (combtype = "default") Type of combine operation
 (rejtype = "ccdclip") Type of rejection
 (masktype = "goodvalue") Mask type
 (maskvalue = 0.) Mask value
 (scale = "none") Image scaling
 (zero = "none") Image zeropoint offset
 (weight = "none") Image weights
 (lthreshold = INDEF) Lower threshold for input pixels
 (hthreshold = INDEF) Upper threshold for input pixels
 (nlow = 1) minmax: Number of low pixels to reject
 (nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
 (nkeep = 0) Minimum to keep or maximum to reject
 (mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
 (lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
 (hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor
 (snoise = "0.0") ccdclip: Sensitivity noise (electrons)
 (sigscale = 0.1) Tolerance for sigma clipping scaling correction
 (pclip = -0.5) pclip: Percentile clipping parameter
 (grow = 0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
 (box_width = 20) Median box width (ie spatial size)

(box_length = 1) Median box length (ie in dispersion direction)
 (trace = "") Name of reference to trace
 (traceproc = "none") Processing for trace image
 (threshold = 100.) Detection threshold for aperture
 (aptable = "gnirs\$data/apertures.fits") Table of aperture data
 (database = "") Directory for files containing trace data
 (apsum = 10) Number of dispersion lines to sum or median in
 (tr_step = 10) Tracing step
 (tr_nlost = 3) Number of consecutive times profile can be lost
 (tr_function = "legendre") S-distortion fitting function
 (tr_order = 5) S-distortion fitting order
 (tr_naver = 1) Trace average or median
 (tr_niter = 0) Trace rejection iterations
 (tr_lowrej = 3.) S-distortion lower rejection threshold
 (tr_highrej = 3.) S-distortion upper rejection threshold
 (tr_grow = 0.) Trace rejection growing radius
 (ap_lower = -30) Default lower aperture relative to trace (for a
 (ap_upper = 30) Default upper aperture relative to trace (for a
 (fl_var dq = yes) Create output variance and data quality frames?
 (logfile = "") Logfile name
 (verbose = yes) Verbose output?
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanin1 = "") Internal use only
 (scanin2 = "") Internal use only
 (mode = "ql")

Construcción del arco de lámpara

En el caso de la banda K, Gemini provee el espectro de líneas de una lámpara de argón. Sin embargo, para la banda L no se ofrece el espectro de una lámpara de comparación que permita realizar la calibración en longitud de onda. Es por eso que se usa el espectro de transmisión de la atmósfera de la Tierra (líneas telúricas)

para este fin.

En el caso de las observaciones obtenidas con la banda K, aplicamos las tareas *nprepare*, *nscut* y *nswavelength* a las imágenes del arco. Esta última tarea se utiliza para asociar correctamente la coordenada de un pixel a una longitud de onda absoluta de referencia. Esta asignación será utilizada posteriormente al realizar la calibración en longitud de onda de los objetos.

Tarea *nprepare* aplicada a los arcos

inimages = "arco.fits" Input NIRI image(s)
 (rawpath = "") Path for input raw images
 (outimages = "narco.fits") Output image(s)
 (outprefix = "n") Prefix for output image(s)
 (bpm = "flat_bpm.pl") Bad pixel mask file
 (logfile = "") Logfile
 (sci_ext = "SCI") Name or number of science extension
 (var_ext = "VAR") Name or number of variance extension
 (dq_ext = "DQ") Name or number of data quality extension
 (fl_var dq = yes) Create variance and data quality frames?
 (key_iron = "RDNOISE") New header keyword for read noise (e-)
 (key_gain = "GAIN") New header keyword for gain (e-/ADU)
 (key_sat = "SATURATI") New header keyword for saturation (ADU)
 (key_nonlinea = "NONLINEA") New header keyword for non-linear regime (ADU)
 (key_filter = "FILTER") New header keyword for parsed filter
 (specsec = "[1:1024,1:1024]") Default region of image to use for spectra w
 (database = "niri\$nprepare.dat") NPREPARE database to use
 (verbose = yes) Verbose
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanfile = "") Internal use only
 (mode = "ql")

Tarea *nscut* aplicada a los arcos

inimages = "narco.fits" Input files
 (outspectra = "snarco.fits") Output spectra list
 (outprefix = "s") Prefix for output spectra
 (section = "SPECSEC") Alternative section or keyword (blank for MDF)
 (fl_corner = yes) Blank corners (if info in MDF)?
 (logfile = "") Logfile
 (verbose = yes) Verbose output?
 (debug = no) Very verbose output?
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanin1 = "") Internal use only
 (scanin2 = "") Internal use only
 (mode = "ql")

Tarea *nswavelength* aplicada a los arcos

lampspectra = "snarco.fits" Input GNIRS/NIRI lamp spectra
 (outspectra = "wsnarco.fits") Output spectra
 (outprefix = "w") Prefix for output spectra
 (crval = INDEF) Approximate wavelength at coordinate reference
 (cdelt = INDEF) Approximate dispersion
 (crpix = INDEF) Coordinate reference pixel
 (dispaxis = 1) Dispersion axis if not defined in the header
 (database = "") Directory for files containing feature data
 (coordlist = "gnirs\$data/argon.dat") User coordinate list, line list
 (fl_inter = no) Examine identifications interactively
 (nsappwavedb = "gnirs\$data/nsappwave.fits") Database for nsappwave
 (fl_median = no) Median filter XD arc (instead of transform)?
 (sdist = "") Aperture file for XD data (for nssdist)
 (sdorder = 4) Order of nssdist fitting function
 (xorder = 2) X order of nstransform fitting function
 (yorder = 2) Y order of nstransform fitting function
 (aptable = "gnirs\$data/apertures.fits") Table of aperture data for nssdist
 (section = "default") Image section for running identify

(nsum = 10) Number of lines or columns to sum
(ftype = "emission") Feature type
(fwidth = 4.) Feature width in pixels
(cradius = 5.) Centering radius in pixels
(threshold = 0.) Feature threshold for centering
(minsep = 2.) Minimum pixel separation for features
(match = -6.) Coordinate list matching limit, ≥ 0 pixels, ≤ 0 u
(function = "chebyshev") Coordinate fitting function
(order = 4) Order of coordinate fitting function
(sample = "*") Coordinate sample regions
(niterate = 10) Rejection iterations
(low_reject = 3.) Lower rejection sigma
(high_reject = 3.) Upper rejection sigma
(grow = 0.) Rejection growing radius
(refit = yes) Refit coordinate function when running reidenti
(step = 10) Steps in lines or columns for reidentification
(trace = no) Use fit from previous step rather than central
(nlost = 3) Maximum number of lost features
(fl_overwrite = yes) Overwrite existing database entries
(aiddebug = "") Debug parameter for aidpars
(fmatch = 0.2) Acceptable fraction of unmatched reference line
(nfound = 6) Minimum number of identified lines required?
(sigma = 0.05) Sigma of line centering (pixels)
(rms = 0.1) RMS goal (fwidths)
(logfile = "") Logfile
(verbose = yes) Verbose
(debug = no) Vert verbose
(status = 0) Exit status (0=Good, 1=Fail, 2=Some bad cal)
(scanfile = "") Internal use only
(mode = "ql")

Extracción de los espectros

Finalmente, a todos los objetos, tanto nuestras Be como las estrellas de calibración, les aplicamos la tarea *nprepare*, teniendo en cuenta la máscara de pixeles malos y *nsreduce*, que reduce los espectros teniendo en cuenta el flat que hemos calculado. En esta tarea se invoca además a *nscut*.

Tarea *nprepare* aplicada a los objetos del programa y sus estrellas de calibración

inimages = "@objlist" Input NIRI image(s)
 (rawpath = "") Path for input raw images
 (outimages = "@nobjlist") Output image(s)
 (outprefix = "n") Prefix for output image(s)
 (bpm = "flat_bpm.pl") Bad pixel mask file
 (logfile = "") Logfile
 (sci_ext = "SCI") Name or number of science extension
 (var_ext = "VAR") Name or number of variance extension
 (dq_ext = "DQ") Name or number of data quality extension
 (fl_var dq = yes) Create variance and data quality frames?
 (key_iron = "RDNOISE") New header keyword for read noise (e-)
 (key_gain = "GAIN") New header keyword for gain (e-/ADU)
 (key_sat = "SATURATI") New header keyword for saturation (ADU)
 (key_nonlinea = "NONLINEA") New header keyword for non-linear regime (ADU)
 (key_filter = "FILTER") New header keyword for parsed filter
 (specsec = "[1:1024,1:1024]") Default region of image to use for spectra w
 (database = "niri\$nprepare.dat") NPREPARE database to use
 (verbose = yes) Verbose
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanfile = "") Internal use only
 (mode = "ql")

Tarea *nsreduce* aplicada a los objetos del programa y sus estrellas de calibración

inimages = "@nobjlist" Input image(s)
 (outimages = "@rnobjlist") Output image(s)
 (outprefix = "r") Prefix for output image(s)
 (fl_nscut = yes) Call nscut (cut data according to MDF)?
 (section = "SPECSEC") Alternative section or keyword (blank for MDF)
 (fl_corner = yes) Zero corners, if specified in MDF?
 (fl_process_c = yes) Do processing to cut data (otherwise, use uncut
 (fl_nsappwave = no) Call nsappwave?
 (nsappwavedb = "gnirs\$data/nsappwave.fits") nsappwave calibration table
 (crval = INDEF) Central wavelength
 (cdelt = INDEF) Resolution in wavelength per pixel
 (fl_dark = no) Do dark subtraction?
 (darkimage = "") Dark current image to subtract
 (fl_save_dark = no) Save dark after calling nscut?
 (fl_sky = no) Do sky subtraction?
 (skyimages = "") Sky image(s) from other nod positions
 (skysection = "") Level, sample area, or header keyword for sample
 (combtype = "median") Type of combine operation for sky
 (rejtype = "avsigclip") Type of rejection for combining sky
 (masktype = "goodvalue") Mask type
 (maskvalue = 0.) Mask value
 (scale = "none") Image scaling for combining sky (see imcombine.
 (zero = "median") Image zero-point offset for combining sky (see
 (weight = "none") Image weights for combining sky (see imcombine.
 (statsec = "[*,*]") Statistics section
 (lthreshold = INDEF) Lower threshold
 (hthreshold = INDEF) Upper threshold
 (nlow = 1) minmax: Number of low pixels to reject
 (nhigh = 1) minmax: Number of high pixels to reject
 (nkeep = 0) Minimum to keep or maximum to reject
 (mclip = yes) Use median in sigma clipping algorithms?
 (lsigma = 3.) Lower sigma clipping factor
 (hsigma = 3.) Upper sigma clipping factor

(snoise = "0.0") ccdclip: Sensitivity noise (electrons)
 (sigyscale = 0.1) Tolerance for sigma clipping scaling correction
 (pclip = -0.5) Percentile clipping parameter
 (grow = 0.) Radius (pixels) for neighbor rejection
 (skyrange = INDEF) Time window for including sky frame (seconds)
 (nodsize = 3.) Minimum separation of nod positions in arcsec
 (fl_flat = yes) Do flat-fielding?
 (flatimage = "flat.fits") Spectral flat field image to divide
 (flatmin = 0.) Lower limit to flat (avoiding overflows)
 (fl_var dq = yes) Create variance and data quality frames?
 (logfile = "") Logfile
 (verbose = yes) Verbose
 (debug = no) Very verbose
 (force = no) Force use with earlier IRAF versions?
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanin1 = "") Internal use
 (scanin2 = "") Internal use
 (mode = "ql")

- **Calibración en longitud de onda**

Una vez que se ha extraído el espectro sin calibrar de acuerdo con las correcciones mencionadas anteriormente, se realiza la calibración en longitud de onda. En el caso de las observaciones de la banda K se invoca a la tarea *nstransform*, que asigna a la posición de cada *pixel* una longitud de onda, considerando el arco obtenido con *nswavelength*. En el caso de la banda L, como no se dispone de una lámpara de comparación, para realizar la calibración en longitud de onda se utilizan las líneas telúricas presentes en el espectro del objeto a estudiar.

Finalmente la tarea *nsextract*, extrae el espectro calibrado.

Tarea *nstransform* aplicada a los objetos del programa y sus estrellas de calibración

inimages = "@rnoobjlist" Input GNIRS/NIRI spectra
 (outspectra = "@trnoobjlist") Output spectra
 (outprefix = "t") Prefix for output spectra
 (lamptransf = "wsnarco.fits") Name of arc lamp spectrum used to det
 (sdisttransf = "") Name of image used to determine S-distortion ca
 (dispaxis = 1) Dispersion axis if not defined in the header
 (database = "") Directory for calibration files
 (fl_inter = no) Examine fitted transformations interactively
 (fl_stripe = no) Stripe in spatial direction (for XD wavelength
 (fl_align = no) Align images in the spatial direction?
 (function = "chebyshev") Coordinate fitting function
 (xorder = 4) X order of coordinate fitting function
 (yorder = 3) Y order of coordinate fitting function
 (interptype = "poly3") Interpolation type for transform
 (xlog = no) Logarithmic x coordinate for transform
 (ylog = no) Logarithmic y coordinate for transform
 (pixscale = 1.) Pixel scale in arcsec/pixel if not defined in t
 (logfile = "") Logfile
 (verbose = yes) Verbose
 (debug = no) Very verbose
 (force = no) Force use with earlier IRAF versions?
 (status = 0) Exit status (0=Good)
 (scanfile1 = "") Internal use
 (scanfile2 = "") Internal use
 (mode = "ql")

Tarea *nsextract* aplicada a los objetos del programa y sus estrellas de calibración

inimages = "@roobjlist" Input images
 (outspectra = "@xobjlist") Output images
 (outprefix = "x") Prefix for output spectra
 (dispaxis = 1) Dispersion axis (if not read from header)

(database = "") Directory for calibration files
 (line = 500) Line to identify apertures
 (nsum = 10) Number of dispersion lines to sum or median
 (ylevel = 0.1) Aperture width selection (see apall)
 (upper = 10.) Upper aperture limit relative to center
 (lower = -10.) Lower aperture limit relative to center
 (background = "average") Background to subtract
 (fl_addvar = yes) Add average variance to data before extraction?
 (fl_skylines = yes) Allow variance to vary in the dispersion direct
 (fl_inter = yes) Fit interactively?
 (fl_apall = yes) Use apall for extraction?
 (fl_trace = no) Retrace apall reference?
 (aptable = "gnirs\$data/apertures.fits") Table of aperture data
 (fl_flipped = yes) Flipped in dispersion direction?
 (fl_project = no) Project spectra to 1D if not using apall?
 (fl_findneg = no) Find and extract a negative spectrum?
 (bgsample = "*") Default sample for background for apall
 (trace = "") Reference trace for apall
 (tr_nsum = 10) Number of dispersion lines to sum in trace
 (tr_step = 10) Tracing step
 (tr_nlost = 3) Number of consecutive times profile can be lost
 (tr_function = "legendre") S-distortion fitting function
 (tr_order = 5) S-distortion fitting order
 (tr_sample = "*") Trace sample
 (tr_naver = 1) Trace average or median
 (tr_niter = 0) Trace rejection iterations
 (tr_lowrej = 3.) Trace lower rejection threshold
 (tr_highrej = 3.) Trace upper rejection threshold
 (tr_grow = 0.) Trace rejection growing radius
 (logfile = "") Logfile name
 (verbose = yes) Verbose output?
 (status = 0) Exit status (0=good)
 (scanfile1 = "") For internal use only

(scanfile2 = "") For internal use only
(mode = "ql").

Síntesis de los pasos necesarios para extraer los espectros y calibrarlos en longitud de onda

El siguiente esquema A.1 resume los pasos necesarios para extraer los espectros calibrados en longitud de onda: primero construimos el *flat* y la máscara de pixeles malos aplicando las tareas *nprepare*, *nscut* y *nsflat*. Como segundo paso, se construye el espectro de la lámpara (en el caso de la banda K) que servirá para la calibración en longitud de onda aplicando las tareas *nprepare*, *nscut* y *nswavelength* al arco observado. Por último aplicamos a los objetos del programa y sus respectivas estrellas de comparación telúrica, las tareas *nprepare*, *nsreduce*, *nstransform* y *nsextract*, teniendo en cuenta que ya se cuenta con una máscara de pixeles malos (*flat_bpm.pl*), el *flat* (*flat.fits*) y el arco (*wsnarco.fits*).

1	2	3	
flats	arco	objetos	
nprepare	nprepare	nprepare	← flat_bpm.pl
nscut	nscut	nsreduce	← flat.fits
nsflat	nswavelength	nstransform	← wsnarco.fits
		nsextract	

Tabla A.1: Pasos que deben aplicarse para extraer los espectros calibrarlos en longitud de onda.

- **Corrección por transmisión atmosférica y respuesta instrumental**

A esta altura del proceso de reducción, el espectro estelar está afectado por efectos de transmisión atmosférica y efectos del instrumento, tales como transmisión de filtro y dependencia con la longitud de onda de la eficiencia cuántica del detector. Las líneas de absorción originadas por el paso de la radiación electromagnética en la atmósfera terrestre se denominan líneas telúricas. Las líneas y bandas telúricas más abundantes son entonces de O₂, H₂O y CO. En las figuras A.1 y A.2 se vé la

transmisión atmosférica en el rango 1.8 a 4.3 μm y con dos masas de aire diferentes.

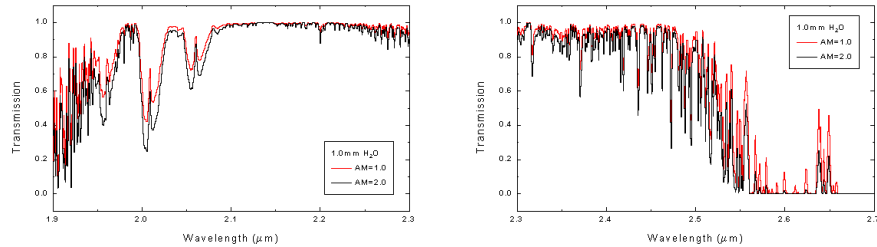


Figura A.1: Transmisión atmosférica en la región espectral donde se encuentra la Banda K, para dos masas de aire diferentes.

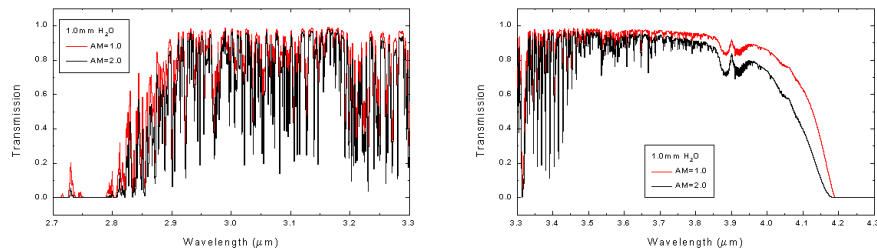


Figura A.2: Transmisión atmosférica en la región espectral donde se encuentra la Banda L, para dos masas de aire diferentes. Las figuras fueron extraídas de las páginas de Gemini <http://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/>.

Las figuras A.1 y A.2 muestran que hay regiones donde una variación en la masa de aire produce una fuerte variación en la transmisión atmosférica. La existencia de una absorción atmosférica intensa y variable en el tiempo es una de las dificultades de la espectroscopía IR con telescopios en Tierra. Esto exige que junto con las estrellas del programa a observar, se adquieran espectros de estrellas estándares con una masa de aire similar a las observaciones de los objetos a estudiar. Las estrellas estándares deben ser adquiridas a lo sumo una hora antes o después de cada objeto del programa. En los últimos años se han propuesto diferentes estrategias para realizar esta corrección, y la elección particular de alguna de ellas dependerá de las características particulares de cada observación.

Una posibilidad es observar estándares telúricas de tipo espectral temprano. Como describimos en la sección 5.1, las únicas características intrínsecas de las estrellas

A y B tardías en las bandas K y L, son las líneas de hidrógeno en absorción, en particular las de las series de Brackett y Pfund. Es por eso que el espectro que suelen presentar las estrellas A y B tardío, es un espectro casi telúrico, modulado por la contribución instrumental, salvo en aquellas longitudes de onda correspondientes a líneas de hidrógeno. Esto hace que las estrellas A y B tardías sean buenas estrellas estándares para realizar la corrección por líneas telúricas.

Otro tipo de calibrador frecuentemente observado es un objeto de tipo espectral G. El espectro de una estrella G de secuencia principal presenta la ventaja de que puede ser fácilmente modelado, dada su semejanza al del sol, cuyo espectro es bien conocido. Las características de la absorción atmosférica de la estrella de tipo G son corregidas por medio de un espectro solar infrarrojo sintético modificado para ajustarse a la resolución del espectro de referencia (Maiolino et al. 1996). Esto permite obtener un espectro telúrico puro ya que podemos sustraer de la observación de la estrella G su espectro estelar.

Además, la ventaja de utilizar en las estrellas de tipo G, es que la línea $Br\gamma$ es usualmente débil y no se llega a resolver. Por esta razón es útil observar este tipo de calibrador para corregir la contribución telúrica en región de las líneas de hidrógeno. Sin embargo, los espectros de las estrellas tardías tienen la desventaja de estar llenos de líneas angostas que en ocasiones suelen ser difíciles de remover, porque suelen depender de la metalicidad y otros parámetros estelares.

En base a lo anterior, para corregir por absorción telúrica las líneas de hidrógeno en el cercano IR, resulta de utilidad observar espectros de estrellas G V tempranas o F V tardías usando la misma configuración instrumental y similar masa de aire que los objetos de estudio, así como también una estrella estándar telúrica de tipo espectral cercano a A0: La estrella tardía se utiliza exclusivamente para corregir las regiones próximas a líneas de hidrógeno de la estrella estándar, de tipo espectral cercano a A0, la cual una vez corregida es utilizada para corregir las estrellas del programa de la contribución telúrica.

Sin embargo, no existe un único criterio para decidir cuál es la mejor forma de realizar la corrección telúrica. Diversos autores sugieren distintas técnicas, algunas de ellas involucrando la observación de dos tipos distintos de calibradores telúricos. Sin embargo, la elección de la técnica utilizada, dependerá principalmente del rango

del IR que se quiera observar y la resolución espectral requerida.

Origlia et al. (1993) encuentran que las estrellas G enanas, frecuentemente utilizadas como estrellas de referencia para espectros de baja resolución, son muy malas estándares a una resolución de 1500 o mayor ya que su uso puede introducir artefactos espurios en las observaciones.

Hanson et al. (1996), consideran que si bien una estrella tipo G V presenta algunos inconvenientes para realizar la corrección telúrica en la región de las líneas de hidrógeno, debido que las estrellas de este tipo tienen líneas que son muy dependientes de parámetros como la edad, composición química, $V_{sen i}$ y temperatura, es mejor que intentar ajustar la línea de hidrógeno de la estrella A directamente. Estiman que un error del 10% en el ajuste del espectro de $Br\gamma$ en la estrella tipo A, lleva a un error de 2 a 3 veces mayor que el que se comete al ajustar esa línea para una estrella G.

Por el contrario, Vacca et al. (2003) describen un método de corrección de espectros IR, ajustando las estrellas A0 con modelos sintéticos. Consideran que la metodología puede ser más útil que la de Hanson et al. 1996, dado que no siempre es posible encontrar una estrella tardía lo suficientemente brillante, y además el método propuesto requiere la observación de un único tipo de calibrador telúrico.

Ranade et al. (2004) proponen que para un espectro estelar afectado por efectos de la transmisión atmosférica y del instrumento, es adecuado tomar el cociente éste y su estándar, observada en condiciones similares de masa de aire. Luego, debe multiplicarse el espectro resultante con un modelo sintético de la estrella estándar.

En nuestro caso particular, tenemos espectros con resolución de 1300 en la banda K y 1100 en la banda L. Para evitar la introducción de las características espurias proceso de corrección telúrica que pueden ocurrir al elegir una estrella de calibración tardía, hemos considerado estándares de tipo espectral B, observadas con similar masa de aire que nuestros objetos. Para la corrección telúrica procedimos de manera similar a lo propuesto por Ranade et al. (2004).

Siguiendo este procedimiento, las bandas telúricas pueden removerse satisfactoriamente, salvo en longitudes de onda más cortas que $3.4\mu\text{m}$ en la banda L y cercana a $2\mu\text{m}$ en la banda K, donde el enorme número de líneas en absorción altamente variables es incorregible. Dado que en esta tesis nos enfocamos en el estudio de

las bandas K y L del infrarrojo pero fuera de esta región problemática, hemos podido obtener observaciones espectroscópicas de buena calidad, aún cuando las observaciones fueron observadas con condiciones de tiempo no fotométricas.

Para realizar esta corrección se utilizó la tarea *nstelluric*

```

inimages=objeto.fits Input spectra
cal =tellurica.fits Telluric calibration spectrum
(extract= ) Optional extracted spectrum
(outspec= ) Output spectra
(outpref= a) Output prefix
(dispxi= 1) Dispersion axis if not present in header
(fitfunc= spline3) Fitting function for normalizing (fit1d)
(fitorde= 10) Order of fitting function (fit1d)
(fl_xcor= yes) Cross correlate for shift? (telluric)
(fl_twea= yes) Tweak to minimize RMS? (telluric)
(sample = *) Sample ranges for fits (fit1d, telluric)
(thresho= 0.) Threshold for calibration (telluric)
(lag = 20) Cross correlation lag (pixels)
(telluric)
(shift = 0.) Initial shift of calibration spectrum
(pixels) (telluric)
(scale = 1.) Initial scale factor multiplying airmass ratio (telluric)
(dshift = 0.5) Initial shift search step (telluric)
(dscale = 0.1) Initial scale factor search step (telluric)
(low_rej= 1.5) Low rejection in sigma of fit (fit1d)
(high_re= 3) Low rejection in sigma of fit (fit1d)
(niterat= 2) Number of rejection iterations (fit1d)
(grow = 1.) Rejection growing radius in pixels (fit1d)
(ifuextn= 12) Extension version to use for IFU
(fl_inte= no) Run task interactively?
(databas= ) Directory for database files for nsextract
(logfile= ) Logfile
(verbose= yes) Run task verbosely

```

(status = 0) Exit status of task
 (scanfil=) Internal use only
 (scanfil=) Internal use only
 (mode = ql)

- **Calibración en flujo**

Para realizar una buena calibración de flujo, debería observarse una estrella estándar de flujo, con una masa de aire idéntica a la de la estrella. Recordemos que pequeñas variaciones en la masa de aire, afectan significativamente el continuo y espectro telúrico. Debido a que en la mayoría de los casos resulta imposible disponer de una estándar de flujo en estas condiciones, Gemini NO incluye dentro de sus calibradores a las estándar de flujo.

Dado que no contamos con este tipo de calibradores, utilizamos las estándares telúricas para realizar la calibración en flujo. Una vez que se ha removido la contribución telúrica e instrumental, multiplicamos el espectro resultante por el espectro de un cuerpo negro correspondiente al tipo espectral de la estrella telúrica.

Se estima que el error obtenido en el cálculo del flujo es del orden del 10% en las bandas K y L.

- **Corrección por velocidad radial heliocéntrica**

El paso final en la reducción de los datos espectroscópicos sería el de la corrección por la velocidad radial heliocéntrica, pero cabe recalcar que estas correcciones no son significativas para la resolución espectral de nuestros datos (230 Km s^{-1} en la banda K y 270 Km s^{-1} en la banda L).

Bibliography

- Abbott, D. C. 1979, in IAU Symposium, Vol. 83, Mass Loss and Evolution of O-Type Stars, ed. P. S. Conti & C. W. H. de Loore, 237–239
- Abbott, D. C. 1982, *ApJ*, 259, 282
- Antonello, E., Fracassini, M., Pasinetti, L. E., & Pastori, L. 1982, *Ap&SS*, 83, 381
- Arias, M. L., Cidale, L. S., & Ringuélet, A. E. 2004, *A&A*, 417, 679
- Ashok, N. M., Banerjee, D. P. K., Varricatt, W. P., & Kamath, U. S. 2006, *MNRAS*, 368, 592
- Baade, D. 2000, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 178–+
- Baker, J. G. & Menzel, D. H. 1938, *ApJ*, 88, 52
- Banerjee, D. P. K., Janardhan, P., & Ashok, N. M. 2001, *A&A*, 380, L13
- Barbier, D. & Chalonge, D. 1941, *Annales d’Astrophysique*, 4, 30
- Barlow, M. J. & Cohen, M. 1977, *ApJ*, 213, 737
- Bjorkman, J. E. & Cassinelli, J. P. 1993, *ApJ*, 409, 429
- Bouret, J.-C. & Catala, C. 1998, *A&A*, 340, 163
- Campbell, W. W. 1895, *ApJ*, 2, 177
- Carciofi, A. C., Domiciano de Souza, A., Magalhães, A. M., Bjorkman, J. E., & Vakili, F. 2008, *ApJ*, 676, L41
- Cassinelli, J. P. & MacGregor, K. B. 2000, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 337–+

- Castor, J. I., Abbott, D. C., & Klein, R. I. 1975, *ApJ*, 195, 157
- Catala, C. & Kunasz, P. B. 1987, *A&A*, 174, 158
- Catala, C., Praderie, F., & Kunasz, P. B. 1984, *A&A*, 134, 402
- Cidale, L. S. & Ringuelet, A. E. 1993, *ApJ*, 411, 874
- Clark, J. S. & Steele, I. A. 2000, *A&AS*, 141, 65
- Clark, J. S., Tarasov, A. E., & Panko, E. A. 2003, *A&A*, 403, 239
- Coe, M. J., Haigh, N. J., & Reig, P. 2000, *MNRAS*, 314, 290
- Cohen, D. H. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 156–+
- Cohen, D. H., Cassinelli, J. P., & Waldron, W. L. 1997, *ApJ*, 488, 397
- Conti, P. S. & Alschuler, W. R. 1971, *ApJ*, 170, 325
- Cote, J. & van Kerkwijk, M. H. 1993, *A&A*, 274, 870
- Cowley, A. & Gugula, E. 1973, *A&A*, 22, 203
- Cranmer, S. R. & Owocki, S. P. 1995, *ApJ*, 440, 308
- Crowther, P. A., Lennon, D. J., & Walborn, N. R. 2006, *A&A*, 446, 279
- Curé, M. & Rial, D. F. 2004, *A&A*, 428, 545
- Curtiss, R. H. 1916, *Publications of Michigan Observatory*, 2, 1
- Curtiss, R. H. 1919, *Popular Astronomy*, 27, 530
- Dallier, R., Boisson, C., & Joly, M. 1996, *A&AS*, 116, 239
- de Araujo, F. K., de Freitas-Pacheco, J. A., & Petrini, D. 1994, *MNRAS*, 267, 501
- de Freitas Pacheco, J. A. 1982, *MNRAS*, 199, 591
- Doazan, V., Harmanec, P., Koubsky, P., Krpata, J., & Zdarsky, F. 1982, *A&A*, 115, 138

- Dougherty, S. M. & Taylor, A. R. 1992, *Nature*, 359, 808
- Fabregat, J. & Torrejón, J. M. 2000, *A&A*, 357, 451
- Feautrier, P. 1964, *SAO Special Report*, 167, 80
- Fekel, F. C. 1997, *PASP*, 109, 514
- Floquet, M., Neiner, C., Janot-Pacheco, E., et al. 2002, *A&A*, 394, 137
- Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A., & Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305
- Friend, D. B. & Abbott, D. C. 1986, *ApJ*, 311, 701
- Fullerton, A. W., Massa, D. L., & Prinja, R. K. 2006, *ApJ*, 637, 1025
- Gayley, K. G. & Owocki, S. P. 1994, *ApJ*, 434, 684
- Gehrz, R. D., Hackwell, J. A., & Jones, T. W. 1974, *ApJ*, 191, 675
- Geisel, S. L. 1970, *ApJ*, 161, L105+
- Grady, C. A., Sonneborn, G., Wu, C., & Henrichs, H. F. 1987, *ApJS*, 65, 673
- Grebel, E. K. 1997, *A&A*, 317, 448
- Groh, J. H., Daminieli, A., & Jablonski, F. 2007, *A&A*, 465, 993
- Hamann, F. & Simon, M. 1987, *ApJ*, 318, 356
- Hanson, M. M. & Conti, P. S. 1994, *ApJ*, 423, L139+
- Hanson, M. M., Conti, P. S., & Rieke, M. J. 1996, *ApJS*, 107, 281
- Hanuschik, R. W. 1989, *Ap&SS*, 161, 61
- Hanuschik, R. W., Hummel, W., Dietle, O., & Sutorius, E. 1995, *A&A*, 300, 163
- Harmanec, P., Koubský, P., & Krpata, J. 1972, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 23, 218
- Herbig, G. H. 1960, *ApJS*, 4, 337

- Hesselbach, E. N. 2009, PhD thesis, The University of Toledo
- Hillier, D. J., Jones, T. J., & Hyland, A. R. 1983, *ApJ*, 271, 221
- Hirata, R. 1995, *PASJ*, 47, 195
- Hirata, R. 2007, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 361, *Active OB-Stars: Laboratories for Stellare and Circumstellar Physics*, ed. A. T. Okazaki, S. P. Owocki, & S. Stefl, 267–+
- Hony, S., Waters, L. B. F. M., Zaal, P. A., et al. 2000, *A&A*, 355, 187
- Huang, S. 1972, *ApJ*, 171, 549
- Hubeny, I., Harmanec, P., & Stefl, S. 1986, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 37, 370
- Hubert, A. M. & Floquet, M. 1998, *A&A*, 335, 565
- Hubert, A. M., Floquet, M., & Zorec, J. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, *IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 348–+
- Huggins, W. & Huggins, M. 1890, *Royal Society of London Proceedings Series I*, 49, 33
- Hummel, W. 1998, *A&A*, 330, 243
- Hummel, W. & Dachs, J. 1992, *A&A*, 262, L17
- Hummel, W., Szeifert, T., Gässler, W., et al. 1999, *A&A*, 352, L31
- Jaschek, M., Slettebak, A., & Jaschek, C. 1981, *Be star terminology*.
- Jeong, J. H., Suh, C. W., & Nha, I. 1986, *Ap&SS*, 119, 73
- Johnson, M. C. 1925, *MNRAS*, 85, 813
- Johnson, M. C. 1926, *MNRAS*, 86, 300
- Jones, C. E., Molak, A., Sigut, T. A. A., et al. 2009, *MNRAS*, 392, 383
- Joy, A. H. 1945, *ApJ*, 102, 168

- Kervella, P. & Domiciano de Souza, A. 2006, *A&A*, 453, 1059
- Klein, R. I. & Castor, J. I. 1978, *ApJ*, 220, 902
- Koen, C. & Eyer, L. 2002, *MNRAS*, 331, 45
- Kogure, T. & Leung, K., eds. 2007, *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 342, *The Astrophysics of Emission-Line Stars*
- Koubsky, P., Harmanec, P., Gulliver, A. F., Ballereau, D., & Chauville, J. 1989, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 40, 31
- Krtička, J. & Kubát, J. 2001, *A&A*, 377, 175
- Krtička, J. & Kubát, J. 2002, *A&A*, 388, 531
- Kudritzki, R. P., Puls, J., Lennon, D. J., et al. 1999, *A&A*, 350, 970
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Lamers, H. J. G. L. M. & Cassinelli, J. P. 1999, *Introduction to Stellar Winds*, ed. Lamers, H. J. G. L. M. & Cassinelli, J. P.
- Lamers, H. J. G. L. M. & Morton, D. C. 1976, *ApJS*, 32, 715
- Lamers, H. J. G. L. M., Snow, T. P., & Lindholm, D. M. 1995, *ApJ*, 455, 269
- Lamers, H. J. G. L. M. & Waters, L. B. F. M. 1987, *A&A*, 182, 80
- Lamers, H. J. G. L. M., Zickgraf, F., de Winter, D., Houziaux, L., & Zorec, J. 1998, *A&A*, 340, 117
- Lancon, A. & Rocca-Volmerange, B. 1992, *A&AS*, 96, 593
- Langer, N. & Heger, A. 1998, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 131, *Properties of Hot Luminous Stars*, ed. I. Howarth, 76–+
- Lenorzer, A., de Koter, A., & Waters, L. B. F. M. 2002a, *A&A*, 386, L5
- Lenorzer, A., Vandebussche, B., Morris, P., et al. 2002b, *A&A*, 384, 473
- Lucy, L. B. & Solomon, P. M. 1970, *ApJ*, 159, 879

- Lynch, D. K., Rudy, R. J., Mazuk, S., & Puetter, R. C. 2000, *ApJ*, 541, 791
- Lynch, D. K., Rudy, R. J., Venturini, C. C., Mazuk, S., & Puetter, R. C. 2001, *AJ*, 122, 2013
- Lynds, C. R. 1960, *ApJ*, 131, 390
- Maeder, A., Grebel, E. K., & Mermilliod, J. 1999, *A&A*, 346, 459
- Markova, N. & Puls, J. 2008, *A&A*, 478, 823
- Marlborough, J. M. 1977, *ApJ*, 216, 446
- Marlborough, J. M. & Peters, G. J. 1982, in *IAU Symposium*, Vol. 98, *Be Stars*, ed. M. Jaschek & H.-G. Groth, 387–389
- Martins, F., Schaerer, D., Hillier, D. J., et al. 2005, *A&A*, 441, 735
- Mason, B. D., Hartkopf, W. I., Gies, D. R., Henry, T. J., & Helsel, J. W. 2009, *AJ*, 137, 3358
- Mathew, B., Subramaniam, A., & Bhatt, B. C. 2008, *MNRAS*, 388, 1879
- Maunder, E. W. 1889, *MNRAS*, 49, 300
- McDavid, D., Bjorkman, K. S., Bjorkman, J. E., & Okazaki, A. T. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 214, *IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 460–+
- McLaughlin, D. B. 1963, *ApJ*, 137, 1085
- Meilland, A., Millour, F., Stee, P., et al. 2007a, *A&A*, 464, 73
- Meilland, A., Stee, P., Chesneau, O., & Jones, C. 2009, *A&A*, 505, 687
- Meilland, A., Stee, P., Vannier, M., et al. 2007b, *A&A*, 464, 59
- Mennickent, R. E., Sabogal, B., Granada, A., & Cidale, L. 2009, *PASP*, 121, 125
- Mennickent, R. E., Vogt, N., & Sterken, C. 1994, *A&AS*, 108, 237

- Mermilliod, J. 1982a, *A&A*, 109, 37
- Mermilliod, J. C. 1982b, *A&A*, 109, 48
- Merrill, P. W. 1913, *PASP*, 25, 118
- Merrill, P. W. 1933, *ApJ*, 77, 44
- Merrill, P. W. 1952, *ApJ*, 116, 501
- Merrill, P. W. 1958, *8eme Colloque Intern. d'Astrophys. a Liege*, 20, 436 (1958), 20, 436
- Meynet, G. & Maeder, A. 2000, *A&A*, 361, 101
- Mihalas, D. 1967, *ApJ*, 149, 169
- Mihalas, D. & Kunasz, P. B. 1978, *ApJ*, 219, 635
- Milne, E. A. 1926, *MNRAS*, 86, 459
- Morton, D. C. 1967, *ApJ*, 150, 535
- Okazaki, A. T. 1997, *A&A*, 318, 548
- Okazaki, A. T. 2001, *PASJ*, 53, 119
- Olson, F. M., Raimond, E., Neugebauer, G., et al. 1986, *A&AS*, 65, 607
- Owociki, S. & Ud-Doula, A. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 305, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, ed. L. A. Balona, H. F. Henrichs, & R. Medupe, 350–+
- Pauldrach, A., Puls, J., & Kudritzki, R. P. 1986, *A&A*, 164, 86
- Pavlovski, K., Ruzic, Z., Pavlovic, M., Jeong, J. H., & Nha, I. 1993, *Ap&SS*, 200, 201
- Percy, J. R. & Bakos, A. G. 2001, *PASP*, 113, 748
- Percy, J. R., Desjardins, A., & Yeung, D. 1996, *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, 25, 14
- Persson, S. E. & McGregor, P. J. 1985, *AJ*, 90, 1860

- Peters, G. J. & Penrod, G. D. 1988, in ESA Special Publication, Vol. 281, ESA Special Publication, 117–120
- Poeckert, R., Bastien, P., & Landstreet, J. D. 1979, *AJ*, 84, 812
- Pojmański, G. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 246, IAU Colloq. 183: Small Telescope Astronomy on Global Scales, ed. B. Paczynski, W.-P. Chen, & C. Lemme, 53–+
- Porter, J. M. & Rivinius, T. 2003, *PASP*, 115, 1153
- Prinja, R. K., Massa, D., & Searle, S. C. 2005, *A&A*, 430, L41
- Puls, J., Kudritzki, R., Herrero, A., et al. 1996, *A&A*, 305, 171
- Puls, J., Markova, N., Scuderi, S., et al. 2006, *A&A*, 454, 625
- Puls, J., Vink, J. S., & Najarro, F. 2008, *A&A Rev.*, 16, 209
- Quirrenbach, A. 1993, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 25, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 916–+
- Quirrenbach, A., Bjorkman, K. S., Bjorkman, J. E., et al. 1997, *ApJ*, 479, 477
- Quirrenbach, A., Buscher, D. F., Mozurkewich, D., Hummel, C. A., & Armstrong, J. T. 1994, *A&A*, 283, L13
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rivinius, T., Baade, D., Steff, S., et al. 1998a, *A&A*, 333, 125
- Rivinius, T., Baade, D., Steff, S., et al. 1998b, *A&A*, 336, 177
- Royer, F., Zorec, J., & Gomez, A. E. 2006, *VizieR Online Data Catalog*, 346, 30671
- Sadakane, K., Hirata, R., & Tsuji, T. 2005, *PASJ*, 57, 1
- Saio, H., Nomoto, K., & Kato, M. 1988, *ApJ*, 331, 388
- Searle, S. C., Prinja, R. K., Massa, D., & Ryans, R. 2008, *A&A*, 481, 777

- Secchi, A. 1867, *Catalogo delle stelle DI cui SI E determinato lo spettro luminoso all' Osservatorio del Collegio romano*, ed. Secchi, A.
- Slettebak, A. 1982, *ApJS*, 50, 55
- Sloan, G. C., Kraemer, K. E., Price, S. D., & Shipman, R. F. 2003, *ApJS*, 147, 379
- Smith, M. A. 2006, *A&A*, 459, 215
- Snow, Jr., T. P. 1979, in *IAU Symposium, Vol. 83, Mass Loss and Evolution of O-Type Stars*, ed. P. S. Conti & C. W. H. de Loore, 65–77
- Sobolev, V. V. 1960, *Moving envelopes of stars*, ed. Sobolev, V. V.
- Stee, P. & de Araujo, F. X. 1994, *A&A*, 292, 221
- Struve, O. 1931, *ApJ*, 74, 225
- Tanaka, K., Sadakane, K., Narusawa, S., et al. 2007, *PASJ*, 59, L35+
- Taranova, O., Shenavrin, V., & Nadjip, A. D. 2008, *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*, 8, 6
- Torres, A. F. 2008, *Tesis Doctoral, Universidad Nacional de La Plata*
- Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., & Howarth, I. D. 2004, *MNRAS*, 350, 189
- Tubbesing, S., Rivinius, T., Wolf, B., & Kaufer, A. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 214, IAU Colloq. 175: The Be Phenomenon in Early-Type Stars*, ed. M. A. Smith, H. F. Henrichs, & J. Fabregat, 232–+
- Underhill, A. & Doazan, V. 1982, *B Stars with and without emission lines, parts 1 and 2*, ed. Underhill, A. & Doazan, V.
- Štefl, S., Hadrava, P., Baade, D., et al. 2004, in *IAU Symposium, Vol. 215, Stellar Rotation*, ed. A. Maeder & P. Eenens, 166–+
- Vandenbussche, B., Beintema, D., de Graauw, T., et al. 2002, *A&A*, 390, 1033
- Venero, R. O. J., Cidale, L. S., & Ringuelet, A. E. 2002, *ApJ*, 578, 450

- Vink, J. S., de Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. 2000, *A&A*, 362, 295
- Votruba, V., Feldmeier, A., Kubát, J., & Rätzzel, D. 2007, *A&A*, 474, 549
- Walborn, N. R. 1971, *ApJ*, 167, 357
- Walker, M. F. 1958, *AJ*, 63, 237
- Wallace, L. & Hinkle, K. 1996, *VizieR Online Data Catalog*, 210, 30235
- Waters, L. B. F. M., Cote, J., & Lamers, H. J. G. L. M. 1987, *A&A*, 185, 206
- Waters, L. B. F. M. & Marlborough, J. M. 1992, *A&A*, 253, L25
- Waters, L. B. F. M. & Marlborough, J. M. 1994, in *IAU Symposium, Vol. 162, Pulsation; Rotation; and Mass Loss in Early-Type Stars*, ed. L. A. Balona, H. F. Henrichs, & J. M. Le Contel, 399–+
- Wielen, R., Schwan, H., Dettbarn, C., et al. 2000, *Veroeffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg*, 37, 1
- Wilson, O. C. & Vainu Bappu, M. K. 1957, *ApJ*, 125, 661
- Wood, D. O. S. & Churchwell, E. 1989, *ApJ*, 340, 265
- Wood, K., Bjorkman, K. S., & Bjorkman, J. E. 1997, *ApJ*, 477, 926
- Zickgraf, F. 1998, in *Astrophysics and Space Science Library, Vol. 233, B[e] stars*, ed. A. M. Hubert & C. Jaschek, 1–+
- Zorec, J., Arias, M. L., Cidale, L., & Ringuelet, A. E. 2007, *A&A*, 470, 239
- Zorec, J. & Briot, D. 1997, *A&A*, 318, 443
- Zorec, J., Frémat, Y., & Cidale, L. 2005, *A&A*, 441, 235