

## **Espectroscopía IR y caracterización de las envolturas en estrellas Be**

Y.R. Cochetti<sup>1,2</sup>, M.L. Arias<sup>1,2</sup>, L.S. Cidale<sup>1,2</sup>, A. Granada<sup>3</sup>,  
A.F. Torres<sup>1,2</sup>

(1) *Instituto de Astrofísica de La Plata*

(2) *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas - UNLP*

(3) *Centro Interdisciplinario de Telecomunicaciones, Electrónica, Computación y Ciencia Aplicada, Universidad Nacional de Río Negro*

**Resumen.** Debido a la presencia de una envoltura circunestelar compatible con un disco en rotación Kepleriana, la región espectral IR de las estrellas Be se caracteriza por presentar un exceso de flujo moderado y numerosas líneas de recombinación de hidrógeno. Estas líneas permiten obtener información de las condiciones físicas y dinámicas de las envolturas, lo cual contribuye a una mejor descripción del fenómeno Be. A lo largo de los últimos años, hemos obtenido espectros IR de una muestra de estrellas Be galácticas utilizando instrumentos de los Observatorios Gemini y Las Campanas. Presentamos aquí el análisis realizado a partir de diferentes parámetros medidos para las líneas de recombinación de las series de Paschen, Brackett, Pfund y Humphreys, y la caracterización de las envolturas de nuestra muestra de objetos.

**Abstract.** Due to the presence of a circumstellar envelope compatible with a disk in Keplerian rotation, the IR spectral region of the Be stars is characterised by the presence of a moderate flux excess and numerous hydrogen recombination lines. These lines allows us to obtain information about the physical and dynamical conditions in the envelope, which contributes to a better description of the Be phenomenon. Throughout the last years, we have obtained IR spectra of a sample of Galactic Be stars using instruments in Gemini and Las Campanas Observatories. We present here the analysis we performed from different measured parameters of the recombination lines from the Paschen, Brackett, Pfund and Humphreys series, and the characterisation of the envelopes of our star sample.

### **1. Introducción**

Las estrellas Be son objetos de tipo espectral temprano, no supergigantes, que presentan (o han presentado) líneas de hidrógeno (H) en emisión en su espectro (Jaschek et al. 1981). La formación de estas líneas es atribuida a la presencia de una envoltura circunestelar, la cual es compatible con un disco en rotación Kepleriana (Rivinius et al. 2013). En la región infrarroja (IR) del espectro muestran un moderado exceso de flujo y numerosas líneas de H de las series de Paschen, Brackett, Pfund y Humphreys. Estas líneas se forman en una región de la envol-

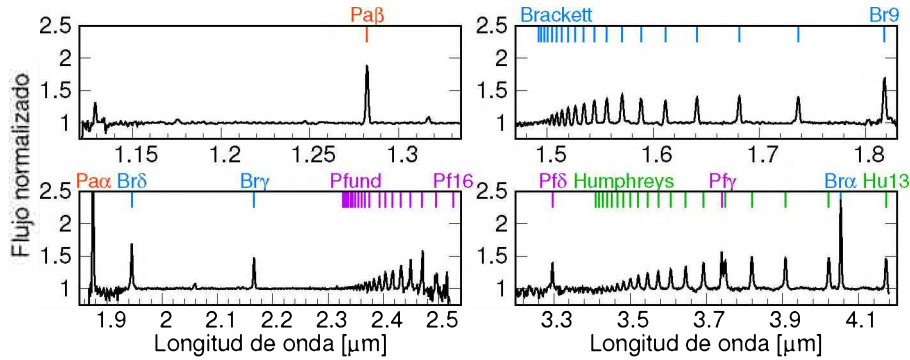


Figura 1: Espectro de 120 Tau en las bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K$  y  $L$  del IR. Se indican en color las líneas del H de distintas series.

tura más interna que las del rango óptico y, en la mayoría de ellas, la contribución fotosférica es casi despreciable (Steele & Clark 2001). Esto convierte al análisis de espectros IR en una gran herramienta para obtener información de las propiedades físicas y dinámicas de esta región poco estudiada de las envolturas. Es por ello que en los últimos años hemos recolectado una muestra de espectros de estrellas Be en el IR cercano con un amplio rango espectral. La presente contribución es una continuación del atlas IR presentado en Cochetti et al. (2022).

## 2. Observaciones

Obtuvimos espectros en las bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K$  y  $L$  del IR (0.8 a 4.2  $\mu\text{m}$ ) para una muestra de 22 estrellas Be galácticas con tipos espectrales en el rango O7.5–A0 y clases de luminosidad V–III, seleccionadas por su variabilidad o por haber sido estudiadas anteriormente con otras técnicas. Los espectros fueron obtenidos con el espectrógrafo GNIRS ubicado en Gemini Norte o con el espectrógrafo FIRE en Las Campanas. En la Figura 1 se muestra el espectro de 120 Tau. El resto de los espectros puede verse en Cochetti et al. (2022).

## 3. Resultados

En los espectros identificamos las siguientes líneas de recombinación del H:  $\text{Pa}\alpha$  y  $\text{Pa}\beta$ ;  $\text{Br}\alpha$  y  $\text{Br}\gamma$  hasta el final de la serie;  $\text{Pf}\gamma$ ,  $\text{Pf}\delta$ , y  $\text{Pf}16$  hasta el final de la serie; y  $\text{Hu}13$  hasta el final de la serie. Las mismas presentan diferentes tipos de perfiles: en emisión (con uno o dos picos) por sobre el nivel del continuo en la mayoría de los casos; emisión que no rellena completamente la absorción fotosférica en otros; y una minoría donde no se observan componentes en emisión. Haciendo ajustes Gaussianos a las componentes en emisión, obtuvimos mediciones del ancho equivalente (EW), flujo (Fl) y ancho a mitad de altura (FWHM). Los valores de EW y Fls fueron corregidos por absorción fotosférica, restando los EW negativos obtenidos a partir de espectros sintéticos (Hubeny & Lanz, 2017) y modelos de atmósferas de Kurucz (1979).

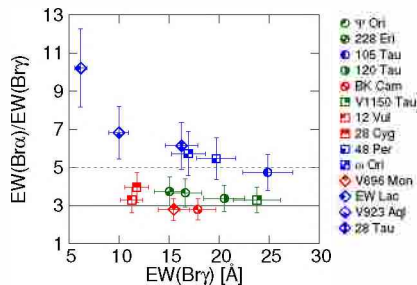


Figura 2: Diagrama  $EW(Br\gamma)$  vs.  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$ . Los símbolos rojos, azules y verdes corresponden a estrellas del grupo I, II y I-II, respectivamente.

### 3.1. Clasificación en grupos y diagramas de cocientes de flujos

Realizamos la clasificación morfológica de los espectros según la intensidad de las líneas de H en la banda L (Mennickent et al., 2009). Si las líneas de la serie de Humphreys tienen intensidades similares a  $Br\alpha$  y  $Pf\gamma$ , la estrella pertenece al grupo I, mientras que si  $Br\alpha$  y  $Pf\gamma$  son más intensas que las líneas de la serie de Humphreys, la estrella pertenece al grupo II. En esta clasificación, el grupo III corresponde a las estrellas que no presentan líneas en emisión.

Por otro lado, según Granada et al. (2010), en las estrellas del grupo I,  $EW(Br\alpha)$  toma valores hasta  $EW(Br\alpha) \simeq 3 EW(Br\gamma)$ , mientras que en las estrellas del grupo II alcanza más de cinco veces el valor de  $EW(Br\gamma)$ . Sin embargo, hay estrellas de nuestra muestra que según el criterio de Mennickent pertenecen al grupo II, pero el cociente  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$  tiene valores acordes al grupo I. Este grupo lo denominamos I-II. Las estrellas de cada grupo y los valores de  $EW(Br\gamma)$  y  $EW(Br\alpha)/EW(Br\gamma)$  pueden verse en la Figura 2.

Los flujos medidos se pueden representar en diferentes diagramas de cocientes de flujos que permiten obtener información acerca de la profundidad óptica de las envolturas de las estrellas Be, según que tan cerca o lejos se encuentre el objeto de las posiciones correspondientes a los casos ópticamente grueso y delgado. Por ejemplo, Lenorzer et al. (2002b) propone el diagrama  $Hu14/Br\alpha$  vs  $Hu14/Pf\gamma$ , mientras que Granada et al. (2010) utiliza las líneas  $Br\alpha - Pf\gamma - Br\gamma$  (Figuras 3a y b, respectivamente). Como ambos diagramas usan líneas de la banda L, que resulta ser la más difícil de obtener, buscamos nuevos diagramas que utilicen líneas presentes en las bandas J, H y K donde también se pueda separar a las estrellas según la profundidad óptica de sus envolturas. Los diagramas propuestos son los de las Figuras 3c y d, que utilizan las líneas  $Pf18 - Br\gamma - Pa\beta$  y  $Br12 - Pa\beta - Br\gamma$ , respectivamente. Estos diagramas nos permitieron clasificar objetos no observados en la banda L y definir nuevos criterios basados en valores de ciertos cocientes de flujos. Los valores límites para los cocientes de flujos se encuentran indicados en los gráficos con una línea punteada. Según estos nuevos límites propuestos empíricamente, las estrellas asignadas al grupo I-II en realidad serían miembros del grupo I.

Con la clasificación propuesta tenemos en nuestra muestra 9 estrellas en el grupo I, todas con  $T_{\text{eff}} \geq 18000$  K, mientras que 7 de las 10 estrellas del grupo II tienen  $T_{\text{eff}} \leq 18000$  K. Tenemos además dos estrellas en el grupo III (66 Oph y HD 171623) y una que permanece sin clasificar (V4024 Sgr).

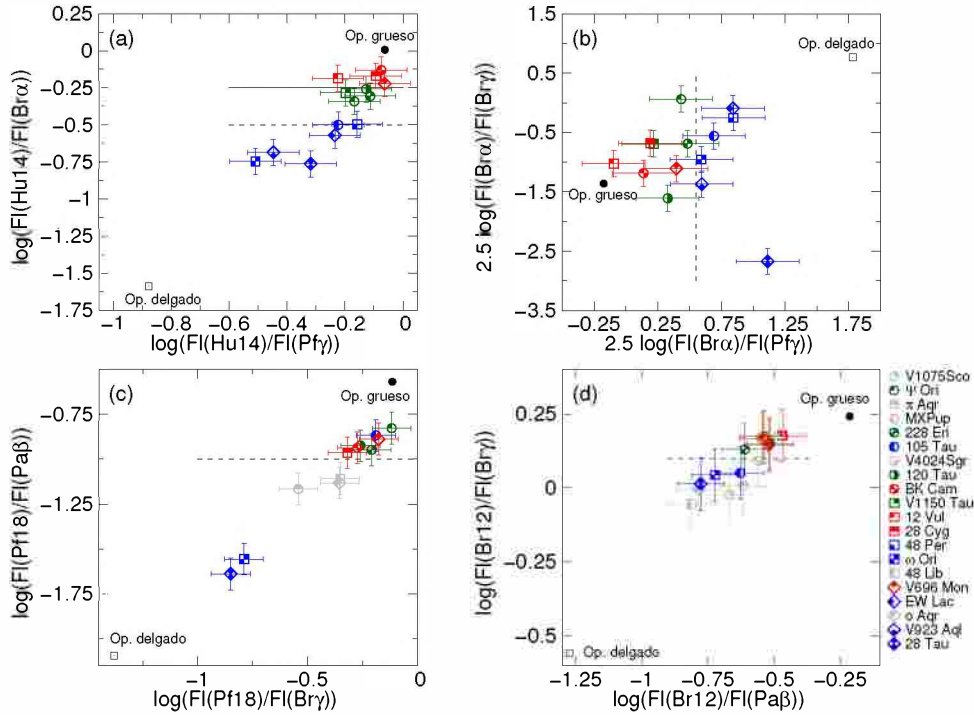


Figura 3: Distintos diagramas de cocientes de flujos que muestran las regiones ocupadas por las estrellas de distintos grupos. Los símbolos son los mismos que en la Figura 2. Las estrellas representadas con símbolos grises no fueron observadas en la banda  $L$  y, por lo tanto, no tienen clasificación según el criterio de Mennickent.

### 3.2. Propiedades de las envolturas

Al analizar los cocientes de flujos en líneas de la misma serie respecto a una línea ópticamente delgada de referencia, encontramos distintos tipos de comportamiento. En la Figura 4 vemos dos ejemplos para la serie de Pfund. En el panel izquierdo vemos una caída abrupta en el flujo para los primeros miembros de la serie, mientras que en el panel derecho el comportamiento hacia los miembros más bajos es siempre creciente. Creemos que este comportamiento podría reflejar una diferencia en la estructura de densidad a lo largo de la envoltura.

Por otro lado, para un disco en rotación Kepleriana es esperable que los valores de FWHM sean mayores a medida que observamos los miembros más altos de cada serie, formados en regiones más internas (Hony et al. 2000). Este comportamiento lo observamos en la Figura 5a. Sin embargo, en varias estrellas de nuestra muestra encontramos que luego de alcanzar valores de FWHM similares al doble de la velocidad de rotación proyectada  $2V \sin i$  hacia los miembros más altos, se produce una caída en los valores de FWHM (Figura 5b). Esto podría estar evidenciando la presencia de una región muy cercana a la fotosfera donde el material cae nuevamente hacia la estrella central. Estos resultados serán profundizados en un trabajo futuro (Cochetti et al., en preparación).

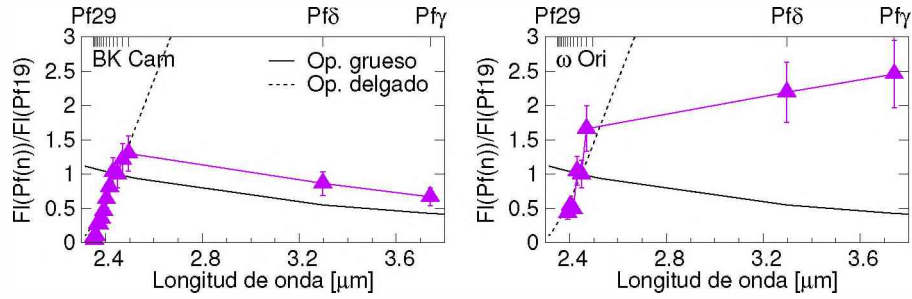


Figura 4: Diferentes comportamientos para los cocientes de flujos de las líneas de la serie de Pfund para BK Cam (izquierda) y  $\omega$  Ori (derecha).

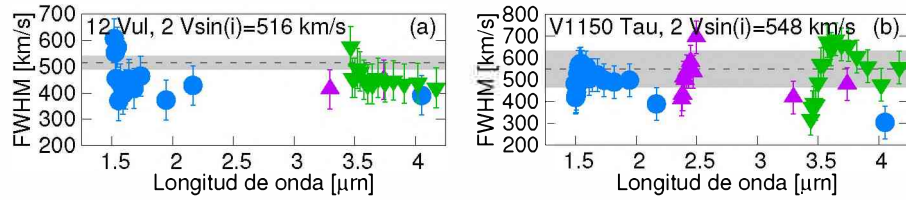


Figura 5: Valores de FWHM crecientes (panel a: 12 Vul) y decrecientes (panel b: V1150 Tau) hacia los miembros más altos de cada serie.

**Agradecimientos.** MLA y AFT agradecen el financiamiento otorgado por CONICET (PIP 1337) y la Universidad Nacional de La Plata (Programa de Incentivos 11/G160), Argentina. AG agradece el apoyo económico de ANPCyT - PICT2017-3790 y UNRN - PI2020-40-B-890.

## Referencias

- Cochetti, Y. R., Arias, M. L., Cidale, L. S., Granada, A., Torres, A. F. 2022, *A&A*, 665, A115
- Granada, A., Arias, M. L., & Cidale, L. S. 2010, *AJ*, 139, 1983
- Hony, S., Waters, L. B. F. M., Zaal, P. A., et al. 2000, *A&A*, 355, 187
- Hubeny, I. & Lanz, T. 2017, arXiv e-prints [arXiv:1706.01859]
- Jaschek, M., Slettebak, A., & Jaschek, C. 1981, *Be star terminology*, *be Star Newsletter*
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJS*, 40, 1
- Lenorzer, A., de Koter, A., & Waters, L. B. F. M. 2002b, *A&A*, 386, L5
- Mennickent, R. E., Sabogal, B., Granada, A., & Cidale, L. 2009, *PASP*, 121, 125
- Rivinius, T., Carciofi, A. C., & Martayan, C. 2013, *A&A Rev.*, 21, 69
- Steele, I. A. & Clark, J. S. 2001, *A&A*, 371, 643