

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS
Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera



TESIS DOCTORAL

Restricciones a las propiedades en las magnetosferas de las estrellas T Tauri a través del estudio de líneas espectrales en el ultravioleta

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

Fátima López Martínez

Directora

Ana Inés Gómez de Castro

Madrid, 2015



Restricciones a las propiedades en las magnetosferas de las estrellas T Tauri a través del estudio de líneas espectrales en el ultravioleta

Memoria presentada por:

Fátima López Martínez

para aspirar al grado de Doctora en Astrofísica.

Dirigida por:

Dra. Dña. Ana Inés Gómez de Castro.

Febrero de 2015

A mi familia.
A las estrellas.

Agradecimientos

Son muchas las personas e instituciones sin cuya ayuda y colaboración hubiera sido imposible llevar a cabo este trabajo y, en general, mis estudios de doctorado. En primer lugar quisiera agradecer a mi directora, Ana Inés Gómez de Castro, quien me introdujo en el mundo de la investigación y me asesoró, orientó y ayudó para que culminara con éxito este trabajo. También quisiera agradecer a toda la gente del equipo del World Space Observatory-Ultraviolet por su ayuda y apoyo en estos años, a Alejandro, Patricia y Javier. A Víctor Rodrigo, quien me enseñó la mayor parte de mis conocimientos informáticos y de programación. A Paola Sestito, por esos años de complicidad, buen rollo, ayuda y opinión. A Sabina Ustamujic, por su gran apoyo desde que llegó al Madrid, tanto en lo personal como en lo profesional. Una buena parte de mis conocimientos se la debo a Néstor Sánchez con quien he discutido y aprendido tanto, su apoyo ha sido fundamental en estos últimos años para poder desarrollarme como científica y persona. Gracias por tu paciencia. A todos los astrofísicos que he conocido este tiempo y que siempre han hecho renacer mi ilusión por este campo. Todo este trabajo no hubiese sido posible sin el apoyo incondicional e incansable de mis padres. Sin ellos ahora mismo no estaría aquí, gracias por su educación en el ámbito científico, pero sobre todo en lo personal, gracias por compartir todo conmigo. Mi amor por la ciencia comenzó en casa cuando desde pequeña veía garabatos extraños en los papeles y quería saber qué eran. A toda mi familia por apoyarme y por último dar las gracias a la gente que me ha aguantado todo este tiempo, en esta última etapa a Bea, Iñaki, Manuel y Hristo. A Carol, que hablar con ella siempre me anima y trabajar con ella fue una gran etapa. A Juan, por escuchar mis lamentos y sus charlas sobre la física, matemática y la vida. A mis amigos Sara, Jose y Miguel por sus lecturas de mis artículos ? y por estar siempre a mi lado apoyándome. A Nora, Marcos y Edu cuya compañía me alegra tanto la vida. Y evidentemente gracias a Javi, por su comprensión durante todo este tiempo de doctorado, de estudios, horas trabajando y viajes. Gracias por estar

a mi lado todo este tiempo. Por último agradecer a la Universidad Complutense de Madrid y el Ministerio de Ciencia esta oportunidad que me han brindado. Y no puedo dejar olvidadas a las Matemáticas, con las que empecé en este maravilloso mundo de la investigación, la base de toda la Ciencia.

La Palma, 28 de octubre de 2014

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Las estrellas T Tauri	4
1.2. Modelos de acreción en estrellas T Tauri	6
1.3. Objetivo de esta tesis	8
1.4. Líneas espectrales consideradas en este trabajo	9
1.4.1. C II], Fe II] y Si II]	10
1.4.2. Mg II	12
1.5. Estructura del trabajo	13
2. Las estrellas de la muestra	14
2.1. Propiedades generales de la muestra	15
2.2. Multiplicidad, jets, campos magnéticos y manchas calientes	17
2.3. Diagramas color-color	18
2.4. Estimación de edades y masas	20
3. Estudio de las líneas espectrales en el ultravioleta del C II], Fe II] y Si II]	24
3.1. Descripción de las líneas estudiadas y elección de la muestra	24
3.2. Medida de las propiedades del plasma mediante la razón de líneas	27
3.3. Método de ajuste a los espectros observados	31
3.4. Propiedades del plasma	38
3.5. Pruebas de consistencia	41

3.6. Las razones de flujos como indicadores de T_e y n_e	46
3.7. Estudio de la región de formación de las líneas	48
3.8. El C II] como trazador de acreción	55
4. Estudio del multiplete en el ultravioleta del Mg II	59
4.1. Datos de archivo y descripción de los perfiles	59
4.2. Medida y análisis de los datos	62
4.2.1. Caracterización de los perfiles del Mg II: asimetría y ensanchamiento de las líneas.	70
4.2.2. Correlaciones entre las diferentes propiedades físicas	73
4.2.3. Velocidad terminal del viento	79
4.3. Restricciones a la física de los vientos/chorros de las estrellas T Tauri .	82
4.4. Relación entre la radiación del Mg II y la emisión magnetosférica . . .	84
5. Conclusiones	89
5.1. Trabajo futuro	93
English summary	95
A. Tablas y figuras del trabajo	99
B. Código para calcular las razones entre líneas	133
C. Código para el cálculo de las propiedades físicas	140
Bibliografía	151

Índice de tablas

1.1. Características principales de las líneas espectrales estudiadas.	10
2.1. Propiedades de la muestra.	16
3.1. Pruebas para comprobar la robustez del algoritmo.	34
3.2. Incertidumbres en δ , σ y flujos para TW Hya.	36
3.3. Parámetros físicos derivados del procedimiento de ajuste.	39
3.4. Flujos de las líneas del C II], Fe II] y Si II]	43
4.1. Los flujos medidos del Mg II corregidos de extinción.	65
4.2. Correlaciones entre el flujo del Mg II y otros trazadores espectrales. . .	70
4.3. Caracterización de los perfiles del Mg II.	72
A.1. Registro de las observaciones.	100
A.2. Registro de las observaciones alrededor de 2325 Å.	103
A.3. Registro de las observaciones del Mg II.	110
A.4. Registro de las observaciones de Ly- α	121
B.1. Razones entre la línea del Fe II] en 2328 Å y la del C II] en 2326 Å . .	137

Índice de figuras

1.1. Distribución de energía espectral para dos objetos de clase II	3
1.2. Esquema general de una ETT.	4
2.1. Diagrama color-color de las ETT de la muestra	19
2.2. Exceso de color de la muestra con respecto a estrellas de la secuencia principal	20
2.3. Localización de las ETT de la muestra sobre dos modelos de trazas e isocronas	22
2.4. Comparación entre las masas y edades obtenidas según los modelos pre-secuencia principal	23
3.1. Espectro de TW Hya en el rango de interés 2320-2340 Å	26
3.2. Razón de emisividades de las líneas del C II] con respecto a la línea en 2326.11 Å como función de la densidad electrónica	28
3.3. Razón de emisividades de las líneas del Fe II] y el Si II] con respecto a la línea en 2326.11 Å como función de la densidad y temperatura, respectivamente	30
3.4. Superficies y contornos de χ^2_{min} para TW Hya y DE Tau	33
3.5. Los mejores ajustes a los espectros observados de TW Hya y DE Tau .	37
3.6. Densidades electrónicas en función de las temperaturas correspondientes al mejor ajuste	40
3.7. Comparación entre los flujos observados y los simulados en el rango alrededor de 2326 Å	45

3.8. Razón de flujos entre el C II] y el Si II] como función de la temperatura	46
3.9. $F(\text{Si II]})/F(\text{Fe II])}$ como función de la densidad electrónica n_e (cm^{-3})	47
3.10. La anchura de las líneas del espectro simulado que mejor ajustó al observado en función de la temperatura	50
3.11. Las anchuras de las líneas obtenidas en función de la tasa de acreción	51
3.12. La temperatura en función de la tasa de acreción	52
3.13. La densidad electrónica en función de la tasa de acreción	54
3.14. La luminosidad del C II] en función de la tasa de acreción	56
3.15. Relación entre los flujos de las líneas del C II] y el Si II] y la tasa de acreción	57
4.1. La razón de flujos 2796/2804 en función del flujo de la línea del Mg II en 2804 Å	63
4.2. Espectro ejemplo de la medida de la velocidad terminal y las componentes discretas de absorción.	64
4.3. El flujo del Mg II normalizado al flujo bolométrico frente a otros trazadores UV relevantes	70
4.4. Perfil ejemplo mostrando cómo hemos medido las velocidades en los espectros	71
4.5. Perfil artificial de RU Lup construido usado para medir la anchura del perfil	73
4.6. La anchura medida sobre el perfil artificial en función de $v\sin(i)$	74
4.7. Relación entre la anchura del perfil y el flujo del Mg II	75
4.8. Relación entre la asimetría de la línea en 2804 Å y el flujo del Mg II en esta línea	76
4.9. La inclinación del sistema en función de la asimetría	77
4.10. La anchura del perfil comparada con las velocidades en los bordes del perfil	78
4.11. Relación entre el flujo del Mg II y el ancho en la base de las líneas	79

4.12. La velocidad terminal del viento en función de la anchura, asimetría y flujo del Mg II	81
4.13. Velocidad de escape desde la superficie estelar en función de la velocidad terminal del viento	84
4.14. Comparación entre la tasa de acreción y el flujo del Mg II (2804 Å) . . .	86
4.15. Relación entre la anchura y la tasa de acreción	87
4.16. Relación entre el flujo normalizado del Mg II y el radio magnetosférico	88
A.1. Espectro de las ETT de la muestra alrededor de 2325 Å	104
A.2. Comparación entre los perfiles de las fuentes con más de una observación	107
A.3. Algunos ejemplos de los perfiles del Mg II y Ly- α de las ETT de la muestra	113
A.4. Variabilidad de los perfiles del Mg II para las ETT de la muestra . . .	124

Capítulo 1

Introducción

Las estrellas se forman en condensaciones de gas y polvo ($n_e \simeq 10^4 \text{ cm}^{-3}$) dentro de nubes densas ($n_e \simeq 10^2 \text{ cm}^{-3}$) del medio interestelar compuestas principalmente de hidrógeno molecular. De la fragmentación de la nube se forman estas condensaciones en cuyo interior se encuentran núcleos de gas molecular que bajo la acción de la fuerza gravitacional se contraen para formar sistemas estelares individuales o múltiples. La acción de la gravedad incrementa la densidad de estos núcleos protoestelares, haciéndolos opacos e incrementando su temperatura. Durante la formación de la estrella, el momento angular específico decrece varios órdenes de magnitud. La conservación del momento angular entre la protoestrella y el gas que lo rodea causa que la velocidad angular incremente en este último a medida que la nube se hace más pequeña y da lugar a la formación de un disco protoplanetario, que crece a medida que lo hace el embrión estelar. El resultado de este proceso es un núcleo central contrayéndose lentamente, rodeado por un disco que lo alimenta de materia y una envoltura en caída libre. En esta fase se produce la acreción del material del disco a la estrella que es conducido por las líneas del campo magnético que conectan ambas estructuras. Durante el proceso de acreción se produce la eyección de material del sistema a través de chorros perpendiculares al disco. Eyección y acreción son procesos que están relacionados pero todavía no se conoce en detalle la física del sistema. La estrella evoluciona en escalas de tiempo de unos cientos de millones de años (Ma) hasta entrar en la secuencia principal,

mientras que el disco pasa de ser una estructura masiva a un disco planetario pasivo en unos pocos Ma. Durante este proceso la luminosidad del disco varía en varios órdenes de magnitud. Al comienzo de la evolución estelar, la atmósfera de la protoestrella está oculta por el exceso de radiación producido por el flujo de acreción. Según éste va disminuyendo, la atmósfera comienza a ser perceptible. Finalmente, se termina de formar el disco planetario y la evolución estelar se desacopla de la evolución del disco (ver Shu et al., 1987; McKee & Ostriker, 2007; Gómez de Castro, 2013a).

El término Objeto Estelar Joven se introduce para definir las fuentes astronómicas en su fase evolutiva temprana, desde los objetos que están contrayéndose hasta las estrellas pre-secuencia principal cercanas a la edad cero en la secuencia principal. Estos objetos se clasifican observacionalmente en cuatro grupos dependiendo de su estado evolutivo (Lada, 1987; Andre, 1997):

Objetos de clase 0: son protoestrellas cuya fuente central es menos masiva que la envoltura que lo rodea (con una edad aproximada de $\sim 10^4$ años (a) para objetos de masa similar a la solar (M_{\odot})). Al final de esta fase la fuente central contiene aproximadamente la mitad de la masa del sistema.

Objetos de clase I: son protoestrellas más evolucionadas con discos circunestelares y envoltura. Muestran un fuerte exceso de emisión en el infrarrojo debido al disco que rodea la estrella (edad aproximada de $\sim 10^5$ a para $M_* \simeq M_{\odot}$).

Objetos de clase II: corresponden con las fuentes llamadas estrellas Clásicas T Tauri (ECTT) si $M_* \lesssim 3 M_{\odot}$ y estrellas de Herbig (HAeBe) si $3 M_{\odot} \lesssim M_* \lesssim 20 M_{\odot}$. Tienen una estrella central con un disco de acreción activo alrededor y una eyección de material perpendicular al disco. Tienen exceso en el infrarrojo debido al disco de acreción y muestran también un exceso en el ultravioleta (UV), produciendo un ‘rellenado’ de las líneas de absorción fotosféricas a esas longitudes de onda, lo cual se interpreta como un indicador de acreción (edad aproximada de $\simeq 1 - 100$ Ma para $M_* \simeq M_{\odot}$).

Se han observado chorros bipolares y vientos intensos en los objetos desde clase 0 hasta clase II. La intensidad de las eyecciones (flujos masivos) disminuye a medida que las estrellas se acercan a la secuencia principal.

La Figura 1.1 muestra dos ejemplos de la distribución de energía espectral para dos estrellas de esta clase: T Tau y AB Aur.

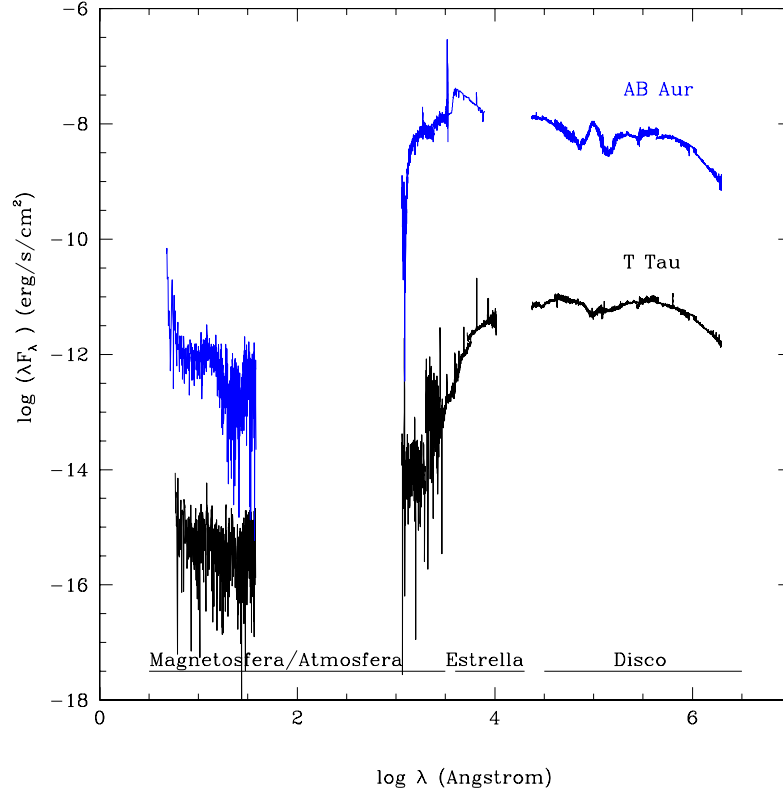


Figura 1.1 Distribución de energía espectral de T Tau (espectro en negro) y AB Aur (espectro en azul). T Tau y AB Aur son prototipos de objetos estelares jóvenes de clase II con masas $M_* \lesssim 2 M_\odot$ y $2 M_\odot < M_* < 10 M_\odot$, respectivamente.

Objetos de clase III: tienen edades similares a los de clase II y son llamadas estrellas T Tauri débiles (en inglés Weak Line T Tauri: EWTT). Se caracterizan por la falta de líneas de emisión fuertes en su espectro, así como la carencia de fuertes vientos estelares y de acreción. También presentan un pequeño exceso infrarrojo principalmente causado por el re-procesado de la radiación estelar en el polvo del disco, con un escaso contenido gaseoso, por ejemplo, la luminosidad de H_2 es entre 10 o 10,000 veces menor en las EWTT que en las ECTT (France et al., 2012).

1.1. Las estrellas T Tauri

Las estrellas T Tauri (ETT) son estrellas pre-secuencia principal jóvenes de clase II y clase III de baja masa ($\lesssim 3 M_{\odot}$) con un intenso y complejo campo magnético. También poseen un disco alrededor que se trunca cerca del radio de corrotación debido a la interacción con el campo magnético estelar. Desde el punto de vista observacional las ETT se dividen en dos grupos principales: las ECTT y las EWTT. Las ECTT están acretando masa desde el disco mientras que las EWTT o bien no tienen rasgos espectroscópicos de la acreción o muy pocos. El material que se encuentra en la parte interior del disco está ionizado por la radiación estelar y es conducido a través de las líneas del campo magnético (Uchida & Shibata, 1984; Koenigl, 1991). El gas desde el disco es acelerado hasta alcanzar casi la velocidad de caída libre antes de llegar a la superficie estelar, donde se forma un choque de acreción (véase por ejemplo los artículos de referencia de Bouvier et al., 2007; Gómez de Castro, 2013a).

Las simulaciones detalladas de la interacción entre el campo estelar y el disco interior muestran una dinámica compleja del flujo magnetosférico que depende de las propiedades del campo y su estabilidad (Romanova et al., 2012; Kurosawa & Romanova, 2013). La Figura 1.2 (Gómez de Castro, 2013a) muestra un esquema general de la estructura de los sistemas tipo ETT. La interacción entre la estrella, el disco y el

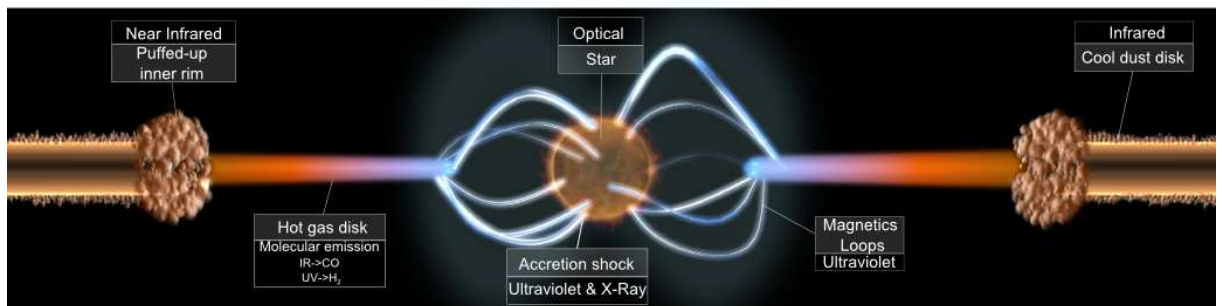


Figura 1.2 Esquema general de una ETT.

campo magnético produce un exceso de emisión a diferentes longitudes de onda (1-2 órdenes de magnitud por encima de las luminosidades observadas en las estrellas de

la secuencia principal de los mismos tipos espectrales) que afecta a la evolución del propio disco y al ambiente circunestelar. Se ha observado que existe una relación entre la acreción y la eyección de materia en las ETT (Cabrit et al., 1990; Hartigan et al., 1995).

Los vientos/chorros son el primer rasgo de la formación estelar. El primer chorro molecular bipolar que se descubrió fue el de L1551 por Snell et al. (1980). La alta energía cinética de los vientos/chorros requiere un mecanismo de lanzamiento eficiente que actúe desde los objetos de clase 0-I potenciados por la acreción (Andre, 1997). La baja gravedad efectiva del disco, el incremento de la fuerza centrífuga a medida que la estrella va creciendo y la ionización del disco por la radiación proveniente de los choques de acreción crea el ambiente ideal para el desarrollo de chorros/vientos conducidos centrífugamente desde el disco a lo largo de las líneas del campo magnético permeándolo. La pérdida de masa por los chorros correlaciona con la luminosidad bolométrica y hay una relación entre las fuerzas radiativas y mecánicas de la fuente. Estas dos relaciones indican que la acreción, la mayor fuente de energía durante la formación estelar, potencia la formación de los chorros (Pudritz, 1990; Pudritz et al., 2007; Gómez de Castro, 2013a).

Una característica de los espectros de las ETT es la línea de absorción del Litio en 6707 \AA , indicador del estado evolutivo temprano antes de alcanzar la secuencia principal, ya que al contraerse la estrella aumenta la temperatura en la parte inferior de la zona de convección, alcanzándose valores suficientemente altos para destruir el Litio en la envoltura de la estrella. Así, en esta fase evolutiva es donde se produce la mayor parte de destrucción del Litio. Este agotamiento del Litio en las estrellas de masa muy baja ($M \sim 0.1 - 0.6 M_{\odot}$) es conocido, ya que son estrellas completamente convectivas. La teoría predice que la destrucción del Li comienza alrededor de los 2 Ma de su nacimiento, y eventualmente se agota en aproximadamente 10-50 Ma. Sin embargo, la física sobre el agotamiento del Li es más compleja para estrellas de masas mayores (Sestito et al., 2008).

La energía producida en la atmósfera y en la magnetosfera es liberada principal-

mente en el rango espectral UV. Por lo tanto, hay un gran número de rasgos espectrales en este rango que pueden ser usados como trazadores potenciales de las condiciones físicas en las ETT. Diferentes líneas de emisión proporcionan diferente información sobre las regiones en las cuales se forman, los procesos físicos involucrados y la geometría del sistema. Por ejemplo, el N V, C IV, He II y Si IV son buenos trazadores del gas caliente y de los procesos de acreción en las ETT. La relación entre estas líneas y la masa que está acretando ha sido estudiada por diferentes autores (Johns-Krull et al., 2000; Ardila et al., 2002a; Ingleby et al., 2011; Yang et al., 2012; Gómez de Castro & Marcos-Arenal, 2012; Ardila et al., 2013; Gómez de Castro, 2013b). Otras evidencias observacionales son las absorciones en el ala roja de las líneas de Balmer (véase por ejemplo Edwards et al., 1994). La anchura equivalente de la línea $H\alpha$ se usa para distinguir espectroscópicamente entre las ECTT y las EWTT. Los principales rasgos que se encuentran en los espectros de las ETT que indican el proceso de eyección de masa son absorciones en el ala azul de las líneas espectrales. Algunas ETT muestran perfiles P Cygni en las líneas de $H\alpha$, lo cual indica que está teniendo lugar una pérdida de masa. También se ha observado esta pérdida de masa en líneas prohibidas desplazadas hacia el azul, como por ejemplo el [OI], [SII] o [NII].

1.2. Modelos de acreción en las ETT

Las propiedades detalladas de las magnetosferas de las ETT son aún motivo de debate (Hartmann, 2009). Se conocen propiedades tales como que la densidad está alrededor de $10^9 - 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ y que la temperatura electrónica varía desde unos pocos miles de Kelvin hasta 100,000 K. Las anchuras encontradas en los trazadores de la atmósfera/magnetosfera, están alrededor de los 200-300 km s^{-1} , lo cual excede a la anchura producida por la velocidad térmica del plasma o la rotación. La fuente que produce estos ensanchamientos se lleva analizando desde los primeros estudios de las atmósferas de las ETT. En la década de los 80 se modelaron estas anchuras con campos macro-turbulentos en vientos muy masivos (Calvet et al., 1985).

Más tarde se propuso la acreción magnetosférica para explicar estas anchuras en las líneas de $H\alpha$ por Muzerolle et al. (1998). En este modelo, el campo magnético estelar trunca el disco en la parte interior de éste y la acreción del gas desde el disco hasta la estrella tiene lugar a través de las líneas del campo que conectan la estrella y el disco (también llamados túneles de acreción). El gas alcanza velocidades de caída libre sobre la fotosfera a altas latitudes, formando un choque de acreción denso ($\gtrsim 10^{13} \text{ cm}^{-3}$) y caliente ($\sim 10^6 \text{ K}$) donde la mayoría de la energía cinética es disipada en forma de rayos-X y emisión UV (Lamzin, 1998; Gomez de Castro & Lamzin, 1999). Ya que el gas es ópticamente grueso, la radiación a longitudes de onda cortas es absorbida y reemitida a longitudes de onda más largas, observándose como un exceso de emisión en el continuo UV y óptico (Gullbring et al., 1998; Lamzin, 1998). Si la acreción ocurre en ‘columnas’ o si el campo magnético no está alineado con el eje de rotación estelar, las manchas calientes de la fotosfera explicarían las variaciones fotométricas observadas en algunas ECTT. La estructura general de la columna de acreción depende de cada modelo específico (véase por ejemplo Calvet & Gullbring, 1998; Muzerolle et al., 1998, 2001), aunque en general se tiene que la temperatura y densidad del material que cae a la estrella van incrementando a lo largo del flujo magnetosférico. Este modelo se explica en más detalle en el Capítulo 3, Sección 3.7.

Romanova et al. (2003, 2004) realizaron simulaciones numéricas combinando los efectos de flujos tipo ‘embudo’ y rotadores magnéticos inclinados. En particular han desarrollado simulaciones magnetohidrodinámicas en tres dimensiones del disco de acreción alrededor de una estrella magnetizada que rota lentamente con el eje del campo magnético dipolar inclinado respecto al eje de rotación del disco (el cual está alineado con el eje de la estrella). En estos trabajos analizaron el patrón del flujo magnetosférico y la interacción disco-estrella para diferentes ángulos de inclinación, observando que dependiendo de éste la materia fluye hacia la estrella a través de flujos ‘embudo’ con o sin simetría axial. Por lo que el patrón del flujo magnetosférico es diferente según la inclinación. En un trabajo más reciente, Romanova et al. (2012) también tienen en cuenta la acreción conducida por inestabilidad magneto-rotacional. En este trabajo in-

investigan dos tipos de acreción. Por un lado, la acreción magnetosférica donde el campo magnético de la estrella es dinámicamente importante y los flujos de acreción fluyen hacia los polos magnéticos norte y sur, aunque no de igual manera. Por otro lado, un proceso de acreción donde el campo magnético de la estrella no juega un papel muy importante dinámicamente hablando y la materia acreta a la estrella a través de la capa límite entre la estrella y el disco. En este segundo caso, el campo magnético en la parte interior del disco es amplificado por la ‘cizalla’ producida entre el flujo de acreción y el disco, además la materia que acreta forma una región caliente con forma de cinturón cerca del ecuador.

1.3. Objetivo de esta tesis

Las estrellas jóvenes con propiedades similares a las del Sol, en particular las estrellas ETT, son de gran interés para la comprensión del origen y evolución temprana de las estrellas y de los sistemas planetarios, incluyendo nuestro Sistema Solar. La radiación UV de las ETT tiene un fuerte impacto en la evolución del disco planetario joven (Alexander et al., 2006) y en la formación/evolución de las atmósferas planetarias. La espectroscopía proporciona una extraordinaria herramienta para analizar todos los procesos físicos involucrados en las estrellas jóvenes. Los espectros de las ETT presentan rasgos muy peculiares, especialmente en el rango UV, fundamentales para entender la estructura de su magnetosfera así como la evolución del viento y del flujo de acreción durante la evolución pre-secuencia principal.

Aunque la zona más caliente es el propio choque de acreción ($T_e \simeq 10^6$ K) y las regiones circundantes (columna de acreción, superficie estelar) iluminadas por la radiación X del frente de choque, gran parte de la emisión en las ETT se produce en la magnetosfera, en zonas con temperaturas de $\sim 10^4$ K. Por esta razón, en esta tesis se estudian las líneas que se forman a esta temperatura, tales como el C II], Fe II], Si II] y Mg II.

La emisión del C II] es un rasgo observado en todas las ECTT, incluso en aquellas

que están acretando poco. Al ser las líneas del C II], Fe II] y Si II] ópticamente delgadas, su análisis proporciona una medida fiable de las propiedades del plasma en las magnetosferas de las ECTT. La identificación de cada una de estas líneas espectrales en el rango UV 2320-2337 Å proporciona información sobre las propiedades físicas de la región de formación de las líneas. En este trabajo hemos desarrollado un algoritmo que utiliza las razones teóricas de estas líneas para deducir las propiedades físicas de la región de emisión. Hemos aplicado este procedimiento a 20 espectros de ECTT observados con el instrumento *Hubble Space Telescope (HST)*/Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS) de resolución media con relación señal ruido (S/N) > 2.

El Mg II es uno de los trazadores principales de las magnetosferas de las ETT y su estudio es fundamental para determinar sus fuentes de calentamiento y su extensión. La fuente del ensanchamiento de las líneas del Mg II puede proveer pistas fundamentales sobre el transporte del momento angular estrella-disco. Actualmente, los archivos de datos del *International Ultraviolet Explorer (IUE)* y el *HST* tienen observaciones de los perfiles de las líneas del Mg II para 44 ETT con resoluciones entre 15,000 y 45,800. Esta muestra incluye ECTT, EWTT, rotadores lentos y rápidos así como masas y edades muy variadas. Hemos utilizado esta extraordinaria muestra de datos para medir y estudiar las propiedades físicas de las estrellas ETT, así como la búsqueda de correlaciones estadísticamente significativas entre estas propiedades.

El estudio de todas estas líneas espectrales en el rango ultravioleta nos permitirá determinar por primera vez algunas propiedades físicas de las ETT, tales como la densidad electrónica y la temperatura de la región de formación de las líneas, así como poder analizar el campo de velocidades en detalle.

1.4. Líneas espectrales consideradas en este trabajo

Las características principales de las líneas estudiadas en esta tesis se presentan en la Tabla 1.1, como son la longitud de onda donde son observadas, configuración y probabilidad de transición.

Tabla 1.1 Características principales de las líneas espectrales estudiadas.

Línea esp.	Long. de onda (Å)	Configuración	Coef. de Einstein (A_{ki}) (s^{-1})
C II]	2324.2	$2s^22p - 2s2p^2$	1.40
	2325.4	$2s^22p - 2s2p^2$	59.90
	2326.1	$2s^22p - 2s2p^2$	44.30
	2327.6	$2s^22p - 2s2p^2$	8.49
	2328.8	$2s^22p - 2s2p^2$	67.80
Fe II]	2328.1	$3d^6(^5D)4s - 3d^6(^5D)4p$	6.60×10^7
	2332.0	$3d^7 - 3d^6(^5D)4p$	3.17×10^7
	2333.5	$3d^6(^5D)4s - 3d^6(^5D)4p$	1.31×10^8
Si II]	2329.2	$3s^23p - 3s3p^2$	23.50
	2335.1	$3s^23p - 3s3p^2$	5.51×10^3
	2335.3	$3s^23p - 3s3p^2$	2.44×10^3
Mg II	2796.3	$2p^63s - 2p^63p$	2.60×10^8
	2803.5	$2p^63s - 2p^63p$	2.57×10^8

A continuación se describe con detalle por qué se han considerado estas líneas espectrales, sus propiedades y el estudio realizado con ellas.

1.4.1. C II], Fe II] y Si II]

Debido al interés en líneas espectrales que se forman en regiones con temperaturas de $\sim 10^4$ K, se ha considerado en esta tesis el quintuplete semiprohibido del C II] (situado en las longitudes de onda: 2324.21, 2325.4, 2326.11, 2327.64, 2328.83 Å), junto con otras líneas espectrales, como se explica más adelante. Otra razón para tener en cuenta estas líneas es que son ópticamente delgadas y por lo tanto, a pesar de la compleja geometría del sistema, podemos encontrar la temperatura y densidad electrónica de la región de formación de estas líneas de manera fiable. Por estas mismas razones también hemos estudiado las líneas del Fe II] y Si II] que se encuentran en longitudes

de onda cercanas al C II].

Las líneas que forman el quintuplete del C II] no son observadas en las EWTT, aunque son fácilmente detectables en las ECTT, incluso en aquellas estrellas con tasas de acreción bajas (Lamzin, 2000). Este multiplete parece ser un trazador muy sensible de la acreción o de los vientos/chorros (Calvet et al., 2004; Gómez de Castro & Ferro-Fontán, 2005; Ingleby et al., 2013). Calvet et al. (2004) e Ingleby et al. (2013) analizaron estas líneas con espectros de baja resolución, y encontraron una relación entre la luminosidad del C II] y la luminosidad liberada en el proceso de acreción. Otros autores han analizado la sensibilidad de las intensidades de las líneas de emisión del multiplete del C II] a la densidad electrónica en el rango $10^8 \lesssim n_e \lesssim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ (Stencel et al., 1981; Hayes & Nussbaumer, 1984a,b; Keenan et al., 1986). Las razones de las líneas semiprohibidas del Fe II] (en 2328.11, 2332.02 y 2333.52 Å) y del Si II] (en 2329.23, 2335.12 y 2335.32 Å) son sensibles a la densidad y temperatura electrónicas en los rangos de interés. Las líneas del C II], Fe II] y Si II] son ópticamente delgadas, por lo que los cocientes entre las intensidades de las líneas no dependen de la geometría del sistema de acreción y están afectadas mínimamente por las grandes incertidumbres asociadas con la determinación de la extinción, puesto que se observan a longitudes de onda muy cercanas. Por lo tanto, el análisis de estos cocientes proporciona una buena oportunidad para investigar las propiedades físicas de las ECTT. Sin embargo, en los espectros observados se tiene una mezcla de todas estas líneas que hace difícil la identificación de cada una ellas individualmente, así como la medida de los cocientes de los flujos de las líneas (véase por ejemplo Lamzin, 2000; Kravtsova & Lamzin, 2002, con observaciones de RU Lup y DR Tau, respectivamente), siendo necesario algún tipo de estrategia para poder identificar la contribución individual de cada línea¹.

¹Parte de los resultados encontrados en este estudio han sido publicados en López-Martínez & Gómez de Castro (2014)

1.4.2. Mg II

El multiplete de resonancia del Mg II (UV1) (en las longitudes de onda 2796.35 y 2803.53 Å) es el rasgo espectral más fuerte en el rango UV de las ETT, únicamente superado por la línea de Ly- α , frecuentemente absorbida en gran parte por el material que rodea a la estrella. Los vientos/chorros absorben parte del ala azul de la línea de Ly- α ; además, el hidrógeno molecular en el ambiente circunestelar absorbe los fotones Ly- α que produce la emisión fluorescente del H₂ detectada en el UV (Herczeg et al., 2002; France et al., 2012). Comparado con la línea de Ly- α , el Mg II tiene la ventaja de que se produce en un rango pequeño de temperaturas, evitando la polución que proviene de la absorción/emisión difusa de la envoltura H I fría y extensa. Los potenciales de ionización del Mg I y el Mg II son 7.65 eV y 15.03 eV, respectivamente, por lo que el Mg II es un trazador de plasmas en el rango de temperaturas desde unos pocos miles de Kelvin (K) hasta los $\sim 20,000$ K. Desde el punto de vista observacional, las líneas del Mg II tienen la ventaja de su alta S/N, ya que el multiplete es observado en unas longitudes de onda donde la sensibilidad de los instrumentos UV es alta, permitiendo la obtención de perfiles de alta resolución. Por esta razón encontramos una gran muestra de observaciones que nos permitirán realizar el estudio de las ETT, incluyendo la variabilidad.

Distintos autores han utilizado las líneas del Mg II para el estudio de la estructura de algunas ETT así como para deducir diferentes propiedades físicas (véase por ejemplo Imhoff & Giampapa, 1980; Gómez de Castro & Franqueira, 1997; Lamzin, 2000). Giampapa et al. (1981) utilizaron una muestra de 13 ETT observadas con el *IUE* para analizar el origen cromosférico de la emisión del Mg II y calcular las tasas de pérdida de masa de las ETT. Calvet et al. (1985) llevaron a cabo una investigación detallada sobre la conexión entre la cromosfera y la envoltura extensa a través de observaciones simultáneas de las líneas del Ca II y del Mg II en BP Tau, DE Tau, RY Tau, T Tau, DF Tau, DG Tau, DR Tau, GM Aur SU Aur, RW Aur, CO Ori y GW Ori, llegando a la conclusión de que la estructura cromosférica parece estar relacionada con la masa de las estrellas. Las ETT con masas por encima de $1.5 M_{\odot}$ parecen producir la emisión del

Mg II en una envoltura extensa, similar a la emisión de $H\alpha$, mientras que en las ETT menos masivas parece que el Mg II se produce en la cromosfera. Ardila et al. (2002b) analizaron la relación entre el flujo del Mg II y distintas propiedades estelares usando una muestra de ETT observadas con el instrumento Goddard High Resolution Spectrograph (GHRS) del *HST*, que incluye BP Tau, T Tau, RW Aur, DF Tau, DG Tau, RU Lup, RY Tau, T Tau, DR Tau y HBC 388. Aún está en debate la relación entre el flujo del Mg II y la tasa de acreción. Calvet et al. (2004) mostraron que la luminosidad del Mg II correlacionaba con la luminosidad de acreción para aquellas estrellas que están acreciendo. Ingleby et al. (2011) encontraron el mismo resultado usando espectros obtenidos con el instrumento STIS del *HST* de baja resolución².

1.5. Estructura del trabajo

Las 126 observaciones de las 44 ETT utilizadas en esta tesis se presentan en el Capítulo 2, en el que también se detallan las propiedades y peculiaridades de las fuentes analizadas (edad, tipo espectral, estado evolutivo,...). En el Capítulo 3 se estudian las razones de las líneas de emisión del C II], Fe II] y Si II] en el rango de longitudes de onda 2320-2340 Å usando 30 espectros de resolución media. Hemos desarrollado un procedimiento que encuentra el espectro que mejor ajusta a los datos usando una malla de perfiles simulados calculados previamente para un gran rango de densidades y temperaturas electrónicas. Es la primera vez que se hace este tipo de estudio en una muestra amplia de 20 ECTT. En el Capítulo 4 se analizan las líneas del Mg II en 126 espectros para 44 ETT, y se buscan correlaciones entre las diferentes propiedades de estas estrellas. Finalmente, las principales conclusiones de esta tesis y el posible trabajo futuro se resumen en el Capítulo 5.

²Parte de los resultados encontrados en este estudio han sido publicados en López-Martínez & Gómez de Castro (2015)

Capítulo 2

Las estrellas de la muestra

Se ha trabajado con una muestra de 44 ETT cuyas observaciones están disponibles los archivos del *IUE* (dispersión alta y apertura grande) y el *HST* (STIS/E230M y GHRS/G270M) con resoluciones comprendidas entre 13,000 y 30,000. Entre estas estrellas se encuentran EWTT y ECTT, rotadores rápidos y lentos y ETT con un gran rango de edades y masas. Las características de esta muestra permite, por primera vez, llevar a cabo pruebas estadísticamente significativos sobre las propiedades de las ETT y sobre la evolución de sus magnetosferas según se aproximan a la secuencia principal. Para realizar este trabajo se dispone de un total de 126 observaciones de las 44 ETT. Las observaciones del *IUE* fueron obtenidas en el modo de dispersión alta con $R \simeq 13,000$ y las del *HST* se obtuvieron a través de dos instrumentos diferentes: GHRS y STIS. Las características generales de las observaciones: telescopio, instrumento, apertura y dispersión se proporcionan en la Tabla A.1 del Apéndice A para toda la muestra. En el mismo apéndice se encuentra la Tabla A.2 donde se muestran los detalles de las observaciones tenidas en cuenta en el Capítulo 3, así como la S/N calculada para el multiplete del C II] y la Tabla A.3 donde se encuentran las estrellas estudiadas en el Capítulo 4 y la S/N calculada para el Mg II.

2.1. Propiedades generales de la muestra

La mayoría de las fuentes (26 de las 44) están localizadas en la Nube Molecular de Taurus-Auriga, mientras que el resto se encuentran en η Chamaleon (3), Chamaleon I (2), la asociación TW Hydra (4), Orión (3), Scorpius (2), Lupus I (1), Cepheus (1), Corona Australis (1) y una parece estar aislada (PDS66). Varias estrellas muestran evidencias de tener discos de transición pero que aún están acretando: CS Cha, DM Tau, GM Aur, TW Hya, UX Tau (Espaillat et al., 2010) e IP Tau (Ardila et al., 2013). Las EWTT de la muestra son: HBC 388, HBC 427, LkCa 19, LkCa 4, V819 Tau, RECX 1, TWA 7 y TWA 13A. En la Tabla 2.1 se proporcionan las propiedades de las estrellas de la muestra relevantes para este trabajo extraídas principalmente de la literatura: tipo espectral (T.Es.), distancia (d), inclinación (i), extinción visual (A_V), tasa de acreción (\dot{M}), velocidad de rotación proyectada ($v\sin(i)$), la temperatura efectiva (T_{eff}) y luminosidad (L). Es pertinente mencionar que en la Tabla 2.1 estamos mostrando 43 estrellas, ya que la observación disponible para CO Ori resultó ser muy ruidosa, por lo que no ha sido tomada en cuenta en el análisis posterior. Entre los diferentes autores se observan discrepancias significativas, introduciendo incertidumbres al análisis de los datos y complicando la detección de correlaciones subyacentes. La extinción A_V es una de las mayores fuentes de incertidumbre, afectando entre otros a la medida de la tasa de acreción \dot{M} . Para intentar minimizar estos problemas, se han tomado los datos bibliográficos lo más homogéneamente posible. La mayoría de los valores de \dot{M} (Tabla 2.1) se tomaron del trabajo reciente de Ingleby et al. (2013), en el cual se calculan las tasas de acreción para una muestra de 21 ECTT con 20 de ellas comunes a este trabajo. A manera de prueba, se repitió el análisis referente al Capítulo 3 de este trabajo usando los datos de Ardila et al. (2013), quien hizo una recopilación de datos de diferentes fuentes bibliográficas, encontrándose las mismas tendencias generales. Los valores de A_V se intentaron tomar de la misma fuente bibliográfica que \dot{M} , intentando evitar así incluir más incertidumbres procedentes de los datos bibliográficos.

Tabla 2.1 Propiedades de la muestra.

Estrella	T.Es.	d (pc)	i (grad.)	A_V (mag)	$\dot{M} (\times 10^{-8})$ ($M_{\odot} a^{-1}$)	$v \sin(i)$ ($km s^{-1}$)	$\log(T_{eff})$ (K)	$\log(L/L_{\odot})$	M (M_{\odot})	Edad (Ma)
AA TAU	K7 ⁽²⁴⁾	140	75 ⁽¹⁸⁾	1.9 ⁽²⁴⁾	1.5 ⁽²⁴⁾	11 ⁽¹⁾	3.58 ⁽³²⁾	-0.19 ⁽³²⁾	0.4	0.6
AK SCO	F5 ⁽¹²⁾	145	68 ⁽¹²⁾	0.5 ⁽¹²⁾	-	18.5 ⁽¹²⁾	3.81 ⁽³⁾	0.82 ⁽³¹⁾	1.5 ^(a)	20
BP TAU	K7 ⁽²⁴⁾	140	30 ⁽¹⁸⁾	1.1 ⁽²⁴⁾	2.9 ⁽²⁴⁾	10 ⁽¹⁾	3.61 ⁽¹⁹⁾	-0.19 ⁽¹⁹⁾	0.5	1.1
CS CHA	K6 ⁽²⁴⁾	160	60 ⁽¹⁸⁾	0.3 ⁽²⁴⁾	0.53 ⁽²⁴⁾	21 ⁽³⁾	3.64 ⁽³⁾	0.43 ⁽³⁾	0.6	0.3
CV CHA	G9 ⁽²⁴⁾	160	35 ⁽¹⁰⁾	1.5 ⁽²⁴⁾	5.9 ⁽²⁴⁾	32 ⁽³⁾	3.74 ⁽³⁾	0.9 ⁽³⁾	3	1.5 ^(a)
CY TAU	M2 ⁽⁴⁾	140	47 ⁽²⁵⁾	0.03 ⁽⁴⁾	0.14 ⁽⁴⁾	10.6 ⁽¹⁵⁾	3.57 ⁽¹⁹⁾	-0.4 ⁽¹⁹⁾	0.4	1.1
DE TAU	M2 ⁽²⁴⁾	140	35 ⁽¹⁸⁾	0.9 ⁽²⁴⁾	2.8 ⁽²⁴⁾	10 ⁽¹⁾	3.55 ⁽³⁾	-0.04 ⁽³⁾	0.3	0.1
DF TAU	M1 ⁽⁴⁾	140	80 ⁽⁶⁾	0.15 ⁽⁴⁾	1 ⁽⁴⁾	16.1 ⁽²⁷⁾	3.57 ⁽¹⁹⁾	-0.33 ⁽¹⁹⁾	0.4	0.8
DG TAU	K6 ⁽⁴⁾	140	90 ⁽⁷⁾	1.41 ⁽⁴⁾	4.6 ⁽⁴⁾	20 ⁽³⁾	3.62 ⁽³⁰⁾	-0.55 ⁽³⁰⁾	0.8	9
DI CEP	G8IV ⁽¹³⁾	300	-	0.24 ⁽¹³⁾	$\gtrsim 0.6$ ⁽¹³⁾	23.5 ⁽³⁷⁾	3.74 ⁽³⁾	0.71 ⁽³⁾	2	3
DK TAU	K7 ⁽²⁴⁾	140	50 ⁽¹⁸⁾	1.3 ⁽²⁴⁾	3.4 ⁽²⁴⁾	11.5 ⁽¹⁾	3.61 ⁽¹⁹⁾	-0.05 ⁽¹⁹⁾	0.5	0.6
DM TAU	M1 ⁽²⁴⁾	140	35 ⁽¹⁸⁾	0.7 ⁽²⁴⁾	0.29 ⁽²⁴⁾	4 ⁽¹⁵⁾	3.57 ⁽¹⁹⁾	-0.8 ⁽¹⁹⁾	0.6	7
DN TAU	M0 ⁽²⁴⁾	140	28 ⁽¹⁸⁾	0.9 ⁽²⁴⁾	1 ⁽²⁴⁾	12.3 ⁽¹⁵⁾	3.59 ⁽¹⁹⁾	-0.1 ⁽¹⁹⁾	0.4	0.5
DR TAU	K5 ⁽²⁴⁾	140	72 ⁽¹⁸⁾	1.4 ⁽²⁴⁾	5.2 ⁽²⁴⁾	10 ⁽³⁾	3.61 ⁽¹⁹⁾	0.29 ⁽¹⁹⁾	0.4	0.2
DS TAU	K5 ⁽⁴⁾	140	90 ⁽²⁵⁾	0.9 ⁽⁴⁾	1.2 ⁽⁴⁾	10 ⁽¹⁾	3.69 ⁽³⁾	-0.22 ⁽³⁾	1.1	12
FM TAU	M0 ⁽²⁴⁾	140	-	0.7 ⁽²⁴⁾	0.12 ⁽²⁴⁾	-	3.5 ⁽³²⁾	-0.65 ⁽³²⁾	0.1	0.3
FU ORI	G0 ⁽³⁸⁾	450	40 ⁽⁸⁾	-	-	-	-	-	-	-
GM AUR	K7 ⁽²⁴⁾	140	55 ⁽¹⁸⁾	0.6 ⁽²⁴⁾	0.96 ⁽²⁴⁾	12.4 ⁽²⁷⁾	3.68 ⁽¹⁹⁾	0.09 ⁽¹⁹⁾	1	2.5
GW ORI	G0 ⁽²⁶⁾	450	-	1.3 ⁽²⁶⁾	27 ⁽²⁶⁾	40 ⁽²⁶⁾	3.75 ⁽³⁾	1.82 ⁽³⁾	3	1 ^(a)
HBC 388 ^(W)	K1 ⁽⁴⁾	140	45 ⁽⁶⁾	0 ⁽⁴⁾	0.4 ⁽⁴⁾	19.5 ⁽¹⁶⁾	3.71 ⁽²⁾	0.15 ⁽²⁾	1.4	5
HBC 427 ^(W)	K5 ⁽¹⁷⁾	140	67 ⁽²⁰⁾	0 ⁽¹⁷⁾	-	-	3.64 ⁽²⁰⁾	-0.12 ⁽²⁰⁾	0.7	1.9
HN TAU	K5 ⁽²⁴⁾	140	45 ⁽¹⁸⁾	1.1 ⁽²⁴⁾	1.4 ⁽²⁴⁾	52.8 ⁽²⁷⁾	3.6 ⁽³²⁾	-0.56 ⁽³²⁾	0.7	6
IP TAU	M0 ⁽²⁴⁾	140	60 ⁽¹⁸⁾	1.7 ⁽²⁴⁾	0.72 ⁽²⁴⁾	12.3 ⁽¹⁵⁾	3.58 ⁽¹⁹⁾	-0.36 ⁽⁴⁾	0.5	1.5
LKCA 4 ^(W)	K7 ⁽⁴⁾	140	-	1.21 ⁽⁴⁾	0.19 ⁽⁴⁾	30 ⁽¹⁵⁾	3.61 ⁽¹⁹⁾	-0.13 ⁽¹⁹⁾	0.5	0.9
LKCA 19 ^(W)	K0 ⁽⁴⁾	140	-	0.74 ⁽⁴⁾	0.01 ⁽⁴⁾	21 ⁽³⁾	3.72 ⁽¹⁹⁾	0.19 ⁽¹⁹⁾	1.4	9
PDS 66	K1 ⁽²⁴⁾	86	30 ⁽²²⁾	0.2 ⁽²⁴⁾	0.01 ⁽²⁴⁾	14 ⁽²¹⁾	3.7 ⁽³⁵⁾	0 ⁽³⁵⁾	1.2	7
RECX 1 ^(W)	K4 ⁽²⁵⁾	97	-	0 ⁽²⁵⁾	-	22 ⁽²¹⁾	3.63 ⁽²¹⁾	0 ⁽²⁴⁾	0.6	0.8
RECX 15	M3 ⁽²⁴⁾	97	60 ⁽¹⁸⁾	0 ⁽²⁴⁾	0.08 ⁽²⁴⁾	15.9 ⁽²⁸⁾	3.53 ⁽²⁸⁾	-1.07 ⁽²⁸⁾	0.3	5
RECX 11	K5 ⁽²⁴⁾	97	70 ⁽¹⁸⁾	0 ⁽²⁴⁾	0.02 ⁽²⁴⁾	16.4 ⁽²⁹⁾	3.65 ⁽³⁴⁾	-0.22 ⁽²⁴⁾	0.9	4
RU LUP	K7 ⁽¹⁷⁾	140	24 ⁽¹¹⁾	0.1 ⁽¹⁷⁾	-	9 ⁽¹¹⁾	3.61 ⁽³⁰⁾	-0.38 ⁽³⁰⁾	0.6	2.8
RW AUR	K3 ⁽²⁴⁾	140	40 ⁽⁶⁾	0.5 ⁽²⁴⁾	2 ⁽²⁴⁾	15 ⁽³⁾	3.66 ⁽¹⁹⁾	0.24 ⁽¹⁹⁾	0.8	0.8
RY TAU	G1 ⁽⁹⁾	140	86 ⁽⁵⁾	2.2 ⁽⁹⁾	6.8 ⁽⁹⁾	48.7 ⁽¹⁾	3.71 ⁽¹⁹⁾	0.82 ⁽¹⁹⁾	1.9	2.4 ^(a)
S CRA	K6 ⁽³⁾	130	-	0.5 ⁽³⁾	-	-	3.63 ⁽³⁾	0.11 ⁽³⁾	0.6	0.5
SU AUR	G1 ⁽⁹⁾	140	86 ⁽⁵⁾	0.9 ⁽⁹⁾	4.9 ⁽⁹⁾	59 ⁽¹⁵⁾	3.77 ⁽¹⁹⁾	0.97 ⁽¹⁹⁾	2	6.3 ^(a)
SZ 102	K0 ⁽²⁵⁾	200	10 ⁽¹⁸⁾	0.32 ⁽²⁵⁾	0.79 ⁽²⁵⁾	-	3.72 ⁽²³⁾	-1.94 ⁽²³⁾	-	-
T TAU	K0 ⁽⁴⁾	140	20 ⁽⁶⁾	1.46 ⁽⁴⁾	3.2 ⁽⁴⁾	20.1 ⁽¹⁾	3.72 ⁽³⁾	0.9 ⁽³⁾	2	1.8 ^(a)
TW HYA	K7 ⁽²⁴⁾	56	7 ⁽⁷⁾	0 ⁽²⁴⁾	0.18 ⁽²⁴⁾	5.8 ⁽⁷⁾	3.61 ⁽³⁰⁾	-0.77 ⁽³⁰⁾	0.8	20
TWA 7 ^(W)	M1 ⁽¹⁷⁾	27	28 ⁽¹⁴⁾	0 ⁽¹⁷⁾	-	4 ⁽²¹⁾	3.52 ⁽¹⁴⁾	-0.49 ⁽³³⁾	0.2	0.3
TWA 3A	M3 ⁽²⁴⁾	50	-	0 ⁽²⁴⁾	0.01 ⁽²⁴⁾	12 ⁽²¹⁾	3.53 ⁽²¹⁾	-1.1 ⁽¹⁷⁾	0.3	5
TWA13A ^(W)	M1 ⁽¹⁷⁾	53	-	0 ⁽¹⁷⁾	-	12 ⁽²¹⁾	3.56 ⁽³⁶⁾	-0.79 ⁽³³⁾	0.5	6
UX TAU	K5 ⁽⁴⁾	140	35 ⁽¹⁸⁾	0.26 ⁽⁴⁾	1.1 ⁽²⁵⁾	25.4 ⁽³⁹⁾	3.64 ⁽¹⁹⁾	0.11 ⁽¹⁹⁾	0.7	0.7
V819 TAU ^(W)	K7 ⁽⁴⁾	140	-	1.64 ⁽⁴⁾	0.14 ⁽⁴⁾	9.1 ⁽¹⁵⁾	3.6 ⁽³²⁾	-0.13 ⁽³²⁾	0.5	0.7
V836 TAU	K7 ⁽²⁴⁾	140	65 ⁽¹⁸⁾	1.5 ⁽²⁴⁾	0.11 ⁽²⁴⁾	13.4 ⁽¹⁵⁾	3.61 ⁽³⁰⁾	-0.49 ⁽³⁰⁾	0.7	5

(a) Datos tomados de distintos autores.

(W) EWTT de la muestra acorde con las referencias indicadas en esta tabla.

(1) Hartmann et al. (1986); (2) Kundurthy et al. (2006); (3) Johns-Krull et al. (2000); (4) White & Ghez (2001); (5) Muzerolle et al. (2003); (6) Ardila et al. (2002a); (7) Herczeg et al. (2006); (8) Hartmann et al. (2004); (9) Salyk et al. (2013); (10) Hussain et al. (2009); (11) Stempels et al. (2007); (12) Gómez de Castro (2009b); (13) Gómez de Castro & Fernández (1996); (14) Yang et al. (2008); (15) Nguyen et al. (2009); (16) Sartoretti et al. (1998); (17) Yang et al. (2012); (18) France et al. (2012); (19) Bertout et al. (2007); (20) Steffen et al. (2001); (21) da Silva et al. (2009); (22) Sacco et al. (2012); (23) Hughes et al. (1994); (24) Ingleby et al. (2013); (25) Ardila et al. (2013); (26) Calvet et al. (2004); (27) Clarke & Bouvier (2000); (28) Voitke et al. (2011); (29) Jayawardhana et al. (2006); (30) Herczeg & Hillenbrand (2008); (31) Manoj et al. (2006); (32) Hartigan et al. (1995); (33) Ingleby et al. (2011); (34) Lawson et al. (2001); (35) Mamajek et al. (2002); (36) Sterzik et al. (1999); (37) Azevedo et al. (2006); (38) Petrov & Herbig (2008); (39) Preibisch & Smith (1997).

2.2. Multiplicidad, jets, campos magnéticos y manchas calientes

RW Aur (Nguyen et al., 2012), DK Tau, HN Tau (Correia et al., 2006), CV Cha (Bary et al., 2008), V819 Tau, T Tau, UX Tau (Nguyen et al., 2012) y S CrA son binarias cuyos compañeros están a unas distancias de $1''5$, $2''304$, $3''109$, $11''4$, $10''5$, $0''72$, $5''9$ y $1''3$, respectivamente. RW Aur, UX Tau (Nguyen et al., 2012), RECX 1, T Tau (Ardila et al., 2013) y GW Ori (Berger et al., 2011) son sistemas múltiples. GW Ori (Berger et al., 2011), RY Tau (Bertout et al., 1999), FU Ori (Wang et al., 2004), HBC 427, RECX 1 (Ardila et al., 2013) y DF tau (Unruh et al., 1998) son binarias cercanas a unas distancias de $0''003$, $0''002$, $0''5$, $0''03$, $0''2$ y $0''09$, respectivamente. CS Cha, GW Ori y AK Sco son binarias espectroscópicas (Ardila et al., 2013). En algunas de las fuentes de la muestra se han detectado jets: RY Tau (St-Onge & Bastien, 2008), RW Aur, DG Tau (Coffey et al., 2008), T Tau (Furlan et al., 2006), SZ 102 (Comerón & Fernández, 2011), AA Tau, DF Tau, HN Tau y SU Aur (Howard et al., 2013). Las inclinaciones de los jets de DG Tau y RW Aur con respecto al plano del cielo están estimadas por Coffey et al. (2008) en 52° y 44° , respectivamente. El jet de DG Tau está colimado con nódulos y arcos de choque de al menos $11''00$ con velocidades de varios 100 Km s^{-1} (Güdel et al., 2008). Coffey et al. (2012) midió la emisión del Mg II en los jets de RW Aur y HN Tau encontrando que las líneas del Mg II son aproximadamente 1-2 órdenes de magnitud más fuertes que algunas líneas prohibidas y que, en general, el jet que se acerca es más brillante que el que se aleja, lo contrario de lo esperado por el impacto de la extinción circunestelar y la absorción por el ambiente templado que interviene. La contribución del jet (no resuelto) al perfil del Mg II se observa en el borde de mayor velocidad del perfil (Coffey et al., 2008). Johns-Krull (2007) midió los campos magnéticos para unas pocas fuentes de la muestra de este trabajo: AA Tau (2.78 kG), BP Tau (2.17 kG), CY Tau (1.16 kG), DE Tau (1.12 kG), DF Tau (2.90 kG), DG Tau (2.55 kG), DK Tau (2.64 kG), DN Tau (2.00 kG), GM Aur (2.22 kG), T Tau (2.37 kG) y TW Hya (2.61 kG). Se han encontrado evidencias de

que las ETT muestran una fuerte actividad magnética o acreción conducida a través de las líneas de campo magnético. Los choques debido a la acreción producen manchas calientes sobre la superficie estelar, las cuales han sido detectadas en BP Tau (Gómez de Castro & Franqueira, 1997; Johns-Krull et al., 2004; Donati et al., 2008), CY Tau (Bouvier et al., 1995), DF Tau (Bertout et al., 1988; Bouvier et al., 1993; Unruh et al., 1998) y DI Cep (Gómez de Castro & Fernández, 1996).

2.3. Diagramas color-color

La muestra cubre un rango muy amplio de propiedades estelares y de disco (ver Tabla 2.1). En la Figura 2.1 se representan las fuentes en el diagrama color-color J-H versus H-K. Para la mayoría de las fuentes los colores infrarrojos se tomaron del catálogo de 2MASS¹ (Skrutskie et al., 2006), en el caso de las fuentes más brillantes se puede encontrar una recopilación en Gómez de Castro & Franqueira (1997). También se han incluido en la Figura 2.1 estrellas cercanas brillantes en Rayos X de la secuencia principal de López-Santiago et al. (2007) con tipos espectrales desde G0 hasta M5, así como también la recta de Meyer et al. (1997). Las ETT de la muestra se encuentran situadas cerca de esta recta, la cual es interpretada por Meyer et al. (1997) como la línea que marca la evolución de los discos de acreción hacia la secuencia principal. Para $H-K \sim 0.58$ se observa una dispersión en J-H, la cual no puede ser causada por los efectos debido a la extinción (ver la dirección de enrojecimiento en la Figura 2.1). Probablemente sea debido al amplio rango de tipos espectrales (desde G hasta M) y temperaturas efectivas de la muestra, ya que al ser corregidos de los efectos debidos a la contribución fotosférica la dispersión decrece, como se observa en la Figura 2.2. Esta corrección fotosférica se realizó sustrayendo a los colores infrarrojos de 2MASS los correspondientes a los de la secuencia principal que se extrajeron de Ducati et al. (2001).

¹<http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>

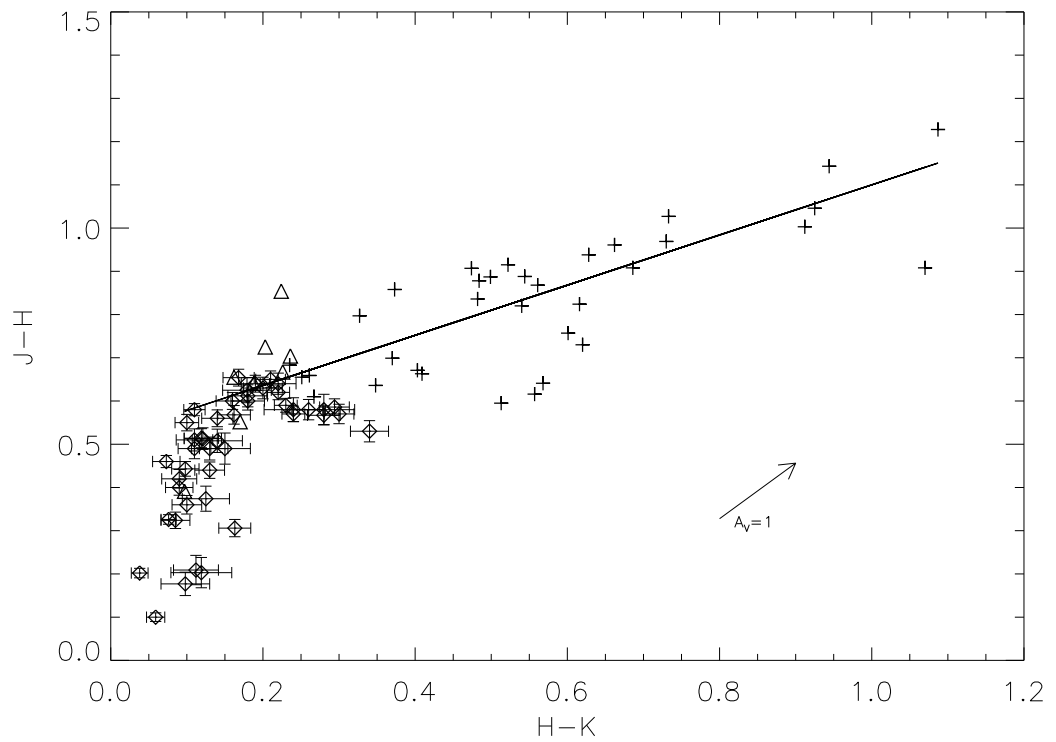


Figura 2.1 Diagrama color-color para las ETT de la muestra. Las EWTT son representadas por triángulos. A modo de referencia se representan el vector de enrojecimiento, la recta de Meyer et al. (1997) (línea continua) y estrellas de la secuencia principal (rombos) (López-Santiago et al., 2007).

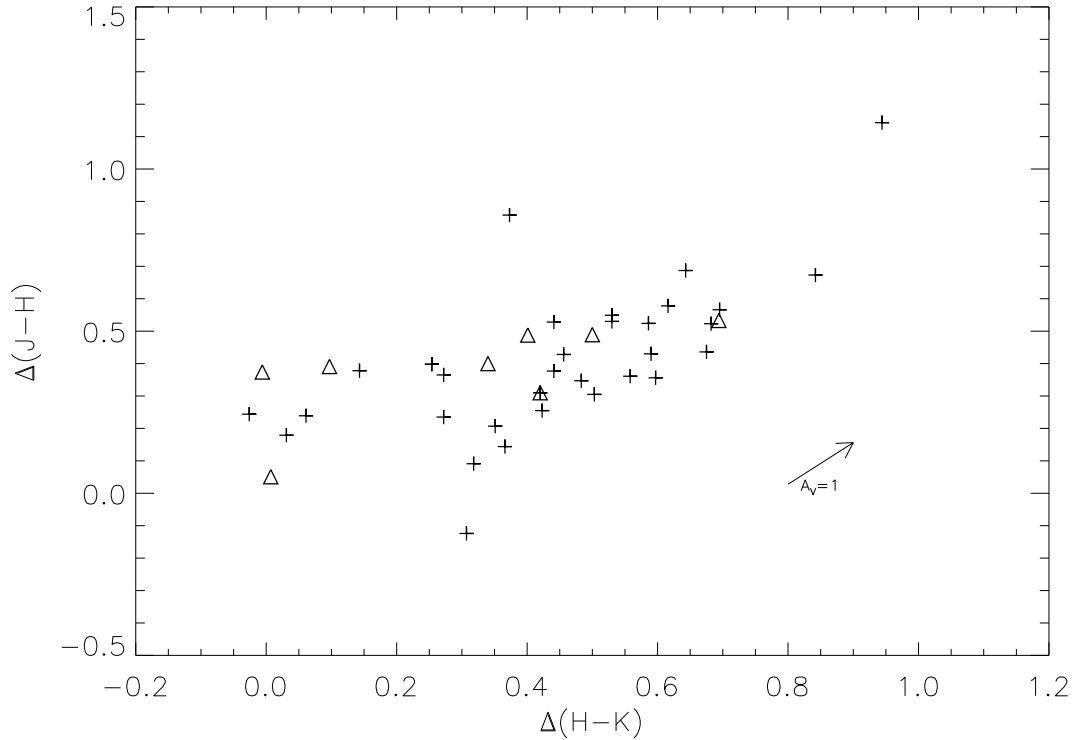


Figura 2.2 Exceso de color de la muestra con respecto a estrellas de la secuencia principal. Los triángulos representan a las ETT.

2.4. Estimación de edades y masas

La determinación de las masas y edades de las ETT es muy incierta, encontrándose muchas discrepancias entre las diferentes isocronas y trazas evolutivas pre-secuencia principal. En este trabajo se calcularon las masas y edades de la muestra utilizando dos modelos diferentes, situando las fuentes sobre las trazas e isocronas correspondientes a D'Antona & Mazzitelli (1997) y Siess et al. (2000) usando las luminosidades y temperaturas efectivas de la Tabla 2.1. En el panel de arriba de la Figura 2.3 se encuentran las estrellas de la muestra sobre las trazas e isocronas de D'Antona & Mazzitelli (1997). A pesar de que este modelo no utiliza condiciones de frontera no-gris en la superficie estelar, es el único modelo de PMS que implementa un tratamiento de convección no local. Este tratamiento, conocido como "Full Spectrum Turbulence" (Canuto & Mazzitelli, 1991), hace que este modelo sea relevante para las discusiones sobre la física

en estrellas de baja masa. Por ello, cuando se ha requerido, se han usado las masas y edades calculadas usando las trazas e isocronas de D'Antona & Mazzitelli (1997), cuyos valores se muestran en las dos últimas columnas de la Tabla 2.1. De acuerdo con este modelo nuestra muestra se encuentra en un rango de edades desde 0.1 hasta 20 Ma y de masas comprendidas entre 0.15 y $2 M_{\odot}$. También se calcularon las masas y edades de la muestra situándolas sobre las trazas e isocronas de Siess et al. (2000), como se muestra en el panel de abajo de la Figura 2.3. Los autores de este modelo realizan una única adopción de las condiciones de frontera semi-gris en la superficie estelar. El rango en las masas calculadas con estas trazas van desde 0.2 hasta $2.3 M_{\odot}$ y las edades están comprendidas entre los 0.85 y 30 Ma. En la Figura 2.4 se comparan las masas y edades estimadas con ambos modelos. Se observa que las masas calculadas son bastantes robustas, es decir, ambos modelos arrojan resultados similares. Sin embargo, en las edades hay una gran discrepancia, poniendo de manifiesto las incertidumbres de las trazas e isocronas para estrellas pre-secuencia principal.

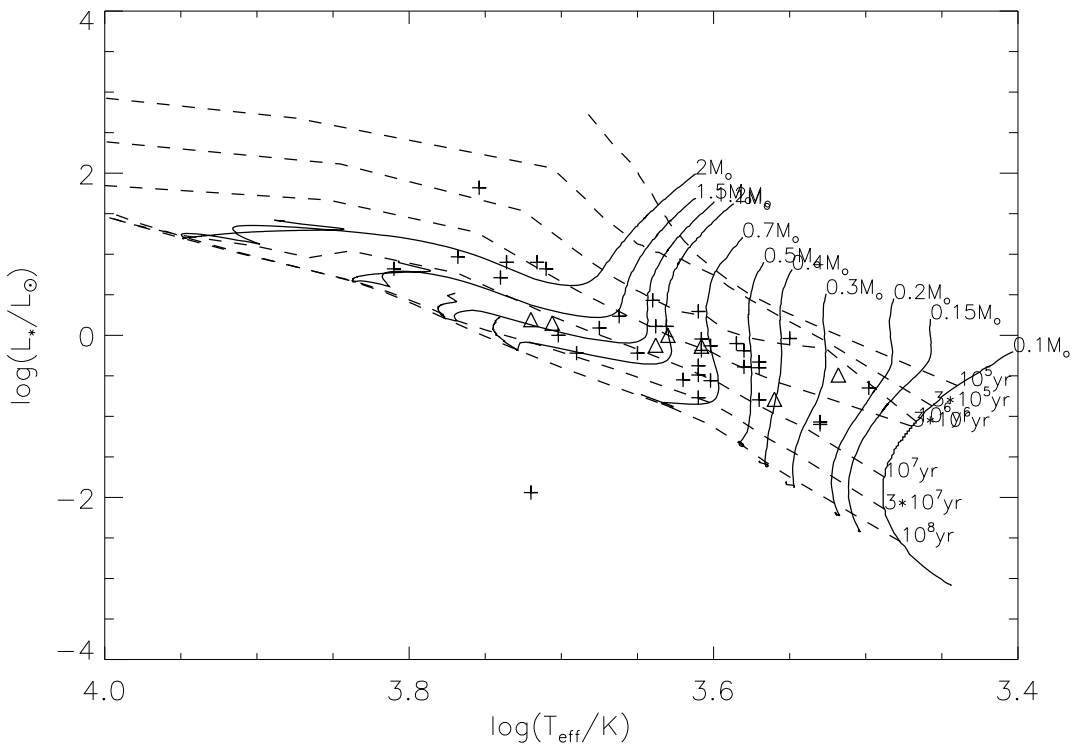
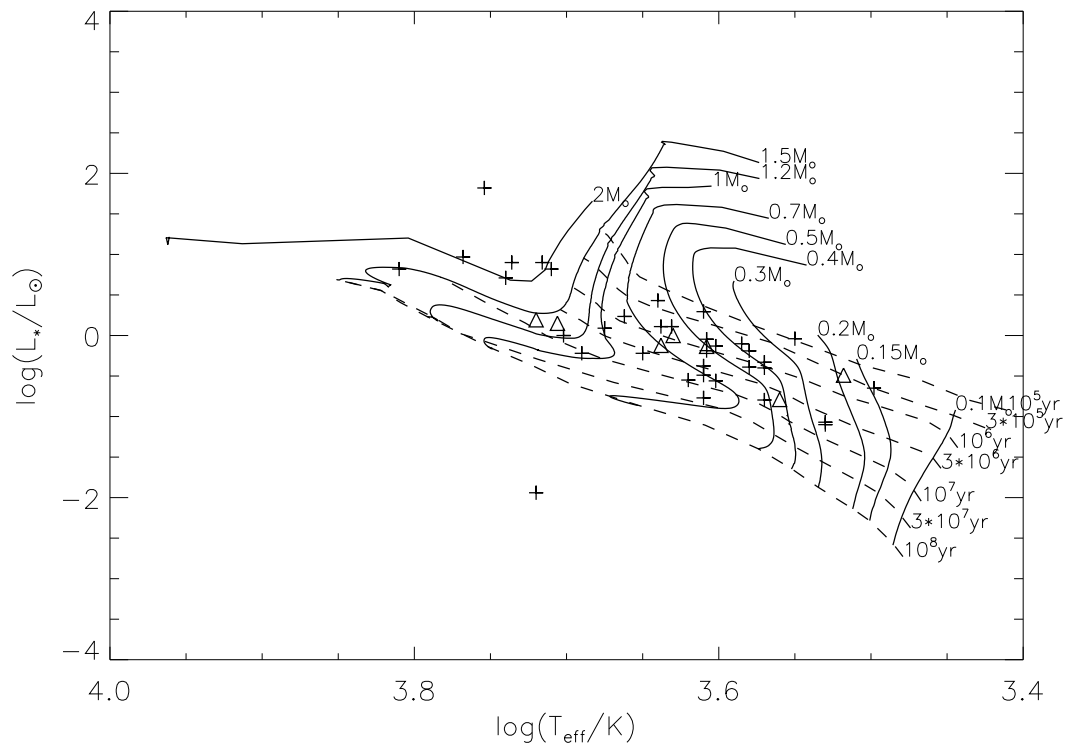


Figura 2.3 Localización de las ETT de la muestra sobre las trazas e isocronas de D'Antona & Mazzitelli (1997) (figura de arriba) y Siess et al. (2000) (figura de abajo). Las ETT están representadas por triángulos.

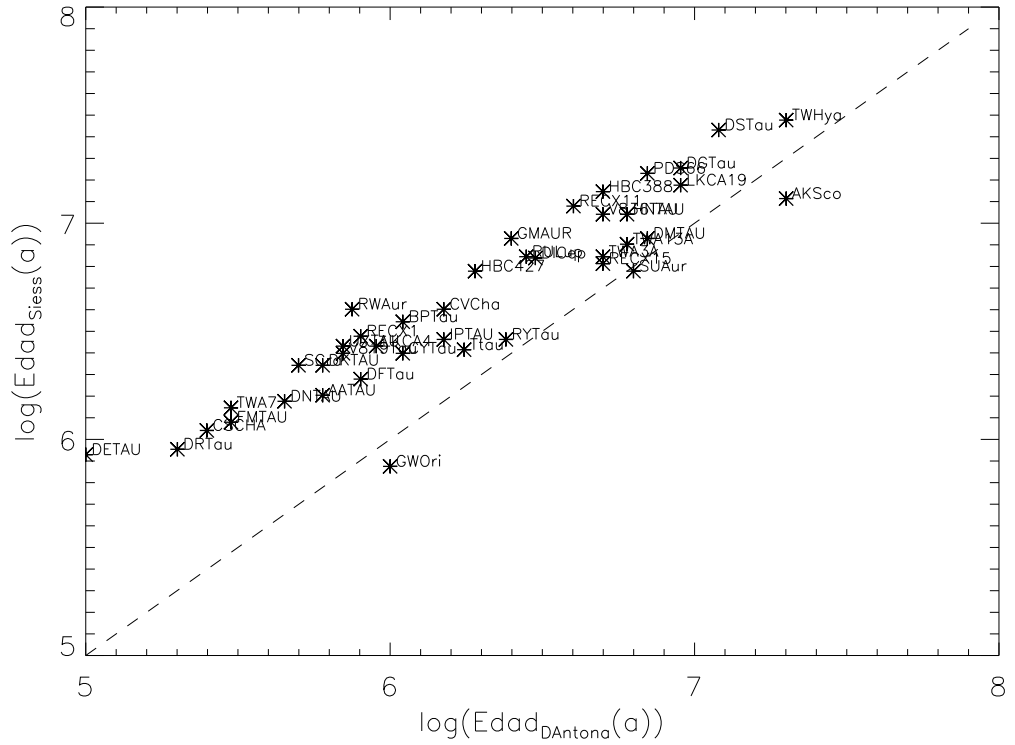
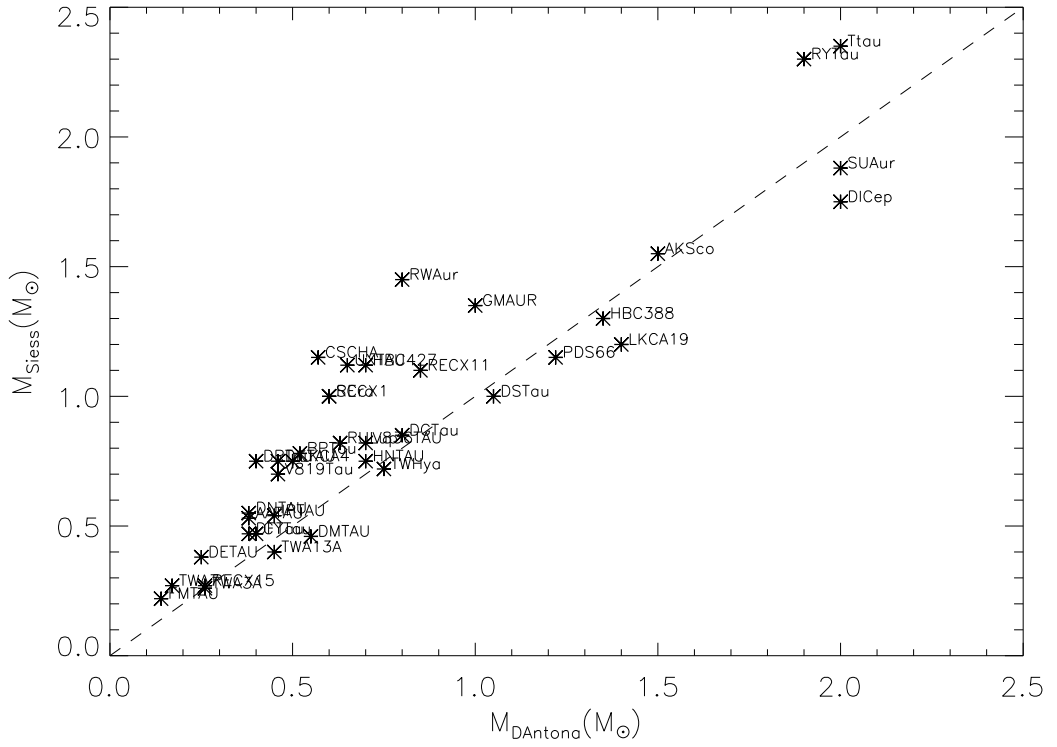


Figura 2.4 Comparación entre las masas (figura de arriba) y edades (figura de abajo) obtenidas según los modelos pre-secuencia principal de D'Antona & Mazzitelli (1997) y Siess et al. (2000). La línea discontinua representa $M_{Siess} = M_{D'Antona}$ y $\log(\text{Edad}_{Siess}) = \log(\text{Edad}_{D'Antona})$, respectivamente.

Capítulo 3

Estudio de las líneas espectrales en el ultravioleta del C II], Fe II] y Si II]

3.1. Descripción de las líneas estudiadas y elección de la muestra

El quintuplete del C II] se encuentra en las longitudes de onda 2324.21, 2325.4, 2326.11, 2327.64 y 2328.83 Å dentro del rango UV del espectro electromagnético. Estas líneas se detectan fácilmente en el espectro de las ECTT, incluso en aquellas con una tasa de acreción baja (Lamzin, 2000), mientras que en las EWTT no son observadas, por lo que estas estrellas no han sido consideradas para esta parte del estudio. De las ECTT descritas en el Capítulo 2, se han escogido aquellas observadas con STIS con la red E230M, es decir, las observaciones de las estrellas cuyo espectro se encuentra en el rango de interés. Esta muestra consiste en un total de 27 ECTT y 42 observaciones. La Tabla A.2 del Apéndice A muestra las observaciones para estas estrellas, incluyendo la razón señal ruido (S/N) que se calculó como se explica más adelante en la Sección 3.5. De todos los espectros de la Tabla A.2 se han seleccionado aquellos que tienen $S/N > 2$

(un total de 20 estrellas). Las propiedades de las estrellas y del instrumento con el que fueron tomadas las observaciones se describieron en el Capítulo 2.

En la Figura A.1 del Apéndice A se muestran todos los espectros de las estrellas de la muestra en el rango de longitud de onda de interés (de 2320 a 2340 Å) para este estudio, mostrando el espectro correspondiente a la última observación para aquellas estrellas con más de una. En cada espectro se indican las longitudes de onda de las líneas del multiplete del C II] en reposo (2324.21, 2325.4, 2326.11, 2327.64 y 2328.83 Å).

El espectro de TW Hya es el de mejor relación señal ruido de la muestra, lo cual permite distinguir cada una de las líneas del multiplete del C II] en las longitudes de onda en reposo, así como otras líneas de interés para este trabajo, como el Fe II] y el Si II], indicadas en la Figura 3.1.

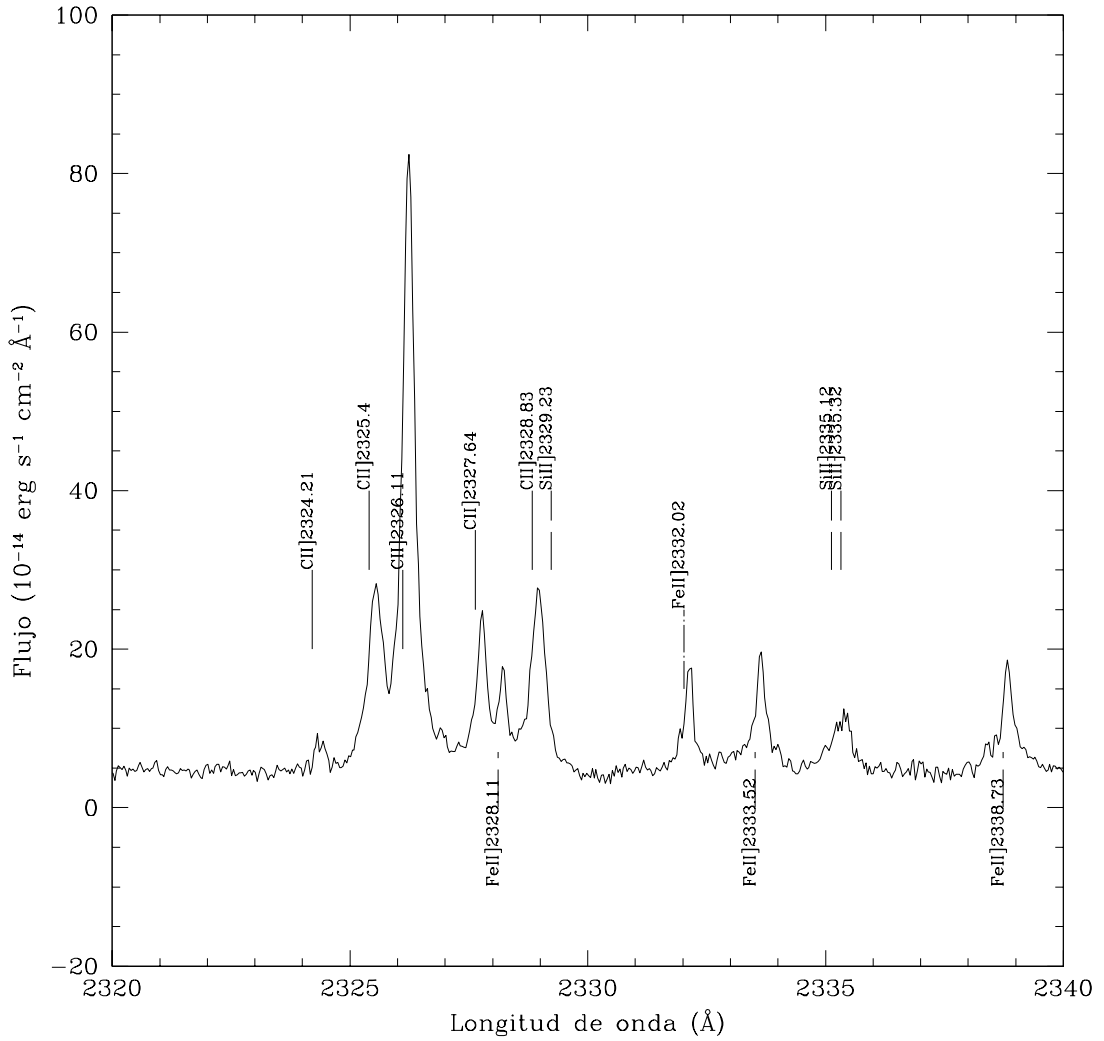


Figura 3.1 Espectro de TW Hya en el rango de interés 2320-2340 Å. Se indican las líneas espectrales tomadas en cuenta en este estudio (C II], Fe II] y Si II]).

Las líneas del Fe II] en 2328.11 y 2333.52 Å pertenecen a la configuración $3d^6({}^5D)4s-3d^6({}^5D)4p$, estando la primera situada entre dos de las líneas del C II], lo cual puede afectar al análisis y estudio del quintuplete. En 2332.02 Å se encuentra otra línea del Fe II] correspondiente a la configuración $3d^7-3d^6({}^5D)4p$. Esta línea aparece en la mayoría de los espectros con una intensidad similar a la del Fe II] en 2333.52 Å. También se puede observar en la Figura 3.1 la presencia del multiplete del Si II] en 2329.23, 2335.12 y 2335.32 Å. Como se observa en la Figura A.1, las líneas del quintuplete del

C II] están total o parcialmente mezcladas en la mayoría de los espectros.

Como disponemos de varias observaciones para algunas de las estrellas, se ha realizado una comparación entre los perfiles del C II] mostrada en la Figura A.2 en el Apéndice A. La última observación se indica como línea punteada roja, no observándose ninguna variación significativa con el tiempo. DS Tau es la única estrella que muestra alguna variación en flujo entre su primera observación y la segunda, con una diferencia de seis meses entre ambas. Sin embargo, la forma del perfil no muestra variaciones, por lo que es razonable asumir que la primera observación de DS Tau coincidiría con algún proceso físico que incrementó el flujo de manera significativa, como por ejemplo, un aumento del volumen emisor pero sin cambiar significativamente otras condiciones físicas, tales como temperatura o densidad.

3.2. Medida de las propiedades del plasma mediante la razón de líneas

Las líneas del C II], Fe II] y Si II] son transiciones de intercombinación con unos coeficientes de Einstein A_{ij} muy pequeños, sugiriendo que son líneas ópticamente delgadas y, por tanto, sus perfiles deberían reflejar en cierto grado las propiedades del plasma donde se forman. Así, las razones entre las intensidades de estas líneas son independientes de la geometría del sistema y además se ven afectados mínimamente por las incertidumbres debidas a la determinación de la extinción en las ETT (Gomez de Castro & Lamzin, 1999). La razón entre las intensidades de las líneas del multiplete del C II] $2s^22p^2P - 2s2p^2^4P$ son sensibles a la densidad electrónica en el rango $10^7 \lesssim n_e \lesssim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ (Stencel et al., 1981). En la Fig 3.2 hemos representado la dependencia entre la razón de líneas del C II] con respecto a la más intensa del multiplete (en 2326.11 Å) y la densidad electrónica (n_e).

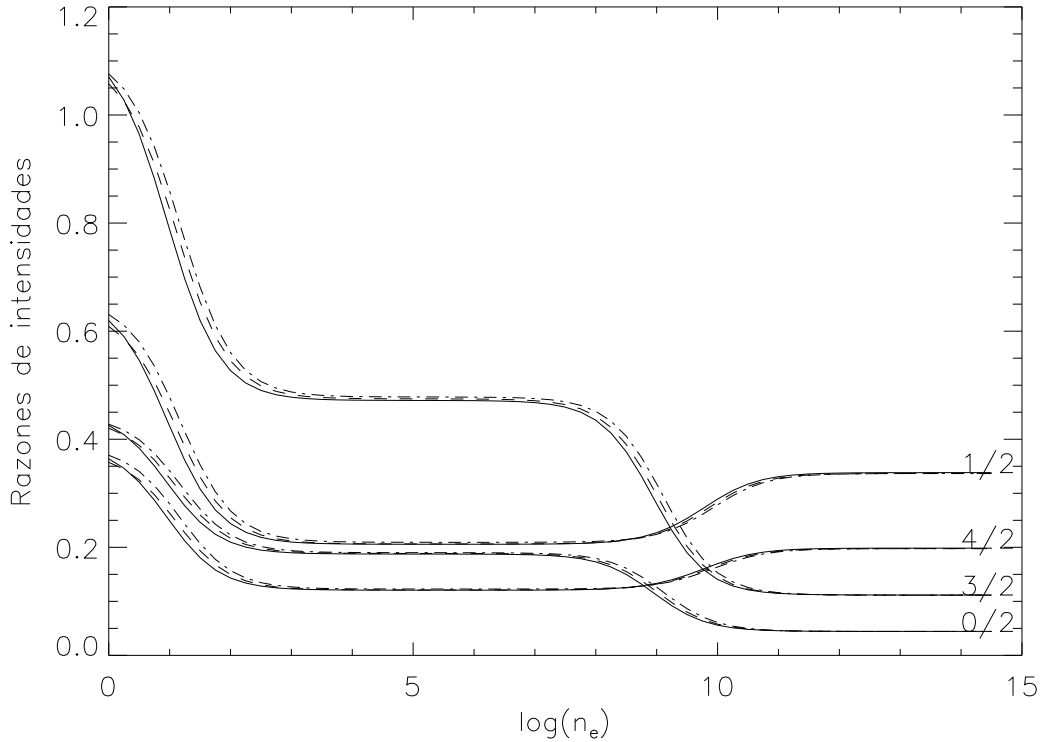


Figura 3.2 Razón de emisividades de las líneas del C II] con respecto a la línea en 2326.11 Å como función de la densidad electrónica. Las etiquetas 0,1,2,3 y 4 corresponden a las líneas del C II] 2324, 2325, 2326, 2327 y 2328 Å, respectivamente. Las líneas continuas, discontinuas y punteadas se corresponden con las temperaturas $T_e = 10^4$, $10^{4.5}$ y $T_e = 10^5$ K, respectivamente.

Se observa que para $10^3 \lesssim n_e \lesssim 10^7 \text{ cm}^{-3}$ y para $n_e \gtrsim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$, las razones de líneas del C II] no son sensibles a la densidad electrónica y casi independientes de la temperatura. Con el fin de obtener una T_e y n_e únicas para cada estrella es necesario hacer uso de otras líneas de emisión en el rango de longitudes de onda estudiado.

En primer lugar se calcularon las emisividades para las líneas del C II] (2324.21, 2325.4, 2326.11, 2327.64 y 2328.83 Å), Fe II] (2328.11 y 2333.52 Å), Fe II] (2332.02 Å) y Si II] (2329.23, 2335.12 y 2335.32 Å) a través de la base de datos atómica para el diagnóstico espectroscópico de plasmas astrofísicos CHIANTI¹ (Dere et al., 1997; Landi et al., 2013), asumiendo que todas las líneas son ópticamente delgadas y que se forman vía

¹www.chiantidatabase.org

excitación colisional. CHIANTI proporciona las emisividades del ión (erg s^{-1}):

$$\varepsilon_{ij} = \Delta E (n_j(\text{XII})/n(\text{XII})) A_{ji}, \quad (3.1)$$

siendo ΔE la diferencia de energía entre los niveles j y i , $(n_j(\text{XII})/n(\text{XII}))$ la fracción de iones en el estado j y A_{ji} la probabilidad de transición espontánea. En segundo lugar se calcularon las emisividades por unidad de volumen ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-3}$) que resulta de la caída radiativa del nivel j al i para cada ión X II como:

$$\begin{aligned} \epsilon_{ij} &= \Delta E n_j(\text{XII}) A_{ji} \\ &= \Delta E A_{ji} \left(\frac{n_j(\text{XII})}{n(\text{XII})} \frac{n(\text{XII})}{n(\text{X})} \frac{n(\text{X})}{n(\text{H})} \frac{n(\text{H})}{n_e} n_e \right) \\ &= \varepsilon_{ij} \left(\frac{n(\text{XII})}{n(\text{X})} \frac{n(\text{X})}{n(\text{H})} \frac{n(\text{H})}{n_e} n_e \right), \end{aligned} \quad (3.2)$$

donde $n_j(\text{XII})$ es la densidad numérica del ión X II en el nivel superior (j), $n(\text{XII})/n(\text{X})$ es la fracción de ionización de X y $n(\text{X})/n(\text{H})$ es la abundancia del elemento X, asumiendo metalicidad solar, y $n(\text{H})/n_e = 0.83$ para temperaturas $T \gtrsim 10^4$ K (ver manual de CHIANTI). Hemos calculado las emisividades por unidad de volumen ϵ_{ij} usando la Ecuación 3.2 para los iones X II = C II], Fe II] y Si II] en el rango de temperaturas $4.0 \leq \log T_e \leq 5.5$ (con un paso de 0.025) y densidades $0.0 \leq \log n_e \leq 14.5$ (con un paso de 0.25), generando así una red de 3540 valores de emisividades para cada una de las líneas consideradas.

Luego calculamos las razones de todas estas líneas con respecto a la línea del C II] en 2326.11 Å, obteniendo que la razón de líneas del Fe II] en 2333 Å es sensible a la densidad electrónica para $n_e \gtrsim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ como se muestra en el panel superior de la Figura 3.3, el rango de densidades para el cual las razones de las líneas del quintuplete del C II] no son sensibles (Figura 3.2). Además, esta razón es mucho más sensible a la T_e que el C II], aunque en principio no es posible obtener un único valor de T_e (o una única combinación de valores de T_e y n_e) a través de esta razón únicamente. Sin embargo, la razón de líneas del Si II] es más sensible a la temperatura, particularmente para $4.0 \lesssim \log T_e \lesssim 4.6$ como se observa en el panel inferior de la Figura 3.3. Por lo tanto, el análisis combinado de todas estas razones debería ser suficiente para la

determinación unívoca de las propiedades físicas de la región de formación de estas líneas de emisión.

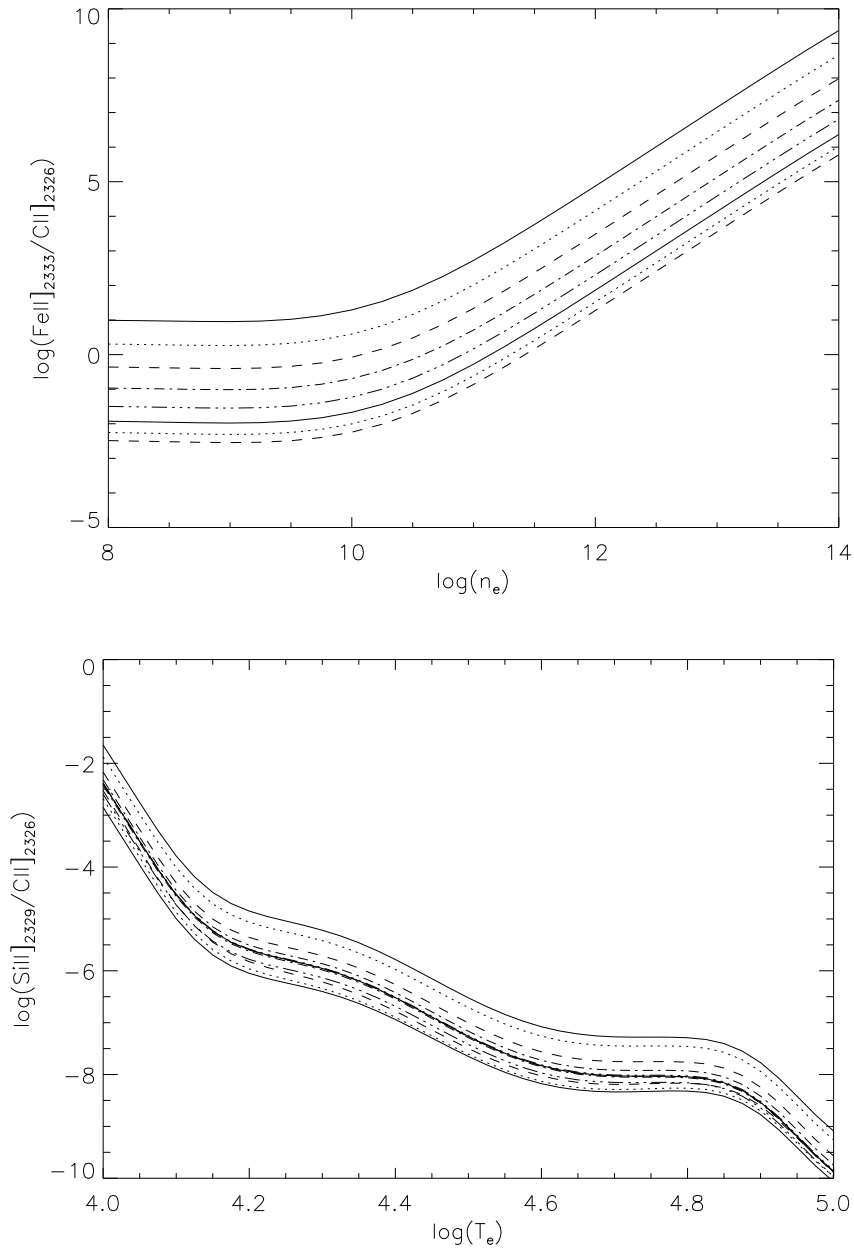


Figura 3.3 Panel superior: razón de emisividades de la línea Fe II] relativa a la línea del C II] en 2326.11 Å en función de la densidad para varias temperaturas (desde $\log T_e(\text{K}) = 4.0$ hasta 4.175 en pasos de 0.025). Panel inferior: razón de emisividades de la línea Si II] relativa a la línea del C II] en 2326.11 Å en función de la temperatura para varias densidades (desde $\log n_e(\text{cm}^{-3}) = 0.0$ hasta 13.0 en pasos de 1.0).

En el Apéndice B se presentan todos los algoritmos desarrollados y utilizados para todo el cálculo de las razones de líneas. En la Tabla B.1 del mismo apéndice se muestra una parte de las razones obtenidas entre la línea del Fe II] en 2328 Å y la del C II] en 2326 Å para las temperaturas $4.0 < \log T_e(\text{K}) < 4.2$ y densidades $0.0 < \log n_e(\text{cm}^{-3}) < 14.5$.

3.3. Método de ajuste a los espectros observados

La presencia del Fe II] en 2328 Å dentro del quintuplete del C II] y la mezcla de las líneas hace difícil la medida de los flujos de las líneas del C II], ya que en muchos casos no es posible la identificación de cada línea, particularmente en aquellos espectros con una S/N baja. A través de las razones de líneas calculadas en la sección anterior se puede conocer las propiedades físicas de la estrella en cuestión, pero al no conocer la contribución de cada línea en el espectro observado, no se puede realizar una estimación fiable de las razones de los flujos de las líneas. En este trabajo abordamos el problema de una manera diferente, basada en encontrar el espectro simulado que mejor ajusta al observado, obteniendo así las propiedades físicas del plasma donde se forman las líneas. En esta sección se describe el procedimiento utilizado en este estudio.

En la Sección 3.2 se calcularon las razones de líneas de emisión para los iones C II], Fe II] y Si II] que se encuentran entre 2323 y 2336 Å para $4.0 \leq \log T_e \leq 5.5$ y $0.0 \leq \log n_e \leq 14.5$, obteniendo una red para cada elemento de 3540 razones de líneas. La línea del C II]₂₃₂₆ es usada como línea de referencia para todas las razones de líneas. Para cada combinación de valores de T_e y n_e , se simularon espectros con IDL² como la suma de once gaussianas (una para cada línea de emisión) usando las razones de líneas calculadas. Al espectro simulado se superpuso una componente continua F_{cont} , la cual se estimó como el flujo medio en el rango 2320-2323 Å de cada espectro observado, donde no se observan líneas de emisión.

Así, el espectro simulado $F(\lambda)$ en $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ para cada fuente de la muestra

²<http://www.exelisvis.com/ProductsServices/IDL.aspx>

y para cada combinación de valores de T_e y n_e viene dado por:

$$F(\lambda) = F_0 \sum_{i=0}^{10} R_i \exp\left(\frac{-(\lambda - (\lambda_i + \delta))^2}{2\sigma^2}\right) + F_{cont}, \quad (3.3)$$

donde F_0 es el pico del flujo de la línea de referencia (C II]₂₃₂₆), $R_i = F_i/F_0$ es la razón de la línea i -ésima relativa a la de referencia ($R_0 = 1$ por definición), σ es la desviación estándar de la gaussiana (asumida igual para todas las líneas) y λ_i es la longitud de onda central de la línea de emisión i -ésima (la cual puede estar desplazada δ Å de su longitud de onda en reposo).

Con el fin de obtener el espectro simulado que mejor ajusta a los observados se desarrolló un algoritmo en IDL utilizando el método de mínimos cuadrados ³. Para cada combinación de valores de T_e y n_e , se realiza un ajuste en el rango de longitudes de onda de 2323-2338 Å usando las razones de líneas calculadas previamente, $R_i = R_i(T_e, n_e)$. Los parámetros libres en el procedimiento de ajuste son: el pico del flujo correspondiente a la línea de referencia del C II] (F_0), el desplazamiento de las posiciones de las líneas (δ) y la desviación estándar de las funciones gaussianas (σ). δ y σ se suponen iguales para todas las líneas. El flujo de la línea del Fe II]_{2332.02} se dejó también como un parámetro libre ya que se detectaron discrepancias entre las predicciones de CHIANTI y las observaciones. Como se puede observar en la Figura A.1, las líneas a 2332.02 Å y a 2332.52 Å tienen intensidades similares, mientras que CHIANTI predice que $\epsilon(2332.02) \sim 0.06 \cdot \epsilon(2333.52)$. Es probable que esta línea sea producida en otra región con condiciones diferentes de temperatura y densidad.

El procedimiento encuentra los valores de los parámetros libres que mejor ajustan a los datos para cada T_e y n_e , es decir, el ajuste con el mínimo valor de χ^2 reducido ($\chi^2_{min} = \min(\chi^2)$). El programa devuelve el χ^2 reducido, es decir, χ^2 entre el número de grados de libertad ($\chi^2 = \sum(obs - sim)^2 / n_{libres}$). El ajuste es repetido para el rango completo de combinaciones de valores de (T_e, n_e) , asumiendo que el resultado mejor u óptimo es el valor mínimo entre todos los chi-cuadrado mínimos ($\chi^2_{opt} = \min(\chi^2_{min})$).

³Todo el algoritmo desarrollado y utilizado para el ajuste explicado en esta sección se muestra en el Apéndice C

Como resultado final, para cada estrella se tiene el mejor ajuste para cada (T_e, n_e) , obteniendo los datos correspondientes a ese ajuste, es decir, δ , σ , F_0 y χ_{min}^2 . Estos datos permiten dibujar la superficie de χ_{min}^2 , como se muestra en la Figura 3.4. El mínimo de la superficie (representado por un punto en la figura) se corresponde con el par (T_e, n_e) que mejor ajusta a los datos observados, es decir, el correspondiente al χ_{opt}^2 .

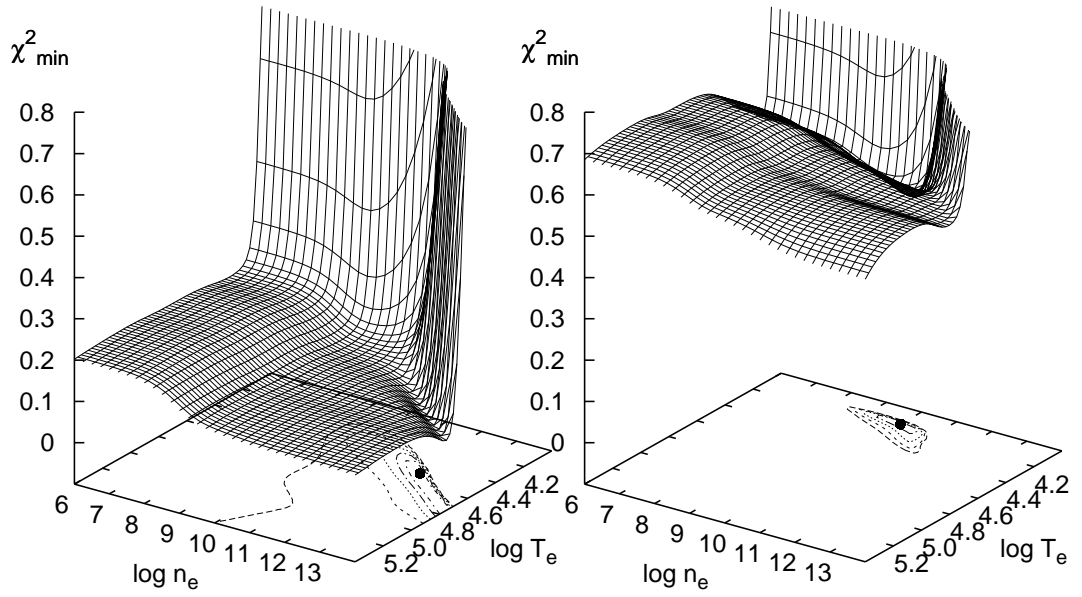


Figura 3.4 Superficies y contornos de χ_{min}^2 para TW Hya (a la izquierda) y DE Tau (a la derecha). Se han proyectado cinco contornos de χ_{min}^2 , comenzando cerca de la solución óptima χ_{opt}^2 (0.08 y 0.48, respectivamente) con pasos de 0.01. El punto negro indica los valores de T_e y n_e correspondientes a las soluciones óptimas.

Una elección inapropiada de los valores iniciales de los parámetros libres ($F_{0,ini}$, δ_{ini} y σ_{ini}) puede causar dificultades en la convergencia y/o detener el proceso en un mínimo local que no sea la solución correcta (es decir, que no sea el mínimo absoluto). Para evitar esta situación es importante la elección cuidadosa de las condiciones iniciales. Para la desviación típica de la gaussiana inicial se tomó $\sigma_{ini} = 0.1 \text{ \AA}$, estimada como la combinación de la anchura térmica e instrumental. El ensanchamiento térmico se calculó para $T_e = 10^{4.5} \text{ K}$, por lo que $\sigma_{term} \sim 0.04 \text{ \AA}$, mientras que el ancho instrumental

es $\sim 0.03 \text{ \AA}$, teniendo en cuenta que los datos fueron tomados con STIS, la rejilla E230 M y apertura 0.2×0.2 . $F_{0,ini}$ se tomó como el flujo máximo alrededor de la línea del C II] en 2326.11 \AA y δ_{ini} tal que $F(2326.11 - \delta_{ini}) = F_{0,ini}$ en el espectro observado. Para comprobar la dependencia de los resultados obtenidos con los valores iniciales de los parámetros libres, se llevaron a cabo varias pruebas. Se variaron los parámetros libres iniciales en un $\pm 50\%$ su valor inicial para tres estrellas de la muestra: CV Cha (con una S/N baja), T Tau (con S/N alta) y TW Hya (con la mejor S/N de la muestra). Los resultados de estas pruebas se muestran en la Tabla 3.1, observándose que al variar estos parámetros iniciales la solución final nunca difiere en más del paso en la red de los valores de T_e y n_e . Por tanto, se puede considerar que el algoritmo es fiable y robusto en el sentido de que no es sensible a variaciones en los parámetros iniciales, siempre que se tomen valores iniciales realistas.

Tabla 3.1: Pruebas para comprobar la robustez del algoritmo.

Identificador	Estrella	δ_{ini}	$F_{0,ini}$	σ_{ini}	$\log(T_e)$	$\log(n_e)$
ob6b18020	CV Cha	0.094	3.09192	0.1	4.1	10.5
		0.094	3.09192	0.05	4.1	10.5
		0.094	3.09192	0.15	4.1	10.5
		0.14	3.09192	0.1	4.1	10.5
		0.047	3.09192	0.1	4.1	10.5
		0.094	4.63788	0.1	4.1	10.5
		0.094	1.54596	0.1	4.1	10.5
o63l02020	T Tau	-0.38	1.0194	0.1	4.125	10.25
		-0.38	1.0194	0.05	4.125	10.25
		-0.38	1.0194	0.15	4.125	10.25
		-0.57	1.0194	0.1	4.125	10.25
		-0.19	1.0194	0.1	4.125	10.25
		-0.38	1.5291	0.1	4.125	10.25
		-0.38	0.5097	0.1	4.125	10.25
o59d01020	TW Hya	0.13	7.76671	0.1	4.5	12.25
		0.13	7.76671	0.05	4.5	12.25
		0.13	7.76671	0.15	4.5	12.25
		0.19	7.76671	0.1	4.5	12.25
		0.066	7.76671	0.1	4.5	12.25
		0.13	11.65007	0.1	4.5	12.25
		0.13	3.88336	0.1	4.5	12.25

Los resultados mostrados en la Tabla 3.1 significan que los pasos de la red representan la precisión interna del procedimiento de ajuste: $\delta \log T_e \simeq 0.025$ y $\delta \log n_e \simeq 0.25$, siendo las mismas para todas las estrellas de la muestra.

También hemos estimado las incertidumbres asociadas a los valores calculados de δ , σ y del flujo de cada línea. Para ello hemos seleccionado los valores de los ocho puntos de la red más cercanos al mejor ajuste y hemos tomado como incertidumbre la desviación estándar de estos ocho puntos. A manera de ejemplo en la Tabla 3.2 se muestran las incertidumbres en δ , σ y flujos para TW Hya. Las desviaciones estándar en δ siempre resultaron ser $\lesssim 5 \text{ km s}^{-1}$, mientras que en σ es $\lesssim 6 \text{ km s}^{-1}$. Estas incertidumbres no son mostradas en la Tabla 3.3 al ser despreciables. Los errores en los flujos sí se muestran en los resultados de la Tabla 3.4.

Tabla 3.2 Incertidumbres en δ , σ y flujos para TW Hya.

TW Hya	$\log(T_e)$ (K)	$\log(n_e)$ (cm^{-3})	δ (\AA)	σ (\AA)	Flujo(C II)]	Flujo(Fe II] ₂₃₂₈)	Flujo(Si II] ₂₃₂₉) ($\times 10^{14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$)	Flujo(Fe II] ₂₃₃₃)	Flujo(Si II] ₂₃₃₅)
	4.50	12.25	0.124	0.157	48.0	1.99	0.02	5.65	3.39
	4.53	12.25	0.124	0.157	48.4	1.44	0.02	4.08	2.91
	4.48	12.25	0.124	0.157	46.9	2.73	0.02	7.75	3.96
	4.53	12.50	0.124	0.157	47.5	2.49	0.01	7.07	2.94
	4.53	12.00	0.124	0.157	48.5	0.82	0.01	2.32	2.84
	4.50	12.50	0.123	0.157	45.8	3.35	0.02	9.53	3.34
	4.50	12.00	0.124	0.157	48.5	1.14	0.02	3.24	3.33
	4.48	12.50	0.123	0.157	42.6	4.37	0.02	12.4	3.71
	4.48	12.00	0.124	0.156	48.2	1.59	0.02	4.52	3.95
Desv. típ.			0.0005	0.0003	1.94	1.14	0.002	3.25	0.43
Desv. típ. (km s^{-1})			0.0593	0.0335					

Como ejemplos ilustrativos, se muestran en la Figura 3.5 los mejores ajustes para dos estrellas diferentes: una de ellas con la mejor S/N de la muestra (TW Hya) y otra con una S/N más baja (DE Tau).

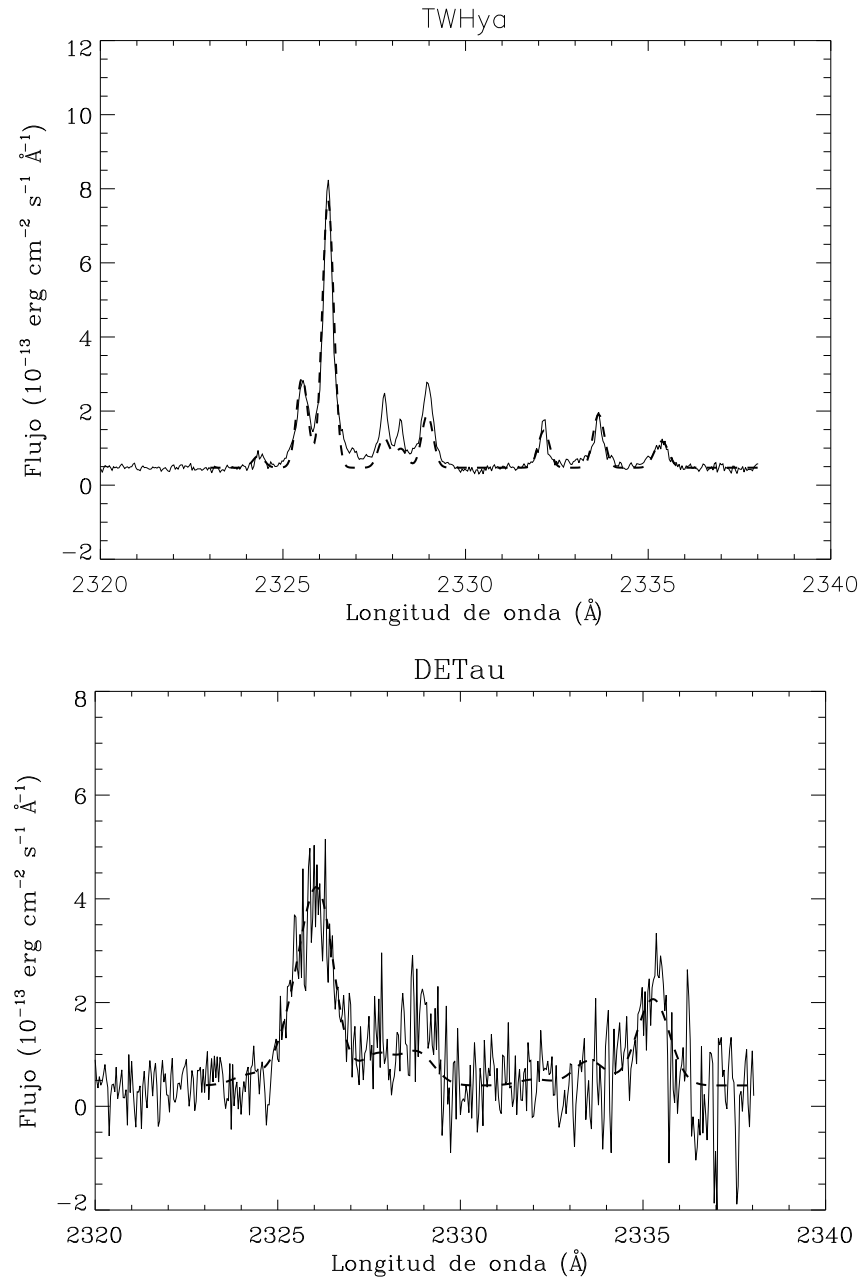


Figura 3.5 Los mejores ajustes (líneas punteadas) a los espectros observados (líneas continua) para dos estrellas ejemplo: TW Hya y DE Tau.

La superficie y contornos de los chi-cuadrado mínimos (χ^2_{min}) para estas estrellas

se mostraron en la Figura 3.4. De media, los valores de χ_{min}^2 para TW Hya son mas pequeños que para DE Tau, ya que TW Hya tiene una S/N mayor. Podemos observar que para T_e relativamente bajas el χ_{min}^2 en promedio es mayor, descartando estas soluciones. Este comportamiento también se puede observar para densidades electrónicas bajas (que no se muestran en la Figura 3.4 por claridad). Este comportamiento en la forma de incremento de χ_{min}^2 para bajos valores de T_e y n_e es característico de todas las estrellas de la muestra. Además, el χ_{opt}^2 siempre se encuentra en un rango relativamente estrecho de temperaturas y densidades electrónicas (mostrado como los contornos en la parte inferior de la Figura 3.4).

3.4. Propiedades del plasma

Los resultados obtenidos del procedimiento de ajuste se resumen en la Tabla 3.3, incluyendo la densidad electrónica (n_e), temperatura (T_e), el valor de χ^2 reducido correspondiente al mejor ajuste (χ_{opt}), el desplazamiento de las líneas (δ), la anchura de las líneas (σ) y el pico del flujo de la línea C II]₂₃₂₆ (F_0). En la Figura 3.6 se han dibujado las densidades electrónicas y temperaturas obtenidas para cada fuente. Para las estrellas con más de una observación se tomaron sólo los resultados correspondientes al mejor ajuste, es decir, aquel con el mínimo χ_{opt}^2 , evitando así dar un mayor peso estadístico a las fuentes con varias observaciones al buscar posibles correlaciones. En cualquier caso, diferentes observaciones producen resultados muy similares en la mayoría de los casos (ver Tabla 3.3) y considerar diferentes identificadores no cambia las tendencias generales discutidas más adelante.

Tabla 3.3 Parámetros físicos derivados del procedimiento de ajuste.

Estrella	Identificador	$\log(T_e)$ (K)	$\log(n_e)$ (cm^{-3})	χ_{opt}^2	δ (km s^{-1})	σ (km s^{-1})	F_0 ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$)
AA Tau	ob6ba7030	4.95	9.50	0.54	17.67	40.88	6.70×10^{-14}
CV Cha	ob6b18020	4.10	10.50	0.28	18.57	82.03	1.82×10^{-14}
CY Tau	o5cf03020	4.50	11.75	0.49	15.22	23.73	6.08×10^{-14}
DE Tau	ob6ba8030	4.15	10.00	0.48	0.90	56.36	3.52×10^{-14}
DF Tau	o5kc0102	4.45	11.50	0.01	9.29	66.42	1.12×10^{-13}
DG Tau	o63l03020	4.18	10.25	0.12	-67.32	104.72	9.23×10^{-15}
	o63l03030	4.15	10.00	0.13	-66.03	116.85	9.26×10^{-15}
DR Tau	o63l04010	5.48	13.75	0.42	-24.76	85.38	1.62×10^{-14}
	o63l04020	5.48	13.75	0.48	-26.70	71.97	2.02×10^{-14}
DS Tau	o5cf01020	4.35	9.75	0.75	27.34	62.03	3.72×10^{-14}
	o63l08010	4.18	9.50	0.20	19.09	62.29	1.68×10^{-14}
	o63l08020	4.18	9.50	0.15	16.77	66.03	1.74×10^{-14}
FU Ori	o63l07020	4.18	10.25	0.14	-45.53	93.89	9.12×10^{-15}
GM Aur	ob6ba1030	4.38	11.50	0.47	14.83	68.48	3.26×10^{-14}
PDS 66	ob6b23030	4.30	8.75	0.01	15.35	44.88	1.79×10^{-13}
RECX 15	ob6bb7030	4.15	8.50	0.86	1.42	53.91	4.28×10^{-14}
RECX 11	ob6bc4030	4.40	9.00	1.53	30.82	61.00	4.31×10^{-14}
RY Tau	o63l01010	4.13	8.50	0.21	-39.34	95.95	2.64×10^{-14}
	o63l01020	4.18	10.75	0.16	-30.57	102.14	2.59×10^{-14}
	o63l01030	4.23	11.00	0.17	-25.67	110.79	2.37×10^{-14}
SU Aur	o63l05010	4.33	11.00	0.18	18.70	158.12	1.30×10^{-14}
	o63l05020	4.18	10.25	0.20	-6.84	155.80	1.38×10^{-14}
	ob6bb1030	4.18	10.50	0.55	26.44	122.91	1.52×10^{-14}
SZ 102	ob6bb9030	4.45	1.25	0.35	25.15	51.72	2.25×10^{-14}
T Tau	o63l02010	4.15	10.50	0.01	3.74	61.52	9.15×10^{-14}
	o63l02020	4.13	10.25	0.01	3.87	62.16	8.87×10^{-14}
	o63l02030	4.13	10.25	0.01	4.77	59.71	9.18×10^{-14}
TW Hya	o59d01020	4.50	12.25	0.07	15.99	20.25	7.24×10^{-13}
TWA 3A	ob6b22030	4.28	9.25	0.62	17.28	49.52	7.19×10^{-13}
UX Tau	ob6b54030	4.40	8.75	0.32	23.34	35.72	3.10×10^{-14}

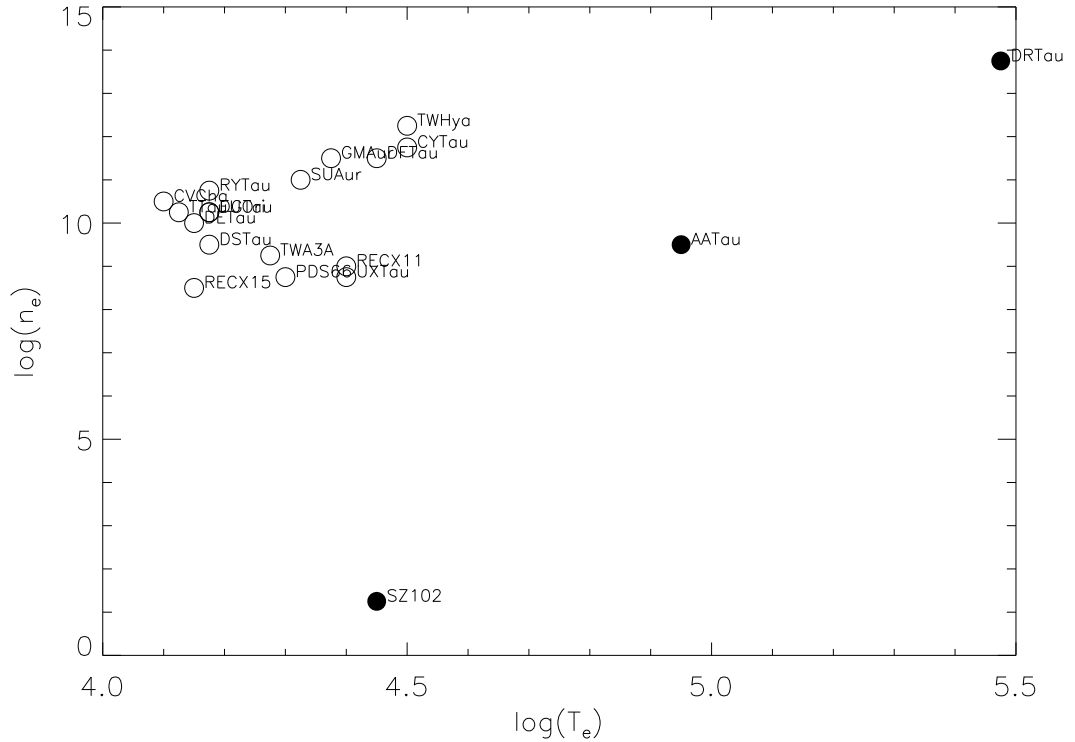


Figura 3.6 Densidades electrónicas (n_e en cm^{-3}) y temperaturas (T_e en K) correspondientes al espectro simulado que mejor ajusta con el espectro observado para las estrellas de la muestra. Los tamaños de los círculos corresponden a las incertidumbres asociadas con n_e y T_e (0.25 dex y 0.025 dex, respectivamente). Los círculos rellenos indican las estrellas cuyos valores se encuentran fuera del rango donde están la mayoría de las fuentes.

Cada estrella está representada por un círculo cuyo radio es el paso de la red utilizado en nuestro algoritmo, es decir, 0.25 para $\log(n_e)$ y 0.025 para $\log(T_e)$, y como ya se ha mencionado estos valores corresponden a las incertidumbres asociadas a los valores finales de n_e y T_e . En la Figura 3.6 se observa que la mayoría de las fuentes están agrupadas en una región con $4.1 \lesssim \log(T_e) \lesssim 4.5$ y $8 \lesssim \log(n_e) \lesssim 12$. Hay tres estrellas con valores que se desvían de esta región y son representados con círculos negros. DR Tau converge a valores muy cercanos a los límites considerados en la red (n_e, T_e). Como consecuencia, no podemos asegurar que estos valores sean correctos, sólo que son límites inferiores de densidad y temperatura. La densidad electrónica obtenida para SZ 102 es la más baja de la muestra ($n_e \lesssim 10^{1.25} \text{ cm}^{-3}$), sugiriendo que la emisión del C II], Fe II] y Si II] podría estar dominada por una envoltura ionizada extensa.

AA Tau es una ECTT con un disco alabeado (Ménard et al., 2003) y que exhibe perfiles muy peculiares en las líneas de emisión UV (France et al., 2012; Ardila et al., 2013; Gómez de Castro, 2013b). Estos valores inusuales nos permiten pensar que en estas estrellas las líneas estudiadas podrían no formarse en la misma región y/o bajo las mismas condiciones físicas que el resto de fuentes, por lo que han sido excluidas de los análisis posteriores.

3.5. Pruebas de consistencia

Para estudiar la consistencia del procedimiento de ajuste se compararon los flujos del C II] observados con los flujos derivados del espectro ajustado para cada estrella. Los flujos que se comparan incluyen el quintuplete del C II] y las líneas no resueltas del Fe II]_{2328.1} y el Si II]_{2329.23}. Los flujos observados del C II] fueron medidos directamente en el espectro observado en el rango 2324-2330 Å, utilizando el software científico MIDAS⁴ de la siguiente manera: $F_{obs} = (f - N_{pix}F_{cont})\Delta\lambda$, donde F_{cont} es el flujo medio del continuo, N_{pix} es el número de píxeles en la ventana seleccionada (151 píxeles), f es el flujo integrado de la línea y $\Delta\lambda$ es el paso utilizado en longitud de onda (0.04 Å). El continuo fue medido en el rango espectral 2320-2323 Å. El correspondiente error de flujo se calculó como $\delta F = N_{pix} \cdot \Delta\lambda \cdot \sigma_{cont}$, siendo σ_{cont} la desviación estándar del continuo. La S/N se calculó como: $(F_{obs} - N_{pix}F_{cont})/(N_{pix}\sigma_{cont})$.

El flujo simulado de cada línea se calculó como la integral de la gaussiana del espectro simulado que mejor ajusta al observado, es decir, $\int F_i \exp [(\lambda - \lambda_0)^2/(2\sigma^2)] d\lambda = F_i\sigma\sqrt{2\pi}$, siendo σ la desviación estándar y F_i el flujo del pico de la línea i -ésima. Por lo que el flujo total del multiplete calculado a partir de los modelos se estimó como:

$$F(CII]) = \sigma\sqrt{2\pi} \sum_{i=0}^4 F_i = \sigma\sqrt{2\pi}F_0 \sum_{i=0}^4 R_i \quad (3.4)$$

donde F_0 es el flujo correspondiente a la línea de referencia 2326.11 Å y R_i es la razón de líneas i -ésima relativa a la línea de referencia ($i = 0$). En la Tabla 3.4 se muestran

⁴<http://www.eso.org/sci/software/esomidas/>

los flujos simulados obtenidos para cada una de las líneas estudiadas. Para el C II] se da el flujo total del quintuplete excluyendo la contribución de la línea del Fe II] situada en 2328.11 Å. El flujo del Si II] es la suma de las componentes en 2335.12 y 2335.52 Å ya que estas líneas aparecen siempre mezcladas en los espectros observados. Para el Fe II] se da el flujo de cada componente.

Tabla 3.4: Flujos de las líneas estudiadas medidas en el espectro simulado que mejor ajusta al observado^(a).

Estrella	Identificador	Flujo(C II)]	Flujo(Fe II] ₂₃₂₈)	Flujo(Si II] ₂₃₂₉)	Flujo(Fe II] ₂₃₃₃)	Flujo(Si II] ₂₃₃₅)
				(erg s ⁻¹ cm ⁻²)		
AA Tau	ob6ba7030	$(9.02 \pm 0.17) \times 10^{-14}$	$(2.58 \pm 1.12) \times 10^{-20}$	$(4.59 \pm 1.42) \times 10^{-18}$	$(7.47 \pm 3.22) \times 10^{-20}$	$(4.45 \pm 1.42) \times 10^{-16}$
CV Cha	ob6b18020	$(4.84 \pm 1.02) \times 10^{-14}$	$(5.09 \pm 1.50) \times 10^{-15}$	$(1.99 \pm 0.36) \times 10^{-16}$	$(1.46 \pm 0.43) \times 10^{-14}$	$(3.52 \pm 0.59) \times 10^{-14}$
CY Tau	o5cf0302	$(4.73 \pm 0.03) \times 10^{-14}$	$(6.36 \pm 4.02) \times 10^{-16}$	$(1.52 \pm 0.22) \times 10^{-17}$	$(1.81 \pm 1.14) \times 10^{-15}$	$(3.16 \pm 0.46) \times 10^{-15}$
DE Tau	ob6ba8030	$(6.39 \pm 0.29) \times 10^{-14}$	$(1.82 \pm 0.50) \times 10^{-15}$	$(1.30 \pm 0.26) \times 10^{-16}$	$(5.21 \pm 1.44) \times 10^{-15}$	$(1.86 \pm 0.38) \times 10^{-14}$
DF Tau	o5kc0102	$(2.43 \pm 0.03) \times 10^{-13}$	$(3.75 \pm 2.34) \times 10^{-15}$	$(1.09 \pm 0.17) \times 10^{-16}$	$(1.07 \pm 0.67) \times 10^{-14}$	$(2.24 \pm 0.35) \times 10^{-14}$
DG Tau	o63l03020	$(3.13 \pm 0.09) \times 10^{-14}$	$(8.78 \pm 2.52) \times 10^{-16}$	$(5.03 \pm 0.70) \times 10^{-17}$	$(2.51 \pm 0.72) \times 10^{-15}$	$(8.03 \pm 1.26) \times 10^{-15}$
	o63l03030	$(1.48 \pm 0.13) \times 10^{-14}$	$(9.91 \pm 2.82) \times 10^{-16}$	$(7.07 \pm 1.44) \times 10^{-17}$	$(2.84 \pm 0.81) \times 10^{-15}$	$(1.01 \pm 0.21) \times 10^{-14}$
DR Tau	o63l04010	$(4.53 \pm 0.01) \times 10^{-14}$	$(3.39 \pm 2.17) \times 10^{-19}$	$(2.18 \pm 0.13) \times 10^{-17}$	$(9.94 \pm 6.35) \times 10^{-19}$	$(4.63 \pm 0.27) \times 10^{-15}$
	o63l04020	$(4.76 \pm 0.00) \times 10^{-14}$	$(3.56 \pm 2.28) \times 10^{-19}$	$(2.29 \pm 0.14) \times 10^{-17}$	$(1.05 \pm 0.67) \times 10^{-18}$	$(4.87 \pm 0.29) \times 10^{-15}$
DS Tau	o5cf01020	$(7.43 \pm 0.06) \times 10^{-14}$	$(3.73 \pm 1.13) \times 10^{-16}$	$(6.24 \pm 0.79) \times 10^{-17}$	$(1.06 \pm 0.32) \times 10^{-15}$	$(7.58 \pm 0.98) \times 10^{-15}$
	o63l08010	$(6.40 \pm 0.08) \times 10^{-14}$	$(5.91 \pm 1.06) \times 10^{-16}$	$(6.25 \pm 0.99) \times 10^{-17}$	$(1.69 \pm 0.31) \times 10^{-15}$	$(7.00 \pm 1.06) \times 10^{-15}$
	o63l08020	$(3.74 \pm 0.08) \times 10^{-14}$	$(6.49 \pm 1.08) \times 10^{-16}$	$(6.87 \pm 1.17) \times 10^{-17}$	$(1.86 \pm 0.31) \times 10^{-15}$	$(7.47 \pm 1.13) \times 10^{-15}$
FU Ori	o63l07020	$(2.77 \pm 0.06) \times 10^{-14}$	$(7.77 \pm 2.31) \times 10^{-16}$	$(4.45 \pm 0.66) \times 10^{-17}$	$(2.22 \pm 0.66) \times 10^{-15}$	$(7.11 \pm 1.18) \times 10^{-15}$
GM Aur	ob6ba1030	$(7.32 \pm 0.29) \times 10^{-14}$	$(3.31 \pm 1.84) \times 10^{-15}$	$(5.56 \pm 0.63) \times 10^{-17}$	$(9.40 \pm 5.24) \times 10^{-15}$	$(1.14 \pm 0.13) \times 10^{-14}$
PDS 66	ob6b23030	$(2.85 \pm 0.06) \times 10^{-13}$	$(2.00 \pm 0.37) \times 10^{-15}$	$(3.59 \pm 0.33) \times 10^{-16}$	$(5.68 \pm 1.06) \times 10^{-15}$	$(3.15 \pm 0.27) \times 10^{-14}$
RECX 15	ob6bb7030	$(8.39 \pm 0.22) \times 10^{-14}$	$(1.60 \pm 0.37) \times 10^{-15}$	$(2.19 \pm 0.46) \times 10^{-16}$	$(4.57 \pm 1.07) \times 10^{-15}$	$(1.88 \pm 0.39) \times 10^{-14}$
RECX 11	ob6bc4030	$(9.06 \pm 0.13) \times 10^{-14}$	$(1.87 \pm 0.59) \times 10^{-16}$	$(6.39 \pm 0.97) \times 10^{-17}$	$(5.26 \pm 1.70) \times 10^{-16}$	$(5.83 \pm 0.88) \times 10^{-15}$
RY Tau	o63l01010	$(9.20 \pm 0.50) \times 10^{-14}$	$(2.43 \pm 0.69) \times 10^{-15}$	$(3.25 \pm 0.84) \times 10^{-16}$	$(6.96 \pm 2.00) \times 10^{-15}$	$(2.78 \pm 0.72) \times 10^{-14}$
	o63l01020	$(8.65 \pm 0.52) \times 10^{-14}$	$(4.84 \pm 1.79) \times 10^{-15}$	$(1.46 \pm 0.18) \times 10^{-16}$	$(1.38 \pm 0.51) \times 10^{-14}$	$(2.74 \pm 0.36) \times 10^{-14}$
	o63l01030	$(8.58 \pm 0.45) \times 10^{-14}$	$(5.48 \pm 2.16) \times 10^{-15}$	$(1.17 \pm 0.08) \times 10^{-16}$	$(1.56 \pm 0.62) \times 10^{-14}$	$(2.30 \pm 0.16) \times 10^{-14}$

Tabla 3.4: continuación.

Estrella	Identificador	Flujo(C II)]	Flujo(Fe II] ₂₃₂₈)	Flujo(Si II] ₂₃₂₉)	Flujo(Fe II] ₂₃₃₃)	Flujo(Si II] ₂₃₃₅)
				(erg s ⁻¹ cm ⁻²)		
SU Aur	o63l05010	$(6.70 \pm 0.13) \times 10^{-14}$	$(2.05 \pm 1.03) \times 10^{-15}$	$(6.29 \pm 0.59) \times 10^{-17}$	$(5.84 \pm 2.92) \times 10^{-15}$	$(1.22 \pm 0.13) \times 10^{-14}$
	o63l05020	$(6.96 \pm 0.13) \times 10^{-14}$	$(1.96 \pm 0.59) \times 10^{-15}$	$(1.12 \pm 0.17) \times 10^{-16}$	$(5.59 \pm 1.70) \times 10^{-15}$	$(1.79 \pm 0.31) \times 10^{-14}$
	ob6bb1030	$(6.09 \pm 0.26) \times 10^{-14}$	$(2.32 \pm 0.78) \times 10^{-15}$	$(9.91 \pm 1.32) \times 10^{-17}$	$(6.64 \pm 2.22) \times 10^{-15}$	$(1.73 \pm 0.26) \times 10^{-14}$
SZ 102	ob6bb9030	$(5.97 \pm 0.08) \times 10^{-14}$	$(2.02 \pm 0.67) \times 10^{-18}$	$(3.67 \pm 0.60) \times 10^{-17}$	$(1.44 \pm 0.47) \times 10^{-17}$	$(1.94 \pm 0.32) \times 10^{-15}$
T Tau	o63l02010	$(1.83 \pm 0.13) \times 10^{-13}$	$(8.89 \pm 3.09) \times 10^{-15}$	$(3.70 \pm 0.64) \times 10^{-16}$	$(2.55 \pm 0.89) \times 10^{-14}$	$(6.49 \pm 1.18) \times 10^{-14}$
	o63l02020	$(1.78 \pm 0.20) \times 10^{-13}$	$(8.89 \pm 2.72) \times 10^{-15}$	$(4.81 \pm 0.99) \times 10^{-16}$	$(2.55 \pm 0.78) \times 10^{-14}$	$(7.75 \pm 1.58) \times 10^{-14}$
	o63l02030	$(1.77 \pm 0.20) \times 10^{-13}$	$(8.83 \pm 2.70) \times 10^{-15}$	$(4.78 \pm 0.98) \times 10^{-16}$	$(2.53 \pm 0.78) \times 10^{-14}$	$(7.69 \pm 1.56) \times 10^{-14}$
TWA 3A	ob6b22030	$(1.18 \pm 0.03) \times 10^{-13}$	$(1.07 \pm 0.16) \times 10^{-15}$	$(1.53 \pm 0.14) \times 10^{-16}$	$(3.04 \pm 0.45) \times 10^{-15}$	$(1.52 \pm 0.11) \times 10^{-14}$
TW Hya	o59d01020	$(4.80 \pm 0.19) \times 10^{-13}$	$(1.99 \pm 1.14) \times 10^{-14}$	$(1.61 \pm 0.20) \times 10^{-16}$	$(5.65 \pm 3.25) \times 10^{-14}$	$(3.39 \pm 0.43) \times 10^{-14}$
UX Tau	ob6b54030	$(3.94 \pm 0.07) \times 10^{-14}$	$(7.86 \pm 2.54) \times 10^{-17}$	$(2.83 \pm 0.43) \times 10^{-17}$	$(2.23 \pm 0.72) \times 10^{-16}$	$(2.47 \pm 0.37) \times 10^{-15}$

^(a) Los flujos no están corregidos de extinción.

En la Figura 3.7 se muestra la comparación entre los flujos del C II] medidos en los espectros observados (F_{obs}) y los flujos del espectro simulado (F_{sim}). Las barras de error corresponden a los errores en flujo calculados para el F_{obs} y el F_{sim} que fueron calculados como ya se ha explicado anteriormente.

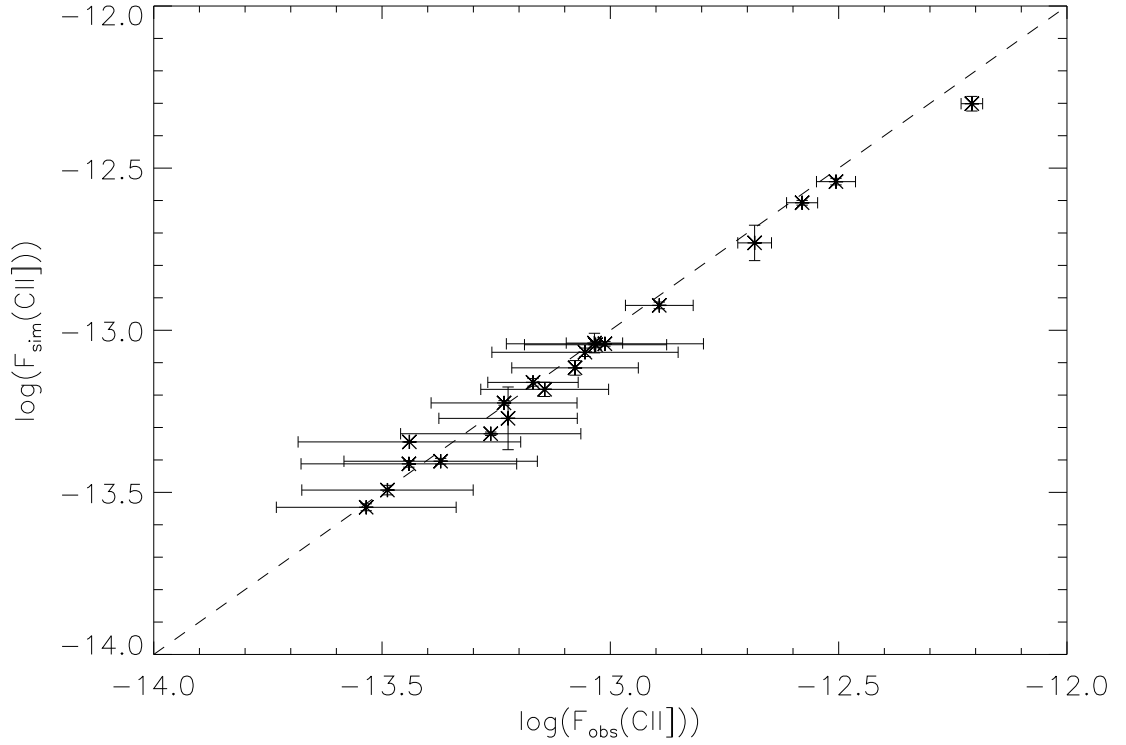


Figura 3.7 Comparación entre los flujos observados y los simulados en el rango alrededor de 2326 Å. La línea discontinua marca la relación 1:1.

La mayoría de los flujos observados son ligeramente mayores que los simulados, pero esta discrepancia está dentro de los valores esperados dada la S/N de los datos. TW Hya es la estrella con la mayor discrepancia, lo cual se puede interpretar como un resultado de la sencillez del modelo, es decir, de las dificultades para ajustar los datos a un único plasma de emisión. En este sentido, los datos (n_e, T_e) de la Tabla 3.3 se deberían entender como los valores medios de la región del plasma que está emitiendo. También se calcularon las contribuciones de los flujos de las líneas del Fe II]₂₃₂₈ y Si II]₂₃₂₉ al rango alrededor de 2326 Å, no resuelto en la mayoría de los espectros. A partir de los espectros simulados se encontró que la emisión del Fe II]₂₃₂₈ puede ser de

hasta $\sim 15\%$ del flujo total, mientras que la contribución del Si II]₂₃₂₉ es despreciable ($\lesssim 0.5\%$).

3.6. Las razones de flujos como indicadores de T_e y

$$n_e$$

La razón de flujos C II]/Si II] es un trazador sensible de la temperatura electrónica en el rango de interés, como se observa en la Figura 3.8.

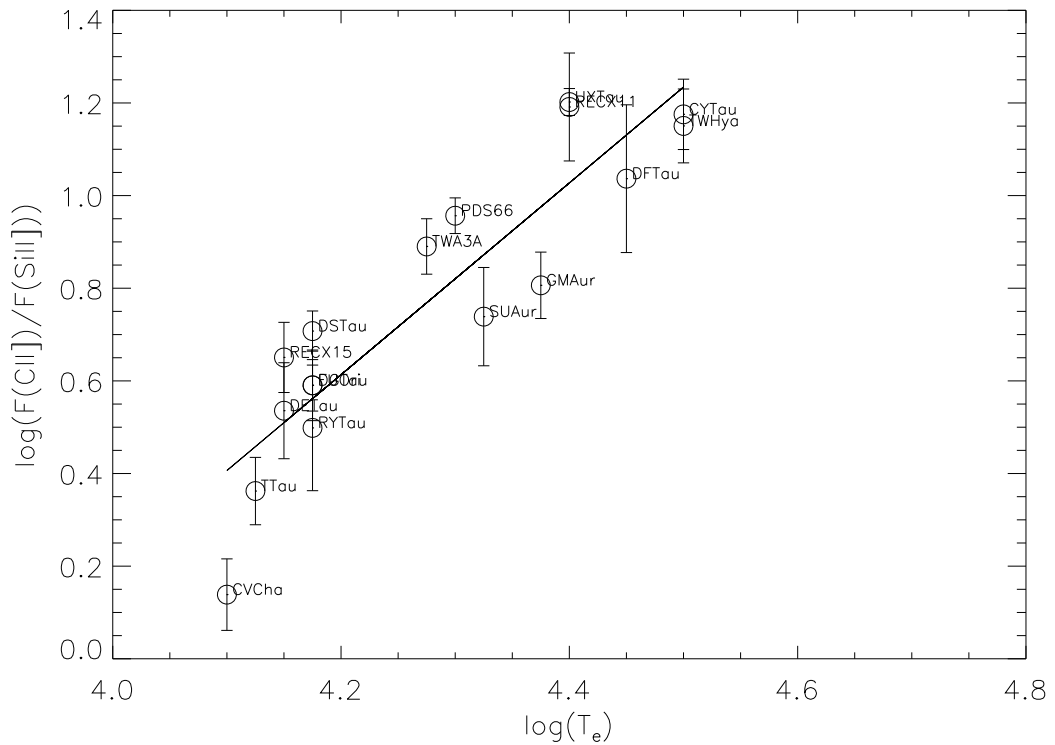


Figura 3.8 La razón de flujos entre el C II] y el Si II] ($F(\text{C II}]/F(\text{Si II}]))$) como función de la temperatura T_e (K). La línea continua es el mejor ajuste lineal de los datos.

La línea de regresión correspondiente a la correlación entre ambas magnitudes tiene un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.91$ y un p -valor⁵ = 4.8×10^{-7} y su

⁵ p -valor = p significa que, para una población aleatoria la probabilidad de que el coeficiente de correlación sea r o mejor es de un $100 \cdot p\%$. En este trabajo estamos asumiendo que el coeficiente de

ecuación es:

$$\log(F(\text{CII})/F(\text{SiII})) = (2.1 \pm 0.3) \log(T_e) - (8.1 \pm 1.1). \quad (3.5)$$

También se estudió la relación entre la razón de flujos $\text{C II}/\text{Fe II}]_{2333}$ y la temperatura, pero no se encontró una correlación significativa entre ambos. Respecto a la densidad electrónica, se tiene una relación entre n_e y la razón de flujos $\text{Si II}/\text{Fe II}]_{2333}$, como se observa en la Figura 3.9.

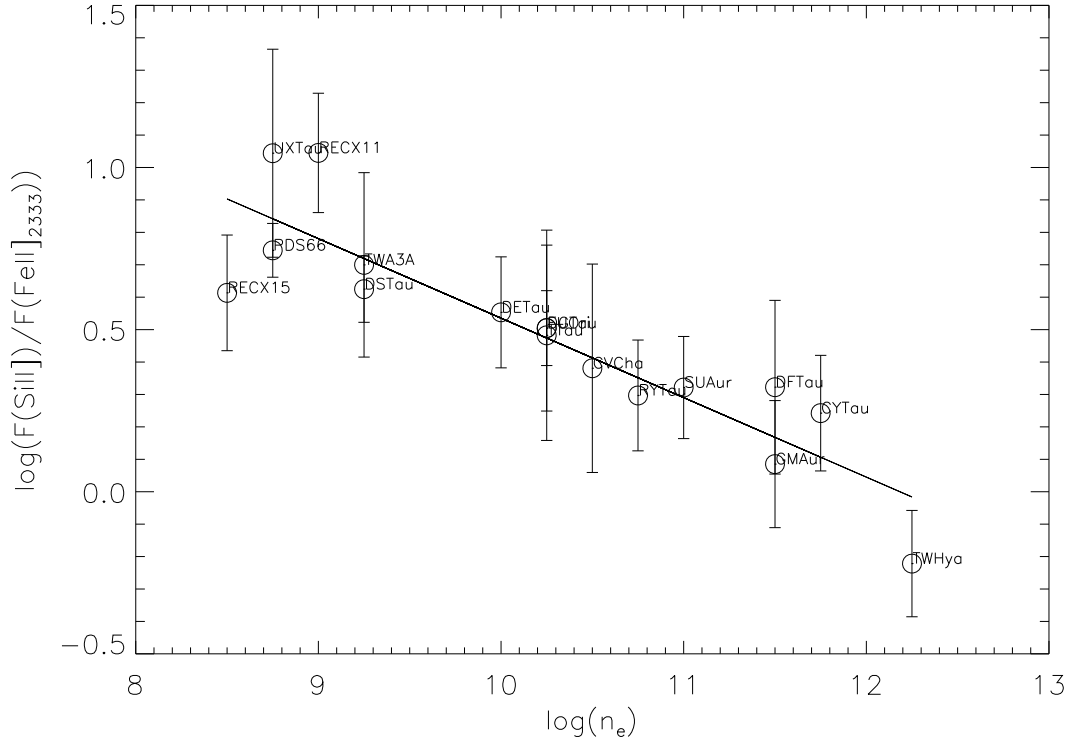


Figura 3.9 $F(\text{Si II})/F(\text{Fe II})$ como función de la densidad electrónica n_e (cm^{-3}). La línea continua representa el mejor ajuste lineal a los datos.

Se obtiene una correlación entre ambas magnitudes con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = -0.9$, un p -valor = 8.34×10^{-7} y la ecuación de la recta es:

$$\log(F(\text{SiII})/F(\text{FeII})) = (-0.25 \pm 0.03) \log(n_e) + (3.02 \pm 0.32). \quad (3.6)$$

Aunque en menor medida, también se encontró una correlación entre la razón de flujos $\text{C II}/\text{Fe II}]_{2333}$ y la n_e , con un $r = -0.6$ y un p -value = 0.015.

correlación es estadísticamente significativo si se tiene un p -valor menor del 5%.

3.7. Estudio de la región de formación de las líneas

Los valores de densidad y temperatura obtenidos deberían reflejar las propiedades físicas de la región en la cual se forman las líneas del C II], Fe II] y Si II]. En el modelo de acreción magnetosférica estándar (Calvet & Gullbring, 1998; Muzerolle et al., 2001) el material es conducido desde la parte más interior del disco circunestelar hasta la superficie estelar siguiendo las líneas de campo magnético, formando un choque denso y caliente cerca de la superficie estelar. En general, tanto la temperatura como la densidad se incrementan en el flujo magnetosférico desde el disco hasta la superficie estelar, pero las formas de los perfiles de densidad y temperatura dependen de los detalles de los modelos (véase por ejemplo Calvet & Gullbring, 1998; Muzerolle et al., 2001). Típicamente la temperatura varía desde $T_e \sim 5 \times 10^3$ K cerca del disco, hasta $T_e \sim 10^{4.5}$ K en la región cercana al frente de choque, donde la velocidad del material alcanza los ~ 300 km/s. La densidad a lo largo del flujo de acreción puede estar en el rango $n_e = 10^9 - 10^{12}$ cm $^{-3}$, pero estos valores dependen de otros factores como por ejemplo la tasa de acreción. La densidad máxima cerca del frente de choque se espera que esté alrededor de $n_e \simeq 10^{13}$ cm $^{-3}$. En el propio choque la densidad incrementa varias veces su valor con respecto al del flujo de acreción ($\gtrsim 10^{13}$ cm $^{-3}$) y la temperatura alcanza los $T_e \sim 10^6$ K. Finalmente, en la región posterior al choque la velocidad del material es baja y la densidad incrementa, mientras que la temperatura decrece según el material se mueve desde el choque hacia la superficie estelar. Teniendo en cuenta este esquema general, se puede decir que los valores de densidades obtenidos en este trabajo a través del procedimiento de ajuste son demasiado bajos para que las líneas se estén formando en la región después del choque. De hecho, la mayoría de las fuentes (círculos abiertos en la Figura 3.6) tienen densidades ($\sim 10^9 - 10^{12}$ cm $^{-3}$) y temperaturas ($1 - 3 \times 10^4$ K) compatibles con la región de formación antes del choque, lo cual es consistente con el hecho de que estas líneas no sean observadas en los espectros de las EWTT. Como ya se ha mencionado anteriormente, hay tres fuentes inusuales que tienen temperaturas relativamente altas o bajas densidades (círculos negros en la

Figura 3.6), lo cual podría ser debido a que las líneas observadas se forman en una región diferente y/o están afectadas por otros procesos físicos.

La anchura de las líneas espectrales puede deberse a distintos mecanismos físicos tales como el movimiento térmico del gas o la rotación del sistema estelar, entre otros. Las anchuras de las líneas⁶ de los espectros simulados que mejor ajustaron a los observados se muestran en la Tabla 3.3 y están en el rango $20 \lesssim \sigma \lesssim 160 \text{ km s}^{-1}$. Las velocidades térmicas correspondientes a las temperaturas obtenidas están en el rango $\sim 10 - 30 \text{ km s}^{-1}$, las cuales fueron calculadas a partir de $v_{th} = \sqrt{K_B T_e / m}$, donde K_B es la constante de Boltzmann y m es la masa del átomo. Por lo tanto, la mayoría de las fuentes tienen valores de σ por encima de sus ensanchamientos térmicos, por lo que otros mecanismos físicos deben estar contribuyendo al ensanchamiento de la línea. En la Figura 3.10 se han representado las anchuras de las líneas obtenidos en función de la temperatura.

⁶Asumimos que todas las líneas tienen la misma anchura, es decir, todas las líneas están formadas en la misma región y en condiciones físicas similares.

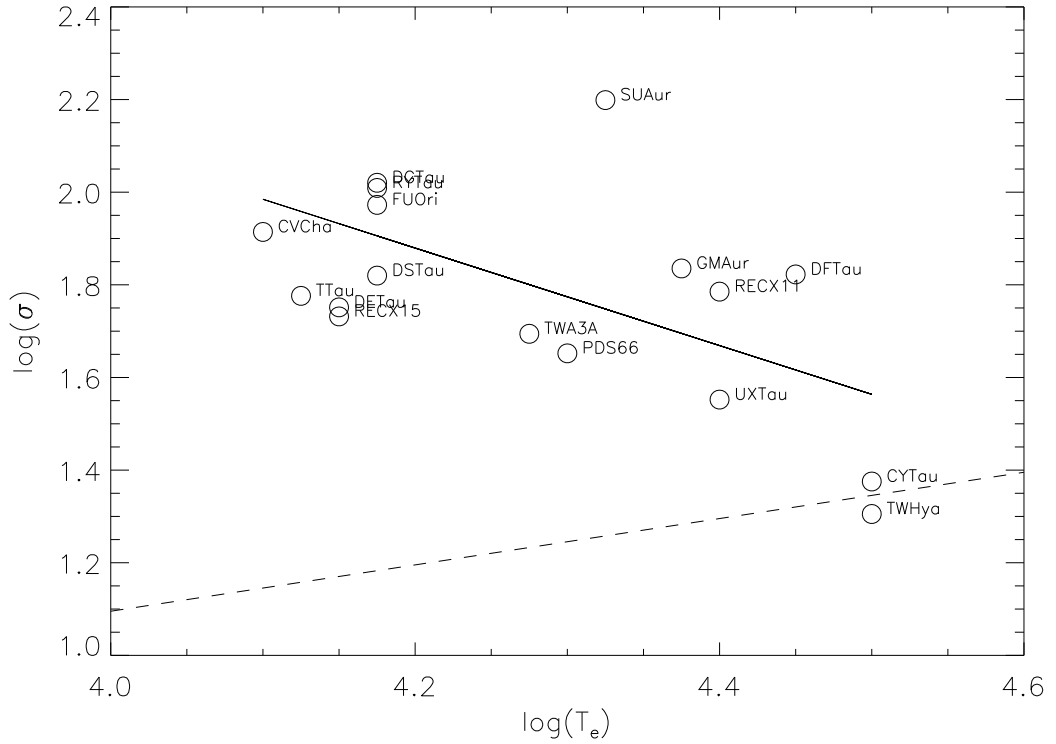


Figura 3.10 Anchura de las líneas σ (km s^{-1}) del espectro simulado que mejor ajustó al observado en función de la temperatura T_e (K). La línea continua se corresponde con el mejor ajuste lineal de los datos. La línea discontinua corresponde con el ensanchamiento térmico.

La línea discontinua representa los valores del ensanchamiento térmico calculado para las velocidades dadas. Dos de las fuentes (CY Tau y TW Hya) tienen valores de $\sigma < 25 \text{ km s}^{-1}$ comparables con el ensanchamiento térmico, $v_{th} \sim 22 \text{ km s}^{-1}$. Se encontró una correlación negativa entre σ y T_e , como se observa en la Figura 3.10 (línea continua en la figura): a mayor temperatura se tienen líneas más estrechas, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = -0.6$ y un p -value = 0.018. También se estudió una posible relación entre la anchura de las líneas y la densidad electrónica, pero no se encontró correlación.

La rotación del sistema estelar también puede contribuir al ensanchamiento de las líneas. Sin embargo, la mayoría de las estrellas de la muestra tienen valores de $v \sin i$ en el rango $\sim 5 - 25 \text{ km s}^{-1}$ (ver Tabla 2.1 del Capítulo 2), por lo que la contribución de la rotación es, en general, despreciable. SU Aur es la fuente con las líneas más anchas,

$\sigma > 100 \text{ km s}^{-1}$, y es el rotador más rápido de la muestra, por lo que la rotación podría ser una fuente importante del ensanchamiento de las líneas en esta estrella.

Se estudió una posible relación entre la anchura de las líneas σ y la tasa de acreción \dot{M} , como se muestra en la Figura 3.11. Los valores de \dot{M} se tomaron de la literatura y se encuentran en la Tabla. 2.1 del Capítulo 2.

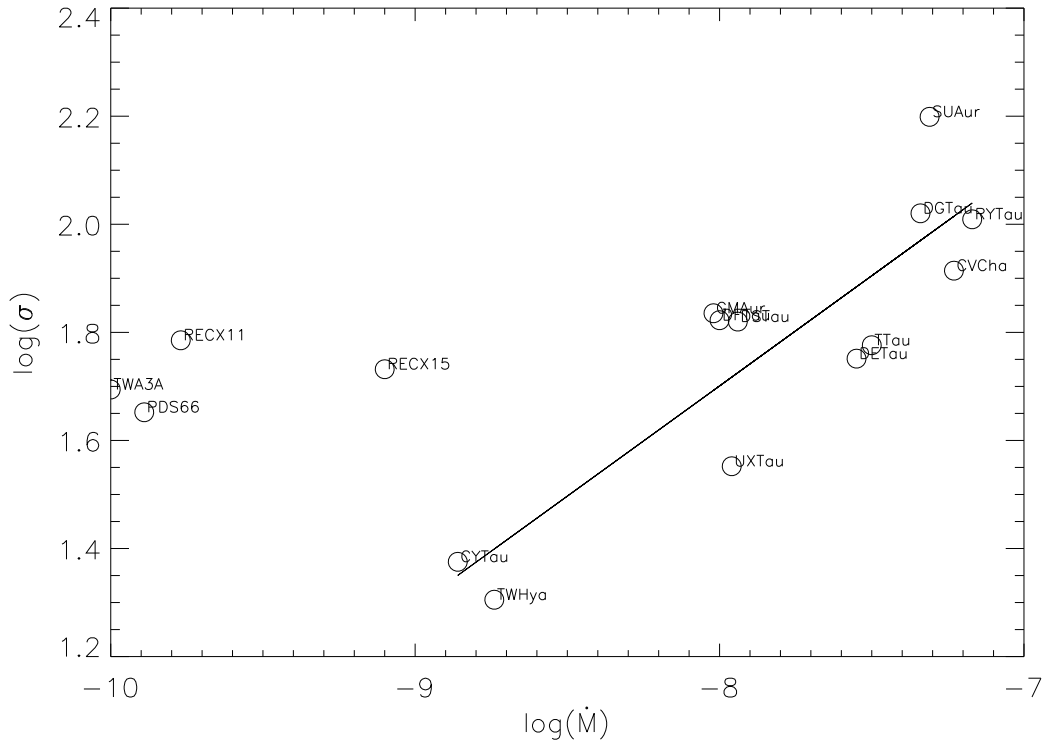


Figura 3.11 Las anchuras de las líneas obtenidos σ (km s^{-1}) en función de la tasa de acreción \dot{M} ($M_{\odot} \text{ a}^{-1}$). La línea continua corresponde al mejor ajuste lineal para las estrellas con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$.

En la Figura 3.11 se observa una separación en el comportamiento de las estrellas que tienen las tasas de acreción menores, $\dot{M} \leq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ (TWA 3A, PDS 66, RECX 11 y RECX 15), con valores de σ en el rango de $40 - 60 \text{ km s}^{-1}$. El resto de las fuentes muestran una correlación estadísticamente significativa entre σ y \dot{M} : a mayor tasa de acreción se tienen líneas más anchas, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.87$ y un p -value = 0.0002. Este resultado muestra una clara conexión entre la región de formación de las líneas y el proceso de acreción. En principio no es

posible conocer si la desviación de la correlación por parte de las cuatro fuentes con menores tasas de acreción es debido a procesos físicos o por las incertidumbres en las tasas de acreción derivadas para estas estrellas.

Ya vimos cómo σ decrece según T_e aumenta, y además σ aumenta a medida que \dot{M} aumenta (para $\dot{M} \geq 10^9 M_\odot \text{ yr}^{-1}$), implicando que para mayores tasas de acreción se tienen menores temperaturas en la región de formación de las líneas, como se puede observar en la Figura 3.12. En este caso la correlación tiene un coeficiente de correlación de Pearson de $r = -0.82$ y un p -value = 0.0011.

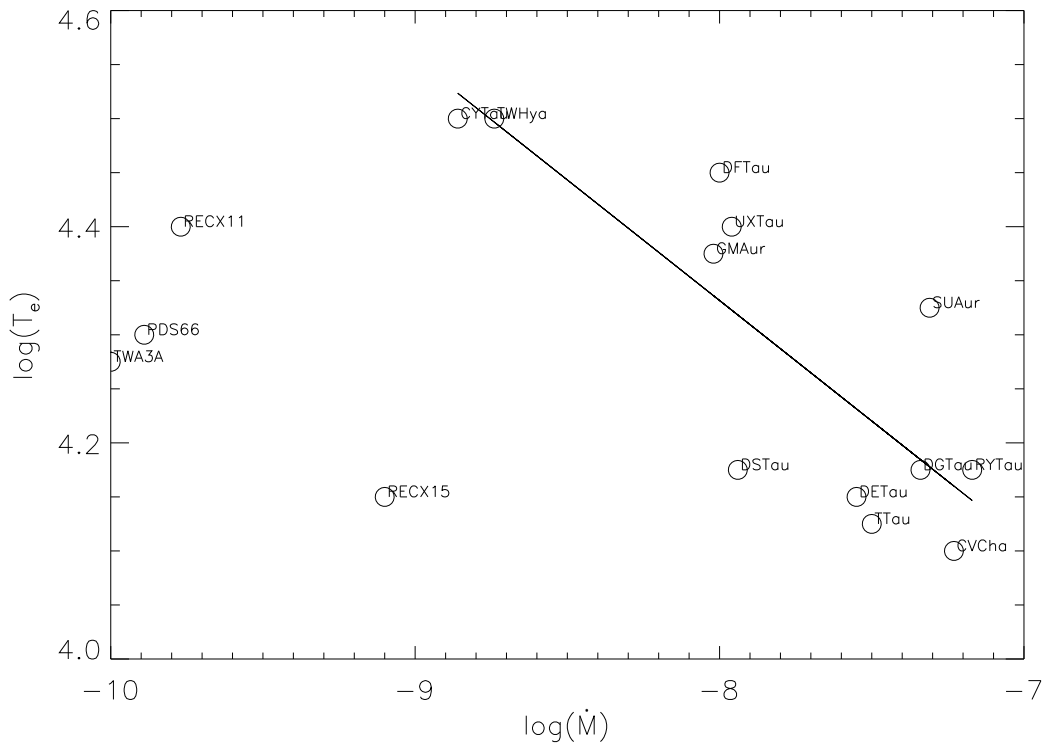


Figura 3.12 La temperatura (K) en función de la tasa de acreción ($M_\odot \text{ a}^{-1}$). La línea continua es el mejor ajuste lineal para las fuentes con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_\odot \text{ a}^{-1}$.

Es difícil dar una interpretación simple de estos resultados porque hay muchas incógnitas en las propiedades físicas del flujo de acreción magnetosférico. Por un lado, la estructura detallada de la densidad y temperatura del material antes del choque, donde se forman las líneas, es aún tema de debate ya que depende fuertemente de los procesos físicos específicos involucrados, como por ejemplo los mecanismos de calentamiento

y enfriamiento, ionización, intensidad y rotación del campo magnético y la tasa de acreción de cada fuente (Martin, 1996). En general, la densidad del gas que fluye a lo largo de las líneas de campo aumenta hacia la superficie estelar. La temperatura también tiende a aumentar ya que el gas se calienta por la compresión y la radiación que viene del choque, entonces, en términos generales, esperamos mayores densidades y temperaturas cerca del frente de choque que cerca del disco. Por tanto, dado el rango de valores de temperaturas y densidades obtenidos, esperamos que estas líneas se estén formando en el flujo de acreción en una región cercana al disco. La combinación de las dos tendencias observadas (σ aumenta según la T_e disminuye y según \dot{M} aumenta) se refleja en la Figura 3.12: la temperatura de la región de emisión es, de media, más baja en aquellas fuentes con una tasa de acreción mayor. Este último resultado lo observó también Muzerolle et al. (1998, 2001). De acuerdo a sus resultados hay un rango estrecho de temperaturas aceptables que decrecen según aumenta la tasa de acreción, en concordancia con nuestra Figura 3.12.

Sin embargo, los procesos que intervienen en la acreción magnetosférica en las ETT son complejos. Las simulaciones detalladas realizadas por (Romanova et al., 2003, 2004) muestran un disco turbulento y que el material que hay en él fluye hacia la superficie estelar desde distintas direcciones pero de manera asimétrica, y con tasas de acreción diferentes en cada uno de los túneles por los que se desplaza el material. Además, las diferentes propiedades físicas (densidad o temperatura) varían entre los diferentes túneles de acreción. Como se mencionó anteriormente (Sección 1.2), las propiedades del flujo magnetosférico de acreción y la propia interacción estrella-disco, dependen en gran medida de la intensidad del campo magnético y de su inclinación respecto al eje de rotación estelar (Romanova et al., 2012). Se hacen necesarios modelos teóricos y simulaciones más detalladas para poder interpretar mejor los resultados obtenidos.

Volviendo a la discusión sobre la localización de la región de formación de las líneas, se ha representado la densidad electrónica en función de la tasa de acreción en la Figura 3.13.

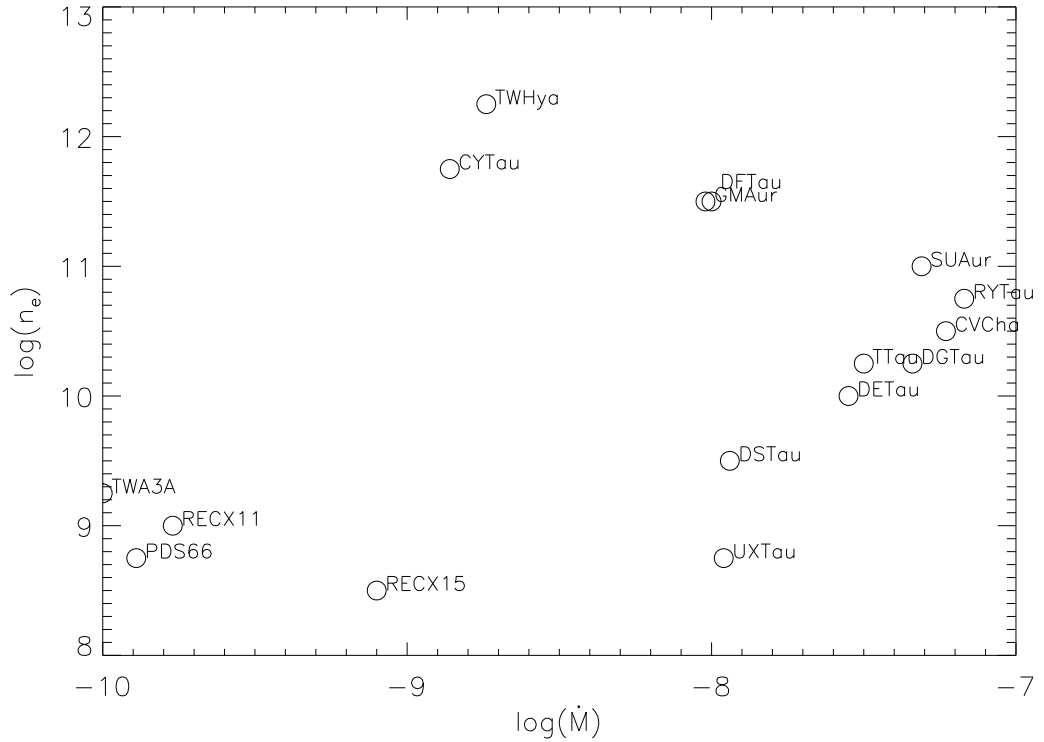


Figura 3.13 La densidad electrónica n_e (cm^{-3}) en función de la tasa de acreción \dot{M} ($M_{\odot} \text{ a}^{-1}$).

En general, no hay una correlación entre n_e y \dot{M} . TWA 3A, PDS 66, RECX 11 y RECX 15 vuelven a mostrar un comportamiento peculiar en la Figura 3.13, teniendo unas tasas de acreción muy bajas en relación con la densidad electrónica de la región de emisión. Hay cuatro estrellas de la muestra (CY Tau, TW Hya, DF Tau y GM Aur) que poseen las densidades electrónicas mayores, $n_e \gtrsim 10^{11} \text{ cm}^{-3}$. La región de formación de las líneas en CY Tau y TW Hya posee la mayor temperatura y densidad de la muestra. Además, estas dos estrellas son de las más evolucionadas (excluyendo a TWA 3A, PDS 66, RECX 11 y RECX 15) con las tasas de acreción más bajas. Este resultado podría sugerir que a medida que las estrellas se van acercando a la secuencia principal, y por tanto disminuyendo la tasa de acreción, la región de formación de las líneas se va desplazando a regiones más densas y menos frías, probablemente en regiones más cerca de la estrella.

El desplazamiento de las líneas, δ , obtenido a partir del procedimiento de ajuste,

fue corregido respecto al movimiento de la estrella. Los errores en velocidad de los datos que resultan de STIS son de $\sim 3 \text{ km s}^{-1}$, despreciables para la finalidad de este trabajo. Para la mayoría de las fuentes se tiene que $-20 \lesssim \delta \lesssim 20 \text{ km s}^{-1}$. Sin embargo, hay tres estrellas, DG Tau, FU Ori y RY Tau con un corrimiento al azul de las líneas mayores que el resto (-81.5 , -73.5 y -47.1 km s^{-1} , respectivamente). Este corrimiento al azul posiblemente indica una contribución de la base del jet no resuelta, indicando una similitud entre las propiedades en la base del jet/vientos y la base del flujo de acreción. Las densidades electrónicas correspondientes a las fuentes con jets que arroja el procedimiento de ajuste concuerdan con las estimadas anteriormente en la base del jet (Gómez de Castro & Verdugo, 2001, 2003). Desde el punto de vista teórico se esperaría que tanto la base del jet como la del flujo de acreción compartan condiciones físicas similares (ver por ejemplo Mohanty & Shu, 2008)

3.8. El C II] como trazador de acreción

Calvet et al. (2004) e Ingleby et al. (2013) encontraron que el quintuplete del C II] es un buen trazador de la tasa de acreción. En esta sección se re-examina esta relación. Ya se ha observado una correlación entre el C II] y las propiedades de acreción en trabajos anteriores (Calvet et al., 2004; Gómez de Castro & Ferro-Fontán, 2005; Ingleby et al., 2013). En un trabajo reciente, Ingleby et al. (2013) encontró una relación entre la luminosidad de acreción y la del C II]. Para la comprobación de esta relación, primero hemos corregido los flujos simulados de extinción, obteniéndose los flujos reales según: $F_{real} = F_{obs} 10^{0.4A_\lambda}$, donde A_λ se calculó de acuerdo a Valencic et al. (2004):

$$A_\lambda = A_V(a(x) + b(x)/R_V), \text{ siendo}$$

$$a(x) = 1.808 - 0.215x - \frac{0.134}{(x - 4.558)^2 + 0.566} + F_a(x) \text{ y}$$

$$b(x) = -2.350 + 1.403x + \frac{1.103}{(x - 4.587)^2 + 0.263} + F_b(x),$$

con $F_a(x) = F_b(x) = 0$, ya que $x = 1/\lambda < 5.9 \mu\text{m}^{-1}$. Se tomó $R_V = 3.1$ y los valores de A_V de la Tabla 2.1 del Capítulo 2. Después, se calcularon las luminosidades del C II]

para cada estrella a partir de los flujos simulados del quintuplete del C II] corregidos de extinción y usando las distancias de la Tabla 2.1:

$$L(\text{CII]}) = \frac{4\pi d^2 F(\text{CII]})}{L_{\odot}}. \quad (3.7)$$

En la Figura 3.14 se representa la relación entre la luminosidad del C II] y la tasa de acreción.

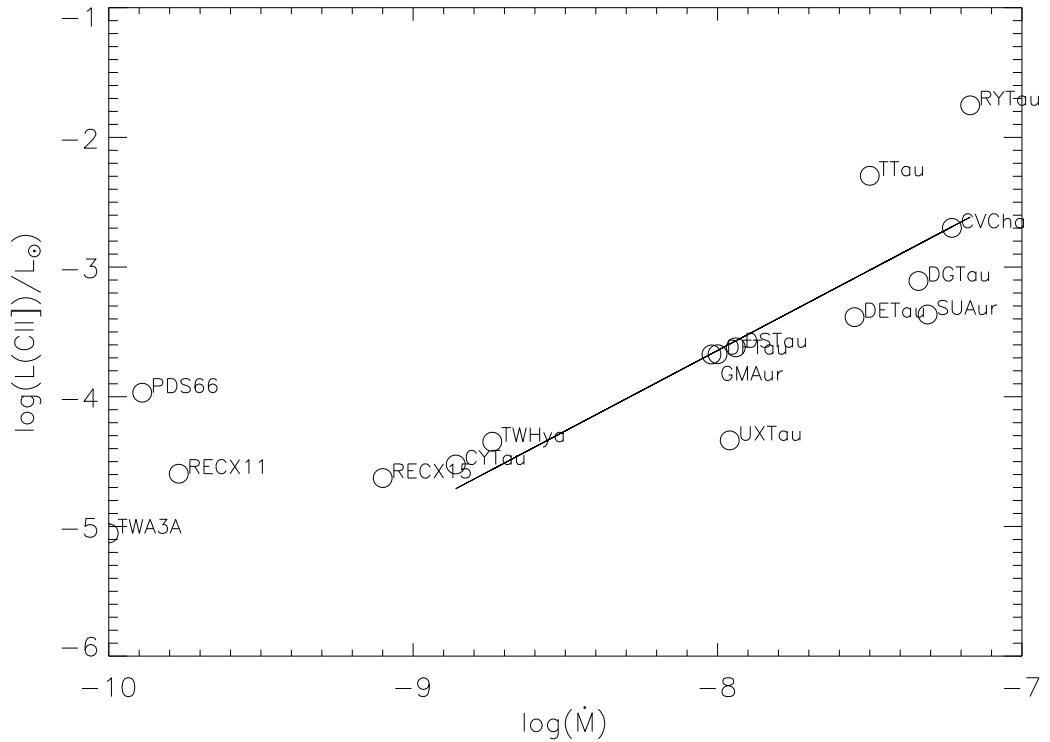


Figura 3.14 La luminosidad del C II] (L_{\odot}) en función de la tasa de acreción ($M_{\odot} \text{ a}^{-1}$) para las estrellas de la muestra. La línea continua corresponde al mejor ajuste lineal para las fuentes con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$.

En la figura observamos que la tasa de acreción se incrementa según lo hace la luminosidad del C II] (para fuentes con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$), de acuerdo con la ecuación:

$$\log(L(\text{CII]})/L_{\odot}) = (1.24 \pm 0.26) \log \dot{M} + (6.27 \pm 2.06), \quad (3.8)$$

con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.83$ y un p -value = 0.0008. Este resultado está en concordancia con lo obtenido por Ingleby et al. (2013) a partir de

observaciones de baja resolución, donde el valor de la pendiente de este trabajo es de $\simeq 0.9 \pm 0.2$, siendo el C II] un trazador muy sensible a la acreción aún para valores pequeños de \dot{M} .

Una forma de evitar las incertidumbres producidas por la extinción es usar razones de flujo entre dos líneas. En la Figura 3.15 vemos la relación entre la razón de los flujos del C II] y el Si II] y la tasa de acreción. Las barras de error en los flujos de la figura se calcularon como se explicó en la Sección 3.3.

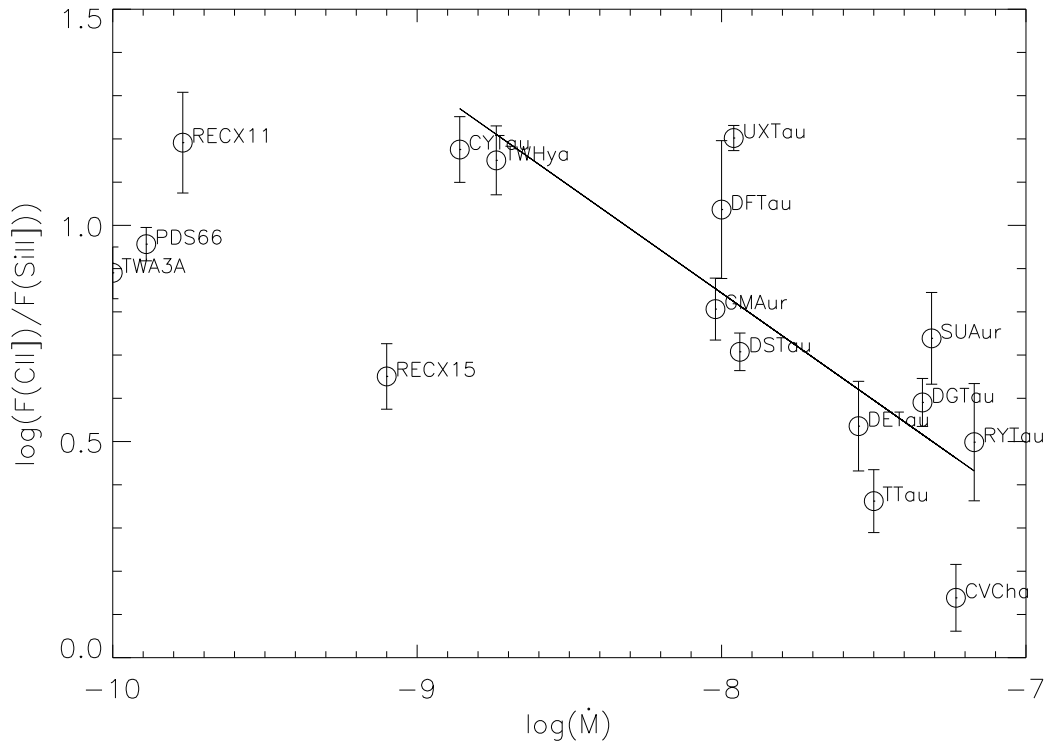


Figura 3.15 Relación entre los flujos de las líneas del C II] y el Si II] y la tasa de acreción ($M_{\odot} \text{ a}^{-1}$) para las estrellas de la muestra. La línea continua corresponde al mejor ajuste lineal para las fuentes con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$.

Para las fuentes con $\dot{M} \geq 10^{-9} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$ se tiene la siguiente relación:

$$\log(F_{sim}(\text{CII}]/F_{sim}(\text{SiII}])) = (-3.12 \pm 0.88) \log \dot{M} + (-0.5 \pm 0.11), \quad (3.9)$$

con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.81$ y un p -value = 0.001, valores muy similares a los obtenidos en la correlación entre la luminosidad del C II] y \dot{M} .

También se buscaron otras correlaciones entre las razones de flujos de otras líneas y la tasa de acreción, pero no se encontró ninguna significativa.

Capítulo 4

Estudio del multiplete en el ultravioleta del Mg II

4.1. Datos de archivo y descripción de los perfiles

Las líneas del Mg II se encuentran en las longitudes de onda 2796.3 y 2803.55 Å en el rango UV. Estas líneas son las más fuertes en el rango UV cercano de los espectros de las ETT y además son trazadores de las atmósferas y vientos/chorros de las ETT, ya que muestran rasgos típicos tanto del proceso acreción como de los vientos. Los datos de los archivos del *IUE* y el *HST* proveen los espectros del Mg II para 44 ETT, una oportunidad única para el estudio de las principales componentes físicas que contribuyen a los perfiles de las líneas y para deducir las propiedades de la región donde se forman estas líneas.

La Tabla A.3 del Apéndice A muestra el nombre de la estrella, día de observación, tiempo de exposición y la S/N de cada una de las observaciones tenidas en cuenta en este capítulo. En la Sección 4.2 se explica cómo se midió la S/N en los perfiles del Mg II.

Los perfiles de las líneas del Mg II de las estrellas de la muestra analizados se muestran en la Figura A.3 del Apéndice A, ordenados de manera creciente según la anchura de la línea y la asimetría. En el último panel se encuentran aquellas estrellas

que tienen una mayor absorción en el ala roja que en el azul: CY Tau, DM Tau y AK Sco.

Las líneas del Mg II se encuentran en los órdenes 82 y 83 del espectrógrafo de longitud de onda larga del *IUE*. Para estas observaciones se utilizan datos extraídos de INES (*IUE* Newly Extracted Spectra) ¹, donde se encuentran los espectros concatenados, eliminando las regiones solapadas. Algunas de las observaciones obtenidas con STIS están incluidas en el catálogo de espectros estelares del UV de estrellas frías CoolCat². En ese caso los datos se tomaron directamente de la página web de CoolCat (véase Ayres, 2010, para detalles).

También se han representado los perfiles de Ly- α , extraídos de los archivos del *HST*. Estas observaciones se obtuvieron con los instrumentos STIS (E140M; G140M) y COS (Cosmic Origins Spectrograph; G130M). Las especificaciones correspondientes a estos perfiles están descritas en la Tabla A.4 del Apéndice A.

La mayoría de los perfiles de Ly- α están dominados por la emisión geocoronal. En los espectros de STIS esta emisión se observa como una componente estrecha en la longitud de onda de reposo del centro de la línea; sin embargo, en los espectros de COS esta emisión es mucho más extensa debido a que la apertura es más ancha (véase France et al., 2012, para detalles sobre los perfiles de Ly- α en las ETT obtenidas con COS). Los perfiles de Ly- α se han representado en escala logarítmica para resaltar las alas del perfil que son las menos afectadas por la emisión Ly- α geocoronal. Se observa de manera clara la absorción de los fotones de Ly- α por el viento neutral circunestelar. Además, hay una absorción en Ly- α debido a las moléculas H₂ que se encuentran en el ambiente circunestelar.

También se han extraído de los archivos del *HST* algunos espectros del ultravioleta lejano que hemos utilizado en este trabajo, como el C IV, He II y H₂. La mayoría de estas líneas fueron observadas con STIS (E240M) y COS (G130M; G160M).

En los perfiles mostrados en la Figura A.3 se puede observar una tendencia en la

¹EL archivo de INES está accesible a través de: <http://sdc.cab.inta-csic.es/ines/index.esp.html>

²<http://casa.colorado.edu/~ayres/CoolCAT/>

intensidad y anchura de los perfiles, desde las EWTT hasta las ECTT, aunque no hay una clara separación entre ambos grupos. Más bien parece haber una secuencia asociada con el volumen emisor de la línea y la fuerza del viento. La correlación entre la anchura y la intensidad de otros trazadores espectrales tales como el C IV o las líneas del N V ya ha sido observada por Ardila et al. (2013) y Gómez de Castro (2013b). Esta secuencia está asociada también al debilitamiento de la emisión molecular del H₂ y la evaporación del gas en el disco que rodea a la estrella. Para las EWTT los perfiles del Mg II son estrechos (con unas anchuras típicas en la base de la línea de $\sim 160.5 \text{ km s}^{-1}$) y con una absorción circunestelar sobre la línea de emisión. Esta absorción se encuentra centrada en la longitud de onda en reposo con respecto a la emisión de la estrella únicamente en las fuentes HBC 427 y V819 Tau. Para LkCa 19 y LkCa 4 está ligeramente desplazada hacia el rojo, mientras que para el resto de las fuentes está desplazada al azul. Dada la intensidad de esta absorción y la localización de las estrellas de la muestra (a distancias menores de 200 pc desde el Sol para la mayoría de las fuentes), se espera que sea producida debido al material circunestelar templado. Estos ligeros desplazamientos sugieren un movimiento del material alejándose de la estrella a lo largo de la línea de visión. Los perfiles de Ly- α en las EWTT LkCa 4, LkCa 19 y HBC 427 son lo suficientemente estrechos como para ser cubiertos completamente por la emisión geocoronal y no se detectan grandes velocidades en las alas. Sin embargo, ETT con perfiles aparentemente similares del Mg II, tales como FM Tau, TWA 7, TWA 13A, RECX 1 y RECX 11 exhiben unas alas anchas en los perfiles de Ly- α .

Los perfiles del Mg II en las ECTT se pueden describir como una emisión ancha con una absorción en el ala azul debida al viento (además de la absorción estrecha circunestelar). La alta S/N de las observaciones del *HST* permite el seguimiento de la ley de velocidades en el viento así como su geometría. La fuerza del viento varía significativamente de una fuente a otra, observándose dos componentes anchas de absorción en algunas fuentes, como por ejemplo en GM Aur. Se observan tres perfiles peculiares en la muestra: BP Tau, RW Aur y AK Sco. BP Tau no muestra una gran absorción por el viento, RW Aur tiene un perfil extremadamente ancho y AK Sco exhibe varias

absorciones en el ala roja, causada por la compleja dinámica del gas circunestelar en este sistema binario cercano (véase las simulaciones numéricas en Gómez de Castro et al., 2013).

Se disponen de varias observaciones para 16 estrellas de la muestra, lo cual permite el estudio de variabilidad de los perfiles. En la Figura A.4 del Apéndice A se muestran los perfiles de aquellas fuentes con más de una observación. En rojo se ha representado el espectro con mejor S/N. Se han encontrado variaciones en los perfiles en BP Tau, RY Tau, T Tau, DF Tau, DG Tau, DR Tau, RW Aur, TW Hya y RU Lup. En la mayoría de ellas las variaciones están asociadas con las componentes de absorción en el ala azul del perfil. Las absorciones en el ala azul parecen estar asociadas a eyecciones variables o episódicas.

4.2. Medida y análisis de los datos

Se calcularon todos los flujos del Mg II para todas las observaciones de la muestra de la siguiente manera: $F_{a,b} = \left[\sum_{i=0}^{i=n_{a,b}} F_{a,b}(\lambda_i) - n_{a,b} \langle C \rangle \right] * \delta\lambda$, siendo $\lambda_{0,a}$ y $\lambda_{0,b}$ las longitudes de onda correspondientes a los extremos de las líneas del Mg II ('a': 2796 Å y 'b': 2804 Å, respectivamente). $\delta\lambda$ es el tamaño del píxel, $\lambda_i = \lambda_0 + i * \delta\lambda$ y $n_{a,b}$ el número de píxeles en cada perfil. La media del nivel del continuo $\langle C \rangle$ y la dispersión sobre la media σ fueron calculados en una ventana uniforme cercana a las líneas. También se calcularon los errores de flujo $dF_{a,b} = \sigma n_{a,b}$, que han sido representados en las figuras con barras de error. La S/N se calculó como: $S/N = (F_{a,b} - n_{a,b} \langle C \rangle) / (n_{a,b} \sigma)$. Se ha considerado un error de 0.1 Å en la medida de las velocidades para todas las estrellas. Dado que el flujo bolométrico estelar es $F_{bol} = (\sigma T^4 4\pi R_*^2) / 4\pi d^2$, la razón F_l / F_{bol} siendo 'l' la línea correspondiente, provee una medida de la emisividad de la línea corregida del radio estelar y temperatura superficial. De esta manera los flujos normalizados son corregidos de los efectos asociados de masa, luminosidad y radio estelar.

Para la mayoría de las fuentes se tiene que $F_{2796} / F_{2804} < 2$, como se muestra en la

Figura 4.1, siendo las líneas ópticamente gruesas³ en las EWTT y ECTT.

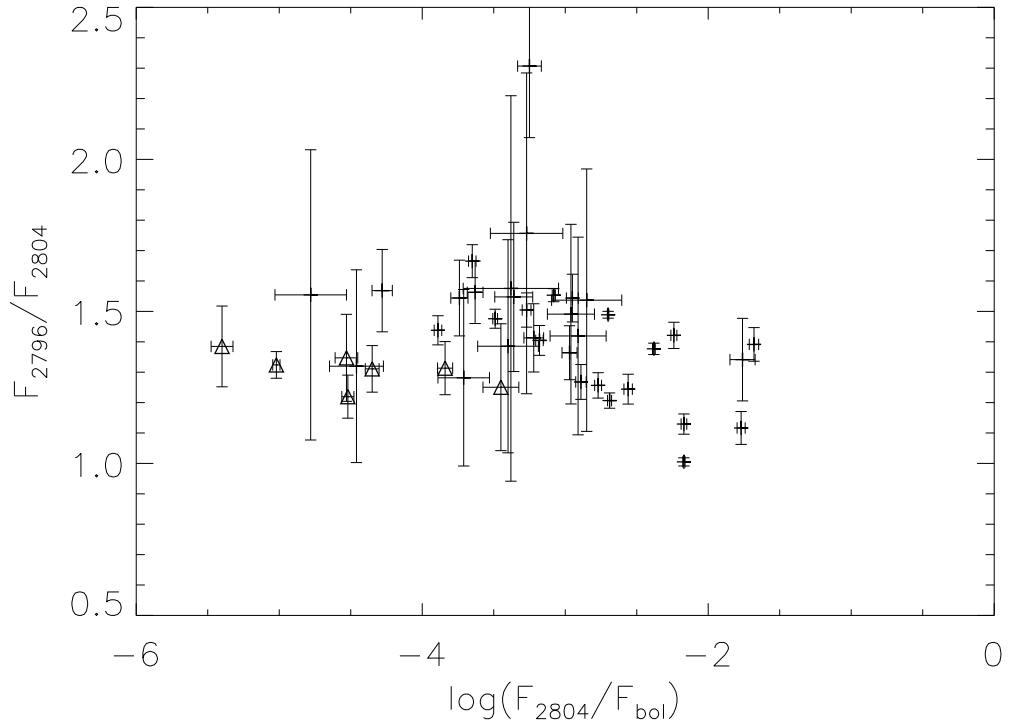


Figura 4.1 La razón de flujos 2796/2804 en función del flujo de la línea del Mg II en 2804 Å. Las EWTT están representadas por triángulos.

El valor medio de la razón de flujos entre ambas líneas es de 1.4 ± 0.2 , así, aunque la línea en 2796 Å está saturada para la mayoría de las fuentes, la línea en 2804 Å no debe estarlo. Por esta razón, todos los estudios que hemos realizado con los flujos han sido llevados a cabo usando la línea en 2804 Å. En este trabajo sólo se utilizó la línea en 2795 Å para la determinación de algunas propiedades cinéticas del viento que no están afectadas por la saturación.

También se han medido las Componentes Discretas de Absorción (CDA) sobre los perfiles tal y como se muestra en la Figura 4.2.

³El multiplete del Mg II[uv1] corresponde a la transición $2P_0^{1/2,3/2} \rightarrow 2S^{1/2}$ con probabilidades de transición para $J=3/2, 1/2 \rightarrow 1/2$ de $2.60 \times 10^8 \text{ s}^{-1}$ y $2.57 \times 10^8 \text{ s}^{-1}$, respectivamente.

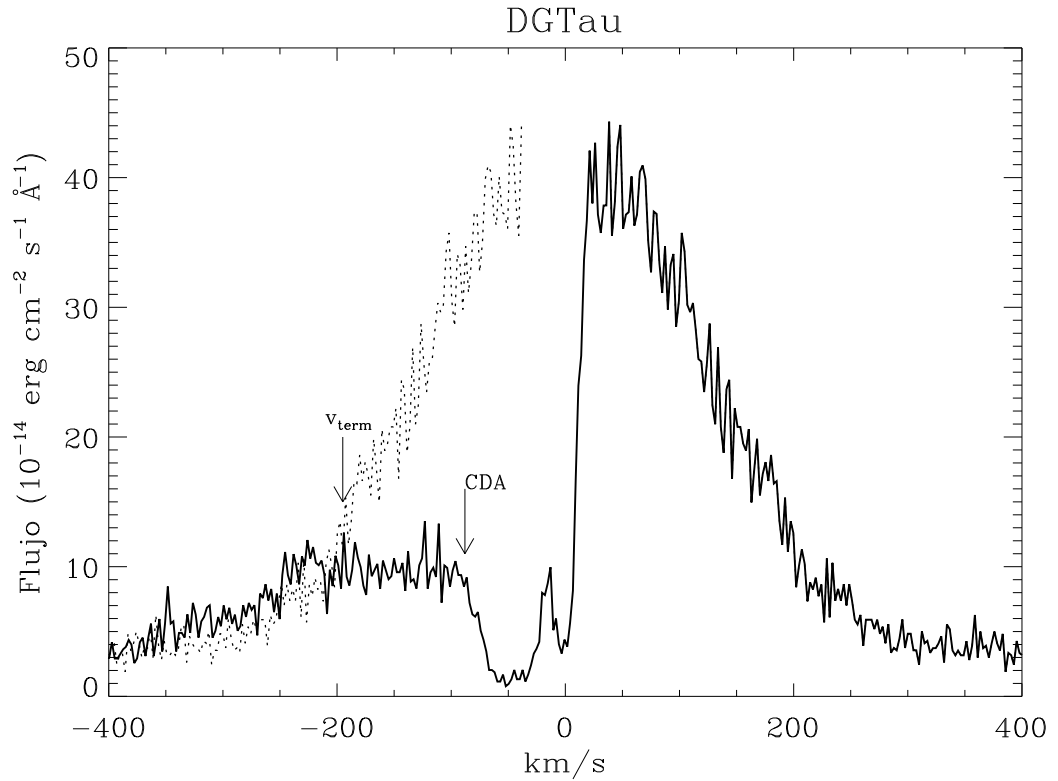


Figura 4.2 Espectro ejemplo de cómo se han medido la velocidad terminal del viento (v_{term}) y las componentes discretas de absorción (CDA). La línea continua representa el espectro original y la línea discontinua el perfil simétrico correspondiente al ala roja.

En la Tabla 4.1 se encuentran todos los flujos de las líneas corregidos de extinción según Valencic et al. (2004), de la misma manera que se corrigieron los flujos simulados de la Sección 3.8, y las CDA medidas.

Tabla 4.1: Los flujos medidos del Mg II corregidos de extinción.

Estrella	Fecha	Flujos medidos			Velocidades medidas		
		F_{2796}	$F_{2804,b}^{(1)}$	$F_{2804,r}^{(1)}$	V_{term}	CDA ⁽²⁾	Comentarios
	(aa-mm-dd)	$(10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$			(km s^{-1})		
AA TAU	07-11-01	1.93 ± 0.46	0.63 ± 0.28	0.74 ± 0.26	-50.0		estrecho
AK SCO	86-08-06	3.04 ± 0.39	1.35 ± 0.17	0.76 ± 0.22		129.8	no absorción
	88-04-02	3.20 ± 0.59	0.92 ± 0.20	0.45 ± 0.25			no absorción
	88-04-02	2.37 ± 0.75	0.79 ± 0.33	0.38 ± 0.32			no absorción
	88-04-09	4.01 ± 0.48	1.16 ± 0.18	1.17 ± 0.23			no absorción
	10-08-21	3.86 ± 0.28	1.60 ± 0.11	0.87 ± 0.16			no absorción
BP TAU	81-07-24	15.40 ± 1.79	4.79 ± 0.68	6.74 ± 1.39	-213.0		variable
	86-10-10	12.11 ± 2.30	0.08 ± 0.06	8.98 ± 1.44	-237.7		variable
	86-10-26	5.98 ± 1.13	1.90 ± 0.37	2.72 ± 0.69	-214.0		variable
	93-07-30	9.01 ± 0.40	3.70 ± 0.14	2.69 ± 0.13	-194.0	-95.0	CDA
CS CHA	11-06-01	0.29 ± 0.03	0.05 ± 0.01	0.13 ± 0.01	-181.3	-31.5	estrecho
CV CHA	79-11-11	24.16 ± 4.85	4.23 ± 1.13	23.48 ± 4.82	-304.8		ancho
	80-07-12	28.10 ± 6.66	4.20 ± 1.00	26.17 ± 6.23	-336.2		ancho
	11-04-13	25.71 ± 0.80	3.95 ± 0.27	17.35 ± 0.33	-320.0		ancho, doble
CY TAU	00-12-06	0.19 ± 0.02	0.05 ± 0.01	0.07 ± 0.01	-172.0		
	00-12-06	0.18 ± 0.02	0.06 ± 0.01	0.08 ± 0.02	-154.0		ruidoso
DE TAU	10-08-20	3.33 ± 0.15	0.60 ± 0.07	2.08 ± 0.06	-160.0 ⁽³⁾	-40.5	eje azul nítido
DF TAU	93-08-08	0.53 ± 0.06	0.08 ± 0.02	0.30 ± 0.03	-117.1		ancho
	99-09-18	0.74 ± 0.03	0.20 ± 0.02	0.33 ± 0.01	-130.0		ancho
DG TAU	86-01-18	7.79 ± 3.21	1.07 ± 1.73	3.87 ± 0.93			
	96-02-08	14.72 ± 0.74	2.42 ± 0.36	8.83 ± 0.32	-210.0	-110.0	ancho, doble
	96-02-08	13.89 ± 0.62	2.38 ± 0.31	7.65 ± 0.35	-210.0	-110.0	ancho, doble
	01-02-20	5.76 ± 0.32	0.83 ± 0.15	3.70 ± 0.15	-194.8	-87.6	
	01-02-20	5.61 ± 0.31	0.83 ± 0.16	3.53 ± 0.13	-201.3		
	01-02-20	5.59 ± 0.28	0.75 ± 0.13	3.55 ± 0.11	-205.6		
	01-02-20	5.73 ± 0.27	0.76 ± 0.12	3.65 ± 0.13	-220.0	-90.0	ancho, doble
DI CEP	92-12-22	2.81 ± 0.21	0.41 ± 0.05	1.65 ± 0.17	-349.7		ancho, ruidoso
DK TAU	10-02-04	2.49 ± 0.55	0.22 ± 0.29	1.45 ± 0.27	-206.3 ⁽³⁾		
DM TAU	10-08-22	0.15 ± 0.04	0.06 ± 0.02	0.05 ± 0.03			ruidoso
DN TAU	11-09-11	1.16 ± 0.09	0.21 ± 0.06	0.62 ± 0.05	-67.1	-48.1	estrecho
DR TAU	93-08-05	3.29 ± 1.65	-1.43 ± 0.67	2.70 ± 0.41	-369.7		ancho

Tabla 4.1: continuación.

Estrella	Fecha	Flujos medidos			Velocidades medidas		
		F_{2796}	$F_{2804,b}^{(1)}$	$F_{2804,r}^{(1)}$	V_{term}	CDA ⁽²⁾	Comentarios
	(aa-mm-dd)	$(10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$			(km s^{-1})		
	96-09-07	5.39 ± 0.73	-1.14 ± 0.28	4.69 ± 0.25	-435.0		ancho
	95-09-07	5.25 ± 1.12	-1.54 ± 0.48	4.87 ± 0.42	-409.7		ancho
	00-08-39	3.37 ± 1.18	-1.50 ± 0.44	2.68 ± 0.37	-370.4		ancho
	01-02-09	4.59 ± 0.64	-1.29 ± 0.21	3.34 ± 0.18	-365.4		ancho
	01-02-09	4.36 ± 0.52	-1.32 ± 0.17	3.24 ± 0.14	-374.0		ancho
	10-02-15	4.96 ± 1.29	-1.24 ± 0.45	4.25 ± 0.42	-381.9		ancho
DS TAU	00-08-24	3.25 ± 0.28	0.57 ± 0.12	1.62 ± 0.13	-142.8 ⁽³⁾		
	01-02-23	1.70 ± 0.12	0.24 ± 0.06	0.86 ± 0.05	-182.0		
	01-02-23	1.76 ± 0.10	0.25 ± 0.05	0.90 ± 0.05	-191.3		
FM TAU	11-09-21	0.26 ± 0.05	0.10 ± 0.02	0.07 ± 0.02			absorbido
FU ORI	82-08-14	6.53 ± 2.24	1.27 ± 1.38	5.31 ± 1.36	-173.4		ancho, doble
	83-09-05	8.00 ± 2.35	1.23 ± 1.35	7.86 ± 1.52	-167.8		ancho, doble
	87-11-03	13.17 ± 1.93	1.18 ± 0.67	7.98 ± 0.90	-241.3		ancho, doble
	01-02-22	4.26 ± 0.45	0.06 ± 0.23	3.18 ± 0.17	-243.4	-69.4	ancho, doble
	01-02-22	4.24 ± 0.33	0.05 ± 0.15	3.24 ± 0.14	-231.3		ancho, doble
GM AUR	10-08-19	1.67 ± 0.07	0.34 ± 0.04	0.78 ± 0.03	-187.7	-40.8	estrecho con cola
GW ORI	80-11-16	16.62 ± 2.03	4.22 ± 0.61	13.39 ± 1.74	-280.0		estrecho con cola
	85-10-21	37.67 ± 1.98	8.36 ± 0.72	21.90 ± 1.07	-360.0		estrecho con cola
HBC 388	95-09-09	0.10 ± 0.01	0.05 ± 0.00	0.03 ± 0.00			despreciable
HBC 427	11-03-30	0.05 ± 0.01	0.02 ± 0.00	0.02 ± 0.00			despreciable
HN TAU	10-02-10	8.91 ± 0.70	2.57 ± 0.18	5.48 ± 0.27	-320.0	-130.0	ancho, doble
IP TAU	11-03-21	1.52 ± 0.42	0.47 ± 0.24	0.54 ± 0.25	-97.8		estrecho con cola
LkCa 4	11-03-30	0.55 ± 0.12	0.23 ± 0.05	0.21 ± 0.06			despreciable
LkCa 19	11-03-31	0.50 ± 0.04	0.20 ± 0.02	0.18 ± 0.02			despreciable
PDS 66	11-05-23	2.14 ± 0.06	0.60 ± 0.03	0.86 ± 0.02	-130.0	-79.89;-28.16	doble, ancho-estrecho
RECX 1	10-01-22	0.10 ± 0.01	0.02 ± 0.00	0.06 ± 0.01	-70.0		estrecho con cola
RECX 15	10-02-05	0.50 ± 0.03	0.13 ± 0.01	0.26 ± 0.02	-50.0	-43.0	estrecho con cola
RECX 11	09-12-12	0.10 ± 0.03	0.03 ± 0.01	0.04 ± 0.01	-54.0		varias comp. y una cola larga
RU LUP	81-09-11	6.19 ± 0.60	-0.10 ± 0.18	5.02 ± 0.22	-340.0		P-Cygni ancho
	81-09-11	5.15 ± 1.35	-0.10 ± 0.69	5.53 ± 0.60	-375.0		P-Cygni ancho
	83-04-16	4.89 ± 1.47	0.24 ± 0.20	4.65 ± 0.65	-240.6		ruidoso

Tabla 4.1: continuación.

Estrella	Fecha	Flujos medidos			Velocidades medidas		
		F_{2796}	$F_{2804,b}^{(1)}$	$F_{2804,r}^{(1)}$	V_{term}	CDA ⁽²⁾	Comentarios
	(aa-mm-dd)	$(10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$			(km s^{-1})		
	83-04-17	5.63 ± 0.59	-0.39 ± 0.20	6.44 ± 0.22			
	85-07-08	6.18 ± 0.56	-0.12 ± 0.23	5.94 ± 0.22	-380.0		P-Cygni ancho
	85-07-10	6.20 ± 0.59	0.09 ± 0.18	5.44 ± 0.23	-400.4		P-Cygni ancho
	86-03-04	9.85 ± 0.81	-0.16 ± 0.27	7.72 ± 0.28	-397.5		P-Cygni ancho
	88-02-19	2.32 ± 0.20	0.08 ± 0.05	1.77 ± 0.08	-332.6		P-Cygni ancho
	92-08-24	5.50 ± 0.24	0.40 ± 0.07	4.48 ± 0.12	-301.9		P-Cygni ancho
RW AUR	79-04-04	15.07 ± 1.06	4.50 ± 0.44	12.50 ± 0.47	-217.7		ancho
	79-04-09	16.50 ± 1.87	6.55 ± 0.84	14.28 ± 0.91	-229.1		ancho
	80-11-15	11.23 ± 1.40	2.95 ± 0.73	9.06 ± 0.86	-214.0		ancho
	93-08-10	17.84 ± 0.56	6.24 ± 0.18	10.18 ± 0.24	-202.7		ancho
	94-02-04	7.13 ± 1.57	2.15 ± 0.48	5.55 ± 1.18	-204.1		ancho
	01-02-25	20.22 ± 0.44	6.45 ± 0.16	13.65 ± 0.18	-212.0		ancho
	01-02-25	20.09 ± 0.43	6.47 ± 0.16	13.55 ± 0.17	-214.1 ⁽³⁾	-105.7	ancho
	11-03-25	5.03 ± 0.19	1.56 ± 0.07	2.84 ± 0.08	-207.0		ancho
RY TAU	85-03-12	101.88 ± 14.62	42.95 ± 6.87	51.54 ± 8.15	-267.7		ancho
	85-10-16	101.87 ± 14.89	24.76 ± 5.58	56.61 ± 6.95	-232.0		ancho
	86-03-22	97.61 ± 21.23	9.12 ± 5.08	67.91 ± 12.30	-124.9		ancho
	86-10-11	92.15 ± 7.09	30.61 ± 3.92	37.75 ± 3.22	-142.0		ancho
	87-03-17	140.75 ± 16.01	40.08 ± 6.77	52.71 ± 6.49	-124.9		ancho
	93-12-31	86.78 ± 3.78	27.95 ± 1.20	32.82 ± 1.66			estrecho con cola
	01-02-19	64.32 ± 1.23	19.15 ± 0.44	27.58 ± 0.47	-169.9 ⁽³⁾		ancho y débil
	01-02-20	64.75 ± 1.67	19.28 ± 0.60	27.92 ± 0.63	-177.7	-96.2	ancho y débil
	01-02-20	64.14 ± 1.57	19.44 ± 0.64	27.93 ± 0.65	-178.0		ancho y débil
S CRA	80-05-22	1.67 ± 0.75	0.17 ± 0.33	0.90 ± 0.39	-311.9		ruidoso
SU AUR	87-10-21	4.48 ± 0.76	0.57 ± 0.22	1.95 ± 0.39	-123.5		ancho
	87-10-22	3.52 ± 0.76	0.50 ± 0.34	1.63 ± 0.38	-209.9		ancho
	87-10-23	3.23 ± 0.48	0.65 ± 0.22	2.11 ± 0.22			
	01-02-24	2.89 ± 0.12	0.41 ± 0.06	1.63 ± 0.05	-199.9	-132.33;-60.7	estructura triple
	01-02-24	2.74 ± 0.11	0.35 ± 0.06	1.55 ± 0.04	-195.6		ancho
	11-03-25	2.76 ± 0.16	0.45 ± 0.06	1.49 ± 0.09	-319.0		ancho
SZ 102	11-05-29	0.22 ± 0.02	0.03 ± 0.01	0.14 ± 0.02	-200.0	-55.6	ancho
T TAU	80-11-02	59.08 ± 3.90	1.28 ± 1.19	41.68 ± 2.15	-295.5		eje nítido

Tabla 4.1: continuación.

Estrella	Fecha	Flujos medidos			Velocidades medidas	
		F_{2796}	$F_{2804,b}^{(1)}$	$F_{2804,r}^{(1)}$	V_{term}	CDA ⁽²⁾
	(aa-mm-dd)	$(10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$			(km s^{-1})	
	80-11-13	28.36 ± 4.94	0.23 ± 0.47	24.39 ± 2.97	-224.0	eje nítido
	80-11-14	29.34 ± 6.51	2.20 ± 1.94	36.87 ± 9.91	-167.0	eje nítido
	82-03-06	50.70 ± 7.31	2.91 ± 3.32	42.42 ± 4.66	-158.5	eje nítido
	95-09-11	70.01 ± 1.29	3.63 ± 0.37	45.03 ± 0.43	-199.2	eje nítido
	01-02-21	40.16 ± 0.46	1.69 ± 0.15	25.47 ± 0.18	-188.5	eje nítido
	01-02-21	40.52 ± 0.43	1.61 ± 0.13	25.66 ± 0.16	-188.5 ⁽³⁾	eje nítido
	01-02-22	41.07 ± 0.48	1.75 ± 0.16	26.16 ± 0.19	-186.3	eje nítido
TW HYA	84-07-16	2.79 ± 0.11	0.54 ± 0.03	1.27 ± 0.06	-191.3	estrecho con cola
	84-07-16	1.70 ± 0.56	0.67 ± 0.23	0.42 ± 0.20		estrecho con cola
	00-05-07	2.33 ± 0.04	0.52 ± 0.02	0.99 ± 0.02	-193.4	estrecho con cola
TWA 7	11-05-05	0.19 ± 0.01	0.03 ± 0.00	0.12 ± 0.00	-70.0	estrecho con cola
TWA 3A	11-03-26	0.40 ± 0.02	0.08 ± 0.00	0.16 ± 0.01	-150.0	estrecho con cola
TWA 13A	11-04-02	0.11 ± 0.01	0.01 ± 0.00	0.07 ± 0.00	-70.0	estrecho con cola
UX TAU	11-11-10	0.06 ± 0.02	0.02 ± 0.01	0.02 ± 0.01	-23.0	estrecha absorción
V819 TAU	00-08-31	0.31 ± 0.09	0.13 ± 0.05	0.12 ± 0.04	-20.0	estrecha absorción
V836 TAU	11-02-05	0.53 ± 0.17	0.12 ± 0.07	0.18 ± 0.09	-27.0	estrecha absorción

¹ $F_{2804,b}$: flujo en el ala azul de la línea en 2804 Å y $F_{2804,r}$: flujo en el ala roja de la línea en 2804 Å.

²CDA: Componentes Discretas en Absorción.

³Velocidades terminales (V_{term}) que han podido ser medidas con precisión.

Hay grandes diferencias entre los valores de extinción dependiendo de los autores (comparar por ejemplo Ingleby et al., 2011; Yang et al., 2012). Hemos estimado que las incertidumbres en la extinción son $\lesssim 0.5$ mag, lo cual corresponde a una incertidumbre en el flujo de un factor de $\lesssim 2$.

Hemos hecho una comparación entre el flujo del Mg II y otros trazadores relevantes de las estrellas ETT. Para ello se han tenido en cuenta:

- El continuo UV cercano medido en la ventana [2730-2780] Å y dominado por el continuo de Balmer producido en el flujo de acreción (véase por ejemplo Ingleby et al., 2013).
- La emisión del C IV producido por plasmas calientes en el flujo de acreción (Ardila et al., 2013).
- La emisión del He II procedente de la región de transición y/o el choque de acreción (Gómez de Castro, 2013b).
- La emisión en (P(2) 0-4) 1338.63 Å de H₂ producido por el gas molecular en el disco de acreción alrededor de las ETT (France et al., 2012). Esta radiación es de hecho alimentada por los fotones en 1217.205 Å, en el ala roja de la línea de Ly- α (véase por ejemplo Herczeg et al., 2002).

La comparación entre los diferentes flujos se muestra en la Figura 4.3 y la Tabla 4.2, donde se observa una correlación del flujo del Mg II con los flujos del C IV y el He II. Sin embargo no hay una correlación significativa del flujo del Mg II con el continuo UV o con el H₂.

Tabla 4.2 Correlaciones entre el flujo del Mg II y otros trazadores espectrales.

	No. de obs.	Coef. de Cor. de Pearson	p -valor
$\frac{F(MgII)}{F_{bol}}$ vs $\frac{F(Cont.UV)}{F_{bol}}$	41	0.34	0.03
$\frac{F(MgII)}{F_{bol}}$ vs $\frac{F(CIV)}{F_{bol}}$	25	0.68	0.0002
$\frac{F(MgII)}{F_{bol}}$ vs $\frac{F(HeII)}{F_{bol}}$	28	0.575	0.002
$\frac{F(MgII)}{F_{bol}}$ vs $\frac{F(H_2)}{F_{bol}}$	14	0.29	0.313

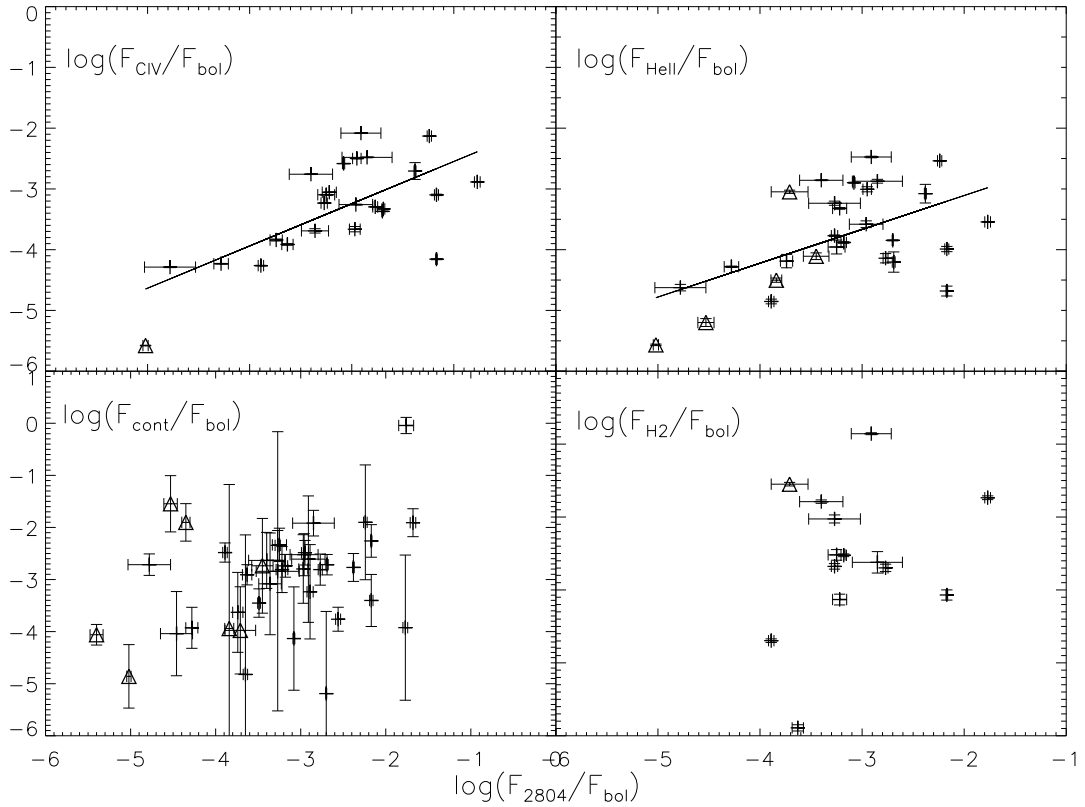


Figura 4.3 El flujo del Mg II normalizado al flujo bolométrico frente a otros trazadores UV relevantes. Las EWTT están representadas por triángulos.

4.2.1. Caracterización de los perfiles del Mg II: asimetría y ensanchamiento de las líneas.

Hemos realizado también medidas sobre los perfiles para poder caracterizarlos. Para ello trabajamos con los perfiles que poseen la S/N más alta de cada fuente y realizamos

las siguientes medidas sobre la línea en 2804 Å:

- La asimetría del perfil, que se definió como $A = (F_r)/(F_r + F_b)$, es decir, $A = 0.5$ para las líneas simétricas, $A = 1$ para aquellas que tienen el ala azul completamente absorbido y $A > 1$ si la absorción se encuentran por debajo del nivel del continuo.
- El segundo momento estadístico: la anchura del perfil (σ).
- El ancho del perfil en la base de la línea (ΔV). Las velocidades en los bordes azul y rojo del perfil, V_b y V_r , se definen como el punto donde el perfil se encuentra con el continuo más 1σ en los bordes del perfil (ver Figura 4.4).

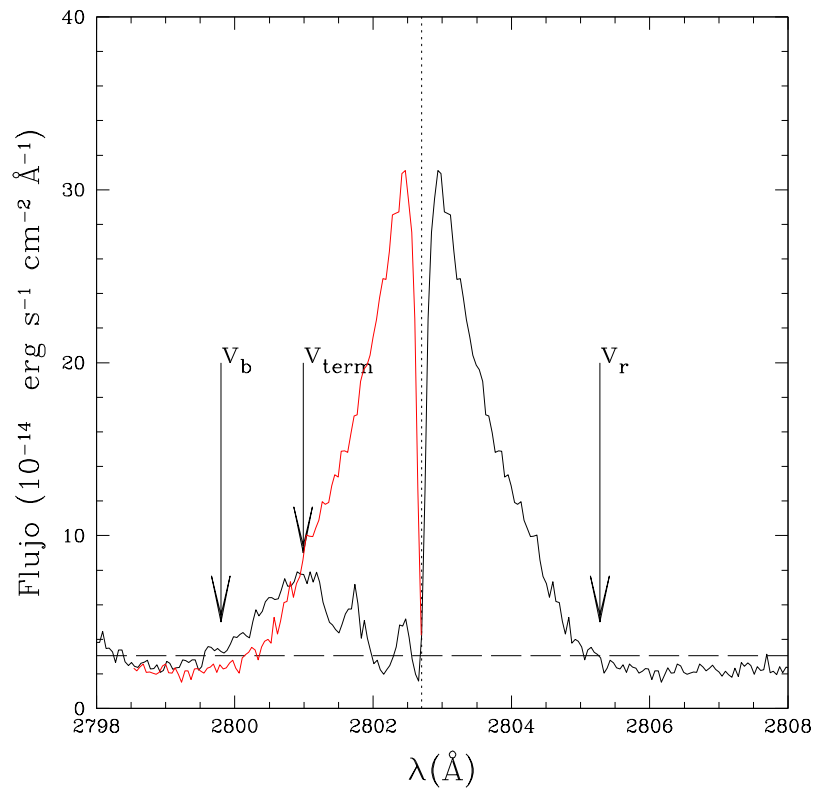


Figura 4.4 Perfil ejemplo mostrando cómo hemos medido la velocidad terminal del viento (V_{term}) y las velocidades en los bordes rojo y azul del perfil (V_r y V_b , respectivamente).

Tabla 4.3 Caracterización de los perfiles del Mg II.

Estrella	Asimetría	Anchura (km s ⁻¹)	$V_r - V_b$ (km s ⁻¹)	Estrella	Asimetría	Anchura (km s ⁻¹)	$V_r - V_b$ (km s ⁻¹)
AA Tau	0.54	63.35	336.05	IP Tau	0.54	72.85	511.51
AK Sco	0.35	164.82	805.77	LKCA 4	0.48	38.42	206.543
BP Tau	0.42	90.34	633.45	LKCA 19	0.47	36.15	230.053
CS Cha	0.72	54.02	367.08	PDS 66	0.59	89.99	590.68
CV Cha	0.81	169.03	848.57	RECX 1	0.76	28.69	191.522
CY Tau	0.58	46.28	312.479	RECX 11	0.59	31.44	313.5
DE Tau	0.78	85.03	555.39	RECX 15	0.68	80.85	629.24
DF Tau	0.62	75.61	527.59	RU Lup	0.92	140.03	723.38
DG Tau	0.76	130.42	792.95	RW Aur	0.68	170.55	817.55
DI Cep	0.8	143.94	410.889	RY Tau	0.59	126.83	719.09
DK Tau	0.87	148.02	673.09	S Cr A	0.84	106.03	523.29
DM Tau	0.5	93.02	277.163	SU Aur	0.8	117.28	608.85
DN Tau	0.74	44.99	500.82	SZ 102	0.82	75.78	453.71
DR Tau	1.69	146.55	668.77	T Tau	0.94	108.13	688.06
DS Tau	0.78	98.97	620.67	TWA 13A	0.84	22.86	218.303
FM Tau	0.44	55.88	269.639	TWA 3A	0.68	54.53	293.2
FU Ori	0.99	137.59	671.99	TWA 7	0.82	15.87	206.521
GM Aur	0.7	83.61	601.4	TW Hya	0.66	73.51	546.8
GW Ori	0.72	121.78	476.23	UX Tau	0.56	76.77	284.66
HBC3 88	0.36	29.83	136.973	V819 Tau	0.48	27.97	164.77
HBC 427	0.53	23.87	125.191	V836 Tau	0.61	38.77	231.129
HN Tau	0.68	154.95	714.81				

Los resultados de estas medidas se resumen en la Tabla 4.3.

Los flujos en el ala roja y azul (F_r y F_b) se midieron como se explica al inicio de la Sección 4.2, pero desde el borde del perfil V_r hasta el centro de la línea y desde el centro de la línea hasta el borde V_b , respectivamente. La anchura fue calculada sobre la gaussiana que ajusta al perfil simétrico construido a partir del ala roja en 2804 Å, es decir, es el segundo momento estadístico del ajuste de una gaussiana al perfil artificial y simétrico, como se muestra en la Figura 4.5. Este momento se calcula evitando el centro y el ala azul de la línea, donde se encuentran absorciones debidas al medio circunestelar y al viento. Para las estrellas AK Sco, CY Tau, UX Tau y HBC 388 el perfil artificial se construyó a partir del ala azul, ya que el ala roja está más absorbida que el ala azul.

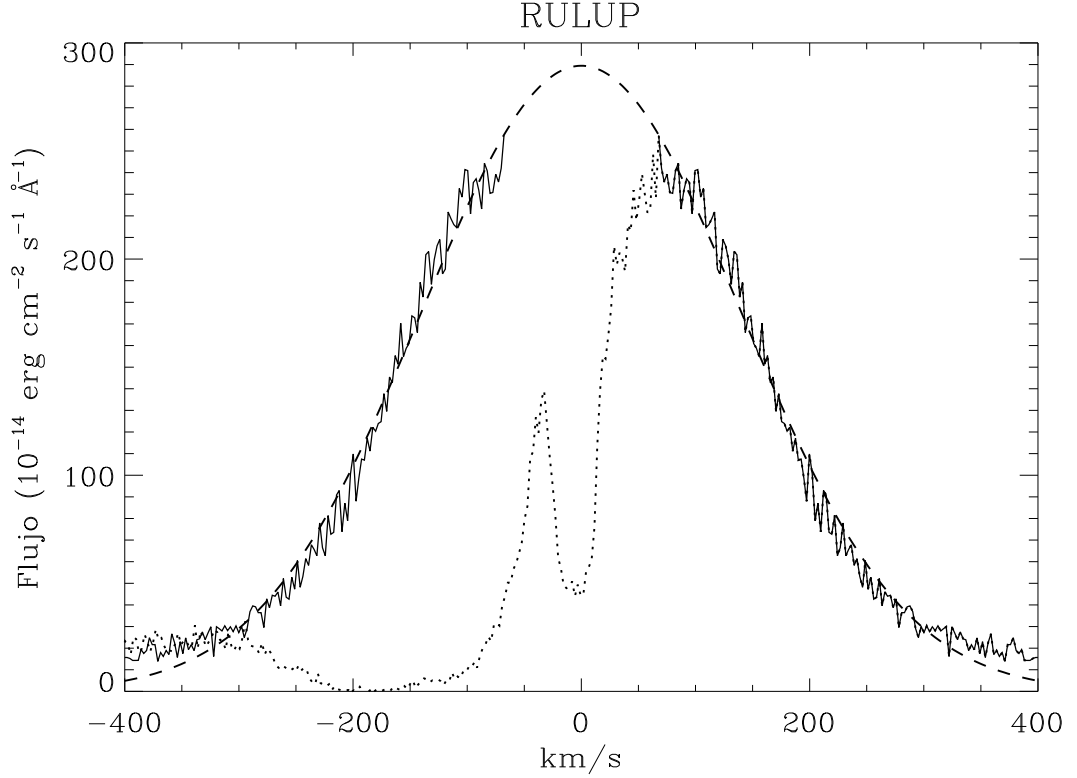


Figura 4.5 Perfil artificial construido (línea continua) usado para medir la anchura del perfil en el caso particular de RU Lup. También se muestra a modo de referencia el perfil observado (línea punteada) y la gaussiana que ajusta el perfil artificial (línea discontinua).

4.2.2. Correlaciones entre las diferentes propiedades físicas

Después de medir la anchura sobre los perfiles artificiales para cada estrella de la muestra se observa que las dispersiones mayores corresponden con las ECTT mientras que las menores se corresponden con las EWTT (Tabla 4.3). La anchura más pequeña de la muestra es $\sigma \simeq 16 \text{ km s}^{-1}$ para TWA 7, mientras que las mayores son observadas en RW Aur, CV Cha y AK Sco con $\sigma \simeq 171, 169$ y 165 km s^{-1} , respectivamente. Para la mayoría de las EWTT el ensanchamiento de la línea es debido a la velocidad térmica del plasma ($v_{th} \sim 12 \text{ km s}^{-1}$ para $T_e \simeq 10^4 \text{ K}$) y a la rotación estelar ($v \sin(i) \simeq 20 \text{ km s}^{-1}$). Sin embargo, la anchura de las líneas para las ECTT es $50 \lesssim \sigma \lesssim 170 \text{ km s}^{-1}$, es decir, otros procesos están contribuyendo al ensanchamiento aparte de la velocidad térmica del plasma y la rotación estelar. La Figura 4.6 confirma que el ensanchamiento de las

líneas no es debido a la rotación estelar.

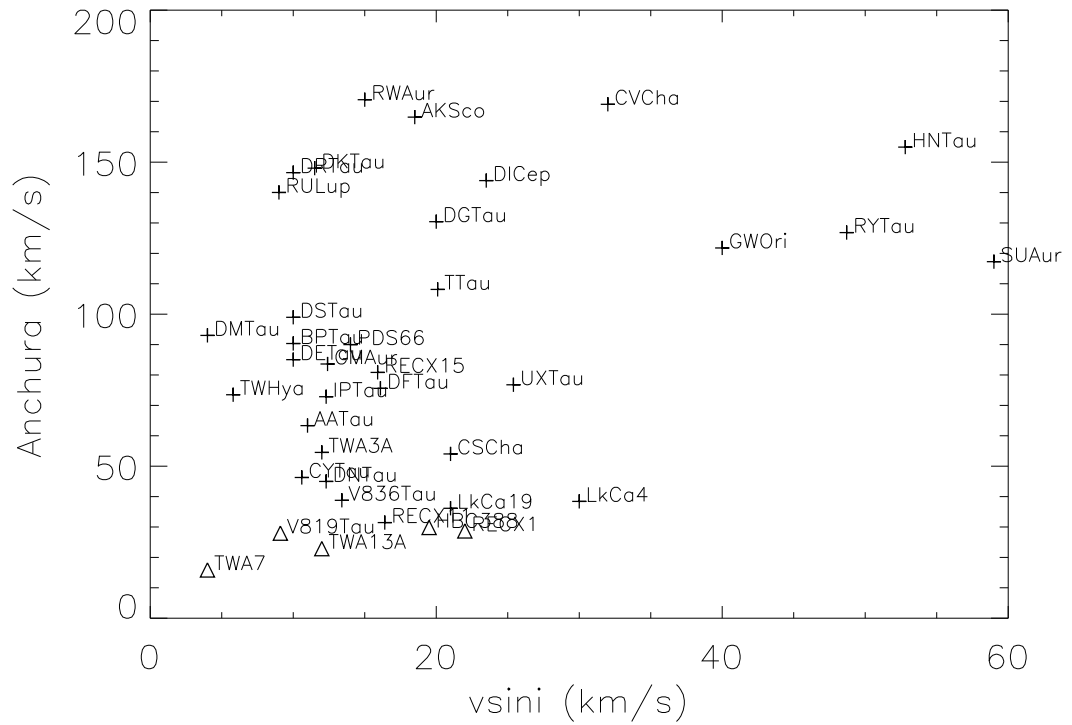


Figura 4.6 La anchura medida sobre el perfil artificial en función de $v \sin(i)$. Las EWTT están representadas por triángulos.

En la Figura 4.7 (panel superior) hemos representado la relación entre la anchura y el flujo del Mg II, encontrándose una tendencia entre ambas. Esta correlación tiene un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.66$ y un p -valor = 1.55×10^{-6} . Ya que la absorción debida al viento puede influir en el flujo medido del Mg II, también se ha estudiado esta relación corrigiendo el flujo de la asimetría, como se observa en el panel inferior de la Figura 4.7. La correlación no mejora, teniendo en este caso $r = 0.65$ y un p -valor = 2.86×10^{-6} .

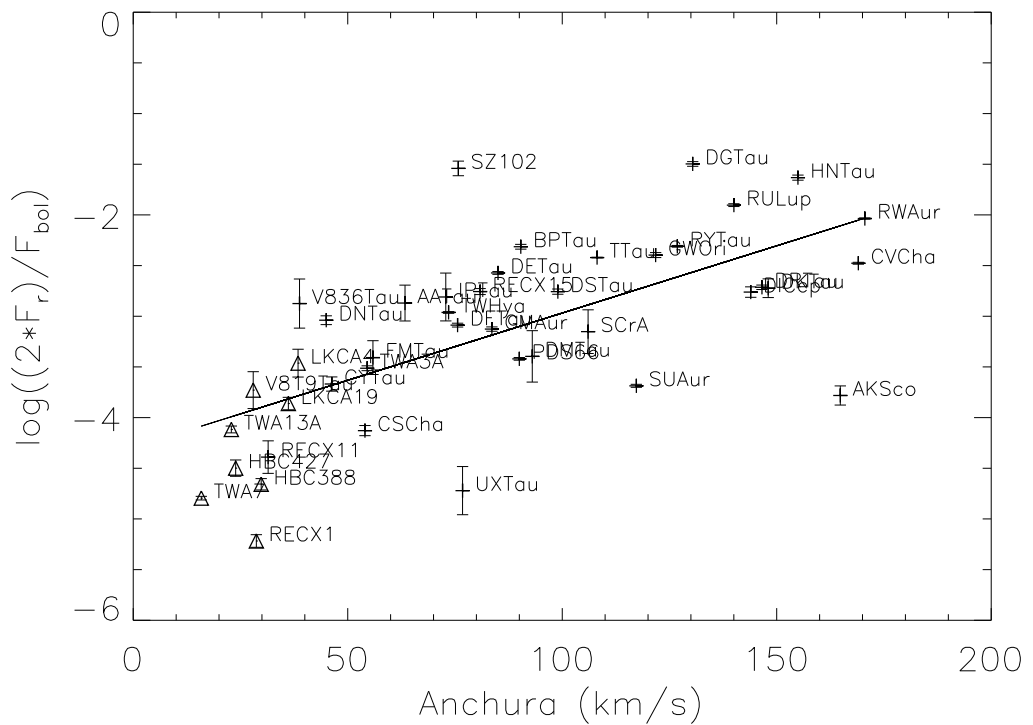
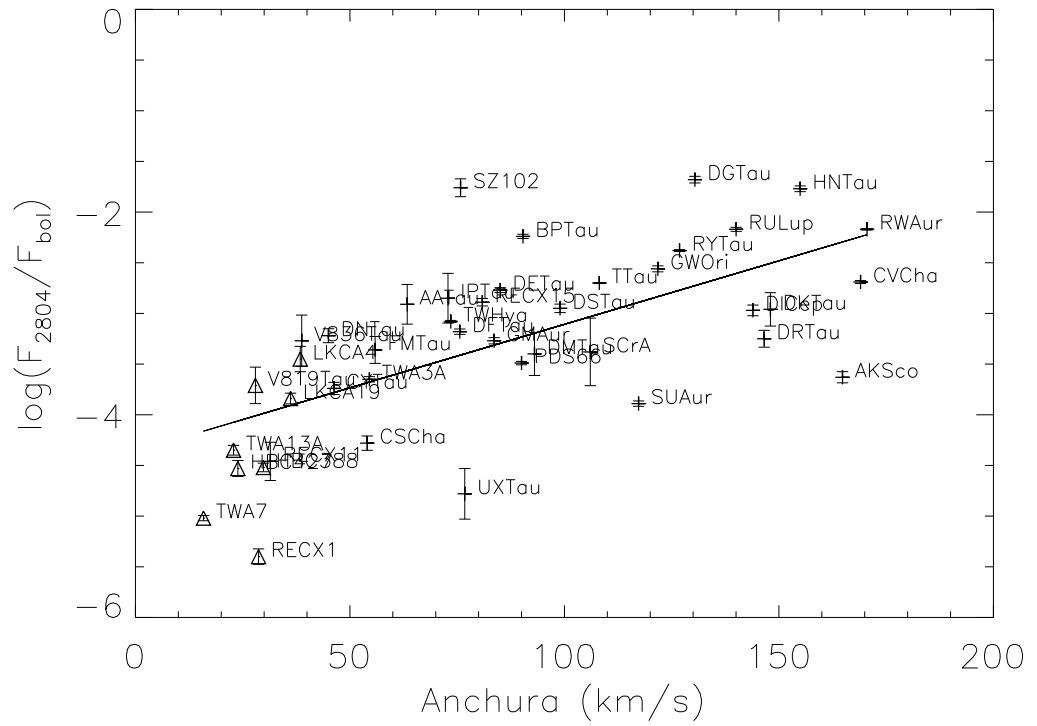


Figura 4.7 Relación entre la anchura del perfil y el flujo del Mg II. Los triángulos representan a las EWTT. Panel superior: flujo del Mg II corregido de la luminosidad. Panel inferior: El flujo del Mg II corregido de la asimetría de la línea y de la luminosidad.

Se esperaría una relación entre el flujo del Mg II y la asimetría del perfil si ésta no estuviera asociada con la orientación de los vientos/chorros respecto a la línea de visión. No se ha encontrado una correlación entre ambas magnitudes, como se puede observar en la Figura 4.8, lo cual evidencia una dependencia de la asimetría con la orientación del sistema. Tanto las EWTT como las ECTT tienen valores de asimetría similares que van desde ~ 0.4 (para AK Sco y HBC 388, estrellas con perfiles casi simétricos) hasta ~ 1 (para T Tau, perfil con el ala azul absorbida).

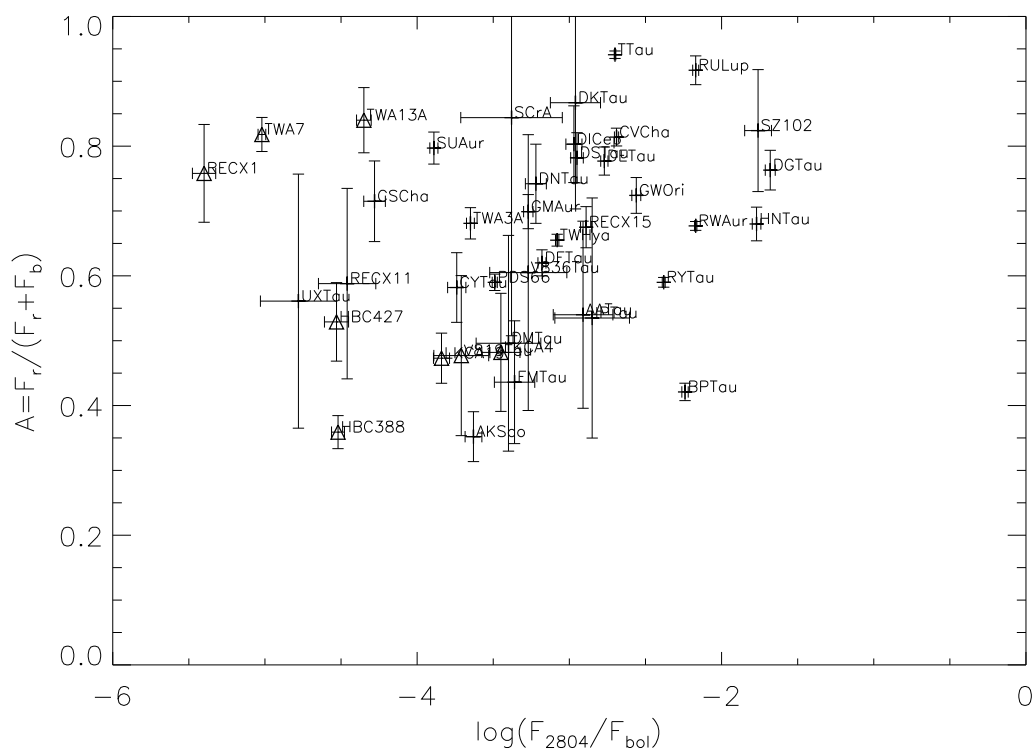


Figura 4.8 Relación entre la asimetría de la línea en 2804 \AA y el flujo del Mg II en esta línea. Los triángulos representan a las EWTT.

Por lo tanto se espera encontrar una correlación entre la asimetría y la inclinación (Tabla 2.1), sin embargo no se ha encontrado esta conexión, como muestra la Figura 4.9. Esta falta de correlación podría ser debido a las incertidumbres en la medida de las inclinaciones. Además, si los vientos/chorros son perpendiculares al disco, los valores de inclinación derivados de la medida de $v \sin i$ no son fiables.

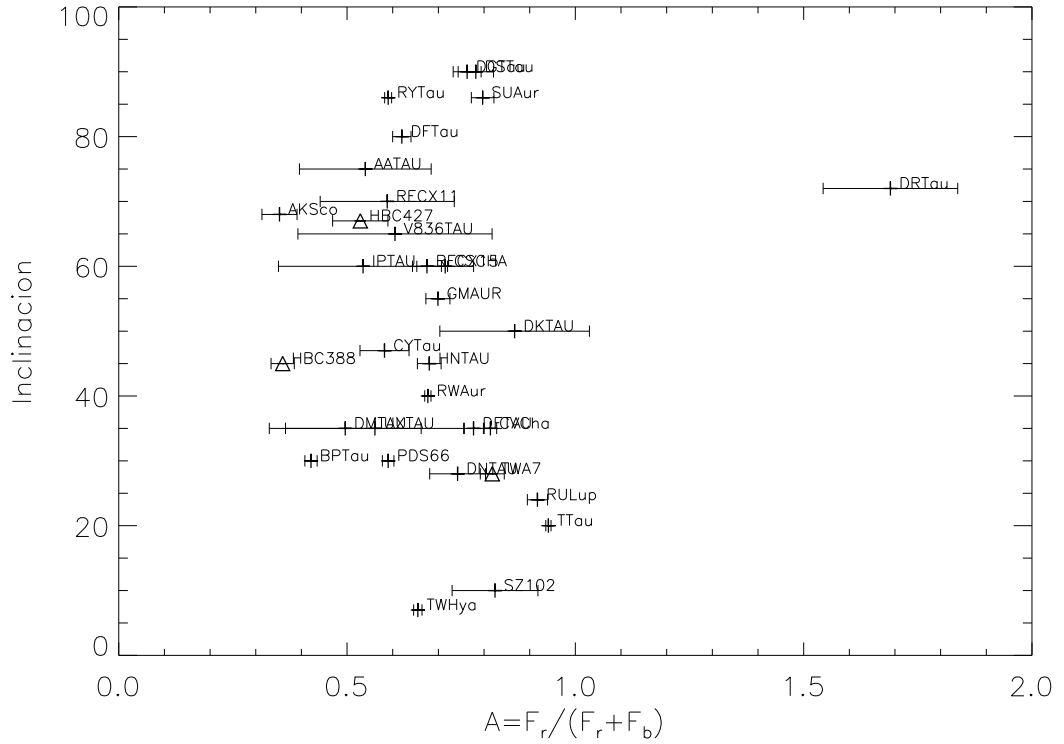


Figura 4.9 La inclinación del sistema en función de la asimetría. Las EWTT están representadas por triángulos.

Para determinar de dónde proviene principalmente la emisión del Mg II, se ha estudiado también la relación entre la anchura y la asimetría. Si el flujo del Mg II estuviera dominado por los vientos/chorros, se debería encontrar una correlación entre la inclinación y la anchura del perfil o el flujo, que no hemos encontrado.

Continuando con el análisis de las posibles relaciones entre las diferentes propiedades físicas de las ETT de la muestra, en la Figura 4.10 vemos la correlación encontrada entre la anchura de la línea y el ancho medido en la base de la línea (con $r = 0.9$ y un p -valor $\lesssim 10^{-7}$). Además, las velocidades en los bordes azul y rojo de los perfiles (V_b y V_r , respectivamente) correlacionan con la anchura. Estas correlaciones indican que tanto la radiación del centro de la línea como la de las alas, están generadas por el mismo proceso, es decir, en la mayoría de las fuentes el flujo en las alas no está dominado por fenómenos extensos como por ejemplo chorros no resueltos, de lo contrario observaríamos alas más extensas y no veríamos esta correlación.

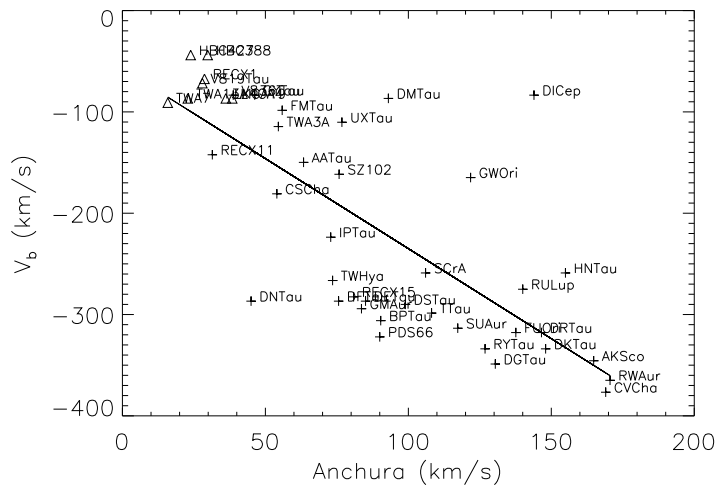
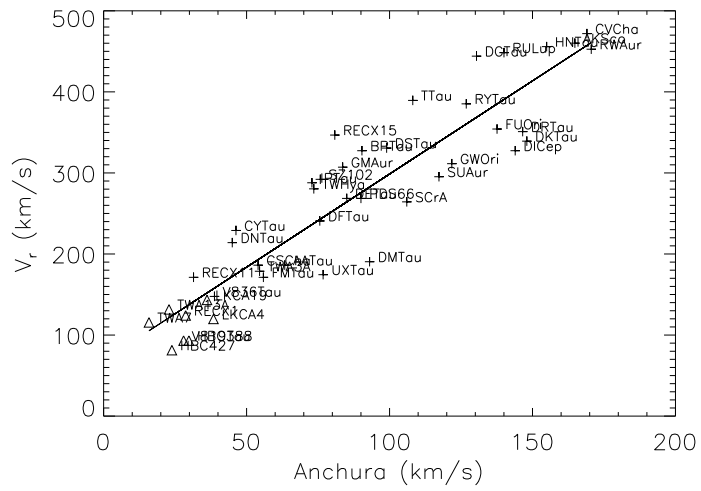
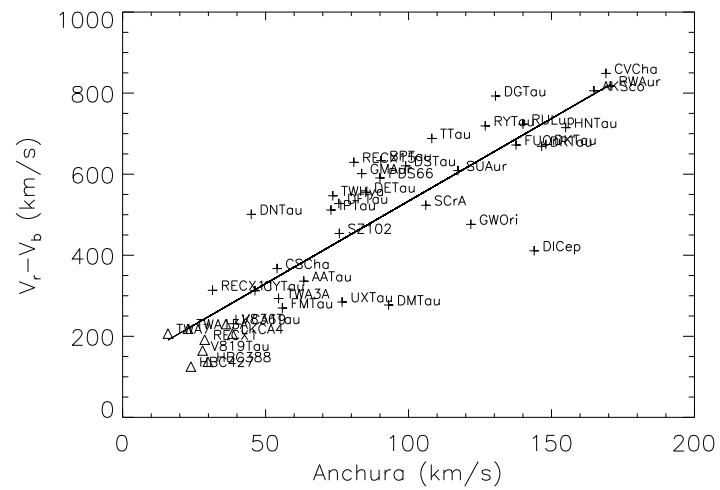


Figura 4.10 La anchura del perfil comparada con las velocidades en los bordes del perfil. Los triángulos representan las EWTT.

La correlación de la dispersión con V_r ($r = 0.92$ y un p -valor $\lesssim 10^{-7}$) es mejor que con V_b ($r = -0.75$ y un p -valor $\lesssim 10^{-7}$) debido a las incertidumbres mayores en la medida de V_b a causa de la absorción del viento. También se ha encontrado una correlación entre el ancho en la base de la línea $V_r - V_b$ y el flujo, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.7$ y un p -valor $= 1.19 \times 10^{-7}$ (ver Figura 4.11).

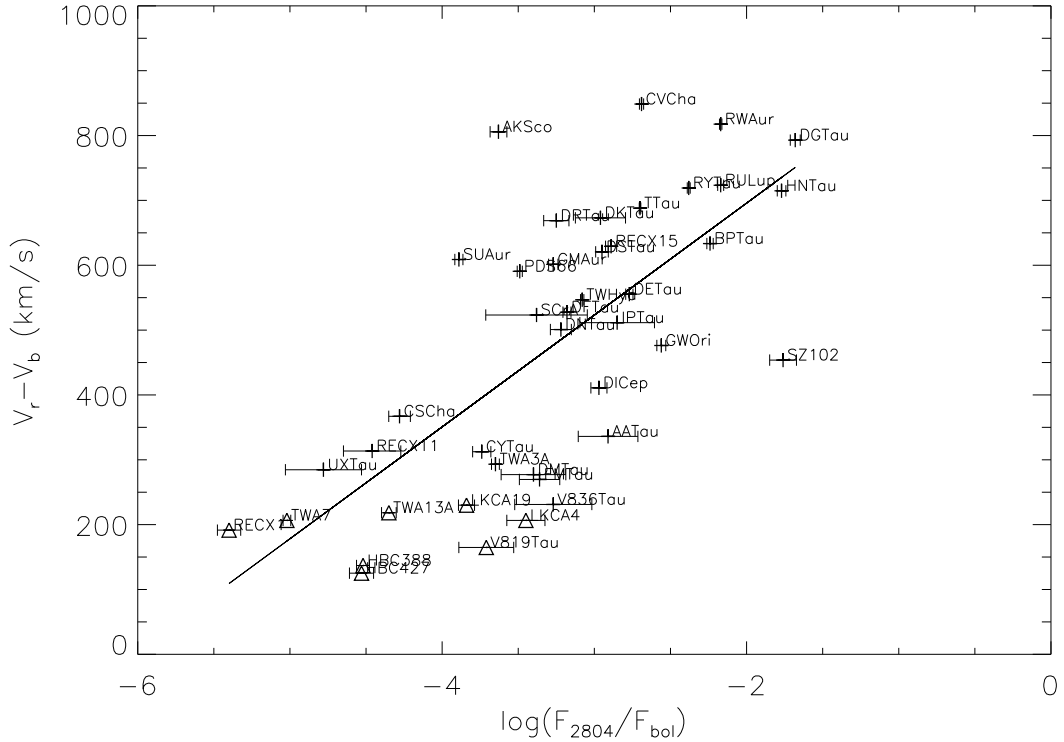


Figura 4.11 Relación entre el flujo del Mg II y el ancho en la base de las líneas. Los triángulos representan a las EWTT.

4.2.3. Velocidad terminal del viento

Es complicado medir la velocidad terminal del viento (V_{term}) en los perfiles del Mg II en las ETT. Algunas de las fuentes como DE Tau o T Tau exhiben un borde en el ala azul bien definido, por lo que en estas estrellas la medida de las velocidades es fiable, marcadas en la Tabla 4.1. Sin embargo, para la mayoría de las fuentes el borde azul no está bien definido, como por ejemplo en CV Cha, FU Ori o DR Tau. Además, la absorción del viento no se observa sobre el continuo, como en los perfiles estándar

P-Cygni producidos por los vientos de las estrellas masivas (véase por ejemplo Talavera & Gomez de Castro, 1987), sino que se observa sobre la emisión ancha del Mg II que proviene del proceso de acreción (ver Figura 4.4).

Hemos supuesto que el ala roja representa al perfil simétrico subyacente del ala azul, midiendo la velocidad terminal como el punto donde comienza la absorción del perfil en el ala azul en comparación con el perfil del ala roja simétrico, como se muestra en la Figura 4.4. Para las estrellas con más de una observación se ha representado la V_{term} correspondiente a la observación con mejor S/N en aquellas figuras en las que se ha necesitado.

La estructura del viento es muy diferente entre las fuentes, en algunos casos se observa un ala azul estrecha, típicamente en las EWTT. En otras fuentes hay una doble absorción, como se observa, por ejemplo, en los perfiles de CV Cha o GM Aur. Desafortunadamente no hay series en el tiempo para el seguimiento de estas componentes, ya que la absorción del viento cambia en las estrellas para las cuales se tienen varias observaciones. En la Figura A.4 se observan variaciones en las velocidades terminales del flujo en unas pocas fuentes: DR Tau, DS Tau, FU Ori, RU Lup, RY Tau, SU Aur y T Tau.

En la Figura 4.12 analizamos posibles relaciones de la velocidad terminal con otras propiedades físicas, como por ejemplo la anchura del perfil (panel superior). Se encuentran valores más altos de velocidad en aquellas fuentes que tienen las líneas más anchas, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = -0.8$ y un p -valor $\lesssim 10^{-7}$ (para aquellas estrellas con $V_{term} \neq 0 \text{ km s}^{-1}$). En un principio se podría pensar que esta correlación es producida por el procedimiento de medida ya que la absorción se mide sobre la emisión ancha desplazada hacia el azul. Sin embargo, una inspección detallada de la Figura A.3 muestra que V_{term} está controlada por borde azul de la absorción del viento. No se encontró ninguna correlación significativa de la velocidad terminal con la asimetría del perfil ni con el flujo (ver los dos paneles inferiores de la Figura 4.12).

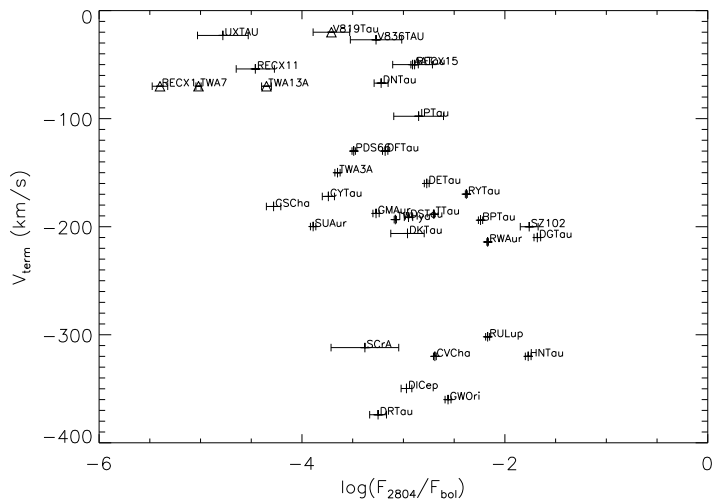
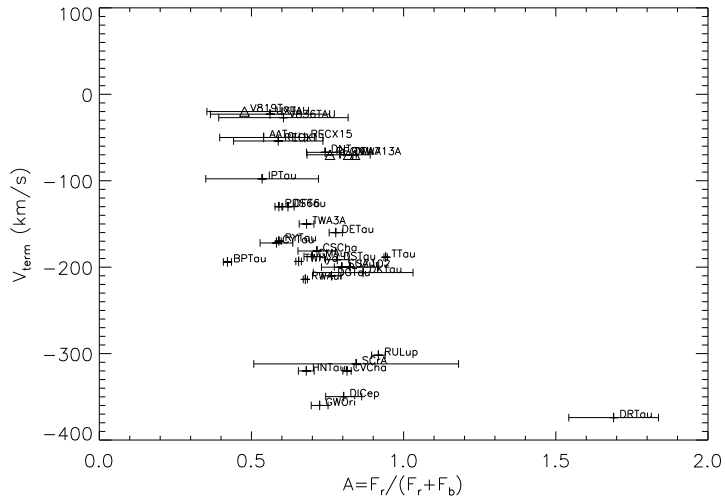
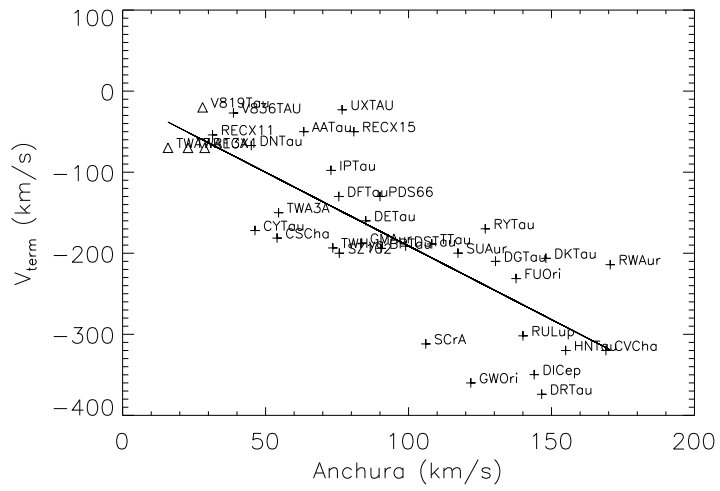


Figura 4.12 La velocidad terminal del viento en función de la anchura, asimetría y flujo del Mg II. Las EWTT están representadas por triángulos.

4.3. Restricciones a la física de los vientos y chorros de las ETT

Los resultados encontrados en este capítulo proporcionan algunas restricciones importantes a la física de los vientos y chorros de las ETT. La primera se deriva de la comparación entre los perfiles del Mg II y Ly- α . En los perfiles del Mg II de la Figura A.3 se observa la absorción en el ala azul producida por el viento, el borde azul nítido que indica que se alcanza la velocidad terminal y las componentes de absorción discretas variables en algunas fuentes (más visibles en SU Aur y BP Tau). Estos rasgos no se detectan en los perfiles de Ly- α , lo cual indica que el viento es templado ($\log T_e(\text{K}) \simeq 4 - 4.3$) y que se mantiene a una temperatura casi constante en la región de aceleración. Además, las velocidades correspondientes a las absorciones van desde pocos km s^{-1} hasta alcanzar velocidades típicas de los chorros protoestelares. Este régimen de temperaturas es más frío que el detectado en las transiciones semiprohibidas del Si III] y C III] (Gómez de Castro & Verdugo, 2001, 2007).

Los perfiles del Mg II también muestran que el viento cubre un gran rango de velocidades proyectadas a lo largo de la línea de visión. Esto indica que, o el viento se mantiene isotérmico mientras se expande radialmente o la geometría del viento/chorro no es radial, incluso en la base del viento. Dado que a grandes escalas los vientos están colimados en las ETT, esta observación establece un rango amplio de escalas espaciales de varios radios estelares para la colimación del viento.

La detección de CDA en algunas fuentes sugiere que la eyección de masa es episódica, incluso a pequeñas escalas, lo cual es congruente con las observaciones de nudos en los chorros ópticos. En el caso de que las eyecciones fuesen episódicas, la absorción ancha encontrada en muchas estrellas de la muestra en el ala azul podría estar causada por la combinación de muchas CDA. El marco actual para modelar la eyección de masa en las ETT incluye fenómenos episódicos producidos por eventos de reconexión en la capa límite de la magnetosfera estrella-disco, véase por ejemplo von Rekowski & Brandenburg (2004, 2006), trabajos anteriores por Goodson et al. (1997, 1999) y

Goodson & Winglee (1999), o trabajos posteriores por Romanova et al. (2012). Sin embargo, las observaciones del Mg II muestran perfiles de absorción suaves, por lo que, o bien las condiciones ambientales en las fases tempranas son tales que la densidad en esta capa hace que sean más frecuentes las reconexiones (por ejemplo a densidades mayores) produciendo una combinación de CDA anchos que se muestra como una absorción suave sobre el perfil, o bien el Mg II está trazando otra componente del viento, probablemente el viento del disco.

Algunas otras restricciones a los vientos/chorros de las ETT que se pueden extraer de este capítulo se mencionan a continuación.

Evidencia de la dependencia del viento/chorro con la latitud a partir de la asimetría del perfil. En los sistemas vistos por el polo se espera encontrar una gran asimetría en los perfiles ya que el viento produce una gran absorción en el ala azul. Sin embargo, no hemos encontrado una conexión entre la inclinación y las asimetrías de los perfiles. Esta falta de correlación podría deberse a las incertidumbres en las medidas de las inclinaciones. Además, también hemos estudiado otras posibles relaciones entre la asimetría y otras magnitudes, como el flujo, anchura de los perfiles y velocidad terminal del viento, no encontrando ninguna correlación significativa.

Relación entre la emisión del Mg II y el viento/chorro. Por un lado, en este capítulo hemos encontrado que el proceso responsable del ensanchamiento de las líneas está relacionado con la emisión del flujo del Mg II (ver Figura 4.7). Y por otro lado, el panel superior de la Figura 4.12 muestra una conexión entre la anchura de los perfiles y la velocidad terminal del viento. Por lo tanto, parte de la emisión del Mg II probablemente es producida en el viento, aunque no se haya encontrado una relación directa entre el flujo del Mg II y el viento.

Con el fin de estudiar dónde ocurre el lanzamiento del viento se ha analizado la relación entre la velocidad terminal y la velocidad de escape (V_{esc}) desde la superficie estelar, como se muestra en la Figura 4.13. La velocidad de escape se ha calculado como $V_{esc} = \sqrt{2GM_*/R_*}$ donde $R_* = \sqrt{L_*/(4\pi\sigma T_{eff}^4)}$ utilizando las L_* , M_* y T_{eff} de la Tabla 2.1. Las velocidades de escape desde la superficie estelar son mayores que las

velocidades terminales del viento ($V_{esc} > |V_{term}|$) en el rango desde $|V_{term}| \simeq 50 \text{ km s}^{-1}$ hasta $|V_{term}| \simeq 350 \text{ km s}^{-1}$, como puede apreciarse en la Figura 4.13. De aquí se extrae que debe haber alguna ley de escala entre las velocidades de escape y las terminales proyectadas. Nótese que los valores de V_{term} medidos en este capítulo a partir de los perfiles corresponden a la proyección de la velocidad terminal en la línea de visión y por tanto está afectado por los efectos de inclinación.

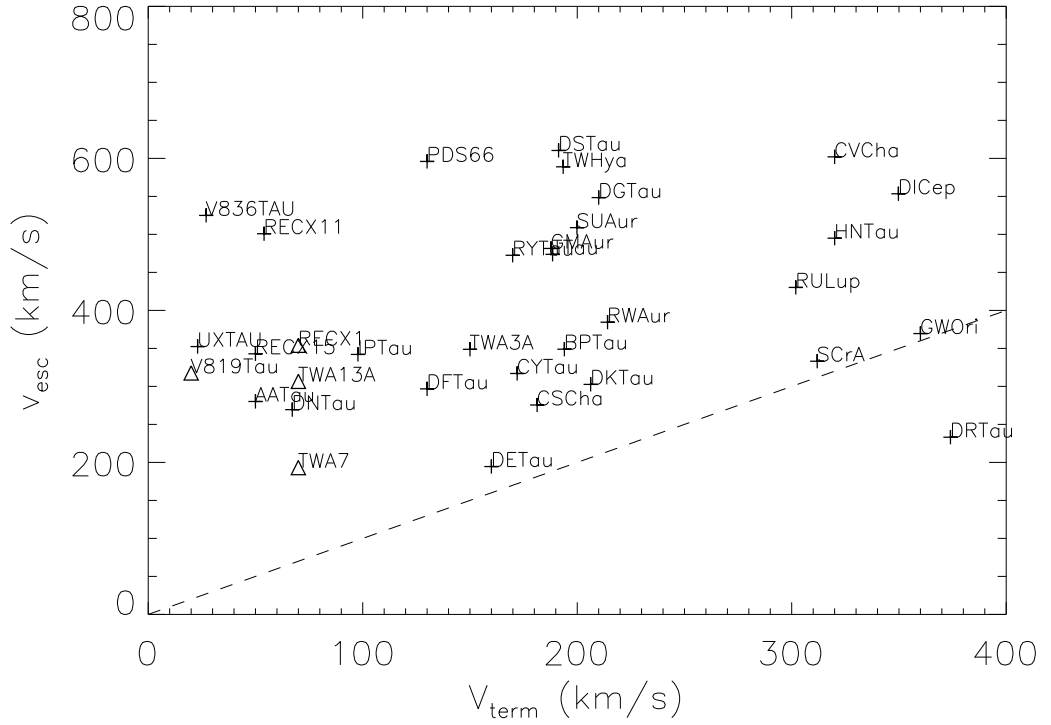


Figura 4.13 Velocidad de escape (V_{esc}) desde la superficie estelar en función de la velocidad terminal del viento (V_{term}). La línea punteada indica la relación $|V_{term}| = V_{esc}$. Los triángulos representan a las EWTT.

4.4. Relación entre la radiación del Mg II y la emisión magnetosférica

Se espera que la temperatura en las magnetosferas de las ETT sea bastante fría, alrededor de unos pocos miles de Kelvin (Romanova et al., 2012; Kulkarni & Roma-

nova, 2013). Por tanto, esperamos que una fracción incierta del flujo de la línea se produzca en la magnetosfera y que la rotación magnetosférica y turbulencia produzcan el ensanchamiento de la línea.

En este contexto, la falta de una correlación fuerte entre la tasa de acreción y el flujo del Mg II, así como entre el continuo UV y el flujo del Mg II (ver Figura 4.3), es algo desconcertante. La Figura 4.14 muestra la relación entre la tasa de acreción y el flujo del Mg II. En el panel superior se muestra la correlación subyacente respecto al flujo del Mg II corregido de los efectos de luminosidad, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.5$ y un p -valor = 0.002. En la parte inferior de la Figura 4.14 se muestra la tasa de acreción en función del flujo del Mg II corregido además de los efectos de la asimetría de los perfiles debido a la absorción del viento. Tampoco se encuentra una correlación fuerte entre ambas, con un coeficiente de correlación y un p -valor similares a los obtenidos si no se corrige el flujo de la asimetría ($r = 0.54$ y un p -valor = 0.0007). Por lo tanto, parece que la mayor parte de la radiación del Mg II no está dominada por la emisión proveniente del flujo de acreción, aunque contribuye en una fracción incierta.

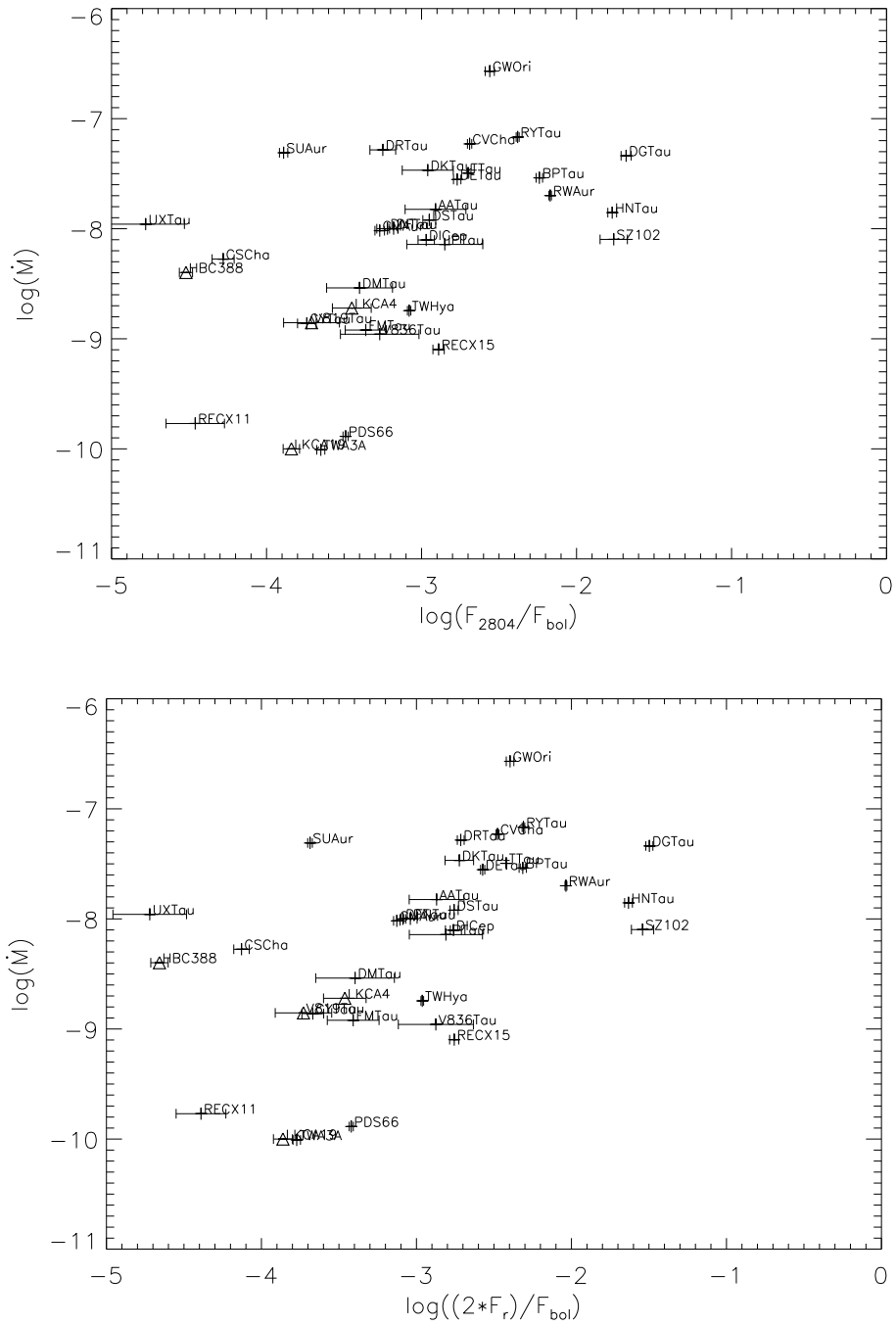


Figura 4.14 Comparación entre la tasa de acreción ($M_{\odot} a^{-1}$) y el flujo del Mg II (2804 Å). Los triángulos representan a las EWTT. Panel superior: el flujo del Mg II está corregido de los efectos de luminosidad. Panel inferior: el flujo del Mg II está corregido de los efectos de luminosidad y asimetría.

En la Figura 4.15 se muestra la correlación entre la anchura de la línea y la tasa

de acreción, con un coeficiente de correlación de Pearson de $r = 0.66$ y un p -valor = 2.14×10^{-5} . Esta relación confirma que, por lo menos en parte, el proceso de acreción es responsable del ensanchamiento de las líneas.

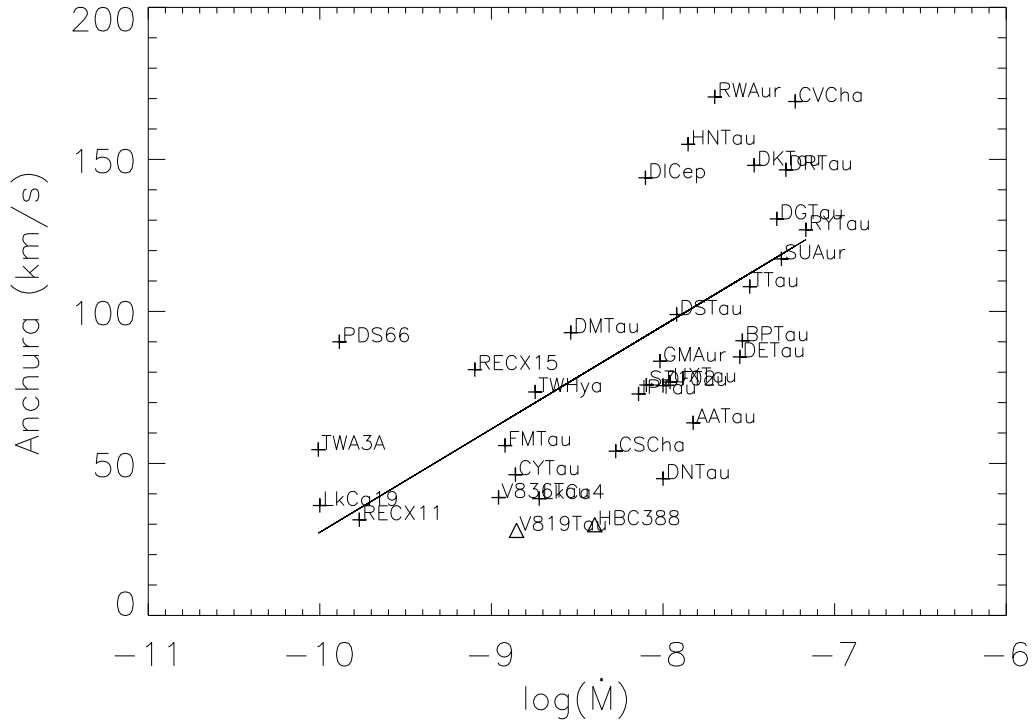


Figura 4.15 Relación entre la anchura y la tasa de acreción ($M_{\odot} a^{-1}$). Las EWTT están representadas por triángulos.

Por último buscamos una conexión entre la fuerza de la emisión del Mg II y el radio magnetosférico, lo cual podría proporcionar algunas pistas sobre el papel que tiene la radiación magnetosférica en la disipación del exceso de momento angular (véase Gómez de Castro & Marcos-Arenal, 2012, para un estudio reciente). El tamaño de la magnetosfera se establece por el equilibrio entre la componente toroidal del flujo magnético estelar y el momento angular del material que cae (Ghosh & Lamb, 1979):

$$R_{\text{mag}} = \left(\frac{\gamma^2 \mu^4}{GM_* M_{\text{acc}}^2} \right)^{1/7}, \quad (4.1)$$

con $\mu = B_* R_*^3$, el momento magnético ecuatorial, $\gamma = (B_t/B_p)(\Delta r/r) \simeq 0.5-0.8$ (véase Lamb, 1989), M_{acc} la tasa de acreción y B_* el campo magnético en la superficie. El radio

magnético pudo ser calculado para una pequeña parte de las estrellas de la muestra, ya que los campos magnéticos en la superficie han sido medidos sólo para AA Tau, DE Tau, DK Tau, DN Tau, GM Aur, T Tau, CY Tau, BP Tau, DF Tau, DG Tau y TW Hya (véase Johns-Krull, 2007). La Figura 4.16 muestra el radio magnético (calculado según la Ecuación 4.1) en función del flujo del Mg II normalizado. Como se observa en la figura no hay ninguna relación significativa entre ambas magnitudes, por lo que no se puede obtener ningún resultado significativo.

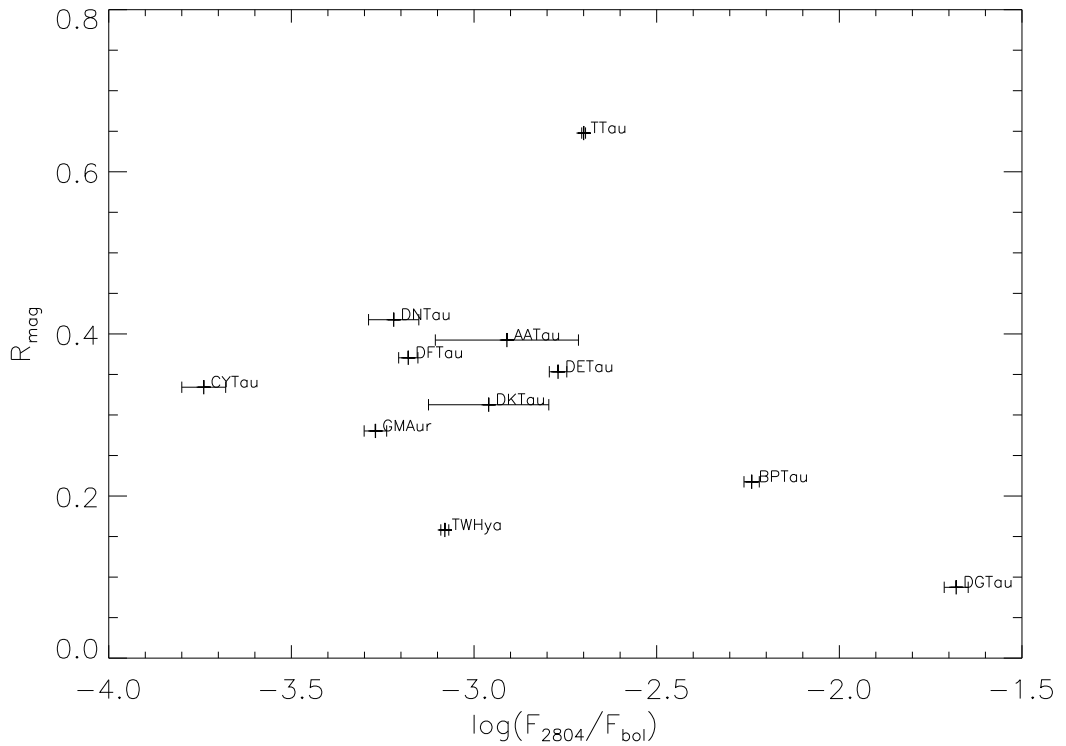


Figura 4.16 Relación entre el flujo normalizado del Mg II en 2804 Å y el radio magnético (R_{mag}).

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo se han estudiado las líneas espectrales en el rango UV que se forman en regiones con temperaturas $\sim 10^4$ K, ya que gran parte de la emisión en las ETT se produce en zonas de la magnetosfera a estas temperaturas. Con este análisis se pretende conseguir un mejor entendimiento de la física involucrada en estos sistemas, en especial de la interacción estrella-disco.

En primer lugar, en el Capítulo 3, se realizó un estudio de las líneas semiprohibidas del C II], Si II] y Fe II] en el rango espectral UV 2310-2340 Å para una muestra de 20 ETT a través de 30 espectros de resolución media obtenidos con el instrumento *HST*/STIS. Todas estas líneas aparecen mezcladas en el espectro observado en la mayoría de las observaciones, por lo que se desarrolló un procedimiento de ajuste para la determinación de las razones de las líneas, así como su anchura, flujos y desplazamientos, obteniendo las propiedades de la región de emisión de las líneas (T_e y n_e). El método usado consiste en encontrar el espectro simulado que mejor ajusta al observado, a partir de las razones de las líneas teóricas, calculadas previamente. También se estudiaron posibles correlaciones entre las diferentes magnitudes calculadas y extraídas de la literatura. Es el primer trabajo donde se determinan T_e y n_e para una muestra amplia de ETT. Otros trabajos anteriores han determinado las propiedades físicas del viento con muestras mucho más pequeñas (Gómez de Castro & Verdugo, 2001, 2003, 2007).

En segundo lugar, en el Capítulo 4, se realizó el estudio del multiplete del Mg II en las longitudes de onda del UV 2796.3 y 2803.5 Å para una muestra de 44 ETT y 126 espectros. Estas líneas proporcionan información sobre los vientos/chorros y el proceso de acreción de las ETT. Sobre los perfiles observados se midieron los flujos del Mg II, y sobre un perfil artificial se midió la anchura del perfil, asimetría y el ancho en la base de las líneas. Con toda esta información se estudiaron relaciones entre las diferentes propiedades físicas tanto derivadas de este trabajo como extraídas de la literatura.

Los principales resultados que se derivan de este trabajo son:

- Las líneas del C II], Fe II] y Si II], para la mayoría de las fuentes (16), se forman en una región tal que $T_e \simeq 10^{4.1-4.5}$ K y $n_e \simeq 10^{8-12}$ cm⁻³. Estos rangos indican que *las líneas de emisión estudiadas probablemente se formen en el flujo magnetosférico que fluye desde el disco hasta la superficie estelar a través de las líneas del campo magnético, antes del choque de acreción*. Tres estrellas (AA Tau, DR Tau y SZ 102) convergen a valores de densidades o temperaturas fuera de estos rangos de valores, sugiriendo que las líneas en estas estrellas se forman en una región diferente y/o están afectadas por otros procesos físicos. La anchura de las líneas es supratérmica en todas las fuentes, excepto en TW Hya y CY Tau con unas dispersiones comparables a las debidas al térmico. Además, estas dos estrellas poseen las T_e y n_e mayores de la muestra. El ensanchamiento de las líneas para la mayoría de las estrellas no es causado por la rotación estelar. A partir de las densidades, temperaturas y dispersiones obtenidas se concluye que probablemente *la región de emisión de estas líneas se encuentra en el flujo de acreción cerca del disco*, excepto para TW Hya y CY Tau, cuyos σ indican que las líneas de emisión para estas fuentes se encuentra más cerca de la superficie estelar.
- La dispersión de las líneas de emisión muestra una correlación significativa con la temperatura electrónica del plasma de emisión y con la tasa de acreción, poniendo de manifiesto la *conexión entre la región de formación y el proceso de acreción*.

Además, la relación entre la temperatura y la tasa de acreción implica que, de media, la temperatura de la región emisora es menor para aquellas fuentes con una tasa de acreción mayor, en concordancia con resultados encontrados por Muzerolle et al. (1998, 2001).

- Las líneas en tres estrellas de la muestra (DG Tau, FU Ori y RY Tau) están desplazadas hacia el azul (con -81.5 , -73.5 y -47.1 km s⁻¹, respectivamente). Estos desplazamientos podrían deberse a la contribución de los vientos/chorros a las líneas de emisión, sugiriendo que *las propiedades en la base de los vientos estelares son similares a aquellas en la base del flujo de acreción*.
- Tanto *el flujo del quintuplete del C II] como la razón de flujos entre el C II] y el Si II] pueden ser usados como indicadores de la tasa de acreción*. La luminosidad del C II] aumenta según lo hace la tasa de acreción, en concordancia con los resultados previos de Calvet et al. (2004); Ingleby et al. (2013).
- En los perfiles del Mg II se observan rasgos producidos por el viento que no se detectan en la línea de Ly- α , lo que indica que *el viento es templado ($\log T_e(K) \simeq 4 - 4.3$) y que se mantiene casi constante en la región de aceleración*. También se observa un gran rango de velocidades del viento proyectadas a lo largo de la línea de visión, indicando que o bien el viento se mantiene isotérmico mientras se expande radialmente o bien la geometría del viento/chorro no es radial, incluso en la base.
- Las asimetrías medidas en los perfiles son similares para las ECTT y las EWTT. Se espera una mayor asimetría en los perfiles de aquellas estrellas vistas de polo, ya que el azul produciría una gran absorción en el ala azul. Sin embargo, no se ha encontrado esta relación, debido probablemente a las incertidumbres en la medida de las inclinaciones.
- El *ensanchamiento de las líneas* en las EWTT es producido por la velocidad térmica del plasma y la rotación estelar, mientras que en las ECTT otros procesos

deben estar contribuyendo al ensanchamiento de las líneas.

- Por un lado se encontró que el responsable de por lo menos parte de la emisión del Mg II es el encargado también de parte del ensanchamiento de las líneas. Por otro lado se observó una relación entre la anchura y la velocidad terminal del viento, por lo que éste también está contribuyendo al ensanchamiento de las líneas. Se obtuvo una correlación entre la anchura y el ancho medido en la base de la línea, por lo que *los procesos responsables del ensanchamiento de las líneas son los mismos que los de las alas*. Es decir, para la mayoría de las fuentes se tiene que el flujo en las alas no está dominado por fenómenos extensos, porque si no observaríamos alas más extensas y no se tendría esta correlación.
- La evidencia de CDA en algunos perfiles indica que en algunos casos *la eyección de masa puede ser episódica*.

Podemos esbozar algunas propiedades dentro del esquema general de las estrellas ETT:

Los resultados encontrados para las líneas del C II], Fe II] y Si II] indican una clara y fuerte *conexión entre la región de formación de estas líneas y el flujo de acreción*, proporcionando algunas pistas sobre la estructura en densidad y temperatura en el flujo magnetosférico de acreción. Hay una *región en el flujo magnetosférico de acreción con unas temperaturas de $T_e \simeq 10^{4.1-4.5}$ K, densidades de $n_e \simeq 10^{8-12}$ cm⁻³ y dispersiones de las líneas mayores que la velocidad térmica del plasma y la rotación estelar, que se encuentra cerca del disco*. Según nos acercamos a la superficie estelar encontramos regiones de mayores temperaturas y densidades así como dispersiones menores, coincidiendo normalmente con las ETT más evolucionadas. Los flujos magnetosféricos de acreción tienen temperaturas menores en aquellas fuentes más acretoras. No hay una correlación muy fuerte entre el flujo del Mg II y la tasa de acreción; por lo tanto, el proceso de acreción produce al menos una parte de la radiación, aunque no es el proceso dominante. Así, tanto *el proceso de acreción como el viento son los responsables del flujo del Mg II y del ensanchamiento de sus líneas*. Este resultado puede ser una

evidencia de que el proceso de acreción suministra parte de la energía a los vientos y chorros estelares.

5.1. Trabajo futuro

Las líneas del Mg II son fundamentales para el estudio tanto de los vientos y chorros como del proceso de acreción en las ETT. Cuando se han realizado seguimientos del movimiento del gas según cae sobre la estrella, se ha encontrado una correlación entre la acreción y la eyección de masa (RU Lup: Stempels & Piskunov (2002), RW Aur: Gómez de Castro & Verdugo (2003) y AA Tau: Bouvier et al. (2007)). Por lo tanto, se hacen necesarios *programas de seguimiento* para el análisis de la región de aceleración del viento, especialmente en fuentes como RY Tau, donde hemos detectado componentes de variables discretas.

Aunque hemos visto que el proceso de acreción y los vientos son los responsables del flujo del Mg II y del ensanchamiento de las líneas, aún no queda claro en qué medida ni los procesos exactos que producen dicho ensanchamiento. Para poder terminar de entender el ensanchamiento de las líneas así como la relación entre los procesos de acreción y los vientos/chorros de las ETT, es necesario *espectroscopía de estas estrellas en el rango UV*, donde se encuentran líneas fundamentales para este análisis tales como las líneas estudiadas en este trabajo, el He II (1640 Å) o el N V (UV1). Estas líneas son fundamentales para el entendimiento del mecanismo de excitación de plasmas atmosféricos/magnetosféricos calientes ($T_e > 40,000$ K) en las ETT.

En el desarrollo de este trabajo han quedado de manifiesto las grandes discrepancias encontradas entre los diferentes autores en muchas propiedades físicas de las ETT de la muestra, como por ejemplo, las inclinaciones, extinciones, edades, masas y tasas de acreción. El estudio detallado y sistemático de algunas de estas fuentes permitiría una determinación más homogénea de estas magnitudes, evitándose posibles sesgos en los análisis estadísticos de las propiedades físicas.

La aplicación del procedimiento desarrollado en el Capítulo 3 a una muestra mayor

de ETT permitiría la determinación precisa de las propiedades del flujo magnetosférico de acreción, y así poder investigar los procesos físicos involucrados.

Gracias al análisis llevado a cabo en esta tesis se definirá una muestra de ETT para observar con el próximo telescopio espacial *World Space Observatory - Ultraviolet (WSO-UV)*, que permitirá llevar a cabo imagen y espectroscopía en el rango espectral 1150-3100 Å y que se planea lanzar a finales de esta década (Sachkov et al., 2014). Parte de esta muestra para observar con el *WSO-UV* serán:

- *RY Tau y DS Tau*: para estudiar la región de aceleración del viento. En estas estrellas se pueden medir las velocidades terminales del viento con precisión. Además, en RY Tau se han detectado variaciones significativas en el flujo de acreción entre observaciones ultravioletas (Gómez de Castro & Verdugo, 2007).
- *RW Aur*: a pesar de que sus perfiles no cambian en forma, en flujo hay grandes diferencias de unas observaciones a otras. Además, sería interesante investigar el proceso físico que produce unos perfiles en el Mg II tan anchos.
- *PDS 66, RECX 11, TWA 3A y RECX 15*: para analizar sus propiedades físicas de nuevo y medir sus tasas de acreción, y así poder estudiar el comportamiento extraño que presentaban estas fuentes en los diagramas del Capítulo 3.

Constraints to the magnetospheric properties of T Tauri stars through Ultraviolet spectral line analysis

T Tauri stars (TTS) are young and low-mass pre-main sequence stars. They have a surrounding disk as well as strong and complex magnetic fields. The disk is truncated near the corotation radius due to its interaction with the stellar magnetic field. The material in the inner part of the disk is ionized by the stellar radiation and channelled through the magnetic field lines (Uchida & Shibata, 1984; Koenigl, 1991). The gas from the disk is accelerated to almost free-fall velocity before it reaches the stellar surface forming an accretion shock (see, e.g., the reviews by Bouvier et al., 2007; Gómez de Castro, 2013a). The ultraviolet luminosities of the TTS exceed by 1-2 orders of magnitude those observed in main sequence stars of the same spectral types. This excess is associated with the accretion process that transports material onto the stellar surface enhancing the flux radiated by magnetospheric/atmospheric tracers, typically the ultraviolet resonance multiplets of N V, C IV, Si IV, He II, C III, C II, Si II, Fe II, Mg II, Ly- α and O I (see Gómez de Castro, 2009a, for a review of the UV properties of TTS). Several authors have found evidences of a relation between accretion and outflows (Cabrit et al., 1990; Hartigan et al., 1995). The energy produced in the atmosphere and magnetosphere is released mainly in the ultraviolet range. From the observational point of view there are two groups: Classical T Tauri stars (CTTS) that are accreting from the disk and Weak Line T Tauri stars (WTTS) that have few or no

spectroscopic features indicative of accretion.

The study of TTS provides some important clues about young stars, planetary system origin and its early evolution, for instance our Solar System. The spectra of the T Tauri stars show peculiar features, mainly in the ultraviolet range. Most of the TTS emission is produced in a region of the magnetosphere with temperatures of about $\sim 10^4$ K. For this reason, in this work we have analysed ultraviolet spectral lines formed in regions with those temperatures, (C II], Fe II], Si II] and Mg II). The study of these lines allows us to determine some constraints to the magnetosphere properties in TTS.

C II], Fe II] and Si II] lines are optically thin, so we can measure the physical properties of the formation region in an accurate manner, independently of the system geometry. Making use of the emissivities from CHIANTI, we have computed the flux ratios relative to C II], Fe II] and Si II] lines. We developed an IDL based code to identify the synthetic spectrum that best fit the observed spectrum. We built the synthetic spectrum using the flux ratios previously calculated. From the best fitted spectrum we obtained the physical properties of the emitting plasma, such as electron densities and temperatures. We have applied this method to 20 CTTS spectra, because these lines are observed only in CTTS. The spectra were extracted from *Hubble Space Telescope* data archives.

Mg II is sensitive to, and can be used as a good tracer of, atmosphere and outflow in TTS (Ardila et al., 2002b; Calvet et al., 2004; Ingleby et al., 2013). The ionization potentials of Mg I and Mg II are 7.65 eV and 15.03 eV, respectively; hence, Mg II is a tracer of plasmas in the temperature range from some few thousand Kelvin up to $\sim 20,000$ K. From the observational point of view, the Mg II lines have the advantage of their high Signal-to-Noise Ratio. The study of Mg II emission is fundamental to determine extent and heating sources in the magnetospheres of TTS. In *Hubble Space Telescope* and *International Ultraviolet Explorer* data archives there are 44 TTS, which include WTTSs, fast and slow rotators with a large range of ages and masses. This provides an extraordinary sample to run statistically significant tests on the properties of the TTSs and the evolution of their magnetosphere as they approach the main

sequence.

In most of TTS, C II], Fe II] and Si II] lines are formed in a region with temperatures $10^{4.1} \lesssim T_e \lesssim 10^{4.5}$ K and densities $10^8 \lesssim n_e \lesssim 10^{12}$ cm⁻³. The line broadening is suprathermal in most of the sources, except TW Hya and CY Tau. These values are consistent with line radiation being dominated by the magnetospheric accretion flow near to the disk, according to the magnetospheric models. TW Hya and CY Tau have the highest temperatures and densities of the sample, and their line broadenings are thermal. Therefore, C II], Fe II] and Si II] lines, for these two stars, are likely formed in a region of the magnetospheric accretion flow closer to the star than the rest of the sources. There are three stars, DG Tau, FU Ori and RY Tau, with blueshifted lines centroid, probably due to the contribution of winds/jets. This result suggests that the properties in the base of the outflows are similar to those in the base of the accretion flow. The electron densities of the jet sources derived from the C II], Si II] and Fe II] lines agree well with previous estimates of electron densities at the base of the jet (Gómez de Castro & Verdugo, 2001, 2003, 2007). We have also found that the C II] multiplet flux and the C II] and Si II] flux ratio can be used as an accretion rate tracer. The dispersion depends on the electron temperature of the radiating plasma and on the accretion rate.

Mg II profiles have a circumstellar absorption component. WTTS have narrow and symmetric profiles, whereas CTTS profiles are broad and in most sources the blue wing is absorbed by the outflows. The blueshifted absorption produced by the wind, the sharp blue-edge indicating that the terminal velocity is reached, and the variable discrete absorption components observed in some sources are observed in the Mg II lines and remain undetectable in the Ly- α profiles, even in the unabsorbed wings. This indicates that the wind is warm ($\log T_e(\text{K}) \sim 4 - 4.3$) and keeps a rather constant temperature in the acceleration region. The line broadening in WTTS is produced by the plasma thermal velocity and the stellar rotation, whereas other processes are contributing in the CTTS line broadening. In sources such as RY Tau we detected variable discrete components. We found a correlation between the dispersion and the width of

the profile at the base of the line. This result suggests that the processes responsible for the broadening of the bulk of the line also dominate the line wings. We have obtained a relation between the line broadening both with the terminal velocity and with the accretion rate. A relation between the profile asymmetry and the inclination of the system has not been found.

From this work we can derive several constraints to the TTS properties. The analysis of C II], Fe II] and Si II] spectral lines provides important clues about the density and temperature structure into the magnetospheric accretion flow. Near the stellar surface we find higher densities and temperatures, as well as lower dispersions, than in the region of the accretion flow close to the disk. In our sample C II], Fe II] and Si II] lines are formed close to the stars for more evolved stars. There is a relation between the accretion rate and temperature of the plasma: the higher the accretion rate the lower the formation region temperature. We have found a connection between line broadening and Mg II flux. Both outflow and magnetospheric plasma contribute to the Mg II flux. This relation could be evidence that winds are powered by accretion.

Apéndice A

Tablas y figuras del trabajo

En este apéndice se presentan las tablas y figuras que se han mencionado en este trabajo pero que se decidió poner en este apéndice para una lectura más fluida.

Tabla A.1: Registro de las observaciones.

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd/mm/aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
AA TAU	<i>HST/STIS</i>	07/01/11	ob6ba7030	30000	1462.2
AK SCO	<i>IUE</i>	06/08/86	LWP08847	13000	16859.8
	<i>IUE</i>	01/04/88	LWP12964	13000	5099.8
	<i>IUE</i>	02/04/88	LWP12967	13000	33599.6
	<i>IUE</i>	02/04/88	LWP12968	13000	9899.5
	<i>IUE</i>	09/04/88	LWP13006	13000	25799.8
	<i>HST/STIS</i>	21/08/10	ob6b21030	30000	1015
BP TAU	<i>IUE</i>	24/07/81	LWR11130	13000	12599.6
	<i>IUE</i>	22/10/85	LWP06963	13000	10799.8
	<i>IUE</i>	10/10/86	LWP09282	13000	16199.6
	<i>IUE</i>	26/10/86	LWP09417	13000	16199.6
	<i>HST/HRS</i>	30/07/93	Z18E0104T	20000	598.4
CO ORI	<i>IUE</i>	23/10/85	LWP06979	13000	16199.6
CS CHA	<i>HST/STIS</i>	01/06/11	ob6bb6030	30000	1785.2
CV CHA	<i>IUE</i>	11/11/79	LWR06096	13000	14399.8
	<i>IUE</i>	12/07/80	LWR08233	13000	10799.8
	<i>HST/STIS</i>	13/04/11	ob6b18020	30000	2598.2
CY TAU	<i>HST/STIS</i>	06/12/00	o5cf0302.1	30000	738
	<i>HST/STIS</i>	06/12/00	o5cf03030	30001	282
DE TAU	<i>HST/STIS</i>	20/08/10	ob6ba8030	30000	1388.1
DF TAU	<i>IUE</i>	19/01/86	LWP07532	13000	25499.5
	<i>HST/HRS</i>	08/08/93	Z18E0204M	20000	598.4
	<i>HST/STIS</i>	18/09/99	o5kc0102.1	30000	1670.2
DG TAU	<i>IUE</i>	27/07/81	LWR11156	13000	20825.6
	<i>IUE</i>	30/07/81	LWR11187	13000	24599.7
	<i>IUE</i>	18/01/86	LWP07525	13000	25199.7
	<i>HST/HRS</i>	08/02/96	Z2WB0104T	20000	652.8
	<i>HST/HRS</i>	08/02/96	Z2WB010DT	20000	571
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l0301.1	30000	2345
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l03020	30000	2923
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l03030	30000	2923
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l03040	30000	2923
DI CEP	<i>IUE</i>	22/12/92	LWP24555	13000	20399.6
DK TAU	<i>HST/STIS</i>	04/02/10	ob6bb2030	30000	854.4
DM TAU	<i>HST/STIS</i>	22/08/10	ob6ba2030	30000	1330.1
DN TAU	<i>HST/STIS</i>	10/09/11	ob6ba4030	30000	1441.2
DR TAU	<i>HST/HRS</i>	05/08/93	Z18E0304M	20000	299.2
	<i>HST/HRS</i>	07/09/95	Z2WB0204P	20000	1142
	<i>HST/HRS</i>	07/09/95	Z2WB020BP	20000	652.8
	<i>HST/STIS</i>	29/08/00	o5cf02020	30000	916
	<i>HST/STIS</i>	09/02/01	o63l0401.1	30000	2327
	<i>HST/STIS</i>	09/02/01	o63l04020	30000	2880
	<i>HST/STIS</i>	15/02/10	ob6bb4030	30000	881.3
DS TAU	<i>HST/STIS</i>	24/08/00	o5cf01020	30000	878
	<i>HST/STIS</i>	23/02/01	o63l0801.1	30000	2345
	<i>HST/STIS</i>	23/02/01	o63l08020	30000	2923
FM TAU	<i>HST/STIS</i>	21/09/11	ob6ba0030	30000	1401.2
FU ORI	<i>IUE</i>	13/08/82	LWR13933	13000	3599.8
	<i>IUE</i>	14/08/82	LWR13943	13000	25199.7
	<i>IUE</i>	05/09/83	LWR16741	13000	24299.8

Tabla A.1: continuación

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd/mm/aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
	<i>IUE</i>	03/11/87	LWP12005	13000	46199.4
	<i>HST/STIS</i>	22/02/01	o63l07010	30000	2337
	<i>HST/STIS</i>	22/02/01	o63l07020	30000	2880
GM AUR	<i>IUE</i>	22/10/85	LWP06973	13000	21599.7
	<i>HST/STIS</i>	19/08/10	ob6ba1030	30000	1300.5
GW ORI	<i>IUE</i>	16/11/80	LWR09321	13000	14399.7
	<i>IUE</i>	21/10/85	LWP06962	13000	11099.6
HBC 388	<i>HST/HRS</i>	09/09/95	Z2WB0409P	20000	1088
HBC 427	<i>HST/STIS</i>	30/03/11	ob6bc6030	30000	1475.2
HN TAU	<i>HST/STIS</i>	10/02/10	ob6ba9030	30000	807.5
IP TAU	<i>HST/STIS</i>	21/03/11	ob6ba5030	30000	1425.2
LkCa 4	<i>HST/STIS</i>	30/03/11	ob6bc7030	30000	1485.2
LkCa 19	<i>HST/STIS</i>	31/03/11	ob6bb8030	30000	1485.2
PDS 66	<i>HST/STIS</i>	23/05/11	ob6b23030	30000	1725.2
RECX 1	<i>HST/STIS</i>	22/01/10	ob6bc2030	30000	808.9
RECX 15	<i>HST/STIS</i>	05/02/10	ob6bb7030	30000	916.4
RECX 11	<i>HST/STIS</i>	12/12/09	ob6bc4030	30000	697.8
RU LUP	<i>IUE</i>	11/09/81	LWR11515	13000	10799.8
	<i>IUE</i>	11/09/81	LWR11516	13000	3599.8
	<i>IUE</i>	16/04/83	LWR15746	13000	2399.7
	<i>IUE</i>	17/04/83	LWR15755	13000	24959.7
	<i>IUE</i>	08/07/85	LWP06367	13000	5399.6
	<i>IUE</i>	10/07/85	LWP06379	13000	5399.6
	<i>IUE</i>	04/03/86	LWP07743	13000	5699.9
	<i>IUE</i>	19/02/88	LWP12694	13000	3599.9
	<i>HST/HRS</i>	24/08/92	Z10T01BM	20000	244.8
RW AUR	<i>IUE</i>	04/04/79	LWR04191	13000	24599.6
	<i>IUE</i>	09/04/79	LWR04222	13000	10799.8
	<i>IUE</i>	15/11/80	LWR09307	13000	10799.8
	<i>HST/HRS</i>	10/08/93	Z18E0404T	20000	299.2
	<i>IUE</i>	04/02/94	LWP27352	13000	7199.8
	<i>HST/STIS</i>	25/02/01	o63l06010	30000	2379
	<i>HST/STIS</i>	25/02/01	o63l06020	30000	2940
	<i>HST/STIS</i>	25/03/11	ob6bb5030	30000	1395.2
RY TAU	<i>IUE</i>	26/07/81	LWR11145	13000	19799.5
	<i>IUE</i>	12/03/85	LWP05501	13000	22799.9
	<i>IUE</i>	16/10/85	LWP06926	13000	18899.6
	<i>IUE</i>	22/03/86	LWP07846	13000	20699.8
	<i>IUE</i>	11/10/86	LWP09308	13000	28199.5
	<i>IUE</i>	17/03/87	LWP10353	13000	29999.3
	<i>HST/HRS</i>	31/12/93	Z1E1010AT	20000	244.8
	<i>HST/STIS</i>	19/02/01	o63l01010	30000	2353
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l01020	30000	2923
	<i>HST/STIS</i>	20/02/01	o63l01030	30000	2923
S CRA	<i>IUE</i>	22/05/80	LWR07824	13000	25679.7
SU AUR	<i>IUE</i>	11/11/80	LWR09280	13000	10799.8
	<i>IUE</i>	12/11/80	LWR09281	13000	12599.6
	<i>IUE</i>	16/11/80	LWR09311	13000	10799.8
	<i>IUE</i>	29/07/81	LWR11177	13000	18599.8
	<i>IUE</i>	17/10/87	LWP11895	13000	23699.7

Tabla A.1: continuación

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd/mm/aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
	<i>IUE</i>	18/10/87	LWP11904	13000	17999.7
	<i>IUE</i>	21/10/87	LWP11932	13000	24599.6
	<i>IUE</i>	22/10/87	LWP11935	13000	24479.6
	<i>IUE</i>	23/10/87	LWP11941	13000	23879.6
	<i>HST/STIS</i>	24/02/01	o63l05010	30000	2383
	<i>HST/STIS</i>	24/02/01	o63l05020	30000	2940
	<i>HST/STIS</i>	25/03/11	ob6bb1030	30000	1489.2
SZ 102	<i>HST/STIS</i>	29/05/11	ob6bb9030	30000	1469.2
T TAU	<i>IUE</i>	02/11/80	LWR09214	13000	10559.8
	<i>IUE</i>	13/11/80	LWR09295	13000	17999.7
	<i>IUE</i>	14/11/80	LWR09298	13000	5999.7
	<i>IUE</i>	06/03/82	LWR12724	13000	24539.8
	<i>HST/HRS</i>	11/09/95	Z2WB0304T	20000	435.2
	<i>HST/STIS</i>	21/02/01	o63l0201_1	30000	2331
	<i>HST/STIS</i>	21/02/01	o63l02020	30000	2880
	<i>HST/STIS</i>	22/02/01	o63l02030	30000	2880
TW HYA	<i>IUE</i>	16/07/84	LWP03777	13000	43199.4
	<i>IUE</i>	16/07/84	LWP03771	13000	3599.3
	<i>IUE</i>	16/04/87	LWR15747	13000	2819.6
	<i>HST/STIS</i>	07/05/00	o59d0102_1	30000	1675.2
TWA 7	<i>HST/STIS</i>	05/05/11	ob6bb0030	30000	1490.2
TWA 3A	<i>HST/STIS</i>	26/03/11	ob6b22030	30000	1107.2
TWA 13A	<i>HST/STIS</i>	02/04/11	obmca1020	30000	1349.3
UX TAU	<i>HST/STIS</i>	10/11/11	ob6b54030	30000	1408.2
V819 TAU	<i>HST/STIS</i>	31/08/00	o5cf0401_1	30000	2325
V836 TAU	<i>HST/STIS</i>	05/02/11	ob6ba6030	30000	1396.2

Tabla A.2: Registro de las observaciones alrededor de 2325 Å.

Estrella	Día de Obs. (dd/mm/aa)	Identificador	Tiempo de exposición (s)	S/N
AA Tau	07/01/11	ob6ba7030	1462.2	3.21
CS Cha	01/06/11	ob6bb6030	1785.2	1.65
CV Cha	13/04/11	ob6b18020	2598.2	3.30
CY Tau	06/12/00	o5cf03020	738	2.54
	06/12/00	o5cf03030	282	1.75
DE Tau	20/08/10	ob6ba8030	1388.1	3.58
DF Tau	18/09/99	o5kc01020	1670.2	14.72
DG Tau	20/02/01	o63l03010	2345	1.87
	20/02/01	o63l03020	2923	2.66
	20/02/01	o63l03030	2923	2.56
	20/02/01	o63l03040	2923	1.91
DK Tau	04/02/10	ob6bb2030	854.4	0.81
DM Tau	22/08/10	ob6ba2030	1330.1	1.37
DN Tau	10/09/11	ob6ba4030	1441.2	1.72
DR Tau	29/08/00	o5cf02020	916	1.12
	09/02/01	o63l04010	2327	2.04
	09/02/01	o63l04020	2880	2.26
	15/02/10	ob6bb4030	881.3	0.44
DS Tau	24/08/00	o5cf01020	878	2.06
	23/02/01	o63l08010	2345	2.27
	23/02/01	o63l08020	2923	2.12
FM Tau	21/09/11	ob6ba0030	1401.2	0.64
FU Ori	22/02/01	o63l07020	2880	2.54
GM Aur	19/08/10	ob6ba1030	1300.5	3.61
HN Tau	10/02/10	ob6ba9030	807.5	1.24
PDS 66	23/05/11	ob6b23030	1725.2	11.68
RECX 15	05/02/10	ob6bb7030	916.4	2.45
RECX 11	12/12/09	ob6bc4030	697.8	2.32
RY Tau	19/02/01	o63l01010	2353	7.47
	20/02/01	o63l01020	2923	8.09
	20/02/01	o63l01030	2923	7.92
SU Aur	24/02/01	o63l05010	2383	5.04
	24/02/01	o63l05020	2940	4.21
	25/03/11	ob6bb1030	1489.2	2.33
SZ 102	29/05/11	ob6bb9030	1469.2	3.12
T Tau	21/02/01	o63l02010	2331	12.57
	21/02/01	o63l02020	2880	13.95
	22/02/01	o63l02030	2880	13.53
TW Hya	07/05/00	o59d01020	1675.2	21.23
TWA 3A	26/03/11	ob6b22030	1107.2	6.70
UX Tau	10/11/11	ob6b54030	1408.2	2.35
V836 Tau	05/02/11	ob6ba6030	1396.2	0.64

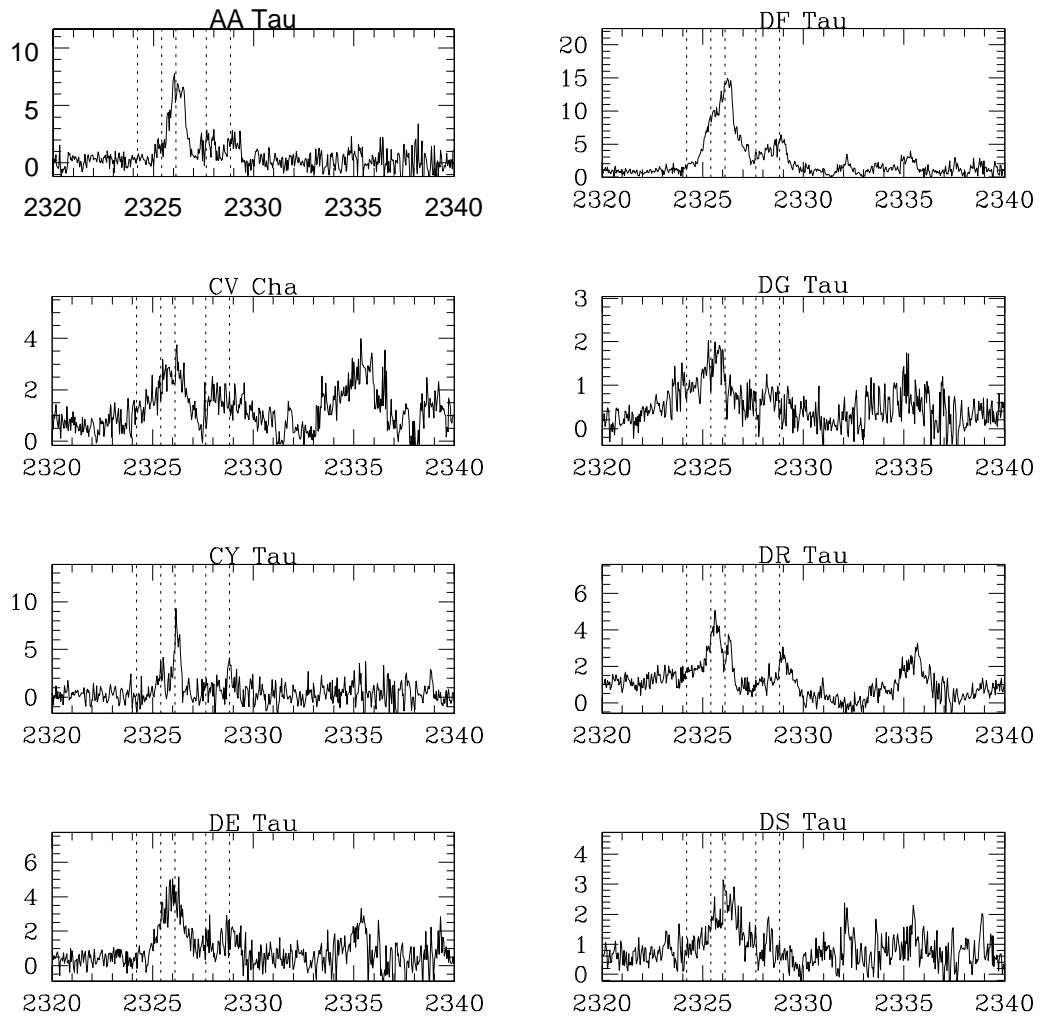


Figura A.1 Líneas del C II] en las ETT de la muestra. La longitud de onda está en Å y el flujo en $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å}^{-1}$. El nombre de cada estrella se indica en la parte superior del espectro. Las líneas verticales indican la posición de las líneas del quintuplete del C II] en reposo. Para aquellas estrellas con más de una observación se muestra el espectro de la última.

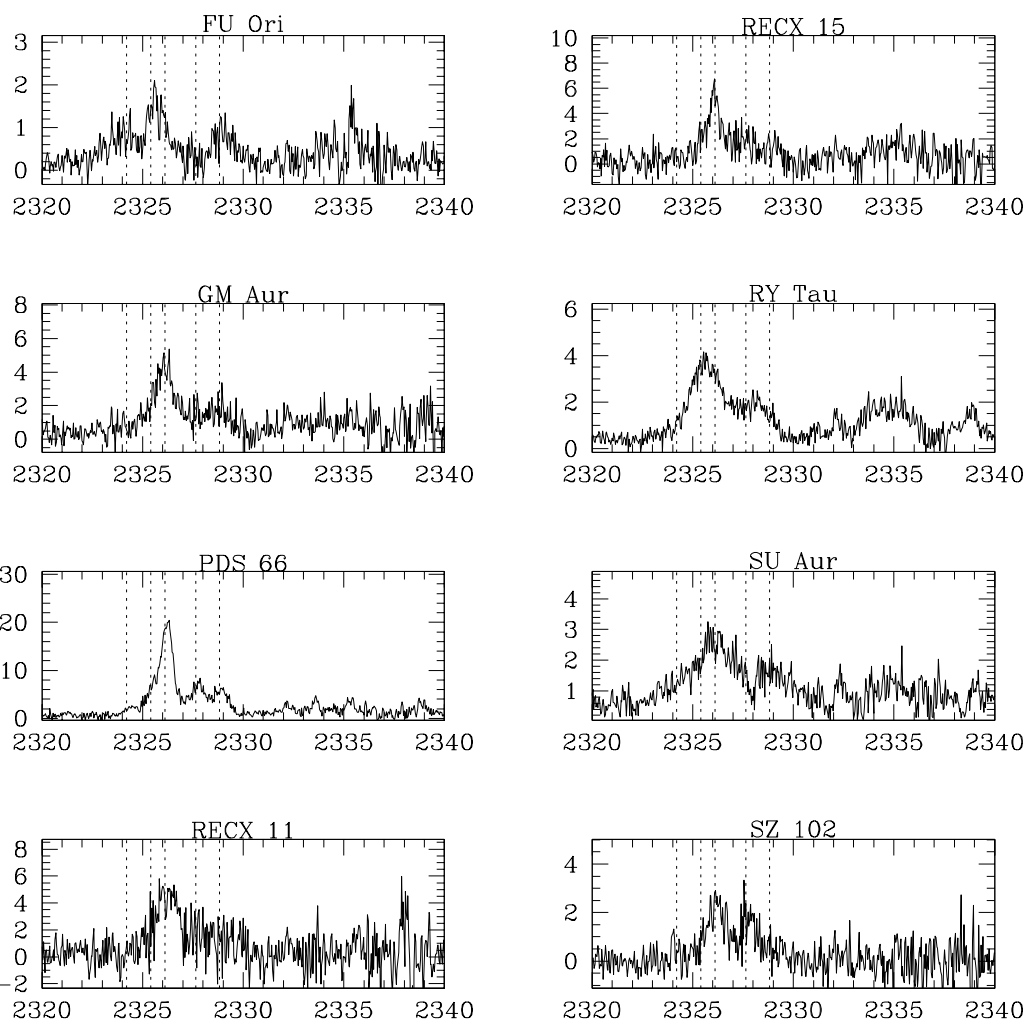


Figura A.1 Continuación.

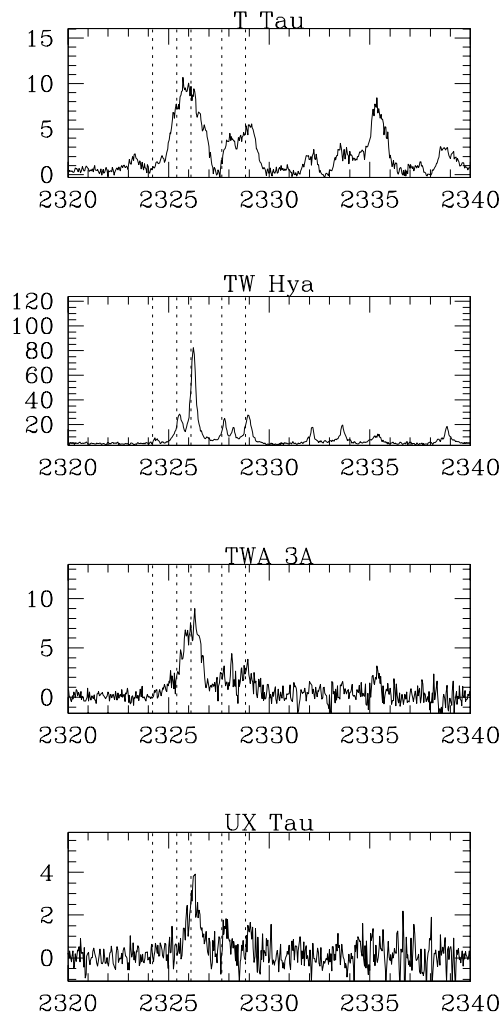


Figura A.1 Continuación.

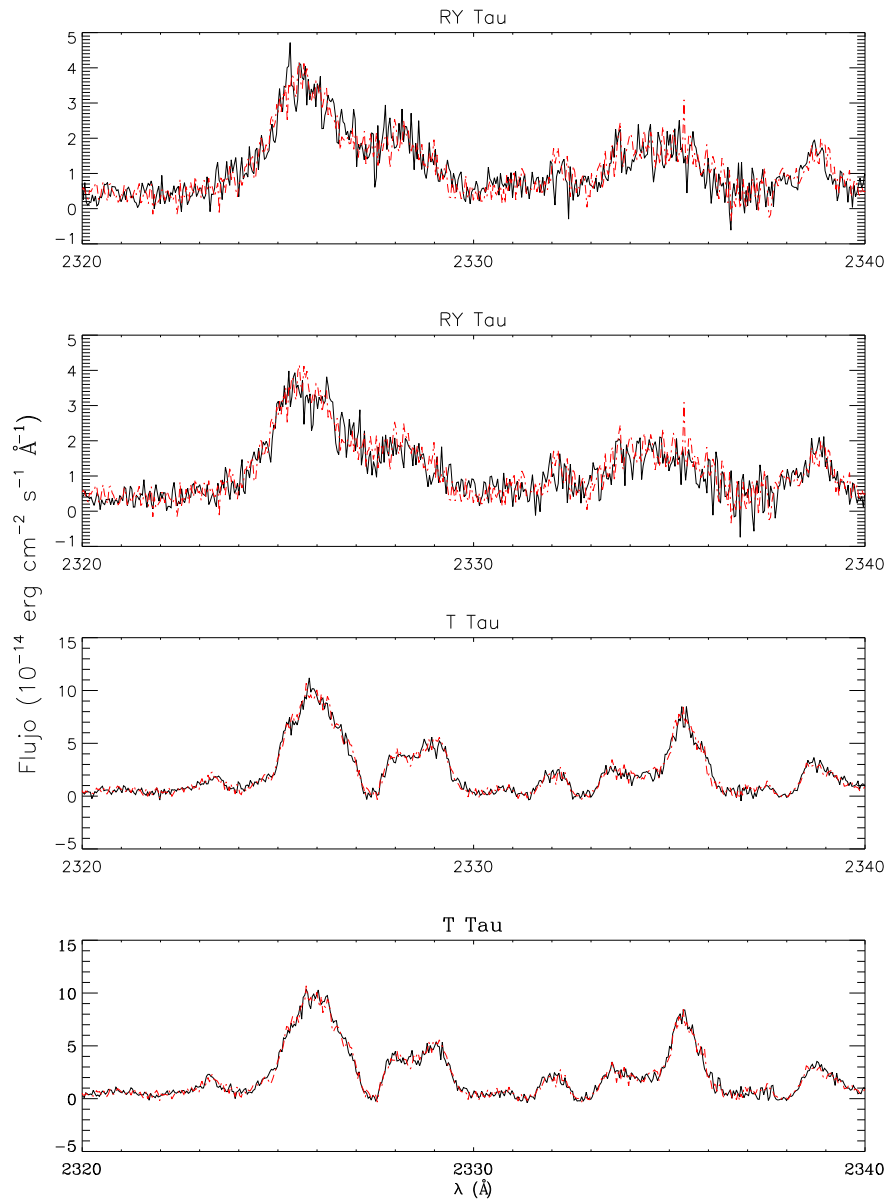


Figura A.2 Comparación entre los perfiles de las fuentes con más de una observación. La línea punteada roja corresponde con la última.

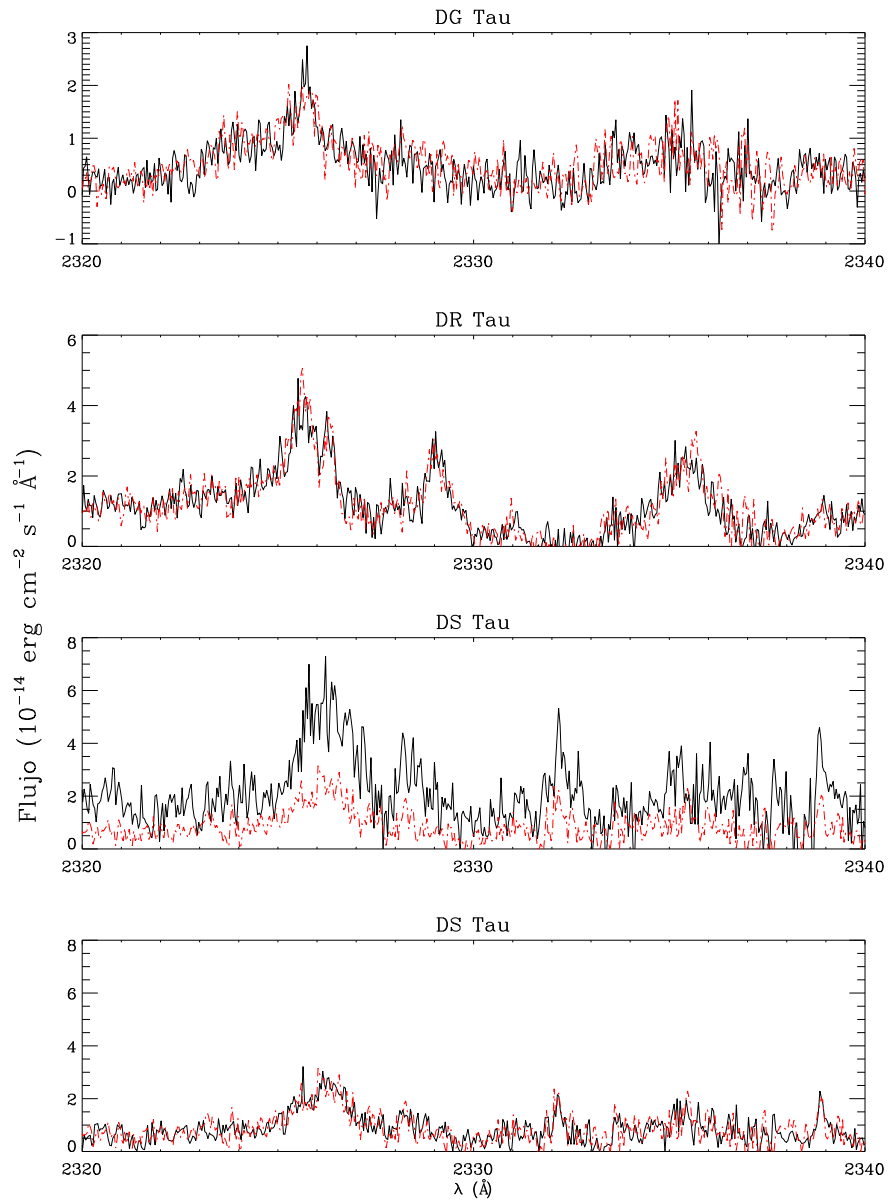


Figura A.2 Continuación.

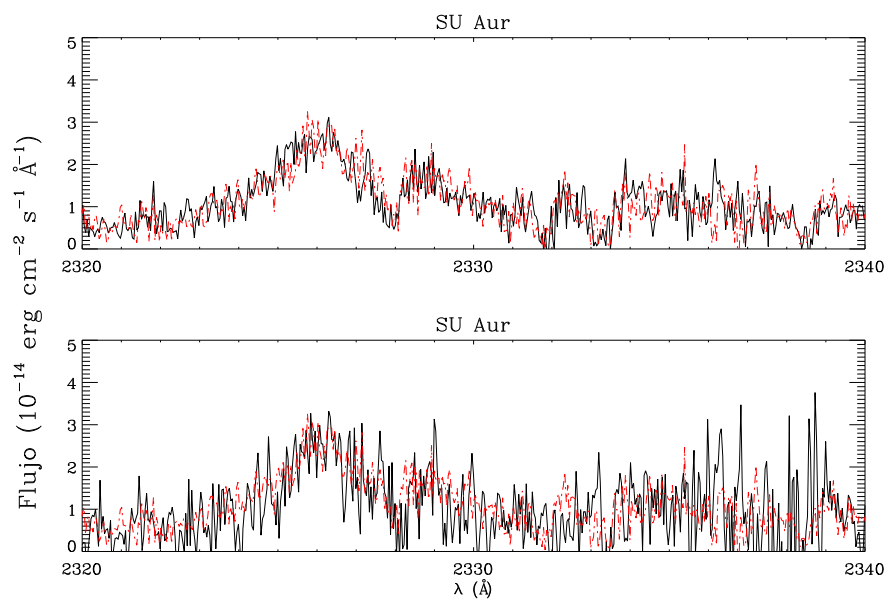


Figura A.2 Continuación.

Tabla A.3: Registro de las observaciones del Mg II.

Estrella	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Tiempo de exposición (s)	S/N
AA Tau	07-01-11	ob6ba7030	1462.2	4.2
AK Sco	06-08-86	LWP08847	16859.8	7.8
	01-04-88	LWP12964	5099.8	muy ruidoso
	02-04-88	LWP12967	33599.6	5.4
	02-04-88	LWP12968	9899.5	3.1
	09-04-88	LWP13006	25799.8	8.3
	21-08-10	ob6b21030	1015	13.9
BP Tau	24-07-81	LWR11130	12599.6	8.6
	22-10-85	LWP06963	10799.8	muy ruidoso
	10-10-86	LWP09282	16199.6	5.3
	26-10-86	LWP09417	16199.6	5.3
	30-07-93	Z18E0104T	598.4	22.7
CO Ori	23-10-85	LWP06979	16199.6	2
CS Cha	01-06-11	ob6bb6030	1785.2	10.2
CV Cha	11-11-79	LWR06096	14399.8	5
	12-07-80	LWR08233	10799.8	4.2
	13-04-11	ob6b18020	2598.2	32.1
CY Tau	06-12-00	o5cf03021	738	9.3
	06-12-00	o5cf03030	282	7.4
DE Tau	20-08-10	ob6ba8030	1388.1	21.7
DF Tau	19-01-86	LWP07532	25499.5	3.8
	08-08-93	Z18E0204M	598.4	8.6
	18-09-99	o5kc0102	1670.2	21.7
DG Tau	27-07-81	LWR11156	20825.6	2.1
	30-07-81	LWR11187	24599.7	muy ruidoso
	18-01-86	LWP07525	25199.7	2.4
	08-02-96	Z2WB0104T	652.8	19.8
	08-02-96	Z2WB010DT	571	22.3
	20-02-01	o63l0301_1	2345	18
	20-02-01	o63l03020	2923	18.2
	20-02-01	o63l03030	2923	19.9
	20-02-01	o63l03040	2923	21
	DI Cep	22-12-92	LWP24555	20399.6
DK Tau	04-02-10	ob6bb2030	854.4	4.5
DM Tau	22-08-10	ob6ba2030	1330.1	3.6
DN Tau	10-09-11	ob6ba4030	1441.2	12.5
DR Tau	05-08-93	Z18E0304M	299.2	2
	07-09-95	Z2WB0204P	1142	7.4
	07-09-95	Z2WB020BP	652.8	4.7
	29-08-00	o5cf02020	916	2.8
	09-02-01	o63l0401_1	2327	7.1
	09-02-01	o63l04020	2880	8.4
	15-02-10	ob6bb4030	881.3	3.8
	DS Tau	24-08-00	o5cf01020	878
23-02-01	o63l0801_1	2345	14.4	
	o63l08020	2923	17.1	
FM Tau	21-09-11	ob6ba0030	1401.2	5.7
FU Ori	13-08-82	LWR13933	3599.8	muy ruidoso
	14-08-82	LWR13943	25199.7	2.9
	05-09-83	LWR16741	24299.8	3.4

Tabla A.3: continuación

Estrella	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Tiempo de exposición (s)	S/N
	03-11-87	LWP12005	46199.4	6.8
	22-02-01	o63l07010	2337	9.4
	22-02-01	o63l07020	2880	13
GM Aur	22-10-85	LWP06973	21599.7	muy ruidoso
	19-08-10	ob6ba1030	1300.5	23.4
GW Ori	16-11-80	LWR09321	14399.7	8.2
	21-10-85	LWP06962	11099.6	19
HBC 388	09-09-95	Z2WB0409P	1088	12.6
HBC 427	30-03-11	ob6bc6030	1475.2	7.1
HN Tau	10-02-10	ob6ba9030	807.5	12.8
IP Tau	21-03-11	ob6ba5030	1425.2	3.7
LkCa 4	30-03-11	ob6bc7030	1485.2	4.5
LkCa 19	31-03-11	ob6bb8030	1485.2	12.4
PDS 66	23-05-11	ob6b23030	1725.2	38.5
RECX 1	22-01-10	ob6bc2030	808.9	8.7
RECX 15	05-02-10	ob6bb7030	916.4	18.7
RECX 11	12-12-09	ob6bc4030	697.8	3.4
RU Lup	11-09-81	LWR11515	10799.8	10.4
	11-09-81	LWR11516	3599.8	3.8
	16-04-83	LWR15746	2399.7	3.3
	17-04-83	LWR15755	24959.7	9.5
	08-07-85	LWP06367	5399.6	11
	10-07-85	LWP06379	5399.6	10.5
	04-03-86	LWP07743	5699.9	12.1
	19-02-88	LWP12694	3599.9	11.7
	24-08-92	Z10T01BM	244.8	22.8
RW Aur	04-04-79	LWR04191	24599.6	14.2
	09-04-79	LWR04222	10799.8	8.8
	15-11-80	LWR09307	10799.8	8
	10-08-93	Z18E0404T	299.2	31.8
	04-02-94	LWP27352	7199.8	4.5
	25-02-01	o63l06010	2379	46
	25-02-01	o63l06020	2940	46.9
	25-03-11	ob6bb5030	1395.2	26.5
RY Tau	26-07-81	LWR11145	19799.5	muy ruidoso
	12-03-85	LWP05501	22799.9	7
	16-10-85	LWP06926	18899.6	6.8
	22-03-86	LWP07846	20699.8	4.6
	11-10-86	LWP09308	28199.5	13
	17-03-87	LWP10353	29999.3	8.8
	31-12-93	Z1E1010AT	244.8	23
	19-02-01	o63l01010	2353	52.2
	20-02-01	o63l01020	2923	38.7
	20-02-01	o63l01030	2923	40.8
S CrA	22-05-80	LWR07824	25679.7	2.2
SU Aur	11-11-80	LWR09280	10799.8	muy ruidoso
	12-11-80	LWR09281	12599.6	muy ruidoso
	16-11-80	LWR09311	10799.8	muy ruidoso
	29-07-81	LWR11177	18599.8	2.8
	17-10-87	LWP11895	23699.7	muy ruidoso

Tabla A.3: continuación

Estrella	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Tiempo de exposición (s)	S/N
	18-10-87	LWP11904	17999.7	muy ruidoso
	21-10-87	LWP11932	24599.6	5.9
	22-10-87	LWP11935	24479.6	4.6
	23-10-87	LWP11941	23879.6	6.8
	24-02-01	o63l05010	2383	25
	24-02-01	o63l05020	2940	23.8
	25-03-11	ob6bb1030	1489.2	17.4
SZ 102	29-05-11	ob6bb9030	1469.2	10
T Tau	02-11-80	LWR09214	10559.8	15.1
	13-11-80	LWR09295	17999.7	5.7
	14-11-80	LWR09298	5999.7	4.5
	06-03-82	LWR12724	24539.8	6.9
	11-09-95	Z2WB0304T	435.2	54.1
	21-02-01	o63l0201_1	2331	86.6
	21-02-01	o63l02020	2880	94.7
	22-02-01	o63l02030	2880	85.5
TW Hya	16-07-84	LWP03777	43199.4	26.2
	16-07-84	LWP03771	3599.3	3
	16-04-87	LWR15747	2819.6	muy ruidoso
	07-05-00	o59d0102_1	1675.2	60.1
TWA 7	05-05-11	ob6bb0030	1490.2	23.7
TWA 3A	26-03-11	ob6b22030	1107.2	25.3
TWA 13A	02-04-11	obmca1020	1349.3	15.1
UX Tau	10-11-11	ob6b54030	1408.2	2.8
V819 Tau	31-08-00	o5cf0401_1	2325	3.6
V836 Tau	05-02-11	ob6ba6030	1396.2	3.1

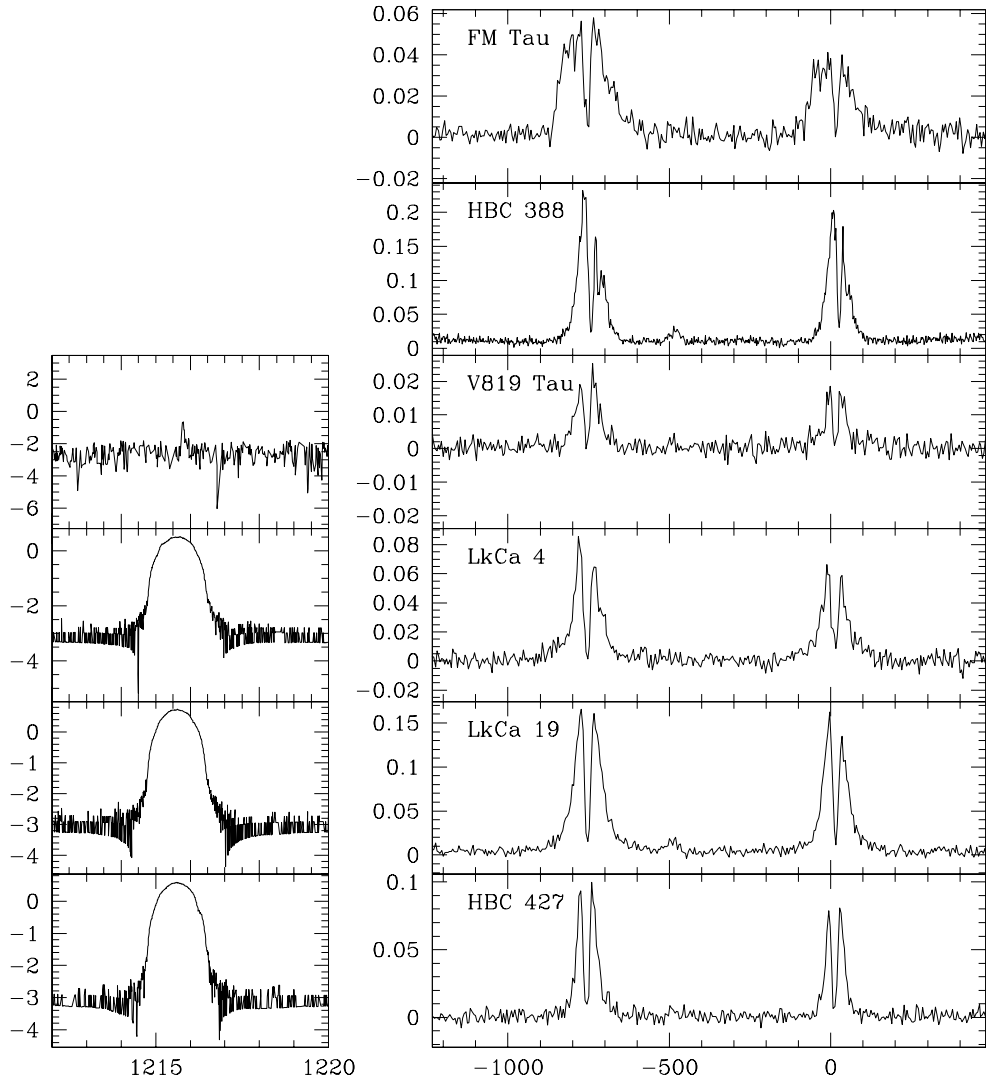


Figura A.3 Algunos de los perfiles del Mg II y Ly- α de las ETT de la muestra. Los perfiles de Ly- α están en escala logarítmica para mostrar en detalle las alas, ya que la emisión principal de esta línea es geocoronal. Los perfiles del Mg II se muestran en escala lineal y en velocidades (km s^{-1}). Para aquellas estrellas con más de una observación se muestra el perfil del Mg II con mejor S/N. Los flujos están en unidades de $10^{-12} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$.

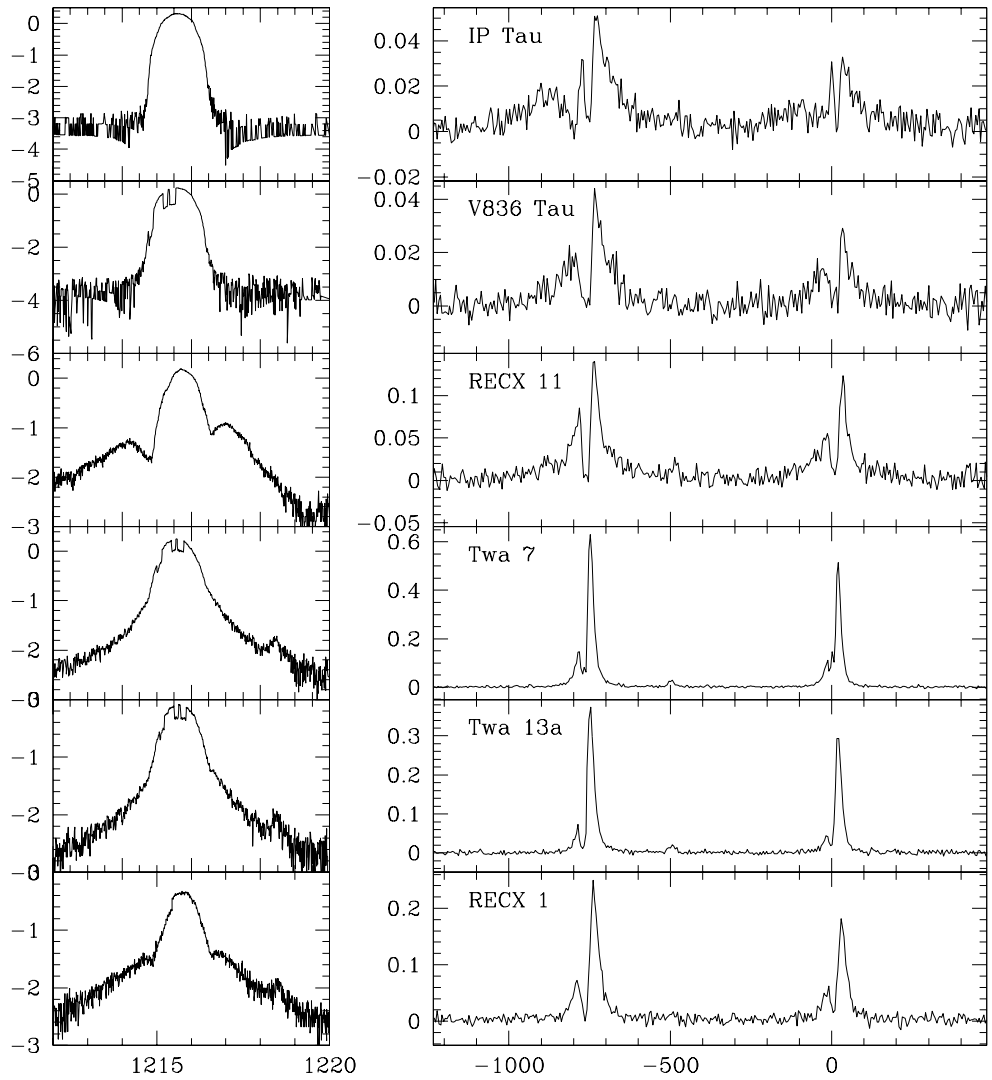


Figura A.3 continuación.

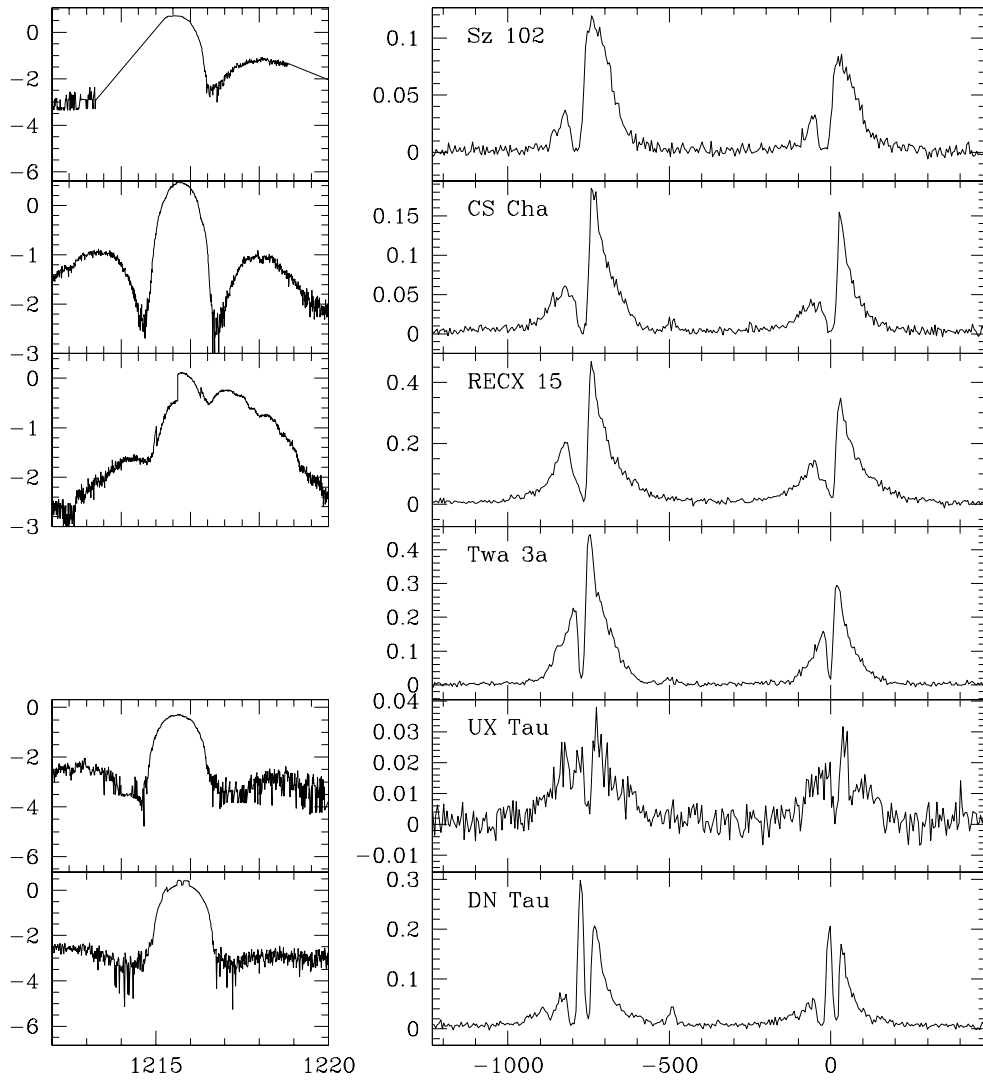


Figura A.3 continuación.

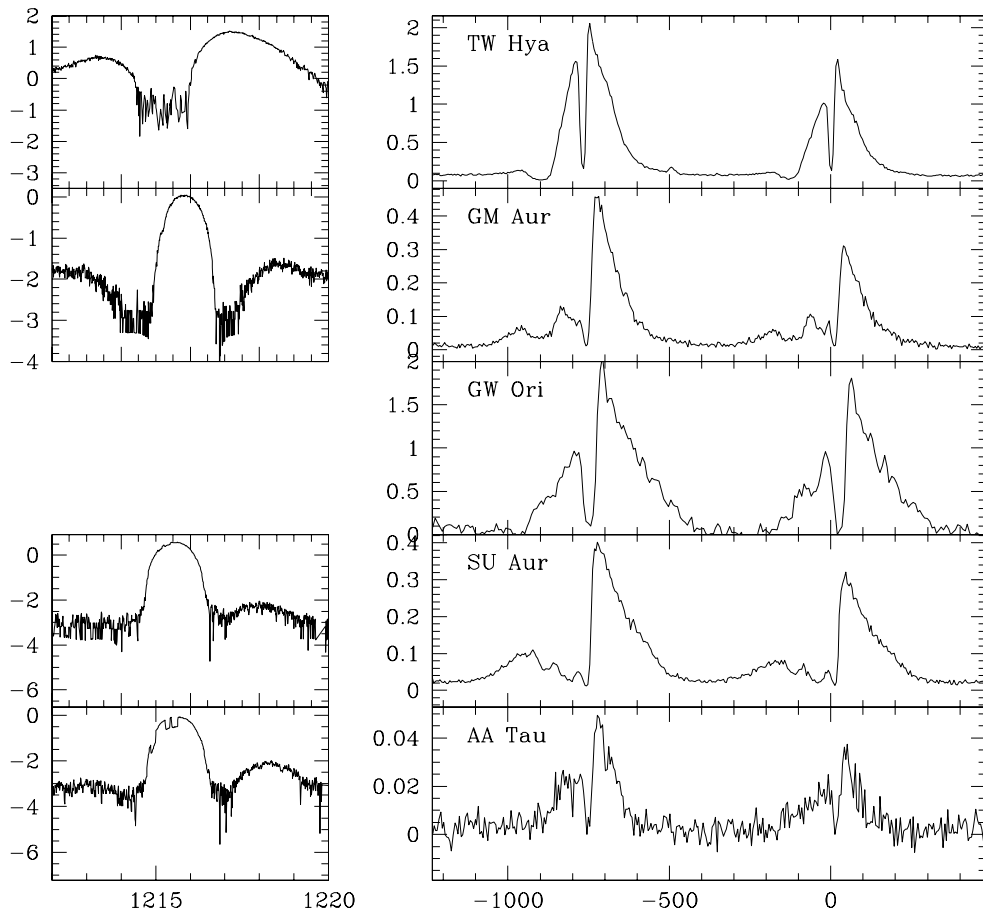


Figura A.3 continuación.

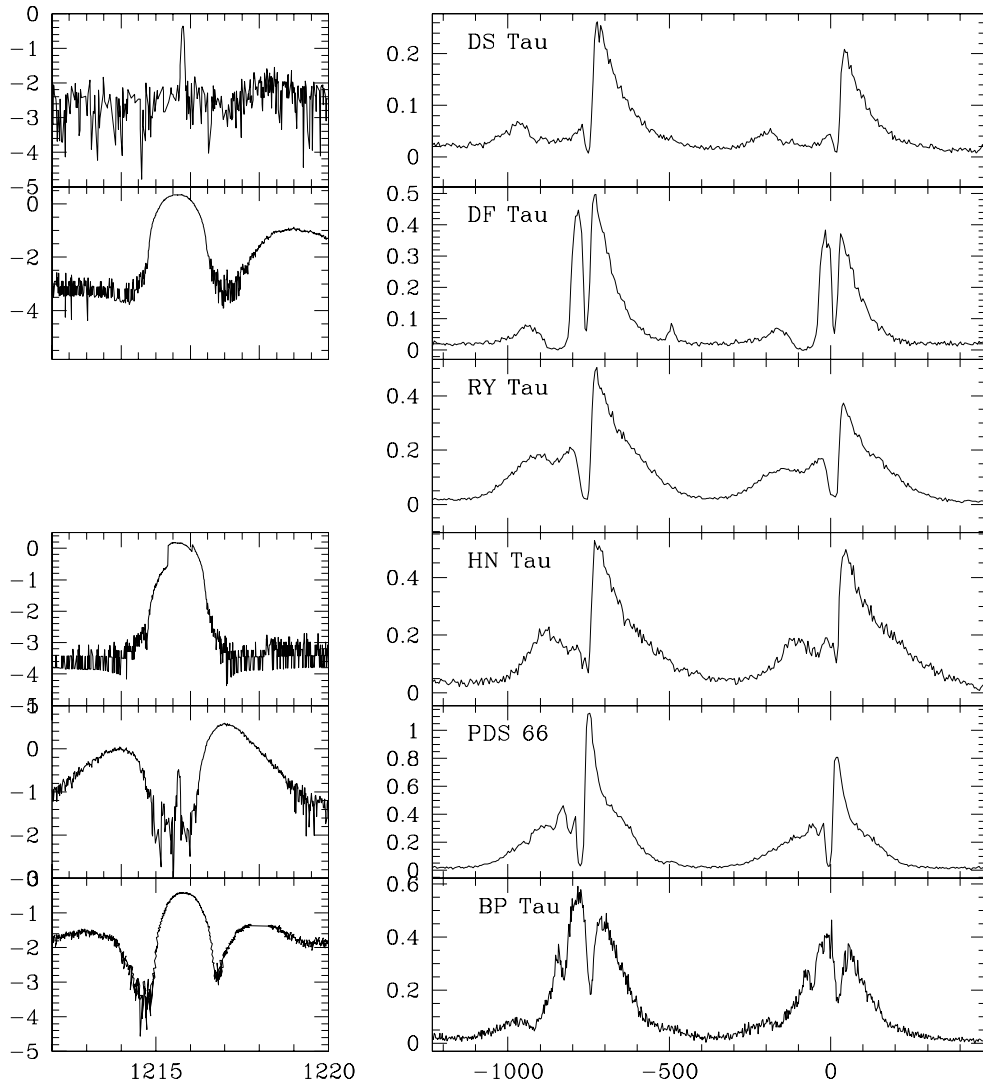


Figura A.3 continuación.

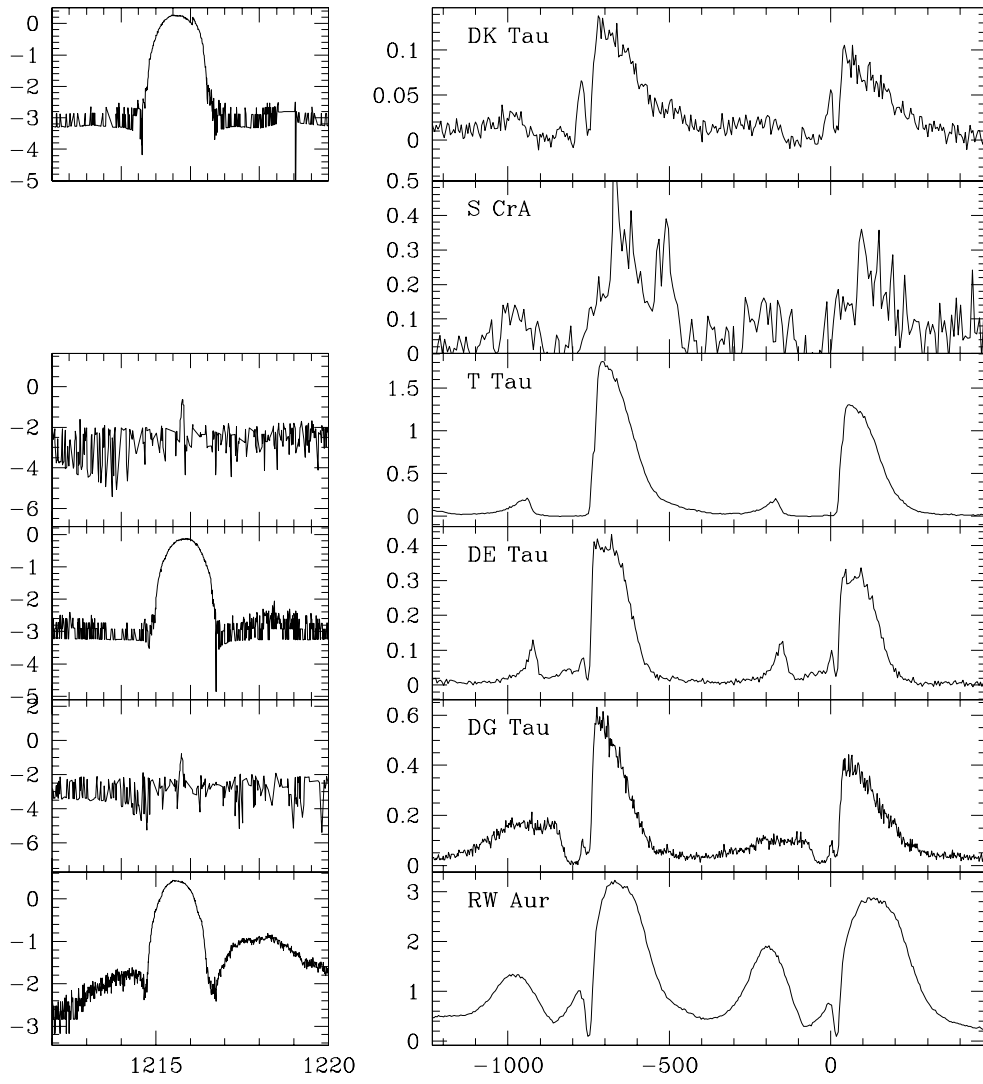


Figura A.3 continuación.

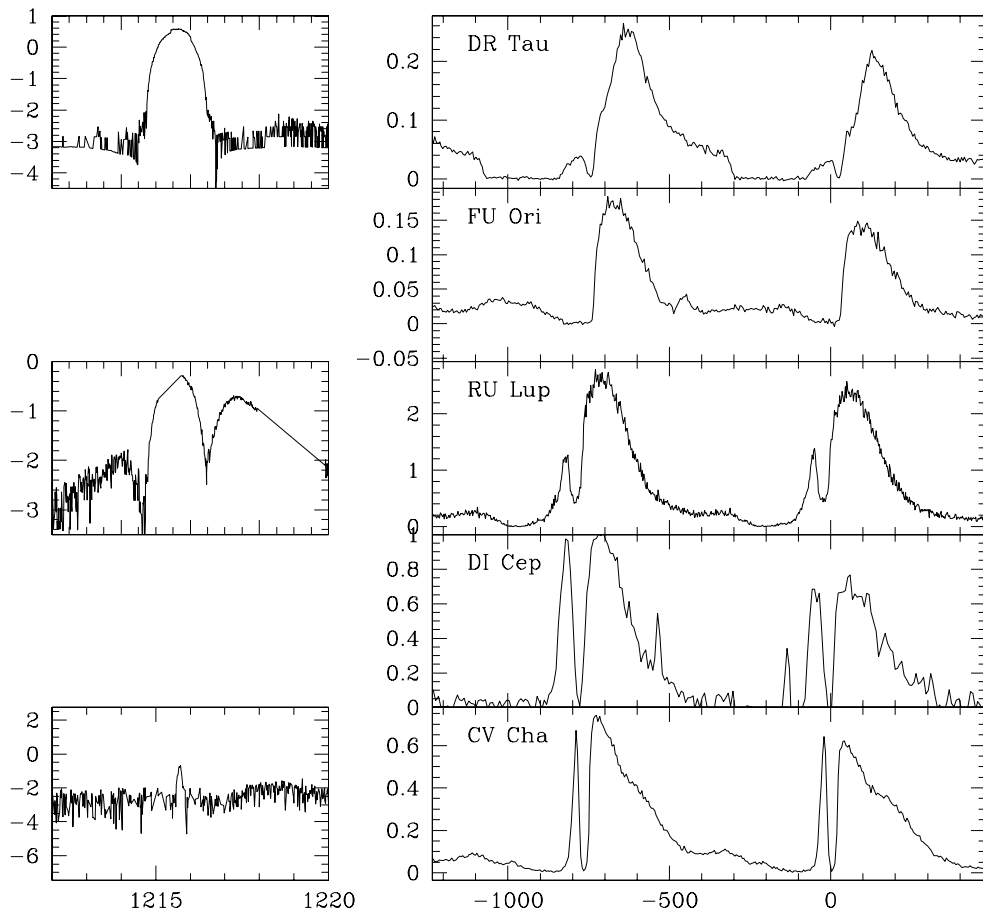


Figura A.3 continuación.

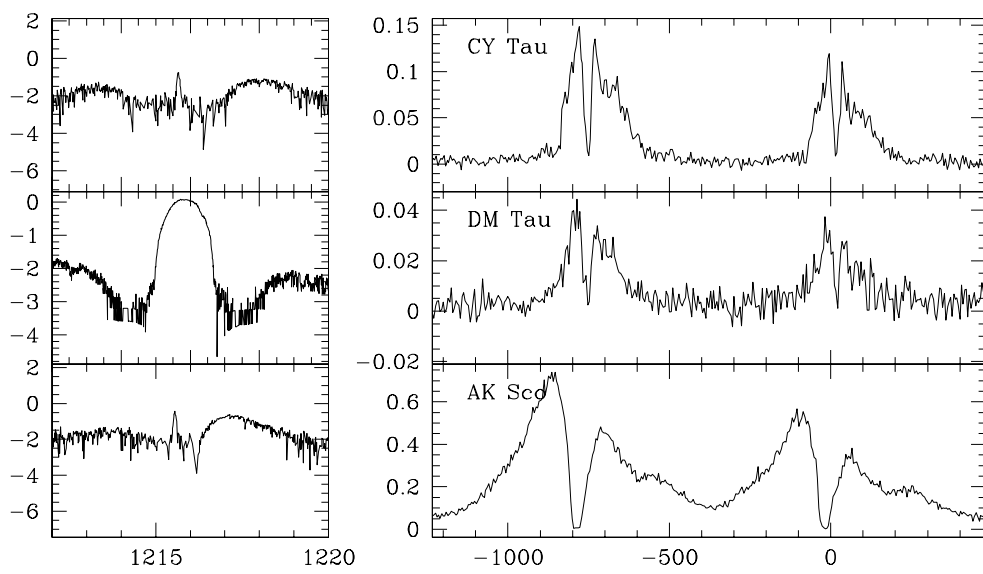


Figura A.3 continuación.

Tabla A.4: Registro de las observaciones de Ly- α .

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
AA Tau	<i>HST/COS</i>	11-01-06	LB6B07040	19000	2844.3
	<i>HST/COS</i>	11-01-07	LB6B07050	18000	2844.4
AK Sco	<i>HST/STIS</i>	10-08-21	OB6B21040	45800	2917.2
BP Tau	<i>HST/COS</i>	11-09-09	LBGJ01050	18000	1150.2
	<i>HST/COS</i>	11-09-09	LBGJ01060	18000	1190.2
	<i>HST/COS</i>	11-09-09	LBGJ01070	19000	1397.2
	<i>HST/COS</i>	11-09-09	LBGJ01080	19000	1396.2
CS Cha	<i>HST/COS</i>	11-06-01	LB6B16010	18000	1177.9
	<i>HST/COS</i>	11-06-01	LB6B16020	19000	1177.9
CV Cha	<i>HST/STIS</i>	13-11-04	OB6B18030	45800	3265.2
	<i>HST/STIS</i>	13-11-04	OB6B18040	45800	3406.2
CY Tau	<i>HST/STIS</i>	00-12-06	O5CF03040	45800	2255
	<i>HST/STIS</i>	00-12-06	O5CF03050	45800	2923
DE Tau	<i>HST/COS</i>	10-08-20	LB6B08020	19000	1033.9
	<i>HST/COS</i>	10-08-20	LB6B08010	18000	1033.9
DF Tau	<i>HST/STIS</i>	99-09-18	O5KC01030	45800	2320.2
	<i>HST/STIS</i>	00-01-28	O5E306010	45800	1999.7
	<i>HST/STIS</i>	00-01-28	O5E306020	45800	2920.1
	<i>HST/STIS</i>	00-01-28	O5E306040	45800	1820.2
	<i>HST/STIS</i>	00-01-28	O5E306050	45800	2650.1
	<i>HST/COS</i>	10-01-11	LB3Q02030	18000	1000.2
	<i>HST/COS</i>	10-01-11	LB3Q02040	18000	1001.2
	<i>HST/COS</i>	10-01-11	LB3Q02050	19000	1410.2
	<i>HST/COS</i>	10-01-11	LB3Q02060	19000	1416.2
DG Tau	<i>HST/STIS</i>	00-10-22	O5E307010	45800	1999.9
	<i>HST/STIS</i>	00-10-22	O5E307020	45800	2920.1
	<i>HST/STIS</i>	00-10-22	O5E307040	45800	1939.8
	<i>HST/STIS</i>	00-10-22	O5E307050	45800	2920
	<i>HST/STIS</i>	00-10-22	O5E307060	45800	2515.2
DK Tau	<i>HST/COS</i>	10-02-04	LB6B12010	18000	791.9
	<i>HST/COS</i>	10-02-04	LB6B12020	19000	793
DM Tau	<i>HST/COS</i>	10-08-22	LB6B02010	19000	1812.4
	<i>HST/COS</i>	10-08-22	LB6B02020	18000	1646.3
DN Tau	<i>HST/COS</i>	11-09-10	LB6B04010	19000	1252.3
	<i>HST/COS</i>	11-09-10	LB6B04020	18000	1651.4
DR Tau	<i>HST/STIS</i>	00-08-29	O5CF02030	45800	2897
	<i>HST/STIS</i>	00-08-29	O5CF02040	45800	2897
	<i>HST/COS</i>	10-02-15	LB6B14040	18000	851.9
	<i>HST/COS</i>	10-02-15	LB6B14050	19000	852
DS Tau	<i>HST/STIS</i>	00-08-24	O5CF01030	45800	2923
	<i>HST/STIS</i>	00-08-24	O5CF01040	45800	2923
GM Aur	<i>HST/COS</i>	10-08-19	LB6B01010	18000	1064
	<i>HST/COS</i>	10-08-19	LB6B01020	19000	1064
HBC 427	<i>HST/COS</i>	11-03-29	LB6B26010	18000	1116
	<i>HST/COS</i>	11-03-30	LB6B26020	19000	1007
HN Tau	<i>HST/COS</i>	10-02-10	LB6B09040	19000	2862.4
	<i>HST/COS</i>	10-02-10	LB6B09050	18000	2862.4
IP Tau	<i>HST/COS</i>	11-03-21	LB6B05040	18000	1439.4
	<i>HST/COS</i>	11-03-21	LB6B05050	19000	1852.4
LkCa 4	<i>HST/COS</i>	11-03-30	LB6B28010	18000	1152

Tabla A.4: continuación

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
	<i>HST/COS</i>	11-03-30	LB6B28020	19000	1152
LkCa 19	<i>HST/COS</i>	11-03-30	LB6B28010	18000	972
	<i>HST/COS</i>	11-03-31	LB6B28020	19000	972
PDS 66	<i>HST/STIS</i>	11-05-23	OB6B23040	45800	3221.2
	<i>HST/STIS</i>	11-05-23	OB6B23050	45800	3362.2
RECX 1	<i>HST/COS</i>	10-01-22	LB6B32040	18000	1472.4
	<i>HST/COS</i>	10-01-22	LB6B32050	19000	1472.3
RECX 15	<i>HST/COS</i>	10-02-05	LB6B17010	19000	2182.4
	<i>HST/COS</i>	10-02-05	LB6B17020	18000	1708.3
RECX 11	<i>HST/COS</i>	09-12-12	LB6B24010	19000	1904.4
	<i>HST/COS</i>	09-12-12	LB6B24020	18000	1740.4
RU Lup	<i>HST/STIS</i>	00-07-12	O5E305010	45800	1950.2
	<i>HST/STIS</i>	00-07-12	O5E305020	45800	2970.1
	<i>HST/STIS</i>	00-07-12	O5E305040	45800	2070.2
	<i>HST/STIS</i>	00-07-12	O5E305050	45800	2970.2
	<i>HST/STIS</i>	00-07-12	O5E305060	45800	2570.2
	<i>HST/COS</i>	11-07-20	LBGJ02040	18000	489.2
	<i>HST/COS</i>	11-07-20	LBGJ02050	18000	572.2
	<i>HST/COS</i>	11-07-20	LBGJ02060	19000	64.1
RW Aur	<i>HST/COS</i>	11-03-25	LB6B15040	18000	881.9
	<i>HST/COS</i>	11-03-25	LB6B15050	19000	882
SU Aur	<i>HST/COS</i>	11-03-25	LB6B11040	18000	894
	<i>HST/COS</i>	11-03-25	LB6B11050	19000	894
SZ 102	<i>HST/COS</i>	11-09-17	LB6B59010	18000	464
	<i>HST/COS</i>	11-09-17	LB6B59020	18000	464
	<i>HST/COS</i>	11-09-17	LB6B59030	19000	464
T Tau	<i>HST/STIS</i>	00-09-08	O5E304010	45800	1870.1
	<i>HST/STIS</i>	00-09-08	O5E304020	45800	2630.2
	<i>HST/STIS</i>	00-09-08	O5E304040	45800	2320.2
	<i>HST/STIS</i>	00-09-08	O5E304050	45800	2630.2
	<i>HST/STIS</i>	00-09-08	O5E304060	45800	2630.2
TW Hya	<i>HST/STIS</i>	00-05-07	O59D01030	45800	2300.2
	<i>HST/STIS</i>	09-12-05	OB6N01010	12200	788
	<i>HST/STIS</i>	09-12-05	OB6N01020	12200	788
	<i>HST/STIS</i>	09-12-05	OB6N01030	12200	3058
	<i>HST/STIS</i>	09-12-05	OB6N01040	12200	1504
	<i>HST/STIS</i>	09-12-05	OB6N01050	12200	1504
	<i>HST/STIS</i>	10-01-29	OB3R07050	45800	100
	<i>HST/STIS</i>	10-01-29	OB3R07060	45800	3058
	<i>HST/STIS</i>	10-02-04	OB3R08050	45800	100
	<i>HST/STIS</i>	10-02-04	OB3R08060	45800	3058
	<i>HST/STIS</i>	10-05-28	OB3R09050	45800	548
	<i>HST/STIS</i>	10-05-28	OB3R09060	45800	3058
TWA 7	<i>HST/COS</i>	11-05-05	LB6B30010	18000	942
	<i>HST/COS</i>	11-05-05	LB6B30020	19000	941.9
TWA 13A	<i>HST/COS</i>	11-04-02	LBMC01010	18000	1009.9
	<i>HST/COS</i>	11-04-02	LBMC01020	19000	984.9
UX Tau	<i>HST/COS</i>	10-12-12	LB6B13010	18000	814
	<i>HST/COS</i>	10-12-12	LB6B13020	19000	407
	<i>HST/COS</i>	11-11-10	LB6B53010	18000	813.9

Tabla A.4: continuación

Estrella	Instrumento	Día de Obs. (dd-mm-aa)	Identificador	Poder resolutivo	Tiempo de exposición (s)
	<i>HST/COS</i>	11-11-10	LB6B53020	19000	813.9
V819 Tau	<i>HST/STIS</i>	00-08-30	O5E309010	45800	2000.2
	<i>HST/STIS</i>	00-08-30	O5E309020	45800	2920.1
	<i>HST/STIS</i>	00-08-30	O5E309040	45800	1820.1
	<i>HST/STIS</i>	00-08-30	O5E309050	45800	2650.183
V836 Tau	<i>HST/STIS</i>	01-02-14	O5E310010	45800	2000.1
	<i>HST/STIS</i>	01-02-14	O5E310020	45800	2920.1
	<i>HST/STIS</i>	01-02-14	O5E310040	45800	1820
	<i>HST/STIS</i>	01-02-14	O5E310050	45800	2650.2
	<i>HST/COS</i>	11-02-05	LB6B06040	19000	2852.4
	<i>HST/COS</i>	11-02-05	LB6B06050	18000	2852.4

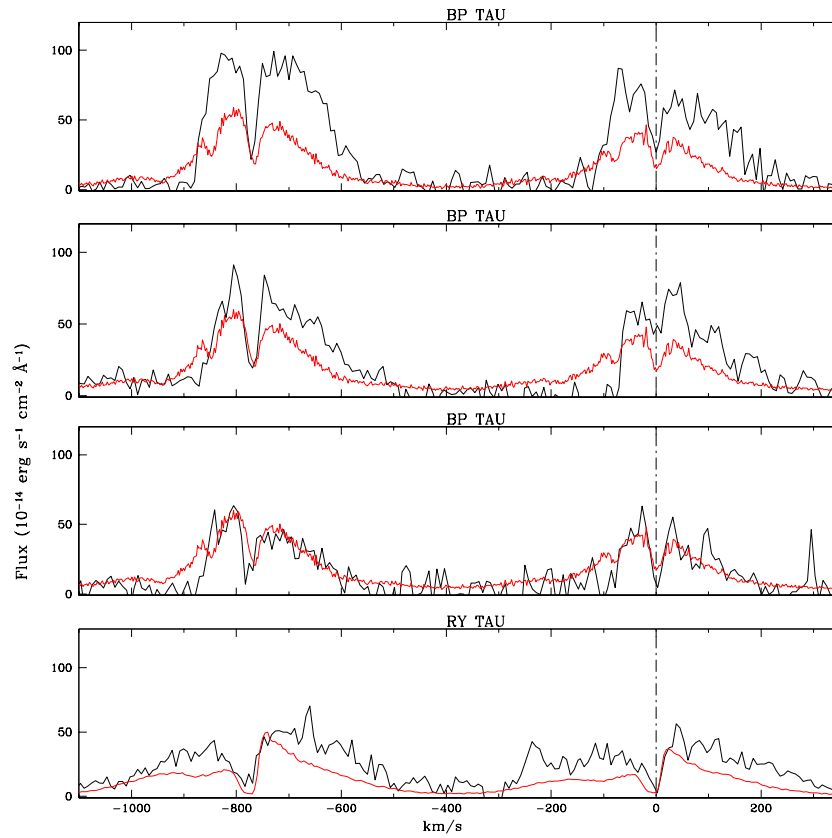


Figura A.4 Variabilidad de los perfiles del Mg II para las ETT de la muestra. Las longitudes de onda se transformaron a velocidades usando como referencia la longitud de onda de la línea en 2804 \AA . La línea roja punteada corresponde a la observación con mejor S/N.

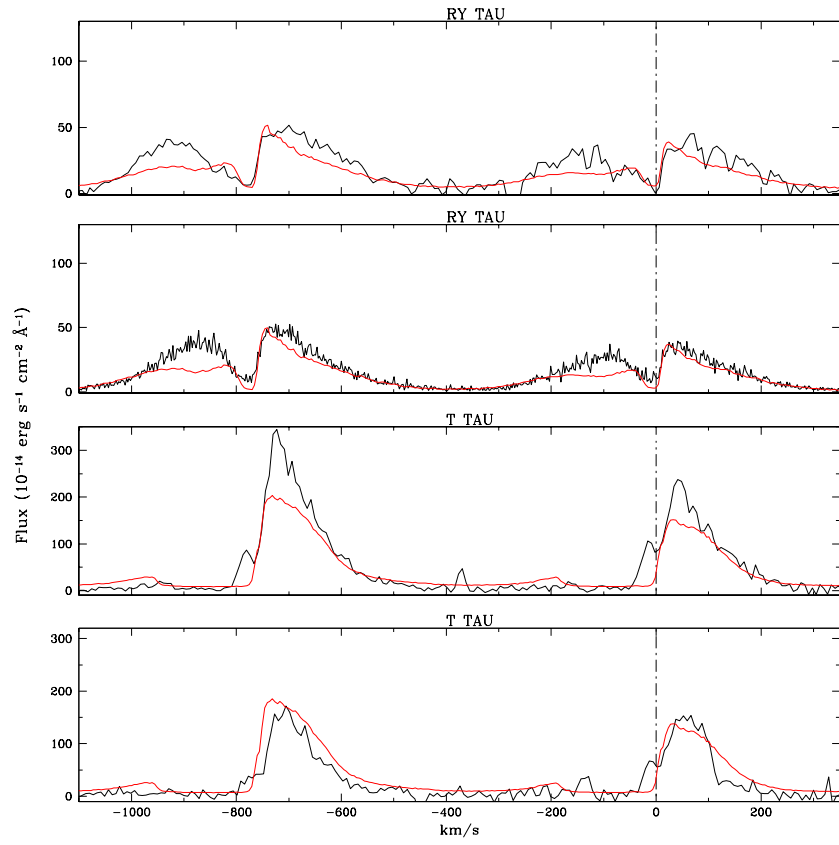


Figura A.4 continuación.

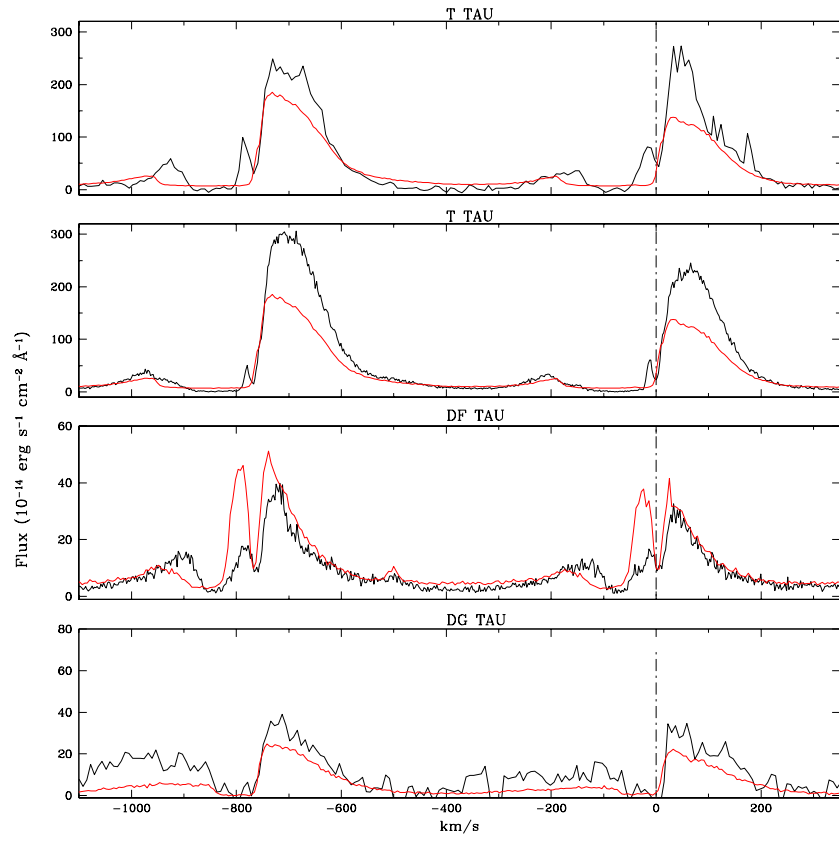


Figura A.4 continuación.

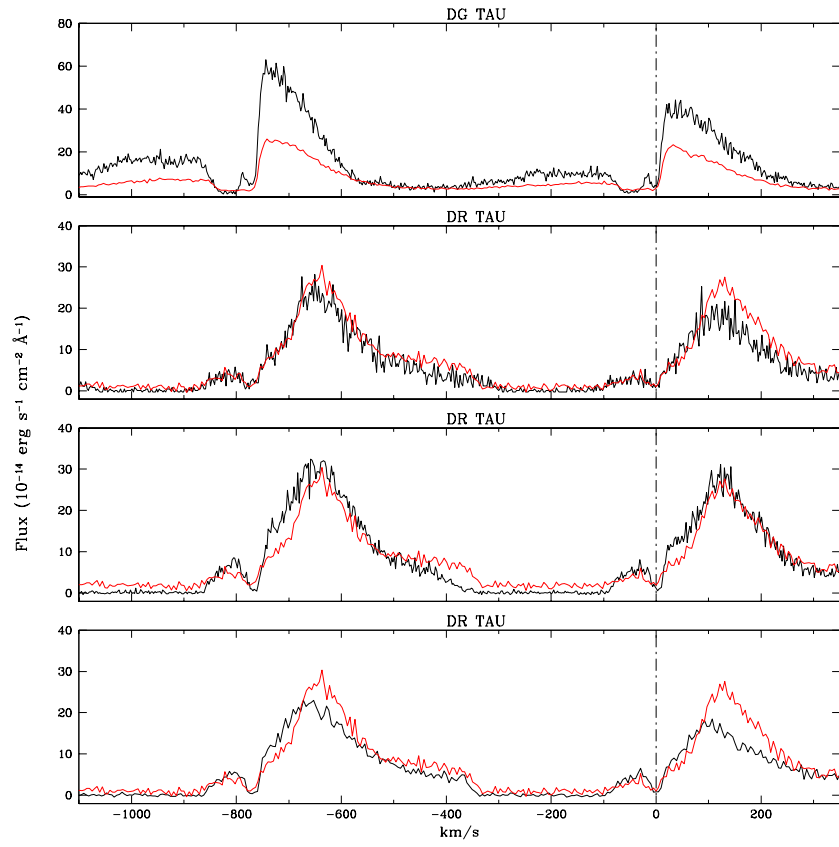


Figura A.4 continuación.

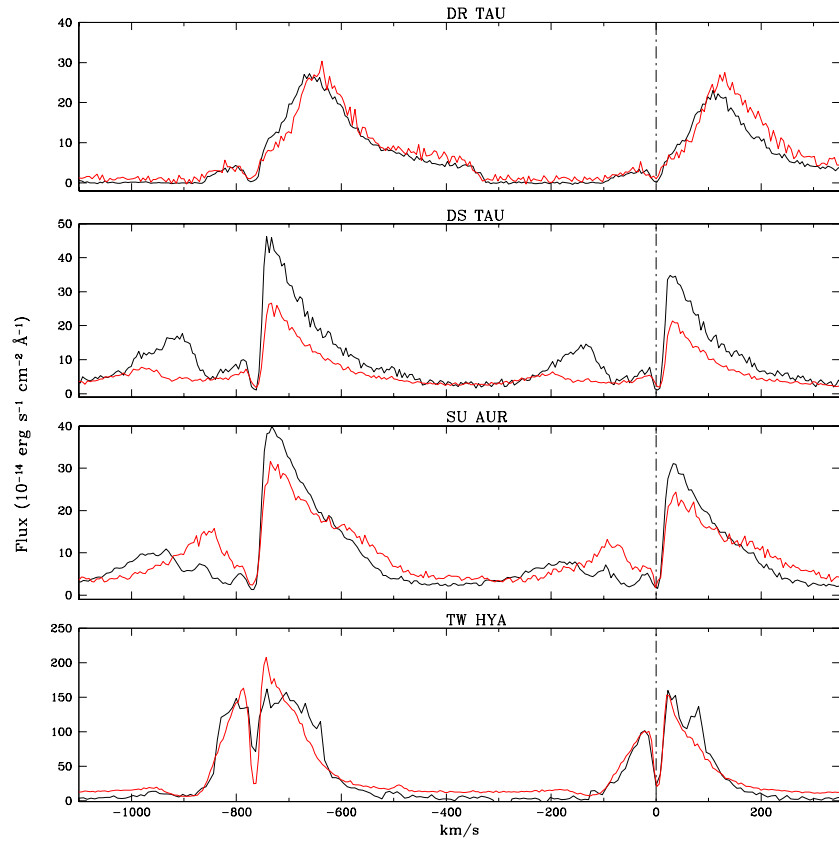


Figura A.4 continuación.

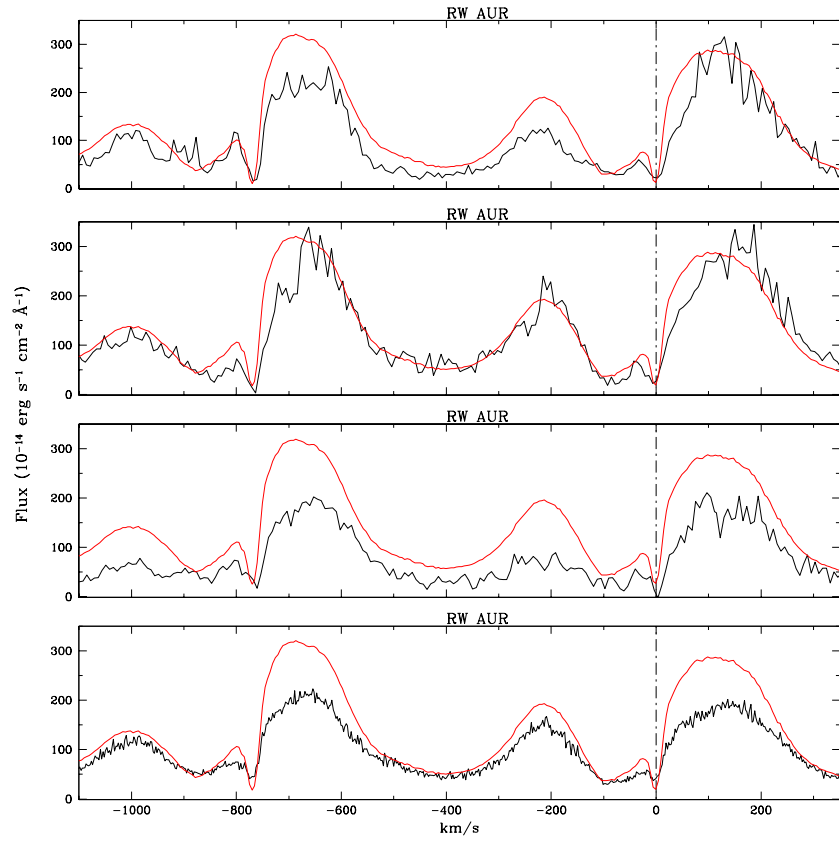


Figura A.4 continuación.

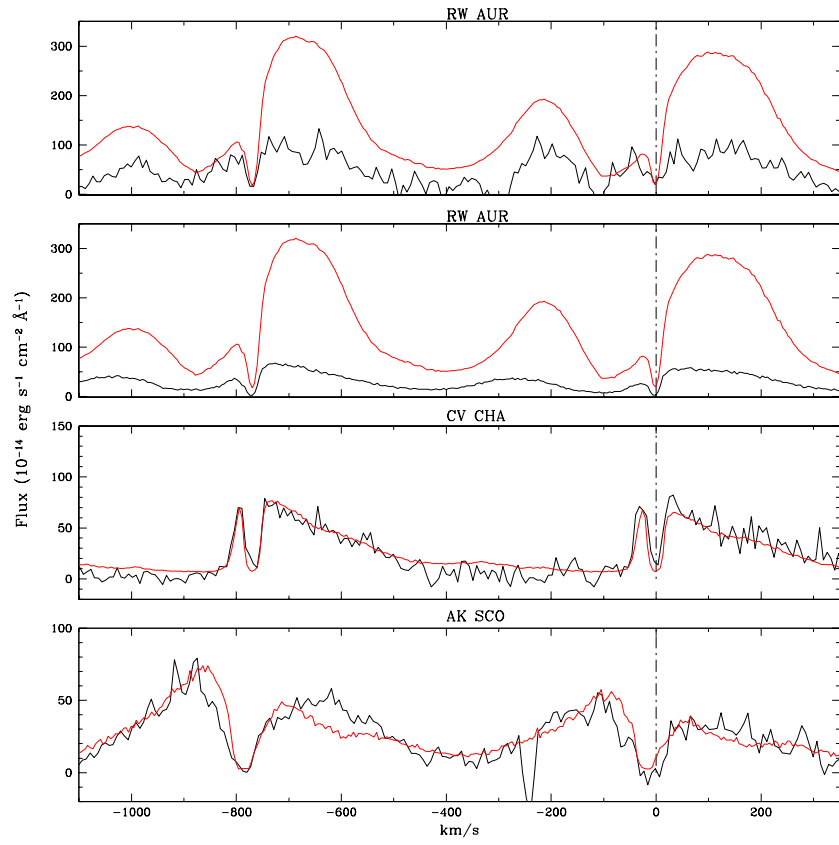


Figura A.4 continuación.

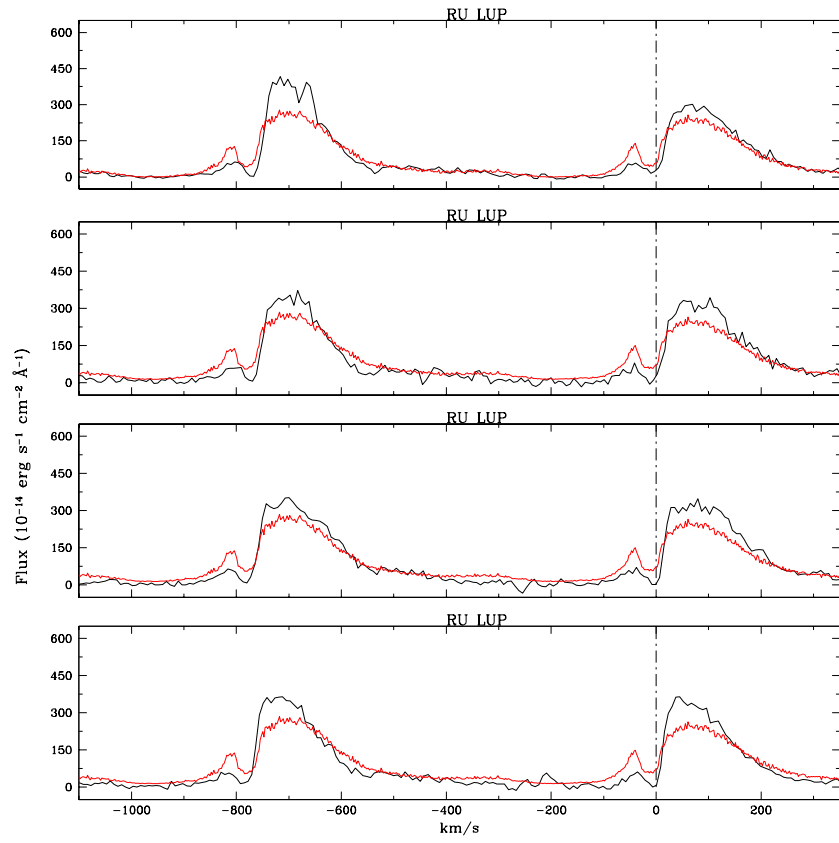


Figura A.4 continuación.

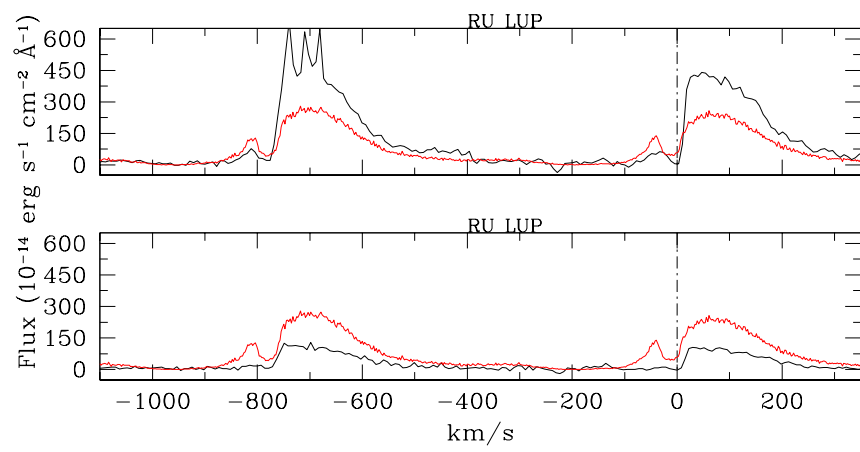


Figura A.4 continuación.

Apéndice B

Código para calcular las razones entre líneas

En este apéndice se presenta el código desarrollado en IDL para calcular las razones entre las líneas estudiadas en el Capítulo 3. Se muestran todos los procedimientos usados y los resultados para la línea en 2328 Å del Fe II].

PRO EM FEII 2328: Primero calculamos las emisividades correspondientes a cada línea usando CHIANTI.

```
1 pro em_feii_2328
2 emiss=emiss_calc(26,2,temp=4+findgen(60)*0.025,dens=findgen(59)*0.25)
3 em=emiss_select(emiss,wra=[2320,2340])
4 openw,1,'feii_2328.txt'
5 x=4+findgen(60)*0.025
6 y=findgen(59)*0.25
7 M=fltarr(61,60)
8 M[0,1:]=y
9 M[1:*,0]=x
10 M[1:*,1:]=em[*,*]
11 nfilas=60
12 FOR ifilas = 0, (nfilas-1) DO begin
13     printf,1,M[*,ifilas], format='(61E20.7)'
```

```

14 ENDFOR
15 close ,1
16 end

```

PRO IEQ_FEII: Calcula los valores correspondientes a la fracción de ionización para las distintas temperaturas usando CHIANTI.

```

1 pro ieq_feii
2 openw ,1 , 'ieq_feii.txt '
3 x=4+findgen(60)*0.025
4 ieq=get_ieq(10^x,26,2)
5 M=fltarr(2,60)
6 M[0,*]=ieq
7 M[1,*]=x
8 nfilas=60
9 FOR ifilas = 0, (nfilas-1) DO begin
10     printf ,1 ,M[* , ifilas ] , format='(61E20.7) '
11 ENDFOR
12 close ,1
13 end

```

PRO CORREGIR: Calcula las emisividades como en la Ecuación 3.2 del Capítulo 3.

```

1 pro corregir , filename
2
3 header=strarr(1)
4 emis=fltarr(61,60)
5 openr , uni , filename , / get_lun
6 readf , uni , header , emis
7
8 openr , tres , 'ieq_feii.txt ' , / get_lun
9 ieq=fltarr(2,60)
10 readf , tres , ieq
11
12 openw , dosi , filename+'_corregido.dat' , / get_lun     corregidas
13 em_cor=fltarr(61,60)

```

```

14 em_cor[0,*]=emis[0,*]
15 em_cor[* ,0]=emis[* ,0]
16 nfilas=60
17
18
19 FOR i = 1, 60 DO begin
20     em_cor[i,1:*]=emis[i,1:]*0.83*(10^(-4.4))*(10^emis[0,1:])*ieq
        [0,i-1] ;10^(-4.4) es la abundancia del Fe~II], asumiendo
        metalicidad solar.
21 ENDFOR
22
23 FOR ifilas = 0, (nfilas-1) DO begin
24     printf ,dosi ,em_cor[* , ifilas ] , format='(62E20.7) '
25 ENDFOR
26
27 free_lun , uni
28 free_lun , dosi
29 free_lun , tresi
30 end

```

PRO RATIOS: Calcula las razones entre la línea del Fe II] en 2328 Å y la del C II] en 2326 Å para las diferentes temperaturas y densidades.

```

1 pro_ratios , filename , name
2 c_2326=fltarr(61,60)
3 openr , dosi , 'cii_2326_corregido.dat' , / get_lun
4 readf , dosi , c_2326
5
6 X=fltarr(61,60)
7 openr , tresi , filename , / get_lun
8 readf , tresi , X
9
10 Ratios=fltarr(61,60)
11 Ratios[0,*]=X[0,*]
12 Ratios[* ,0]=X[* ,0]
13 Ratios[1:*,1:*=X[1:*,1:*/c_2326[1:*,1:*)

```

```

14
15 openw , cuatri , name+ '_c2326_ratios ' , / get_lun
16 nfilas = 60
17
18 FOR ifilas = 0 , ( nfilas - 1 ) DO begin
19     printf , cuatri , Ratios [ * , ifilas ] , format = ' ( 62 E 20 . 7 ) '
20 ENDFOR
21
22 free_lun , tres_i
23 free_lun , cuatri
24 free_lun , dos_i
25
26 end

```

Resultados: A continuación se muestra una tabla con los resultados de las razones entre la línea del Fe II] en 2328 Å y la del C II] en 2326 Å para las diferentes temperaturas y densidades. Para mayor claridad se muestran los resultados correspondientes a las temperaturas $4.0 < \log T_e(\text{K}) < 4.2$ con un paso de 0.025 y densidades $0.0 < \log n_e(\text{cm}^{-3}) < 14.5$ con un paso de 0.25.

Tabla B.1: Razones entre la línea del Fe II] en 2328 Å y la del C II] en 2326 Å para $4.0 < \log T_e(\text{K}) < 4.2$ y $0.0 < \log n_e(\text{cm}^{-3}) < 14.5$.

$\log T_e(\text{K}) \backslash \log n_e(\text{cm}^{-3})$	4.0000	4.0250	4.0500	4.0750	4.1000	4.1250	4.1500	4.1750	4.2000
0.0000	0.0417	0.0215	0.0113	0.0063	0.0038	0.0025	0.0019	0.0015	0.0013
0.2500	0.0406	0.0209	0.0110	0.0062	0.0037	0.0025	0.0018	0.0015	0.0013
0.5000	0.0391	0.0202	0.0107	0.0059	0.0036	0.0024	0.0018	0.0014	0.0012
0.7500	0.0373	0.0192	0.0102	0.0057	0.0034	0.0023	0.0017	0.0014	0.0012
1.0000	0.0355	0.0183	0.0097	0.0054	0.0032	0.0022	0.0016	0.0013	0.0011
1.2500	0.0343	0.0177	0.0093	0.0052	0.0031	0.0021	0.0015	0.0012	0.0011
1.5000	0.0347	0.0178	0.0094	0.0052	0.0032	0.0021	0.0016	0.0013	0.0011
1.7500	0.0374	0.0192	0.0101	0.0056	0.0034	0.0023	0.0017	0.0013	0.0012
2.0000	0.0437	0.0224	0.0118	0.0065	0.0039	0.0026	0.0019	0.0016	0.0013
2.2500	0.0552	0.0283	0.0149	0.0083	0.0050	0.0033	0.0024	0.0020	0.0017
2.5000	0.0745	0.0381	0.0200	0.0111	0.0067	0.0044	0.0033	0.0026	0.0023
2.7500	0.1048	0.0536	0.0282	0.0156	0.0094	0.0063	0.0046	0.0037	0.0032
3.0000	0.1500	0.0767	0.0404	0.0224	0.0135	0.0090	0.0066	0.0054	0.0046
3.2500	0.2149	0.1099	0.0578	0.0321	0.0193	0.0128	0.0095	0.0077	0.0066
3.5000	0.3035	0.1552	0.0816	0.0453	0.0272	0.0181	0.0134	0.0108	0.0094
3.7500	0.4155	0.2124	0.1117	0.0619	0.0372	0.0248	0.0183	0.0148	0.0128
4.0000	0.5407	0.2764	0.1452	0.0805	0.0484	0.0322	0.0237	0.0192	0.0166
4.2500	0.6609	0.3377	0.1773	0.0983	0.0590	0.0392	0.0289	0.0234	0.0202
4.5000	0.7599	0.3881	0.2037	0.1128	0.0676	0.0449	0.0330	0.0267	0.0231
4.7500	0.8314	0.4243	0.2225	0.1231	0.0737	0.0489	0.0359	0.0290	0.0250

Tabla B.1: continuación.

$\log n_e(\text{cm}^{-3}) \backslash \log T_e(\text{K})$	4.0000	4.0250	4.0500	4.0750	4.1000	4.1250	4.1500	4.1750	4.2000
5.0000	0.8785	0.4480	0.2347	0.1297	0.0776	0.0514	0.0377	0.0304	0.0262
5.2500	0.9080	0.4627	0.2422	0.1337	0.0799	0.0529	0.0388	0.0312	0.0268
5.5000	0.9260	0.4715	0.2466	0.1360	0.0813	0.0537	0.0393	0.0316	0.0272
5.7500	0.9368	0.4768	0.2492	0.1374	0.0820	0.0542	0.0396	0.0319	0.0273
6.0000	0.9431	0.4797	0.2506	0.1381	0.0824	0.0544	0.0398	0.0319	0.0274
6.2500	0.9463	0.4810	0.2511	0.1383	0.0824	0.0544	0.0397	0.0319	0.0273
6.5000	0.9476	0.4813	0.2511	0.1381	0.0823	0.0542	0.0396	0.0317	0.0271
6.7500	0.9474	0.4807	0.2505	0.1376	0.0819	0.0539	0.0393	0.0314	0.0269
7.0000	0.9460	0.4793	0.2494	0.1368	0.0813	0.0534	0.0389	0.0310	0.0265
7.2500	0.9436	0.4773	0.2479	0.1358	0.0805	0.0528	0.0383	0.0306	0.0260
7.5000	0.9402	0.4748	0.2462	0.1346	0.0796	0.0521	0.0378	0.0301	0.0255
7.7500	0.9355	0.4718	0.2442	0.1333	0.0787	0.0514	0.0372	0.0296	0.0251
8.0000	0.9290	0.4680	0.2420	0.1319	0.0778	0.0508	0.0367	0.0291	0.0246
8.2500	0.9201	0.4631	0.2392	0.1303	0.0768	0.0501	0.0361	0.0286	0.0242
8.5000	0.9091	0.4573	0.2361	0.1284	0.0757	0.0493	0.0356	0.0282	0.0238
8.7500	0.8984	0.4516	0.2330	0.1267	0.0746	0.0486	0.0350	0.0277	0.0234
9.0000	0.8946	0.4494	0.2317	0.1259	0.0741	0.0482	0.0347	0.0275	0.0232
9.2500	0.9089	0.4561	0.2349	0.1276	0.0750	0.0488	0.0351	0.0278	0.0234
9.5000	0.9570	0.4795	0.2467	0.1338	0.0785	0.0510	0.0367	0.0290	0.0244
9.7500	1.0604	0.5303	0.2723	0.1474	0.0864	0.0561	0.0403	0.0318	0.0268
10.0000	1.2545	0.6259	0.3207	0.1733	0.1014	0.0657	0.0471	0.0371	0.0312

Tabla B.1: continuación.

$\log n_e(\text{cm}^{-3}) \backslash \log T_e(\text{K})$	4.0000	4.0250	4.0500	4.0750	4.1000	4.1250	4.1500	4.1750	4.2000
10.2500	1.6023	0.7973	0.4075	0.2197	0.1283	0.0829	0.0594	0.0467	0.0393
10.5000	2.2188	1.1012	0.5615	0.3020	0.1760	0.1136	0.0812	0.0638	0.0536
10.7500	3.3118	1.6400	0.8344	0.4479	0.2606	0.1679	0.1199	0.0941	0.0789
11.0000	5.2523	2.5965	1.3190	0.7071	0.4108	0.2643	0.1885	0.1478	0.1239
11.2500	8.7006	4.2962	2.1800	1.1675	0.6777	0.4357	0.3106	0.2433	0.2038
11.5000	14.8300	7.3174	3.7106	1.9859	1.1521	0.7403	0.5275	0.4131	0.3460
11.7500	25.7251	12.6877	6.4313	3.4407	1.9953	1.2818	0.9130	0.7148	0.5986
12.0000	45.0869	22.2315	11.2663	6.0260	3.4940	2.2441	1.5982	1.2512	1.0476
12.2500	79.4786	39.1842	19.8549	10.6186	6.1561	3.9536	2.8155	2.2039	1.8452
12.5000	140.5147	69.2718	35.0984	18.7700	10.8814	6.9879	4.9761	3.8950	3.2609
12.7500	248.6697	122.5904	62.1134	33.2169	19.2564	12.3661	8.8059	6.8927	5.7705
13.0000	439.7944	216.8232	109.8636	58.7549	34.0623	21.8746	15.5772	12.1929	10.2078
13.2500	775.9070	382.5774	193.8719	103.6922	60.1189	38.6104	27.4962	21.5232	18.0193
13.5000	1361.9950	671.7170	340.4646	182.1299	105.6118	67.8359	48.3136	37.8210	31.6650
13.7500	2368.9851	1168.8291	592.6460	317.1341	183.9462	118.1772	84.1816	65.9069	55.1832
14.0000	4055.9995	2002.5652	1016.0117	543.9761	315.6643	202.8753	144.5558	113.1969	94.7893
14.2500	6766.0586	3344.3105	1698.4351	910.1340	528.5289	339.8832	242.2882	189.7865	158.9506
14.5000	10838.7000	5366.2300	2729.3274	1464.4458	851.3538	547.9644	390.8783	306.3126	256.5996

Apéndice C

Código para el cálculo de las propiedades físicas

En este apéndice se presenta el código desarrollado en IDL que se ha utilizado para calcular las propiedades físicas de las estrellas de la muestra del Capítulo 3. El procedimiento principal se presenta el primero de todos para después mostrar el resto de procedimientos que son llamados dentro del principal.

PRO TODAS: procedimiento principal que es al que se llama.

```
1 pro todas , filename , names ; 'filename' contiene los archivos
   que son llamados. 'names' contiene los nombres de las estrellas de la
   muestra.
2 openr , uni , filename , / get_lun
3 n_star=file_lines ( filename )
4 S=strarr ( n_star )
5 readf , uni , S
6 leer_todos_archivos , R_c24 , R_c25 , R_c27 , R_c28 , R_fe28 , R_fe33 , R_si51 , R_si53 ,
   R_si29
7 data_final=strarr ( 16 , n_star )
8 openr , tresi , names , / get_lun
9 S2=strarr ( n_star )
10 readf , tresi , S2
```

```

11
12 FOR w = 0,(n_star-1),1 DO begin
13     t_w=S[w]
14     name=S2[w]
15     set_plot , 'ps'
16     device , filename=t_w+'_'+name+'.eps' , /encapsulated
17     fit_final , R_c24 , R_c25 , R_c27 , R_c28 , R_fe28 , R_fe33 , R_si51 , R_si53 ,
        R_si29 , t_w , datos
18     device , /close
19     set_plot , 'x'
20     data_final [0,w] = t_w
21     data_final [1,w] = name
22     data_final [2:* ,w] = datos
23 ENDFOR
24 free_lun , uni
25 free_lun , tres_i
26
27 openw , dosi , 'data_final_resultados' , /get_lun ;me crea un archivo ascii
        donde me guardara todos los resultados
28
29 ns=n_star
30
31 FOR ifilas = 0, (ns-1) DO begin
32     printf , dosi , data_final [ * , ifilas ] , format = '(A10,A10,7F10.5 ,E15.5 ,
        F10.5 ,5E15.5) '
33 ENDFOR
34
35 free_lun , dosi
36
37 end

```

PRO LEER TODOS ARCHIVOS: procedimiento para leer y guardar las razones de las líneas del C II], Fe II] y Si II] respecto a la línea en 2326.11 Å del C II].

```

1 pro leer_todos_archivos , R_c24 , R_c25 , R_c27 , R_c28 , R_fe28 , R_fe33 , R_si51 ,
        R_si53 , R_si29

```

```

2 leer_matrices ,R_c24 , 'c2324_c2326_ratios '
3 leer_matrices ,R_c25 , 'c2325_c2326_ratios '
4 leer_matrices ,R_c27 , 'c2327_c2326_ratios '
5 leer_matrices ,R_c28 , 'c2328_c2326_ratios '
6 leer_matrices ,R_fe28 , 'fe2328_c2326_ratios '
7 leer_matrices ,R_fe33 , 'fe2333_c2326_ratios '
8 leer_matrices ,R_si51 , 'si2335_12_c2326_ratios '
9 leer_matrices ,R_si53 , 'si2335_32_c2326_ratios '
10 leer_matrices ,R_si29 , 'si2329_c2326_ratios '
11 return
12 end

```

PRO LEER_MATRICES: procedimiento para leer y guardar un archivo con filas y columnas en una matriz.

```

1 pro leer_matrices ,F, filename
2 openr , uni , filename , / get_lun
3 H=fltarr (61,60)
4 readf , uni , H
5 F=H
6 return
7 free_lun , uni
8 end

```

PRO FIT_FINAL: procedimiento que realiza los ajustes y encuentra el mejor para cada observación de la muestra.

```

1 pro fit_final , R_c24 , R_c25 , R_c27 , R_c28 , R_fe28 , R_fe33 , R_si51 , R_si53 , R_si29 ,
   filename , datos
2         lee_1 , H, filename           ; H me guarda en una matriz todos
   los datos de mi estrella , es decir , longitud de onda y flujo .
3         s=H[0 , *]
4 ;{ calculo x e y para el ajuste}
5         k1=min(where ( floor(s) eq 2323))
6         k2=min(where ( floor(s) eq 2338))
7         x=H[0 , k1 : k2]
8         y=H[1 , k1 : k2]

```

```

9          z=max(y)
10         FOR w = 0,20,1 DO begin ;para que me normalize el espectro
11             r=z*(10.^w)
12             IF r lt 10 THEN wexp = w
13         ENDFOR
14         y=y*10.^(wexp)
15 ;{ calculo x, y para el dibujo}
16         k3=min(where (floor(s) eq 2310))
17         k4=min(where (floor(s) eq 2338))
18         x_original = H[0,k3:k4]
19         y_original = H[1,k3:k4]*10.^(wexp)
20 ;{ calculo x, y para el continuo}
21         k5=min(where (floor(s) eq 2320))
22         k6=min(where (floor(s) eq 2323))
23         x_cont = H[0,k5:k6]
24         y_cont = H[1,k5:k6]*10.^(wexp)
25         cont=median(y_cont)
26 ;{ calculo la desviacion tipica de la media en el intervalo del continuo ,
           para luego calcular la SNR}
27         stat=moment(y_cont)
28         desv_tip=sqrt(stat[1])
29 ;{ calculo la altura de la linea 2332.02 para meterla como parametro
           inicial en el ajuste}
30         k7=min(where (floor(s) eq 2331))
31         k8=min(where (floor(s) eq 2333))
32         y_2332 = max(H[1,k7:k8]*10.^(wexp))-cont ;{ me da
           el maximo entre 2331 y 2332.}
33 ;{ calculo la altura maxima inicial de la gaussiana en 2326.11, que sera
           el maximo entre 2323 y 2330, para asegurarme que me coge el maximo en
           las lineas del CII y no en otro sitio.}
34         kmax = min(where (floor(s) eq 2330))
35         y_c = H[1,k1:kmax]*10.^(wexp)
36         maximo = max(y_c)
37         altura = maximo-cont
38 ;{ calculo el delta inicial.}

```

```

39         k9=where(y eq maximo)
40         n1=x[k9]-2326.11
41 ;{ inicializo .}
42         contador=0
43         a=dblarr(13)
44         chisqmin=2000
45 ;{ tomo el sigma inicial como 0.1}
46         sigmaini=0.1
47 ;{ pongo los pesos}
48         y=reform(y)
49         x=reform(x)
50         n=n_elements(y)
51         weights=1+fltarr(n)
52
53 ifin=R_c24[* ,0]
54 ifinal=n_elements( ifin )
55 jfin=R_c24[0 ,*]
56 jfinal=n_elements( jfin )
57 nsf=fltarr(3,3540)
58 nes=0
59 FOR i=1,(ifinal-1),1 DO BEGIN           ;la 'i' recorre las diferentes
        temperaturas y la 'j' las densidades.
60         FOR j=1,(jfinal-1),1 DO BEGIN
61             c24 = R_c24[i ,j]
62             c25 = R_c25[i ,j]
63             c27 = R_c27[i ,j]
64             c28 = R_c28[i ,j]
65             fe28 = R_fe28[i ,j]
66             fe33 = R_fe33[i ,j]
67             si51 = R_si51[i ,j]
68             si53 = R_si53[i ,j]
69             si29 = R_si29[i ,j]
70             a=[altura , n1 , sigmaini , y_2332 , c24 , c25 , c27 , c28 , fe28 , fe33 ,
                si51 , si53 , cont , si29 ]
71             fita =[1 ,1 ,1 ,1 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ]

```

```

72         yfit=curvefit_1(x,y,weights,a, fita=fita ,sigma ,chisq=chisq
           ,function_name = 'gauss_final',tol=1.e-03,status=
           status ,itmax=200,iter=iter ,/noderivative ,/double)
73     nsf[* ,nes]=[R_c25[i ,0] ,R_c25[0 ,j] ,chisq]
74     nes=nes+1
75     IF status eq 1 || status eq 2 THEN contador=contador+1
76     IF chisq lt chisqmin && status eq 0 THEN BEGIN ;en las
           siguientes variables me guardar\'a los datos
           correspondientes al mejor ajuste encontrado.
77         imin=i
78         jmin=j
79         contmin=a[12]
80         chisqmin=chisq
81         deltamin=a[1]
82         alturamin=a[0]
83         altura2332=a[3]
84         sigmamin=a[2]
85
86         ENDIF
87     ENDFOR
88
89 ENDFOR
90
91 ;{tomo los ratios del mejor ajuste.}
92     c24 = R_c24[imin ,jmin]
93     c25 = R_c25[imin ,jmin]
94     c27 = R_c27[imin ,jmin]
95     c28 = R_c28[imin ,jmin]
96     fe28 = R_fe28[imin ,jmin]
97     fe33 = R_fe33[imin ,jmin]
98     si51 = R_si51[imin ,jmin]
99     si53 = R_si53[imin ,jmin]
100    si29 = R_si29[imin ,jmin]
101 ;{tomo la temperatura y densidad del mejor ajuste.}
102    te = R_c25[imin ,0]

```

```

103     dens = R_c25[0 ,jmin]
104 ;{ahora hago el ajuste para los datos del mejor ajuste}
105 a=[altura ,n1 ,sigmaini ,y_2332 ,c24 ,c25 ,c27 ,c28 ,fe28 ,fe33 ,si51 ,si53 ,cont ,
     si29 ]
106 fita =[1 ,1 ,1 ,1 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ,0 ]
107 yfit=curvefit_1(x,y,weights ,a ,fita=fita ,sigma ,chisq=chisq ,function_name =
     'gauss_final ' ,tol=1.e-03,itmax=200,status=status ,iter=iter ,/
     noderivative ,/double)
108
109 ;{dibujo el ajuste primero y luego el original.}
110 lim_y=maximo+2
111 plot ,x ,yfit ,linestyle=2,thick=4,xtitle='Longitud de onda' ,ytitle=filename
     ,xrange=[2320,2340] ,yrange=[-0.5,lim_y]
112 oplot ,x_original ,y_original ,linestyle=0
113
114 ;{ahora me caculo la suma de las cinco gaussianas que pertenecen al CII y
     otros flujos.}
115 flujo_cii=alturamin*sigmaini*sqrt(2*!dpi)*(1+c24+c25+c27+c28)
116 flux_fe2328=alturamin*sigmaini*sqrt(2*!dpi)*fe28
117 flux_fe2332=sigmaini*sqrt(2*!dpi)*altura2332
118 flux_si2329=alturamin*sigmaini*sqrt(2*!dpi)*si29
119 flux_fe2333=alturamin*sigmaini*sqrt(2*!dpi)*fe33
120 flux_si2335=alturamin*sigmaini*sqrt(2*!dpi)*(si51+si53)
121
122 ;{ calculo la SNR}
123 snr=flujo_cii/desv_tip
124 ;{me guardo en un array todos los datos que me interesan para tenerlos
     fuera de este procedimiento}
125 datos=[contador ,te ,dens ,chisqmin ,alturamin ,deltamin ,sigmaini ,flujo_cii
     *10.^(-wexp) ,snr ,flux_fe2328*10.^(-wexp) ,flux_fe2332*10.^(-wexp) ,
     flux_si2329*10.^(-wexp) ,flux_fe2333*10.^(-wexp) ,flux_si2335*10.^(-wexp)
     )]
126
127
128 openw ,fati ,filename+'_data_cada_ajuste ' ,/get_lun ;me crea un

```

```

        archivo ascii para cada estrella/observacion y me guarda te, ne y
        chisq para cada ajuste.
129 printf ,fati ,nsf ,format='(3F10.5) '
130 free_lun ,fati
131
132
133 end

```

PRO LEE_1: procedimiento que guarda en una matriz la longitud de onda y flujo de cada una de las observaciones.

```

1 pro lee_1 ,H, filename
2 openr ,2, filename
3 nf=file_lines (filename)
4 H=fltarr (2, nf)
5 readf ,2, H
6 close ,2
7 end

```

PRO GAUSS_FINAL: procedimiento que construye el espectro simulado que consiste en 11 gaussianas centradas en las longitudes de onda correspondientes a las 11 líneas analizadas en el Capítulo 3 más el continuo.

```

1 PRO gauss_final ,X,A,F,PDER
2   COMPILE_OPT idl2 , hidden
3   ONERROR,2 ;Return to caller if an error occurs
4   n = n_elements(a)
5   nx = N_ELEMENTS(x)
6   Z = dblarr(nx,11) ;el tama~no de Z y Ez es el n\'umero de
   elementos de x (valores de la variable independiente) por el n\'
   umero de gaussianas (que en este caso son 11).
7   EZ = dblarr(nx,11)
8
9 ;A[1] es el delta con el que se pueden mover las longitudes de onda.
10 ;Z[* ,0] es la gaussiana en 2326 del C II.
11 ;Z[* ,1] es la gaussiana en 2324 del C II.
12 ;Z[* ,2] es la gaussiana en 2325 del C II.

```

```

13 ;Z[* ,3] es la gaussiana en 2327 del C II.
14 ;Z[* ,4] es la gaussiana en 2328 del C II.
15 ;Z[* ,5] es la gaussiana en 2328 del Fe II.
16 ;Z[* ,6] es la gaussiana en 2332.02 del Fe II.
17 ;Z[* ,7] es la gaussiana en 2333.52 del Fe II.
18 ;Z[* ,8] es la gaussiana en 2335.12 del Si II.
19 ;Z[* ,9] es la gaussiana en 2335.32 del Si II.
20 ;Z[* ,10] es la gaussiana en 2329.23 del Si II.
21
22 IF a[2] ne 0.0 THEN begin
23     Z[* ,0] = (X-(2326.11+A[1]))/A[2] ;GET Z, para la primera
           gaussiana
24     EZ[* ,0] = EXP(-Z[* ,0]^2/2.) ;GAUSSIAN PART
25     Z[* ,1] = (X-(2324.21+A[1]))/A[2] ;GET Z, para la segunda
           gaussiana
26     EZ[* ,1] = EXP(-Z[* ,1]^2/2.) ;GAUSSIAN PART
27     Z[* ,2] = (X-(2325.4+A[1]))/A[2]
28     EZ[* ,2] = EXP(-Z[* ,2]^2/2.)
29     Z[* ,3] = (X-(2327.64+A[1]))/A[2]
30     EZ[* ,3] = EXP(-Z[* ,3]^2/2.)
31     Z[* ,4] = (X-(2328.83+A[1]))/A[2]
32     EZ[* ,4] = EXP(-Z[* ,4]^2/2.)
33     Z[* ,5] = (X-(2328.11+A[1]))/A[2] ;gaussiana del Fe II 2328
34     EZ[* ,5] = EXP(-Z[* ,5]^2/2.)
35     Z[* ,6] = (X-(2332.02+A[1]))/A[2] ;gaussiana del Fe II
           2332. libre.
36     EZ[* ,6] = EXP(-Z[* ,6]^2/2.)
37     Z[* ,7] = (X-(2333.52+A[1]))/A[2] ;gaussiana del Fe II
           2333.52.
38     EZ[* ,7] = EXP(-Z[* ,7]^2/2.)
39     Z[* ,8] = (X-(2335.12+A[1]))/A[2] ;gaussiana del Si II
           2335.12.
40     EZ[* ,8] = EXP(-Z[* ,8]^2/2.)
41     Z[* ,9] = (X-(2335.32+A[1]))/A[2] ;gaussiana del Si II
           2335.32.

```

```

42      EZ[* ,9] = EXP(-Z[* ,9]^2/2.)
43      Z[* ,10] = (X-(2329.23+A[1]))/A[2]          ;gaussiana del Si II
          2329.23.
44      EZ[* ,10] = EXP(-Z[* ,10]^2/2.)
45  ENDIF else begin
46      z[* ,*] = REPLICATE(FIX(100, TYPE=SIZE(x,/TYPE)), nx)
47      ez[* ,*] = z[* ,*]*0
48  endelse
49
50  case n of
51      8: F = A[0]*EZ[* ,0] + A[0]*A[4]*EZ[* ,1] + A[0]*A[5]*EZ[* ,2] + A
          [0]*A[6]*EZ[* ,3] + A[0]*A[7]*EZ[* ,4] + A[0]*A[8]*EZ[* ,5] ;seis
          gaussianas.
52      9: F = A[0]*EZ[* ,0] + A[0]*A[4]*EZ[* ,1] + A[0]*A[5]*EZ[* ,2] + A
          [0]*A[6]*EZ[* ,3] + A[0]*A[7]*EZ[* ,4] + A[0]*A[8]*EZ[* ,5] + A
          [3]*EZ[* ,6] ;siete gaussianas.
53      12: F = A[0]*EZ[* ,0] + A[0]*A[4]*EZ[* ,1] + A[0]*A[5]*EZ[* ,2] + A
          [0]*A[6]*EZ[* ,3] + A[0]*A[7]*EZ[* ,4] + A[0]*A[8]*EZ[* ,5] + A
          [3]*EZ[* ,6] + A[0]*A[9]*EZ[* ,7] + A[0]*A[10]*EZ[* ,8] + A[0]*A
          [11]*EZ[* ,9] ;diez gaussianas y sumo el continuo.
54      13: F = A[0]*EZ[* ,0] + A[0]*A[4]*EZ[* ,1] + A[0]*A[5]*EZ[* ,2] + A
          [0]*A[6]*EZ[* ,3] + A[0]*A[7]*EZ[* ,4] + A[0]*A[8]*EZ[* ,5] + A
          [3]*EZ[* ,6] + A[0]*A[9]*EZ[* ,7] + A[0]*A[10]*EZ[* ,8] + A[0]*A
          [11]*EZ[* ,9] + A[12] ;diez gaussianas y sumo aqui el
          continuo.A[12] es el continuo, que le digo que tambien me lo
          ajuste.
55      14: F = A[0]*EZ[* ,0] + A[0]*A[4]*EZ[* ,1] + A[0]*A[5]*EZ[* ,2] + A
          [0]*A[6]*EZ[* ,3] + A[0]*A[7]*EZ[* ,4] + A[0]*A[8]*EZ[* ,5] + A
          [3]*EZ[* ,6] + A[0]*A[9]*EZ[* ,7] + A[0]*A[10]*EZ[* ,8] + A[0]*A
          [11]*EZ[* ,9] + A[12] + A[0]*A[13]*EZ[* ,10] ;once
          gaussianas y sumo aqui el continuo. A[12] es el continuo.
56
57  ENDCASE
58
59  IF NPARAMS(0) LE 3 THEN RETURN ;NEED PARTIAL?

```

```

60 ;
61 PDER = FLTARR(nx, n) ;YES, MAKE ARRAY.
62 PDER[* ,0] = EZ[* ,0] ;COMPUTE PARTIALS
63 IF a[2] ne 0. THEN PDER[* ,1] = A[0] * EZ[* ,0] * Z[* ,0]/A[2]
64 PDER[* ,2] = PDER[* ,1] * Z[* ,0]
65 IF n gt 3 THEN PDER[* ,3] = 1.
66 IF n gt 4 THEN PDER[* ,4] = X
67 IF n gt 5 THEN PDER[* ,5] = X^2
68 RETURN
69 END

```


Bibliografía

- Alexander, R. D., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2006, MNRAS, 369, 229
- Andre, P. 1997, Herbig-Haro Flows and the Birth of Stars, 182, 483
- Ardila, D. R., Basri, G., Walter, F. M., Valenti, J. A., & Johns-Krull, C. M. 2002a, ApJ, 566, 1100
- Ardila, D. R., Basri, G., Walter, F. M., Valenti, J. A., & Johns-Krull, C. M. 2002b, ApJ, 567, 1013
- Ardila, D. R., Herczeg, G. J., Gregory, S. G., et al. 2013, ApJS, 207, 1
- Ayres, T. R. 2010, ApJS, 187, 149
- Azevedo, R., Calvet, N., Hartmann, L., et al. 2006, A&A, 456, 225
- Bary, J. S., Weintraub, D. A., Shukla, S. J., Leisenring, J. M., & Kastner, J. H. 2008, ApJ, 678, 1088
- Berger, J.-P., Monnier, J. D., Millan-Gabet, R., et al. 2011, A&A, 529, L1
- Bertout, C., Basri, G., & Bouvier, J. 1988, ApJ, 330, 350
- Bertout, C., Robichon, N., & Arenou, F. 1999, A&A, 352, 574
- Bertout, C., Siess, L., & Cabrit, S. 2007, A&A, 473, L21
- Bouvier, J., Alencar, S. H. P., Harries, T. J., Johns-Krull, C. M., & Romanova, M. M. 2007, Protostars and Planets V, 479

- Bouvier, J., Cabrit, S., Fernandez, M., Martin, E. L., & Matthews, J. M. 1993, *A&A*, 272, 176
- Bouvier, J., Covino, E., Kovo, O., et al. 1995, *A&A*, 299, 89
- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, S. E., & Strom, K. M. 1990, *ApJ*, 354, 687
- Calvet, N., Basri, G., Imhoff, C. L., & Giampapa, M. S. 1985, *ApJ*, 293, 575
- Calvet, N., & Gullbring, E. 1998, *ApJ*, 509, 802
- Calvet, N., Muzerolle, J., Briceño, C., et al. 2004, *AJ*, 128, 1294
- Canuto, V. M., & Mazzitelli, I. 1991, *ApJ*, 370, 295
- Cassatella, A., Altamore, A., González-Riestra, R., et al. 2000, *APSS*, 141, 331
- Clarke, C. J., & Bouvier, J. 2000, *MNRAS*, 319, 457
- Coffey, D., Bacciotti, F., & Podio, L. 2008, *ApJ*, 689, 1112
- Coffey, D., Rigliaco, E., Bacciotti, F., Ray, T. P., & Eisloffel, J. 2012, *ApJ*, 749, 139
- Comerón, F., & Fernández, M. 2011, *A&A*, 528, A99
- Correia, S., Zinnecker, H., Ratzka, T., & Sterzik, M. F. 2006, *A&A*, 459, 909
- D'Antona, F., & Mazzitelli, I. 1997, *MEMSAI*, 68, 807
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., et al. 2009, *A&A*, 508, 833
- Dere, K. P., Landi, E., Mason, H. E., Monsignori Fossi, B. C., & Young, P. R. 1997, *A&AS*, 125, 149
- Donati, J.-F., Jardine, M. M., Gregory, S. G., et al. 2008, *MNRAS*, 386, 1234
- Ducati, J. R., Bevilacqua, C. M., Rembold, S. B., & Ribeiro, D. 2001, *ApJ*, 558, 309
- Edwards, S., Hartigan, P., Ghandour, L., & Andrulis, C. 1994, *AJ*, 108, 1056

Espaillet, C., D'Alessio, P., Hernández, J., et al. 2010, ApJ, 717, 441

France, K., Schindhelm, E., Herczeg, G. J., et al. 2012, ApJ, 756, 171

Font, A. S., McCarthy, I. G., Johnstone, D., & Ballantyne, D. R. 2004, ApJ, 607, 890

Furlan, E., Hartmann, L., Calvet, N., et al. 2006, ApJS, 165, 568

Ghosh, P., & Lamb, F. K. 1979, ApJ, 232, 259

Giampapa, M. S., Calvet, N., Imhoff, C. L., & Kuhl, L. V. 1981, ApJ, 251, 113

Gómez de Castro, A. I. 2009a, APSS, 320, 97

Gómez de Castro, A. I. 2009b, ApJL, 698, L108

Gómez de Castro, A. I. 2013a, Planets, Stars and Stellar Systems. Volume 4: Stellar Structure and Evolution, 279

Gómez de Castro, A. I. 2013b, ApJ, 775, 131

Gómez de Castro, A. I., & Fernández, M. 1996, MNRAS, 283, 55

Gómez de Castro, A. I., & Ferro-Fontán, C. 2005, MNRAS, 362, 569

Gomez de Castro, A. I., & Franqueira, M. 1997, ApJ, 482, 465

Gomez de Castro, A. I., & Lamzin, S. A. 1999, MNRAS, 304, L41

Gómez de Castro, A. I., López-Santiago, J., Talavera, A., Sytov, A. Y., & Bisikalo, D. 2013, ApJ, 766, 62

Gómez de Castro, A. I., & Marcos-Arenal, P. 2012, ApJ, 749, 190

Gómez de Castro, A. I., & Verdugo, E. 2001, ApJ, 548, 976

Gómez de Castro, A. I., & Verdugo, E. 2003, ApJ, 597, 443

Gómez de Castro, A. I., & Verdugo, E. 2007, ApJL, 654, L91

- Goodson, A. P., Böhm, K.-H., & Winglee, R. M. 1999, *ApJ*, 524, 142
- Goodson, A. P., & Winglee, R. M. 1999, *ApJ*, 524, 159
- Goodson, A. P., Winglee, R. M., & Boehm, K.-H. 1997, *ApJ*, 489, 199
- Güdel, M., Skinner, S. L., Audard, M., Briggs, K. R., & Cabrit, S. 2008, *A&A*, 478, 797
- Gullbring, E., Hartmann, L., Briceno, C., & Calvet, N. 1998, *ApJ*, 492, 323
- Hartigan, P., Edwards, S., & Ghandour, L. 1995, *ApJ*, 452, 736
- Hartmann, L. 2009, *Protostellar Jets in Context*, 23
- Hartmann, L., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R. D. 1986, *ApJ*, 309, 275
- Hartmann, L., Hinkle, K., & Calvet, N. 2004, *ApJ*, 609, 906
- Hayes, M. A., & Nussbaumer, H. 1984a, *A&A*, 134, 193
- Hayes, M. A., & Nussbaumer, H. 1984b, *A&A*, 139, 233
- Herczeg, G. J., & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 681, 594
- Herczeg, G. J., Linsky, J. L., Valenti, J. A., Johns-Krull, C. M., & Wood, B. E. 2002, *ApJ*, 572, 310
- Herczeg, G. J., Linsky, J. L., Walter, F. M., Gahm, G. F., & Johns-Krull, C. M. 2006, *ApJs*, 165, 256
- Howard, C. D., Sandell, G., Vacca, W. D., et al. 2013, *ApJ*, 776, 21
- Hughes, J., Hartigan, P., Krautter, J., & Kelemen, J. 1994, *AJ*, 108, 1071
- Hussain, G. A. J., Collier Cameron, A., Jardine, M. M., et al. 2009, *MNRAS*, 398, 189
- Imhoff, C. L., & Giampapa, M. S. 1980, *ApJl*, 239, L115

- Ingleby, L., Calvet, N., Herczeg, G., et al. 2013, *ApJ*, 767, 112
- Ingleby, L., Calvet, N., Hernández, J., et al. 2011, *AJ*, 141, 127
- Jayawardhana, R., Coffey, J., Scholz, A., Brandeker, A., & van Kerkwijk, M. H. 2006, *ApJ*, 648, 1206
- Johns-Krull, C. M. 2007, *ApJ*, 664, 975
- Johns-Krull, C. M., Valenti, J. A., & Linsky, J. L. 2000, *ApJ*, 539, 815
- Johns-Krull, C. M., Valenti, J. A., & Saar, S. H. 2004, *ApJ*, 617, 1204
- Keenan, F. P., Lennon, D. J., Johnson, C. T., & Kingston, A. E. 1986, *MNRAS*, 220, 571
- Koenigl, A. 1991, *ApJl*, 370, L39
- Kravtsova, A. S., & Lamzin, S. A. 2002, *Astronomy Letters*, 28, 676
- Kulkarni, A. K., & Romanova, M. M. 2013, *MNRAS*, 433, 3048
- Kundurthy, P., Meyer, M. R., Robberto, M., Beckwith, S. V. W., & Herbst, T. 2006, *AJ*, 132, 2469
- Kurosawa, R., & Romanova, M. M. 2013, *MNRAS*, 431, 2673
- Lada, C. J. 1987, *Star Forming Regions*, 115, 1
- Lamb, F. K. 1989, *Annals of the New York Academy of Sciences*, 571, 347
- Lamzin, S. A. 1998, *Astronomy Reports*, 42, 322
- Lamzin, S. A. 2000, *Astronomy Letters*, 26, 225
- Landi, E., Young, P. R., Dere, K. P., Del Zanna, G., & Mason, H. E. 2013, *ApJ*, 763, 86

- Lawson, W. A., Crause, L. A., Mamajek, E. E., & Feigelson, E. D. 2001, MNRAS, 321, 57
- López-Martínez, F., & Gómez de Castro, A. I. 2014, MNRAS, 442, 2951
- López-Martínez, F., & Gómez de Castro, A. I. 2015, MNRAS, 448, 484
- López-Santiago, J., Micela, G., Sciortino, S., et al. 2007, A&A, 463, 165
- Mamajek, E. E., Meyer, M. R., & Liebert, J. 2002, AJ, 124, 1670
- Manoj, P., Bhatt, H. C., Maheswar, G., & Muneer, S. 2006, ApJ, 653, 657
- Martin, S. C. 1996, ApJ, 470, 537
- McKee, C. F., & Ostriker, E. C. 2007, ARA &A, 45, 565
- Ménard, F., Bouvier, J., Dougados, C., Mel'nikov, S. Y., & Grankin, K. N. 2003, A&A, 409, 163
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, AJ, 114, 288
- Mohanty, S., & Shu, F. H. 2008, ApJ, 687, 1323
- Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 1998, ApJ, 492, 743
- Muzerolle, J., Calvet, N., & Hartmann, L. 2001, ApJ, 550, 944
- Muzerolle, J., Calvet, N., Hartmann, L., & D'Alessio, P. 2003, ApJl, 597, L149
- Nguyen, D. C., Brandeker, A., van Kerkwijk, M. H., & Jayawardhana, R. 2012, ApJ, 745, 119
- Nguyen, D. C., Jayawardhana, R., van Kerkwijk, M. H., et al. 2009, ApJ, 695, 1648
- Petrov, P. P., & Herbig, G. H. 2008, AJ, 136, 676
- Preibisch, T., & Smith, M. D. 1997, A&A, 322, 825

- Pudritz, R. E. 1990, *Submillimetre Astronomy*, 158, 135
- Pudritz, R. E., Ouyed, R., Fendt, C., & Brandenburg, A. 2007, *Protostars and Planets V*, 277
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2004, *ApJ*, 610, 920
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., & Lovelace, R. V. E. 2012, *MNRAS*, 421, 63
- Romanova, M. M., Ustyugova, G. V., Koldoba, A. V., Wick, J. V., & Lovelace, R. V. E. 2003, *ApJ*, 595, 1009
- Sacco, G. G., Flaccomio, E., Pascucci, I., et al. 2012, *ApJ*, 747, 142
- Sachkov, M., Shustov, B., & Gómez de Castro, A. I. 2014, *Advances in Space Research*, 53, 990
- Salyk, C., Herczeg, G. J., Brown, J. M., et al. 2013, *ApJ*, 769, 21
- Sartoretti, P., Brown, R. A., Latham, D. W., & Torres, G. 1998, *A&A*, 334, 592
- Sestito, P., Palla, F., & Randich, S. 2008, *A&A*, 487, 965
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Snell, R. L., Loren, R. B., & Plambeck, R. L. 1980, *ApJ*, 239, L17
- Steffen, A. T., Mathieu, R. D., Lattanzi, M. G., et al. 2001, *AJ*, 122, 997
- Stempels, H. C., Gahm, G. F., & Petrov, P. P. 2007, *A&A*, 461, 253
- Stempels, H. C., & Piskunov, N. 2002, *A&A*, 391, 595

- Stencel, R. E., Linsky, J. L., Brown, A., et al. 1981, MNRAS, 196, 47P
- Sterzik, M. F., Alcalá, J. M., Covino, E., & Petr, M. G. 1999, A&A, 346, L41
- St-Onge, G., & Bastien, P. 2008, ApJ, 674, 1032
- Talavera, A., & Gomez de Castro, A. I. 1987, A&A, 181, 300
- Uchida, Y., & Shibata, K. 1984, PASJ, 36, 105
- Unruh, Y. C., Collier Cameron, A., & Guenther, E. 1998, MNRAS, 295, 781
- Valencic, L. A., Clayton, G. C., & Gordon, K. D. 2004, ApJ, 616, 912
- von Rekowski, B., & Brandenburg, A. 2004, A&A, 420, 17
- von Rekowski, B., & Brandenburg, A. 2006, Astronomische Nachrichten, 327, 53
- Wang, H., Apai, D., Henning, T., & Pascucci, I. 2004, ApJL, 601, L83
- White, R. J., & Ghez, A. M. 2001, ApJ, 556, 265
- Woitke, P., Riaz, B., Duchêne, G., et al. 2011, A&A, 534, A44
- Yang, H., Herczeg, G. J., Linsky, J. L., et al. 2012, ApJ, 744, 121
- Yang, H., Johns-Krull, C. M., & Valenti, J. A. 2008, AJ, 136, 2286