

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera



**LAS CORONAS ESTELARES DE LOS SISTEMAS BINARIOS
ACTIVOS**

MEMORIA PARA OPTAR AL GRADO DE DOCTOR

PRESENTADA POR

Jorge Sanz Forcada

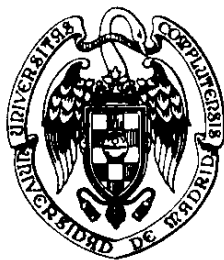
Bajo la dirección de los doctores

Andrea K. Dupree

Manuel Cornide Castro - Piñeiro

Madrid, 2001

ISBN: 84-669-1767-5



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID
FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS
DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

LAS CORONAS ESTELARES DE LOS
SISTEMAS BINARIOS ACTIVOS

Jorge Sanz Forcada
Madrid, 2001

LAS CORONAS ESTELARES DE LOS
SISTEMAS BINARIOS ACTIVOS

Tesis propuesta para la obtención del grado de
Doctor en Ciencias Físicas

CANDIDATO
Jorge Sanz Forcada

DIRECTORES
Dra. Andrea Dupree
Profesor Manuel Cornide

Tutor
Profesor Manuel Cornide

Departamento de Astrofísica
Universidad Complutense de Madrid

Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics

Junio 2001

A mis padres

AGRADECIMIENTOS

Son muchas las personas que han colaborado de forma directa o indirecta a la realización de esta tesis, pero sin duda alguna es a la Dra. Andrea K. Dupree a quien más debo agradecer. Este trabajo no habría sido posible sin sus extensos conocimientos sobre las capas exteriores de las estrellas frías, y el aprendizaje adquirido durante estos 3 años bajo su supervisión ha sido tremendamente enriquecedor. Ha sido todo un privilegio para mí poder trabajar con una de las personas más expertas en la materia en el Mundo. Al Profesor D. Manuel Cornide debo en buena parte también el haber llegado hasta aquí, dado el apoyo que siempre me prestó desde el comienzo de mi doctorado, y con el que he contado en todo momento durante estos años. Este trabajo también se ha visto enriquecido gracias al interés mostrado en todo momento por la Dra. Nancy S. Brickhouse, quien desde el principio me prestó toda su ayuda para la realización de este trabajo, poniendo a mi disposición los modelos de emisión atómica que son la base de este trabajo y resolviendo cualquier duda al respecto.

Esta tesis ha podido ser llevada a cabo gracias a los medios puestos a mi disposición por el *Smithsonian Astrophysical Observatory*, en el *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics* (Cambridge, Massachusetts, Estados Unidos), proporcionando no sólo una beca para la realización de esta tesis, sino el ambiente científico más apropiado con que puede contar cualquier astrofísico. También tengo que agradecer los medios puestos a mi disposición por Departamento de Astrofísica de la Universidad Complutense de Madrid y el Real Colegio Complutense en Harvard, sin los cuales habría sido mucho más difícil el desarrollo de esta tesis.

Entre la gente a la que sin duda debo agradecer están los miembros del grupo de Actividad Estelar en el Dpto. de Astrofísica de la UCM, los profesores Dña. María José Fernández, Dña. Elisa de Castro y el Dr. David Montes, con quienes he compartido muchas horas de trabajo en el ámbito de la actividad estelar, al igual que el ya mencionado profesor D. Manuel Cornide. También ha sido de gran valor el apoyo prestado por el resto de los miembros del Departamento, D. Manuel Rego, D. Javier Gorgas, D. Jaime Zamorano, D. Jesús Gallego, D. Nicolás Cardiel, D. Santos Pedraz, así como el de otras personas que ya no se encuentran en dicho Departamento, como D. Luis Felipe Miranda, D. Oscar Alonso, Dña. Almudena Alonso, Dña. Rosario Lorente y en especial D. David Barrado cuya ayuda fue fundamental en el comienzo de la estancia en el *Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics*.

Quiero agradecer al *Osservatorio Astronomico di Palermo* la hospitalidad prestada durante la estancia de tres semanas en dicho centro. Allí fue de gran ayuda en la comprensión de los modelos de bucles coronales, el profesor Giovanni Peres, y fueron muy valiosos los comentarios proporcionados por el resto del personal, en especial Giusi Micela, Salvatore Sciortino, Antonio Maggio, Fabio Reale y Salvatore Orlando. También han sido muy valiosos los consejos y toda la ayuda prestada durante estos tres años por el Dr. Benjamín Montesinos, siempre disponible en cualquier duda sobre el estudio de las coronas, el Dr. Dimitar Sasselov, todo un experto en la emisión de plasmas en estrellas frías, y el Dr. Guillermo Torres, uno de los mayores especialistas en el estudio de sistemas binarios. A Lucas Macri y Massimo Marengo debo buena parte de los pequeños detalles de esta tesis gracias a la ayuda en las pequeñas dudas del día a día y la valiosas conversaciones

científicas con ellos mantenidas.

Al Dr. Edward Guinan debo la obtención de datos útiles para comparar las observaciones de λ And con curvas fotométricas por ellos obtenidas, y al Dr. Damien Christian, del *Center for Extreme Ultraviolet Astrophysics* en Berkeley, siempre preparado para prestar cualquier ayuda necesaria con los múltiples problemas surgidos en la reducción de datos usados en esta tesis.

Por último, y para no extenderme más en una lista que nunca acabaría, quiero agradecer a mi familia, y en especial a mis padres, Milagros y Emilio, quienes siempre, incluso en los momentos más difíciles, me apoyaron en mi vocación investigadora.

Cambridge, Massachusetts, Junio del 2001

Prefacio

El estudio de las coronas estelares cuenta, como tantos otros campos en la Astrofísica, con la gran limitación que supone la falta de resolución espacial que permita discernir las estructuras responsables de su emisión. Por otra parte las características propias de las coronas, con temperaturas superiores al millón de grados, hacen prácticamente imposible su estudio con telescopios en Tierra, siendo los satélites de observación en el *Extremo Ultravioleta* (EUV) y Rayos-X la base de la investigación en este campo. Debido a la mencionada falta de resolución espacial, se suele recurrir al empleo de la *Distribución de la Medida de Emisión* (EMD), una función que da idea de la forma en que se distribuye la materia con la temperatura en la corona estelar.

En los últimos veinticinco años se han venido obteniendo espectros de baja resolución o fotometría básica en los rangos de las altas energías que debido a la escasa resolución espectral ha permitido obtener una idea simplificada de la emisión de la corona mediante ajustes de dichos espectros con coronas emitiendo en un pequeño número de temperaturas (normalmente 2 temperaturas). La verdadera estructura de las coronas estelares no ha empezado a conocerse hasta la llegada del satélite EUVE, que mediante la obtención de espectros de alta resolución ha permitido el uso de los flujos individuales de líneas espectrales formadas en el rango de temperaturas entre $\sim 5 \times 10^5 K$ y $\sim 6 \times 10^7 K$ para obtener las primeras *distribuciones* auténticas de la medida de emisión. Lamentablemente la mayoría de los estudios publicados aplicando los modelos de emisión atómica para explicar las observaciones, no aprovechan todo el potencial de los mismos, limitándose a hacer ajustes con 2 temperaturas, o empleando ajustes globales al espectro con dudosa fiabilidad, o en el mejor de los casos suponiendo que toda la emisión de cada línea espectral procede de una sola temperatura.

A lo largo de esta tesis se describe el comportamiento de las coronas estelares en 30 estrellas de últimos tipos, a través del análisis de los datos proporcionados por el *Explorador del Extremo Ultravioleta* (EUVE) a lo largo de 9 años de funcionamiento, mediante el estudio de sus curvas de luz y espectros, y el aprovechamiento de estos espectros para la estimación de la EMD empleando *todo* el rango de emisión proporcionado por los modelos atómicos para las líneas espectrales de iones de Fe IX–XXIV. El cálculo de la EMD ha sido aplicado a 22 sistemas binarios activos (principalmente estrellas de tipo RS CVn o BY Dra) y 6 estrellas aisladas o con compañeras en órbita lejana, limitándose el estudio a las curvas de luz para dos sistemas binarios activos y eclipsantes. El estudio de la EMD en la corona ha sido extendido a la región de transición mediante la inclusión en el análisis en primera aproximación de líneas medidas por el Explorador Internacional Ultravioleta (IUE) procedentes de iones de C, O, Si y N.

El análisis de estos datos ha dado lugar a la identificación de coronas que se encuentran en estado activo con mucha frecuencia, con emisiones de fulgu-

raciones que multiplican la luz de la estrella en el rango EUV hasta por un factor 17, y la observación de modulación rotacional en algunos casos, no sólo dada por la presencia de eclipses en algunas estrellas. El estudio de los espectros ha mostrado incrementos muy destacables en la intensidad de las líneas de altos estados de ionización del hierro durante fulguraciones, aumentos que se hacen crecientes según se aumenta el estado de ionización. Los cocientes de flujos de las líneas han permitido la estimación de densidades electrónicas de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 11.5 - 13.5$ para $T \sim 10^7 K$. Por último, el análisis de la EMD en los sistemas, principal objetivo de este trabajo, ha mostrado unas sorprendentes similitudes entre la mayoría de las estrellas, independientemente de factores como la clase de luminosidad, el periodo de rotación o la edad de la estrella. Como características a destacar se encuentra la presencia de una estrecha elevación en la medida de emisión, más conocida con el término inglés *bump* (traducible como “joroba”) presente en torno a $\sim 8 \times 10^6 K$, y con una tendencia general en la EMD en función de la temperatura, primero decreciente, entre $\sim 10^4 K$ y $\sim 10^5 K$, para luego pasar a ser creciente entre $\sim 10^6 K$ y la joroba, con un mínimo no bien acotado, pero presente entre $\sim 10^5 K$ y $\sim 10^6 K$, dependiendo del caso. Además, es posible que se encuentre una segunda joroba con temperaturas similares al máximo de emisión en los casos de poca actividad como el solar (donde se encuentra en torno a $\sim 2 \times 10^6 K$).

Finalmente se ha propuesto, como explicación mas plausible a las distribuciones observadas, el balance entre bucles con diferentes temperaturas máximas de emisión como responsable de la forma general de la EMD, observándose una coincidencia notable en la observación de dos temperaturas en que encuentran sus máximos estos bucles, y que no están relacionadas en absoluto con los ajustes de dos temperaturas antes mencionados.

Tan solo añadir un par de notas referente al estilo seguido en esta tesis. El lector puede encontrar útil la inclusión de un índice de materias al final de la tesis, índice que incluye referencias a todos los objetos estudiados, resaltando en **negrita** las referencias a figuras en las que aparecen dichos objetos. En cuanto a la redacción del texto, la mayor parte del mismo ha sido pensado y escrito en inglés primero y luego traducido al castellano. Aunque se ha hecho un esfuerzo por intentar que las expresiones no tengan la estructura original del inglés, sin duda ha habido párrafos traducidos de forma un tanto más deficiente, por lo que pido perdón por adelantado por los posibles fallos de expresión idiomática que se puedan encontrar a lo largo del texto.

Índice General

| | | |
|----------|--|-----------|
| 1 | Introducción | 1 |
| 1.1 | EUVE y las coronas estelares | 2 |
| 1.2 | Idea general de esta tesis | 3 |
| 1.3 | Sistemas Binarios Activos | 3 |
| 1.4 | Fulguraciones | 4 |
| 1.5 | La Distribución de la Medida de Emisión | 5 |
| 1.5.1 | 2-T vs EMD continua | 6 |
| 1.6 | Objetivos | 7 |
| 1.7 | Estructura de esta tesis | 8 |
| 2 | EUVE: El satélite | 9 |
| 2.1 | Objetivos científicos e idea general de los instrumentos | 9 |
| 2.2 | El espectrómetro EUVE | 10 |
| 2.3 | El problema del área de baja ganancia | 10 |
| 2.4 | Reducción de los datos | 11 |
| 2.4.1 | Conversión de datos a formato QPOE | 11 |
| 2.4.2 | Curvas de luz y extracción de los espectros | 12 |
| 2.5 | Efectos sobre las medidas de los flujos de las líneas | 14 |
| 3 | Curvas de luz en el EUV | 17 |
| 3.1 | Introducción | 17 |
| 3.2 | Descripción individual | 19 |
| 3.2.1 | β Cet | 19 |
| 3.2.2 | CF Tuc | 19 |
| 3.2.3 | AY Cet | 21 |
| 3.2.4 | AR Psc | 21 |
| 3.2.5 | CC Eri | 22 |
| 3.2.6 | VY Ari | 22 |
| 3.2.7 | ϵ Eri | 23 |
| 3.2.8 | Capella | 24 |
| 3.2.9 | AB Dor | 24 |
| 3.2.10 | YY Gem | 26 |
| 3.2.11 | Procyon | 27 |
| 3.2.12 | BF Lyn | 27 |
| 3.2.13 | LQ Hya | 28 |

| | | |
|----------|--|-----------|
| 3.2.14 | DH Leo | 28 |
| 3.2.15 | ξ UMa B | 28 |
| 3.2.16 | BH CVn | 30 |
| 3.2.17 | α Cen | 30 |
| 3.2.18 | σ^2 CrB | 30 |
| 3.2.19 | V824 Ara | 31 |
| 3.2.20 | V478 Lyr | 31 |
| 3.2.21 | ER Vul | 31 |
| 3.2.22 | FK Aqr | 32 |
| 3.2.23 | BY Dra | 32 |
| 3.2.24 | Algol | 33 |
| 3.3 | Casos especiales | 33 |
| 3.3.1 | UX Ari | 35 |
| 3.3.2 | V711 Tau | 36 |
| 3.3.3 | σ Gem | 38 |
| 3.3.4 | AR Lac | 39 |
| 3.3.5 | λ And | 40 |
| 3.3.6 | II Peg | 43 |
| 3.4 | Variaciones estacionales | 43 |
| 3.5 | Variaciones de corta duración | 46 |
| 3.6 | Fulguraciones | 46 |
| 3.7 | Modulación rotacional | 50 |
| 3.7.1 | Las fulguraciones de V711 Tau | 51 |
| 4 | Espectroscopía con EUVE | 55 |
| 4.1 | Absorción por el Medio Interestelar | 56 |
| 4.2 | Reducción de los espectros | 58 |
| 4.3 | Aspectos generales de los espectros EUVE | 59 |
| 4.4 | Continuo | 61 |
| 4.5 | Superposición de líneas espectrales | 64 |
| 4.5.1 | Superposición de líneas de hierro | 65 |
| 4.5.2 | Superposición de líneas de otros elementos | 67 |
| 4.6 | Determinación de la densidad electrónica | 69 |
| 5 | Los espectros de la región UV | 73 |
| 5.1 | Introducción | 73 |
| 5.2 | Espectros de IUE | 74 |
| 5.3 | Los casos de ξ UMa y α Cen | 75 |
| 6 | La Distribución de la Medida de Emisión | 77 |
| 6.1 | Definición | 77 |
| 6.2 | Diferentes aproximaciones a los cálculos de la Medida de Emisión | 78 |
| 6.2.1 | Modelos de ajuste espectral | 78 |
| 6.2.2 | Modelos basados en líneas | 80 |
| 6.3 | EMD y DEM | 81 |
| 6.4 | El Método | 82 |

| | | |
|----------|---|------------|
| 6.4.1 | Los modelos de emisión atómica | 84 |
| 6.4.2 | Problemas de este método | 86 |
| 6.5 | Correcciones para comparar con otras EMDs | 86 |
| 6.6 | Un ejemplo: λ And | 87 |
| 6.6.1 | Análisis de datos | 90 |
| 6.6.2 | Discusión | 94 |
| 6.6.3 | Conclusiones | 100 |
| 7 | Cambios en la EMD durante fulguraciones | 101 |
| 7.1 | Introducción | 101 |
| 7.2 | Análisis de datos | 103 |
| 7.3 | Descripción individual | 106 |
| 7.3.1 | UX Ari | 106 |
| 7.3.2 | V711 Tau | 108 |
| 7.3.3 | σ Gem | 116 |
| 7.3.4 | II Peg | 118 |
| 7.3.5 | AR Lac | 119 |
| 7.4 | Discusión | 120 |
| 7.4.1 | Cambios espectrales | 120 |
| 7.4.2 | Densidades electrónicas | 122 |
| 7.4.3 | Distribución de la medida de emisión | 123 |
| 7.5 | Conclusiones | 123 |
| 8 | Descripción individual | 125 |
| 8.1 | β Cet | 125 |
| 8.2 | AY Cet | 126 |
| 8.3 | AR Psc | 126 |
| 8.4 | CC Eri | 126 |
| 8.5 | VY Ari | 130 |
| 8.6 | ϵ Eri | 130 |
| 8.7 | Capella | 134 |
| 8.8 | AB Dor | 134 |
| 8.9 | YY Gem | 137 |
| 8.10 | Procyon | 137 |
| 8.11 | BF Lyn | 137 |
| 8.12 | LQ Hya | 137 |
| 8.13 | DH Leo | 141 |
| 8.14 | ξ UMa B | 141 |
| 8.15 | BH CVn | 144 |
| 8.16 | α Cen | 144 |
| 8.17 | σ^2 CrB | 144 |
| 8.18 | V824 Ara | 148 |
| 8.19 | V478 Lyr | 148 |
| 8.20 | ER Vul | 148 |
| 8.21 | FK Aqr | 153 |
| 8.22 | BY Dra | 153 |

| | | |
|-----------|--|------------|
| 9 | Relación entre los parámetros estelares y la EMD | 159 |
| 10 | Enlace con los modelos | 161 |
| 10.1 | EMD en el Sol | 162 |
| 10.2 | Modelos de bucles estáticos | 163 |
| 10.2.1 | Bucles en expansión | 164 |
| 10.3 | Modelos de calentamiento por micro-fulguraciones | 164 |
| 10.4 | Bucles dinámicos | 165 |
| 10.5 | Intentos de explicar las observaciones de EUVE | 166 |
| 10.6 | Conclusiones | 167 |
| 11 | Discusión general | 169 |
| 11.1 | Visión general de la EMD | 169 |
| 11.2 | Propuesta para explicar las observaciones | 170 |
| 11.3 | Prospectivas futuras | 171 |
| 12 | Conclusiones | 173 |
| A | Flujos medidos en las líneas de EUVE | 175 |

Índice de Figuras

| | | |
|------|---|----|
| 2.1 | Área efectiva de los espectrómetros en EUVE | 13 |
| 2.2 | Efectos instrumentales en el espectro SW de λ And | 14 |
| 3.1 | Curvas de luz de α Cen | 19 |
| 3.2 | Curvas de luz de Procyon y β Cet | 20 |
| 3.3 | Curvas de luz de ϵ Eri y AY Cet | 22 |
| 3.4 | Curvas de luz de Algol, CF Tuc, ER Vul y DH Leo | 23 |
| 3.5 | Curvas de luz de YY Gem, CC Eri y V824 Ara | 24 |
| 3.6 | Curvas de luz de σ^2 CrB, V478 Lyr, BH CVn y LQ Hya | 25 |
| 3.7 | Curvas de luz de AB Dor y FK Aqr | 26 |
| 3.8 | Curvas de luz de FK Aqr y ξ UMa B | 27 |
| 3.9 | Curvas de luz de BY Dra y AR Psc | 29 |
| 3.10 | Curvas de luz de BF Lyn y VY Ari | 30 |
| 3.11 | Curvas de luz de UX Ari | 32 |
| 3.12 | Curvas de luz de AR Lac y V711 Tau | 33 |
| 3.13 | Curvas de luz de V711 Tau | 34 |
| 3.14 | Curvas de luz de V711 Tau | 35 |
| 3.15 | Curvas de luz de II Peg | 36 |
| 3.16 | Curvas de luz de λ And, II Peg y σ Gem | 37 |
| 3.17 | Curvas de luz de σ Gem | 38 |
| 3.18 | Vista ampliada de dos fulguraciones en λ And y AR Lac | 39 |
| 3.19 | Curvas de luz de algunas líneas espectrales | 41 |
| 3.20 | Curvas de luz de algunas líneas espectrales | 44 |
| 3.21 | Curvas de luz de algunas líneas espectrales | 45 |
| 3.22 | Curvas de luz de algunas líneas espectrales | 47 |
| 3.23 | Absorción causada por material cromosférico extendido en AR Lac | 48 |
| 3.24 | Simulación de la posición de una fulguración en V711 Tau | 51 |
| 3.25 | Efectos aparentes producidos por la rotación sobre las fulguraciones | 52 |
| 4.1 | Absorción por el medio interestelar en el rango EUV | 56 |
| 4.2 | Emisión del continuo a partir de modelos de una sola temperatura | 57 |
| 4.3 | Espectros SW y MW de α Cen y Procyon | 59 |
| 4.4 | Espectros LW de α Cen, Procyon, ϵ Eri, V711 Tau, ξ UMa y σ^2 CrB | 60 |
| 4.5 | Espectros SW y MW de ϵ Eri y ξ UMa B | 61 |
| 4.6 | Espectros SW y MW de LQ Hya, BY Dra y β Cet | 62 |
| 4.7 | Espectros SW y MW de AY Cet, V824 Ara y AB Dor | 63 |

| | | |
|------|---|-----|
| 4.8 | Espectros SW y MW de CC Eri y YY Gem. | 64 |
| 4.9 | Espectros SW y MW de BF Lyn y BH CVn | 65 |
| 4.10 | Espectros SW y MW de ER Vul y DH Leo | 66 |
| 4.11 | Espectros SW y MW de AR Psc, V478 Lyr y VY Ari | 67 |
| 4.12 | Espectros SW y MW de σ^2 CrB y FK Aqr | 68 |
| 4.13 | Espectros SW y MW de λ And y AR Lac | 69 |
| 4.14 | Espectros SW y MW de UX Ari y σ Gem | 70 |
| 4.15 | Espectros SW y MW de V711 Tau e II Peg | 71 |
| 5.1 | Espectros IUE de α Cen y ξ UMa | 75 |
| 6.1 | Método para el cálculo de la EMD | 83 |
| 6.2 | Curva de luz de λ And | 88 |
| 6.3 | Espectros SW de λ And | 89 |
| 6.4 | Espectros MW de λ And | 90 |
| 6.5 | Densidad electrónica en λ And | 92 |
| 6.6 | EMD de λ And | 95 |
| 6.7 | Comparacion de la EMD entre los intervalos de λ And | 96 |
| 6.8 | Cambios en los flujos de las líneas durante fulguraciones en λ And | 97 |
| 6.9 | Comparacion entre la EMD de λ And, Capella y 44 Boo | 99 |
| 7.1 | Cambios espectrales durante fulguraciones (UX Ari y V711 Tau) | 102 |
| 7.2 | Cambios espectrales durante fulguraciones (σ Gem y II Peg) | 103 |
| 7.3 | Cambios espectrales durante fulguraciones (AR Lac) | 104 |
| 7.4 | Cociente de flujos entre las fulguraciones y los estados quiescentes | 105 |
| 7.5 | Densidad electrónica encontrada en 6 estrellas | 107 |
| 7.6 | EMD de UX Ari | 109 |
| 7.7 | EMD de V711 Tau | 110 |
| 7.8 | EMD of σ Gem | 111 |
| 7.9 | EMD of II Peg | 112 |
| 7.10 | EMD de AR Lac | 113 |
| 7.11 | Cambios en la EMD durante fulguraciones en UX Ari, V711 Tau, II Peg y σ Gem | 115 |
| 7.12 | Cambios en la EMD durante una fulguración en AR Lac | 116 |
| 7.13 | Comparación de la EMD de varias estrellas | 117 |
| 8.1 | Distribución de la medida de emisión de β Cet | 127 |
| 8.2 | Distribución de la medida de emisión de AY Cet | 128 |
| 8.3 | Distribución de la medida de emisión de AR Psc | 129 |
| 8.4 | Distribución de la medida de emisión de CC Eri | 131 |
| 8.5 | Distribución de la medida de emisión de VY Ari | 132 |
| 8.6 | Distribución de la medida de emisión de ϵ Eri | 133 |
| 8.7 | Distribución de la medida de emisión de Capella | 135 |
| 8.8 | Distribución de la medida de emisión de AB Dor | 136 |
| 8.9 | Distribución de la medida de emisión de YY Gem | 138 |
| 8.10 | Distribución de la medida de emisión de Procyon | 139 |
| 8.11 | Distribución de la medida de emisión de BF Lyn | 140 |

| | | |
|------|---|-----|
| 8.12 | Distribución de la medida de emisión de LQ Hya | 142 |
| 8.13 | Distribución de la medida de emisión de DH Leo | 143 |
| 8.14 | Distribución de la medida de emisión de ξ UMa B | 145 |
| 8.15 | Distribución de la medida de emisión de BH CVn | 146 |
| 8.16 | Distribución de la medida de emisión de α Cen | 147 |
| 8.17 | Distribución de la medida de emisión de σ^2 CrB | 149 |
| 8.18 | Distribución de la medida de emisión de V824 Ara | 150 |
| 8.19 | Distribución de la medida de emisión de V478 Lyr | 151 |
| 8.20 | Distribución de la medida de emisión de ER Vul | 152 |
| 8.21 | Distribución de la medida de emisión de FK Aqr | 154 |
| 8.22 | Distribución de la medida de emisión de BY Dra | 155 |
| 10.1 | EMD estimada a partir de la observación global del Sol | 162 |
| 10.2 | Bucles estáticos aplicados a espectros de baja resolución | 165 |
| 10.3 | Modelo de bucles dinámicos aplicado a la EMD de AB Dor | 166 |

Índice de Tablas

| | | |
|-----|---|-----|
| 3.1 | Parámetros estelares | 18 |
| 4.1 | Tiempos de exposición de los espectros EUVE | 58 |
| 4.2 | Densidad electrónica calculada para Fe XIX–XXII | 72 |
| 5.1 | Líneas de IUE medidas en α Cen A y B, y ξ UMa A y B | 74 |
| 5.2 | Flujos de las líneas medidos en espectros de baja resolución de IUE | 76 |
| 6.1 | Flujos de las líneas medidas en el espectro sumado de EUVE en λ And | 91 |
| 6.2 | Valores de la EMD para los distintos segmentos | 93 |
| 6.3 | Flujos de las fulguraciones en la banda 80–170 Å | 94 |
| 7.1 | Valores de la EMD en diferentes estados de actividad | 121 |
| 7.2 | Cambios en la pendiente de la EMD durante las fulguraciones | 122 |
| 8.1 | EMD de las estrellas con un solo intervalo considerado (I) | 156 |
| 8.2 | EMD de las estrellas con un solo intervalo considerado (II) | 157 |
| 9.1 | Comparacion entre parámetros estelares y medida de emisión | 160 |
| A.1 | Flujos de las líneas medidos en EUVE | 175 |
| A.2 | Flujos de las líneas medidos en EUVE | 177 |
| A.3 | Flujos de las líneas medidos en EUVE | 179 |
| A.4 | Flujos de las líneas medidos en EUVE | 181 |

Capítulo 1

Introducción

En los últimos 40 años se ha producido un gran avance en la investigación astronómica, debido principalmente a la adquisición de observaciones directamente desde el espacio y no sólo desde telescopios en la Tierra. La capacidad de obtener información fuera de la atmósfera terrestre ha permitido superar el problema que supone la absorción atmosférica en diferentes regiones del espectro electromagnético, ahora abiertas a su estudio gracias al uso de satélites y cohetes. Uno de los aspectos que más se ha beneficiado de estos avances, es el estudio de material emisor con altas temperaturas, a través de observaciones en longitudes de onda corta. Ultravioleta (UV, desde ~ 912 a 3040 \AA), extremo-ultravioleta (EUV, desde ~ 70 a 912 \AA), rayos-X (~ 0.1 a 124 \AA , i.e., $\sim 124 \text{ keV}$ a 100 eV), y rayos- γ (a energías más allá de los $\sim 100 \text{ keV}$), constituyen lo que se conoce como la *astrofísica de altas energías*. Se puede encontrar un buen compendio de procesos físicos relacionados con la astrofísica de altas energías en Longair (1992).

Aunque involucrada en muchos fenómenos astronómicos, una de las materias más importantes que estudia la astrofísica de altas energías es la estructura externa estelar, en especial la región de transición y las coronas de las estrellas. El estudio de coronas estelares requiere la observación de materia con temperaturas superiores a 1 MK , sólo accesible a través del análisis de luz en el EUV y rayos-X, dado que en el visible sólo es posible observar la luz dispersada por electrones en la corona, y la información disponible en radio-ondas es muy limitada.

La primera observación no-solar en el rango EUV se hizo a través de un instrumento a bordo de la misión *Apollo-Soyuz*, en 1975. En estas observaciones se detectó la emisión de una enana blanca (HZ 43), así como algunas otras fuentes menos brillantes, cambiando la idea general presente entre los científicos de que la absorción producida por el medio interestelar (ISM) no permitiría la detección de ninguna fuente extrasolar en estas longitudes de onda. Por debajo de los 912 \AA , el límite Lyman de hidrógeno, es de esperar que el gas del ISM se vuelva opaco debido a la absorción fotoeléctrica producida por el hidrógeno neutro en el continuo Lyman. Pero tras las observaciones de la misión *Apollo-Soyuz* se confeccionaron nuevos modelos para reevaluar la absorción de luz EUV producida por el ISM, detectándose muchas más fuentes de luz EUV en misiones posteriores. Desde entonces, la misión *Voyager* y el *European X-ray Observatory Satellite* (EXOSAT, *Satélite Europeo de Observación en Rayos X*), y los muestreos llevados a cabo por el *Röntgen Satellite* (ROSAT, *Satélite Röntgen*) y el *Extreme Ultraviolet Explorer* (EUVE, *Explorador del Extremo Ultravioleta*), han detectado más de 1000 fuentes en el cielo. Entre estas detec-

ciones se incluyen atmósferas planetarias, coronas estelares calientes, estrellas de últimos tipos y variables cataclísmicas, restos de supernova calientes y núcleos activos de galaxias (AGN). Bowyer et al. (2000) recopila algunos de los resultados científicos encontrados por el EUVE para los diferentes tipos de objetos astronómicos.

1.1 EUVE y las coronas estelares

El satélite EUVE se lanzó el 7 de Junio de 1992, ha estado operativo hasta el 31 de Enero del 2001, y se espera su reentrada a la atmósfera en algún momento del 2002. EUVE se ha dedicado enteramente a las observaciones en el rango de longitudes de onda de 70 a 760 Å. La primera fase de la misión, de seis meses de duración se dedicó a hacer un muestreo de todo el cielo usando instrumentos de adquisición de imagen únicamente. En la segunda fase, en cambio, se dedicó a observar objetos apuntados principalmente con los instrumentos espectroscópicos. El satélite EUVE está equipado con tres espectrógrafos que cubren los rangos 70–180 Å, 170–370 Å, y 300–750 Å correspondientes a los espectrómetros de longitud de onda corta (SW), media (MW) y larga (LW) respectivamente, con una dispersión espectral de $\Delta\lambda \sim 0.067, 0.135, \text{ y } 0.270 \text{ \AA/pixel}$, y una resolución espectral efectiva de $\lambda/\Delta\lambda \sim 200 - 400$. Además de la recolección de datos espectroscópicos, es posible también obtener imagen directa de la fuente y el campo circundante con el *Deep Survey Imager* (DS, *cámara de cielo profundo*), sensible en el ancho de banda de 80–180 Å. De ese modo es posible no sólo obtener los espectros de la fuente, sino además la curva de luz que revela la fenomenología relacionada con fulguraciones, eclipses y otras fluctuaciones en la fuente. Además es posible filtrar la información en cada uno de los tres espectrómetros tanto en tiempo como en longitud de onda, haciendo posible así la extracción de sólo una porción temporal de las observaciones espectroscópicas. Esta flexibilidad es una de las ventajas de este satélite, y nos ha permitido la obtención de espectros diferenciados durante las fulguraciones y en el estado quiescente en algunas estrellas estudiadas en este trabajo.

La emisión en el EUV y rayos-X procedente de las capas externas de las atmósferas estelares se interpreta frecuentemente en términos de emisión coronal en el Sol, en el que el plasma caliente se encuentra atrapado en estructuras magnéticas cerradas generadas por acción dinamo, más conocidas como bucles (e.g., Vaiana & Rosner, 1978). El estudio de la corona solar ha mostrado la presencia de una importante cantidad de material con temperaturas en el rango en el rango de $\log T(\text{K}) \sim 5.5-6.8$, aunque es posible también encontrar, en menor medida, material más caliente. En contraste con lo que ocurre en el caso de la corona solar, donde el máximo de emisión se produce alrededor de $\log T(\text{K}) \sim 6.2$, algunas estrellas de últimos tipos muestran la presencia de elevadas cantidades de material con temperaturas en torno a $\log T(\text{K}) \gtrsim 6.9$, con una distribución de cantidad de materia con la temperatura muy diferente del caso solar.

El material que emite a temperaturas más bajas, en el rango $\log T(\text{K}) \sim 4.0-5.5$, es detectado en el rango espectral del ultravioleta. Los espectros presentes en el archivo del *International Ultraviolet Explorer* (IUE, *Explorador Internacional Ultravioleta*) proporcionan un soporte formidable para la obtención de datos que puedan complementar la imagen general de las capas exteriores de las atmósferas estelares, bajando hasta la región de transición de las estrellas. El satélite IUE se lanzó en 1978, y estuvo observando

hasta 1996, siendo uno de los telescopios espaciales de rendimiento más satisfactorio. Se han empleado datos del archivo IUE para cada estrella de esta muestra, así como espectros tomados con distintos grados de actividad para aquellas estrellas donde se calcularon las distribuciones de la medida de emisión en el rango EUVE durante fulguraciones y en estado quiescente. Los flujos de IUE se han medido en espectros de la cámara de baja resolución ($\sim 6 \text{ \AA}$), en su modo de apertura grande, usando el espectrógrafo de longitud de onda corta ($\sim 1200\text{--}2000 \text{ \AA}$).

1.2 Idea general de esta tesis

A lo largo de este trabajo se estimará cual es la, en general poco conocida, estructura de las estrellas más activas de últimos tipos, y se comparará la distribución térmica del material en sus coronas con la del presente en la corona solar, así como con otras estrellas con un nivel de actividad bajo o intermedio. El estudio de la Distribución de la Medida de Emisión (EMD)¹ proporciona la cantidad de material emisor en un rango de temperatura determinado (ver § 1.5), por lo que puede ayudar a establecer una visión general de los complejos mecanismos que se han propuesto para explicar las coronas estelares y solar. La mayoría de los modelos empleados para explicar la emisión coronal observada están basados en el estudio de bucles (*loops*, en inglés) coronales, generalmente de tipo estático, aunque en algunos casos se introducen diversas modificaciones que permiten un mejor ajuste de los datos. Como luego veremos en el Capítulo 10, ninguno de estos modelos parece satisfacer todos los extremos deducidos de las observaciones, aunque sí es posible tener una idea general de algunos de los aspectos observados.

La muestra de estrellas elegidas para este estudio incluye 22 sistemas binarios activos (principalmente estrellas de tipo RS CVn y BY Dra), y 6 estrellas aisladas, donde se ha estimado la EMD en el rango $\log T(\text{K}) \sim 4.0\text{--}7.5$, usando un método basado en el ajuste de flujos de líneas (*line-based fitting method*), que evalúa todo el rango de temperaturas donde emiten las líneas observadas en EUVE. Los flujos de ciertos cocientes de flujos permiten la derivación de densidades electrónicas en la mayoría de estas estrellas, y con objeto de ayudar en la interpretación de la fenomenología asociada a los espectros también se incluye un análisis básico de las curvas de luz observadas para todos los sistemas de la muestra, además de otros dos sistemas binarios para los que se hace un somero estudio de eclipses de luz EUV.

1.3 Sistemas Binarios Activos

Dos grupos de sistemas binarios activos forman la base de la muestra de estrellas en esta tesis. Estos son los sistemas de tipo RS CVn y BY Dra. Ambos grupos muestran similares características observacionales, residiendo su principal diferencia en la clase de luminosidad de la estrella activa del sistema. Los sistemas RS CVn consisten en una binaria (o un sistema múltiple) con al menos una estrella de últimos tipos (G, K o M) que ha evolucionado más allá de la secuencia principal para convertirse en subgigante o gigante, y que muestra niveles de actividad muy altos (Hall, 1976; Haisch & Schmitt,

¹Siglas procedentes del término en inglés *Emission Measure Distribution*, ligeramente diferente de la *Differential Emission Measure*, o Medida de Emisión Diferencial, ver § 6.3.

1996). Estos altos niveles de actividad se identifican a través de aumento de emisión en líneas cromosféricas, en especial las líneas de H & K de Ca II, aunque también otras líneas como H α , H β , He I D₃, He I λ 10830 y el triplete infrarrojo de Calcio (Ca IRT) pueden ver incrementada su emisión en estos sistemas (e.g. Fekel et al., 1986; Baliunas & Dupree, 1982; Dempsey et al., 1993a; Fernandez-Figueroa et al., 1994; Montes et al., 2000). A diferencia de las RS CVn, donde se requiere la presencia de al menos una estrella evolucionada fría (gigante o subgigante), los sistemas BY Dra están formados por estrellas de la secuencia principal.

A pesar de esa definición, muchos autores (caso de Strassmeier et al., 1993) incluyen en estos grupos algunas estrellas jóvenes, caso de V824 Ara, basándose en características observacionales presentes en dichas estrellas, siempre y cuando la estrella activa sea de clase de luminosidad III o IV. Alguno de los sistemas binarios incluidos en este trabajo son de este tipo, por tanto no pueden ser considerados como sistemas de tipo RS CVn o BY Dra, pero sí se les puede abarcar dentro del término más genérico “sistemas binarios activos”.

Los sistemas binarios activos (sobretudo RS CVn y BY Dra) se caracterizan por su intensa emisión en el ultravioleta, EUV, y rayos X, debido a que su rápida rotación causa un potente dinamo magnético (Hartmann & Noyes, 1987), y las RS CVn son la clase estelar con coronas de emisión más intensa en rayos-X (Dempsey et al., 1993b). A diferencia de lo observado en el caso general de las estrellas de últimos tipos, donde se encuentra una buena correlación entre el periodo de rotación y la luminosidad en rayos-X, en el caso de las RS CVn no se cumple esta correlación, cosa que se atribuye a la saturación del número de regiones activas en la superficie estelar [ver][y referencias allí citadas](Haisch & Schmitt, 1996).

1.4 Fulguraciones

Uno de los aspectos más interesantes de las coronas estelares en el rango EUV es el estudio de las fulguraciones, la evolución temporal de las mismas, y los cambios espectrales producidos durante estos fenómenos. El que estas fulguraciones puedan influenciar la totalidad de la corona en estas estrellas tan activas es uno de los aspectos más interesantes aún abierto a discusión.

Haisch, Strong, & Rodono (1991) define una fulguración como una liberación catastrófica de energía magnética que lleva a la aceleración de partículas y radiación electromagnética, sin olvidar que la liberación de energía magnética y su conversión nunca se ha observado directamente. Los procesos físicos del tipo de las fulguraciones (“*flare-like phenomena*”) ocurren en diversos regímenes interesantes de la astrofísica, y por tanto el estudio de las fulguraciones solares y estelares puede servir como piedra de toque en astrofísica. Entre los escenarios donde se ha propuesto la presencia de fulguraciones, se encuentran las interacciones entre una estrella de neutrones y su disco de acreción, o las fulguraciones galácticas que calientan la corona de la galaxia. Las fulguraciones pueden producirse en muchos tipos de magnetosferas, en núcleos de galaxias y quásares, quizás incluso en regiones intergalácticas — en cualquier lugar donde la escala de dinamos pueda ser operativa (ver Haisch et al., 1991, y las referencias allí citadas).

El descubrimiento de fulguraciones solares tuvo lugar de forma separada por dos

astrónomos británicos, R. Hodgson y R. C. Carrington, mediante la observación directa del Sol en 1859. Desde entonces, y hasta la llegada de la era espacial, virtualmente todas las observaciones de fulguraciones pasaban por el uso de placas fotográficas de líneas cromosféricas como H α , He I D₃, H y K de Ca II, etc. Con la llegada de las series *Orbiting Solar Observatory* (OSO, *Observatorio solar orbital*, en 1962–1978) y las 3 misiones Skylab, en 1973–1974, se abrieron las ventanas ultravioleta y rayos-X, mostrando que la mayor parte de la fulguración no se observaba en la cromosfera.

La primera observación estelar de una fulguración tuvo lugar en 1948, cuando un espectrograma de la estrella enana de tipo dMe, L276-8, reveló un aumento tanto en las líneas de emisión como en el continuo, totalizando un incremento de aproximadamente una magnitud. También fue una sorpresa lo brillantes que resultaron ser las fulguraciones estelares registradas en radio (se observaron fulguraciones en UV Cet and EV Lac en 1964, ver Haisch et al., 1991, y las referencias allí citadas). Pero los estudios comparativos entre fulguraciones solares y estelares comenzaron cuando la ventana EUV/rayos-X abrió la posibilidad de estudiar las fulguraciones en altas energías.

1.5 La Distribución de la Medida de Emisión

La principal barrera que se encuentra cuando se trata de mejorar nuestro conocimiento sobre la estructura coronal estelar es, como en tantos campos de la astrofísica, la falta de resolución espacial. De modo que es necesario hacer una aproximación al problema desde un punto de vista diferente para hacernos una idea de cómo está estructurada la corona en otras estrellas, y luego comparar esta estructura con la del Sol, que es la única estrella en la que podemos resolver espacialmente los detalles hasta la fecha. Una de las fuentes de información más ampliamente usada es la procedente de estimar cómo se distribuye la materia con la temperatura. Eso es precisamente la Distribución de la Medida de Emisión (EMD). La Medida de Emisión (EM) se define como la cantidad de materia que emite en un determinado rango de temperatura. Así, si definimos un intervalo de temperatura 2α alrededor de la temperatura T_a , la Medida de Emisión queda definida como sigue:

$$EM(T_a) = \int_{T_a - \alpha}^{T_a + \alpha} N_e N_H dV \quad (1.1)$$

donde N_e es la densidad electrónica y N_H es la densidad de hidrógeno. Para un plasma completamente ionizado, $N_H \sim 0.8$, por lo que quedaría como

$$EM(T_a) \sim 0.8 \int_{T_a - \alpha}^{T_a + \alpha} N_e^2 dV \quad (1.2)$$

Como luego veremos en el Capítulo 6, es posible estimar el flujo en una línea mediante la implicación de la medida de emisión y la función de emisividad de la línea en cuestión, obtenida por los modelos atómicos de emisión. De modo que la comparación entre los flujos medidos en las líneas con la predicción de dichos flujos usando diferentes valores de la medida de emisión nos ayudará a estimar cuál es la medida de emisión en el rango de temperaturas cubierto por la línea. Los resultados que se obtengan tendrán una precisión y fiabilidad mayor o menor dependiendo de el método empleado, como veremos en § 6.2.

1.5.1 2-T vs EMD continua

Desde el lanzamiento del satélite EUVE ha habido una gran mejora en la identificación de la estructura existente en la corona. La resolución espectral alcanzada por EUVE (ver Capítulo 2) permite la clara discriminación de muchas líneas importantes en el espectro, formadas en un amplio rango de temperaturas en la corona ($\log T[\text{K}] \sim 5.5-7.8$).

Los satélites *Einstein* (o *High Energy Astrophysical Observatory*², HEAO-2), y más tarde *EXOSAT*, fueron capaces de registrar espectros de baja resolución. Este tipo de espectros podían ser ajustados de forma más o menos razonable mediante la combinación de plasma ópticamente delgado emitiendo de forma isotérmica en dos temperaturas (Swank et al., 1981; Schmitt et al., 1990). Tales resultados derivaron en el concepto de la corona de “dos temperaturas” (2-T). Pero la capacidad de EUVE de resolver diferentes líneas espectrales ha ofrecido la posibilidad de una mejor discriminación de la estructura de temperaturas de la corona. Tales observaciones han permitido el descubrimiento, poco sorprendente por otra parte, de una estructura coronal mucho más elaborada en las componentes de la medida de emisión. Los primeros análisis de espectros de diversas fuentes efectuados por varios autores mostraron la presencia de una distribución de la EM no bimodal en sistemas de tipo RS CVn, enanas activas de tipo M, y enanas de tipo G y K (Dupree et al., 1993; Schrijver et al., 1995; Monsignori Fossi et al., 1995; Stern & Drake, 1996). Los modelos de tipo 2-T son, obviamente, simples parametrizaciones de estas distribuciones continuas de la medida de emisión, que permiten ajustar fácilmente la limitada discriminación de temperatura de los instrumentos de baja resolución en rayos-X.

El método usado para determinar la EMD también está rodeado de cierta controversia. Se puede decir que hay básicamente dos familias de métodos. Los primeros son aquellos que tratan de ajustar el espectro como un todo (métodos de ajuste global), usando un modelo de emisión de plasmas más o menos amplio, con el manejo de algoritmos de minimización (e.g. Mewe et al., 1995; Schrijver et al., 1995). En el otro lado están los modelos basados en el ajuste de los flujos de las líneas observadas, o modelos basados en líneas (*line-based models*), que analizan las líneas espectrales individualmente, permitiendo así la discriminación de aquellas partes del espectro más importantes, o de líneas menos contaminadas por superposición de otras líneas, o con mejores modelos de emisión atómica. Mientras los métodos de ajuste global son rápidos y automatizados, los métodos basados en líneas requieren mucho más tiempo y tienen el problema de la “localización” del continuo desde el que sale la línea. Pero los métodos de ajuste global tienen algunos defectos fundamentales. Aunque este tema será tratado en más detalle en el Capítulo 6, como avance mencionaré la falta de suficientes datos atómicos para dar cuenta de *toda* la miríada de pequeñas líneas que puebla los espectros EUVE, o la excesiva sensibilidad de estos métodos a la abundancia de los elementos, o el manejo de algoritmos poco sensibles a distribuciones que no sean “suaves”, proporcionando como resultado una información mucho menos fiable sobre la forma de la EMD.

A lo largo de esta tesis se ha determinado la EMD usando un método basado en líneas, muy similar al usado anteriormente por Dupree et al. (1993), Dupree & Brickhouse (1996) y Brickhouse & Dupree (1998). La idea básica del método (ver § 6.4) consiste en la medida de los flujos de cada línea espectral, y la posterior comparación de estos flujos observados con aquellos calculados de forma teórica a partir de un modelo de emisión

²Observatorio astrofísico de altas energías

atómica. El modelo de emisión se usa combinado con una EMD de prueba usando la misma red de temperaturas empleadas en el modelo, y este proceso lleva a la estimación de un valor bastante preciso de la EMD. Una de las mayores ventajas de este método reside en el uso exclusivo de líneas de iones de Hierro (en el rango cubierto por EUVE), con lo cual los efectos de elegir un valor incorrecto de la abundancia se ven minimizados. La mayoría de los autores que aplican métodos similares a este, tienden a hacer una aproximación consistente en asumir que toda la emisión observada en una línea procede de la temperatura de máxima emisividad de la misma. Esta aproximación permite una determinación mucho más rápida de un límite superior de la EMD mediante la justificación del flujo observado para cada línea en una ecuación bastante simple. Aunque este tipo de aproximación puede ayudar a tener una primera idea de la forma de la EMD, si el número de líneas no es elevado nos puede llevar a conclusiones erróneas sobre la EMD, y en cualquier caso la EMD obtenida con este método servirá sólo como un límite superior (ver § 6.2).

En el presente trabajo todas las Distribuciones de la Medida de Emisión se han calculado usando la totalidad del rango de temperaturas de las emisividades de cada línea, y no sólo la temperatura de la máxima emisividad. Este método conlleva el empleo de más tiempo y complica más el proceso de la determinación de la EMD, pero minimiza los errores sistemáticos cometidos en métodos basados en líneas. En el Capítulo 6 he incluido una discusión en profundidad sobre los diferentes métodos usados para la determinación de la medida de emisión en las coronas estelares.

1.6 Objetivos

A pesar de la gran cantidad de datos disponibles en el archivo EUVE, la mayoría de los trabajos publicados sobre la investigación de la EMD en coronas estelares a partir de datos de EUVE, e incluso los primeros trabajos basados en observaciones de XMM y Chandra, están basados en métodos de ajuste global o en aproximaciones, como los ajustes de 2-T o la obtención de EMDs basada en líneas que emiten en una sola temperatura. En esta tesis me he propuesto como principal objetivo el cálculo, en una amplia muestra de estrellas, de la EMD con la estimación más precisa posible a partir de los modelos atómicos disponibles actualmente (Junio del 2001), y los datos de EUVE. En resumen, los principales objetivos de esta tesis son:

- Obtener una idea general de la evolución temporal en el EUV de los procesos que tienen lugar en la corona de las estrellas más activas (en especial las estrellas de tipo RS CVn y BY Dra). Obtener información relacionada con la presencia de fulguraciones y regiones activas en las respectivas coronas. Proponer una posible explicación alternativa a las irregularidades observadas en las curvas de luz.
- Presentar una idea general sobre las variaciones producidas en el espectro debidas a fulguraciones, y caracterizar las diferencias relacionadas con el tipo espectral y la clase de luminosidad. Obtener a partir de cocientes de líneas los valores de la densidad electrónica en las coronas de estas estrellas.
- Evaluar la Distribución de la Medida de Emisión con la máxima cantidad de datos disponibles en el EUVE para cada estrella en la muestra. Mostrar los cambios

producidos en la estructura de la corona derivados de la aparición de grandes fulguraciones en los sistemas RS CVn (en particular, se ha analizado en detalle las observaciones de 6 sistemas a este respecto).

- Poner en el contexto de los modelos propuestos en la literatura los diferentes conclusiones derivadas del análisis de las curvas de luz, detalles espectrales, densidades electrónicas y la EMD. Proponer posibles explicaciones para las EMDs observadas y que den una idea de la estructura coronal de los sistemas binarios activos.

1.7 Estructura de esta tesis

Esta tesis sigue los pasos naturales de la reducción de los datos y su posterior tratamiento. El proceso de análisis en este estudio se ha hecho en tres pasos básicos; (a) la obtención y análisis de curvas de luz EUV para cada juego de observaciones; (b) la extracción de espectros EUV, incluyendo espectros filtrados en el tiempo; y (c) la medida de flujos de líneas UV y EUV para así construir la Distribución de la Medida de Emisión, y el propio cálculo de la EMD. Los casos de seis estrellas donde se han distinguido espectros dependiendo del estado de actividad, han sido objeto de un capítulo aparte (una de ellas, λ And se utiliza como ejemplo básico del método).

Finalmente se hará una discusión general sobre los fenómenos observados y se enlazará con los modelos propuestos para explicar las observaciones coronales, llevando así a las conclusiones finales del trabajo.

Capítulo 2

EUVE: El satélite

El satélite *Explorador del Extremo Ultravioleta* (EUVE, del inglés *Extreme Ultraviolet Explorer*) fue lanzado el 7 de Junio de 1992. EUVE es una misión satélite de NASA (*National Aeronautic Space Agency*, o Agencia Nacional Aeronáutica del Espacio) de la clase explorador, dedicado de forma exclusiva a la observación en el rango de longitud de onda entre 70 y 760 Å. La carga científica incorpora cinco instrumentos separados: cuatro sistemas de imagen fotométrica y un sistema con tres canales de espectrometría EUV. Durante la primera fase de funcionamiento de la misión, los instrumentos de imagen se usaron para conducir un muestreo completo del cielo en cuatro diferentes bandas en el EUV. La segunda parte de la misión se desarrolló por NASA como un programa de Observadores Invitados (*Guest Observer program*), consistente en observaciones espectroscópicas de objetos solicitados por científicos invitados, a través de propuestas enviadas a NASA y soportadas desde el Centro de Observadores Invitados de EUVE en Berkeley. El tiempo de vida de la misión fue extendido hasta principios del 2001. El satélite entrará de forma definitiva en la atmósfera de la Tierra a lo largo del 2002.

A lo largo de estos casi 10 años de funcionamiento, EUVE ha observado más de 1000 fuentes en todo el cielo, incluyendo atmósferas planetarias, coronas estelares calientes, estrellas de últimos tipos, variables cataclísmicas, restos de supernova calientes y núcleos activos de galaxias (AGN). En torno a 350 objetos astronómicos han sido observados también espectroscópicamente.

2.1 Objetivos científicos e idea general de los instrumentos

El objetivo principal de la misión era el de completar un muestreo de todo el cielo en cuatro anchos de banda entre 70 y 800 Å que localizara la posición de las fuentes con una precisión mejor de 1 minuto de arco y obtuviera medidas de los flujos absolutos. Los tres instrumentos empleados para el escaneado del muestreo, incluyen en cada caso un telescopio de incidencia rasante, un detector de placa de micro-canales (MPC) bidimensional, y la electrónica necesaria para el procesamiento lógico de los eventos. Dos de los escaners, los Escáneres A y B, son sistemas de imagen idénticos trabajando en las longitudes de onda cortas, empleando cada uno dos filtros entre los 70 y los 290 Å. El tercer instrumento, el Escáner C, es similar pero opera en las dos regiones de longitud de onda más larga, de 400 a 700 Å. Es posible consultar con más detalle los principios de funcionamiento y diseño

en Miller (1997)¹. La resolución del mapa del cielo resultante para las fuentes escaneadas por completo es de aproximadamente 2 minutos de arco.

Las observaciones del muestreo del cielo se completaron en Enero de 1993. Además del muestreo de todo el cielo, se llevó a cabo durante la misma fase otro muestreo con observaciones de larga exposición, conocido como “deep survey” (o *muestreo profundo* en español). El instrumento de *Deep Survey* (DS) emplea la mitad de la luz procedente del cuarto de los telescopios, conocido como telescopio espectrómetro de muestreo profundo (DS/S, de “Deep Survey/Spectrometer”), que viene montado en disposición perpendicular a los telescopios de escaneo en la parte de carga científica. Tiene un diseño similar a los otros escaners, y posee dos filtros espectroscópicos de ancha banda similares a los de los escáneres de longitud de onda corta, cubriendo dos anchos de banda entre 60 y 285 Å. El instrumento de DS fue posicionado durante el muestreo en la dirección del antisol a lo largo del eje de rotación del satélite. Como resultado tan sólo cubrió una zona restringida a $2^\circ \times 180^\circ$ del cielo en torno al plano de la eclíptica.

El segundo objetivo científico de la misión era el de hacer observaciones espectroscópicas de fuentes concretas en el EUV. Durante estas observaciones el telescopio de DS/S proporciona luz EUV al espectrómetro, que distingue tres anchos de banda que se solapan ligeramente, cubriendo completamente la ventana de 70–760 Å, con una resolución $\lambda/(\Delta\lambda)$ de 100–400. Entre los objetos a observar se encontraban algunos descubiertos en muestreos recientes, así como otras fuentes bien conocidas y algunas fuentes candidatas a tener una emisión brillante.

2.2 El espectrómetro EUVE

El espectrómetro de EUVE consiste en un diseño de tres objetivos sin rendija, colocados de forma simétrica, y consistentes en rejillas con reflexión en incidencia rasante. Los fotones son recogidos de forma simultánea en tres anchos de banda cubriendo el rango de 70–760 Å. El espectrómetro y los instrumentos de DS comparten de forma conjunta el espejo DS/S. De forma esquemática se puede explicar el proceso de recogida de luz diciendo que el instrumento divide la luz dependiendo del rango de longitud de onda, enviándolo al correspondiente canal del espectrómetro. Así, los tres detectores correspondientes que registran los espectros, están colocados en forma de círculo en torno al detector DS central (ver Miller, 1997, para más detalles de diseño).

Los tres espectrómetros resultantes (aunque en realidad corresponden a uno solo), cubren los rangos 70–180 Å, 170–370 Å, y 300–750 Å correspondientes a los espectrómetros de longitud de onda corta (SW), media (MW) y larga (LW) respectivamente, con una dispersión espectral de $\Delta\lambda \sim 0.067$, 0.135 , y 0.270 Å/pixel, y una resolución espectral efectiva de $\lambda/\Delta\lambda \sim 200 - 400$. Los tres detectores tienen un tamaño de $5^\circ \times 2^\circ$.

2.3 El problema del área de baja ganancia

Un problema que afecta gran número de observaciones es el conocido con el término en inglés “*Dead Spot*”, y que aquí denominaré como ABG (área de baja ganancia). El

¹Los documentos técnicos relacionados con EUVE, proporcionados por el proyecto EUVE, pueden ser consultados en <http://archive.stsci.edu/euve/pubs.html>

detector DS tiene un área cerca del centro del mismo donde la sensibilidad decrece hasta en un 75–85%. La ABG fue causada cuando el detector fue sometido a una recepción elevada de cuentas de forma prolongada y en un número muy pequeño de micro-canales, durante una observación de la brillante fuente EUV conocida como HZ43, en enero de 1993. En vistas de este problema, se llevaron a cabo un buen número de observaciones de una fuente extendida, con objeto de combinar dichas imágenes y así producir un mapa de la mancha. El área de baja sensibilidad está centrada en torno a $X=1030$, $Y=1023$ en las coordenadas del detector, y es más o menos simétrica con una anchura de ~ 2 minutos de arco.

La ABG puede causar imprecisiones tanto en los centroides de la imagen DS como en la proporción de cuentas recogidas en las observaciones. En general, desde que se pudo arreglar este problema, se siguió la política de apuntar el telescopio $1.5-2'$ fuera de eje para evitar la ABG. Estos desplazamientos son corregidos en el proceso de reducción de datos, y no traen como consecuencia problemas de desenfoque de los espectros o cambios en el ancho de banda de forma apreciable. Es posible encontrar algo más de información al respecto en Abbott (1998).

2.4 Reducción de los datos

El proceso de reducción de los datos de EUVE consiste básicamente en dos partes. Primero es necesario convertir los datos proporcionados por EUVE en ficheros de formato QPOE (*Quick Position-Oriented Event* o en español, “eventos de rápida orientación de la posición”), y en la segunda parte se aprovecharán estos ficheros para obtener espectros de las fuentes, así como curvas de luz tanto en el detector DS como también en los espectrómetros (es posible, por tanto, observar la curva de luz de una determinada línea del espectro, siempre y cuando ésta tenga una señal muy alta).

Los programas necesarios para la reducción de datos de EUVE se pueden encontrar dentro del entorno IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*, o “Entorno de reducción y análisis de imágenes”). Además se ha utilizado a lo largo de esta tesis el juego de datos de referencia (donde se almacenan datos sobre el área efectiva de los detectores, etc) EGODATA 1.17, con el paquete de tareas EUV ver. 1.9

2.4.1 Conversión de datos a formato QPOE

Cualquier observador puede obtener las imágenes disponibles en el archivo de EUVE. Éste es accesible a través de <http://archive.stsci.edu/euve/index.html>, y en él se encuentran las observaciones llevadas a cabo por EUVE en el formato estándar FITS. Los ficheros de formato QPOE son unos formatos especializados de ficheros de datos desarrollados para su uso con detectores de fotones. La principal ventaja de este tipo de ficheros es la de permitir el almacenamiento de toda la información referente a cada uno de los eventos relacionados con los fotones individuales, almacenados en orden de posición. En esta “lista de eventos” cada evento ocupa una línea que contiene datos específicos de ese evento. Así, será posible almacenar por ejemplo los datos correspondientes a los espectros no sólo distribuidos en longitud de onda, sino en tiempo.

No voy a extenderme de forma exhaustiva en los parámetros a incluir en cada paso, sino que sólo explicare brevemente que operaciones se efectúan en cada tarea de IRAF

implicada en esta reducción. A continuación describo los pasos a seguir hasta llegar a los ficheros QPOE:

- Reconstrucción del fichero QPOE de DS o de cada uno de los espectrómetros, con la tarea **cep** dentro del paquete **euvs**. Las instrucciones internas que sigue varían dependiendo del detector.
- Construir una tabla con los datos relacionados con el bloqueo de la señal por parte de la Tierra, usando la tarea **backmon**.
- Generar un filtro temporal sobre el bloqueo de la Tierra y otros efectos. Ésto se consigue usando la tarea **dqselect**, pero antes es necesario copiar las tablas de los límites de las observaciones desde los ficheros de eventos debido a un problema técnico con **dqselect**, lo cual se hace con:


```
> tcopy images.fit[ds_limits] ds_limits.tab
```

 y de forma similar con “sw_night_limits”, “mw_limits” y “lw_limits”.
- Para el caso del detector DS es necesario hacer los dos siguientes pasos
 - Corrección de la ABG. En algunos casos en que las fuentes están severamente contaminadas será mejor evitar este paso, a sabiendas de que esta contaminación existe. La tarea **detpos** crea una tabla con los datos de la posición de la fuente en el detector.
 - La tarea **masktimes** crea un filtro temporal útil para descartar los datos contaminados por el problema de la ABG, dejando sólo los eventos no contaminados.
- Si queremos aplicar algún tipo de filtro temporal a los espectros, por ejemplo para obtener el espectro de una sección diferenciada de las observaciones, es posible hacerlo mediante la creación de una tabla de datos (con ayuda de la tarea **tselect**) con los límites temporales a aplicar a dicho espectro.
- Combinación de los filtros temporales a aplicar al fichero QPOE correspondiente, creando un macro con la tarea **tfilter**. En el caso de los datos espectroscópicos sólo se emplea el fichero resultante de **dqselect**
- Creación de una imagen a partir de la lista de eventos, usando el macro designado en el paso anterior. Este paso se realiza con la tarea **qpmkim**.
- Por último, será necesario asignar el macro al fichero QPOE usando **qphedit** si pretendemos hacer alguna curva de luz de estos datos (tanto en DS como en los datos espectrales).

2.4.2 Curvas de luz y extracción de los espectros

Como hemos comentado anteriormente, es posible obtener curvas de luz también de los datos procedentes de los espectrómetros, así como espectros con intervalos temporales

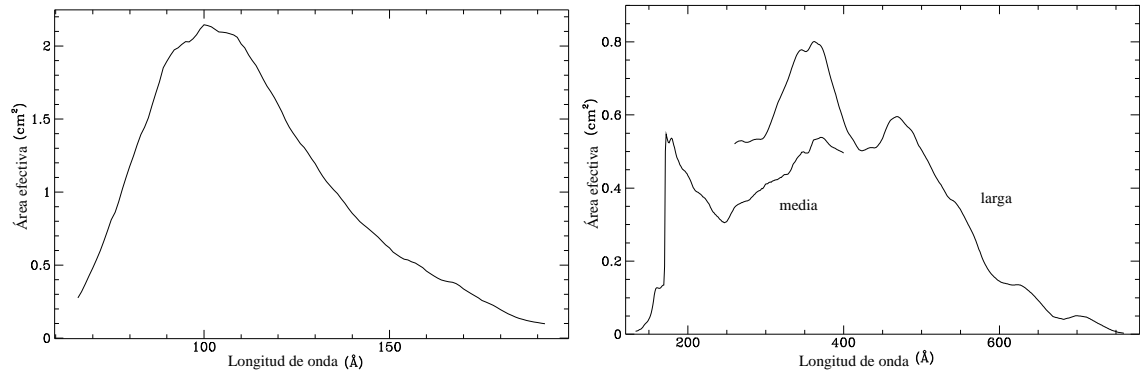


FIG. 2.1.— Área efectiva de los espectrómetros de longitudes de onda corta (SW, *izquierda*), y media y larga (MW, LW, *derecha*).

seleccionados. En el primer caso el tratamiento será el mismo que para el detector DS, mientras en el segundo caso el filtro temporal se ha hecho con anterioridad, de modo que a partir de aquí el proceso es el mismo que para cualquier otro espectro.

Las imágenes bidimensionales creadas con **qpmkim** pueden ser inspeccionadas fácilmente con los programas disponibles al efecto (*ximtool*, *saoimage*, etc), y así poder seleccionar la región a usar como fuente, y las regiones usadas para el fondo (nótese que en el caso de los espectros, esta región puede ceñirse a los alrededores de una sola línea espectral si pretendemos hacer una curva de luz de la misma). Los pasos a seguir desde aquí varían según el caso:

- Si pretendemos obtener el espectro reducido, tan sólo es necesario usar la tarea **euextract**, que proporcionará el espectro ya correctamente calibrado. Hay una serie de programas que puede ayudar en la retirada de algunos efectos como el instrumental (el debido al área efectiva, ver Fig. 2.1) y el paso a unidades de flujo de la fuente. En nuestro caso estos dos pasos son llevados a cabo después de medidos los flujos de las líneas. La Figura 2.2 muestra los efectos derivados de la retirada de los efectos de área efectiva del instrumento sobre el espectro. Dado que éste paso introduce más ruido *aparente* en las regiones de longitudes de onda más largas de cada espectro, decidimos medir los flujos antes de dar este paso, evitando añadir más incertidumbres en estas líneas.
- Cuando se quiere confeccionar una curva de luz el primer paso es el de ordenar temporalmente los eventos dentro del fichero QPOE, mediante el uso de **timsort**, en el paquete **xray.xtiming** donde es necesario proporcionar las coordenadas de las regiones a usar para la fuente y el fondo.
- Los datos de la curva de luz son confeccionados para un determinado valor del intervalo temporal en el que acumular los eventos (generalmente he empleado un valor de 600 s en este trabajo). Este paso se lleva a cabo con **lcurv**.
- Es necesario asignar el tiempo de exposición efectiva después de hacer varias correcciones sobre algunos efectos instrumentales, como el conocido como “*primbching*”

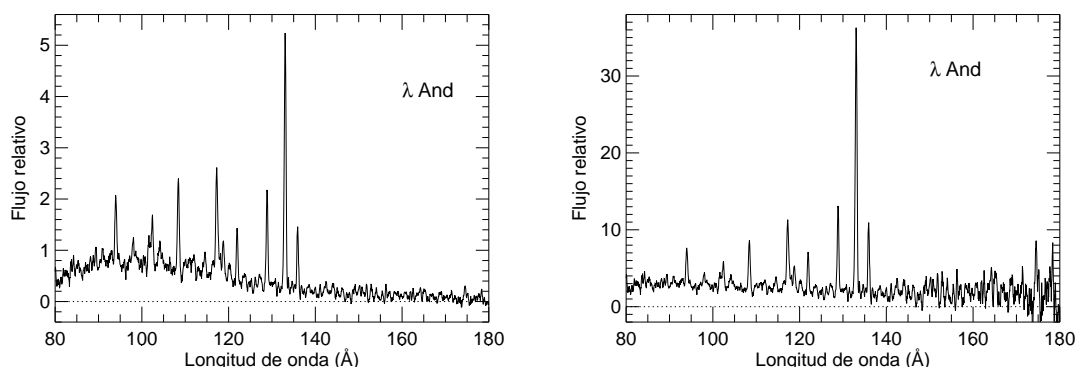


FIG. 2.2.— Comparación entre el espectro SW de λ And antes (izquierda) y después (derecha) de corregir los efectos instrumentales. El flujo se muestra en unidades arbitrarias.

(sin traducción directa), sobre el cual me remito a los detalles explicados en Miller (1997).

- Es posible hacer una primera inspección de los datos con ayuda de la tarea `ltpplot`, si bien las curvas de luz mostradas en esta tesis son producto de un programa de creación propia usando datos en formato `ascii`. Para pasar las tablas con los datos a formato `ascii`, se usa `tprint`. Nótese que los tiempos obtenidos por este método vienen dados en segundos con referencia a la fecha MJD, por lo que será necesario añadir 2,440,000.5 días a los tiempos de estas tablas.

En las curvas de luz obtenidas con EUVE se perciben una serie de vacíos entre varios juegos de puntos. Estos vacíos están relacionados con el movimiento orbital del satélite EUVE, que obviamente no observa cuando se encuentra en el lado iluminado por el Sol.

2.5 Efectos sobre las medidas de los flujos de las líneas

Como ya se ha mencionado con anterioridad, las medidas de los flujos de las líneas tienen lugar antes de llevar a cabo la retirada de los efectos de la respuesta del instrumento, de modo que estos efectos son tenidos en cuenta después de medidos los flujos. Hay un efecto instrumental que es prácticamente imposible de ser tenido en cuenta con precisión. Éste es el de la luz que aparece dispersada en segundo orden en los detectores espectroscópicos. Así, una línea brillante que aparece en primer orden en 133 Å en el detector SW, puede tener un pequeño pico de intensidad en ~ 266 Å en el MW (a veces ligeramente desplazada en longitud de onda), o incluso en tercer orden en ~ 399 Å. Este efecto hay que tenerlo en cuenta, especialmente para líneas brillantes de MW que muestran frecuentemente un segundo orden en el LW, caso de las líneas de 170–180 Å en algunas estrellas (e.g. α Cen), pudiendo contaminar la zona de 340–360 Å tanto en el MW como en el LW. En el espectro LW es fácil identificar algunas de estas líneas en algunas estrellas, como la línea de Fe XXIV $\lambda 192$ Å, presente alrededor de ~ 380 Å, o por supuesto la línea de He II $\lambda 304$, con un segundo orden en ~ 600 Å.

También es posible advertir una elevación de flujo considerable en los espectros de MW y LW en torno a la citada línea de Helio. Este flujo procede de la emisión propia de la “corona terrestre” o geocorona, y que en algunos casos no puede ser retirado muy limpiamente de los espectros, haciendo poco fiables las medidas de las líneas cercanas al He II $\lambda 304$.

La explicación del método usado para estimar los flujos de cada una de las líneas será explicado en § 4.2.

Capítulo 3

Curvas de luz en el EUV

3.1 Introducción

Las curvas de luz tomadas con EUVE proporcionan una fuente importante de información al respecto de la frecuencia de fulguraciones, la detección de variaciones periódicas en el EUV, duración de eclipses, rotación de las estrellas, e incluso determinación de la posición en la que las fulguraciones tienen lugar sobre la superficie estelar.

Aunque el estudio de las variaciones en las curvas de luz no se planteó como el primer objetivo de esta tesis, se ha hecho un análisis básico (en la mayoría de los casos) de los detalles observados en algunas de las estrellas, especialmente aquellos relacionados con el estado general que afecta a la estrella. A continuación voy a mostrar las curvas de luz de todas las estrellas presentes en la muestra, registradas en diferentes épocas y con distintos niveles de actividad incluso para la misma estrella. Se han observado variaciones estacionales, modulación rotacional, eclipses en el EUV, y fulguraciones de corta y larga duración. Aunque alguna de las curvas ya han sido analizadas por otros autores, es posible añadir algunos nuevos detalles a los análisis publicados.

Las Figuras 3.1–3.10 muestran la curva de luz de la mayoría de las estrellas. Se ha hecho un estudio aparte de seis sistemas de tipo RS CVn (UX Ari, V711 Tau, σ Gem, AR Lac, λ And e II Peg), para los cuales hay suficientes datos acumulados como para permitir el análisis de forma separada de las etapas quiescentes y aquellas con presencia de fulguraciones. El análisis de dichos sistemas se llevará a cabo en § 3.3. Las Figuras 3.11–3.17 muestran las curvas de luz de estos 6 sistemas, con líneas verticales señalando los intervalos activos y quiescentes considerados para el posterior análisis de los espectros y la EMD (§ 6.6 y Capítulo 7).

Las curvas de luz muestran en todos los casos el valor promedio de las barras de error (1σ) de los puntos dibujados (se han descartado aquellos con S/N inferior a 5). En todos los diagramas el eje horizontal inferior corresponde a la Fecha Juliana (JD), y el superior, para los casos disponibles, a la fase orbital. La fase orbital $\phi_{orb}=0$ ha sido definida como la correspondiente a la estrella primaria (según aparece en la Tabla 3.1) situada detrás de la secundaria, simulando en la mayoría de los casos la posición durante un hipotético eclipse primario. En el caso de ϵ Eri, AB Dor y LQ Hya, se ha proporcionado la fase fotométrica basada en efemérides dadas por Baliunas et al. (1983), Innis et al. (1988) y Cutispoto et al. (2001) respectivamente.

TABLA 3.1 PARÁMETROS ESTELARES

| Nombre | HD | Tipo Espectral | B-V | P_{orb} (d) | P_{tot} (d) | i (°) | N_H (cm ⁻²) | d (pc) ¹ | R_* (R_\odot) | Refs. |
|----------------|--------|----------------|-------|---------------|----------------|---------|---------------------------|-----------------------|---------------------|----------|
| β Cet | 4128 | K0III | 1.029 | ... | ... | 60 | 2.2×10^{18} | 29.4 | 15.1: | 2,3 |
| CF Tuc | 5303 | G0V/K4IV | 0.678 | 2.79762 | 2.798 | 71 | ... | 86.2 | 1.67/3.32 | 4,5 |
| AY Cet | 7672 | WD/G5III | 0.888 | 56.824 | 77.22 | 29 | $6. \times 10^{18}$ | 78.5 | 0.12/9 | 4,6 |
| AR Psc | 8357 | G7V/K1IV | 0.829 | 14.3023 | 12.38 | 30: | $2. \times 10^{18}$ | 45.2 | ?/3.2 | 4,7,8 |
| CC Eri | 16157 | K7V/M3V | 1.390 | 1.56145 | 1.56145 | 42 | 2.6×10^{18} | 11.5 | 0.65/0.41 | 4,7,9,10 |
| VY Ari | 17433 | K3-4V-IV+? | 0.956 | 13.198 | 16.23 | 60: | 1.5×10^{18} | 44.0 | ≥ 3.3 /? | 4,11,12 |
| UX Ari | 21242 | G5V/K0IV | 0.882 | 6.438 | 6.4 | 60 | 1.5×10^{18} | 50.2 | 0.93/4.7 | 1,4,13 |
| ϵ Eri | 22049 | K2V | 0.881 | ... | 11.3 | 30: | 1.3×10^{18} | 3.22 | 0.75: | 14,15,26 |
| V711 Tau | 22468 | G5IV/K1IV | 0.885 | 2.838 | 2.841 | 33 | 1.0×10^{18} | 29.0 | 1.3/3.9 | 4 |
| Capella | 34029 | G1III/G8III | 0.795 | 104.0214 | 8/80 | 41 | 1.8×10^{18} | 12.9 | 8.7/12.6 | 4 |
| AB Dor | 36705 | K1IV | 0.830 | ... | 0.51479 | 60: | 1.3×10^{18} | 14.9 | 1.0: | 16,17 |
| YY Gem | 60179 | dM1e/dM1e | 1.454 | 0.814282 | 0.8143 | 86.3 | $6. \times 10^{17}$ | 15.8 | 0.62/0.62 | 4,18 |
| Procyon | 61421 | F5IV-V | 0.432 | ... | ... | 32 | 1.6×10^{18} | 3.50 | 2.06 | 19 |
| σ Gem | 62044 | K1III+? | 1.118 | 19.604 | 19.604 | 41 | 9.4×10^{17} | 37.5 | 9.3/? | 20,21,22 |
| BF Lyn | 80715 | K2V/[dK] | 0.987 | 3.80406 | $\sim P_{orb}$ | 66 | 1.5×10^{18} | 24.3 | >0.78 / >0.78 | 4,23 |
| LQ Hya | 82558 | K2V | 0.933 | ... | 1.63 | 55 | $8. \times 10^{18}$ | 18.3 | 0.8 | 7,9,24 |
| DH Leo | 86590 | {K0V/K7V}K5V | 0.868 | 1.070354 | 1.0665 | 78: | 2.0×10^{18} | 32.4 | 0.97:/0.67: | 4 |
| ξ UMa B | 98230 | G5V/[KV] | 0.606 | 3.980507 | ... | 11 | 8.0×10^{17} | 8.35 | 0.95/? | 25,26 |
| BH CVn | 118216 | F2IV/K2IV | 0.404 | 2.613214 | ... | 9 | 3×10^{18} | 44.5 | 3.10/2.85 | 4 |
| α Cen B | 128621 | K1V | 0.900 | 80 yr | 41 d | 79.9 | 6.0×10^{17} | 1.35 | 0.91 | 27 |
| σ^2 CrB | 146361 | F6V/G0V | 0.509 | 1.139791 | 1.1687 | 28 | 2.5×10^{18} | 21.7 | 1.22/1.21 | 4 |
| V824 Ara | 155555 | G5IV/K0V-IV | 0.798 | 1.681652 | 1.682 | 55 | 6×10^{18} | 31.4 | 1.38/1.29 | 4,28 |
| V478 Lyr | 178450 | G8V/[dK-dM] | 0.763 | 2.130514 | $\sim P_{orb}$ | 82.8 | 4×10^{18} | 28.0 | 1.0/? | 4,12 |
| ER Vul | 200391 | G0V/G5V | 0.614 | 0.698095 | 0.6942 | 66.7 | 3×10^{18} | 49.8 | 1.07/1.07 | 4 |
| AR Lac | 210334 | G2IV/K0IV | 0.763 | 1.983164 | $\sim P_{orb}$ | 87 | 1.8×10^{18} | 42.0 | 1.8/3.1 | 29 |
| FK Aqr | 214479 | dM2e/dM3e | 1.466 | 4.08322 | 4.39 | 60: | 7×10^{17} | 8.64 | 0.5:/0.5: | 4,26 |
| λ And | 222107 | G8IV-III+? | 0.984 | 20.5212 | 54.33 | 30 | 2.8×10^{18} | 25.8 | 7.4/? | 1,4,22 |
| II Peg | 224085 | K2IV/M0-3V | 1.007 | 6.724 | 6.718 | 60 | 3.0×10^{18} | 42.3 | ?/3.4 | 30 |
| BY Dra | 234677 | K4V/K7V | 1.265 | 5.975112 | 3.827 | 28 | 5×10^{18} | 16.4 | 1.3/? | 4 |

REFERENCIAS: (1) Perryman et al. (1997); (2) Gray (1989); (3) Jordan & Montesinos (1991); (4) Strassmeier et al. (1993); (5) Budding (1985); (6) Schrijver et al. (1995); (7) Cutispoto et al. (2001); (8) Fekel (1996); (9) Cutispoto (1998); (10) Amado et al. (2000); (11) Strassmeier et al. (1999); (12) Fekel (1997); (13) Duemmler & Aarum (2001); (14) Saar & Osten (1997); (15) Baliunas et al. (1983); (16) Innis et al. (1988); (17) Maggio et al. (2000); (18) Torres (2001); (19) Irwin et al. (1992); (20) Duemmler et al. (1997); (21) Berdyugina & Tuominen (1998); (22) Nordgren et al. (1999); (23) Barden & Nations (1986); (24) Donati (1999); (25) Griffin (1998); (26) Esta memoria; (27) Morel et al. (2000); (28) Pasquini et al. (1991); (29) Marino et al. (1998); (30) Berdyugina et al. (1998)

Algunas de las observaciones están afectadas por la región de baja ganancia del detector DS, conocida con el término en inglés “*dead spot*”, y que aquí denominaré ABG (área de baja ganancia, véase § 2.3). Aunque en la mayor parte de los casos este problema afecta de forma uniforme a toda la campaña observacional, a veces se producen cambios en la configuración del telescopio durante las observaciones, llevando a variaciones sustanciales en la curva de luz. Cualquier resultado derivado del análisis de dichas curvas de luz debe ser interpretado con cautela. En las figuras que muestran las curvas de luz, los círculos abiertos señalan los datos registrados cuando no se hizo ninguna corrección de la ABG, mientras que los círculos rellenos representan observaciones donde se ha hecho la corrección debida para descartar dichos efectos, lo que permite discernir qué parte de las observaciones no fue contaminada.

A lo largo de este capítulo me dispongo a hacer una descripción del comportamiento en los casos individuales, y a continuación se pondrán en contexto todos los datos en

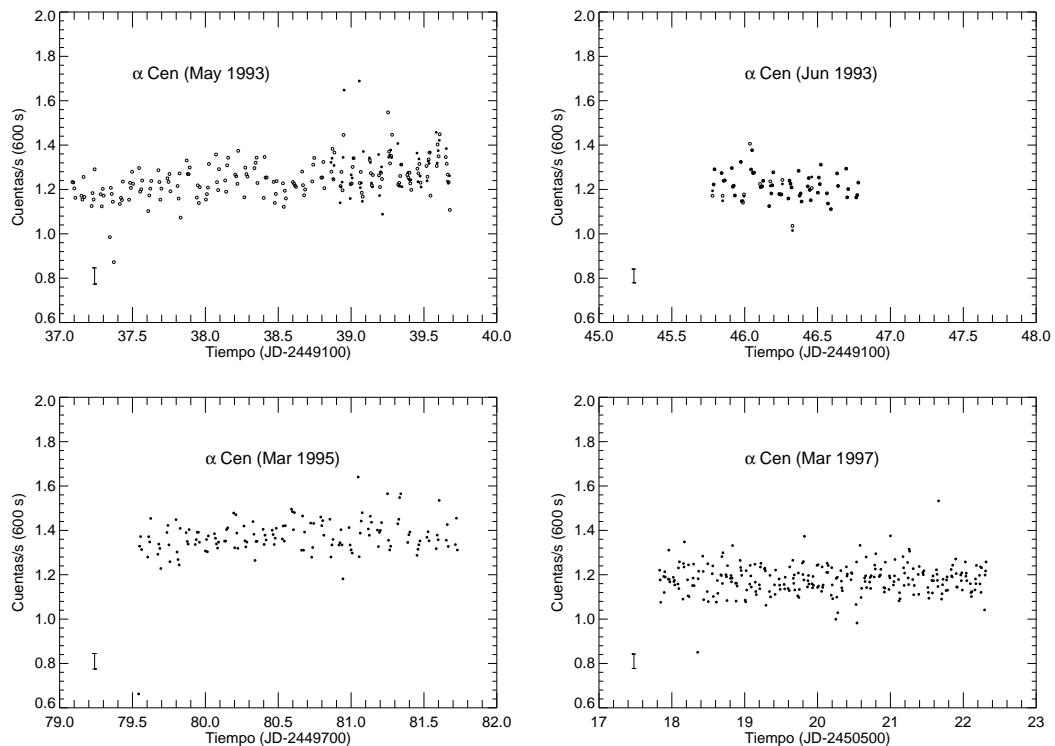


FIG. 3.1.— Curvas de luz de EUVE/DS (intervalos de 600 s) en función de la Fecha Juliana (eje inferior) y la fase orbital (eje superior). La fase orbital 1.0 corresponde a la estrella primaria vista detrás, según lo indicado en Tabla 3.1. Círculos abiertos representan datos afectados por la ABG (ver texto), mientras que círculos rellenos se corresponden con datos no afectados. En las esquinas de la izquierda en cada panel se muestran como referencia las barras de error promedio de los datos no contaminados (los contaminados cuando no hay otros disponibles), indicando errores de 1σ en el nivel de cuentas. Sólo se incluyen puntos con S/N superior a 5.

un escenario general sobre la morfología de las fulguraciones y la modulación rotacional registrada en las curvas de luz. Es también en este capítulo donde se hace una primera descripción de las características de la mayoría de las estrellas.

3.2 Descripción individual

3.2.1 β Cet

La curva de luz de β Cet no muestra ningún cambio importante. De todas formas la única observación disponible hasta la fecha (Fig. 3.2) está contaminada por efecto de la ABG del detector DS. A pesar de eso, se puede advertir una ligera tendencia a una caída en la luz de la estrella a lo largo de la campaña observacional.

3.2.2 CF Tuc

CF Tuc (G0V/K4IV) es un sistema de tipo RS CVn parcialmente eclipsante en el visible (Budding, 1985), pero Kuerster & Schmitt (1996), usando observaciones obtenidas

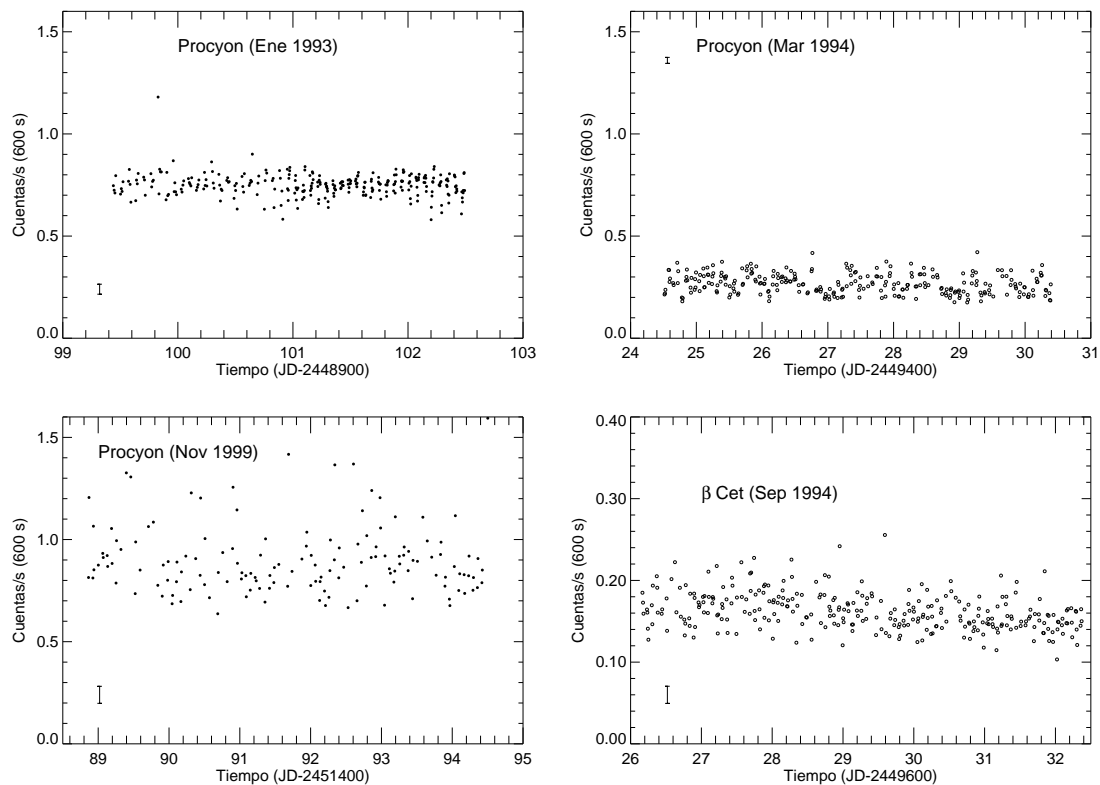


FIG. 3.2.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1.

con ROSAT y el instrumento PSPC (*Position Sensitive Proportional Counter*, o Contador Proporcional Sensible a Posición), no encontró evidencia de la presencia de ningún eclipse o modulación durante una campaña de 40 días de observación, registrando, eso sí, una fulguración de larga duración (9 días de duración); por otra parte es posible que se encuentre algo de modulación en las curvas de luz tomadas durante el muestreo de todo el cielo de ROSAT (Schmitt, 1998).

Con objeto de analizar la curva de luz del EUVE, hemos empleado el tiempo de conjunción ($T_0 = \text{HJD } 2,444,555.009$), proporcionado por Kuerster & Schmitt (1996), con un periodo de 2.797672 días según cálculos de (Budding, 1985).

Como ya mencionaron Gunn et al. (1997), Schmitt (1998) y Osten & Brown (1999), es posible advertir algo de modulación en las observaciones de EUVE en 1994. Gunn et al. (1997) interpretó que el material presente entre las estrellas sería responsable de la modulación observada, basándose en la observación de eclipses secundarios en la curva de luz del EUVE, no perceptibles en longitudes de onda radio. Por el contrario, Osten & Brown (1999) no interpreta la disminución de luz como debida a la presencia de eclipses, sino como sólo producida por modulación rotacional. Finalmente, Schmitt (1998) llegó a la conclusión de que se observan los eclipses primarios en esta curva de luz.

Los mínimos en la curva de luz coinciden claramente con los eclipses primarios del sistema, cuando la estrella de tipo G está oculta aproximadamente a la mitad, significando por tanto que la corona de la estrella de tipo G debe ser de tipo compacto. Una

estimación aproximada apunta hacia una disminución del $\sim 30\text{--}50\%$ de caída en la luz observada durante el primer eclipse. Sin embargo no parece evidente la presencia de eclipses secundarios en la curva de luz, más a más cuando el tamaño de las barras de error son del mismo orden que las variaciones observadas fuera del eclipse primario; como ya hicieron notar Kuerster & Schmitt (1996), es de esperar que el eclipse secundario sea mucho menos importante, dado que afecta sólo a una pequeña área de la superficie de la estrella de tipo G. Esto me lleva a la conclusión de que la presencia de eclipses primarios es clara, pero que no se puede asegurar nada sobre los eclipses secundarios. Por tanto la interpretación de Gunn et al. (1997) va más allá de los errores estadísticos de estos datos, y sería necesario tener mejores curvas de luz antes de llegar a tales conclusiones.

3.2.3 AY Cet

En el caso de AY Cet solo se han acumulado cinco días de observaciones (ver Fig. 3.3), además afectadas por el problema de la ABG del detector. Aunque no se observa ningún cambio interesante durante el corto rango de la fase orbital observado, una ligera disminución parece estar presente en el flujo del sistema a lo largo de la campaña observacional.

3.2.4 AR Psc

AR Psc tiene la peculiaridad de mostrar un periodo fotométrico ($P_{phot}=12.38$ días; Cutispoto et al., 2001) inferior al periodo orbital de 14.3023 días (Fekel, 1996), algo bastante inusual entre las estrellas de tipo RS CVn. Algunos autores proponen que esta estrella se encuentra recién llegada a la secuencia principal, lo que explicaría el que su periodo rotacional no se haya sincronizado aún con el periodo orbital. Las observaciones de AR Psc (Fig. 3.9) revelan la posible persistencia de una región activa durante un periodo rotacional completo. Es posible observar la presencia de esta región activa en torno a $JD\sim 2,450,690.2$ y $JD\sim 2,450,702.5$, aproximadamente la duración del periodo fotométrico observado en el visible. Además, en la curva de luz se ha observado un aumento de la emisión después del segundo pase de la primera región activa por la visual; este incremento no se puede asignar sin ambigüedad a la presencia de una fulguración, dado que es un incremento aparentemente muy pequeño ($\sim 50\%$) para un fenómeno de tan larga duración (~ 1 día antes de volver a su anterior nivel de emisión EUV), si comparamos con lo que se observa en fulguraciones de similar duración en otras estrellas.

Osten & Brown (1999) menciona la presencia de dos fulguraciones en la curva de luz de AR Psc, el primero durante la fase $\phi_{orb}=1.082$, que de hecho no se corresponde con una fase en la que el sistema se haya observado, y que además tampoco coincide con la fecha que reportan a continuación (cuando de hecho tuvo lugar el paso por la línea visual de la región activa “permanente” antes mencionada); y el segundo en la fase $\phi_{orb}=1.378$, el comienzo de el segundo fenómeno antes mencionado. Es de remarcar la inconsistencia de las medidas que presentan dichos autores (una duración de la fase de ascenso de 51.3 hr, una fase de caída de 42.1 hr, y una duración total resultante de 32.4 hr), deducidas a partir de un ajuste que hacen a la curva de luz de tipo exponencial en esta sección. Mientras que la duración total del evento se ajusta bien a lo observado (independientemente de la interpretación del mismo como una fulguración), los tiempos de caída y de ascenso son obviamente erróneos, como lo es la presencia de una primera fulguración. La consecuencias

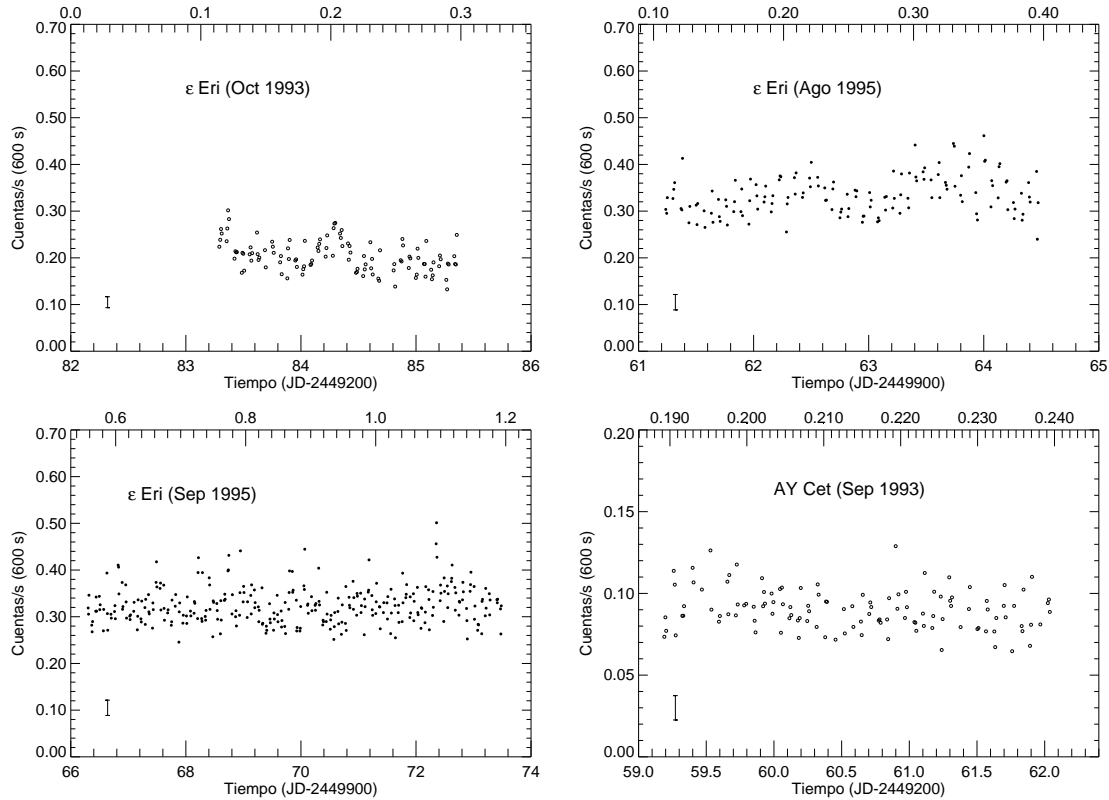


FIG. 3.3.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1. Las fases de ϵ Eri están basadas en $T_0=2449282.0$ y $P_{\text{rot}}=11.3$ d.

que luego se extraen deben ser evitadas, como el uso de estos valores en sus Figuras 9 y 13.

3.2.5 CC Eri

Como ocurre con otras estrellas de la muestra, parece haber una variabilidad a pequeña escala en la curva de luz de CC Eri (Fig 3.5), bastante alejada de los periodos fotométrico u orbital del sistema (~ 1.5 días), con fluctuaciones aparentemente no periódicas en torno a 10–14 hr. La explicación más sencilla para la presencia de estas variaciones sería la presencia de actividad en forma de fulguraciones a pequeña escala. Una fulguración de corta duración parece estar presente en $\text{JD} \sim 2,449,977.5$.

3.2.6 VY Ari

La curva de luz observada en VY Ari (Fig. 3.10) está contaminada por la ABG del detector DS durante toda las observaciones, haciendo menos fiables estos resultados. A pesar de eso, la modulación observada parece bastante real (es improbable que la curva de luz de la estrella caiga en diferentes posiciones de la CCD en diferentes momentos de las observaciones, dado que no se ven cambios repentinos en la curva), aunque las variaciones no parecen estar relacionados con los periodos orbital o rotacional (nótese que el periodo

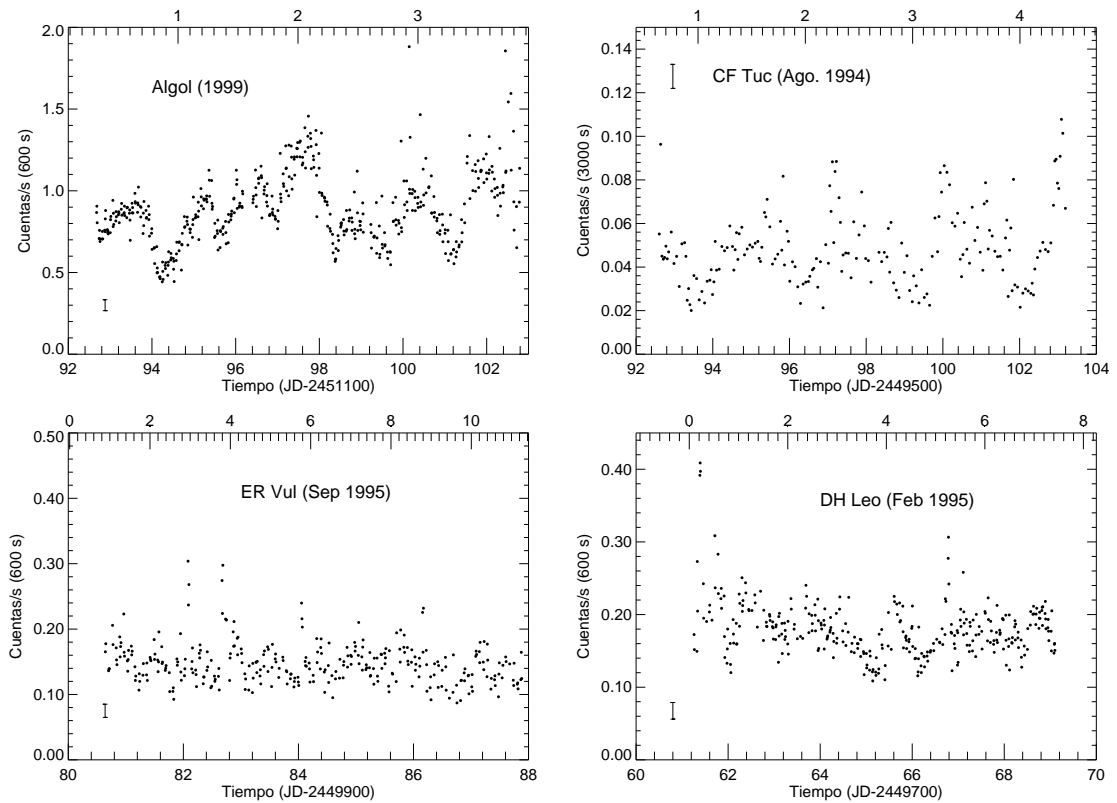


FIG. 3.4.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1. Para CF Tuc se han empleado intervalos de 3000 s con objeto de mejorar la relación S/N.

rotacional de la estrella primaria es superior al periodo orbital del sistema, ver Table 3.1). Por otra parte las observaciones sólo cubren $\Delta\phi_{orb} \sim 0.4$, y las fluctuaciones observadas ($\sim \pm 25\%$ respecto al nivel promedio) podrían estar producidas por cambios intrínsecos en las regiones activas, o efectos de rotación, como ocurre en σ Gem (Fig. 3.17). Osten & Brown (1999) menciona la observación de una fulguración en este sistema con máximo en la fase $\phi_{orb} \sim 0.9$, durante una campaña de observación llevada a cabo dentro del “Programa de Ángulo Recto” (RAP, *Right Angle Program*).

3.2.7 ϵ Eri

ϵ Eri fue observado en dos campañas diferentes, la primera en 1993, con datos afectados por la ABG, y 11 días de observaciones en 1995 (Fig. 3.3). Los problemas con las observaciones de 1993 impiden cualquier estudio relacionado con cambios estacionales, pero sin embargo sí parece haber fluctuaciones a pequeña escala, con una frecuencia en torno a $\sim 1-1.5$ días, y también parecen estar presentes algunas pequeñas fulguraciones en la segunda parte de las observaciones de 1995. No se observa ninguna modulación relacionada con el periodo fotométrico calculado en el óptico de ~ 11.3 (Baliunas et al., 1983) en las observaciones de 1995, aunque hay un espacio sin observaciones que dura 1.5 días.

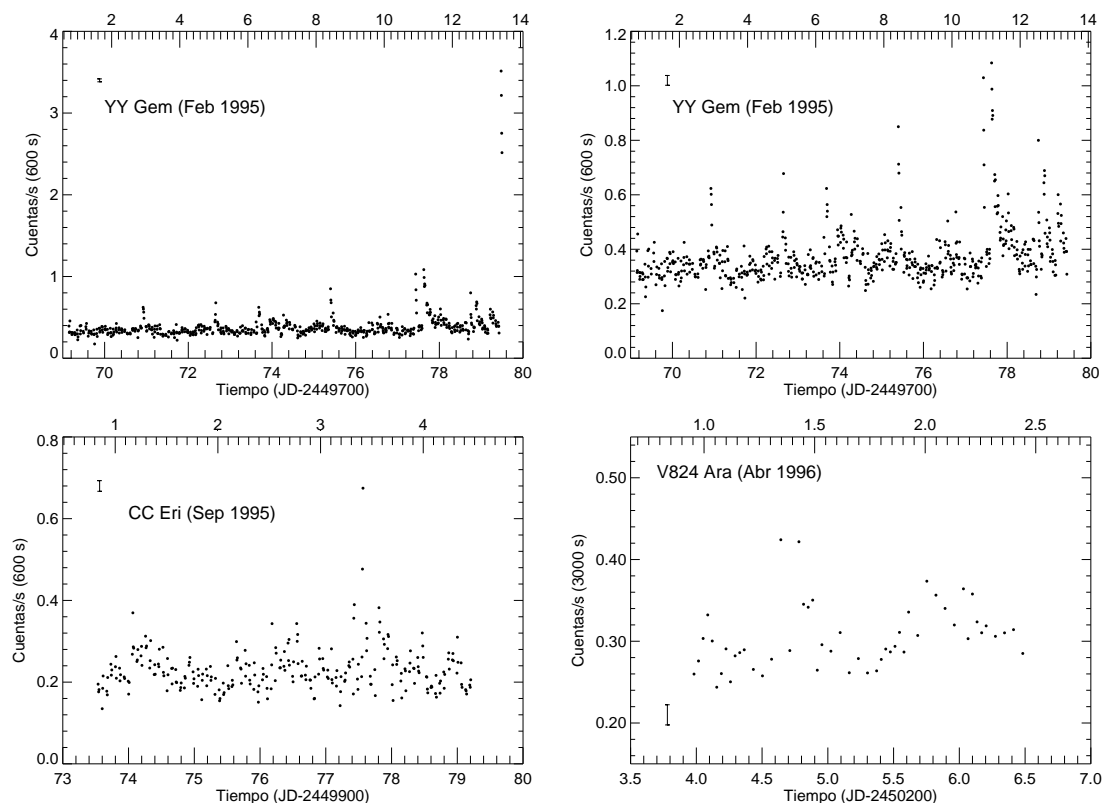


FIG. 3.5.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1. En el caso de V824 Ara se han empleado intervalos de 3000 s con objeto de mejorar la S/N. El panel superior izquierdo muestra una vista aumentada de la curva de luz de YY Gem para mejorar la identificación de variabilidad a pequeña escala.

3.2.8 Capella

La campaña de observaciones de Capella en 2001, la única que ha sido incluida en el presente trabajo, no incluía ninguna observación con el detector DS, y por tanto no se ha obtenido ninguna curva de luz para esos datos. El análisis de los datos del DS tomados en todas las demás campañas de observación de Capella en el EUVE mostraron un comportamiento bastante “plano” en la mayoría de los casos, y sólo las observaciones tomadas en 1994 parecen mostrar algunos ligeros cambios en el nivel de actividad. Además también se han observado algunos cambios estacionales en Capella a lo largo de 10 años de observaciones (Dupree et al., 2001).

3.2.9 AB Dor

AB Dor es un objeto frecuente en los estudios de actividad estelar, dado que al ser una estrella joven muestra niveles de actividad muy altos. Aunque en realidad AB Dor es parte de un sistema estelar múltiple, las otras estrellas están suficientemente lejos como para interactuar de forma sustancial con AB Dor, de modo que se la puede considerar como estrella aislada a efectos de influencia de la binariedad en la actividad. La luz de

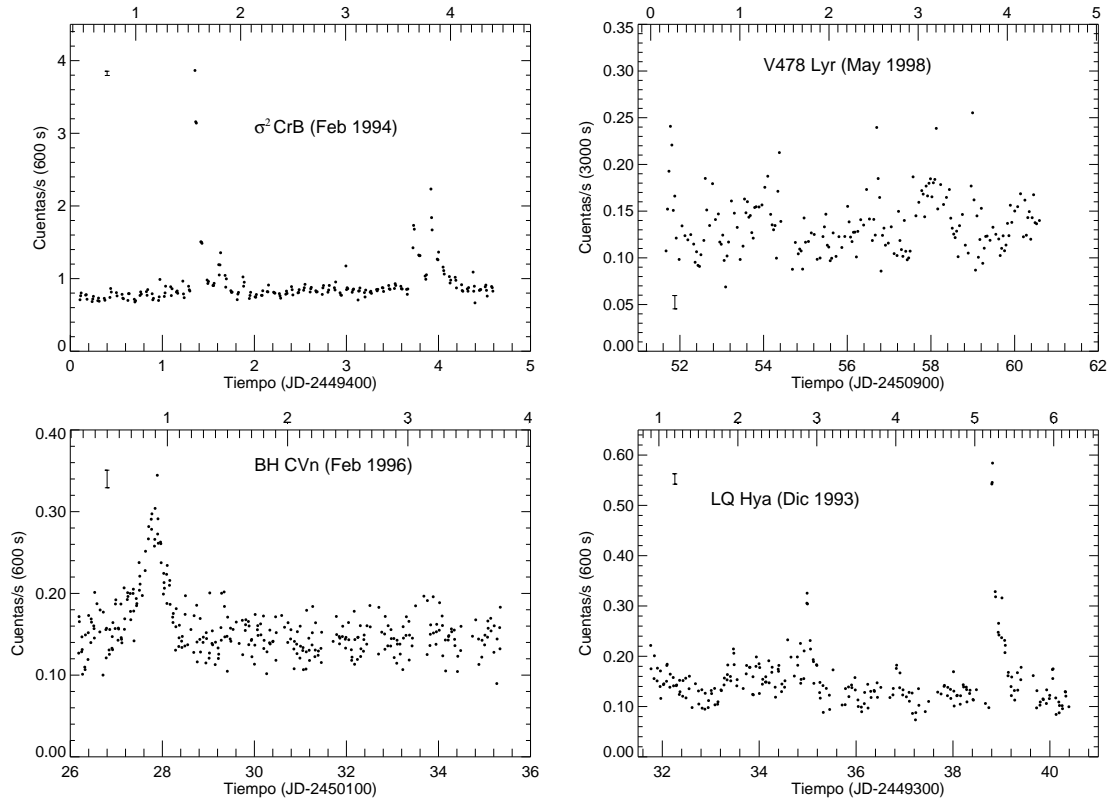


FIG. 3.6.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1. En el caso de V478 Lyr se han empleado intervalos de 3000 s con objeto de mejorar la S/N. Las fases de LQ Hya se corresponden con $T_0=2448988.0$ y $P_{\text{rot}}=1.63$ d.

las otras dos fuentes del sistema (la estrella de tipo dM4 Rossiter 137B o AB Dor B, y AB Dor C) están suficientemente cerca de AB Dor como para impedir su discernimiento en la curva de luz del detector DS del EUVE, pero como ya mencionó Brandt et al. (2001a) no es de esperar que aporten una contribución sensible a la luz observada. Las técnicas de imagen Doppler han sido frecuentemente aplicadas a esta estrella, revelando la presencia de manchas más concentradas en zonas polares (latitud $\gtrsim 70^\circ$) de AB Dor (Collier Cameron et al., 1999, y referencias allí citadas).

Las curvas de luz observadas en AB Dor (Fig. 3.7) no muestran evidencia clara de modulación durante su estado quiescente, pero la aparición de una fulguración en 1993, comenzando en $\text{JD} \sim 2,449,299.7$, podría revelar la modulación de dicha fulguración en una posición no-polar de la estrella. La presencia de 3 picos separados aproximadamente 1.1 fases fotométricas (basado en los elementos fotométricos proporcionados por Innis et al., 1988), o ~ 13.6 hr, podría deberse a una fulguración que es ocultada por rotación, con una duración de al menos 34 hr. Si esta hipótesis es correcta, ello implicaría una rotación diferencial entre la corona, observada en EUV, y la fotosfera, en los rangos de longitudes de onda ópticas, donde los elementos fotométricos son calculados. Un cálculo en primera aproximación lleva a un valor del periodo en EUV de 13.6 hr, un $\sim 10\%$ superior al periodo fotosférico. Pero las barras de error presentes en los datos, la dispersión de los puntos,

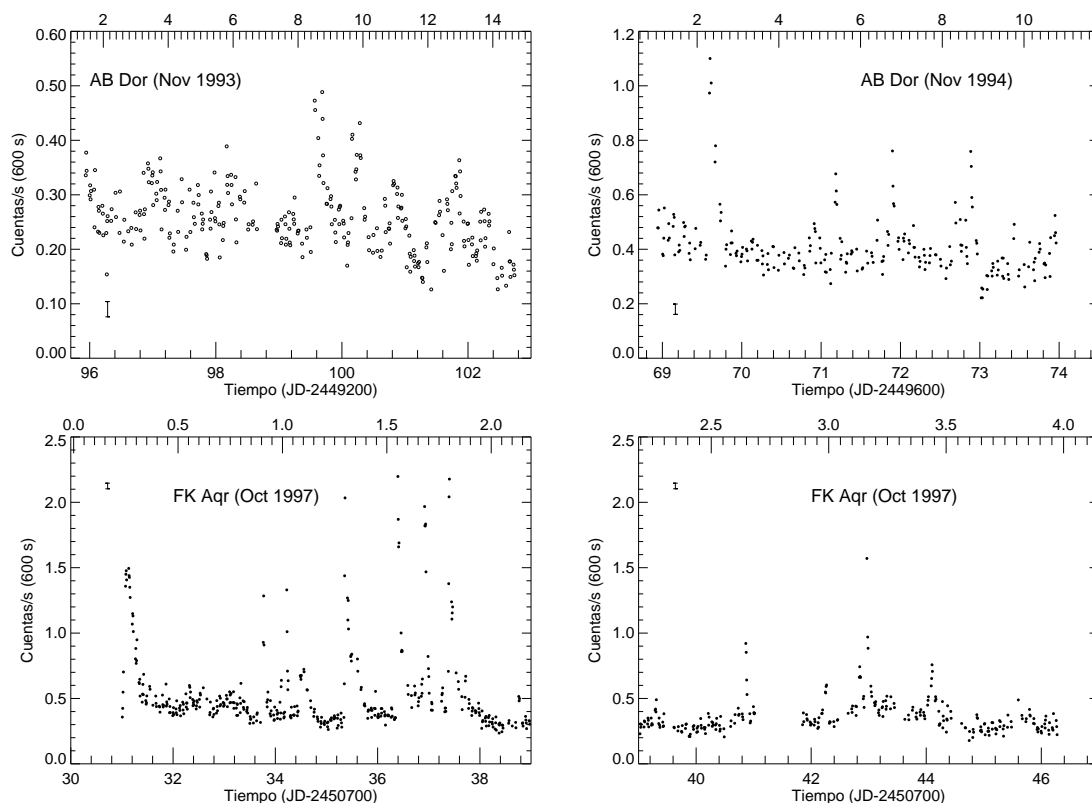


FIG. 3.7.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1.

y la posible contaminación de datos por la ABG, impiden una confirmación total de este periodo. Si tal periodo es real eso implicaría rotación diferencial, con un giro más rápido en la región donde se originó la fulguración, presumiblemente zonas no-polares.

3.2.10 YY Gem

YY Gem (Castor C, HD 60179C, BD+32 1582) es un sistema activo bien conocido, con dos estrellas idénticas de tipo M en el espectro de líneas dobles. Las observaciones del sistema parcialmente eclipsante YY Gem muestran la presencia de muchas fulguraciones de corta duración (al menos 7), incluyendo un aumento en un factor ~ 9 al final de la observación, y la consiguiente falta de datos relacionados con la fase de caída (Fig. 3.5). También se muestra un aumento sobre datos con valores más pequeños del flujo, para hacerse una mejor idea de la variabilidad a pequeña escala. Este sistema tiene una inclinación de 86.3° (ver Tabla 3.1), siendo uno de los mejores objetivos para la búsqueda de modulación rotacional o eclipses, como ya se encontraron con ROSAT (Schmitt, 1998). Pero la contaminación de los datos con fulguraciones, además de la cantidad de ruido que se encuentra en los datos, hace difícil encontrar evidencia de tales eclipses con EUVE.

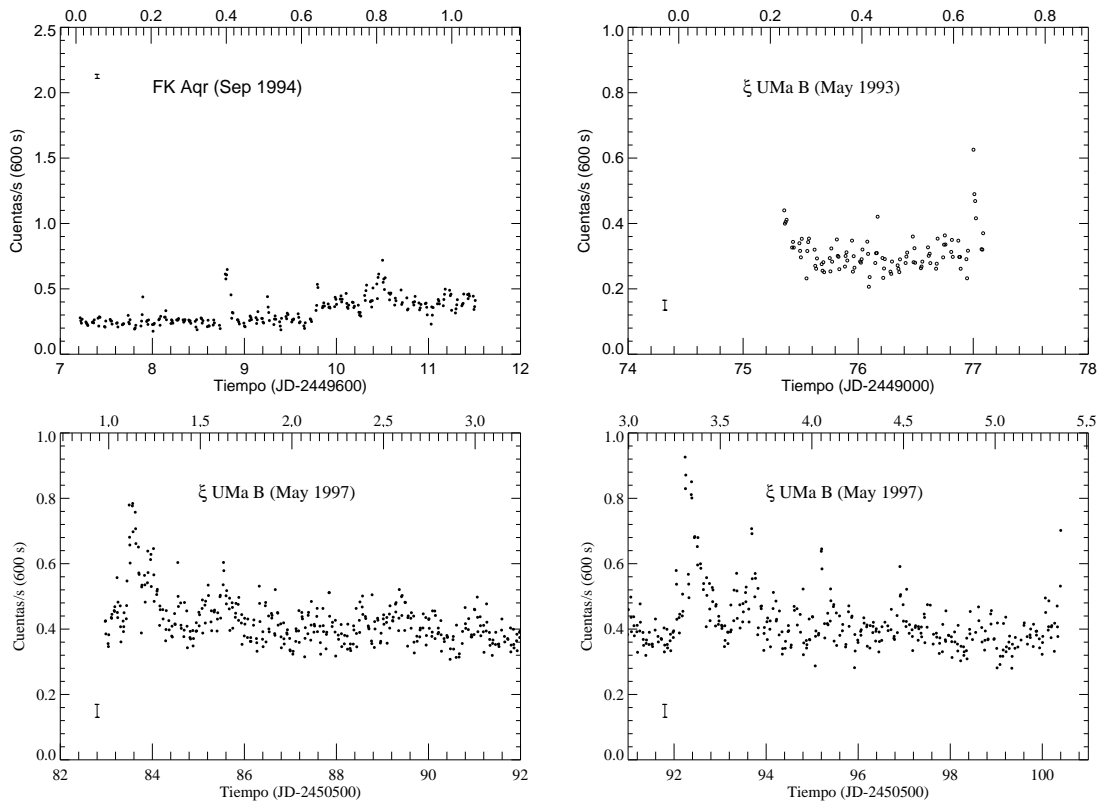


FIG. 3.8.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1.

3.2.11 Procyon

No es sorprendente encontrar que la curva de luz de Procyon (α CMi) es prácticamente plana (Fig. 3.2), dado que no se la conoce como una estrella muy activa. Mientras las observaciones de 1999 muestran alguna dispersión de los datos, este efecto podría deberse a una posible degradación de la calidad de los instrumentos abordo del EUVE, como también se ha observado en otras curvas de luz tomadas en 1999 y el 2000, y en ningún caso parece posible atribuir estas fluctuaciones a cambios intrínsecos de la luz de la estrella. El efecto de la ABG contaminó los datos de 1994 haciendo más difícil la observación de alteraciones de tipo estacional del flujo EUV de Procyon. También parece estar presente una modulación de corta duración siguiendo un patrón temporal no-periódico en torno a ~ 14 hr, en 1993 y tal vez en 1994.

3.2.12 BF Lyn

Las observaciones de EUVE sobre BF Lyn tan sólo cubren 2.5 días, o $\Delta\phi_{orb} \sim 0.65$ (Fig. 3.10). Los cálculos de la fase orbital se efectuaron teniendo en cuenta los elementos orbitales proporcionados por Barden & Nations (1986). Dichos autores dan el T_{conj} en fecha juliana modificada (MJD), de modo que es necesario añadir 0.5 días para

poder obtener el valor en fecha juliana heliocéntrica (HJD) empleado en esta memoria¹, de $T_{conj} = \text{HJD } 2,445,802.472$.

Las observaciones de BF Lyn muestran variaciones de hasta un $\sim 20\%$ respecto del valor promedio, y parece evidente la presencia de modulación a pequeña escala de un modo semi-periódico, aunque haría falta una observación más larga para poder clarificar este extremo.

3.2.13 LQ Hya

Esta es una de las estrellas aisladas incluidas en la muestra. Los datos observaciones en la literatura apuntan a que LQ Hya es una estrella muy joven, lo que sería la causa de los elevados niveles de actividad observados (ver Montes et al., 1999, y referencias allí citadas). La curva de luz tomada con EUVE (Fig 3.6) muestra fluctuaciones de hasta un $\sim 100\%$ durante el estado “quiescente” de la corona, además de dos fulguraciones impulsivas (fulguraciones muy intensas pero de corta duración).

Las variaciones de la corona “quiescente” no parecen seguir un patrón claro, nada relacionado ni siquiera con el periodo fotométrico de 1.63 días (Cutispoto et al., 2001), pero sí resulta evidente la presencia de una cierta modulación de la luz con duración aproximada de ~ 1.2 días.

3.2.14 DH Leo

La curva de luz de DH Leo observada en 1995 (Fig. 3.4) muestra mucha variabilidad (con fluctuaciones de hasta un $\sim 40\%$ sobre el valor promedio), e incluso algunos eventos del tipo de fulguraciones. Stern & Drake (1996) hizo un primer análisis sobre esta curva de luz, llegando a la conclusión de que es posible que haya presencia de modulación rotacional, aunque no es posible confirmar con rotundidad dicha modulación.

3.2.15 ξ UMa B

ξ UMa es un sistema múltiple formado por 4 estrellas agrupadas en dos binarias espectroscópicas (Griffin, 1998), formando una órbita de la binaria visual de ~ 60 años. ξ UMa A (HD 98231) es una binaria espectroscópica con un $P_{orb} = 670.24$ días, y donde sólo se observa una estrella de tipo G0V, que podría tener una estrella de tipo M como compañera. ξ UMa A muestra un espectro con niveles muy escasos de actividad cromosférica, con un espectro con emisión muy débil de H & K de Ca II (Montes et al., 1995). La otra componente del par visual, ξ UMa B (HD 98230), muestra niveles de actividad cromosférica superiores en la emisión de H & K de Ca II, aunque tampoco tiene emisiones muy fuertes en estas líneas. En el espectro de ξ UMa B sólo se identifica una estrella de tipo G5V, aunque Griffin (1998) apunta la posibilidad de que la compañera, no vista hasta la fecha, se trate de una estrella enana de tipos K tardíos. El bajo valor encontrado para la función de masas ($f[m][M_{\odot}] = 0.000046$) que encontró dicho autor hace pensar en un valor muy pequeño de la inclinación (en torno a 11° , o incluso menos), por lo que se trataría de un sistema con el polo apuntando casi hacia la Tierra. A partir de la temperatura

¹Nótese que Strassmeier et al. (1993) no tuvo en cuenta esta corrección y proporciona un valor erróneo de el T_{conj} .

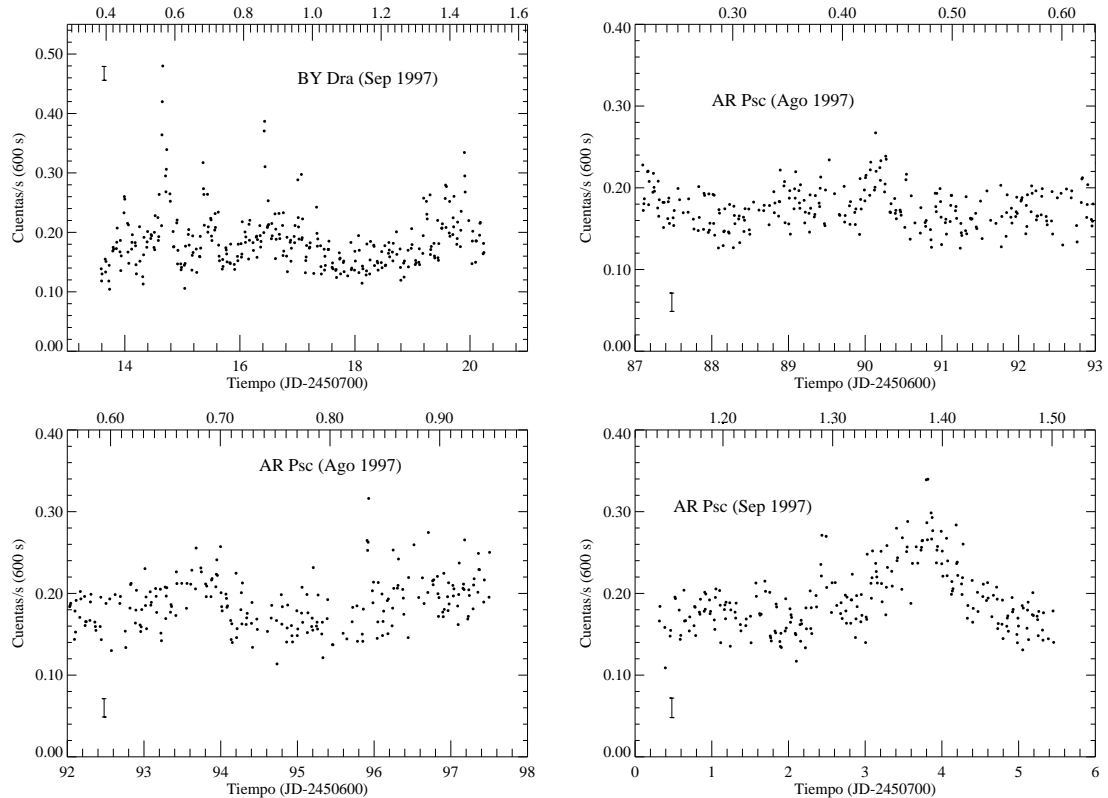


FIG. 3.9.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1.

efectiva ($T_{eff}=5650$ K Cayrel de Strobel et al., 1994), y suponiendo que son válidos para esta estrella los valores disponibles en Gray (1982) relacionando radio y masa con tipos espectrales, se llega a una estimación del radio de $0.95 R_{\odot}$ para ξ UMa B.

Como luego se comentará en § 5.3, los espectros disponibles en IUE, no publicados hasta la fecha, demuestran que mientras algunas líneas son más intensas en la componente B del sistema en un factor 2:1, otras muestran valores similares. Aunque esto podría deberse únicamente a efectos debidos a distinta metalicidad o tipo espectral ligeramente diferente, en cualquier caso significa que no podemos despreciar la contribución de luz que aporta la componente A a la curva observada en el EUV.

La curva de luz (Fig. 3.8) ha sido confrontada con la fase orbital de acuerdo con las efemérides calculadas por Griffin (1998), y adaptadas para seguir el criterio general de esta tesis de $\phi_{orb}=0$ correspondiendo a la estrella primaria detrás, por lo que resulta en $T_0(\text{HJD})=2,442,442.916$ y $P_{orb}=3.980507$ d. El comportamiento observado refleja algunas similitudes con el caso de AB Dor, donde una posible fase de caída de una fulguración podría estarse viendo durante varios periodos de rotación de la estrella. No obstante, no hay medidas directas publicadas sobre el periodo fotométrico de ξ UMa B, y lo más probable sería que el sistema se encuentre sincronizado con el periodo orbital de ~ 3.98 d, aunque no es posible asegurarlo con toda certeza. Las curvas de luz de ξ UMa muestran además la presencia de algunas fulguraciones, así como ciertas fluctuaciones semi-periódicas similares a las de otros sistemas.

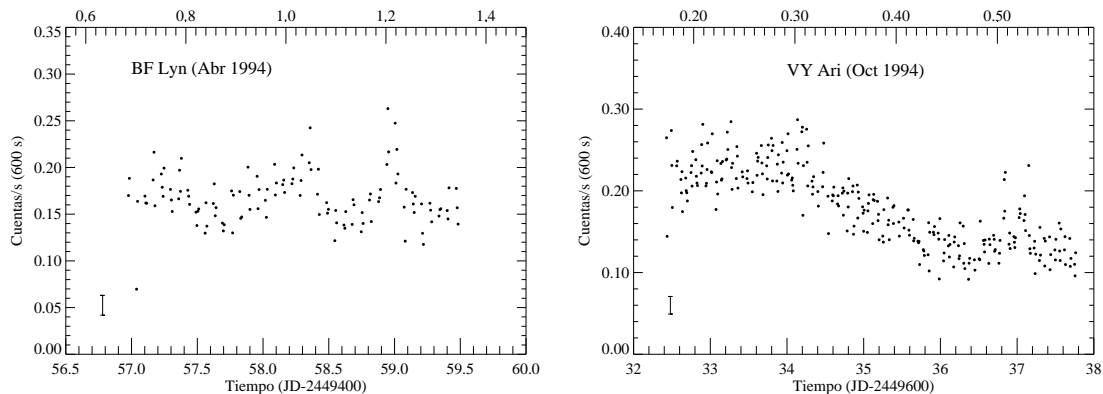


FIG. 3.10.— Curvas de luz de EUVE/DS. Ver descripción en Fig. 3.1.

3.2.16 BH CVn

BH CVn (HR 5110) muestra en su curva de luz de EUVE un patrón de variabilidad muy destacable (Fig. 3.6), donde parecen estar presentes fluctuaciones semi-periódicas de ~ 20 –30 horas. Nótese que BH CVn es otro sistema con inclinación muy baja (9°). También es posible distinguir una intensa fulguración en torno a la fase orbital 0.9.

3.2.17 α Cen

La curva de luz observada (Fig. 3.1) en EUVE corresponde a la suma de las contribuciones de α Cen A (HD 128620, G2V) y α Cen B (HD 128621, K1V), dado que la resolución espacial de EUVE no permite la separación de éstas como fuentes luminosas diferentes (cuentan con $21''$ de separación angular). Aunque en realidad, tras observar el comportamiento de la luz registrada con ROSAT/HRI de ambas estrellas de forma separada, en un rango de energías similar al de EUVE, cabe pensar que α Cen B es dominante en una proporción de 2:1 en promedio (ver Schmitt, 1998), aunque el grado de actividad en ambos casos puede variar bastante.

La curva de luz de α Cen AB no muestra ninguna variación a corto plazo, y no se registra ninguna fulguración. Pero el análisis de cambios estacionales revela posibles variaciones, contándose un incremento de flujo de un 15% desde 1995 hasta 1997, mientras que las observaciones de 1993 no tienen suficiente calidad como para poder extraer conclusiones.

3.2.18 σ^2 CrB

Resulta muy interesante la curva de luz del sistema σ^2 CrB (Fig. 3.6), con la presencia de algunas fulguraciones muy intensas, además de alguna variabilidad a pequeña escala del orden de varias horas (~ 6 –10 hr). El análisis temporal de las fulguraciones presentes en estas observaciones, fue analizado en detalle por Osten & Brown (1999) y Osten et al. (2000). Se observan fulguraciones agrupadas en dos pares bastante cercanos en el tiempo, lo que llevó a Osten & Brown (1999) a interpretarlos como “fulguraciones por simpatía” (*sympathetic flares*), similares a las vistas en el Sol (Pearce & Harrison, 1990). En este

escenario, una fulguración producida en una región estimula la actividad de fulguraciones en otra región situada a una cierta distancia, a través de una perturbación que se propaga a través de la atmósfera solar. Pero en el caso de las observaciones de σ^2 CrB no hay ningún otro dato que soporte esta conexión en estas fulguraciones, y las observaciones de otras estrellas no parecen reforzar tampoco esta hipótesis, aunque tampoco se puede descartar completamente.

3.2.19 V824 Ara

Tan sólo se dispone de ~ 2.5 días de curva de luz para el sistema V824 Ara, tomadas en 1996, y la curva obtenida tiene barras de error bastante grandes (ver Fig 3.5). A pesar de eso, aún es perceptible la identificación de una cierta modulación coincidente con los periodos fotométrico y orbital del sistema (~ 1.68 días). Pero si se toman estos datos con una cierta precaución, no se puede derivar ninguna conclusión a menos que se analicen más observaciones de este sistema no eclipsante, dado que la presencia de posibles fulguraciones podría estar simulando una falsa modulación rotacional.

Osten & Brown (1999) interpretaron los dos puntos alrededor de la fase $\phi_{orb} \sim 1.4$ como dos fulguraciones, calculando tiempos de ascenso y caída para dichas fulguraciones que de ningún modo se ajustan a las observaciones. Interpretar estos puntos como dos fulguraciones es excesivo, y los cálculos de tiempos de ascenso y caída son por tanto arbitrarios.

3.2.20 V478 Lyr

La falta de buena cantidad de flujo en la curva de luz del EUVE (Fig. 3.6) impide obtener ninguna conclusión de la curva observada. Es posible encontrar fluctuaciones de $\sim 25\%$ en los datos, respecto del flujo promedio, pero no hay evidencia de eclipses (este sistema posee una inclinación de 83°), aunque tampoco se puede descartar su presencia.

3.2.21 ER Vul

La curva de luz observada para el sistema parcialmente eclipsante ER Vul (G0V/G5V) muestra alguna variabilidad (Fig. 3.4), además de algo de actividad de fulguraciones a bajo nivel. Osten & Brown (1999) no encontraron ninguna evidencia de periodicidad en estas fluctuaciones, e interpretaron las variaciones producidas como fulguraciones a muy pequeña escala. También llegaron a la conclusión de que no había ninguna periodicidad evidente en la luz EUV procedente de este sistema.

Pero de hecho, si se observa con más detenimiento los datos, es posible advertir la presencia de algunos mínimos en torno a la fases $x.5$, cuando la estrella de tipo G0V es parcialmente ocultada por la de tipo G5V. Estos mínimos corresponderían al eclipse de la más activa de las dos coronas, que a su vez sería una corona compacta. En cualquier caso, esta conclusión debe tomarse con cautela, dadas las barras de error presentes en los datos.

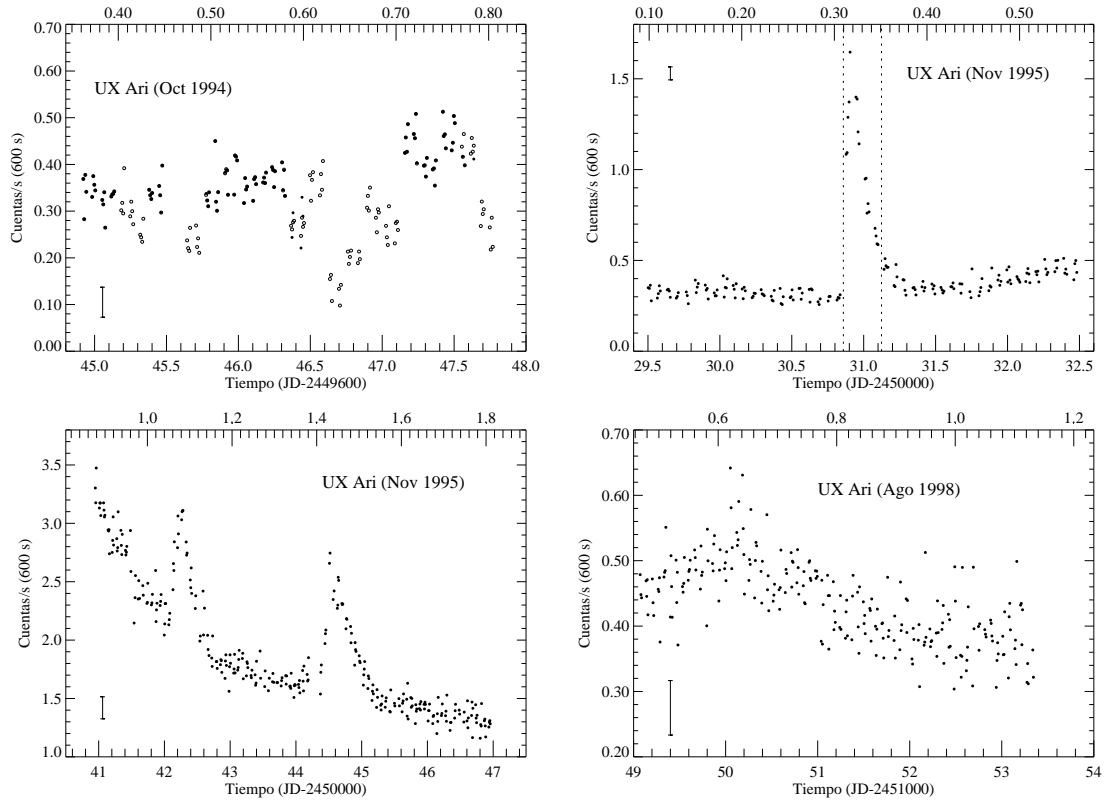


FIG. 3.11.— Curvas de luz de EUVE/DS para UX Ari. Ver descripción en Fig. 3.1. Además, las líneas verticales de puntos señalan la división entre los estados quiescentes y con fulguraciones usados para el análisis posterior.

3.2.22 FK Aqr

Las curvas de luz observadas por el EUVE en la campaña de 1997 muestran mucha actividad (Fig. 3.7, con fulguraciones impulsivas de corta duración (~ 15 hr), pero bastante intensidad (incrementos de un factor 5). La presencia de estas fulguraciones maquilla cualquier posible modulación relacionada con rotación. En contraste, las observaciones tomadas en 1994 muestran una corona tranquila (Fig.3.8), y sólo se ve una fulguración relativamente pequeña. además de cierto incremento en el nivel general del flujo durante la segunda parte del periodo orbital, probablemente producida por una región activa en la visual, como también observó (Stern & Drake, 1996).

3.2.23 BY Dra

La curva de luz registrada en este sistema cubre más de un periodo fotométrico completo (Fig. 3.9), permitiendo observar una cierta modulación que podría corresponderse con el periodo de rotación del sistema de ~ 3.83 días (ver Tabla 3.1). A pesar de esta evidencia, este resultado debe tomarse con precaución dado que la primera parte de las observaciones están muy contaminadas por la presencia de fulguraciones, lo que no permite confirmar dicha modulación.

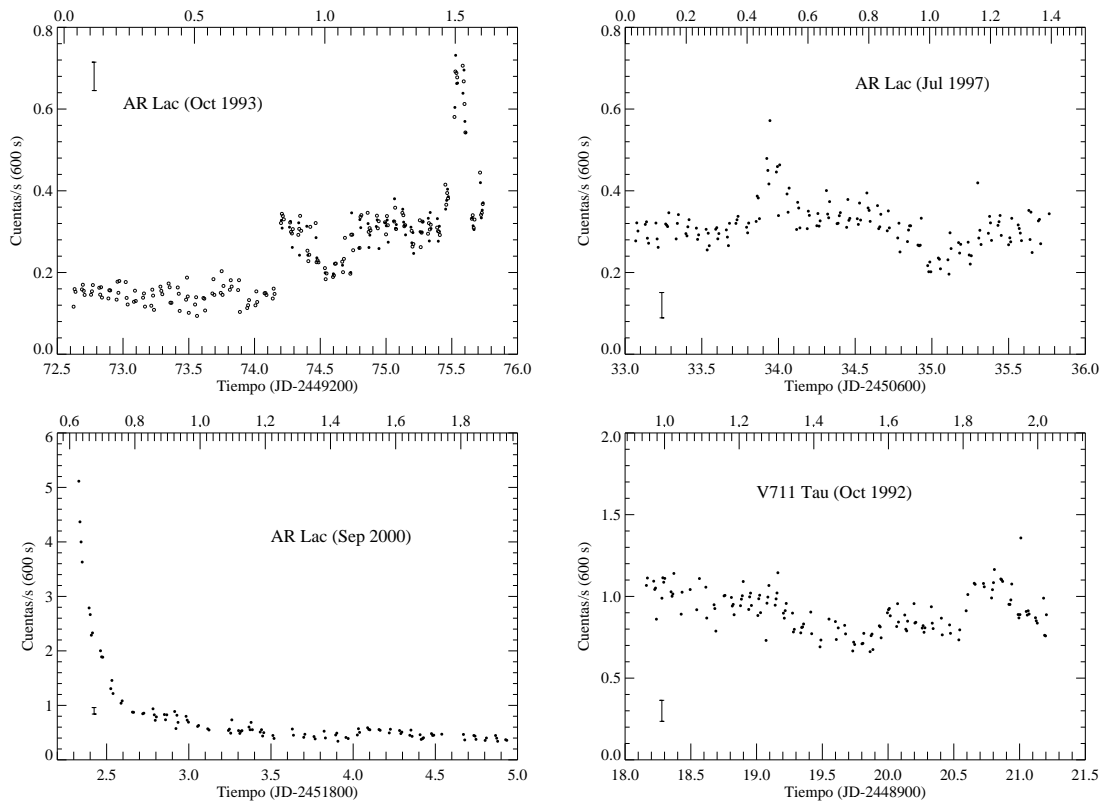


FIG. 3.12.— Curvas de luz de EUVE/DS para AR Lac y V711 Tau. Ver descripción en Fig. 3.11.

3.2.24 Algol

Se ha añadido una curva de luz del sistema binario activo Algol (β Per) al análisis de curvas de luz como ejemplo de eclipses claramente observados con EUVE. Como se advierte en las curvas de luz tomadas en la campaña de 1993 (Stern et al., 1998), las observaciones de 1999 (Fig. 3.4) incluyen la presencia de eclipses, aunque la combinación de efectos entre eclipses y fulguraciones hace más difícil el análisis de los mismos. Schmitt & Favata (1999) observaron una eclipse en Algol (B8V/K2IV) durante la caída de una fulguración, con el satélite BeppoSAX, lo que permitió localizar esta erupción como procedente de una zona polar. Aunque aquí no haré un análisis de el espectro o la EMD de este sistema, la inspección visual del espectro publicado por Stern et al. (1998) apunta hacia una corona bastante similar al caso de AB Dor u otras estrellas de la muestra, con espectro dominado por la línea de Fe XXIII λ 133.

3.3 Casos especiales

Seis sistemas de tipo RS CVn (UX Ari, V711 Tau, σ Gem, AR Lac, λ And y II Peg), permiten hacer un tratamiento especial para los espectros procedentes de fulguraciones y los tomados en estado quiescente, y para el posterior análisis de la EMD. Tal estudio se ha llevado a cabo en dos publicaciones distintas (Sanz-Forcada et al., 2001a,b), excepto en

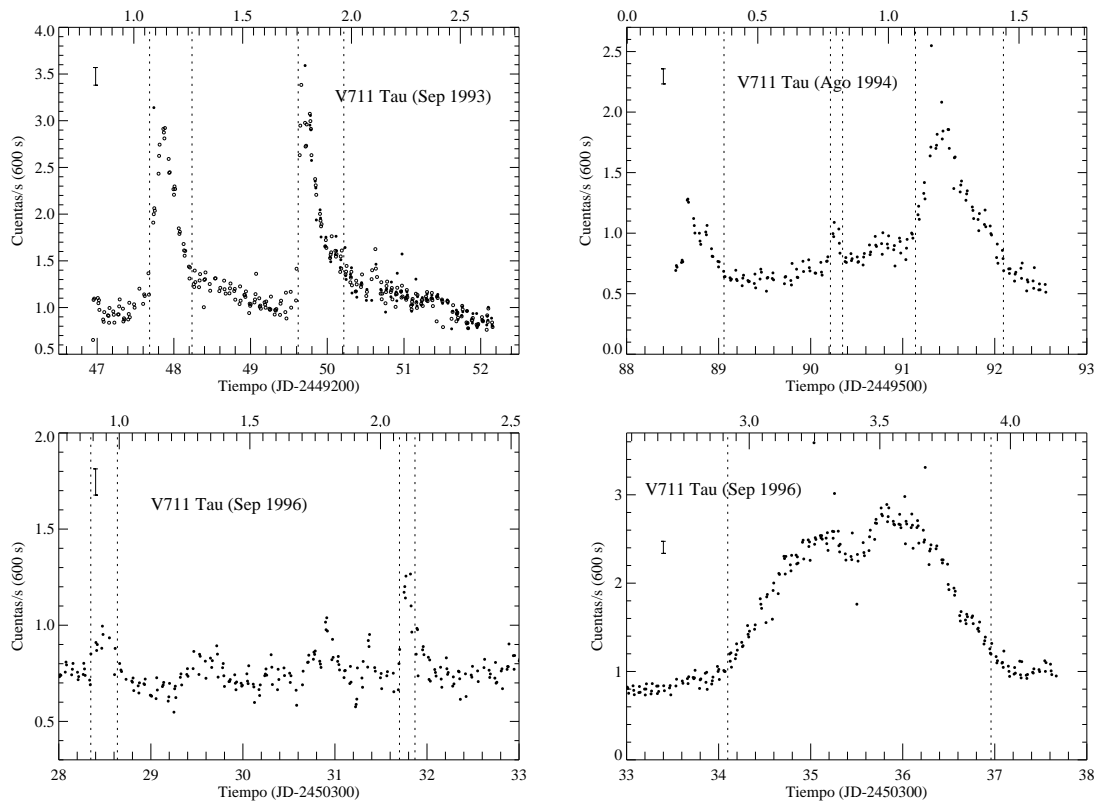


FIG. 3.13.— Curvas de luz de EUVE/DS para V711 Tau. Ver descripción en Fig. 3.11.

el caso de AR Lac, no incluido en ellas. Los contenidos de dichas publicaciones han sido adaptados para adecuarse apropiadamente al formato de esta tesis. Las Figuras 3.11-3.17 muestran las curvas de luz de estos 6 sistemas, con líneas verticales de puntos señalando los intervalos de quiescencia y fulguraciones empleados para el análisis posterior de los espectros y la EMD (ver § 6.6 y Capítulo 7). También se han incluido algunas curvas de luz calculadas para algunas líneas espectrales en coincidencia con las fulguraciones más importantes, según se muestra en las Figuras 3.19–3.22. Nótese que los errores asociados a estas curvas de luz son mucho mayores que en las obtenidas con datos de DS. También se ha incluido en estas figuras en algún caso las curvas de luz en todo el rango espectral de los espectrógrafos de SW o MW. En estas curvas de luz se puede observar cómo la línea de He II $\lambda 304$ no siempre sigue el patrón de la fulguración. Esta línea se forma a diferentes temperaturas (más cercanas a las cromosféricas) que las líneas de hierro ionizado presentes en los espectros de EUVE, y además es una línea ópticamente gruesa, a diferencia de lo que ocurre con la mayoría de las otras líneas, por lo que los efectos producidos en el limbo probablemente no se observen tan fácilmente. También se han incluido en algún caso curvas de luz de las líneas de Fe XXII $\lambda 114.4$ y Fe XXI $\lambda 129$, sensibles a los cambios en la densidad electrónica de forma positiva e inversamente proporcional respectivamente.

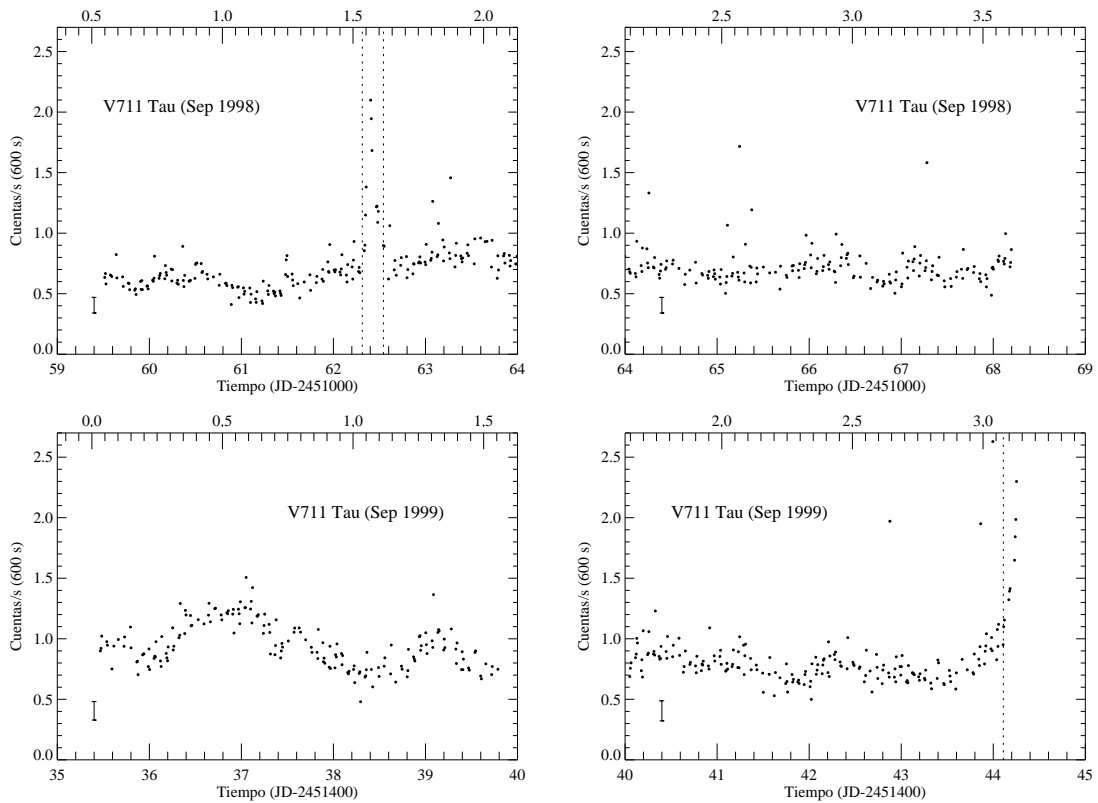


FIG. 3.14.— Curvas de luz de EUVE/DS para V711 Tau. Ver descripción en Fig. 3.11.

3.3.1 UX Ari

En las observaciones de la curva de luz de UX Ari tomadas con EUVE (Fig. 3.11) se observan dos interesantes detalles: el primero, la presencia de una enorme fulguración que sólo es observada en su fase de caída, ya publicada por vez primera por Dupree & Brickhouse (1996); y en segundo lugar la forma claramente modulada de la curva de luz de 1998. La presencia de fulguraciones y la contaminación de la curva de luz por la ABG, impiden una confirmación de esta modulación en las restantes observaciones. Durante la campaña de 1998, la luz varía hasta un $\sim 25\%$, con el máximo presente justo tras $\phi_{orb} \sim 0.6$. La modulación detectada podría deberse a la presencia de una región activa rotando con la estrella. Los periodos fotométrico y orbital son muy parejos si no sincronizados (ver Tabla 3.1), pero la falta de datos durante el resto de la fase orbital impide confirmar una conexión definitiva entre esta modulación y los movimientos orbital o rotacional.

La detección de fulguraciones en UX Ari es un fenómeno bastante común, y se han registrado en un amplio rango de longitudes de onda, desde radio a rayos-X, incluyendo una detección espectroscópica en $H\alpha$ y $He\ I\ D_3$ justo 60 días antes de la gran fulguración de 1995 (Montes et al., 1996), y observaciones fotométricas y en radio-ondas (con el *Very Large Baseline Array* VLBA) contemporáneas a dicha fulguración (Henry & Hall, 1997). En la parte temporal en que se observó la fulguración en el EUVE, la luz se ve incrementada en un factor ~ 7 desde el nivel base que había los días anteriores a la fulguración, y un

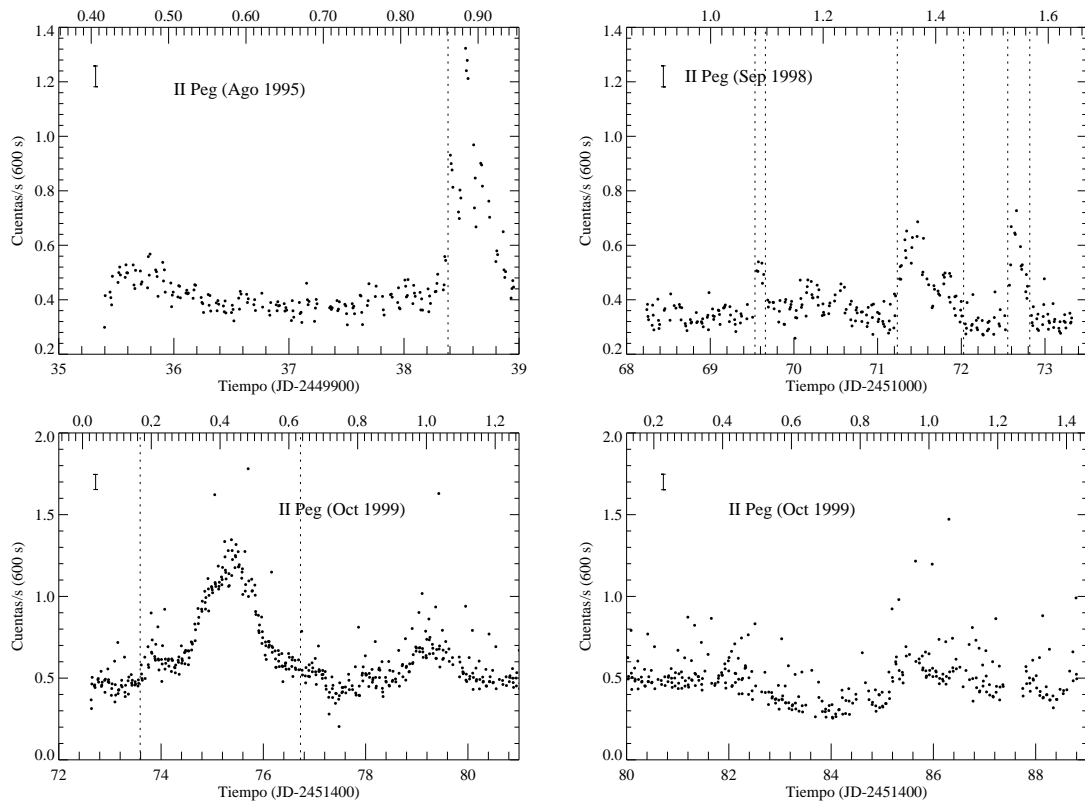


FIG. 3.15.— Curvas de luz de EUVE/DS de II Peg. Ver descripción en Fig. 3.11.

factor ~ 11 desde el nivel de quiescencia al principio de la campaña de 1995; por otra parte, la fase de caída aún continúa durante el resto de la campaña, después de al menos 144 hr (6 días) de caída. En las tres fulguraciones observadas en 1995, éstas muestran un comportamiento típico de ascenso rápido (1.1 ± 0.6 , 3.2 ± 1.2 , y 6.2 ± 2.8 hr respectivamente), y una fase de caída más gradual (9.3 ± 1.2 , 9.5 ± 1.2 , 20.6 ± 1.2 hr), disintiendo de los valores calculados por Osten & Brown (1999) de 1.1 ± 0.04 , 11.3 ± 1.0 , y 15.5 ± 2.1 hr para la fase de ascenso. De acuerdo con los datos de micro-ondas (Henry & Hall, 1997; Beasley, 2001), la fulguración comenzaría en JD 2450038.9583, registrándose múltiples fulguraciones de corta duración en el resto de las observaciones (hasta el 25 de Nov., o JD 2450047.). Los datos de fotometría óptica no muestran cambios tan intensos, pero se detecta una fulguración en JD 2450039.8215, la primera observación después del pico de intensidad en radio, con una duración ~ 2 días. En resumen, suponiendo que la fulguración ocurre de forma simultánea en radio y EUV, el tiempo de caída sería de al menos 8 días, la fulguración más larga observada por el EUVE.

3.3.2 V711 Tau

V711 Tau presenta un escenario con mucha actividad en forma de fulguraciones (Figs. 3.12–3.14). Durante estas observaciones se registraron al menos 4 fulguraciones intensas, 2 en 1993, una en 1994 (detectada también en radio-ondas por Jones et al., 1996), y una de

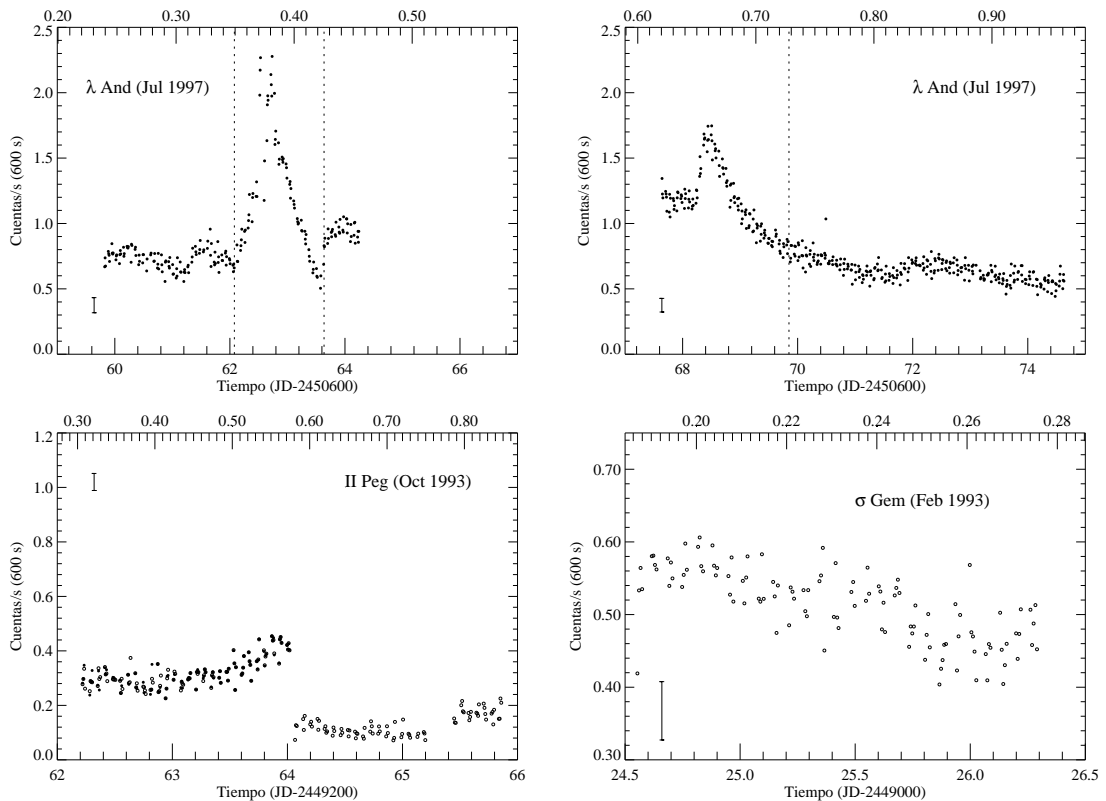


FIG. 3.16.— Curvas de luz de EUVE/DS para λ And, II Peg y σ Gem. Ver descripción en Fig. 3.11.

duración más corta en 1998, así como el principio de una fulguración al final de la campaña de 1999 (recientemente comentada por Ayres et al., 2001). También se observan algunas fulguraciones a menor escala a lo largo de las observaciones, así como un fenómeno de mayor intensidad que afecta al sistema en 1996, cuando un incremento, modulado en apariencia, provoca un aumento de flujo que dura más de un periodo orbital, con una caída en forma de eclipse alrededor de la mitad de la observación. En § 3.7.1 discutiré este evento, además de otros detalles observados en algunas de las fulguraciones de este sistema.

Además de estos fenómenos, también parece estar presente alguna modulación a pequeña escala en 1993, 1998 y 1999, con fluctuaciones siguiendo un patrón de variación de ~ 10 – 12 hr, similar a la observada en otros sistemas, pero no es posible relacionar esta modulación con los periodos fotométrico u orbital. Por otra parte, Drake et al. (1994) apuntaron que tal vez podría haber algo de modulación rotacional en las observaciones de 1992, pero las observaciones posteriores parecen descartar la hipótesis de una modulación de forma permanente en la corona quiescente de V711 Tau (Osten & Brown, 1999). Esta visión resulta consistente con la idea de una corona con regiones activas distribuidas de forma aleatoria en longitud, aunque en caso de haber modulación rotacional en situación de quiescencia, esta sería mas bien pequeña comparada con las condiciones que presentaría la modulación durante una fulguración (ver § 3.7.1).

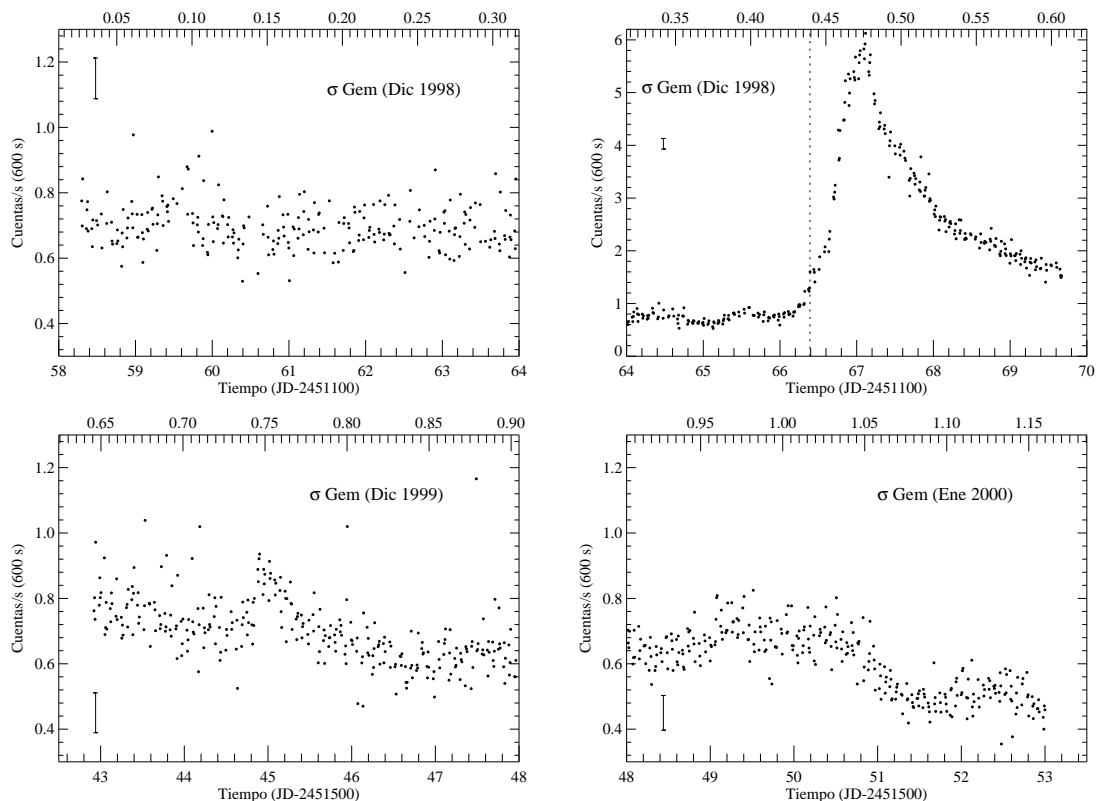


FIG. 3.17.— Curvas de luz de EUVE/DS para σ Gem. Ver descripción en Fig. 3.11.

3.3.3 σ Gem

σ Gem muestra en su curva de luz una clara modulación en las observaciones de 1999–2000 (ver Fig. 3.17) y en la campaña de 1993, si bien en esta campaña la curva está muy contaminada por el problema con la ABG. A pesar de que la modulación que tiene lugar en Enero del 2000 es clara, la falta de cobertura de fase impide relacionar esta modulación con ningún tipo de periodo. Este cambio parece más relacionado con la ocultación de alguna región activa durante la rotación de la estrella. En 1998 se observa una fulguración enorme, con un incremento de luz de un factor 9 respecto a los niveles quiescentes anteriores a la misma, siendo la fulguración con mayor incremento de luz observado (en su fase de ascenso) por EUVE hasta la fecha, sobre la cual aún no ha habido ninguna publicación. Esta fulguración muestra una típica fase de ascenso rápida (comparada con la duración total del fenómeno), y una caída más gradual, muy similar a la caída observada en la fulguración de 1995 en UX Ari. Tan sólo se ha observado alguna pequeña fulguración adicional en σ Gem durante la campaña de 1999–2000.

A diferencia de las otras 5 estrellas tratadas en esta sección, σ Gem no es especialmente conocida por tener fulguraciones con frecuencia, y sólo me fue posible encontrar en la literatura una detección de una fulguración observada en 1977 con el satélite de rayos-X *Ariel V* (Pye & McHardy, 1983). Por tanto esta fulguración parece ser un fenómeno bastante atípico tanto por su magnitud, como por su duración. La energía radiada en la

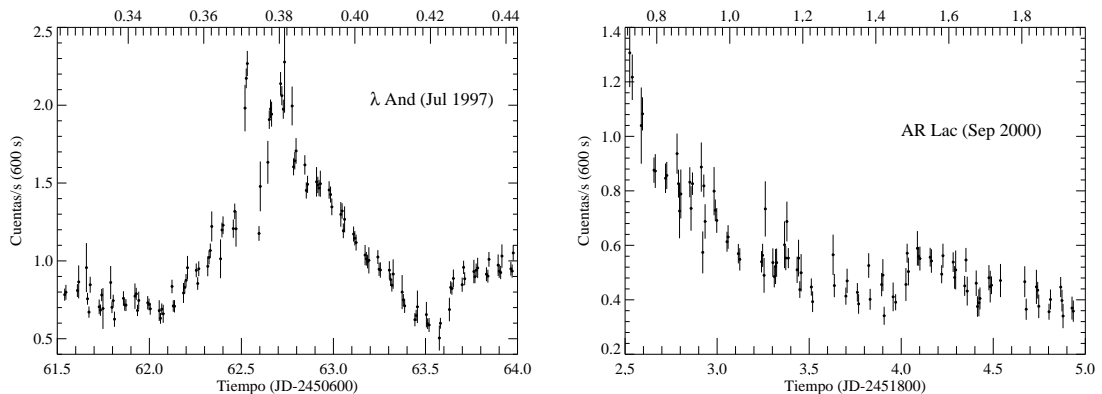


FIG. 3.18.— Vista ampliada de dos fulguraciones en λ And y AR Lac (ver explicación en texto).

región EUV fue medida directamente mediante la integración del flujo total en el espectro SW dentro del rango 80–170 Å, como explicaré más adelante, en § 6.6.2. El flujo medido de este modo ha sido corregido del tiempo transcurrido durante toda la fulguración para tener en cuenta los momentos en que no hubo toma de datos, y posteriormente corregido por la absorción ISM, multiplicado por $4\pi d^2$ (donde d es la distancia a la estrella), y finalmente se ha sustraído el flujo observado durante el estado quiescente, con objeto de obtener la energía neta procedente de la fulguración. La energía resultante tras estos cálculos es de 1.02×10^{36} erg, mientras que la energía total antes de sustraer la energía quiescente es 1.40×10^{36} erg.

3.3.4 AR Lac

Uno de los sistemas más interesantes de la muestra estudiada en esta tesis es el bien conocido y brillante sistema AR Lac, formado por dos estrellas activas (G2IV/K0IV) donde se observan eclipses fotométricos. La presencia de claros eclipses incluso en rayos-X (ver Ottmann & Schmitt, 1994, y referencias allí citadas) convierte a AR Lac en un buen candidato para la búsqueda de eclipses. Las curvas de luz tomadas con EUVE (Fig. 3.12) muestran la presencia clara de eclipses primarios en torno a la fase de conjunción primaria en las observaciones de 1993 y 1997 (cuando la estrella G2IV está ocultada), pero la aparición de varias fulguraciones en todos los intervalos además de la contaminación de los datos por la ABG en 1993, impiden cualquier medida fiable del eclipse secundario. Osten & Brown (1999) apuntaron al respecto de la contaminación de los datos en 1993, que el problema con la ABG también afectaba al eclipse primario invalidando la fiabilidad de estos resultados. Pero como se muestra en la Fig. 3.12, la contaminación deja de afectar a los datos un poco antes del comienzo del eclipse primario, por tanto es posible aprovechar estas observaciones para acotar la luz procedente de la estrella primaria, que ha de ser como mínimo un $\sim 37\%$ del total observado en el sistema (esta es la caída de luz medida en el centro del eclipse).

Se pueden encontrar estudios analizando los eclipses de AR Lac en Christian et al. (1996); Siarkowski et al. (1996); Brickhouse et al. (1999); Rodonò et al. (1999), llegándose a la conclusión de que mientras en la estrella de tipo G0IV ($R = 1.8R_{\odot}$) hay una corona

compacta, en la estrella secundaria (KOIV, $R = 3.1R_{\odot}$) debería haber una corona más extensa, dado que las observaciones en rayos-X y con EUVE (en la parte contaminada de la campaña de 1993) los eclipses secundarios son menos profundos y con entradas y salidas del eclipse menos marcadas. También ha sido observado el material extenso en la componente más fría de AR Lac a través de unas observaciones de $H\alpha$ durante los eclipses parciales, donde la absorción que tiene lugar por material de la estrella fría es observado en la longitud de onda que correspondería a la posición del material de la estrella caliente (ver Fig. 3.23), que en cualquier otro caso se observa en emisión (ver Montes et al., 1997, para más detalles).

Este es uno de los 6 sistemas donde estudié de forma separada las etapas quiescentes y con fulguraciones. Dado que las observaciones de AR Lac de Septiembre del 2000 no fueron públicas hasta unas pocas semanas antes de la terminación de este trabajo, no se efectuó la separación de las fulguraciones observadas en las campañas de 1993 y 1997, de modo que están incluidas en las etapas “quiescentes”, que en cualquier caso son dominantes en estos intervalos; por otra parte, las observaciones de la campaña del 2000 se han tratado como exclusivamente “activas”, dado que vienen completamente dominadas por la presencia de una fulguración enorme. Dicha fulguración es claramente el mayor incremento de flujo registrado en un objeto por EUVE, con un aumento de al menos un factor ~ 17 , al principio de la campaña (comparado con el nivel de flujo de ~ 0.3 observado en las etapas quiescentes de 1993 y 1997). Pero en contraste con las otras dos grandes fulguraciones encontradas en UX Ari y σ Gem, la caída de esta fulguración es bastante rápida, como suele ocurrir con las fulguraciones impulsivas observadas en otros sistemas como FK Aqr o AB Dor. La energía liberada durante esta fulguración es de 2.0×10^{35} erg en el rango 80–170 Å, una vez sustraída la cotribución “quiescente” de las observaciones de 1993 y 1997 conjuntas, siguiendo el método explicado en la sección anterior. Este valor es un orden de magnitud inferior al de las fulguraciones observadas en σ Gem o UX Ari. El flujo obtenido antes de sustraer la contribución quiescente fue de 4.4×10^{35} erg.

Aunque la presencia de eclipses durante la caída de la fulguración es muy difícil de identificar, un examen más próximo del momento en que es esperable el primer eclipse (ver Fig. 3.18), muestra un posible decremento en la luz, superpuesto a la tendencia general. Dado que la fulguración no sufre una caída sustancial en la cantidad de luz durante ese eclipse, la mayoría del material responsable de la emisión durante la fulguración no está siendo ocultado por ningún eclipse o por rotación, mientras que las variaciones en la fase de caída podrían deberse a una combinación complicada de efectos causados por eclipses, modulación rotacional, y otras fulguraciones a pequeña escala. Al final de la observación, después de ~ 2.7 días de caída en la luz, los niveles de flujo están casi al probable nivel de quiescencia de ~ 0.3 .

3.3.5 λ And

λ And es el segundo sistema más brillante del grupo de las RS CVn, y posee un periodo fotométrico anormalmente largo (54.33 días; Perryman et al., 1997) comparado con el periodo orbital (20.5212 días; Walker, 1944), lo que sugiere que este sistema binario aún no ha llegado a la sincronización producida por mareas gravitatorias.

La curva de luz observada en EUVE/DS (Fig. 3.16) ha sido confrontada con los periodos rotacional y orbital, pero la identificación de cualquier variabilidad que se cor-

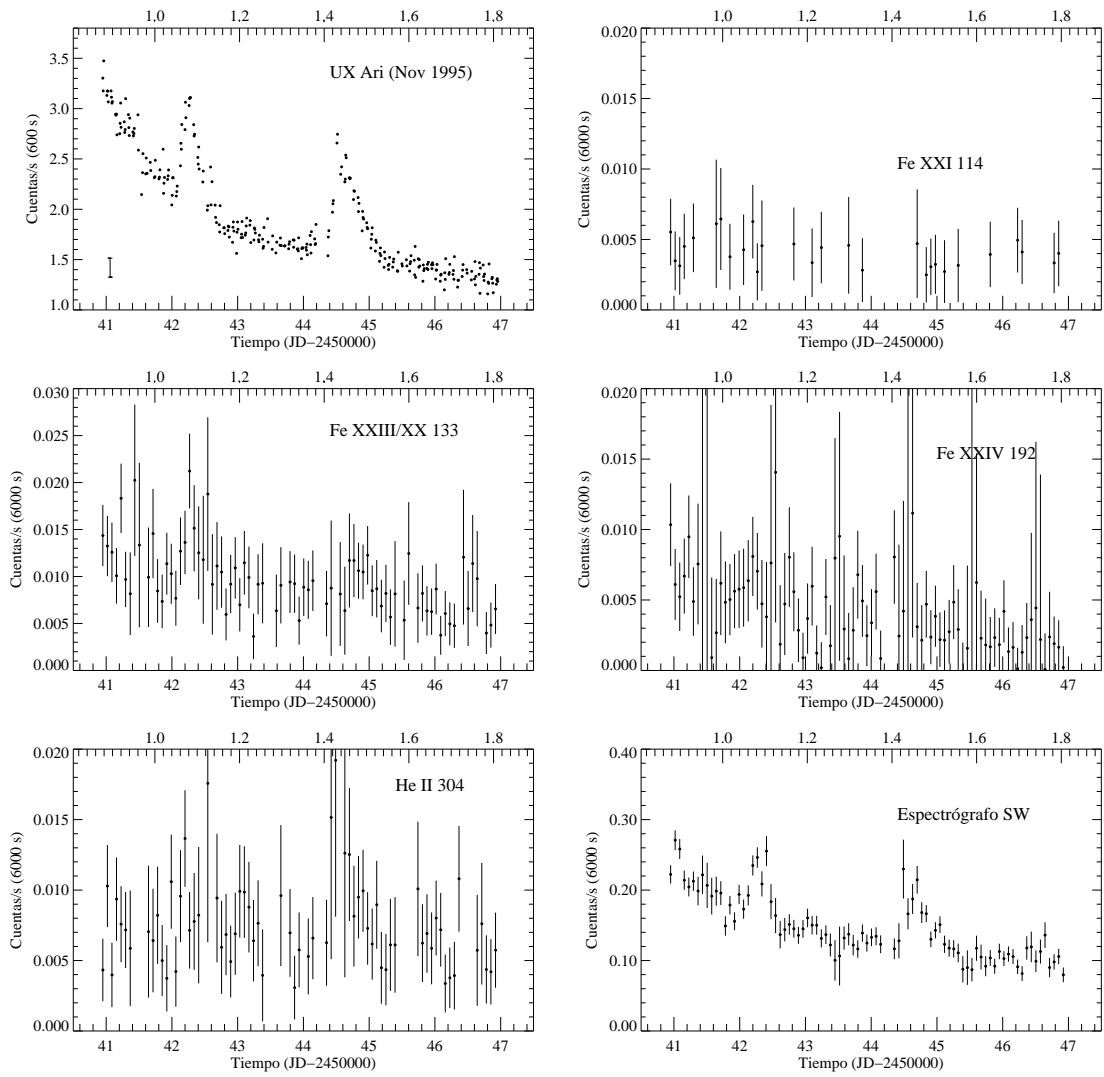


FIG. 3.19.— Curvas de luz obtenidas en algunos rangos espectrales para una fulguración observada en 1995 en UX Ari. Las barras de error corresponden a un error estadístico de $1-\sigma$.

responda con las porciones de periodos cubiertos por las observaciones, es difícil debido a la presencia de dos fuertes cambios en el flujo de la estrella ($\phi_{orb}=0.87$ y 1.16). Estos cambios han sido interpretados como fulguraciones en el EUV. Mientras la segunda fulguración tiene una típica caída en forma exponencial, la primera fulguración es más atípica, con niveles superiores de flujo, y una forma cuasi-simétrica, además de ir precedida por un corto fenómeno precursor 290 minutos antes de la fulguración principal.

Dado que el segundo segmento de las observaciones comienza con un nivel más alto de flujo que el obtenido al final del primer intervalo, ello podría indicar que ha tenido lugar una segunda fulguración en el tiempo en que la fuente no fue observada, Este espacio sin observaciones fue debido al apuntado del satélite EUVE hacia un objetivo más urgente.

La curva de luz de EUVE se obtuvo en la misma época que unas observaciones fotométricas efectuadas por R. Wasatonic & E.F. Guinan (1999, comunicación privada). De acuerdo con sus curvas de luz, el índice de TiO^2 se encuentra en un nivel alto. La magnitud IR (a $\lambda 10240$) y la curva de luz visual, muestran un descenso en el brillo según el índice de TiO crece ligeramente a lo largo de las observaciones de EUVE.

Esto sugiere que la estrella primaria del sistema exhibe un incremento en el número de manchas en coincidencia con la primera fulguración. Después de esta primera fulguración, el porcentaje superficie con manchas permanece en un nivel alto para el resto de las observaciones. El comportamiento general de la curva de luz muestra un alto nivel de actividad hasta que en la caída de la segunda fulguración, consistente con los valores obtenidos para la densidad electrónica a partir de cocientes de líneas de hierro (ver § 6.6.1), que sugieren valores superiores para los espectros tomados durante las fulguraciones que para los espectros quiescentes. Durante la primera fulguración, la compleja estructura de incrementos y picos (Fig. 3.18) recuerda las curvas de luz que se obtienen normalmente en fulguraciones solares (see Kane et al., 1979). El que el primer pico, ocurrido 290 minutos antes del pico principal, sea lo que se conoce como la *fase impulsiva* de la fulguración no es algo tan evidente como en el caso solar, dada la falta de resolución espacial y que las escalas de intensidad y temporal del fenómeno son mucho mayores en λ And que en las fulguraciones solares. La inspección de los datos de DS agrupados en intervalos de 100 s revelan que la duración de este pico está entre 1200 y 10500 s. La incertidumbre en la duración se debe a los intervalos sin datos entre las órbitas del satélite que rodean el pico.

Por último, no parece haber ningún tipo de modulación EUV asociada con el segmento del periodo orbital que se observó. Pero estas observaciones sólo cubren un $\sim 29\%$ del periodo fotométrico, de modo que resultaría difícil identificar modulación procedente de alguna región activa. Los valores encontrados en la literatura para el periodo rotacional muestran ligeros cambios de una época a otra, pero a partir de la curva de luz contemporánea obtenida por Wasatonic & Guinan (1999, comunicación privada) se puede inferir un periodo rotacional de 54.11 días a partir de la curva de luz visual, un valor cercano al proporcionado por Perryman et al. (1997).

²Éste índice es útil como indicativo de la presencia de manchas en la fotosfera; un aumento numérico del índice de TiO se corresponde a un incremento en las bandas de absorción de TiO presentes a 7190 \AA . También, una disminución en el brillo de la magnitud IR significa un mayor nivel de manchas. Ver Wasatonic & Guinan (1998) para más detalles.

3.3.6 II Peg

Dos eventos de aspecto similar a fulguraciones fueron detectados en este sistema en 1995 y 1999 respectivamente, así como algunas fulguraciones mas pequeñas. Mientras el ocurrido en 1995 es un fenómeno de corta duración, mostrando también la presencia de un corto precursor 220 ± 30 min antes del pico principal, la fulguración de 1999 no tiene una morfología típica, y está probablemente producido por varias fulguraciones que están teniendo lugar muy cercanas en el tiempo. Tras la intensa fulguración de 1999, algo de modulación parece estar presente, con sendos incrementos en el flujo luminoso en torno a $\phi_{orb} \sim 1.0$ y 2.0 , causadas probablemente por la presencia de una región brillante que dura al menos la totalidad del periodo orbital. Además es posible detectar algunas variaciones estacionales, en el flujo general, de hasta un 50% en los niveles quiescentes. Curvas de luz fotométricas tomadas durante 1993, 1995 y 1998 (Rodonò et al., 2000)³ demuestran una destacada coincidencia entre las fases fotométricas en las que ocurrieron las fulguraciones en 1995 ($\phi_{fot} \sim 0.55$) y 1998 ($\phi_{fot} \sim 0.1$ and 0.3), con el mínimo de la curva de luz óptica presentada por estos autores, cuando es de esperar el máximo de superficie cubierto por manchas alineado con la visual. Para las observaciones de 1999 no hay datos disponibles en coincidencia.

3.4 Variaciones estacionales

Los cambios estacionales observados en estas curvas de luz deben tomarse con una cierta precaución, dado que la presencia de regiones activas durante los días en que tienen lugar las observaciones podría confundirse con posibles cambios en los niveles generales de emisión debido a ciclos de actividad. Por tanto las conclusiones derivadas la respecto serán más fiables para los sistemas menos activos, dado que los más activos están más sujetos a grandes cambios en poco tiempo, y estos cambios serían producidos únicamente por la presencia de actividad a corto plazo y no a periodos cíclicos. Tan sólo hay dos estrellas incluidas en la muestra con niveles de actividad bajos, y para las que se haya observado en épocas diferentes: α Cen y Procyon. Es probable que se encuentren cambios estacionales en el caso de α Cen (con un nivel de flujo superior en un 15% en 1995 respecto a 1997, mientras que los datos de 1993 resultan más confusos, ver Fig. 3.1). Los datos de Procyon no resultan tan concluyentes, aunque aparentemente los niveles de flujo permanecen constantes (Fig 3.2). Entre las estrellas activas de la muestra, se encuentran posibles variaciones estacionales en V711 Tau y especialmente en II Peg (el flujo aumenta un $\sim 60\%$ entre el comienzo tranquilo de las observaciones en 1993 y el nivel general durante la larga observación de 1999, ver Figs. 3.15 y 3.16). En otros sistemas activos la presencia de fulguraciones y la contaminación de datos por la ABG, impiden la determinación de este tipo de cambios, mientras que en el caso de σ Gem las variaciones intrínsecas producidas durante el estado “quiescente” introducen mucha ambigüedad en las conclusiones (en la campaña del 2000 se observan cambios de $\sim 55\%$ respecto a los niveles de flujo más bajos).

³Estos autores usan $HJD_0=2442025.5$ y $P=6.720$ d como origen de fases fotométricas y periodo.

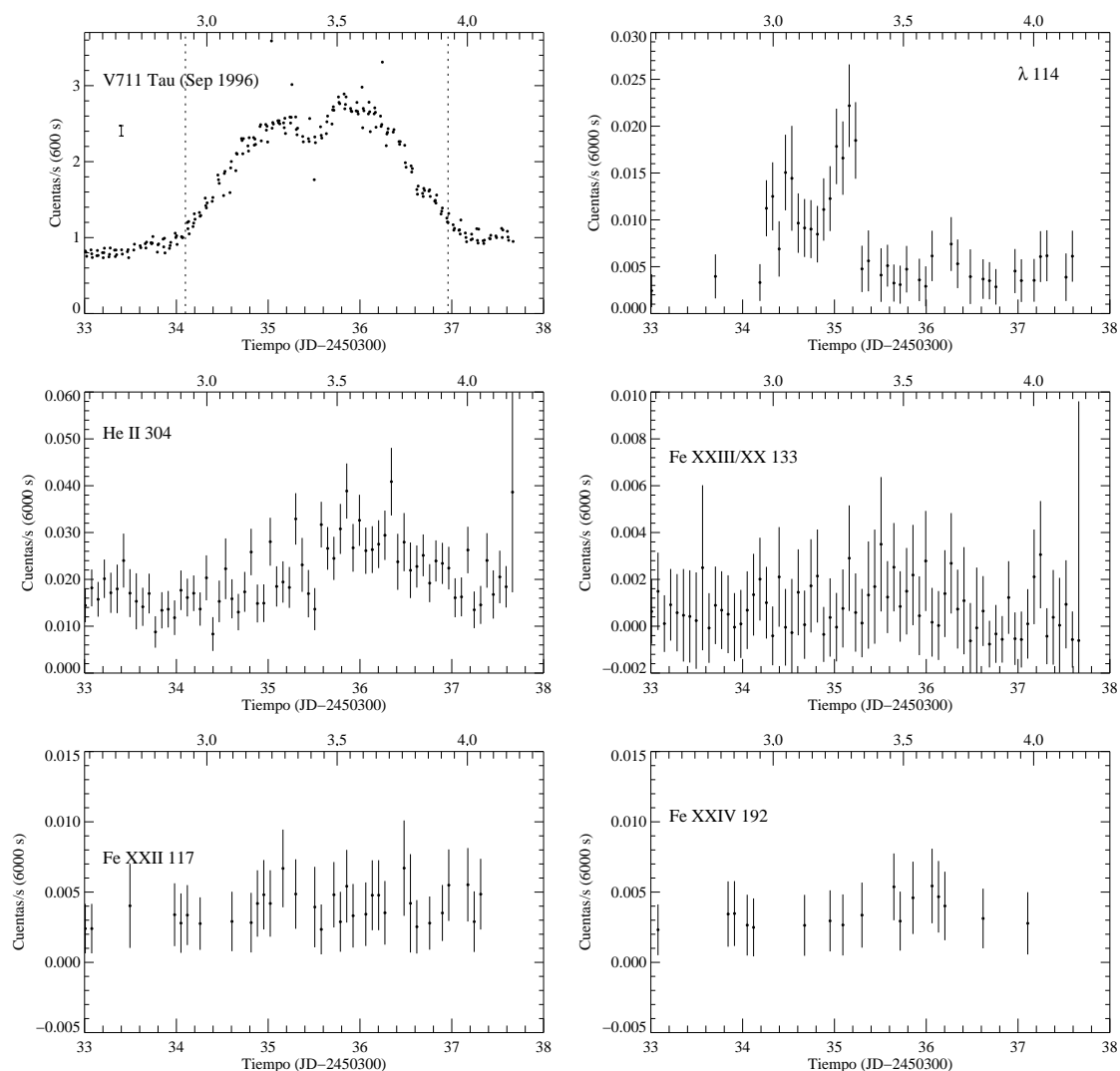


FIG. 3.20.— Curvas de luz obtenidas en algunos rangos espectrales para una fulguración observada en 1996 en V711 Tau. Las barras de error corresponden a un error estadístico de $1-\sigma$. Nótese la coincidencia observada entre la curva correspondiente al detector DS y la curva de la línea de Fe XXII λ 114.41, que incluye también la contribución de lo que podría ser un efecto instrumental en la posición $\sim \lambda$ 114.0, ver (§ 7.3.2 para más detalles).

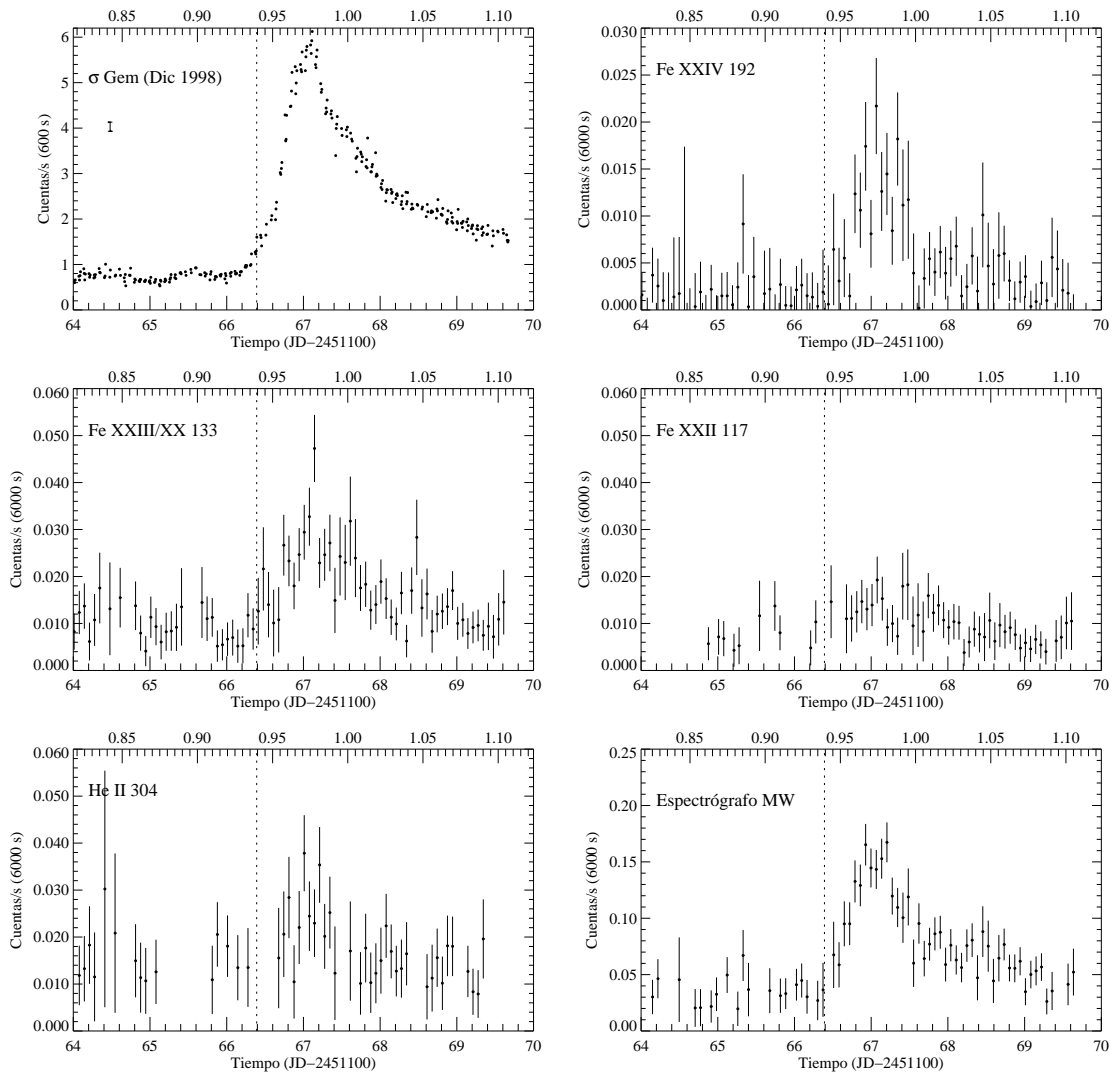


FIG. 3.21.— Curvas de luz obtenidas en algunos rangos espectrales para una fulguración observada en 1998 en σ Gem. Las barras de error corresponden a un error estadístico de $1-\sigma$.

3.5 Variaciones de corta duración

En varios de los sistemas se han detectado posibles modulaciones de pequeña escala en una base de 0.3–1.5 días. Este patrón parece ser de diferente duración para cada sistema, y no está presente en todas las estrellas de la muestra. Dado que no hay una periodicidad fija en esta modulación, que además es distinta en cada sistema, es improbable que se deba a un efecto instrumental. Este patrón es muy evidente en casos de sistemas muy activos como es el caso de V711 Tau, σ^2 CrB o BF Lyn, pero parece también estar presente en estrellas menos activas como ϵ Eri o Procyon, y no se observa en absoluto en otras estrellas con diferentes niveles de actividad como β Cet, AR Psc, VY Ari o σ Gem. Tampoco parece haber una conexión clara entre este fenómeno y ningún parámetro geométrico como la inclinación del sistema, clase de luminosidad o binariedad. Por tanto, como razón más probable causante de estas modulaciones estaría la actividad a pequeña escala, aunque no está claro por qué sigue unos ciertos patrones de temporalidad tan marcados.

La posibilidad de que haya efectos instrumentales afectando la curva de luz del detector DS, fue discutida en detalle por Osten & Brown (1999). Estos autores encontraron fluctuaciones del orden de ~ 1 día que afectan a algunas estrellas de su muestra, y mencionan efectos similares encontrados en una galaxia de tipo Seyfert por Halpern & Marshall (1996), y en una estrella de tipo F8V (HD 35850) por Gagné et al. (1999), quienes encontraron variaciones de ~ 0.91 y ~ 0.98 d respectivamente. El periodo de 0.98 d coincide con el periodo de paso a través de la “Anomalía del Atlántico Sur”, y Halpern & Marshall (1996) encontraron una fuerte modulación, relacionada con dicho periodo, en el factor de corrección de tiempos muertos. La conclusión que extrajeron Osten & Brown (1999) a raíz de estos datos es que se debe tener cautela cuando se haga un análisis de modulaciones del orden de ~ 1 día en algunos sistemas. Pero en la muestra estudiada en esta memoria, la modulación no parece seguir el mismo patrón en todos los casos, y este cambia incluso dentro de la misma estrella, de modo que es improbable que un efecto instrumental esté afectando todas las estrellas de forma tan diferente, aunque si podría ser responsable en algunos casos aislados. En cualquier caso no es posible descartar completamente la posibilidad de que se trate de un efecto introducido por el satélite o durante el proceso de reducción de datos.

3.6 Fulguraciones

El estudio de las fulguraciones en coronas estelares es uno de los aspectos más interesantes que se pueden estudiar en la región energética del EUV. No voy a centrarme aquí en un análisis exhaustivo y completo de las características que explican las curvas de luz observadas durante las fulguraciones, un tema que va más allá de los objetivos de esta tesis, pero el lector podría encontrar interesantes la revisión que hace Haisch et al. (1991) sobre las fulguraciones en el Sol y en otras estrellas, además de algunas publicaciones que estudian en cierta profundidad la observación de estos fenómenos con EUVE (ver Osten & Brown, 1999; Bowyer et al., 2000, y las referencias allí citadas). Katsova et al. (1999), con objeto de explicar una fulguración observada en AU Mic proponen un modelo similar a las grandes fulguraciones observadas en el Sol, en donde la fuente de emisión es un sistema de largos bucles coronales que se forman después de una eyección de masa coronal (CME), alimentados por calentamiento adicional post-fulguración a través de la reconexión en una

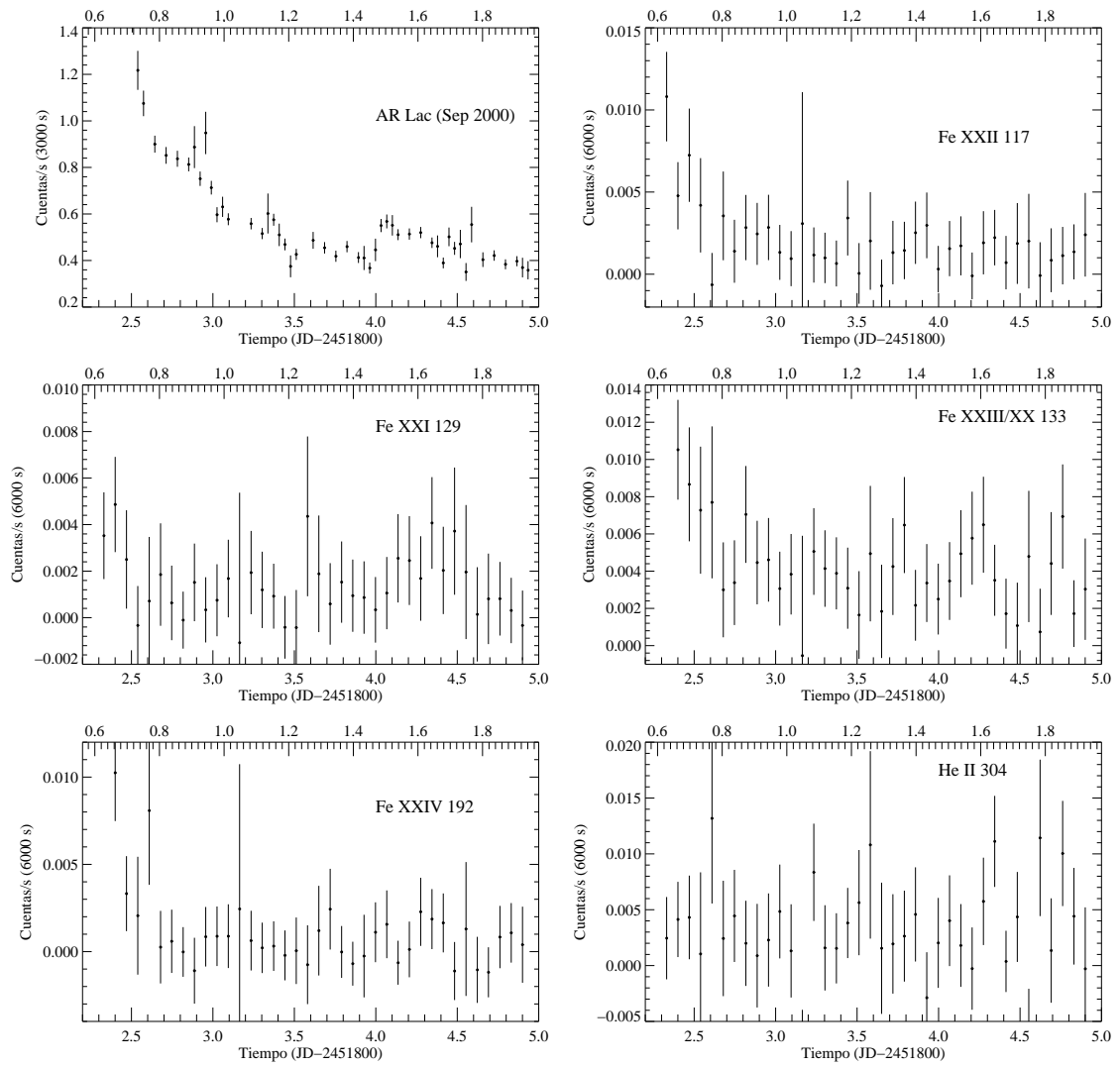


FIG. 3.22.— Curvas de luz obtenidas en algunos rangos espectrales para una fulguración observada en el 2000 en AR Lac. Las barras de error corresponden a un error estadístico de $1-\sigma$.

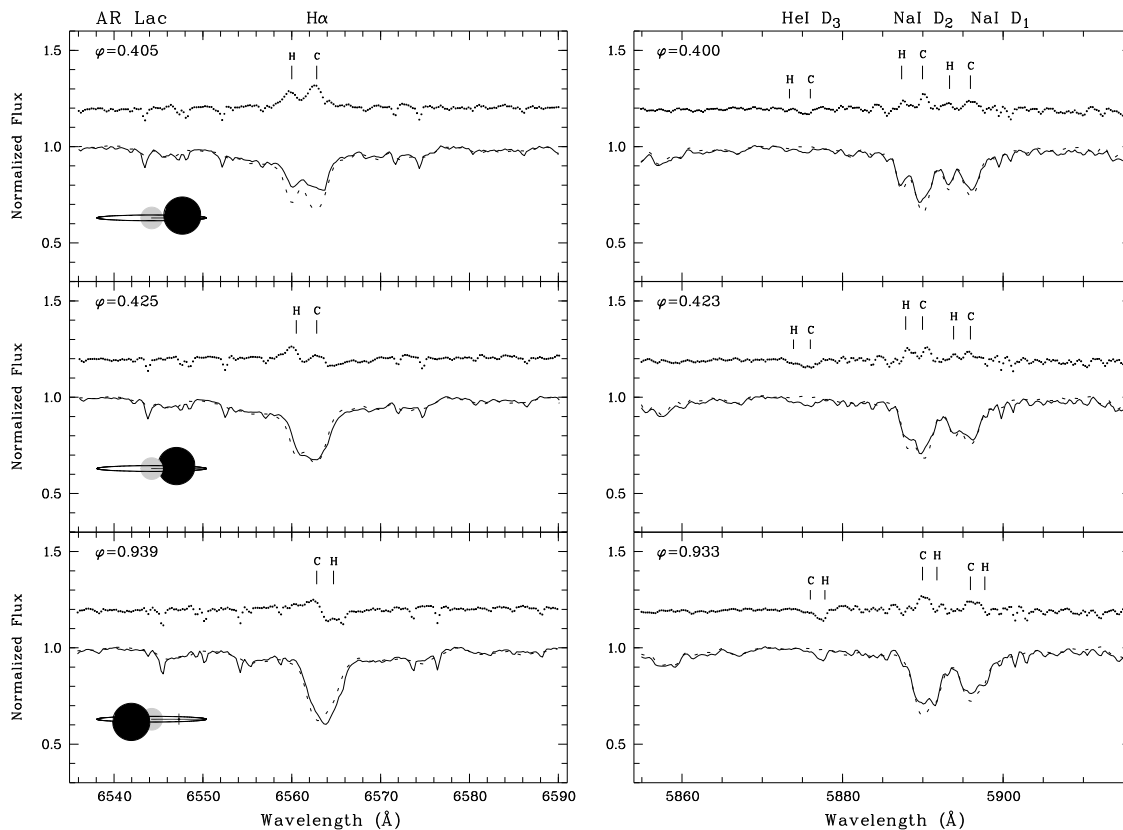


FIG. 3.23.— Observaciones espectroscópicas en las regiones espectrales de $H\alpha$ y $He\ I\ D_3$ en el sistema AR Lac (Montes et al., 1997). La emisión quiéscete es sustraída de los espectros de AR Lac usando estrellas patrón. La emisión neta ha sido desplazada verticalmente para mejor visualización, y se ha señalado las posiciones en longitud de onda correspondientes a las componentes caliente (H) y fría (C) del sistema. También se muestran las situaciones orbitales en la esquina inferior izquierda de los paneles (la estrella más oscura es la componente fría del sistema).

lámina de corriente vertical.

El análisis de la morfología de las fulguraciones en EUV muestra un patrón general consistente en un proceso de aumento rápido de flujo luminoso, seguido de una caída gradual siguiendo una forma exponencial, de acuerdo con el modelo de “dos-cintas”⁴, que explica razonablemente bien las fulguraciones solares. Pero Osten & Brown (1999) encontraron en una muestra de observaciones de 16 sistemas RS CVn, que este modelo no siempre era seguido en algunas fulguraciones estelares. En particular encontraron que algunos eventos tenían fases de ascenso más largas que las de caída, mientras que otros sistemas muestran “plateaus” de emisión o fases de caída que se explican mejor mediante dos funciones exponenciales en lugar de una sola. Osten & Brown (1999) tratan entonces de explicar estos fenómenos mediante diferentes procesos físicos relacionados con la formación y características de las fulguraciones. Pero si se revisan en detalle los datos que emplean para esos cálculos, es necesario corregir los tiempos que calculan a base

⁴Del término en inglés “two-ribbon”

de ajustar exponencialmente estas observaciones, dado que obviamente algunos de estos cálculos no se ajustan a los tiempos observados. Algunas de estas correcciones son:

- Hay 6 sistemas en los que calculan tiempos de ascenso superiores a los de caída, y con valores superiores a 13 hr. Los eventos que tienen lugar en V711 Tau (14 Oct. 1996), AR Psc (11 Sep. 1997), y λ And (3 Ago. 1997), son difíciles de identificar como fulguraciones, e imposible la determinación fiable de ningún tiempo de ascenso de ese orden; las fulguraciones en UX Ari (22 Nov. 1995), y λ And (7 Ago. 1997) tienen tiempos de ~ 6 y ~ 5 hr respectivamente como se puede ver en § 3.3.1 y § 3.3.5, y no las 15.5 hr y 15.9 hr que calculan Osten & Brown (1999); el sexto caso es la gran fulguración observada en la campaña de 1996 en V711 Tau, y que comentaré en § 3.7.1.
- Osten & Brown (1999) encuentran también 8 sistemas en los que se ajusta mejor la fase de caída con ayuda de dos exponenciales en lugar de una, pero 3 de estos sistemas no muestran tan claramente ese patrón consistente en dos caídas diferentes, y las 5 fulguraciones restantes proceden de sistemas con periodos de rotación inferiores a 3 días, lo que puede tener influencias geométricas en los sistemas, como veremos en § 3.7.1.
- El cálculo erróneo de los tiempos de estas y otras fulguraciones lleva a una confusa figura (su Figura 9) donde la mayoría de los valores correspondientes a fulguraciones de más larga duración son erróneos, con las consiguientes consecuencias sobre las conclusiones del mencionado trabajo.

Finalmente, después de hacer una “depuración” de estos datos, el modelo general de tiempos de ascenso más cortos que los de caída, la cual se produce siguiendo una sola ley exponencial aún parece seguir vigente para los sistemas de más largo periodo, mientras que aquellos con periodos cortos ($\lesssim 3$ días) presentan algunos fenómenos más “extraños” cuando se analizan fulguraciones de larga duración ($\gtrsim 0.5 P_{orb}$).

Fase impulsiva vs fulguraciones por simpatía

Algunas de las fulguraciones observadas han mostrado un patrón consistente en la presencia de dos picos en la fase de ascenso de las fulguraciones. Dos posibles explicaciones se proponen para estos dos picos:

–Algunos de estos casos podrían interpretarse como diferentes fulguraciones que ocurren cercanas en el tiempo, y en una región no necesariamente cercana a aquella donde se originó la primera fulguración. Entre estos sistemas donde los dos picos pertenecen más claramente a diferentes fulguraciones, están las observadas en σ^2 CrB y las observaciones de 1995 en II Peg. En todo caso no es posible determinar a partir de estas observaciones si se trataría de “fulguraciones por simpatía”, aquellas en las que la segunda fulguración sería una especie de respuesta a la primera, o si más bien son coincidencias temporales de fenómenos independientes.

–En otro grupo no está tan claro el significado del primer pico estrecho. Los picos observados en la primera fulguración de λ And, la segunda de la campaña de 1995 en UX Ari, o las fulguraciones de 1993 en V711 Tau, podrían formar parte del proceso

general de la fulguración, recordando bastante a las fases impulsivas observadas en la banda EUV para fulguraciones solares (ver Kane et al., 1979). Tampoco en este caso hay otros argumentos que puedan ayudar a discernir si se trata de parte de la misma fulguración, dada la ausencia de resolución espacial que nos permita llegar a distinguir la región originaria de la fulguración con detalle.

3.7 Modulación rotacional

Es posible ver a menudo una cierta modulación rotacional en el Sol a través de la emisión total en la banda de rayos-X (Schmitt, 1998; Zombeck et al., 1978), i.e.. en datos que cubren bandas espectrales similares a las de los satélites de rayos-X Einstein o ROSAT. Obviamente en la emisión de rayos-X solar la luz nunca cae al nivel de flujo 0, pero sí permanece a un tercio o un cuarto de los picos de emisión observados. Pasando esto a “lenguaje” estelar, se podría decir que el mismo porcentaje de luz no está siendo modulado por rotación todo el tiempo; sin embargo, esta claro que en el caso solar no encontramos que este flujo proceda de regiones con alta elevación sobre la superficie solar o incluso en zonas polares, una conclusión que aparece a menudo en contextos estelares. Si queremos observar modulación rotacional, es necesario que la región emisora se encuentre cerca de la superficie estelar, ya que de otro modo se observaría más como un “volumen” y no como una superficie, impidiendo la posibilidad de cualquier modulación relacionada con rotación. Buena parte del material observado en rayos-X procede de estructuras que están situadas a cierta altura sobre la superficie, como los bucles coronales, de modo que solo una parte de esta luz sería objeto de modulación.

La modulación rotacional en estrellas en rayos-X se ha encontrado en unos pocos casos, dado que las fluctuaciones intrínsecas presentes en las coronas de estrellas activas hace más difícil esta labor. Entre estas estrellas, se ha encontrado modulación rotacional en AB Dor (Kuerster et al., 1997), EK Dra (Guedel et al., 1995) y posible modulación en α Cen A y CF Tuc (Schmitt, 1998).

Muchos son los autores que han buscado modulación rotacional en estrellas con EUVE. Pero lo que se ha encontrado es que no es nada común encontrar modulación rotacional de forma permanente, y en la mayor parte de los casos no se encuentra de forma general, aunque sí que han sido confirmados la presencia de eclipses en el caso de las observaciones con EUVE en AR Lac, CF Tuc y Algol. Pruebas claras de modulación fuera de eclipses se han encontrado en rayos-X para el acaso de AR Lac (Ottmann & Schmitt, 1994), y en el EUVE en el caso de 44 Boo (Brickhouse & Dupree, 1998). También se ha propuesto la posible presencia de modulación en EUVE en V711 Tau y DH Leo (Drake et al., 1994; Stern & Drake, 1996).

Algunas de las estrellas estudiadas en esta muestra han mostrado una clara huella de la rotación de regiones activas (caso de II Peg o AR Psc), y en las observaciones de 1998 de UX Ari podría haber también modulación relacionada con rotación. Además hay posibles indicios en el caso de AB Dor, BY Dra, YY Gem o ER Vul, si bien no hay ningún caso permanente de modulación rotacional en quiescencia. Dado que para observar modulación rotacional es necesario que una región domine la luz de la estrella, cabe esperar que durante las fulguraciones se dé la situación ideal para ver dicho efecto. Pero esto tiene la desventaja de que este efecto se verá superpuesto a los cambios intrínsecos

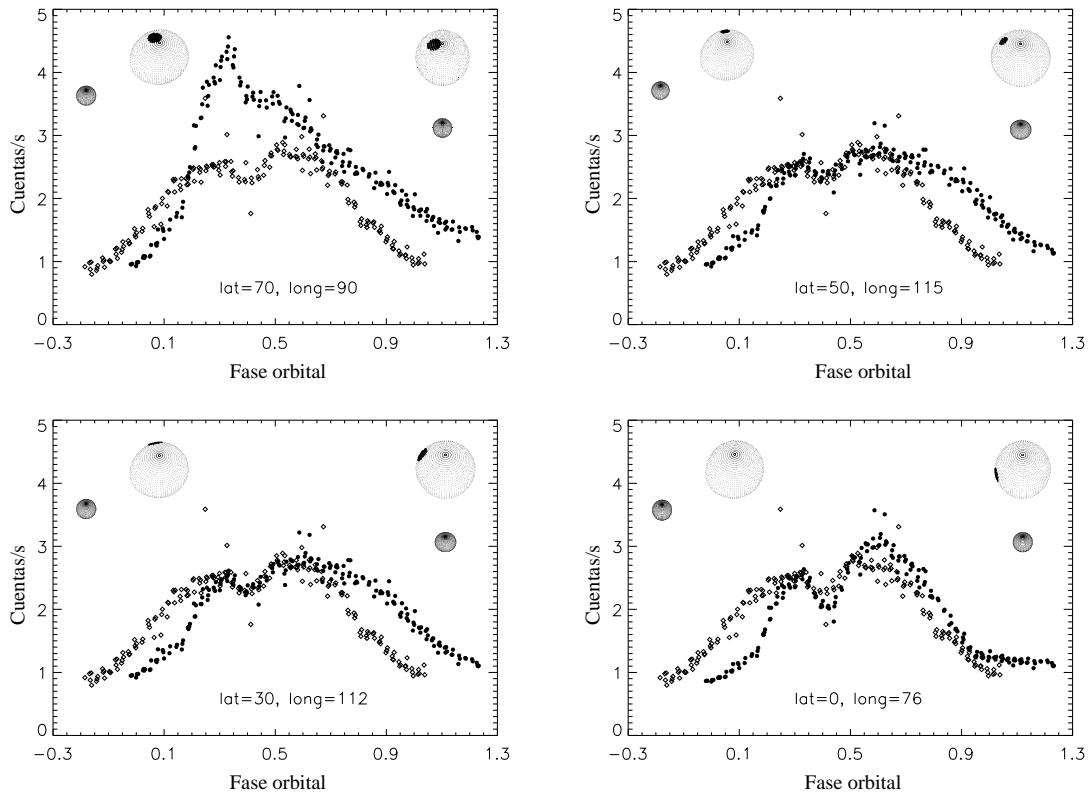


FIG. 3.24.— Comparación entre la morfología observada en la fulguración de 1996 en V711 Tau, y la simulación de la modulación rotacional producida por una fulguración “típica” en un sistema con las condiciones geométricas de V711 Tau. La latitud sigue criterios estándar, y la longitud tiene como origen el meridiano situado enfrente de la estrella compañera, contado en dirección de las agujas del reloj según se ve el sistema desde el polo superior. Los datos reales de V711 Tau están representados por el símbolo de diamantes, mientras que los círculos rellenos representan la fulguración simulada. Se muestran también las posiciones de las estrellas y de la región brillante, en las fases 0.34 y 0.50, en las esquinas superior izquierda y derecha de cada figura (el tamaño de la región ha sido magnificado para facilitar su identificación).

de la fulguración. A continuación explicaré la posible modulación rotacional que podría afectar a algunas fulguraciones en V711 Tau.

3.7.1 Las fulguraciones de V711 Tau

Como vimos anteriormente en § 3.3.2, en la curva de luz de V711 Tau correspondiente a las observaciones de 1996, hay un fenómeno de gran intensidad que tiene lugar durante algo más de un periodo orbital (similar al rotacional) completo, con un aspecto modulado, y un decremento de luz con aspecto de eclipse que tiene lugar alrededor de la fase $\phi_{orb} \sim 0.34$ (ver Fig. 3.13). La larga y gradual fase de ascenso, además del comportamiento atípico de la fase de caída, diferente de la habitual tendencia de caída siguiendo una ley exponencial, parece descartar la posibilidad de una fulguración típica. Pero este punto de vista puede cambiar si se consideran los efectos introducidos por la modulación de la luz que tendrían lugar por la rotación de la estrella. Se proponen varios mecanismos para explicar esta sección de la curva de luz:

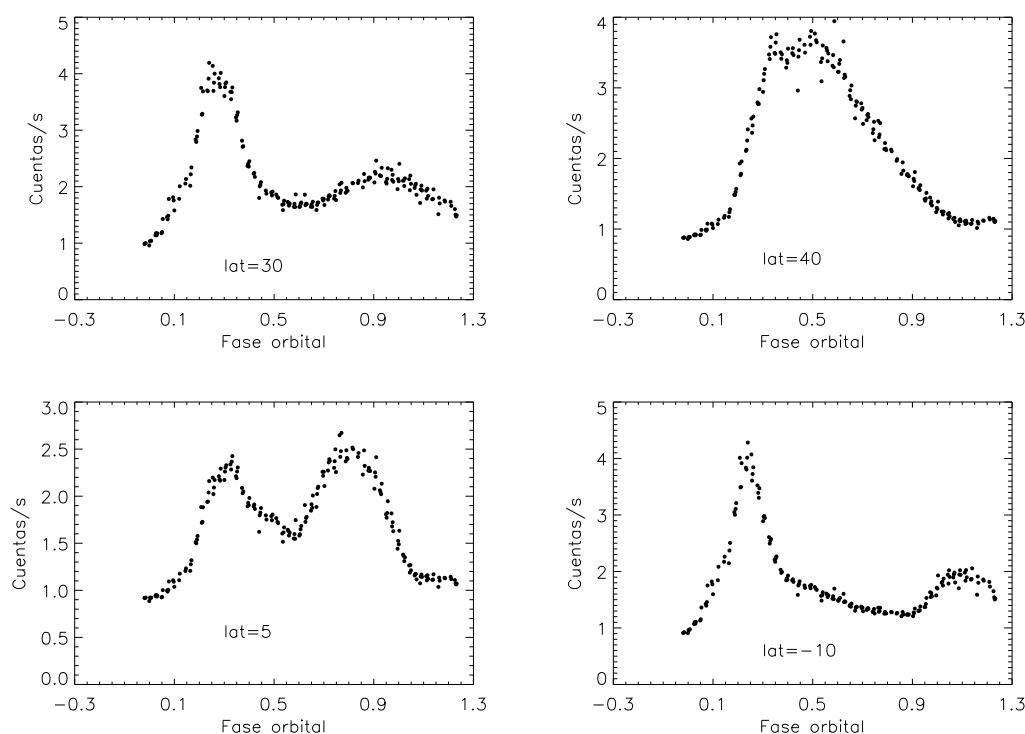


FIG. 3.25.— Algunos de los efectos aparentes que causaría la modulación rotacional de una fulguración “típica” en un sistema con las condiciones geométricas de V711 Tau, en diferentes latitudes. La longitud de la región activa y el origen de las fases orbitales son arbitrarios.

- Una sola fulguración sin efectos relacionados con el movimiento rotacional (si, por ejemplo, la fulguración se origina cerca del polo superior), es improbable que tenga lugar, ya que el tiempo aparente de ascenso sería de ~ 31 hr, lo que supone 2.4 veces el tiempo más largo de ascenso observado por Osten & Brown (1999)⁵, y un $\sim 40\%$ más de lo observado en la gran fulguración observada en 1998 en σ Gem (que tiene una fase de ascenso de ~ 22 hr), que duró más de cuatro días en total y muestra unos incrementos de flujo mucho más notables que la fulguración de V711 Tau. De modo que si se trata de una sola fulguración, haciendo una comparación con la de σ Gem, sería de esperar un aumento de intensidad de al menos 10 veces el nivel quiescente, y una duración total de más de 4 días, en lugar de un aumento similar a las fulguraciones de corta duración en la campaña de 1993 en V711 Tau. Las mismas razones hacen difícil conciliar la propuesta de Osten & Brown (1999) consistente en dos fulguraciones solapadas.
- La presencia de dos regiones brillantes en la estrella de tipo K1IV, combinada con la modulación rotacional, podría explicar la tendencia general de la curva de luz muy bien, pero es muy difícil justificar la disminución de flujo con forma de eclipse presente en la curva, en un sistema con inclinación de 33° (Strassmeier et al., 1993). Más a más, el tiempo de creación de estas regiones activas parece muy corto, y cabría

⁵Después de hacer las necesarias correcciones a los intervalos temporales de las fulguraciones, según lo mencionado en § 3.6

esperar un incremento de flujo más gradual si no se trata de una fulguración.

- La opción que considero más plausible es la de la ocurrencia de una sola fulguración modulada por el movimiento de rotación. Para comprender mejor el efecto producido, he hecho una simulación con ayuda del programa Binary Maker 2.0 (Bradstreet, 1993), consistente en ver cuál es el cambio producido por una pequeña mancha brillante (5° de tamaño) situada en la superficie de la estrella de tipo K1IV. Esta curva de luz así creada, con la “huella” de la rotación, ha sido luego multiplicada por el típico comportamiento de una fulguración en el EUVE. Para este propósito se han usado los datos reales de la intensa fulguración en la observación de EUVE de 1998 en σ Gem, con el flujo quiescente de σ Gem apropiadamente sustraído. El proceso de ajuste se ha centrado en la forma de la zona con aspecto de eclipse, dado que es la que menos sufriría en su morfología los efectos de tener una inclinación distinta en la caída de la fulguración respecto a σ Gem. Hay un rango de valores que podría ajustarse de forma razonable a los detalles observados en la curva de luz de V711 Tau, pero los mejores resultados se producen para una fulguración originada en una latitud (l) de 30° hasta 50° , y una longitud (b) de $\sim 100^\circ_{-10^\circ}^{+20^\circ}$, con un ajuste más favorable a $l \sim 40^\circ$ y $b \sim 114^\circ$ (ver Fig. 3.24). La longitud de la región donde se originó la fulguración está bastante bien restringida a los valores mostrados, mientras que en latitud las simulaciones en el rango entre 10° y $+57^\circ$ aún son consistentes, y se pueden descartar los valores de latitudes polares. No hay ninguna manera de conocer cómo es la morfología real de la fulguración que tuvo lugar, pero la disminución con aparente forma de eclipse proporciona una información muy valiosa de la posición, independientemente de pequeñas variaciones en la morfología de la fulguración, y sería necesario encontrar una fulguración con un comportamiento radicalmente diferente para producir grandes cambios en estos cálculos. Las diferencias observadas en las fases de ascenso previa al eclipse aparente, y la fase de caída posterior pueden explicarse con pequeñas variaciones de la morfología de la fulguración y con la presencia de la misma cerca del limbo durante la fase de ascenso.

Strassmeier & Bartus (2000) da cuenta de unas observaciones efectuadas tan solo 50 días después de la fulguración EUV de 1996, mostrando la presencia de varias manchas en la estrella más activa de V711 Tau, incluyendo una mancha situada en $l \sim 40^\circ$, $b \sim 100^\circ$, cerca de la posición estimada para la fulguración observada con EUVE. Este hallazgo apoya la idea de una fulguración modulada por rotación como causa del comportamiento de la curva de luz.

Por otra parte el hecho de que no se observe aumento de luz en la línea de He II $\lambda 304$ (que se trata de una línea ópticamente gruesa) durante la primera parte de la fulguración, apoya la idea de que la fase de ascenso está teniendo lugar en una zona cercana al limbo (Fig. 3.20).

Otras fulguraciones observadas con EUVE en V711 Tau podrían mostrar también los efectos de la modulación rotacional (ver Fig. 3.25), lo que podría ayudar, con menor certeza que en el caso tratado anteriormente, a estimar la posición donde tuvieron lugar estos fenómenos. Así, el comportamiento de la primera fulguración en 1994 (Fig. 3.13) es muy similar a una fulguración situada en $l \sim 35^\circ$, con una fase de caída *real* con un comportamiento *aparente* de incremento gradual; la segunda fulguración en el mismo intervalo no

puede haberse formado en la misma región, a juzgar por su aspecto aparente, pero hay un amplio rango de coordenadas que pueden justificar la forma observada, incluyendo algunas regiones con la misma latitud. En el caso de las dos fulguraciones observadas en 1993, hay un primer evento de aspecto simétrico en su ascenso y caída, seguido luego por una caída con una inclinación diferente, y una segunda fulguración tan solo un poco diferente. Esta forma simétrica es consistente con la presencia de una fulguración con latitud entre $l \sim +10^\circ$ y $l \sim -30^\circ$; de nuevo, la segunda fulguración puede estar originada en latitudes similares, con un rango más amplio de valores posibles, incluyendo valores polares, pero no las mismas coordenadas.

Capítulo 4

Espectroscopía con EUVE

Con el lanzamiento del satélite EUVE en 1992 se abrió por fin para la astronomía estelar el campo de los diagnósticos espectroscópicos en plasmas que emiten en la región EUV. Durante 30 años se han estado investigando este tipo de espectros en el caso solar, pero hasta la llegada del EUVE no había sido posible observar con suficiente resolución estas líneas espectrales en otras estrellas. Tan sólo los espectrómetros de baja resolución a bordo de los observatorios Einstein y EXOSAT, proporcionaron espectros de tres estrellas frías (Capella, Procyon y σ^2 CrB). Dichos espectros ya mostraron la presencia de líneas formadas a temperaturas por debajo del millón de grados en el caso de Procyon, y en el rango de 10–30 MK para las otras dos (ver Schrijver et al., 1995; Jordan, 1996, y referencias allí citadas). Éste es precisamente uno de los mayores logros conseguidos por EUVE, el de la obtención de espectros de alta resolución en esta región espectral, donde algunas coronas estelares han mostrado un aspecto muy diferente al de la corona solar.

Como veremos a lo largo de este capítulo, las coronas de las estrellas frías se caracterizan en el rango EUV por estar dominadas generalmente por líneas de transiciones en átomos de hierro, sobretudo a cortas longitudes de onda (en la zona cubierta por el espectrógrafo SW). Mientras tanto, en aquellos sistemas en los que la absorción producida por el medio interestelar (ISM) no ha sido grande, es posible también distinguir algunas líneas intensas procedentes de otros elementos, formadas generalmente a temperaturas más bajas, en la región de transición, y con longitudes de onda más largas (sobretudo en el espectro de LW). Otro detalle a tener en cuenta es el elevado continuo observado en muchas de estas estrellas. Como veremos en el Capítulo 6, la interpretación que se haga de este continuo puede llegar a jugar un papel fundamental en la posterior determinación de la EMD, dependiendo del método utilizado para dicha determinación.

No voy a hacer aquí una exhaustiva descripción de los espectros de cada una de las estrellas, sino que me conformaré con hacer una descripción general, y comentaré algunos de los aspectos más interesantes observados en estos espectros, además de describir un poco más detalladamente algunos cocientes de líneas usados para la importante obtención de densidades electrónicas. Un tratamiento un poco más detallado será introducido en § 6.6.1 y § 7.3.1 sobre los cambios espectrales que se producen durante las fulguraciones. Las Figuras 4.3 a 4.15 reproducen los espectros de SW y MW en todas las estrellas donde se pudieron obtener dichos espectros, además de los espectros LW en el caso de 6 estrellas. En la Tabla 4.1 se muestran los tiempos de exposición correspondientes a los espectros obtenidos para cada estrella en las diferentes épocas.

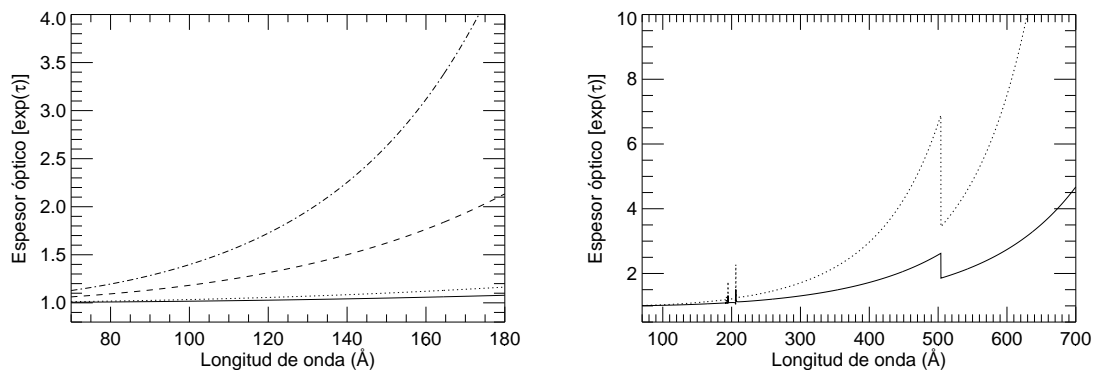


FIG. 4.1.— Efectos producidos por la absorción fotoeléctrica en el medio interestelar en el rango EUV. Se ha asumido un cociente He I/H I=0.09, y las diferentes líneas representan los valores de la densidad de columna de hidrógeno (N_H , en cm^{-3}) según se indica: *Panel izquierdo*: de abajo a arriba, 5×10^{17} , 1×10^{18} , 5×10^{18} , 1×10^{19} ; *Panel derecho*: de abajo a arriba, 5×10^{17} , 1×10^{18}

La lista de los flujos de las líneas medidos en las estrellas de la muestra se encuentran en el Apéndice al final de la tesis (Tablas A.1–A.4). Dado que algunas de las líneas pueden estar contaminadas por superposición de otras líneas, solo se señala la línea dominante en cada mezcla de líneas. También se incluyen en dichas tablas los flujos medidos en las estrellas donde se distinguen etapas activa y quiescente según lo comentado en el Capítulo § 7.

4.1 Absorción por el Medio Interestelar

La obtención de espectros con suficiente señal en la zona cubierta por el EUVE está fuertemente influenciada por la absorción producida en el medio interestelar (ISM). Como se muestra en la Fig. 4.1, dicha absorción cambia de forma muy determinante la forma espectral, con mucha más influencia en longitudes de onda largas, donde se producen la mayoría de las líneas de elementos diferentes del hierro. Esto condiciona mucho el estudio de las abundancias de elementos en los espectros tomados con EUVE, y sólo es posible la determinación de dichas abundancias en unas pocas estrellas (Laming et al., 1996; Drake et al., 1997; Brickhouse et al., 2000).

La absorción sufrida en el ISM para estas longitudes de onda, se debe principalmente a la absorción fotoeléctrica producida por hidrógeno neutro en el continuo de Lyman (ver Longair, 1992, para una descripción más detallada). Esta absorción vuelve opaco el gas interestelar a longitudes de onda inferiores a los 912 Å, el límite de Lyman del hidrógeno. Por tanto la determinación de la columna de hidrógeno presente en las direcciones de observación de las fuentes, es de gran importancia para evaluar los flujos teóricos de las líneas, usados luego para la determinación de la EMD.

Para muchas de las fuentes incluidas en este estudio no hay ninguna medida fiable de la columna de hidrógeno, por lo que se hace necesario ingeniarse alguna forma de estimarlo. Por otra parte en otros casos las determinaciones presentes en la literatura se

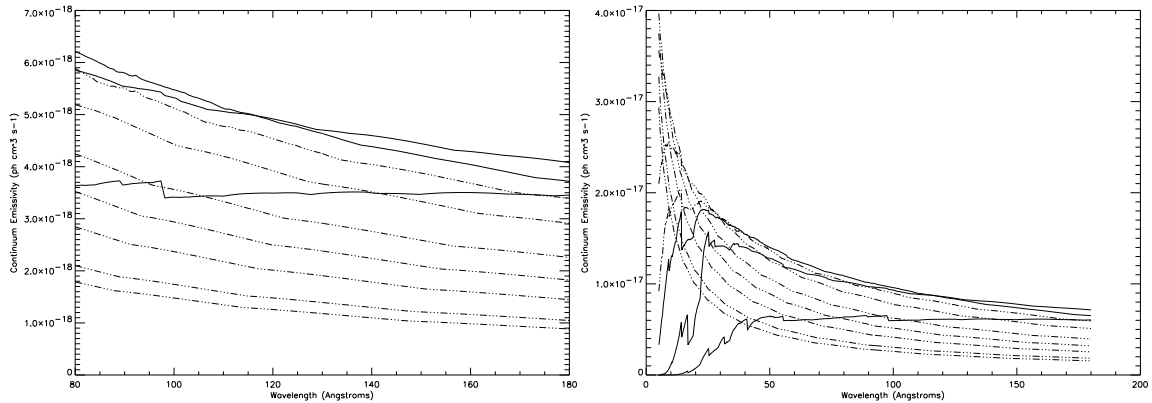


FIG. 4.2.— Emisión del continuo basada en modelos de una sola temperatura, en la región espectral del espectrómetro SW (*panel izquierdo*), y hasta las longitudes de onda de rayos-X (*panel derecho*). De arriba a abajo en el lado derecho de los diagramas, las líneas continuas representan emisión a $T=2\times 10^6$ K, $T=6\times 10^6$ K, $T=1\times 10^6$ K, y las de guiones y puntos corresponden a $T=1\times 10^7$ K, $T=2\times 10^7$ K, $T=5\times 10^7$ K, $T=1\times 10^8$ K, $T=2\times 10^8$ K, $T=5\times 10^8$ K, $T=8\times 10^8$ K. (Cortesía de N. S. Brickhouse).

han efectuado usando métodos de dudosa fiabilidad¹ haciéndose necesario revisar éstos valores. En casos en que no se pudo acceder a ningún método de medida directo en los propios espectros, se ha recurrido a una estimación a partir de fuentes cercanas con valores conocidos de forma aproximada. Es posible acceder a una base de datos de estos valores recopilada por Fruscione et al. (1994), y disponible para su consulta en las páginas de ayuda en internet del archivo EUVE².

Una de las maneras de determinar la absorción producida es con la ayuda del cociente de las líneas de Fe XVI $\lambda 335$ y $\lambda 361$, fuertemente afectado por la absorción de ISM debido a su posición espectral (el cociente aumentará cuanto mayor sea la absorción del ISM). Este cociente se ha usado para algunas de las fuentes, y hay que tener en cuenta que para valores de la densidad de columna por debajo de $N_H(cm^{-2}) \sim 4 \times 10^{18}$ las barras de error proporcionadas por este cociente son suficientemente amplias como para no permitir una determinación muy precisa de la absorción. Pero por otra parte la influencia de dicha absorción en los espectros es muy inferior cuando se trata de valores bajos de la densidad de columna (ver Fig. 4.1). En algunos pocos casos, en los que hay intensas líneas de hierro formadas en estados de baja ionización, con longitudes de onda en el rango 175–180 Å, como es el caso de α Cen, la aparición de un segundo orden en la emisión de estas líneas en los espectros de MW y LW puede contaminar las líneas de Fe XVI, conduciendo a valores erróneos del cociente. Afortunadamente, este problema sólo se encuentra en estrellas cercanas al Sol³, donde hay valores de la densidad de columna determinados con bastante precisión en la literatura.

¹Este es el caso de los ajustes a espectros de baja resolución en rayos X, donde no es posible distinguir bien entre los efectos de absorción por el ISM y los producidos por diferentes valores de la metalicidad.

²<http://archive.stsci.edu/euve/analysis.html>

³Como veremos en el Capítulo 8, sólo las estrellas con menor nivel de actividad muestran importantes cantidades de materia de líneas de Fe IX–Fe XIII, por lo que difícilmente encontraremos este tipo de estrellas a grandes distancias, dada su menor emisión conjunta en el EUV.

TABLA 4.1 TIEMPOS DE EXPOSICIÓN DE LOS ESPECTROS EUVE

| Nombre | Fecha comienzo | Tiempo exp. (ks) | | | Nombre | Fecha comienzo | Tiempo exp. (ks) | | |
|----------------|----------------|------------------|-----|-----|----------------|----------------|------------------|-----|-----|
| | | SW | MW | LW | | | SW | MW | LW |
| β Cet | 1994 Sep 30 | 215 | 157 | 165 | BF Lyn | 1994 Apr 14 | 110 | 69 | ... |
| AY Cet | 1993 Sep 28 | 116 | ... | ... | LQ Hya | 1993 Dic 10 | 359 | ... | ... |
| AR Psc | 1997 Ago 26 | 388 | ... | ... | DH Leo | 1995 Feb 12 | 311 | 171 | 176 |
| CC Eri | 1995 Sep 13 | 257 | 144 | 132 | ξ UMa B | 1993 Mar 28 | 55 | 56 | 52 |
| VY Ari | 1994 Oct 6 | 244 | 159 | 156 | ξ UMa B | 1997 May 14 | 316 | 310 | 307 |
| UX Ari | 1994 Oct 19 | 132 | 95 | 89 | BH CVn | 1996 Feb 12 | 430 | 191 | 187 |
| UX Ari | 1995 Nov 7 | 381 | 210 | 209 | α Cen | 1993 May 29 | 124 | 107 | 104 |
| UX Ari | 1998 Ago 23 | 115 | 109 | 105 | α Cen | 1995 Mar 03 | 173 | 67 | 63 |
| ϵ Eri | 1993 Oct 22 | 87 | 62 | 60 | α Cen | 1997 Mar 10 | 121 | 117 | 121 |
| ϵ Eri | 1995 Ago 31 | 495 | 240 | 214 | σ^2 CrB | 1994 Feb 16 | 213 | 97 | 89 |
| V711 Tau | 1992 Oct 22 | 62 | 62 | 63 | V824 Ara | 1996 Apr 30 | 40 | ... | ... |
| V711 Tau | 1993 Sep 16 | 219 | 102 | 106 | V478 Lyr | 1998 May 18 | 240 | ... | ... |
| V711 Tau | 1994 Ago 24 | 193 | 81 | 73 | ER Vul | 1995 Sep 20 | 286 | 181 | 183 |
| V711 Tau | 1996 Sep 1 | 205 | 196 | 204 | AR Lac | 1993 Oct 12 | 96 | 94 | 94 |
| V711 Tau | 1998 Sep 3 | 153 | 137 | 143 | AR Lac | 1997 Jul 3 | 74 | 73 | 73 |
| V711 Tau | 1999 Sep 13 | 180 | 164 | 182 | AR Lac | 2000 Sep 14 | 63 | 61 | 65 |
| AB Dor | 1993 Nov 4 | 270 | 144 | 148 | FK Aqr | 1994 Sep 11 | 134 | 130 | 128 |
| AB Dor | 1994 Nov 12 | 143 | 100 | 105 | FK Aqr | 1997 Oct 9 | 334 | 321 | 330 |
| YY Gem | 1995 Feb 2 | 425 | 295 | 292 | λ And | 1997 Jul 30 | 283 | 278 | ... |
| Procyon | 1993 Ene 11 | 91 | 96 | 92 | II Peg | 1993 Oct 1 | 144 | 97 | ... |
| Procyon | 1994 Mar 12 | 227 | 137 | 136 | II Peg | 1995 Ago 5 | 153 | 99 | ... |
| Procyon | 1999 Nov 6 | 108 | 92 | 90 | II Peg | 1998 Sep 11 | 123 | 109 | ... |
| σ Gem | 1993 Feb 6 | 68 | 57 | 53 | II Peg | 1999 Oct 21 | 314 | 300 | ... |
| σ Gem | 1998 Dic 10 | 205 | 190 | 197 | BY Dra | 1997 Sep 22 | 194 | ... | ... |
| σ Gem | 1999 Dic 30 | 310 | 304 | 305 | | ... | | | |

4.2 Reducción de los espectros

Comento aquí algunos de los aspectos derivados de la reducción de los espectros, proceso explicado en § 2.4. Durante dicho proceso, para algunas estrellas sólo fue posible obtener los espectros SW, dado que a longitudes de onda más largas los espectros no mostraban suficiente señal como para ni siquiera encontrar la posición de los mismos. Condicionado por ese problema, así como por la ausencia de líneas intensas en el espectro LW diferentes de la línea de He II en 303.4 Å, aquí solo se muestran los espectros de SW y MW para la mayoría de las estrellas, y sólo se han incluido los espectros de LW en algunos casos en los que aparecían algunas líneas brillantes más, y no sólo la mencionada He II λ 303 y las líneas de Fe XVI 335 y 361 Å. Los espectros mostrados en Figs. 4.3–4.15 han sido ordenados en función de sus similitudes, comenzando por las estrellas con material emitiendo a temperaturas más bajas, y acabando por las estrellas más activas.

La medida de los flujos de cada una de las líneas espectrales ha tenido en cuenta como origen de las líneas el continuo del espectro, y no el nivel de flujo cero. Este continuo ha sido determinado de forma visual, ya que no hay modelos teóricos que puedan darnos una medida exacta de la posición del mismo (ver § 4.4 para más detalles). Los errores en los flujos de las líneas han sido determinados siguiendo la relación $\sigma = 1/[S + B(1 + 1/n)]^{1/2}$, donde S es la señal neta, b es el fondo promediado estimado, y n es la proporción entre la señal en la estrella y en el fondo (i.e., el cociente del número total de píxeles en el fondo entre el número total de píxeles en la imagen), con un valor de $n \sim 10$ –15 en nuestras extracciones.

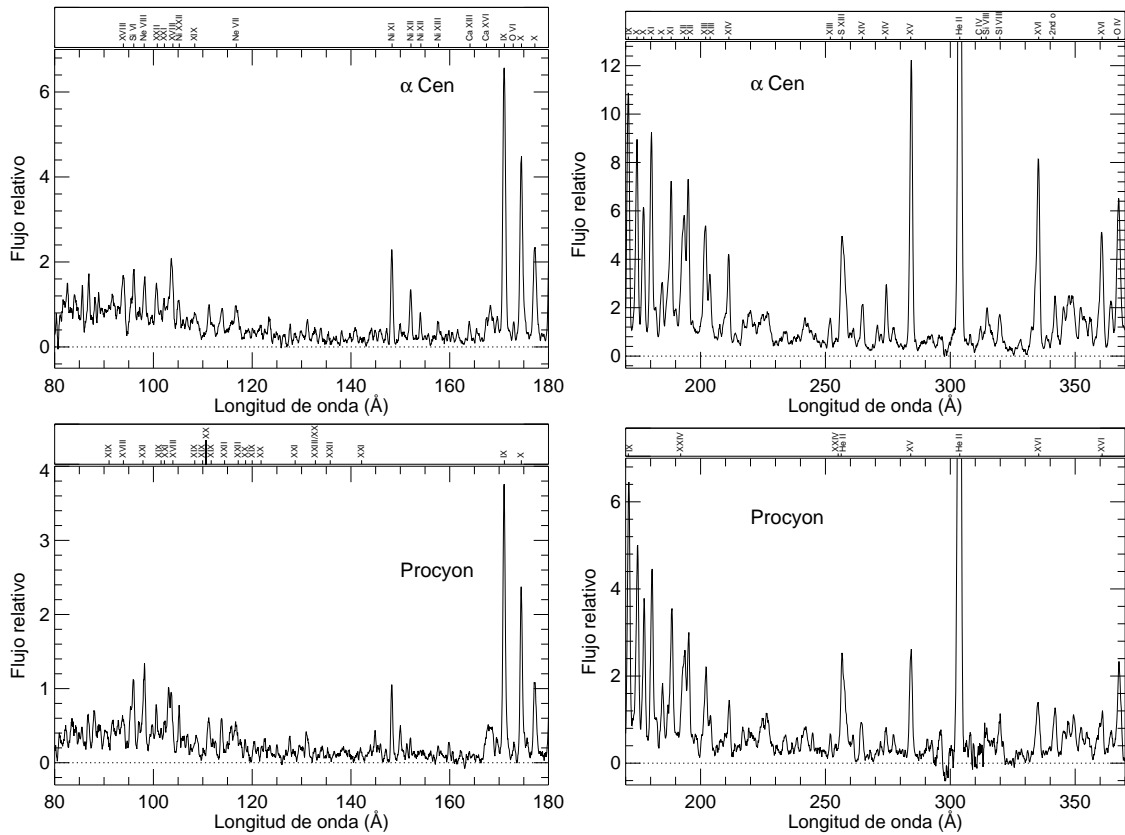


FIG. 4.3.— Espectros EUVE en SW y MW de α Cen A+B (G2V+K1V) y Procyon (F5IV). Los estados de ionización de hierro están señalados en el panel superior en cada caso, además de las líneas de otros elementos.

4.3 Aspectos generales de los espectros EUVE

Los espectros tomados con EUVE han revelado muchas diferencias dependiendo del tipo de estrella analizada. Las estrellas frías poco activas, como Procyon o α Cen muestran la presencia de líneas de bajos estados de ionización, y muchas líneas procedentes de diferentes elementos, como Ne, O, S, Ca, etc (ver Schrijver et al., 1995; Cassinelli et al., 1996; Mewe et al., 1995; Drake et al., 1997, para un análisis más exhaustivo de los espectros de estas dos estrellas), sirviendo para varios estudios relacionados con el importante tema de las abundancias coronales. Se puede encontrar en Brickhouse et al. (2000) un análisis extenso sobre el espectro de Capella en EUVE, las abundancias coronales derivadas del mismo, y otros temas relacionados. Como ya mencioné anteriormente, las detecciones de líneas de otros elementos se ve muy limitada por efecto de la absorción por el ISM, más influyente en las longitudes de onda más largas, que es donde es más fácil encontrar estas líneas.

Es fácil identificar los cambios producidos en los espectros por efecto del incremento de temperatura de emisión de la corona. Así, cuando la actividad va en aumento respecto al espectro solar (o de Procyon o α Cen), como en el caso de ϵ Eri, los estados de ionización de átomos de hierro que se observan se encuentran en el rango Fe IX–XXIII, superiores a los valores encontrados en las anteriores estrellas.

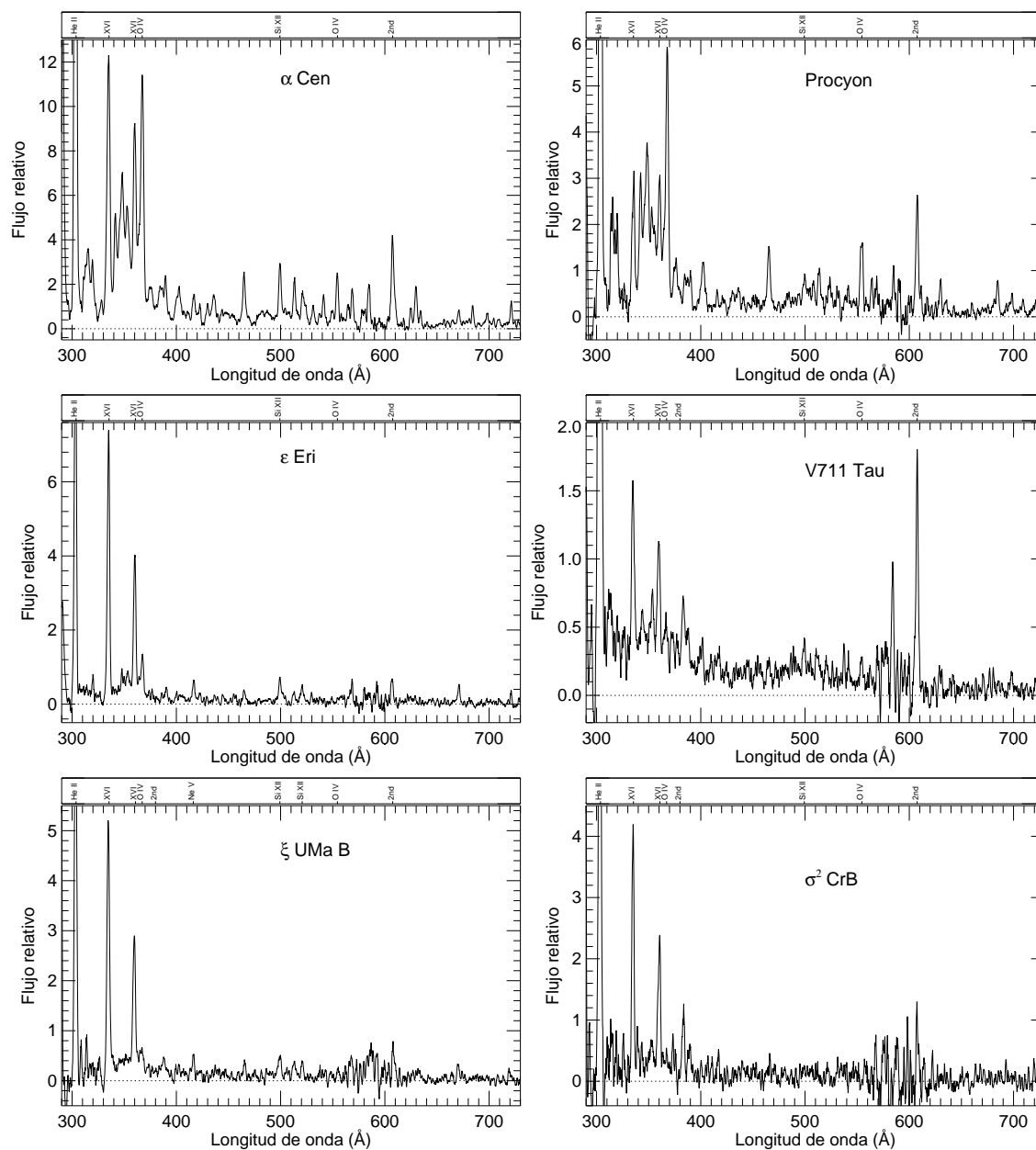


FIG. 4.4.— Espectros de LW EUVE para α Cen A+B (G2V+K1V), Procyon (F5IV), ϵ Eri (K2V), V711 Tau (G5IV/K1IV), ξ UMa B (G5V+?) y σ^2 CrB (F6V/G0V). Los estados de ionización de hierro están señalados en el panel superior en cada caso, además de las líneas de otros elementos.

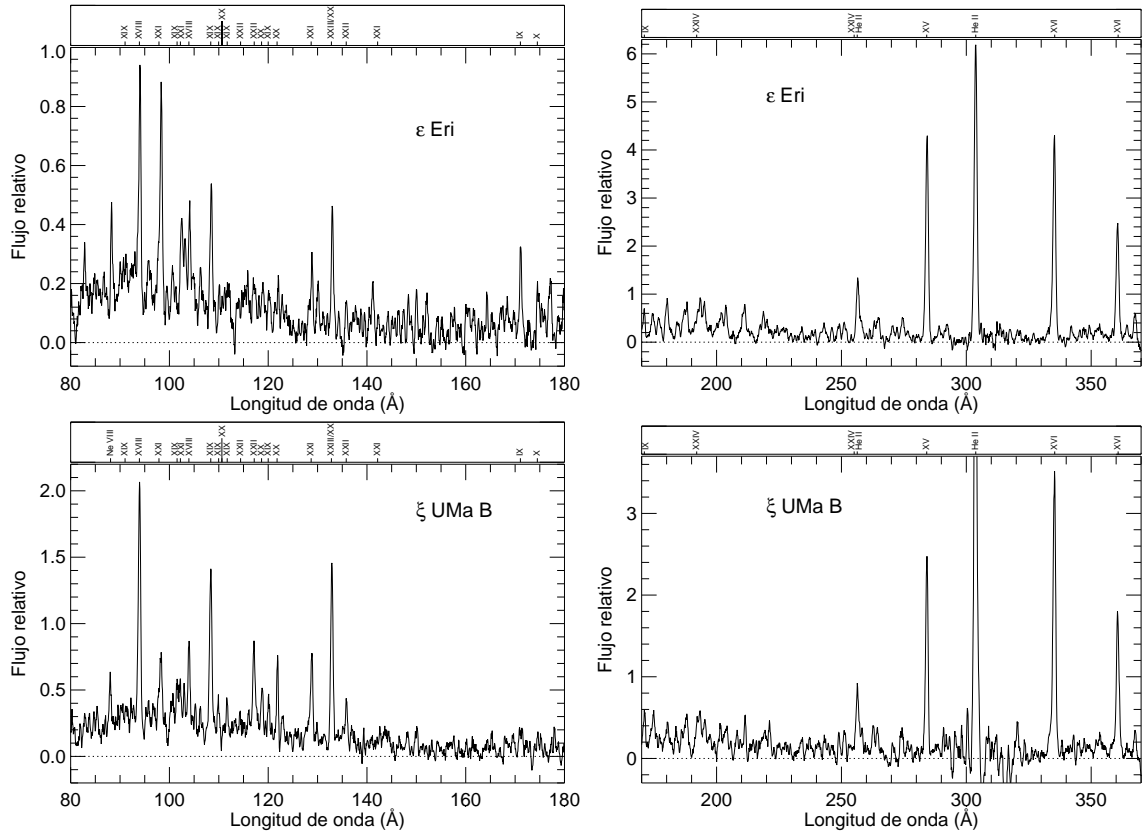


FIG. 4.5.— Espectros SW y MW de ϵ Eri (K2V) y ξ UMa B (G5V/?). Ver descripción en Fig. 4.3.

A continuación, algunas gigantes como Capella, β Cen o AY Cen muestran dominancia de líneas de Fe XVIII y XIX, y estrellas con coronas más calientes van gradualmente mostrando espectros dominados por líneas como Fe XXIII o la línea formada a temperaturas más altas que puede observarse con EUVE, Fe XXIV λ 192, como es el caso de σ^2 CrB, AB Dor, UX Ari o V711 Tau. Es de destacar el elevado continuo que se encuentra no sólo en las estrellas con coronas de temperaturas más altas, como II Peg o σ^2 CrB, sino también en aquellas con coronas más frías, como α Cen.

4.4 Continuo

Como acabo de mencionar, unos de los detalles interesantes de los espectros EUVE en las estrellas de la muestra es el elevado continuo encontrado tanto en las coronas calientes como en algunas de las frías. Después de ver los efectos de sustraer la respuesta espectral del instrumento, decidimos dejar la forma original de los mismos en las representaciones de las figuras, dado que este paso introducía confusión en los espectros al introducir mucho ruido en las longitudes de onda más largas de cada espectro (ver Fig. 2.2). Por otra parte, no cabe esperar grandes cambios en la forma del continuo como función de la temperatura; la Figura 4.2 muestra las variaciones experimentadas en el continuo, calculado con una versión experimental del *Astrophysical Plasma Emission Code* (Código de Emisión de

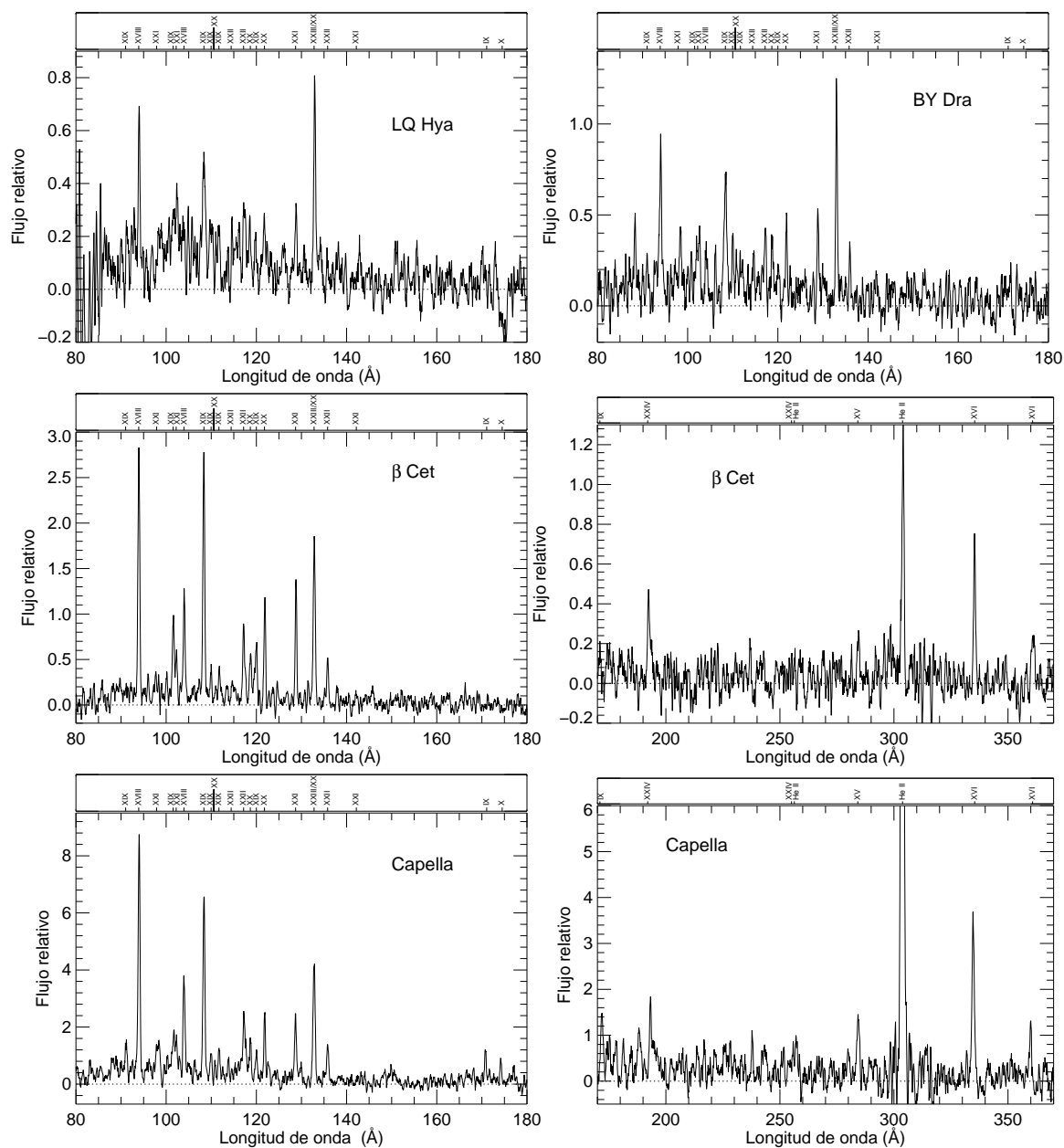


FIG. 4.6.— Espectros SW y MW de LQ Hya (K2V), BY Dra (K4V/K7V), β Cet (K0III), y Capella (G1III/G8III). Ver descripción en Fig. 4.3.

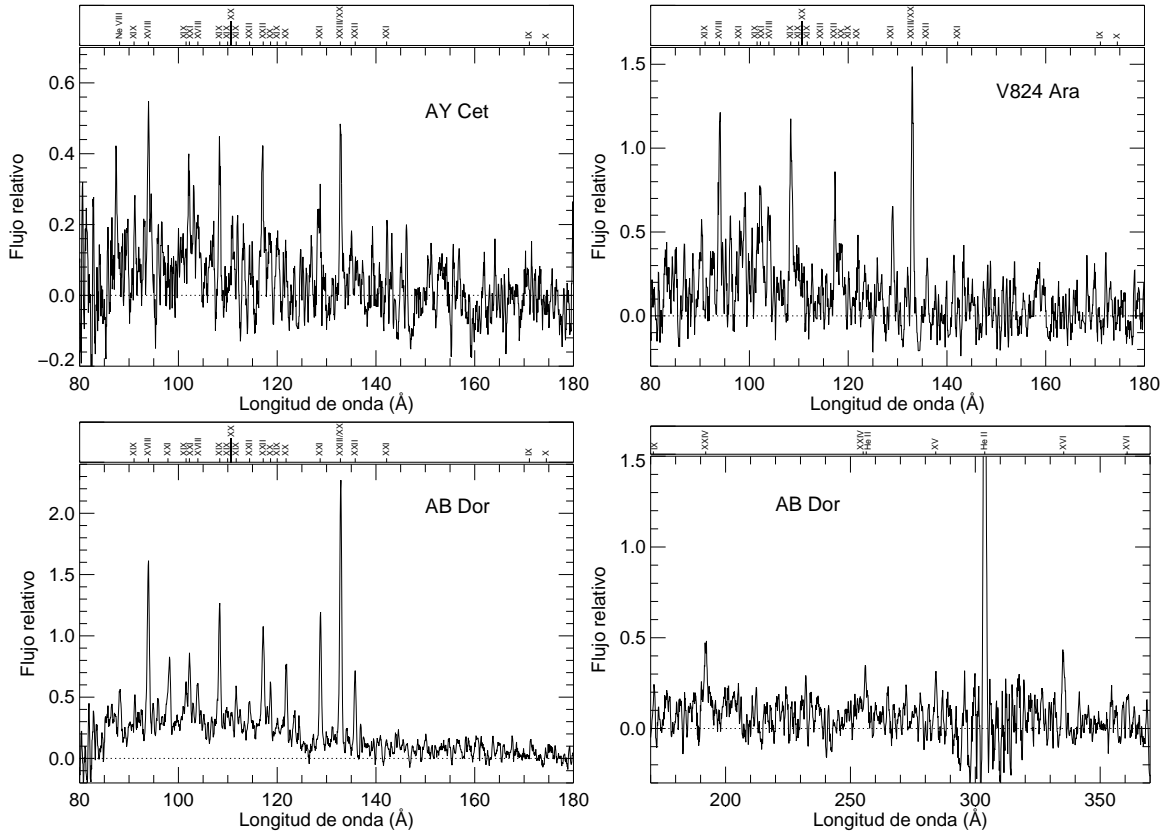


FIG. 4.7.— Espectros SW y MW de AY Cet (WD/G5III), V824 Ara (G5IV/K0V-IV) y AB Dor (K1IV-V). Ver descripción en Fig. 4.3.

Plasma Astrofísico, APEC; Smith et al., 2001), que incluye las contribuciones debidas a bremsstrahlung, recombinación radiativa, y emisión de dos fotones, y que también resulta consistente con los modelos de Raymond (1988). De acuerdo con estos cálculos, el continuo es bastante plano en el rango EUVE, y demuestra poca sensibilidad a los cambios de temperatura, teniendo formas indistinguibles para $T=6 \times 10^6$ K y $T=5 \times 10^7$ K, y la elevación del continuo puede ser incluso mayor para las temperaturas más bajas. Esto explica por qué las estrellas con temperaturas coronales bajas, como α Cen (su EMD tiene el máximo en $T \sim 2 \times 10^6$ K) muestran un elevado continuo.

En el extremo opuesto de la muestra vemos que hay otros efectos que se hacen importantes. En primer lugar, hay una miríada de líneas débiles que pueden estar simulando un falso continuo (estas líneas pueden afectar también a coronas de temperaturas más bajas). Y por otra parte se encuentra el continuo producido por la radiación de frenado, más conocida como *bremsstrahlung*, que vendría influenciada por los elevados valores encontrados en las densidades electrónicas. Así mismo, el cociente de abundancia Fe/H juega un importante papel en la elevación del continuo comparado con las líneas espectrales, dado que una abundancia inferior de hierro implica una superior de hidrógeno, incrementando la consecuentemente la cantidad de electrones disponibles en la corona para la producción de bremsstrahlung. Finalmente, otro factor que puede ayudar a explicar la alta elevación del continuo es la de una corona enriquecida sustancialmente con He, lo que imitaría una caída

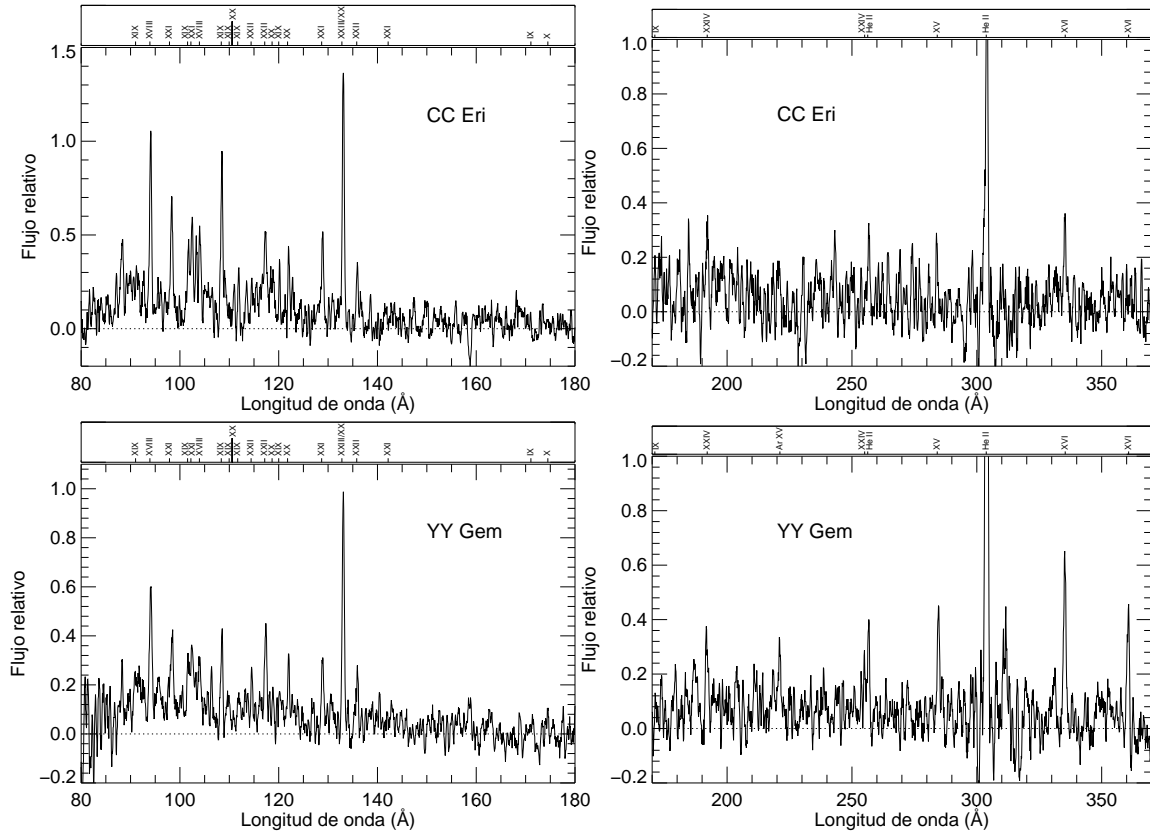


FIG. 4.8.— Espectros SW y MW de CC Eri (K7V/M3V) e YY Gem (dM1e/dM1e). Ver descripción en Fig. 4.3.

en la abundancia metálica también, debido a la mayor contribución del helio⁴ al continuo bremsstrahlung. Tal enriquecimiento de Helio ha sido predicho por algunos modelos de difusión en el Sol (e.g. Hansteen et al., 1993). Como veremos en la Figura 7.4, la brillante línea de He II $\lambda 304$ aumenta en un factor 1.7 durante las fulguraciones, cuando también se producen elevaciones del continuo. Con el nivel actual de conocimiento no es posible tener una buena estimación de la proporción de continuo correspondiente a cada uno de los dos efectos principales: la contribución debida a bremsstrahlung o la contribución producida por muchas líneas débiles.

En vista de este problema, la mejor solución encontrada para medir los flujos de las líneas, fue la de estimar el continuo en el espectro y medir los flujos de cada línea a partir de dicho continuo. Esto puede introducir algunos errores sistemáticos a las medidas, pero no es de esperar que afecte de forma sustancial a los cálculos posteriores de la EMD.

4.5 Superposición de líneas espectrales

Uno de los problemas que surge a la hora de analizar los flujos medidos en espectros de EUVE es la superposición de distintas líneas (conocida en inglés como “*blending*”).

⁴El bremsstrahlung tiene una dependencia lineal con $\sim Z^2$, ver (Longair, 1992)

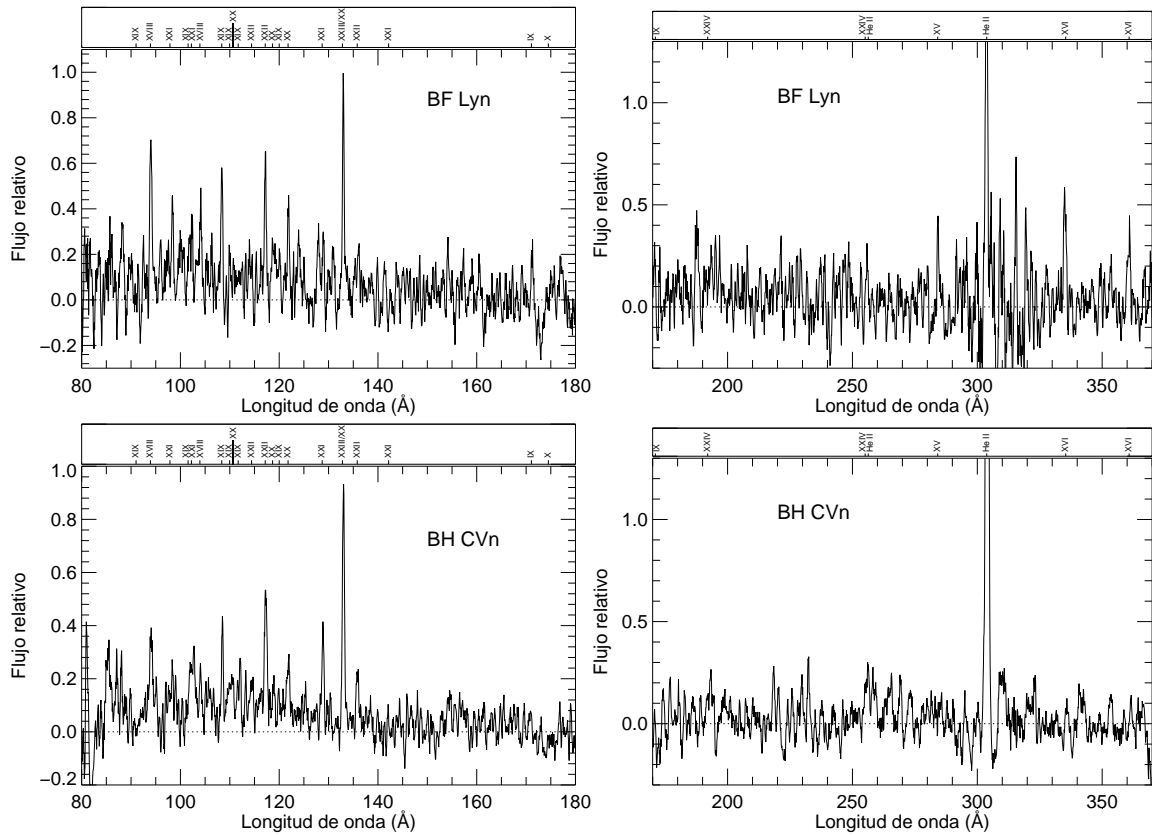


FIG. 4.9.— Espectros SW y MW de BF Lyn (K2V/[dK]) y BH CVn (F2IV/K2IV). Ver descripción en Fig. 4.3.

Dado que este trabajo está basado principalmente en un modelo de emisión de líneas de hierro (ver § 6.4.1), ha sido distinto el tratamiento dado a la mezcla producida por líneas de hierro, ya presentes en el modelo, y por líneas de otros elementos. Las últimas se han evaluado en el rango de EUVE sólo a un nivel estimativo, con objeto de descartar las líneas contaminadas severamente por líneas de otros elementos. Para hacer estas estimaciones se ha tenido en cuenta la versión experimental de APEC antes mencionada, usando una primera aproximación de la EMD en todo el rango cubierto en este trabajo ($\log T[\text{K}] \sim 4.0-7.8$), lo que ha permitido tener una idea de la contribución correspondiente a otras líneas. A continuación mencionaré tan solo algunas de las mezclas más comunes que se han encontrado, y en qué medida afectan a las correspondientes líneas principales.

4.5.1 Superposición de líneas de hierro

La superposición de líneas de hierro más débiles sobre las líneas principales identificadas en el espectro, se ha tenido en cuenta a la hora de calcular la consiguiente EMD y por tanto los errores procedentes de la contaminación por estas líneas es mínimo. Pero las medidas que se han hecho de forma experimental de estos flujos incluyen tanto la línea principal como las superpuestas en muchos casos, cuando no fue posible distinguir unas y otras líneas. A continuación doy una lista esquemática de algunas mezclas importantes:

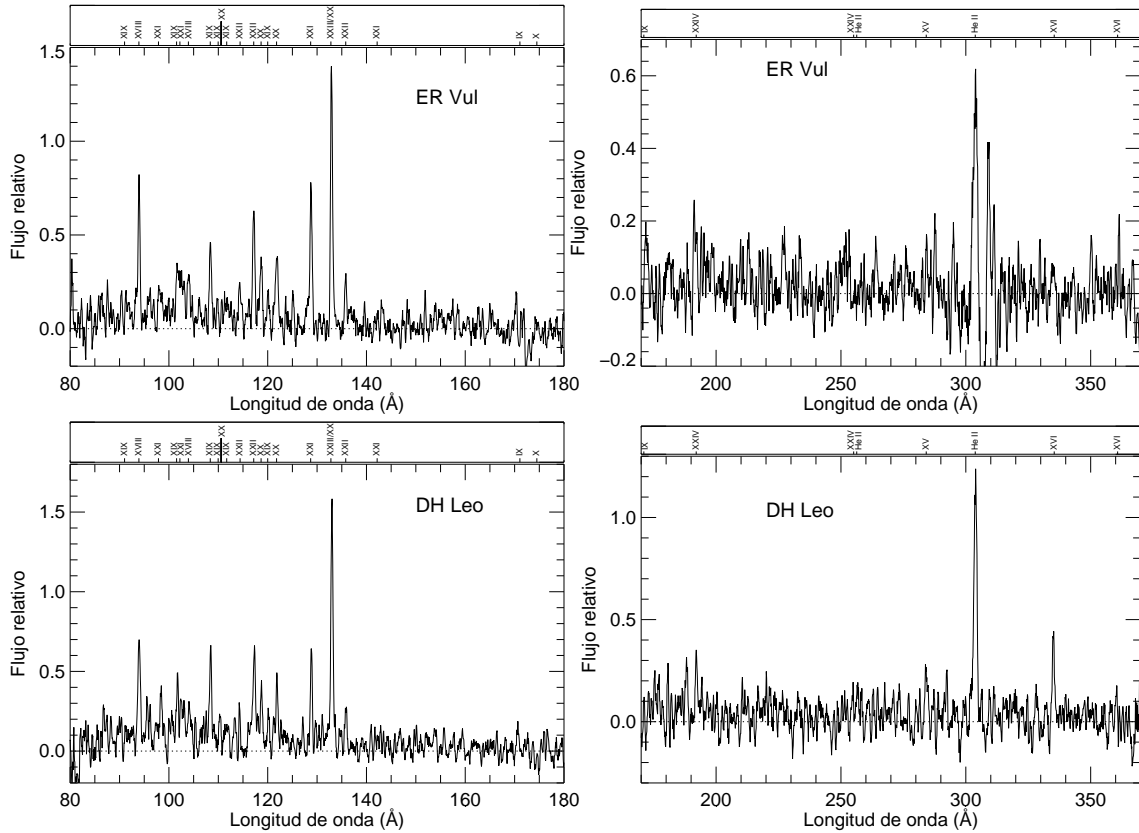


FIG. 4.10.— Espectros SW y MW de ER Vul (G0V/G5V) y DH Leo ({K0V/K7V}K5V). Ver descripción en Fig. 4.3.

- Fe XIX λ 91.02: tiene contribuciones de Fe XXI λ 91.28.
- Fe XXI λ 102.22: a veces mezclada con Fe XIX λ 101.55.
- Fe XIX λ 109.97: a veces incluida la línea Fe XX λ 110.63.
- Fe XXII λ 117.17: un \sim 15% del flujo observado suele corresponder a Fe XXI λ 117.51.
- Fe XXIII λ 132.85: esta línea es de hecho un producto de la adición de la línea indicada y la de Fe XX λ 132.85. En la mayoría de las estrellas de esta muestra, la componente de Fe XXIII es mucho más importante.
- Fe XI λ 180.40: esta es una mezcla compleja, con al menos 8 líneas más involucradas.
- Fe XXIV λ 192.04: mezclada con varias líneas de baja ionización, especialmente Fe XI λ 192.82 y Fe XII λ 192.39, y Fe XII λ 193.51 cuando no es posible separarla. Dependiendo de la temperatura de la corona estelar, la superposición de éstas líneas puede tener más peso en la línea resultante que la propia línea de Fe XXIV. Ver también la superposición de líneas de otros elementos.

En general, todas las líneas de hierro entre 170 y 300 Å sufren de un cierto grado de contaminación por muchas líneas débiles de hierro, excepto cuando el flujo de la línea es elevado, donde normalmente hay una componente que domina y se pueden despreciar las otras.

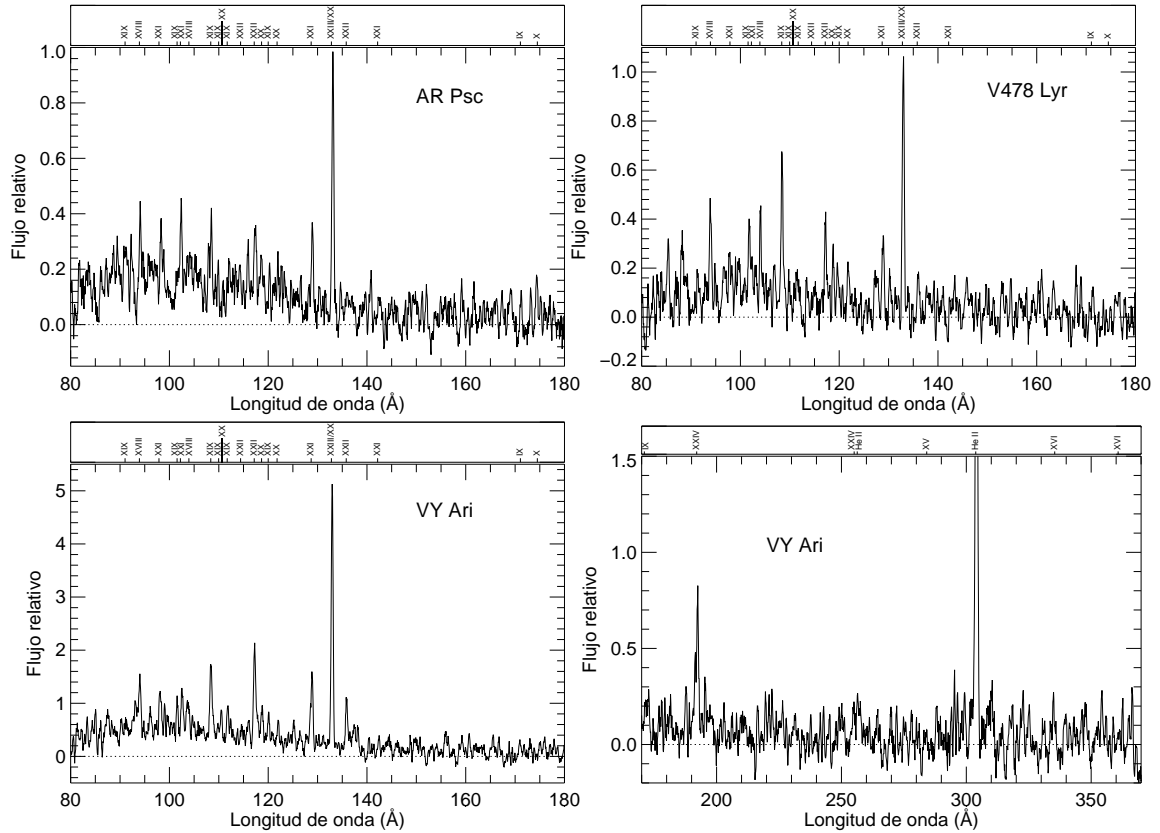


FIG. 4.11.— Espectros SW y MW de AR Psc (G7V/K1IV), V478 Lyr (G8V/[dK-dM]) y VY Ari (K3-4V-IV/?). Ver descripción en Fig. 4.3.

4.5.2 Superposición de líneas de otros elementos

Dado que estas líneas tienen además una componente de incertidumbre introducida por el escaso conocimiento que se tiene de las abundancias de estos elementos en la corona, la contribución de las mismas a los flujos observados se puede decir que se desconoce a menos que se suponga un valor a priori. De modo que todas las estimaciones están basadas en las abundancias solares proporcionadas por Anders & Grevesse (1989), usadas para los cálculos de APEC.

–Ne VIII $\lambda 88.08$: esta línea es una compleja mezcla con un flujo anormalmente alto en algunas estrellas (e.g. AY Cet). Entre las líneas presentes se encuentran Ni XX $\lambda 87.85$, Fe XVIII $\lambda 88.37$ y Fe XVII $\lambda 88.47$.

–Fe XXI $\lambda 97.88$: una contribución importante de la línea Ne VIII $\lambda 98.13$ afecta de forma variable al flujo total medido. Recientemente se ha observado una posible sobreabundancia de Ne en V711 Tau con espectros de Chandra y XMM (Drake et al., 2001; Brinkman et al., 2001), de modo que el flujo medido en esta línea debe tomarse con cautela, y en algunos casos he asignado el flujo como procedente de la línea de Ne, en vista de el escaso flujo teórico predicho para la línea de hierro.

–Fe X $\lambda 184.54$: mezcla compleja con algunas líneas de Fe XI, pero en especial con O IV $\lambda 184.12$.

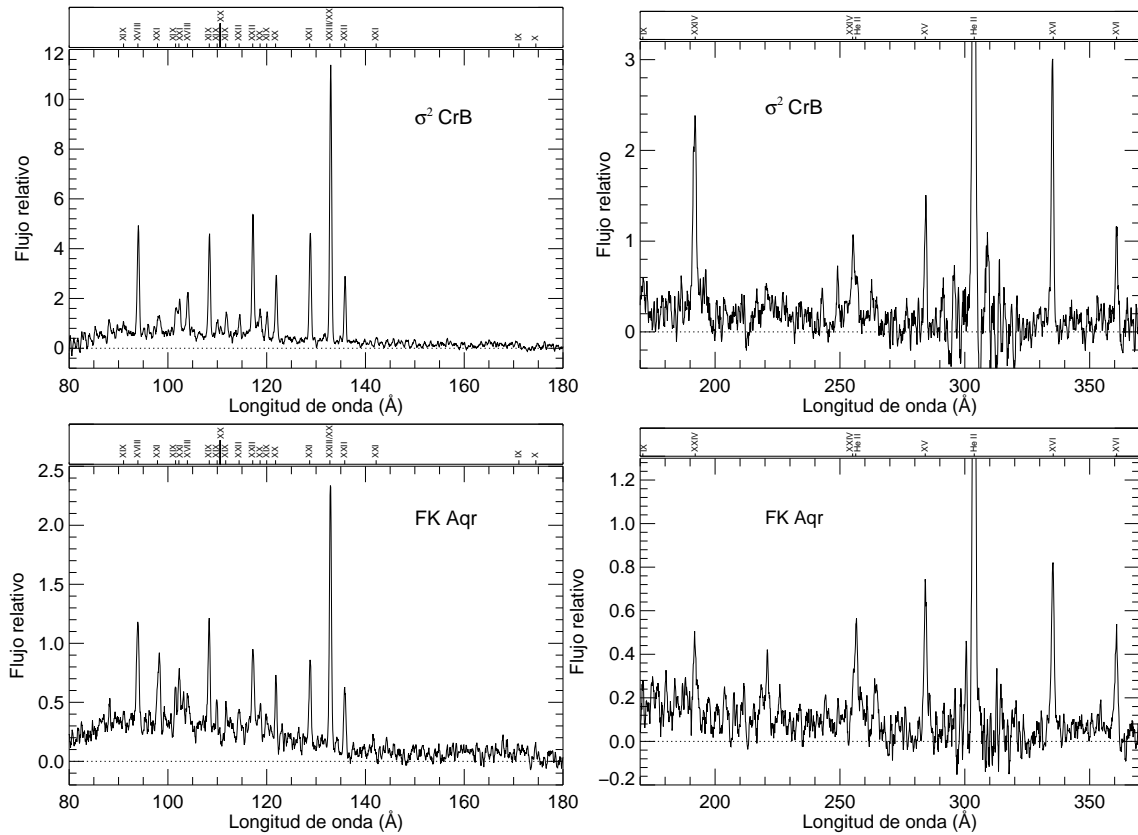


FIG. 4.12.— Espectros SW y MW de σ^2 CrB (F6V/G0V) y FK Aqr (dM2e/dM3e). Ver descripción en Fig. 4.3.

–Fe XXIV λ 192.04: además de las contribuciones mencionadas de líneas de hierro, si la temperatura de la corona no es suficientemente alta, las contribuciones de O V $\sim \lambda$ 192.90, Ca XVII λ 192.86 y S XI λ 191.27 pueden resultar importantes.

–Fe XIV λ 211.33: tiene una contribución sustancial de O VI λ 210.93

–Ar XV λ 221.15: la presencia de esta línea es muy notable en algunos casos, como las estrellas de tipo M YY Gem o FK Aqr. Algo de contaminación puede venir de las líneas de S XII λ 221.42 y O V λ 220.35.

–Fe XXIV λ 255.10: contaminación posible con He II 256.32 y S XIII 256.84. En algunos casos fue posible hacer una medida directa de la contribución de helio, por lo que en esos casos se muestran ambos flujos.

–Fe XV λ 284.15: esta importante línea puede deber su flujo, a veces hasta en un \sim 30%, a líneas de N VI, además de posibles incrementos debido a mayores abundancias de nitrógeno en algunos casos.

–C IV λ 312.45: Puede verse afectada por la emisión geocoronal presente alrededor de He II λ 303.78. También tiene contribuciones de varias líneas de C IV y algunas líneas de hierro.

–Mg V λ 353.09: mezcla compleja, con contribuciones de Fe XIV λ 353.84, líneas de Mg V y Fe XI y otras menos importantes.

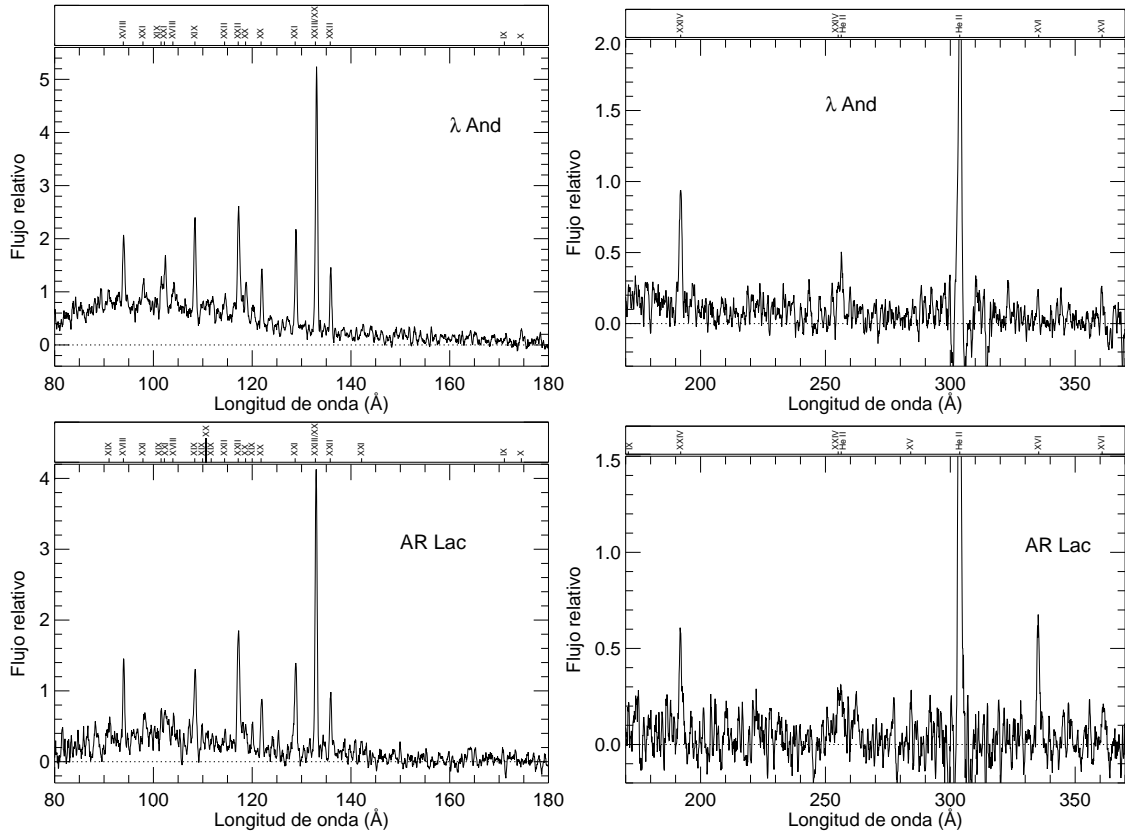


FIG. 4.13.— Espectros SW y MW de λ And (G8IV-III/?) y AR Lac (G2IV/K0IV). Ver descripción en Fig. 4.3.

4.6 Determinación de la densidad electrónica

Uno de los mayores logros conseguidos a partir de datos de EUVE es la posibilidad determinar densidades electrónicas del plasma a través de los cocientes de líneas espectrales, debido a que esta información puede proporcionar valiosos datos sobre la estructura coronal. Dado que la EM es, en esencia, el producto $N_e^2 V$, el conocimiento de la densidad electrónica y la EM nos proporciona una primera aproximación del volumen emisor V . Para obtener estas densidades electrónicas se realizan cocientes entre líneas formadas en transiciones que vienen influenciadas por niveles metaestables, los cuales tienen escalas de caída por radiación relativamente largas, y por tanto permiten que las poblaciones de los niveles sean excitados o desexcitados por colisiones. Dependiendo del rango de temperatura en el que se encuentra la mayor parte del material emisor, será posible usar distintos cocientes de líneas como diagnósticos.

Si se quiere evaluar correctamente los valores de los cocientes de líneas, es necesario corregir algunos de los flujos de la superposición de otras líneas más débiles. Para llevar a cabo esa corrección se hace una primera estimación de la densidad electrónica asumiendo un valor habitual de la proporción correspondiente a las líneas contaminantes, y a partir de ahí hay que deducir la EMD asumiendo esta densidad como válida. Con la EMD determinada en primera aproximación ya es posible obtener una mejor estimación de

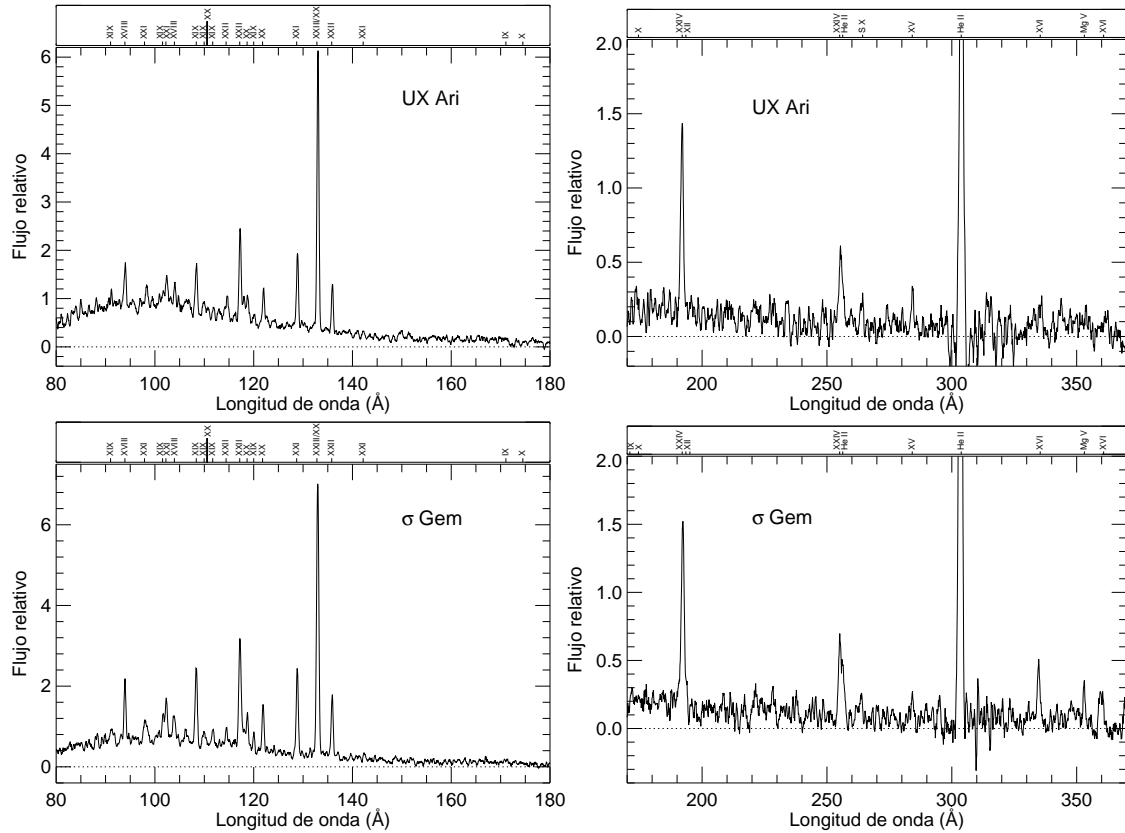


FIG. 4.14.— Espectros SW y MW de UX Ari (G5V/K0IV) y σ Gem (K1III/?). Ver descripción en Fig. 4.3.

la componente del flujo que se debe a otras líneas superpuestas, y de ahí se puede ya deducir un valor más seguro de la densidad electrónica, y se introducen las modificaciones necesarias a la EMD. Si fuera necesario se puede repetir el proceso una vez más.

En α Cen o Procyon, es posible probar diagnósticos para el material emisor con temperaturas en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.2$, como las líneas procedentes de iones de Fe X, XI, XII, XIII y XIV. Varios autores han medido valores de la densidad electrónica en torno a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9-10$, a partir de cocientes de estas líneas en α Cen, Procyon, ϵ Eri, ξ Boo A y Capella (Schmitt et al., 1996; Mewe et al., 1995; Drake et al., 1997; Laming & Drake, 1999; Laming, 1998; Brickhouse, 1996).

Sin embargo la mayor parte de las estrellas de la muestra tienen la mayoría de su emisión procedente de material más caliente, por lo que la forma de conseguir densidades electrónicas en estas estrellas debe proceder de líneas de Fe XIX–XXII. Algunos cocientes de líneas útiles en este rango de temperaturas proceden de Fe XIX $\lambda\lambda$ 91.02/(108.37+120.00), Fe XIX $\lambda\lambda$ 91.02/(101.55+109.97+111.70), Fe XX $\lambda\lambda$ 110.63/(118.66+121.83), Fe XXI $\lambda\lambda$ 102.22/128.73, Fe XXI $\lambda\lambda$ 142.16/102.22 y Fe XXII $\lambda\lambda$ 114.41/117.17. Los cocientes de Fe XIX y Fe XX sólo resultan útiles si hay densidades electrónicas superiores a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \gtrsim 12.5$, donde las curvas de los cocientes de intensidades empiezan a tener algo más de pendiente (ver Figs. 6.5 y 7.5). Los diagnósticos hechos a partir de Fe XXI y Fe XXII son más sensibles a las densidades más bajas que estos cocientes.

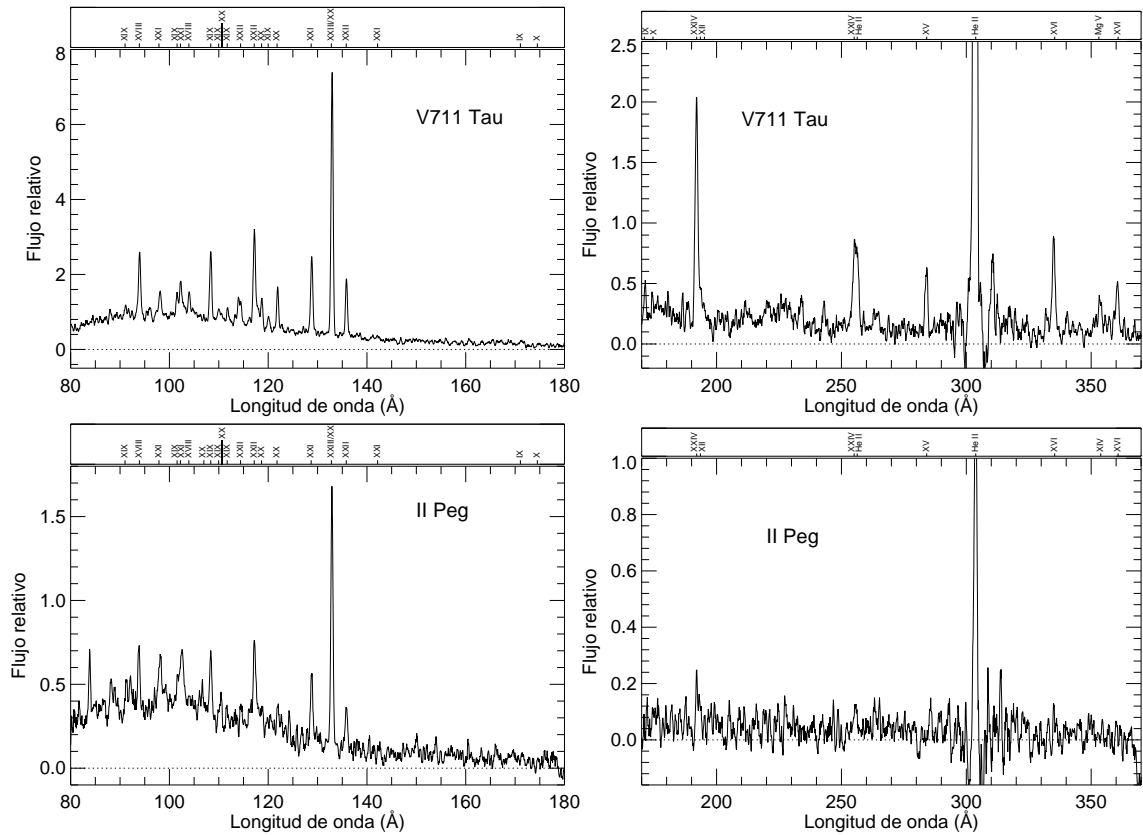


FIG. 4.15.— Espectros SW y MW de V711 Tau (G5IV/K1IV) e II Peg (K2IV/M0-3V). Ver descripción en Fig. 4.3.

Aunque estas líneas se forman en un cierto rango de temperaturas, y no solo en la máxima emisividad de la línea, ésta nos da una idea de la temperatura correspondiente a las densidades calculadas; la temperatura de la máxima emisividad de estas líneas se encuentra en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.9$ (para Fe XIX) y 7.0 (para Fe XX–XXII).

En el caso solar sólo se han medido valores superiores a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) = 12$ durante fulguraciones (Phillips et al., 1996), y suponen un reto para las teorías de bucles coronales, que no prevén estas densidades tan elevadas en circunstancias de quiescencia. Para conseguir confinar plasma tan caliente con estas densidades, se hace necesaria la presencia de grandes campos magnéticos (entre 300 y 600 G, ver Phillips et al., 1996). Por otra parte el hecho de que se encuentren diferentes valores de la densidad a distintas temperaturas en las mismas estrellas (caso de Capella o ϵ Eri por ejemplo), con $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9-10$ para $\log T(\text{K}) \sim 6.2$, y $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \gtrsim 12$ para $\log T(\text{K}) \sim 7.0$, indica que la emisión en estos dos rangos de temperatura podría proceder de estructuras situadas físicamente en regiones diferentes de la corona.

En la Tabla 4.2 se muestra una extensa lista de los valores estimados para la densidad electrónica en los estados de ionización superiores, en cada estrella de la muestra (sólo se muestran las estrellas para las que se obtuvo algún valor).

TABLA 4.2 DENSIDAD ELECTRÓNICA CALCULADA PARA FE XIX–XXII

| Nombre | Fe XXII | Fe XXI | | Fe XX | Fe XIX | | Media |
|-------------------|---------------------------------------|---------------------------------------|---------------------------------------|---|--|--|-------|
| | $\lambda\lambda\frac{114.41}{117.17}$ | $\lambda\lambda\frac{102.22}{128.73}$ | $\lambda\lambda\frac{142.16}{102.22}$ | $\lambda\lambda\frac{110.63}{118.66+\dots}$ | $\lambda\lambda\frac{91.02}{101.55+\dots}$ | $\lambda\lambda\frac{91.02}{108.37+\dots}$ | |
| β Cet | $12.8^{+0.3}_{-0.9}$ | $11.9^{+0.3}_{-0.5}$ | ... | ... | ... | ... | 12.4 |
| AY Cet | ... | $12.7^{+0.4}_{-0.5}$ | ... | ... | ... | ... | 12.7 |
| AR Psc | $13.3^{+0.2}_{-0.4}$ | $12.7^{+0.2}_{-0.3}$ | ... | ... | ... | ... | 13.0 |
| CC Eri | $13.0^{+0.3}_{-0.5}$ | $13.0^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | $13.6^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | 13.2 |
| VY Ari | ... | $12.4^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.9^{+0.8}_{-0.7}$ | $13.8^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | 13.0 |
| UX Ari | $12.9^{+0.1}_{-0.2}$ | $12.2^{+0.1}_{-0.09}$ | $12.8^{+0.4}_{-0.4}$ | ... | $12.0^{+0.3}_{-N/A}$ | $12.6^{+0.2}_{-0.3}$ | 12.5 |
| UX Ari (f) | $12.6^{+0.2}_{-0.3}$ | $12.0^{+0.2}_{-0.4}$ | $12.8^{+0.4}_{-0.6}$ | ... | ... | $13.1^{+0.09}_{-0.2}$ | 12.6 |
| UX Ari (q) | $13.3^{+0.09}_{-0.2}$ | $12.1^{+0.2}_{-0.6}$ | ... | ... | ... | ... | 12.7 |
| ϵ Eri | ... | $13.7^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | $13.1^{+0.09}_{-0.2}$ | 13.4 |
| V711 Tau | $12.4^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.3^{+0.09}_{-0.1}$ | $12.3^{+0.2}_{-0.9}$ | $12.4^{+0.3}_{-0.5}$ | $12.1^{+0.2}_{-N/A}$ | $12.1^{+0.2}_{-N/A}$ | 12.3 |
| V711 Tau (f) | $12.5^{+0.2}_{-0.4}$ | $11.9^{+0.2}_{-0.4}$ | ... | $13.0^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.4^{+0.6}_{-N/A}$ | ... | 12.4 |
| V711 Tau (q) | $11.5^{+0.6}_{-N/A}$ | $12.0^{+0.1}_{-0.2}$ | ... | ... | $11.5^{+0.8}_{-N/A}$ | $12.0^{+0.4}_{-N/A}$ | 11.7 |
| Capella | ... | $11.7^{+0.5}_{-N/A}$ | ... | ... | $12.2^{+0.4}_{-N/A}$ | $12.0^{+0.3}_{-N/A}$ | 12.0 |
| AB Dor | $13.1^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.3^{+0.09}_{-0.2}$ | ... | $13.3^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | 12.9 |
| YY Gem | $13.4^{+0.1}_{-0.2}$ | $13.0^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | ... | 13.2 |
| σ Gem | ... | $12.2^{+0.1}_{-0.09}$ | $12.3^{+0.3}_{-1.}$ | ... | $12.2^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.6^{+0.2}_{-0.2}$ | 12.3 |
| σ Gem (f) | $12.5^{+0.3}_{-N/A}$ | $12.5^{+0.2}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | $13.2^{+0.1}_{-0.3}$ | 12.7 |
| σ Gem (q) | ... | $12.1^{+0.5}_{-0.2}$ | $12.3^{+0.3}_{-0.9}$ | ... | $12.1^{+0.2}_{-N/A}$ | $12.3^{+0.2}_{-0.2}$ | 12.2 |
| BF Lyn | ... | $12.9^{+0.4}_{-0.7}$ | ... | ... | ... | ... | 12.9 |
| DH Leo | $12.6^{+0.4}_{-0.09}$ | $11.9^{+0.4}_{-0.9}$ | ... | ... | ... | ... | 12.3 |
| ξ Uma | $11.8^{+0.8}_{-N/A}$ | $12.1^{+0.2}_{-0.3}$ | ... | ... | ... | ... | 12.0 |
| BH CVn | $13.4^{+0.1}_{-0.2}$ | $13.3^{+0.09}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | ... | 13.3 |
| α Cen | ... | $13.4^{+0.1}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | ... | 13.4 |
| σ^2 CrB | $12.1^{+0.2}_{-N/A}$ | ... | $13.3^{+0.7}_{-0.6}$ | $13.0^{+0.1}_{-0.2}$ | ... | ... | 12.8 |
| V824 Ara | ... | $12.3^{+0.5}_{-N/A}$ | ... | ... | ... | ... | 12.3 |
| V478 Lyr | ... | $12.1^{+0.4}_{-N/A}$ | ... | ... | ... | $13.0^{+0.1}_{-0.3}$ | 12.5 |
| ER Vul | $12.5^{+0.3}_{-0.3}$ | ... | ... | $12.2^{+0.5}_{-N/A}$ | ... | ... | 12.3 |
| AR Lac | $11.4^{+1.}_{-N/A}$ | $12.2^{+0.2}_{-0.4}$ | ... | $13.4^{+0.2}_{-0.2}$ | $12.5^{+0.4}_{-0.5}$ | $12.4^{+0.4}_{-0.4}$ | 12.4 |
| AR Lac (f) | $13.0^{+0.3}_{-0.5}$ | $12.2^{+0.3}_{-0.5}$ | ... | $13.6^{+0.2}_{-0.5}$ | ... | ... | 12.9 |
| FK Aqr | $13.1^{+0.09}_{-0.2}$ | $12.6^{+0.2}_{-0.1}$ | ... | ... | $11.6^{+0.5}_{-N/A}$ | $12.0^{+0.2}_{-N/A}$ | 12.3 |
| λ And | $12.4^{+0.3}_{-N/A}$ | $12.2^{+0.2}_{-0.09}$ | ... | ... | ... | ... | 12.3 |
| λ And (f) | $13.0^{+0.1}_{-0.3}$ | $12.9^{+0.1}_{-0.2}$ | ... | ... | ... | ... | 12.9 |
| λ And (q) | $12.2^{+0.5}_{-N/A}$ | $12.0^{+0.2}_{-0.4}$ | ... | ... | ... | ... | 12.1 |
| II Peg | $12.4^{+0.4}_{-N/A}$ | $12.8^{+0.2}_{-0.1}$ | ... | $13.4^{+0.}_{-0.2}$ | ... | ... | 12.9 |
| II Peg (f) | ... | $12.6^{+0.2}_{-0.3}$ | ... | ... | ... | ... | 12.6 |
| II Peg (q) | $12.8^{+0.2}_{-0.4}$ | $13.1^{+0.09}_{-0.1}$ | ... | $13.0^{+0.1}_{-0.2}$ | ... | ... | 13.0 |
| BY Dra | $13.5^{+0.3}_{-0.6}$ | ... | ... | ... | ... | $13.0^{+0.2}_{-0.4}$ | 13.2 |

NOTA.— Columnas 5–7 se corresponden con los cocientes de flujos de las líneas $\lambda\lambda\frac{110.63}{118.66+121.83}$, $\lambda\lambda\frac{91.02}{101.55+109.97+111.70}$ y $\lambda\lambda\frac{91.02}{108.37+120.00}$ respectivamente. Los valores expresados representan $\log N_e$ en unidades de cm^{-3} , con barras de error de $1-\sigma$. Estrellas con (q) o (f) representan cálculos hechos a partir de espectros en estado quiescente o con fulguraciones respectivamente.

Capítulo 5

Los espectros de la región UV

5.1 Introducción

Como ya se ha comentado en la introducción de esta tesis, hemos creído conveniente incluir en el análisis de la EMD de estas estrellas una extensión hacia los valores de la EM en la región de temperaturas más bajas ($\log T[\text{K}] \sim 4.0-5.5$), donde se forman las líneas visibles en el ultravioleta, además de algunas líneas visibles a longitudes de onda más cortas. Para ello se ha hecho uso de los espectros presentes en el archivo del *International Ultraviolet Explorer* (IUE, o *Explorador Internacional Ultravioleta*), una base de datos muy extensa que incluye espectros de todas las fuentes incluidas en esta muestra, si bien en algunos casos sólo hay un espectro disponible por lo que hubo que conformarse con espectros de no tan buena S/N en estos casos. Esta información nos permite enlazar las capas cromosféricas de la estrella con la corona más caliente, aunque no siempre ha sido posible encontrar líneas en EUVE en el rango $\log T(\text{K}) \sim 5.8-6.4$.

El satélite IUE se lanzó el 26 de Enero de 1978, y estuvo observando hasta Septiembre de 1996, siendo así uno de los telescopios satélite de rendimiento más satisfactorio. No voy a hacer una descripción detallada sobre el funcionamiento de este telescopio, de sobras conocido, pero si quiero dar algunos datos necesarios sobre el empleo de los espectros IUE.

El telescopio IUE estaba equipado con dos espectrógrafos, uno para longitudes de onda largas (2000 a 3300 Å) y el otro sensible a longitudes de onda cortas (entre 1200 y 2000 Å), capaces de operar a su vez en dos modos diferentes de resolución, el de más alta resolución a $R \sim 10,000$, por una $R \sim 300$ en el caso de la baja resolución. Los espectros que han sido empleados en el análisis de este trabajo son los recogidos con la cámara del espectrógrafo de longitudes de onda cortas (SWP), usando el modo de baja resolución (~ 6 Å), correspondiente a la apertura grande. Los espectros de IUE vienen ya reducidos y calibrados en flujo¹, por lo que el tratamiento de los mismos es bastante más sencillo que en el caso de EUVE. Estos espectros se encuentran ya en formato NEWSIPS, como se conoce a la segunda calibración que se efectuó de los datos de IUE, y que derivó en el archivo final de IUE. Para poder medir los flujos correspondientes a cada línea basta usar el conjunto de programas proporcionados por IUEDAC (*Centro de análisis de datos de IUE*), que se encuentran disponibles en diferentes entornos, como IRAF o IDL.

¹Es posible acceder al archivo de IUE desde varios enlaces en internet, entre ellos <http://archive.stsci.edu/iue/>

TABLA 5.1 LÍNEAS DE IUE MEDIDAS EN α CEN A Y B, Y ξ UMA A Y B

| Ion | λ_{lab} (Å) | α Cen A | | α Cen B | | ξ UMa A | | ξ UMa B | |
|-------|------------------------|--|------|--|------|--|------|--|------|
| | | SWP 55433, 2100 s | S/N | SWP 19705, 2400 s | S/N | SWP 10890, 4800 s | S/N | SWP 53020, 1200 s | S/N |
| | | Flujo en Tierra (erg cm ⁻² s ⁻¹) | | Flujo en Tierra (erg cm ⁻² s ⁻¹) | | Flujo en Tierra (erg cm ⁻² s ⁻¹) | | Flujo en Tierra (erg cm ⁻² s ⁻¹) | |
| C III | 1176.00 | ... | ... | 8.23E-13 | 8.0 | 2.61E-13 | 6.9 | 5.39E-13 | 3.2 |
| N V | 1240.10 | ... | ... | ... | ... | 1.21E-13 | 8.4 | 2.67E-13 | 7.1 |
| C II | 1335.70 | 2.23E-12 | 38.6 | 1.33E-12 | 23.8 | 5.91E-13 | 27.6 | 8.59E-13 | 23.5 |
| Si IV | 1396.70 | 8.53E-13 | 25.0 | 3.02E-12 | 9.9 | 3.01E-13 | 21.2 | 3.95E-13 | 14.2 |
| O IV | 1402.00 | 5.21E-13 | 19.3 | 1.72E-13 | 6.1 | 2.49E-13 | 18.8 | 2.51E-13 | 11.6 |
| C IV | 1549.10 | 2.21E-12 | 33.0 | 1.05E-12 | 24.4 | 7.80E-12 | 29.4 | 1.04E-12 | 27.4 |

NOTA.— S/N es la relación señal ruido, i. e., el flujo total en la línea (menos el correspondiente continuo) dividido por la raíz cuadrada de la suma cuadrática de los errores asociados a cada punto de la línea espectral.

Aunque hay datos disponibles de mejor calidad para algunas de estas estrellas en el rango UV, como los procedentes del *Hubble Space Telescope* (HST, *Telescopio Espacial Hubble*) o del *Orbiting Retrievable Far and Extreme Ultraviolet Spectrometers* (ORFEUS, Espectrómetros orbitales del UV lejano y extremo recuperables), se ha preferido mantener la homogeneidad entre todas las estrellas, y sólo he usado los flujos medidos con ORFEUS en el caso de una línea de UX Ari (ver § 7.3.1), para ayudar a la determinación de la región de mínima EM.

5.2 Espectros de IUE

Los espectros de IUE en este tipo de estrellas muestra claras similitudes, como es bien conocido ya, y sólo se aprecian diferencias llamativas cuando la compañera de la estrella activa es una estrella caliente o tiene alguna propiedad peculiar, derivando normalmente en un continuo más elevado en el rango UV. De entre las líneas que se forman en esta región espectral, hay varias que tienen una dependencia no despreciable de la densidad electrónica del medio, y otras que no se forman colisionalmente, lo que dificulta su análisis. Por estas razones se ha decidido excluir estas líneas, usando tan solo un grupo reducido de 6 líneas, 3 de ellas de carbono, las usadas para guiar la EMD, y apoyadas por una línea de O, Si y N. Las medidas efectuadas en las estrellas, cuando estas líneas se encontraron disponibles, se muestran en la Tabla 5.2.

Una de estas líneas merece un comentario especial. La línea de N V λ 1240 se ha encontrado en algunos casos con un flujo anormalmente elevado si se compara con el predicho por la EMD derivada del resto de las líneas. Este fenómeno observado llevó a Boehm-Vitense & Mena-Werth (1992) a la conclusión de que hay una sobreabundancia de nitrógeno respecto al carbono en algunas estrellas con $B-V \gtrsim 0.8$, incluyendo algunas de las estrellas de esta muestra, como UX Ari, σ Gem, β Cet o AB Dor. De modo que la línea de nitrógeno fue excluida del ajuste de la EMD cuando se observó un flujo anormalmente elevado, si bien se ha mostrado con el resto de las líneas en los ajustes. También conviene tener en cuenta que las líneas de Si IV λ 1397 y O IV λ 1402 se encuentran parcialmente solapadas, lo que puede afectar a las medidas de los flujos de las mismas.

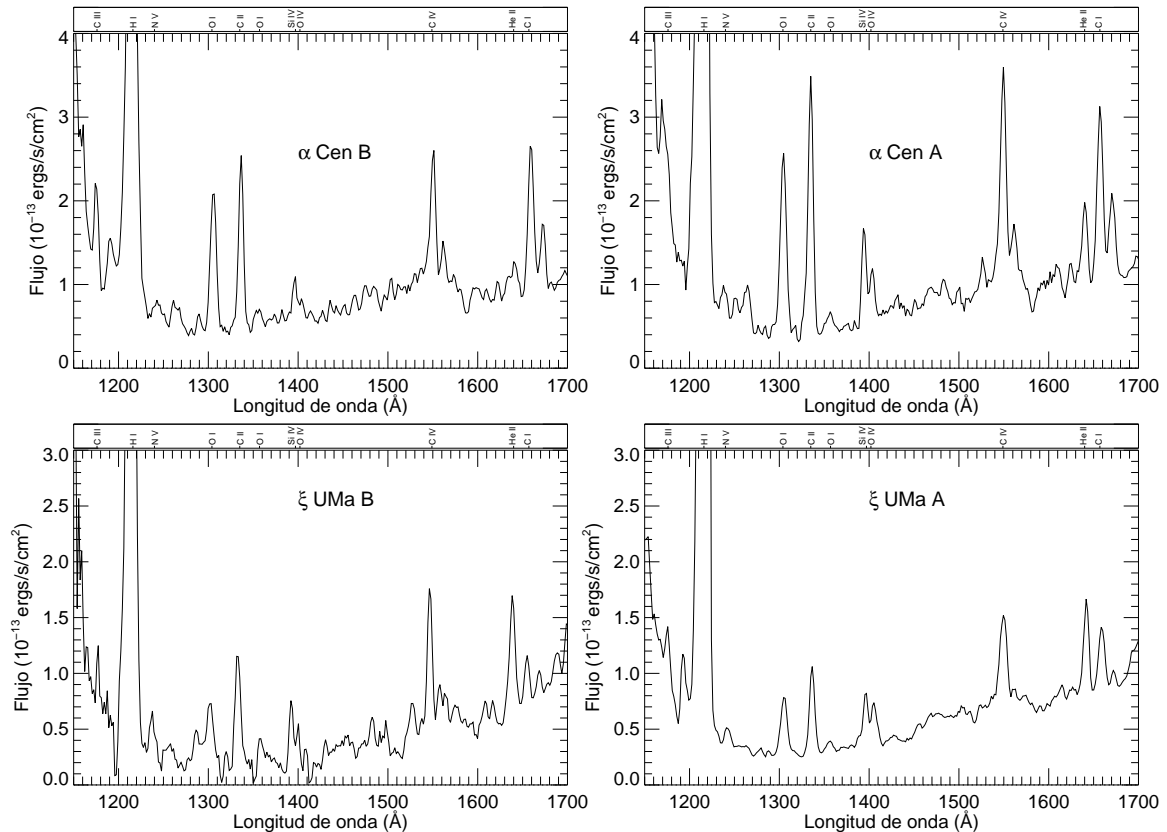


FIG. 5.1.— Espectros SWP de IUE de α Cen A, B (G2V, K1V) y ξ UMa A, B (G0V, G5V), de acuerdo con la Tabla 5.1.

5.3 Los casos de ξ UMa y α Cen

Dos de las estrellas de la muestra tienen algún tipo de ambigüedad sobre cuál es la fuente que realmente estamos viendo. En los casos de ξ UMa y α Cen se han encontrado espectros de IUE diferenciados para las componentes A y B de los pares visuales. Los flujos de las líneas IUE que se muestran en la Tabla 5.1, apuntan hacia una emisión superior procedente de la componente A en α Cen y la B en ξ UMa, si bien parece que los flujos de la otra componente no son despreciables. En principio cabe esperar que las componentes más frías en ambos casos (la componente B) aumenten la proporción de sus flujos respecto a los de la componente A, cuando nos movamos hacia longitudes de onda más cortas, como las de EUVE. Para el caso de α Cen así parece ser según las curvas de luz tomadas con ROSAT (ver § 3.2.17), pero en el caso de ξ UMa no se ha podido corroborar esta suposición con ninguna otra observación. A la hora de confeccionar la EMD he preferido aplicar sólo los flujos de la componente B en cada caso, basado en la suposición de que la mayoría del flujo observado en el rango EUV procede de la componente B. En cualquier caso, dada la similitud de los espectros, no cabe esperar cambios sustanciales en la forma de la EMD en ninguno de los dos casos (α Cen y ξ UMa) derivados de la inclusión de la componente A, que aumentaría la EMD en ~ 0.2 – 0.4 dex.

TABLA 5.2 FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDOS EN ESPECTROS DE BAJA RESOLUCIÓN DE IUE

| Estrella | SWP | t (s) | Fecha Obs. | C III λ 1176 | N V λ 1240 | C II λ 1336 | Si IV λ 1396 | O IV λ 1402 | C IV λ 1549 |
|-------------------|-------|-------|-------------|----------------------|--------------------|---------------------|----------------------|---------------------|---------------------|
| β Cet | 40363 | 2100 | 1990 Dic 16 | 4.64E-13 (6.4) | 1.18E-12 (31.5) | 7.25E-13 (33.9) | 6.47E-13 (24.4) | 4.34E-13 (19.9) | 9.64E-13 (29.1) |
| AY Cet | 31246 | 5400 | 1987 Jun 25 | 5.00E-13 (7.9) | 6.67E-14 (5.0) | 3.60E-13 (14.9) | 2.42E-13 (10.4) | ... | 9.06E-13 (30.5) |
| AR Psc | 28524 | 7800 | 1986 Jun 21 | 2.47E-13 (7.3) | 1.26E-13 (11.6) | 3.57E-13 (23.1) | 1.45E-13 (17.1) | 1.15E-13 (15.2) | 7.58E-13 (45.6) |
| CC Eri | 40462 | 5400 | 1990 Dic 12 | 1.18E-13 (4.1) | 1.91E-13 (20.4) | 3.40E-13 (30.4) | 1.10E-13 (14.3) | 9.55E-14 (14.1) | 5.37E-13 (24.7) |
| VY Ari | 32099 | 3600 | 1987 Oct 15 | 8.89E-14 (3.4) | 8.88E-14 (7.8) | 3.82E-13 (32.3) | 8.00E-14 (9.9) | 4.95E-14 (5.7) | 4.70E-13 (26.9) |
| UX Ari | 56587 | 5400 | 1996 Ene 17 | 3.77E-13 (8.2) | 4.08E-13 (28.3) | 8.87E-13 (43.1) | 2.98E-13 (28.6) | 2.40E-13 (17.4) | 1.15E-12 (41.1) |
| UX Ari (f) | 42461 | 2400 | 1991 Sep 14 | 5.33E-13 (6.6) | 8.00E-13 (18.9) | 1.56E-12 (26.8) | 4.37E-13 (15.5) | 4.82E-13 (15.2) | 2.51E-12 (49.2) |
| ϵ Eri | 22032 | 4199 | 1984 Ene 18 | 4.35E-13 (11.1) | 1.59E-13 (11.2) | 8.49E-13 (42.3) | 2.93E-13 (23.6) | 2.30E-13 (20.8) | 1.17E-12 (48.3) |
| V711 Tau | 48677 | 1770 | 1993 Sep 18 | 1.06E-12 (8.9) | 4.40E-13 (15.1) | 2.62E-12 (39.7) | 6.15E-13 (23.6) | 4.51E-13 (16.0) | 3.56E-12 (39.3) |
| V711 Tau | 48686 | 480 | 1993 Sep 19 | 5.53E-12 (11.1) | 2.07E-12 (16.7) | 7.76E-12 (45.7) | 4.41E-12 (40.1) | 2.39E-12 (22.7) | 2.69E-11 (59.0) |
| Capella | 35279 | 600 | 1989 Ene 7 | 1.53E-11 (24.6) | 8.01E-12 (40.4) | 2.54E-11 (56.7) | 1.40E-11 (59.0) | 9.36E-12 (43.1) | 4.16E-11 (59.0) |
| AB Dor | 40495 | 5400 | 1990 Dic 30 | 5.39E-13 (11.9) | 2.13E-13 (18.2) | 6.22E-13 (47.5) | 2.55E-13 (26.2) | 1.77E-13 (21.1) | 1.33E-12 (62.8) |
| YY Gem | 18693 | 5700 | 1982 Nov 30 | 1.51E-13 (4.2) | 6.60E-14 (5.7) | 2.31E-13 (16.8) | 1.55E-13 (11.5) | ... | 4.68E-13 (20.0) |
| Procyon | 27836 | 60 | 1986 Mar 3 | 4.10E-12 (5.3) | 2.69E-12 (9.7) | 9.09E-12 (27.1) | 2.79E-12 (9.7) | 2.78E-12 (8.2) | 1.12E-11 (19.5) |
| σ Gem | 7265 | 2400 | 1979 Nov 29 | 1.07E-12 (17.7) | 1.17E-12 (37.0) | 1.62E-12 (49.8) | 8.96E-13 (27.8) | 7.31E-13 (26.5) | 3.07E-12 (59.6) |
| σ Gem (f) | 7970 | 1800 | 1980 Feb 17 | 1.79E-12 (19.4) | 1.58E-12 (33.9) | 2.73E-12 (51.9) | 1.08E-12 (34.6) | 1.00E-12 (28.5) | 4.34E-12 (51.3) |
| BF Lyn | 56258 | 3600 | 1995 Dic 1 | 1.32E-13 (2.4) | ... | 2.82E-13 (22.7) | 5.61E-14 (4.9) | 2.29E-14 (3.3) | 4.37E-13 (23.3) |
| LQ Hya | 49607 | 10798 | 1993 Dic 16 | 1.09E-13 (4.7) | 4.51E-14 (8.3) | 2.48E-13 (36.0) | 9.87E-14 (17.1) | 4.23E-14 (9.3) | 4.22E-13 (44.4) |
| DH Leo | 30661 | 12599 | 1987 Mar 30 | 8.41E-14 (4.2) | 5.76E-14 (8.9) | 2.56E-13 (30.7) | 7.45E-14 (11.4) | 2.69E-14 (4.4) | 3.89E-13 (31.9) |
| ξ UMa B | 53020 | 1200 | 1994 Dic 9 | 5.39E-13 (3.2) | 2.67E-13 (7.1) | 8.59E-13 (23.5) | 3.95E-13 (14.2) | 2.51E-13 (11.6) | 1.04E-12 (27.4) |
| BH Cvn | 7344 | 2100 | 1979 Dic 8 | 5.14E-13 (7.9) | 3.39E-13 (13.9) | 9.41E-13 (33.3) | 5.07E-13 (19.6) | 3.63E-13 (15.9) | 1.45E-12 (32.3) |
| α Cen B | 19705 | 2400 | 1993 Apr 11 | 8.23E-13 (8.0) | ... | 1.33E-12 (23.8) | 3.02E-13 (9.9) | 1.72E-13 (6.1) | 1.05E-12 (24.4) |
| σ^2 CMB | 33823 | 2400 | 1988 Jun 28 | 9.19E-13 (11.8) | 4.19E-13 (17.0) | 1.49E-12 (50.7) | 7.90E-13 (35.4) | 4.81E-13 (25.0) | 2.61E-12 (60.5) |
| V824 Ara | 15018 | 6000 | 1981 Sep 17 | 3.92E-13 (9.6) | 1.30E-13 (9.4) | 4.99E-13 (22.0) | 1.65E-13 (13.8) | 1.24E-13 (11.9) | 6.76E-13 (30.2) |
| V478 Lyr | 24495 | 10800 | 1984 Nov 17 | 4.05E-14 (3.3) | 3.47E-14 (8.0) | 1.09E-13 (23.6) | 6.01E-14 (11.1) | 2.73E-14 (7.2) | 1.81E-13 (26.2) |
| ER Vul | 41645 | 6000 | 1991 May 17 | 1.29E-13 (3.8) | 5.75E-14 (6.0) | 2.99E-13 (31.4) | 1.69E-13 (20.2) | 1.31E-13 (16.6) | 6.05E-13 (39.6) |
| AR Lac | 15159 | 6000 | 1981 Oct 2 | ... | 1.80E-13 (16.9) | 7.82E-13 (34.9) | 2.40E-13 (26.5) | 2.65E-13 (26.3) | 1.49E-12 (65.4) |
| AR Lac (f) | 40316 | 1800 | 1990 Dic 13 | 1.07E-12 (10.8) | 5.16E-13 (17.6) | 1.41E-12 (46.2) | 7.56E-13 (32.4) | 5.32E-13 (25.9) | 4.11E-12 (52.1) |
| FK Aqr | 6476 | 7800 | 1979 Sep 11 | 1.93E-13 (9.0) | 1.10E-13 (12.1) | 2.93E-13 (25.6) | 1.14E-13 (13.1) | 9.37E-14 (11.9) | 6.73E-13 (39.0) |
| λ And | 43189 | 1920 | 1991 Nov 23 | 1.46E-12 (11.8) | 5.03E-13 (19.3) | 1.95E-12 (55.8) | 1.09E-12 (36.9) | 9.40E-13 (36.5) | 3.04E-12 (40.7) |
| λ And (f) | 18481 | 15000 | 1982 Nov 6 | 2.36E-12 (19.4) | 9.19E-13 (26.3) | 2.40E-12 (51.8) | 1.49E-12 (43.5) | 1.19E-12 (39.4) | 5.22E-12 (35.9) |
| II Peg | 29215 | 10800 | 1986 Sep 14 | 1.17E-13 (7.2) | 6.84E-14 (10.2) | 2.45E-13 (21.8) | 8.91E-14 (16.7) | 9.14E-14 (15.8) | 4.82E-13 (39.5) |
| II Peg (f) | 39592 | 4800 | 1990 Sep 6 | 1.71E-12 (24.8) | 1.90E-13 (13.2) | 1.25E-12 (53.6) | 1.16E-12 (55.3) | 6.56E-13 (34.1) | 5.32E-12 (63.0) |
| BY Dra | 15177 | 7200 | 1981 Oct 4 | 1.28E-13 (6.2) | 1.28E-13 (17.1) | 2.69E-13 (26.2) | 5.18E-14 (9.4) | 5.51E-14 (10.4) | 5.05E-13 (40.6) |

NOTA. — Columna (1): Las estrellas marcadas con (f) van referidas al espectro de la estrella en estado activo o en una fulguración. La columna (2) muestra el número de espectro SWP. Columnas (3) y (4) representan el tiempo de exposición y la fecha, respectivamente, de la observación. Columnas (5) a (10) representan el flujo medido en Tierra, en $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$, y S/N en paréntesis (S/N es la relación señal ruido, i. e., el flujo total en la línea [menos el correspondiente continuo] dividido por la raíz cuadrada de la suma cuadrática de los errores asociados a cada punto de la línea espectral).

Capítulo 6

La Distribución de la Medida de Emisión

En este capítulo se describe el significado de la Distribución de la Medida de Emisión, los diversos métodos utilizados para su determinación, algunas correcciones que son necesarias hacer a la hora de comparar los resultados de este trabajo con los presentados por otros autores, y un ejemplo de la aplicación de éste método a una estrella, λ And, en la que se analizaron de forma separada los espectros de fulguraciones y de las etapas quiescentes, y se utilizó dicha información para estimar la Distribución de la Medida de Emisión (EMD) en dicho sistema, y los cambios producidos durante las fulguraciones. El método y definiciones seguidos en esta tesis son similares a los empleados por Dupree et al. (1993) y Brickhouse & Dupree (1998), basados en la idea original de Pottasch (1963).

6.1 Definición

En un plasma ópticamente delgado, bajo condiciones de equilibrio de ionización, la intensidad de una línea de emisión desde el nivel k al j , I_{jk} , en unidades de ergs $\text{cm}^{-1} \text{s}^{-1}$, viene dada por

$$I_{jk} = \frac{P_\lambda}{4\pi r^2} \int N_e N_H dV \quad (6.1)$$

donde $P_\lambda = \frac{\epsilon}{N_e N_H}$, siendo r la distancia en cm, y $\int N_e N_H dV$ es la *medida de emisión* (EM) en cm^{-3} . N_e y N_H representan las densidades de electrones y de hidrógeno en cm^{-3} , respectivamente. La *emisividad* volumétrica ϵ , en unidades de ergs $\text{cm}^{-3} \text{s}^{-1}$, viene dada por

$$\epsilon = \frac{hc}{\lambda} N_k A_{kj}, \quad (6.2)$$

donde N_k es la densidad, en cm^{-3} , del nivel superior y A_{kj} es la probabilidad de transición atómica en s^{-1} . Por tanto podemos expresar N_k de la siguiente forma:

$$N_k = \frac{N_k}{N_{ion}} \frac{N_{ion}}{N_Z} \frac{N_Z}{N_H} \frac{N_H}{N_e} N_e \quad (6.3)$$

donde N_k/N_{ion} es la solución de las ecuaciones de poblamiento de nivel para el nivel k relativas al poblamiento del estado de ionización “ion”; N_{ion}/N_Z es la población del ion ion relativa a la población total del elemento Z , derivado del balance de ionización; N_Z/N_H es la abundancia del elemento relativo a hidrógeno; y N_H/N_e tiene un valor supuesto de 0.8 para gas totalmente ionizado con abundancia cósmica (Brickhouse & Dupree, 1998). Por tanto, podemos expresar la Medida de Emisión como: $EM[cm^{-3}] = 0.8 \int N_e^2 dV$, o aproximadamente como $EM[cm^{-3}] \sim 0.8 N_e^2 V$.

El modelo atómico de emisión proporciona los valores de P_λ para una cierta temperatura, por lo que la medida de emisión evaluada ha de cubrir el mismo rango de temperatura. De este modo, (6.1) nos queda:

$$I_{jk} = \frac{1}{4\pi r^2} \sum_{l=1}^{l=n} P_{\lambda,l} EM_l \quad (6.4)$$

donde P_λ y EM son evaluados para cada una de las temperaturas T_l en una red de n valores de temperatura, descrita por el modelo atómico. Muchos autores optan por considerar tan solo la temperatura en el máximo de la función P_λ , con lo que la ecuación se simplifica hasta una ecuación lineal para cada línea espectral a evaluar, quedando para cada línea:

$$I_{jk} = \frac{1}{4\pi r^2} P_{\lambda,Tmax} EM_{Tmax} \quad (6.5)$$

Cualquier método que tenga por intención describir la intensidad I_{jk} definida en (6.1), necesitará de un modelo de emisión atómica que de cuenta de algunos de estos parámetros. De modo que, si queremos justificar la intensidad observada en una línea, necesitaremos construir un modelo que suponga una abundancia para el elemento Z , y un valor para la densidad electrónica (N_e). Con este modelo, se calcula un rango de valores de las emisividades en forma de (P_λ) para las distintas densidades electrónicas.

6.2 Diferentes aproximaciones a los cálculos de la Medida de Emisión

Se puede decir que hay básicamente dos métodos usados habitualmente para determinar la EMD de una estrella: los modelos de ajuste espectral (“*spectral-fitting*” models), y los modelos basados en líneas (“*line-based*” models). Además, en los modelos basados en líneas, la mayoría de los autores usan alguna aproximación para ahorrar tiempo en el proceso y/o hacer determinaciones más automáticas.

6.2.1 Modelos de ajuste espectral

También conocidos como “modelos de ajuste global” (*global-fitting models*), la primera familia de métodos consiste en tomar un modelo de emisión atómica que cubra el rango espectral a ser estudiado (el EUV en nuestro caso). Se pueden encontrar análisis usando modelos de ajuste global en Schrijver et al. (1995); Mewe et al. (1995); Kaastra et al. (1996); Guedel et al. (1997) y más recientemente en Audard et al. (2001). Este tipo de modelos trata de ajustar todo el espectro, tanto líneas como continuo, como un todo, dejando

las abundancias de los distintos elementos como parámetros libres en el método. De este modo se van intentando diferentes valores de las abundancias para crear un espectro “artificial” que se intenta ajustar al observado (usando como variables los valores de la EM), obteniendo los mejores ajustes en cada caso (normalmente estimado a través del test χ^2), y finalmente los mejores ajustes de entre los intentados, son elegidos como los mejores valores de la EMD. Algunas veces también se deja la densidad de columna de hidrógeno, responsable de la absorción de ISM, como otro parámetro libre. Normalmente, cuando se aplican estos métodos a espectros de baja resolución, consiguen explicar los espectros observados con un número pequeño de valores de la EM (2 o 3), con lo que no se puede hablar de *distribución* de la medida de emisión propiamente dicha. Estos métodos adolecen de varios defectos:

- Estos métodos usan demasiados parámetros libres (en especial las abundancias de los distintos elementos), y los datos relacionados con las abundancias son muy poco conocidos, y con poca precisión, para las coronas estelares, por lo que el usuario se ve obligado a probar distintos valores para las abundancias, dejando a veces las mismas fijadas en los valores de la metalicidad solar, para así poder disminuir el número de parámetros libres. Tal aproximación es bastante arbitraria, y puede conducir a conclusiones erróneas.
- A menos que el usuario este 100% seguro de que su modelo de emisión contempla *todas* las líneas débiles que aparecen en la región espectral, éstos métodos corren el riesgo de cometer demasiados errores derivados de las líneas más débiles.
- El ajuste del continuo es muy poco preciso en estos métodos. El continuo se ve afectado por varios factores (ver § 4.4): (a) una miríada de líneas débiles de diferentes elementos con distintas abundancias, forman un continuo aparente, y por supuesto difícilmente identificable, como acabamos de mencionar; (b) el continuo está muy afectado por la abundancia de elementos metálicos, especialmente el hierro (en el rango cubierto por EUVE). Una abundancia menor de hierro implica una mayor presencia de hidrógeno, el agente principal que proporciona los electrones que forman el continuo del bremsstrahlung, llevando a un cociente líneas/continuo más bajo en apariencia; (c) la pobre estimación del continuo de bremsstrahlung hecha por los modelos que tan solo proporcionan una vaga estimación basada principalmente en electrones procedentes de hidrógeno; (d) la forma del continuo en esta región espectral varía poco con la temperatura de emisión del plasma, confundiendo cualquier posible determinación de los cambios del continuo con la temperatura (ver Fig. 4.2).
- El “extremo caliente” (*“hot tail”*) de la EMD (para $\log T[\text{K}] \gtrsim 7.2$) encontrado en algunos casos (Schrijver et al., 1995) es un resultado básicamente del intento de ajustar el continuo sin modificar parámetros como la abundancia, de modo que en muchas ocasiones es necesario disminuir la abundancia de hierro para poder dar cuenta del continuo observado y obtener unos resultados en las altas temperaturas más acordes con las líneas observadas que se forman en dichas temperaturas. Normalmente estos métodos aplicados a datos del EUVE acaban por llegar a la conclusión de que la abundancia de hierro es muy baja, lo que no deja de ser un resultado bastante artificial, producto del uso de un método de ajuste deficiente. La incorporación reciente

de nuevos datos de emisión atómica solventa parcialmente este problema, pero en cualquier caso refleja el peligro derivado de usar estos métodos.

- El tipo de funciones usadas para realizar el ajuste global, generalmente una combinación de polinomios, difícilmente puede discriminar entre una solución “suave”, y una más abrupta que combine estrechas elevaciones y pendientes rectas como las que se encuentran en este trabajo. Si bien pueden resultar útiles para encontrar los máximos de estas jorobas, acotan muy mal la anchura y altura de las mismas.

Frecuentemente, el gran número de parámetros libres presentes en estos modelos los conduce a ajustar el espectro observado en baja resolución con un número pequeño de valores de la EM, 2 o 3, dado que las abundancias de los elementos tienen más peso en el ajuste global de dichos espectros que el ajuste de las líneas espectrales. En el caso de espectros de alta resolución, y si olvidamos el problema del continuo, el procedimiento automático tiende a ajustar las dos o tres líneas más brillantes, despreciando la influencia de la mayoría de las demás líneas.

Estos métodos resultan muy útiles para los espectros de baja resolución, donde no hay líneas espectrales que puedan ser identificadas, y sólo es posible llevar a cabo un ajuste a todo el espectro. De este modo es posible tener una idea bastante buena de cuáles son los niveles generales de emisión, aunque las abundancias siempre pueden confundir este nivel, y no es posible desacoplar sus efectos de los propios del nivel general de la EM. Pero cualquier intento de usar este tipo de procedimientos con espectros de alta resolución, como los obtenidos por EUVE, *debe ser evitado*, al menos mientras los modelos de emisión atómica tengan suficiente eficiencia, las abundancias coronales sean bien conocidas, y se mejore la aproximación matemática de los ajustes para hacerla más sensible a EMDs no suaves, ya que de otro modo los resultados pueden ser un completo desastre. Por ejemplo resulta llamativo ver el caso de EK Dra (Guedel et al., 1997), donde el empleo de los métodos de ajuste global con datos de EUVE lleva a una EMD con un pico de emisión en torno a $\log T(K) \sim 6.4$, cuando el espectro está claramente dominado por líneas de Fe XVIII a Fe XXIII que se forman en torno a $\log T(K) \sim 6.9$, donde el empleo de estos métodos encuentra un mínimo muy profundo.

6.2.2 Modelos basados en líneas

Los modelos basados en líneas, en lugar de intentar ajustar todo el espectro, funcionan directamente con las medidas de los flujos de las líneas. El investigador mide uno por uno los flujos procedentes de cada línea, y a continuación se aplica la correspondiente emisividad de cada línea con una EMD, de modo que se puede comparar los flujos predichos y observados. El principal problema de este método procede de la determinación del continuo que luego se elige como origen de la línea, y desde el cual se han de medir los flujos de las líneas observadas. Se estima, por tanto, un continuo local aparente para medir las líneas y así minimizar los problemas asociados al continuo.

Una de las ventajas respecto a los modelos de ajuste espectral es el hecho de que se introducen menos incertidumbres por el desconocimiento de la abundancia de los distintos elementos en los modelos, dado que en el caso de EUVE estos modelos usan sólo líneas de hierro, con lo que cualquier cambio en el valor de la abundancia tendría como consecuencia sólo un efecto aditivo sobre la forma de la EMD entera. Por tanto, un buen modelo de

emisión atómica puede llevarnos a una determinación mejor de la EMD a partir de datos EUVE, donde la mayoría de las líneas brillantes son líneas de hierro.

La aproximación de las líneas formadas en 1-T

Lamentablemente, a pesar del potencial que dan los modelos basados en líneas, la mayoría de los autores prefieren usar sólo la emisión de las líneas como si estas estuvieran producidas en una sola temperatura, el pico de la función de emisividad, con la consiguiente pérdida de información procedente de la red de temperaturas donde se forma la línea, y posiblemente derivando en resultados erróneos como consecuencia. Esta información es muy valiosa y como veremos en las EMDs derivadas usando la totalidad de la función de emisividad, esta aproximación puede llevar a sobrestimar la EMD en 0.3 dex, si bien la forma de la EMD no se verá muy afectada si tenemos un número suficiente de líneas para acotar la distribución. Una forma de aminorar los efectos negativos de esta aproximación consiste en integrar la función de emisividad en todo el rango de temperaturas de formación de la línea, lo que coloca los valores de la EM en una medida apropiada, aunque sigue presente la pérdida de información derivada de la estructura de la función de emisividad. La ventaja de usar esta aproximación reside en el ahorro de tiempo empleado en la determinación de la EMD. Tal aproximación permite la simplificación del modelo mediante el uso de una ecuación para la emisión de cada línea, así que a partir de (6.5) nos queda:

$$EM(T) = 4\pi r^2 \frac{I_{jk}}{P_\lambda} (cm^{-3}) \quad (6.6)$$

Como consecuencia tendremos un sistema de ecuaciones sobredeterminado, con más ecuaciones que incógnitas y por tanto cierta ambigüedad en el resultado, lo que lleva a algunos autores a desarrollar distintas formas de tener en cuenta este problema. Puede encontrarse una discusión más amplia sobre este tema en Bowyer et al. (2000).

Otra aproximación que es común entre algunos autores consiste en considerar que todas las líneas son independientes de la densidad electrónica, dado que no es de esperar que, en general, la EMD cambie de forma sustancial para diferentes valores de dicho parámetro. Esta es una aproximación innecesaria cuando hay un cierto conocimiento de los valores de la densidad electrónica, derivados a partir de distintos diagnósticos, y basta introducir unos pequeños cambios en el programa usado para la determinación de las EMs, que podrían tener en cuenta este detalle. Líneas como Fe XXI $\lambda 128.7$ pueden variar mucho su flujo dependiendo de la densidad considerada (el flujo de esta línea puede caer a un $\sim 30\%$ para $\log N_e [cm^{-3}] \sim 13$ respecto a su flujo con $\log N_e [cm^{-3}] \sim 11$).

6.3 EMD y DEM

Como acabamos de ver, hemos definido la Distribución de la Medida de Emisión (EMD, procedente de "Emission Measure Distribution") definiendo la Medida de Emisión (EM) en una temperatura T_a como:

$$EM(T_a) = \int_{T_a - \alpha}^{T_a + \alpha} N_e N_H dV \quad (6.7)$$

Pero algunos autores prefieren usar la *Medida de Emisión Diferencial* (DEM, del término “Differential Emission Measure”), y prefieren denominar la cantidad anterior como *Medida de Emisión de Volumen* (VEM, de “Volume Emission Measure”). Es importante no confundir ambos términos. La DEM está definida como sigue:

$$DEM \, dT = N_e N_H \, dV \quad (6.8)$$

Si queremos relacionar DEM y EMD, podemos integrar dentro de un intervalo de temperatura 2α alrededor de la temperatura T_a :

$$\int_{T_a-\alpha}^{T_a+\alpha} DEM \, dT = \int_{T_a-\alpha}^{T_a+\alpha} N_e N_H \, dV \quad (6.9)$$

$$\int_{T_a-\alpha}^{T_a+\alpha} DEM \, dT = EM(T_a) \quad (6.10)$$

$$DEM \, \Delta T = EM(T_a) \quad (6.11)$$

En la mayoría de los casos, la Medida de Emisión se expresa como función de $\log T_a$. Para estos casos:

$$\frac{d}{dT} \log T = \ln 10 \frac{1}{T} \Rightarrow \frac{T}{\ln 10} d(\log T) = dT \Rightarrow \Delta T = \frac{T}{\ln 10} \Delta(\log T) \quad (6.12)$$

así que, considerando (6.11):

$$DEM = \frac{EM(T_a) \ln 10}{T_a \Delta(\log T)} \quad (6.13)$$

o en escala logarítmica:

$$\log DEM = \log EM(T_a) - \log T_a + \log(\ln 10) - \log[\Delta(\log T)] \quad (6.14)$$

donde $\Delta(\log T)$ es la red de temperaturas en escala logarítmica (normalmente 0.1).

6.4 El Método

El método usado en esta tesis para la determinación de la EMD es un método basado en líneas, siguiendo Dupree et al. (1993) y Brickhouse & Dupree (1998). El método trata de emplear todo el potencial proporcionado por los modelos de emisividad atómica, evitando la aproximación seguida por muchos autores consistente en asumir toda la emisión de una línea como procedente de la temperatura del pico de emisividad. Tan sólo se emplean líneas de Fe en el rango EUV, evitando así problemas derivados de una estimación incorrecta de las abundancias en este rango. El método puede describirse como sigue (ver Fig. 6.1):

1. Se miden los flujos de las líneas visibles en espectros en la región UV, generalmente de los espectros IUE NEWSIPS (solo se ha usado una medida tomada con ORFEUS, ver Tabla 5.2). Estos flujos ya vienen corregidos de la respuesta instrumental y el tiempo de exposición. No es necesario hacer corrección debida a absorción en el ISM a los datos UV.

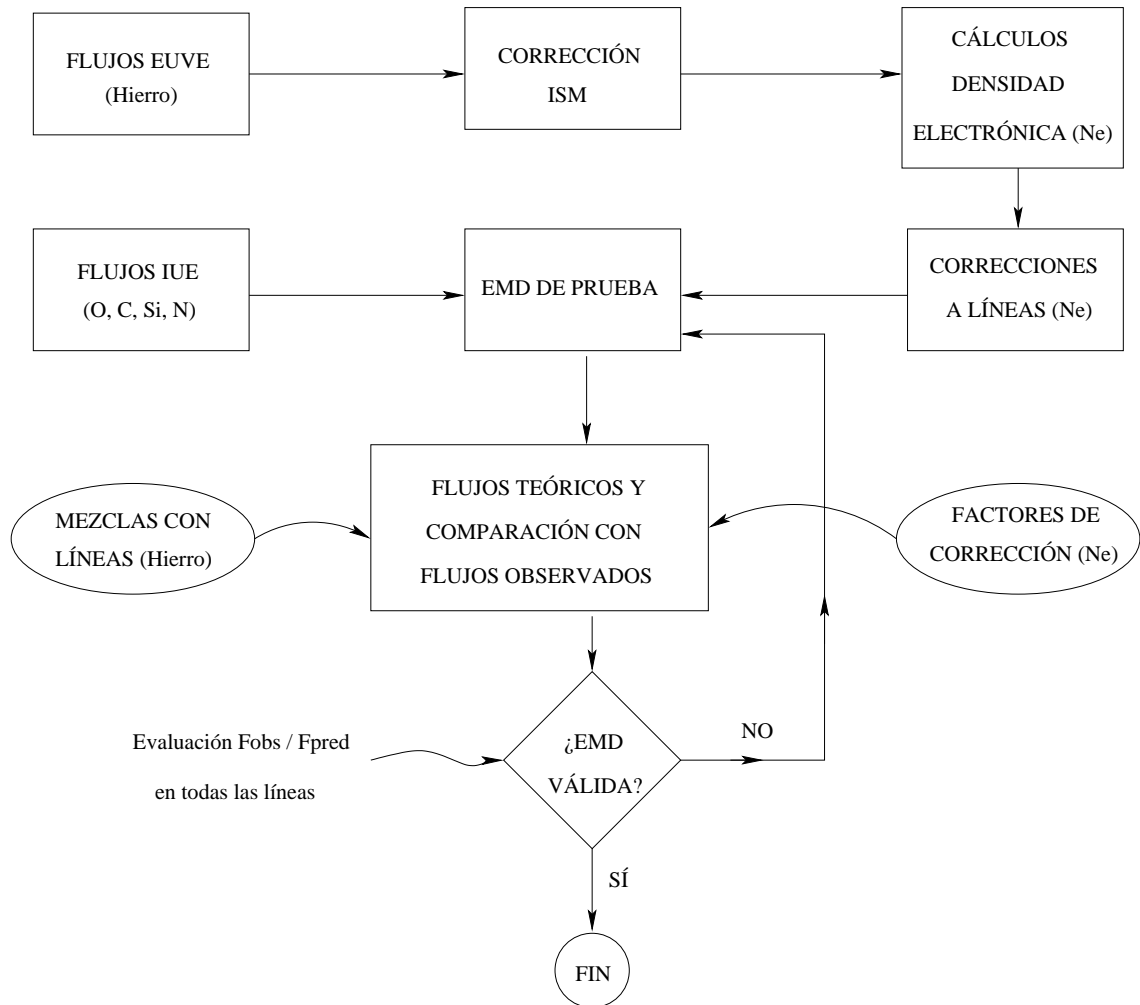


FIG. 6.1.— Vista esquemática del método usado para el cálculo de la Distribución de la Medida de Emisión (EMD).

2. Se miden los flujos de las líneas de EUVE, por ejemplo usando la tarea incluida en IRAF “splot”. Estas medidas necesitan ser corregidas para estar en las unidades correctas ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$), y ser corregidas del área efectiva de los detectores (SW, MW y LW). Las medidas corregidas son los flujos de las líneas en Tierra.
3. Los flujos EUVE son corregidos de la absorción de ISM. Se supone un valor para la densidad de columna de hidrógeno (ver § 4.1, y Tabla 3.1 para la lista de valores usados en cada estrella de la muestra), y un cociente He I/H I=0.09 (Kimble et al., 1993).
4. Los flujos corregidos de ISM pueden ser usados para determinar la densidad electrónica cuando esté disponible un cociente de líneas dependiente de dicho valor (ver § 4.6).
5. Usando estos valores de la densidad electrónica (pueden ser diferentes para dis-

tintos intervalos de temperatura), se calculan factores de corrección con objeto de ser aplicados en los cálculos de los flujos teóricos, inicialmente disponibles para un $\log N_e(\text{cm}^{-3})=11$. Tan solo algunas líneas están afectadas de forma sustancial por estos factores de corrección.

6. Se propone una EMD inicial para así obtener una primera aproximación. Con esta EMD de prueba, se calculan los flujos teóricos en el rango UV y EUVE, usando los modelos de emisividades descritos en § 6.4.1, y para una cierta distancia a la fuente. En estos cálculos se aplican los factores de corrección debido a la densidad electrónica en los casos que sea necesario, además de tener en cuenta la superposición de otras líneas de hierro en el mismo rango de longitud de onda en que se observan las líneas de EUVE. Cualquier cambio en la metalicidad de hierro se puede aplicar fácilmente en el código para evaluar el flujo de las líneas.
7. Se usa un índice que promedia los cuadrados de los cocientes entre los flujos observados y predichos, para así poder evaluar la “calidad” del ajuste conseguido. Este índice usa un filtro para promediar solo los valores dentro de ciertos márgenes de error (generalmente se usa un filtro con los valores de flujos de líneas superiores a una S/N de 4). Los cocientes observados dan una buena clave de qué puntos de la EMD necesitan ser cambiados para mejorar el ajuste.
8. Cada vez que se proporcione una nueva EMD, los flujos teóricos son calculados de nuevo, y el índice evaluado. Con la ayuda del mencionado índice, y evitando soluciones artificiales que no mejoren de forma sustancial el resultado, el usuario debe decidir una estimación final de la EMD.

Aunque el método puede ser automatizado parcialmente, usando el mencionado índice como una función multivariable a minimizar, todos los intentos que conduje acabaron en resultados no muy fiables. Un problema común entre los métodos de minimización aplicados a funciones multivariable, es que siempre acaban “cayendo” en un mínimo local, y es muy difícil llegar a un mínimo absoluto que a su vez sea coherente (i.e., los valores que rodean ese mínimo deben cambiar de forma suave, reflejando una cierta convergencia).

6.4.1 Los modelos de emisión atómica

Una parte crucial del análisis reside en el modelo de emisión atómica empleado para la estimación de los flujos predichos para las líneas. Cualquier problema presente en el modelo se transmitirá en mayor o menor medida al análisis de la EMD. La evaluación de los errores con este método no es algo evidente, dado que no se trata del ajuste de ninguna función como en otros métodos, y poner solo las barras de error correspondientes a los flujos observados en las líneas podría llevar a una falsa sensación de precisión. Sin lugar a duda los mayores errores cometidos en el método procederán del modelo de emisión atómica, por lo que conviene usar el mayor número de líneas posibles para aminorar estos efectos en la medida de lo posible.

El modelo de emisión atómica empleado en este trabajo, en el que se basan los flujos predichos en las líneas de emisión de hierro, es el modelo de Brickhouse, Raymond, & Smith (1995) (RBS), basado en las mismas aproximaciones físicas que el código de Raymond &

Smith (Raymond & Smith, 1977; Raymond, 1988). El lector puede encontrar información exhaustiva sobre este y otros modelos de emisión atómica en estos artículos, de modo que aquí me limitaré a señalar los aspectos más importantes de los mismos. El modelo RBS está más centrado en la emisión de líneas de hierro visibles en el rango EUVE, e incluye líneas de Fe IX a Fe XXIV, excepto Fe XVII, cuyas líneas no se observan en este rango. Para predecir las líneas formadas en el rango UV se han empleado las emisividades de Raymond (1988), que incluye un rango más amplio de elementos e iones. RBS está confeccionado usando las abundancias metálicas encontradas en la fotosfera por Allen (1973) (7.6 para el hierro)¹, y excepto para el caso de λ And, donde se usa este valor, para las demás estrellas se ha hecho una corrección a las emisividades de hierro para reflejar la abundancia de 7.67 predicha por Anders & Grevesse (1989), para así reflejar un valor más ampliamente usado en la actualidad (ver § 6.5 para detalles sobre como corregir para distintos valores de la abundancia).

Las aproximaciones esenciales de estos modelos consisten en suponer plasma ópticamente delgado en equilibrio de ionización (basado en proporciones de ionización y recombinación para valores bajos de la densidad), sin incluir fotoionización. El modelo RBS tiene en cuenta la dependencia de la densidad electrónica en los coeficientes de excitación colisional, resolviendo la totalidad de las ecuaciones de equilibrio estadístico, e incluyendo todos los coeficientes de transiciones radiativas y colisionales disponibles entre los niveles de energía de los iones. Los coeficientes colisionales están basados en distribuciones Maxwellianas de velocidades. Este modelo deja para futuros trabajos efectos fuera del equilibrio, tales como dependencia temporal, total dependencia de la densidad electrónica, transferencia radiativa en las líneas, fotoionización, y algunas distribuciones no-Maxwellianas.

El balance de ionización considerado en el modelo es de vital importancia. RBS usa el equilibrio de ionización calculado por Arnaud & Raymond (1992), que no tiene en cuenta efectos derivados de la presencia de altas densidades electrónicas, lo que provocaría una infra-valoración de los efectos de recombinación dielectrónica, que comienzan a ser importantes para altas densidades. La estimación proporcionada en Brickhouse et al. (1995) para la mayoría de los estados de ionización apunta hacia efectos de $\sim \pm 15\%$ en la población para un estado de ionización dado, si se aumenta la densidad electrónica dos órdenes de magnitud (de $\log N_e[cm^{-3}] \sim 11$ a $\log N_e[cm^{-3}] \sim 13$), excepto en el caso de Fe XIV que decrecería la población en torno al $\sim 30\%$. En cualquier caso se debe tener una cierta cautela a la hora de interpretar los resultados de la EMD, dado que los modelos de emisión atómica aún tienen mucho que mejorar tanto en el caso de las líneas de hierro como para otros átomos. Una versión muy mejorada de este modelo de emisión atómica, ha sido incluida dentro del proyecto APEC (Smith et al., 2001) que incluye los datos más actualizados sobre emisión atómica, y que se encuentra actualmente en proceso de publicación. El empleo de la EMD en el futuro sin duda debe usar las mejoras introducidas por este y otros modelos en los que se trabaja activamente en la actualidad para poder justificar las observaciones de los satélites XMM y Chandra.

¹La abundancia solar de hierro viene definida como $(12. + \log \frac{Fe}{H})$, donde $\frac{Fe}{H}$ representa el cociente numérico de contenido de hierro sobre hidrógeno.

6.4.2 Problemas de este método

Ningún método desarrollado hasta la fecha para obtener una buena solución de la EMD es perfecto, y este no iba a ser una excepción. Algunos de los problemas que pueden estar detrás de la utilización de este método son:

- Las incertidumbres en la determinación de la absorción por el ISM. Las consecuencias que traen estas incertidumbres se notan especialmente en la región $\log T(\text{K}) \sim 6.0-6.7$, donde se generan las líneas que aparecen a altas longitudes de onda. Esto puede llevar a un cambio en la pendiente de la EMD de esta región.
- La superposición de líneas de elementos distintos del hierro, que no son evaluadas en el flujo total al no haber aún disponibles ningún modelo de emisión atómica para otros elementos suficientemente fiable en esta región.
- Algunos intervalos de temperatura están peor determinados gracias a la falta de suficientes líneas con buena S/N (especialmente la región de temperaturas más altas y la región de la mínima EMD, en torno a $\log T[\text{K}] \sim 5.8$ en la mayoría de las estrellas de la muestra).
- La determinación del continuo (muchas líneas débiles contribuyendo al espectro).
- Los propios modelos de emisión atómica, que naturalmente no son perfectos.

Las posibles soluciones que mejorarían este método: nuevos modelos de emisión atómica deberían traer valores más precisos para las líneas de hierro, además de valores fiables para otros elementos. Aunque la falta de información sobre la abundancia de estos elementos seguirá siendo una fuente de incertidumbre importante, puede ayudar a obtener una mejor determinación de la contaminación de líneas de hierro debida a otros elementos. La mejora de nuevos instrumentos en futuras misiones espaciales puede traer también mejores valores de la S/N en el rango EUV, reduciendo la debilidad del modelo en intervalos donde no hay suficientes líneas. En cualquier caso la incertidumbre introducida por la absorción de ISM no es fácil que se vea reducida. Finalmente, el uso de datos conseguido a longitudes de onda más cortas, como los procedentes de XMM y Chandra, reduce mucho este problema, y puede ayudar también a acotar mucho mejor la EMD para temperaturas por encima de $\log T(\text{K}) \gtrsim 7.2$.

6.5 Correcciones para comparar con otras EMDs

A la hora de comparar las EMDs calculadas por diferentes autores se deben tener en cuenta algunas correcciones a hacer. En algún caso, como el del uso de unos valores diferentes en la absorción producida por el ISM, no queda más remedio que rehacer la EMD completa, pero en otros casos las correcciones afectan a toda la EMD en la misma manera. A continuación describo las tres más comunes:

Correcciones debidas a la distancia

Trabajos publicados con anterioridad a los resultados de HIPPARCOS (Perryman et al., 1997) cuentan con valores diferentes de las distancias a los empleados en este y otros

trabajos más modernos. La corrección a llevar a cabo debida a la distancia afecta de forma igual a toda la EMD². El uso de una distancia mayor, d' , que la usada inicialmente, d , obliga a una mayor medida de emisión para poder justificar el flujo observado en la línea. A partir de (6.5) es fácil llegar a:

$$\frac{EM'}{EM} = \frac{d'^2}{d^2} \Rightarrow \log EM' - \log EM = 2 (\log d' - \log d) \quad (6.15)$$

por lo que

$$\Delta(\log EM) = 2 \log \frac{d'}{d} \quad (6.16)$$

Uso de diferentes abundancias

El uso de diferentes abundancias metálicas puede afectar notablemente a EMDs deducidas a partir de líneas de átomos diferentes, pero en el caso de nuestro estudio en el rango EUVE sólo se están empleando líneas de hierro, por lo que el uso de un valor diferente conllevará un simple desplazamiento vertical en todo el rango cubierto por EUVE (no así en la zona de las bajas temperaturas, donde se han empleado líneas de distintos átomos).

Una abundancia mayor a la usada por los modelos atómicos repercute en una mayor emisividad de la línea correspondiente, por lo que con una medida de emisión menor podremos justificar el mismo flujo observado. Por tanto, si se quiere pasar de unos valores de la emisividad dados por Allen (1973) (7.6 para el hierro, ver 6.4.1) a una abundancia mayor, como la usada por Anders & Grevesse (1989) (7.67), bastará bajar el valor de la medida de emisión en 0.07 dex ($\log EM' = \log EM - 0.07$, siendo EM' los valores calculados con la nueva abundancia), dado que los valores de la metalicidad vienen dados en escala logarítmica.

Empleo de una sola temperatura para justificar el flujo de toda la línea

Una de las aproximaciones más comunes, como hemos visto anteriormente, es la de emplear el valor de la emisividad en la temperatura de máxima emisión de la línea, lo que supone estimar un límite superior de la EMD. Dado que esta corrección puede tener una influencia diferente dependiendo del número de líneas usadas para el ajuste, no es posible dar una receta clara para corregir estos efectos, pero la comparación que he hecho con funciones de EMD estimadas usando este método con los mismos modelos de emisión atómica empleados en esta tesis, permite observar desplazamientos de ~ 0.3 dex en la EMD, aunque este valor fluctúa ligeramente a lo largo de la EMD.

6.6 Un ejemplo: λ And

Como ejemplo del método descrito, a continuación muestro la aplicación de todo el proceso al estudio de la EMD de λ And durante las etapas de quiescencia y en la emisión de dos

²Aunque en algunos casos el uso de un valor distinto de la distancia lleva al empleo de valores también diferentes de la densidad de columna de hidrógeno en el medio interestelar, dependiendo del método usado para su determinación

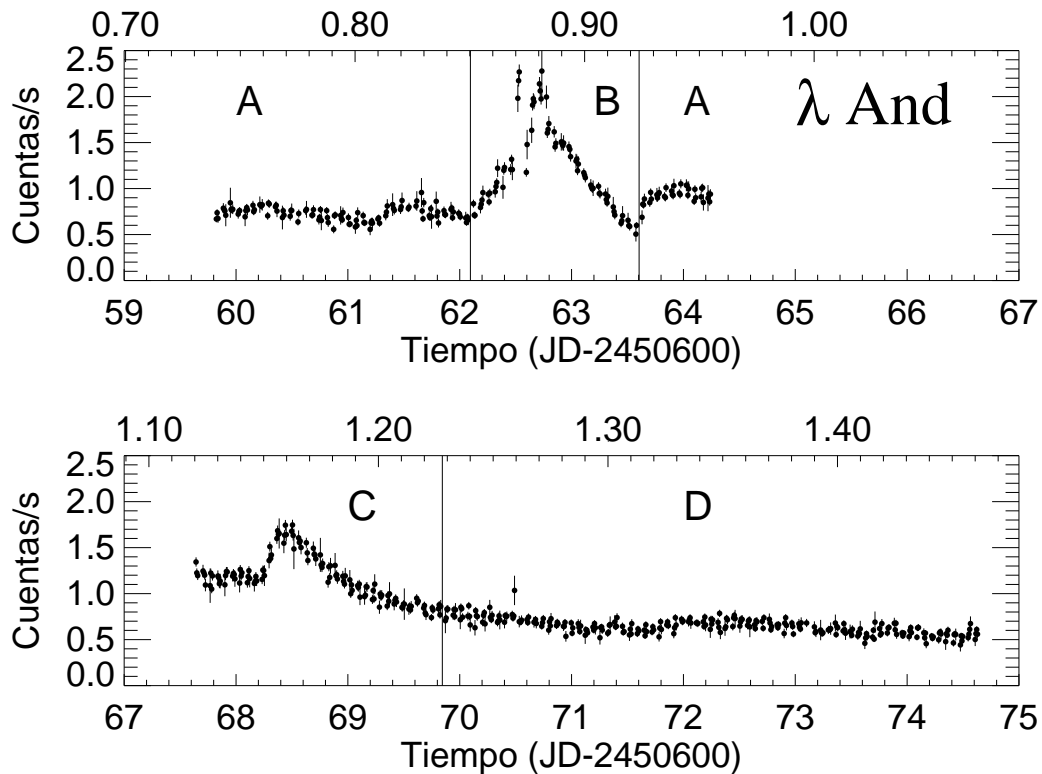


FIG. 6.2.— Curva de luz EUVE/DS (con intervalos de 600 segundos) en función de la Fecha Juliana (eje inferior) y la fase orbital (eje superior; Walker, 1944) en Julio/Agosto de 1997. En la fase orbital 1.0 la estrella secundaria (no observada) estaría situada detrás de la primaria. Los puntos con S/N menor a 5 han sido descartados. Las barras de error representan un nivel de error 1σ en el flujo (medido en cts s^{-1}). Las líneas verticales marcan la separación entre los segmentos A, B, C y D.

fulguraciones. Esta sección ha sido adaptada a partir de la publicación Sanz-Forcada et al. (2001a) para ajustarse al formato de esta tesis.

λ And (HR 8961, HD 222107) es un sistema binario espectroscópico cercano y no eclipsante, del tipo RS CVn ($d = 25.81pc$, Perryman et al., 1997) en cuyo espectro sólo se ve una estrella de tipo G8IV–III. Los sistemas de tipo RS CVn se caracterizan por una intensa emisión en ultravioleta, EUV y rayos-X debido a que la rotación provoca un potente dinamo magnético. λ And es el segundo sistema más brillante del grupo, y su periodo fotométrico (54.33 días; Perryman et al., 1997) tiene la particularidad de ser muy diferente del periodo orbital (20.5212 days; Walker, 1944), lo que implica que sus movimientos de rotación y orbital no se han sincronizado aún por efecto de mareas gravitatorias.

En la emisión de λ And se supone normalmente que la mayoría de su emisión procede de la estrella primaria, ya que la secundaria no se observa espectroscópicamente. La estrella primaria muestra una velocidad de rotación más bien baja ($v \cdot \sin i = 6.5 \text{ km s}^{-1}$; Donati et al., 1995), y Henry et al. (1995) propusieron que la primaria debía de tener rotación diferencial para poder explicar las fluctuaciones observadas en su periodo fotométrico. Henry et al. (1995) calcularon un ciclo de actividad de 11.1 años en λ And, y Baliunas &

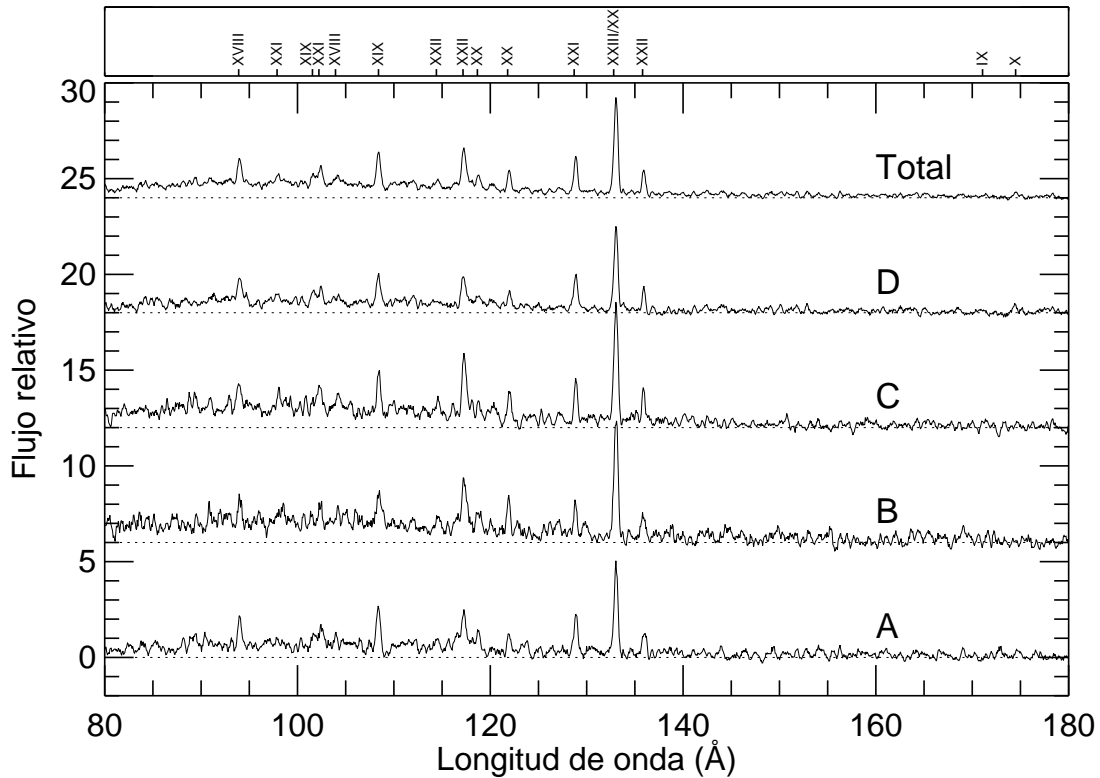


FIG. 6.3.— Espectros EUVE/SW para λ And durante los cuatro intervalos (ABCD) y el espectro sumado. Los estados de ionización de hierro están señalados en el panel superior en cada caso. Los espectros han sido suavizados con promediados de 5 píxeles. Las líneas de puntos marcan el origen de flujos de cada espectro.

Dupree (1982) encontraron una clara anticorrelación entre la intensidad de las líneas de H & K de Ca II y las variaciones de la magnitud visual, mostrando líneas más intensas de calcio coincidiendo con las fases fotométricas de menor brillo. Esto confirma la relación entre emisiones cromosféricas y la presencia de manchas en la fotosfera de λ And (más manchas en coincidencia con líneas de emisión más intensas de Ca II). El espectro óptico de λ And muestra intensas líneas de Ca II H & K y un ligero llenado de la absorción de H α y el triplete infrarrojo de calcio (Baliunas & Dupree, 1982; Dempsey et al., 1993a; Mallik, 1997; Fernandez-Figueroa et al., 1994).

Ortolani et al. (1997) analizaron observaciones de λ And tomadas con ASCA y ROSAT, obteniendo la temperatura y medida de emisión de dicho sistema. A partir de los datos de ASCA, pudieron describir el espectro observado usando un ajuste de 2-T (con $\log T_1[\text{K}] = 7.0$, $\log T_2[\text{K}] = 7.6$, $\log EM_1[\text{cm}^{-3}] = 53.7$, $\log EM_2[\text{cm}^{-3}] = 52.8$ y una metalicidad $Z \approx 0.1$ solar), mientras que la aplicación del mismo tipo de ajuste (2-T) a los datos de ROSAT proporcionó valores más bajos para las temperaturas ($\log T_1[\text{K}] = 6.7$, $\log T_2[\text{K}] = 7.2$, $\log EM_1[\text{cm}^{-3}] = 53.1$, $\log EM_2[\text{cm}^{-3}] = 53.4$ y $Z \approx 0.25$ solar). Las observaciones que se analizan aquí fueron conseguidas a través del programa de observadores invitados (*Guest Observer Program*) de EUVE. El mayor interés de observar λ And es que se trata de una binaria de largo periodo, lo que permitió comparar estos datos con los de varias binarias de corto periodo ya observadas con anterioridad, y así poder estudiar

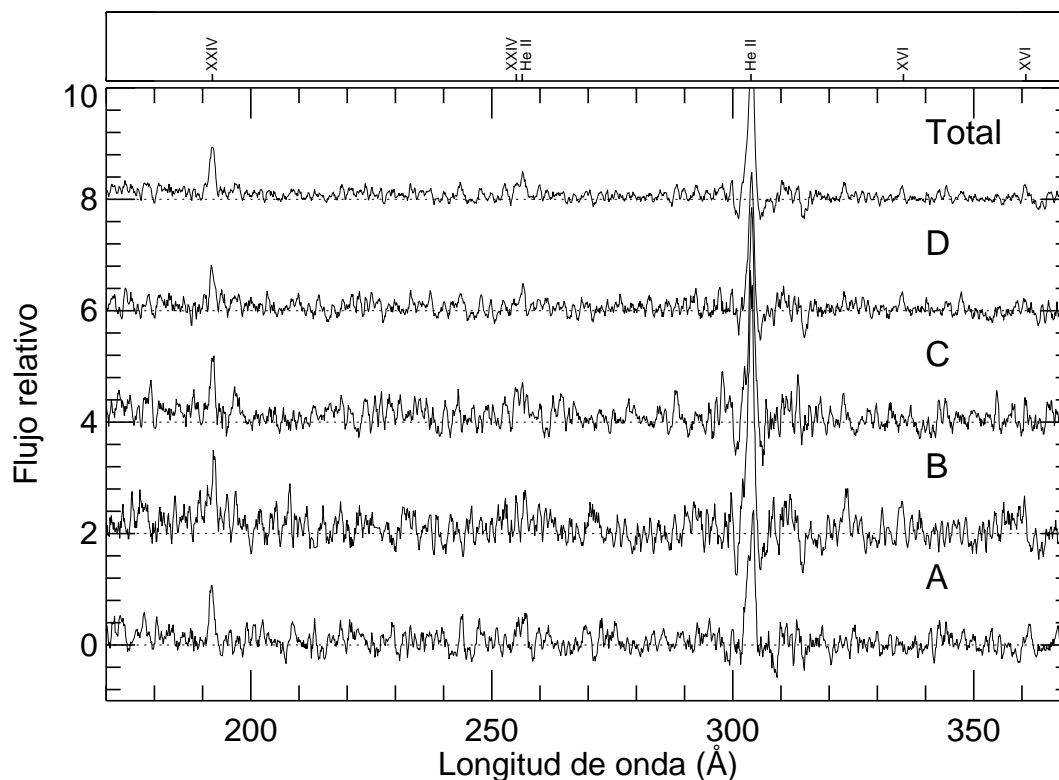


FIG. 6.4.— Espectros EUVE/MW para λ And durante los cuatro intervalos (ABCD) y el espectro total. Los estados de ionización de hierro están señalados en el panel superior en cada caso, además de las líneas de He II $\lambda 304$ y $\lambda 256$. Los espectros han sido suavizados con promediados de 5 píxeles. Las líneas de puntos marcan el origen de flujos de cada espectro.

los efectos de la rotación en las estructuras corales (Dupree et al., 1993; Brickhouse & Dupree, 1998).

Las observaciones de λ And recogidas por EUVE fueron tomadas en dos partes, entre el 30 de Julio y el 3 de Agosto, y entre el 7 y 14 de Agosto de 1997, totalizando 283 ks de observaciones, y abarcando un intervalo de 15 días.

6.6.1 Análisis de datos

El análisis correspondiente a la curva de luz ha sido incluido en su correspondiente sección (§ 3.3.5) con el resto de las estrellas de la muestra. Sin embargo aquí he vuelto a incluir la curva de luz (Fig. 6.2) para poder mostrar la separación que se ha hecho de los datos en función de los niveles de actividad. Así, la curva de luz muestra 4 secciones diferentes (A, B, C y D, con 66,562, 32,849, 60,055, y 123,464 s de tiempo de exposición respectivamente). A y D son estados quiescentes, mientras que B y C contienen las dos fulguraciones observadas. Se han recolectado los espectros limitándolos con un filtro temporal sobre estos intervalos (Fig. 6.3 y 6.4 muestran los espectros de SW y MW). El espectro LW no se ha incluido porque sólo mostraba suficiente señal para la línea He II $\lambda 304$. Se ha construido un espectro sumando también los espectros de A–D, totalizando 283,455 s. Las líneas identificadas en el espectro sumado se muestran en la Tabla 6.1.

Como en el resto de las estrellas de la muestra, se han añadido los datos procedentes

TABLA 6.1 FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDAS EN EL ESPECTRO SUMADO DE EUVE EN λ AND^a

| Ion | λ_{lab} (Å) | λ_{obs} (Å) | Cuentas totales | S/N ^b | Flujo en Tierra (fotones cm ⁻² s ⁻¹) | Flujo corregido ^c (erg cm ⁻² s ⁻¹) |
|-----------------------|------------------------|------------------------|-----------------|------------------|--|---|
| Fe XVIII | 93.92 | 93.99 | 308.9 | 11.4 | 5.42E-04 | 1.24E-13 |
| Fe XXI | 97.88 | 97.98 | 111.9 | 5.4 | 1.90E-04 | 4.21E-14 |
| Fe XIX | 101.55 | 101.56 | 144.1 | 6.9 | 2.38E-04 | 5.14E-14 |
| Fe XXI | 102.22 | 102.42 | 252.1 | 10.6 | 4.19E-04 | 8.98E-14 |
| Fe XVIII | 103.94 | 104.08 | 102.8 | 5.3 | 1.73E-04 | 3.66E-14 |
| Fe XIX | 108.37 | 108.41 | 456.8 | 11.3 | 7.79E-04 | 1.60E-13 |
| Fe XXII | 114.41 | 114.56 | 114.6 | 5.6 | 2.20E-04 | 4.36E-14 |
| Fe XXII | 117.17 | 117.28 | 549.5 | 18.0 | 1.13E-03 | 2.21E-13 |
| Fe XX | 118.66 | 118.78 | 174.7 | 8.2 | 3.72E-04 | 7.22E-14 |
| Fe XX | 121.83 | 121.97 | 254.8 | 12.0 | 6.01E-04 | 1.15E-13 |
| Fe XXI | 128.73 | 128.87 | 443.5 | 17.0 | 1.27E-03 | 2.35E-13 |
| Fe XXIII ^d | 132.85 | 133.04 | 1143.9 | 31.3 | 3.77E-03 | 6.87E-13 |
| Fe XXII | 135.78 | 135.92 | 276.2 | 13.7 | 9.83E-04 | 1.77E-13 |
| Fe IX | 171.07 | 171.42 | 24.5 | 2.6 | 2.75E-04 | 4.66E-14 |
| Fe X | 174.53 | 174.52 | 71.3 | 5.3 | 9.43E-04 | 1.59E-13 |
| Fe XXIV | 192.04 | 191.96 | 312.0 | 13.9 | 2.46E-03 | 4.10E-13 |
| Fe XXIV | 255.10 | 254.97 | 58.5 | 4.9 | 6.40E-04 | 1.38E-13 |
| Fe XVI | 335.41 | 335.03 | 44.8 | 4.1 | 3.46E-04 | 1.47E-13 |

^a Tiempo de exposición total de 283455 s.

^b S/N es la relación señal ruido, $S/[S + B(1 + 1/n)]^{1/2}$, donde S es la señal neta, B es el fondo promedio estimado, y n es la proporción entre la señal en la estrella y en el fondo (i.e., el cociente del número total de píxeles en el fondo entre el número total de píxeles en la fuente), con un valor de n~10-15 en nuestras extracciones. S y B se calcularon para el total de la señal integrada en cada línea (menos el continuo para las líneas de SW) y el fondo correspondiente.

^c Flujo en Tierra corregido con $\log N_H(\text{cm}^{-2})=18.45\pm 0.15$, con el cociente de abundancias de He I/H I igual a 0.09.

^d Solapada con la línea Fe XX λ 132.85.

del análisis de espectros de tipo NEWSIPS del archivo IUE, para así poder ayudar a construir la EMD de λ And, al proporcionar flujos de líneas que son formadas a temperaturas inferiores a las presentes en los espectros EUVE. Los datos quiescentes de IUE proceden de un espectro de baja resolución (~ 6 Å) observado en Noviembre de 1994 (SWP 43189), durante la fase orbital $\phi_{orb}=0.58$ (Walker, 1944) con un tiempo de exposición de 1920 s. El también espectro de baja resolución, SWP 18481, fue registrado durante una fulguración en Noviembre de 1982 (Baliunas, Guinan, & Dupree, 1984), cuando el sistema se encontraba en $\phi_{orb}=0.57$, con un tiempo de exposición de 1500 s. Los flujos IUE usados en la determinación de la EMD se muestran en la Tabla 5.2 junto con los del resto de estrellas de la muestra total de la tesis.

Los espectros de EUVE (Fig. 6.3) muestran un continuo aparente bastante elevado por debajo de 140 Å. El espectro viene caracterizado por líneas espectrales de los estados de ionización de Fe XVIII a Fe XXIV, además de dos líneas de Fe XVI con una S/N bastante baja y que sólo se distinguen en el segmento D. Con objeto de corregir los flujos observados de la absorción producida por el continuo de hidrógeno y helio presentes en el ISM, se ha empleado un valor de $\log N_H(\text{cm}^{-2})=18.45\pm 0.15$, obtenido a partir de medidas directas sobre la absorción de hidrógeno en el perfil de la línea de Lyman α con HST/GHRS (Wood

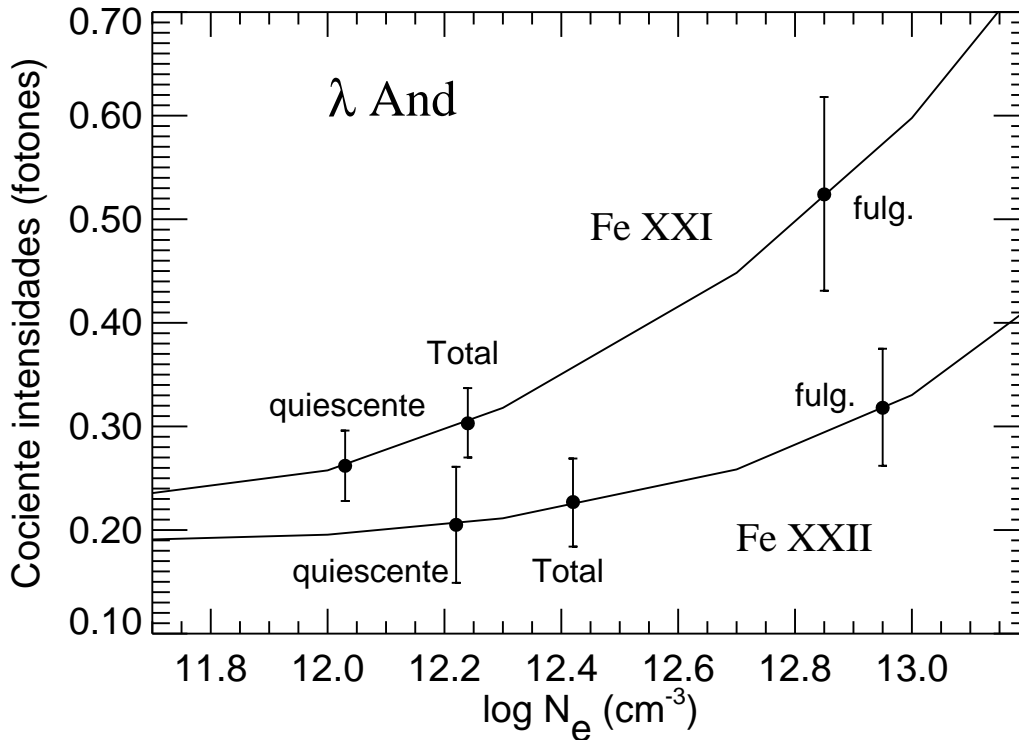


FIG. 6.5.— N_e derivada a partir de diagnósticos hechos con cocientes de líneas de dos estados de ionización de hierro diferentes. Los cocientes mostrados son Fe XXI $\lambda 102.22/\lambda 128.73$ y Fe XXII $\lambda 114.41/\lambda 117.17$ para los intervalos quiescentes (A+D) y las fulguraciones (B+C), y el espectro total. Los cocientes observados han sido dibujados sobre las curvas teóricas con barras de error de $1-\sigma$ representando los errores observacionales combinados.

et al., 1996), además de una proporción de He I/H I=0.09 (Kimble et al., 1993). El valor empleado para la densidad de columna de hidrógeno es consistente con las barras de error del cociente observado entre las líneas de Fe XVI $\lambda\lambda 335.41/360.80$ en el segmento D, lo que deriva en un promedio de $\log N_H(\text{cm}^{-2})=17.6$, con un límite superior de 18.7. El espectro sumado no permite la medición de la línea de 360.80 \AA , que se encuentra situada en el extremo del espectro de MW y muy afectada por ruido (ver Fig. 6.4).

Se ha inferido la densidad electrónica en la corona de λ And a $\log T_e(\text{K})=7.0$, a partir de los cocientes de los flujos observados (corregidos de absorción interestelar) de Fe XXI $\lambda\lambda 102.22/128.73$ y Fe XXII $\lambda\lambda 114.41/117.17$ en el espectro sumado, proporcionando un promedio de $\log N_e(\text{cm}^{-3})=12.3$ (ver Fig. 6.5). Las emisividades de las líneas de hierro han sido modificadas teniendo en cuenta este valor para N_e . Los modelos atómicos de Fe XXI y Fe XXII fueron tomados de Brickhouse et al. (1995).

En el análisis basado en líneas de la EMD de λ And que incluyo aquí, se utilizaron las emisividades calculadas a partir de Raymond (1988) para las líneas de IUE, y Brickhouse et al. (1995) para las líneas de hierro de EUVE, basadas en una abundancia solar para el

TABLA 6.2 VALORES DE LA EMD PARA LOS DISTINTOS SEGMENTOS^a

| log T (K) | log EM ^b | | | | | log T (K) | log EM ^b | | | | |
|--------------|---------------------|--------|--------|--------|--------|--------------|---------------------|--------|--------|--------|--------|
| | A | B | C | D | Total | | A | B | C | D | Total |
| 4.0 | 53.00 | 52.50 | 52.50 | 53.00 | 53.00 | 6.0 | 50.70: | 50.70: | 50.70: | 50.70: | 50.70: |
| 4.1 | 52.50 | 52.20 | 52.20 | 52.50 | 52.50 | 6.1 | 50.60: | 50.60: | 50.60: | 50.60: | 50.60: |
| 4.2 | 52.20 | 51.95 | 51.95 | 52.20 | 52.20 | 6.2 | 50.60: | 50.60: | 50.60: | 50.60: | 50.60: |
| 4.3 | 52.00 | 51.85 | 51.85 | 52.00 | 52.00 | 6.3 | 50.50: | 50.60: | 50.70: | 50.50: | 50.50: |
| 4.4 | 51.75 | 51.80 | 51.80 | 51.75 | 51.75 | 6.4 | 50.50: | 50.80: | 50.70: | 50.50 | 50.50 |
| 4.5 | 51.60 | 51.80 | 51.80 | 51.60 | 51.60 | 6.5 | 50.50: | 50.90: | 50.80: | 50.50 | 50.50 |
| 4.6 | 51.50 | 51.80 | 51.80 | 51.50 | 51.50 | 6.6 | 50.90 | 51.10 | 50.90 | 50.50 | 50.50 |
| 4.7 | 51.40 | 51.60 | 51.60 | 51.40 | 51.40 | 6.7 | 51.20 | 51.20 | 51.20 | 50.60 | 50.60 |
| 4.8 | 51.35 | 51.50 | 51.50 | 51.35 | 51.35 | 6.8 | 51.90 | 52.05 | 52.20 | 51.90 | 51.88 |
| 4.9 | 51.10 | 51.20 | 51.20 | 51.10 | 51.10 | 6.9 | 52.10 | 52.35 | 52.55 | 52.10 | 52.11 |
| 5.0 | 51.00 | 51.15 | 51.15 | 51.00 | 51.00 | 7.0 | 52.20 | 52.30 | 52.35 | 52.18 | 52.21 |
| 5.1 | 51.10 | 51.15 | 51.15 | 51.10 | 51.10 | 7.1 | 51.00 | 51.65 | 51.20 | 51.00 | 51.13 |
| 5.2 | 50.85 | 51.15 | 51.15 | 50.85 | 50.85 | 7.2 | 51.90 | 52.10 | 52.10 | 51.50 | 52.10 |
| 5.3 | 50.50 | 51.00 | 51.00 | 50.50 | 50.50 | 7.3 | 52.20 | 52.55 | 52.40 | 52.25 | 52.30 |
| 5.4 | 50.50: | 50.90: | 50.90: | 50.50: | 50.50: | 7.4 | 52.25 | 52.30 | 52.27 | 52.20 | 52.25 |
| 5.5 | 50.50: | 50.90: | 50.90: | 50.50: | 50.50: | 7.5 | 52.25: | 52.20: | 52.10: | 52.10: | 52.25: |
| 5.6 | 50.70: | 50.90: | 50.90: | 50.70: | 50.70: | 7.6 | 52.25: | 52.20: | 52.10: | 52.10: | 52.25: |
| 5.7 | 50.80: | 50.90: | 50.90: | 50.80: | 50.80: | 7.7 | 52.25: | 52.20: | 52.10: | 52.10: | 52.25: |
| 5.8 | 50.85: | 50.90: | 50.90: | 50.85: | 50.85: | 7.8 | 52.25: | 52.20: | 52.10: | 52.10: | 52.25: |
| 5.9 | 50.90: | 50.80: | 50.80: | 50.90: | 50.90: | | | | ... | | |

^a Los segmentos A y D son quiescentes, y B y C los activos.

^b $EM = \int N_e N_H dV$ [cm^{-3}], donde N_e y N_H son densidades electrónicas y de hidrógeno respectivamente, en unidades de cm^{-3} . Los valores indicados con : tienen mayor incertidumbre por la ausencia de suficientes líneas en el correspondiente rango de temperatura.

hierro de 7.6 (Allen, 1973)³.

En el ajuste de la EMD aplicado a este caso, se ha buscado que todas las líneas con $S/N > 3$ estén bien “ajustadas”, definido como un buen acuerdo entre los flujos observado y predicho dentro de 0.2 dex. Como muestra la Figura 6.6, la mayoría de las líneas están ajustadas dentro de 0.1 dex, con tan solo 4 líneas de Fe XX y Fe XXI entre 0.1 y 0.2 dex.

La EMD de los espectros sumados (ver Tabla 6.2 y Fig. 6.7) se ha usado para hacer una estimación del continuo presente en el espectro en el rango EUV, usando el *Astrophysical Plasma Emission Code* (APEC; Smith et al., 2001), que incluye las contribuciones debidas a bremsstrahlung, recombinación radiativa, y emisión de dos fotones. La forma del continuo viene dominada por el bremsstrahlung de plasma con $\log T_e(\text{K}) \gtrsim 5.7$, y no es muy sensible a la forma detallada de la EMD. El continuo sufre una elevación durante las etapas con fulguraciones (B+C) respecto a las quiescentes (A+D) en un factor ~ 1.8 evaluado a 100 Å, un incremento muy similar al observado en la línea de Fe XXIV $\lambda 192.04$ (Fig. 6.8). El continuo calculado sobre el espectro sumado decrece en un factor 2 en el rango de 80 a 180 Å, con un nivel que viene determinado básicamente por el cociente de abundancias de Fe/H. El nivel de continuo usado para las medidas de los flujos de las líneas, determinado visualmente, es consistente con un cociente de abundancias de Fe/H en el rango 0.3–1.0 veces el solar. No es posible precisar mejor la determinación de abundancias con el nivel actual de conocimientos acerca de las contribuciones de líneas débiles.

³Nótese que esta abundancia difiere ligeramente de la usada en el resto de estrellas de la muestra (7.67). Ver § 6.4.1 y § 6.5 para más detalles.

TABLA 6.3 FLUJOS[†] DE LAS FULGURACIONES EN LA BANDA 80–170 Å

| | Flujo (unidades de 10^{34} erg) | |
|---------------------------------|-----------------------------------|--------------------------|
| | Intervalo B (32849 s) | Intervalo C (60055 s) |
| Fulguración (SW) | 17.53 | 22.84 |
| Fulguración-D (SW) [†] | 8.06 | 8.99 |
| Fulguración (DS) | 10.46 | 14.58 |
| Fulguración-D (DS) [†] | 4.92 | 6.48 |

[†] Flujo durante las fulguraciones menos el flujo en el intervalo quiescente D, usando un tiempo equivalente.

El flujo correspondiente al continuo local usado para la medida de los flujos de líneas, es $\lesssim 12\%$ el del flujo de la línea en todos los casos, y por tanto los errores en el flujo neto de la línea producidos por la localización del continuo son del mismo orden que el ruido fotónico (ver Fig. 2.2), por lo que no afecta de forma significativa a la EMD.

Las Fig. 6.6 y Fig. 6.7 muestran la EMD para los espectros observados, con la región de bajas temperaturas ($\log T$ [K] $\lesssim 5.3$) definida por el espectro quiescente de IUE en los intervalos A, D y el total, y el espectro IUE de la fulguración para los segmentos B y C. Los valores de la EMD se muestran en a Tabla 6.2. También se han incluido los datos proporcionados por Ortolani et al. (1997) en la Fig. 6.6 para comparar con los resultados de ASCA y ROSAT (corregidos para reflejar la misma metalicidad usada aquí). La Fig. 6.7 compara la EMD entre los distintos intervalos.

6.6.2 Discusión

La energía radiada durante las fulguraciones en el rango EUV ha sido medida de dos maneras diferentes, a partir de la curva de luz DS, y en el espectro SW (ver Tabla 6.3):

- La curva de luz de DS ha sido integrado durante el tiempo transcurrido en los dos intervalos con fulguraciones de forma individual, y calibrado usando el flujo en la longitud de onda correspondiente a la máxima área efectiva del detector (28 cm² a 90 Å; Malina et al., 1994), y la correspondiente energía fotónica. Esto lleva a un valor mínimo de la energía de la fulguración en el EUV debido a que el área efectiva del telescopio DS cae para longitudes de onda superiores a 90 Å donde ocurre buena parte de la emisión.
- Es posible, en cambio, adoptar una forma más precisa de obtener el resultado, mediante la integración del flujo total (corregido por el área efectiva del detector a cada longitud de onda) en el espectro SW, dentro de la banda 80–170 Å en los segmentos B y C. Éste flujo medido así debe ser corregido usando el tiempo transcurrido durante el intervalo de la fulguración, debido a los vacíos temporales presentes en los datos⁴.

⁴Nuestro valor es similar al valor calculado por Osten & Brown (1999) para la misma fulguración, tras tener en cuenta que estos autores omitieron el factor 4π en el cálculo del flujo total, no sustrajeron el flujo

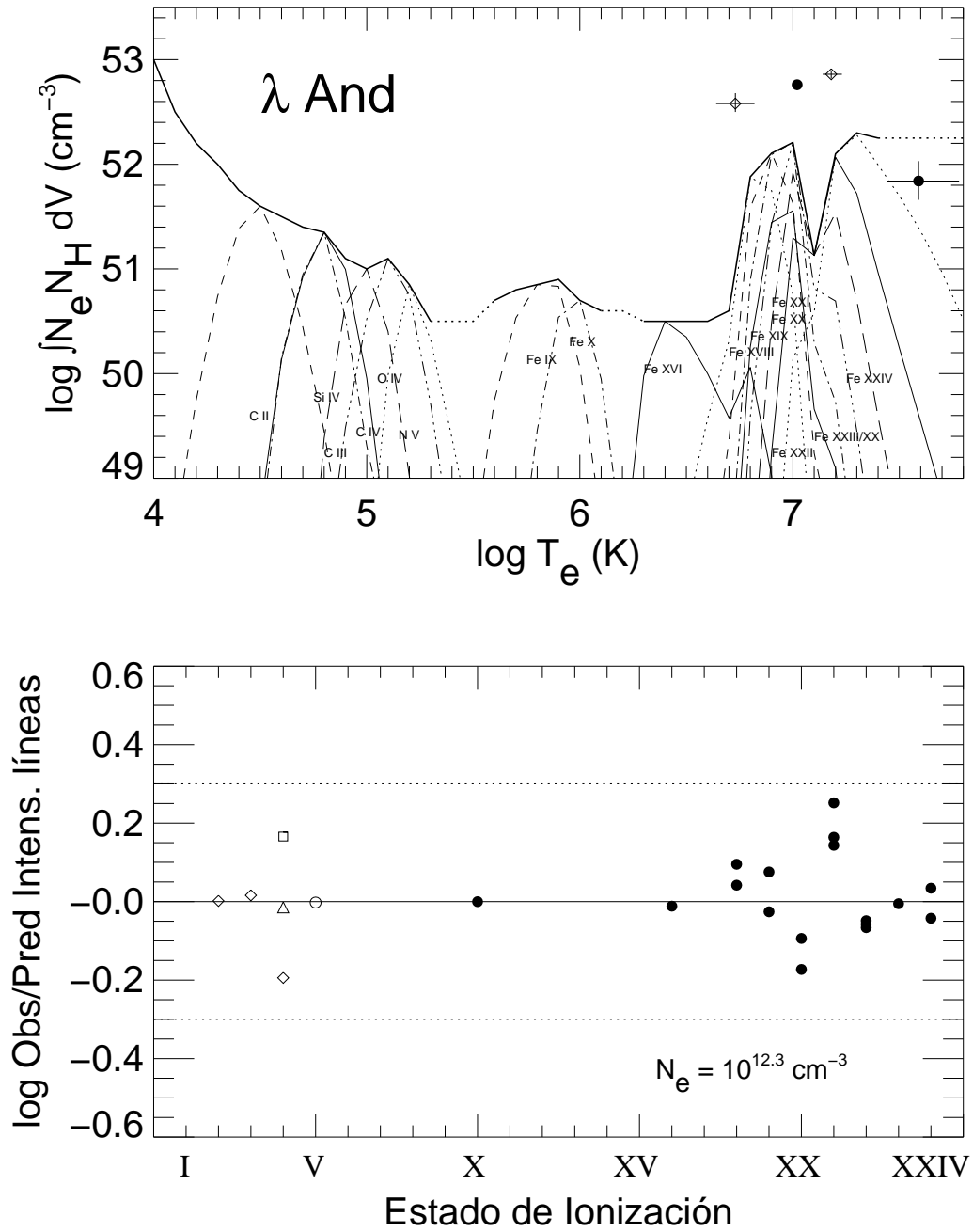


FIG. 6.6.— *Panel superior*: EMD para el espectro total combinado de EUVE combinado con el espectro quiescente de IUE. Los círculos rellenos son valores de ASCA, y los diamantes son valores de ROSAT (Ortolani et al., 1997), corregidos para reflejar la abundancia solar de Allen (1973); las barras de error muestran un nivel de certeza del 90% en estos valores. Las líneas más finas representan la función de contribución relativa de cada ion (la función de emisividad multiplicada por el EMD en cada punto). *Panel inferior*: Cocientes entre los flujos observados y predichos de cada línea para los estados de ionización del panel superior con S/N superior a 3. Las líneas de puntos denotan un factor 2. Los símbolos usados son círculos rellenos para iones de Fe, círculos abiertos para N, diamantes para C, cuadrados para O, y triángulos para Si. Se ha asumido una densidad electrónica de $\log N_e \text{ (cm}^{-3}\text{)} = 12.3$, basada en las medidas de Fe XXI y Fe XXII.

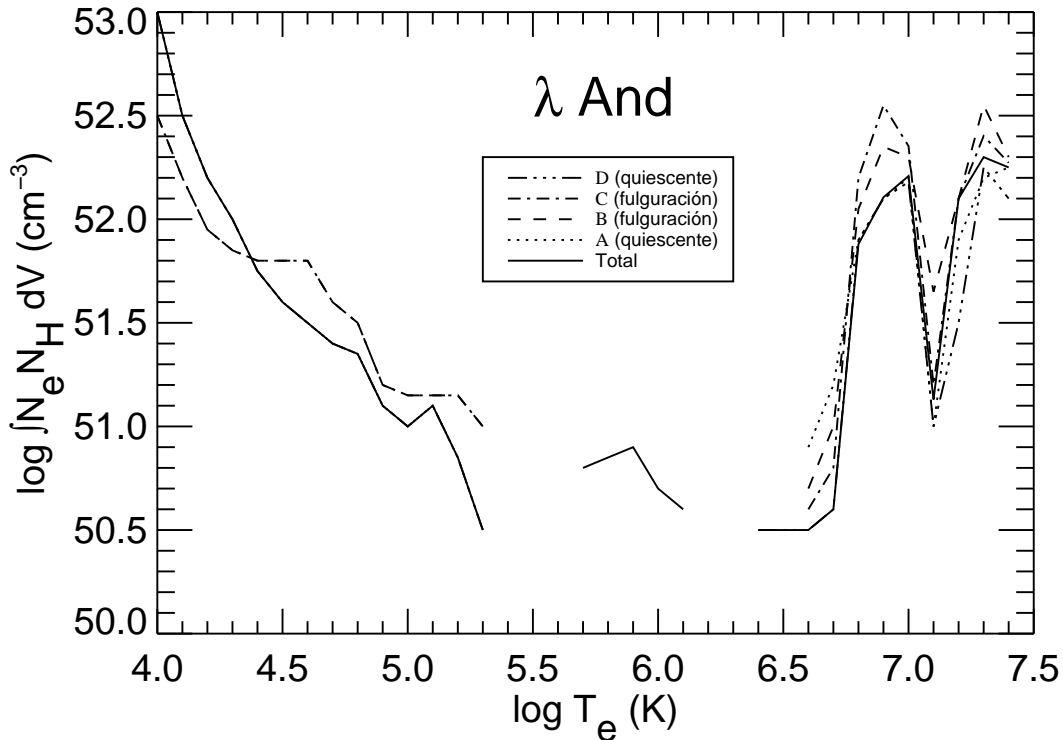


FIG. 6.7.— Comparación entre las EMDs de los diferentes segmentos. Las líneas de emisión formadas entre $\log T_e$ (K)=5.4 y 6.4 no se encuentran presentes en los espectros de IUE ni en los intervalos individuales de EUVE, por tanto la EMD se ha omitido en esas regiones.

En ambos métodos los lujos fueron corregidos de la absorción producida por el continuo de hidrógeno y helio presentes en el ISM, multiplicados por $4\pi d^2$ (donde d es la distancia a la estrella), y después se sustrajeron los valores del intervalo quiescente D, con objeto de obtener la energía neta procedente de las fulguraciones.

Durante las fulguraciones (intervalos B y C) se han observado incrementos en las líneas, respecto del intervalo quiescente D, en factores 1.3–2.8 (Fig. 6.8), mostrando un patrón similar en los dos intervalos con fulguraciones para las líneas que no son sensibles a la densidad electrónica.

Densidad electrónica

La densidad electrónica derivada a partir Fe XXI y Fe XXII de en los espectros de los intervalos quiescentes (A+D), activos (B+C), y total (Fig. 6.5), indican valores más altos para los intervalos con fulguraciones ($\log N_e [cm^{-3}] \simeq 12.9_{-0.2}^{+0.2}$) en contraste con los valores más bajos de los intervalos quiescentes ($\log N_e [cm^{-3}] \simeq 12.1_{-N/A}^{+0.4}$) y el espectro total ($\log N_e [cm^{-3}] \simeq 12.3_{-0.6}^{+0.3}$). Fe XXI indica que se produce incremento en la densidad

quiescente, no corrigieron de la absorción del ISM, y usaron la mediana de la energía fotónica en lugar de la energía en el punto de máxima área efectiva (R. Osten 2000, comunicación privada).

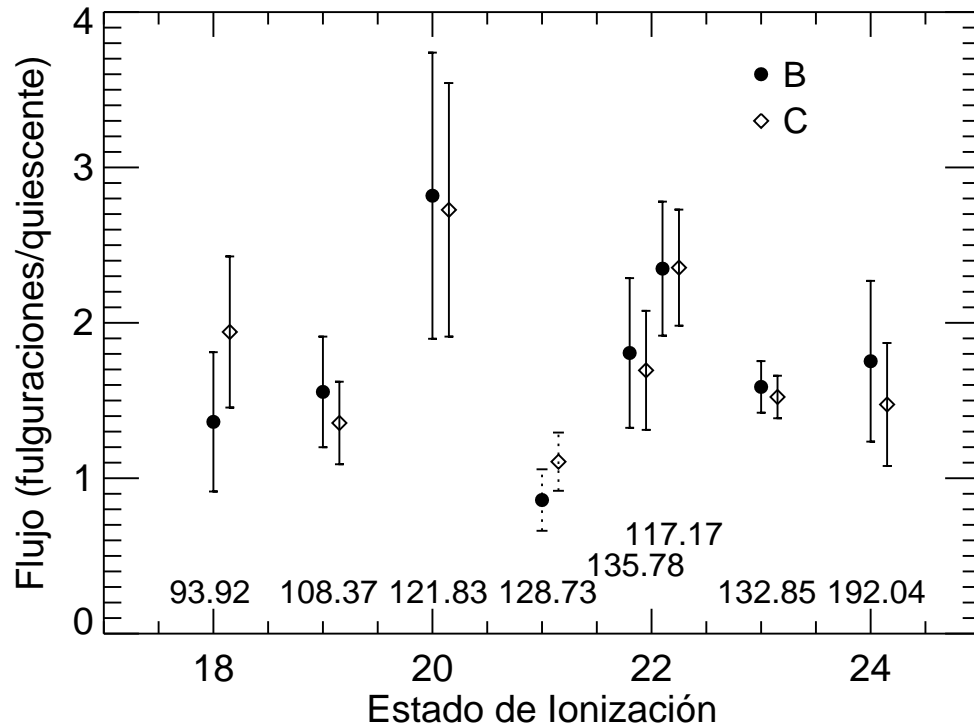


FIG. 6.8.— Cociente entre los flujos en los intervalos con fulguraciones (B y C) y el intervalo quiescente D, de varias líneas de hierro cuyas longitudes de onda están indicadas. La línea de Fe XXI λ 128.73, sensible a los cambios de densidad electrónica, se ha señalado con barras de error de puntos.

electrónica en un factor 6.6 en las fulguraciones, mientras que el resultado de Fe XXII, aunque parece sugerir también un aumento de la densidad durante las fulguraciones, no es tan concluyente. Como λ And se encuentra en estado quiescente durante la mayoría de la observación, no es sorprendente que se encuentre una densidad baja en el espectro total.

Hemos estimado cuál sería la escala del tamaño de la zona en la que se ha medido la densidad electrónica a partir del uso de los valores de la medida de emisión correspondientes a Fe XXI λ 102.22 y λ 128.73. El volumen emisor es $\Delta V = 2.13 \times 10^{27} \text{ cm}^3$, y la escala del tamaño de la región emisora es $(\Delta V)^{\frac{1}{3}} = 0.002 R_{\star}$ para un radio estelar de $R_{\star} = 7.4 R_{\odot}$ (Nordgren et al., 1999). Este es un valor bastante pequeño, similar a los encontrados anteriormente en 44 Boo y Capella (Dupree et al., 1993; Brickhouse & Dupree, 1998).

La Distribución de la Medida de Emisión

La EMD muestra un claro incremento bastante estrecho, o joroba (del término en inglés *bump*⁵) en torno a $\log T_e(\text{K})=6.9$, que además parece no cambiar de forma sustancial entre

⁵La palabra inglesa *bump* podría traducirse en castellano como “joroba”, “bache” o “prominencia”, si bien el tercer caso podría ser la traducción más correcta, esta puede llevar a confusiones con *prominence* (protuberancia), por lo que se ha adoptado como traducción el término “joroba”.

los intervalos observados. La joroba ocurre en las temperaturas de máxima emisividad de las líneas de Fe XVIII y Fe XIX. En el lateral con temperaturas más bajas, la pendiente de la EMD viene determinada por la proporción entre líneas de Fe XVI y Fe XVIII (Fe XVII no es accesible en el rango EUV), y por tanto la EMD está bien constreñida estadísticamente entre $\log T_e(\text{K})=6.5$ y 7.0 . La EMD está peor acotada en el rango $\log T_e(\text{K})=5.4-6.5$, con pocas líneas intensas en el área. La caída de la EMD que hay en $\log T_e(\text{K})=7.1$ puede ser “subida”, pero no sin aumentar los errores en los cocientes de flujos observado/predicho (ver Fig. 6.6), y en ningún caso puede subir hasta el nivel de los puntos circundantes. Por encima de $\log T_e(\text{K})=7.1$ la pendiente de la EMD no está bien restringida, dado que Fe XXIV es el estado de ionización de hierro más alto accesible con EUVE.

Dado que las líneas usadas para la elaboración de la EMD por encima de $\log T_e(\text{K})=6.5$ son del mismo elemento, y muestran unos niveles de flujo muy significativos, las mayores incertidumbres en la forma de la EMD son las sistemáticas. Brickhouse et al. (1995) mostraron que las incertidumbres en los datos atómicos aportan mucha incertidumbre a estas líneas. Así, los errores estimados procedentes de los coeficientes de excitación son consistentes con la dispersión encontrada en las intensidades de líneas originadas en el mismo estado de ionización, mientras que los errores asociados al balance de ionización, y por tanto a las proporciones entre los estados de ionización adyacentes, son inferiores a un factor 2. Las incertidumbres asociadas a la densidad de columna son inferiores al $\sim 20\%$, con la excepción de la línea con longitud de onda más larga, Fe XVI $\lambda 335.41$, para la cual la transmisión interestelar provoca una incertidumbre de un factor ~ 2 . La incertidumbre en la forma de la EMD en la gran discontinuidad determinada por la proporción entre Fe XVI y Fe XVIII podría llegar a ser de un factor 4, aún así inferior al cambio producido en la medida de emisión. Por tanto podemos concluir que la joroba es una característica bastante robusta de la EMD. Las variaciones observadas en los flujos de las líneas se explican bien con pequeños cambios en la EMD entre los diferentes intervalos.

La joroba característica parece ser muy estable en su posición cuando se calcula la EMD de λ And incluso durante las fulguraciones. Los cambios observados, de hasta un factor 2.2 en el valor de EM en una temperatura dada, pueden ser explicados por la presencia de mayor cantidad de material formando las líneas durante las fulguraciones que en los intervalos quiescentes (como en el intervalo D). Así, el material adicional necesario para una densidad de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 13$ a $\log T_e(\text{K}) \sim 7$, ocupa un volumen emisor bastante reducido, $\Delta V = 4 \times 10^{26} \text{ cm}^3$ – aproximadamente un quinto de la corona quiescente a esta temperatura.

Se han incluido los valores de la EMD estimados a partir de datos de ASCA y ROSAT usando ajustes de 2-T (Ortolani et al., 1997), para así poder comparar con los datos de EUVE, después de haber corregido estos valores para que reflejen la abundancia solar del hierro de 7.6, dada por Allen (1973), que es la empleada por Brickhouse et al. (1995). Estos valores de la EM no son notablemente discrepantes respecto a la EMD estimada con EUVE, y los máximos están en el entorno del máximo definido por los espectros de EUVE. Dado que los modelos de 2-T fuerzan todo el material a radiar tan solo en 2 temperaturas. Los valores de la EM deben ser necesariamente superiores a los determinados mediante el uso de modelos continuos, si han de poder justificar el flujo observado.

Estos resultados han sido comparados con los resultados obtenidos usando análisis basados en líneas anteriores a esta tesis, para Capella (Dupree et al., 1993) y 44 Boo (Brickhouse & Dupree, 1998; Brickhouse et al., 2000) (ver Fig. 6.9). Esta comparación muestra

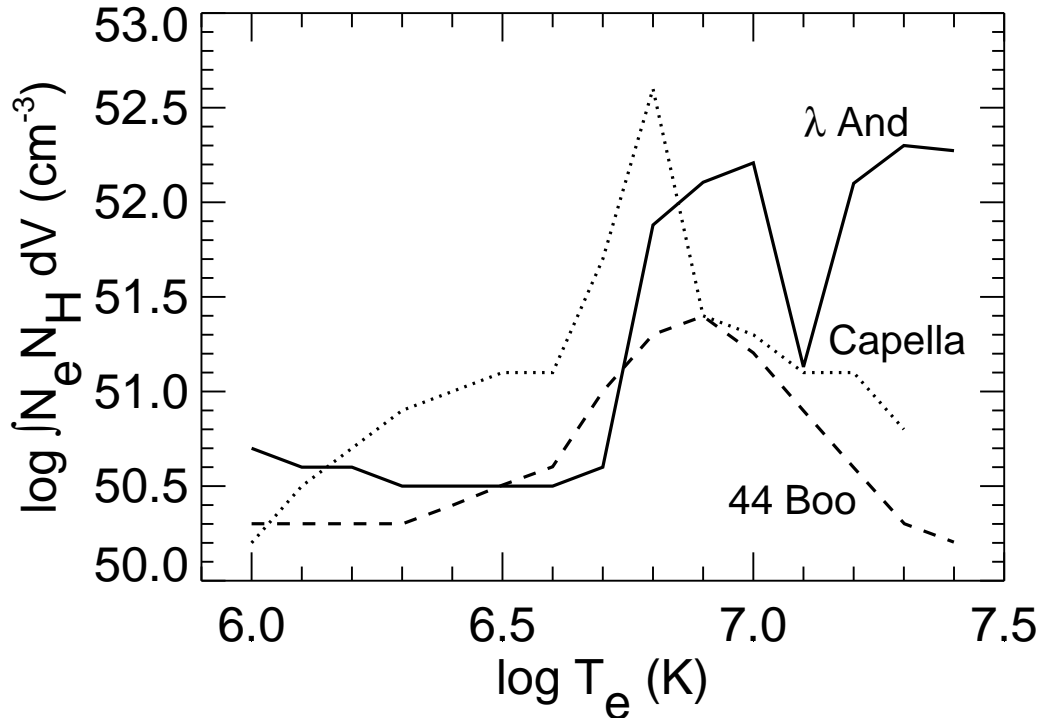


FIG. 6.9.— Comparación entre la EMD de λ And, Capella (Dupree et al., 1993) y 44 Boo (Brickhouse & Dupree, 1998).

la presencia de una joroba ligeramente desplazada hacia temperaturas más elevadas en el caso de λ And respecto a Capella, y coincidente con el pico de la EMD de 44 Boo. Por otra parte, la binaria 44 Boo muestra una joroba más ancha y menos pronunciada que el de las otras dos estrellas⁶.

Se ha medido también la altura de la joroba de la EMD respecto de la línea que conecta los puntos mínimos circundantes, proporcionando un valor de $\Delta \log EM \text{ (cm}^{-3}\text{)} \sim 0.75, 1.2$ y 1.3 para 44 Boo, λ And, y Capella, respectivamente. La pendiente de la EMD en λ And es creciente con la temperatura para temperaturas superiores a las de la joroba, en contraste con el caso de Capella y 44 Boo. Una EMD creciente es la única manera de justificar el flujo observado en las líneas de Fe XXIV presentes en el espectro de λ And. Debido a que la emisión EUV de λ And se origina únicamente en la estrella gigante observada en el sistema, en contraste con Capella o 44 Boo donde hay 2 estrellas contribuyendo a la emisión coronal, la EMD de λ And representa sin ambigüedad la estructura de una estrella sola. Estas observaciones confirman la importancia de la rotación, más que la binariedad, en la estructuración de la corona (Dupree & Brickhouse, 1996). También se han encontrado pendientes similares en la EMD en el rango de $\log T_e \text{ (K)} = 6.3\text{--}7.4$, aunque

⁶44 Boo es una binaria de contacto compuesta por dos estrellas enanas con un periodo orbital corto, $P_{\text{ptm.}} = 0.2678$ d (Gherega et al., 1994). Sus emisiones coronales son extremadamente intensas, provocando el que la EMD tenga valores comparables a los de λ And.

con jorobas más estrechas, en otras 3 RS CVn (AR Lac, V711 Tau, y II Peg) por Griffiths & Jordan (1998), con *bumps* alcanzando su máximo a una $\log T_e(\text{K})$ de 6.8, 6.9 y 6.8 respectivamente. Pero conviene aclarar que la joroba calculada por estos autores, como se comentará luego, está afectada por el intervalo escogido para las temperaturas (0.3 dex), superior al usado en nuestro modelo.

Como veremos más adelante, en el análisis de el resto de las estrellas de la muestra, es común entre algunas de las estrellas más activas encontrar pendientes en la EMD similares a las de λ And, así como jorobas con picos en las mismas temperaturas, tanto en el caso de sistemas binarios como en estrellas aisladas (o pertenecientes a un sistema binario con órbita no cercana).

6.6.3 Conclusiones

El análisis de los datos de λ And, previo al estudio del resto de los sistemas en la muestra, arroja las siguientes conclusiones:

- Se han derivado las Distribuciones de la Medida de Emisión (EMD) a partir de los espectros de EUVE e IUE de λ And. Una característica distintiva de estas distribuciones es la presencia de una joroba – un incremento local de la EMD – sobre un rango de temperaturas restringido. En λ And esta joroba ocurre en torno a $\log T_e(\text{K})=6.9$, y permanece constante en temperatura durante los distintos niveles de actividad de la estrella, aunque el valor de la EMD cambia hasta en un factor 2.8.
- Dos fulguraciones fueron observadas en detalle en la curva de luz de λ And, permitiendo separar el análisis procedente de los espectros de los intervalos quiescente y activo. Este análisis mostró que la EMD en una temperatura dada puede variar hasta en un factor 2.8 entre los distintos segmentos, consistentemente con la adición de material denso durante las fulguraciones.
- Los cocientes de líneas de Fe XXI y Fe XXII formados a $\log T_e(\text{K})\sim 7$ y medidos en el espectro total, indican densidades electrónicas altas ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \simeq 12.3$) presentes en la joroba de la EMD. Las densidades son inferiores ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \simeq 12.1$), en los intervalos quiescentes de las observaciones, y se ven incrementados durante los intervalos con fulguraciones ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \simeq 12.9$).
- λ And muestra características similares a otros sistemas binarios activos con presencia de material caliente, una EMD creciente hacia las temperaturas coronales, y una concentración de material en torno a $\log T_e(\text{K})\simeq 6.8-7.0$. Un extremo caliente de la EMD, a $\log T_e(\text{K})\simeq 7.2-7.4$ es necesario para poder justificar el flujo de Fe XXIV observado.

Capítulo 7

Cambios en la EMD durante fulguraciones

7.1 Introducción

Una de las mayores ventajas técnicas del satélite EUVE reside en la posibilidad de introducir filtros temporales en el análisis de los datos registrados por los espectrómetros, y no sólo en la curva de luz de DS. Esta posibilidad permite hacer de forma separada el análisis de los datos registrados en diferentes secciones temporales, como por ejemplo los espectros durante fulguraciones vs quiescencia. La acumulación de datos a lo largo de 10 años ha permitido obtener un buen juego de datos de varias fuentes con grandes fulguraciones y suficiente duración como para permitir conseguir espectros de calidad bien diferenciados. Seis de estas fuentes (UX Ari, V711 Tau, σ Gem, AR Lac, λ And y II Peg) han sido analizadas en detalle en este trabajo. La calidad de los espectros obtenidos permitió conseguir unas EMDs bien acotadas, y así observar los cambios producidos en la EMD durante esas fulguraciones. Esta es la primera vez que se intenta hacer este tipo de análisis, ya que hasta el momento sólo se han estudiado espectros de peor calidad en estrellas distintas del Sol, lo que suele conducir a estimaciones más pobres en los cálculos de la EMD.

En el sistema binario λ And (§ 6.6) hicimos un análisis aplicado a dos fulguraciones con aspecto morfológico diferentes (posiblemente debido a razones geométricas más que intrínsecas). Para el caso de este sistema decidimos no unir los espectros de las dos fulguraciones para obtener una EMD conjunta, y así poder observar los cambios en las dos fulguraciones de forma separada (tan sólo se usaron los espectros sumados para consideraciones relacionadas con los diagnósticos de determinación de la densidad electrónica). Dicho estudio dio lugar a la publicación de Sanz-Forcada et al. (2001a). En este capítulo mostraré el análisis efectuado para los casos de UX Ari, V711 Tau, II Peg y σ Gem, que a su vez ha dado lugar a (Sanz-Forcada et al., 2001b). La adición de otra estrella, AR Lac ha tenido lugar en el último momento, dado que los datos más recientes de este sistema llegaron al archivo de EUVE en el último mes antes del acabado de esta tesis. Excepto en el caso de AR Lac, he separado los intervalos con fulguraciones de los quiescentes, en todas las observaciones disponibles para estos sistemas en el archivo EUVE durante toda la vida útil del satélite (tan sólo hay otro juego de observaciones que aún ha de hacerse público en el caso de II Peg). Estas separaciones vienen marcadas en las curvas de luz ya

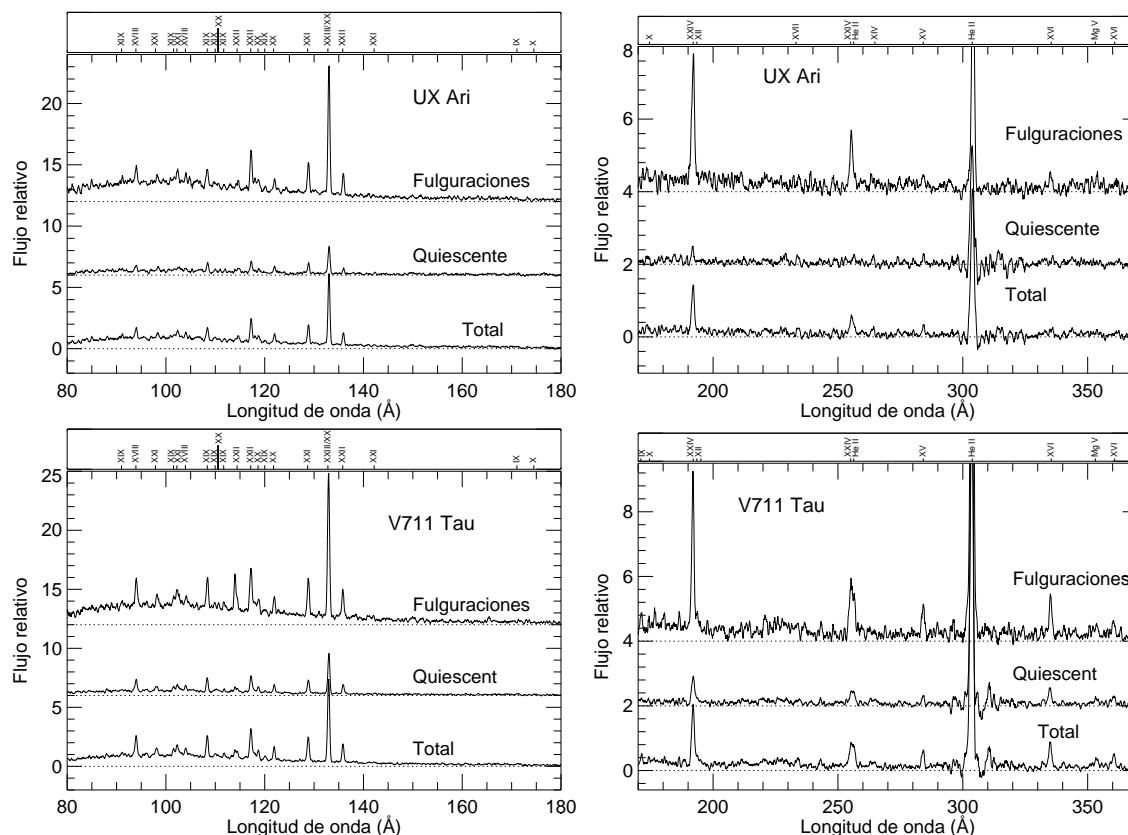


FIG. 7.1.— Espectros de EUVE SW y MW para UX Ari and V711 Tau, durante intervalos con fulguraciones y quiescentes, y el espectro sumado. Los estados de ionización de hierro están señalados en el panel superior en cada caso, además de las líneas de otros elementos. Los espectros han sido suavizados con promediados de 5 píxeles. Las líneas de puntos indican el nivel de flujo cero en cada espectro.

mostradas en el Capítulo 3, en las Figuras 3.11–3.17. Por lo tanto, este estudio supone que los mecanismos esenciales que se encuentran presentes en estas grandes fulguraciones son similares en todas las fulguraciones de la misma estrella, de modo que la observación promediada puede darnos una buena idea de cuál es el comportamiento de la emisión coronal general durante estas fulguraciones. Tal aproximación ha mostrado ser aceptable en las fulguraciones observadas en λ And, de apariencia diferente, pero que mostraron una gran similitud en la joroba de la EMD, donde la EMD se encontraba mejor acotada.

Como acabo de mencionar, el caso de AR Lac también ha sido incluido en este estudio. El análisis de la campaña observacional que tuvo lugar en Septiembre del 2000 ha mostrado la presencia de una fulguración muy intensa, con un aumento del flujo en el detector DS de ~ 17 sobre los datos de los estados quiescentes en las observaciones de 1993 y 1997. Al final de las observaciones el flujo aún se encuentra en unos niveles suficientemente altos para poder considerar como flujo procedente de una fulguración. Por tanto decidí tratar los datos de 1993 y 1997 como intervalos “quiescentes”, a pesar de que algunas fulguraciones tuvieron lugar durante estos intervalos, y considerar aparte las observaciones de la gran fulguración de la campaña observacional del 2000 en AR Lac.

A lo largo de este capítulo voy a considerar los cambios producidos en la corona

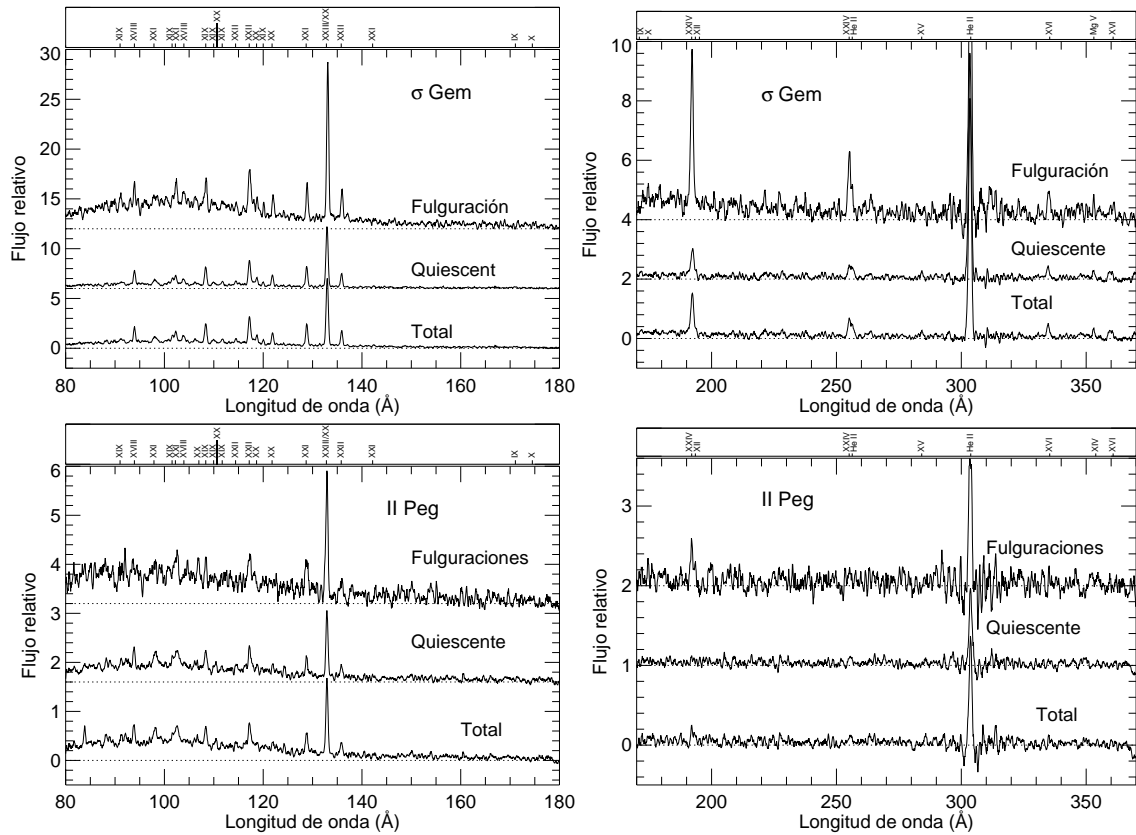


FIG. 7.2.— Cambios espectrales producidos durante las fulguraciones de σ Gem y II Peg. Ver descripción en Fig. 7.1.

durante estas fulguraciones tanto en los espectros como en la Distribución de la Medida de Emisión, remitiéndome a § 3.3 para el análisis efectuado sobre las curvas de luz de los sistemas.

7.2 Análisis de datos

El análisis de los espectros revela diferencias notables entre los estados de quiescencia y las fulguraciones en todos los sistemas. El continuo en el espectro SW se mantiene en niveles elevados en todos los casos, pero se observa un incremento muy llamativo durante las fulguraciones en los 5 sistemas. Los espectros tienen un aspecto muy similar en todos los casos, con líneas intensas de Fe XVI y Fe XVIII a Fe XXIV, y con cambios producidos durante las fulguraciones que se hacen más evidentes en los flujos de las líneas con altos grados de ionización, y también muestran la presencia de otras líneas de hierro, en algunos casos solapadas con líneas de otros elementos de forma compleja. Las líneas dominantes de cada mezcla han sido señaladas en las figuras para cada caso (Fig. 7.1–7.3). Se ha calculado el cociente de los flujos de las líneas entre las fulguraciones y los estados quiescentes, según se muestra en la Fig. 7.4, donde también se incluyen barras de error de $1-\sigma$. Resulta notable observar que la línea de Fe XXIV 192 Å es apenas detectable en el espectro quiescente de UX Ari y no es ni siquiera perceptible en el de II Peg durante su quiescencia,

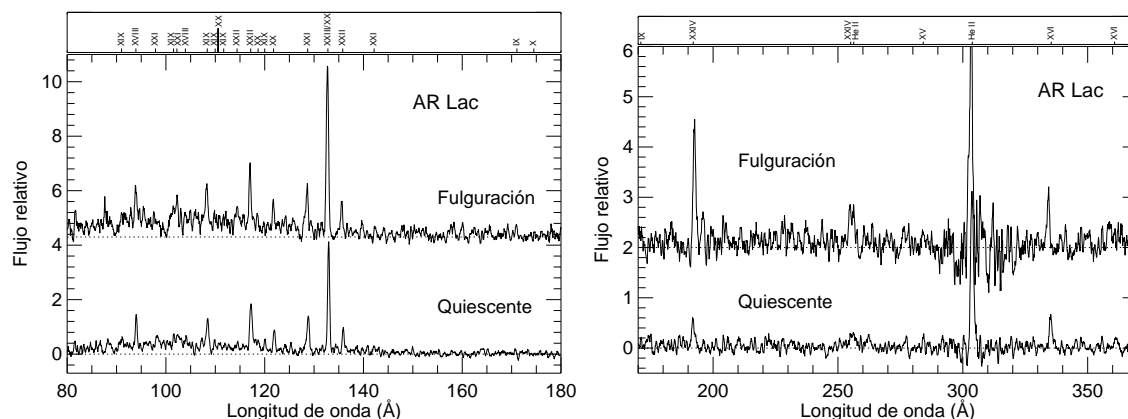


FIG. 7.3.— Cambios espectrales producidos durante las fulguraciones de AR Lac. Ver descripción en Fig. 7.1.

volviéndose muy brillante en ambos sistemas durante los espectros de las fulguraciones (ver Fig. 7.4). Para poder corregir los flujos observados de la absorción producida por el continuo interestelar de hidrógeno y helio, hemos usado un cociente $\text{He I}/\text{H I}=0.09$ (Kimble et al., 1993), con valores de N_H calculados con diferentes métodos para cada estrella. La Tabla 3.1 muestra la lista de valores utilizados, y el método usado para cada caso será explicado en las secciones individuales de cada estrella.

Los espectros de IUE analizados han mostrado la presencia de un flujo anormalmente alto en la línea de $\text{N V } \lambda 1240$ en algunos casos, disintiendo claramente de los flujos calculados con los valores de la EMD disponibles en el rango de temperatura donde se forma la línea¹. Como ya se ha explicado en 5.2 esta intensidad procede de una sobreabundancia de nitrógeno en la región de transición de estas estrellas, ya apuntado por (Boehm-Vitense & Mena-Werth, 1992) para el caso de $B-V \gtrsim 0.8$, incluyendo σ Gem. Entre los casos analizados en este capítulo, dos estrellas han mostrado esta característica, UX Ari y la mencionada σ Gem, mientras que las otras tres parecen tener una intensidad de la línea de $\text{N V } \lambda 1240$ acorde con la EMD derivada a partir de otras líneas.

La densidad electrónica presente en la corona de estas estrellas a $\log T_e(K) \sim 6.9-7.0$ se ha inferido a partir de cocientes de líneas de los flujos observados (corregidos de la absorción del medio interestelar), de $\text{Fe XXI } \lambda\lambda 102.22/128.73$, $\text{Fe XXI } \lambda\lambda 142.16/102.22$, $\text{Fe XXII } \lambda\lambda 114.41/117.17$, $\text{Fe XIX } \lambda\lambda 91.02/(101.55+109.97+111.70)$, $\text{Fe XIX } \lambda\lambda 91.02/(108.37+120.00)$, y $\text{Fe XX } \lambda\lambda 110.63/(118.66+121.83)$ en el flujo sumado, con los resultados que se muestran en la Figura 7.5, donde también se han incluido para comparación los valores de dos estrellas aisladas, AB Dor y β Cet. Las emisividades de las líneas de hierro se han corregido consecuentemente usando el valor promedio de la N_e en cada caso. Los modelos atómicos usados para Fe XIX–XXII proceden de Brickhouse et al. (1995).

En la derivación de las EMDs de estas estrellas (como en el resto de la muestra excepto el caso de λ And, ver § 6.5) se han utilizado las emisividades calculadas por Brickhouse et al. (1995) para las líneas de hierro de EUVE, que están basadas en abundancias solares del hierro² de 7.6 (Allen, 1973). Estas emisividades han sido corregidas para re-

¹EMD deducida a partir de las demás líneas.

²La abundancia solar de hierro viene definida como $(12. + \log \frac{F_e}{H})$, donde $\frac{F_e}{H}$ representa el cociente

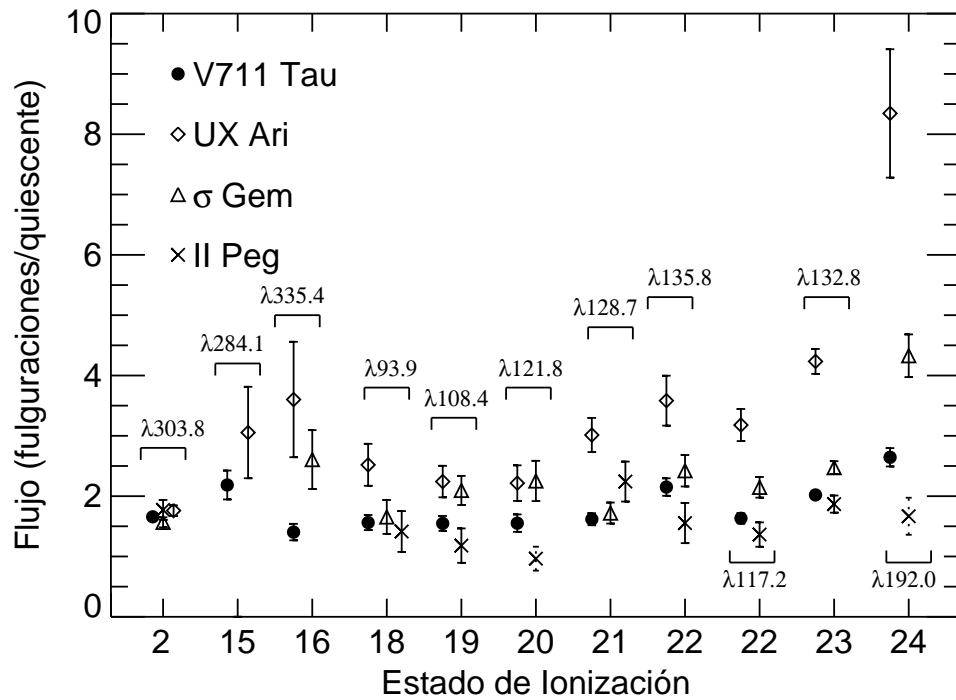


FIG. 7.4.— Cociente de flujos entre las fulguraciones y los estados quiescentes four RS CVn systems (the ratio of flaring to summed stage has been used for II Peg in Fe XXIV $\lambda 192$ and summed to quiescent stages in Fe XX $\lambda 122$ as lower limits). Se ha indicado la longitud de onda de las líneas.

flejar cálculos más actualizados de la abundancia del hierro de 7.67 (Anders & Grevesse, 1989). El método empleado para derivar la EMD es el mismo que en § 6.4. Las líneas de hierro que se encontraban contaminadas de forma severa por la superposición de líneas de otros elementos, así como algunas mezclas complejas de líneas, han sido excluidas del análisis tal y como se señala en las Tablas A.1–A.4. Las Figuras 7.6–7.10 representan la EMD de los espectros sumados en las cinco estrellas, y las Figuras 7.11 y 7.12 muestran la comparación entre las EMDs de las fulguraciones, los estados de quiescencia, y la suma de todos los espectros. Los valores usados en la EMD pueden ser consultados en la Tabla 7.1.

En este análisis comentaremos la EMD a través de un amplio rango de temperaturas, extendiéndose desde la región de transición hasta la corona. Identificamos 4 características comunes a cada uno de estos 5 sistemas RS CVn:

- (a) El rango de las bajas temperaturas ($\log T_e [K] \lesssim 5.6$), con una pendiente (dEM/dT) decreciente, ya identificada con anterioridad a través del análisis de IUE;
- (b) El mínimo de la EMD, en el rango $\log T_e (K) \sim 5.7-5.9$, señalado en Capella por vez primera por Dupree et al. (1993), que encontraron un mínimo en torno a $\log T_e (K) = 6$. Aquí mostramos el mejor acotamiento que se ha hecho en esta región para estos brillantes sistemas.

numérico de contenido de hierro sobre hidrógeno.

- (c) Una EMD creciente desde el mínimo citado hasta la temperatura máxima observable, caracterizado por una pendiente determinada mediante el ajuste de los valores de la EM en $\log T_e(K) = \{6.5, 6.6, 6.7, 7.1, 7.2, 7.3\}$
- (d) La existencia de una joroba en torno a $\log T_e(K) = 6.9$.

De acuerdo con esa clasificación se pueden hacer los siguientes comentarios generales:

- (a) Las diferentes abundancias entre C, O, Si y en especial N, pueden tener una cierta influencia en la determinación de esta sección de la EMD, y debo hacer notar que en los casos de II Peg y V711 Tau fue posible conseguir medidas para esta región durante los picos de emisión de sendas fulguraciones, mientras que en las otras tres estrellas sólo se han incluido medidas de flujos niveles altos de actividad (posiblemente fases de caída de fulguraciones). Además, a la hora de comparar esta región con la dominada por líneas de EUVE, debe tenerse en cuenta que en la segunda las observaciones durante fulguraciones corresponden a espectros *promediados* en diferentes fulguraciones y en *toda* la fulguración, no sólo en el pico de la misma.
- (b) La región del mínimo de la EM tiene cierta incertidumbre en algunos de los intervalos contemplados en este capítulo, dado que no es posible en ciertos casos observar líneas formadas en este rango de temperaturas con buena S/N. Incluso en los casos en que se observaron, el número de líneas es muy pequeño para poder acotar bien la región. También puede haber una influencia derivada de posibles diferencias entre las abundancias de Fe (en la zona del EUVE) y del C (que domina la EMD en la región de bajas temperaturas). Esto derivaría en posibles desplazamientos verticales de la EMD de una u otra región, cambiando la temperatura correspondiente al mínimo en la EMD.
- (c) Los valores obtenidos para las pendientes en estos casos se muestran en la Tabla 7.2, incluyendo los estados quiescentes y con fulguraciones. Los cinco sistemas muestran un incremento en sus pendientes durante las fulguraciones, aunque hay que tomar estos datos con cierta cautela dada la escasa precisión en la determinación de la EMD en la región dominada por las líneas de Fe XV y Fe XVI. Además, las incertidumbres asociadas a la densidad de columna de hidrógeno pueden tener cierta influencia en la comparación de las pendientes entre las estrellas, y sólo V711 Tau tiene un valor determinado con buena precisión.
- (d) La joroba permanece muy estable en su posición en la escala de temperaturas, aunque las fulguraciones afectan la joroba de forma variable según la estrella estudiada.

7.3 Descripción individual

7.3.1 UX Ari

UX Ari (HD 21242) ha sido un objeto de frecuente estudios de actividad estelar, teniendo también un largo registro de detecciones de fulguraciones desde radio-ondas hasta rayos-X. La espectroscopía óptica muestra una estrella muy activa de tipo K0IV y una compañera de tipo G5V con bajos niveles de actividad detectados (Simon & Linsky, 1980). Durante

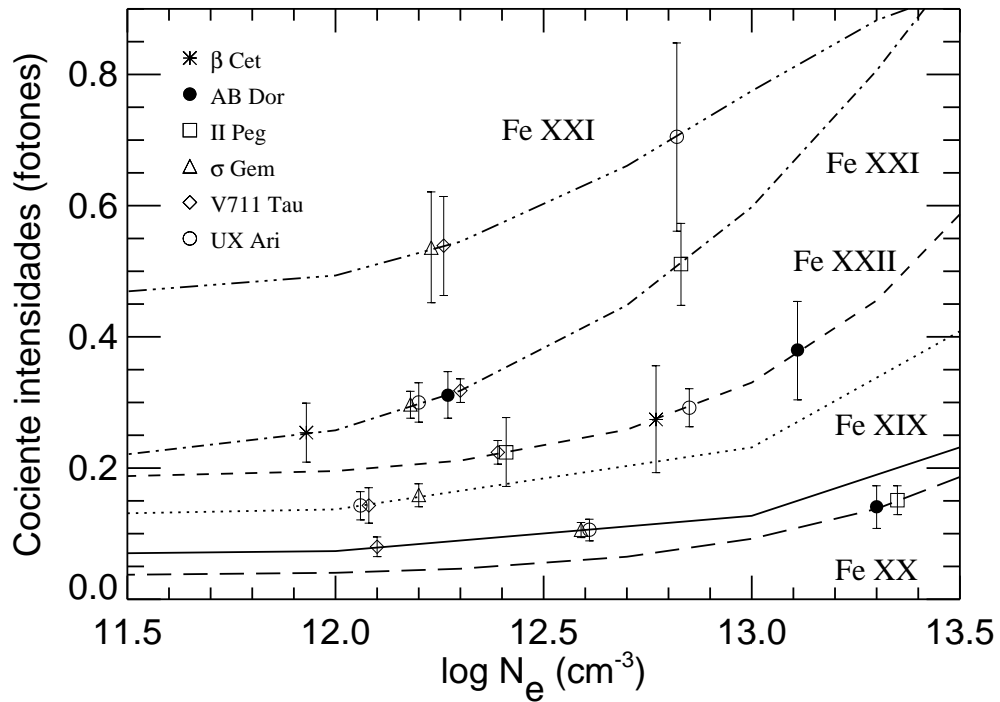


FIG. 7.5.— N_e derivada a partir de los diagnósticos de cocientes de líneas. Los cocientes de líneas son (de arriba a abajo): Fe XXI $\lambda\lambda 142.16/102.22$, Fe XXI $\lambda\lambda 102.22/128.73$, Fe XXII $\lambda\lambda 114.41/117.17$, Fe XIX $\lambda\lambda 91.02/(101.55+109.97+111.70)$, Fe XIX $\lambda\lambda 91.02/(108.37+120.00)$, y Fe XX $\lambda\lambda 110.63/(118.66+121.83)$. Los cocientes observados se muestran sobre las curvas teóricas con barras de error de $1-\sigma$ representando los errores observacionales combinados.

la observación de fulguraciones es posible encontrar aumentos grandes en las intensidades de las líneas formadas en la cromosfera (en un factor 2.5) y la región de transición (5.5), respecto de los niveles quiescentes (Simon et al., 1980), y Montes et al. (1996) observaron 60 días antes de las observaciones de EUVE en 1995, una fulguración con un aumento en un factor 2.9 de la anchura equivalente de la componente ancha de la emisión cromosférica de $H\alpha$.

Espectros

Los espectros de UX Ari (Fig. 7.1) muestran el incremento más elevado en los flujos de las líneas entre los intervalos quiescentes y con fulguraciones de los cinco sistemas (ver Fig. 7.4), cambios que se hacen más llamativos según aumenta la temperatura de formación de las líneas. Los cambios que se producen en el continuo durante las fulguraciones son aún notables hasta los 230 Å, y el incremento producido en el continuo respecto del estado quiescente es de un factor 5.4 a $\lambda \sim 100$ Å, consistente con los cambios observados en las líneas formadas a temperaturas más altas (Fe XXIII $\lambda 132.8$ y Fe XXIV $\lambda 192.0$), como ya se viera en el caso de λ And (§ 6.6.1).

Con objeto de corregir la absorción producida en el ISM se ha adoptado un valor

de $N_H(cm^{-2}) = 1.5 \times 10^{18}$. El cociente de las líneas de Fe XVI $\lambda 335$ y $\lambda 360$ en el espectro sumado de LW arroja un valor no muy preciso, de $N_H(cm^{-2}) = 5_{-N/A}^{+1.0} \times 10^{17}$. La proporción estimada entre las líneas de Fe XV y Fe XVI parece difícil de conciliar si se utiliza este valor, de modo que se eligió el límite superior del mismo, mucho más consistente con el valor de $N_H(cm^{-2}) = 2 \times 10^{18}$ inferido por Güdel et al. (1999) a partir de estrellas cercanas.

El análisis de la densidad electrónica calculada en el espectro sumado arroja valores de $\log N_e(cm^{-3}) \sim 12.0-12.9$, según el cociente de líneas usado (ver Fig. 7.5 y Tabla 4.2), con un valor promedio de $\log N_e(cm^{-3}) \sim 12.5$, consistente con la estimación de $\log N_e(cm^{-3}) \sim 12.7$ efectuada por Güdel et al. (1999) usando el cociente de flujos de Fe XXI $\lambda 102.2/\lambda 128.7$ en las etapas quiescentes de 1994 y 1995. No hay una indicación clara de que se produzcan cambios en la densidad electrónica entre los intervalos quiescentes y con fulguraciones, ya que la señal es bastante baja para los espectros quiescente y activo, lo que impide un cálculo preciso. Los valores encontrados están en torno a $\log N_e(cm^{-3}) \sim 12.7$.

En el caso de UX Ari se ha incluido también la medida de una línea registrada con ORFEUS en Noviembre de 1996 (Dupree et al., 1997, 1998). Esta línea es O VI $\lambda 1033.8$, con un flujo en Tierra de 3.85×10^{-13} erg cm^{-2} s^{-1} , y una S/N=16.8. El uso de dicha línea ayuda a acotar la región de la mínima EM (ver Fig. 7.6).

Distribución de la medida de emisión

Varios autores han calculado con anterioridad valores de la EM a partir de ajustes de 2-T (Pasquini et al., 1989, usando valores de EXOSAT) o ajustes globales (Güdel et al., 1999; Beasley & Güdel, 2000, con datos de EUVE y ASCA). Güdel et al. (1999) también mostraron un límite superior de la EMD basado en observaciones de EUVE en quiescencia en 1994 y 1995, usando un método basado en líneas pero asumiendo todo el flujo como procedente de la temperatura de máxima emisividad de cada línea, y haciendo un ajuste lineal a estos valores, resultando en una pendiente (dEM/dT) creciente de 1.2.

Para poder explicar los elevados flujos encontrados en las líneas de Fe XXIV, se hace necesario tener una EMD aún creciente en el extremo caliente de la EMD, a $\log T_e(K) \sim 7.4$, lo que resulta consistente con los ajustes de 3-T a partir de datos de ASCA (Güdel et al., 1999; Beasley & Güdel, 2000). La EMD muestra un aumento muy notable entre los intervalos quiescente y con fulguraciones (Fig. 7.11) en todo el rango de temperaturas cubierto por estas observaciones, pero estos cambios se hacen más evidentes en la región con temperaturas superiores a $\log T_e(K) \sim 7.1$, donde tienen una mayor influencia las líneas de Fe XXIV, lo que se traduce en un aumento de la EMD en 0.8 dex. Estos cambios traen como consecuencia el incremento de la pendiente que hay por debajo de la joroba (ver Tabla 7.2), mejor constreñida a temperaturas más altas.

7.3.2 V711 Tau

V711 Tau (HD 22468, HR 1099) es un objetivo habitual de los estudios de coronas estelares, contando con abundantes detecciones de fulguraciones en la literatura. Normalmente se asume que el origen de la mayoría de la actividad observada procede de la estrella de tipo K1IV, en un sistema con una G5IV como compañera (Bopp & Fekel, 1976), y se han

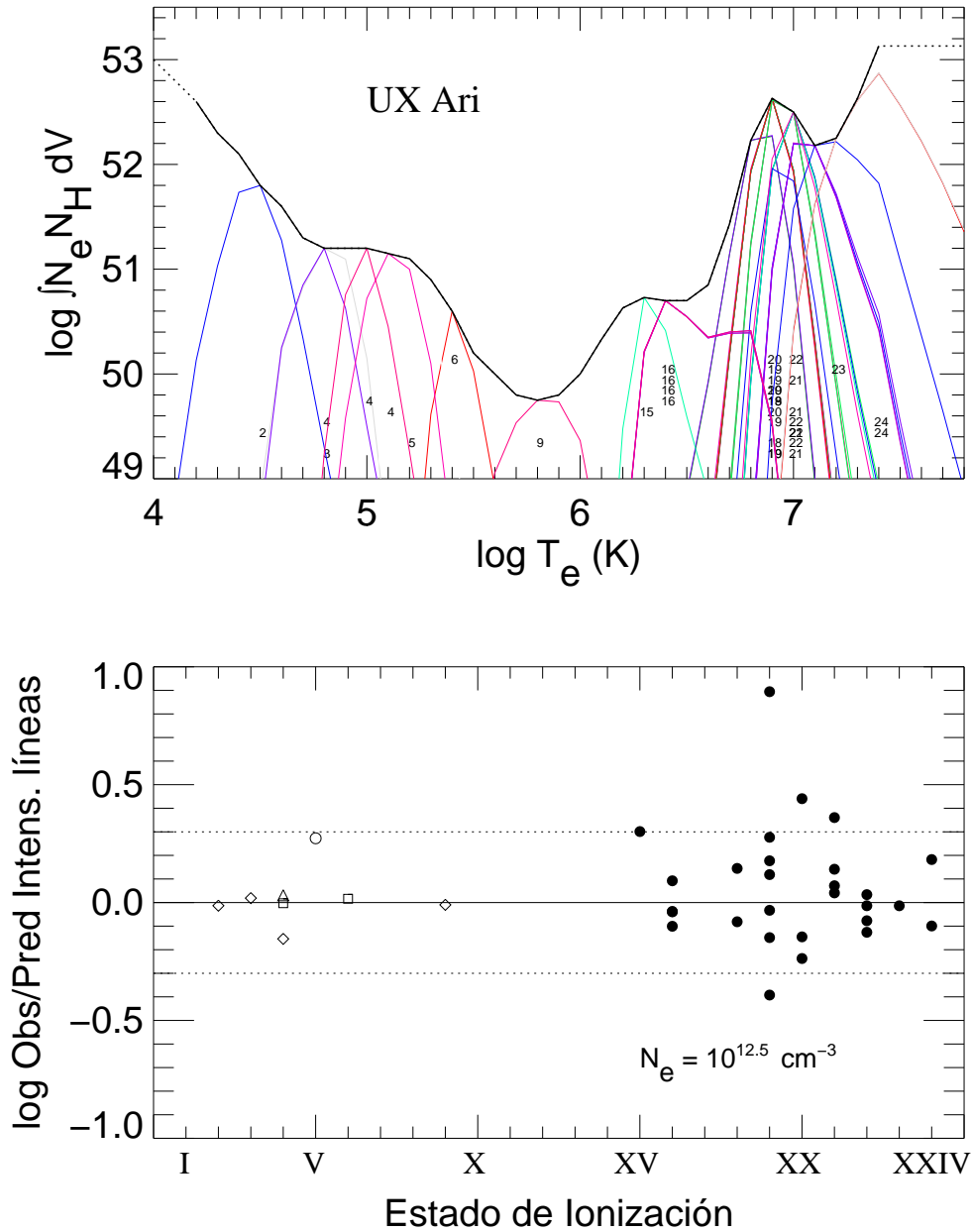


FIG. 7.6.— *Panel superior*: EMD para el espectro total de EUVE combinado con el espectro quiescente de IUE para UX Ari. Las líneas finas representan la contribución relativa de cada ion (la función de emisividad multiplicada por la EMD en cada punto). *Panel inferior*: Cocientes entre los flujos observados y predichos de cada línea para los estados de ionización del panel superior. Las líneas de puntos denotan un factor 2. Los símbolos usados son círculos rellenos para iones de Fe con S/N superior a 4, círculos abiertos para N, diamantes para C, cuadrados para O, y triángulos para Si. Además, para estados de ionización mayor que 6, los diamantes representan líneas de Fe con S/N entre 3 y 4, y las cruces, líneas de Fe con S/N menor que 3.

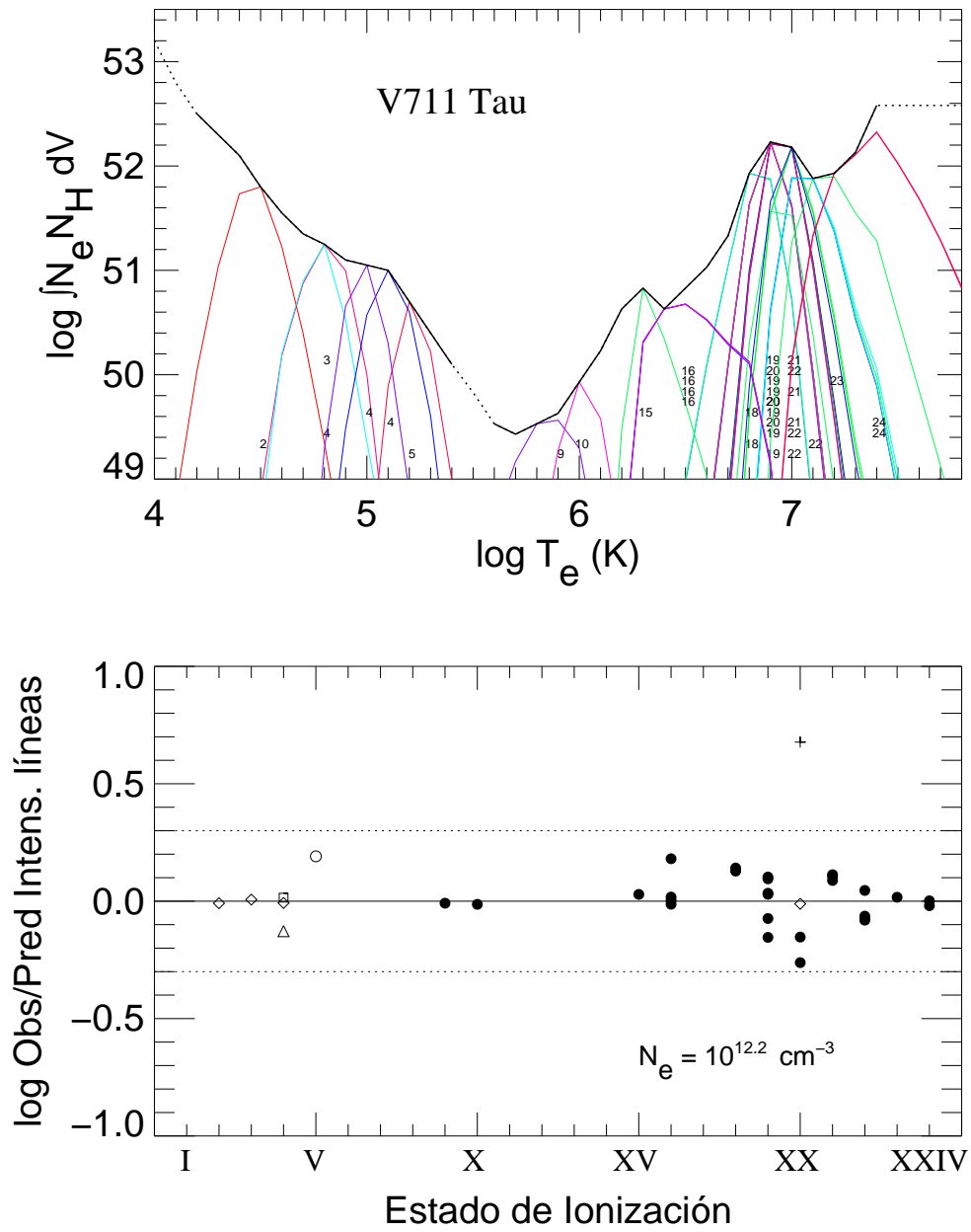
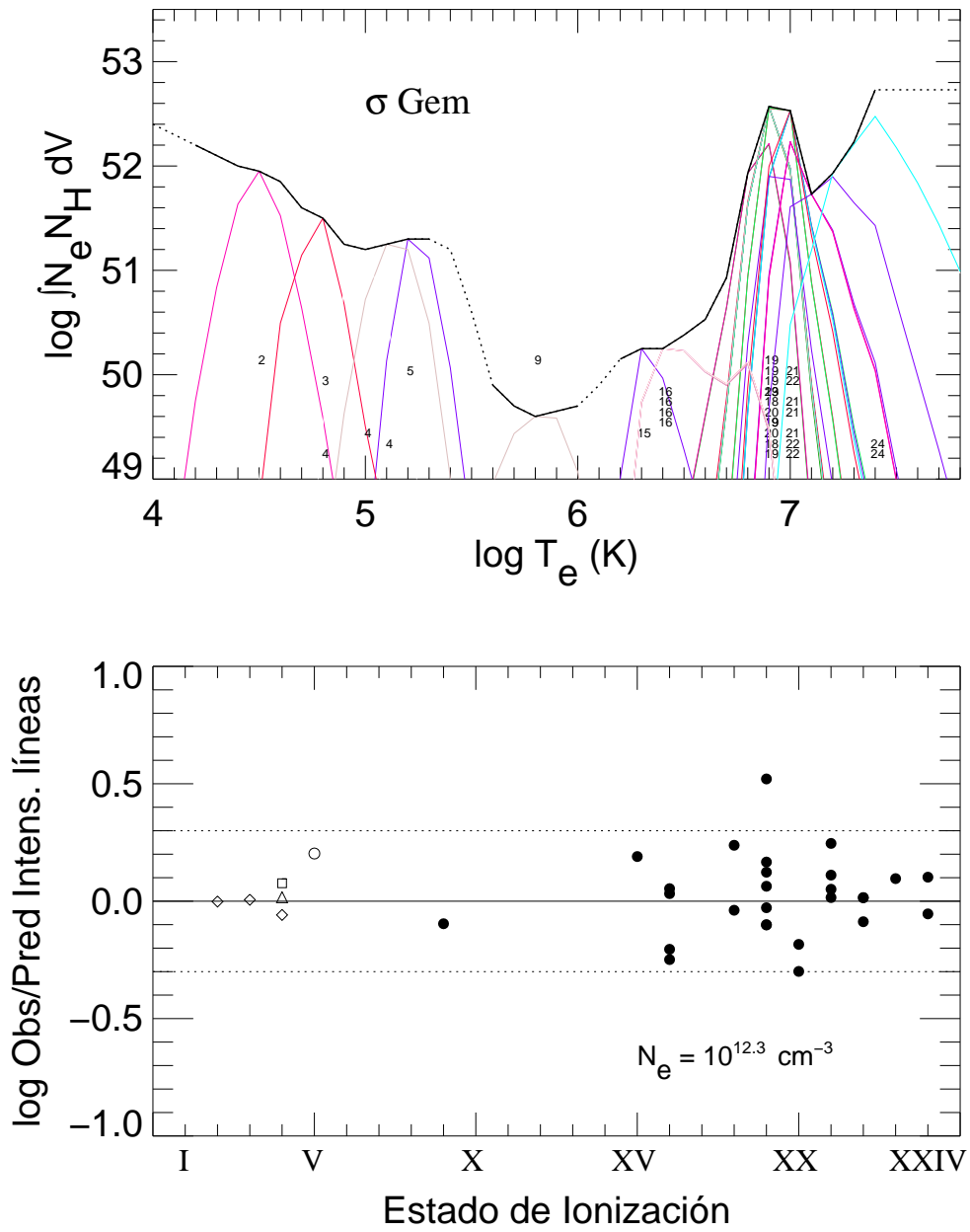


FIG. 7.7.— EMD de V711 Tau. Ver descripción en Fig. 7.6.

FIG. 7.8.— EMD de σ Gem. Ver descripción en Fig. 7.6.

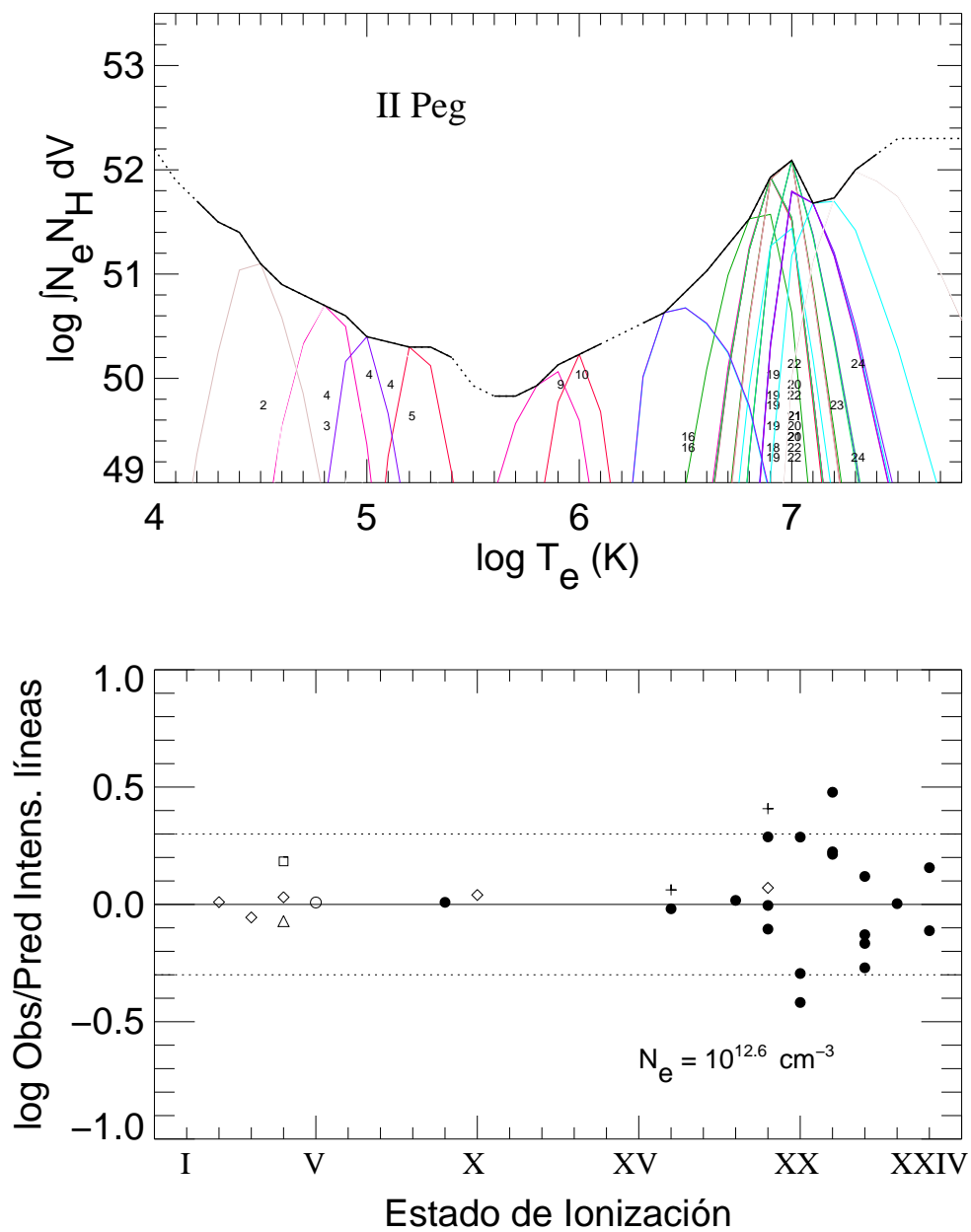


FIG. 7.9.— EMD de II Peg. Ver descripción en Fig. 7.6.

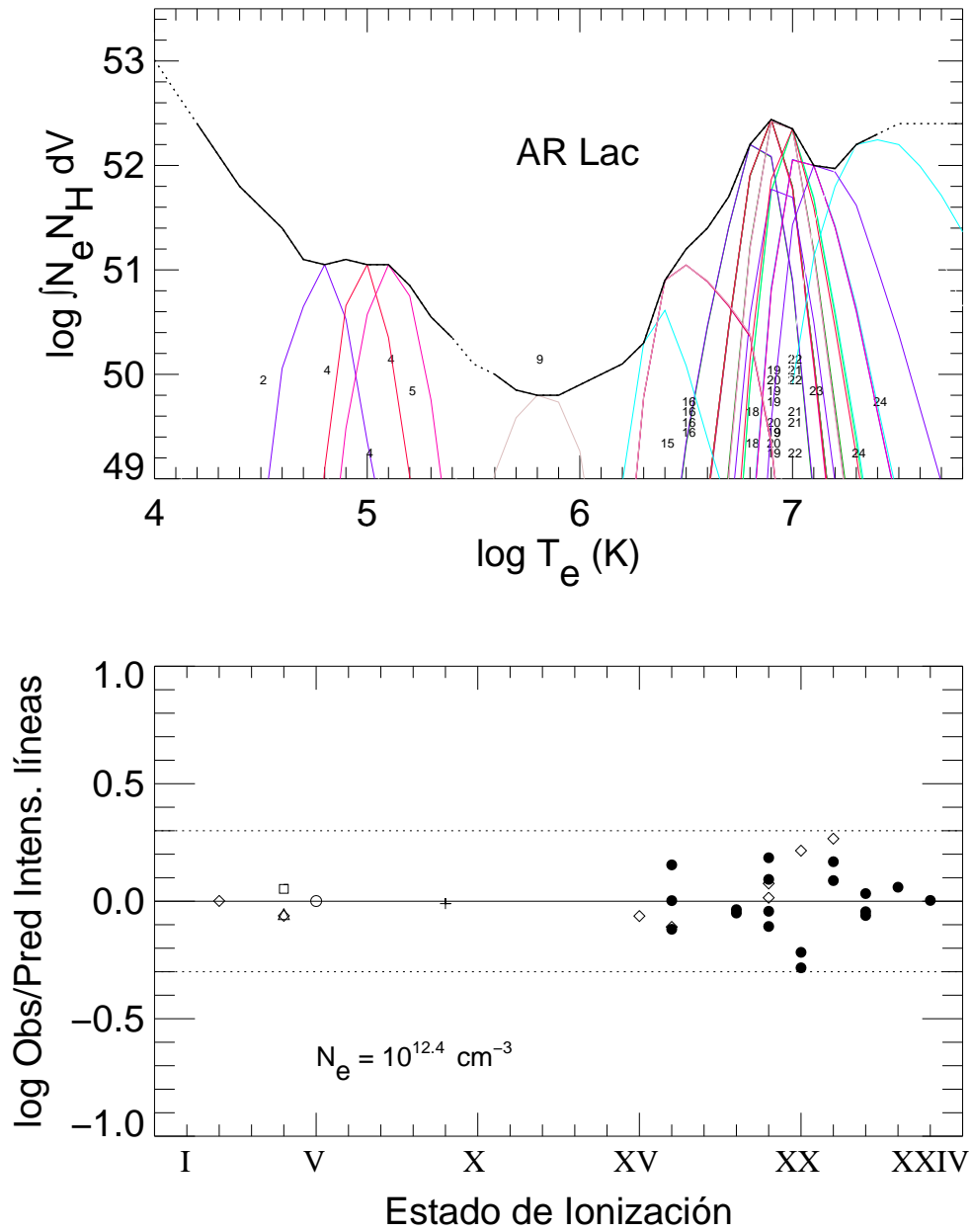


FIG. 7.10.— EMD de AR Lac. Ver descripción en Fig. 7.6.

observado incrementos durante fulguraciones en las líneas detectadas en la cromosfera (en un factor de 1.5) y la región de transición (factor 2.3) como procedentes únicamente de la estrella de tipo K1IV (Linsky et al., 1989). Estudios recientes sobre la cobertura de la superficie de la estrella fría por manchas, muestra la migración de algunas manchas hacia latitudes altas (Strassmeier & Bartus, 2000; Donati, 1999), y Donati (1999) discuten las variaciones en la fase fotométrica encontradas durante 6 años de observaciones.

Espectros

Hay un aumento evidente en el flujo de las líneas más intensas entre los estados quiescente y activo (ver Figs. 7.1, 7.4), también creciente para estados de ionización superiores. Los niveles del continuo se ven incrementados en un factor de 2.2 a $\lambda \sim 100 \text{ \AA}$ durante las fulguraciones respecto del espectro quiescente, similares a los cambios experimentados por las líneas formadas a las más altas temperaturas. En el espectro de SW se encuentra una mancha brillante en el detector que contamina el espectro en 114 \AA no afectando a la importante línea de Fe XXII $\lambda 114.41$. Aunque en principio cabe atribuir esta mancha a un efecto instrumental, la curva de luz observada en la que se incluye esta contribución (Fig. 3.20) hace sospechar de algún efecto relacionado con la fulguración. De ser así, sería necesaria una velocidad superior a $\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$, velocidades típicas en algunas eyecciones de masa coronal. Pero sin embargo aquí se hace muy difícil atribuir esta emisión a la estrella progenitora dado su desplazamiento espacial respecto a la posición del espectro principal, lo que implicaría un origen en una fuente bien separada de la original, por lo que la del efecto instrumental sigue siendo la explicación más plausible. En los espectros de IUE, se han empleado observaciones contemporáneas a las fulguraciones de 1993, aparentemente no publicadas hasta al fecha, de modo que es posible la utilización del espectro coincidente con el pico de la segunda fulguración, y un espectro anterior a la fulguración, para ver los cambios producidos en el rango de temperaturas más bajo ($\log T_e [K] \lesssim 5.3$) durante la fulguración. Los flujos de las líneas experimentaron un incremento de hasta un factor 7.5, en el caso de la línea de C IV $\lambda 1549$ (ver Tabla 5.2). Los espectros observados con EUVE durante las etapas quiescente y con fulguraciones en 1993 muestran un incremento en un factor de 3.5 en la línea Fe XXIV $\lambda 192.04$ y de un factor 2.6 en la línea de Fe XXIII $\lambda 132.85$. Pero conviene recalcar que los cambios de las líneas de IUE se corresponden con el pico de una fulguración, mientras que las líneas de EUVE están promediando el comportamiento durante toda la duración de las fulguraciones, con lo que serían límites inferiores de los cambios producidos durante los picos de las mismas.

El cociente de las líneas de Fe XVI en el espectro MW ha proporcionado una estimación precisa de la absorción por el ISM, con un valor de $N_H (cm^{-2}) = 1_{-0.7}^{+0.6} \times 10^{18}$, consistente con el valor publicado por Murthy et al. (1987) a partir de medidas en la línea de H Ly α . La elevada S/N conseguida para los espectros de V711 Tau permite una determinación más precisa de la densidad electrónica a partir de cocientes de líneas que para las otras estrellas de la muestra (ver Fig. 7.5 y Tabla 4.2), con unos valores muy concordantes en todos los cocientes, mostrando un rango de valores en el espectro sumado de $\log N_e (cm^{-3}) \sim 12.1-12.4$, con un promedio de $\log N_e (cm^{-3}) = 12.23 \pm 0.13$. Durante las fulguraciones se han calculado valores superiores ($\log N_e [cm^{-3}] = 12.4 \pm 0.4$) respecto de los encontrados en los espectros quiescentes ($\log N_e [cm^{-3}] = 11.7 \pm 0.3$).

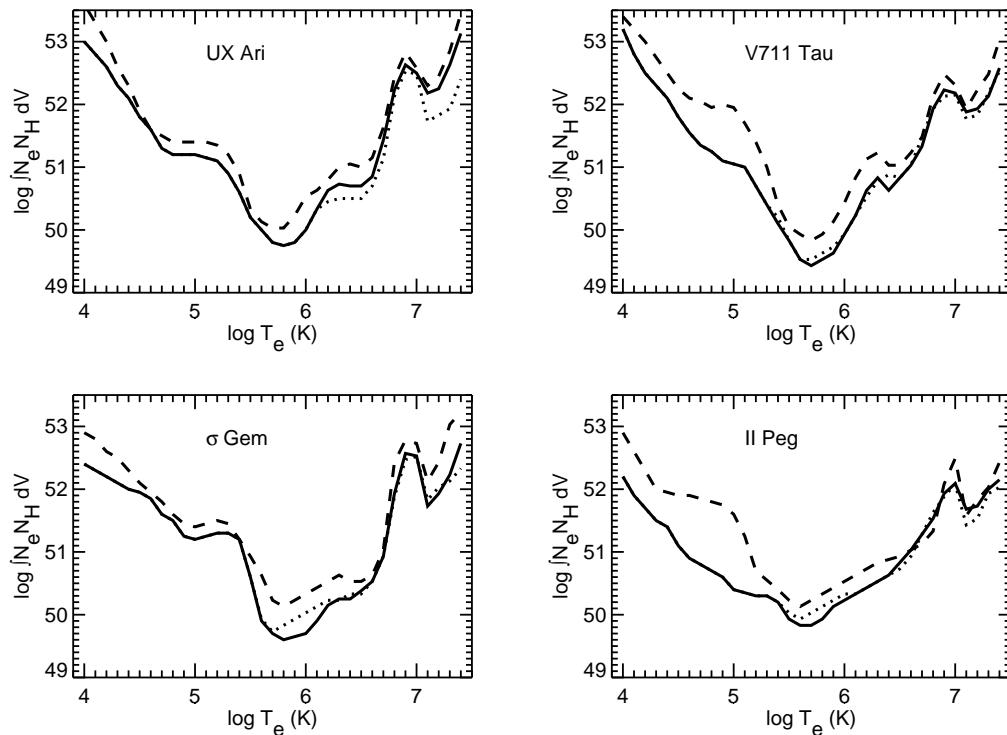


FIG. 7.11.— EMD de UX Ari, V711 Tau, σ Gem e II Peg durante los intervalos totales (línea continua), activo (línea intermitente) y quiescente (línea de puntos).

Distribución de la medida de emisión

Griffiths & Jordan (1998) analizaron la EMD de V711 Tau usando observaciones individuales de las campañas de EUVE en 1993 y 1994, resultando en una EMD que usa como intervalos de temperaturas $\Delta \log T_e(K)=0.3$, asumiendo además que todo el flujo de la línea procede de la temperatura de máxima emisividad, por lo que los valores de la EMD obtenidos de este modo son tan solo un límite superior. En este trabajo he sumado todos los espectros disponibles de EUVE, mejorando la S/N de las líneas observadas, y he utilizado toda la función de emisividad en cada línea. La EMD resultante es la mejor acotada de todas las estrellas de la muestra de esta tesis, mostrando un acuerdo muy notable entre los flujos observados y calculados en la mayoría de las líneas, además de mostrar líneas en todo el rango de temperaturas. El aspecto general de la EMD es bastante similar al estimado por Griffiths & Jordan (1998) para temperaturas por encima de $\log T_e(K) \sim 6.5$, después de corregir la distancia (33 pc) usada por estos autores, y el diferente paso usado en la EMD (0.3 dex en la temperatura por Griffiths & Jordan (1998) y 0.1 dex en nuestro análisis), pero la adición de todos los datos de EUVE permiten ahora obtener una buena S/N en las líneas formadas en región entre $\log T_e(K) \sim 5.5$ y 6.5, y la identificación de un mínimo en la EMD en torno a $\log T_e(K) \sim 5.8$. Esta mejor acotación de la EMD conlleva una mejor estimación de la pendiente que hay por debajo de la joroba, que es superior en nuestros cálculos que en Griffiths & Jordan (1998).

En contraste con el caso de UX Ari, aquí los cambios en la EMD producidos por las fulguraciones no son tan notables en las altas temperaturas como en los valores más bajos

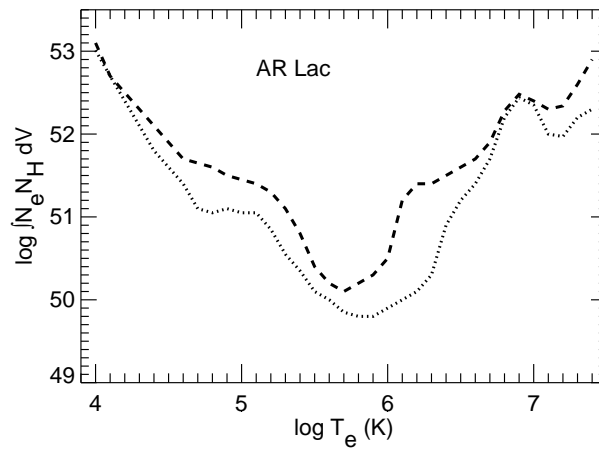


FIG. 7.12.— EMD de AR Lac durante el intervalo “quiescente” de 1993+1997 (línea de puntos) y en la fulguración del 2000 (línea intermitente).

de la EMD, allá donde ésta está peor acotada. Hay que recalcar que la modulación de la luz para latitudes $\lesssim 55^\circ$ disminuirían los efectos de las fulguraciones grandes de larga duración en los niveles de flujo de los espectros, y consecuentemente los incrementos producidos en la EMD en las altas temperaturas, más dominados por este tipo de fulguraciones. A pesar de esto, se observa una EMD con pendiente ligeramente superior durante las fulguraciones en la región de temperaturas más altas (ver Tabla 7.2).

7.3.3 σ Gem

σ Gem (HD 62044, HR 2973) contrasta con los otros 4 sistemas de este capítulo en el hecho de que no es conocido por sus frecuentes fulguraciones, y de hecho sólo hay una detección reportada en la literatura hasta la fecha (ver § 3.3.3), aunque esta estrella no ha sido observada con tanta frecuencia por IUE como las otras cuatro. El espectro de σ Gem viene dominado por una estrella de tipo K1III, sin líneas observadas de la estrella compañera (Strassmeier et al., 1993). Berdyugina & Tuominen (1998) usaron una longitud activa en σ Gem para derivar un ciclo de actividad de 14.9 años. Engvold et al. (1988) observaron este sistema en IUE, identificando una modulación rotacional en las líneas UV, pero no detectaron ninguna fulguración.

Espectros

El gran incremento de flujo detectado durante la fulguración de 1998 permite distinguir en el espectro de la fulguración varias líneas de Fe IX a Fe XIV que no pudieron ser identificadas en el espectro sumado. Los cambios producidos durante la fulguración se dejan sentir también en los niveles del continuo, que es detectable incluso hasta los 240 Å, con un incremento en un factor de 6.1 respecto al nivel quiescente a $\lambda \sim 100$ Å. Los cambios producidos en el continuo son consistentes con el aumento producido en las líneas formadas a altas temperaturas (ver Fig. 7.4).

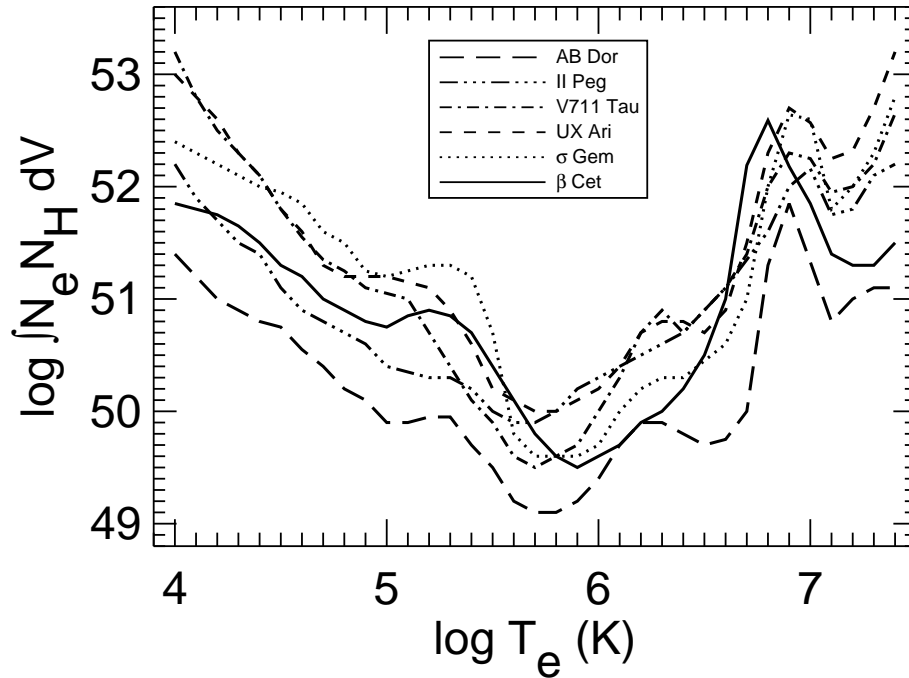


FIG. 7.13.— Comparación de la EMD de varias estrellas: las estrellas aisladas AB Dor y β Cet, y los sistemas binarios activos II Peg, UX Ari, σ Gem y V711 Tau.

Con objeto de corregir los efectos de la absorción del ISM, hemos adoptado un valor de $N_H(\text{cm}^{-2}) = 9.4 \times 10^{17}$ (Dring et al., 1997). Este valor es consistente con el cociente de las líneas de Fe XVI $\lambda 335$ y $\lambda 360$ encontrado en el espectro sumado (con valores de $N_H[\text{cm}^{-2}] = 4_{-N/A}^{+0.9} \times 10^{17}$).

Como en el caso de V711 Tau, la señal conseguida en los espectros de σ Gem permiten una determinación bastante precisa de la densidad electrónica del espectro total, con todos los valores en el rango $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12.2-12.6$, con un valor promedio de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12.3$ (ver Tabla 4.2 y Fig. 7.4). Se percibe una tendencia creciente en la densidad electrónica a partir de fulguraciones ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \sim 12.7$) comparada con la quiescente ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \sim 12.0$).

Distribución de la medida de emisión

Yi et al. (1997) y Shi et al. (1998) derivaron estimaciones de la EM en ajustes de 2-T para datos de ROSAT, y (Schrijver et al., 1995) emplearon los 68 ks de observaciones de EUVE en 1993 para hacer una estimación de la EMD mediante un ajuste global al espectro de EUVE, viéndose obligado a disminuir la abundancia de Fe para poder simular de forma coherente el continuo observado (ver § 6.2 para más detalles sobre los métodos de ajuste global). Dicha EMD necesita una corrección de -0.35 dex para corregir el uso de una distancia diferente (~ 56 por estos autores). En nuestro análisis de 583 ks de datos acumulados hasta la fecha, la EMD está determinada con más precisión, además de usar un método que no necesita suponer ningún valor para las abundancias metálicas.

La principal característica que llama la atención es el incremento de la pendiente en las regiones de altas temperaturas durante las fulguraciones, similares a los cambios vistos en UX Ari, que afectan principalmente a las líneas más calientes. Los incrementos observados durante las fulguraciones en el rango de temperaturas donde la EM encuentra su mínimo ($\log T_e[K] \sim 5.5-6.2$) no están muy bien acotados, y las pocas líneas usadas en este rango de temperaturas tienen una S/N bastante pobre.

7.3.4 II Peg

II Peg (HD 224085) es un sistema bien conocido por la frecuencia de sus fulguraciones en un amplio rango de longitudes de onda, y se han hecho análisis recientes sobre la cobertura de manchas en la superficie y los ciclos de actividad en este sistema (Berdyugina et al., 1999; Rodonò et al., 2000, entre otros). Los espectros de II Peg muestran tan solo una estrella de tipo K2IV, y Berdyugina & Tuominen (1998) estimaron que la estrella compañera no observada podría ser una estrella de tipo M0–3V.

Espectros

Se han encontrado unos niveles del continuo notablemente elevados en el espectro “quiescente” de II Peg, probablemente relacionados con una abundancia de hierro muy baja, niveles que son aún mayores durante los intervalos de fulguraciones, con un incremento del continuo en un factor del 1.6 en 100 Å, similar al aumento en un factor de 1.8 encontrado en λ And (§ 6.6.1). El espectro de este sistema tiene una menor S/N que en los tres casos anteriores, pero a pesar de eso aún permite la detección de cambios entre los intervalos quiescentes y las fulguraciones, destacando la presencia de una intensa línea de Fe XXIV $\lambda 192.04$ durante las fulguraciones, mientras que el espectro quiescente no permite su detección.

La determinación de la absorción por la ISM lleva asociada mucha incertidumbre. Hemos adoptado un valor de $N_H(cm^{-2}) = 3 \times 10^{18}$ que resulta ser el más consistente con la EMD observada, teniendo en cuenta que los valores que se obtienen a partir de los cocientes de flujos de las líneas de Fe XVI $\lambda 335$ y $\lambda 360$ en el espectro MW es $N_H(cm^{-2}) = 1.3^{+3.7}_{-N/A} \times 10^{18}$ y que Huenemoerder & Baluta (1998) obtuvieron una estimación de $N_H(cm^{-2}) = 6.^{+6.0}_{-0.4} \times 10^{18}$ usando espectros de ROSAT.

También llama la atención el incremento de flujo encontrado en la línea sensible a cambios en la densidad electrónica, Fe XIX $\lambda 106.33$. Se observan dos líneas de hierro en torno a 106.5 Å en los espectros sumados y quiescente (Fe XIX $\lambda 106.33$ y Fe XX $\lambda 106.98$), pero hay un incremento del flujo producido durante las fulguraciones por un factor 3. Aparentemente este incremento sólo podría proceder de la línea de $\lambda 106.33$, la más sensible a los cambios de densidad electrónica, de acuerdo con los datos de Brickhouse et al. (1995). Suponiendo que ésta es la línea responsable del incremento (no se descarta la presencia de alguna línea de elementos distintos del hierro) sería necesaria una densidad electrónica de $\log N_e(cm^{-3}) \sim 14$ de acuerdo con Louergue et al. (1985). Los diagnósticos hechos con cocientes de flujos de líneas no permiten una estimación precisa del valor presente durante las fulguraciones, así que solo se ha usado el espectro sumado para estas estimaciones. El rango de valores encontrado abarca $\log N_e(cm^{-3}) \sim 12.4-13.3$, con un promedio de 12.9.

Distribución de la medida de emisión

Griffiths & Jordan (1998) derivaron la única EMD continua basada en líneas que ha sido calculada para este sistema. Dicha EMD se calculó usando el mismo método que en el caso de V711 Tau, y el límite superior a la EMD así calculada necesita una corrección de +0.34 dex debida a la distancia más pequeña (~ 29 pc) usada por estos autores para compararla con la EMD derivada con nuestro método. Aunque la forma general no difiere de forma importante de nuestras estimaciones, la joroba muestra un máximo en $\log T_e(K) \sim 7.0$ en nuestra EMD, a temperaturas superiores al pico de $\log T_e(K) \sim 6.8$ encontrado por estos autores.

Como consecuencia de la baja S/N de los datos de II Peg, la EMD estimada sufre de una mayor dispersión en el ajuste. Los errores están principalmente asociados a las dificultades encontradas en la determinación del continuo local tomado como origen de las líneas, en especial en el espectro de las fulguraciones. Además las incertidumbres presentes en la estimación de la absorción ISM puede afectar especialmente en el rango $\log T_e(K) \sim 6.2-6.7$. La forma de la EMD de II Peg revela una pendiente de 1.3 y la joroba más pequeña de las cinco estrellas ($\Delta EM \sim 0.5$ a $\log T_e[K] \sim 7.0$).

Para poder comparar los cambios producidos debidos a la actividad en las observaciones de IUE, se ha empleado un espectro de IUE registrado durante el pico de una fulguración en 1990 (ver Tabla 5.2), tratado por Doyle et al. (1993), y ha mostrado cambios importantes respecto al espectro quiescente usado en nuestro análisis. Pero en el rango de las altas temperaturas la ausencia de suficientes líneas intensas hace que el análisis de la EMD sea menos valioso durante las fulguraciones. Los cambios en la región cubierta por IUE entre los niveles quiescentes y la fulguración son muy llamativos, similares a los cambios que ya observarían en otras fulguraciones de esta misma estrella Sarro & Byrne (2000), y superiores a los observados en V711 Tau. También es posible observar un ligero incremento en la EM en las temperaturas más calientes de la EMD (ver Fig. 7.11).

7.3.5 AR Lac

AR Lac (HD 210334) es una binaria eclipsante con dos estrellas activas de tipos G2IV y K0IV que muestran emisión cromosférica procedente de ambas estrellas y material extendido en la cromosfera de la estrella de tipo K0IV (Montes et al., 1997). Es de esperar que ambas estrellas contribuyan de forma sustancial al espectro de EUVE, dado que los eclipses observados revelan una contribución importante procedente de la estrella más caliente, y no sólo de la estrella K0IV.

Espectros

Al igual que ocurre con las otras estrellas de este capítulo, AR Lac muestra un notable aumento de flujo en las líneas más calientes del espectro, aunque en este caso los espectros tienen bastante peor calidad por la falta de suficiente S/N. Como en los otros casos se observa un ligero aumento del continuo en coincidencia con la fulguración de la campaña del 2000, y las curvas de luz de algunas líneas espectrales permiten identificar también este aumento (Fig. 3.22). Resulta muy llamativo ver el contraste entre los aumentos generalizados que se ven en otras líneas de hierro, y el escaso aumento producido durante la fulguración en la línea de Fe XXI $\lambda 129$, que es una línea sensible de forma inversa a

los aumentos en la densidad electrónica. Aunque los datos de los cocientes de líneas no resultan concluyentes, aparentemente la densidad electrónica aumenta durante la fulguración (ver Tabla 4.2), pasando de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12.4$ en los espectros de 1993+1997, a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12.9$ en el espectro del 2000.

Aunque hay una cierta incertidumbre en la medida de las líneas de Fe XVI (especialmente en la línea de $\lambda 360.8$), he preferido usar el valor de la densidad de columna de hidrógeno inferido de su cociente de flujos (2.5 ± 0.8) en el espectro MW, correspondiente de las observaciones de 1993 y 1997 sumadas, resultando en un valor de $N_H(\text{cm}^{-2}) = 1.8 \times 10^{18}$. El valor adoptado es consistente con el valor empleado por (Griffiths & Jordan, 1998) de $N_H(\text{cm}^{-2}) = 2 \times 10^{18}$, calculado a partir de los valores en estrellas cercanas.

Distribución de la medida de emisión

Varios autores han analizado la EMD de este interesante sistema, usando métodos de ajuste global en el caso de Kaastra et al. (1996), y un método basado en líneas, pero aprovechando sólo el pico de la función de emisividad, en el caso de Griffiths & Jordan (1998), para justificar el espectro registrado en 1993 en ambos casos. En el primero de los dos casos los resultados resultan muy confusos, y poco fiables por el método aplicado. En el segundo caso sólo se aporta información en la región UV y en el rango $\log T_e(K) \sim 6.5$ – 7.3 . Un análisis preliminar de las observaciones en 1997 fue llevado a cabo usando el método aplicado en esta tesis, en combinación con datos de ASCA, en Brickhouse et al. (1999).

En la Fig. 7.10 se muestra la EMD calculada a partir de los datos de las campañas de 1993 y 1997 sumados. Como en los otros casos la EMD muestra un claro pico en torno a $\log T_e(K) \sim 6.9$, pero ahora hay una mayor cantidad de información en otros rango de temperatura, pudiendo identificar una cierta elevación en la EMD en torno a $\log T_e(K) \sim 6.4$. No conviene olvidar que en este caso tenemos aportaciones a la EMD probablemente muy similares en ambas estrellas. La altura de la joroba sobre la pendiente que se encuentra debajo, se reduce un tanto entre la EMD “quiescente” ($\Delta EM \sim 0.7$ a $\log T_e[K] \sim 6.9$) y la fulguración ($\Delta EM \sim 0.4$ a $\log T_e[K] \sim 6.9$). Resulta llamativo el que en este caso la joroba apenas sufra cambios durante la fulguración (Fig. 7.12), mientras el resto del material a distintas temperaturas parece aumentar de forma importante. Esto refuerza la idea de que las grandes fulguraciones no afectan de forma especial a la joroba de $\log T_e(K) \sim 6.9$.

7.4 Discusión

7.4.1 Cambios espectrales

Los espectros de estas estrellas han mostrado muchas similitudes con los de otras estrellas del tipo RS CVn como vimos en el Capítulo 4. Pero a continuación voy a destacar los aspectos que mas tienen que ver con la diferenciación entre fulguraciones y quiescencia. Tres estrellas de las seis en las que se ha analizado los espectros de las fulguraciones aparte, los sistemas UX Ari, V711 Tau y σ Gem, han mostrado un aumento en el nivel del continuo muy llamativo durante las fulguraciones. Este aumento parece estar relacionado con los

TABLA 7.1 VALORES DE LA EMD ESTIMADOS A PARTIR DE LOS ESPECTROS SIMADOS (S), QUIESCENTES (Q) Y CON FULGURACIONES (F).

| log T (K) | log EM [†] | | | | | | | | | | | | | |
|--------------|---------------------|-------|-------|----------|-------|-------|-------|-------|-------|--------|-------|-------|--------|-------|
| | UX Ari | | | V711 Tau | | | σ Gem | | | II Peg | | | AR Lac | |
| | S | Q | F | S | Q | F | S | Q | F | S | Q | F | Q | F |
| 4.0 | 53.00 | 53.00 | 53.60 | 53.20 | 53.20 | 53.40 | 52.40 | 52.40 | 52.90 | 52.20 | 52.20 | 52.90 | 53.01 | 53.10 |
| 4.1 | 52.80 | 52.80 | 53.30 | 52.80 | 52.80 | 53.20 | 52.30 | 52.30 | 52.80 | 51.90 | 51.90 | 52.60 | 52.70 | 52.70 |
| 4.2 | 52.60 | 52.60 | 53.00 | 52.50 | 52.50 | 53.00 | 52.20 | 52.20 | 52.60 | 51.70 | 51.70 | 52.30 | 52.40 | 52.50 |
| 4.3 | 52.30 | 52.30 | 52.60 | 52.30 | 52.30 | 52.75 | 52.10 | 52.10 | 52.50 | 51.50 | 51.50 | 52.00 | 52.10 | 52.30 |
| 4.4 | 52.10 | 52.10 | 52.30 | 52.10 | 52.10 | 52.50 | 52.00 | 52.00 | 52.30 | 51.40 | 51.40 | 51.95 | 51.80 | 52.10 |
| 4.5 | 51.80 | 51.80 | 51.90 | 51.80 | 51.80 | 52.25 | 51.95 | 51.95 | 52.10 | 51.10 | 51.10 | 51.90 | 51.60 | 51.90 |
| 4.6 | 51.60 | 51.60 | 51.60 | 51.55 | 51.55 | 52.10 | 51.85 | 51.85 | 51.95 | 50.90 | 50.90 | 51.90 | 51.40 | 51.70 |
| 4.7 | 51.30 | 51.30 | 51.50 | 51.35 | 51.35 | 52.05 | 51.60 | 51.60 | 51.80 | 50.80 | 50.80 | 51.85 | 51.10 | 51.65 |
| 4.8 | 51.20 | 51.20 | 51.40 | 51.25 | 51.25 | 51.95 | 51.50 | 51.50 | 51.60 | 50.70 | 50.70 | 51.80 | 51.05 | 51.60 |
| 4.9 | 51.20 | 51.20 | 51.40 | 51.10 | 51.10 | 52.00 | 51.25 | 51.25 | 51.45 | 50.60 | 50.60 | 51.75 | 51.10 | 51.50 |
| 5.0 | 51.20 | 51.20 | 51.40 | 51.05 | 51.05 | 51.95 | 51.20 | 51.20 | 51.40 | 50.40 | 50.40 | 51.60 | 51.05 | 51.45 |
| 5.1 | 51.15 | 51.15 | 51.40 | 51.00 | 51.00 | 51.70 | 51.25 | 51.25 | 51.45 | 50.35 | 50.35 | 51.25 | 51.05 | 51.40 |
| 5.2 | 51.10 | 51.10 | 51.35 | 50.70 | 50.70 | 51.40 | 51.30 | 51.30 | 51.50 | 50.30 | 50.30 | 50.70 | 50.85 | 51.30 |
| 5.3 | 50.90 | 50.90 | 51.20 | 50.40 | 50.40 | 51.00 | 51.30 | 51.30 | 51.45 | 50.30 | 50.30 | 50.55 | 50.55 | 51.10 |
| 5.4 | 50.60 | 50.60 | 50.90 | 50.10 | 50.20 | 50.40 | 51.20 | 51.20 | 51.20 | 50.20 | 50.20 | 50.40 | 50.35 | 50.80 |
| 5.5 | 50.20 | 50.20 | 50.33 | 49.83 | 49.83 | 50.05 | 50.60 | 50.60 | 50.93 | 49.93 | 50.03 | 50.23 | 50.10 | 50.40 |
| 5.6 | 50.00 | 50.00 | 50.13 | 49.53 | 49.53 | 49.93 | 49.90 | 49.93 | 50.63 | 49.83 | 49.93 | 50.13 | 50.00 | 50.20 |
| 5.7 | 49.80 | 49.80 | 50.03 | 49.43 | 49.53 | 49.83 | 49.70 | 49.73 | 50.23 | 49.83 | 50.03 | 50.23 | 49.85 | 50.10 |
| 5.8 | 49.75 | 49.75 | 50.03 | 49.53 | 49.63 | 49.93 | 49.60 | 49.83 | 50.13 | 49.93 | 50.13 | 50.33 | 49.80 | 50.20 |
| 5.9 | 49.80 | 49.80 | 50.23 | 49.63 | 49.73 | 50.13 | 49.65 | 49.93 | 50.23 | 50.13 | 50.23 | 50.43 | 49.80 | 50.30 |
| 6.0 | 50.00 | 50.00 | 50.53 | 49.93 | 49.93 | 50.43 | 49.70 | 50.03 | 50.33 | 50.23 | 50.33 | 50.53 | 49.90 | 50.50 |
| 6.1 | 50.33 | 50.33 | 50.63 | 50.23 | 50.23 | 50.83 | 49.90 | 50.13 | 50.43 | 50.33 | 50.33 | 50.63 | 50.00 | 51.20 |
| 6.2 | 50.63 | 50.45 | 50.80 | 50.63 | 50.53 | 51.13 | 50.15 | 50.23 | 50.53 | 50.43 | 50.43 | 50.73 | 50.10 | 51.40 |
| 6.3 | 50.73 | 50.50 | 51.00 | 50.83 | 50.78 | 51.23 | 50.25 | 50.23 | 50.63 | 50.53 | 50.53 | 50.83 | 50.30 | 51.40 |
| 6.4 | 50.70 | 50.50 | 51.05 | 50.63 | 50.88 | 51.03 | 50.25 | 50.33 | 50.53 | 50.63 | 50.63 | 50.88 | 50.90 | 51.50 |
| 6.5 | 50.70 | 50.50 | 51.00 | 50.83 | 50.83 | 51.03 | 50.38 | 50.33 | 50.53 | 50.83 | 50.73 | 50.93 | 51.20 | 51.60 |
| 6.6 | 50.85 | 50.70 | 51.15 | 51.03 | 51.03 | 51.23 | 50.53 | 50.53 | 50.63 | 51.03 | 50.93 | 51.03 | 51.40 | 51.70 |
| 6.7 | 51.43 | 51.13 | 51.63 | 51.33 | 51.48 | 51.48 | 50.93 | 50.93 | 51.03 | 51.28 | 51.28 | 51.13 | 51.70 | 51.90 |
| 6.8 | 52.23 | 52.13 | 52.43 | 51.93 | 51.93 | 52.13 | 51.93 | 51.88 | 52.43 | 51.53 | 51.63 | 51.33 | 52.20 | 52.28 |
| 6.9 | 52.63 | 52.53 | 52.83 | 52.23 | 52.13 | 52.48 | 52.57 | 52.47 | 52.78 | 51.93 | 51.88 | 52.08 | 52.44 | 52.48 |
| 7.0 | 52.50 | 52.48 | 52.58 | 52.18 | 52.15 | 52.31 | 52.53 | 52.52 | 52.73 | 52.09 | 52.08 | 52.49 | 52.35 | 52.40 |
| 7.1 | 52.18 | 51.73 | 52.30 | 51.88 | 51.77 | 51.93 | 51.73 | 51.83 | 52.13 | 51.68 | 51.43 | 51.58 | 52.00 | 52.30 |
| 7.2 | 52.25 | 51.83 | 52.45 | 51.93 | 51.83 | 52.23 | 51.93 | 52.03 | 52.43 | 51.73 | 51.53 | 51.83 | 51.97 | 52.34 |
| 7.3 | 52.63 | 51.93 | 52.85 | 52.13 | 52.18 | 52.48 | 52.23 | 52.13 | 53.03 | 52.00 | 51.93 | 52.03 | 52.20 | 52.60 |
| 7.4 | 53.13 | 52.40 | 53.45 | 52.58 | 52.53 | 53.03 | 52.73 | 52.33 | 53.23 | 52.15 | 52.03 | 52.43 | 52.30 | 52.90 |
| 7.5 | 53.13 | 52.40 | 53.45 | 52.58 | 52.53 | 53.03 | 52.73 | 52.63 | 53.23 | 52.30 | 52.43 | 52.43 | 52.40 | 53.00 |
| 7.6 | 53.13 | 52.40 | 53.45 | 52.58 | 52.53 | 53.03 | 52.73 | 52.63 | 53.23 | 52.30 | 52.43 | 52.43 | 52.40 | 53.00 |
| 7.7 | 53.13 | 52.40 | 53.45 | 52.58 | 52.53 | 53.03 | 52.73 | 52.63 | 53.23 | 52.30 | 52.43 | 52.43 | 52.40 | 53.00 |
| 7.8 | 53.13 | 52.40 | 53.45 | 52.58 | 52.53 | 53.03 | 52.73 | 52.63 | 53.23 | 52.30 | 52.43 | 52.43 | 52.40 | 53.00 |

[†] EM = $\int N_e N_H dV [cm^{-3}]$, donde N_e y N_H son las densidades de electrones e hidrógeno respectivamente, en cm^{-3} . Se ha indicado con dos puntos (:) los valores con incertidumbres debidas a la falta de suficientes líneas en ese rango de temperaturas.

TABLA 7.2 PENDIENTES DE LA EMD (dEM/dT) EN EL RANGO DE LAS ALTAS TEMPERATURAS EN LOS INTERVALOS SUMADO (S), QUIESCENTE (Q) Y LAS FULGURACIONES (F)^a.

| Nombre | S | Q | F |
|--------------|------|------|------|
| UX Ari | 2.31 | 1.78 | 2.18 |
| V711 Tau | 1.55 | 1.45 | 1.67 |
| σ Gem | 2.28 | 2.33 | 3.03 |
| II Peg | 1.31 | 1.19 | 1.33 |
| AR Lac | ... | 1.09 | 1.16 |

^a Usando los valores de EM a $\log T_e(K) = \{6.5, 6.6, 6.7, 7.1, 7.2, 7.3\}$

incrementos observados en las líneas importantes, y consistente con la adición de material caliente en un factor de 1.5 a 2 por lo menos. Las dos grandes fulguraciones observadas en UX Ari y σ Gem llevan a incrementos aún mayores en el material más caliente al que son sensibles los detectores de EUVE. Los incrementos observados en los niveles del continuo de los seis sistemas (los cinco de este capítulo y λ And) parecen responder a los aumentos de los flujos de las líneas de más altas temperaturas, donde el bremsstrahlung se produciría. La hipótesis alternativa sería que el aumento en el continuo se deba a la presencia de un número mayor de líneas débiles, o un aumento en la intensidad de éstas, pero parece improbable que todas estas líneas respondan de una manera tan uniforme a las fulguraciones, sobretodo cuando acabamos de ver la dependencia de la respuesta con la temperatura de formación de las líneas.

Los incrementos encontrados en las líneas de UV no deben ser comparados con los observados en EUV, ya que como hemos mencionado antes los últimos corresponden a diferentes fulguraciones (excepto parcialmente en el caso de V711 Tau) y promedian todo el flujo producido durante el proceso completo.

7.4.2 Densidades electrónicas

Las densidades electrónicas en estos sistemas han mostrado valores muy altos calculados a una temperatura de $\log T_e(K) \sim 7.0$, entre $\log N_e(\text{cm}^{-3}) = 12$ y 13.5, aunque estas densidades parecen ser algo común entre las estrellas de la muestra encontrada en esta tesis (ver Tabla 4.2 y § 4.6). Pero además parece confirmarse una tendencia ya observada en el caso de λ And hacia un aumento en la densidad electrónica durante las fulguraciones, más clara en los casos con espectros de mejor S/N (el caso de V711 Tau y σ Gem). Los volúmenes emisores responsables de los incrementos observados en la EMD durante las fulguraciones son también similares a los encontrados en λ And, con escalas de tamaño del orden de $2.4\text{--}4.5 \times 10^{26} \text{ cm}^3$ para $\log N_e(\text{cm}^{-3}) = 13$

Este escenario es consistente con el incremento de material emisor durante las fulguraciones, concentrado en volúmenes pequeños. Los volúmenes de emisión son también superiores para las grandes fulguraciones, en correspondencia con una mayor cantidad de material implicado en este tipo de fulguraciones respecto a las observadas en II Peg and

V711 Tau.

7.4.3 Distribución de la medida de emisión

Las EMDs de estas 5 estrellas muestran en todos los casos la presencia de una llamativa joroba en torno a $\log T_e(K) \sim 6.9$, que permanece estable en su temperatura independientemente de los niveles de actividad de la estrella. La presencia de dicha joroba no parece ser una característica consecuencia directa de la binariedad, ya que la emisión de algunas de estas estrellas procede prácticamente en su totalidad de una sola estrella, y algunas estrellas aisladas muestran una forma en la EMD similar a esta, y tampoco parece depender del periodo de rotación de la estrella. También parece haber una segunda joroba en cuatro de estos sistemas que se encontraría a temperaturas en torno a $\log T_e(K) \sim 6.2$ (6.4 en el caso de AR Lac), aunque esta segunda joroba está peor determinada debido a la ausencia de suficientes líneas y la posible contaminación de la línea de Fe XV $\lambda 284.15$ por algunas líneas de N VI como ya se comentó en § 4.5, que podrían llegar a aportar hasta un $\sim 30\%$ del flujo observado, y esto sin tener en cuenta la más que posible sobreabundancia de nitrógeno en algunos de estos sistemas. Recientemente, Reale et al. (2001) estimaron la EMD del Sol observado como una estrella, con observaciones del satélite Yhokoh. La EMD estimada es similar a las calculadas por otros autores con anterioridad, con un máximo en la EMD alrededor de $\log T_e(K) \sim 6.0$, pero la observación de algunas fulguraciones conduce a la aparición de un nuevo pico en torno a $\log T_e(K) \sim 7.0$. Este pico recuerda mucho a la joroba observada en las estrellas tratadas en este capítulo, aunque el resto de la EMD muestra aún muchas diferencias.

Se han observado cambios notables en los valores de la EM de estas 5 estrellas debidos al aumento en la actividad, mostrando no sólo un aumento general en toda la EMD durante las fulguraciones, sino además una pendiente más pronunciada durante las mismas. Pero los cambios observados en la EMD parecen apuntar a un aumento general de la cantidad de material emisor en todas las temperaturas, y no parece que la joroba sufra unos incrementos superiores, más bien al contrario. Asimismo el incremento de la pendiente parece consistente con la adición de material más caliente. Estas evidencias parecen sugerir que la joroba es una estructura más “intrínseca” a la corona que los fenómenos relacionados con esta clase de fulguraciones.

7.5 Conclusiones

1. Se ha llevado a cabo el análisis de la EMD de 5 sistemas binarios activos durante fulguraciones y etapas quiescentes, mostrando un comportamiento muy similar en todos los casos. Se ha identificado la presencia de una elevación estrecha o “joroba” en torno a $\log T_e(K) \sim 6.9-7.0$ en la EMD. Una joroba más pequeña y peor acotada, parecida a la observada en el Sol, podría estar presente alrededor de $\log T_e(K) \sim 6.3$, por primera vez en este tipo de estrellas. La presencia de un mínimo en torno a $\log T_e(K) \sim 5.5-5.9$, observado previamente en Capella y 44 Boo, ha sido identificado también en la EMD de estas estrellas.
2. Los cambios observados durante las fulguraciones conllevan una elevación de la totalidad de la EMD en el rango de $\log T_e(K) \sim 4.0-7.4$, acompañada de un incremento

de la pendiente con la temperatura. No se observan cambios especiales en la joroba en torno a $\log T_e (K) \sim 6.9-7.0$. Durante las fulguraciones se observó un aumento de la intensidad de las líneas de EUVE, incrementadas también con la temperatura de formación de la línea, con aumentos de hasta un factor 8. El continuo a $\sim 100 \text{ \AA}$ experimentó un incremento de hasta un factor 6.

3. Se han calculado densidades electrónicas con valores de $\log N_e (cm^{-3}) \sim 12.0-13.5$ a partir de cocientes de flujos de líneas con máxima emisión alrededor de $\log T_e (K) \sim 7$. Estas densidades electrónicas indican que la emisión observada procede de volúmenes pequeños.
4. Los cocientes de flujos de líneas de Fe XIX–XXII, formadas en torno a $\log T_e (K) \sim 7$ y medidas en el espectro total, indican densidades electrónicas elevadas que muestran una tendencia a aumentar durante las fulguraciones, respecto a la quiescencia.

Capítulo 8

Descripción individual

A lo largo de este capítulo haré una breve descripción del análisis llevado a cabo en el resto de las estrellas de la muestra. En esta descripción incluiré algunos comentarios relacionados con la determinación de los valores usados en la densidad de columna de hidrógeno para cada estrella (ver Tabla 3.1), así como la explicación sobre algunos detalles específicos de cada caso.

En la derivación de las EMDs de estas estrellas (como en el resto de la muestra excepto el caso de λ And, ver § 6.5) se han utilizado las emisividades calculadas por Brickhouse et al. (1995) para las líneas de hierro de EUVE, que están basadas en abundancias solares del hierro de 7.6 (Allen, 1973). Estas emisividades han sido corregidas para reflejar cálculos más actualizados de la abundancia del hierro de 7.67 (Anders & Grevesse, 1989).

Los valores de las EMDs estimadas en cada estrella aparecen al final del Capítulo, en las Tablas 8.1 y 8.2.

8.1 β Cet

β Cet (HD 4128, HR 188) es una estrella aislada de tipo K0III, con una baja velocidad rotacional ($v \cdot \sin i = 3$ km/s, Gray, 1982), con cierta emisión cromosférica en H & K de Ca II (Zarro & Rodgers, 1983), y con unos altos niveles de actividad en rayos-X. El espectro de β Cet muestra muchas similitudes con los de Capella (G1III/G8III), con las líneas de Fe XVIII $\lambda 93.92$ y Fe XVIII $\lambda 108.37$ dominando el espectro. La absorción producida en el ISM es corregida usando un valor para la densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 2.2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ (Piskunov et al., 1997). Los cálculos de la densidad electrónica revelan un valor de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 11.9_{-0.5}^{+0.3}$ a $\log T_e(K) \sim 7.0$, deducido a partir del cociente de las líneas de Fe XXII (Tabla 4.2). El cociente de líneas de Fe XXI ofrece menor confianza debido a las incertidumbres asociadas ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \sim 12.8_{-0.9}^{+0.3}$). El valor adoptado para la corrección de las líneas sensibles a la densidad electrónica usadas en la EMD, es el de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 11.9$. Ayres et al. (1998) estimaron los límites superiores de la EM de cada línea en el EUV suponiendo que toda la línea emite su flujo en una sola temperatura. En nuestro análisis encontramos una joroba muy similar al estimado por estos autores, aunque en su caso la EMD muestra peor resolución con la temperatura. Resultan llamativas las similitudes encontradas entre las EMDs de esta estrella y las de Capella, a pesar de las diferencias entre las velocidades rotacionales y la actividad

cromosférica entre las dos estrellas. La distribución muestra una elevación estrecha en torno a $\log T_e(K) \sim 6.8$, y una EMD más bien plana para temperaturas superiores a la joroba, de acuerdo con el ajuste de la línea de Fe XXIII/XX λ 133. Nótese que la línea de Fe XXIV λ 192.04 en β Cet se encuentra fuertemente contaminada por otras líneas, en especial algunas líneas de O V alrededor de $\sim \lambda$ 192.8, de modo que el flujo medido es tan sólo un límite superior para la línea de Fe XXIV.

También es posible distinguir una posible sobreabundancia de nitrógeno en el espectro de IUE de β Cet (ver § 5.2).

8.2 AY Cet

AY Cet es un sistema de tipo RS CVn formado por una estrella activa de tipo G5III y una enana blanca. Es esperable que todo el flujo registrado en el EUVE proceda de la gigante debido a la débil luminosidad de la enana blanca. Se ha adoptado una densidad de la columna de hidrógeno de $N_H = 6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, basada en observaciones efectuadas con ROSAT (Diamond et al., 1995). Schrijver et al. (1995) encontraron problemas para poder aplicar un ajuste global al ruidoso espectro de AY Cet, y tan sólo pudieron llegar a un valor razonable cuando aplicaron una abundancia baja de hierro en el análisis, para así evitar la presencia de una inconsistente “hot tail” (valores muy elevados de la EM en el extremo caliente de la EMD) que resulta inconsistente con la ausencia de líneas brillantes formadas en esas temperaturas. Con esa suposición, llegan a obtener una EMD con un máximo en $\log T(K) \sim 7.0$, si bien la EMD muestra un detalle menor que la EMD calculada aquí (Fig. 8.2), además de ser el resultado de una cierta arbitrariedad a la hora de decidir el valor de la abundancia de hierro. Nótese que en la EMDa calculadas en esta tesis no es necesario asumir ningún valor previo de la abundancia, lo que sólo desplazaría verticalmente el valor de toda la EMD en el rango de las altas temperaturas ($\log T[K] \gtrsim 5.5$), pero no su forma.

8.3 AR Psc

La estimación de la densidad de columna de hidrógeno usada para esta estrella conlleva mucha incertidumbre. Se ha adoptado un valor de $N_H = 2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ a partir de los datos disponibles en estrellas cercanas (Fruscione et al., 1994). La EMD (Fig.8.3) de este sistema muestra una joroba muy poco pronunciada, pero con su máximo situado en una temperatura ($\log T(K) \sim 7.1$) ligeramente superior a la habitual. Pero sería necesario un valor más preciso de la densidad de columna de hidrógeno para poder derivar una distribución de la EM más precisa.

8.4 CC Eri

Pan & Jordan (1995) estimaron un valor de la densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 2.6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ a partir de la distancia a la estrella y la densidad de columna promedio. Amado et al. (2000), usando este valor, derivaron un límite superior para la EMD basada en las líneas emitiendo en su temperatura de máxima emisividad tanto en

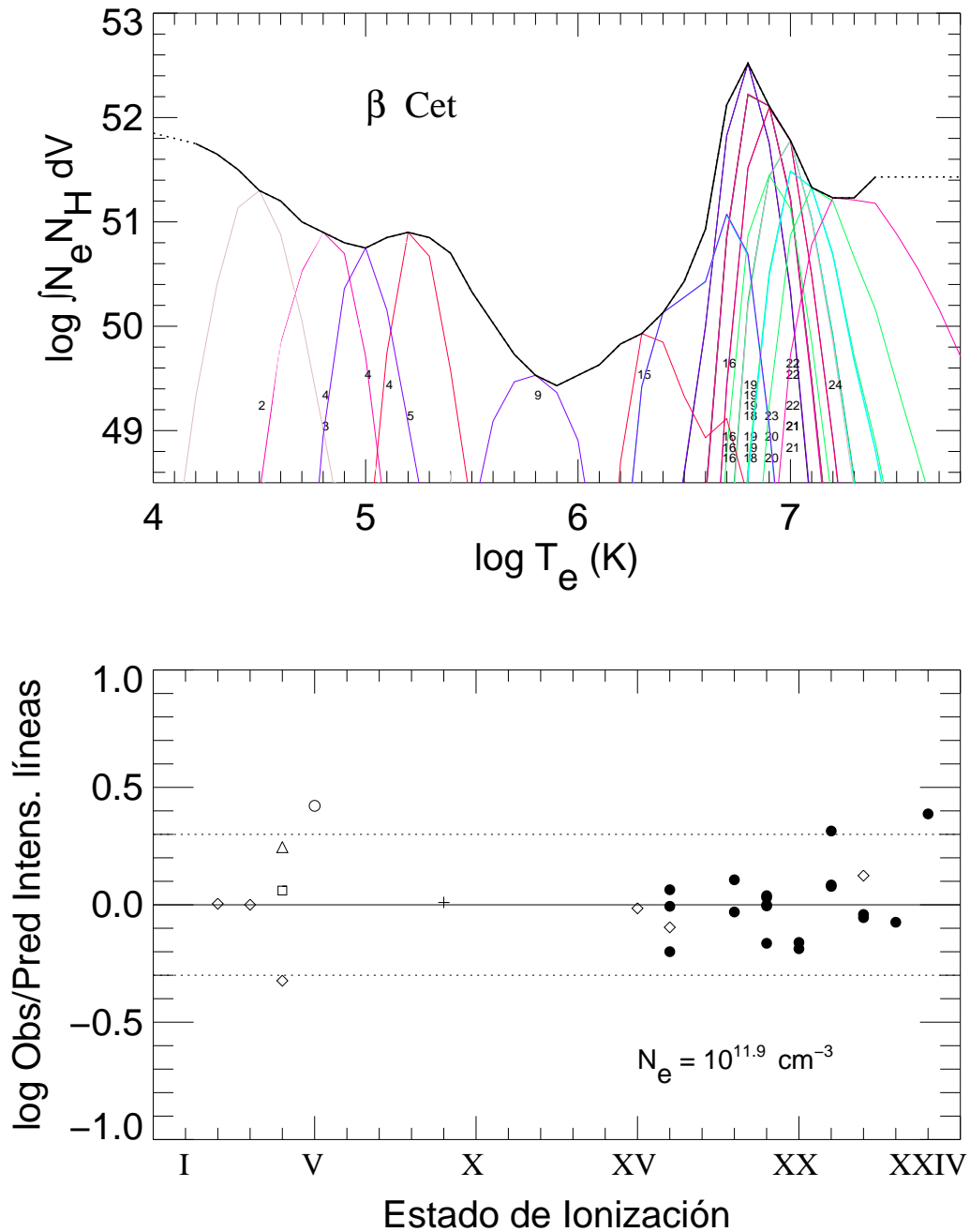


FIG. 8.1.— *Panel superior:* EMD de β Cet. Las líneas más finas representan la función de contribución relativa de cada ion (la función de emisividad multiplicada por el EMD en cada punto). *Panel inferior:* Cocientes entre los flujos observados y predichos de cada línea para los estados de ionización del panel superior. Las líneas de puntos denotan un factor 2. Los símbolos usados son círculos rellenos para iones de Fe con S/N superior a 4, círculos abiertos para N, diamantes para C, cuadrados para O, y triángulos para Si. Además, para estados de ionización mayor que 6, los diamantes representan líneas de Fe con S/N entre 3 y 4, y las cruces, líneas de Fe con S/N menor que 3.

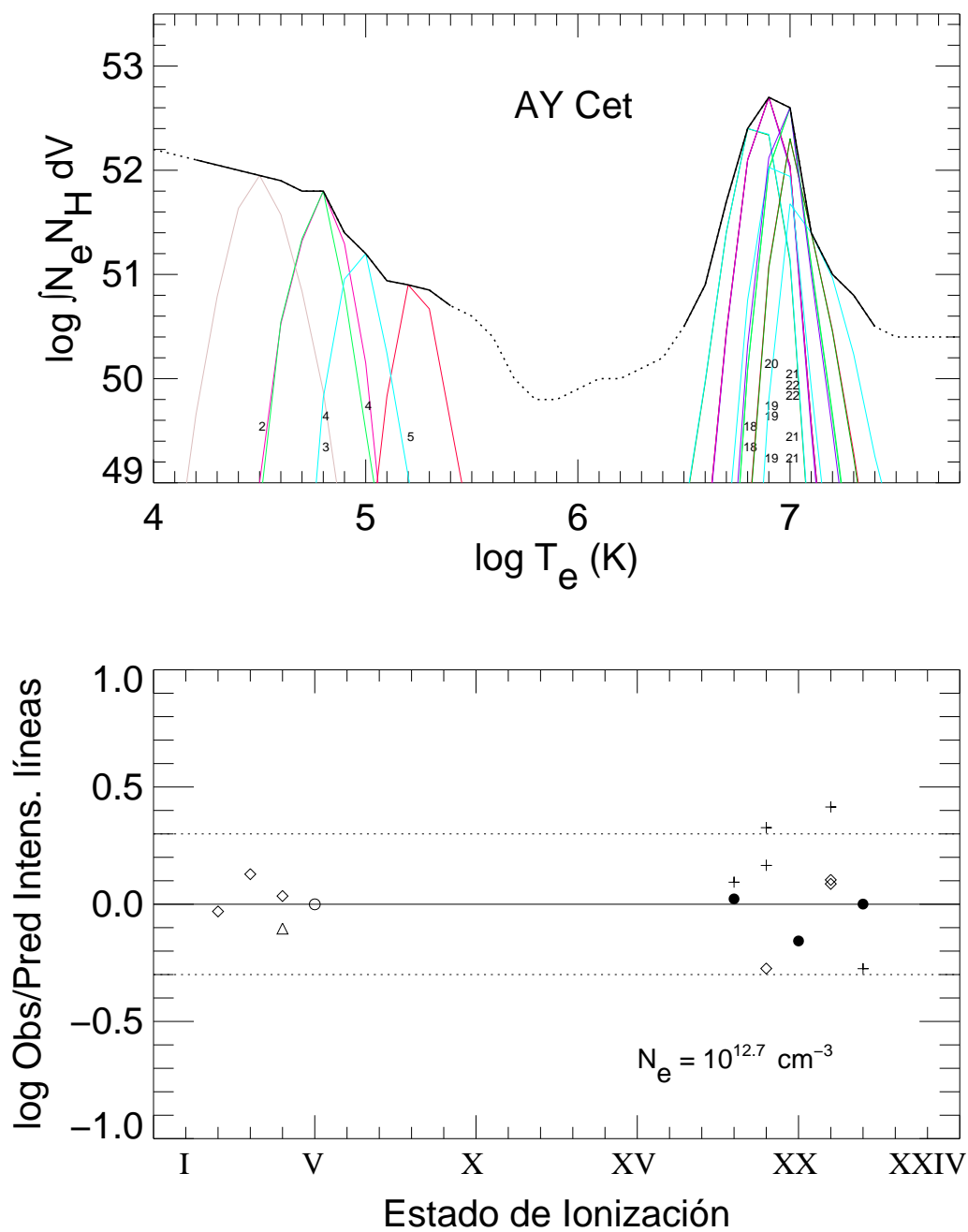


FIG. 8.2.— Distribución de la medida de emisión de AY Cet. Ver descripción en Fig. 8.1.

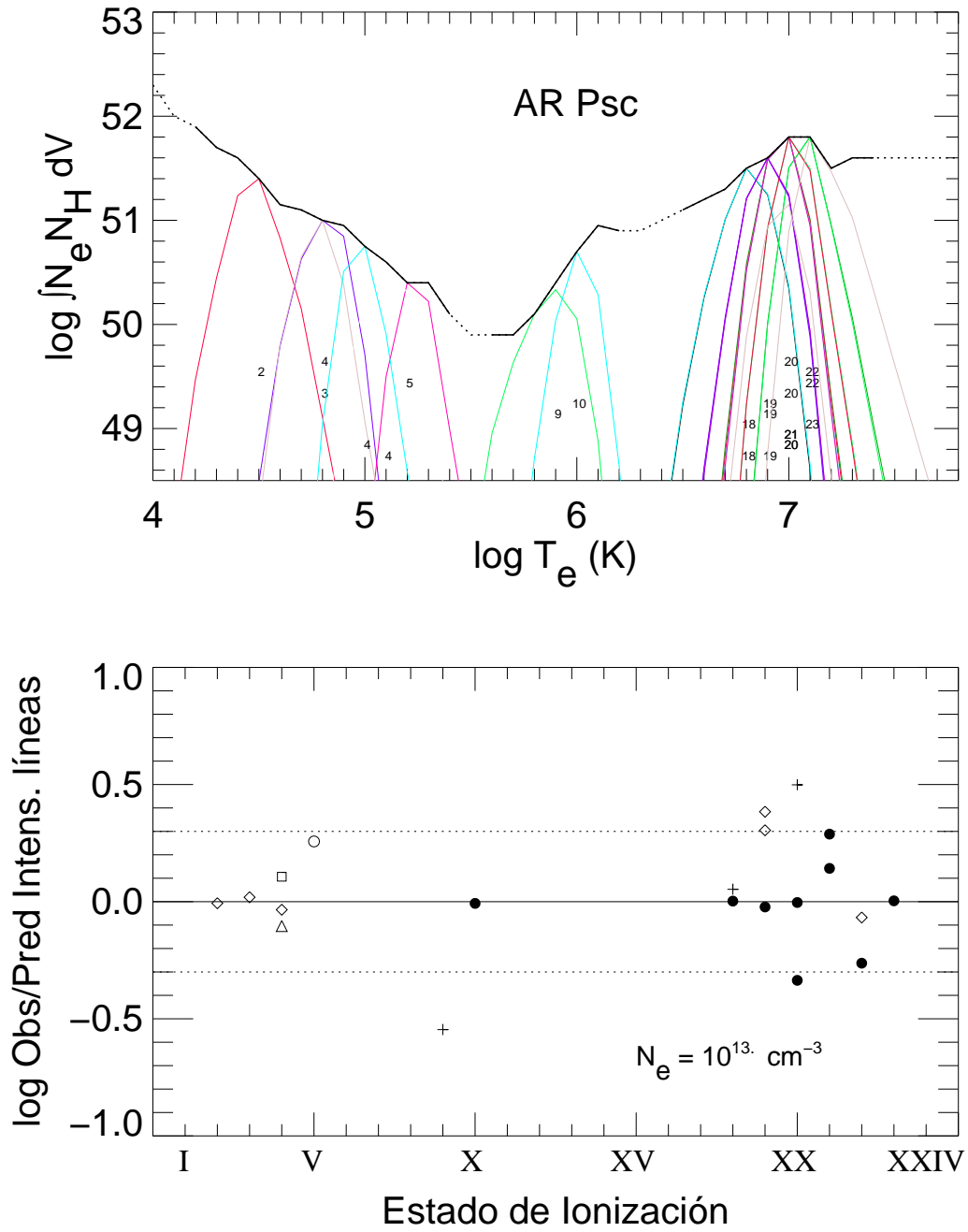


FIG. 8.3.— Distribución de la medida de emisión de AR Psc. Ver descripción en Fig. 8.1.

las líneas espectrales de IUE como en las de EUVE. La EMD derivada fue muy suavizada y muestra un mínimo en torno a $\log T(K) \sim 5.0$ y un máximo en torno a $\log T(K) \sim 6.8$.

En la EMD derivada en el presente trabajo, se ha usado toda la función de la emisividad, resultando en una distribución (ver Fig. 8.4) con un mínimo probablemente situado a temperaturas un poco superiores y donde se detecta una posible sobreabundancia de nitrógeno (a través de la línea N V $\lambda 1240$).

8.5 VY Ari

Para poder evaluar la absorción por el ISM sufrida por la luz EUV en VY Ari, se ha adoptado la misma densidad de columna de hidrógeno que para UX Ari ($N_H = 1.5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$), dado que ambas estrellas tienen coordenadas y distancia muy similares. Los flujos predichos en dos de las líneas de Fe XX no se ajustan bien con los valores observados en el espectro. Mientras la línea de $\lambda 110.63$ muestra un exceso, $\lambda 121.83$ predice un flujo menor al observado. Estas líneas podrían estar siendo afectadas por alguna superposición de líneas no incluidas en el análisis o podría deberse a fallos en la evaluación del balance de ionización en los modelos. En cualquier caso, esto hace que el valor de la densidad electrónica derivado del cociente de flujos de Fe XX $\lambda\lambda 110.63/(118.66+121.83)$, sea menos fiable, apuntando hacia un valor inferior de la densidad, probablemente más cercano al deducido a partir de cocientes de Fe XXI (ver Tabla 4.2). La EMD resultante no es muy sensible a los cambios de la densidad procedentes de usar un valor de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12.6$ (el promedio de valores procedentes de cocientes de Fe XXI) en lugar del valor promedio adoptado de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 13.00$.

La EMD estimada (Fig. 8.5) ha demostrado ser muy similar a las de otras estrellas muy activas, como UX Ari, AR Lac y otras.

8.6 ϵ Eri

ϵ Eri es una estrella relativamente joven (~ 1 Gyr) que demuestra altos niveles de actividad en los espectros ópticos. Laming et al. (1996) y Schmitt et al. (1996) han llevado a cabo estudios sobre las observaciones de EUVE de 1993 en esta estrella. Laming et al. (1996) calcularon la EM correspondiente a cada línea de forma individual (suponiendo emisión en una sola temperatura), describiendo un límite superior de la EMD con un máximo en $\log T(K) \sim 6.5$. Los diagnósticos de densidad llevados a cabo a partir de cocientes de líneas de Fe XIV les llevó a calcular un $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9.5$ a $\log T(K) \sim 6.5$. También Schmitt et al. (1996) alcanzó resultados similares.

En mi caso he añadido todos los espectros disponibles de ϵ Eri para poder mejorar la calidad del espectro resultante, y la precisión de la EMD. Se ha adoptado una densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 1.3 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ para corregir los flujos de la ISM, basada en los diferentes valores aportados por Fruscione et al. (1994). Aunque el resultado alcanzado para la EMD (Fig. 8.6) parece indicar un pico en torno a $\log T(K) \sim 6.4$, hay un rango de valores que presenta un índice de errores similares, pudiendo tener el pico de emisión a $\log T(K) \sim 6.5$, o incluso tener dos picos muy poco distinguibles en $\log T(K) \sim 6.4$ y $\log T(K) \sim 6.8$. Pero para poder precisar mejor este extremo sería necesario contar con líneas cuyo máximo de emisión se encuentre en el rango $\log T(K) \sim 6.5-6.7$.

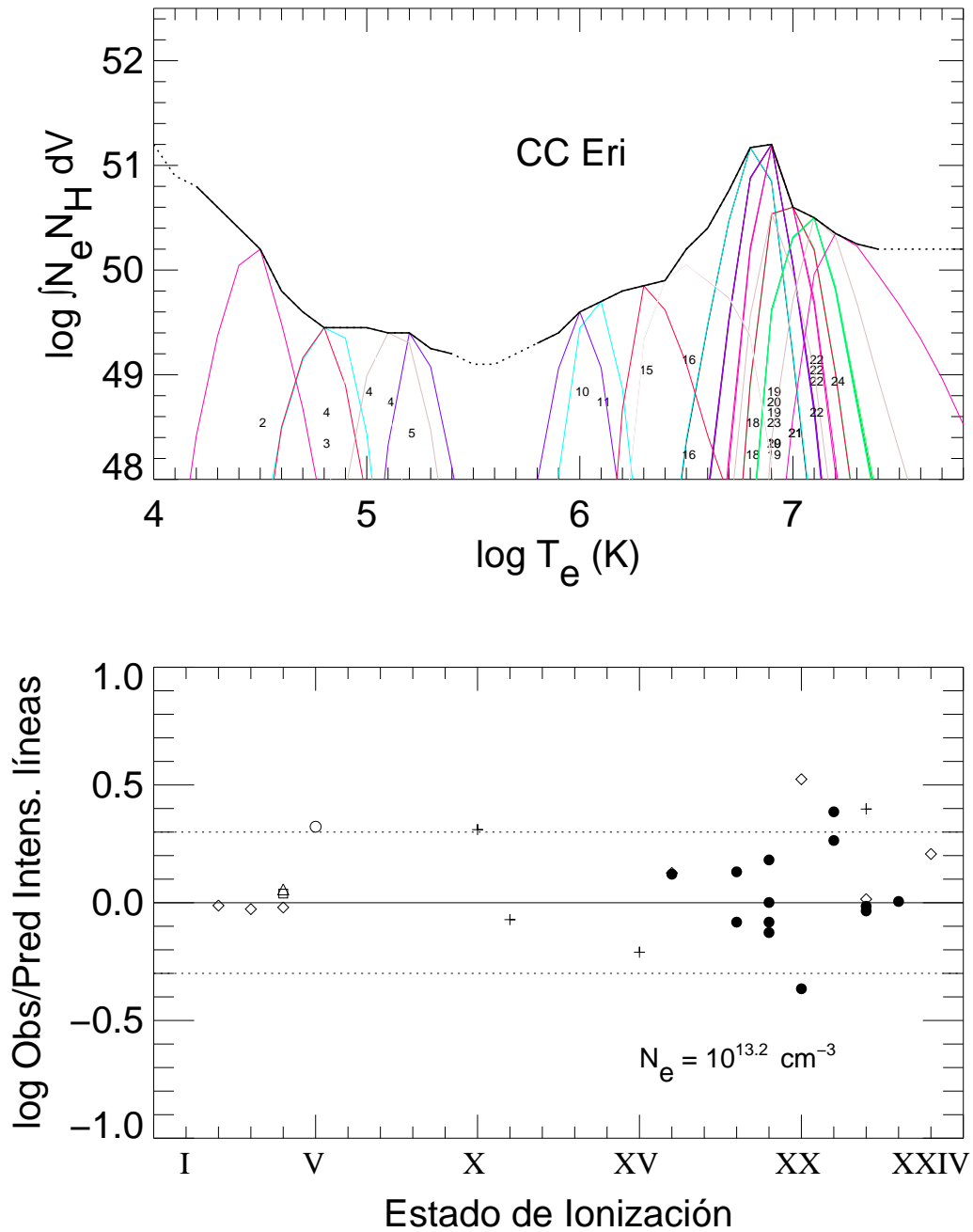


FIG. 8.4.— Distribución de la medida de emisión de CC Eri. Ver descripción en Fig. 8.1.

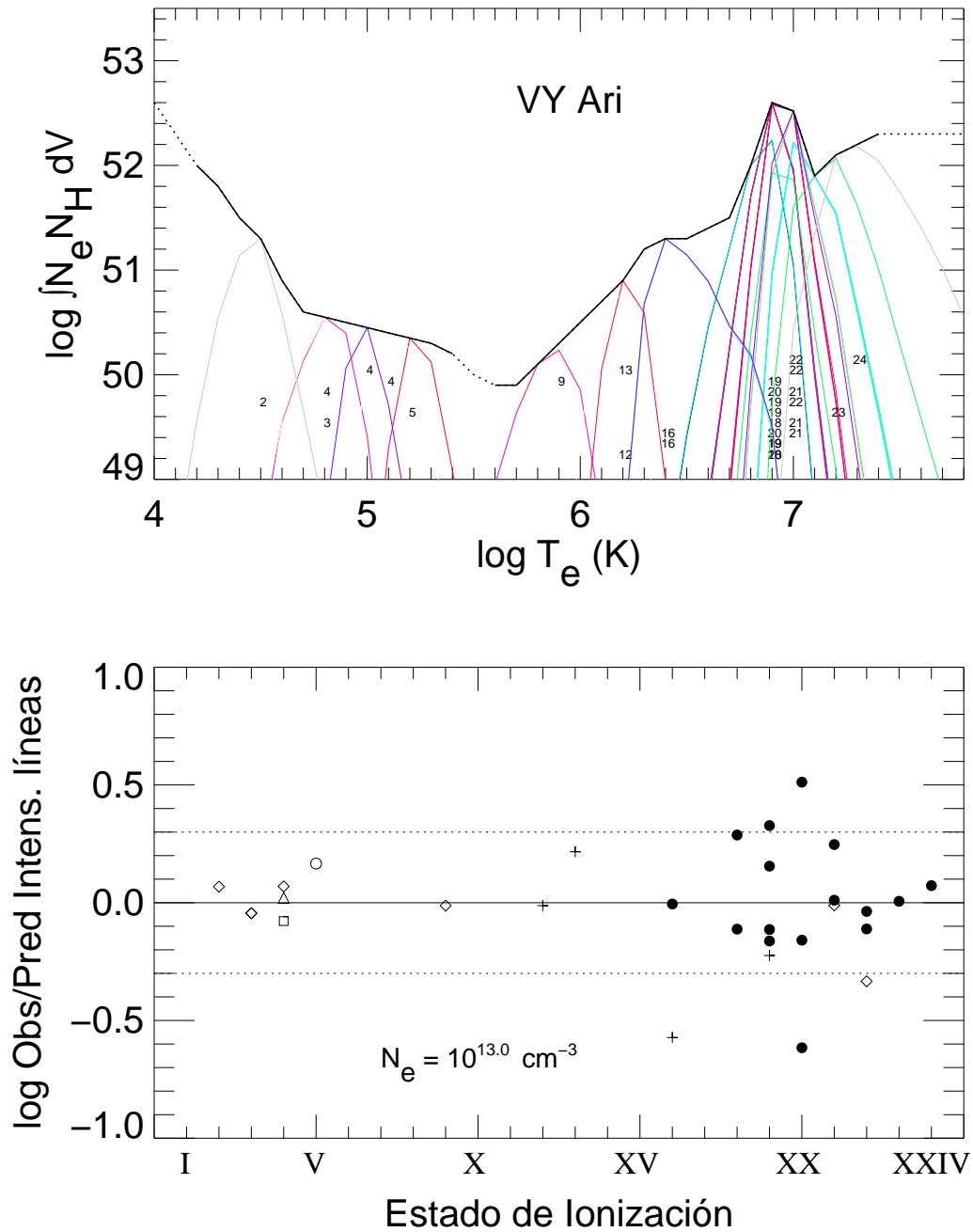


FIG. 8.5.— Distribución de la medida de emisión de VY Ari. Ver descripción en Fig. 8.1.

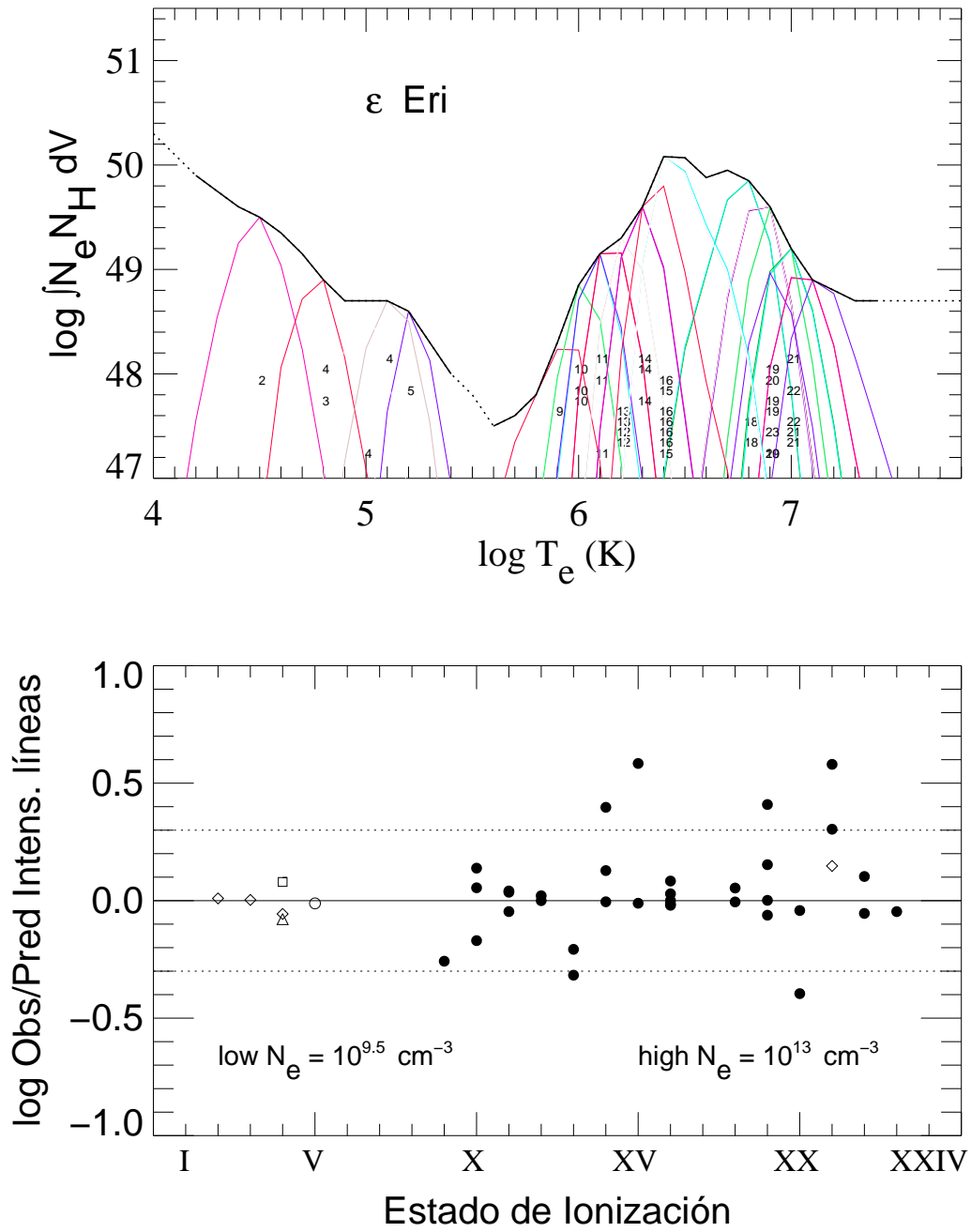


FIG. 8.6.— Distribución de la medida de emisión de ϵ Eri. Ver descripción en Fig. 8.1.

8.7 Capella

Capella ha sido observada con mucha frecuencia por el EUVE, y se han derivado las EMDs durante distintas épocas (ver Dupree et al., 1993; Brickhouse et al., 1995, 2000; Dupree et al., 2001, y referencias allí citadas). He incluido en este trabajo el último juego de datos obtenido por el EUVE sobre Capella, que también fue el último antes del cierre del telescopio EUVE a la espera de su re-entrada en la atmósfera terrestre (Fig. 8.7). Estos datos han mostrado ciertos problemas con la calibración de la posición en longitud de onda de las líneas, en especial en el espectro de MW. Pero este problema de calibración no afecta de forma sustancial los resultados, muy similares a los obtenidos con otros juegos de datos de otras campañas.

Se ha adoptado una densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 1.6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, a partir de Linsky et al. (1993). La EMD observada muestra que la línea de Fe XXI $\lambda 97.88$ no se ajusta al flujo observado, reflejando probablemente la superposición de la línea de Ne VIII de 88.08 Å.

8.8 AB Dor

AB Dor (HD 36705) es un sujeto frecuente de estudios en rayos-X debido a su alto nivel de actividad. Aunque es comúnmente aceptada su clasificación como K1 V–IV, aún hay algunas cuestiones abiertas relativas a la clase de luminosidad de la estrella, que aunque fue anteriormente clasificada como estrella pre-secuencia principal, luego ha sido revisada como estrella de la “secuencia principal de edad cero” (ZAMS, del inglés *zero age main sequence*). Es posible ver una discusión al respecto en Maggio et al. (2000) y las referencias allí citadas.

Los espectros de AB Dor (Fig. 4.7) muestran características similares a las estrellas de tipo RS CVn más activas, con las líneas de altos estados de ionización del hierro dominando los espectros. Se ha encontrado un continuo elevado y la densidad electrónica derivada (Fig. 7.5, Tabla 4.2) es muy alta ($\log N_e[\text{cm}^{-3}] \sim 12.3\text{--}13.3$, con un promedio de 12.9). Se ha adoptado un valor de $\log N_H(\text{cm}^{-2})=18.1$ para corregir la absorción del ISM; este valor se ha obtenido del cociente de flujos de Fe XVI $\lambda 335$ y $\lambda 360$ en el espectro MW. Brandt et al. (2001b) analizan espectros UV tomados con HST contemporáneos de las observaciones de 1994, derivando también unas densidades electrónicas elevadas, en torno a $\log N_e[\text{cm}^{-3}] \sim 12$ a $\log T_e(K) \sim 4.5$. También son contemporáneas a las observaciones de 1994 los datos que permitieron a Collier Cameron et al. (1999) derivar posibles manchas polares en esta estrella.

Mewe et al. (1996) hicieron un ajuste global de 2-T a los espectros de EUVE observados durante 1993, pero no se ha efectuado ningún análisis posterior a los datos de EUVE en lo que concierne a la medida de emisión hasta la fecha. En nuestra EMD continua basada en un método de líneas (Fig. 8.8), resulta llamativa la presencia de una joroba similar al de otras estrellas activas, con un mínimo de la EMD alrededor de $\log T_e(K) \sim 5.7$, y un extremo caliente de la EMD más bien plano. También es de destacar la posible presencia de una segunda joroba más pequeña en torno a $\log T_e(K) \sim 6.2$. Los datos derivados aquí han sido recientemente empleados por Hussain et al. (2001) para probar modelos de bucles (ver Capítulo 10).

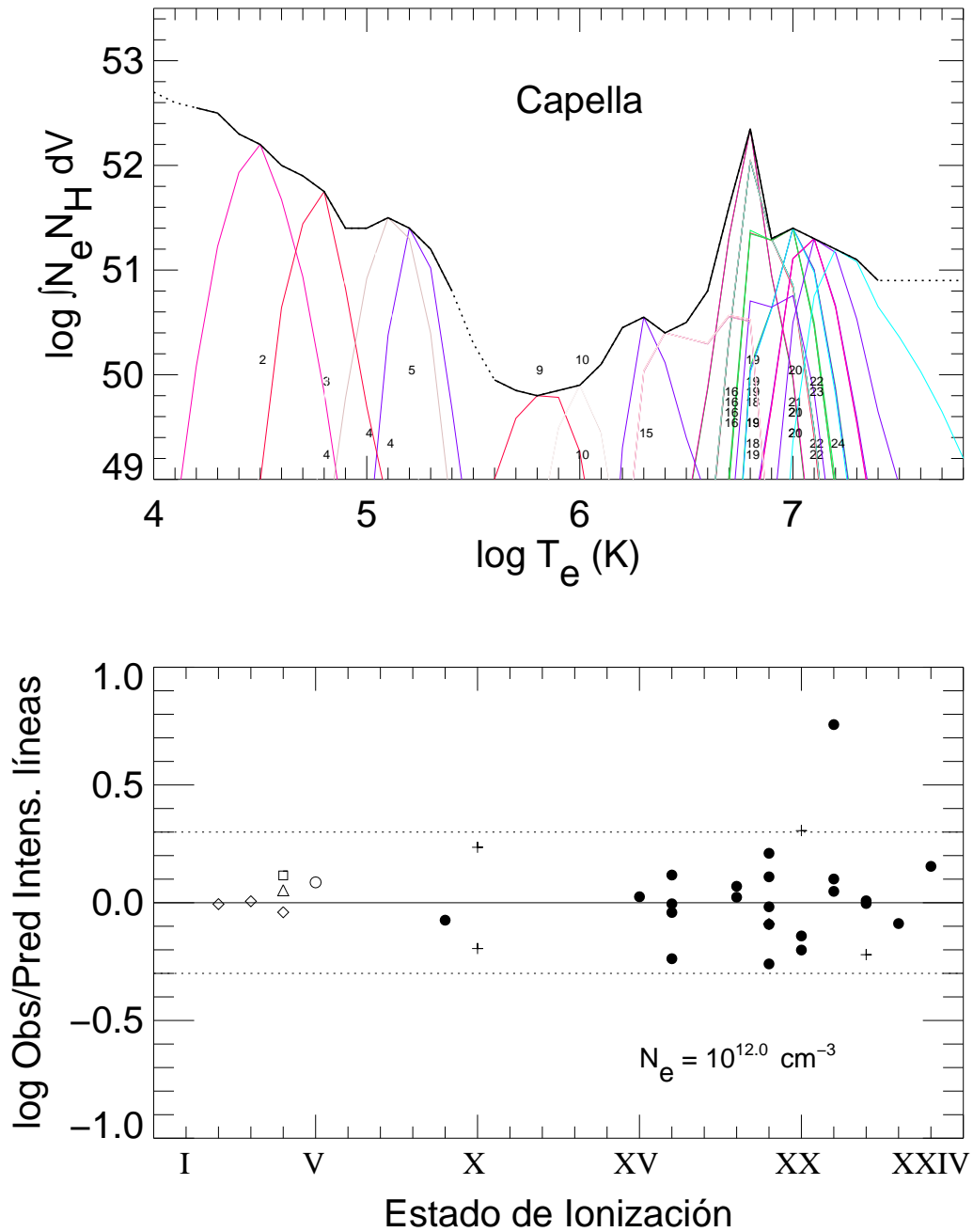


FIG. 8.7.— Distribución de la medida de emisión de Capella. Ver descripción en Fig. 8.1.

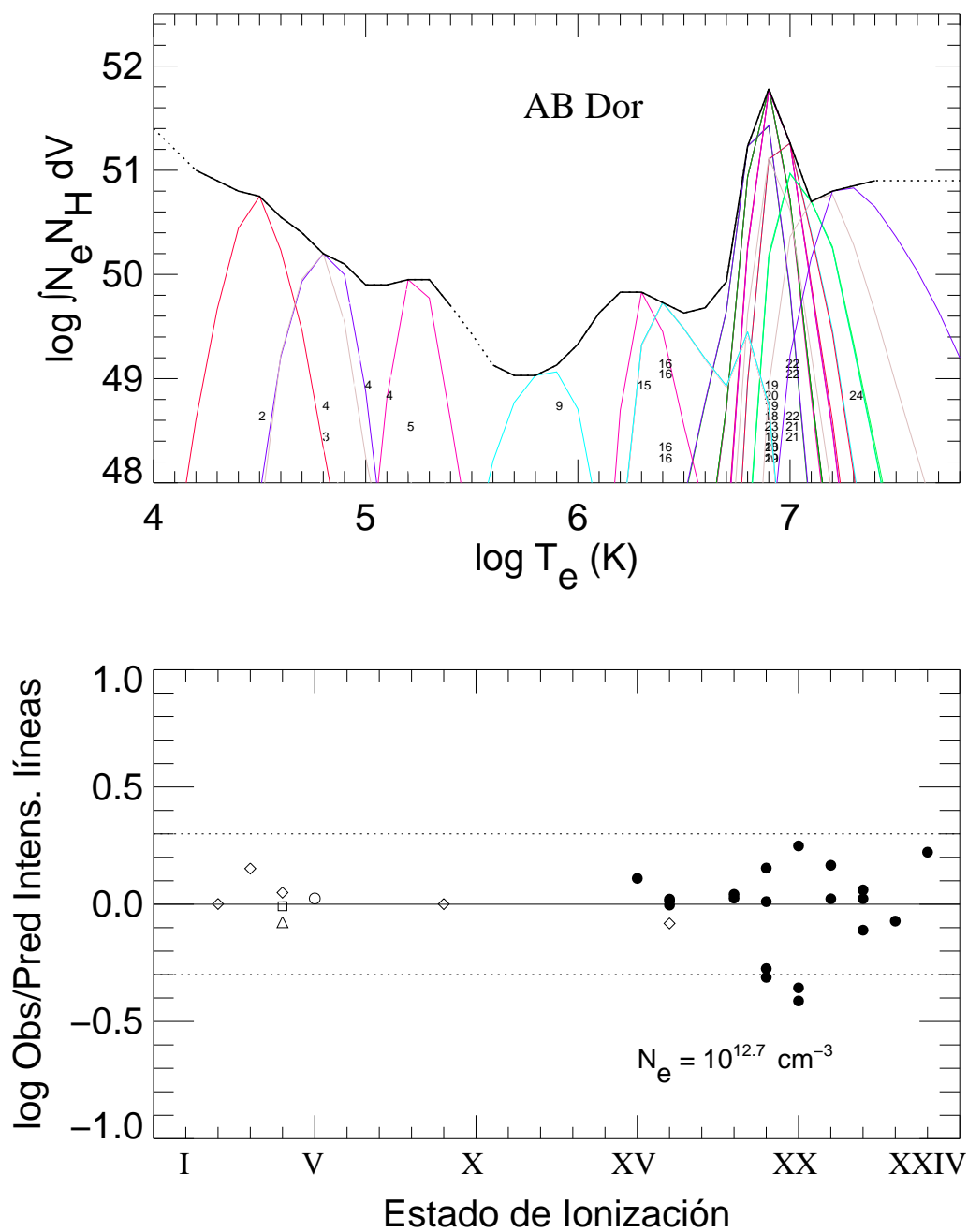


FIG. 8.8.— Distribución de la medida de emisión de AB Dor. Ver descripción en Fig. 8.1.

8.9 YY Gem

No se ha publicado hasta la fecha ningún análisis de la medida de emisión a partir de los datos de EUVE de YY Gem según mi conocimiento. Los valores de las estrellas cercanas presentes en (Fruscione et al., 1994) llevan a una densidad de columna de hidrógeno de $N_H \sim 2.5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, pero este valor parece ser muy alto comparado con otras estrellas en esta muestra. Por otra parte, el uso del cociente de flujos de líneas de Fe XVI en el MW (1.8 ± 0.3) conduce a un límite superior de la columna de hidrógeno de $N_H \lesssim 6 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$. A la vista de la divergencia de estos resultados, preferí usar este límite superior dado que se trata de una medida directa hecha en la estrella.

La EMD de este sistema (ver Fig. 8.9) muestra una buena concordancia con el flujo predicho en la línea Fe XV $\lambda 221.15$ usando APEC. También conviene apuntar que la compleja mezcla de líneas de $\lambda 192 \text{ \AA}$ contiene una importante contribución de la línea de Fe XIV $\lambda 193.51$, influenciando ligeramente la EMD en torno a $\log T_e(K) \sim 5.9$.

8.10 Procyon

Se ha adoptado un valor de $N_H \sim 1.2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ para la densidad de columna de hidrógeno en la dirección de Procyon (Linsky et al., 1995). La EMD estimada muestra bastantes similitudes con la de $\alpha \text{ Cen}$ (§ 8.16).

En el proceso de ajuste de la EMD en Procyon, algunas líneas han demostrado cierta discordancia entre los flujos observados y los predichos por el modelo de Brickhouse et al. (1995). Por ejemplo, la línea de Fe XII $\lambda 364.4$ tiene un flujo observado que concuerda muy bien con el estimado si se emplea el modelo de APEC, aunque preferí mantener el flujo predicho por Brickhouse et al. (1995) para mantener la consistencia con el resto del proceso (nótese que esta línea muestra un desajuste de casi un orden de magnitud con este modelo). Además, la línea observada en $\sim 100.6 \text{ \AA}$ es de esperar que sea Fe XXII $\lambda 100.78$, pero no resulta consistente con la ausencia de otras líneas como Fe XXII $\lambda 117.17$, y el flujo está lejos de ajustarse a la EMD observada.

8.11 BF Lyn

Como en el caso de YY Gem, los valores de la densidad de columna de hidrógeno hacia BF Lyn son muy inciertos, aunque la presencia de las intensas líneas de Fe XVI permite tener una estimación a partir de su cociente (1.54 ± 0.63) de $N_H \lesssim 5 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$. Dado que la S/N de estas líneas es más bien bajo, se ha adoptado un valor intermedio entre este y el procedente de estrellas cercanas (similar al caso de YY Gem), de modo que el valor asumido en los cálculos de la EMD es $N_H = 1.5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, más consistente con la forma de la EMD estimada a partir de las líneas con longitudes de onda más largas. La resultante EMD se muestra en Fig. 8.11.

8.12 LQ Hya

Wood et al. (2000) estiman un valor anormalmente alto para la densidad de columna de hidrógeno hacia LQ Hya de $N_H = 1.1_{-3.1}^{+0.5} \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ analizando líneas de Lyman α

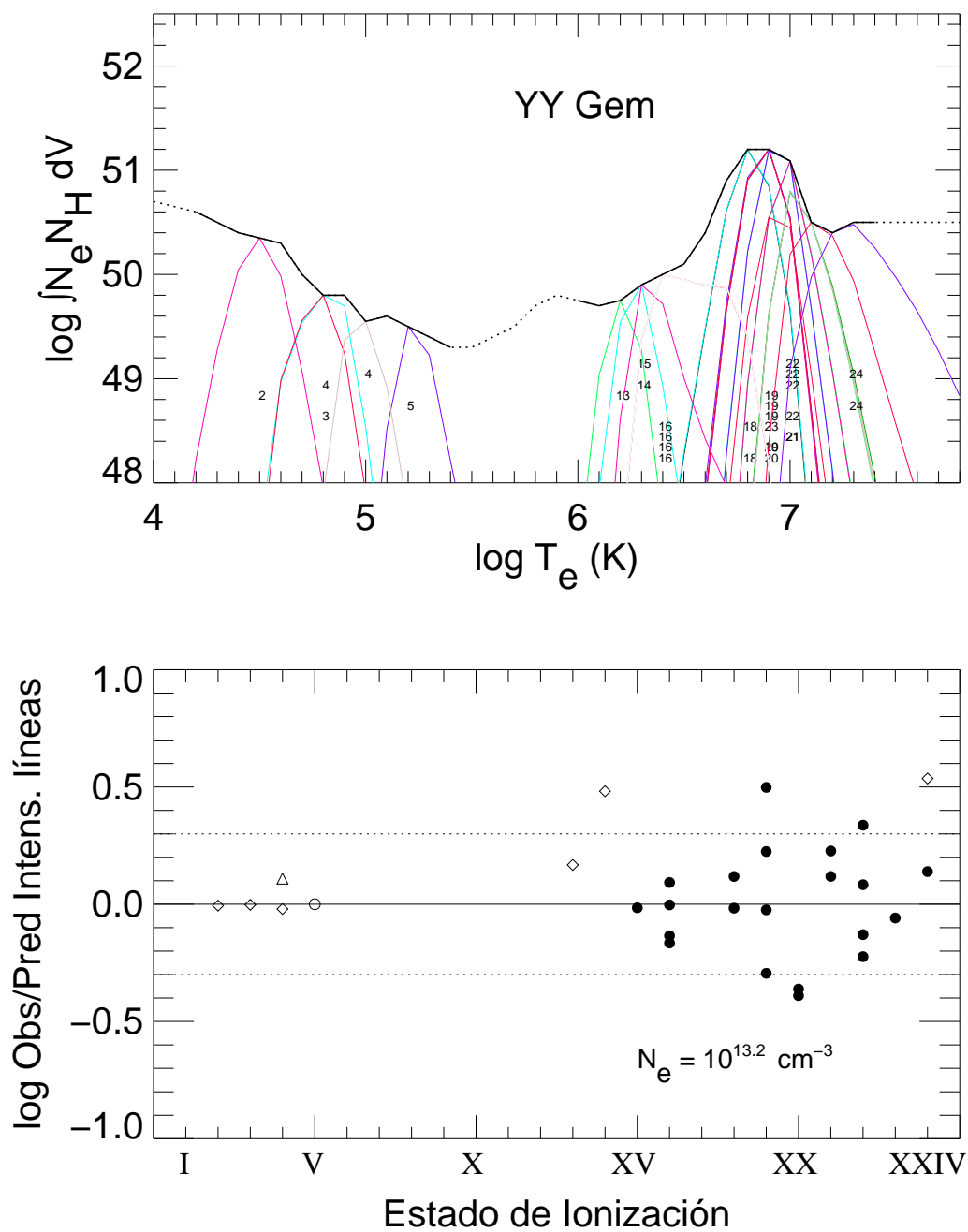


FIG. 8.9.— Distribución de la medida de emisión de YY Gem. Ver descripción en Fig. 8.1.

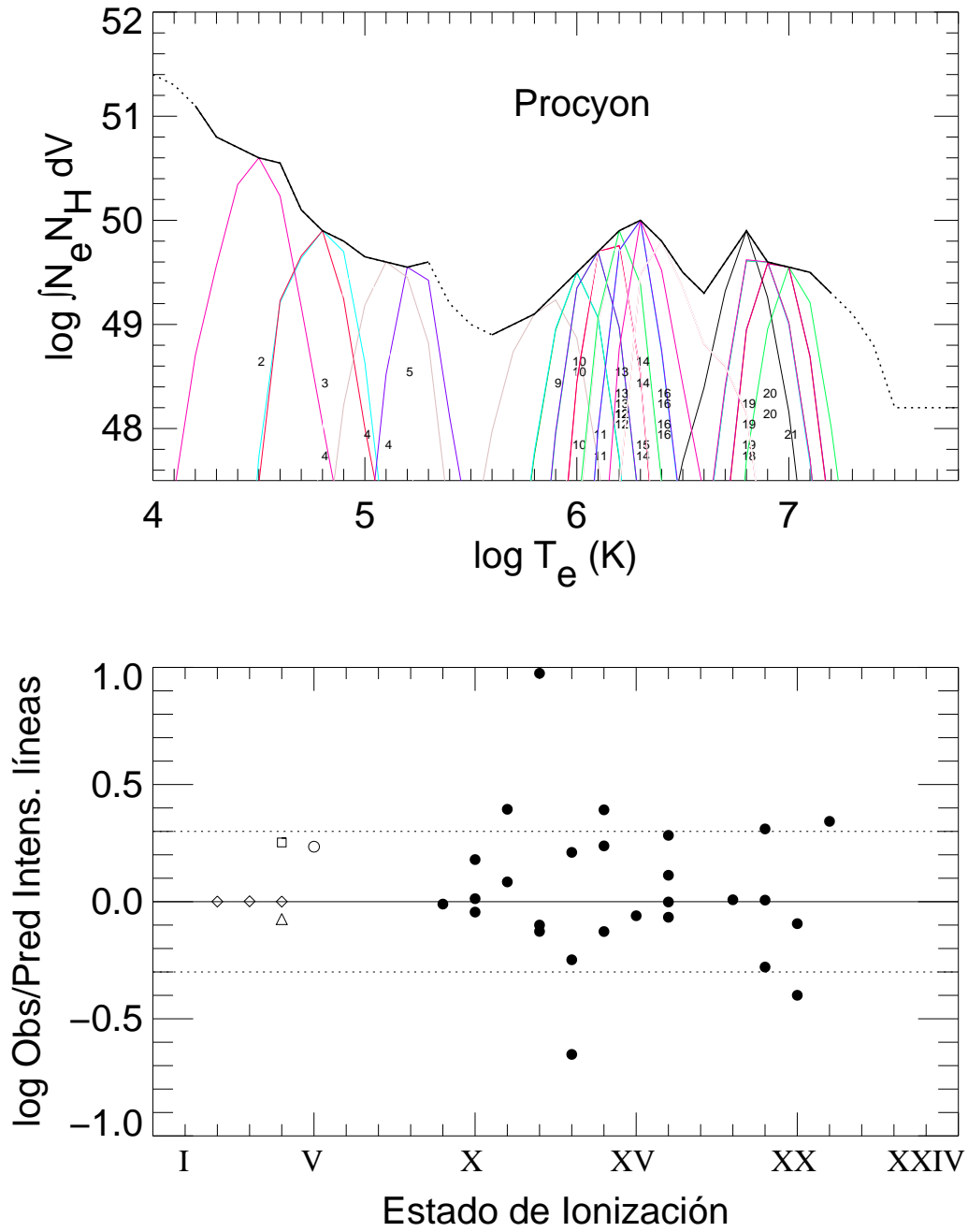


FIG. 8.10.— Distribución de la medida de emisión de Procyon. Ver descripción en Fig. 8.1.

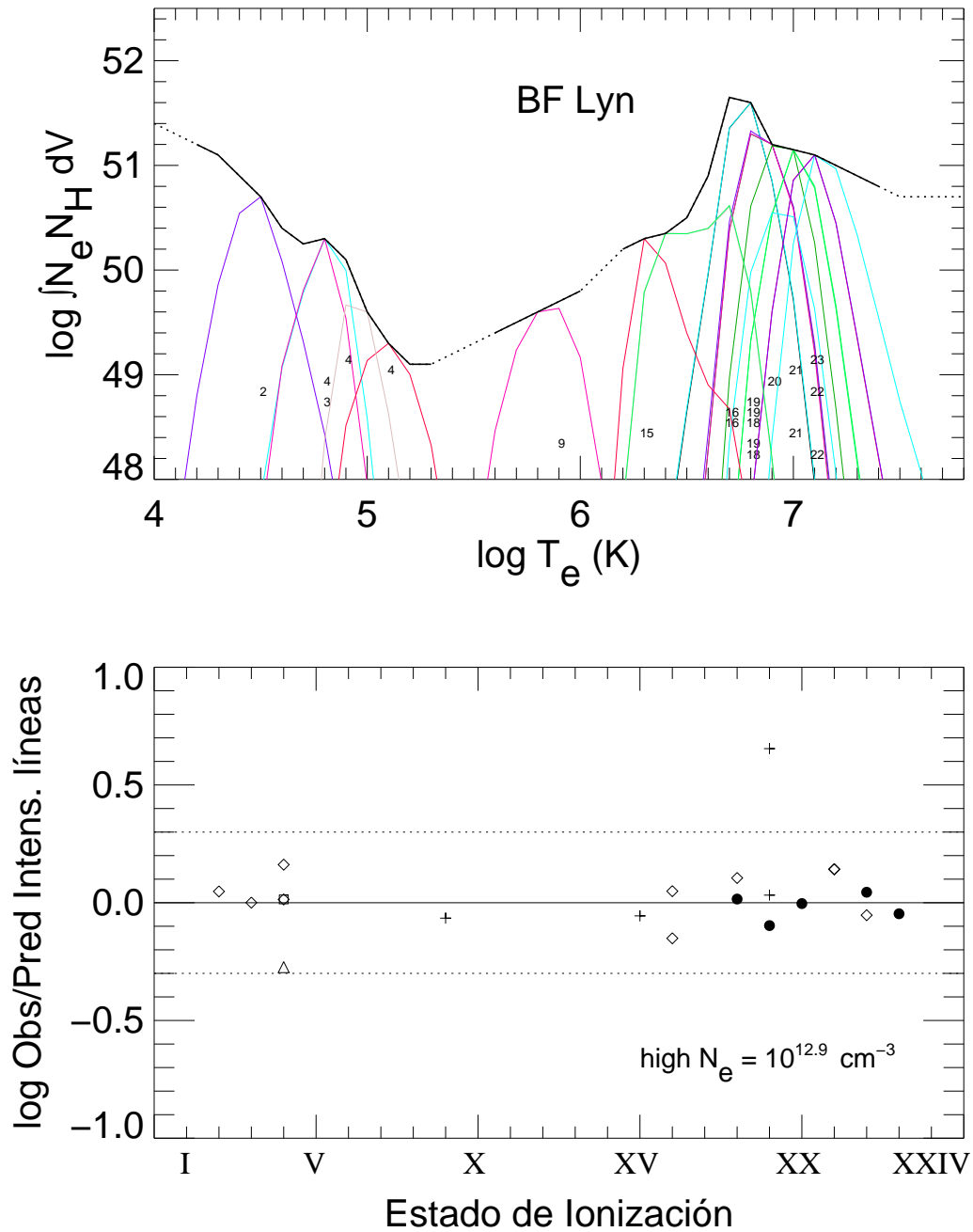


FIG. 8.11.— Distribución de la medida de emisión de BF Lyn. Ver descripción en Fig. 8.1.

y h & k de Mg. Dado que las líneas de Mg podrían verse afectadas por la actividad estelar y los datos de las estrellas muestran valores muy discordantes con estos valores, he preferido usar un valor conservador dado por el límite inferior de Wood et al. (2000), $N_H = 8 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Dada la ausencia de información procedente de líneas con longitudes de onda más largas (más afectadas por posibles cambios en los valores de la densidad de columna adoptados), los errores cometidos en esta estimación provocan mínimos efectos en la forma de la EMD, llevando como consecuencias más esperable los desplazamientos verticales en la EMD.

Es de destacar el ajuste notablemente bueno conseguido entre los flujos predichos y observados (ver Fig. 8.12), más fácil de conseguir también gracias al pequeño número de líneas usadas.

8.13 DH Leo

El cociente de las líneas de Fe XVI no proporcionan un valor preciso de la densidad de columna de hidrógeno hacia DH Leo, debido a que la línea de 361 Å tiene una S/N muy pobre. Pero la poca intensidad observada en esta línea apunta hacia una absorción por el ISM más bien elevada. Los valores de las estrellas cercanas Fruscione et al. (1994) sugieren un valor de $N_H \sim 1 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Por otra parte, Diamond et al. (1995) dedujo un amplio rango de valores de $N_H = 4.{}^{+28}_{-N/A} \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, derivado a partir del ajuste de espectros de ROSAT. Dado que el último no es un valor preciso tampoco, he preferido usar un valor intermedio con el de las estrellas cercanas. De modo que la densidad de columna de hidrógeno asumida aquí es de $N_H \sim 2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, un valor bastante compatible con el resto de la EMD observada (ver Fig. 8.13). A partir del ajuste en la EMD no está claro si hay sobreabundancia de nitrógeno (ver línea de N V $\lambda 1240$) o no, dado que no hay datos disponibles con temperaturas de $\log T(\text{K}) \sim 5.4\text{--}6.2$ que puedan ayudar a acotar los valores de la EM en torno a la línea.

8.14 ξ UMa B

ξ UMa es un sistema cuádruple formado por dos sistemas binarios espectroscópicos donde se observan sólo las estrellas primarias, una G0V (en el sistema A) y una G5V (en B) aunque hay cierta discrepancia entre los distintos autores sobre estos tipos espectrales. Como ya se ha comentado en § 3.2.15 es esperable que la componente B aporte una mayor proporción de flujo en el EUV, pero no se puede descartar completamente un flujo importante procedente de la componente A, basándose en los espectros observados para ambas estrellas en el UV (ver § 5.3). La actividad cromosférica observada en líneas de H & K de Ca II no muestra prácticamente ninguna emisión en la componente A, y una emisión poco intensa en la componente B (Montes et al., 1995). El cociente de líneas de Fe XVI en el espectro MW (2.25 ± 0.15) proporciona un valor preciso de la densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 8. \pm 3 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$, inferior al valor de $N_H = 1.5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ estimado por Schrijver et al. (1995) interpolando entre los valores en estrellas cercanas. La Fig. 8.14 muestra la EMD derivada para este sistema. Este es el ejemplo más claro de presencia de dos picos en la medida de emisión, que en este caso alcanzan valores muy similares en la EM. El ajuste mostrado resulta ser mucho mejor que el que se consigue

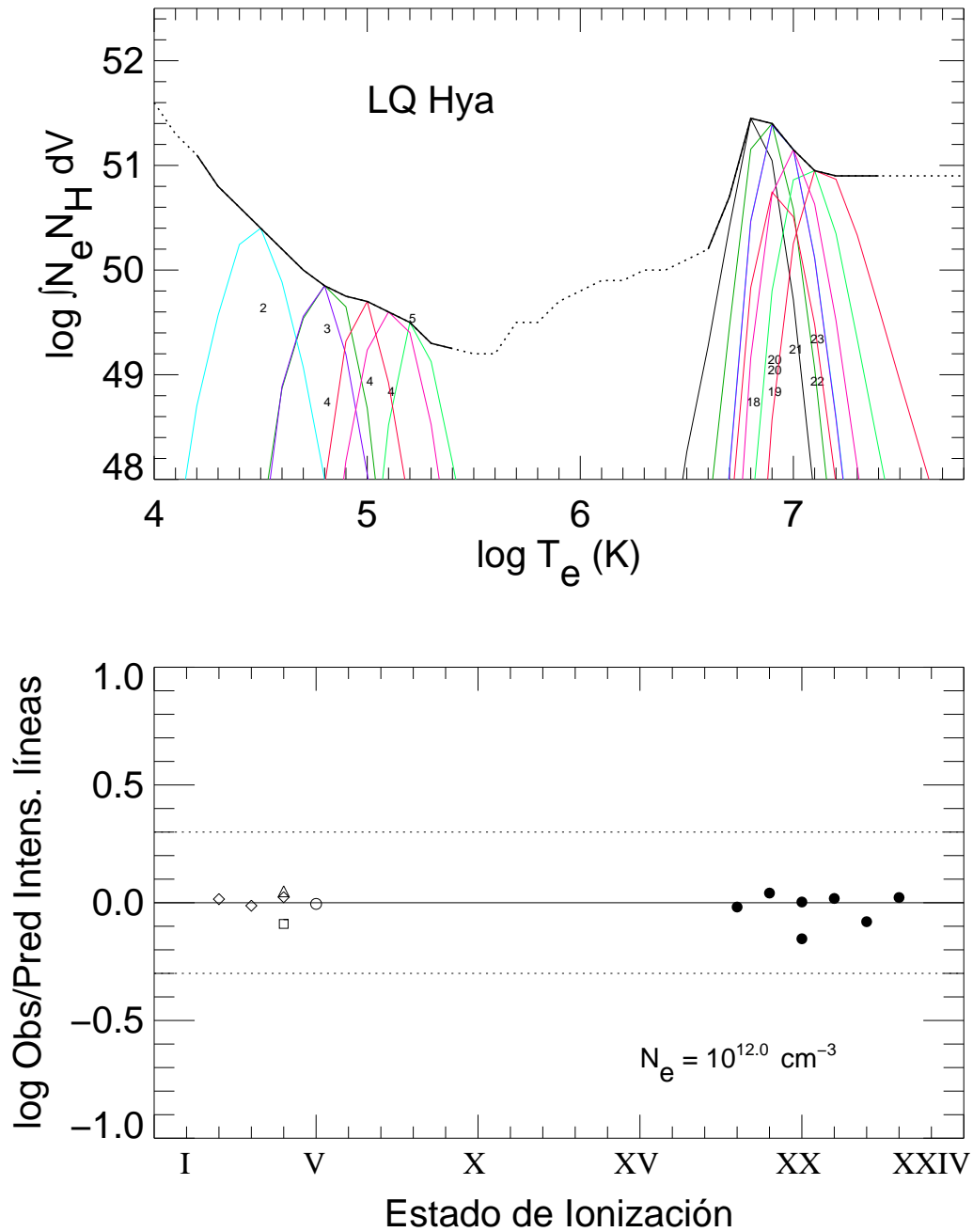


FIG. 8.12.— Distribución de la medida de emisión de LQ Hya. Ver descripción en Fig. 8.1.

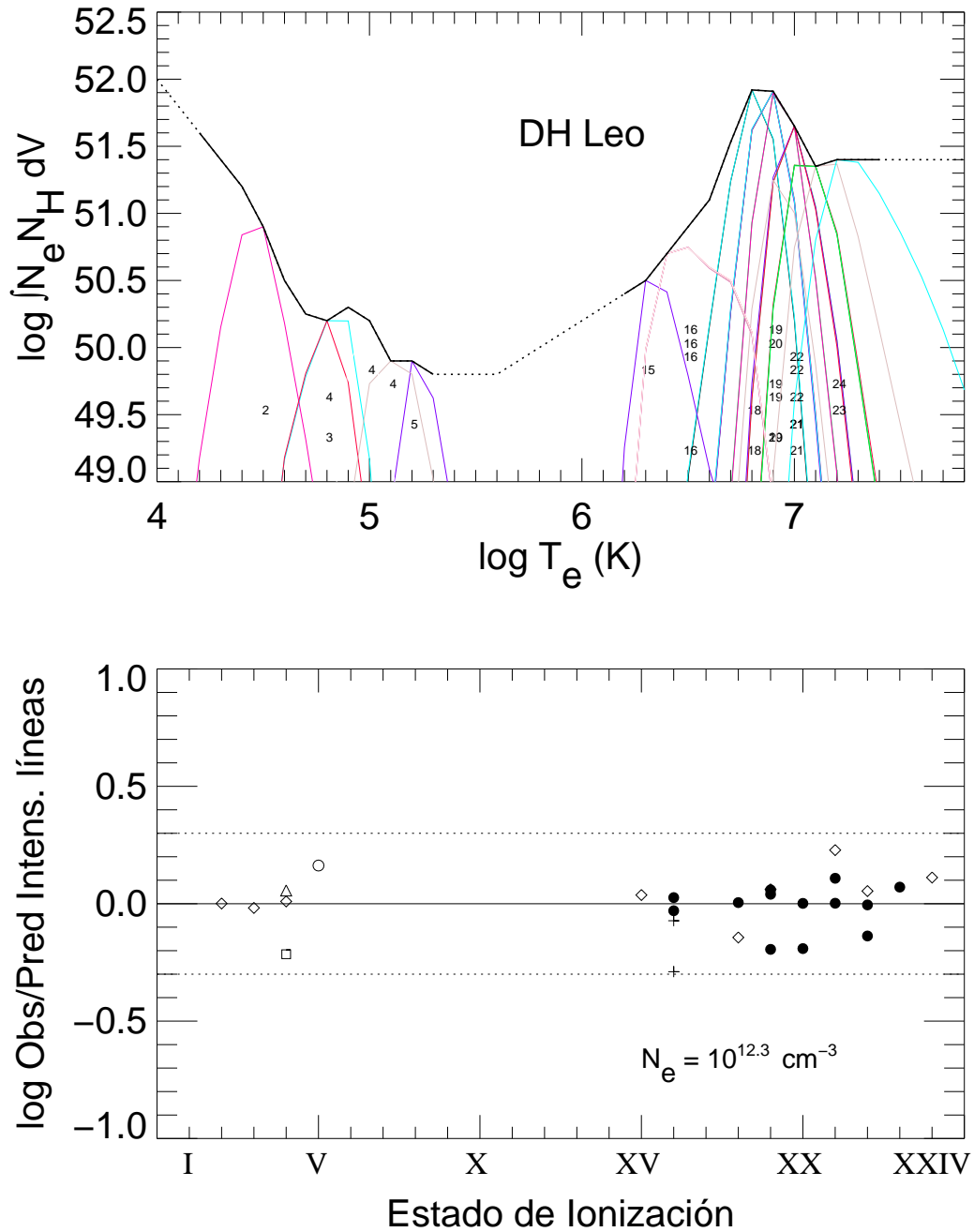


FIG. 8.13.— Distribución de la medida de emisión de DH Leo. Ver descripción en Fig. 8.1.

cuando se intentan hacer EMDs de un solo pico.

8.15 BH CVn

Hay una gran incertidumbre en la determinación de la densidad de columna de hidrógeno en la dirección de BH CVn (HR 5110). Los ajustes espectrales de los datos de ROSAT derivan en valores muy elevados ($N_H \gtrsim 1 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$, Diamond et al., 1995; Graffagnino et al., 1995), aunque cabe destacar que éste no es un método muy fiable de estimar la absorción del ISM. Los cocientes de las líneas de Fe XVI (1.45 ± 1.17) tampoco apuntan hacia un valor preciso, debido a la baja S/N de las líneas, pero el límite superior de este cociente corresponde a $N_H \sim 3 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Por otra parte los valores deducidos a partir de estrellas cercanas (Fruscione et al., 1994) conducen a una estimación mucho más baja, de $N_H \sim 7 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$. Así que como compromiso entre los valores de estas fuentes, he elegido el límite superior dado por el cociente de líneas de Fe XVI, $N_H = 3 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. En cualquier caso, las incertidumbres relacionadas con este valor solo afectan de forma sustancial al rango de $\log T(\text{K}) \sim 6.2-6.5$. La EMD calculada (Fig. 8.15) muestra una joroba similar a otros casos, con una EMD descendiente para temperaturas superiores.

8.16 α Cen

Como ya hemos visto con anterioridad (§ 3.2.17 y § 5.3), se puede suponer que la emisión EUVE procede en su mayoría de la componente B (K1V) del sistema triple visual, aunque la componente A (G2V) probablemente tenga una contribución sustancial. La densidad de columna de hidrógeno adoptada es $N_H = 6 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ (Linsky & Wood, 1996), más fiable que el cociente de las líneas de Fe XVI, que podría estar afectado por las líneas detectadas en la emisión en segundo orden del espectrógrafo que podrían afectar entre otras a la emisión de $\lambda 360.8$. Al igual que ya ocurriera con Procyon (§ 8.10), se han encontrado desajustes entre los flujos observados y predichos en las líneas de Fe XII $\lambda 364.4$ y $\lambda 100.78$ (observada en $\sim 100.5 \text{ \AA}$ en este caso).

La forma general de la EMD recuerda mucho a la del Sol en ausencia de fulguraciones hasta $\log T(\text{K}) \sim 6.5$ (ver Fig. 10.1), pero para temperaturas más altas hay algo de material caliente. Las líneas usadas para el ajuste en este rango son aquellas con una S/N menor de entre las líneas de hierro, por lo que se debe tener cierta cautela al interpretar el rango de $\log T(\text{K}) \gtrsim 6.5$. También resulta llamativa la densidad electrónica calculada con el cociente de flujos en las líneas de Fe XXI, $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 13.4$, mucho mayor que el valor calculado de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9.5$ en el rango $\log T(\text{K}) \sim 6.0-6.5$ (Mewe et al., 1995; Drake et al., 1997), apuntando a diferentes estructuras como causantes de estas diferencias (ver § 4.6). Como en el caso de ϵ Eri, sería necesario obtener otros diagnósticos válidos en el rango de las altas temperaturas.

8.17 σ^2 CrB

La buena S/N conseguida en las líneas de Fe XVI en el espectro de MW proporciona una determinación precisa de la densidad de columna de hidrógeno, resultando en un valor de $N_H = 2.5_{-0.9}^{+1.5} \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Este valor es consistente con el valor de $N_H =$

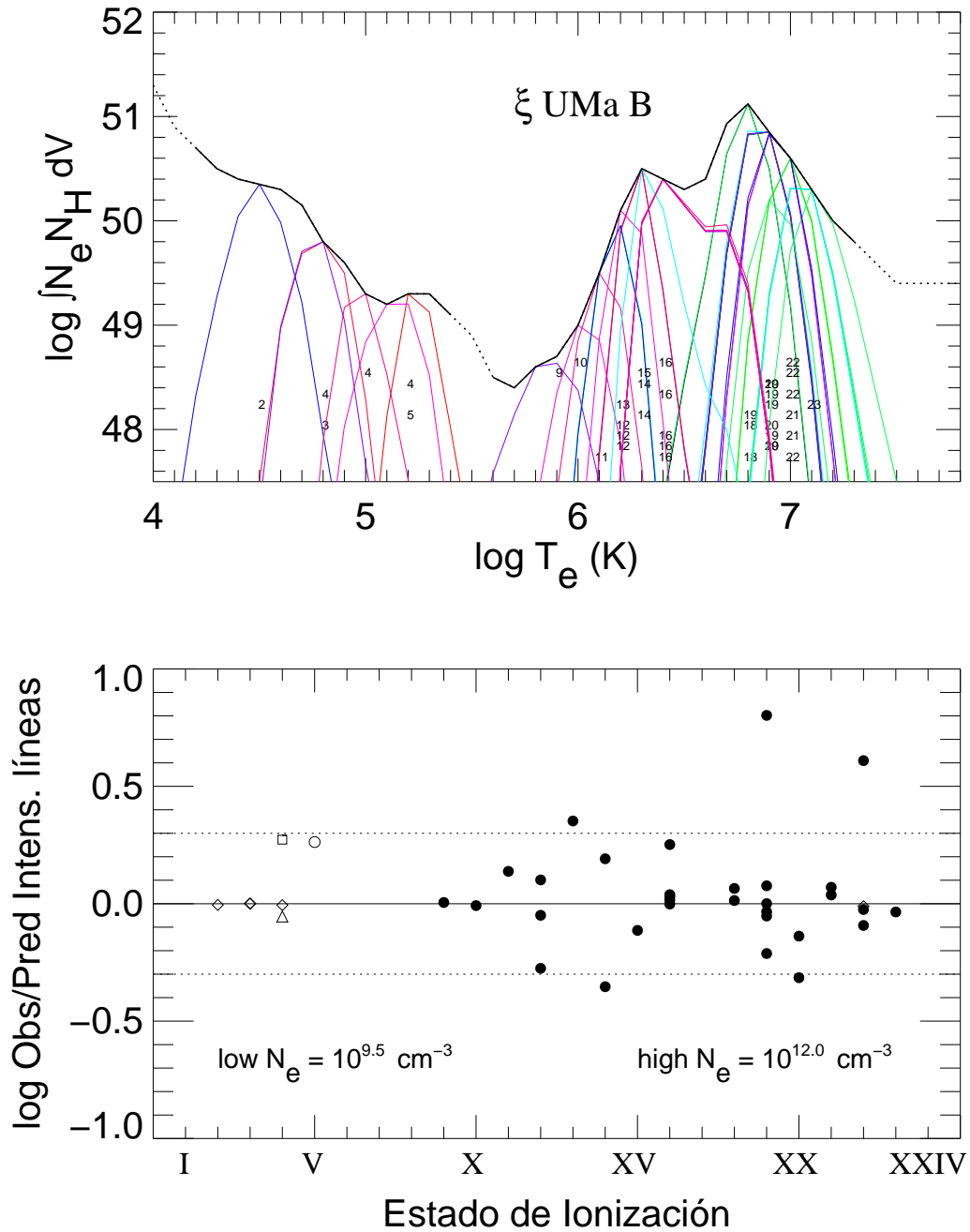


FIG. 8.14.— Distribución de la medida de emisión de ξ UMa B. Ver descripción en Fig. 8.1.

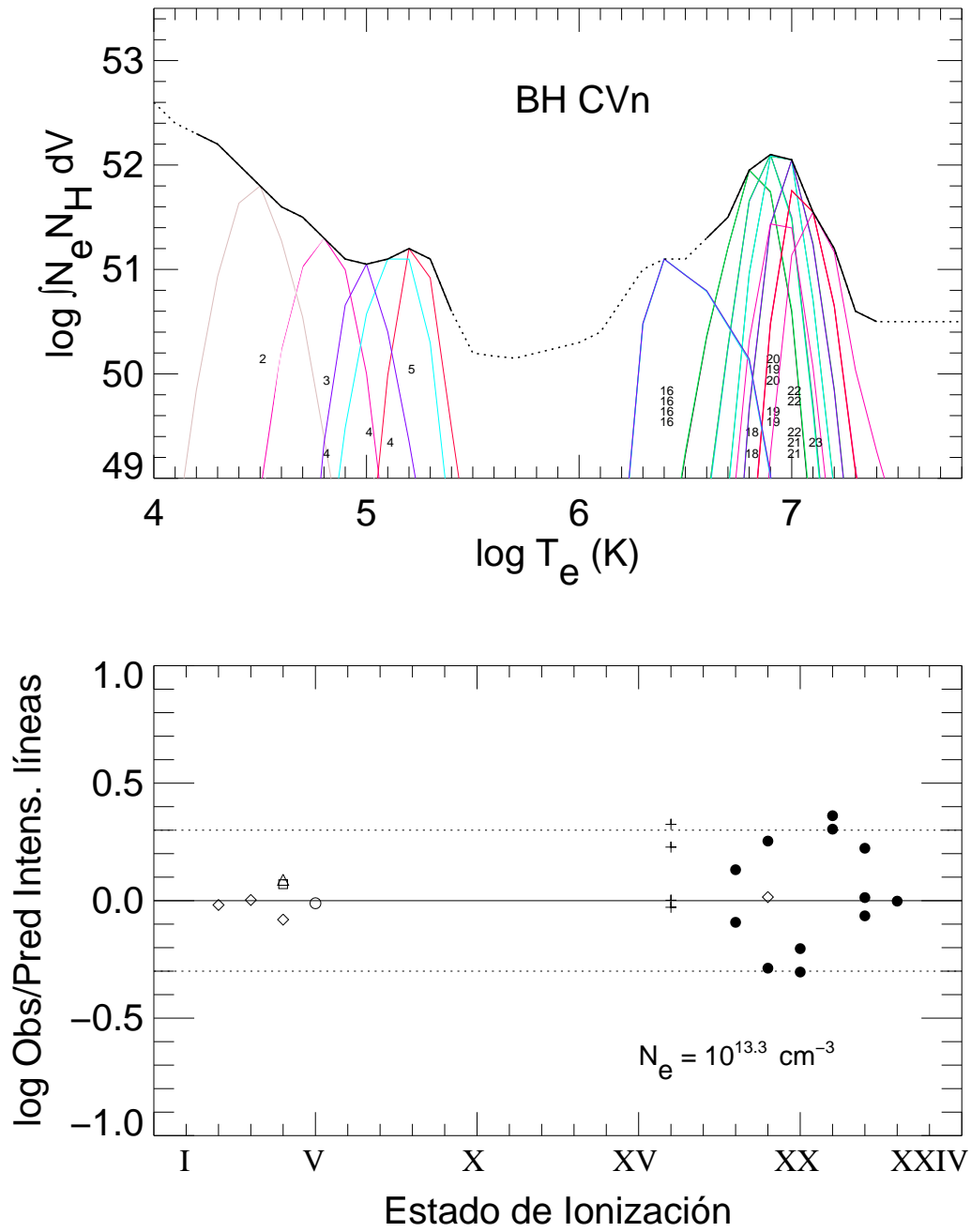


FIG. 8.15.— Distribución de la medida de emisión de BH CVn. Ver descripción en Fig. 8.1.

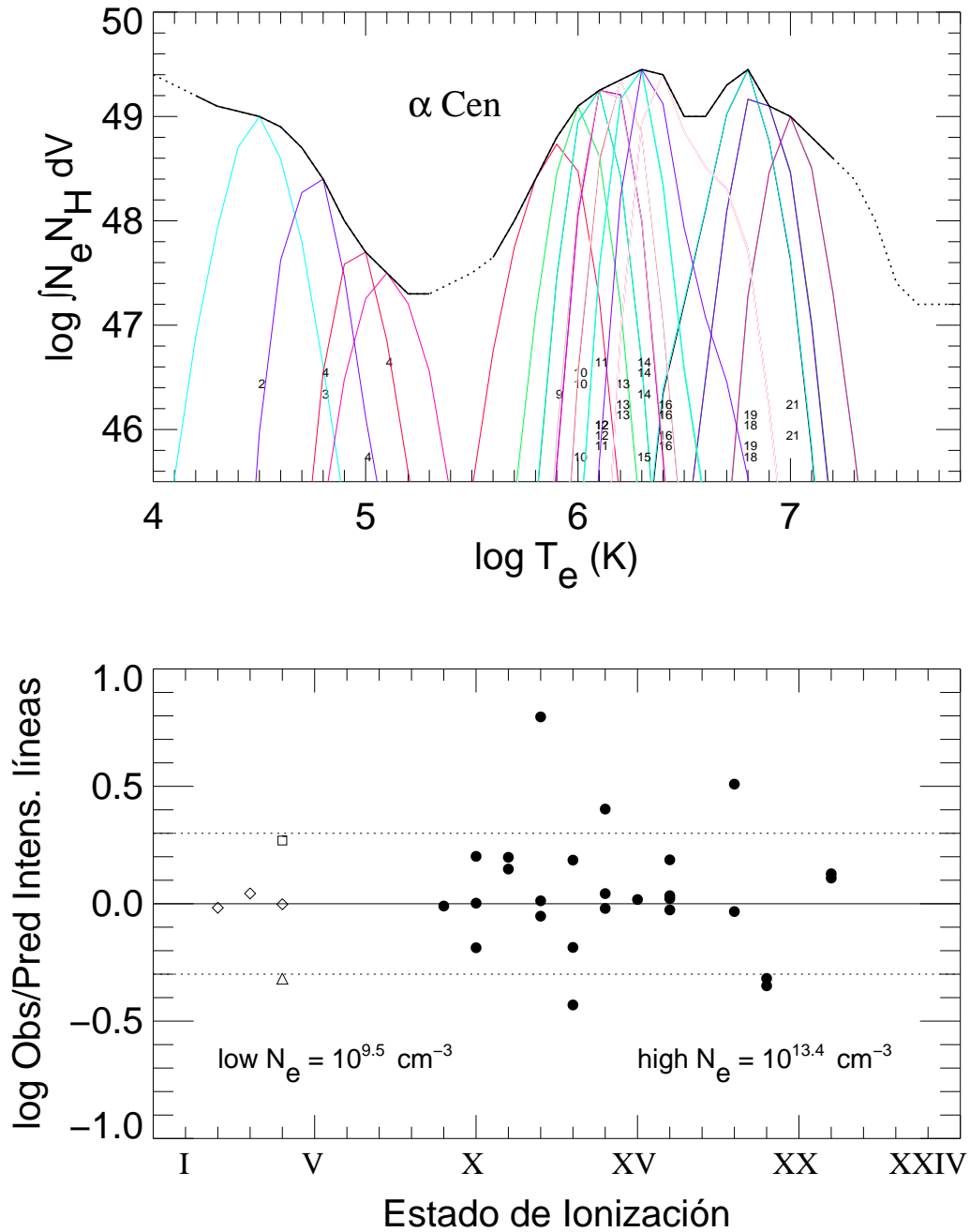


FIG. 8.16.— Distribución de la medida de emisión de α Cen. Ver descripción en Fig. 8.1.

$2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ deducido por Osten et al. (2000) a partir de la interpolación en los datos de las estrellas cercanas¹. La Fig 8.17 muestra una EMD que refleja una corona muy caliente, especialmente si se tiene en cuenta que este sistema no está compuesto por estrellas gigantes sino enanas (F6V/G0V), con lo que proporcionalmente es más activa que otras estrellas de la muestra con tamaños mayores (el volumen emisor es proporcional a la superficie de la estrella, y por tanto al cuadrado del radio estelar).

8.18 V824 Ara

El pequeño número de líneas observadas en el espectro de este sistema binario joven, hace menos precisa la estimación de la EMD. Airapetian & Dempsey (1998) hicieron un análisis usando los valores de máxima emisividad de algunas líneas para deducir valores de la EM. La densidad electrónica derivada a partir del cociente de Fe XXI $\lambda\lambda 102.22/128.73$ no es muy fiable, dado que la línea de $\lambda 102.22$ fue medida influyendo la superposición de la línea de Fe XIX $\lambda 101.55$ (el flujo de esta línea se ha estimado con el valor de la EMD para dar cuenta del solapamiento). El valor de la densidad de columna de hidrógeno es muy incierto, y se ha adoptado $N_H = 6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ a partir de valores en estrellas cercanas Fruscione et al. (1994). La EMD resultante (Fig. 8.18 muestra un pico pobremente acotado en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.9$).

8.19 V478 Lyr

No se ha hecho ninguna publicación hasta la fecha relacionada con los datos de V478 Lyr, y tampoco he podido encontrar en la literatura ninguna estimación fiable de la densidad de columna de hidrógeno. Se ha usado un valor intermedio de $N_H = 4 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ entre la amplia y dispersa cantidad de valores disponibles en las estrellas cercanas (Fruscione et al., 1994). La EMD construida no puede verse afectada de forma considerable por estas incertidumbres ya que todo el material emisor medido se encuentra en el espectro SW, donde cabe esperar menos efectos derivados de esta incertidumbre. Tan solo cabría esperar desplazamientos verticales en la EMD (Fig. 8.19 en la zona de las altas temperaturas y pequeños cambios en la forma de la EMD, a menos que el valor real de la densidad de columna sea muy diferente).

8.20 ER Vul

Como en otras estrellas de la muestra, también hay mucha incertidumbre en el valor de la absorción de la ISM en el caso de ER Vul. Los resultados procedentes de estrellas cercanas resultan contradictorios. En este trabajo se ha usado la estimación adoptada por Rucinski (1998) de $N_H = 3 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, aunque debo recalcar que hay gran incertidumbre en esta cantidad. Esto podría condicionar la determinación de la pendiente presente por debajo de la joroba en la EMD (Fig. 8.20).

¹Nótese que estos autores incluyen como razón para soportar este cálculo el hecho de que no se observa ninguna línea apenas en el espectro de LW, lo que como se ve en Fig 4.4 está lejos de ser cierto.

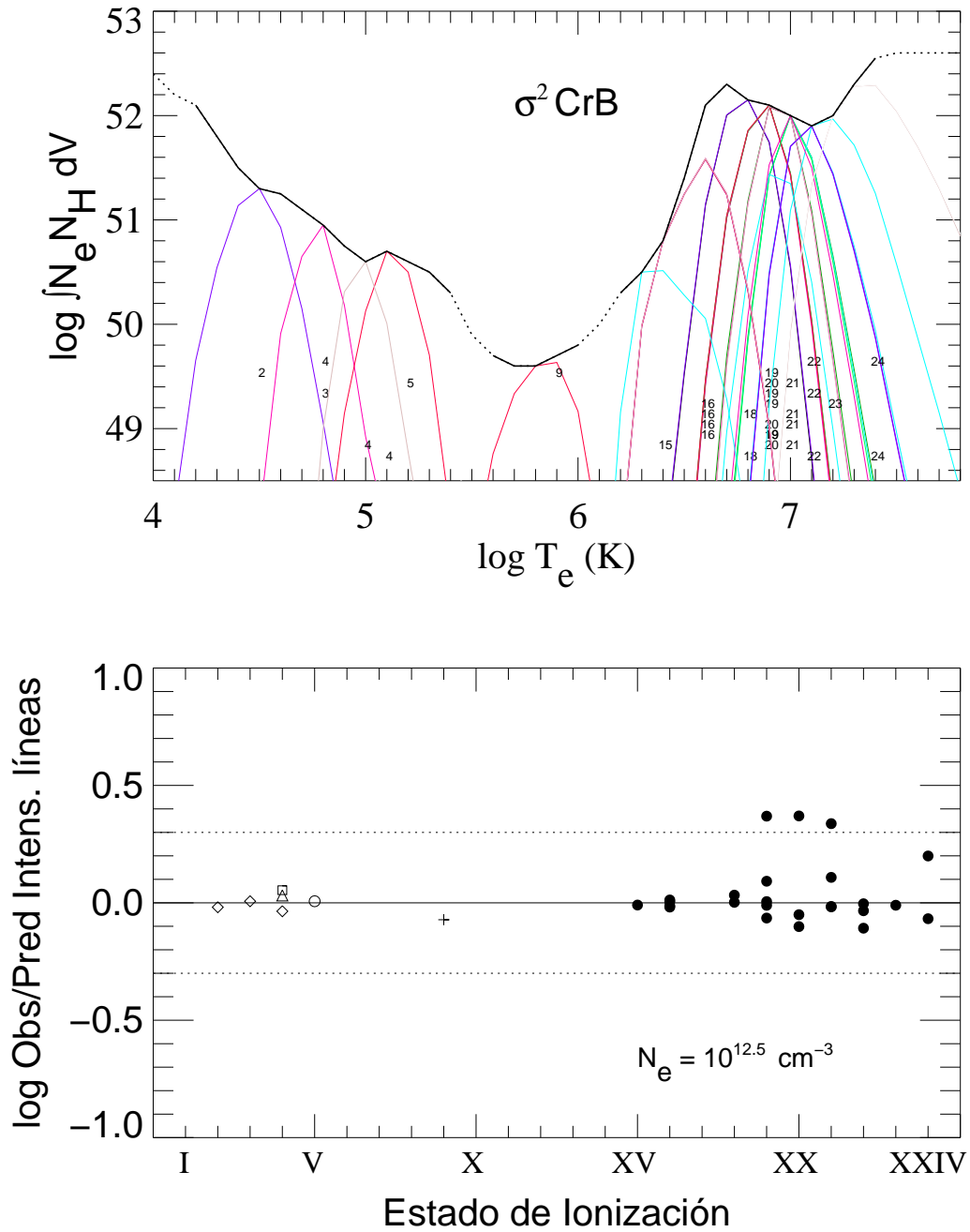


FIG. 8.17.— Distribución de la medida de emisión de σ^2 CrB. Ver descripción en Fig. 8.1.

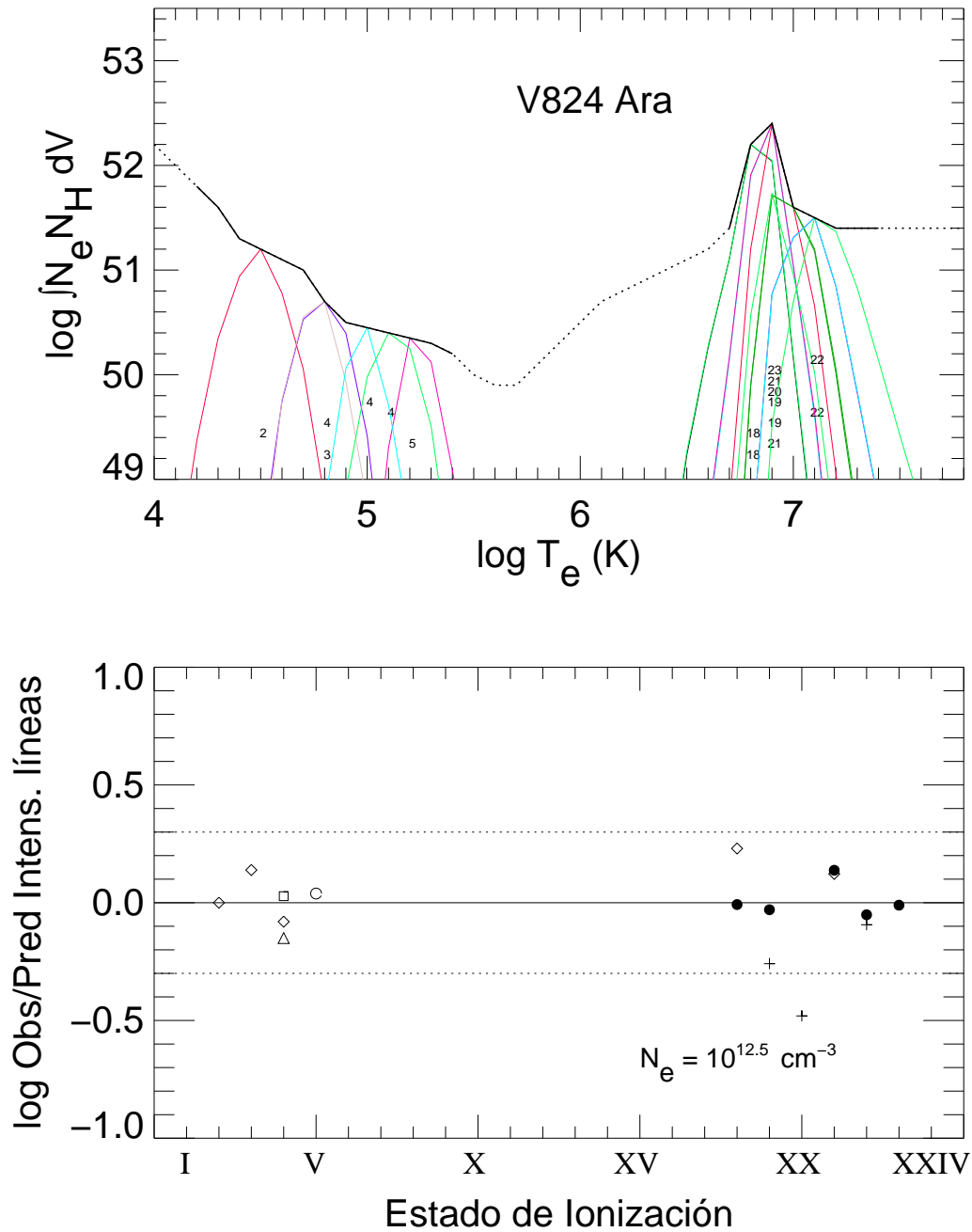


FIG. 8.18.— Distribución de la medida de emisión de V824 Ara. Ver descripción en Fig. 8.1.

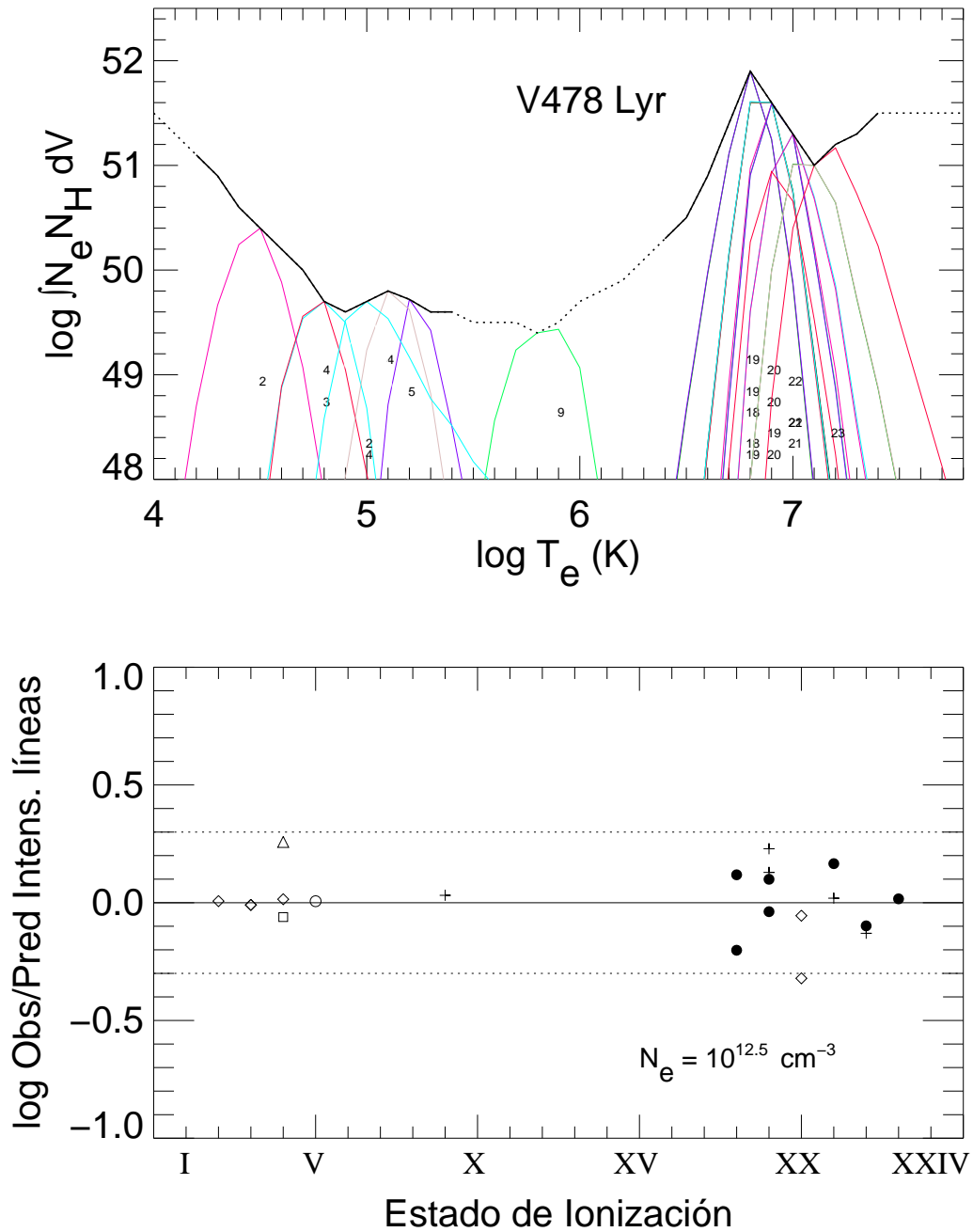


FIG. 8.19.— Distribución de la medida de emisión de V478 Lyr. Ver descripción en Fig. 8.1.

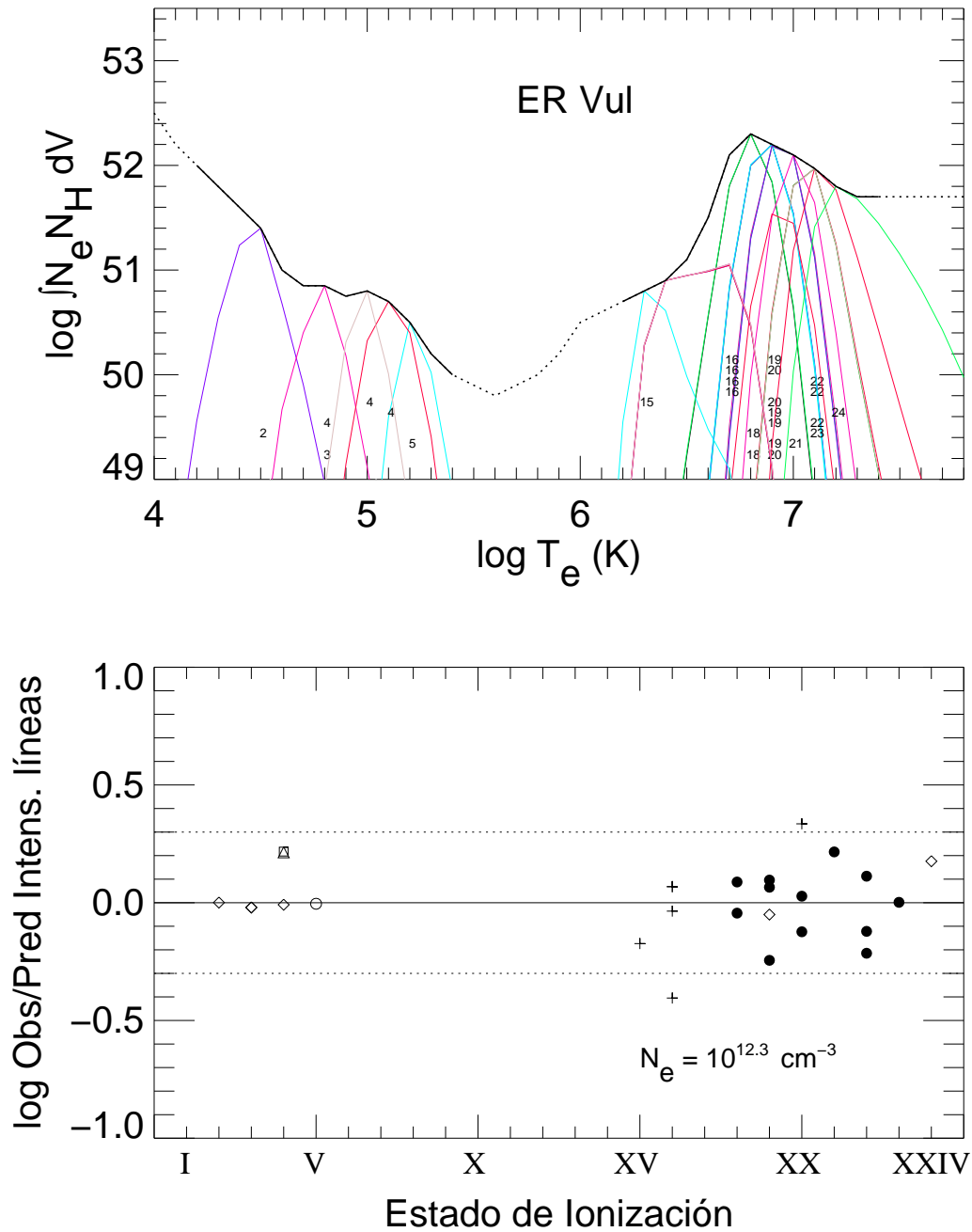


FIG. 8.20.— Distribución de la medida de emisión de ER Vul. Ver descripción en Fig. 8.1.

8.21 FK Aqr

Este sistema binario cercano está formado por dos estrellas enanas de tipo M orbitando con un periodo de ~ 4 días. No hay medidas directas de la densidad de columna hacia el sistema, pero las estrellas cercanas presentes en (Fruscione et al., 1994) sugieren un valor de $N_H = 7 - 10 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$. El cociente de las líneas de Fe XVI en el espectro MW (1.96 ± 0.20) proporcionan un límite superior de la densidad de columna de hidrógeno de $N_H = 7 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$, de modo que he adoptado este valor, también consistente con lo calculado en estrellas cercanas. Fig. 8.21 muestra una EMD notablemente bien ajustada, con una primera joroba con temperaturas similares a la EMD solar (véase Fig 10.1), y la típica segunda joroba a altas temperaturas, encontrada en la mayoría de las estrellas en la muestra.

8.22 BY Dra

Las estrellas cercanas a BY Dra apuntan a una densidad de columna de hidrógeno bastante elevada en esta dirección ($N_H = 5 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$), pero bastante consistente con la escasez de señal conseguida en el espectro de MW, que es atribuible probablemente a la absorción del ISM. En ausencia de otras evidencias, se ha usado este valor, si bien las consecuencias sobre la forma de la EMD (Fig. 8.22) derivadas de el uso de un valor erróneo serían mínimas. Debo advertir que la densidad electrónica calculada ha sido estimada con algunas líneas con S/N inferior a 3, por lo que su valor no es muy fiable, y el promedio resultante (ver Tabla 4.2) es demasiado alto para el flujo observado en la línea de Fe XXI $\lambda 128.7$ y la EMD estimada, mientras que un valor de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12$ ajustaría muy bien la EMD. De modo que he preferido usar un valor conservador de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) = 12.5$ para los cálculos de la EMD, lo que se corresponde con el límite inferior de los valores estimados a partir de los cocientes de líneas presentes en Tabla 4.2.

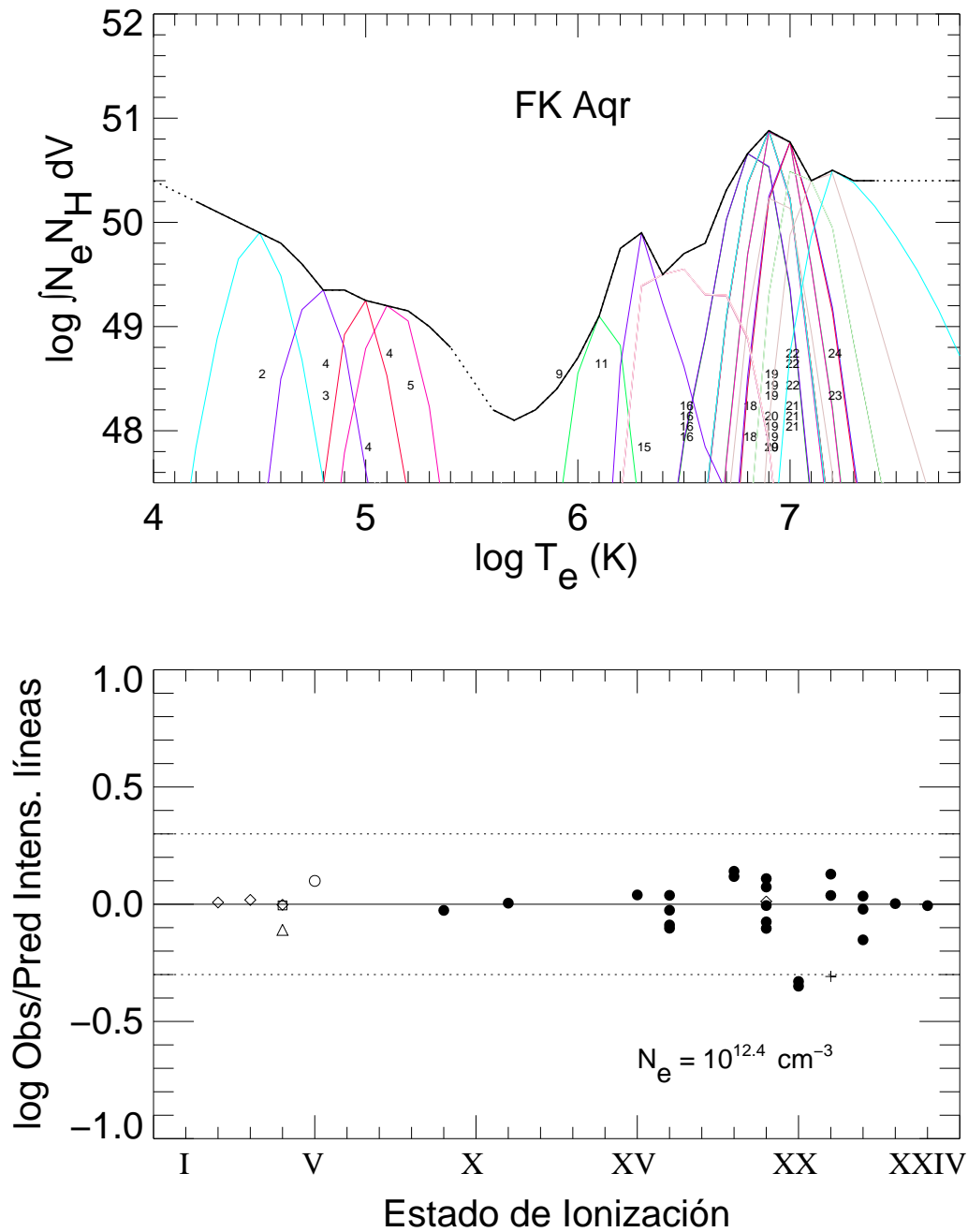


FIG. 8.21.— Distribución de la medida de emisión de FK Aqr. Ver descripción en Fig. 8.1.

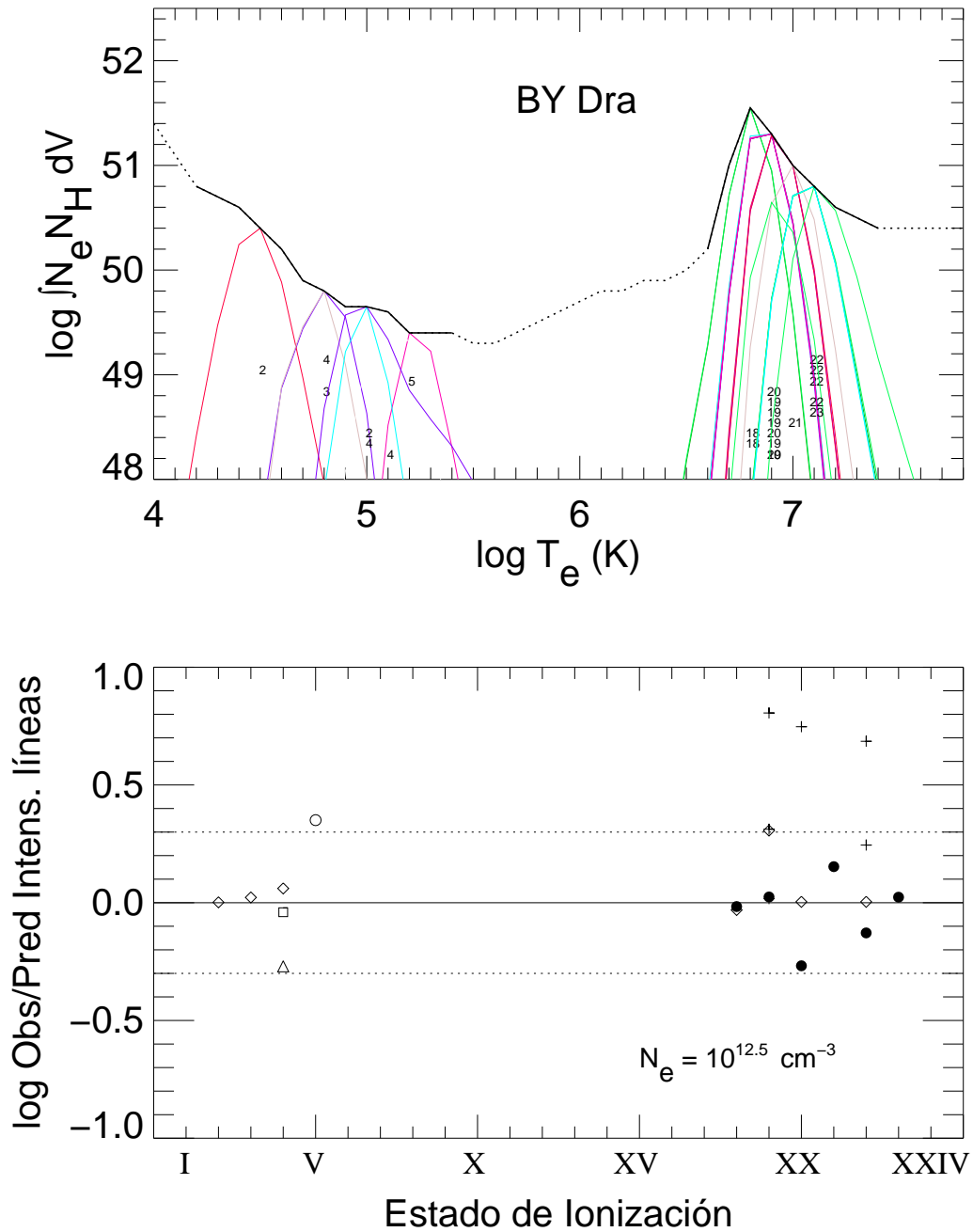


FIG. 8.22.— Distribución de la medida de emisión de BY Dra. Ver descripción en Fig. 8.1.

TABLA 8.1 EMD DE LAS ESTRELLAS CON UN SOLO INTERVALO CONSIDERADO (I)

| log (T) (K) | log EM [†] | | | | | | | | | | |
|----------------|---------------------|--------|--------|--------|--------|----------------|---------|--------|--------|---------|--------|
| | β Cet | AY Cet | AR Psc | CC Eri | VY Ari | ϵ Eri | Capella | AB Dor | YY Gem | Procyon | BF Lyn |
| 4.0 | 51.85 | 52.20 | 52.30 | 51.20 | 52.60 | 50.30 | 52.70 | 51.40 | 50.70 | 51.40 | 51.40 |
| 4.1 | 51.80 | 52.15 | 52.00 | 50.90 | 52.30 | 50.10 | 52.60 | 51.20 | 50.65 | 51.30 | 51.30 |
| 4.2 | 51.75 | 52.10 | 51.90 | 50.80 | 52.00 | 49.90 | 52.55 | 51.00 | 50.60 | 51.10 | 51.20 |
| 4.3 | 51.65 | 52.05 | 51.70 | 50.60 | 51.80 | 49.75 | 52.50 | 50.90 | 50.50 | 50.80 | 51.10 |
| 4.4 | 51.50 | 52.00 | 51.60 | 50.40 | 51.50 | 49.60 | 52.30 | 50.80 | 50.40 | 50.70 | 50.90 |
| 4.5 | 51.30 | 51.95 | 51.40 | 50.20 | 51.30 | 49.50 | 52.20 | 50.75 | 50.35 | 50.60 | 50.70 |
| 4.6 | 51.20 | 51.90 | 51.15 | 49.80 | 50.90 | 49.35 | 52.00 | 50.55 | 50.30 | 50.55 | 50.40 |
| 4.7 | 51.00 | 51.80 | 51.10 | 49.60 | 50.60 | 49.15 | 51.90 | 50.40 | 50.00 | 50.10 | 50.25 |
| 4.8 | 50.90 | 51.80 | 51.00 | 49.45 | 50.55 | 48.90 | 51.75 | 50.20 | 49.80 | 49.90 | 50.30 |
| 4.9 | 50.80 | 51.40 | 50.95 | 49.45 | 50.50 | 48.70 | 51.40 | 50.10 | 49.80 | 49.80 | 50.10 |
| 5.0 | 50.75 | 51.20 | 50.75 | 49.45 | 50.45 | 48.70 | 51.40 | 49.90 | 49.55 | 49.65 | 49.60 |
| 5.1 | 50.85 | 50.94 | 50.60 | 49.40 | 50.40 | 48.70 | 51.50 | 49.90 | 49.60 | 49.60 | 49.30 |
| 5.2 | 50.90 | 50.90 | 50.40 | 49.40 | 50.35 | 48.60 | 51.40 | 49.95 | 49.50 | 49.55 | 49.10 |
| 5.3 | 50.85 | 50.85 | 50.40 | 49.25 | 50.30 | 48.30 | 51.20 | 49.95 | 49.40 | 49.60 | 49.10 |
| 5.4 | 50.70 | 50.70 | 50.10 | 49.20 | 50.20 | 48.00 | 50.80 | 49.70 | 49.30 | 49.20 | 49.20 |
| 5.5 | 50.33 | 50.60 | 49.90 | 49.10 | 50.00 | 47.80 | 50.30 | 49.43 | 49.30 | 49.00 | 49.30 |
| 5.6 | 50.03 | 50.40 | 49.90 | 49.10 | 49.90 | 47.50 | 49.95 | 49.13 | 49.40 | 48.90 | 49.40 |
| 5.7 | 49.73 | 50.00 | 49.90 | 49.20 | 49.90 | 47.60 | 49.85 | 49.03 | 49.50 | 49.00 | 49.50 |
| 5.8 | 49.53 | 49.80 | 50.10 | 49.30 | 50.10 | 47.80 | 49.80 | 49.03 | 49.70 | 49.10 | 49.60 |
| 5.9 | 49.43 | 49.80 | 50.40 | 49.40 | 50.30 | 48.30 | 49.85 | 49.13 | 49.80 | 49.30 | 49.70 |
| 6.0 | 49.53 | 49.90 | 50.70 | 49.60 | 50.50 | 48.85 | 49.90 | 49.33 | 49.75 | 49.50 | 49.80 |
| 6.1 | 49.63 | 50.00 | 50.95 | 49.70 | 50.70 | 49.15 | 50.10 | 49.63 | 49.70 | 49.70 | 50.00 |
| 6.2 | 49.83 | 50.00 | 50.90 | 49.80 | 50.90 | 49.30 | 50.45 | 49.83 | 49.75 | 49.90 | 50.20 |
| 6.3 | 49.93 | 50.10 | 50.90 | 49.85 | 51.20 | 49.60 | 50.55 | 49.83 | 49.90 | 50.00 | 50.30 |
| 6.4 | 50.13 | 50.20 | 51.00 | 49.90 | 51.30 | 50.08 | 50.40 | 49.73 | 50.00 | 49.80 | 50.35 |
| 6.5 | 50.43 | 50.50 | 51.10 | 50.20 | 51.30 | 50.07 | 50.50 | 49.63 | 50.10 | 49.50 | 50.50 |
| 6.6 | 50.93 | 50.90 | 51.20 | 50.40 | 51.40 | 49.88 | 50.80 | 49.68 | 50.40 | 49.30 | 50.90 |
| 6.7 | 52.12 | 51.70 | 51.30 | 50.76 | 51.50 | 49.95 | 51.60 | 49.93 | 50.90 | 49.60 | 51.65 |
| 6.8 | 52.52 | 52.40 | 51.50 | 51.17 | 52.00 | 49.85 | 52.35 | 51.23 | 51.20 | 49.90 | 51.60 |
| 6.9 | 52.11 | 52.70 | 51.60 | 51.20 | 52.60 | 49.60 | 51.30 | 51.78 | 51.20 | 49.60 | 51.20 |
| 7.0 | 51.78 | 52.60 | 51.80 | 50.60 | 52.52 | 49.20 | 51.40 | 51.26 | 51.09 | 49.55 | 51.15 |
| 7.1 | 51.33 | 51.40 | 51.80 | 50.50 | 51.90 | 48.90 | 51.30 | 50.70 | 50.50 | 49.50 | 51.10 |
| 7.2 | 51.23 | 51.00 | 51.50 | 50.35 | 52.10 | 48.80 | 51.20 | 50.80 | 50.40 | 49.30 | 51.00 |
| 7.3 | 51.23 | 50.80 | 51.60 | 50.25 | 52.20 | 48.70 | 51.10 | 50.85 | 50.50 | 49.10 | 50.90 |
| 7.4 | 51.43 | 50.50 | 51.60 | 50.20 | 52.30 | 48.70 | 50.90 | 50.90 | 50.50 | 48.80 | 50.80 |
| 7.5 | 51.43 | 50.40 | 51.60 | 50.20 | 52.30 | 48.70 | 50.90 | 50.90 | 50.50 | 48.20 | 50.70 |
| 7.6 | 51.43 | 50.40 | 51.60 | 50.20 | 52.30 | 48.70 | 50.90 | 50.90 | 50.50 | 48.20 | 50.70 |
| 7.7 | 51.43 | 50.40 | 51.60 | 50.20 | 52.30 | 48.70 | 50.90 | 50.90 | 50.50 | 48.20 | 50.70 |
| 7.8 | 51.43 | 50.40 | 51.60 | 50.20 | 52.30 | 48.70 | 50.90 | 50.90 | 50.50 | 48.20 | 50.70 |

[†] EM = $\int N_e N_H dV [cm^{-3}]$, donde N_e y N_H son las densidades de electrones e hidrógeno respectivamente, en cm^{-3} .

TABLA 8.2 EMD DE LAS ESTRELLAS CON UN SOLO INTERVALO CONSIDERADO (II)

| log (T) (K) | log EM [†] | | | | | | | | | | |
|----------------|---------------------|--------|-------|--------|-------|--------------------|----------|----------|--------|--------|--------|
| | LQ Hya | DH Leo | ξ UMa | BH CVn | α Cen | σ ² CrB | V824 Ara | V478 Lyr | ER Vul | FK Aqr | BY Dra |
| 4.0 | 51.60 | 52.00 | 51.30 | 52.60 | 49.40 | 52.40 | 52.20 | 51.50 | 52.50 | 50.40 | 51.40 |
| 4.1 | 51.30 | 51.80 | 50.90 | 52.40 | 49.30 | 52.20 | 52.00 | 51.30 | 52.20 | 50.30 | 51.10 |
| 4.2 | 51.10 | 51.60 | 50.70 | 52.30 | 49.20 | 52.10 | 51.80 | 51.10 | 52.00 | 50.20 | 50.80 |
| 4.3 | 50.80 | 51.40 | 50.50 | 52.20 | 49.10 | 51.80 | 51.60 | 50.90 | 51.80 | 50.10 | 50.70 |
| 4.4 | 50.60 | 51.20 | 50.40 | 52.00 | 49.05 | 51.50 | 51.30 | 50.60 | 51.60 | 50.00 | 50.60 |
| 4.5 | 50.40 | 50.90 | 50.35 | 51.80 | 49.00 | 51.30 | 51.20 | 50.40 | 51.40 | 49.90 | 50.40 |
| 4.6 | 50.20 | 50.50 | 50.30 | 51.60 | 48.90 | 51.25 | 51.10 | 50.20 | 51.00 | 49.80 | 50.20 |
| 4.7 | 50.00 | 50.25 | 50.15 | 51.50 | 48.70 | 51.10 | 51.00 | 50.00 | 50.85 | 49.60 | 49.90 |
| 4.8 | 49.85 | 50.20 | 49.80 | 51.30 | 48.40 | 50.95 | 50.70 | 49.70 | 50.85 | 49.35 | 49.80 |
| 4.9 | 49.75 | 50.30 | 49.60 | 51.10 | 48.00 | 50.75 | 50.50 | 49.60 | 50.75 | 49.35 | 49.65 |
| 5.0 | 49.70 | 50.20 | 49.30 | 51.05 | 47.70 | 50.60 | 50.45 | 49.70 | 50.80 | 49.25 | 49.65 |
| 5.1 | 49.60 | 49.90 | 49.20 | 51.10 | 47.50 | 50.70 | 50.40 | 49.80 | 50.70 | 49.20 | 49.60 |
| 5.2 | 49.50 | 49.90 | 49.30 | 51.20 | 47.30 | 50.60 | 50.35 | 49.72 | 50.50 | 49.15 | 49.40 |
| 5.3 | 49.30 | 49.80 | 49.30 | 51.10 | 47.30 | 50.50 | 50.30 | 49.60 | 50.20 | 49.00 | 49.40 |
| 5.4 | 49.25 | 49.80 | 49.10 | 50.60 | 47.40 | 50.30 | 50.20 | 49.60 | 50.00 | 48.80 | 49.40 |
| 5.5 | 49.20 | 49.80 | 48.90 | 50.20 | 47.50 | 49.90 | 50.00 | 49.50 | 49.90 | 48.50 | 49.30 |
| 5.6 | 49.20 | 49.80 | 48.50 | 50.17 | 47.65 | 49.70 | 49.90 | 49.50 | 49.80 | 48.20 | 49.30 |
| 5.7 | 49.50 | 49.90 | 48.40 | 50.15 | 48.00 | 49.60 | 49.90 | 49.50 | 49.90 | 48.10 | 49.40 |
| 5.8 | 49.50 | 50.00 | 48.60 | 50.20 | 48.40 | 49.60 | 50.10 | 49.40 | 50.00 | 48.20 | 49.50 |
| 5.9 | 49.70 | 50.10 | 48.70 | 50.25 | 48.80 | 49.70 | 50.30 | 49.50 | 50.20 | 48.40 | 49.60 |
| 6.0 | 49.80 | 50.20 | 49.00 | 50.30 | 49.10 | 49.80 | 50.50 | 49.70 | 50.50 | 48.70 | 49.70 |
| 6.1 | 49.90 | 50.30 | 49.50 | 50.40 | 49.25 | 50.00 | 50.70 | 49.80 | 50.60 | 49.10 | 49.80 |
| 6.2 | 49.90 | 50.40 | 50.10 | 50.70 | 49.35 | 50.30 | 50.80 | 49.90 | 50.70 | 49.75 | 49.80 |
| 6.3 | 50.00 | 50.50 | 50.50 | 51.00 | 49.45 | 50.50 | 50.90 | 50.10 | 50.80 | 49.90 | 49.90 |
| 6.4 | 50.00 | 50.70 | 50.40 | 51.10 | 49.40 | 50.80 | 51.00 | 50.30 | 50.90 | 49.50 | 49.90 |
| 6.5 | 50.10 | 50.90 | 50.30 | 51.10 | 49.00 | 51.40 | 51.10 | 50.50 | 51.10 | 49.70 | 50.00 |
| 6.6 | 50.20 | 51.10 | 50.40 | 51.30 | 49.00 | 52.10 | 51.20 | 50.90 | 51.50 | 49.80 | 50.20 |
| 6.7 | 50.70 | 51.53 | 50.93 | 51.50 | 49.30 | 52.30 | 51.40 | 51.40 | 52.10 | 50.31 | 51.00 |
| 6.8 | 51.45 | 51.92 | 51.12 | 51.95 | 49.45 | 52.15 | 52.20 | 51.90 | 52.30 | 50.66 | 51.55 |
| 6.9 | 51.40 | 51.91 | 50.85 | 52.10 | 49.10 | 52.10 | 52.40 | 51.60 | 52.20 | 50.88 | 51.30 |
| 7.0 | 51.15 | 51.65 | 50.60 | 52.05 | 49.00 | 52.00 | 51.60 | 51.30 | 52.10 | 50.77 | 51.00 |
| 7.1 | 50.95 | 51.35 | 50.30 | 51.55 | 48.80 | 51.90 | 51.50 | 51.00 | 51.97 | 50.40 | 50.80 |
| 7.2 | 50.90 | 51.40 | 50.00 | 51.20 | 48.60 | 52.00 | 51.40 | 51.20 | 51.80 | 50.50 | 50.60 |
| 7.3 | 50.90 | 51.40 | 49.80 | 50.60 | 48.40 | 52.30 | 51.40 | 51.30 | 51.70 | 50.40 | 50.50 |
| 7.4 | 50.90 | 51.40 | 49.60 | 50.50 | 48.00 | 52.55 | 51.40 | 51.50 | 51.70 | 50.40 | 50.40 |
| 7.5 | 50.90 | 51.40 | 49.40 | 50.50 | 47.40 | 52.60 | 51.40 | 51.50 | 51.70 | 50.40 | 50.40 |
| 7.6 | 50.90 | 51.40 | 49.40 | 50.50 | 47.20 | 52.60 | 51.40 | 51.50 | 51.70 | 50.40 | 50.40 |
| 7.7 | 50.90 | 51.40 | 49.40 | 50.50 | 47.20 | 52.60 | 51.40 | 51.50 | 51.70 | 50.40 | 50.40 |
| 7.8 | 50.90 | 51.40 | 49.40 | 50.50 | 47.20 | 52.60 | 51.40 | 51.50 | 51.70 | 50.40 | 50.40 |

[†] EM = $\int N_e N_H dV [cm^{-3}]$, donde N_e y N_H son las densidades de electrones e hidrógeno respectivamente, en cm^{-3} .

Capítulo 9

Relación entre los parámetros estelares y la EMD

En circunstancias normales este es uno de los capítulos donde hay más que decir en cualquier estudio de una muestra estelar, pero ese no es el caso aquí. Las estrellas estudiadas han mostrado un patrón muy similar en todos los casos en la forma de la EMD, por lo que no hay ninguna relación evidente que se pueda hacer a partir de la EMD observada y los parámetros estelares. No parece haber dependencia con el tipo espectral, clase de luminosidad, edad (nótese que hay varias estrellas jóvenes en la muestra, como AB Dor, LQ Hya, AR Psc o V824 Ara), periodo de rotación o incluso inclinación (lo que podría dar pistas sobre relaciones con regiones activas polares).

Como se muestra en la Tabla 9.1, tan solo se pueden describir dos tipos de diferencias: por un lado hay 3 estrellas con máximos en la medida de emisión en torno a $\log T(K) \sim 6.3-6.5$, mientras que el resto muestran todos un máximo correspondiente a la joroba encontrada en el rango de las altas temperaturas. Por otra parte se observa una cierta tendencia a una mayor medida de emisión en el caso de las estrellas de mayor tamaño, como es de esperar dado que la medida de emisión tiene una evidente dependencia con la superficie emisora, que podemos considerar en primera aproximación como similar a la superficie estelar. Por tanto, y como mera referencia para notar este detalle, se ha calculado la medida de emisión en el máximo de la joroba de cada estrella, dividida por $4\pi R^2$ (R es el radio estelar medido en radios *solares*), para tener una idea de la EM normalizada al caso de una superficie como la del Sol. Naturalmente este cálculo está afectado de los errores en la medición del radio estelar, además de los propios de suponer que la superficie emisora se corresponde con la calculada a partir del radio estelar medido para la fotosfera. Por otra parte, los niveles generales de la EM en el rango de las altas energías estarán afectados por el factor de la abundancia del hierro en las coronas de estas estrellas. De modo que se deben tomar estos valores con cautela. La conclusión general que se observa es la de que las estrellas gigantes emiten menos por unidad de superficie que la estrellas enanas.

Aparte de estas dos conclusiones, no se puede derivar ninguna más. Llama la atención el que no se encuentre ninguna diferencia clara entre la mayoría las estrellas de la muestra en la forma de la EMD con el periodo de rotación, lo que no quiere decir que no exista esta diferencia en el nivel general de la EM, que necesitaría antes ser corregido de los

TABLA 9.1 COMPARACIÓN ENTRE ALGUNOS PARÁMETROS ESTELARES Y LAS CARACTERÍSTICAS DE LA EM EN EL MÁXIMO (LOCALIZADO EN LA JOROBA).

| Nombre | Tipo Espectral | P_{orb} (d) | P_{fot} (d) | $i(^{\circ})$ | $R_{*}(R_{\odot})$ | (1) | (2) | (3) | (4) | (5) |
|----------------|----------------|---------------|---------------|---------------|--------------------|-----|-------------------|------|------|------|
| β Cet | K0III | ... | ... | 60. | 15.1 | 6.8 | 1.36 ^a | 1.81 | 52.5 | 49.0 |
| AY Cet | WD/G5II | 56.824 | 77.22 | 29. | 0.12/9 | 6.9 | 0.16 ^b | 1.65 | 52.7 | 49.7 |
| AR Psc | G7V/K1IV | 14.3023 | 12.38 | 30. | ?/3.2 | 7.0 | 0.67 ^c | 0.32 | 51.8 | 49.7 |
| CC Eri | K7V/M3V | 1.56145 | 1.56145 | 42. | 0.65/0.41 | 6.9 | 0.47 ^a | 0.99 | 51.2 | 50.3 |
| VY Ari | K3-4V-IV+? | 13.198 | 16.23 | 60. | \gtrsim 3.3/? | 6.9 | 1.12 ^b | 0.87 | 52.6 | 50.5 |
| UX Ari | G5V/K0IV | 6.438 | 6.4 | 60. | 0.93/4.7 | 6.9 | 2.31 ^b | 0.96 | 52.6 | 50.1 |
| ϵ Eri | K2V | 1000 | 11.3 | 30. | 0.75 | 6.5 | ... | ... | 50.1 | 49.3 |
| V711 Tau | G5IV/K1IV | 2.838 | 2.841 | 33. | 1.3/3.9 | 6.9 | 1.55 ^b | 0.71 | 52.2 | 49.9 |
| Capella | G1III/G8III | 104.0214 | 8 | 41. | 8.7/12.6 | 6.8 | 0.83 ^a | 1.51 | 52.3 | 48.8 |
| AB Dor | K1IV | ... | 0.51479 | 60. | 1.0 | 6.9 | 1.69 ^b | 1.52 | 51.8 | 50.7 |
| YY Gem | dM1e/dM1e | 0.814282 | 0.8143 | 86.3 | 0.62/0.62 | 6.8 | 0.58 ^a | 0.97 | 51.2 | 50.2 |
| Procyon | F5IV-V | ... | ... | 32. | 2.06 | 6.3 | ... | ... | 50.0 | 48.3 |
| σ Gem | K1III+? | 19.604 | 19.604 | 41. | 9.3 | 6.9 | 2.28 ^b | 1.28 | 52.6 | 49.6 |
| BF Lyn | K2V/[dK] | 3.80406 | 3.8 | 66. | $>0.78/>0.78$ | 6.7 | 1.18 ^d | 0.87 | 51.7 | 50.5 |
| LQ Hya | K2V | ... | 1.63 | 55. | 0.8 | 6.8 | 1.00 ^b | 0.77 | 51.5 | 50.6 |
| DH Leo | {K0V/K7V}K5V | 1.070354 | 1.0665 | 78. | 0.97/0.67 | 6.8 | 0.86 ^a | 0.88 | 51.9 | 50.7 |
| ξ UMa B | G5V/[KV] | 3.980507 | 4 | 11. | 0.95/? | 6.8 | ... | ... | 51.1 | 50.0 |
| BH CVn | F2IV/K2IV | 2.613214 | 2.6 | 9. | 3.10/2.85 | 6.9 | ... | ... | 52.1 | 49.8 |
| α Cen B | K1V | ... | 41 | 79.9 | 0.91 | 6.3 | ... | ... | 49.5 | 48.5 |
| σ^2 CrB | F6V/G0V | 1.139791 | 1.1687 | 28. | 1.22/1.21 | 6.7 | 1.70 ^e | 1.08 | 52.3 | 50.7 |
| V824 Ara | G5IV/K0V-IV | 1.681652 | 1.682 | 55. | 1.38/1.29 | 6.9 | ... | ... | 52.4 | 50.7 |
| V478 Lyr | G8V/[dK-dM] | 2.130514 | 2.13 | 82.8 | 1.0/ | 6.8 | 1.11 ^a | 1.17 | 51.9 | 50.8 |
| ER Vul | G0V/G5V | 0.698095 | 0.6942 | 66.7 | 1.07/1.07 | 6.8 | 1.07 ^a | 0.92 | 52.3 | 50.8 |
| AR Lac | G2IV/K0IV | 1.983164 | 1.98 | 87. | 1.8/3.1 | 6.9 | 1.09 ^b | 0.70 | 52.4 | 50.2 |
| FK Aqr | dM2e/dM3e | 4.08322 | 4.39 | 60. | 0.5/0.5 | 6.9 | 1.08 ^f | 0.78 | 50.9 | 50.1 |
| λ And | G8IV-III+? | 20.5212 | 54.33 | 30. | 7.4/? | 7.0 | 2.25 ^b | 0.92 | 52.2 | 49.4 |
| II Peg | K2IV/M0-3V | 6.724 | 6.718 | 60. | 3.4/? | 7.0 | 1.31 ^b | 0.50 | 52.1 | 49.9 |
| BY Dra | K4V/K7V | 5.975112 | 3.827 | 28. | 1.3/? | 6.8 | ... | ... | 51.5 | 50.2 |

Cols: (1) $\log T(K)$ (EM_{max}); (2) Pendiente (dEM/dT) bajo la joroba; (3) Altura de la joroba sobre la pendiente ($\Delta[\log EM]$); (4) $\log EM_{max}$ (cm^{-3}); (5) $\log EM_{max}/(4*\pi*[R_1+R_2]^2)$, en unidades arbitrarias. NOTA: Pendiente calculada usando los valores de $\log T(K)$: (a) 6.3, 6.4, 6.5, 7.1, 7.2, 7.3; (b) 6.5, 6.6, 6.7, 7.1, 7.2, 7.3; (c) 6.5, 6.6, 6.7, 7.1, 7.2, 7.3; (d) 6.2, 6.3, 6.4, 6.9, 7.0, 7.1; (e) 6.2, 6.3, 6.4, 7.1, 7.2, 7.3; (f) 6.4, 6.5, 6.6, 7.1, 7.2, 7.3

valores de la abundancia del hierro, como acabo de mencionar. Por otra parte el balance entre las dos jorobas encontradas podría simular, para una EMD con menor resolución, el efecto de un sólo pico que se va desplazando hacia temperaturas mayores o menores dependiendo de que tengan mayor peso cada una de las jorobas.

Capítulo 10

Enlace con los modelos

La estimación de las primeras EMDs continuas en estrellas diferentes al Sol ha llevado a la conclusión de que la corona de estas estrellas no se puede explicar como un simple aumento en la escala de actividad respecto al Sol, por lo que los modelos que valían para explicar algunos de los aspectos observados en el Sol no tienen por qué ser aceptables para estos casos. A continuación comentaré algunos de los modelos que se han propuesto tanto para el caso solar como para las EMDs observadas en estrellas como las presentes en esta muestra. Los modelos propuestos para explicar las coronas observadas en estrellas de últimos tipos son básicamente de dos tipos: los basados en calentamiento por microfulguraciones y consistentes en bucles (o “loops” en inglés) dinámicos, y los que usan bucles estáticos. No voy a hacer aquí una descripción detallada sobre estos modelos, y me remito a las correspondientes publicaciones para el estudio detallado de todos sus extremos, pero sí voy a hacer una estimación básica de qué modelos explican mejor las observaciones que se incluyen en esta tesis.

Desde que comenzaron las observaciones coronales en rayos-X se llegó a la conclusión de que la emisión de la corona procede básicamente de plasma confinado magnéticamente en bucles (Vaiana et al., 1973). Por tanto cualquier modelo que trate de explicar los fenómenos de la corona cuenta siempre con el uso de bucles en mayor o menor escala.

A continuación voy a describir qué es lo que se observa en el Sol, y varias familias de modelos propuestas, para finalmente explicar dos modelos que han sido propuestos para explicar observaciones detalladas de la EMD en coronas estelares.

La EMD es una herramienta muy útil si se interpreta de forma correcta. La EMD básicamente nos da una idea de cuál es el balance de energía en la corona y la región de transición (ver, por ejemplo, Jordan & Wilson, 1971; de Castro et al., 1982; Jordan, 1996). Así, el rango de las bajas temperaturas ($\log T_e[\text{K}] \sim 4.2-5.0$), con pendiente decreciente, refleja principalmente las pérdidas radiativas, mientras que para temperaturas superiores la pendiente estaría dominada por la conducción térmica, con pendientes positivas en torno a $3/2$. Cualquier comportamiento que se salga de estas tendencias generales empieza a complicar los modelos, que han de contar con otros factores.

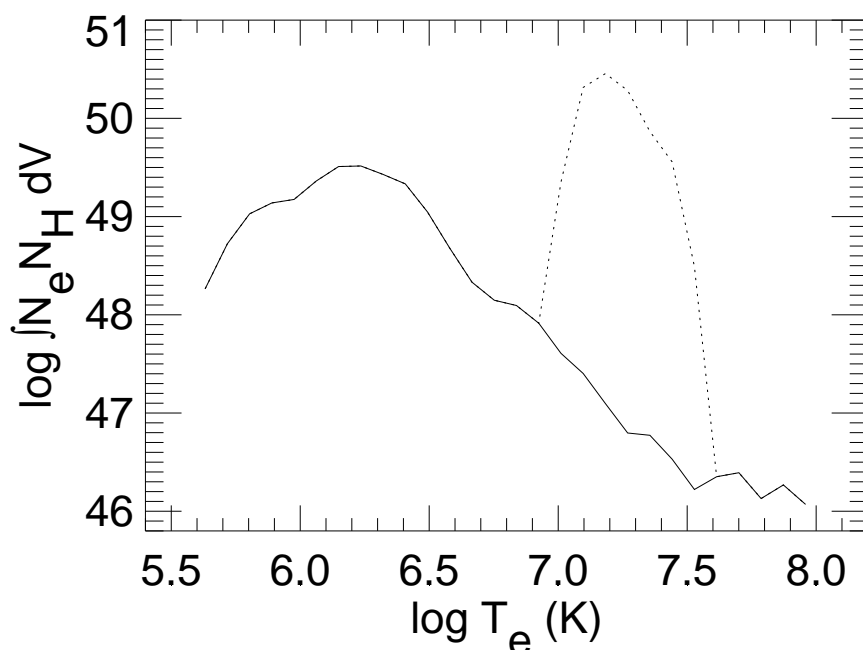


FIG. 10.1.— EMD derivada para el Sol observado como una estrella, a partir de observaciones del telescopio de rayos-X *Yohkoh*. La línea de puntos señala la contribución a la EMD debida a una fulguración en el máximo solar, mientras que la línea continua representa la EMD durante el máximo solar en ausencia de fulguraciones (Orlando et al., 2000; Peres et al., 2000).

10.1 EMD en el Sol

La EMD que se observa en el Sol es muy diferente en su aspecto habitual a la que se observa en estrellas como V711 Tau, Capella o AB Dor. La EMD en circunstancias normales (ausencia de grandes fulguraciones y promediada en todo el disco solar) muestra un aspecto muy similar al de estas estrellas para $\log T_e(\text{K})=4.2-5.0$, con una EMD decreciente en este rango, encontrando un mínimo en la EM en torno a $\log T_e(\text{K})=5.0$. A partir de ahí la EMD aumenta con una pendiente (dEM/dT) de aproximadamente $3/2$, correspondiente con lo esperable a partir de un transporte de flujo por conducción. Al llegar a $\log T_e(\text{K})\sim 6.1$ alcanza su máximo y a partir de ahí decrece rápidamente. La aparición de fulguraciones brillantes provoca un ligero desplazamiento de éste pico hacia temperaturas más altas (~ 0.1 dex), y como han demostrado recientemente Orlando et al. (2000), aparece un segundo pico en la medida de emisión en torno a $\log T_e(\text{K})\sim 6.9$. Éste segundo pico tiene un aspecto muy similar al de la joroba observada en la EMD de la mayoría de las estrellas de la muestra incluida en esta tesis (ver Fig. 10.1).

La EMD derivada para el caso de α Cen o Procyon, aquellas con coronas más frías en esta muestra, muestran un aspecto de la EMD muy similar al del Sol, con la posible presencia de un pequeño pico en torno a $\log T_e(\text{K})\sim 6.8$, pero poco fiable debido a la escasez de líneas intensas en ese rango de temperaturas. En el caso de α Cen — con luz procedente principalmente de una estrella tipo K1V, y contribuciones importantes de la primaria, una estrella de tipo solar, G2V — se observa un mínimo en torno a $\log T_e(\text{K})\sim 5.2$, muy similar

al caso solar. Por tanto cualquier modelo válido para el Sol lo será también para α Cen A+B, y parcialmente (excepto el mínimo de la EM) para Procyon. Un caso un poco más complicado, pero no muy alejado es el de ϵ Eri (K2V) que desplaza su pico de la EMD hasta $\log T_e(K) \sim 6.5$, pero no parece mostrar ningún segundo pico en la EMD de forma evidente, aunque no es del todo descartable. Y definitivamente parece que el caso del resto de las estrellas de la muestra es bien distinto del solar, aunque posiblemente se pueda establecer algún tipo de conexión en los casos con dos picos, como ξ UMa, FK Aqr, etc.

10.2 Modelos de bucles estáticos

Una primera aproximación que da cuenta de forma bastante aceptable de la forma general de la EMD observada en el Sol es la de considerar un modelo consistente en bucles coronales estáticos, donde no hay cambios en sus condiciones ni movimiento de masa (ver Antiochos & Noci, 1986, y referencias allí citadas). Este tipo de modelos explica razonablemente bien la EMD en el Sol por encima de $\log T_e(K) \sim 5$, pero encuentran muchos problemas para justificar algunos detalles de la EMD para la región $\log T_e(K) \sim 4.2-5.0$.

Se han propuesto diferentes modelos para intentar explicar estas discrepancias, y al final parece que siempre necesitan usar dos tipos de mecanismos diferentes para explicar los comportamientos por encima y por debajo de $\log T_e(K) \sim 5$. Así para las altas temperaturas son válidos básicamente los modelos estándar de bucles, consistentes en el calentamiento de plasma dentro de tubos de flujo cerrados, mediante un proceso de calentamiento coronal no bien entendido por el momento. Mientras, en las bajas temperaturas se acostumbra a recurrir a corrientes de pequeña escala o espículas para justificar las grandes cantidades de materia encontradas en esas temperaturas (el caso del comportamiento “plano” que se observa en alguna de las estrellas de esta muestra en torno a $\log T_e(K) \sim 5$). Pero esta visión no es compatible con las observaciones, y o bien debería tratarse de un sólo mecanismo, o de haber dos mecanismos estos deberían estar bien acoplados, así que los esfuerzos se han centrado en intentar extender el modelo de bucles para las bajas temperaturas. Entre las explicaciones buscadas, Antiochos & Noci (1986) proponen que bajo ciertas circunstancias sería posible obtener una segunda solución a las ecuaciones de bucles estáticos, consistente en la presencia de bucles más fríos. Así, los bucles de gran tamaño necesitarían tener altas temperaturas para poder ser estables, mientras que los de menor tamaño, más cercanos a la corona deberían ser estables sólo si son más fríos.

Este estudio mostró una primera aproximación aceptable, aunque de forma lineal y con bastantes simplificaciones, a la EMD del tipo solar tanto en las regiones por debajo de 0.1 MK (con los bucles fríos), como por encima de esta temperatura (con los bucles más calientes). Finalmente, Antiochos & Noci (1986) avisan de que en sus cálculos no tienen apenas influencia algunos parámetros que sí pueden tenerla en otras estrellas (no había EMDs detalladas de otras estrellas disponibles en aquella época), como la gravedad de la estrella, que podría derivar en EMDs muy diferentes. En particular, estrellas con gravedad menor que la solar tendrían una proporción mayor de EM en la región UV (dominada por líneas formadas en baja temperatura) respecto a los rayos-X (que representan las regiones de alta temperatura), al contrario de lo que pasaría para estrellas con menor gravedad. Estas predicciones no parecen cumplirse en el caso de las estrellas de esta muestra, aunque

como vamos a ver en adelante, ha habido mucha evolución desde estos modelos.

Otras versiones de modelos basados en bucles estáticos han sido usadas para explicar ajustes de la EM de 2 o 3 temperaturas, y por ejemplo se han utilizado para explicar espectros de baja resolución en AD Leo y EV Lac (Sciortino et al., 1999), con una forma general (Fig. 10.2) muy parecida a las EMDs observadas en esta tesis, con mínimos de la EM en el rango $\log T_e(\text{K}) \sim 5.3-5.9$, y máximos en $\log T_e(\text{K}) \sim 6.7-7.0$. Los resultados de este modelo no proporcionan suficiente detalle para distinguir las jorobas de las observaciones de EUVE, donde los efectos dinámicos del plasma son más fácilmente observables. Estos modelos están basados en los ideados por Serio et al. (1981), que suponen que los bucles tienen una sección constante, son calentados de forma uniforme, y están sujetos a pérdidas radiativas en material ópticamente delgado así como a conducción térmica.

10.2.1 Bucles en expansión

Una interesante variante es la introducida por la variación de la sección del bucle según este se va alejando de la superficie estelar. Se conoce a esta variante como bucles en expansión (*expanding loops*). Por ejemplo, en el caso que acabamos de citar (Sciortino et al., 1999, Fig. 10.2) se permitía variar la sección de los bucles en el caso de AD Leo. Esto permite conseguir ciertos cambios en torno a la temperatura máxima del bucle, obteniéndose un pico más pronunciado y que se sale de la pendiente general de los bucles. Esta variante ha sido introducida anteriormente por Schrijver et al. (1989) para dar cuenta de las observaciones de Capella y σ^2 CrB con EXOSAT. Más recientemente, Griffiths (1999) aplicó otro modelo de bucles en expansión para explicar la forma de la joroba de la EMD encontrada en V711 Tau, II Peg y AR Lac. Aunque este modelo justifica parcialmente la forma de la joroba, para ello supone unas densidades electrónicas de al menos un orden de magnitud inferior a lo observado por (Griffiths & Jordan, 1998) en las mismas estrellas, o a los valores estimados en esta tesis (ver Tabla 4.2). Ver § 10.5 para más detalle.

10.3 Modelos de calentamiento por micro-fulguraciones

Como alternativa a la extensión de los modelos de bucles coronales a la región de las bajas temperaturas ($\log T_e[\text{K}] \sim 4.2-5.0$), se propuso un mecanismo consistente en el calentamiento de la corona por micro-fulguraciones (Sturrock et al., 1990; Raymond, 1990), atraído por algunos elementos observacionales, como la rápida variabilidad observada en el UV, o las observaciones de correlaciones en fulguraciones estelares entre número de fulguraciones y las líneas de H & K de Ca II.

Éste tipo de modelos supone que las “microfulguraciones” depositan de forma instantánea suficiente energía como para calentar un elemento de gas hasta una cierta T , y la emisión coronal y en la región de transición procedería del consecuente enfriamiento de este gas calentado de forma impulsiva (excluyendo calentamiento continuado o conducción térmica).

Éste modelo, propuesto por Sturrock et al. (1990) y probado con intensidades de líneas por Raymond (1990), es capaz de justificar la forma general de la EMD, pero no explica bien las intensidades de algunas líneas observadas en la región de transición superior y la corona. Otras líneas, como He II $\lambda 304$ tampoco se ajustan bien con este

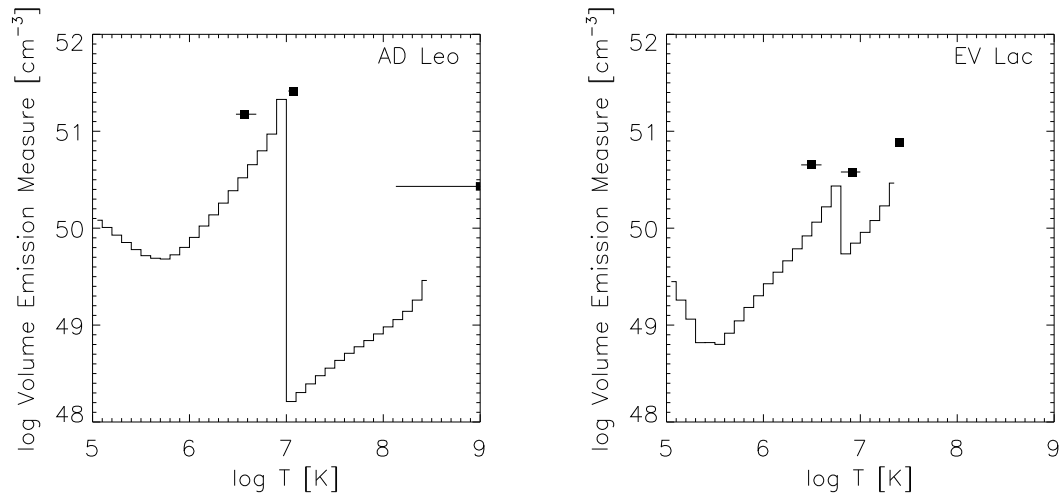


FIG. 10.2.— Aplicación de modelos de bucles estáticos para explicar ajustes de 3-T a espectros de baja resolución en AD Leo y EV Lac. En el caso de AD Leo se ha permitido la variación de la sección de los bucles. (Sciortino et al., 1999).

modelo. Como en el caso anterior, tampoco ha sido probado en otras estrellas, y de todas formas encuentra dificultades para justificar las observaciones en regiones activas solares.

10.4 Bucles dinámicos

Como acabos de ver, estos modelos están hechos bastante a medida de las observaciones en el Sol, y aunque pueden explicar la tendencia general de la EMD observada, encuentran muchos problemas para explicar dicha función de forma detallada. Una familia de modelos más avanzados es la de los modelos de *bucles coronales dinámicos* (o “dynamic coronal loops models”). Peres et al. (2000) recoge un resumen sobre los fundamentos y esquemas típicos en este tipo de modelos. La idea básica de los mismos es la de introducir efectos dinámicos en los bucles. Aunque la inmensa mayoría de bucles observados en el Sol son bastante estacionarios, es posible encontrar algunos bucles variables y dinámicos. Para ello no basta con estudiar de forma analítica estos fenómenos, y se requiere con frecuencia el manejo de esquemas numéricos que puedan dar cuenta de todos los efectos.

Entre las aplicaciones de este tipo de modelos se incluyen algunos fenómenos a gran escala, como fulguraciones, y otros de pequeña escala, como microfulguraciones, aumentos de brillo en los bucles, etc. En los últimos 10 años se han desarrollado gran cantidad de modelos que hacen uso de bucles dinámicos. Pero la mayoría de estos modelos están basados en el caso solar, donde los instrumentos de observación actuales permiten ver con gran detalle la corona en resolución espacial, mediante el uso de filtros centrados en varias líneas de formación coronal, como Fe IX $\lambda 171$. A pesar de eso aún hay gran número de cuestiones abiertas en la física que rodea a los bucles.

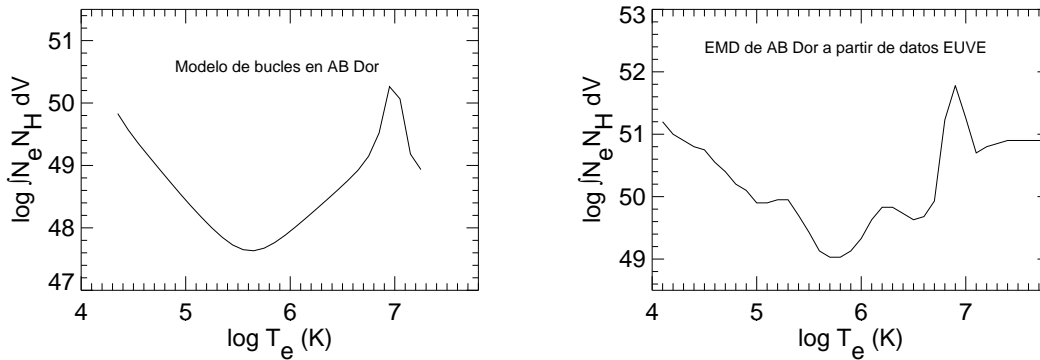


FIG. 10.3.— Comparación entre la EMD estimada en las observaciones (*panel izquierdo*) y la EMD resultante de un modelo con bucles dinámicos (*panel derecho*) confeccionado por Hussain et al. (2001). Ambas funciones usan intervalos de 0.1 dex en la temperatura.

10.5 Intentos de explicar las observaciones de EUVE

Aunque se han desarrollado algunos modelos con ciertas simplificaciones útiles para explicar los ajustes de 2-T y 3-T hechos a algunas estrellas de últimos tipos con datos de EUVE o EXOSAT, es más difícil encontrar modelos que hayan intentado explicar distribuciones continuas de la EM. Aquí me dispongo a explicar dos modelos desarrollados para dar cuenta de la EMD de tres sistemas RS CVn (Griffiths, 1999) y de AB Dor (Hussain et al., 2001)

Griffiths (1999) propone un modelo de “balance de energía” (del inglés “energy-balance model”), consistente en el uso de dos familias de bucles (fríos y calientes) para poder explicar la EMD observada en V711 Tau, II Peg y AR Lac por Griffiths & Jordan (1998), que tienen una forma similar a las deducidas en esta tesis. El modelo permite que los bucles tengan una sección superior según se alejan de la superficie estelar (bucles en expansión). Los bucles fríos ocurrirían en el rango $\log T_e(\text{K})=5.9-6.9$, mientras que la familia de bucles calientes se formaría en el rango $\log T_e(\text{K})=5.9-7.4$. El número de bucles involucrados en el modelo (además de otros parámetros) se puede cambiar para ajustar la EMD observada. Para la densidad electrónica de los bucles coronales, adoptan $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 11$ y $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9.2-9.5$ en los bucles calientes y fríos respectivamente. Aquí se induce en una cierta contradicción al emplear valores de la densidad diferentes de los propios observados, al menos un orden de magnitud superiores en las líneas de Fe XXI, formadas al menos parcialmente en el rango de temperaturas donde se encuentran los bucles fríos (ver Griffiths & Jordan, 1998). El modelo encuentra dificultades para explicar otros extremos como la disipación de flujos conductivos que significaría una EM mucho mayor de la observada para $\log T(\text{K}) \sim 5.9$. Por lo demás, este modelo reproduce con bastante buena aproximación la EMD observada por Griffiths & Jordan (1998) para $\log T(\text{K}) \gtrsim 6.1$ en el caso de las tres estrellas, pero no está claro si podría explicar de igual manera picos más pronunciados como en el caso de λ And o Capella, u otros más anchos como el de 44 Boo o σ^2 CrB. En cuanto a la región de las bajas temperaturas, no está incluida en el modelo, que se restringe a un rango de $\log T(\text{K}) \sim 5.9-7.4$.

Hussain et al. (2001) proponen un modelo con bucles dinámicos introduciendo algunas variantes como el uso de formas asimétricas en los bucles magnéticos, y el uso de calentamiento no uniforme para conducir flujos estacionarios. Este modelo representa con una aproximación muy buena la forma general de la EMD, incluyendo la presencia de una joroba alrededor de $\log T(K) \sim 6.9-7.1$, causado en buena parte por el uso de secciones variables en los bucles, siguiendo la idea de Schrijver et al. (1989). Estos autores aplican dicho modelo usando unos pocos bucles (10–15), y densidades electrónicas en torno a $\log N_e (cm^{-3}) \sim 12$ para intentar reproducir la EMD deducida por nosotros para el caso de AB Dor (Fig. 10.3), observando una similitud muy buena en general, tanto en la región de bajas temperaturas como en la de altas temperaturas. La comparación no da cuenta sin embargo de la posible segunda joroba en torno a $\log T(K) \sim 6.1$, la porción plana de la EMD alrededor de $\log T(K) \sim 5.1$, y el material que se observa con $\log T(K) \gtrsim 7.1$. En cualquier caso esta parece ser la aproximación más consistente hecha en los modelos para explicar la estructura coronal observada a partir de datos de EUVE. Como ya ocurriera en otros modelos, no parece ser consistente con las elevadas densidades electrónicas encontradas en la corona de este sistema.

10.6 Conclusiones

Los modelos revisados aquí no parecen resolver todos los detalles que se observan en las estrellas de esta muestra, pero si apuntan hacia una clara idea general, que es la de que la combinación de bucles coronales, con una cierta labor de perfeccionamiento, podrían explicar la mayoría de las características observacionales. Si bien los modelos estáticos pueden explicar la tendencia general de la EMD en todo el rango de temperaturas, es necesario incluir efectos dinámicos y variaciones geométricas en los bucles, para poder dar cuenta de la joroba observada a altas temperaturas cuando se estudia de forma detallada la EMD (Hussain et al., 2001), si bien estos efectos no parecen ser suficientes por el momento. En vista de las observaciones en esta muestra, parece que dos tipos de bucles serían más estables de forma general: aquellos con máximos en torno a $\log T(K) \sim 6.1-6.3$ fácilmente explicables con bucles estáticos, y los responsables de la joroba alrededor de $\log T(K) \sim 6.8-7.1$, quedando por explicar la EMD observada con $\log T(K) \gtrsim 7.1$, que quizás podría tener relación con la existencia de bucles coronales aún más calientes y sobre los que no se han confeccionado modelos específicos relacionados con las observaciones.

Capítulo 11

Discusión general

A continuación voy a poner en relación los distintos aspectos descritos a lo largo de esta tesis, desde las curvas de luz observadas en estas estrellas, hasta la explicación de las propiedades observadas en la EMD, pasando por algunos detalles espectrales. Al final del capítulo he dedicado una sección en la que propongo vías de trabajo a seguir en el futuro relacionadas con los resultados de esta tesis.

11.1 Visión general de la EMD

Resulta llamativo observar las similitudes encontradas entre las EMD de la mayoría de estos sistemas, independientemente de su clase de luminosidad, tipo espectral, periodo rotacional u otros parámetros. A continuación destaco algunos de los aspectos comunes observados.

- Se han identificado dos regímenes distintos de densidad electrónica en el rango coronal de temperaturas, diferencias presentes incluso dentro de la misma estrella. Cuatro estrellas (α Cen, Procyon, Capella y ϵ Eri) han mostrado densidades electrónicas en torno a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9.5$ en los estados de ionización más bajos del hierro, a $\log T(\text{K}) \sim 6.2$, mientras que para temperaturas más altas ($\log T[\text{K}] \sim 6.9-7.0$) se calculan valores de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12-13$ (ver § 4.6), indicativos de dos tipos de estructuras distintas que podrían ser responsables de estos dos regímenes. En el resto de las estrellas solo fue posible estimar la densidad electrónica a partir de diagnósticos en las temperaturas más altas.
- La mayoría de las estrellas en las que la calidad de los datos permitió la identificación de la región de mínima EM, ésta parece encontrarse a temperaturas más altas ($\log T[\text{K}] \sim 5.4-5.8$) que en el caso del Sol ($\log T[\text{K}] \sim 5.0$), excepto en el caso de α Cen, donde el mínimo se encuentra en una temperatura más próxima ($\log T[\text{K}] \sim 5.2$). Nótese que la posición exacta de este mínimo no está bien acotada, además de tener una cierta dependencia con las abundancias de C (que domina la región de las bajas temperaturas) y Fe (cuyas líneas se han empleado para la región de altas temperaturas).
- Se ha observado la presencia de una joroba en la mayoría de las estrellas (todas excepto ϵ Eri, y quizás Procyon y α Cen) situado en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.8-7.0$

(ver Tabla 9.1), independientemente del tipo espectral, clase de luminosidad, estado evolutivo, inclinación orbital (y presumiblemente rotacional), o incluso niveles de actividad dentro de las mismas estrellas (ver Capítulo 7). La existencia de una joroba es muy consistente, y no hay ninguna duda sobre su naturaleza no relacionada con la binariedad de las estrellas (estrellas aisladas o con compañeras lejanas, como LQ Hya, AB Dor o β Cet también muestran esta joroba).

- En los sistemas con suficiente calidad en los espectros para observar las líneas formadas en el rango $\log T(K) \sim 6.0-6.5$, también ha sido posible distinguir una tendencia a la presencia de una segunda joroba en torno a $\log T(K) \sim 6.1-6.5$, muy similar a la forma de la EMD en ϵ Eri, o el comportamiento de sobras conocido del Sol en la región.
- La EMD en el rango de las altas temperaturas, para $\log T(K) \gtrsim 5.8$ viene caracterizada por una pendiente (dEM/dT) de 1.2–2.3 en la función presente bajo las jorobas.
- La presencia de grandes fulguraciones hace aumentar la totalidad de la EMD, y no sólo los valores de la EM en la joroba. Se observa una tendencia hacia una pendiente general de la EMD creciendo ligeramente con las fulguraciones, pero la joroba presente en $\log T(K) \sim 6.8$ permanece estable en su temperatura.
- Las pendientes en las regiones de altas y bajas temperaturas parecen comportarse de una misma manera, con un comportamiento bastante plano en algunos casos (YY Gem o AR Psc), mientras que se encuentran pendientes más pronunciadas en otros (V711 Tau o ξ UMa).

11.2 Propuesta para explicar las observaciones

A la hora de comparar estas observaciones con los modelos, hay un escenario que parece explicar razonablemente bien el comportamiento observado en estas EMDs. Como vimos en el pasado Capítulo, los modelos de bucles parecen dar buena cuenta de la tendencia general observada en la EMD, tanto en el Sol como en estas estrellas. Pero mientras que los bucles estáticos dan una explicación razonable para la joroba de las temperaturas más bajas (en $\log T[K] \sim 6.1-6.5$), el uso de bucles en expansión, y quizás con flujos de masa, parece hacerse necesario para explicar la joroba observada en torno a $\log T(K) \sim 6.8-7.0$ (Schrijver et al., 1989; Griffiths, 1999; Hussain et al., 2001). Una joroba de similares características aparece también en el Sol durante la ocurrencia de fulguraciones intensas (Orlando et al., 2000; Peres et al., 2000), e incluso en las estrellas de baja actividad Procyon y α Cen, la EMD parece apuntar la existencia de dicha característica.

Por tanto, ¿qué escenario podría explicar todos estos fenómenos? Dado que la densidad electrónica también apunta la posibilidad de diferentes estructuras que justifiquen las observaciones de estos dos tipos de jorobas, una explicación evidente parece deducirse: bucles del tipo solar (probablemente más estáticos) serían responsables de las jorobas secundarias, mientras que los bucles calientes con flujo de masa podrían explicar mejor la joroba principal presente a altas temperaturas. Un tercer grupo de bucles con temperaturas superiores sería necesario para explicar la EMD aún creciente al final del rango

de temperaturas cubierto por este estudio. La pendiente observada en las fulguraciones resulta consistente con una mayor cantidad de bucles en expansión durante las mismas.

La ausencia de diferencias esenciales en la forma de la EMD entre las diferentes clases de estrellas apunta a una explicación basada en un balance entre el número de bucles presente en cada rango de temperaturas, dando una mayor peso a las diferentes jorobas de la EMD. Así, las estrellas “más activas”¹ tendrán un mayor número de bucles (por unidad de superficie), además de bucles más calientes. Por otra parte las estrellas gigantes muestran altos niveles de actividad sobretodo gracias a la superior superficie coronal, aunque la densidad superficial de bucles pueda ser inferior en su caso que en el de muchas estrellas enanas.

Como consecuencia de esto, el periodo rotacional y otros factores de menor importancia, tendrán influencia en el aumento del número de bucles, o el tamaño de éstos, pero no condicionarán necesariamente el pico de temperatura de estas jorobas una vez que se ha alcanzado un cierto nivel de actividad. Debe tenerse en cuenta que las estrellas que forman esta muestra son la mayoría de las más activas observadas por EUVE, por lo que la muestra estaría condicionada por este filtro. Pero no es posible observar estrellas con bajos niveles de actividad a menos que se encuentren muy cercanas, dado que las posibilidades, y por tanto la propia muestra, están limitadas por las condiciones del medio interestelar y las limitaciones instrumentales del EUVE.

11.3 Prospectivas futuras

Este trabajo permite por fin tener disponible, por fin, la determinación de la EMD de forma fiable para un amplio número de estrellas. Esto sin duda va a ayudar en el desarrollo futuro de un gran número de trabajos teóricos. Además la mejora en la instrumentación permitirá una mayor diversificación de observaciones de distintos tipos de estrellas con mejor resolución. A continuación describo alguno de los pasos propuestos para el futuro:

- Dada la escasez de estrellas para las que se encuentre disponible hasta la fecha una EMD que ofrezca suficiente confianza, la introducción de los datos en esta muestra abre muchas posibilidades para los grupos de investigación que realizan modelos teóricos coronales en diferentes tipos de estrellas con distintas condiciones de metalicidad, gravedad, tamaño, velocidad rotacional, etc.
- La mejora instrumental que ha supuesto el lanzamiento de Chandra y XMM permite ahora el uso de líneas para diferentes iones, con la mejora en el conocimiento de las abundancias como principal consecuencia. Por otra parte, dado que la absorción de ISM tiene efectos menores en la banda de rayos-X, esto permitirá conseguir una amplia cobertura tanto de los tipos de estrellas a estudio como de los rangos de temperaturas de las EMDs, y obtener información a partir de las líneas que se forman a temperaturas superiores, muy útil para el estudio de las coronas más calientes en esta muestra (como UX Ari, σ Gem, etc). El uso de datos de satélites como HST o FUSE puede ayudar en la determinación de la región con mínima EM.

¹Cuáles son las estrellas mas activas depende mucho de la definición que usemos de la actividad estelar.

- El estudio de la EMD de estrellas de cúmulos estelares puede ayudar en la identificación de relaciones que tengan que ver con el estado evolutivo de las estrellas, edad, metalicidad, etc. Tal tipo de estudio será posible ahora con XMM y Chandra.
- Las EMDs deducidas aquí podrían ayudar en el desarrollo de mejores modelos de emisión atómica, dado que es posible observar plasma bajo diferentes condiciones físicas a las presentes en el Sol, con cuyas observaciones se comprueban estos diagnósticos.

Capítulo 12

Conclusiones

A continuación explicaré brevemente las principales conclusiones derivadas de este trabajo:

- Se ha analizado la estructura de la emisión coronal de 30 estrellas de últimos tipos a través de las curvas de luz, los espectros EUV y las Distribuciones de la Medida de Emisión (EMD) estimadas a partir de estos espectros. La EMD se ha estimado en el rango de $\log T(K) \sim 4.0-7.8$ para 22 sistemas binarios activos y 6 estrellas aisladas o en sistemas binarios con órbitas lejanas, mostrando un patrón general de la EMD con características similares en la mayoría de los sistemas de la muestra, a pesar de las diferencias de periodo rotacional, binariedad o presencia de fulguraciones. Los estados evolutivos de las estrellas en la muestra tampoco parecen marcar claras diferencias en la EMD.
- Excepto para el caso de las estrellas poco activas relativamente como α Cen, Procyon o ϵ Eri, la EMD muestra las siguientes características:
 - Una elevación estrecha y prominente (joroba) con presencia muy consistente en torno a $\log T(K) \sim 6.9$, aparentemente independientemente también de la presencia de fulguraciones en la estrella.
 - Una pendiente decreciente (dEM/dT) en la región de las bajas temperaturas, $\log T(K) \sim 4.0-5.4$. La mayoría de los casos muestran una componente “plana” en la EMD en torno a $\log T(K) \sim 5.0$.
 - El mínimo de la EMD se encuentra a temperaturas superiores ($\log T[K] \sim 5.4-5.90$) al caso solar ($\log T[K] \sim 5.0$).
 - Una pendiente (dEM/dT) creciente en la región de las altas temperaturas ($\log T[K] \gtrsim 6.0$), subyacente a las jorobas, volviéndose plana o incluso decreciente tras la joroba en algunos casos, mientras que en otros continua creciendo con la misma pendiente anterior a la joroba.
 - Una posible segunda joroba situada en temperaturas ($\log T[K] \sim 6.2-6.5$) muy similares a las solares (alrededor de $\log T[K] \sim 6.2$), ha sido observada en la mayoría de los casos donde se encontraban líneas observables emitiendo en ese rango de temperaturas.

- Se ha observado un patrón muy similar a la EMD solar en α Cen y Procyon, con un máximo de la EMD ligeramente más caliente en el caso de ϵ Eri. Es posible que al menos en los dos primeros casos se encuentre un pico similar a la joroba de altas temperaturas, aunque con valores de la EM más pequeños que el máximo principal observado.
- Se han medido densidades electrónicas en el entorno de la joroba, alrededor de $\log T(\text{K}) \sim 7.0$, en la mayoría de las estrellas, comprendiendo valores de $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 12-13$, mientras que en unos pocos casos es posible obtener una estimación de los valores también en la joroba de bajas temperaturas, encontrándose $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 9-10$. Estos valores llevan a la conclusión de que las regiones responsables de la emisión EUV han de tener pequeños volúmenes.
- Dieciséis grandes fulguraciones (incluidas las tres con mayores incrementos de flujo registrados con EUVE) se han observado en detalle en 6 de los sistemas RS CVn, permitiendo el análisis de la EMD durante las fulguraciones y las etapas quiescentes. Los cambios observados en el promedio de la emisión de estas fulguraciones en cada sistema, afectan la totalidad de la EMD incrementando también la pendiente en el rango de las altas temperaturas. Además las líneas UV permiten observar aún mayores incrementos durante los picos de las fulguraciones en la región en torno a $\log N_e(\text{cm}^{-3}) \sim 4.8$. Se ha observado una tendencia en las densidades electrónicas hacia el aumento durante las fulguraciones en 4 de los sistemas, en un factor 6 en la región de $\log T(\text{K}) \sim 7.0$.
- Se ha identificado modulación EUV en varios sistemas, incluyendo dos sistemas eclipsantes. Los efectos de la modulación han condicionado la morfología aparente de la curva de luz en varias fulguraciones en V711 Tau, y es de esperar que se produzcan efectos similares en fulguraciones cuya duración sea superior a un día en sistemas de corto periodo ($P_{rot} \sim 3$), condicionando las medidas de los flujos observados en dichas fulguraciones.
- La modulación rotacional observada en V711 Tau se ha usado para determinar el primera aproximación la posición sobre la superficie estelar en la que fueron originadas varias fulguraciones.
- Se ha propuesto una explicación basada en los modelos de bucles para explicar las EMDs observadas. La forma general de la EMD depende básicamente del balance entre los bucles del tipo solar en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.3$, y los bucles dinámicos en torno a $\log T(\text{K}) \sim 6.9$, además de la contribución de bucles más calientes no bien identificados debido a las limitaciones en la cobertura de la temperatura. El nivel general de la EMD de las estrellas de la muestra depende fuertemente del tamaño de la estrella, con estrellas enanas como las estrellas jóvenes AB Dor y LQ Hya mostrando niveles de emisión proporcionalmente superiores.

Apéndice A

Flujos medidos en las líneas de EUVE

Tabla A.1: FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDOS EN EUVE

| Ion | λ_{lab} (Å) | σ Gem | | σ Gem (f) | | σ Gem (q) | | II Peg | | II Peg (f) | | II Peg (q) | |
|--|------------------------|--------------|----------|------------------|----------|------------------|----------|--------|----------|------------|----------|------------|----------|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Corta</i> | | | | | | | | | | | | | |
| Ne VIII | 88.08 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 6.1 | 1.04e-04 | ... | ... | 5.0 | 7.99e-05 |
| Fe XIX | 91.02 | 9.2 | 2.08e-04 | 4.5 | 6.76e-04 | 8.3 | 1.66e-04 | 5.3 | 6.99e-05 | ... | ... | 4.3 | 6.28e-05 |
| Fe XX | 92.46 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *6.1 | 8.55e-05 | *4.1 | 1.97e-04 | ... | ... |
| Ni XI | 92.81 | ... | ... | 4.0 | 4.86e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVIII | 93.92 | 19.6 | 5.56e-04 | 6.2 | 8.86e-04 | 18.8 | 5.38e-04 | 9.5 | 1.53e-04 | 4.7 | 2.06e-04 | 8.8 | 1.46e-04 |
| Fe XX | 94.64 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *1.4 | 1.30e-05 | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXI | 97.88 | 11.1 | 2.38e-04 | ... | ... | 11.0 | 2.15e-04 | 9.2 | 1.41e-04 | ... | ... | 9.0 | 1.70e-04 |
| Fe XVII | 100.78 | ... | ... | ... | ... | 6.6 | 1.01e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XIX | 101.55 | 12.6 | 2.72e-04 | 3.6 | 3.74e-04 | 14.1 | 2.96e-04 | 7.0 | 7.43e-05 | ... | ... | 5.8 | 7.29e-05 |
| Fe XXI | 102.22 | 16.6 | 4.38e-04 | 6.6 | 9.84e-04 | 16.0 | 3.76e-04 | 9.9 | 1.86e-04 | 4.9 | 2.77e-04 | 10.3 | 2.00e-04 |
| Fe XVIII | 103.94 | 12.9 | 3.36e-04 | 4.9 | 7.28e-04 | 12.8 | 3.02e-04 | ... | ... | ... | ... | 3.0 | 3.29e-05 |
| Fe XIX | 106.33 | 6.2 | 1.21e-04 | 4.9 | 7.24e-04 | 6.6 | 1.02e-04 | 2.7 | 2.84e-05 | ... | ... | 3.3 | 3.68e-05 |
| Fe XX | 106.98 | *4.1 | 6.23e-05 | ... | ... | *5.0 | 7.51e-05 | *4.8 | 5.28e-05 | 4.6 | 2.04e-04 | 3.3 | 3.43e-05 |
| Fe XIX | 108.37 | 24.1 | 7.67e-04 | 9.3 | 1.52e-03 | 23.4 | 7.23e-04 | 10.3 | 1.66e-04 | 4.6 | 1.92e-04 | 9.6 | 1.63e-04 |
| Fe XIX | 109.97 | 8.2 | 1.97e-04 | 3.7 | 3.78e-04 | 8.3 | 1.49e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XX | 110.63 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 6.9 | 1.01e-04 | ... | ... | 4.9 | 7.27e-05 |
| Fe XIX | 111.70 | 8.0 | 1.78e-04 | ... | ... | 8.5 | 1.59e-04 | 3.3 | 3.38e-05 | ... | ... | 2.7 | 2.96e-05 |
| Fe XXII | 114.41 | 9.7 | 2.21e-04 | 4.3 | 5.84e-04 | 10.4 | 2.14e-04 | 4.6 | 5.65e-05 | 1.6 | 4.84e-05 | 5.3 | 7.61e-05 |
| Fe XXII | 116.28 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.6 | 4.93e-05 | ... | ... | 6.4 | 9.13e-05 |
| Fe XXII | 117.17 | 33.7 | 1.53e-03 | 13.7 | 2.91e-03 | 30.8 | 1.35e-03 | 15.2 | 3.03e-04 | 7.6 | 4.37e-04 | 14.8 | 3.20e-04 |
| Fe XX | 118.66 | 16.2 | 4.32e-04 | 6.0 | 7.76e-04 | 14.4 | 3.92e-04 | 6.1 | 7.49e-05 | ... | ... | 6.5 | 1.02e-04 |
| Fe XIX | 120.00 | 10.0 | 2.23e-04 | 4.3 | 5.59e-04 | 8.4 | 1.84e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XX | 121.83 | 19.1 | 6.46e-04 | 7.4 | 1.24e-03 | 17.2 | 5.50e-04 | 6.8 | 1.09e-04 | ... | ... | 7.0 | 1.14e-04 |
| Fe XXI | 128.73 | 30.3 | 1.52e-03 | 10.6 | 2.46e-03 | 28.3 | 1.43e-03 | 14.4 | 3.33e-04 | 8.1 | 6.13e-04 | 12.4 | 2.73e-04 |
| Fe XXIII | 132.85 | 56.5 | 5.48e-03 | 26.1 | 1.16e-02 | 49.8 | 4.69e-03 | 29.8 | 1.20e-03 | 15.3 | 1.92e-03 | 25.2 | 1.03e-03 |
| Fe XXII | 135.78 | 24.2 | 1.29e-03 | 10.2 | 2.78e-03 | 22.7 | 1.15e-03 | 11.8 | 2.74e-04 | 5.3 | 3.84e-04 | 10.0 | 2.47e-04 |
| Fe XXI | 142.16 | 6.9 | 2.26e-04 | ... | ... | 7.0 | 1.99e-04 | ... | ... | 3.9 | 2.28e-04 | ... | ... |
| Fe XX | 163.25 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *4.9 | 1.27e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Ca XVI | 168.87 | ... | ... | 4.0 | 1.39e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe IX | 171.07 | ... | ... | 2.7 | 1.28e-03 | 8.1 | 5.34e-04 | 5.7 | 2.21e-04 | 3.8 | 4.58e-04 | 6.2 | 2.95e-04 |
| Fe X | 174.53 | ... | ... | *3.0 | 1.37e-03 | ... | ... | 3.3 | 1.25e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Fe XIII | 175.15 | ... | ... | *3.0 | 1.51e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Media</i> | | | | | | | | | | | | | |
| Ca XVI | 168.87 | ... | ... | 1.9 | 1.74e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe IX | 171.07 | 4.8 | 2.40e-04 | ... | ... | *4.9 | 2.48e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe X | 174.53 | ... | ... | 2.5 | 7.49e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Ca XIV | 186.61 | ... | ... | 3.1 | 9.37e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.1: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | σ Gem | | σ Gem (f) | | σ Gem (q) | | II Peg | | II Peg (f) | | II Peg (q) | |
|--|------------------------|--------------|----------|------------------|----------|------------------|----------|--------|----------|------------|----------|------------|----------|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo |
| Fe XIII | 187.75 | ... | ... | *2.8 | 8.53e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXIV | 192.04 | 25.9 | 3.33e-03 | 15.0 | 1.13e-02 | 21.1 | 2.46e-03 | 10.0 | 5.92e-04 | 6.4 | 1.09e-03 | ... | ... |
| Fe XIII | 204.94 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *5.0 | 2.20e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Ne IV | 208.48 | 7.0 | 4.03e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XIV | 211.33 | ... | ... | *3.2 | 1.18e-03 | ... | ... | *3.4 | 1.38e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Ar XV | 221.15 | ... | ... | 4.2 | 1.73e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Si IX | 227.00 | ... | ... | 4.4 | 2.13e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| S XII | 227.49 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 6.0 | 3.05e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Fe XV | 233.87 | ... | ... | *4.1 | 1.94e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXIV | 255.10 | 17.6 | 2.03e-03 | 10.0 | 6.82e-03 | 12.6 | 1.28e-03 | 5.5 | 3.34e-04 | ... | ... | 5.4 | 4.11e-04 |
| He II | 256.32 | 15.8 | 1.60e-03 | 3.4 | 1.55e-03 | 11.6 | 1.13e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| | 264.23 | 9.0 | 5.86e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XV | 284.15 | 9.6 | 5.58e-04 | ... | ... | 8.0 | 4.93e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| He II | 303.78 | 65.9 | 2.05e-02 | 19.7 | 3.00e-02 | 59.5 | 1.92e-02 | 25.0 | 3.32e-03 | 13.6 | 4.50e-03 | 17.4 | 2.54e-03 |
| Fe XXVI | 335.41 | 15.6 | 1.06e-03 | 5.9 | 2.24e-03 | 12.6 | 8.61e-04 | 4.9 | 1.58e-04 | ... | ... | ... | ... |
| Mg V | 353.09 | 9.7 | 4.79e-04 | 3.4 | 8.96e-04 | 9.2 | 4.73e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVI | 360.80 | 11.2 | 5.00e-04 | 3.3 | 8.36e-04 | 9.7 | 4.66e-04 | 2.6 | 6.51e-05 | ... | ... | ... | ... |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Larga</i> | | | | | | | | | | | | | |
| He II | 303.78 | 69.7 | 1.70e-02 | 18.2 | 1.72e-02 | 64.9 | 1.71e-02 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXVI | 335.41 | 10.7 | 5.52e-04 | 4.6 | 1.91e-03 | 10.8 | 5.98e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Mg V | 353.09 | ... | ... | 3.9 | 1.11e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVI | 360.80 | 7.1 | 2.76e-04 | 4.9 | 1.24e-03 | 5.6 | 2.12e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |

NOTA.— “Flujo” representa el Flujo en Tierra, expresado en $\text{ph cm}^{-2} \text{s}^{-1}$. Las líneas de hierro señaladas con * no fueron usadas en la estimación de la EMD. Las columnas con S/N representan la relación señal ruido, $S/[S + B(1 + 1/n)]^{1/2}$, donde S es la señal neta, B es el fondo promedio estimado, y n es la proporción entre la señal en la estrella y en el fondo (i.e., el cociente del número total de píxeles en el fondo entre el número total de píxeles en la fuente), con un valor de $n \sim 10-15$ en nuestras extracciones. S y B se calcularon para el total de la señal integrada en cada línea (menos el continuo para las líneas de SW) y el fondo correspondiente.

Tabla A.2: FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDOS EN EUVE

| Ion | λ_{lab} (Å) | AY Cet S/N | ϵ Eri Flujo | Procyon S/N | BF Lyn Flujo | ξ UMa S/N | α Cen Flujo | V824 Ara S/N | LQ Hya Flujo | BY Dra S/N | BH CVn Flujo | | | | |
|--|------------------------|---------------|-------------------------|----------------|-----------------|------------------|-----------------------|-----------------|-----------------|---------------|-----------------|----------|----------|----------|----------|
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Corta</i> | | | | | | | | | | | | | | | |
| Mg VIII | 87.02 | ... | ... | 11.5 | 2.17e-04 | ... | 11.1 | 4.35e-04 | ... | ... | 6.2 | 1.47e-04 | | | |
| Ne VIII | 88.08 | 3.6 | 1.72e-04 | 10.2 | 2.56e-04 | 3.9 | 1.98e-04 | 6.8 | 1.98e-04 | 3.7 | 1.69e-04 | 5.3 | 9.75e-05 | | |
| Fe XIX | 91.02 | 2.6 | 8.14e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.5 | 9.56e-05 | ... | ... | | |
| Fe XVIII | 93.92 | 4.9 | 2.11e-04 | 10.2 | 2.42e-04 | 6.7 | 2.91e-04 | 14.9 | 5.70e-04 | 7.4 | 3.59e-04 | 8.3 | 1.75e-04 | | |
| Fe XX | 94.64 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *2.1 | 6.69e-05 | ... | ... | | |
| Si V | 96.02 | ... | ... | 17.6 | 5.42e-04 | ... | 13.6 | 4.79e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Ne VIII | 98.13 | ... | 17.1 | 3.99e-04 | 17.3 | 4.91e-04 | 4.0 | 1.37e-04 | 11.6 | 3.10e-04 | 3.9 | 1.56e-04 | ... | | |
| Fe XVII | 100.78 | ... | *6.7 | 9.34e-05 | *11.4 | 2.41e-04 | ... | *12.4 | 3.91e-04 | ... | *2.2 | 7.57e-05 | ... | | |
| Fe XIX | 101.55 | ... | ... | 5.5 | 8.17e-05 | 3.0 | 8.96e-05 | 4.3 | 9.15e-05 | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XXI | 102.22 | 3.3 | 1.14e-04 | 11.2 | 1.77e-04 | 11.0 | 1.37e-04 | 7.8 | 1.81e-04 | ... | ... | 11.6 | 2.09e-04 | | |
| Ne VIII | 103.08 | ... | 9.1 | 1.23e-04 | 13.9 | 3.05e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe IX | 103.57 | ... | ... | *12.5 | 2.73e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XVIII | 103.94 | 2.6 | 7.83e-05 | ... | ... | 3.8 | 1.25e-04 | 11.0 | 2.56e-04 | 3.5 | 2.88e-04 | 5.3 | 9.59e-05 | | |
| Ni XXII | 105.23 | ... | ... | 9.0 | 1.74e-04 | ... | 10.6 | 3.05e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XIX | 106.33 | ... | *6.1 | 8.07e-05 | ... | 4.5 | 5.94e-05 | *5.1 | 1.07e-04 | 2.7 | 8.82e-05 | ... | ... | | |
| Fe XIX | 108.37 | 4.0 | 1.37e-04 | 6.5 | 1.17e-04 | 5.1 | 1.82e-04 | 18.5 | 5.91e-04 | 7.1 | 3.79e-04 | 7.5 | 1.35e-04 | | |
| Fe XIX | 109.97 | ... | 5.0 | 5.62e-05 | ... | 6.7 | 1.16e-04 | ... | ... | 3.3 | 1.31e-04 | ... | ... | | |
| Fe XX | 110.63 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.7 | 9.68e-05 | ... | ... | | |
| Fe XIX | 111.70 | 1.9 | 5.20e-05 | ... | 10.0 | 1.99e-04 | ... | 6.1 | 1.09e-04 | ... | ... | 4.3 | 6.54e-05 | | |
| Fe XXII | 113.83 | ... | ... | ... | ... | ... | 13.5 | 3.87e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XXII | 114.41 | 1.1 | 2.57e-05 | ... | ... | 3.4 | 6.67e-05 | ... | ... | 2.6 | 9.37e-05 | 6.2 | 1.30e-04 | | |
| Ne VII | 116.28 | ... | ... | ... | ... | 5.0 | 8.04e-05 | ... | ... | 2.3 | 8.54e-05 | ... | ... | | |
| Ne VII | 116.78 | ... | ... | 11.8 | 2.94e-04 | ... | 16.7 | 5.86e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XXII | 117.17 | 4.8 | 2.36e-04 | ... | 5.9 | 2.58e-04 | 13.8 | 4.20e-04 | 8.1 | 3.31e-04 | 4.5 | 2.01e-04 | 11.7 | 3.10e-04 | |
| Fe XX | 118.66 | ... | 5.9 | 9.07e-05 | 5.2 | 8.76e-05 | ... | 8.6 | 2.05e-04 | 3.8 | 1.64e-04 | 5.1 | 9.71e-05 | | |
| Fe XIX | 120.00 | ... | 5.5 | 9.13e-05 | 6.1 | 1.13e-04 | ... | 6.9 | 1.44e-04 | 2.4 | 8.98e-05 | 3.9 | 6.58e-05 | | |
| Fe XXI | 121.21 | ... | 3.7 | 5.52e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XX | 121.83 | ... | 5.3 | 7.84e-05 | 5.2 | 8.41e-05 | 4.6 | 1.97e-04 | 9.8 | 2.64e-04 | 4.2 | 1.96e-04 | 7.6 | 1.96e-04 | |
| Fe XXI | 123.83 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.1 | 1.77e-04 | 5.0 | 1.56e-04 | ... | | |
| Ne VII | 127.66 | ... | ... | 7.3 | 1.74e-04 | ... | *12.6 | 3.93e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XXI | 128.73 | 3.7 | 2.07e-04 | ... | 3.3 | 1.50e-04 | 13.5 | 5.19e-04 | 3.4 | 4.53e-04 | 4.7 | 2.77e-04 | 8.1 | 2.44e-04 | |
| Fe VIII | 130.94 | ... | 7.1 | 1.50e-04 | *10.1 | 3.13e-04 | ... | 8.5 | 2.06e-04 | 5.4 | 2.07e-04 | ... | ... | | |
| Fe XXIII | 132.85 | 4.9 | 3.52e-04 | ... | 7.3 | 5.59e-04 | 19.9 | 1.15e-03 | ... | 5.6 | 1.04e-03 | 10.9 | 5.90e-04 | 14.6 | 6.66e-04 |
| Fe XXI | 133.82 | ... | ... | ... | ... | ... | *10.2 | 3.35e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XXII | 135.78 | ... | 6.2 | 1.38e-04 | ... | 3.3 | 1.76e-04 | 8.5 | 2.94e-04 | 3.1 | 2.05e-04 | 6.2 | 2.03e-04 | | |
| Fe XXI | 142.16 | 2.0 | 1.25e-04 | ... | ... | ... | ... | *6.4 | 1.67e-04 | ... | ... | ... | ... | | |
| Ca XII | 147.28 | ... | ... | ... | ... | ... | 9.4 | 4.21e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | |
| Fe XX | 148.00 | ... | *6.7 | 2.03e-04 | ... | 7.7 | 2.91e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.2: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | AY Cet S/N | ϵ Eri Flujo | Procyon S/N | BF Lyn Flujo | ξ UMa S/N | α Cen Flujo | V824 Ara S/N | LQ Hya Flujo | BY Dra S/N | BH CVn Flujo |
|--|------------------------|---------------|-------------------------|----------------|-----------------|------------------|-----------------------|-----------------|-----------------|---------------|-----------------|
| Ni XI | 148.33 | ... | ... | 15.6 | 1.01e-03 | ... | 26.8 | 2.82e-03 | ... | ... | ... |
| O VI | 150.09 | ... | 6.7 | 2.21e-04 | 10.8 | 5.69e-04 | 12.1 | 6.75e-04 | ... | ... | ... |
| Ni XII | 152.15 | ... | 6.0 | 2.24e-04 | 7.2 | 3.08e-04 | 21.5 | 2.13e-03 | ... | ... | ... |
| Ni XII | 154.16 | ... | ... | ... | ... | ... | 14.2 | 1.06e-03 | ... | ... | ... |
| Ni XIII | 157.73 | ... | ... | 5.2 | 2.37e-04 | ... | 13.1 | 9.58e-04 | ... | ... | ... |
| Ca XIII | 164.11 | ... | ... | ... | ... | ... | 12.2 | 1.25e-03 | ... | ... | ... |
| Ca XVI | 167.44 | ... | ... | ... | ... | ... | 14.1 | 1.49e-03 | ... | ... | ... |
| Fe IX | 171.07 | ... | *10.2 | 9.57e-04 | 36.7 | 9.91e-03 | 52.5 | 2.11e-02 | ... | ... | ... |
| O VI | 172.86 | ... | ... | 7.8 | 7.16e-04 | ... | 11.9 | 1.48e-03 | ... | ... | ... |
| Fe X | 174.53 | ... | *7.9 | 6.97e-04 | *28.6 | 7.33e-03 | 44.1 | 1.83e-02 | ... | ... | ... |
| Fe X | 177.24 | ... | *8.8 | 1.00e-03 | *21.3 | 4.92e-03 | 34.1 | 1.27e-02 | ... | ... | ... |
| Fe XI | 180.40 | ... | *8.1 | 1.15e-03 | *21.7 | 6.46e-03 | 37.3 | 1.89e-02 | ... | ... | ... |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Media</i> | | | | | | | | | | | |
| Fe IX | 171.07 | ... | 7.0 | 8.91e-04 | *32.9 | 9.30e-03 | 44.1 | 1.74e-02 | ... | ... | ... |
| Fe X | 174.53 | ... | 8.0 | 1.05e-03 | 27.8 | 7.03e-03 | *37.6 | 1.34e-02 | ... | ... | ... |
| Fe X | 177.24 | ... | 7.1 | 8.87e-04 | 21.0 | 4.40e-03 | *29.8 | 9.04e-03 | ... | ... | ... |
| Fe XI | 180.40 | ... | 12.3 | 1.72e-03 | 25.6 | 6.08e-03 | *39.8 | 1.40e-02 | ... | ... | ... |
| O IV | 181.89 | ... | ... | ... | ... | ... | 8.0 | 1.34e-03 | ... | ... | ... |
| Fe X | 184.54 | ... | 6.7 | 8.45e-04 | 11.3 | 1.94e-03 | 16.3 | 3.85e-03 | ... | ... | ... |
| Ca XIV | 186.61 | ... | 13.6 | 1.70e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XI | 188.22 | ... | 6.0 | 7.36e-04 | 24.9 | 6.15e-03 | 37.8 | 1.54e-02 | ... | ... | ... |
| S XI | 191.27 | ... | 8.2 | 8.42e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XII | 192.39 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XI | 192.64 | ... | 7.1 | 8.04e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XII | 193.51 | ... | 9.4 | 1.25e-03 | 25.0 | 6.50e-03 | 38.1 | 1.53e-02 | ... | ... | ... |
| Fe XII | 195.12 | ... | 13.0 | 2.07e-03 | 20.3 | 4.52e-03 | 34.1 | 1.22e-02 | ... | ... | ... |
| Fe XIII | 202.04 | ... | 12.7 | 2.02e-03 | 18.5 | 4.33e-03 | 32.2 | 1.29e-02 | ... | ... | ... |
| Fe XIII | 203.83 | ... | 8.1 | 1.30e-03 | 8.4 | 1.29e-03 | 19.2 | 5.52e-03 | ... | ... | ... |
| Fe XIV | 211.33 | ... | 11.7 | 2.17e-03 | 14.1 | 2.58e-03 | 25.2 | 8.46e-03 | ... | ... | ... |
| Ar XV | 221.15 | ... | ... | ... | ... | ... | 9.3 | 9.00e-04 | ... | ... | ... |
| Fe XV | 233.87 | ... | 5.4 | 8.20e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Ni XVII | 249.12 | ... | ... | ... | ... | ... | 7.1 | 7.07e-04 | ... | ... | ... |
| Fe XIII | 251.95 | ... | ... | 8.1 | 1.56e-03 | ... | 8.6 | 9.65e-04 | 14.8 | 4.20e-03 | ... |
| He II | 256.32 | ... | 19.5 | 5.53e-03 | ... | ... | 17.0 | 2.87e-03 | ... | ... | ... |
| S XIII | 256.68 | ... | ... | 33.4 | 1.25e-02 | ... | 44.7 | 2.44e-02 | ... | ... | ... |
| Fe XVI | 262.97 | ... | 6.6 | 8.53e-04 | ... | ... | 10.2 | 1.05e-03 | ... | ... | ... |
| Fe XIV | 264.78 | ... | 10.8 | 1.77e-03 | 15.5 | 3.12e-03 | 20.1 | 5.94e-03 | ... | ... | ... |
| Fe XIV | 274.20 | ... | 10.4 | 1.73e-03 | 13.9 | 2.40e-03 | 9.8 | 9.57e-04 | 24.2 | 7.57e-03 | ... |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.2: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | AY Cet S/N | ϵ Eri Flujo | Procyon S/N | BF Lyn Flujo | ξ UMa S/N | α Cen Flujo | V824 Ara S/N | LQ Hya Flujo | BY Dra S/N | BH CVn Flujo |
|--|------------------------|---------------|-------------------------|----------------|-----------------|------------------|-----------------------|-----------------|-----------------|---------------|-----------------|
| Fe XV | 284.15 | ... | 33.2 1.14e-02 | 27.9 7.58e-03 | 2.9 7.33e-04 | 27.5 5.94e-03 | 56.0 3.11e-02 | ... | ... | ... | ... |
| He II | 303.78 | ... | 39.4 1.59e-02 | 79.0 5.26e-02 | 5.8 4.10e-03 | 43.2 1.71e-02 | 104.0 9.38e-02 | ... | ... | ... | 19.6 9.81e-03 |
| C IV | 312.45 | ... | ... | ... | ... | ... | 14.7 2.97e-03 | ... | ... | ... | ... |
| Si VIII | 314.33 | ... | ... | ... | ... | ... | 20.8 4.89e-03 | ... | ... | ... | ... |
| Si VIII | 319.83 | ... | ... | 15.5 2.78e-03 | ... | ... | 22.5 5.36e-03 | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXVI | 335.41 | ... | 34.0 9.59e-03 | 22.9 4.28e-03 | 4.0 1.01e-03 | 35.1 7.78e-03 | 52.8 2.22e-02 | ... | ... | ... | 2.5 3.24e-04 |
| O III | 345.31 | ... | ... | 17.6 2.13e-03 | ... | ... | 23.8 4.61e-03 | ... | ... | ... | ... |
| Mg V | 353.09 | ... | ... | ... | 1.8 3.21e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVI | 360.80 | ... | 24.8 4.95e-03 | 20.0 2.97e-03 | 3.1 6.54e-04 | 24.8 3.52e-03 | 42.7 1.33e-02 | ... | ... | ... | 2.4 4.05e-04 |
| Fe XII | 364.47 | ... | ... | 15.1 1.69e-03 | ... | ... | 27.0 5.64e-03 | ... | ... | ... | 1.4 2.22e-04 |
| O IV | 367.21 | ... | 8.9 1.06e-03 | 28.5 5.79e-03 | ... | ... | 49.3 1.71e-02 | ... | ... | ... | ... |
| 368.06 | ... | ... | ... | ... | ... | 8.3 5.36e-04 | ... | ... | ... | ... | ... |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Larga</i> | | | | | | | | | | | |
| He II | 303.78 | ... | 46.7 1.80e-02 | 95.4 5.46e-02 | ... | 49.6 1.54e-02 | 110.4 8.19e-02 | ... | ... | ... | 26.4 1.10e-02 |
| Si VIII | 319.83 | ... | 5.3 6.55e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXVI | 335.41 | ... | 39.3 9.94e-03 | 22.9 3.68e-03 | ... | 40.6 7.49e-03 | 62.2 2.15e-02 | ... | ... | ... | 2.5 3.08e-04 |
| Mg V | 353.09 | ... | ... | ... | ... | ... | 19.6 4.42e-03 | ... | ... | ... | 2.2 2.19e-04 |
| 353.84 | ... | ... | *6.0 5.82e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVI | 360.80 | ... | 24.7 4.38e-03 | 13.8 2.01e-03 | ... | 27.2 3.46e-03 | 30.7 8.17e-03 | ... | ... | ... | 2.2 1.78e-04 |
| O IV | 367.21 | ... | 8.2 8.95e-04 | 32.3 6.41e-03 | ... | ... | 37.8 1.10e-02 | ... | ... | ... | ... |
| Ne V | 416.30 | ... | 9.0 1.18e-03 | ... | ... | 12.0 9.58e-04 | ... | ... | ... | ... | ... |
| Ne VII | 465.22 | ... | 6.6 6.32e-04 | ... | ... | 10.1 6.14e-04 | 23.9 4.69e-03 | ... | ... | ... | ... |
| Si XII | 499.41 | ... | 11.3 1.59e-03 | ... | ... | 14.7 1.45e-03 | 26.7 6.35e-03 | ... | ... | ... | ... |

NOTA.— Ver descripción en Tabla A.1

Tabla A.3: FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDAS EN EUVE

| Ion | λ_{lab} (Å) | β Cet S/N | AR Psc Flujo | CC Eri S/N | VY Ari Flujo | Capella S/N | AB Dor Flujo | YY Gem S/N | DH Leo Flujo | ER Vul S/N | FK Aqr Flujo |
|--|------------------------|--------------------|-----------------|---------------|-----------------|----------------|-----------------|---------------|-----------------|---------------|-----------------|
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Corta</i> | | | | | | | | | | | |
| Mg VIII | 87.02 | ... | ... | 2.9 8.33e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Ne VIII | 88.08 | ... | ... | 6.3 2.14e-04 | ... | ... | 8.1 2.60e-04 | 4.6 1.08e-04 | 2.5 6.01e-05 | ... | 4.6 8.66e-05 |
| Fe XIX | 91.02 | ... | ... | ... | ... | 4.3 4.48e-04 | 5.3 1.06e-04 | ... | ... | ... | 3.9 6.27e-05 |
| Fe XVIII | 93.92 | 17.9 | 1.04e-03 | 10.1 3.62e-04 | 9.5 3.79e-04 | 15.4 3.16e-03 | 17.3 6.08e-04 | 10.4 2.71e-04 | 9.6 3.20e-04 | 10.0 2.90e-04 | 16.1 4.46e-04 |
| Fe XX | 94.64 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVII | 95.35 | ... | ... | ... | ... | ... | *5.8 1.23e-04 | ... | *4.1 9.47e-05 | ... | *3.5 5.21e-05 |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.3: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | β Cet | | AR Psc | | CC Eri | | VY Ari | | Capella | | AB Dor | | YY Gem | | DH Leo | | ER Vul | | FK Aqr | | |
|--|------------------------|-------------|----------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|---------|----------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|----------|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | |
| Si V | 96.02 | 3.5 | 9.86e-05 | ... | ... | ... | ... | 5.1 | 1.79e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXI | 97.88 | 6.5 | 1.22e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.6 | 7.43e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Ne VIII | 98.13 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 8.1 | 3.27e-04 | ... | ... | 11.0 | 3.02e-04 | 7.8 | 1.65e-04 | 4.9 | 1.17e-04 | 5.1 | 1.05e-04 | 14.7 | 3.74e-04 | |
| Fe XIX | 101.55 | 9.9 | 3.67e-04 | ... | ... | ... | ... | 5.6 | 1.80e-04 | 5.0 | 5.09e-04 | 6.8 | 1.38e-04 | 6.0 | 1.07e-04 | 5.8 | 1.43e-04 | 9.7 | 2.79e-04 | 7.3 | 1.22e-04 | |
| Fe XXI | 102.22 | 6.5 | 1.95e-04 | 5.4 | 9.33e-05 | 7.7 | 2.13e-04 | 8.2 | 3.31e-04 | 4.1 | 3.98e-04 | 10.3 | 2.43e-04 | 7.4 | 1.35e-04 | 4.5 | 9.57e-05 | ... | ... | 11.2 | 2.13e-04 | |
| Ne VIII | 103.08 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.9 | 1.02e-04 |
| Fe XVIII | 103.94 | 11.4 | 4.93e-04 | 2.4 | 3.32e-05 | 7.3 | 2.01e-04 | 7.6 | 3.06e-04 | 8.9 | 1.23e-03 | 8.3 | 1.93e-04 | 6.7 | 1.26e-04 | 3.9 | 7.70e-05 | 6.3 | 1.32e-04 | 7.9 | 1.57e-04 | |
| Fe XIX | 106.33 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 10.5 | 6.97e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XX | 106.98 | ... | ... | 2.4 | 2.75e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XIX | 108.37 | 18.4 | 9.97e-04 | 6.6 | 1.09e-04 | 10.7 | 3.40e-04 | 11.8 | 5.64e-04 | 13.6 | 2.40e-03 | 13.8 | 4.15e-04 | 8.5 | 1.60e-04 | 7.8 | 2.19e-04 | 7.9 | 1.86e-04 | 14.6 | 3.66e-04 | |
| Fe XIX | 109.97 | 4.6 | 1.25e-04 | 3.6 | 4.76e-05 | ... | ... | 2.9 | 7.70e-05 | 4.0 | 3.70e-04 | ... | ... | 5.1 | 9.46e-05 | 4.1 | 8.80e-05 | 3.1 | 5.19e-05 | 5.2 | 7.62e-05 | |
| Fe XX | 110.63 | ... | ... | 2.4 | 2.61e-05 | 3.3 | 7.68e-05 | 4.9 | 1.64e-04 | 2.6 | 1.89e-04 | 4.3 | 8.37e-05 | ... | ... | ... | ... | 2.6 | 3.93e-05 | ... | ... | |
| Fe XIX | 111.70 | 5.2 | 1.56e-04 | ... | ... | 4.2 | 9.80e-05 | 6.2 | 2.16e-04 | 4.5 | 4.61e-04 | 7.1 | 1.58e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.3 | 7.82e-05 | |
| Fe XX | 112.36 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.6 | 8.83e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXII | 114.41 | 3.7 | 1.04e-04 | 3.6 | 5.92e-05 | 3.7 | 8.44e-05 | 3.9 | 1.21e-04 | 1.8 | 1.32e-04 | 5.6 | 1.58e-04 | 5.8 | 9.34e-05 | 3.7 | 7.25e-05 | 4.8 | 9.79e-05 | 6.7 | 1.27e-04 | |
| Fe XXII | 116.28 | ... | ... | ... | ... | 3.0 | 7.51e-05 | 5.7 | 2.28e-04 | ... | ... | ... | ... | 4.3 | 6.18e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXII | 117.17 | 9.8 | 4.71e-04 | 6.9 | 1.52e-04 | 8.3 | 3.02e-04 | 15.8 | 1.00e-03 | 8.7 | 1.41e-03 | 14.6 | 5.25e-04 | 9.9 | 2.30e-04 | 9.8 | 3.46e-04 | 10.1 | 3.06e-04 | 15.1 | 4.32e-04 | |
| Fe XX | 118.66 | 7.3 | 2.85e-04 | 4.4 | 7.87e-05 | 5.1 | 1.43e-04 | 8.3 | 3.38e-04 | 5.3 | 6.34e-04 | 7.8 | 2.01e-04 | 4.1 | 7.07e-05 | 6.2 | 1.80e-04 | 7.0 | 1.85e-04 | 6.5 | 1.25e-04 | |
| Fe XIX | 120.00 | 7.1 | 2.70e-04 | 3.4 | 5.48e-05 | 4.3 | 1.13e-04 | 6.4 | 2.56e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 3.9 | 9.78e-05 | 4.1 | 9.27e-05 | 6.3 | 1.28e-04 | |
| Fe XXI | 121.21 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 3.6 | 8.92e-05 | ... | ... | 2.9 | 4.73e-05 | |
| Fe XX | 121.83 | 10.2 | 5.20e-04 | 4.2 | 7.12e-05 | 5.6 | 1.84e-04 | 5.7 | 2.30e-04 | 7.3 | 1.11e-03 | 11.1 | 3.45e-04 | 5.9 | 1.48e-04 | 6.9 | 2.25e-04 | 7.9 | 2.53e-04 | 9.7 | 2.33e-04 | |
| Ne VII | 127.66 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.2 | 2.19e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXI | 128.73 | 11.3 | 7.19e-04 | 7.5 | 2.02e-04 | 7.3 | 3.33e-04 | 12.8 | 9.01e-04 | 8.1 | 1.63e-03 | 16.9 | 7.50e-04 | 7.7 | 2.20e-04 | 8.5 | 3.58e-04 | 11.1 | 4.85e-04 | 14.2 | 4.86e-04 | |
| Fe VIII | 130.94 | ... | ... | ... | ... | 3.3 | 1.28e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIV | 131.46 | ... | ... | 3.0 | 4.96e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIII | 132.85 | 15.2 | 1.39e-03 | 14.6 | 6.54e-04 | 13.6 | 9.60e-04 | 24.9 | 2.89e-03 | 12.0 | 3.56e-03 | 24.9 | 1.65e-03 | 15.4 | 7.14e-04 | 16.4 | 1.14e-03 | 15.7 | 1.00e-03 | 26.5 | 1.61e-03 | |
| Fe XXII | 135.78 | 6.1 | 3.55e-04 | ... | ... | 5.2 | 2.48e-04 | 10.0 | 7.02e-04 | 5.8 | 1.13e-03 | 12.9 | 5.70e-04 | 5.5 | 1.54e-04 | 6.6 | 2.09e-04 | 5.5 | 2.01e-04 | 13.9 | 4.99e-04 | |
| Fe XXI | 142.16 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 3.6 | 2.27e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe IX | 171.07 | 1.3 | 1.41e-04 | 3.0 | 2.06e-04 | ... | ... | 3.9 | 6.11e-04 | 4.8 | 2.61e-03 | 4.0 | 2.98e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 174.53 | ... | ... | 4.8 | 4.83e-04 | ... | ... | ... | ... | 3.5 | 2.07e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 177.24 | 1.5 | 2.74e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.4 | 1.30e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Media</i> | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | |
| Fe IX | 171.07 | 1.6 | 2.29e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.6 | 2.76e-03 | 2.8 | 2.66e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.6 | 2.81e-04 | |
| Fe X | 174.53 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.7 | 9.22e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 177.24 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.8 | 1.03e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XI | 180.40 | ... | ... | ... | ... | 2.3 | 3.48e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.4 | 3.37e-04 |
| Fe X | 184.54 | ... | ... | ... | ... | 2.5 | 3.81e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXI | 186.74 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.0 | 7.78e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.3: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | β | CC Eri | AR Psc | VY Ari | Capella | AB Dor | YY Gem | DH Leo | ER Vul | FK Aqr | | | | | | | |
|--|------------------------|---------|----------|--------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|--------|----------|-----|----------|-----|----------|-----|----------|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | | | | | | | |
| Fe XIII | 187.75 | ... | ... | ... | 2.6 | 4.08e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XI | 188.22 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XXIV | 192.04 | 4.6 | 8.63e-04 | ... | 7.2 | 1.97e-03 | 6.2 | 3.24e-03 | 7.7 | 1.15e-03 | 5.0 | 7.40e-04 | 3.2 | 5.29e-04 | 3.5 | 5.05e-04 | 9.2 | 7.89e-04 |
| Fe XII | 195.12 | ... | ... | ... | 2.4 | 3.90e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XIII | 203.83 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XIV | 211.33 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Ar XV | 221.15 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XV | 243.80 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XXIV | 255.10 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| He II | 256.32 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XV | 284.15 | 3.1 | 5.99e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| He II | 303.78 | 8.4 | 2.67e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XXVI | 335.41 | 6.2 | 1.17e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XVI | 360.80 | 3.7 | 5.60e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Larga</i> | | | | | | | | | | | | | | | | | | |
| He II | 303.78 | 12.4 | 3.93e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XXVI | 335.41 | 10.1 | 1.83e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Mg V | 353.09 | 2.6 | 2.81e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |
| Fe XVI | 360.80 | 6.3 | 8.14e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | | | | | | | |

Nota.— Ver descripción en Tabla A.1

Tabla A.4: FLUJOS DE LAS LÍNEAS MEDIDOS EN EUVE

| Ion | λ_{lab} (Å) | σ^2 | CrB | V478 Lyr | UX Ari | UX Ari (f) | UX Ari (q) | V711 Tau | V711 Tau (f) | V711 Tau (q) | AR Lac | AR Lac (f) | |
|----------|------------------------|------------|----------|----------|----------|------------|------------|----------|--------------|--------------|----------|------------|----------|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo |
| Ne VIII | 88.08 | 22.0 | 2.76e-04 | 4.1 | 1.53e-04 | 7.2 | 1.66e-04 | 4.0 | 2.25e-04 | 6.4 | 1.62e-04 | 6.3 | 1.29e-04 |
| Fe XIX | 91.02 | ... | ... | 2.2 | 5.89e-05 | 6.5 | 1.24e-04 | 6.4 | 2.46e-04 | 5.0 | 8.68e-05 | 9.3 | 1.56e-04 |
| Ni XI | 92.81 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVIII | 93.92 | 22.8 | 1.72e-03 | 5.1 | 1.84e-04 | 13.9 | 3.60e-04 | 11.6 | 5.83e-04 | 9.3 | 2.32e-04 | 27.2 | 8.14e-04 |
| Fe XX | 94.64 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XVII | 95.35 | 2.4 | 8.77e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Si V | 96.02 | 4.5 | 1.66e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XXI | 97.88 | 5.7 | 1.64e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Ne VIII | 98.13 | 7.1 | 3.79e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... |
| Fe XIX | 101.55 | 10.5 | 4.63e-04 | 4.4 | 1.28e-04 | 5.4 | 9.09e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.4: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | σ^2 | CrB | | V478 Lyr | | UX Ari | | UX Ari (f) | | UX Ari (q) | | V711 Tau | | V711 Tau (f) | | V711 Tau (q) | | AR Lac | | AR Lac (f) | | | |
|--|------------------------|------------|----------|-------|----------|-------|----------|-------|------------|-------|------------|-------|----------|----------|--------------|----------|--------------|----------|----------|----------|------------|----------|----------|----------|
| | | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo |
| Fe XXI | 102.22 | 10.2 | 4.85e-04 | 2.7 | 6.47e-05 | 11.4 | 2.90e-04 | 8.9 | 4.25e-04 | 6.4 | 1.47e-04 | 20.6 | 4.52e-04 | 9.8 | 5.70e-04 | 15.7 | 3.69e-04 | 7.5 | 2.96e-04 | 4.4 | 4.13e-04 | 4.4 | 4.13e-04 | |
| Fe XVIII | 103.94 | 12.5 | 6.28e-04 | 4.4 | 1.30e-04 | 8.2 | 1.96e-04 | 7.1 | 2.88e-04 | 7.3 | 1.63e-04 | 13.4 | 2.75e-04 | 8.3 | 4.71e-04 | 13.0 | 2.86e-04 | 4.3 | 1.42e-04 | 2.9 | 2.35e-04 | 2.9 | 2.35e-04 | |
| Fe XIX | 106.33 | ... | ... | ... | ... | 8.6 | 2.30e-04 | *6.7 | 2.73e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XX | 106.98 | ... | ... | 2.6 | 7.02e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.9 | 3.93e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XIX | 108.37 | 22.6 | 1.50e-03 | 6.7 | 2.51e-04 | 16.4 | 4.46e-04 | 12.5 | 6.64e-04 | 11.8 | 2.97e-04 | 27.9 | 7.17e-04 | 14.7 | 1.02e-03 | 23.7 | 6.57e-04 | 11.1 | 5.74e-04 | 6.4 | 7.37e-04 | 6.4 | 7.37e-04 | |
| Fe XIX | 109.97 | 6.4 | 2.57e-04 | ... | ... | 7.8 | 1.66e-04 | 4.3 | 1.32e-04 | 6.1 | 1.16e-04 | 8.8 | 1.60e-04 | 4.4 | 2.26e-04 | 7.8 | 1.78e-04 | 3.8 | 1.16e-04 | 2.9 | 2.01e-04 | 2.9 | 2.01e-04 | |
| Fe XX | 110.63 | 5.7 | 1.86e-04 | ... | ... | 6.0 | 1.16e-04 | 4.0 | 1.22e-04 | 5.3 | 9.29e-05 | 3.8 | 5.57e-05 | 3.9 | 1.84e-04 | ... | ... | ... | ... | 3.8 | 1.05e-04 | 2.3 | 1.67e-04 | |
| Fe XIX | 111.70 | 10.3 | 4.83e-04 | ... | ... | 7.6 | 1.65e-04 | 4.9 | 1.79e-04 | 6.2 | 1.06e-04 | 8.0 | 1.49e-04 | 5.1 | 2.26e-04 | 7.1 | 1.41e-04 | 3.5 | 1.05e-04 | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXII | 114.41 | 8.1 | 3.87e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 13.6 | 2.44e-04 | 8.9 | 4.28e-04 | 10.5 | 2.02e-04 | 5.7 | 1.59e-04 | 3.6 | 3.12e-04 | 3.6 | 3.12e-04 | |
| Fe XXII | 116.28 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 5.4 | 9.80e-05 | ... | ... | 5.7 | 9.87e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXII | 117.17 | 25.9 | 2.33e-03 | 4.7 | 1.75e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 37.8 | 1.30e-03 | 23.5 | 2.17e-03 | 33.5 | 1.33e-03 | 14.7 | 1.01e-03 | 8.1 | 1.10e-03 | 8.1 | 1.10e-03 | |
| Fe XX | 118.66 | 10.8 | 6.04e-04 | 3.3 | 1.07e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 17.2 | 3.91e-04 | 12.9 | 8.52e-04 | 14.4 | 3.55e-04 | 4.7 | 1.87e-04 | 2.9 | 2.58e-04 | 2.9 | 2.58e-04 | |
| Fe XIX | 120.00 | 8.3 | 4.48e-04 | 2.8 | 8.98e-05 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 10.1 | 2.25e-04 | ... | ... | 8.9 | 1.83e-04 | 4.7 | 1.92e-04 | 1.9 | 1.60e-04 | 1.9 | 1.60e-04 | |
| Fe XXI | 121.21 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.2 | 1.82e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XX | 121.83 | 17.0 | 1.32e-03 | 3.1 | 1.12e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 21.3 | 5.94e-04 | 12.8 | 9.45e-04 | 19.7 | 6.06e-04 | 8.0 | 4.22e-04 | 4.1 | 4.99e-04 | 4.1 | 4.99e-04 | |
| Fe XXI | 128.73 | 23.7 | 2.68e-03 | 4.4 | 2.10e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 33.2 | 1.38e-03 | 19.5 | 2.21e-03 | 28.9 | 1.37e-03 | 12.4 | 9.70e-04 | 7.6 | 1.28e-03 | 7.6 | 1.28e-03 | |
| Fe VIII | 130.94 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *4.8 | 2.67e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIV | 131.46 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIII | 132.85 | 39.1 | 7.56e-03 | 10.3 | 7.08e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 68.5 | 5.04e-03 | 41.6 | 8.93e-03 | 56.1 | 4.41e-03 | 21.8 | 2.94e-03 | 16.4 | 5.02e-03 | 16.4 | 5.02e-03 | |
| Fe XXII | 135.78 | 17.0 | 1.87e-03 | 2.6 | 1.28e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 27.3 | 1.14e-03 | 19.0 | 2.44e-03 | 24.1 | 1.13e-03 | 9.1 | 7.12e-04 | 5.8 | 1.02e-03 | 5.8 | 1.02e-03 | |
| Fe XXI | 142.16 | 4.8 | 3.73e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 7.5 | 2.32e-04 | ... | ... | 5.1 | 1.56e-04 | 4.0 | 2.50e-04 | 2.2 | 3.76e-04 | 2.2 | 3.76e-04 | |
| Fe IX | 171.07 | *2.4 | 2.81e-04 | 1.6 | 2.39e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 2.2 | 2.84e-04 | 2.3 | 9.74e-04 | 2.3 | 9.74e-04 |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Media</i> | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | |
| Fe IX | 171.07 | 3.0 | 5.74e-04 | ... | ... | 3.5 | 1.92e-04 | *2.7 | 2.71e-04 | ... | ... | ... | 7.3 | 3.78e-04 | 5.2 | 1.12e-03 | 8.0 | 4.30e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 174.53 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *5.5 | 5.23e-04 | ... | 5.5 | 2.43e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 176.74 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.2 | 7.82e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe X | 184.54 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXI | 186.74 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XI | 188.22 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *8.2 | 3.87e-04 | *3.7 | 7.05e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIV | 192.04 | 11.6 | 5.69e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *10.6 | 5.90e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XII | 193.51 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 35.2 | 4.48e-03 | 21.6 | 1.01e-02 | 29.1 | 3.83e-03 | 7.4 | 1.44e-03 | 8.9 | 5.34e-03 | |
| Fe XII | 195.12 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *14.1 | 7.30e-04 | *6.1 | 1.33e-03 | *16.2 | 8.21e-04 | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XIII | 203.83 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XIV | 211.33 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XV | 233.87 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XV | 243.80 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *9.9 | 8.13e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Ni XVII | 249.12 | 4.1 | 1.80e-03 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *9.5 | 6.66e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXIV | 255.10 | 7.8 | 3.60e-03 | ... | ... | 16.1 | 2.72e-03 | 14.8 | 5.57e-03 | ... | ... | ... | 14.9 | 1.87e-03 | 17.7 | 8.10e-03 | 15.5 | 1.83e-03 | ... | ... | ... | ... | 3.6 | 1.95e-03 |

(continúa en la próxima página)

Tabla A.4: (continuación)

| Ion | λ_{lab} (Å) | σ^2 CrB | | V478 Lyr | | UX Ari | | UX Ari (f) | | UX Ari (q) | | V711 Tau | | V711 Tau (f) | | V711 Tau (q) | | AR Lac | | AR Lac (f) | | |
|--|------------------------|----------------|----------|----------|-------|--------|----------|------------|----------|------------|----------|----------|----------|--------------|----------|--------------|----------|--------|----------|------------|----------|--|
| | | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | S/N | Flujo | |
| He II | 256.32 | 4.3 | 1.58e-03 | ... | ... | ... | ... | 4.7 | 7.08e-04 | 5.3 | 7.32e-04 | 25.5 | 2.73e-03 | 6.1 | 1.93e-03 | 22.0 | 2.46e-03 | ... | ... | 4.5 | 2.30e-03 | |
| S X | 259.50 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 4.7 | 2.61e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XIV | 264.78 | ... | ... | ... | ... | *8.0 | 8.51e-04 | ... | ... | *6.6 | 7.85e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XVII | 268.95 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | *8.2 | 4.05e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XV | 284.15 | 7.9 | 3.11e-03 | ... | ... | 8.4 | 7.74e-04 | 7.6 | 1.42e-03 | 4.8 | 4.64e-04 | 18.3 | 1.60e-03 | 10.7 | 3.47e-03 | 17.4 | 1.59e-03 | 4.0 | 5.10e-04 | 2.1 | 8.32e-04 | |
| He II | 303.78 | 21.8 | 2.44e-02 | ... | ... | 39.6 | 1.19e-02 | 29.6 | 1.71e-02 | 27.3 | 9.73e-03 | 108.6 | 4.05e-02 | 55.7 | 6.38e-02 | 92.6 | 3.85e-02 | 18.0 | 8.20e-03 | 7.8 | 1.27e-02 | |
| C IV | 312.45 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 9.3 | 6.77e-04 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XXVI | 335.41 | 13.3 | 5.43e-03 | ... | ... | 8.0 | 6.27e-04 | 7.7 | 1.18e-03 | 4.3 | 3.26e-04 | 23.4 | 2.03e-03 | 11.4 | 3.05e-03 | 23.0 | 2.17e-03 | 6.6 | 7.91e-04 | 5.1 | 2.26e-03 | |
| Mg V | 353.09 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 12.2 | 7.11e-04 | ... | ... | 16.3 | 1.00e-03 | ... | ... | ... | ... | |
| Fe XVI | 360.80 | 6.9 | 1.84e-03 | ... | ... | 5.7 | 3.45e-04 | 4.7 | 4.51e-04 | 3.1 | 1.84e-04 | 15.3 | 8.77e-04 | 6.7 | 1.28e-03 | 16.6 | 1.00e-03 | 3.3 | 3.19e-04 | 3.4 | 1.11e-03 | |
| <i>Espectrómetro de longitud de onda Larga</i> | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | | |
| He II | 303.78 | 25.7 | 2.50e-02 | ... | ... | 43.2 | 1.10e-02 | 34.6 | 1.77e-02 | 28.3 | 8.10e-03 | 103.8 | 3.01e-02 | 60.8 | 5.77e-02 | 90.0 | 2.66e-02 | 21.2 | 7.95e-03 | 9.4 | 1.14e-02 | |
| Fe XXVI | 335.41 | 13.4 | 5.14e-03 | ... | ... | 8.6 | 5.46e-04 | 7.8 | 9.29e-04 | 4.4 | 3.19e-04 | 25.0 | 2.10e-03 | 13.1 | 3.39e-03 | 21.9 | 1.84e-03 | 7.0 | 1.05e-03 | 1.4 | 3.48e-04 | |
| Mg V | 353.09 | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | ... | 14.8 | 7.16e-04 | 9.2 | 1.63e-03 | 9.6 | 4.86e-04 | 3.4 | 2.52e-04 | ... | ... | |
| Fe XVI | 360.80 | 9.1 | 1.96e-03 | ... | ... | 5.7 | 2.58e-04 | 4.7 | 4.24e-04 | 3.2 | 1.43e-04 | 22.7 | 1.37e-03 | 10.2 | 1.83e-03 | 17.4 | 1.11e-03 | 5.8 | 5.91e-04 | 3.1 | 7.80e-04 | |

NOTA.— Ver descripción en Tabla A.1

Bibliografía

- Abbott, M. 1998, The EUVE Science Archive Data Products Guide, EUVE Guest Observer Center
- Airapetian, V. S. & Dempsey, R. C. 1998, in ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, Vol. 10, 1377+
- Allen, C. W. 1973, *Astrophysical quantities* (London: University of London, Athlone Press, —c1973, 3rd ed.)
- Amado, P. J., Doyle, J. G., Byrne, P. B., Cutispoto, G., Kilkenny, D., Mathioudakis, M., & Neff, J. E. 2000, *A&A*, 359, 159
- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53, 197
- Antiochos, S. K. & Noci, G. 1986, *ApJ*, 301, 440
- Arnaud, M. & Raymond, J. 1992, *ApJ*, 398, 394
- Audard, M., Güdel, M., & Mewe, R. 2001, *A&A*, 365, L318
- Ayres, T. R., Brown, A., Osten, R. A., Huenemoerder, D. P., Drake, J. J., Brickhouse, N. S., & Linsky, J. L. 2001, *ApJ*, 549, 554
- Ayres, T. R., Simon, T., Stern, R. A., Drake, S. A., Wood, B. E., & Brown, A. 1998, *ApJ*, 496, 428+
- Baliunas, S. L. & Dupree, A. K. 1982, *ApJ*, 252, 668
- Baliunas, S. L., Guinan, E. F., & Dupree, A. K. 1984, *ApJ*, 282, 733
- Baliunas, S. L., Hartmann, L., Noyes, R. W., Vaughan, H., Preston, G. W., Frazer, J., Lanning, H., Middelkoop, F., & Mihalas, S. 1983, *ApJ*, 275, 752
- Barden, S. C. & Nations, H. L. 1986, in *LNP Vol. 254: Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, Vol. 4, 262+
- Beasley, A. J. 2001
- Beasley, A. J. & Güdel, M. 2000, *ApJ*, 529, 961
- Berdyugina, S. V., Berdyugin, A. V., Ilyin, I., & Tuominen, I. 1999, *A&A*, 350, 626

- Berdyugina, S. V., Jankov, S., Ilyin, I., Tuominen, I., & Fekel, F. C. 1998, *A&A*, 334, 863
- Berdyugina, S. V. & Tuominen, I. 1998, *A&A*, 336, L25
- Boehm-Vitense, E. & Mena-Werth, J. 1992, *ApJ*, 390, 253
- Bopp, B. W. & Fekel, F. C. 1976, *AJ*, 81, 771
- Bowyer, S., Drake, J. J., & Vennes, S. . 2000, *ARA&A*, 38, 231
- Bradstreet, D. H. 1993, Binary Maker 2.0, Contact Software
- Brandt, J. C., Heap, S. R., Walter, F. M., Beaver, E. A., Boggess, A., Carpenter, K. G., Ebbets, D. C., Hutchings, J. B., Jura, M., Leckrone, D. S., Linsky, J. L., Maran, S. P., Savage, B. D., Smith, A. M., Trafton, L. M., Weymann, R. J., Norman, D., & Redfield, S. 2001a, *AJ*, 121, 2173
- . 2001b, *AJ*, 121, 2173
- Brickhouse, N. S. 1996, in *IAU Colloq. 152: Astrophysics in the Extreme Ultraviolet*, 105+
- Brickhouse, N. S. & Dupree, A. K. 1998, *ApJ*, 502, 918+
- Brickhouse, N. S., Dupree, A. K., Edgar, R. J., Liedahl, D. A., Drake, S. A., White, N. E., & Singh, K. P. 2000, *ApJ*, 530, 387
- Brickhouse, N. S., Dupree, A. K., Sanz-Forcada, J., Drake, S. A., White, N. E., & Singh, K. P. 1999, *AAS/High Energy Astrophysics Division*, 31, 0909+
- Brickhouse, N. S., Raymond, J. C., & Smith, B. W. 1995, *ApJS*, 97, 551
- Brinkman, A. C., Behar, E., Güdel, M., Audard, M., den Boggende, A. J. F., Branduardi-Raymont, G., Cottam, J., Erd, C., den Herder, J. W., Jansen, F., Kaastra, J. S., Kahn, S. M., Mewe, R., Paerels, F. B. S., Peterson, J. R., Rasmussen, A. P., Sakelliou, I., & de Vries, C. 2001, *A&A*, 365, L324
- Budding, E. 1985, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 2779, 1+
- Cassinelli, J. P., Cohen, D. H., Macfarlane, J. J., Drew, J. E., Lynas-Gray, A. E., Hubeny, I., Vallergera, J. V., Welsh, B. Y., & Hoare, M. G. 1996, *ApJ*, 460, 949+
- Cayrel de Strobel, G., Cayrel, R., Friel, E., Zahn, J. ., & Bentolila, C. 1994, *A&A*, 291, 505
- Christian, D. J., Drake, J. J., Patterer, R. J., Vedder, P. W., & Bowyer, S. 1996, *AJ*, 112, 751+
- Collier Cameron, A., Walter, F. M., Vilhu, O., Böhm, T., Catala, C., Char, S., Clarke, F. J., Felenbok, P., Foing, B. H., Ghosh, K. K., Hao, J., Huang, L., Jackson, D. A., Janot-Pacheco, E., Jiang, S., Lagrange, A. ., Suntzeff, N., & Zhai, D. S. 1999, *MNRAS*, 308, 493
- Cutispoto, G. 1998, *A&AS*, 131, 321

- Cutispoto, G., Messina, S., & Rodonò, M. 2001, *A&A*, 367, 910
- de Castro, E., Fernandez-Figueroa, M. J., & Rego, M. 1982, *A&A*, 113, 94
- Dempsey, R. C., Bopp, B. W., Henry, G. W., & Hall, D. S. 1993a, *ApJS*, 86, 293
- Dempsey, R. C., Linsky, J. L., Fleming, T. A., & Schmitt, J. H. M. M. 1993b, *ApJS*, 86, 599
- Diamond, C. J., Jewell, S. J., & Ponman, T. J. 1995, *MNRAS*, 274, 589
- Donati, J. . 1999, *MNRAS*, 302, 457
- Donati, J. ., Henry, G. W., & Hall, D. S. 1995, *A&A*, 293, 107
- Doyle, J. G., Mathioudakis, M., Murphy, H. M., Avgoloupis, S., Mavridis, L.Ñ., & Seiradakis, J. H. 1993, *A&A*, 278, 499
- Drake, J. J., Brickhouse, N. S., Kashyap, V., Laming, J. M., Huenemoerder, D. P., Smith, R., & Wargelin, B. J. 2001, *ApJ*, 548, L81
- Drake, J. J., Brown, A., Patterer, R. J., Vedder, P. W., Bowyer, S., & Guinan, E. F. 1994, *ApJ*, 421, L43
- Drake, J. J., Laming, J. M., & Widing, K. G. 1997, *ApJ*, 478, 403+
- Dring, A. R., Linsky, J., Murthy, J., Henry, R. C., Moos, W., Vidal-Madjar, A., Audouze, J., & Landsman, W. 1997, *ApJ*, 488, 760+
- Duemmler, R. & Aarum, V. 2001, in *ASP Conf. Series*, Vol. 223, CD-1397
- Duemmler, R., Ilyin, I. V., & Tuominen, I. 1997, *A&AS*, 123, 209
- Dupree, A. K. & Brickhouse, N. S. 1996, in *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 188, 7103+
- Dupree, A. K., Brickhouse, N. S., Doschek, G. A., Green, J. C., & Raymond, J. C. 1993, *ApJ*, 418, L41
- Dupree, A. K., Brickhouse, N. S., & Hurwitz, M. 1997, in *American Astronomical Society Meeting*, Vol. 190, 2511+
- Dupree, A. K., Brickhouse, N. S., & Hurwitz, M. 1998, in *ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, Vol. 10, 1022+
- Dupree, A. K., Brickhouse, N. S., & Sanz-Forcada, J. 2001, *ApJ*, enviado
- Engvold, O., Ayres, T. R., Elgaroy, O., Jensen, E., Joras, P. B., Kjeldseth-Moe, O., Linsky, J. L., Schnopper, H. W., & Westergaard, N. J. 1988, *A&A*, 192, 234
- Fekel, F. C. 1996, *AJ*, 112, 269+
- . 1997, *PASP*, 109, 514

- Fekel, F. C., Moffett, T. J., & Henry, G. W. 1986, *ApJS*, 60, 551
- Fernandez-Figueroa, M. J., Montes, D., de Castro, E., & Cornide, M. 1994, *ApJS*, 90, 433
- Fruscione, A., Hawkins, I., Jelinsky, P., & Wiercigroch, A. 1994, *ApJS*, 94, 127
- Gagné, M., Valenti, J. A., Linsky, J. L., Tagliaferri, G., Covino, S., & Güdel, M. 1999, *ApJ*, 515, 423
- Gherega, O., Farkas, L., & Horvath, A. 1994, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4045, 1+
- Graffagnino, V. G., Wonnacott, D., & Schaeidt, S. 1995, *MNRAS*, 275, 129
- Gray, D. F. 1982, *ApJ*, 262, 682
- . 1989, *PASP*, 101, 1126+
- Griffin, R. F. 1998, *The Observatory*, 118, 273
- Griffiths, N. W. 1999, *ApJ*, 518, 873
- Griffiths, N. W. & Jordan, C. 1998, *ApJ*, 497, 883+
- Güdel, M., Linsky, J. L., Brown, A., & Nagase, F. 1999, *ApJ*, 511, 405
- Guedel, M., Guinan, E. F., Mewe, R., Kaastra, J. S., & Skinner, S. L. 1997, *ApJ*, 479, 416+
- Guedel, M., Schmitt, J. H. M. M., Benz, A. O., & Elias, N. M. 1995, *A&A*, 301, 201+
- Gunn, A. G., Migenes, V., Doyle, J. G., Spencer, R. E., & Mathioudakis, M. 1997, *MNRAS*, 287, 199
- Haisch, B. & Schmitt, J. H. M. M. 1996, *PASP*, 108, 113+
- Haisch, B., Strong, K. T., & Rodono, M. 1991, *ARA&A*, 29, 275
- Hall, D. S. 1976, in *ASSL Vol. 60: IAU Colloq. 29: Multiple Periodic Variable Stars*, 287+
- Halpern, J. P. & Marshall, H. L. 1996, *ApJ*, 464, 760+
- Hansteen, V. H., Holzer, T. E., & Leer, E. 1993, *ApJ*, 402, 334
- Hartmann, L. W. & Noyes, R. W. 1987, *ARA&A*, 25, 271
- Henry, G. W., Eaton, J. A., Hamer, J., & Hall, D. S. 1995, *ApJS*, 97, 513
- Henry, G. W. & Hall, D. S. 1997, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4512, 1+
- Huenemoerder, D. & Baluta, C. 1998, in *ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, Vol. 10, 1070+
- Hussain, G. A. J., van Ballegooijen, A. A., Jardine, M., & Collier Cameron, A. 2001, *MNRAS*, en preparación

- Innis, J. L., Thompson, K., Coates, D. W., & Evans, T. L. 1988, *MNRAS*, 235, 1411
- Irwin, A. W., Fletcher, J. M., Yang, S. L. S., Walker, G. A. H., & Goodenough, C. 1992, *PASP*, 104, 489
- Jones, K. L., Brown, A., Stewart, R. T., & Slee, O. B. 1996, *MNRAS*, 283, 1331
- Jordan, C. 1996, in *IAU Colloq. 152: Astrophysics in the Extreme Ultraviolet*, 81+
- Jordan, C. & Montesinos, B. 1991, *MNRAS*, 252, 21P
- Jordan, C. & Wilson, R. 1971, in *ASSL Vol. 27: Physics of the Solar Corona*, 219+
- Kaastra, J. S., Mewe, R., Liedahl, D. A., Singh, K. P., White, N. E., & Drake, S. A. 1996, *A&A*, 314, 547
- Kane, S. R., Frost, K. J., & Donnelly, R. F. 1979, *ApJ*, 234, 669
- Katsova, M. M., Drake, J. J., & Livshits, M. A. 1999, *ApJ*, 510, 986
- Kimble, R. A., Davidsen, A. F., Long, K. S., & Feldman, P. D. 1993, *ApJ*, 408, L41
- Kuerster, M. & Schmitt, J. H. M. M. 1996, *A&A*, 311, 211
- Kuerster, M., Schmitt, J. H. M. M., Cutispoto, G., & Dennerl, K. 1997, *A&A*, 320, 831
- Laming, J. M. 1998, in *ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, Vol. 10, 447+
- Laming, J. M. & Drake, J. J. 1999, *ApJ*, 516, 324
- Laming, J. M., Drake, J. J., & Widing, K. G. 1996, *ApJ*, 462, 948+
- Linsky, J. L., Brown, A., Gayley, K., Diplas, A., Savage, B. D., Ayres, T. R., Landsman, W., Shore, S.Ñ., & Heap, S. R. 1993, *ApJ*, 402, 694
- Linsky, J. L., Diplas, A., Wood, B. E., Brown, A., Ayres, T. R., & Savage, B. D. 1995, *ApJ*, 451, 335+
- Linsky, J. L., Neff, J. E., Brown, A., Gross, B. D., Simon, T., Andrews, A. D., Rodono, M., & Feldman, P. A. 1989, *A&A*, 211, 173
- Linsky, J. L. & Wood, B. E. 1996, *ApJ*, 463, 254+
- Longair, M. S. 1992, *High energy astrophysics. Vol.1: Particles, photons and their detection* (Cambridge: Cambridge University Press, 1992, 2nd ed.)
- Louergue, M., Mason, H. E., Nussbaumer, H., & Storey, P. J. 1985, *A&A*, 150, 246
- Maggio, A., Pallavicini, R., Reale, F., & Tagliaferri, G. 2000, *A&A*, 356, 627
- Malina, R. F., Marshall, H. L., Antia, B., Christian, C. A., Dobson, C. A., Finley, D. S., Fruscione, A., Girouard, F. R., Hawkins, I., Jelinsky, P., Lewis, J. W., McDonald, J. S., McDonald, K., Patterer, R. J., Saba, V. W., Sirk, M., Stroozas, B. A., Vallerga, J. V., Vedder, P. W., Wiercigroch, A., & Bowyer, S. 1994, *AJ*, 107, 751

- Mallik, S. V. 1997, *A&AS*, 124, 359
- Marino, G., Catalano, S., Frasca, A., & Marilli, E. 1998, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4599, 1+
- Mewe, R., Kaastra, J. S., Schrijver, C. J., van den Oord, G. H. J., & Alkemade, F. J. M. 1995, *A&A*, 296, 477+
- Mewe, R., Kaastra, J. S., White, S. M., & Pallavicini, R. 1996, *A&A*, 315, 170
- Miller, A. 1997, *EUVE Guest Observer Program Handbook*, EUVE Guest Observer Center
- Monsignori Fossi, B. C., Landini, M., Fruscione, A., & Dupuis, J. 1995, *ApJ*, 449, 376+
- Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., & Cornide, M. 1995, *A&A*, 294, 165
- Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M., Latorre, A., & Sanz-Forcada, J. 2000, *A&AS*, 146, 103
- Montes, D., Fernandez-Figueroa, M. J., de Castro, E., & Sanz-Forcada, J. 1997, *A&AS*, 125, 263
- Montes, D., Saar, S. H., Collier Cameron, A., & Unruh, Y. C. 1999, *MNRAS*, 305, 45
- Montes, D., Sanz-Forcada, J., Fernandez-Figueroa, M. J., & Lorente, R. 1996, *A&A*, 310, L29
- Morel, P., Provost, J., Lebreton, Y., Thévenin, F., & Berthomieu, G. 2000, *A&A*, 363, 675
- Murthy, J., Henry, R. C., Moos, H. W., Landsman, W. B., Linsky, J. L., Vidal-Madjar, A., & Gry, C. 1987, *ApJ*, 315, 675
- Nordgren, T. E., Germain, M. E., Benson, J. A., Mozurkewich, D., Sudol, J. J., Elias, N. M., Hajian, A. R., White, N. M., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Gauss, F. S., Armstrong, J. T., Pauls, T. A., & Rickard, L. J. 1999, *AJ*, 118, 3032
- Orlando, S., Peres, G., & Reale, F. 2000, *ApJ*, 528, 524
- Ortolani, A., Maggio, A., Pallavicini, R., Sciortino, S., Drake, J. J., & Drake, S. A. 1997, *A&A*, 325, 664
- Osten, R. A. & Brown, A. 1999, *ApJ*, 515, 746
- Osten, R. A., Brown, A., Ayres, T. R., Linsky, J. L., Drake, S. A., Gagné, M., & Stern, R. A. 2000, *ApJ*, 544, 953
- Ottmann, R. & Schmitt, J. H. M. M. 1994, *A&A*, 283, 871+
- Pan, H. C. & Jordan, C. 1995, *MNRAS*, 272, 11
- Pasquini, L., Cutispoto, G., Gratton, R., & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 72

- Pasquini, L., Schmitt, J. H. M. M., & Pallavicini, R. 1989, *A&A*, 226, 225
- Pearce, G. & Harrison, R. A. 1990, *A&A*, 228, 513
- Peres, G., Orlando, S., Reale, F., Rosner, R., & Hudson, H. 2000, *ApJ*, 528, 537
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., & Petersen, C. S. 1997, *A&A*, 323, L49
- Phillips, K. J. H., Bhatia, A. K., Mason, H. E., & Zarro, D. M. 1996, *ApJ*, 466, 549+
- Piskunov, N., Wood, B. E., Linsky, J. L., Dempsey, R. C., & Ayres, T. R. 1997, *ApJ*, 474, 315+
- Pottasch, S. R. 1963, *ApJ*, 137, 945+
- Pye, J. P. & McHardy, I. M. 1983, *MNRAS*, 205, 875
- Raymond, J. C. 1988, in *NATO ASIC Proc. 249: Hot Thin Plasmas in Astrophysics*, ed. R. Pallavicini, 3+
- Raymond, J. C. 1990, *ApJ*, 365, 387
- Raymond, J. C. & Smith, B. W. 1977, *ApJS*, 35, 419
- Reale, F., Peres, G., & S., O. 2001, *ApJ*, in press
- Rodonò, M., Messina, S., Lanza, A. F., Cutispoto, G., & Teriaca, L. 2000, *A&A*, 358, 624
- Rodonò, M., Pagano, I., Leto, G., Walter, F., Catalano, S., Cutispoto, G., & Umana, G. 1999, *A&A*, 346, 811
- Rucinski, S. M. 1998, *AJ*, 115, 303+
- Saar, S. H. & Osten, R. A. 1997, *MNRAS*, 284, 803
- Sanz-Forcada, J., Brickhouse, N. S., & Dupree, A. K. 2001a, *ApJ*, in press
- . 2001b, *ApJ*, enviado
- Sarro, L. M. & Byrne, P. B. 2000, *A&A*, 355, 227
- Schmitt, J. H. M. M. 1998, in *ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, Vol. 10, 463+
- Schmitt, J. H. M. M., Collura, A., Sciortino, S., Vaiana, G. S., Harnden, F. R., & Rosner, R. 1990, *ApJ*, 365, 704
- Schmitt, J. H. M. M., Drake, J. J., Stern, R. A., & Haisch, B. M. 1996, *ApJ*, 457, 882+
- Schmitt, J. H. M. M. & Favata, F. 1999, *Nature*, 401, 44

- Schrijver, C. J., Lemen, J. R., & Mewe, R. 1989, *ApJ*, 341, 484
- Schrijver, C. J., Mewe, R., van den Oord, G. H. J., & Kaastra, J. S. 1995, *A&A*, 302, 438+
- Sciortino, S., Maggio, A., Favata, F., & Orlando, S. 1999, *A&A*, 342, 502
- Serio, S., Peres, G., Vaiana, G. S., Golub, L., & Rosner, R. 1981, *ApJ*, 243, 288
- Shi, J. R., Zhao, G., Zhao, Y., & You, J. 1998, *A&A*, 339, 840
- Siarkowski, M., Pres, P., Drake, S. A., White, N. E., & Singh, K. P. 1996, *ApJ*, 473, 470+
- Simon, T. & Linsky, J. L. 1980, *ApJ*, 241, 759
- Simon, T., Linsky, J. L., & Schiffer, F. H. 1980, *ApJ*, 239, 911
- Smith, R. K., Brickhouse, N. S., Liedahl, D. A., & Raymond, J. C. 2001, *ApJ*, in press
- Stern, R. A. & Drake, J. J. 1996, in *IAU Colloq. 152: Astrophysics in the Extreme Ultraviolet*, 135+
- Stern, R. A., Lemen, J. R., Antunes, S., Drake, S. A., Nagase, F., Schmitt, J. H. M. M., Singh, K., & White, N. E. 1998, in *ASP Conf. Ser. 154: Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, Vol. 10, 1166+
- Strassmeier, K. G. & Bartus, J. 2000, *A&A*, 354, 537
- Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., & Scheck, M. 1993, *A&AS*, 100, 173
- Strassmeier, K. G., Serkowitsch, E., & Granzer, T. 1999, *A&AS*, 140, 29
- Sturrock, P. A., Dixon, W. W., Klimchuk, J. A., & Antiochos, S. K. 1990, *ApJ*, 356, L31
- Swank, J. H., Holt, S. S., White, N. E., & Becker, R. H. 1981, *ApJ*, 246, 208
- Torres, G. 2001, *ApJ*, en preparación
- Vaiana, G. S., Krieger, A. S., & Timothy, A. F. 1973, *Sol. Phys.*, 32, 81+
- Vaiana, G. S. & Rosner, R. 1978, *ARA&A*, 16, 393
- Walker, E. C. 1944, *JRASC*, 38, 249
- Wasatonic, R. & Guinan, E. F. 1998, *Informational Bulletin on Variable Stars*, 4579, 1+
- Wood, B. E., Ambruster, C. W., Brown, A., & Linsky, J. L. 2000, *ApJ*, 542, 411
- Wood, B. E., Harper, G. M., Linsky, J. L., & Dempsey, R. C. 1996, *ApJ*, 458, 761+
- Yi, Z., Elgaroy, O., Engvold, O., & Westergaard, N. J. 1997, *A&A*, 318, 791
- Zarro, D. M. & Rodgers, A. W. 1983, *ApJS*, 53, 815
- Zombeck, M. V., Vaiana, G. S., Haggerty, R., Krieger, A. S., Silk, J. K., & Timothy, A. 1978, *ApJS*, 38, 69

Índice de Materias

- α Cen, **19**, 30, 43, **59**, **60**, 75, **75**, 144, **147**
 β Cen, 19, **20**, **62**, **117**, 125, **127**
 ϵ Eri, **22**, 23, **60**, **61**, 130, **132**, **133**
 λ And, 14, 37, 39, 40, **69**, 87, **88–90**, **92**, **95–97**, **99**
 σ^2 CrB, **25**, 30, **68**, 144, **149**
 σ Gem, **37**, 38, 43, **45**, **70**, **103**, **111**, **117**
 ξ UMa, 75, **75**
 ξ UMa A, 28
 ξ UMa B, **27**, 28, **61**, 141, **145**
Área efectiva, **13**
44 Boo, 98, **99**
- AB Dor, 24, **26**, **63**, **117**, 134, **136**, 167
ABG, 10, 18
abundancias, 85
Algol, **23**, 33
Apollo-Soyuz, 1
AR Lac, **33**, 39, **39**, **47**, **69**, **104**, **113**, 119
AR Psc, 21, **29**, **67**, 126, **129**
AY Cen, 21, **22**, **63**, 126, **128**
- BF Lyn, 27, **30**, **65**, 137, **140**
BH CVn, **25**, 30, **65**, 144, **146**
blends, 64
bremsstrahlung, 63
bucles estáticos, 163
bump, 97
BY Dra, 3, **29**, 32, **62**, 153, **155**
- Capella, 24, **62**, 98, **99**, 134, **135**
CC Eri, 22, **24**, **64**, 126, **131**
CF Tuc, 19, **23**
columna de hidrógeno, 56, **56**
continuo, **57**, 61
dead spot, 10
- DEM, 3, 81
densidad electrónica, 69, 122
DH Leo, **23**, 28, **66**, 141, **143**
- eclipse, 20, 39
Einstein, 6
EMD, 3, 81
emissivity, 77
ER Vul, **23**, 31, **66**, **148**, **152**
EUVE, 1, 9
EXOSAT, 1, 6
- FK Aqr, **26**, **27**, 32, **68**, **153**, **154**
fulguración, 4, 46
- HZ 43, 1
- II Peg, **36**, 43, **71**, **103**, **112**, **117**
ISM, 1, 56
IUE, 2, 73
- joroba de la EMD, 97
- LQ Hya, **25**, 28, **62**, 137, **142**
Lyman, 1
- medida de emisión, 5
Medida de Emisión Diferencial, 81
modelos, 161
modulación, 35, 37, 43, 50
- OSO, 5
- Procyon, **20**, 27, 43, **59**, **60**, 137, **139**
- ROSAT, 1
RS CVn, 3
- Skylab, 5
Sol, 162, **162**

UX Ari, **32**, 35, **41**, **70**, **102**, 106, **109**,
117

V478 Lyr, **25**, 31, **67**, 148, **151**

V711 Tau, **33**, 36, 43, **44**, 51, **60**, **71**,
102, 108, **110**, **117**

V824 Ara, **24**, 31, **63**, 148, **150**

Voyager, 1

VY Ari, 22, **30**, **67**, 130

YY Gem, **24**, 26, **64**, 137, **138**