

Universidad Complutense de Madrid
Facultad de CC. Físicas
Departamento de Física de la Atmósfera, Astronomía y Astrofísica II
(Astrofísica y CC. de la Atmósfera)



Estudio de la actividad, rotación cinemática y edad en estrellas frías miembros de grupos cinemáticos jóvenes

Dirigido por el Profesor David Montes

Memoria presentada por
D. Javier López Santiago
para aspirar al grado de
DOCTOR en Física
Madrid, Diciembre 2004

Agradecimientos

La realización de esta tesis doctoral no habría sido posible sin la ayuda y el apoyo de muchas de las personas que me rodean y con las que he compartido todos estos años de investigación.

En primer lugar, me gustaría dar las gracias a mi director de tesis, Prof. David Montes, por su gran dedicación y entrega durante el desarrollo del trabajo, a la Profa. M^a María José Fernández Figueroa, investigadora principal del proyecto de investigación, por su ayuda y por su colaboración durante toda la investigación, a los Profs. Elisa de Castro y Manuel Cornide por sus consejos constantes y a las doctorandas del grupo, Inés Crespo Chacón, Mari Cruz Gálvez y M^a Magdalena Hernán Obispo, por todas las horas que hemos pasado juntos y la ciencia que hemos desarrollado... y la que no.

Asimismo, me gustaría agradecer al Prof. Manuel Rego, catedrático y director del departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera de la Universidad Complutense de Madrid, su apoyo incondicional y su ayuda desinteresada en todos los ámbitos.

También me gustaría dar las gracias al resto de profesores del departamento, Profs. Jaime Zamorano, Javier Gorgas y Jesús Gallego y al doctor Nicolás Cardiel, que me prestaron su ayuda cuando fue preciso, a los demás doctorandos, aquellos que están, Santos Pedraz, Víctor Villar, Esther Mármol y Cristina Díaz, y los que estuvieron, tanto a los que siguen en el departamento, Javier Cenarro y Sergio Pascual, como los que no, Ángel Serrano, Pablo Guillermo Pérez, Patricia Sánchez, Cesar Enrique García y Armando Gil de Paz, y también a Antonio Verdet, que me ha prestado su ayuda siempre que la he necesitado.

Quiero añadir mi agradecimiento al Dr. Larry W. Ramsey por su colaboración y por permitirnos usar el espectrógrafo HRS en el telescopio de 9.2 metros Hobby Everly Telescope (HET) situado en el Observatorio Mc. Donald, en Austin, Texas, Estados Unidos, al Dr. Bernard H. Foing, por permitirnos el uso del espectrógrafo ESA-MUSICOS en el telescopio Isaac Newton situado en el Observatorio del Roque de los Muchahos en La Palma, al Dr. Ilya Ilyn, por su ayuda en las observaciones realizadas con el espectrógrafo SOFIN en el telescopio nórdico NOT, situado también en el Observatorio del Roque de los Muchahos y, en general, a todo el personal de éste y del Observatorio de Calar Alto (Almería), por su ayuda durante la realización de las observaciones.

Del mismo modo, me gustaría agradecer al proyecto de investigación AYA2001-1448, la concesión de una beca de investigación durante tres años.

Por último, me gustaría dar las gracias a quienes más han sufrido a mi lado, a mis padres, Emilio y Mari Carmen, a mi hermana Clara, a Jesús, a mi amigo Florencio y a Inés, a la que debo tanto y que ha cambiado mi forma de ver la vida.

Índice general

Agradecimientos	I
Índice general	III
Índice de figuras	VII
Índice de tablas	XI
1. Introducción	1
1.1. Sobre supercúmulos, grupos cinemáticos y grupos de movimiento	1
1.2. Procedimientos utilizados para la identificación de los grupos de movimiento y clasificación de nuevos miembros	2
1.3. Propósito y descripción del trabajo	3
2. Grupos de movimiento	5
2.1. Grupos y subgrupos: el espacio de velocidades	5
2.2. Formación y evolución de los grupos cinemáticos	7
2.3. Criterios de pertenencia	14
2.3.1. Criterios cinemáticos: velocidad galáctica	14
2.3.2. Criterios astrométricos de Eggen	20
2.3.3. Criterios fotométricos	22
2.3.4. Criterios espectroscópicos	24
3. Catálogo de estrellas frías en grupos cinemáticos jóvenes	27
3.1. Selección de candidatas	27
3.2. Clasificación en grupos de movimiento	29
3.2.1. Espacio de velocidades: diagrama U, V, W	29
3.2.2. Criterios de Eggen	32
3.2.3. Asociación Local (LA)	33
3.2.4. Supercúmulo Hyades (HS)	34
3.2.5. Grupo de movimiento Ursa Major (UMa)	36
3.2.6. Supercúmulo IC 2391	37
3.2.7. Grupo de movimiento de Castor	38
3.3. Diagramas color-magnitud	39
3.3.1. Obtención de los colores de las estrellas del catálogo	39
3.3.2. Selección del modelo de evolución	41
3.3.3. Diagramas color-magnitud de las estrellas del catálogo	44
3.4. Doblete de resonancia del litio en 6707.8 Å	49

4. Observaciones y reducción de datos	67
4.1. Selección de la muestra	67
4.2. Campañas de observación	68
4.2.1. 2.2m-FOCES 1999/07	68
4.2.2. NOT-SOFIN 1999/11	69
4.2.3. INT-MUSICOS 2000/01	69
4.2.4. INT-MUSICOS 2000/08	71
4.2.5. NOT-SOFIN 2000/11	71
4.2.6. INT-IDS 2001/04	71
4.2.7. 2.2m-FOCES 2001/09	71
4.2.8. TNG-SARG 2001/10	72
4.2.9. HET-HRS 2001/12 - 2002/02	72
4.2.10. 2.2m-FOCES 2002/04	72
4.2.11. 2.2m-FOCES 2002/07	72
4.2.12. NOT-SOFIN 2002/08	72
4.3. Reducción de los datos	73
4.3.1. BIAS, DARK, luz difusa y FLAT-FIELD	74
4.3.2. Extracción del espectro y calibración en longitud de onda	75
4.3.3. Normalización al continuo	76
5. Resultados espectroscópicos	77
5.1. Velocidad radial	77
5.2. Velocidad de rotación	79
5.3. Anchura equivalente y abundancia de litio	81
5.4. Actividad cromosoférica	83
5.4.1. Indicadores de actividad	84
5.4.2. Sustracción espectral	85
5.5. Tipo espectral y temperatura efectiva	88
6. Estudio individual de los grupos cinemáticos	89
6.1. Grupos dentro de grupos: estudio detallado de la Asociación Local	89
6.1.1. Resultados anteriores	89
6.1.2. Cinemática en la vecindad de la Asociación Local	90
6.1.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å	95
6.1.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas	97
6.1.5. Pertenencia a la Asociación Local	98
6.2. Grandes complejos cinemáticos: el supercúmulo Hyades	100
6.2.1. Primeros resultados	100
6.2.2. Cinemática en la región del supercúmulo Hyades	101
6.2.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å	103
6.2.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas	105
6.2.5. Pertenencia al supercúmulo Hyades	106
6.3. Ursa Major: ¿supercúmulo o brazo?	107
6.3.1. Historia del grupo de movimiento Ursa Major	107
6.3.2. Cinemática del brazo de Sirius	108
6.3.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å	108
6.3.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas	111
6.3.5. Pertenencia al grupo de movimiento Ursa Major	111

6.4.	IC 2391: un supercúmulo peculiar	113
6.4.1.	Identificación y cinemática	113
6.4.2.	Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å	115
6.4.3.	Diagrama color-magnitud de las candidatas	117
6.4.4.	Pertenencia al supercúmulo IC 2391	118
6.5.	Los grupos de movimiento menores: el grupo de Castor	119
6.5.1.	Cinemática y edad del grupo	119
6.5.2.	Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å	121
6.5.3.	Diagrama color-magnitud de las candidatas	121
6.5.4.	Pertenencia al grupo de Castor	123
7.	Relación actividad-rotación-edad	137
7.1.	Relaciones flujo-flujo	137
7.1.1.	Las líneas Ca II H & K y H _ε	138
7.1.2.	Las líneas Ca II IRT como indicadores de la actividad cromosférica	140
7.1.3.	Relación entre H _α y Ca II	142
7.1.4.	Relaciones entre las líneas de Balmer	144
7.1.5.	Playas y protuberancias	146
7.2.	Relaciones actividad-rotación	150
7.2.1.	Relación con el periodo de rotación	150
7.2.2.	Dependencia con el número de Rossby	152
7.2.3.	Relación entre la actividad, rotación y edad	155
8.	Conclusiones	159
A.	Estrellas que presentan variaciones en la actividad magnética	163
A.1.	PW Andromedae (HD 1405)	164
A.2.	BD+17 232 (RE J0137+18)	167
A.3.	BD+20 1790 (2RE J0723+20)	167
A.4.	FP Cancri y DK Leonis	167
A.5.	RE J1507+76 (HD 135363)	167
A.6.	V1054 Ophiuchus (HD 152751)	167
A.7.	V383 Lacertae (BD+48 3686)	171
A.8.	V368 Cepheus (HD 220140)	172
B.	Espectros de las estrellas de la muestra	175
C.	Tablas de resultados espectroscópicos de las estrellas de la exploración	203
	Bibliografía	229

Índice de figuras

2.1.	Grupos cinemáticos clásicos	6
2.2.	Curva de rotación del potencial galáctico axisimétrico	10
2.3.	Órbita del Sol en un potencial central	13
2.4.	Formación de un supercúmulo en el plano- XY	15
2.5.	Formación de un supercúmulo en el plano- UV	16
2.6.	Rotación galáctica del grupo Ursa Major	19
2.7.	Evolución la posición de γ Lep A	20
2.8.	Punto convergente de un grupo de movimiento	21
2.9.	Diagrama color-magnitud del cúmulo estelar Pleiades	23
3.1.	Diagrama de Boettlinger para las estrellas del catálogo	31
3.2.	Histograma de las componentes de la velocidad galáctica	32
3.3.	Asociación Local	34
3.4.	Supercúmulo Hyades	35
3.5.	Grupo de movimiento Ursa Major	36
3.6.	Supercúmulo IC 2391	37
3.7.	Grupo de movimiento de Castor	38
3.8.	Isocronas de Baraffe et al. (1998) y Siess et al. (2000)	43
3.9.	Transformación de temperatura a índice $V-I$	44
3.10.	Diagrama color-magnitud para las estrellas del cúmulo Pleiades	45
3.11.	Diagrama color-magnitud para las estrellas del cúmulo IC 2602	45
3.12.	M_V vs. $B-V$ para los grupos de movimiento estudiados	47
3.13.	M_V vs. $V-I$ para los grupos de movimiento estudiados	48
3.14.	Envoltura superior del cúmulo IC 2602	50
3.15.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral para los grupos de movimiento estudiados	52
4.1.	Distribución de las estrellas de la muestra	68
4.2.	Imagen de un espectro y luz difusa	74
4.3.	Corte transversal de una imagen y patrón de interferencia	75
4.4.	Orden extraído de un espectro	76
5.1.	Función de correlación cruzada	78
5.2.	Ensanchamiento artificial de HD 182488	80
5.3.	Relación entre la FWHM y v_{seni}	81
5.4.	Líneas de Li I y Fe I $\lambda 6707.4 \text{ \AA}$	82
5.5.	Estrellas con diferentes niveles de actividad en Ca II K y H_α	85
5.6.	Técnica de la sustracción espectral	87
6.1.	Cinturón de Gould	93

6.2.	Espacio de velocidades en la región de la Asociación Local	94
6.3.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral y plano- UV de la Asociación Local	96
6.4.	Función interpolada de $EW(\text{Li I})$ en el plano- UV	97
6.5.	Ampliación del diagrama color-magnitud de la Asociación Local	98
6.6.	Pertenencia de las candidatas a la Asociación Local	99
6.7.	Espacio de velocidades en la región del supercúmulo Hyades	102
6.8.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral y plano- UV del supercúmulo Hyades	104
6.9.	Diagrama color-magnitud del supercúmulo Hyades	106
6.10.	Pertenencia de las candidatas al supercúmulo Hyades	107
6.11.	Espacio de velocidades en la región del grupo Ursa Major	109
6.12.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral y plano- UV del grupo Ursa Major	110
6.13.	Ampliación del diagrama color-magnitud del grupo Ursa Major	111
6.14.	Pertenencia de las candidatas al grupo de Ursa Major	112
6.15.	Espacio de velocidades en la región del supercúmulo IC 2391	114
6.16.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral y plano- UV del supercúmulo IC 2391	116
6.17.	Diagrama color-magnitud del supercúmulo IC 2391	117
6.18.	Pertenencia de las candidatas al supercúmulo IC 2391	118
6.19.	Espacio de velocidades en la región del grupo de Castor	120
6.20.	$EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral y plano- UV del grupo de Castor	122
6.21.	Diagrama color-magnitud del grupo de Castor	123
6.22.	Pertenencia de las candidatas al grupo de Castor	124
7.1.	Espectro de una estrella K5 en el rango óptico	138
7.2.	Relación entre la emisión en Ca II K y Ca II H	139
7.3.	Relación entre la emisión en Ca II H & K y H_{ϵ}	140
7.4.	Relación entre la emisión en Ca II $\lambda 8542$ y Ca II K	141
7.5.	Relación entre la emisión en Ca II K y H_{α}	142
7.6.	Relación entre la emisión en Ca II $\lambda 8542 \text{ \AA}$ y H_{α}	143
7.7.	Relación entre la emisión en las líneas de Balmer	145
7.8.	Relación entre la emisión en Ca II $\lambda \lambda 8498$ y 8542 \AA	147
7.9.	Relación entre la emisión en H_{α} y H_{β}	148
7.10.	Razón $E_{H_{\alpha}}/E_{H_{\beta}}$ para algunas estrellas de la muestra	149
7.11.	Relación actividad-rotación con la línea Ca II K	151
7.12.	Relación actividad-rotación con la línea H_{α}	152
7.13.	Flujo en Ca II K vs. número de Rossby (Ro)	153
7.14.	$\log R_{HK}$ vs. $\log Ro$	155
7.15.	Emisión en H_{α} frente al número de Rossby	156
7.16.	Actividad-rotación-edad	157
7.17.	Actividad-rotación-edad y grupos de movimiento	158
A.1.	Modulación rotacional en la actividad de PW Andromedae	165
A.2.	Variación en la actividad de PW Andromedae	165
A.3.	Fulguración en H_{α} en PW Andromedae	166
A.4.	Fulguración en la región del doblete de Na I en PW Andromedae	166
A.5.	Fulguración en H_{α} en BD+17 232	168
A.6.	Fulguración en la región del doblete de Na I en BD+17 232	168
A.7.	Fulguración en H_{α} en BD+20 1790	169
A.8.	Fulguración en la región del doblete de Na I en BD+20 1790	169

A.9. Fulguración en H_{α} y Na I en FP Cancri	170
A.10. Fulguración en H_{α} y Na I en DK Leonis	170
A.11. Modulación rotacional en H_{α} en RE J1507+76	171
A.12. Fulguración en V1054 Ophiuchus	172
A.13. Fulguración en H_{α} en V383 Lacertae	172
A.14. Variación en la actividad de V383 Lacertae	173
A.15. Modulación rotacional en la actividad de V383 Lac	173
A.16. Modulación rotacional en la actividad de V368 Cep	174
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$	176
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	177
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	178
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	179
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	180
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	181
B.1. Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (cont.)	182
B.2. Espectro en la región de H_{α}	183
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	184
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	185
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	186
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	187
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	188
B.2. Espectro en la región de H_{α} (cont.)	189
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT	190
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	191
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	192
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	193
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	194
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	195
B.3. Espectro en la región de Ca II IRT (cont.)	196
B.4. Espectro en la región de Ca II K	197
B.4. Espectro en la región de Ca II K (cont.)	198
B.4. Espectro en la región de Ca II K (cont.)	199
B.4. Espectro en la región de Ca II K (cont.)	200
B.4. Espectro en la región de Ca II K (cont.)	201
B.4. Espectro en la región de Ca II K (cont.)	202

Índice de tablas

2.1. Grupos cinemáticos estelares	8
2.2. Constantes adoptadas para el potencial galáctico	9
2.3. Constantes adoptadas para el potencial espiral	11
2.4. Constantes adoptadas para el potencial de barra	12
3.1. Movimiento espacial de los grupos cinemáticos jóvenes	30
3.2. Datos astrométricos y cinemáticos de la Asociación Local	53
3.2. Datos astrométricos y cinemáticos de la Asociación Local (cont.)	54
3.2. Datos astrométricos y cinemáticos de la Asociación Local (cont.)	55
3.3. Datos astrométricos y cinemáticos del supercúmulo Hyades	56
3.3. Datos astrométricos y cinemáticos del supercúmulo Hyades (cont.)	57
3.3. Datos astrométricos y cinemáticos del supercúmulo Hyades (cont.)	58
3.4. Datos astrométricos y cinemáticos del grupo Ursa Major	59
3.4. Datos astrométricos y cinemáticos del grupo Ursa Major (cont.)	60
3.5. Datos astrométricos y cinemáticos del supercúmulo IC 2391	61
3.6. Datos astrométricos y cinemáticos del grupo de Castor	62
3.7. Datos astrométricos y cinemáticos de otras estrellas jóvenes de disco	63
3.7. Datos astrométricos y cinemáticos de otras estrellas jóvenes de disco (cont.)	64
3.7. Datos astrométricos y cinemáticos de otras estrellas jóvenes de disco (cont.)	65
4.1. Estrellas de la exploración espectroscópica	69
4.2. Estrellas estándares y de referencia	70
4.3. Campañas de observación entre 1999 y 2002	73
5.1. Indicadores de actividad cromosférica	83
6.1. Asociaciones y cúmulos estelares en la vecindad solar	91
6.2. Subestructuras en el plano- UV	92
6.3. Estrellas posibles miembros de un nuevo subgrupo de edad	100
6.4. Cúmulos estelares próximos al supercúmulo Hyades	103
6.5. Estrellas K del supercúmulo Hyades con $EW(\text{Li I}) > 0$	105
6.6. Grupos y subgrupos en las inmediaciones del supercúmulo IC 2391	115
6.7. Cúmulos en las inmediaciones del supercúmulo IC 2391	115
6.8. Cúmulos en las inmediaciones del grupo de Castor	121
6.9. Pertenencia de candidatas a la Asociación Local	125
6.9. Pertenencia de candidatas a la Asociación Local (cont.)	126
6.9. Pertenencia de candidatas a la Asociación Local (cont.)	127

6.10. Pertenecia de candidatas al supercúmulo Hyades	128
6.10. Pertenecia de candidatas al supercúmulo Hyades (cont.)	129
6.10. Pertenecia de candidatas al supercúmulo Hyades (cont.)	130
6.11. Pertenecia de candidatas al grupo Ursa Major	131
6.11. Pertenecia de candidatas al grupo Ursa Major (cont.)	132
6.12. Pertenecia de candidatas al supercúmulo IC 2391	133
6.13. Pertenecia de candidatas al grupo de Castor	134
6.14. Fotometría y $EW(\text{Li I})$ de otras estrellas jóvenes de disco	135
6.14. Fotometría y $EW(\text{Li I})$ de otras estrellas jóvenes de disco (cont.)	136
A.1. Estrellas con variaciones en la actividad magnética	164
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración	206
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	207
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	208
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	209
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	210
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	211
C.1. Resultados espectrosocópicos de las estrellas de la exploración (cont.)	212
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos	213
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	214
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	215
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	216
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	217
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	218
C.2. Exceso de emisión en los indicadores cromosféricos (cont.)	219
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos	221
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	222
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	223
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	224
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	225
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	226
C.3. Exceso de flujo en los indicadores cromosféricos (cont.)	227

Capítulo 1

Introducción

1.1. Sobre supercúmulos, grupos cinemáticos y grupos de movimiento

A mediados del siglo XIX, aprovechando las recopilaciones de datos sobre *movimientos propios*, algunos investigadores descubrieron la existencia de grupos de estrellas con un movimiento espacial común. En sus artículos se hacía referencia a la marcada tendencia a moverse en una dirección definida que muestran algunas estrellas en ciertas regiones del cielo (Proctor, 1869). A partir de mapas celestes de estas zonas, en los que los objetos se representaban con una flecha de longitud variable según la magnitud de su movimiento propio y dirección igual a la de éste, se identificaron algunos de los grupos clásicos, como *Hyades* y *Ursa Major*. Posteriormente, a comienzos del siglo XX, se demostraría que la búsqueda de candidatos a pertenecer a estos grupos debe extenderse a otras regiones del firmamento. Hertzsprung (1909) descubrió que *Sirius* (α Canis Majoris) posee un movimiento similar al de los miembros del grupo Ursa Major a pesar de la distancia angular que las separa y, como ella, varias estrellas más. Sus resultados se basaron no sólo en los movimientos propios, sino también en el estudio de velocidades radiales y el método del *punto convergente* desarrollado un año antes por Boss (1908). Durante años, se fueron añadiendo nuevos grupos a la lista inicial, constatando así la existencia de múltiples agrupaciones de estrellas con un movimiento común. No obstante, no es hasta mediados de siglo cuando se desarrollaría una teoría completa sobre los *grupos de movimiento*. Otros términos como *supercúmulo* y *grupo cinemático* serían incluidos posteriormente, formando así la base de los que hoy en día es la Teoría de los Grupos de Movimiento.

La definición que actualmente se acepta de grupo de movimiento fue sugerida por Eggen (1965a):

Las estrellas se forman en nubes moleculares que poseen una velocidad galáctica definida. Todas las estrellas formadas en la nube comparten su movimiento espacial. Sin embargo, cada estrella puede tener una componente aleatoria, debido a la dispersión inicial.

Las estrellas del *cúmulo estelar* formado inicialmente giran alrededor del centro galáctico del mismo modo que lo hacía la nube parental. Ese mismo

movimiento, unido a la componente aleatoria de cada estrella y a otros efectos, como pueden ser los encuentros entre estrellas o efectos de marea en el movimiento galáctico, hace que las estrellas con velocidades algo menores vayan quedándose atrás y las más veloces vayan adelantándose al núcleo del cúmulo. Esto provoca que el cúmulo inicial ‘se estire’ a medida que gira alrededor del centro galáctico creando así un supercúmulo.

La parte del supercúmulo que queda dentro de la vecindad solar se denomina grupo de movimiento. Las estrellas del grupo se verán distribuidas por todo el cielo, pero sus velocidades galácticas continuarán siendo muy similares, con una pequeña dispersión.

El término grupo cinemático estelar, o simplemente grupo cinemático, se suele utilizar para designar tanto al supercúmulo como al grupo de movimiento.

1.2. Procedimientos utilizados para la identificación de los grupos de movimiento y clasificación de nuevos miembros

Desde que Eggen introdujo el concepto de grupo de movimiento y la idea de que las estrellas podían mantener su cinemática durante largos periodos de tiempo, su existencia ha sido bastante controvertida (véase, por ejemplo, Griffin, 1998; Taylor, 2000). Existen dos factores que actúan en contra de la permanencia de un grupo de movimiento: uno de ellos es la *rotación galáctica diferencial*, que tiende a separar un grupo de estrellas a medida que éstas van girando alrededor del centro de la Galaxia; otro es que la dispersión de velocidades aumenta con los años (comúnmente se denomina a este efecto *excitación* o *calentamiento del disco*, traducción literal del término inglés ‘disk heating’). Sin embargo, estudios recientes (Dehnen, 1998; Chereul, et al., 1998 y 1999; Skuljan et al., 1999; Asiain et al., 1999a; Torra et al., 2000; Mylläri et al., 2000; Feltzing & Holmberg, 2000) utilizando datos astrométricos del satélite *Hipparcos* y diferentes procedimientos para detectar grupos de movimiento no sólo confirman la existencia de los grupos clásicos sino que también detectan estructuras menores en el espacio de velocidades, que en varios casos pueden estar relacionados con propiedades cinemáticas de *cúmulos abiertos* o *asociaciones estelares* cercanas. Por otro lado, estudios cinemáticos como los de Skuljan (1999) y Agekyan & Belozerova (1979) muestran que es posible la formación de supercúmulos debido únicamente a la rotación galáctica y *evaporación* de un cúmulo estelar.

Muchos han sido los métodos desarrollados por diferentes investigadores con el fin de identificar nuevos grupos y clasificar sus estrellas. Quizás el más famoso de todos se lo debemos a Eggen que, durante sus más de cuarenta años de trabajo con los grupos cinemáticos, no sólo estudió los clásicos de Ursa Major (también conocido por Sirius ya que esta estrella, α Canis Minoris, pertenece a dicho grupo) e Hyades, sino que descubrió otros muchos. Eggen desarrolló varios criterios para caracterizar los distintos grupos (véase Eggen, 1958 y 1995) a partir del método del punto convergente. Otros muchos autores (de Bruijne et al., 1997; de Bruijne, 1999; Hoogerwerf & Aguilar, 1999), han trabajado únicamente con los movimientos propios (método astrométrico), pero Eggen

expuso métodos fotométricos también, además de utilizar las *velocidades galácticas*. En los *diagramas de velocidad* (comúnmente denominados diagramas de *Boettlinger*) en los que se representan las velocidades galácticas de las estrellas, varios autores realizan estudios de densidades con funciones transformadas (véase, por ejemplo, Asiain et al., 1999a y Skuljan, 1999). A pesar de todos ellos, no existe un consenso sobre el método a utilizar a la hora de identificar nuevos grupos y clasificar estrellas dentro de ellos.

Los miembros bien conocidos de los grupos de movimiento son, principalmente, estrellas de los primeros tipos, es decir, *estrellas calientes*. La ventaja de estudiar éstas es que sus magnitudes son menores (por tanto son más fácilmente observables) y su dispersión en velocidad, pequeña (esto implica que el agrupamiento en el diagrama de velocidades es mayor). Sin embargo, existen evidencias de que muchas *estrellas frías* jóvenes pueden ser miembros de estos grupos: estrellas seleccionadas en rayos X y ultravioleta (EUV) y estrellas ricas en litio (Jeffries, 1995), la población estelar fría del *cinturón de Gould* (Guillout et al., 1998; Makarov & Urban, 2000), estrellas observadas por el satélite Hipparcos (Skuljan, 1999), etc. La identificación de un número significativo de estrellas de los últimos tipos en estos grupos (en especial en los más jóvenes) es extremadamente importante para el estudio de la actividad cromosférica y coronal y su evolución con la edad. Comprender los mecanismos físicos que dan lugar a la actividad magnética es esencial para entender su evolución. Además, la existencia de estas agrupaciones de estrellas en el diagrama de velocidades puede dar la clave sobre la formación estelar en nuestra *Galaxia*, ya que no parece factible que las estrellas puedan formarse de manera individual dentro de una nube interestelar aislada.

1.3. Propósito y descripción del trabajo

Esta tesis es el resultado del proyecto de investigación llevado a cabo en la Universidad Complutense de Madrid con el fin de caracterizar espectroscópicamente a las estrellas jóvenes miembros de los grupos de movimiento de menor edad y estudiar las relaciones flujo-flujo y actividad-rotación-edad utilizando diferentes líneas espectrales como indicadores de actividad cromosférica.

En primer lugar, en el capítulo 2 se introduce la teoría de los grupos cinemáticos, su formación y evolución así como los diferentes criterios de pertenencia aplicables (astrométricos, cinemáticos, fotométricos y espectroscópicos). Posteriormente, se ha confeccionado un catálogo de estrellas frías aisladas posibles miembros de los grupos de movimiento jóvenes, estudiándose su pertenencia a los grupos a través de diversos criterios (capítulo 3). Asimismo, se han realizado observaciones de estrellas seleccionadas del catálogo, utilizando espectrógrafos de alta resolución situados en telescopios de 2.2 a 9.2 metros. En el capítulo 4 se detallan los pormenores de cada una de las campañas de observación.

En el capítulo 5 se describen los métodos utilizados para la determinación de los distintos parámetros: velocidad radial, de rotación, abundancia de litio, actividad magnética y tipo espectral, obtenidos a partir de espectros de alta resolución. Tras el análisis de los resultados, se ha realizado un estudio detallado de la pertenencia de las estrellas observadas a los grupos de movimiento jóvenes y a los subgrupos de edad que los forman (capítulo 6) a partir de los criterios descritos en el capítulo 3. Por último, se han utilizado los datos obtenidos sobre actividad en las diferentes líneas cromosféricas en el

rango óptico para estudiar las distintas relaciones flujo-flujo y actividad-rotación, así como la influencia de la edad en ellas (capítulo 7). La memoria finaliza con el capítulo 8, donde se resumen las conclusiones más importantes obtenidas en este trabajo.

Los resultados de estas áreas de investigación proporcionan una comprensión más profunda del origen y la evolución de los grupos de movimiento, así como la relación que existe entre la rotación y la actividad magnética en las *estrellas activas aisladas*.

Capítulo 2

Grupos de movimiento

2.1. Grupos y subgrupos: el espacio de velocidades

El análisis típico de la distribución de estrellas en el espacio de velocidades se centra en determinar el *elipsoide de velocidad* y sus parámetros, tanto las dispersiones en las componentes de la velocidad galáctica (\mathbf{U} , \mathbf{V} , \mathbf{W}) como la orientación de su eje principal. Estas componentes de la velocidad galáctica establecen un *sistema de referencia* cuyo centro es el Sol, \mathbf{U} está dirigida hacia el *centro galáctico*, \mathbf{V} en la dirección de la rotación y \mathbf{W} hacia el *polo norte galáctico*. Un análisis más detallado del espacio de velocidades muestra la existencia de distintas irregularidades locales, especialmente evidentes en el plano- UV . Éstas son el origen de los grupos de movimiento, agrupaciones de estrellas con un movimiento espacial común y cuyo origen parece estar ligado a la disociación de cúmulos estelares bien conocidos, de los cuales toman el nombre. Llegados a este punto, el número de estrellas en estudio se vuelve extremadamente importante, siendo muy difícil distinguir las fronteras de los distintos grupos cuando se aumenta la muestra. La utilización de otros criterios complementarios, tanto cinemáticos como fotométricos, permite establecer un método sólido para la clasificación de las estrellas dentro de los distintos grupos. Este fue el procedimiento principal utilizado por Eggen en la identificación de los grupos de movimiento clásicos. A pesar de que los dos primeros grupos identificados, Hyades y Ursa Major, se obtuvieron gracias al estudio de los movimientos propios de distintas estrellas en diferentes regiones del cielo por parte de Proctor (1869), gran parte de sus miembros se han identificado utilizando este método.

Durante los últimos años se ha desarrollado un método de identificación basado en el cálculo de densidades de estrellas en el espacio de velocidades (Chereul et al., 1998, 1999; Skuljan, 1999; Asiain et al., 1999a), cuyo resultado principal es la capacidad de identificar subgrupos dentro de los grupos cinemáticos clásicos. Cuenta, sin embargo, con el inconveniente de que no permite clasificar miembros en las diferentes estructuras. La aparición de ordenadores más potentes y rápidos ha dado origen al estudio puramente cinemático de los grupos de movimiento, basado en la aplicación de un potencial galáctico a muestras de estrellas con un movimiento espacial común. La utilización conjunta de ambos métodos, estudio de densidades de estrellas en el espacio de velocidades y aplicación de un potencial galáctico, sugiere que varios de los grupos están constituidos por subgrupos que se formaron en diferentes épocas y en distintos lugares dentro de la Galaxia (Skuljan et al., 1999; Asiain et al., 1999a y b).

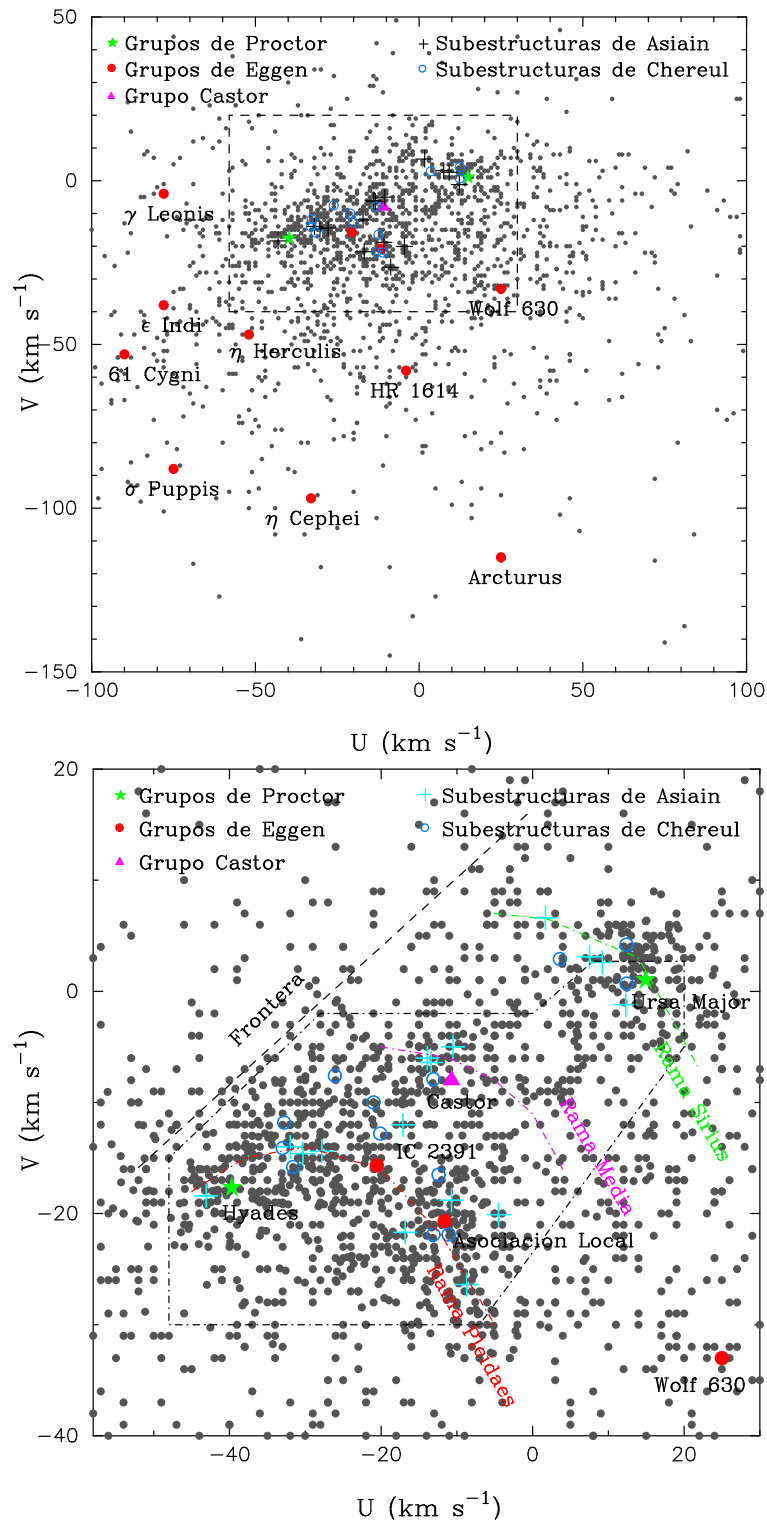


Figura 2.1: **arriba:** grupos de movimiento y subgrupos en el plano- UV . Las estrellas representadas de fondo pertenecen al catálogo de estrellas cercanas en su tercera versión (Gliese & Jahreiss, 1991); **abajo:** ampliación de la región marcada en la figura anterior. La línea de puntos y rayas delimita la población joven de disco tal y como fue definida por Eggen (1989) a partir de estrellas de tipo A0 (Eggen, 1958). La línea discontinua negra representa la frontera definida por Skuljan (1999), más allá de la cual el número de estrellas se ve reducido considerablemente.

En la figura 2.1 se encuentran representados los grupos de movimiento clásicos (véase tabla 2.1) así como los subgrupos identificados por varios autores. Las estrellas pintadas de fondo corresponden a los miembros del catálogo de estrellas cercanas en su tercera versión (Gliese & Jahreiss, 1991). Los grupos más viejos se encuentran dispersos por todo el plano- UV , pero los grupos jóvenes se concentran en una región precisa. Sus velocidades comprenden rangos $\mathbf{U} \in [-50, +25]$ km s $^{-1}$ y $\mathbf{V} \in [-35, +15]$ km s $^{-1}$, aunque su forma no es rectangular (figura 2.1, abajo). Se observa que las estrellas situadas dentro de esta región del plano- UV parecen agruparse en tres ramas (representadas como líneas discontinuas en la figura): el brazo de Pleiades, la rama media y el brazo de Sirius (Skuljan et al., 1999). El primero lo forman tres de las estructuras más extensas: el *supercúmulo Hyades*, con una edad aproximada de 660 millones de años y que está asociado al cúmulo Hyades, situado muy próximo al centro del grupo de movimiento y cuyas estrellas poseen una edad similar a las de éste; el *supercúmulo IC 2391*, 35 millones de años, asociado al cúmulo estelar del mismo nombre y cuyas estrellas más frías aún no han llegado a la *secuencia principal (ZAMS)*; y la *Asociación Local*, originariamente emparejada con el cúmulo Pleiades, que constituye una agrupación de estrellas entre cuyos límites se sitúan cúmulos y asociaciones estelares jóvenes como los de Pleiades, α Persei, NGC 2516, IC 2602 y Scorpius-Centaurus, con un rango de edad comprendido entre 25 y 150 millones de años. Estudios recientes con estrellas calientes (Asiain et al., 1999a) sugieren que esta gran estructura está de hecho formada por cuatro subgrupos de diferentes edades, cada uno de ellos asociado a cúmulos estelares distintos. La segunda rama la constituyen, principalmente, estrellas sin una relación aparente; no obstante, Anosova & Orlov (1991) detectaron la existencia de una agrupación de estrellas con un movimiento espacial similar al de *Castor* (α Geminorum), y al que posteriormente se ha denominado *grupo de movimiento de Castor* (Barrado y Navascués, 1998). Por último, el brazo de Sirius atraviesa la región del plano- UV que contiene al *grupo de movimiento de Ursa Major*, también llamado *grupo de Sirius* (véase sección 1.1). Con una edad aproximada de 300 millones de años, este grupo está asociado al cúmulo estelar del mismo nombre, cuya proximidad al *Sistema Solar* provoca que sus estrellas se encuentren dispersas en una amplia región del cielo.

La distribución de velocidades en forma de brazos o ramas descarta la aproximación tradicional del elipsoide de velocidades (Skuljan, 1999). Su origen puede estar ligado a la propia estructura espiral de la Galaxia, o alguna otra perturbación del potencial galáctico combinada con la velocidad inicial de los grupos de estrellas en el momento de su formación. Asimismo, un brote de formación estelar en varios brazos espirales podría dar lugar a este tipo de estructura. Estudios recientes (Asiain et al., 1999b; Torra et al., 2000) tienen en cuenta estas hipótesis, alcanzando resultados satisfactorios en la determinación de su origen.

2.2. Formación y evolución de los grupos cinemáticos

En la hipótesis de Eggen (1965a), las estrellas se forman en regiones determinadas de la Galaxia y se dispersan al rotar alrededor del centro galáctico. Un cúmulo estelar formado inicialmente por miles de estrellas se evapora (Agekyan & Belozeroва, 1979) dando lugar a un núcleo central de unos cientos de estrellas ligadas gravitacionalmente y a una cohorte de objetos con velocidades galácticas similares a las de éstas, que no se encuentran atados a su *campo gravitatorio*. A lo largo de millones de años de rotación

Tabla 2.1: Grupos cinemáticos estelares.

Grupo de Movimiento	U	V	W	¿Jóven?	Primeras referencias
Ursa Major (Sirius)	13	1	-8	✓	Proctor (1869), Roman (1949)
γ Leonis	-78	-4	-1		Eggen (1959a)
Castor	-11	-8	-10	✓	Barrado y Navascués (1998)
Hyades	-14	-16	-3	✓	Proctor (1869)
IC 2391	-19	-16	-9	✓	Eggen (1958)
Asociación Local (Pleiades)	-9	-27	-12	✓	Eggen (1975)
Wolf 630	25	-33	13		Eggen (1965b)
ϵ Indi	-78	-38	4		Eggen (1971a)
η Herculis	-52	-47	-27		Eggen (1971a)
61 Cygni	-90	-53	-8		Eggen (1959b)
HR 1614	-4	-58	-11		Eggen (1978)
σ Puppis	-75	-88	-21		Eggen (1971a)
η Cephei	-33	-97	10		Eggen (1971a)
Arcturus	25	-115	-3		Eggen (1971b)

alrededor del centro de la Galaxia, estas estrellas que no están ligadas gravitacionalmente se dispersan formando un supercúmulo, que se extiende constituyendo un tubo alrededor del centro. El hecho de que las estrellas que no forman el núcleo del cúmulo se dispersen ha dado lugar a recelos por parte de los detractores de la teoría de los grupos de movimiento, que ven en este efecto la causa principal de su inestabilidad. Sin embargo, varios autores han trabajado sobre esta hipótesis (Skuljan, 1999; Asiain et al., 1999b) demostrando que la dispersión de velocidades inicial y la rotación galáctica diferencial, actuando conjuntamente, no provocan la desaparición del grupo sino que simplemente modifica su aspecto. Esto es cierto únicamente durante las primeras rotaciones, ya que con el tiempo las estrellas acaban por dispersarse alrededor del centro galáctico.

Para ilustrar este hecho, supongamos un *potencial galáctico* multi-componente consistente en un término axisimétrico y otro espiral. Tomemos como *potencial axisimétrico* una suma de tres componentes independientes (Flynn et al., 1996): un potencial producido por la combinación del bulbo galáctico y del núcleo interno (Φ_{central}), otro debido al *disco* (Φ_{disco}) y un tercero proveniente del *halo oscuro* (Φ_{halo}). El potencial axisimétrico así definido se expresa como:

$$\Phi_{\text{axis}} = \Phi_{\text{central}} + \Phi_{\text{disco}} + \Phi_{\text{halo}} \quad (2.1)$$

Teniendo en cuenta sus propiedades, el sistema de referencia más apropiado para expresar este potencial es el cilíndrico. Llamemos R al radio galactocéntrico en el plano de la Galaxia y z a la distancia o altura medida desde el plano. Así, el potencial del halo puede expresarse de una forma muy simple si se considera una estructura esférica de radio r_0 :

$$\Phi_{\text{halo}} = \frac{1}{2} V_{\text{H}}^2 \ln(r^2 + r_0^2) \quad (2.2)$$

siendo V_{H} la velocidad circular a una distancia galactocéntrica r , con $r^2 = R^2 + z^2$.

Tabla 2.2: Constantes adoptadas para el potencial galáctico de Flynn et al. (1996) salvo V_H , adoptada de Skuljan (1999).

Componente	Parámetro	Valor
Halo oscuro	r_0	8.5 kpc
	V_H	210 km s ⁻¹
Bulbo	r_{C_1}	2.7 kpc
	M_{C_1}	$3.0 \cdot 10^9 M_\odot$
Núcleo central	r_{C_2}	0.42 kpc
	M_{C_2}	$1.6 \cdot 10^{10} M_\odot$
Disco	b	0.3 kpc
	M_{D_1}	$6.6 \cdot 10^{10} M_\odot$
	a_1	5.81 kpc
	M_{D_2}	$-2.9 \cdot 10^{10} M_\odot$
	a_2	17.43 kpc
	M_{D_3}	$3.3 \cdot 10^9 M_\odot$
	a_3	34.86 kpc

El potencial central está representado por dos componentes, la primera de ellas correspondiente al bulbo y la segunda al núcleo interno:

$$\Phi_{\text{central}} = -\frac{GM_{C_1}}{\sqrt{r^2 + r_{C_1}^2}} - \frac{GM_{C_2}}{\sqrt{r^2 + r_{C_2}^2}} \quad (2.3)$$

donde G es la constante de gravitación universal, M_{C_1} y R_{C_1} son la masa y el radio del bulbo de estrellas y M_{C_2} y R_{C_2} , la masa y el radio del núcleo interno.

Por último, el potencial del disco galáctico puede expresarse de forma analítica como suma de tres potenciales independientes ($\Phi_{\text{disco}} = \Phi_{D_1} + \Phi_{D_2} + \Phi_{D_3}$):

$$\Phi_{\text{disco}} = -\sum_{n=1}^3 \frac{GM_{D_n}}{\sqrt{R^2 + [a_n + \sqrt{z^2 + b^2}]^2}} \quad (2.4)$$

El parámetro b está relacionado con el grosor del disco mientras que a_n lo está con su extensión. M_{D_n} ($n = 1 - 3$) son las masas de las tres componentes del disco.

En la tabla 2.2 se dan los valores adoptados en este trabajo para cada una de las constantes que aparecen en las ecuaciones 2.2, 2.3 y 2.4. La densidad superficial de materia del disco en la vecindad solar ($R_\odot = 8$ kpc) determinada a partir de la *curva de rotación* que proporciona este potencial ($\Sigma_{\text{disco}} = 51 M_\odot \text{ pc}^{-2}$) es coherente con los valores medidos por diferentes autores (véase Flynn et al., 1996). En la figura 2.2 se representan las tres componentes del potencial axisimétrico.

Supongamos ahora una onda de densidad espiral que se propaga por el disco generando un potencial espiral y tomemos un modelo de galaxia con dos brazos (Yuan, 1969a y b; Asiain et al., 1999b; Skuljan, 1999). Dichos brazos pueden aproximarse por dos espirales logarítmicas que rotan uniformemente como un sólido rígido en la dirección de la rotación galáctica con una velocidad constante Ω_p . Teniendo en cuenta la expresión de la ecuación de una espiral logarítmica en coordenadas polares (R, ϑ):

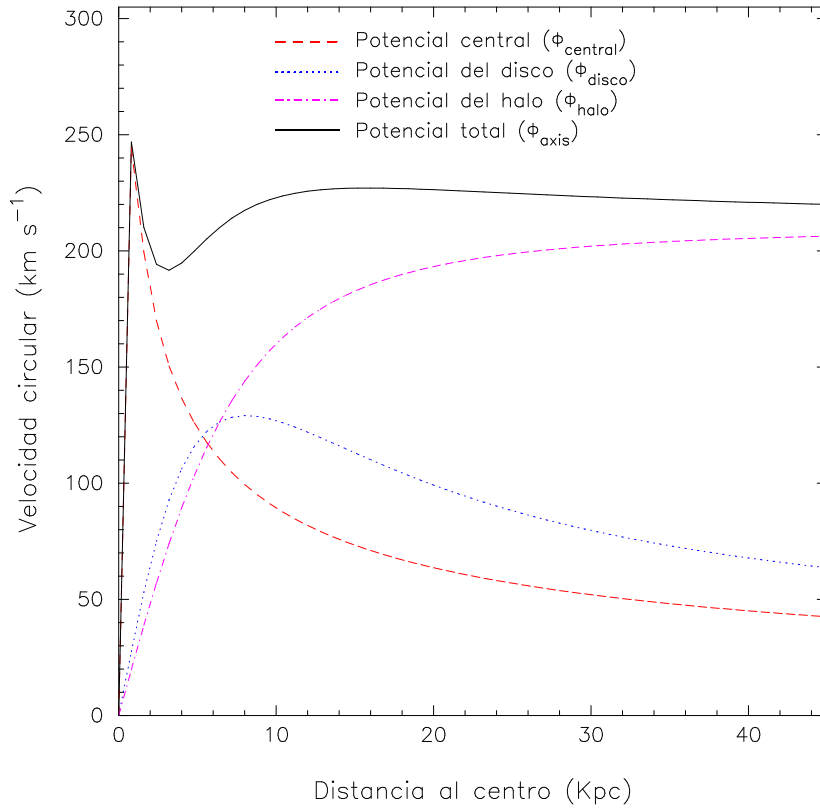


Figura 2.2: Curva de rotación proporcionada por el potencial galáctico axisimétrico: la línea continua corresponde a la curva de rotación total, mientras que las otras indican la contribución parcial a la curva total de las tres componentes (Φ_{central} , Φ_{disco} y Φ_{halo}).

$$\vartheta - \vartheta_s = \cot i \ln \frac{R}{R_s} \quad (2.5)$$

donde (R_s, ϑ_s) es un punto de referencia de la espiral, relacionado con la posición del *brazo de Sagitarius*, e i el ángulo entre ésta y una circunferencia que pasa por dicho punto, el potencial creado por esta perturbación se define como:

$$\Phi_{\text{espiral}} = -A \cos 2\varphi \quad (2.6)$$

siendo A la amplitud de la onda de potencial y φ el ángulo de fase:

$$A = \frac{1}{2} \alpha V_c^2 \tan i \quad (2.7)$$

$$\varphi = \vartheta - \Omega_p t - \vartheta_s + \cot i \ln \frac{R}{R_s} \quad (2.8)$$

La velocidad circular V_c se deriva del potencial gravitatorio axisimétrico, mientras que α se define como la relación entre la fuerza máxima generada por el potencial espiral y la fuerza producida por el propio potencial axisimétrico:

$$\frac{\partial \Phi_{\text{axis}}}{\partial R} = \frac{V_c^2}{R} \quad (2.9)$$

Tabla 2.3: Constantes adoptadas para el potencial espiral y referencias.

Parámetro	Valor	Referencia
α	0.05	Yuan (1969b)
i	7.35°	Asiain et al. (1999b)
Ω_p	$13.50 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$	Yuan (1969b)
ϑ_s	7.51°	Asiain et al. (1999b)
R_s	7.00 Kpc	Asiain et al. (1999b)

$$\alpha = \frac{f_{\max} \cos i}{F} \quad (2.10)$$

$$\vec{f} = -\nabla \Phi_{\text{espiral}} \quad (2.11)$$

$$\vec{F} = -\frac{V_c}{R} \vec{u}_R \quad (2.12)$$

En la tabla 2.3 se dan los valores utilizados en este trabajo para las constantes de las ecuaciones 2.6, 2.7 y 2.8, así como la referencia de las que han sido tomadas. Los valores de ϑ_s e i no difieren en gran medida de aquellos determinados por Yuan (1969b); la diferencia proviene principalmente de los distintos valores de la posición del Sol (R_\odot) y la distancia galactocéntrica del brazo de Sagitarius (R_s).

Durante algún tiempo se ha estado especulando con la posibilidad de que la *Vía Láctea* posea una barra central de estrellas. Las observaciones realizadas desde 1980 muestran un acuerdo absoluto con esta teoría (Binney et al., 1991; Mühlbauer & Dehnen, 2003). El potencial que genera una barra puede expresarse de forma muy simple por un elipsoide (Palouš et al., 1993):

$$\Phi_{\text{barra}} = -\frac{GM_b}{\left(q^2 + x^2 + \frac{a_b^2}{b_b^2}y^2 + \frac{a_b^2}{c_b^2}z^2\right)^2} \quad (2.13)$$

con $x = R \cos \theta$ e $y = R \sin \theta$ y donde q es el factor de escala, (a_b, b_b, c_b) son los semiejes del elipsoide y M_b es la masa de la barra. Adaptado al sistema de referencia utilizado con Φ_{axis} y Φ_{espiral} , $x = R \cos(\vartheta - \Omega_b t - \vartheta_\circ)$ e $y = R \sin(\vartheta - \Omega_b t - \vartheta_\circ)$. En la tabla 2.4 se listan los valores empleados habitualmente (Whitelock & Cathpole, 1992; Pfenniger & Friedli, 1993; Palouš et al., 1993; Asiain et al., 1999) para representar el *potencial de la barra* de la Vía Láctea. No obstante, la contribución que produce este potencial sobre las trayectorias que siguen las estrellas es varios órdenes de magnitud menor que el de las componentes central y de disco, debido principalmente a la masa de la barra. La desviación máxima producida sobre el *sistema de referencia local* es menor a 5 km s^{-1} (Mühlbauer & Dehnen, 2003) y varía en función de la posición de la barra.

Debe notarse aquí que existe otro efecto que influye sobre las trayectorias, a saber, el calentamiento del disco, que produce un incremento en la dispersión de velocidades con el tiempo, según una ley de la forma:

Tabla 2.4: Constantes adoptadas para el potencial de la barra central de estrellas y referencias.

Parámetro	Valor	Referencia
ϑ_0	45°	Whitelock & Cathcpole (1992)
$\frac{a_b}{b_b}$	$\frac{100}{42}$	Palouš et al. (1993)
$\frac{a_b}{c_b}$	$\frac{100}{33}$	Palouš et al. (1993)
q	5 kpc	Palouš et al. (1993)
M_b	$10^9 M_\odot$	Binney et al. (1991)
Ω_b	$70 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$	Binney et al. (1991)

$$\sigma(t)^n = \sigma_0^n + C_v t \quad (2.14)$$

donde σ_0 es la dispersión en la velocidad de una estrella en el momento de su nacimiento y C_v , el *coeficiente de difusión aparente*. El parámetro n depende de los mecanismos físicos que dan lugar al coeficiente de difusión; para un coeficiente de difusión constante, $n = 2$ mientras que para un coeficiente que depende de la velocidad, $n = 3$ (Wielen, 1977). Los valores de σ_0 y C_v varían según la muestra de estrellas que se estudie. Así, por ejemplo, Asiain et al. (1999b) obtienen que, para los últimos 10^9 años, $\sigma_0 = 15 \text{ km s}^{-1}$ y $C_v = 5 \cdot 10^{-7} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$ con $n = 2$, utilizando estrellas de la secuencia principal de tipos espectrales B y A, mientras que Wielen (1977) determina que $\sigma_0 = 10 \text{ km s}^{-1}$ y $C_v = 6 \cdot 10^{-7}$, basándose en el catálogo de estrellas cercanas (Gliese, 1969), sin restricciones en la edad.

Conocido el *potencial galáctico total* (Φ_{total}) y la séxtupla de valores ($R, \vartheta, z, V_R, V_\vartheta, V_z$) en $t = 0$, es posible determinar la órbita de cualquier objeto dentro de la Galaxia integrando simultáneamente sus ecuaciones de movimiento:

$$\left. \begin{aligned} \frac{dR}{dt} &= V_R \\ \frac{d\vartheta}{dt} &= V_\vartheta \\ \frac{dz}{dt} &= V_z \\ \frac{d^2 R}{dt^2} &= R V_\vartheta^2 - \frac{\partial \Phi_{\text{total}}}{\partial R} \\ \frac{d^2 \vartheta}{dt^2} &= -2 \frac{V_R V_\vartheta}{R} - \frac{1}{R^2} \frac{\partial \Phi_{\text{total}}}{\partial \vartheta} \\ \frac{d^2 z}{dt^2} &= -\frac{\partial \Phi_{\text{total}}}{\partial z} \end{aligned} \right\} \quad (2.15)$$

Para resolver numéricamente estas ecuaciones se ha utilizado un algoritmo de Runge-Kutta de cuarto orden. La integración del sistema de ecuaciones 2.15 con diferentes potenciales muestra de qué forma afectan las distintas componentes del potencial galáctico total a una órbita estelar. Tomando como ejemplo la órbita solar (figura 2.3):

1. si se desprecia el término no-axisimétrico la órbita se cierra en la segunda vuelta (figura 2.3a);
2. cuando se añade el potencial espiral la trayectoria que sigue el Sol varía sensiblemente y deja de ser cerrada (véase figura 2.3b);

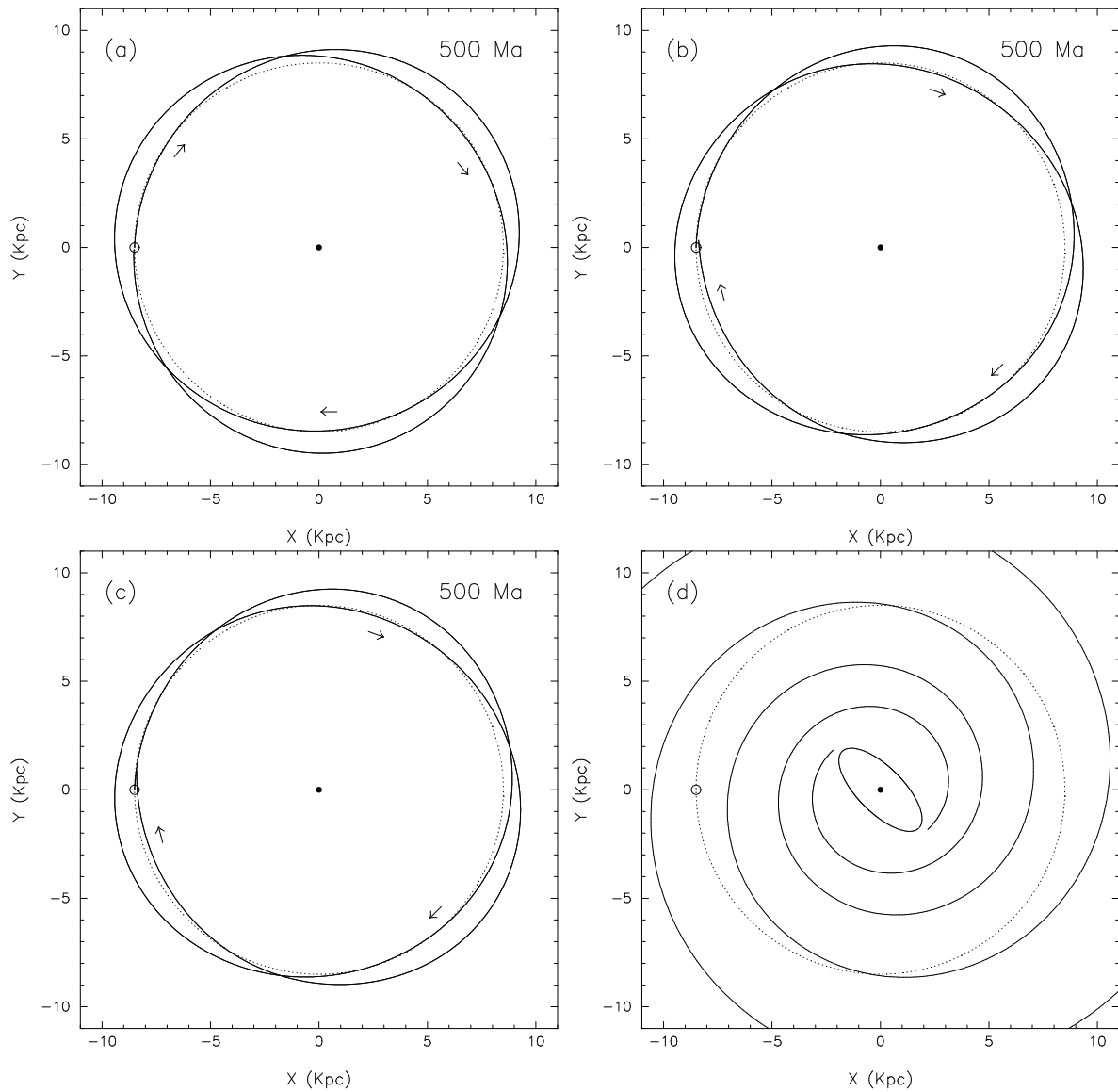


Figura 2.3: Órbita del Sol en un potencial central: **a)** axisimétrico, **b)** axisimétrico con componente espiral y **c)** añadiendo una barra uniforme; **d)** posición inicial de los brazos espirales y la barra.

3. el efecto que tiene la barra central sobre la órbita es prácticamente despreciable durante las primeras vueltas (figura 2.3c), siendo algo más importante en tiempos mayores a 1000 millones de años.

Del mismo modo, este potencial puede aplicarse conjuntamente a estrellas que no se encuentran ligadas gravitacionalmente entre sí. Supongamos un grupo de estrellas con un movimiento espacial similar y una pequeña dispersión en velocidades, centrado en la posición del Sol y con un radio de 100 pc. Para esta simulación se ha utilizado una velocidad galáctica referida al Sol $(\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W}) = (-11, -22, -20)$ km s⁻¹, similar a la de la Asociación Local, y una dispersión de 8 km s⁻¹ en las tres componentes. Durante las primeras rotaciones alrededor del centro de la Galaxia, tiempos menores a 500 millones de años aproximadamente, el grupo se estira manteniendo en gran medida su agrupación inicial aunque cambiando su aspecto (véase figura 2.4), adquiriendo una forma de tubo característica en el plano-XY. En el espacio de velocidades (figura 2.5)

la dispersión es mayor, aunque siguen manteniéndose condensaciones de estrellas en algunas regiones. Éstas son el origen de los grupos de movimiento y su forma en el espacio de velocidades depende de las condiciones iniciales del sistema. No existen, sin embargo, razones para sospechar que se pueda formar más de una condensación, por lo que el origen de los subgrupos que encuentran varios autores debe encontrarse en la yuxtaposición de diferentes grupos en el plano- UV . Con tiempos mayores, la agrupación acaba por deshacerse llegando a ocupar grandes regiones del espacio (figura 2.4) mientras que en el plano- UV desaparecen las pequeñas condensaciones (véase figura 2.5).

Los grupos de movimiento más jóvenes no han llegado aún a completar su segunda vuelta, encontrándose así en el rango de edades en el que la agrupación se mantiene. Por tanto, el origen de las distintas agrupaciones encontradas en el diagrama de velocidades dentro de los límites de la población estelar joven de disco puede encontrarse en la dispersión de grandes formaciones estelares debida a la rotación galáctica diferencial. No obstante, la superposición de los distintos grupos cinemáticos en el plano- UV dificulta la identificación de los miembros de cada uno de ellos. Por tanto, es preciso disponer de otros métodos de identificación que permitan distinguir entre las diferentes estructuras y subestructuras. Dado que las estrellas de un mismo grupo cinemático deben provenir de la misma nube parental, tanto la edad como las características espectroscópicas deben ser similares. Como consecuencia, es posible aplicar los mismos criterios fotométricos y espectroscópicos que se utilizan con los cúmulos estelares. Añadidos a los criterios cinemáticos habituales forman la base para la clasificación de las estrellas en los diferentes grupos de movimiento.

2.3. Criterios de pertenencia

2.3.1. Criterios cinemáticos: velocidad galáctica

El análisis de la distribución de estrellas en el espacio de velocidades (figura 2.1) no permite confirmar su pertenencia a alguno de los grupos de movimiento, como se ha comprobado en la sección anterior, ya que la rotación galáctica diferencial produce una gran dispersión en velocidades (véase figura 2.5). No obstante, es posible realizar una selección inicial de candidatas teniendo en cuenta la forma de los grupos en el plano- UV . Ésta viene determinada por las condiciones iniciales de su formación, que son desconocidas a priori.

Para realizar el cálculo de las componentes de la velocidad galáctica es necesario conocer el movimiento propio, la velocidad radial y la paralaje de la estrella. Su *velocidad espacial* en coordenadas ecuatoriales se obtiene como:

$$\vec{v} = (\vec{p}\mu_\alpha \cos \delta A_v / \pi + \vec{q}\mu_\delta A_v / \pi + \vec{r}v_r) \quad (2.16)$$

donde $A_v = 4.74047$ es el valor de la unidad astronómica expresada en km s^{-1} en un año trópico. Los vectores $\vec{p} = (p_x, p_y, p_z)$, $\vec{q} = (q_x, q_y, q_z)$ y $\vec{r} = (r_x, r_y, r_z)$ están dados en forma matricial por:

$$\mathbf{R} = \begin{bmatrix} r_x & p_x & q_x \\ r_y & p_y & q_y \\ r_z & p_z & q_z \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} +\cos \alpha \cos \delta & -\text{sen } \alpha & -\cos \alpha \text{ sen } \delta \\ +\text{sen } \alpha \cos \delta & +\cos \alpha & -\text{sen } \alpha \text{ sen } \delta \\ +\text{sen } \delta & 0 & +\cos \delta \end{bmatrix} \quad (2.17)$$

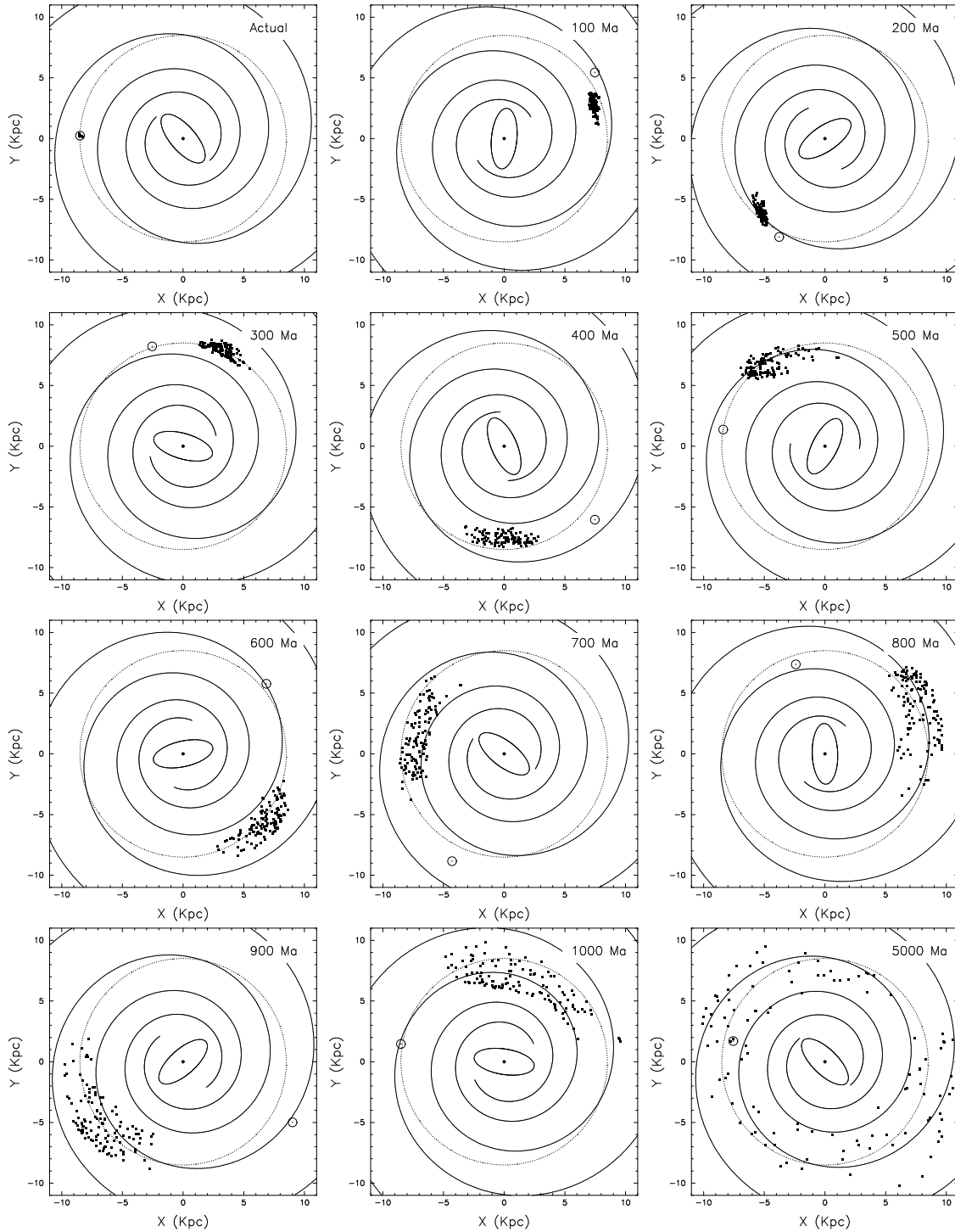


Figura 2.4: Formación de un supercúmulo a partir de estrellas de la vecindad solar con un movimiento espacial similar, desde la época actual hasta 5000 millones de años (Ma) en el futuro. Tanto la rotación de los brazos espirales como de la barra central se ha supuesto constante con valores $\Omega_p = 13.5 \text{ km s}^{-1}\text{kpc}^{-1}$ y $\Omega_b = 70 \text{ km s}^{-1}\text{kpc}^{-1}$ (véanse tablas 2.3 y 2.4). El símbolo \odot marca la posición del Sol en cada instante.

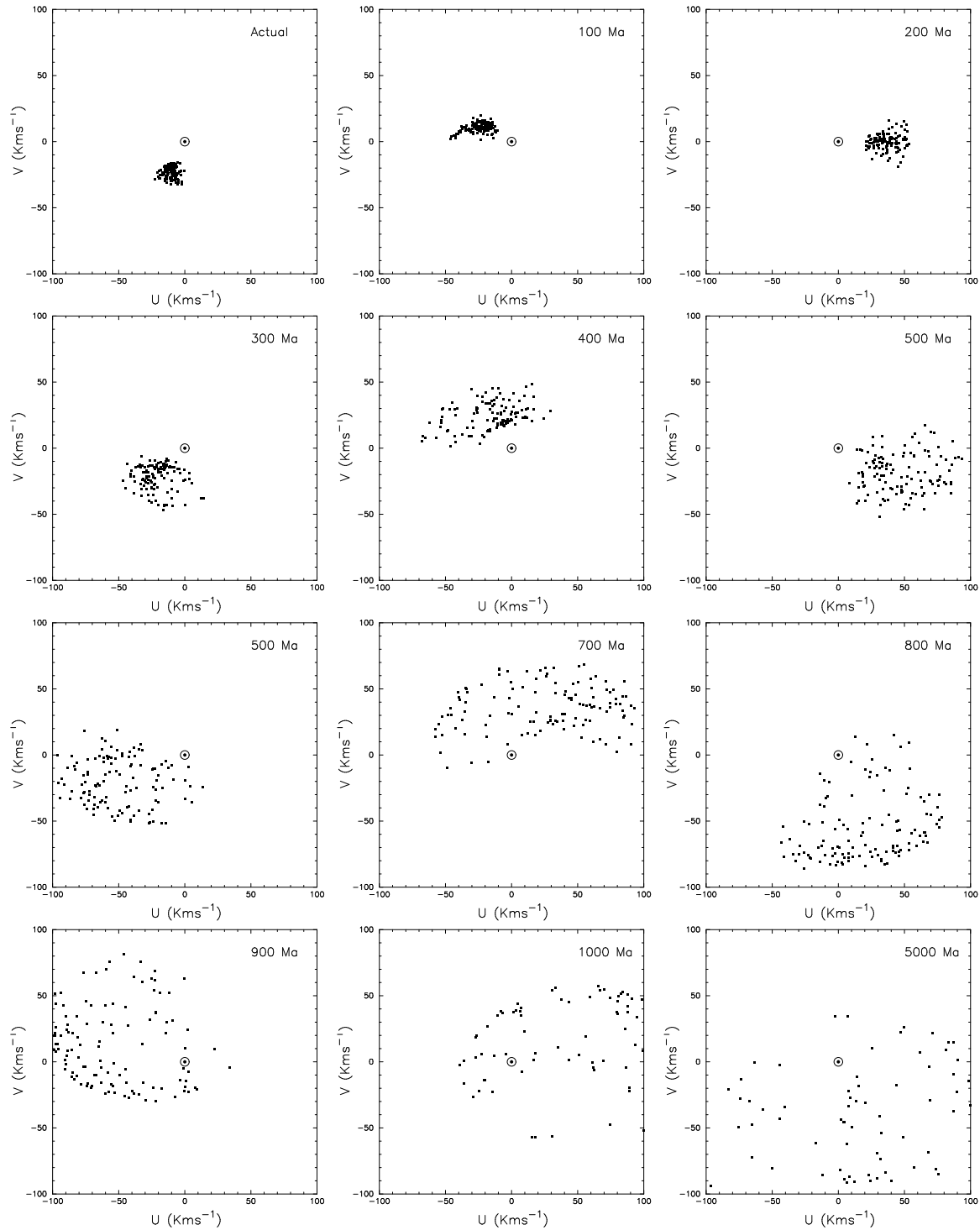


Figura 2.5: Formación de un supercúmulo a partir de estrellas de la vecindad solar con un movimiento espacial similar, desde la época actual hasta 5000 millones de años (Ma) en el futuro, en el plano- UV . Las velocidades se han calculado tomando como referencia el Sol en cada instante. El símbolo \odot marca la posición del Sol $(\mathbf{U}_{\odot}, \mathbf{V}_{\odot}) = (0, 0)$ km s $^{-1}$.

Así, las componentes (v_x, v_y, v_z) de la velocidad pueden expresarse como:

$$\begin{bmatrix} v_x \\ v_y \\ v_z \end{bmatrix} = \mathbf{R} \begin{bmatrix} \rho \\ k \mu_\alpha / \pi \\ k \mu_\delta / \pi \end{bmatrix} \quad (2.18)$$

Teniendo en cuenta el factor relativista, el valor que toma la velocidad espacial es $\vec{v} = (\vec{p}k\mu_\alpha \cos \delta A_v / \pi + \vec{q}k\mu_\delta A_v / \pi + \vec{r}kv_r)$, con $k = (1 - v_r/c)^{-1}$. En general, para una muestra de estrellas en la vecindad solar el valor máximo que alcanza v_r/c es de aproximadamente 10^{-4} por lo que $k \sim 1$ y, por tanto, la aproximación realizada en la Eq. 2.16 es apropiada.

Las componentes $(\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W})$ están referidas al sistema de coordenadas galáctico, mientras que (v_x, v_y, v_z) se expresan en el sistema de referencia ecuatorial. Ambas están relacionadas a través de la expresión:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \operatorname{sen} l \\ \operatorname{sen} b \end{bmatrix} = \mathbf{T} \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \operatorname{sen} \alpha \\ \operatorname{sen} \delta \end{bmatrix} \quad (2.19)$$

siendo

$$\mathbf{T} = \mathbf{M} \begin{bmatrix} -\operatorname{sen} \delta_{NGP} & 0 & +\cos \delta_{NGP} \\ 0 & -1 & 0 \\ +\cos \delta_{NGP} & 0 & +\operatorname{sen} \delta_{NGP} \end{bmatrix} \begin{bmatrix} +\cos \alpha_{NGP} & +\operatorname{sen} \alpha_{NGP} & 0 \\ +\operatorname{sen} \alpha_{NGP} & -\cos \alpha_{NGP} & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \quad (2.20)$$

M es la matriz de rotación del sistema:

$$\mathbf{M} = \begin{bmatrix} +\cos \theta_0 & +\operatorname{sen} \theta_0 & 0 \\ +\operatorname{sen} \theta_0 & -\cos \theta_0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix}, \quad \theta_0 = 90^\circ + l_\Omega \quad (2.21)$$

En las Eqs. 2.20 y 2.21, α_{NGP} y δ_{NGP} se refieren a las coordenadas ecuatoriales del polo norte galáctico y l_Ω es la longitud galáctica del nodo ascendente del plano galáctico en el ecuador, que en el *sistema de referencia internacional ICRS* (J2000) toman valores:

$$\alpha_{NGP} = 192^\circ.85948 \quad (2.22)$$

$$\delta_{NGP} = 27^\circ.12825 \quad (2.23)$$

$$l_\Omega = 32^\circ.93192 \quad (2.24)$$

Las componentes de la velocidad galáctica se expresan como:

$$\begin{bmatrix} \mathbf{U} \\ \mathbf{V} \\ \mathbf{W} \end{bmatrix} = \mathbf{B} \begin{bmatrix} \rho \\ k \mu_\alpha / \pi \\ k \mu_\delta / \pi \end{bmatrix} \quad (2.25)$$

donde $\mathbf{B} = \mathbf{T} \cdot \mathbf{R}$. Recordemos (sección 2.1) que en este sistema de referencia, \mathbf{U} se dirige hacia el centro galáctico, \mathbf{V} en la dirección del movimiento de las estrellas, es decir, en la dirección de la rotación y \mathbf{W} hacia el polo norte galáctico, perpendicular al disco. En la forma en que se definen estas componentes no están corregidas del

movimiento del Sol. En el estudio de la propagación de errores se debe tener en cuenta que, para una función \mathbf{F} de variables (x, y, z) , su varianza se expresa como:

$$\sigma_{F(x,y,z)}^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial z}\right)^2 \sigma_z^2 \quad (2.26)$$

siendo σ_x , σ_y y σ_z las desviaciones típicas (o errores estándares) de las variables (x, y, z) . Este resultado es cierto únicamente en el caso de que las variables no estén correlacionadas entre sí, ya que los términos no diagonales de la matriz de varianza-covarianza serían nulos. Aplicados a la Eq. 2.25:

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_W^2 \end{bmatrix} = \mathbf{C} \begin{bmatrix} \sigma_\rho^2 \\ (k/\pi)^2 [\sigma_{\mu_\alpha}^2 + (\mu_\alpha \sigma_\pi / \pi)^2] \\ (k/\pi)^2 [\sigma_{\mu_\delta}^2 + (\mu_\delta \sigma_\pi / \pi)^2] \end{bmatrix} + 2\mu_\alpha \mu_\delta k^2 \sigma_\pi^2 / \pi^4 \begin{bmatrix} b_{12} b_{13} \\ b_{22} b_{23} \\ b_{32} b_{33} \end{bmatrix} \quad (2.27)$$

con $c_{ij} = b_{ij}^2 \forall i, j$. Este resultado ha sido utilizado por la mayoría de los autores, desde que fue propuesto por Johnson & Soderblom (1987), dado que los datos utilizados no mostraban una correlación acusada, pues eran recopilados de distintas fuentes. En este trabajo, sin embargo, se utiliza toda la astrometría de una misma fuente, el catálogo Hipparcos. Un estudio estadístico de sus datos demuestra que se encuentran correlacionados entre sí y, por tanto, es aconsejable considerar los términos de covarianza. Siguiendo las directrices de la sección 1.5 de dicho catálogo, la covarianza del vector posición-velocidad $\vec{s} = (b_x, b_y, b_z, v_x, v_y, v_z)$, donde (b_x, b_y, b_z) son las coordenadas baricéntricas del objeto, viene dada por:

$$Cov(\vec{s}) = \mathbf{J} \begin{bmatrix} \mathbf{C} & 0_{51} \\ 0_{15} & \sigma_{v_r}^2 \end{bmatrix} \mathbf{J}' \quad (2.28)$$

Aquí, \mathbf{C} es la matriz de covarianza 5×5 de los cinco parámetros astrométricos de Hipparcos $(\alpha, \delta, \mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta, \pi)$, 0_{mn} es una matriz $m \times n$ de ceros, σ_{v_r} es la desviación típica de la velocidad radial y \mathbf{J} es la matriz jacobiana de la transformación (siendo \mathbf{J}' su matriz traspuesta).

En el sistema de referencia galáctico, las componentes del vector posición-velocidad están dadas por la matriz $\mathbf{G}\vec{s}$ (6×1), donde:

$$\mathbf{G} = \begin{bmatrix} \mathbf{T} & 0_{33} \\ 0_{33} & \mathbf{T} \end{bmatrix} \quad (2.29)$$

con covarianza asociada

$$Cov(\mathbf{G}\vec{s}) = \mathbf{G}\mathbf{J} \begin{bmatrix} \mathbf{C} & 0_{51} \\ 0_{15} & \sigma_{v_r}^2 \end{bmatrix} \mathbf{J}'\mathbf{G}' \quad (2.30)$$

El cálculo de la covarianza puede ser complicado, considerando la matriz 6×6 \mathbf{J} . Un estudio del orden de magnitud de los distintos elementos de la matriz de covarianza muestra que los elementos asociados a las posiciones $(\alpha$ y $\delta)$ son completamente despreciables, ya que los errores asociados a estas variables son $\sim 10^{-8}$, frente al orden de error en los demás parámetros, nunca menor a 10^{-4} . Teniendo esto en cuenta el proceso de cálculo se reduce considerablemente. De esta forma se obtienen tanto las componentes $(\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W})$ de la velocidad galáctica como sus errores asociados $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W)$, referidas al movimiento solar (véase figura 2.1).

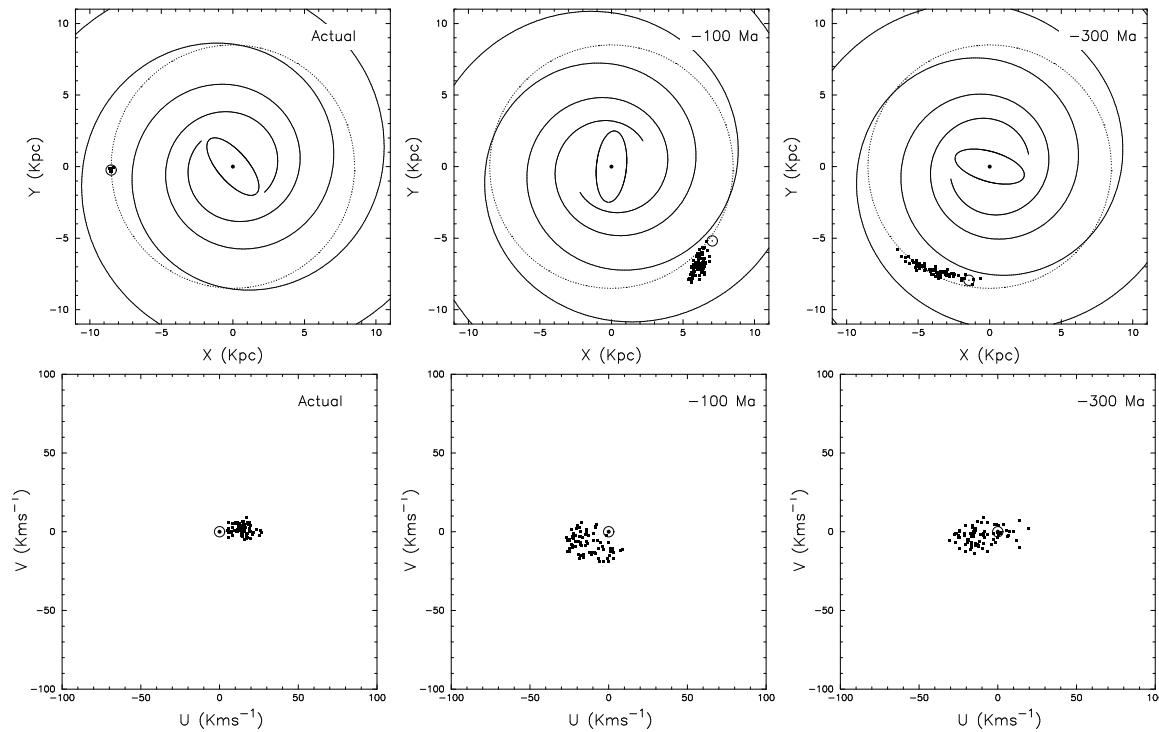


Figura 2.6: Distribución espacial de las estrellas pertenecientes al grupo Ursa Major en el pasado; **arriba**: en el plano- XY ; **abajo**: en el plano- UV con U y V referidas al Sol (U_{\odot}, V_{\odot}) = $(0, 0)$ km s⁻¹. El símbolo \odot marca la posición del Sol en cada instante.

La posibilidad de aplicar un potencial galáctico a una agrupación de estrellas induce a realizar un estudio de sus trayectorias inversamente en el tiempo, con el fin de observar cuáles de ellas se mantienen agrupadas y, por tanto, pertenecen al mismo grupo cinemático. Sin embargo, cuando se invierte el sentido de la integración de las ecuaciones del sistema 2.15 se obtienen resultados similares a los presentados en la sección 2.2, donde se dejó evolucionar el sistema hacia el futuro. Tomando como ejemplo el grupo de movimiento Ursa Major, con una edad aproximada de 300 millones de años se comprueba que, lejos de agruparse, éste se dispersa cuando retrocedemos en el tiempo hasta el instante de su formación (véase figura 2.6). La explicación a este hecho se encuentra en la propagación de errores. El error típico en las componentes de la velocidad galáctica oscila entre un 5 y un 15 %, lo que supone valores absolutos de hasta 2.5 km s⁻¹. Asiain et al. (1999b) comprobaron que los miembros de los subgrupos de mayor edad de la Asociación Local, con edades por encima de los 100 millones de años, no se agrupaban al retroceder en el tiempo hasta el momento de su formación debido a esta propagación. En la figura 2.7 se presenta la evolución con el tiempo de la estrella γ Leporis A, perteneciente al grupo de movimiento Ursa Major. Se han dejado evolucionar hacia el pasado, hasta el momento de la formación del grupo, un total de nueve puntos, el primero de ellos correspondiente a la estrella y los ocho restantes a la combinación de los errores en U y V , formando así un cuadrado en el plano- UV alrededor de la posición de la estrella. El resultado obtenido, demuestra que la propagación de errores afecta ostensiblemente a la forma del grupo tanto en el plano- XY como en el plano- UV .

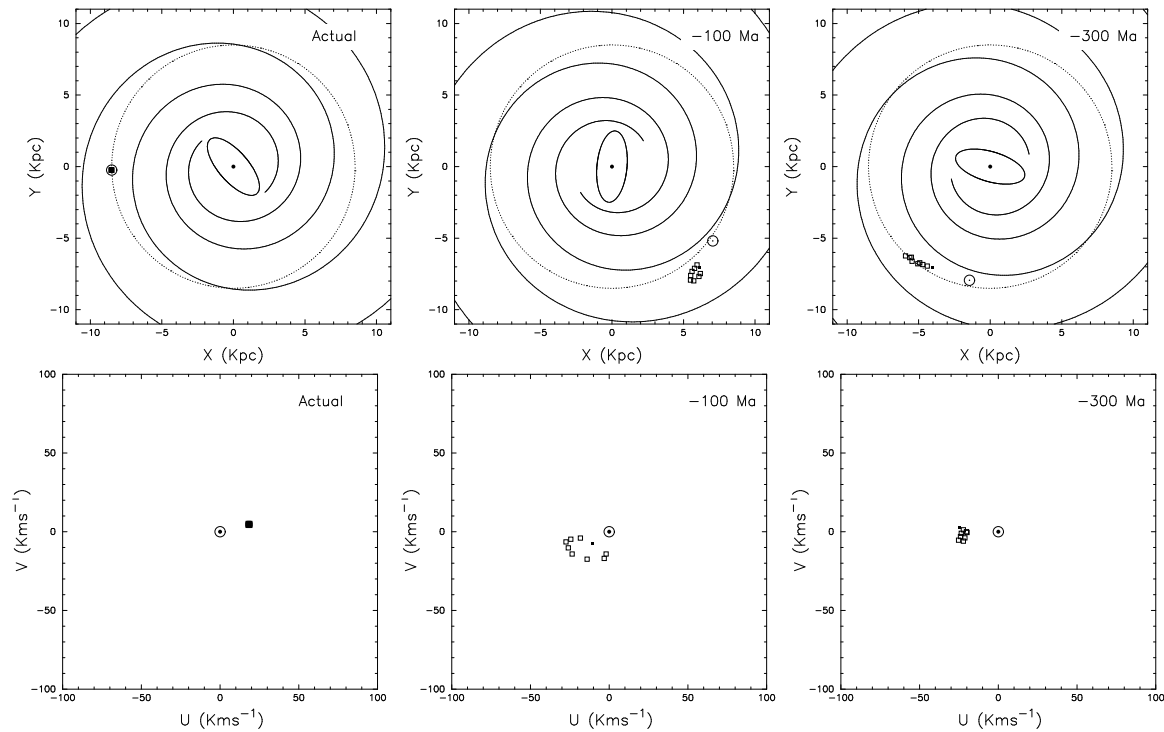


Figura 2.7: Propagación de errores con el tiempo en el potencial galáctico para la estrella γ Leporis A; **arriba**: en el plano- XY ; **abajo**: en el plano- UV con \mathbf{U} y \mathbf{V} referidas al Sol ($\mathbf{U}_{\odot}, \mathbf{V}_{\odot}$) = (0, 0) km s⁻¹. El símbolo \odot muestra la posición del Sol en cada instante.

2.3.2. Criterios astrométricos de Eggen

Desde sus primeros artículos, Olin Eggen (1958, 1960a, 1960b) desarrolló un criterio astrométrico para reconocer estrellas de grupos basado en el método del punto convergente utilizado por Hertzsprung en 1909, quien lo había extraído de los trabajos de Boss (1908) para cúmulos estelares. Las estrellas pertenecientes a un mismo cúmulo, cuya separación angular en el cielo es muy pequeña, muestran una tendencia clara a moverse en la misma dirección. Cuando se proyectan sus movimientos propios se observa que todos convergen hacia un único punto. Midiendo el módulo y dirección de su movimiento propio se puede clasificar o descartar a una estrella como miembro del cúmulo (véase, por ejemplo, Green, 1993). En un principio, Eggen supuso que los miembros del grupo deben tener todos igual componente de la velocidad galáctica \mathbf{V} y que las desviaciones con respecto a un valor constante, distinto para cada grupo, se debían únicamente a indeterminaciones en los datos astrométricos. Como se ha visto en la sección 2.1, los miembros de los grupos de movimiento se encuentran dispersos en el espacio de velocidades, por lo que esta hipótesis no es válida.

Los criterios de Eggen intentan cuantificar la desviación del punto de convergencia del movimiento espacial de las estrellas, utilizando tres parámetros:

1. la distancia angular entre la estrella y el punto de convergencia (λ);
2. la componente del movimiento propio (μ) en la dirección del punto de convergencia (v);
3. y la componente del movimiento propio (μ) perpendicular a la dirección del punto de convergencia (τ).

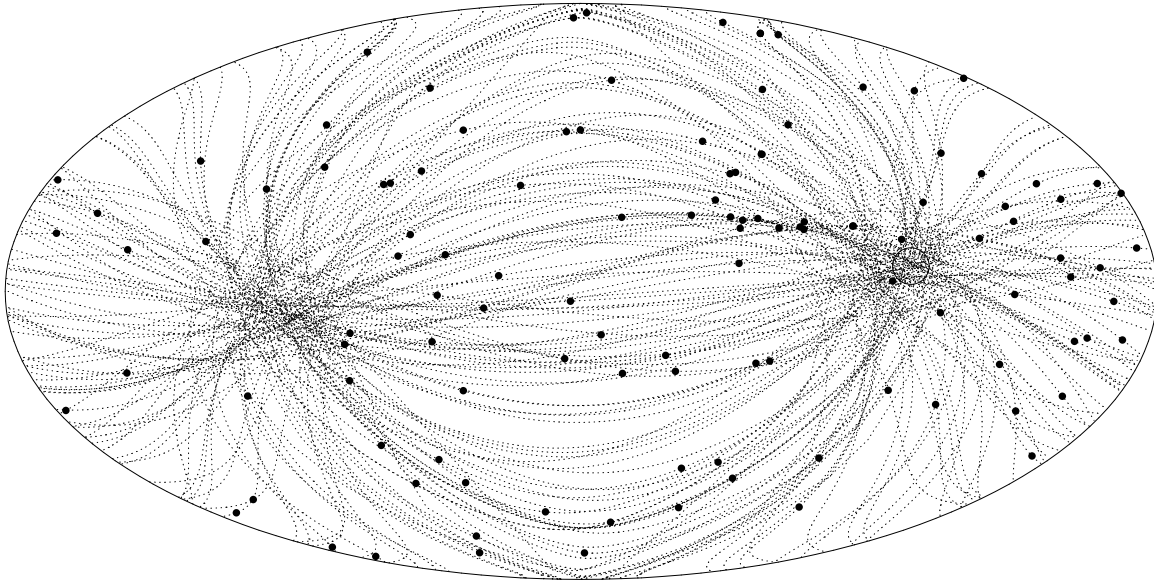


Figura 2.8: Los círculos máximos proyectados por los movimientos propios de los miembros de un mismo grupo de movimiento definen un punto de convergencia en el cielo (círculo), en cuyas antípodas celestes se sitúa un anti-punto, formado por la proyección hacia atrás de los movimientos propios.

Así, las relaciones entre la *velocidad tangencial* (V_{tan}), *radial* (V_r) y *total* (V_{Total}) en el método del punto convergente (o *método del cúmulo de movimiento*) se expresan como:

$$V_{\text{tan}} = 4.74\mu\pi^{-1} = V_{\text{Total}}\text{sen}\lambda \quad (2.31)$$

$$V_r = V_{\text{Total}}\text{cos}\lambda \quad (2.32)$$

$$V_{\text{Total}} = 4.74\mu\pi^{-1}\text{sen}^{-1}\lambda \quad (2.33)$$

siendo π la paralaje trigonométrica y donde la velocidad total calculada a partir de las componentes de la velocidad galáctica $V_{\text{Total}}^2 = \mathbf{U}^2 + \mathbf{V}^2 + \mathbf{W}^2$. Combinando estas relaciones se obtiene que:

$$\pi_c = \frac{4.74\mu}{V_r \tan \lambda} \quad (2.34)$$

Consecuentemente, la paralaje de cada estrella del cúmulo se puede determinar de esta forma una vez establecido el punto de convergencia y debe ser igual a la paralaje trigonométrica observada.

Las estrellas de un mismo grupo de movimiento, a pesar de encontrarse esparcidas por toda la esfera celeste, también definen un punto de convergencia. Para observar este hecho es preciso determinar los *círculos máximos*. Estos se determinan trazando sobre la esfera un círculo en la dirección del movimiento propio de cada uno de los miembros del grupo (véase figura 2.8). Los círculos máximos de las estrellas que poseen un movimiento común se cruzan en un único punto, el punto de convergencia. Por tanto, los miembros de un grupo pueden ser establecidos por el grado con que sus movimientos definen un punto común de convergencia en el cielo. Inicialmente, Eggen utilizó la relación (τ/v) como medida de cuánto se aleja la estrella del punto de convergencia, aunque posteriormente definió una *velocidad peculiar* (PV), similar a V_{tan} , en la que

sólo se tiene en cuenta la componente perpendicular (τ) a la dirección del punto de convergencia del movimiento propio (μ):

$$PV = 4.74\tau\pi^{-1} \quad (2.35)$$

Del mismo modo definió una velocidad total teniendo en cuenta únicamente la componente del movimiento propio en la dirección del punto de convergencia (v):

$$V_T = 4.74v\pi^{-1}\text{sen}^{-1}\lambda \quad (2.36)$$

y, según la ecuación 2.32,

$$\rho_c = V_T \cos \lambda \quad (2.37)$$

Se considera una estrella como posible miembro de un grupo cuando la velocidad peculiar (PV) es menor que alrededor de un 10 % su velocidad total (V_T) y su velocidad radial medida con este método (ρ_c) difiere en menos de 4 - 8 km s⁻¹ de la observada por métodos espectroscópicos, dependiendo de la precisión de ésta. Por tanto, los dos criterios principales de este método, criterio de la velocidad peculiar y criterio de la velocidad radial, se resumen en las relaciones:

$$PV < 0.1V_T \quad (2.38)$$

$$|V_T - \rho_c| < 4 - 8 \text{ kms}^{-1} \quad (2.39)$$

Teniendo en cuenta la definición de PV y V_T , la primera condición puede escribirse también en términos de las componentes τ y v como:

$$\frac{\tau}{v} < 0.1\text{sen}^{-1}\lambda \quad (2.40)$$

Al igual que se define la paralaje de cúmulo (Eq. 2.34), se puede calcular una paralaje de grupo según la relación:

$$\pi_g = 4.74\mu S^{-1}\text{sen}^{-1}\lambda \quad (2.41)$$

donde S es la velocidad media del grupo o del supercúmulo. La diferencia entre π_g y la paralaje trigonométrica debe confirmar o descartar a una estrella como miembro del grupo. Una de las ventajas que surgen de este método es la posibilidad de hallar distancias a estrellas de las que no se han realizado medidas. Aunque los errores que se obtienen eran aceptables en la era pre-Hipparcos, en la actualidad la mayoría de estas estrellas ha sido observada por el satélite consiguiendo medidas con una precisión mucho mayor.

En general, el criterio de Eggen depende del punto de convergencia que se elige, ya que los parámetros λ , τ y v dependen tanto de la posición de la estrella como del punto de convergencia.

2.3.3. Criterios fotométricos

Basados en el mismo principio, los criterios fotométricos surgen como complemento de los astrométricos. Las estrellas pertenecientes a un cúmulo poseen una forma característica en los diagramas color-magnitud, que viene marcado por su edad (véase figura 2.9) y son diferentes para cúmulos de distintas edades. Los objetos más calientes

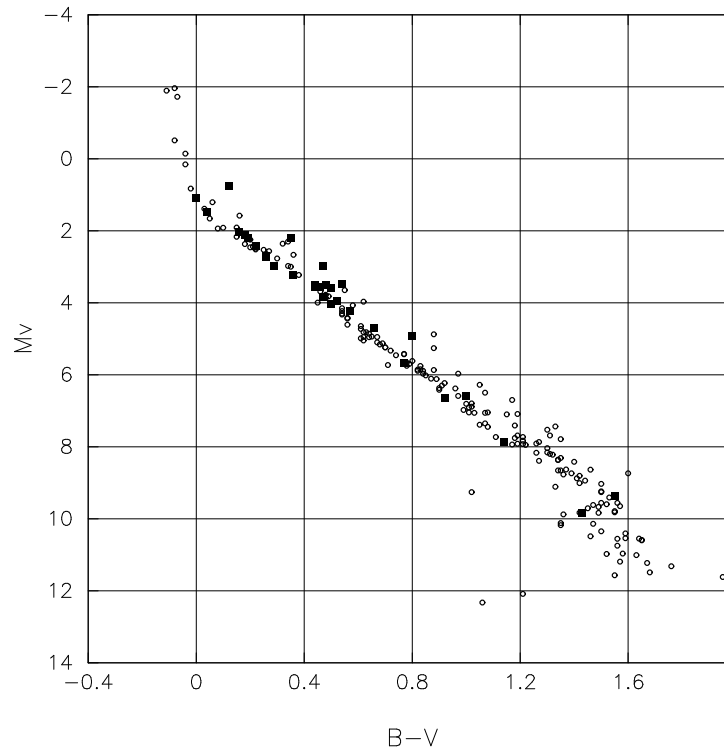


Figura 2.9: Diagrama color-magnitud de las estrellas miembros del cúmulo estelar abierto Pleiades (cuadros) y posibles miembros (puntos).

avandonan la secuencia principal más rápidamente, moviéndose hacia índices de color mayores. Así, el punto del diagrama en el que se produce el giro hacia índices mayores, denominado *punto de giro*, está directamente relacionado con su edad. Si las estrellas de un grupo de movimiento provienen de la disolución de un supercúmulo, deben representar en el diagrama una traza similar a la de un cúmulo de su misma edad. Asimismo, los punto de giro de ambos deben coincidir. El ajuste a trazas evolutivas teóricas puede descartar como miembros del grupo a candidatas que no sigan esta traza, así como la presencia de estrellas por encima del punto de giro en la secuencia principal.

Asímismo, para cualquier estrella perteneciente a un cúmulo y para estrellas de campo se cumple que:

$$V_{\star} - M_{V_{\star}} = 5 + 5 \log \pi_{\star} \quad (2.42)$$

donde π_{\star} , V_{\star} y $M_{V_{\star}}$ son su paralaje, magnitud visual y magnitud absoluta. Suponiendo que la distancia a todas las estrellas de un cúmulo es la misma, π_{\star} es igual para todas ellas y, por tanto, $V_{\star} - M_{V_{\star}}$ también lo es. Esta cantidad, denominada *módulo de distancia*, es distinta para cada cúmulo estelar. Conocido el módulo de distancia se puede calcular una paralaje de cúmulo fotométrica, que debe ser igual a la determinada a partir de la astrometría (Eq. 2.34).

Del mismo modo, se define el módulo de distancia de un grupo de movimiento como:

$$V - M_V = 5 + 5 \log \pi_g \quad (2.43)$$

a partir del cual se obtiene una paralaje de grupo fotométrica (π_g) que debe coincidir con la calculada con los métodos astrométricos (Eq. 2.41). No obstante, la rotación galáctica diferencial provoca una dispersión de los miembros del grupo, como ya se vió

en la sección 2.3.1. Éste se estira, aumentando las distancias entre sus miembros. Así, este método sólo es válido para estrellas del núcleo del grupo, que se mantienen algo más cercanas entre sí.

2.3.4. Criterios espectroscópicos

La información que se obtiene a partir de observaciones espectroscópicas de alta resolución proporciona varios criterios adicionales para la determinación de la pertenencia de las estrellas a un grupo de movimiento. En especial, es posible determinar la edad de una estrella a través de la caracterización de sus propiedades espectrales.

Actividad estelar

El estudio de la edad puede realizarse bien a partir de la determinación de la *actividad estelar* o bien utilizando elementos indicativos. Existen varias manifestaciones observables de la *actividad magnética* en las estrellas frías, a saber, la *emisión cromosférica EC* en líneas de absorción profundas tales como las líneas H y K y el triplete infrarrojo de Ca II o la línea de Balmer H α , líneas de emisión de la cromosfera y de la región de transición observadas en el ultravioleta y la emisión en rayos X de la corona. Está demostrado que hay una relación directa entre la rotación estelar y la intensidad de estas líneas (véase, por ejemplo, Hartmann & Noyes, 1987) y que, por tanto y dado que la rotación de una estrella depende de su edad, existe una relación entre ésta y su actividad. Así, algunos autores han determinado relaciones EC-edad, obteniendo, por ejemplo:

$$EC \propto \sqrt{t} \quad (\text{Skumanich 1972}) \quad (2.44)$$

$$\log t = -1.5 \log R'_{\text{HK}} + 2.25 \quad (\text{Soderblom et al. 1991}) \quad (2.45)$$

donde t es el tiempo y R'_{HK} está relacionada con la intensidad residual de las líneas H & K de Ca II.

Abundancia de litio

Otro indicador de la edad de una estrella es la línea en 6707.8 Å de Li I. Este elemento se quema rápidamente en el interior estelar, por lo que detectar una gran abundancia en un espectro es indicativo de su juventud. No obstante, la abundancia de litio no se traduce en una edad concreta, sino en un rango de edades (véase, por ejemplo, Duncan & Jones, 1983; Stauffer & Hartmann, 1987). Como añadido, el ritmo de quemado de este elemento depende de la profundidad de la capa convectiva de la estrella, es decir de su tipo espectral, puesto que es en esta zona donde se produce su destrucción.

En un principio, la abundancia inicial de Li I no depende del tipo de objeto, ya que no se crea en los procesos que tienen lugar en la atmósfera estelar. A lo largo de su vida, las estrellas van quemando el litio, acabando con él en un tiempo que depende del tipo de estrella. No obstante, algunos estudios sugieren que la abundancia inicial en las nubes moleculares en las se forman las estrellas puede variar debido a la contaminación del medio con litio procedente de procesos que tienen lugar en estrellas en las fases de AGB y nova (Romano et al., 1999 y 2001; Jeffries, 2000; Travaglio et al., 2001). En tal caso, las estrellas de la *población I* deben presentar una abundancia mayor a la que

se observa en aquellas de la *población* II. Asimismo, las nuevas generaciones han de contener una cantidad mayor de litio en función de la contaminación que ha sufrido el *medio interestelar*. Por tanto, debe existir una relación entre la abundancia metálica y la de litio.

La transformación del litio se produce en la parte inferior de la capa convectiva exterior de la estrella, a una temperatura mayor de $2.5 \cdot 10^6$ K. Esta capa es más extensa en estrellas más frías, por lo que la destrucción es más efectiva en éstas. Es decir, estrellas de distintos tipos espectrales queman en tiempos diferentes su litio inicial. El tiempo que tarda en desaparecer oscila entre unos pocos y cientos de millones de años para las estrellas frías. Estudios recientes cifran en 1500 millones de años el tiempo máximo de permanencia del litio en las estrellas más calientes (Chen et al., 2001), aunque resultados anteriores sugieren 600 millones de años (Pasquini, 2000), edad próxima a la de los cúmulos Hyades y Praesepe. El estudio de la abundancia de este elemento en miembros de cúmulos muestra una gran dispersión en estrellas del mismo tipo espectral (Soderblom et al., 1993c), por lo que debe existir algún otro mecanismo que actúe en contra de su permanencia. Uno de los factores más determinantes es la velocidad de rotación; los *rotadores rápidos* presentan una abundancia de litio mayor que las estrellas con una rotación menor de la misma edad y temperatura, hecho que puede ser constatado en distintos cúmulos estelares jóvenes. La comparación de la abundancia de una estrella de campo con la de miembros de cúmulos de diferente edad, permite realizar una estimación de su edad, aunque la gran dispersión encontrada en los cúmulos dificulta la determinación de un valor preciso.

Abundancia de metales

Todas las estrellas que se forman en un determinado instante a partir de una misma nube parental presentan las mismas características espectroscópicas dado que, tanto la *abundancia de metales* como la edad deben ser iguales para todas ellas. El cálculo de abundancias conlleva el análisis de la *curva de crecimiento* de cada uno de los elementos, lo que lleva asociado un cierto error dado que no se conocen a priori todos sus parámetros. No obstante, el estudio de abundancias metálicas puede ser una herramienta muy útil a la hora de descartar posibles miembros del grupo cinemático.

Capítulo 3

Catálogo de estrellas frías en grupos cinemáticos jóvenes

Este trabajo se centra en los cinco grupos cinemáticos más jóvenes y mejor documentados: la Asociación Local o *grupo de movimiento de Pleiades* (20 - 150 Ma), el supercúmulo Hyades (~ 660 Ma), el grupo de movimiento Ursa Major o *supercúmulo de Sirius* (~ 300 Ma), el supercúmulo IC 2391 (35 Ma) y el grupo de movimiento de Castor (~ 200 Ma), cuyas propiedades se describen en la tabla 3.1. En los siguientes apartados se detalla la selección de la muestra de estrellas posibles miembros de estos grupos de movimiento así como los datos referentes a los diferentes criterios estudiados en el capítulo 2.

3.1. Selección de candidatas

La muestra de estrellas de los últimos tipos analizada en este trabajo ha sido seleccionada de miembros de los grupos cinemáticos estelares, anteriormente establecidos basándose en su fotometría y propiedades cinemáticas, así como nuevas candidatas identificadas a partir de otros criterios como su nivel de actividad cromosférica y coronal, velocidad de rotación y abundancia de litio, todos ellos indicadores espectroscópicos de edad. En las estrellas frías la rotación controla el mecanismo de dinamo que genera y amplifica los campos magnéticos en la zona convectiva; la velocidad de rotación disminuye con la edad a causa de la pérdida de momento angular a través del acoplamiento del campo magnético y la pérdida de masa y, por tanto, existe una relación indirecta entre la disminución de la actividad magnética y el incremento de la edad. Por su parte, la abundancia de litio es un diagnóstico importante de edad ya que se destruye fácilmente en las reacciones termonucleares que se producen en el interior estelar. La actividad magnética se manifiesta en las capas externas (fotosfera, cromosfera y corona) de estas estrellas como líneas de emisión superpuestas a las de absorción en algunos niveles de energía de diversos elementos. Por tanto, la presencia de líneas de emisión intensas (gran nivel de actividad magnética), una rotación rápida y la identificación de la línea de absorción del Li I en $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ son indicadores espectroscópicos de 'juventud'. Estrellas de la vecindad solar seleccionadas de esta manera son buenas candidatas a pertenecer a alguno de los grupos que se analizan en este trabajo.

Las fuentes principales de las que se ha tomado la muestra de estrellas de los últimos tipos espectrales son:

- Las listas de miembros dadas por Eggen en sus cuatro décadas de estudio sobre los grupos cinemáticos (Eggen, 1958 a 1998b) y listas adicionales de Soderblom & Mayor (1993a).
- El estudio de Agekyan & Orlov (1984) y Orlov et al. (1995) quienes buscaron grupos cinemáticos en la vecindad solar (véase también Popović, et al., 1995).
- El estudio de edad de estrellas de los últimos tipos con manchas de Chugainov (1991).
- Estrellas activas seleccionadas con emisiones en rayos X y ultravioleta y estrellas ricas en litio (Favata et al., 1993, 1995 y 1998; Jeffries & Jewell, 1993; Tagliaferri et al., 1994; Mullis & Bopp, 1994; Jeffries, 1995; Schachter et al., 1996).
- Estrellas con velocidades de rotación muy grandes como AB Doradus, PZ Telescopii, HD 197890, RE J1816+541, BD+22 4409 (LO Pegasi), HK Aquarii, V838 Centauri, V343 Normae y LQ Hydrae, previamente asignadas como miembros de la Asociación Local.
- Estrellas enanas cromosféricamente activas en la vecindad solar con propiedades cinemáticas estudiadas (Young et al., 1987; Uggren, 1988; Soderblom & Clements, 1987; Soderblom, 1990a; Ambruster et al., 1998).
- Estrellas con fulguraciones con propiedades cinemáticas conocidas (Poveda et al., 1996).
- El estudio de estrellas de campo enanas tipo M con espectros de alta resolución por Delfosse et al. (1998) incluyendo la estrella recientemente identificada M9V DENIS 1048-39, que es la estrella más cercana con tipo espectral posterior a M7V (Delfosse et al., 2001).
- Otras estrellas cromosféricamente activas (Henry et al., 1995 y 1996; Soderblom et al., 1998).
- Estrellas de los últimos tipos incluidas en la lista de los 100 sistemas estelares más próximos dados por **RECONS** (*Research Consortium on Nearby Stars*).
- Estudio de las estrellas de tipo solar cercanas de Gaidos (1998) y Gaidos et al. (2000) y la muestra de estrellas aisladas de tipo solar cercanas, seleccionadas en diferentes fases evolutivas, del proyecto *Sun in Time* por Bochanski et al. (2000).
- Estrellas cercanas poco masivas activas en rayos X con paralajes precisas (Wichmann & Schmitt, 2001).
- Las estrellas activas incluidas en el proyecto *the Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars* (Strassmeier et al., 2000).

Para el estudio se han seleccionado preferentemente estrellas aisladas o aisladas efectivas (binarias visuales). No se han escogido miembros de cúmulos estelares ni de *asociaciones de estrellas OB*, aunque sí de otras asociaciones de estrellas jóvenes como *TW Hydrae*, el grupo recientemente identificado β *Pictoris* (Barrado et al., 1999), *Tucana* (Zuckerman & Webb, 2000) y *Horologium* (Torres et al., 2000), además del grupo estelar asociado a HD 199143 (van den Ancker et al., 2000), todas ellas con un movimiento espacial similar al de la Asociación Local (véase Montes, 2001a; Montes et al., 2001; López-Santiago et al., 2001). Asimismo, se han incluido como posibles miembros de este grupo a algunas estrellas pre-secuencia principal frías de tipo T Tauri débiles (WTTS) y post-T Tauri (PTTS). En los últimos años muchas estrellas WTTS, PTTS y estrellas de la ZAMS han sido identificadas en campañas espectroscópicas ópticas de fuentes detectadas por el satélite *ROSAT* en rayos X, dentro y alrededor de regiones de formación estelar y asociaciones OB. Algunas de estas estrellas pueden ser miembros de la Asociación Local (Martín & Magazzù, 1999; Frink, 2001) o bien puede tratarse de una población poco masiva del *cinturón de Gould* (véase Wichmann et al., 1999 y 2000). Estas estrellas jóvenes identificadas recientemente no han sido incluidas en este estudio ya que muy pocas de ellas poseen suficientes datos astrométricos conocidos. La muestra también incluye algunos de los objetos con planetas descubiertos en los últimos años. Éstas son estrellas cercanas de los últimos tipos con medidas de la velocidad radial de mucha precisión. Aunque muchas de ellas tienen edades mayores a 3 Gigaños, como indican los estudios de trazas evolutivas (Fuhrmann, et al., 1998; Ford et al., 1999) o de los flujos en las líneas H & K de Ca II (Henry et al., 2000), otras son más jóvenes y podrían ser miembros de alguno de los grupos analizados.

En la sección siguiente se estudia la pertenencia a alguno de los grupos de movimiento jóvenes de nuestra muestra inicial de más de 1200 estrellas, utilizando distintos criterios cinemáticos y astrométricos.

3.2. Clasificación en grupos de movimiento

3.2.1. Espacio de velocidades: diagrama U, V, W

La posición de una estrella dentro del diagrama de velocidades indica a qué grupo cinemático puede pertenecer. Esta selección inicial permite distribuir a las estrellas de una muestra dentro de los distintos grupos, aunque no confirma su pertenencia (véase sección 2.3.1). Con el fin de determinar la pertenencia de los miembros de nuestro catálogo a los diferentes grupos de movimiento se ha estudiado su distribución en los planos-*UV* y *WV*. Para ello, se han determinado las componentes de la velocidad galáctica (**U**, **V**, **W**) en la manera explicada en la sección 2.3.1. Las paralajes trigonométricas y los movimientos propios han sido tomados principalmente de los catálogos Hipparcos (ESA, 1997) y *Tycho-2* (Høg et al., 2000). Asimismo, se ha recurrido a las medidas del catálogo *PPM* (*Positions & Proper Motions*; Röser & Bastian, 1991; Bastian et al., 1993; Röser et al., 1994), así como al *TCR* (*Tycho Reference Catalogue*; Høg et al., 1998) en los casos en los que no existen medidas de Hipparcos o *Tycho-2*. Las velocidades radiales han sido tomadas de la recopilación *WEB Catalogue* (*Wilson Evans Batten*; Dufflot et al., 1995), el catálogo de velocidades radiales de estrellas cercanas de Tokovinin (1992), la recopilación *Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars* (Strassmeier et al., 2000), el catálogo de estrellas cercanas *CNS3* (versión

Tabla 3.1: Componentes de la velocidad galáctica y punto de convergencia de los grupos cinemáticos jóvenes.

Nombre	Cúmulo/s asociado/s	Edad (Ma)	$\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W}$ (km s ⁻¹)	P.C. (A, D) (h °)	P.C. (l_v, b_v) (° °)
Asociación Local (grupo de movimiento de Pleiades)	Pleiades, α Persei, NGC 2516, δ Lyrae, IC 2602	20 - 150	-11.55, -20.98, -11.35	(5.98, -35.15)	(241.16, -25.35)
Hyades	Hyades, <i>Praesepe</i>	~ 660	-39.68, -17.67, -2.35	(6.40, 6.50)	(204.01, -3.09)
Ursa Major (supercúmulo de Sirius)	Ursa Major	~ 300	14.93, 1.01, -10.70	(20.55, -38.10)	(3.86, -35.57)
IC 2391	IC 2391	35 - 55	-20.56, -15.67, -9.08	(5.82, -12.44)	(217.32, -19.35)
Castor		~ 200	-10.70, -8.00, -9.70	(4.75, -18.44)	(216.78, -35.98)

preliminar Gliese & Jahreiss, 1991) y su versión revisada *CNS3R*¹ y el catálogo electrónico *SIMBAD*². Los errores se han calculado teniendo en cuenta las covarianzas de los parámetros astrométricos. Asimismo, se ha realizado un estudio de su propagación siguiendo la ecuación 2.27 (véase sección 2.3.1), con el fin de determinar el error introducido por la correlación entre las distintas variables. El orden de magnitud del error producido por la correlación entre los parámetros del catálogo Hipparcos es $\sim 10^{-1}$, salvo en el caso de HD 27685 en el que es igual a la unidad, debido a la poca precisión de los datos de esta estrella.

La lista inicial de más de 1200 estrellas seleccionadas se reduce a 638 con datos precisos de paralaje, movimiento propio y velocidad radial. El estudio se ha restringido a aquellas estrellas cuyas componentes ($\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W}$) siguen el criterio impuesto por Leggett (1992) para las estrellas de disco ($-50 < U < 20$ km s⁻¹; $-30 < V < 0$ km s⁻¹; $-25 < W < 10$ km s⁻¹). Más concretamente, se han tenido en cuenta todas aquellas estrellas cuyas componentes \mathbf{U} y \mathbf{V} se encuentran dentro de, o muy próximas a los límites que determinan la población joven del disco (véase figura 2.1).

En las tablas 3.2 a 3.7 se muestran los datos astrométricos y cinemáticos recopilados para las estrellas de la muestra: su identificación en los catálogos Henry Draper (HD, columna 1), HIPPARCOS (HIP, columna 3) y Gliese & Jahreis (GJ, columna 4), otras identificaciones (columna 2), tipo espectral y clase de luminosidad (columna 5), ascensión recta (α) y declinación (δ) en el sistema de coordenadas ICRS J2000.0 (columnas 6 y 7), velocidad radial y su error en km s⁻¹ (columna 8), paralaje trigonométrica (π) y su error en milisegundos de arco (columna 9) y movimiento propio (columnas 10 y 11), junto con su error, en milisegundos de arco por año. En las columnas 12 a 14 se dan las velocidades determinadas para cada una de las candidatas. Para su clasificación dentro de cada grupo de movimiento se han tenido en cuenta las tres componentes de la velocidad galáctica ($\mathbf{U}, \mathbf{V}, \mathbf{W}$) con su desviación típica correspondiente. Se han escogido como posibles miembros de un grupo todas las estrellas dentro de un radio de 8 km s⁻¹ de su centro cinemático (véase tabla 3.1) en el plano- UV , desechando aquellas cuya velocidad \mathbf{W} se desvía considerablemente con respecto a la que le corresponde al grupo. Siguiendo este criterio se ha clasificado cada estrella de la muestra como miembro de un grupo de movimiento o como otra estrella joven del disco (YD) si su clasificación

¹CNS3R: <http://www.ari.uni-heidelberg.de/aricns/index.htm>

²SIMBAD: <http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>

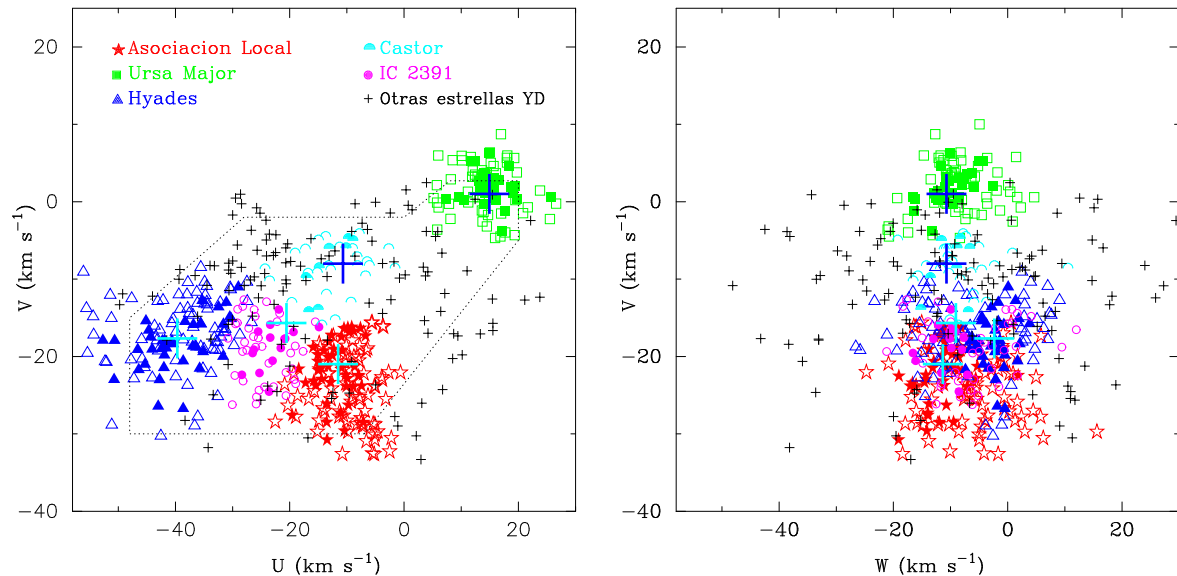


Figura 3.1: Planos- UV y WV para las estrellas del catálogo. En color se representan las candidatas a pertenecer a alguno de los grupos de movimiento se representan en (véase leyenda). Las estrellas jóvenes de disco (YD) cuya clasificación no está clara están representadas en negro. Las cruces corresponden al centro de los distintos grupos cinemáticos.

no queda clara pero se encuentra dentro de los límites que determinan la población joven del disco. Los resultados se muestran en la figura 3.1, donde se han representado con símbolos y colores diferentes a las candidatas de los distintos grupos cinemáticos.

Del total de 535 estrellas situadas dentro de, o próximas a los límites de la población joven del disco, se han clasificado 120 estrellas como posibles miembros de la Asociación Local, 118 del supercúmulo Hyades, 84 del grupo de movimiento Ursa Major, 53 del supercúmulo IC 2391, 34 del grupo de Castor y 126 como estrellas jóvenes de disco cuya clasificación no está clara pero que se sitúan dentro de los límites que determinan la población joven del disco. Los resultados confirman la pertenencia de varios miembros preestablecidos de grupos cinemáticos, aunque en otros casos las nuevas velocidades galácticas determinadas aquí indican su pertenencia a otro grupo distinto o bien que no se encuentra dentro de ningún grupo en particular. Tal es el caso de LQ Hydrae, previamente clasificada como miembro de la Asociación Local. En algunos casos, las nuevas velocidades sitúan a la estrella fuera de los límites de la población joven del disco en el diagrama de velocidades. Para las estrellas de los últimos tipos con planetas incluidas en la muestra, se ha encontrado que algunas que se conoce que son jóvenes, como GJ 3021 (Naef et al., 2000), 55 Cancri (Fuhrmann et al., 1998), HD 108147 (Mayor et al., 2000), ι Horologii (Kürsten et al., 2000) y τ Boötis (Henry et al., 2000), resultan ser posibles miembros del supercúmulo Hyades. Algunas de ellas han sido también identificadas por Suchkov & Schultz (2001) como estrellas con sistemas planetarios con edad similar a las estrellas del cúmulo.

Finalmente, se han representado las componentes de la velocidad galáctica de las estrellas en histogramas. En la figura 3.2 se separan por colores las estrellas que inicialmente se incluyen en cada grupo. Mientras que en la componente U es posible distinguir tres grupos, los cuales se corresponden principalmente con el supercúmulo Hyades, la Asociación Local y el grupo Ursa Major, en la componente V únicamente

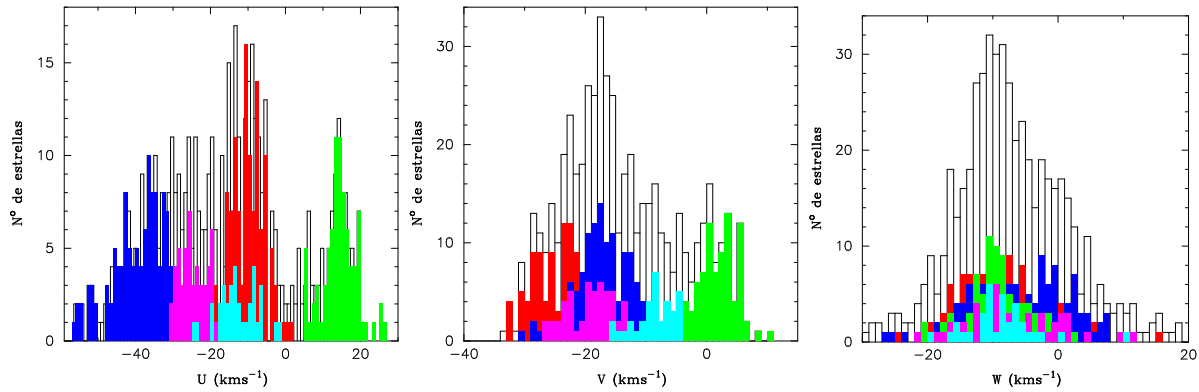


Figura 3.2: Histograma de las componentes de la velocidad galáctica (U , V , W) para las estrellas del catálogo. **Azul**: supercúmulo Hyades; **rojo**: Asociación Local; **verde**: grupo de movimiento Ursa Major; **rosa**: supercúmulo IC 2391; **cian**: grupo de Castor. Se han incluido, también, las estrellas jóvenes de disco cuya clasificación no está clara.

se diferencian dos picos, el más elevado de ellos correspondiente a los tres grupos cuya velocidad es menor. Por último, en W no se aprecian agrupaciones debido a que todos estos grupos poseen una componente perpendicular al plano galáctico muy parecida. De la figura 3.2 se desprende que las estrellas del catálogo no siguen la distribución típica en elipsoide de velocidades (véase Mihalas & Binney, 1981) especialmente en la componente U , donde la distribución se desvía considerablemente de una forma gaussiana. Parece, pues, que la población estelar joven no sigue las mismas pautas que las poblaciones más viejas. El origen de esta diferencia se encuentra en la distribución en forma de ‘ramas’ o ‘brazos’ descrita en la sección 2.1. Aunque comúnmente se atribuye a episodios de formación estelar desigual en un potencial galáctico continuo, estudios recientes sugieren que pueden deberse a la existencia de anisotropías en el potencial (De Simone et al., 2004).

3.2.2. Criterios de Eggen

Trás la primera distribución de las estrellas del catálogo dentro de los distintos grupos cinemáticos, se han aplicado los criterios de Eggen de velocidad peculiar (PV) y velocidad radial (ρ_c) descritos en la sección 2.3.2 a las candidatas de cada uno de los grupos. El margen de error utilizado en el primer criterio es de un 10% de V_T para todos los grupos, excepto en el caso de la Asociación Local en el que se ha permitido hasta un 20%, ya que los datos recopilados muestran una gran dispersión. Para el segundo criterio se han tenido en cuenta las incertidumbres de la velocidad radial adoptada. En las tablas 3.2 a 3.6 se muestran, para cada estrella, el valor de PV , V_T y ρ_c (columnas 15 - 17). Los resultados se encuentran indicados en la columna contigua a cada parámetro con letras Y y N , dependiendo de si la estrella satisface o no el criterio, respectivamente. Los errores de PV , V_T y ρ_c se incluyen dentro de cada criterio. En la figura 3.1 se representan con símbolos rellenos las estrellas que cumplen ambos criterios para cada grupo. En general, las estrellas que cumplen tanto el criterio de PV como el de ρ_c sufren una dispersión pequeña en la componente W , mientras que en el plano- UV parecen agruparse en torno a un eje cuya inclinación difiere para cada grupo.

Asimismo se han representado los círculos máximos trazados en la dirección del movimiento propio de todos los posibles miembros de cada grupo (figuras 3.3 a 3.7).

Para la Asociación Local, el supercúmulo Hyades, el grupo de movimiento de Ursa Major y el supercúmulo IC 2391 se han adoptado los puntos de convergencia calculados por Eggen (1958, 1989b, 1991, 1992, 1995, 1996a y b), quien los determinó a partir de una pequeña muestra de estrellas representativa de cada grupo. Para calcular el punto de convergencia del grupo de Castor se ha utilizado la velocidad galáctica determinada por Barrado y Navascués (1998), teniendo en cuenta la relación entre la posición en coordenadas galácticas (l_v , b_v) y las componentes de la velocidad galáctica

$$l_v = \arctan \frac{V}{U} \quad (3.1)$$

$$b_v = \arctan \frac{W}{\sqrt{U^2 + V^2}} \quad (3.2)$$

En la tabla 3.1 se presentan los cúmulos asociados a los distintos grupos (columna 2), su rango de edad (columna 3) y la posición del punto de convergencia en el sistema de referencia ecuatorial (A, D) y en el galáctico (l_v , b_v).

3.2.3. Asociación Local (LA)

Desde los primeros estudios se ha venido relacionando a la Asociación Local con el cúmulo Pleiades, cuya posición en el espacio de velocidades es muy próxima al centro del grupo (véase figura 3.3). Los estudios de los últimos años (Skuljan, 1999; Asiain et al., 1999b; López-Santiago et al., 2004) demuestran que el grupo de movimiento está formado por distintas estructuras cinemáticas de diferentes edades (véase sección 6.1), siendo Pleiades uno entre los varios cúmulos relacionados con esta gran Asociación. Otras agrupaciones importantes con un movimiento espacial similar son los cúmulos estelares jóvenes α Persei, Messier 34, δ Lyrae, NGC 2516, IC 2602 y la asociación estelar Scorpius-Centaurus.

De las 120 candidatas, sólo 45 satisfacen los dos criterios conjuntamente (círculos en la figura 3.3, arriba), aunque 104 estrellas cumplen al menos uno de ellos. En el plano- UV , parte del grupo de movimiento se inclina hacia velocidades negativas en la componente U formando su rama principal, que se extiende considerablemente en V , mientras que su forma en W es menos dispersa. Por encima de la rama principal se sitúa una agrupación secundaria relacionada con un gran cúmulo de asociaciones de estrellas jóvenes denominada *Gran Asociación Austral* (Torres et al., 2001). En su mayoría se trata de asociaciones T y OB (véase sección 6.1), cuya formación parece estar ligada a un brote de formación estelar en la vecindad solar. Las estrellas que pertenecen a estas asociaciones se encuentran en un estadio evolutivo muy temprano, constituyendo un grupo aparte de la Asociación Local, aunque su movimiento espacial es similar. Junto con los supercúmulos Hyades e IC 2391 forma el brazo de Pleiades, que abarca la mayor parte de la región del plano- UV que delimita la población joven de disco.

En cuanto a su punto de convergencia, parecen existir varias concentraciones en torno a un punto definido en el espacio (figura 3.3), probablemente debido a la existencia de distintos subgrupos. Ésta es constatada a partir de los estudios de edad de las estrellas posibles miembros del grupo a partir de diferentes métodos (véase sección 6.1).

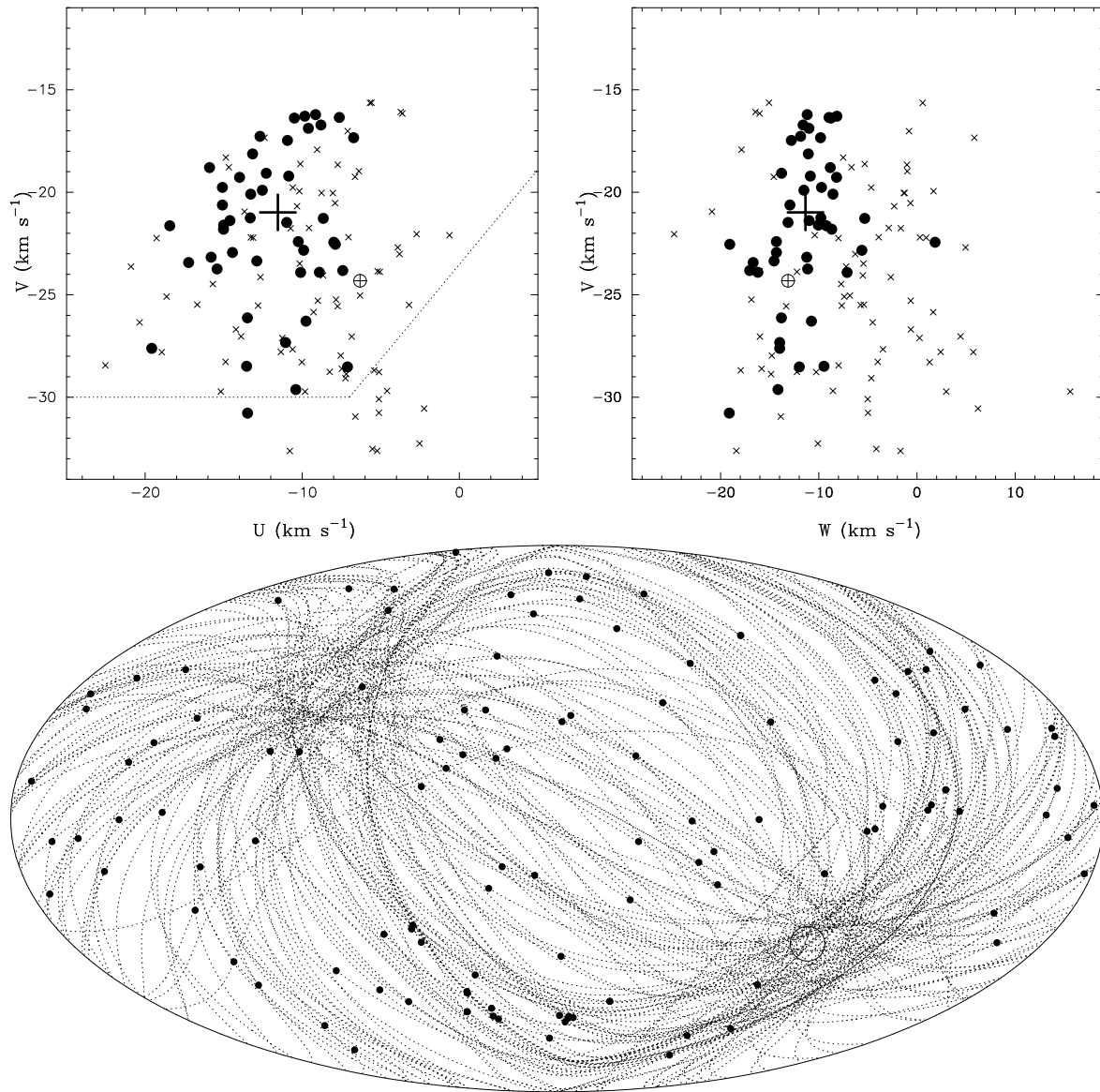


Figura 3.3: **arriba**: situación en el espacio de velocidades (U , V , W) de las estrellas del catálogo posibles miembros de la Asociación Local; **abajo**: posición de las candidatas en el cielo (puntos) y círculos máximos definidos por la proyección de su movimiento propio (líneas de puntos). El punto de convergencia se representa con una circunferencia.

3.2.4. Supercúmulo Hyades (HS)

Este grupo de unos 660 Ma se asocia comúnmente con los cúmulos estelares Hyades y Praesepe, representados con el símbolo \oplus en la figura 3.4, dado que sus velocidades galácticas se encuentran dentro de los límites del grupo de movimiento. Su forma en el plano- UV es elongada, inclinada hacia velocidades positivas en la componente U . Es útil definir una elipse en este plano de forma que todas las estrellas que componen el grupo queden incluidas en ella. Así, se comprueba que su eje mayor abarca hasta 20 km s^{-1} , mientras que en el eje menor apenas alcanza 10 km s^{-1} . Por tanto, la dispersión en uno de los dos ejes de la elipse es considerablemente mayor que en el otro. Este hecho ya fue advertido por Eggen, quien sugirió la distinción entre el grupo de movimiento y la *corriente o rama de Hyades*. Su forma es explicada en los trabajos

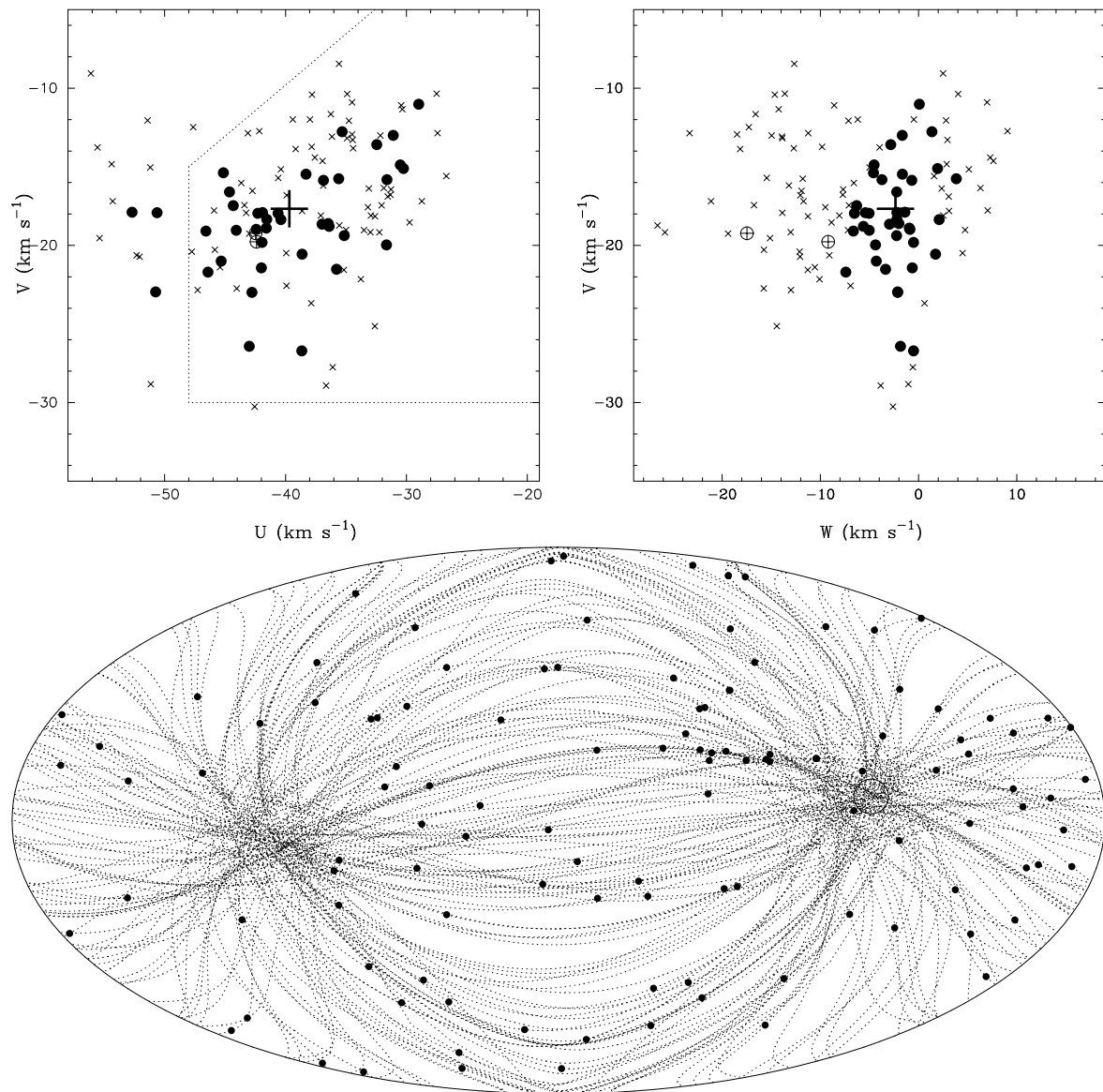


Figura 3.4: Idem que figura 3.3 para las estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades.

de Skuljan (1997, 1999b) como un efecto de la cinemática estelar (sección 2.2 para ver más detalles).

Al aplicar los criterios cinemáticos se obtiene que la dispersión en la componente **W** del movimiento espacial es pequeña, contrariamente a lo que ocurre con **U** y **V**. En la figura 3.4 se representan con una *x* las estrellas que no cumplen alguno de los criterios, mientras que aquellas que cumplen ambos se encuentran representadas por un círculo. Se observa que los objetos que más se desvían en el plano-*UV* no cumplen los criterios, al igual que ocurre en la componente **W**. En ésta, el efecto es más notorio debido a que la rotación galáctica es esencialmente plana; así pues, un conjunto de estrellas con movimiento común está obligado a moverse en un plano y la dispersión en la componente perpendicular al movimiento es mínima. Asimismo se observan las siguientes propiedades: el criterio de la velocidad radial es más restrictivo, influyendo el error en este parámetro decisivamente; el criterio de la velocidad peculiar afecta mayormente al plano-*UV*.

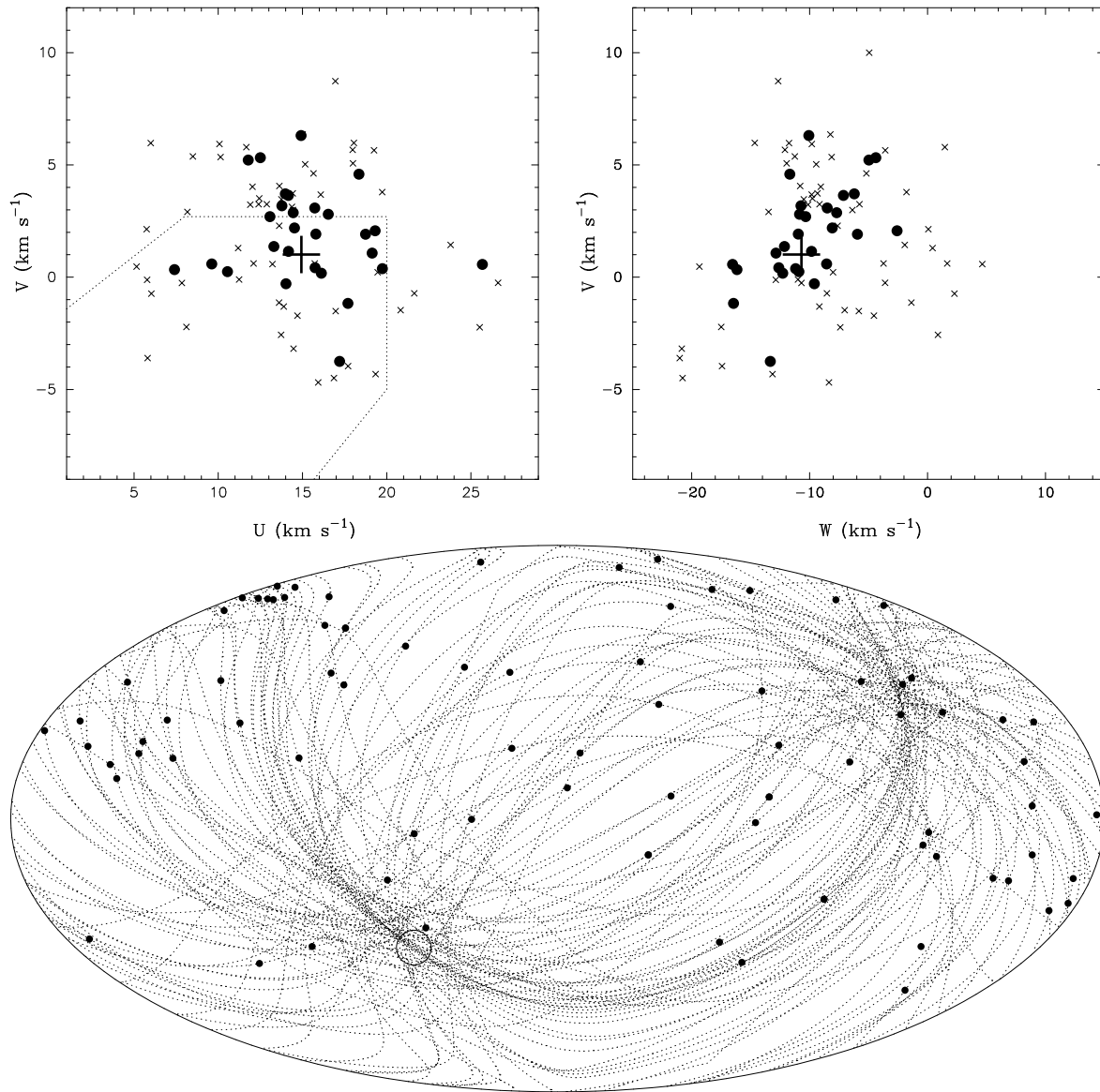


Figura 3.5: Idem que figura 3.3 para las estrellas posibles miembros del grupo de movimiento Ursa Major.

De la muestra inicial de 118 estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades, 96 satisfacen al menos uno de los dos criterios (67 de ellas, el criterio PV). Al imponer también el segundo criterio el número de miembros se reduce a 38. Los movimientos propios de las estrellas que satisfacen ambos criterios convergen hacia un punto en el diagrama de círculos máximos (véase figura 3.4), mientras que el resto de candidatas no muestra una tendencia clara, e incluso varias de ellas se desvían considerablemente.

3.2.5. Grupo de movimiento Ursa Major (UMa)

También denominado supercúmulo de Sirius (véase sección 1.1), este grupo de movimiento está relacionado con el cercano cúmulo estelar Ursa Major, que ocupa una gran extensión en el cielo. Su concentración en el espacio de velocidades es mayor que la del resto de grupos (véase figura 3.5); su forma en el plano- UV es casi circular, al igual que en el plano- WV . Se trata, además, del grupo con menor velocidad galácti-

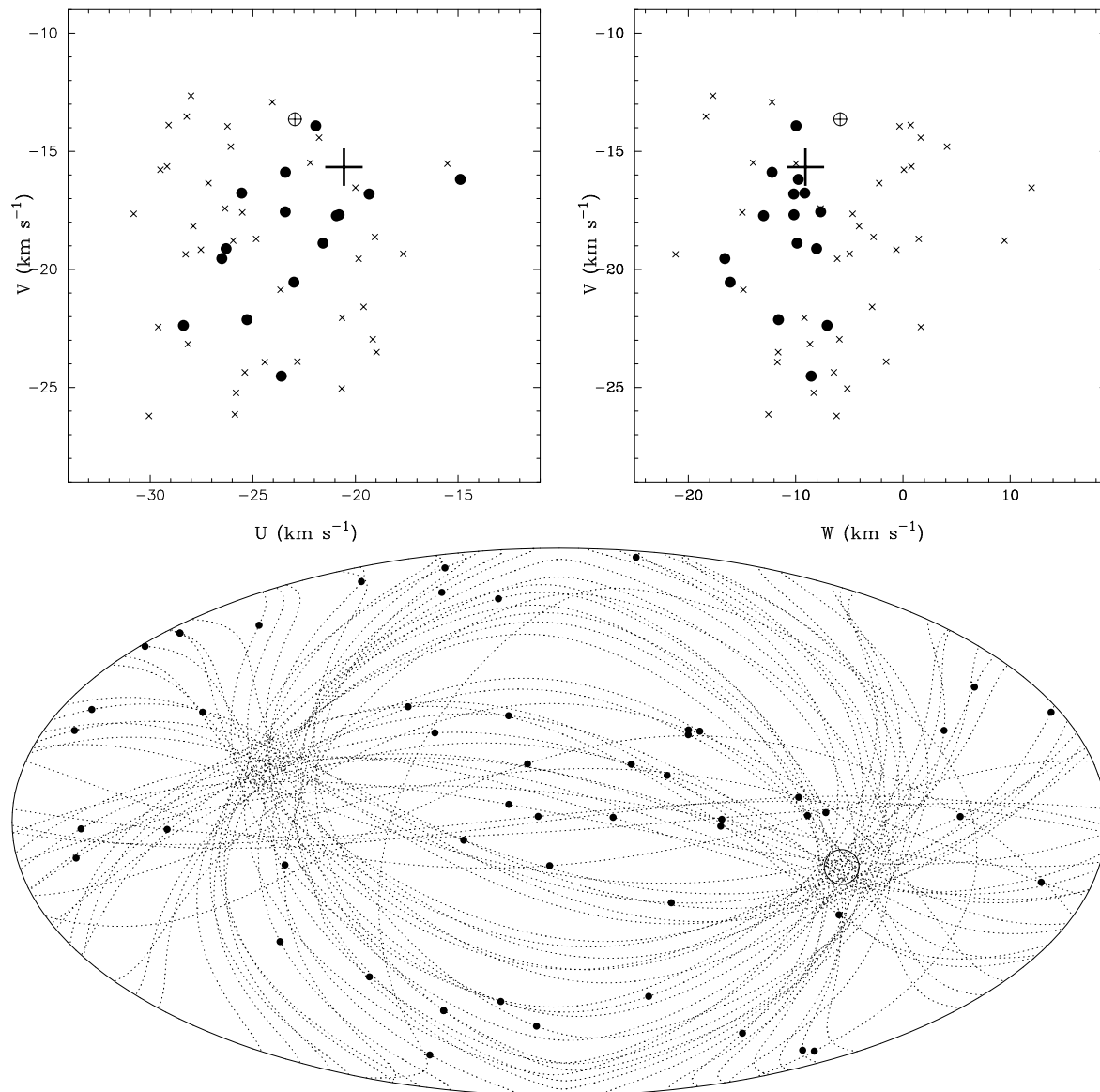


Figura 3.6: Idem que figura 3.3 para las estrellas posibles miembros del supercúmulo IC 2391.

ca. El brazo de Sirius está compuesto en su mayoría de las estrellas miembros de este grupo, que constituyen una estructura aparte del resto de grupos. Este hecho se ve traducido en el elipsoide de velocidad (véase figura 3.2) en una desviación de su forma clásica, en especial en la componente U . De las 84 candidatas iniciales, 69 estrellas cumplen al menos uno de los dos criterios de Eggen, aunque sólo 28 satisfacen ambos. En todos los grupos de movimiento jóvenes, la posición del punto de convergencia en ascensión recta es menor a 6 horas excepto en Ursa Major, donde $A = 20.55^\circ$ (véase tabla 3.1).

3.2.6. Supercúmulo IC 2391

El grupo toma el nombre del cúmulo IC 2391, que posee una velocidad espacial similar y cuyas estrellas más frías aún no han entrado en la secuencia principal. Su forma en el espacio de velocidades es similar a la del supercúmulo Hyades (véase figura 3.6),

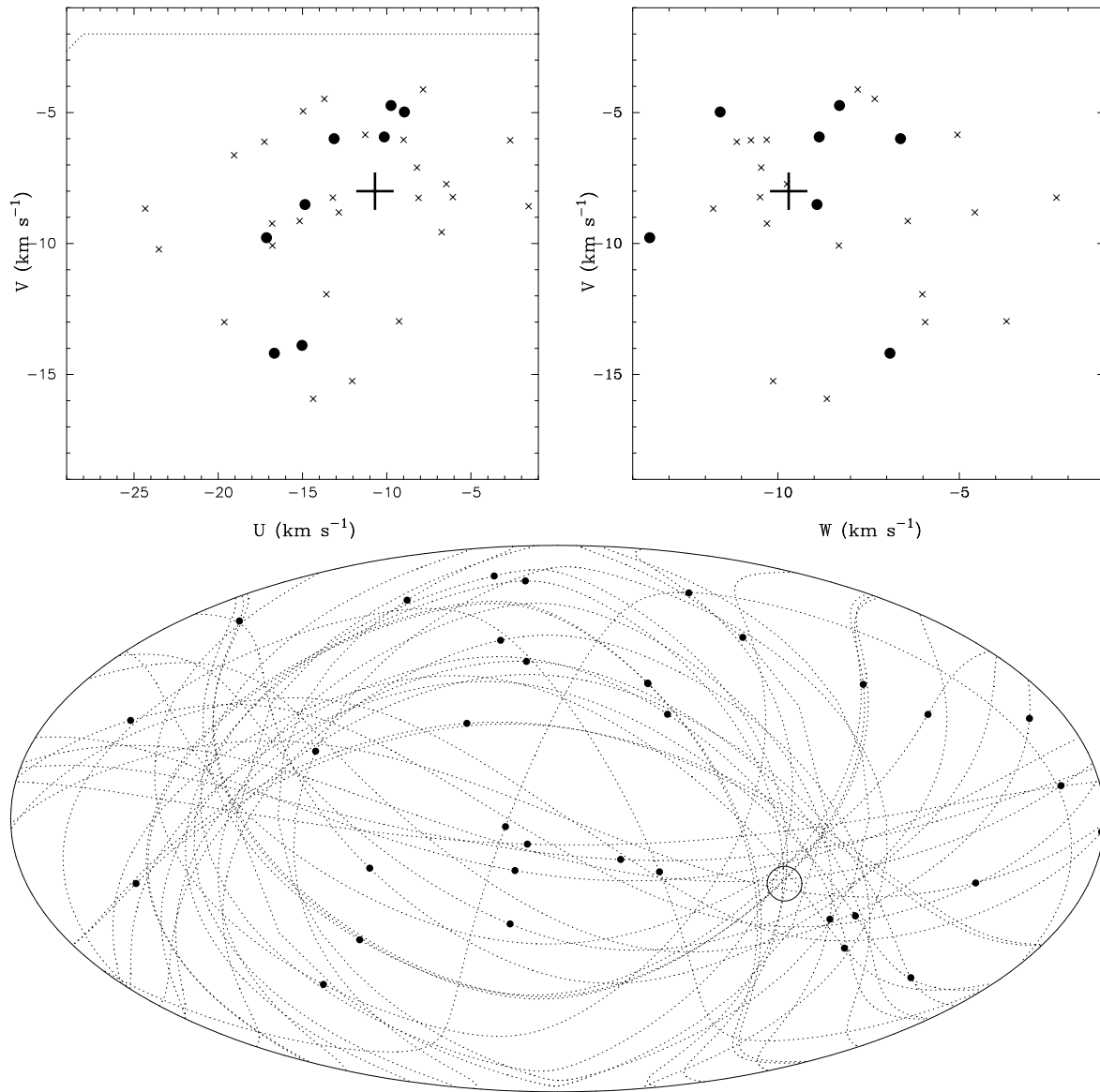


Figura 3.7: Idem que figura 3.3 para las estrellas posibles miembros del grupo de movimiento de Castor.

aunque su extensión en el plano- UV es menor. La posición del cúmulo en el plano de velocidades, marcada con el símbolo \oplus en la figura, indica que el grupo podría no estar ligado a él (véanse secciones 3.3 y 3.4). Trás aplicar los criterios de PV y ρ_c , la muestra inicial de 53 candidatas se divide en 15 estrellas que cumplen el primer criterio y 15 que cumplen ambos. En la figura 3.6 se aprecia claramente su punto de convergencia.

3.2.7. Grupo de movimiento de Castor

Su existencia es bastante controvertida, ya que la proyección de los movimientos propios de las candidatas de este grupo no muestran una tendencia clara a converger. No obstante, el número relativamente bajo de estrellas impide realizar conclusiones detalladas. Al aplicar los criterios se obtiene que 29 estrellas satisfacen al menos uno de los dos criterios, pero sólo 8 de ellas cumplen los dos. En la figura 3.7 se pueden ver los resultados.

3.3. Diagramas color-magnitud

Las estrellas miembros de cúmulos estelares poseen una forma característica en el diagrama color-magnitud (véase sección 2.3.3). Del mismo modo, las estrellas de un grupo de movimiento adquieren una forma distintiva, que coincide con la de los cúmulos de edad igual a la del grupo. Los diagramas color-magnitud tienen la particularidad de distinguir entre estrellas en diferentes fases evolutivas y, por tanto, de diferentes edades, ya que éstas siguen un camino fijo por el diagrama a lo largo de su vida. Estas *trazas evolutivas* dependen de la masa de la estrella cuando nace, o lo que es lo mismo, de la temperatura de su atmósfera, y de su *composición química*. Al unir puntos de igual edad en las trazas se obtienen las *isocronas*, líneas que marcan la posición de las estrellas de igual edad en todo el rango de temperaturas. Comúnmente se utiliza el color $B-V$, basado en los filtros B y V de *Johnson*. No obstante, para estrellas frías los resultados mejoran notablemente cuando se tiene en cuenta el color $V-I$ del sistema de *Cousins*, ya que por un lado la separación entre las isocronas es mayor y por otro, existe una menor dependencia con la abundancia metálica.

En esta sección se analizan para cada uno de los grupos de movimiento los diagramas color-magnitud como criterio de pertenencia independiente.

3.3.1. Obtención de los colores de las estrellas del catálogo

Para realizar el estudio de las candidatas en este tipo de diagramas se han recopilado sus datos fotométricos de la bibliografía. La magnitud visual absoluta M_V se ha determinado a partir del valor de la magnitud visual V y de la paralaje π medida por Hipparcos. El *índice de color* $V-I$ se ha obtenido del catálogo Hipparcos, que se basa en observaciones realizadas en tierra, mientras que el índice $B-V$ se ha calculado a partir de los datos fotométricos del catálogo Tycho-2, observados por Hipparcos en las bandas B_T y V_T . En una primera aproximación

$$V = V_T - 0.040(B_T - V_T) \quad (3.3)$$

$$(B - V) = 0.850(B_T - V_T) \quad (3.4)$$

con errores (véase ecuación 2.26)

$$\Delta V^2 = 1.090^2 \Delta V_T^2 + 0.090^2 \Delta B_T^2 \quad (3.5)$$

$$\Delta(B - V)^2 = 0.850^2 (\Delta B_T^2 + \Delta V_T^2) \quad (3.6)$$

para el rango $-0.2 < B_T - V_T < 1.8$. Teniendo en cuenta la ecuación 2.42

$$M_V = V + 5 - 5 \log \frac{1}{\pi} \quad (3.7)$$

con error asociado

$$\Delta M_V^2 = \Delta V^2 + \left(\frac{25}{\pi^2}\right) \Delta \pi^2 \quad (3.8)$$

Dado que el error en las medidas de B_T y V_T realizadas por Hipparcos es $\leq 10\%$, tanto la dispersión en $B-V$ como en V toma valores aceptables para el estudio. El error en M_V está dominado por la incertidumbre en la paralaje trigonométrica (π). No

obstante, la mayor parte de los datos de paralaje de las estrellas del catálogo poseen una precisión mayor al 10 %.

Las ecuaciones 3.3 y 3.4 son aplicables a cualquier estrella, pues no tiene en cuenta ni su temperatura ni su gravedad; las diferentes estructuras espectrales tales como las líneas de Balmer o las líneas moleculares para estrellas de los últimos tipos espectrales introducen desviaciones de las ecuaciones 3.3 y 3.4, del mismo modo que lo hacen el enrojecimiento interestelar y el circunestelar. Como consecuencia, se introducen errores de hasta 0.1 magnitudes tanto en los índices de color como en el valor de V . Por tanto, es aconsejable utilizar distintas relaciones en rangos espectrales diferentes con el fin de minimizar el error cometido con esta transformación general. Siguiendo las directrices de la sección 1.3 del catálogo Hipparcos (ESA, 1997):

a) Estrellas enanas (clase de luminosidad V):

$$B_T - V_T < 0.345$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) + 0.021 - 0.130z - 0.08z^2 + 0.430z^3 \\ z &= B_T - V_T + 0.15 \end{aligned} \quad (3.9)$$

$$0.345 < B_T - V_T < 0.50$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.041 - 0.262z - 0.30z^2 + 1.030z^3 \\ z &= B_T - V_T - 0.60 \end{aligned} \quad (3.10)$$

$$0.50 < B_T - V_T$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.115 - 0.229z + 0.043z^3 \\ z &= B_T - V_T - 0.90 \end{aligned} \quad (3.11)$$

b) Estrellas gigantes (clase de luminosidad III con poco enrojecimiento) con $B_T - V_T < 1.7$ mag:

$$B_T - V_T < 0.65$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.010 - 0.060z - 0.14z^3 \\ z &= B_T - V_T - 0.22 \end{aligned} \quad (3.12)$$

$$0.65 < B_T - V_T < 1.10$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.113 - 0.258z + 0.40z^3 \\ z &= B_T - V_T - 0.95 \end{aligned} \quad (3.13)$$

$$1.10 < B_T - V_T$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.173 - 0.220z + 0.01z^3 \\ z &= B_T - V_T - 1.20 \end{aligned} \quad (3.14)$$

- c) Estrellas gigantes de tipo K, y luminosas de tipos G y K (clase de luminosidad I y II) con $B_T - V_T > 1.7$ mag:

$$1.0 < B_T - V_T < 2.2$$

$$\begin{aligned} (B - V) &= (B_T - V_T) - 0.173 - 0.220z + 0.01z^2 \\ z &= B_T - V_T - 1.20 \end{aligned} \quad (3.15)$$

- d) Estrellas gigantes de tipo M, afectadas por la presencia de bandas de TiO:

$$(B - V) = 0.046 + 0.824(B_T - V_T) \quad (3.16)$$

Del mismo modo, para la magnitud V

- a) se puede aplicar la siguiente relación para estrellas de los primeros tipos y estrellas rojas incluyendo las de tipo K, tanto en gigantes como en enanas:

$$V = V_T + 0.0036 - 0.1284(B_T - V_T) + 0.0442(B_T - V_T)^2 - 0.015(B_T - V_T)^3 \quad (3.17)$$

- b) para gigantes de tipo M, teniendo en cuenta las bandas de absorción de TiO, la abundancia metálica, la gravedad y la temperatura, los índices de color pierden la relación, por lo que es necesario realizar una aproximación a partir del índice $V-I$:

$$V = V_T - 0.20 - 0.03(V - I - 2.15) - 0.011(V - I - 2.15)^2 \quad (3.18)$$

- c) para estrellas enanas de tipo M, no existe una relación entre V y V_T , puesto que son demasiado débiles en la banda B_T y, por tanto, para obtener un índice $B_T - V_T$ lo suficientemente preciso.

Para las estrellas del catálogo que no fueron observadas por Hipparcos se utilizaron los valores de los filtros de Johnson de la base de datos SIMBAD. En las tablas 6.9 a 6.14 se dan los valores de V (columna 3) dados por Hipparcos, así como los datos fotométricos determinados a partir de las relaciones anteriores: M_V y $B-V$ a partir de los datos del satélite, junto con su error estándar (columnas 4 y 5). Por último, en la columna 6 se lista el valor de $V-I$ recopilado por Hipparcos.

3.3.2. Selección del modelo de evolución

La forma de las isocronas en los diagramas color-magnitud depende en gran medida del *modelo de evolución estelar* que se utilice. Las diferencias se deben a la forma en que los distintos autores tratan los parámetros que caracterizan los *interiores* y las *atmósferas estelares*. En los primeros, ésta se encuentra en el tratamiento de la zona convectiva, tanto la profundidad de la capa como el parámetro de longitud de mezcla.

En los segundos, proviene de la elección de los coeficientes de opacidad, ya sea porque se desprecia la dependencia con la frecuencia, en cuyo caso nos encontramos ante modelos de atmósfera gris (D'Antona & Mazzitelli, 1994), ya porque no se tienen en cuenta los efectos de ciertas moléculas (Siess et al., 1997), o incluso el tratamiento de los granos de polvo generados en las estrellas más frías (Chabrier et al., 2000).

Para este estudio se ha utilizado el modelo de Siess et al. (2000). La elección se ha realizado en base a:

1. la completitud de la ecuación de estado. Al contrario que en resultados anteriores, Siess et al. (2000) tienen en cuenta los efectos de la molécula H_2 en la atmósfera estelar, importante en las estrellas más frías;
2. que se descarta el modelo de atmósfera gris utilizado por otros autores (véase D'Antona & Mazzitelli, 1994), el cual no satisfacen las estrellas frías, que no se comportan como un cuerpo negro;
3. la similitud entre la forma de sus isocronas y la de cúmulos jóvenes como Pleiades e IC 2602;
4. que se trata de modelos pre-secuencia principal. Por tanto, no se tienen en cuenta efectos de mezcla entre las regiones donde el transporte se realiza a través de procesos convectivos y aquellas en los que se realiza por medios radiativos, *overshooting*. La comparación entre este y otros modelos anteriores con ecuaciones de estado más complicadas muestra que los resultados son compatibles.

Para demostrar si el modelo reproduce las observaciones se puede comparar sus isocronas con los datos de cúmulos estelares de diferentes edades. Los modelos más elaborados ajustan satisfactoriamente en un rango de temperaturas que va desde los 30000 hasta los 4000 K, es decir para estrellas de tipos espectrales B a K. Sin embargo, cuando se comparan con estrellas de tipos M, L y T, ninguno se ajusta a lo observado. Un ejemplo de ello puede verse con el cúmulo Pleiades. En la figura 3.8 se muestra la diferencia que existe entre los modelos de Siess et al. (2000) y Baraffe et al. (1998) en la región de las estrellas más frías. Se ha utilizado un diagrama M_V vs. $V-I$ con el fin de distinguir mejor las isocronas. Los datos fotométricos han sido tomados de la base de datos de cúmulos abiertos de Prosser & Stauffer³. En ninguno de los casos, las estrellas del cúmulo se sitúan sobre la isocrona de 80 millones de años, correspondiente con su edad. El mismo efecto es observado con otros modelos (véase, por ejemplo, D'Antona & Mazzitelli, 1994; Stauffer et al., 1995).

Uno de los grandes problemas se encuentra en la transformación de las temperaturas de los modelos a índices de color. Así, por ejemplo, Siess et al. (2000) utilizan los resultados de Bessel (1979, 1991) para calcular los índices $B-V$ y $V-I$ a partir de la temperatura efectiva (T_{ef}), mientras que Baraffe et al. (1998) integran directamente en las distintas bandas fotométricas sobre el flujo del modelo; a pesar de que este método no depende de ningún tipo de transformaciones, los resultados obtenidos no encajan con las observaciones, probablemente debido a otros aspectos del modelo de evolución. Este hecho es constatable cuando se representan ambos modelos en un diagrama M_{bol} vs. $\log T_{\text{ef}}$, donde M_{bol} es la magnitud bolométrica (véase figura 3.8 derecha). Las mayores diferencias se producen para temperaturas menores a 4000 K, es decir, para los tipos

³disponible en la dirección web: <http://cfa-ftp.harvard.edu/~stauffer/>

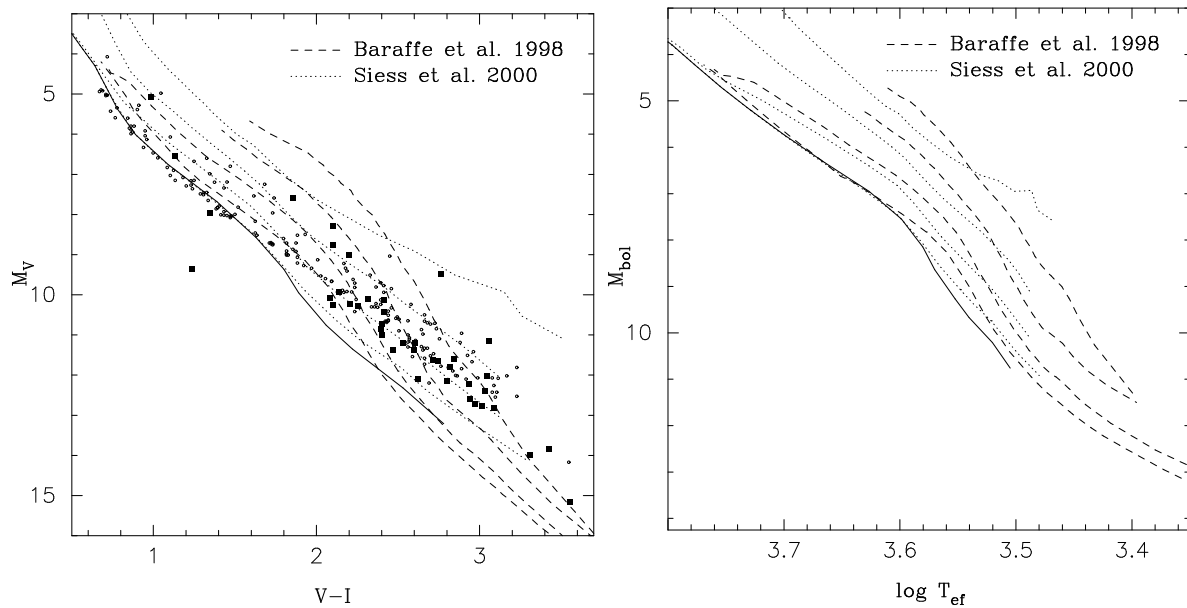


Figura 3.8: Isocronas de 3, 10, 30 y 80 millones de años de los modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998), línea discontinua, y Siess et al. (2000), línea de puntos, en los diagramas M_V vs. $V-I$ (**izquierda**) y M_{bol} vs. $\log T_{ef}$ (**derecha**). La línea continua corresponde a la secuencia principal predicha por el segundo modelo. La comparación en el diagrama de la izquierda se realiza con las estrellas miembros (círculos) y posibles miembros (cuadrados) del cúmulo Pleiades.

espectrales M, L y K. Stauffer et al. (1995) sugieren una solución sencilla al problema de la transformación para temperaturas menores a 4000 K; utilizando el modelo evolutivo de D'Antona & Mazzitelli (1994) hacen coincidir la isocrona de 70 millones de años con la posición de las estrellas del cúmulo Pleiades, obteniendo resultados muy similares a los de Kirkpatrick (1993).

Del mismo modo, se ha hecho coincidir la isocrona de 80 Ma del modelo de Siess et al. (2000) con la posición en el diagrama de las estrellas del cúmulo Pleiades para temperaturas menores a 4000 K (véase figura 3.10). Para ello se han utilizado los datos de índice de color $V-I$ de la base de datos de Prosser & Stauffer. Para un valor de M_V dado, se tiene una dupla de valores correspondiente al índice de color medido en la estrella y a la temperatura predicha por el modelo para esa M_V en la isocrona de 80 Ma. Para temperaturas mayores se ha respetado la transformación del modelo. En la figura 3.9 se representan estos puntos, a los que se ha ajustado un polinomio de segundo orden (línea de puntos y rayas en la figura), así como las relaciones utilizadas por diferentes autores: los datos de Bessel (1979), representados como puntos; Bessel (1991), triángulos; Kirkpatrick (1993), estrellas, a los que se han ajustado dos polinomios de segundo y tercer orden, líneas de puntos y discontinua respectivamente; y Stauffer (1995), con asteriscos. Así, para temperaturas menores a 4000 K:

$$T_{eff} = 100(V - I)^2 - 994.4(V - I) + 5352.8 \quad (3.19)$$

Como prueba se ha representado el cúmulo IC 2602, con una edad de 30 Ma, en el diagrama color-magnitud junto con las isocronas corregidas (figura 3.11). El resultado muestra un buen acuerdo con las observaciones, a pesar de la escasa edad del cúmulo. La elección del índice $V-I$ se ha realizado en base a la separación entre las isocronas,

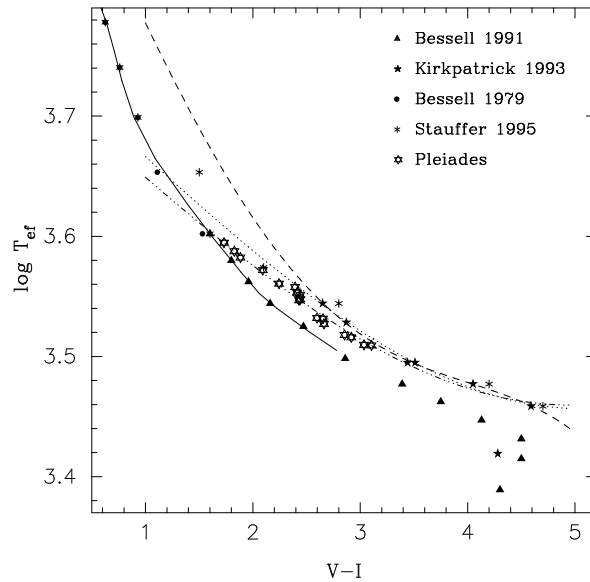


Figura 3.9: Algunas transformaciones de temperatura a índice de color de distintos autores. La línea de puntos y rayas corresponde al ajuste utilizado en este trabajo. La línea continua denota la transformación de Siess et al. (2000). Con líneas de puntos y discontinua se representan los ajustes a polinomios de segundo y tercer orden, respectivamente, a los datos presentados por Kirkpatrick et al. (1993). Con línea de puntos y rayas se muestra el ajuste realizado en este trabajo para las estrellas de Pleiades.

que es mayor en el índice $V-I$ que en el $B-V$ y a la no dependencia de $V-I$ con la abundancia metálica de las estrellas, que puede variar de un cúmulo a otro.

3.3.3. Diagramas color-magnitud de las estrellas del catálogo

En las figuras 3.12 y 3.13 se presentan los diagramas color-magnitud, con los índices $B-V$ y $V-I$ respectivamente, para las candidatas de los distintos grupos de movimiento estudiados así como las estrellas del catálogo que se encuentran dentro de los límites de la población joven del disco pero que no poseen una clasificación clara. La línea continua en ambos diagramas corresponde a la secuencia principal. Las líneas discontinuas se refieren a las isocronas de 3, 10, 30 y 80 millones de años. Los principales resultados son:

1. En ninguno de los grupos de movimiento se distingue el punto de giro en el diagrama color-magnitud. En la lista de candidatas se incluyen sólo aquellas estrellas que poseen un tipo espectral entre F0 y M6.5. Así, por ejemplo, el punto de giro del cúmulo Hyades (661 Ma) se encuentra en $B - V = 0.12$, típico de una estrella de tipo espectral A4. Por tanto, únicamente algunas de las estrellas más calientes han abandonado la secuencia principal. Otros cúmulos más jóvenes, como los de Coma (398 Ma), Pleiades (78 Ma), IC 2391 (35 Ma) o IC 2602 (10 Ma) tienen su punto de giro en estrellas aún más calientes, por lo que ninguno de sus miembros ha alcanzado aún la *rama de las gigantes*. Por ello, sólo en los grupos más viejos, como el supercúmulo Hyades y el grupo de movimiento Ursa Major deben encontrarse algunas estrellas gigantes.
2. El porcentaje de estrellas por encima de la secuencia principal en la Asociación

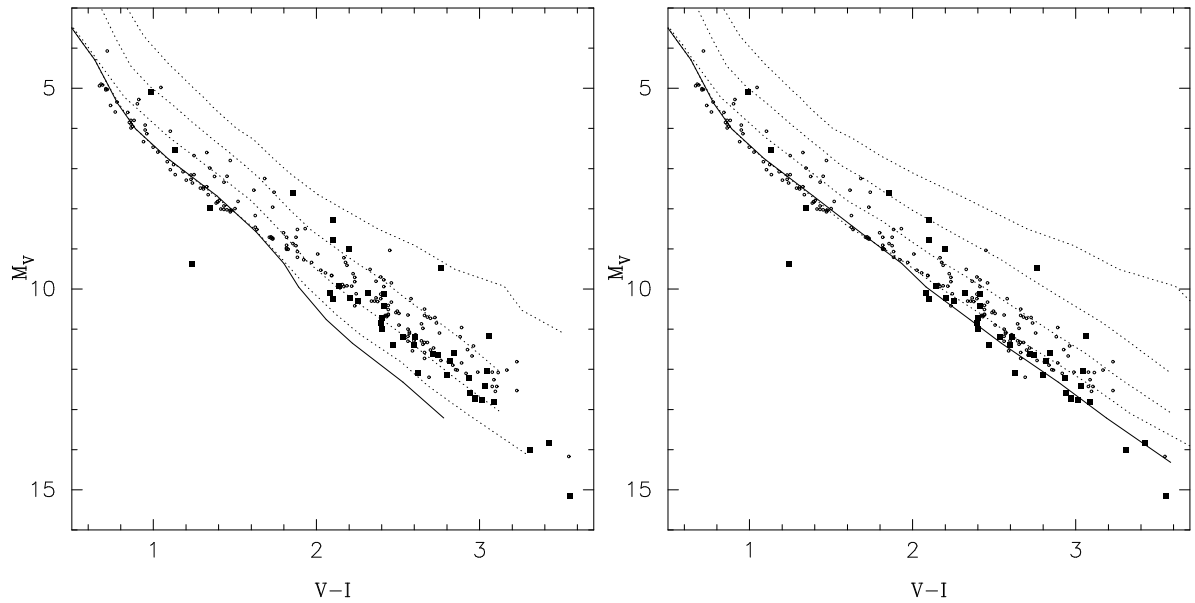


Figura 3.10: M_V vs. $V-I$ en el modelo de Siess et al. (2000) para las estrellas miembros (círculos) y posibles miembros (cuadrados) del cúmulo Pleiades (78 Ma) antes (**izquierda**) y después (**derecha**) de corregir la transformación de temperaturas a índice de color (ecuación 3.19).

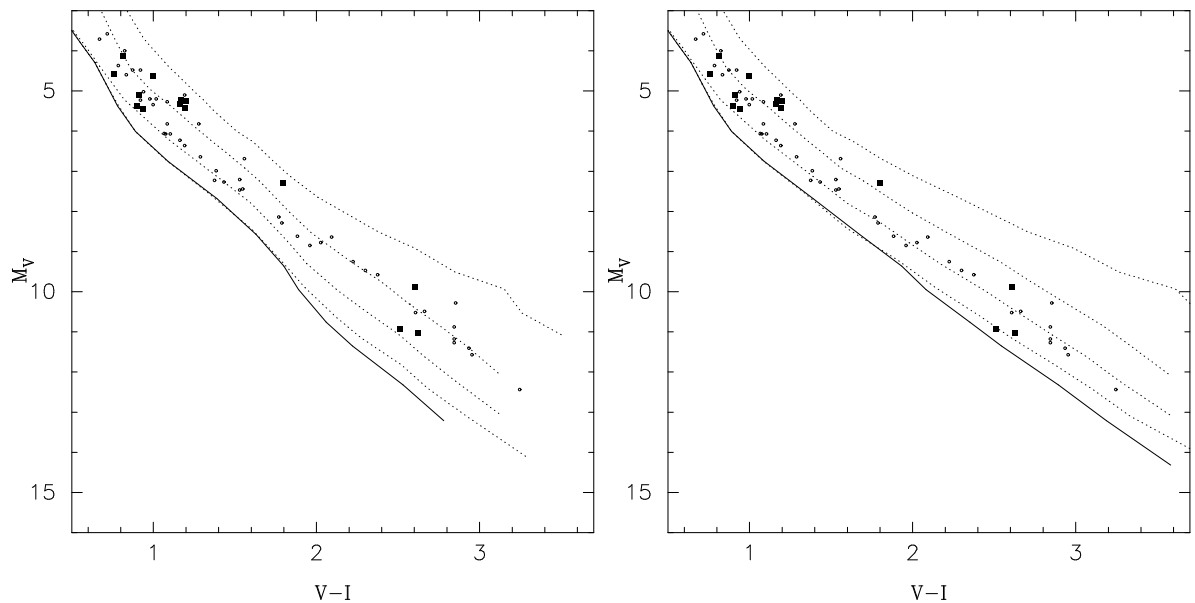


Figura 3.11: Idem que figura 3.10 con el cúmulo estelar IC 2602.

Local es mayor que en el resto de grupos, indicando que se trata de un grupo más joven. Asimismo, la dispersión es mayor, lo que está de acuerdo con la hipótesis de los subgrupos de distintas edades (véase sección 6.1). La estrella que se sitúa por encima de la rama de las gigantes es θ Lyrae, una gigante luminosa de clase II con un movimiento espacial similar al de la Asociación Local que no satisface ninguno de los criterios de Eggen (véase tabla 3.2).

3. En algunos casos, la aparición de estrellas en regiones del diagrama que no se corresponden con las de los miembros de los grupos se puede explicar por la variabilidad de dichos objetos o el error en la medida de su fotometría. En el

supercúmulo Hyades, las estrellas RY Sextantis y GJ 3379 presentan fulguraciones que modifican el valor de los índices de color con respecto al que presentan en su *estado quiescente*. En el caso de RY Sextantis, por ejemplo, el valor del índice $B-V$ de 1.60 magnitudes que da el catálogo de estrellas cercanas CNS3 es más acorde con el que le corresponde a una estrella con el mismo tipo espectral. Las diferencias son mucho menos pronunciadas en el índice $V-I$, lo que lo hace más adecuado en este estudio (véase figura 3.13). Por otro lado, el error en la medida de la paralaje trigonométrica conlleva una determinación errónea de M_V , como en el caso de GJ 366.1, para la que CNS3 da un valor de 0.98 calculado a partir de una paralaje $\pi = 12.9 \pm 2.1$ mas, frente al de -0.58 determinado aquí a partir de la paralaje de Hipparcos $\pi = 8.49 \pm 0.73$ mas.

4. Las estrellas miembros del grupo de movimiento Ursa Major más masivas han podido evolucionar a un estado de gigante. No obstante algunas de las candidatas se encuentran en un estado evolutivo que no corresponde a la edad del grupo. Así, las estrellas gigantes ζ Leonis y HD 745 y la subgigante HD 88654 pueden ser descartadas como miembros (véanse figuras 3.12 y 3.13).
5. La presencia de algunas estrellas gigantes en el supercúmulo IC 2391 que cumplen los criterios astrométricos y cinemáticos demuestra que este grupo puede no estar relacionado con el cúmulo del mismo nombre (sección 6.4); gran parte de las estrellas del cúmulo están aún en una fase evolutiva anterior a la secuencia principal y su punto de giro se encuentra alrededor del tipo espectral B5. No obstante, las estrellas gigantes luminosas V337 Carinae y w Carinae y la gigante HD 81817 pueden descartarse como miembros del supercúmulo por su posición en el diagrama.
6. Algunos de los objetos del grupo de Castor se sitúan sobre las isocronas de 3 y 10 Ma en el diagrama M_V vs. $V-I$, descartándolas como miembros del grupo. La estrella V1436 Aquilae, se encuentra en una región aún más joven, pero esto se debe a que se trata de una estrella variable eclipsante, hecho que modifica todas las medidas fotométricas por igual en contraste con las estrellas con fulguraciones, como GJ 842.2, donde la diferencia es más acusada en el índice $B-V$. Los datos fotométricos ofrecidos por CNS3 sitúan a ambas estrellas dentro del rango de edad propio del grupo de movimiento de Castor.

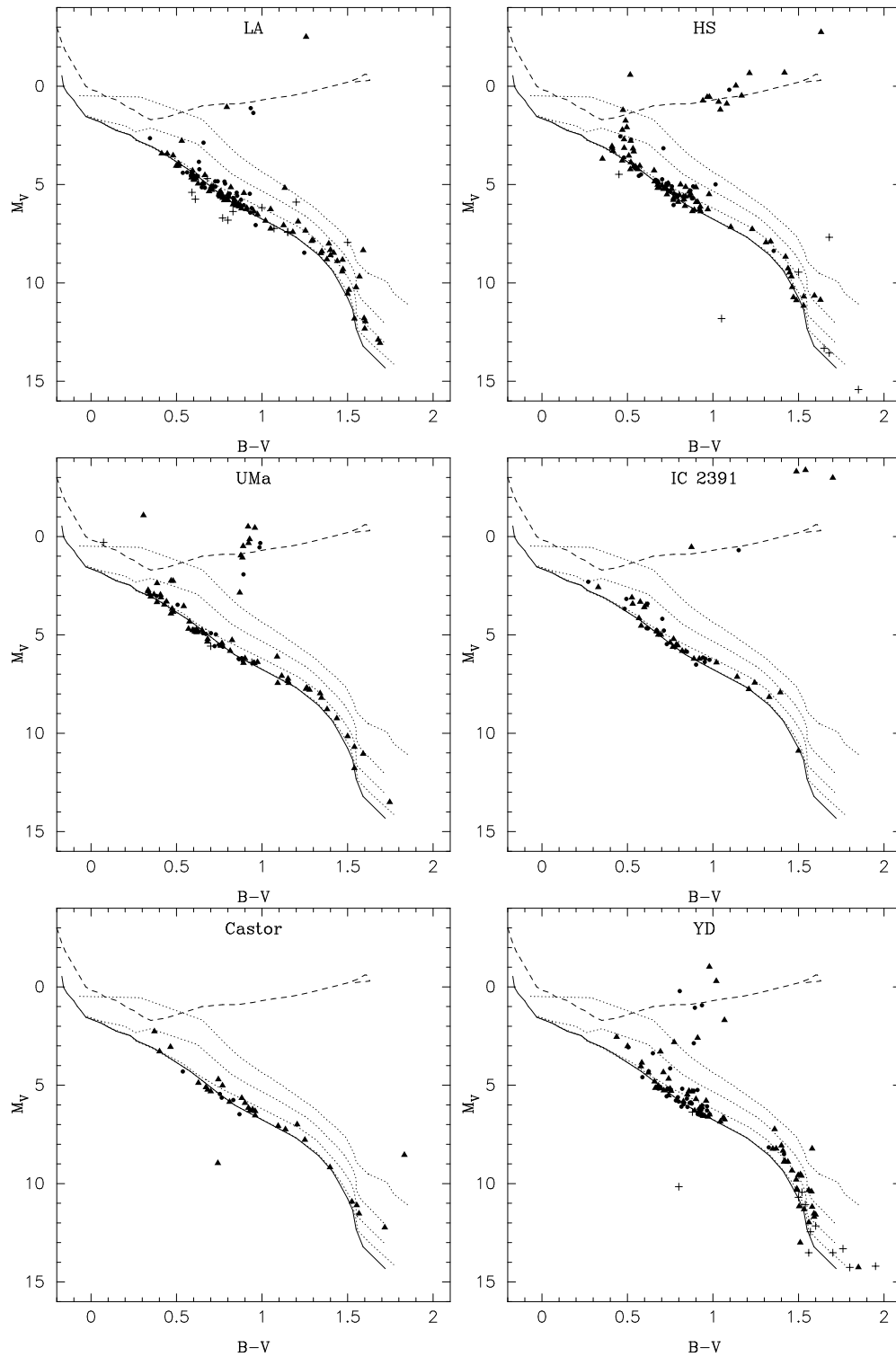


Figura 3.12: M_V vs. $B-V$ para las estrellas candidatas a cada uno de los grupos de movimiento estudiados y para el resto de estrellas del catálogo que se encuentran dentro de los límites de la población joven de disco (YD). La línea continua representa la secuencia principal, mientras que la línea discontinua se refiere a la rama de las estrellas gigantes. Las líneas de puntos corresponden a isocronas de edad 3, 10, 30 y 80 Ma, respectivamente. Las medidas de Hipparcos con los filtros B_T y V_T se representan con círculos, los triángulos corresponden a los datos basados en tierra recopilados por Hipparcos y los datos de SIMBAD se representan con cruces.

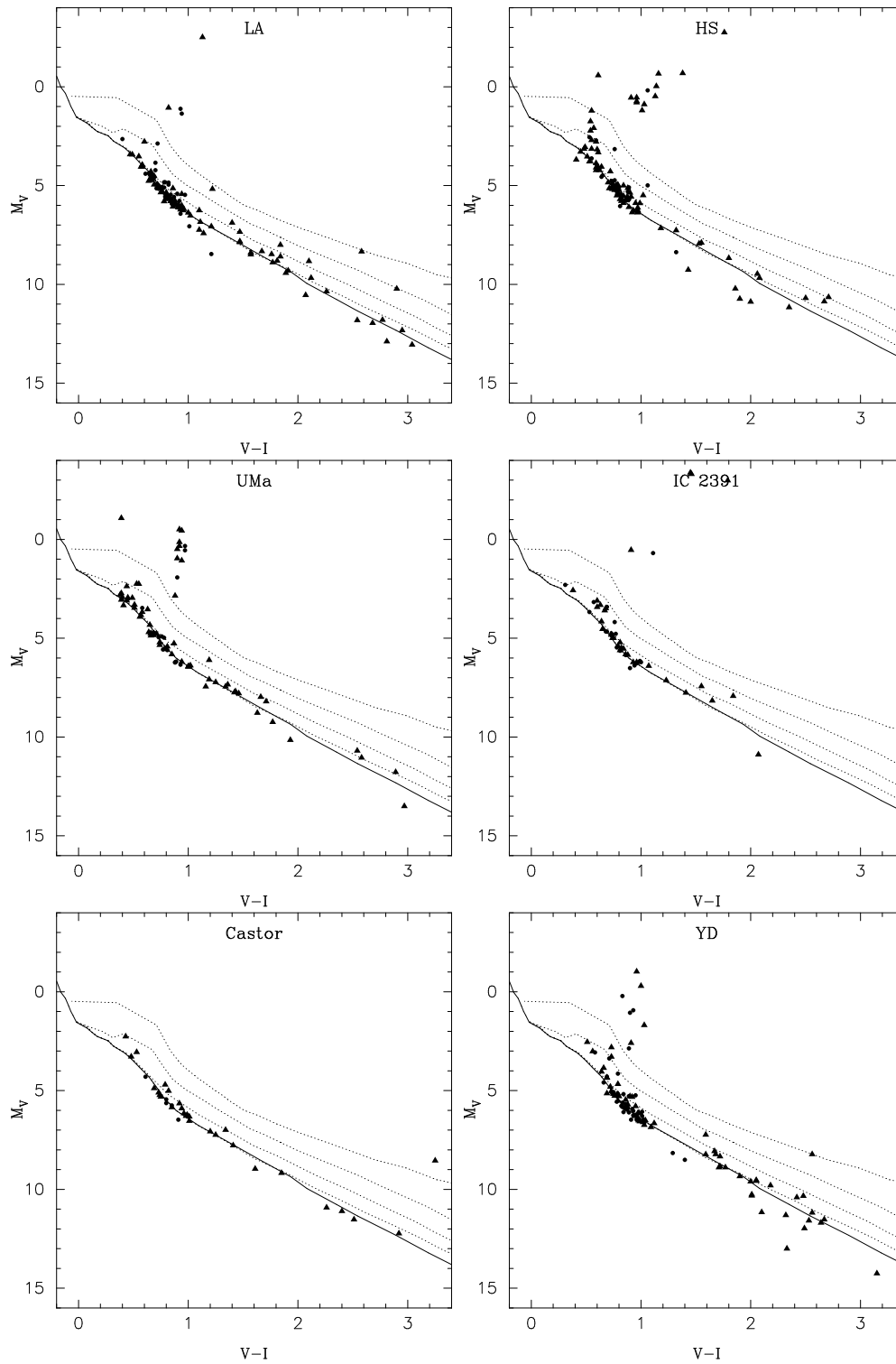


Figura 3.13: M_V vs. $V-I$ para las estrellas candidatas a cada uno de los grupos de movimiento estudiados y para el resto de estrellas del catálogo que se encuentran dentro de los límites de la población joven de disco (YD). La línea continua representa la secuencia principal, mientras que las líneas de puntos corresponden a isocronas de Siess et al. (2000) de edad 3, 10, 30 y 80 Ma, respectivamente.

3.4. Doblete de resonancia del litio en 6707.8 Å

Como medida de la edad de las estrellas del catálogo se ha utilizado la abundancia de Li I en 6707.8 Å (véase sección 2.3.4). El estudio se ha llevado a cabo representando la *anchura equivalente* de la línea ($EW(\text{Li I})$) frente al tipo espectral para las estrellas candidatas de los distintos grupos de movimiento (figura 3.15). La medida de la anchura equivalente tiene la propiedad de ser un observable directo, ya que se puede medir en el espectro y, por tanto, no es necesario realizar la transformación a abundancias. En las tablas 6.9 a 6.14 (columna 7) se representan los valores disponibles de la $EW(\text{Li I})$ en las estrellas del catálogo, recopilados de la bibliografía. Las fuentes utilizadas son las siguientes:

- la determinación de la abundancia de litio en estrellas activas de tipo RS Canum Venaticorum (RS CVn) y objetos relacionados de Pallavicini et al. (1992);
- el estudio de la abundancia de litio en estrellas jóvenes seleccionadas por su emisión en rayos X de Favata et al. (1993, 1995) y en estrellas cercanas de campo de tipos G, K y M (Favata et al., 1996; Zboril et al., 1997);
- la recopilación de medidas de $EW(\text{Li I})$ de Soderblom et al. (1993a) y estrellas activas del hemisferio sur (Soderblom et al., 1998b);
- la determinación de abundancias de litio en estrellas cercanas de tipo solar de Pasquini et al. (1994);
- el estudio de estrellas frías jóvenes en la vecindad solar (Sterzik & Schmitt, 1997);
- los resultados de Hipparcos para estrellas jóvenes descubiertas por el satélite ROSAT (Neuhäeuser & Brandner, 1998);
- el estudio de la actividad y abundancia de litio en estrellas frías de Mallik (1998);
- la determinación de la abundancia de litio en estrellas subgigantes de la población I (Randich et al., 1999);
- el proyecto *The Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars* (Strassmeier et al., 2000);
- el estudio de estrellas cromosféricamente activas posibles miembros de grupos cinemáticos jóvenes de Montes et al. (2001c);
- la identificación de miembros del grupo Tucana (Zuckerman & Webb, 2000);
- el estudio de estrellas jóvenes en Taurus-Auriga (Wichmann et al., 2000) y estrellas jóvenes cercanas en general (Wichmann et al., 2003);
- y el estudio individual de las estrellas HD 98800 (Fekel & Bopp, 1993) y HD 197890 (Anders et al., 1993).

El método utilizado para determinar el rango de edad de cada estrella consiste en comparar su medida de $EW(\text{Li I})$ con la que se obtiene para las estrellas miembros de cúmulos estelares con edades conocidas. Con este fin se ha utilizado la *envoltura*

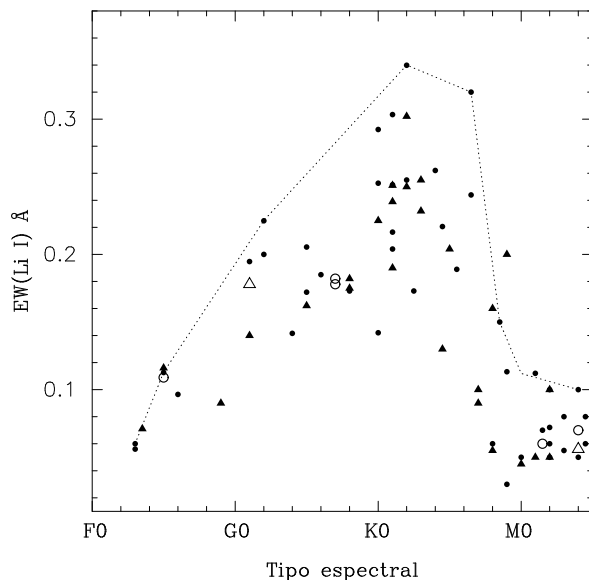


Figura 3.14: $EW(\text{Li I})$ en función del tipo espectral para las estrellas miembros de los cúmulos IC 2602 (círculos) e IC 2391 (triángulos). Las estrellas binarias se han representado como circunferencias (IC 2602) y triángulos grandes (IC 2391). La línea de puntos denota la envoltura superior de abundancia de litio de IC 2602.

superior, curva que une los puntos de mayor $EW(\text{Li I})$, dada en la bibliografía para los cúmulos Pleiades (78 Ma), Hyades (661 Ma) e IC 2602 (10 Ma), como comparación. Debido a la gran dispersión encontrada en el cúmulo Pleiades se ha utilizado también su envoltura inferior. Así, toda estrella cuyo valor de $EW(\text{Li I})$ se sitúa entre ambas envolturas se considera que posee una edad similar a la de este cúmulo. Los datos de las envolturas superior e inferior de Pleiades se han recopilado de Soderblom et al. (1993c), mientras que para el caso de Hyades se han utilizado los valores de Soderblom et al., (1993b). Para IC 2602 ha sido necesario realizar una revisión de los datos. Neuhäuser et al. (1997) determinaron la envoltura superior para este cúmulo sin corregir las $EW(\text{Li I})$ de la línea cercana de Fe I en 6707.44 Å, la cual se encuentra solapada con la línea de Li I. El resultado es una sobreestimación de la abundancia de litio en las estrellas. A partir de los datos de Randich et al. (2001) y con otros anteriores (Randich et al., 1997; Stauffer et al., 1989) se ha construido una nueva curva, que no está afectada de Fe I (véase figura 3.14).

Los principales resultados obtenidos para las estrellas del catálogo son (véase figura 3.15):

1. En todos los grupos se encuentran candidatas con una abundancia nula. En el caso de las estrellas de tipo espectral M puede deberse a la dificultad a la hora de medir $EW(\text{Li I})$ pequeñas debido a la existencia de bandas moleculares y líneas de absorción fotosféricas. Asimismo, la presencia de litio en las estrellas más frías se limita a unos pocos millones de años, hecho por el que no es posible medir litio en este tipo de objetos en los grupos más viejos.
2. Debido al rango de edad de la Asociación Local (20 - 150 Ma) se encuentra una gran dispersión en las candidatas. No obstante, algunas estrellas quedan muy por debajo de la envoltura inferior del cúmulo Pleiades por lo que pueden ser descartadas como miembros del grupo. Por otro lado, entre las candidatas

pueden encontrarse estrellas extremadamente jóvenes pre-secuencia principal. En la sección 6.1 se lleva a cabo un estudio pormenorizado de la Asociación Local.

3. Las estrellas del supercúmulo Hyades se sitúan por debajo de la envoltura superior del cúmulo Hyades, lo que sugiere que su edad es igual o incluso mayor a la de éste, lo que está de acuerdo con la teoría sobre su formación (véase sección 3.2.4). No obstante, es posible observar estrellas con una $EW(\text{Li I})$ mayor a la que corresponde a la edad del grupo, que deben ser excluidas como miembros.
4. En el grupo de movimiento Ursa Major se encuentran estrellas con abundancias menores a las de la envoltura superior de Hyades. Dado que la dispersión en la $EW(\text{Li I})$ se hace mucho menor con la edad, es probable que todos estos objetos no pertenezcan al grupo.
5. A pesar de que dos de las candidatas del supercúmulo IC 2391 se sitúan por encima de la envoltura del cúmulo, el resto de posibles miembros se encuentra por debajo del rango de abundancias de las estrellas del cúmulo Pleiades. Este hecho confirma los resultados de la sección 3.3 que muestran que puede no existir una relación entre este grupo y el cúmulo IC 2391 (véase sección 6.4).
6. Para el grupo de movimiento de Castor, los resultados obtenidos son coherentes con la edad del grupo (200 Ma), dado que la posición de sus candidatas es algo superior a la de las estrellas posibles miembros del grupo Ursa Major. No obstante, la escasez de la muestra hace que los resultados sean imprecisos.
7. En el resto de estrellas dentro de los límites de la población estelar joven de disco se puede apreciar mucha dispersión, correspondiendo a estrellas de diferentes edades que se mezclan en el espacio de velocidades.

En el capítulo 6 se realiza un estudio individual detallado de cada grupo de movimiento utilizando todos los criterios de pertenencia para las estrellas del catálogo y las de la exploración espectroscópica.

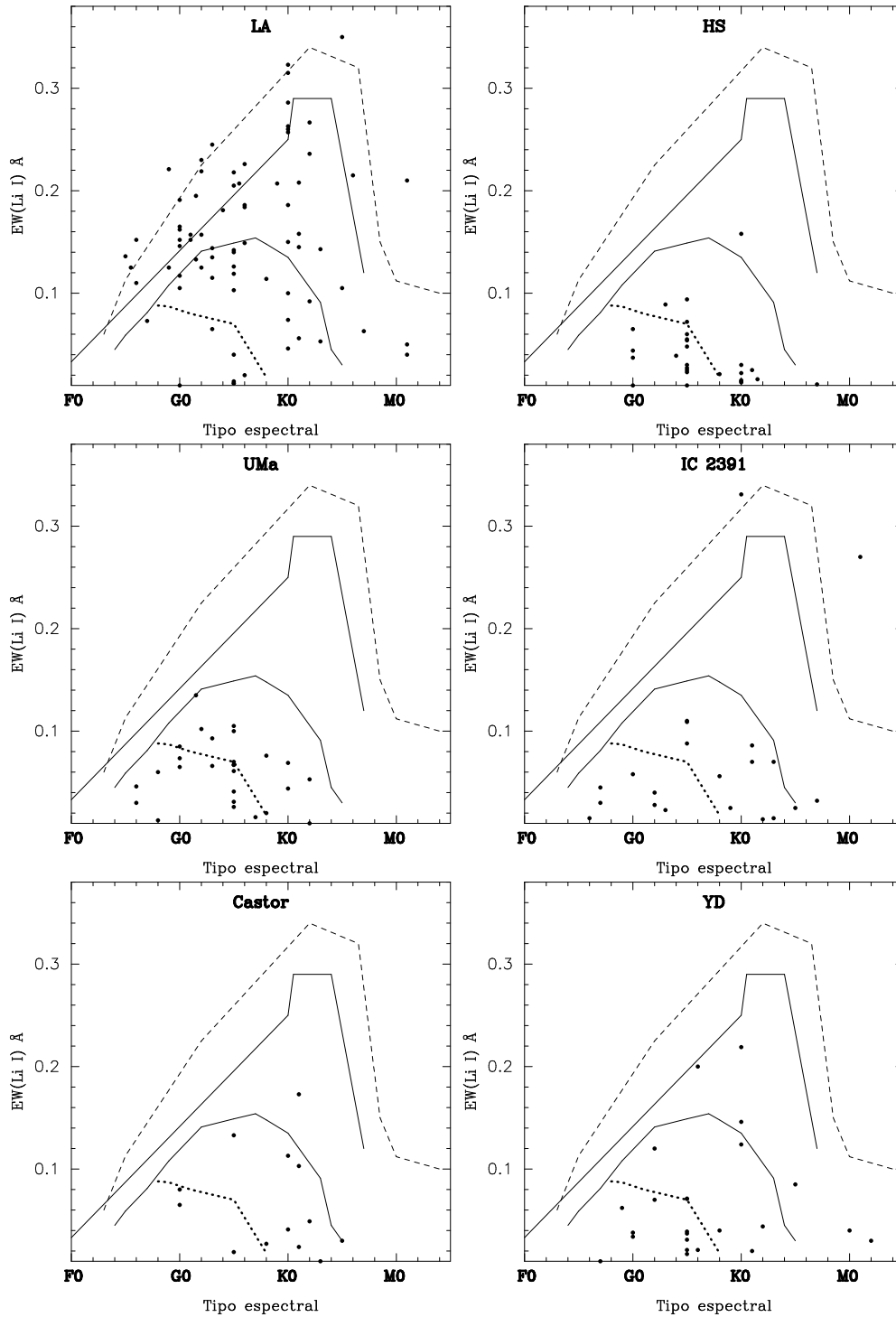


Figura 3.15: $EW(\text{Li I})$ en función del tipo espectral para las estrellas posibles miembros de los grupos de movimiento estudiados. Las líneas discontinua, continua y de puntos representan la envoltura superior de $EW(\text{Li I})$ en IC 2602 (véase figura 3.14), Pleiades e Hyades respectivamente. La envoltura inferior de Pleiades ha sido también representada con una línea continua.

Tabla 3.2: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	T _{esp}	α (2000) (h m s)	δ (2000) ($^{\circ}$ ' ")	V _r (km/s)	π (mas)	$\mu_{\alpha \cos \delta}$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	U (km/s)	V (km/s)	W (km/s)	V _T (km/s)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)
-	V383 Lac	-	-	K1 V	22 20 07.03	49 30 11.76	-20.2 0.1	36.30 5.00	93.40 1.20	5.00 1.20	-7.06 1.43	-22.19 0.34	-3.90 0.86	15.90	2.5 Y	-10.5 N
-	Wolf 1225	110526	856A	M0 Ve	22 23 29.09	32 27 33.47	-24.0 3.0	62.18 10.00	251.26 9.72	-207.57 18.50	-6.62 1.66	-30.94 3.17	-13.86 4.05	29.34	-7.3 N	-17.2 N
213845	ups Aqr	111449	863.2	F7 V	22 34 41.64	-20 42 29.56	-1.9 0.9	43.97 0.75	221.40 0.70	-145.50 0.70	-15.08 0.46	-20.62 0.45	-12.93 0.81	28.43	3.4 Y	-2.0 Y
-	BD+17 4799	-	-	K0 V/IV	22 44 41.54	17 54 18.30	-2.5 1.0	26.30 5.00	83.50 1.00	-79.40 1.00	-6.32 0.99	-25.04 2.17	-6.82 3.15	22.39	-4.5 Y	-9.5 N
-	IL Aqr	113020	876	M4 -	22 53 16.73	-14 15 49.34	-1.9 0.0	212.69 2.10	960.20 1.60	-672.10 1.70	-12.54 0.13	-19.90 0.21	-11.51 0.14	26.17	1.4 Y	-2.1 Y
217014	51 Peg	113357	882	G2.5 IVa	22 57 27.98	20 46 07.79	-33.3 0.0	65.10 0.76	207.90 0.70	59.80 0.60	-15.18 0.20	-29.72 0.04	15.61 0.06	11.89	11.4 N	-4.8 N
-	-	114066	9809	M0 -	23 06 04.85	63 55 34.41	-23.5 1.3	40.09 1.48	175.90 3.30	-58.90 3.40	-6.85 0.87	-27.04 1.24	-15.99 0.75	26.75	-4.7 Y	-16.0 N
220140	V368 Cep	115147	-	G9 V	23 19 26.64	79 00 12.67	-16.7 0.1	50.65 0.64	202.70 1.00	72.10 1.10	-10.16 0.25	-23.48 0.16	-5.45 0.10	23.80	6.1 N	-14.1 Y
221503	-	116215	898	K5 -	23 32 49.40	-16 50 44.30	0.2 1.0	71.70 1.36	343.30 1.80	-218.60 1.70	-13.31 0.36	-21.25 0.53	-9.78 0.95	26.95	1.4 Y	2.1 Y
222259	DS Tuc	116748	-	G5 V	23 39 39.49	-69 11 44.88	7.7 2.5	21.64 1.32	82.10 1.60	-88.30 1.90	-9.28 1.43	-25.85 1.90	1.65 1.90	26.96	-12.7 N	13.9 N

Tabla 3.3: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	T _{esp}	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ' ")	V _r (km/s)	π (mas)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	U (km/s)	V (km/s)	W (km/s)	V _T (km/s)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)
212754	34 Peg	110785	-	F7 V	22 26 37.39	04 23 37.54	-17.8 2.0	25.34 1.66	291.50 1.10	50.70 1.10	-54.30 3.33	-17.19 1.42	-11.71 2.09	62.96	0.0 Y	-30.0 N
-	-	111766	865	M3.5 -	22 38 29.75	-65 22 42.62	-11.0 10.0	67.44 6.47	833.29 5.04	-160.20 6.28	-55.39 7.23	-19.54 4.85	-15.12 7.59	61.15	11.2 N	-17.5 Y
215274	BD+29 4742	112219	-	G5 V	22 43 40.47	30 05 33.07	-9.8 0.4	22.27 0.97	241.10 1.20	25.90 1.10	-45.84 2.06	-20.28 0.63	-15.74 0.93	52.89	-11.5 N	-16.3 N
217382	BD+83 640	113116	-	K4 III	22 54 24.96	84 20 46.24	2.9 0.9	8.35 0.48	98.00 0.30	23.80 0.40	-52.07 2.96	-20.72 1.52	-12.06 0.87	56.67	-9.2 N	4.3 Y
222143	BD+45 4288	116613	4351	G3/4 V	23 37 58.49	46 11 57.97	2.0 0.8	43.26 0.80	356.90 1.20	-12.00 1.20	-34.40 0.72	-13.82 0.79	-12.69 0.34	37.90	-10.0 N	2.1 Y
222422	BD-19 6489	116819	-	G5 V	23 40 37.85	-18 59 20.04	10.6 0.4	38.11 1.00	303.50 1.30	-43.60 1.10	-28.72 0.84	-17.19 0.57	-21.13 0.48	38.33	-7.2 N	8.2 Y
223252	20 Psc	117375	-	G8 III	23 47 56.54	-02 45 41.76	-6.9 2.0	11.19 0.85	96.50 0.50	5.40 0.50	-36.98 2.83	-18.65 1.53	-2.95 1.89	41.43	-2.1 Y	-6.7 Y
-	BD+45 4378	118212	913	M0 -	23 58 43.49	46 43 44.97	3.6 1.0	57.62 2.82	646.70 1.30	-4.70 1.30	-47.76 2.32	-20.40 1.46	-12.10 0.62	52.48	-8.7 N	0.4 Y

Tabla 3.4: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	T _{esp}	α (2000) (h m s)	δ (2000) ($^{\circ}$ ' ")	V _r (km/s)	π (mas)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	U (km/s)	V (km/s)	W (km/s)	V _T (km/s)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)
115043	BD+57 1425	64532	503.2	G2 V	13 13 37.01	56 42 29.76	-9.3 0.3	38.92 0.67	112.80 0.90	-19.50 1.00	14.52 0.26	2.19 0.21	-8.08 0.27	18.61	-0.2 Y	-12.3 Y
238224	BD+58 1441	65327	509.1	M0 V	13 23 23.29	57 54 21.99	-6.6 5.0	39.84 1.44	118.50 1.60	-19.50 1.70	13.98 1.20	3.71 2.38	-6.21 4.27	18.76	0.1 Y	-12.1 Y
-	-	66077	516A	M2.5 -	13 32 44.59	16 48 39.05	-1.8 0.0	72.66 40.60	252.95 40.90	-221.83 23.30	20.82 12.48	-1.47 2.69	-7.03 3.10	23.53	-2.4 N	-8.8 N
125451	18 Boo	69989	3841	F5 IV	14 19 16.28	13 00 15.47	-3.0 1.5	38.33 0.81	106.10 0.70	-32.70 0.70	10.14 0.69	5.35 0.17	-8.13 1.37	13.14	4.7 N	-2.4 Y
128311	BD+10 2710	71395	3860	K0 -	14 36 00.56	09 44 47.46	-9.6 0.4	60.35 0.99	204.50 1.10	-250.10 1.10	16.87 0.43	-4.49 0.13	-20.77 0.41	24.84	-5.7 N	-2.3 N
129798	DL Dra	71876	-	F2 V	14 42 03.25	61 15 42.87	-6.8 1.0	23.47 0.57	76.40 1.30	-33.20 1.50	15.73 0.50	3.08 0.68	-8.51 0.81	19.78	-0.3 Y	-10.4 Y
131156A	ksi BooA	-	566A	G8 V	14 51 23.10	19 06 02.00	3.0 0.9	149.26 0.76	152.81 0.64	-71.28 0.70	5.75 0.40	2.14 0.17	0.07 0.79	5.28	1.2 N	0.8 Y
-	CE Boo	72944	569A	dM2 -	14 54 29.24	16 06 03.69	-7.2 0.5	101.91 1.67	277.70 1.90	-132.70 1.90	8.17 0.32	2.91 0.14	-13.48 0.45	14.05	3.1 N	-1.4 Y
134083	o Boo	73996	578	F5 V	15 07 18.07	24 52 09.11	-7.3 2.0	50.70 0.76	184.81 0.90	-163.51 0.53	17.70 0.89	-1.17 0.61	-16.46 1.73	23.30	-1.4 Y	-3.6 Y
139194	BD+36 2621	76330	-	K0 V	15 35 30.16	36 12 34.64	-14.0 0.3	33.37 0.88	118.80 1.10	-92.50 1.30	14.47 0.55	-3.18 0.24	-20.84 0.37	21.79	0.6 Y	-4.2 N
141003B	beta SerB	-	-	dK3 -	15 46 11.26	15 25 18.57	1.4 0.3	21.31 0.86	68.54 1.48	-41.31 0.68	13.63 0.57	4.06 0.30	-10.80 0.57	17.56	3.2 N	1.3 Y
147513	SAO 207622	80337	620.1A	G5 V	16 24 01.29	-39 11 34.73	13.0 0.1	77.69 0.86	72.30 0.70	3.30 0.70	13.61 0.10	-1.13 0.07	-1.37 0.07	5.54	1.7 N	3.7 N
-	-	80459	625	M1.5 -	16 25 24.63	54 18 14.79	-12.8 0.5	151.93 1.11	434.40 2.60	-174.00 2.60	8.11 0.12	-2.22 0.37	-17.50 0.35	14.14	5.4 N	-4.0 N
150706	BD+80 519	80902	632	G3 V	16 31 17.58	79 47 23.18	-16.8 0.3	36.73 0.56	95.10 0.80	-89.20 0.80	19.34 0.27	-4.32 0.28	-13.15 0.20	19.80	-2.2 N	-10.7 N
152863	56 Her	82780	-	G5 III	16 55 02.16	25 43 50.45	1.1 0.9	7.14 0.67	19.30 1.00	-19.10 1.00	13.30 1.45	1.37 0.77	-12.14 1.44	18.15	1.6 Y	2.6 Y
155674A	BD+54 1861	83988	659A	K0 -	17 10 10.51	54 29 39.78	3.0 0.1	47.14 1.88	82.50 1.40	-111.68 1.50	12.50 0.52	5.32 0.17	-4.39 0.29	14.28	-0.5 Y	3.0 Y
155674B	BD+54 1862	83996	659B	K8 -	17 10 12.36	54 29 24.48	2.5 0.1	47.86 3.11	86.90 1.40	-106.10 1.50	11.78 0.78	5.22 0.25	-4.97 0.45	13.90	0.2 Y	3.0 Y
165185	SAO 209710	88694	702.1	G5 V	18 06 23.72	-36 01 11.25	15.2 0.2	57.58 0.77	106.80 1.20	7.40 1.20	14.42 0.20	3.73 0.14	-9.33 0.17	17.10	2.9 N	14.9 Y
167389	SAO 47313	89282	-	F8: -	18 13 07.23	41 28 31.31	-3.0 2.6	29.91 0.59	51.40 0.80	-128.10 0.80	17.20 0.94	-3.75 2.21	-13.33 1.11	21.85	-1.9 Y	-1.6 Y
171746	HR 6981	91159	-	G2 V	18 35 53.24	16 58 31.84	8.4 0.0	29.23 1.54	49.90 1.70	-67.20 1.60	11.90 0.41	3.23 0.26	-10.14 0.73	15.17	2.5 N	7.2 Y
173950	BD+38 3292	92122	-	G5 V	18 46 34.63	38 21 03.30	8.2 0.8	27.01 0.93	16.20 1.60	-84.10 1.60	15.65 0.62	4.62 0.73	-5.19 0.46	15.02	-2.6 N	2.5 Y
184960	HR 7451	96258	4116	F7 V	19 34 19.79	51 14 11.84	-0.1 0.2	39.08 0.47	32.10 1.00	-187.50 1.10	19.13 0.28	1.07 0.20	-12.86 0.21	23.06	-0.7 Y	-0.1 Y
194943	rho Cap	101027	791.1A	F3 V	20 28 51.62	-17 48 49.41	18.4 2.0	33.04 0.86	-2.70 4.40	-16.50 4.20	15.16 1.62	5.03 0.98	-9.44 1.14	6.77	-0.5 Y	6.3 N
199951	gam Mic	103738	-	G6 III	21 01 17.46	-32 15 27.94	17.6 0.9	14.59 0.79	-3.30 0.70	2.00 0.70	13.75 0.69	3.47 0.27	-10.50 0.62	1.75	1.2 N	1.7 N
-	BD-05 5480	104383	-	M1 -	21 08 45.47	-04 25 36.95	6.6 0.5	37.91 2.28	-75.36 3.46	-33.09 1.37	12.10 0.72	0.61 0.40	1.67 0.59	10.67	8.3 N	8.8 Y
205435	rho Cyg	106481	-	G5 III	21 33 58.85	45 35 30.61	6.9 0.9	26.20 0.51	-25.20 0.80	-95.00 0.80	14.92 0.36	6.31 0.90	-10.07 0.27	17.83	0.9 Y	1.6 Y
211575	BD-00 4333	110091	-	F3 V	22 18 04.27	00 14 15.56	14.8 0.0	24.11 0.92	-40.50 0.90	-54.90 0.90	16.53 0.55	2.80 0.31	-10.85 0.15	18.86	1.6 Y	13.4 Y
-	EV Lac	112460	873	M3.5 -	22 46 49.73	44 20 02.40	0.5 2.0	198.07 2.05	-705.60 1.50	-460.30 1.30	19.73 0.42	3.79 1.92	-1.79 0.45	17.27	10.4 N	0.7 Y
217813	MT Peg	113829	2153	G1 V	23 03 04.98	20 55 06.88	-2.5 1.3	41.19 0.87	-116.70 0.90	-27.50 0.90	13.22 0.31	0.58 1.06	4.64 0.76	10.32	9.9 N	-3.7 Y

Tabla 3.6: Datos astrométricos y cinemáticos de las estrellas del catálogo posibles miembros del grupo de Castor.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	T _{esp}	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ' ")	V _r (km/s)	π (mas)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	U (km/s)	V (km/s)	W (km/s)	V _T (km/s)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)
7661	BD-12 233	5938	-	K0 V	01 16 24.20	-12 05 49.21	8.2 0.6	37.71 1.14	134.80 1.10	-5.70 1.10	-15.17 0.48	-9.14 0.39	-6.42 0.58	21.51	3.4 N	13.7 Y
12786	BD-16 365	9716	3133	K0 V	02 04 59.33	-15 40 41.15	11.1 0.5	39.16 1.11	22.80 1.20	-44.00 1.20	-2.67 0.24	-6.06 0.25	-10.74 0.47	5.89	-4.8 N	4.6 N
13507	BD+39 496	10321	-	G0 V	02 12 55.00	40 40 06.10	5.0 0.6	38.12 0.89	56.90 1.30	-99.20 1.30	-8.21 0.46	-7.10 0.48	-10.46 0.36	15.06	-2.2 N	5.4 Y
13531	BD+39 498	10339	-	G0 V	02 13 13.34	40 30 27.32	6.2 0.6	39.10 0.91	57.60 1.00	-96.40 1.00	-9.00 0.45	-6.04 0.46	-10.31 0.33	14.47	-1.9 N	5.3 Y
-	AG Tri	11437	-	K8 -	02 27 29.26	30 58 24.62	6.7 1.2	23.66 2.04	84.00 2.20	-71.80 2.30	-14.37 1.27	-15.93 1.93	-8.65 0.94	25.24	4.2 N	12.8 N
37216	BD+52 982	26653	-	G5 V	05 39 52.35	52 53 50.96	10.1 0.4	35.91 1.12	-10.00 1.30	-141.40 1.40	-16.78 0.45	-10.08 0.52	-8.32 0.40	19.36	-3.1 N	5.9 Y
-	-	29067	226.2	K8 V	06 07 55.25	67 58 36.57	1.6 5.0	40.12 1.78	-48.80 1.80	-113.80 1.90	-10.15 3.90	-5.93 2.63	-8.86 1.86	14.61	0.9 Y	0.6 Y
41842	SAO 171235	28921	-	K1 V	06 06 16.62	-27 54 21.00	12.4 0.4	31.38 1.16	-16.40 1.50	34.40 1.40	-11.28 0.35	-5.85 0.37	-5.05 0.26	12.00	3.8 N	11.2 Y
47787	SAO 172095	31821	-	K1 V	06 39 11.60	-26 34 19.63	19.1 0.6	20.56 2.07	-38.00 2.60	24.60 2.40	-16.80 0.88	-9.24 0.88	-10.30 0.86	20.98	3.9 N	18.6 Y
51825	SAO 197402	33451	255A	F8 IV-V	06 57 17.59	-35 30 25.74	10.1 5.0	23.15 0.56	-40.38 0.50	19.58 0.53	-9.75 1.99	-4.73 4.42	-8.30 1.25	16.46	0.7 Y	13.7 Y
-	BL Lyn	36627	277B	M3.5 -	07 31 57.33	36 13 47.41	0.4 1.0	87.15 4.85	-251.90 3.30	-257.10 3.10	-6.74 1.00	-9.57 0.62	-15.70 1.05	21.20	0.4 Y	8.1 N
-	DX Cnc	-	1111	M6.5 V	08 29 48.00	26 46 42.00	9.0 0.5	275.80 3.00	-1141.00 5.00	-602.00 5.00	-17.14 0.42	-9.78 0.17	-13.53 0.34	23.36	2.2 Y	7.7 Y
77825	BD-15 2685	44526	-	K2 V	09 04 20.69	-15 54 51.27	3.9 0.4	35.63 1.03	-108.90 1.20	-28.20 1.10	-8.95 0.32	-4.98 0.35	-11.59 0.44	16.99	-0.5 Y	8.1 Y
82434	psi Vel	46651	351A	F3 IV	09 30 41.97	-40 28 00.27	8.8 2.0	53.89 0.70	-147.14 0.58	48.65 0.78	-12.84 0.21	-8.81 1.98	-4.57 0.29	14.12	4.9 N	6.1 Y
94765	BD+08 2434	53486	3633	K0 V	10 56 30.80	07 23 18.50	5.4 0.4	56.98 1.03	-256.80 1.30	-77.30 1.30	-16.67 0.35	-14.19 0.32	-6.91 0.41	22.39	0.5 Y	2.0 Y
-	-	53767	408	M2.5 -	11 00 04.26	22 49 58.68	3.2 0.5	150.95 1.59	-427.00 1.50	-280.80 1.50	-9.27 0.20	-12.97 0.20	-3.70 0.46	15.55	-4.8 N	2.8 Y
103720	BD-01 2594	58237	-	K3 V	11 56 41.18	-02 46 44.23	-8.1 0.3	22.18 1.41	-64.10 1.10	-42.80 1.10	-8.11 0.59	-8.26 0.88	-14.25 0.57	16.65	-3.9 N	-4.6 Y
119124	BD+51 1859	66704	521.2A	F7.7 V	13 40 23.23	50 31 09.90	-10.0 2.0	39.64 0.71	-124.80 1.00	58.90 1.10	-14.85 0.39	-8.51 0.84	-8.92 1.81	22.01	0.3 Y	-14.6 Y
-	BD+24 2700	69410	-	K0 V	14 12 41.56	23 48 51.36	-12.2 0.4	30.62 1.16	-41.90 1.00	-15.30 1.00	-6.46 0.25	-7.73 0.32	-9.75 0.39	11.00	-2.5 N	-8.9 Y
130819	8 Lib	72603	563.4	F3 V	14 50 41.18	-15 59 50.05	-23.0 5.0	42.26 1.04	-135.93 0.94	-59.47 0.62	-24.33 3.71	-8.67 1.39	-11.78 3.09	21.35	7.3 N	-15.2 N
-	-	85523	674	M2.5 -	17 28 39.95	-46 53 42.69	-10.5 1.3	220.43 1.63	573.70 1.40	-878.10 1.30	-14.96 1.24	-4.95 0.38	-19.25 0.22	22.91	8.4 N	-9.3 Y
161284	BD+65 1203	86456	-	K0 V	17 39 55.69	65 00 05.91	-7.3 0.5	37.83 0.71	-21.60 1.00	109.20 1.10	-13.20 0.30	-8.25 0.43	-2.32 0.29	16.56	6.8 N	-11.2 Y
230017	V1436 Aql	92836	734	M0: -	18 54 54.00	18 58 60.00	-17.0 10.0	52.00 11.00	19.08 2.91	118.06 2.13	-19.06 6.57	-6.63 7.74	0.83 1.53	1.80	10.9 N	-1.5 N
181321	-	95149	755	G5 V	19 21 29.76	-34 59 00.37	-10.2 1.3	47.95 1.28	87.60 1.20	-86.40 1.30	-13.12 1.22	-6.00 0.25	-6.62 0.57	13.38	0.9 Y	-5.6 Y
186922	BD+76 750	96656	765.2	K0 -	19 39 06.36	76 25 19.27	-8.7 2.0	33.28 0.69	151.00 0.90	139.20 1.00	-23.52 0.81	-10.22 1.74	-16.55 0.86	33.12	0.2 Y	-15.5 N
191285	BD-14 5652	99322	781.2	K3/4 V	20 09 36.47	-14 17 12.85	-12.3 5.0	31.49 1.58	79.50 1.40	-90.60 1.40	-12.05 4.03	-15.25 2.25	-10.13 2.18	19.99	-5.4 N	-10.0 Y
-	-	108467	842.2	M0.5 -	21 58 24.51	75 35 20.63	-11.0 2.0	47.95 1.08	231.30 2.10	24.90 2.20	-15.03 0.89	-13.89 1.78	-15.21 0.66	24.59	-0.2 Y	-8.7 Y
-	2RE J2201+2	108706	4247	M4 -	22 01 13.12	28 18 24.86	-3.0 1.0	111.57 3.19	372.11 2.76	36.48 3.38	-13.70 0.43	-4.48 0.93	-7.33 0.46	15.94	4.7 N	-4.9 Y
211472	BD+53 2831	109926	4268A	K1 V	22 15 54.14	54 40 22.40	-8.6 0.5	46.62 0.67	212.30 1.10	69.70 1.20	-19.64 0.36	-13.00 0.49	-5.94 0.17	22.08	9.0 N	-7.2 Y
216803	TW PsA	113283	879	K4 V	22 56 24.06	-31 33 56.02	6.0 5.0	130.94 0.92	334.00 1.50	-157.10 1.30	-6.08 2.06	-8.23 0.59	-10.49 4.52	13.42	-2.5 N	2.8 Y
217107	BD-03 5539	113421	-	G8 IV	22 58 15.54	-02 23 43.38	-13.6 0.5	50.71 0.75	-5.80 0.70	-15.10 0.80	-1.58 0.12	-8.58 0.29	10.54 0.40	0.07	-1.5 N	0.0 N
-	HK Aqr	114252	890	M2 V	23 08 19.55	-15 24 35.81	3.4 1.0	45.75 2.60	107.30 3.10	-19.40 3.10	-7.84 0.71	-4.12 0.63	-7.80 0.96	11.41	1.2 N	2.0 Y
218738	BD+47 4058	114379	4315	G5 Ve	23 09 57.36	47 57 29.99	-6.4 0.6	39.56 7.67	149.70 1.50	-4.20 1.60	-13.58 2.99	-11.94 1.28	-6.02 1.44	17.54	4.8 N	-2.9 Y
220476	BD-08 6103	115527	-	G5 V	23 24 06.34	-07 33 02.74	4.5 0.5	33.10 0.91	146.20 0.90	-5.00 0.90	-17.26 0.55	-6.12 0.36	-11.13 0.49	20.62	5.6 N	4.1 Y

Tabla 3.7: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	T _{esp}	α (2000) (h m s)	δ (2000) (° ' ")	V _r (km/s)	π (mas)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	U (km/s)	V (km/s)	W (km/s)
187101	SAO 246298	97705	-	G9 V	19 51 23.66	-58 30 35.55	17.5 2.0	14.73 0.92	35.90 1.50	-84.10 1.40	-1.62 1.93	-27.76 1.63	-19.98 1.34
189733	BD+22 3887	98505	4130	G5 V	20 00 43.71	22 42 39.07	-2.7 0.5	51.94 0.87	-2.80 0.90	-250.70 0.90	15.46 0.39	-12.58 0.47	-11.56 0.23
190470	BD+25 4085	98828	779.1	K3 V	20 04 10.05	25 47 24.83	-7.2 0.4	46.28 0.91	-76.20 1.20	-39.30 1.10	3.74 0.25	-9.57 0.37	4.83 0.15
-	-	101844	-	M0 -	20 38 19.43	-55 36 19.74	-26.0 2.0	31.24 2.81	14.43 2.33	-78.78 1.90	-24.09 1.60	-4.95 1.22	14.79 1.24
-	-	102401	806	M1.5 -	20 45 04.10	44 29 56.47	-24.3 0.5	80.01 1.57	433.60 2.60	268.60 2.40	-30.78 0.59	-21.05 0.50	-10.64 0.27
198550	BD+28 3900	102851	808.2	K5 V	20 50 10.56	29 23 02.91	-9.0 0.1	48.38 1.77	25.70 1.20	-48.30 1.10	-0.80 0.14	-9.87 0.12	-3.41 0.23
-	-	103441	813	M2 -	20 57 25.36	22 21 45.86	-31.0 0.5	73.24 3.24	770.70 1.80	-213.00 1.80	-34.27 1.06	-31.76 0.49	-38.16 2.06
200676	SAO 246873	104256	-	K1 V	21 07 17.53	-57 01 56.33	22.0 2.0	18.69 2.07	39.70 1.50	-112.90 1.80	2.96 2.03	-33.30 3.22	-16.96 1.38
203136	BD+49 3498	105208	-	K0 III	21 18 40.38	50 10 56.78	-15.5 0.3	4.35 0.69	-0.80 1.50	-3.10 1.60	3.58 1.98	-15.36 0.31	-1.88 1.93
-	-	105885	828.1	K7 -	21 26 42.45	03 44 13.68	-2.5 1.3	34.92 2.11	-41.50 1.70	-53.50 1.70	6.63 0.84	-6.64 0.99	1.66 0.73
209154	BD-16 5998	108732	-	G8 III	22 01 32.86	-15 36 43.28	6.6 0.3	6.43 1.21	36.40 0.90	-5.70 1.00	-16.28 3.85	-4.78 1.74	-22.21 3.37
-	-	108752	844	M2 -	22 01 49.05	16 28 02.80	-14.7 0.5	60.94 2.14	403.50 1.70	143.60 1.70	-34.48 1.15	-10.82 0.43	-4.51 0.54
215555	BD-12 6343	112415	-	G8 IV	22 46 08.78	-12 09 31.65	-34.8 0.5	7.86 1.24	53.10 1.30	22.30 1.20	-44.00 5.33	-12.21 0.91	18.23 1.89
223154	BD+26 4685	117294	-	G5 IV	23 46 58.85	27 11 13.36	16.2 0.2	6.58 1.06	-7.50 1.20	-46.60 1.20	15.44 3.51	0.90 2.23	-34.34 4.41
223460	OU And	117503	-	G1 IIIe	23 49 40.96	36 25 31.01	0.7 0.9	7.41 0.70	1.10 1.40	-48.70 1.50	11.02 1.48	-8.92 1.32	-27.76 2.83

Capítulo 4

Observaciones y reducción de datos

4.1. Selección de la muestra

Del catálogo de 535 estrellas estudiado en el capítulo anterior se han seleccionado un total de 105 objetos pertenecientes a los grupos cinemáticos jóvenes, con el fin de realizar una *exploración espectroscópica* para confirmar su pertenencia a dichos grupos a partir de sus características espectroscópicas, así como estudiar la relación que existe entre la actividad estelar, la rotación y la edad en estrellas frías. La selección se ha realizado en base a la cinemática y actividad cromosférica, además del tipo espectral. Asimismo se han observado otras 39 estrellas frías, para las que no existen medidas de la velocidad radial en la bibliografía, pero que muestran un nivel de actividad alto o una gran abundancia de litio. Esta exploración espectroscópica cubre toda la esfera celeste en ascensión recta, mientras que el rango de declinaciones va desde los -20° hasta los 90° . En la figura 4.1 se han representado las posiciones de las estrellas observadas, que se presentan en la tabla 4.1.

Para la determinación de las velocidades radiales de las estrellas de nuestra muestra, ha sido necesario incluir en las observaciones estrellas estándares de velocidad radial. Como se verá en la sección 5.1, es preciso tener observaciones de éstas en cada una de las noches para poder aplicar la técnica de la correlación cruzada. Asimismo, para el estudio de la actividad estelar se han realizado observaciones de estrellas no activas durante cada una de las campañas de observación para poder aplicar la técnica de sustracción espectral explicada en la sección 5.4. Estas mismas estrellas sirven de comparación a la hora de determinar los tipos espectrales de los objetos de nuestra muestra. Muchas de las estrellas de referencia son rotadores lentos, por lo que han sido utilizadas en el cálculo de la velocidad de rotación de nuestras estrellas (véase sección 5.2).

En la tabla 4.2 se presentan las estrellas estándares de velocidad radial y las de tipo espectral, junto con sus parámetros estelares. En ella se muestra, para cada objeto: su número HD (columna 1); su tipo espectral (columna 2); su velocidad radial (columna 3), para las estándares de velocidad, así como la fuente de la que ha sido tomada (columna 4); su velocidad de rotación proyectada $v_{\text{sen}i}$ (columna 5) junto con su referencia (columna 6); el valor del índice espectrofotométrico (S) de las líneas H y K de Ca II (columna 7); y la campaña o campañas en las que se observó (columna 8).

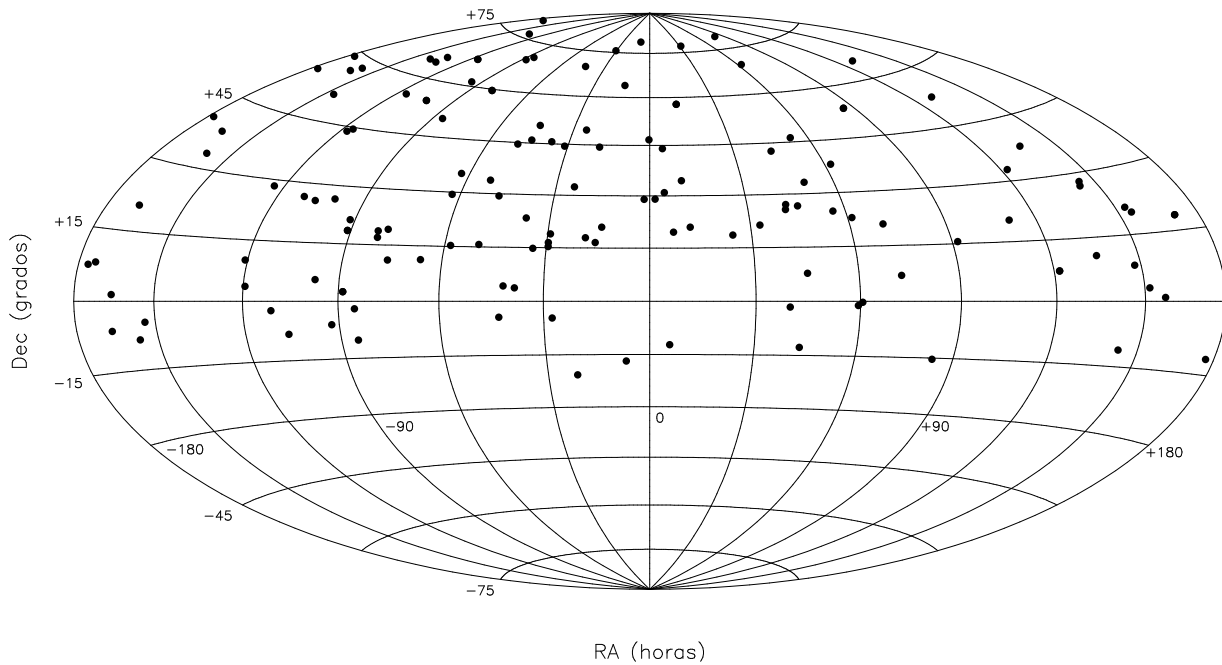


Figura 4.1: Distribución espacial de las estrellas de la muestra en coordenadas ecuatoriales, ascensión recta (RA) y declinación (Dec), en proyección Aitoff.

4.2. Campañas de observación

Durante los años 1999 a 2002, se han llevado a cabo un total de doce campañas de observación en telescopios de 2.2 a 9.2 metros, utilizando espectrógrafos de alta resolución. Únicamente en la campaña de abril de 2001 en el telescopio *Isaac Newton* (INT) situado en el *Observatorio del Roque de los Muchachos* en La Palma, se utilizó un espectrógrafo de rendija larga (IDS; *Intermediate Dispersion Spectrograph*) en lugar de uno de tipo *echelle*. En general, la resolución ($\lambda/\Delta\lambda$) obtenida en las campañas va desde 36000 hasta 120000, con una dispersión recíproca de entre 0.02 y 0.15 Å/píxel y una resolución espectral de entre 0.08 y 0.35 Å. En los siguientes apartados se exponen por orden cronológico las características de cada campaña, las cuales se encuentran resumidas en la tabla 4.3.

4.2.1. 2.2m-FOCES 1999/07

Esta campaña tuvo lugar entre los días 24 y 29 de julio de 1999 en el *Observatorio Hispano Alemán de Cala Alto* (CAHA) de Almería. Se utilizó el espectrógrafo FOCES (*Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph*) (Pfeiffer et al., 1998), situado en el telescopio de 2.2 metros, con el detector CCD de 2048×2048 píxeles LORAL#11i, que posee un tamaño de píxel de 15 μm . La disposición empleada permitió cubrir un rango espectral de entre 3900 y 9100 Å repartidos en 84 órdenes. La dispersión recíproca obtenida va desde 0.03 hasta 0.07 Å/píxel con una resolución, determinada como la anchura a media altura (FWHM) de las líneas del arco de comparación, de entre 0.09 y 0.26 Å. El solapamiento entre órdenes permite recopiar toda la información espectral posible, incluyendo todos los indicadores de actividad cromosférica en el rango óptico hasta el infrarrojo cercano, desde las líneas H & K de Ca II hasta el triplete infrarrojo (IRT) de Ca II.

Tabla 4.1: Estrellas seleccionadas para la exploración espectroscópica.

HD 166	HD 1405	HD 1326	HD 1835	HD 2410	QT And	HD 4568
HD 4614	HD 4614B	BD+17 232	HD 12230	HD 13382	HD 16525	HD 17190
HD 17382	HD 17925	HD 17922	HD 18632	HD 18803	HD 20678	HD 21845
HD 23232	HD 24916	HD 25457	HD 25680	HD 25998	HD 25665	HD 29697
HD 30652	HD 33564	HD 36869	HD 37394	HD 233153	HD 41593	TYC 1355-75-1
BD+20 1790	GJ 9251A	GJ 9251B	FP Cnc	HD 72905	HD 73171	HD 77191
HD 77407	HD 82558	HD 82443	BD+28 1779	GJ 378.2	DK Leo	AD Leo
GJ 393	HD 85270	HD 98736	GJ 426B	HD 102392	HD 105631	HD 238087
HD 238090	HD 106496	GJ 466	HD 110010	BD+21 2462	GJ 488.2	HD 112542
HD 112733	HD 115043	GJ 507.1	HD 238224	HD 117860	GJ 524.1	HD 234121
HD 129333	HD 133826	HD 134319	HD 135363	HD 140913	HD 142764	HD 143809
HD 145675	HD 147379A	HD 147379B	HD 146696	CR Dra	HD 149661	HD 149931
HD 152863	HD 152751	HD 155674A	HD 155674B	HD 156984	V647 Her	GJ 678.1A
HD 160934	HD 162283	GJ 697	GJ 698A	GJ 698B	HD 165341	GJ 702B
HD 167605	HD 234601	SAO 9067	HD 168442	FK Ser	HD 171488	HD 171746
HD 173739	HD 173740	BPM 93474	GJ 734B	HD 184525	HD 187458	HD 187565
HD 191011	GJ 791.3	HD 197039	GJ 806	HD 198550	HD 200560	HD 200740
HD 201651	BD-05 5480	StKM 1-1869	GJ 828.1	LO Peg	HD 205435	HD 206860
HD 208472	GJ 842.2	GJ 844	TYC1680-01993-1	HD 209458	GJ 849	V383 Lac
GJ 856B	HD 213845	BD+17 4799	EV Lac	HD 216899	HD 217813	GJ 9809
HD 220140	HD 221503	GJ 910	GJ 913			

4.2.2. NOT-SOFIN 1999/11

La campaña del 26 al 27 de noviembre de 1999, se realizó en el telescopio de 2.56 metros NOT (*Nordic Optical Telescope*), en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, utilizando el espectrógrafo SOFIN (*Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph*) con una red de dispersión *echelle* de 79 líneas/mm, la cámara Astromed-3200 y el detector CCD de 1152×770 píxeles EEV P88200. Con ello, el rango de longitud de onda va desde los 3525 hasta los 10425 Å repartidos en 44 órdenes, con una dispersión recíproca de 0.06 a 0.17 Å/píxel y una resolución espectral (FWHM) de 0.14 a 0.32 Å. La disposición empleada en esta campaña produce discontinuidades entre órdenes provocando la pérdida, entre órdenes, de algunas regiones espectrales. Las líneas indicadoras de actividad cromosférica observadas en esta campaña son: K de Ca II, H γ , H β y H α de la serie de Balmer, del doblete de Na I (D₁ & D₂) e IRT ($\lambda\lambda$ 8498, 8542) de Ca II.

4.2.3. INT-MUSICOS 2000/01

Durante los días 18 al 22 de enero de 2000 se llevó a cabo una campaña de observación en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) en el telescopio Isaac Newton (INT), de 2.5 metros, perteneciente al grupo de telescopios ING (*Isaac Newton Group*). Para las observaciones se hizo uso del espectrógrafo de fibras de dispersión cruzada MUSICOS¹ (Baudrand & Böhm, 1992) desarrollado como parte del proyecto MUSICOS (*MUlti-Site COntinuous Spectroscopy*) de la *Agencia Espacial Europea* (ESA). Se utilizó el detector CCD de 1024×1024 píxeles TEK5, con un tamaño de píxel de 24 μ m, obteniendo un rango en longitud de onda de 4430 a 10225 Å en 73 órdenes. La dispersión recíproca va desde 0.07 a 0.15 Å, con una resolución espectral (FWHM) de entre 0.16 y 0.30 Å. Las observaciones incluyen todas las líneas cromosféricas desde H β hasta IRT de Ca II.

¹<http://www.ucm.es/info/Astrof/MUSICOS.html>

Tabla 4.2: Estrellas estándares de velocidad radial y referencia de tipo espectral observadas en las diferentes campañas.

HD/GJ	T _{Sp}	$V_r \pm \sigma_{V_r}$ (km s ⁻¹)	Ref _v	$v \sin i$ (km s ⁻¹)	Ref _r	$S \pm \sigma_S$	Campaña
212754	F7 V	-17.8 ± 1.2	a	7.9 ± 0.7	j	0.142 ± 0.001	4, 5
43587 *	F9 V	4.6 ± 0.1	b	-	-	0.158 ± 0.001	5, 6
84737 *	G0.5 V	6.0 ± 1.1	b	2.8 ± 0.8	j	0.144 ± 0.000	10
10307	G2 V	-	-	2.1 ± 0.5	k	0.152 ± 0.003	7
193664	G3 V	-4.7 ± 1.2	a	-	-	0.161 ± 0.004	7
25680	G5 V	24.0 ± 0.1	c	7.0 ± 0.7	j	0.281 ± 0.000	5, 7
31966	G5 V	-18.1 ± 0.1	c	-	-	-	5
71148 *	G5 V	-31.0 ± 0.7	b	-	-	1.570 ± 0.000	10
159222 *	G5 V	-50.5 ± 1.2	b	-	-	0.164 ± 0.002	1, 4, 11
182488 *	G8 V	-21.5	d	0.6 ± 0.5	k	0.155 ± 0.008	1, 4, 11
48432	K0 III	17.9 ± 0.2	e	<1.0	e	0.120 ± 0.000	5, 6
62509 *	K0 III	3.2 ± 0.3	b	1.7 ± 0.5	k	0.140 ± 0.019	3
100696 *	K0 III	0.2 ± 0.5	b	1.2 ± 1.0	l	-	10
197989	K0 III	-10.6 ± 0.5	a	2.0 ± 0.5	k	0.104 ± 0.001	1, 2, 4, 7, 8, 11
3651 *	K0 V	-32.8 ± 0.8	b	2.2 ± 0.5	k	0.191 ± 0.001	2, 3, 4, 5, 7
97004	K0 V	5.4 ± 0.1	c	-	-	-	10
112758	K0 V	-4.1 ± 1.2	a	-	-	0.206 ± 0.000	10
136442 *	K0 V	-45.6 ± 0.8	b	-	-	-	10
185144	K0 V	26.7 ± 0.1	c	0.6 ± 0.5	k	0.195 ± 0.003	11
201651	K0 V	-13.7 ± 1.2	a	-	-	-	4, 7, 8
92588 *	K1 IV	43.5 ± 0.3	f	<1.0	e	-	9, 10
10476 *	K1 V	-33.9 ± 0.9	b	0.6 ± 0.5	k	0.192 ± 0.001	1, 5
12929 *	K2 III	-14.6 ± 0.2	g	1.8 ± 0.5	k	0.118 ± 0.002	5
124897 *	K2 III	-5.3 ± 0.3	g	3.3 ± 0.5	k	0.144 ± 0.012	6, 10
161096 *	K2 III	-12.5 ± 0.3	g	2.5 ± 0.5	k	0.103 ± 0.002	1, 4, 11
201196	K2 IV	-34.8 ± 0.2	e	<1.0	e	-	1, 5
4628 *	K2 V	-10.1 ± 0.4	f	0.0 ± 0.5	h	0.223 ± 0.001	2, 5, 8, 12
136713	K2 V	-6.0 ± 0.1	c	3.8 ± 5.7	m	-	6
166620	K2 V	6.9 ± 0.1	h	0.0 ± 0.4	h	0.193 ± 0.001	1, 2, 4, 6, 7, 9, 10, 11
16160	K3 V	25.8 ± 0.1	c	1.0 ± 1.0	h	0.221 ± 0.002	8
219134	K3/4 V	-18.6 ± 0.1	c	2.1 ± 0.5	k	0.229 ± 0.003	1, 2, 4, 5, 11
29139 *	K5 III	54.2 ± 0.2	g	2.0 ± 1.0	e	-	4, 6, 7
154363	K5 V	34.1 ± 0.1	c	3.7 ± 5.9	-	0.197 ± 0.001	1, 6, 10
201091	K5 V	7.0 ± 0.1	h	0.0 ± 0.8	h	0.613 ± 0.006	1, 4, 5, 6, 7, 8, 10, 11
GJ 910	K5 V	2.0	i	0.0 ± 0.0	m	-	7
151877	K7 V	2.0 ± 0.1	c	0.0 ± 0.0	m	-	1
201092	K7 V	7.2 ± 0.1	h	1.7 ± 0.6	h	0.922 ± 0.011	1, 4, 5, 6, 7, 8, 10, 11
GJ 466	M0 V	-5.0 ± 5.0	a	-	-	-	10
147379	M0 V	-18.8 ± 0.1	c	4.2 ± 6.2	m	1.761 ± 0.160	11
GJ 720A	M0 V	-25.0 ± 2.5	a	6.3 ± 1.7	m	-	7
GJ 16	M0/1 V	-	-	-	-	-	8
GJ 806	M1.5 V	-24.7 ± 0.1	c	1.9 ± 0.7	n	-	11
18884 *	M2 III	-26.1 ± 0.3	g	-	-	0.331 ± 0.004	8
115521 *	M2 III	-28.6 ± 2.3	g	-	-	-	6, 10
95735	M2 V	-84.7 ± 0.1	c	0.0 ± 0.0	n	0.392 ± 0.009	6, 10
GJ 687B [†]	M3.5 V	-28.8 ± 0.1	c	-	-	-	6, 10

[†] La velocidad radial dada para la estrella GJ 687B corresponde a la de la componente A.

a Duflot et al. (1995), WEB

b Barnes et al. (1986)

c Nidever et al. (2002)

d *ELODIE*.

e De Medeiros & Mayor (1999)

f Beavers et al. (1979)

g Udry et al. (1999)

h Benz & Mayor (1984)

i Dyer (1954)

j Soderblom (1982, 1989)

k Fekel (1997)

l De Medeiros et al. (2000)

m Tokovinin (1992)

n Marcy & Chen (1992)

4.2.4. INT-MUSICOS 2000/08

Entre los días 5 y 11 de agosto de 2000 se completaron las observaciones de la campaña anterior con el espectrógrafo MUSICOS, en el telescopio INT del Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma. La instrumentación utilizada fue la misma que en la campaña de enero de 2000.

4.2.5. NOT-SOFIN 2000/11

La campaña de observación tuvo lugar entre los días 10 y 13 de noviembre de 2000 con el telescopio NOT de 2.56 metros situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma). Al igual que en la campaña NOT-SOFIN 1999/11, se utilizó el espectrógrafo SOFIN con la cámara Astromed-3200 y el detector CCD de 1152×770 píxeles EEV P88200. El rango de longitud de onda va desde los 3525 hasta los 10425 Å repartidos en 44 órdenes, con una dispersión recíproca de 0.06 a 0.17 Å/píxel y una resolución espectral (FWHM) de 0.14 a 0.32 Å.

4.2.6. INT-IDS 2001/04

Llevada a cabo entre el 2 y el 5 de abril de 2001, esta campaña se realizó con el telescopio INT del Observatorio del Roque de los Muchachos. Al contrario que en el resto de campañas, aquí se utilizó un espectrógrafo de resolución intermedia, IDS (Intermediate Dispersion Spectrograph), con una disposición que confiere una resolución ($\lambda/\Delta\lambda$) de 10000. Para las observaciones se hizo uso del detector CCD de 2148×4200 píxeles EEV10a, con las redes de dispersión R1200B y R1200Y, esta última utilizada únicamente durante la última noche de observación. El rango de longitud de onda cubierto por R1200B (espectro azul) va desde 3554 a 5176 Å e incluyen las líneas de la serie de Balmer desde H_β a H_{10} , así como H & K de Ca II y la línea de He I $\lambda 4026$ Å, siendo la dispersión recíproca de 0.48 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) de 1.22 Å. Por otro lado, el rango de longitud de onda cubierto por R1200Y (espectro rojo) va desde 5527 hasta 7137 Å, incluyendo las líneas H_α de Balmer, el doblete de Na I D_1 & D_2 y la línea de He I D_3 , siendo la dispersión recíproca de 0.47 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) de 1.13 Å.

4.2.7. 2.2m-FOCES 2001/09

La campaña se realizó en los días 21 a 24 de septiembre de 2001 en el telescopio de 2.2 metros del Observatorio Hispano Alemán de Cala Alto (CAHA), utilizando el espectrógrafo FOCES (Pfeiffer et al., 1998) con el detector de 2048×2048 píxeles de $24 \mu\text{m}$, Site#1d. Con la disposición utilizada se cubrió un rango en longitud de onda que abarca todo el espectro óptico y el infrarojo cercano, desde 3510 a 10700 Å, repartido en 112 órdenes. La dispersión recíproca va desde 0.04 a 0.13 Å/píxel, con una resolución espectral, determinada como la anchura a media altura (FWHM) de las líneas del arco de comparación, de entre 0.08 y 0.35 Å. Al igual que en 2.2m-FOCES 1999/07, el solapamiento entre órdenes permitió observar todos los indicadores de actividad cromosférica del rango óptico, así como el triplete infrarojo (IRT) de Ca II.

4.2.8. TNG-SARG 2001/10

Durante los días 10 y 11 de octubre de 2001 se llevó a cabo una campaña de observación con el telescopio de 3.5 metros Galileo (TNG; *Telescopio Nazionale Galileo*) situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en la La Palma. Para ello se utilizó el espectrógrafo SARG (*Spectrografo di Alta Risoluzione Galileo*) con la red de dispersión *echelle* R4 (31.6 líneas/mm) y el dispersor cruzado rojo (200 líneas/mm), con un mosaico de dos detectores CCD de 2048×4096 píxeles de 13.5 μ m de tamaño. El rango de longitud de onda cubierto va desde 4960 hasta 10110 Å en 62 órdenes, con una dispersión recíproca de 0.02 a 0.04 Å/píxel y una resolución espectral (FWHM) de entre 0.08 y 0.17 Å. La disposición utilizada permitió obtener observaciones de todas las líneas indicadoras de actividad desde el triplete b de Mg I hasta el IRT de Ca II.

4.2.9. HET-HRS 2001/12 - 2002/02

Esta campaña tuvo lugar entre los días 19 de diciembre de 2001 y 28 de febrero de 2002, utilizando el telescopio de 9.2 metros HET (*Hobby-Everly Telescope*) situado en el *Observatorio McDonald* en Texas, Estados Unidos, junto con el espectrógrafo HRS (*High Resolution Spectrograph*). El detector CCD utilizado consiste en un mosaico de dos detectores Marconi de 4096×2048 píxeles de 15 μ m de tamaño (Tull, 1998). Se cubrió un rango espectral desde 5040 hasta 8775 Å repartido en 52 órdenes, con una dispersión recíproca de 0.06 a 0.11 Å/píxel y una resolución espectral (FWHM) de 0.15 a 0.28 Å. En esta campaña se realizó un seguimiento de las líneas cromosféricas desde Mg I b hasta IRT de Ca II durante todas las noches con el fin de reconocer variaciones en la actividad de las estrellas observadas.

4.2.10. 2.2m-FOCES 2002/04

Al igual que en 2.2m-FOCES 2001/09, la campaña que tuvo lugar entre los días 22 y 25 de abril de 2002 con el telescopio de 2.2 metros del Observatorio Hispano Alemán de Cala Alto (CAHA), se llevó a cabo utilizando el espectrógrafo FOCES (Pfeiffer et al., 1998) con el detector de 2048×2048 píxeles de 24 μ m, Site#1d, obteniendo el mismo rango de longitud de onda e igual resolución espectral que en 2.2m-FOCES 2002/07.

4.2.11. 2.2m-FOCES 2002/07

Del mismo modo y como continuación de la campaña anterior, durante los días 1 al 6 de julio de 2002 se llevó a cabo una campaña de observación con el telescopio de 2.2 metros del Observatorio Hispano Alemán de Cala Alto (CAHA) utilizando el espectrógrafo FOCES y el detector de 2048×2048 píxeles, Site#1d.

4.2.12. NOT-SOFIN 2002/08

La última campaña tuvo lugar entre los días 21 y 29 de agosto de 2002 en el telescopio de 2.56 metros NOT, en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma), con el espectrógrafo SOFIN utilizando una red de dispersión *echelle* de 79 líneas/mm, la cámara 2 y el detector CCD de 2052×2052 píxeles 2K3EB PISKUNOV1. El rango de longitud de onda observado va desde 3525 a 10200 Å repartido en 42 órdenes, siendo la dispersión recíproca de 0.015 to 0.045 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM)

Tabla 4.3: Campañas de observación llevadas a cabo entre 1999 y 2002.

(Id.)	Fecha	Telescopio	Instrumento	Rango espectral (Å)	# órdenes	dispersión (Å)	FWHM (Å)
(1)	24-29 07/1999	2.2m	FOCES	3910 - 9075	84	0.03 - 0.07	0.09 - 0.15
(2)	26-27 11/1999	NOT	SOFIN	3525 - 10425	44	0.06 - 0.17	0.14 - 0.32
(3)	18-22 01/2000	INT	MUSICOS	4430 - 10225	73	0.07 - 0.15	0.16 - 0.30
(4)	05-11 08/2000	INT	MUSICOS	4430 - 10225	73	0.07 - 0.15	0.16 - 0.30
(5)	10-13 11/2000	NOT	SOFIN	3525 - 10425	44	0.06 - 0.17	0.14 - 0.32
(6)	02-05 04/2001	INT	IDS	3554 - 7137	1	0.48	1.22
(7)	21-24 09/2001	2.2m	FOCES	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35
(8)	10-11 10/2001	TNG	SARG	4960 - 10110	62	0.02 - 0.04	0.08 - 0.17
(9)	19/12/01 - 28/02/02	HET	HRS	5040 - 8775	52	0.06 - 0.11	0.15 - 0.28
(10)	22-25 04/2002	2.2m	FOCES	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35
(11)	01-06 07/2002	2.2m	FOCES	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35
(12)	21-29 08/2002	NOT	SOFIN	3525 - 10200	42	0.02 - 0.05	0.05 - 0.15

de entre 0.05 y 0.15 Å. Esta disposición permite obtener una resolución mayor que la obtenida en NOT-SOFIN 2000/11, aunque debido a que no existe solapamiento entre órdenes, se pierde parte de la información. Así, las líneas cromosféricas estudiadas se limitan a la línea K de Ca II, el triplete Mg I b, el doblete de Na I D₁ & D₂, He I D₃ y las líneas de la serie de Balmer del hidrógeno, H_β y H_α.

4.3. Reducción de los datos

Los espectrógrafos de tipo *echelle* se componen de una red de dispersión y un dispersor cruzado que separan en longitud de onda la luz que incide sobre ellos. La señal es enviada a un detector CCD donde se recoge la información que posteriormente se envía a un ordenador. Esta configuración produce una imagen del espectro de un objeto dividido en órdenes que contienen la información espectral (véase figura 4.2, izquierda).

La reducción de los datos para extraer el espectro se realiza en tres pasos: en primer lugar, la imagen debe ser corregida de la *señal pedestal (BIAS)*, la *corriente de oscuridad (DARK)*, la *luz difusa* del espectrógrafo y los *efectos cosméticos* así como del *patrón de interferencias (Fringing)*, producidos por el detector CCD; en segundo lugar es preciso extraer el espectro de cada uno de los órdenes producidos por la red *echelle* y, posteriormente, realizar una *calibración en longitud de onda* de cada uno de ellos con el fin de cambiar la escala original de píxeles a longitud de onda; por último, el espectro debe ser *normalizado al continuo* en cada orden para eliminar la forma que produce en espectrógrafo sobre la señal. Todo ello se ha llevado a cabo utilizando el paquete informático ECHELLE perteneciente al programa de reducción de datos IRAF². En las siguientes secciones se ofrece un resumen de los aspectos más relevantes de la reducción. El procedimiento completo se explica en la *Guía de Reducción de Espectros Echelle*³ (López-Santiago et al., 2000).

²IRAF es distribuido por el *National Optical Observatory*, que es operado por la *Association of Universities for Research in Astronomy Inc.*, bajo contrato con la *National Science Foundation*.

³Disponible en la dirección electrónica <http://www.ucm.es/info/Astrof/guiaIRAF/guiaIRAF.html>.

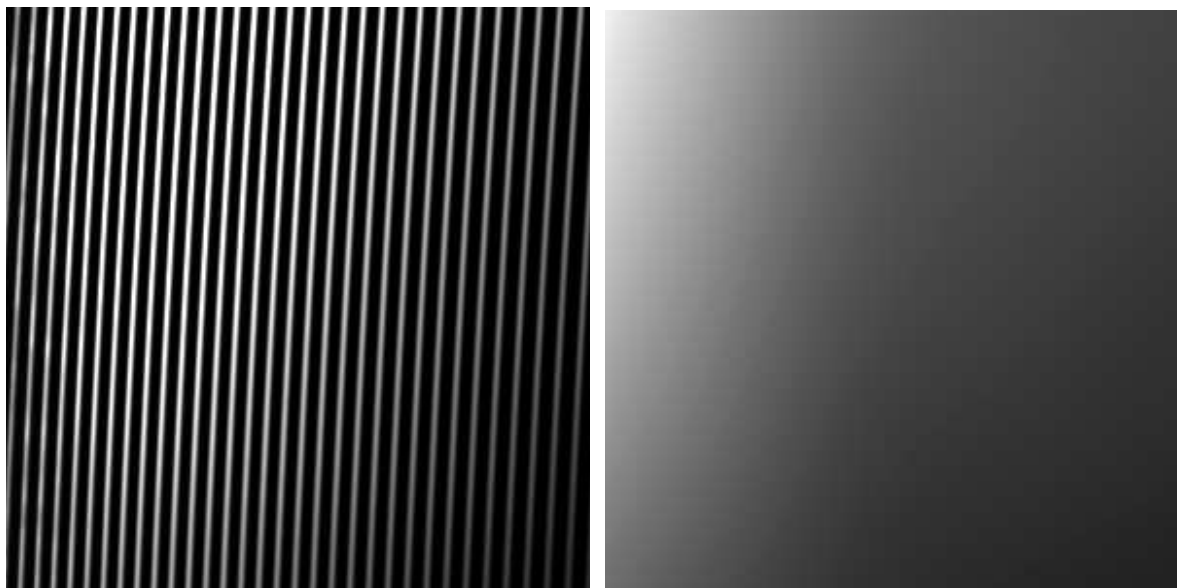


Figura 4.2: **izquierda**: sección de la imagen de una lámpara de tungsteno tomada con el detector CCD (FLAT-FIELD). Cada línea corresponde a un orden producido por el espectrógrafo; **derecha**: luz difusa en la imagen de la izquierda.

4.3.1. BIAS, DARK, luz difusa y FLAT-FIELD

La señal pedestal, o BIAS, es una señal suministrada al detector para que éste no comience a contar desde cero el número de fotones que recibe. No procede de la fuente que se observa y, por tanto, debe ser sustraída. Para ello, es necesario realizar una exposición de tiempo cero, o bien hacer uso de la *región de sobre-escaneado* (*overscan*) del detector.

Otra señal añadida a la procedente del objeto observado es la corriente de oscuridad, o DARK, que es producida por el calentamiento del detector. A pesar de que éste se mantiene refrigerado a temperaturas muy bajas con intrógeno líquido, los electrones térmicos inciden sobre el CCD produciendo una señal, que depende del tiempo de exposición. Para corregir este efecto es preciso realizar una imagen con el mismo tiempo de exposición que la del objeto, con el obturador del detector cerrado para que no le llegue señal externa. En la imagen de DARK se encuentra incluida la señal de BIAS, por lo que al sustraerla de la imagen original del objeto se están corrigiendo ambos efectos. Éste ha sido el procedimiento seguido en nuestras observaciones.

Cuando la luz pasa a través del sistema óptico sufre una difusión producida por el espectrógrafo, efecto conocido como luz difusa, que provoca la aparición en el detector de una señal de fondo bidimensional (véase figura 4.2, derecha) claramente visible cuando se realiza un corte en la dirección espacial de la imagen (figura 4.3, izquierda). Tanto las imágenes de BIAS como de DARK están libres de este efecto, puesto que no pasan por el sistema óptico. Sin embargo, la luz procedente del objeto atraviesa todo el sistema hasta llegar al detector, con lo que la imagen resultante debe ser corregida, también, de esta luz difusa. En este trabajo se ha utilizado el comando APSCATTER, contenido en IRAF, que permite realizar un ajuste de la luz difusa en las dos direcciones, espacial y espectral, creando una imagen bidimensional para cada objeto.

Además de los efectos producidos por el sistema óptico existen dos efectos debidos

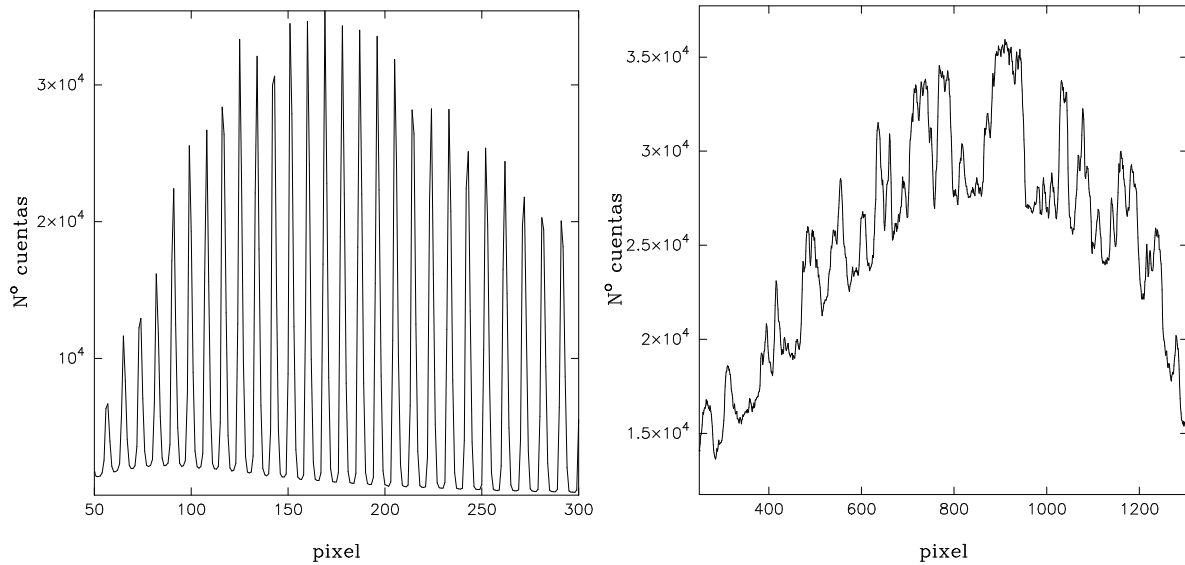


Figura 4.3: **izquierda**: corte transversal de una imagen de FLAT (figura 4.2). El efecto de la luz difusa es visible en la base de los órdenes; **derecha**: orden extraído de la imagen de la izquierda en una región próxima al infrarrojo. El patrón de interferencias (*Fringing*) es claramente visible como absorciones en el espectro.

al detector CCD, a saber, el efecto cosmético y el patrón de interferencias (*Fringing*). El primero de ellos se refiere a que la respuesta del detector es diferente en distintas regiones, lo que produce una diferencia en el número de cuentas cuando se introduce una señal que es igual en todos los puntos del detector (*FLAT-FIELD*; literalmente *Campo Plano*). Esta imagen de FLAT, que se utiliza para corregir el efecto cosmético, atraviesa todo el sistema óptico, por lo que es dividido en órdenes al igual que la imagen de los objetos observados (véase figura 4.3). En todas las campañas de observación se han tomado varias imágenes de FLAT, que han sido combinadas con el fin de minimizar los efectos del ruido, utilizando el comando FLATCOMBINE. Antes de dividir las imágenes de los objetos por la imagen combinada es preciso normalizarla a la unidad; esto se lleva a cabo ajustando una función a cada orden por separado, de forma que el número de cuentas en cada imagen no varíe. Para ello se ha utilizado el comando APFLATTEN de IRAF. El segundo efecto es producido por el patrón de interferencias de la capa que recubre al detector CCD. La luz, al atravesar el detector, es absorbida de forma distinta dependiendo de la longitud de onda, siendo más prominente en la región roja e infrarroja del espectro (véase figura 4.3, derecha). Para corregir este efecto suelen realizarse varias imágenes de FLAT en distintas posiciones del telescopio, ya que el patrón puede variar si el espectrógrafo se encuentra colocado en el *foco Cassegrain* debido a que las tensiones que soporta son distintas. Para este trabajo se han utilizado las mismas imágenes de FLAT usadas para la corrección de los efectos cosméticos. Al dividir por dicha imagen, que incluye el patrón de interferencias, se corrigen tanto éste como los efectos cosméticos.

4.3.2. Extracción del espectro y calibración en longitud de onda

Corregida la imagen original de los efectos descritos en la sección anterior se extrajo el espectro de cada uno de los objetos. La extracción se llevó a cabo con el comando

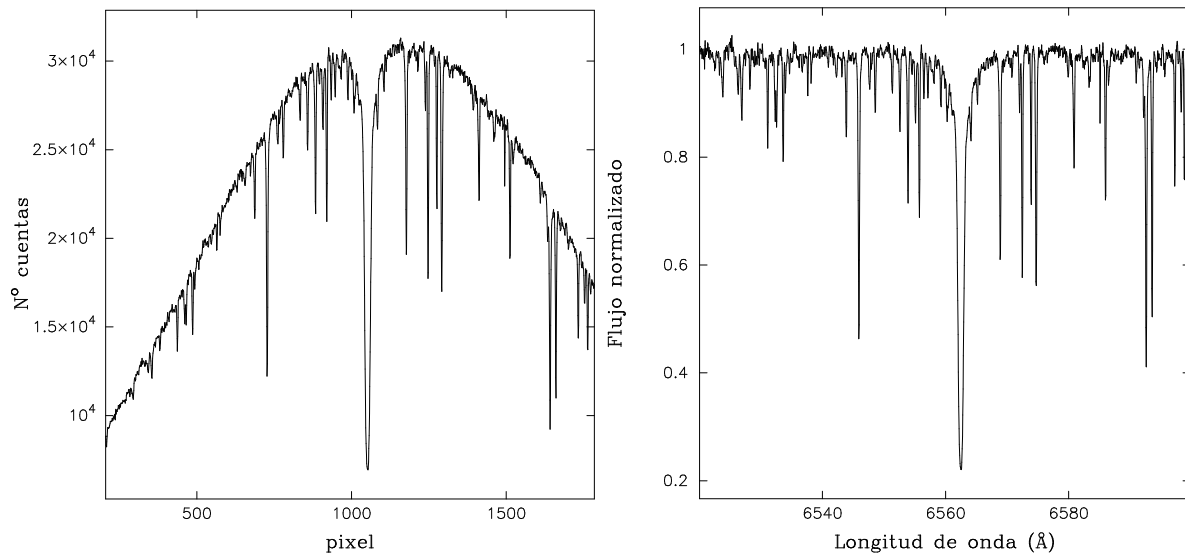


Figura 4.4: **izquierda**: orden extraído de un espectro de la estrella HD 166620 sin calibrar en longitud de onda; **derecha**: orden calibrado en longitud de onda y normalizado de la estrella HD 166620.

APALL, que produce un espectro unidimensional para cada orden de la imagen. Para cada objeto se obtienen, así, tantos espectros unidimensionales como órdenes posee la imagen, cada uno de ellos conteniendo una pequeña parte del espectro óptico total (figura 4.4, izquierda).

Para la calibración en longitud de onda de los espectros se utilizaron imágenes de *arcos de comparación* de Torio-Argon (Th-Ar). Estas lámparas poseen un espectro muy rico en líneas en todo el rango óptico e infrarrojo cercano, por lo que es muy útil para observaciones de alta resolución. La imagen del arco pasa por todo el sistema óptico produciendo un espectro de emisión dividido en órdenes, del mismo modo que el espectro de absorción producido por un objeto. La calibración se lleva a cabo ajustando un polinomio a todos los órdenes simultáneamente, obteniendo una desviación típica de 0.04 Å.

4.3.3. Normalización al continuo

La forma del espectro en cada orden viene dada por la respuesta del espectrógrafo, o *función blaze* (véase figura 4.4). El último paso en la reducción de las imágenes consiste en normalizar al continuo cada uno de los órdenes del espectro de los objetos. Esto se realizó ajustando un polinomio de tipo *spline cúbico* al continuo observado, en cada uno de los órdenes por separado (véase figura 4.4, derecha). Los puntos utilizados para el ajuste se han elegido con el fin de reducir al máximo los posibles efectos de solapamiento de líneas. Se han excluido aquellas regiones del espectro que presentan líneas cromosféricas de la estrella, así como zonas de líneas telúricas producidas por la atmósfera terrestre. Dividiendo el espectro del objeto orden a orden por su función ajustada se obtiene un espectro plano con el flujo continuo situado en la unidad (figura 4.4, derecha). De esta forma es posible comparar la intensidad de las distintas líneas, así como medir anchuras equivalentes.

Capítulo 5

Resultados espectroscópicos

5.1. Velocidad radial

Para el cálculo de la *velocidad radial heliocéntrica* (V_{hel}) de las estrellas se utilizó la técnica de la *correlación cruzada*. Para dos funciones $f(x)$ y $g(x)$, la función de correlación cruzada (CCF) se define como la convolución entre ambas:

$$c_{\text{fg}}(l) \equiv f(x) \otimes g(x) \equiv \int_{-\infty}^{\infty} f(x)g(x-l)dx \quad (5.1)$$

donde l es el desplazamiento en píxeles. En términos de *transformadas de Fourier*, la relación se puede expresar como:

$$C_{\text{fg}}(\omega) \equiv F(\omega)\overline{G}(\omega) \quad (5.2)$$

siendo $F(\omega)$ y $G(\omega)$ las transformadas de Fourier de las funciones $f(x)$ y $g(x)$, respectivamente y $\overline{G}(\omega)$, el complejo conjugado de $G(\omega)$. La CCF puede interpretarse como una medida cuantitativa de la similitud entre ambas funciones. Si $f(x)$ y $g(x)$ son completamente distintas, $c_{\text{fg}}(l)$ es nula para todos los valores de l . En caso contrario, $c_{\text{fg}}(l)$ mostrará un pico acusado, demostrando que ambas funciones están fuertemente correlacionadas, en $l = l_0$. Normalmente $l_0 \neq 0$, ya que por lo general se encuentran desplazadas entre sí, $g(x) = t(x)f(x \pm x_0)$ y, por tanto, existe un desplazamiento de x_0 entre ambas funciones. En el caso de espectros estelares éste resulta del movimiento relativo entre las dos estrellas que se correlacionan, debido al *desplazamiento Doppler* que sufre el espectro. Así, el centro del pico de la CCF corresponde al desplazamiento entre ambos objetos. En la figura 5.1 se da un ejemplo de la CCF obtenida de correlacionar el espectro de dos estrellas.

Para este estudio se ha utilizado el comando FXCOR de IRAF, que permite realizar una correlación orden a orden de los dos espectros. Así, FXCOR muestra el pico máximo de la CCF, al que puede ajustarse una función gaussiana. Aquí, se ha realizado un ajuste al centro del pico la CCF, de forma que su posición quede determinada con la mayor exactitud. Dicha posición corresponde al desplazamiento relativo entre las dos estrellas (*velocidad relativa*):

$$V_{\text{rel}} = c(10^{x_0} - 1) \quad (5.3)$$

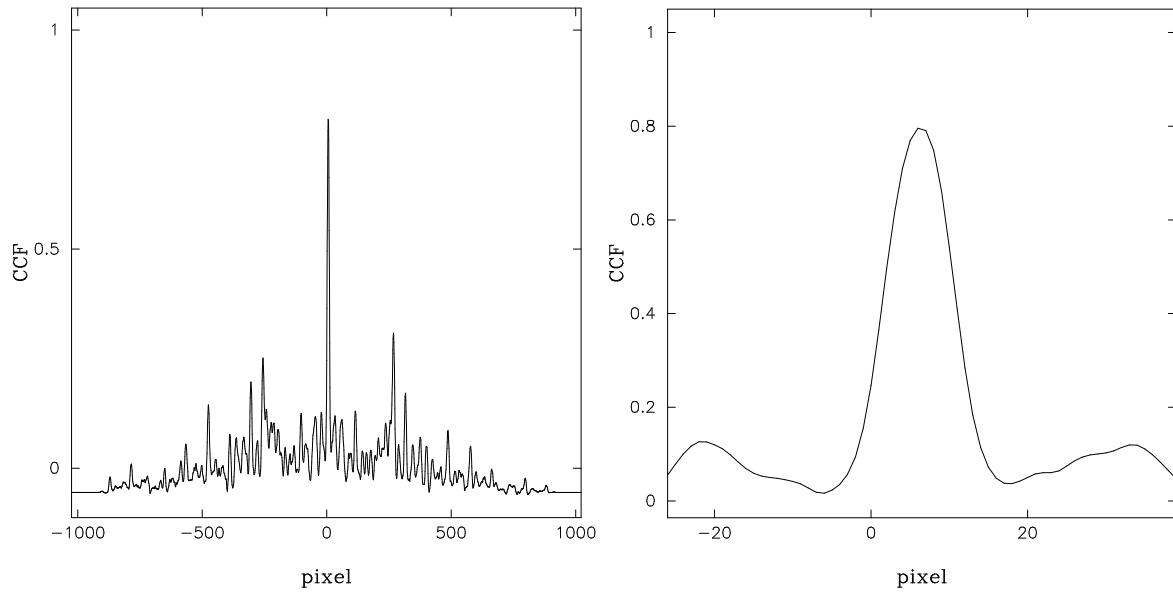


Figura 5.1: **izquierda:** función de correlación cruzada (CCF) de dos estrellas. La posición central del pico máximo corresponde al desplazamiento en píxeles entre ambos espectros. **derecha:** ampliación de la CCF en la región del pico máximo.

donde el desplazamiento x_0 viene dado en longitud de onda y c corresponde a la velocidad de la luz en el vacío. Conocida la situación del observatorio desde el que se obtuvieron los espectros y el instante en el que se tomaron las imágenes, la velocidad observada de la estrella estándar de velocidad radial y de la estrella problema quedan determinadas por:

$$V_{\text{obs}}^{\text{ref}} = V_{\text{hel}}^{\text{ref}} - H^{\text{ref}} \quad (5.4)$$

$$V_{\text{obs}}^* = \left(1 + \frac{V_{\text{obs}}^{\text{ref}}}{c}\right) 10^{x_0} - 1)c \quad (5.5)$$

donde H^{ref} es la corrección heliocéntrica para la estrella estándar. Finalmente, la velocidad heliocéntrica de la estrella problema se expresa como:

$$V_{\text{hel}}^* = V_{\text{obs}}^* + H^* \quad (5.6)$$

siendo H^* la corrección heliocéntrica para la estrella problema. La incertidumbre en el valor de V_{hel} viene dado por la altura del pico de la CCF y el *ruido antisimétrico* descrito por Tonry & Davis (1979).

En cada campaña de observación, la correlación cruzada se ha realizado con estrellas estándares de velocidad observadas en la misma campaña, con tipos espectrales similares a los de las estrellas problema. Se han utilizado un mínimo de diez órdenes espectrales en regiones libres de líneas cromosféricas y telúricas, con el fin de obtener una mayor precisión. Los valores de V_{hel} obtenidos para cada orden han sido promediados con pesos iguales al error estándar de la medida. Para las estrellas que no muestran variaciones significativas, que pudieran hacer pensar que se trataba de estrellas binarias, se ha calculado un valor medio con todas las observaciones disponibles. En la tabla C.1 se dan las velocidades obtenidas aplicando este método para cada una de las observaciones de las estrellas de la muestra junto con su error (columna 8), así como su valor medio para cada una (columna 9).

5.2. Velocidad de rotación

La medida convencional de la rotación de una estrella es la velocidad de rotación equatorial proyectada sobre la línea de visión ($v_{\text{sen}i}$). La mejor forma de determinar ésta es obtener espectros de perfiles de líneas de absorción individuales con una resolución espectral y una relación señal ruido (S/N) muy altos, que son ajustados a perfiles teóricos. Esta técnica ofrece medidas precisas de $v_{\text{sen}i}$ y puede distinguir otros efectos de ensanchamiento, como la *macroturbulencia*. La necesidad de ambas S/N y resolución espectral altas restringe el método a las estrellas más brillantes. Asimismo, el tiempo de computación que conlleva la comparación con modelos es muy alto.

Un método alternativo consiste en medir la anchura a media altura (FWHM) de líneas de absorción poco profundas del espectro de la estrella (Feckel et al., 1986; Strassmeier et al., 1990; Feckel, 1997). Para determinar la $v_{\text{sen}i}$ de los objetos observados es preciso calibrar antes la relación entre la FWHM y $v_{\text{sen}i}$ a partir de observaciones de estrellas con rotaciones conocidas. La S/N debe ser alta, con el fin de distinguir entre las líneas de absorción y el ruido.

Otro método comúnmente utilizado consiste en determinar la transformada de Fourier de los perfiles de líneas de absorción (Gray, 1992). El espectro de la estrella obtenido en el detector consiste en una convolución de varias funciones:

$$s(\lambda)^{\text{obs}} = i(\lambda) * r(\lambda) * m(\lambda) * M(\lambda) * s(\lambda)^{\text{stat}} \quad (5.7)$$

donde $i(\lambda)$ es el perfil instrumental, $s(\lambda)^{\text{stat}}$ es el perfil integrado del disco estático, $m(\lambda)$ y $M(\lambda)$ son los perfiles de *microturbulencia* y *macroturbulencia*, respectivamente y $r(\lambda)$ es el perfil de rotación. Agrupando los tres últimos términos de la ecuación 5.7 en $s_0(\lambda)$,

$$s(\lambda)^{\text{obs}} = i(\lambda) * r(\lambda) * s_0(\lambda) \quad (5.8)$$

y en términos de transformadas,

$$S(\omega)^{\text{obs}} = I(\omega)R(\omega)S_0(\omega) \quad (5.9)$$

Para determinar el valor de $v_{\text{sen}i}$ debe conocerse el perfil instrumental, $i(\lambda)$ y el perfil de la estrella sin ensanchar rotacionalmente, $s_0(\lambda)$. Con ellos, a partir de la ecuación 5.8, puede calcularse el perfil de rotación, $r(\lambda)$. Comparando el resultado con el del perfil rotacional teórico para distintos valores de la rotación (véase Gray, 1992), se puede determinar el valor de $v_{\text{sen}i}$. Para generar $s_0(\lambda)$ suele utilizarse un *modelo de atmósfera*, con lo que debe suponerse un valor de temperatura. En ocasiones, sin embargo, puede ser apropiado utilizar el perfil observado de una estrella no rotadora. En este último caso, no es necesario conocer $i(\lambda)$ ya que el espectro observado incluye el perfil instrumental.

Aunque es necesario una alta resolución espectral para detectar la rotación en estrellas lentas rotadoras, la técnica de la correlación cruzada es el método más eficiente de utilizar toda la información disponible del espectro. En la sección anterior se explicó cómo la posición del centro del pico máximo de la función de correlación cruzada (CCF) indica la velocidad radial relativa entre los espectros correlacionados (figura 5.1). Del mismo modo, la anchura del pico de la CCF es provocada por el ensanchamiento rotacional (Soderblom et al., 1989). El método utilizado para la determinación del ensanchamiento rotacional consiste en calibrar la relación entre la FWHM del pico de

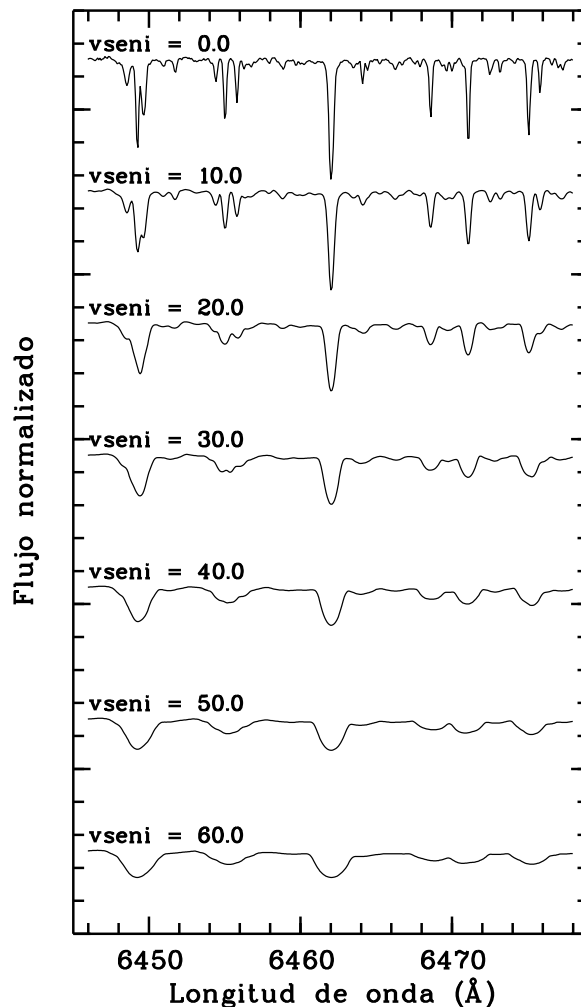


Figura 5.2: Espectros de la estrella de referencian HD 182488 ensanchados artificialmente con STARMOD. A la izquierda de cada espectro se da el valor de v_{seni} con el que se ha ensanchado.

la CCF y la velocidad de rotación, v_{seni} . La diferencia con el segundo método mencionado está en que, al contrario que aquel, éste utiliza todas las líneas del espectro conjuntamente, con lo que se utiliza la información provista por todas y cada una de las líneas de absorción. Asimismo, permite realizar el estudio con relaciones S/N menores.

Aquí, la calibración se ha realizado correlacionando con su espectro original el espectro ensanchado rotacionalmente de estrellas estándares observadas en la misma campaña que la estrella de la que se iba a determinar su rotación (véase figura 5.2). El ensanchamiento se ha llevado a cabo utilizando el programa STARMOD¹, que permite convolucionar orden a orden el espectro de una estrella con un perfil de rotación teórico (Gray, 1992). Para cada estrella estándar se obtiene una relación entre v_{seni} y la FWHM de la CCF resultante, que es diferente para cada orden del espectro. Del mismo modo, existe una variación con cada campaña de observación de la relación, ya que ésta depende de la configuración instrumental. Por tanto, los cálculos se realizaron para cada campaña por separado. El método ha sido probado con estrellas

¹El programa STARMOD fue desarrollado en la Penn State University por Barden (1985) y modificado posteriormente por nosotros.

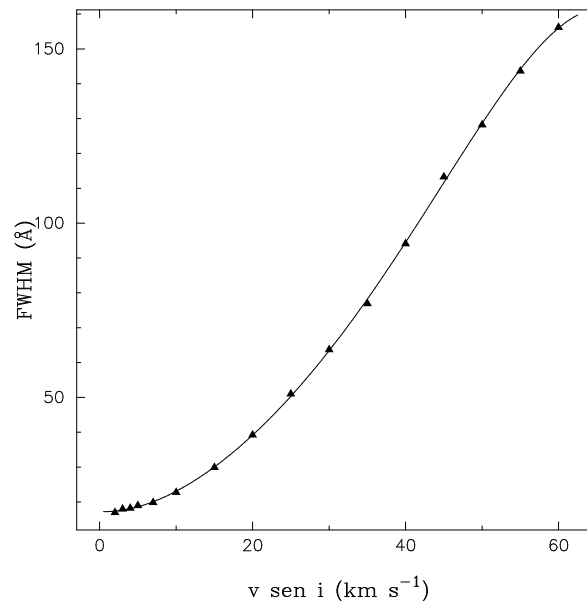


Figura 5.3: Relación entre la anchura de la función de correlación cruzada (CCF), medida como la FWHM, en función de la velocidad de rotación ($v \sin i$), para la estrella estándar HD 182488 en la región 6436 - 6544 Å.

con velocidad de rotación conocida, obteniendo un buen acuerdo. Con el fin de determinar $v \sin i$ con mayor precisión, se ha ajustado un polinomio de quinto orden a cada relación (véase figura 5.3). La incertidumbre en el valor de $v \sin i$ se calcula a partir del parámetro R , definido por Tonry & Davis (1979) como la razón entre la altura de la CCF y la componente antisimétrica del ruido (rms). Este parámetro es computado por el comando FXCOR y proporciona una medida de la relación S/N de la CCF. Tonry & Davis (1979) demostraron que el error en la FWHM es proporcional a $(1 + R)^{-1}$. Más adelante, Hartmann et al. (1986) y Rhode et al. (2001) encontraron que el valor de $\pm v \sin i (1 + R)^{-1}$ proporciona una estimación del nivel de confianza del 90 % de la medida de $v \sin i$. En este estudio se ha tomado este valor como estimación razonable de la incertidumbre en las medidas de la velocidad de rotación.

Los mejores resultados se obtienen cuando se correlacionan estrellas con tipos espectrales similares, dado que las condiciones en ambas atmósferas son parecidas. En la tabla C.1 (columna 10) se dan los valores de $v \sin i$ y su error determinados para cada observación de las estrellas de la muestra, así como su valor medio (columna 11).

5.3. Anchura equivalente y abundancia de litio

Todos los espectros en alta resolución obtenidos para este trabajo incluyen el doblete de resonancia de litio, Li I $\lambda 6707.8$ Å; en la figura B.1 se representa la región de 6695 a 6717 Å para todas las estrellas de la muestra. Con la resolución espectral de las observaciones (véase sección 4.2), la línea de Li I se encuentra solapada con la de hierro Fe I $\lambda 6707.4$ Å en la mayor parte de los objetos, debido al ensanchamiento por rotación que sufre el espectro de las estrellas (véase figura 5.4). Este hecho es despreciado por muchos autores, suponiendo una contribución mínima en el espectro. No obstante, para las estrellas más frías la $EW(\text{Fe I } \lambda 6707.4 \text{ Å})$ puede alcanzar un valor de hasta 40 mÅ. Para corregir la anchura equivalente (EW) medida en los espectros observados de la

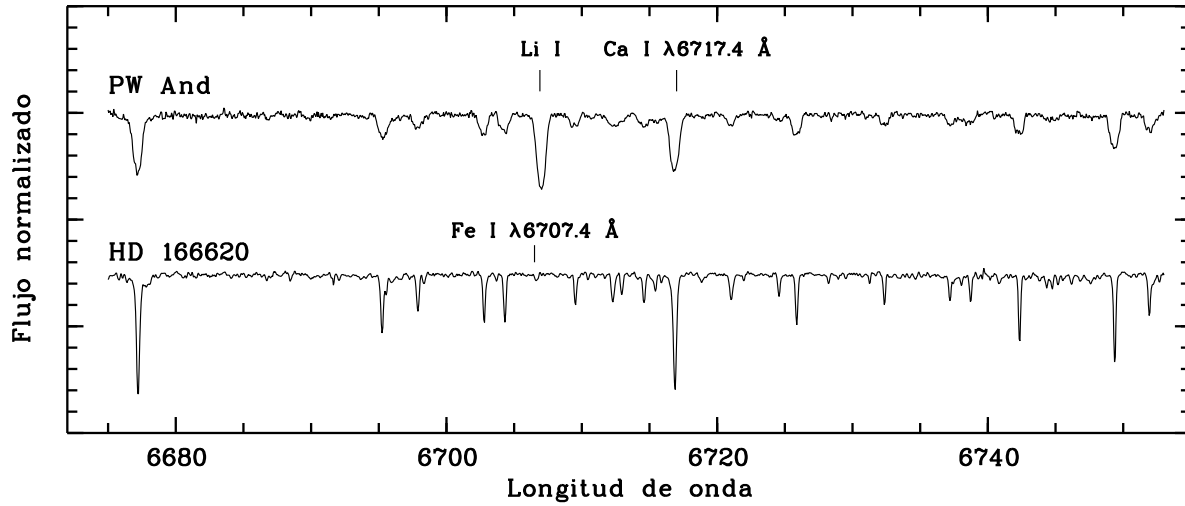


Figura 5.4: Doblete de resonancia de Li I en $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en la estrella PW Andromedae. Con una resolución espectral típica de 0.1 \AA , la línea de Li I se encuentra solapada con la línea cercana de Fe I en $\lambda 6707.4 \text{ \AA}$. Por el contrario, la estrella HD 166620 no presenta litio en su atmósfera, siendo visible únicamente la línea de Fe I.

contribución de la línea de Fe I, se han utilizado los resultados de Soderblom et al. (1990), quienes obtuvieron una calibración empírica para la $EW(\text{Fe I } \lambda 6707.4 \text{ \AA})$ en función del índice de color ($B-V$):

$$EW(\text{Fe I}) = 0.040(B - V) - 0.015 \quad (5.10)$$

En la tabla C.1 (columna 13) se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ determinados para todas las observaciones de las estrellas de la muestra (figura B.1) junto con su valor medio (columna 14). La indeterminación en el valor de la EW se ha calculado a partir de la ecuación 5.10 teniendo en cuenta que:

$$\Delta EW(\text{Fe I}) = 0.040\Delta(B - V) \quad (5.11)$$

$$\Delta EW(\text{Li I}) = \Delta EW_{\text{medida}} + \Delta EW(\text{Fe I}) \quad (5.12)$$

Se han utilizado las curvas de crecimiento de Pavlenko & Magazzù (1996) para calcular la abundancia de litio a partir de la $EW(\text{Li I})$. Éstas corresponden a modelos de atmósfera teóricos para estrellas enanas y *subgigantes* de tipos espectrales G - M, abarcando un rango de temperatura efectiva de $3500 < T_{\text{ef}} < 6000 \text{ K}$, con un paso de 500 K , y de gravedad de $3.0 < \log g < 4.5 \text{ dex}$, con paso de 0.5 dex . El modelo incluye un tratamiento de los efectos de la absorción molecular en las estrellas frías que tiene en cuenta la dependencia, con la *profundidad óptica*, de los *coeficientes de absorción* y de la *función fuente* de las líneas fotosféricas. Por lo tanto, se dispone de dos mallas de puntos distintas: una primera obtenida considerando que la atmósfera estelar posee *equilibrio termodinámico local* (LTE); y una segunda determinada a partir de un modelo de atmósfera que no cumple el equilibrio termodinámico local (non-LTE). Aquí, se han determinado las abundancias utilizando ambas mallas. La temperatura superficial de cada estrella ha sido calculada a partir del tipo espectral utilizando las tablas de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler, 1982). Para todas las estrellas enanas se ha supuesto $\log g = 4.5 \text{ dex}$, mientras que para las *gigantes* se ha utilizado $\log g = 3.5 \text{ dex}$. El valor de $\log N(\text{Li I})$ para cada estrella se ha determinado primero interpolando

en las tablas entre los valores de $EW(\text{Li I})$ más próximos al determinado en nuestros espectros para las temperaturas de la tabla inmediatamente anterior y posterior a la correspondiente a la estrella. Con estos dos valores se ha realizado una interpolación para determinar la abundancia para esta temperatura, considerando tanto LTE como non-LTE. Los resultados obtenidos se exponen en la tabla C.1 (columnas 15 y 16).

5.4. Actividad cromosoférica

El análisis simultáneo de los diferentes indicadores en el rango óptico permite estudiar en detalle la cromosfera, distinguiendo entre las diferentes estructuras: playas, fulguraciones y microfulguraciones. El rango en longitud de onda en las campañas de observación realizadas para este estudio comprenden todas las líneas afectadas por actividad cromosférica en el óptico hasta el infrarojo cercano, desde Ca II H & K hasta el triplete infrarojo (IRT), incluyendo las líneas de Balmer H_α , H_β , H_γ , H_δ y H_ϵ , el triplete b de Mg I, la línea He I D₃ y el doblete D₁ y D₂ de Na I. En la tabla 5.1 se listan las líneas cromosféricas más comunes (columna 1) junto con la longitud de onda en la que se encuentran (columna 2).

La actividad magnética afecta de forma distinta a las diferentes líneas cromosféricas. Así, aquellas que se forman por *fotoionización* experimentan un *llenado* en el centro de la línea de absorción, pudiendo llegar a presentarse en emisión por encima del continuo adyacente cuando el nivel de actividad es muy alto. Por otro lado, las líneas que se forman en *procesos colisionales* presentan un pico de emisión en su centro, más acusado cuanto mayor es la actividad de la estrella. En la tabla 5.1 (columna 3) se muestra el proceso de formación controla principalmente la función fuente de las diferentes líneas.

En el apéndice B, se muestra el espectro de las estrellas de la exploración en las regiones próximas a H_α y Ca II IRT, así como Ca II H & K para algunas estrellas seleccionadas (figuras B.2 a B.4).

Tabla 5.1: Líneas indicadoras de actividad cromosférica en el óptico e infrarojo cercano.

Línea	Lóngitud de onda (Å)	Proceso de formación
Ca II K	3933.664	colisional
Ca II H	3968.470	colisional
H_ϵ	3970.074	fotoionización
H_δ	4101.737	fotoionización
H_γ	4340.468	fotoionización
H_β	4861.332	fotoionización
Mg I b ₃	5167.322	fotoionización
Fe II	5169.030	fotoionización
Mg I b ₂	5172.684	fotoionización
Mg I b ₁	5183.604	fotoionización
He I D ₃	5875.989	fotoionización
Na I D ₂	5889.953	colisional
Na I D ₁	5895.923	colisional
H_α	6562.817	fotoionización
Ca II IRT1	8498.018	colisional
Ca II IRT3	8542.089	colisional
Ca II IRT3	8662.140	colisional

5.4.1. Indicadores de actividad

Las líneas de resonancia H y K de Ca II, situadas en la región violeta del espectro, son las líneas fotosféricas de absorción más intensas observadas en el espectro de las estrellas frías. Su designación como H y K fue establecida por J.W. Draper, en 1843, al observar en el espectro del Sol que la línea inicialmente identificada por Fraunhofer en 1814 como H consistía, de hecho, en dos líneas distintas. Draper llamó H a la de mayor longitud de onda. Posteriormente, Henri Deslandres descubrió, en 1892, emisiones débiles en el centro de las líneas H y K en el espectro solar, que a su vez presentaban absorciones centrales (autoabsorciones). Ocho años más tarde, en 1900, G. Eberhard descubrió estos mismos picos de emisión central en Ca II H & K en la estrella *Arcturus*, hecho publicado por Eberhard & Schwarzschild (1913). La lista de estrellas de tipos espectrales G y K con emisiones centrales en Ca II H & K se fue ampliando con los años a medida que las técnicas para observar el espectro estelar avanzaban. El número de estrellas conocidas con emisiones en H y K aumentó considerablemente gracias a los trabajos realizados en Mt. Wilson por Joy y Wilson (1949), quienes catalogaron 456 estrellas de tipos G, K y M con emisiones Ca II H & K, 95 de las cuales también presentaban autoabsorciones. Los trabajos de Wilson (1954 y 1959) y Wilson & Bappu (1957) mostraron que la anchura total de la emisión en la línea K se relaciona con la magnitud absoluta de la estrella. Esta relación se conoce con el nombre de *efecto Wilson-Bappu*. Otros estudios posteriores pusieron de manifiesto que la intensidad de la emisión en H y K en las estrellas de la secuencia principal está relacionada con su edad (Wilson, 1963; Wilson & Skumanich, 1964) y con su rotación (Wilson, 1966).

Actualmente se sabe que la aparición de la emisión central en las líneas H y K de Ca II se debe a la presencia de la cromosfera, y que la mayor parte de las estrellas jóvenes con tipos espectrales menores a G poseen emisión en Ca II H & K en mayor o menor medida. Igualmente, algunas de las estrellas gigantes presentan picos de emisión en estas líneas, en especial las variables de tipo RS CVn, sistemas binarios formados por estrellas principalmente frías y cuya componente activa es una estrella de tipo espectral G, K o M evolucionada, y las variables de tipo FK Comae Berenices (FK Com), estrellas gigantes frías con una velocidad de rotación muy elevada. Así, la existencia de emisión en H y K se ha convertido en el principal indicador de actividad cromosférica. En la figura 5.5 (izquierda) se ha representado el espectro de tres estrellas de tipo solar con un nivel de actividad diferente, en la región próxima a la línea Ca II K. La estrella poco activa HD 171746 presenta, además, una autoabsorción en el centro de la emisión, como las descritas por Henri Deslandres en el caso del Sol.

El otro indicador de actividad utilizado más comúnmente es la presencia de emisión en la línea de hidrógeno H_{α} . Su aparición en las estrellas de los últimos tipos espectrales se debe a la existencia de una actividad magnética intensa. En especial, las estrellas enanas de tipos K y M (dK y dM), con una capa convectiva más profunda, son más susceptibles de presentar emisión en H_{α} dado que el campo magnético generado por procesos no radiativos es más intenso en éstas. Su presencia en las estrellas dK y dM está ligada a la existencia de una emisión intensa en Ca II H & K. Además, las estrellas con H_{α} en emisión suelen presentar fulguraciones similares a las observadas en el Sol (Robinson et al., 1990), que no se producen en otras estrellas. En la figura 5.5 (derecha) se representa el espectro de tres estrellas enanas de tipo espectral K0-2 con un nivel de actividad diferente, en la región próxima a la línea H_{α} . Asimismo, se ha observado la existencia de emisión en H_{α} en algunos sistemas binarios de tipo RS CVn, aunque en

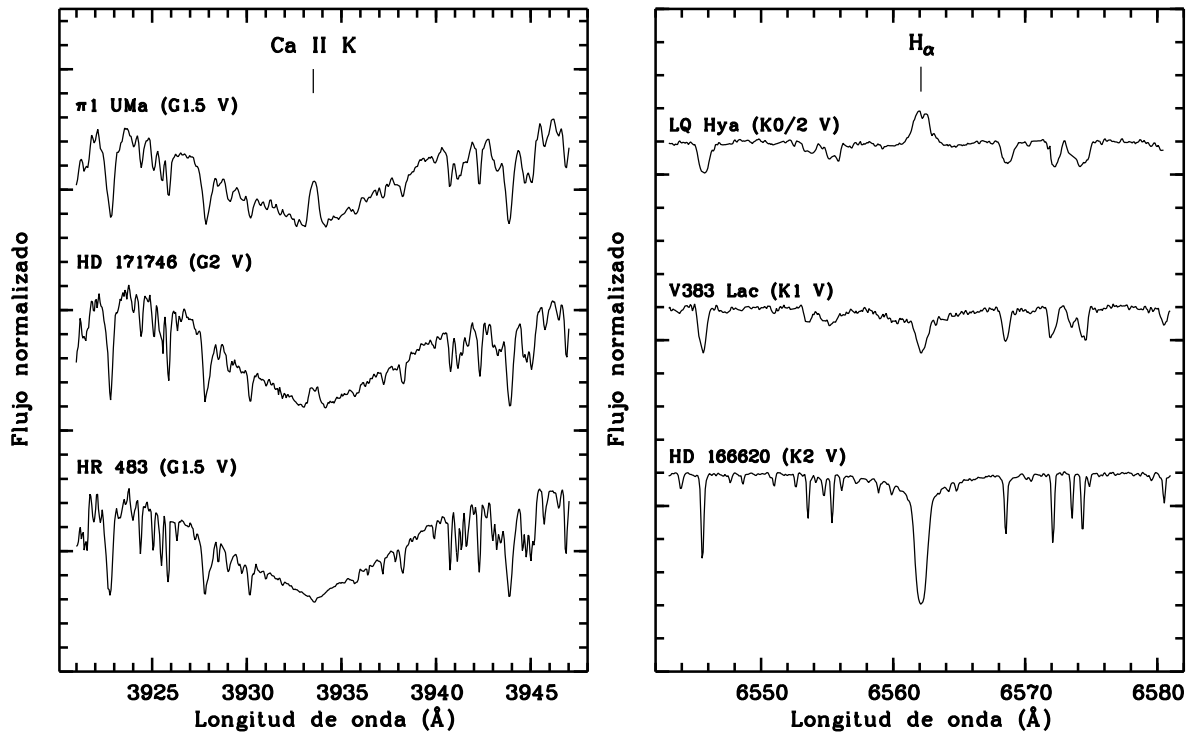


Figura 5.5: **izquierda**: región próxima a la línea Ca II K en tres estrellas de tipo solar con diferentes grados de actividad; en HD 171746 se aprecia una autoabsorción en el centro de la línea de emisión, similar al que presenta el espectro del Sol; **derecha**: región próxima a la línea H α en tres estrellas enanas de tipo espectral K0-2 con diferentes niveles de actividad. La estrella V383 Lac presenta un *llenado* de la línea de absorción H α debido a la emisión cromosférica.

éstos la presencia de una emisión intensa en H y K no conlleva la aparición de emisión en H α . Por el contrario, en los sistemas de tipo BY Draconis, donde ambas componentes son estrellas no evolucionadas, el comportamiento es similar al de las enanas de tipos espectrales K y M.

5.4.2. Sustracción espectral

El estudio de la emisión en las líneas cromosféricas resulta complicado debido a que el perfil de emisión se mezcla con el de absorción producido en la fotosfera. Cuando la emisión es intensa, la separación entre la contribución de ambas regiones de la atmósfera de la estrella es muy clara, especialmente en el caso de las líneas colisionales, como son H y K e IRT de Ca II. Sin embargo, cuando la emisión es muy poco intensa, resulta difícil distinguir entre ambas. Si se desea estudiar únicamente la intensidad de la emisión en la línea es posible medir su *EW* y compararla con la de estrellas similares que no presentan emisión. No obstante, para realizar un estudio del perfil de la línea cromosférica y de su comportamiento es preciso sustraer la contribución de la fotosfera al espectro, lo que permite observar el espectro de la cromosfera por separado. Con este fin, en este estudio se ha utilizado el método de la *sustracción espectral* (Montes et al., 1995, 1997, 1998, 2000). Esta técnica consiste en crear un espectro sintético de la fotosfera de la estrella, que posteriormente se sustrae del observado. Libre de la contribución fotosférica, el espectro muestra únicamente la emisión cromosférica (figura 5.6). Dicho

espectro sintético debe desplazarse en longitud de onda para hacer coincidir la posición de las líneas de absorción con la de las líneas de la estrella observada. Asimismo, es preciso ensanchar rotacionalmente el espectro sintético hasta una velocidad de rotación igual a la de la estrella de la que va a sustraerse. Para aplicar esta técnica es necesario realizar varias hipótesis:

1. la relación en la transferencia radiativa entre los campos fotosférico y cromosférico es lineal;
2. no existe un acoplamiento radiativo entre las regiones activas y no activas;
3. la naturaleza de la fotosfera de las estrellas activas es similar al de estrellas con menos actividad cromosférica.

El espectro sintético se puede obtener a partir de un modelo de atmósfera; para ello, sólo es preciso conocer los parámetros de temperatura efectiva (T_{ef}), gravedad ($\log g$) y abundancia metálica para obtener una representación exacta de la fotosfera de la estrella observada. No obstante, los modelos teóricos no llegan a reproducir el espectro de las estrellas, especialmente para las más frías, debido principalmente al desconocimiento de algunos procesos de las atmósferas estelares, así como que varios de ellos se desprecian por simplicidad de cálculo. Por el contrario, el uso de estrellas de referencia no activas con tipo espectral y clase de luminosidad similar a los de los objetos activos evita este problema.

En este estudio se han utilizado estrellas no activas con tipo espectral similar al de las estrellas de la muestra, observadas en las mismas campañas que éstas. El espectro sintético ha sido producido con el programa STARMOD. Una estrella de referencia no activa de tipo espectral y clase de luminosidad iguales a los de la estrella activa es desplazado en longitud de onda hasta hacer coincidir la posición de las líneas de absorción de ambas. Simultáneamente, el espectro es ensanchado rotacionalmente convolucionándolo con la función de ensanchamiento teórica (Gray, 1992), hasta que se alcanza el mejor ajuste. El espectro así creado es sustraído al de la estrella activa, obteniéndose un residuo correspondiente a la contribución de la cromosfera al espectro de la estrella. Si la estrella a la que se sustrae el espectro sintético es activa, el espectro sustraído presenta emisiones en algunas regiones correspondientes a líneas afectadas por la emisión cromosférica (*exceso de emisión*). En la tabla C.2 se dan los resultados de la EW medida en estas líneas de emisión del espectro sustraído para cada observación de todas las estrellas de la exploración. El error cometido al calcular la EW puede estimarse a partir de la relación (Cayrel, 1988):

$$\Delta EW_{\lambda} = \frac{1.6\sqrt{\omega\delta x}}{S/N} \quad (5.13)$$

donde ω es la FWHM de la línea, δx es el tamaño del píxel en \AA y S/N es la relación señal-ruido por píxel en el continuo. Con un valor típico de ω de 1.35\AA , para la línea H_{α} , $\delta x = 0.09 \text{\AA}$ y $S/N \sim 100$ para nuestras observaciones, el error estimado es del orden de 6 m\AA . Sin embargo, la ecuación 5.13 no tiene en cuenta errores en la normalización del espectro, ni posibles solapamientos entre líneas. Asimismo, debe ser utilizada con el espectro observado y no con el sustraído.

Para este trabajo se ha utilizado la rms calculada en el espectro sustraído fuera de las regiones de las líneas de emisión cromosférica y la desviación estándar resultante en

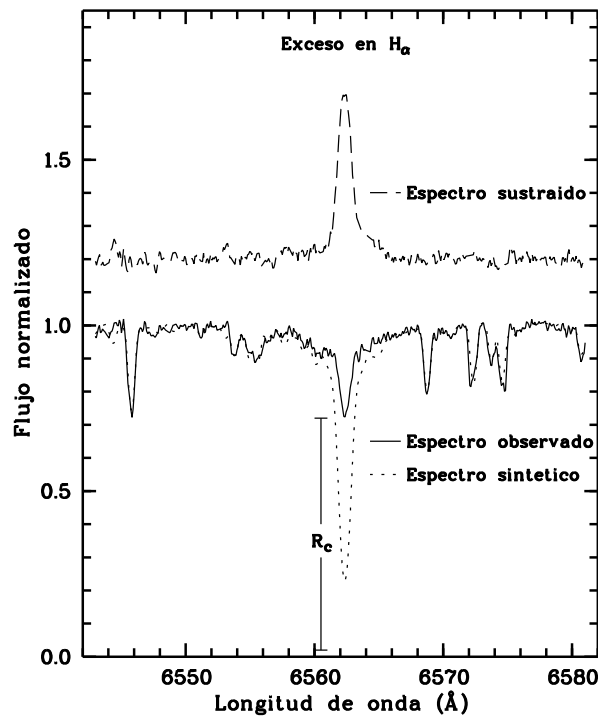


Figura 5.6: Técnica de la sustracción espectral para la línea H_{α} en la estrella V383 Lac (K1 V). La línea continua representa el espectro observado, mientras que la línea de puntos corresponde al espectro sintético creado con STARMOD a partir de la estrella no activa HR 166 (K0 V). La línea discontinua denota el residuo que se obtiene después de sustraer el espectro sintético al observado, es decir, la contribución cromosférica. El término R_c se refiere a la intensidad residual en la línea H_{α} en el espectro observado.

la medida de la EW . De esta forma se tienen en cuenta los errores en la normalización, las diferencias entre las estrellas activa y estándar y la precisión interna del programa STARMOD ($0.5 - 2 \text{ km s}^{-1}$ en el desplazamiento en longitud de onda y $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$ en el ensanchamiento rotacional). En la tabla C.2 se da, junto al valor de la EW , su error asociado para cada una de las líneas cromosféricas. Se debe apreciar que el error en las líneas más azules es mayor dada la menor S/N del espectro en esta región.

Cada valor de EW ha sido convertido a flujo cromosférico absoluto en la superficie estelar ($\log F_S$) medido en $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{Å}^{-1}$ utilizando la calibración de Hall (1996) en función del índice de color $B-V$. En la tabla C.3 se presentan los flujos obtenidos y su error para cada observación de todas las estrellas de la exploración. Asimismo, se han calculado las relaciones $EW_{H_{\alpha}}/EW_{H_{\beta}}$, E_{8542}/E_{8498} y $E_{H_{\alpha}}/E_{H_{\beta}}$, para todas las estrellas con datos suficientes, con el objetivo de obtener información sobre el origen de la emisión. El estudio de playas y protuberancias en el Sol muestra que valores de $E_{H_{\alpha}}/E_{H_{\beta}}$ de entre 3 y 15 sólo se encuentra en el material extenso visto sobre el limbo (*protuberancias*), mientras que valores comprendidos entre 1 y 2 son típicos de *playas* y protuberancias vistas sobre el disco. Del mismo modo, valores de E_{8542}/E_{8498} en el rango $\sim 1-2$ es indicativo de emisión en regiones ópticamente opacas de las playas. Los resultados obtenidos para las relaciones mencionadas se encuentran en las columnas 17 a 19 de la tabla C.3.

5.5. Tipo espectral y temperatura efectiva

La utilización del método de la sustracción espectral conlleva la determinación precisa del tipo espectral de la estrella activa, dado que los mejores resultados se obtienen cuando ambas, la estrella activa y la no activa, son del mismo tipo.

La determinación del tipo espectral de las estrellas es un problema ampliamente estudiado. Históricamente se han venido empleando varios métodos, aunque probablemente los más utilizados son la comparación con espectros de estrellas estándares de tipo espectral del sistema Morgan-Keenan, el cálculo de la anchura equivalente de líneas de absorción seleccionadas y la determinación de relaciones entre líneas fotosféricas próximas. No obstante, los valores encontrados en la bibliografía difieren considerablemente de unos autores a otros, debido principalmente a las diferencias en la resolución espectral y la relación S/N de las distintas observaciones (Strassmeier & Fekel, 1990; Gray & Johanson, 1991). Cuando la resolución es baja ($\Delta\lambda/\lambda \leq 30000$) muchas de las líneas utilizadas en el cálculo de relaciones se ven solapadas, haciendo inviable el método. Del mismo modo, el solapamiento afecta a la determinación de las anchuras equivalentes. Además de la resolución, la rotación estelar también produce un solapamiento entre las líneas más próximas, tanto mayor cuanto mayor el la velocidad de rotación del objeto. Actualmente existen bibliotecas espectrales² con diferentes resoluciones, obtenidas a partir de distintos métodos y con parámetros distintos (véase, por ejemplo, Kirpatrick et al., 1991, Montes et al., 1997b y 1999; Montes & Martín, 1998; Soubiran et al., 1998; Cenarro et al., 2001).

Para este estudio se han observado estrellas estándares de tipo espectral en cada campaña de observación (tabla 4.2). En los casos en los que el solapamiento entre líneas es pequeño, es decir para aquellas estrellas de la muestra con un valor de $v\text{sen}i$ bajo, el tipo espectral se ha deducido a partir de las relaciones entre líneas dadas por Strassmeier & Fekel (1990), así como de la comparación entre los espectros de las estrellas activas y las estándares de tipo espectral observadas en la misma campaña, en regiones del espectro con líneas sensibles a la temperatura, como son el triplete Mg I b, el doblete Na I D₁ & D₂, H _{α} y Ca II IRT. Para aquellas estrellas con mayor tasa de rotación, el espectro ha sido comparado con el de estrellas estándares, previamente ensanchado rotacionalmente hasta tener el mismo valor de $v\text{sen}i$. Este ensanchamiento se ha llevado a cabo utilizando el programa STARMOD en la forma explicada en la sección 5.2. En la tabla C.1 (columna 7) se dan los resultados para todas las estrellas de la exploración espectroscópica.

²<http://www.ucm.es/info/Astrof/invest/actividad/spectra.html>

Capítulo 6

Estudio individual de los grupos cinemáticos

La existencia de subgrupos de edad dentro de gran parte de los grupos cinemáticos jóvenes: Asociación Local, supercúmulo Hyades, grupo de movimiento Ursa Major, supercúmulo IC 2391 y grupo de Castor, hace que la clasificación de las candidatas dentro de estos sea más complicada. Por ello, es necesario realizar un estudio individual de cada grupo en el que se tengan en cuenta las diferentes propiedades, tanto cinemáticas como espectroscópicas, de cada uno de sus miembros.

En este capítulo se analiza detalladamente la pertenencia de las estrellas clasificadas como posibles miembros de cada grupo de movimiento. Para ello, se han incluido tanto las estrellas del catálogo (capítulo 3) como las de la exploración espectroscópica (capítulo 5). Para aquellos objetos en común, se han utilizado las medidas realizadas en la exploración. Para éstas, se han calculado las componentes de la velocidad galáctica en la forma descrita en la sección 2.3.1, a partir de los valores de velocidad radial determinados en la sección 5.1. Asimismo, se han utilizado los datos de abundancia de litio (sección 5.3) y tipo espectral (sección 5.5) para la clasificación de las candidatas a partir de los criterios de pertenencia. Por otro lado, la fotometría utilizada corresponde a la obtenida en la sección 3.3.

6.1. Grupos dentro de grupos: estudio detallado de la Asociación Local

6.1.1. Resultados anteriores

Los primeros estudios sobre la Asociación Local se llevaron a cabo con las estrellas más luminosas, tanto gigantes como enanas, estas últimas de tipos espectrales muy tempranos. Posteriormente se incluyeron objetos más fríos ampliando en rango hasta las estrellas de tipo G. Paralelamente, se investigó la relación del grupo con diversos cúmulos estelares tales como Pleiades, α Persei, NGC 2516, IC 2602 y la asociación estelar Scorpius-Centaurus (Eggen, 1983), con edades comprendidas entre los 20 y los 150 Ma (Jeffries & Jewel, 1993).

Estudios más recientes confirman que muchas estrellas jóvenes frías, con tipos espectrales K y M, poseen una cinemática similar a la de este grupo (Innis et al., 1986).

De hecho, su agrupación en el espacio de velocidades es muy similar, si bien la dispersión es algo mayor (Skuljan, 1999). Algunas observaciones en el ultravioleta extremo de estrellas activas con emisión coronal (Jeffries & Jewell, 1993; Jeffries, 1995) demuestran que una gran cantidad de ellas están relacionadas con el grupo cinemático. Estudios espectroscópicos de algunas de estas estrellas con emisiones importantes en rayos X, encuentran que muchas presentan una abundancia de litio anormalmente grande, comparable con la de cúmulos tales como Pleiades o incluso con la de estrellas pre-secuencia principal de tipo T Tauri (Favata et al., 1993 y 1995; Tagliaferri et al., 1994). En los últimos años se ha tratado de determinar las propiedades cinemáticas de muestras de estrellas frías activas seleccionadas a partir de su abundancia de litio (véase, por ejemplo, Jeffries 1995).

A partir de estudios de estrellas calientes y asociaciones OB, se ha demostrado que los objetos de la Asociación Local forman subgrupos en el plano-*UV* (Asiain et al., 1999a). Investigaciones recientes sobre la historia de formación de los subgrupos muestra posibles estadios en los que dicha formación ha podido tener lugar (Asiain et al., 1999b). La existencia de asociaciones OB y otros tipos de asociaciones jóvenes en las proximidades del grupo en el espacio de velocidades apoya esta hipótesis. Estudios llevados a cabo por Chereul et al. (1998, 1999) muestran inhomogeneidades en la distribución de las estrellas cercanas, que forman asociaciones como la de Centaurus-Lupus o la de Coma. Otros trabajos se han realizado con la población estelar fría del cinturón de Gould (Guillout et al., 1998a; Makarov & Urban, 2000).

6.1.2. Cinemática en la vecindad de la Asociación Local

Los datos astrométricos obtenidos por el satélite Hipparcos, junto con observaciones fotométricas y espectroscópicas, han permitido reconocer cúmulos y agrupaciones estelares muy jóvenes en la vecindad solar, asociaciones T relacionadas con regiones cercanas de formación estelar. Éstas incluyen las asociaciones TW Hydrae (de la Reza et al., 1989; Gregorio-Hetem et al., 1992; Kastner et al., 1997; Webb et al., 1999; Sterzik et al., 1999; Song et al., 2003), η Chamaeleonis (Mamajek et al., 1999; Lawson et al., 2001), ϵ Chamaeleonis (Frink et al., 1998; Terranegra, 1999; Feigelson et al., 2003), Horologium (Torres et al., 2000), Tucana (Zuckerman & Webb, 2000; Song et al., 2003), β Pictoris (Barrado y Navascués et al., 1999; Zuckerman et al., 2001b; Ortega et al., 2004), MBM 12 (Hearty et al., 2000; Luhman, 2001), y las recientemente descubiertas Corona Australis (Quast et al., 2001), AB Doradus (Zuckerman et al., 2004) y la Gran Asociación Austral (Torres et al., 2001; de la Reza et al., 2001), relacionada con varias de las pequeñas agrupaciones en el hemisferio sur celeste, como Tucana y Horologium, todas ellas con una edad comprendida entre algunos millones y varias decenas de millones de años.

Las asociaciones T están formadas por estrellas jóvenes pre-secuencia principal de tipo T Tauri, estrellas frías extremadamente activas con velocidades de rotación muy elevadas. Este es el caso de las asociaciones TW Hydrae y Tucana, donde se han estudiado abundancias de litio y propiedades fotométricas y espectroscópicas, además de sus movimientos propios comunes (véase, por ejemplo, Zuckerman & Webb, 2000 y Zuckerman & Song, 2004). Las asociaciones OB, por el contrario, son regiones de formación estelar en las que se encuentra una gran cantidad de estrellas de los primeros tipos espectrales (estrellas de tipos O y B), pudiendo observarse la ionización que producen en el gas que aún las rodea. Los grupos MBM 12 y MBM 20 han sido hallados

Tabla 6.1: Asociaciones de estrellas jóvenes¹, asociaciones OB y cúmulos estelares en la vecindad solar.

Nombre	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	Edad (Ma)
Asociaciones de estrellas jóvenes				
TW Hydrae	-10.2	-17.4	-4.6	10
η Chamaeleonis	-11.8	-19.1	-10.5	8
ϵ Chamaeleonis	-10.2	-18.6	-8.8	10
Tucana	-10.5	-20.8	0.3	30
Horologium A	-9.5	-20.9	-2.1	30
β Pictoris	-10.6	-16.3	-8.7	12
Extended R Corona Australis	-3.8	-14.3	-8.3	10
Gran Asociación Austral	-9.8	-21.7	-2.0	30
AB Doradus	-8.0	-27.0	-14.0	50
Asociaciones OB				
Upper Scorpius	-4.7	-16.8	-6.7	14
Upper Centaurus-Lupus	-3.9	-20.3	-3.4	10
Lower Centaurus-Crux	-8.8	-20.0	-6.2	10
α Persei	-11.0	-26.0	-7.0	1.5 - 4
Cassiopeia-Taurus 1	-13.24	-19.69	-6.38	-
Cepheus OB6	-14.0	-29.0	-6.0	-
Cúmulos estelares				
Pleiades	-6.3	-24.3	-13.1	78
a Carina	-10.7	-24.4	-3.4	60
IC 2602	-8.4	-20.2	-0.2	10
α Persei	-15.3	-25.7	-8.0	50
NGC 2516	-17.4	-23.8	-3.7	107
NGC 2264	-18.2	-13.8	-2.8	20
δ Lyrae	-6.7	-23.1	-10.5	25
IC 4665	-8.1	-16.9	-0.6	36
NGC 1039	-0.1	-28.3	-22.8	195

¹ <http://www.ucm.es/info/Astrof/invest/actividad/wtts.html#newassociations>

a partir de estudios de nubes moleculares, las cuales producen un enrojecimiento en la radiación que nos llega de sus estrellas, si bien este hecho parece ser común a todas las asociaciones jóvenes en general (Zuckerman et al., 2001). En la tabla 6.1 se presentan las componentes de la velocidad galáctica y la edad de algunas de las asociaciones de estrellas jóvenes, asociaciones OB y cúmulos estelares que se encuentran en las proximidades de la Asociación Local en el plano-*UV*. Las componentes (**U**, **V**, **W**) de los cúmulos han sido calculadas en este trabajo a partir de los valores más recientes de paralaje, movimientos propios y velocidad radial encontrados en la bibliografía.

A partir del estudio de densidades en el plano-*UV*, Asiain et al. (1999a) distinguieron cuatro subestructuras de edades comprendidas entre 20 y 300 Ma dentro de los límites de la Asociación Local, utilizando estrellas calientes de tipos O y B. La

Tabla 6.2: Subestructuras encontradas en el plano- UV a partir de estudios de densidad.

Nombre	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	Edad (Ma)
Asiain et al. (1999a)				
B1	-4.5	-20.1	-5.5	20
B2	-10.7	-18.8	-5.6	60
B3	-16.8	-21.7	-5.6	300
B4	-8.7	-26.4	-8.5	150
Chereul et al. (1999)				
1	-13.1	-21.9	-7.1	-
2	-11.1	-21.9	-6.0	-
Centaurus-Lupus	-12.4	-16.5	-7.4	10-600

diferencia de edades hallada sugiere que cada uno de ellos se ha formado en episodios distintos; estudios cinemáticos posteriores a partir del movimiento orbital de los subgrupos en el potencial galáctico confirman este hecho (Asiain et al., 1999b). Otra gran estructura en las proximidades de la Asociación Local, es la concentración de asociaciones de estrellas Centaurus-Lupus, que está relacionada con el cinturón de Gould. Se trata de una región del espacio más densa (Chereul et al., 1999) en cuyo interior se encuentran numerosas agrupaciones estelares jóvenes. Actualmente se están realizando estudios sobre la formación de este tipo de estructuras (véase, por ejemplo, Mamajek & Feigelson, 2001). En la tabla 6.2 se presentan las subestructuras encontradas por Asiain et al. (1999a) así como las identificadas por Chereul et al. (1999). Para cada una se dan su edad y las componentes de la velocidad galáctica (**U**, **V**, **W**).

La mayor parte de las estructuras relacionadas con el cinturón de Gould se encuentran situadas en el hemisferio sur, debido a su inclinación y posición con respecto al Sistema Solar. El cinturón de Gould es un sistema de asociaciones OB y cúmulos jóvenes, con edades comprendidas entre los 30 y los 80 Ma, inclinado unos 20° con respecto al ecuador galáctico y cuyo origen podría estar relacionado con un estadio de formación estelar que pudo tener lugar en un brazo espiral, con un momento angular demasiado grande para mantener al sistema gravitacionalmente ligado (Lindblad et al., 1997), si bien otros autores sugieren otro tipo de mecanismos de formación. Así, Comerón & Torra (1992, 1994) argumentan que su formación pudo deberse a colisiones a gran velocidad de nubes moleculares con el disco galáctico, mientras que otros autores proponen las explosiones de supernova o la formación estelar inducida por el viento estelar de otras asociaciones como mecanismo de formación (véase Guillout et al. 1998b y referencias allí citadas). Asimismo, pueden encontrarse escenarios alternativos que expliquen la existencia de una distribución espacial aleatoria con forma de cinturón inclinado. A partir de las observaciones del satélite ROSAT ha sido posible detectar una población de estrellas de los últimos tipos relacionada con el cinturón de Gould (Guillout et al., 1998b); en especial, han sido identificadas asociaciones T a partir de su fuerte emisión en rayos X (véase, por ejemplo, Wichmann et al., 1997). Actualmente se tiene información de la existencia de una gran cantidad de asociaciones dentro de los límites del cinturón (figura 6.1).

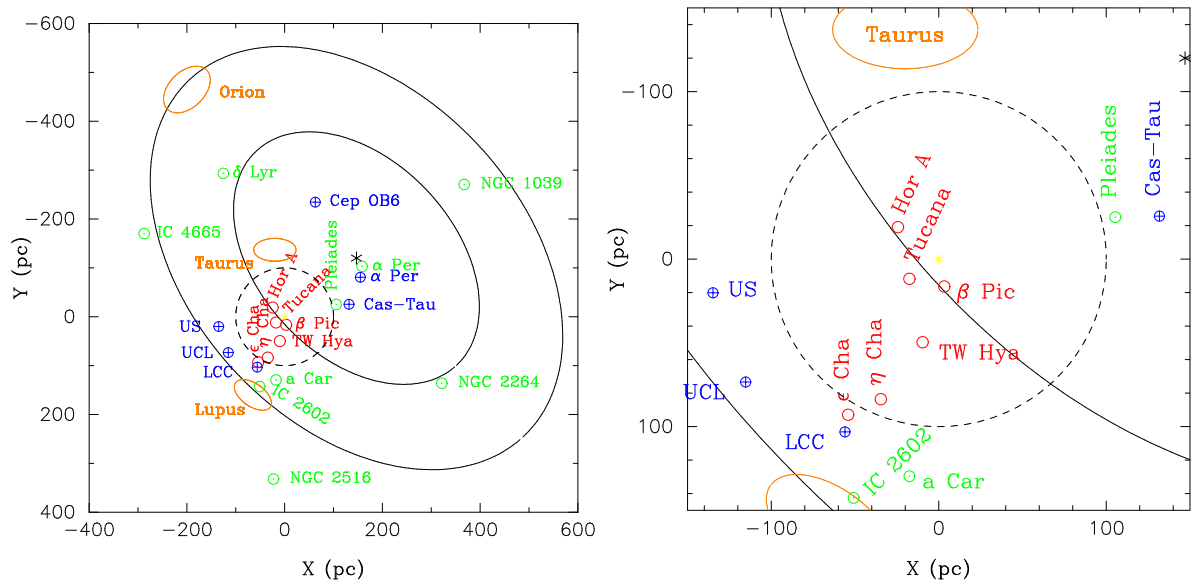


Figura 6.1: Aspecto del cinturón de Gould en el plano- XY con respecto al Sol. Con los símbolos \odot , \oplus y \circ se representa la situación en el plano de los cúmulos, asociaciones OB y asociaciones de estrellas jóvenes de la vecindad solar, respectivamente. La línea discontinua corresponde a una circunferencia de 100 pc centrada en la posición del Sol. También se han representado las regiones de formación estelar Taurus, Orion y Lupus. El cinturón se ha representado como dos elipses concéntricas de extensión (500, 340) y (300, 200) pársecs (Guillout et al. 1998b). La figura de la derecha muestra una ampliación de la región correspondiente a la vecindad solar.

En la figura 6.2 se representa el movimiento espacial de los cúmulos estelares (\odot), asociaciones OB (\oplus) y asociaciones de estrellas jóvenes (\circ) en la región de la Asociación Local. Asimismo, se han incluido las subestructuras encontradas por Chereul et al. (1999) y Asiain et al. (1999a), con semiejes equivalentes a la dispersión determinada por los autores. Aparentemente, tanto NGC 2264 (20 Ma) como NGC 1039 (195 Ma) pueden ser descartados como objetos relacionados con el grupo cinemático dada su situación en el plano- UV . El resto de cúmulos, así como todas las asociaciones estelares, se encuentran dentro de los límites de la Asociación Local. No obstante, mientras que las asociaciones de estrellas jóvenes se concentran en los subgrupos más jóvenes identificados por Asiain et al. (1999a), dentro de los límites de la asociación Centaurus-Lupus (véase tabla 6.2), las asociaciones OB se sitúan también en B4 (véase figura 6.2).

Además, se ha representado la posición de las estrellas posibles miembros de la Asociación Local. Aquellas candidatas que cumplen los criterios de Eggen se pintan como círculos, mientras que las estrellas que no satisfacen alguno o ambos criterios se representan con el símbolo \times (véase tabla 6.9). La mayor parte de las primeras se encuentra dentro de los subgrupos de Asiain et al. (1999a) en el plano- UV . La gran concentración de objetos que existe en B2 y B3 indica una dispersión en edades de 60 - 300 Ma. El resto de estrellas que cumplen los criterios de PV y ρ_c se sitúan de manera dispersa en B4, preferentemente, correspondiendo con una región del plano menos poblada. Un hecho a destacar es la aparente falta de candidatas en el subgrupo más joven (B1). La explicación puede encontrarse en un sesgo observacional debido a la edad del subgrupo; las estrellas con una edad menor a 20 Ma se encuentran en las fases

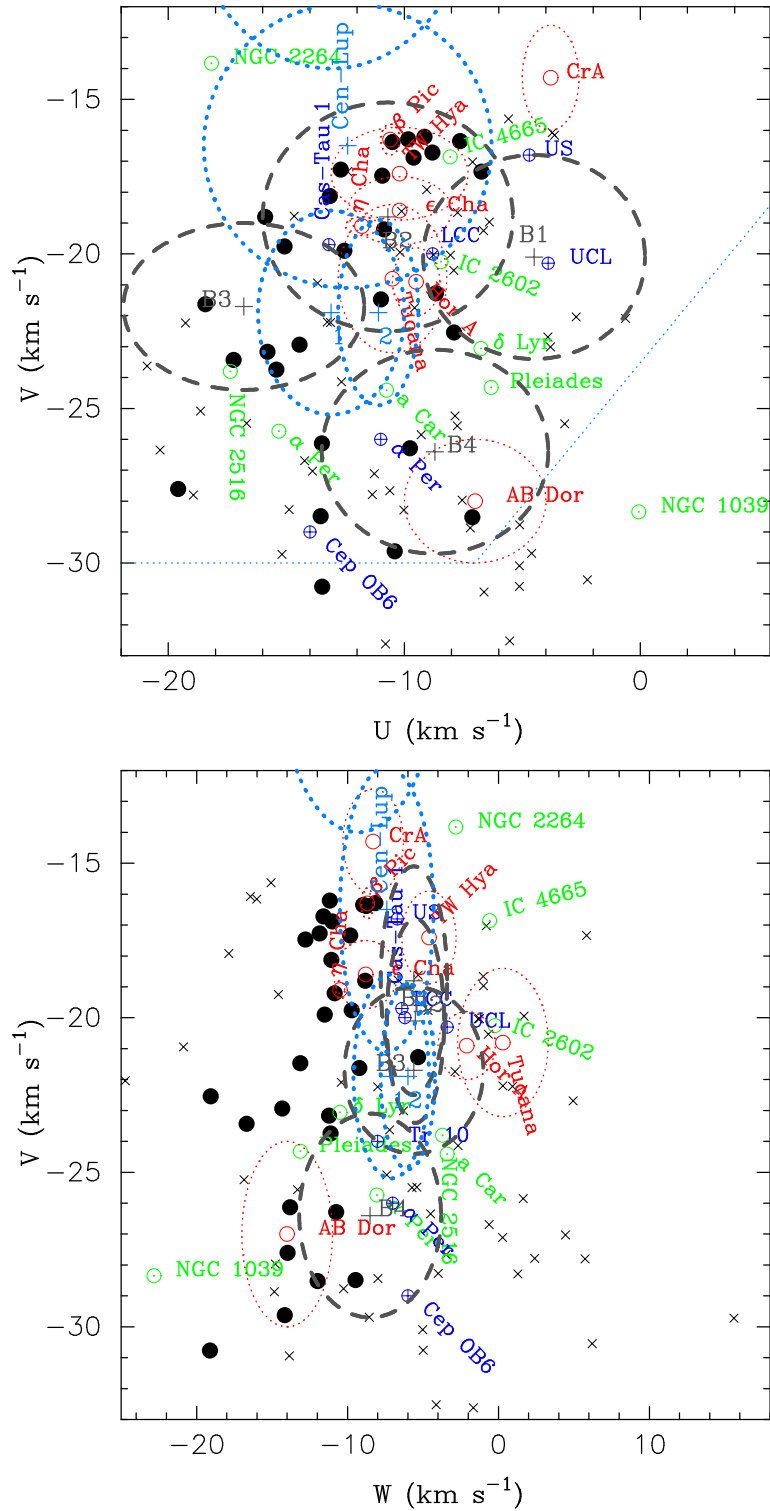


Figura 6.2: Espacio de velocidades en la región de la Asociación Local. Los círculos (\bullet) corresponden a las estrellas posibles miembros del grupo que cumplen los dos criterios de Eggen, mientras que las cruces (\times) muestran la posición de las candidatas que no cumplen alguno o ambos criterios. Con los símbolos \odot , \oplus y \circ se representa la situación en el plano de los cúmulos, asociaciones OB y asociaciones jóvenes, respectivamente. Para estas últimas se pintan también las elipses de error dadas por la dispersión de velocidades. También se incluyen las posiciones de las subestructuras listadas en la tabla 6.2.

T Tauri o post-T Tauri. En este estudio se han incluido muy pocas estrellas de este tipo, principalmente debido a la falta de medidas de la velocidad radial e incluso paralajes trigonométricas. Sin embargo, la ausencia de asociaciones T dentro de B1 encontrada a partir de estudios con estrellas T Tauri (Frink, 1999) sugiere que la Asociación Local no se extiende por esta región del plano- UV .

6.1.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å

Con el fin de establecer la edad de los posibles miembros de la Asociación Local se ha realizado un estudio de la anchura equivalente de línea de Li I en 6707.8 Å ($EW(\text{Li I})$) que servirá, junto con los resultados de las secciones 6.1.2 y 6.1.4, para establecer su pertenencia al grupo de movimiento. Las 94 estrellas para las que se tienen medidas de la $EW(\text{Li I})$ se encuentran representadas en el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral (figura 6.3). En él se incluyen la envoltura superior de los cúmulos IC 2602, Hyades y Pleiades. Para este último, también se representa la envoltura inferior (véase la sección 3.4 para más detalles). Atendiendo a la posición de las estrellas en el diagrama, se puede diferenciar en tres grupos:

1. Estrellas que se encuentran por encima de la envoltura superior del cúmulo Pleiades (representadas como estrellas verdes en la figura 6.3). En general se trata de estrellas más jóvenes que el cúmulo, cuya edad es de 78 Ma, midiéndose en muchas de ellas valores de $EW(\text{Li I})$ incluso mayores a las que se obtienen para miembros del cúmulo IC 2602 (10 Ma). En el plano- UV (figura 6.3 abajo) se concentran mayoritariamente en la región del subgrupo B2 de Asiain et al. (1999a), lo cual es consistente con su edad. No obstante, varias de ellas se encuentran dispersas en B4, aunque se trata de estrellas con valores de $EW(\text{Li I})$ poco mayores a los de los miembros del cúmulo Pleiades.
2. Estrellas situadas entre las envolturas superior e inferior del cúmulo Pleiades (círculos rojos en la figura 6.3) corresponden a objetos con $EW(\text{Li I})$ similar a las de los miembros del cúmulo. En el plano- UV se encuentran dispersas por los subgrupos B2 y B4, aunque muchas de ellas se sitúan dentro de este último, cuya edad es de aproximadamente 150 Ma (véase figura 6.3 abajo). Por su posición en el espacio de velocidades, esta subestructura suele relacionarse con los cúmulos Pleiades y α Persei. Sin embargo, su edad (78 y 51 Ma respectivamente) es bastante menor que la asociada al subgrupo. Por otro lado, la presencia de estrellas con un valor de $EW(\text{Li I})$ por encima de la envoltura superior de los miembros de Pleiades está de acuerdo con la presencia del cúmulo α Persei en la región.
3. Estrellas por debajo de la envoltura inferior del cúmulo Pleiades (representadas como triángulos azules en la figura 6.3). Son, con toda probabilidad, objetos más viejos que el cúmulo. Muchas de ellas se sitúan dentro de la subestructura B3, la más vieja encontrada por Asiain et al. (1999a), e incluso fuera de cualquier subgrupo (véase figura 6.3 abajo).

En general, se observa que en la región del subgrupo B3 no se encuentran estrellas muy jóvenes, como corresponde a su edad. Sin embargo, en B2 y B4 existen algunas candidatas con una $EW(\text{Li I})$ correspondiente a objetos más viejos que el subgrupo. La probabilidad de que estos objetos pertenezcan al grupo es menor dada su edad. El

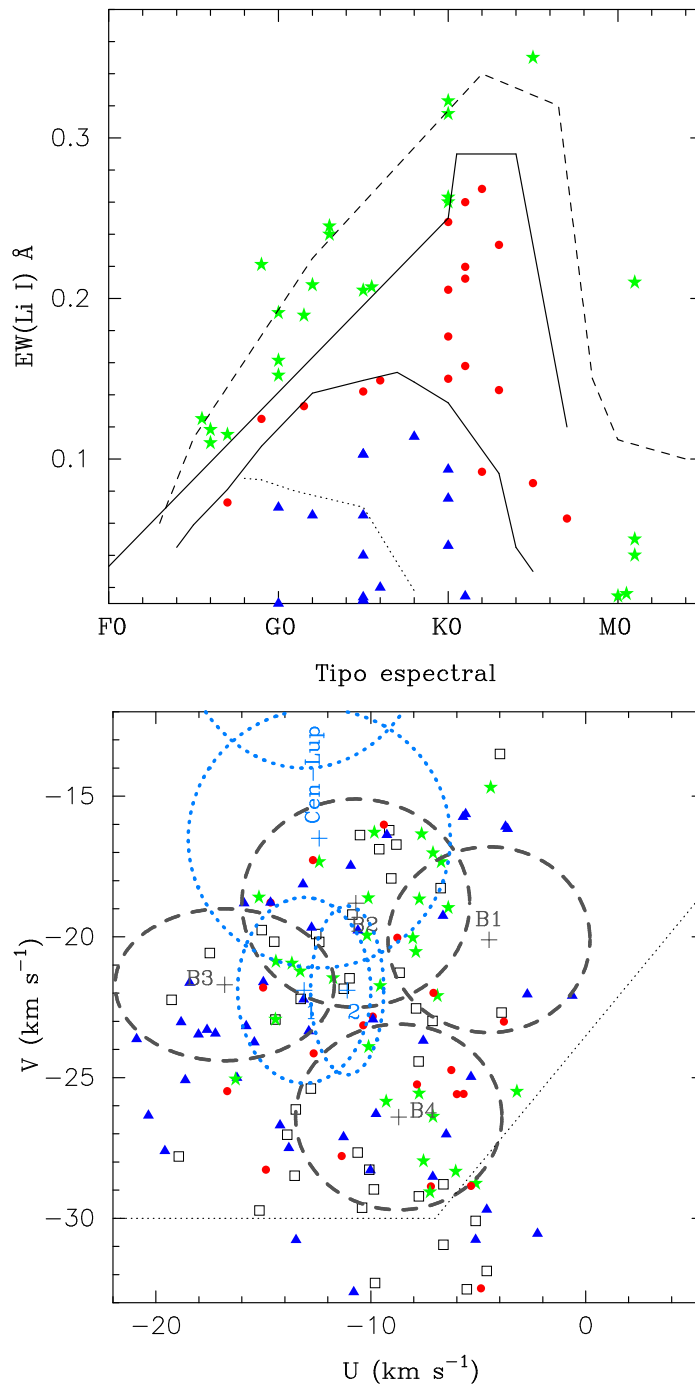


Figura 6.3: **arriba:** $EW(\text{Li I})$ en función del tipo espectral para las estrellas posibles miembros de la Asociación Local. Las líneas discontinua, continua y de puntos representan la envoltura superior de $EW(\text{Li I})$ en IC 2602 (véase figura 3.14), Pleiades e Hyades respectivamente. Para el cúmulo Pleiades se ha representado, además, la envoltura inferior con una línea continua. Las estrellas con $EW(\text{Li I})$ por encima de la envoltura superior de Pleiades están representadas como estrellas de color verde, mientras que los triángulos azules corresponden a las candidatas que se sitúan por debajo de la envoltura inferior de dicho cúmulo. Con un círculo rojo se pintan los objetos con $EW(\text{Li I})$ similar a la de los miembros de Pleiades; **abajo:** posición de las candidatas en el plano- UV . Se ha mantenido el mismo criterio de símbolos y colores que en la figura superior. Los cuadrados blancos corresponden a las estrellas sin medida de $EW(\text{Li I})$.

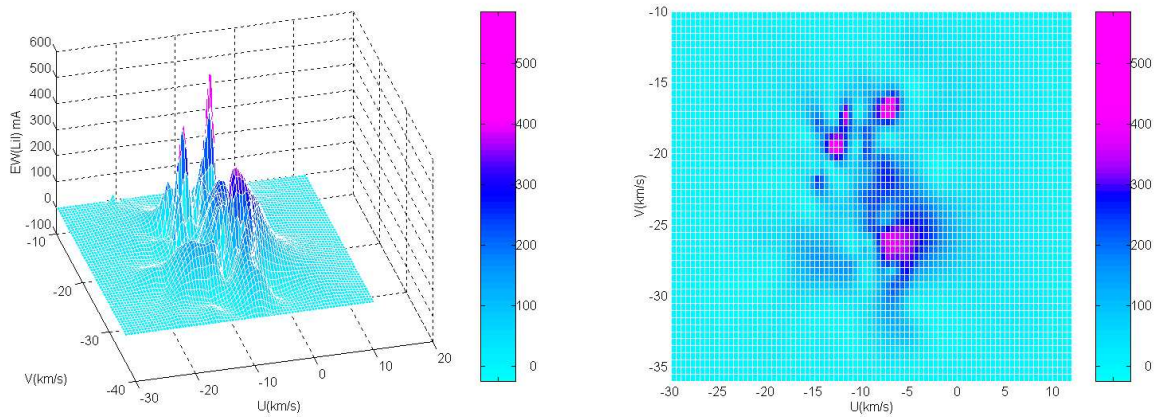


Figura 6.4: **izquierda:** interpolación de la función de tres variables (\mathbf{U} , \mathbf{V} , $EW(\text{Li I})$); **derecha:** diagrama de densidad de la función.

mismo resultado se obtiene si se interpola una función en el espacio de tres dimensiones (\mathbf{U} , \mathbf{V} , $EW(\text{Li I})$). Los picos más altos de la función se encuentran en las regiones más jóvenes B1 y B2, mientras que en B4 se observa un pico algo más bajo. En B3, sin embargo, la función es más suave (figura 6.4). Una de las principales conclusiones de la figura 6.4 es que los subgrupos de edad existen tanto en estrellas calientes como en estrellas frías. Este hecho es el que cabe esperar si todas las estrellas tienen un origen común, independientemente de su tipo espectral, es decir que tanto asociaciones OB como asociaciones de estrellas jóvenes frías pueden formarse a partir de una misma nube molecular. Por otro lado, existen algunas diferencias entre los resultados de Asiain et al. (1999a) y los aquí presentados. Principalmente se trata de dos funciones distintas: la primera corresponde a un estudio de densidades a partir de las componentes de la velocidad galáctica y de la edad de los objetos; la segunda es una función interpolada en el plano- UV utilizando las $EW(\text{Li I})$ de las estrellas como tercera variable. No obstante, los resultados obtenidos deben coincidir en gran medida puesto que la abundancia de litio se relaciona directamente con la edad de la estrella. Por otro lado, las dos regiones más jóvenes determinadas aquí se sitúan dentro de la subestructura B2, confirmando la existencia de dos sugrupos de edad en dicha región, en lugar de uno. Sin embargo, no existe ningún pico en la función dentro de B1, debido principalmente a la escasez de estrellas en esa región (véase sección 6.1.2).

En la tabla 6.9 se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ (columna 7) para todas las estrellas posibles miembros de la Asociación Local. En la columna 13 se compara la abundancia de litio con la de los miembros del cúmulo Pleiades. Se ha utilizado el símbolo $>$ para expresar que la $EW(\text{Li I})$ de la estrella es mayor que la que correspondería a un miembro del cúmulo con el mismo tipo espectral. Asimismo, los símbolos $=$ y $<$ denotan si la estrella posee una anchura equivalente igual y menor, respectivamente, que los miembros de Pleiades.

6.1.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas

Como medida independiente de la edad de las estrellas posibles miembros de la Asociación Local, se ha realizado un estudio de su posición en un diagrama color-magnitud en el que se ha representado la magnitud absoluta de las candidatas frente al

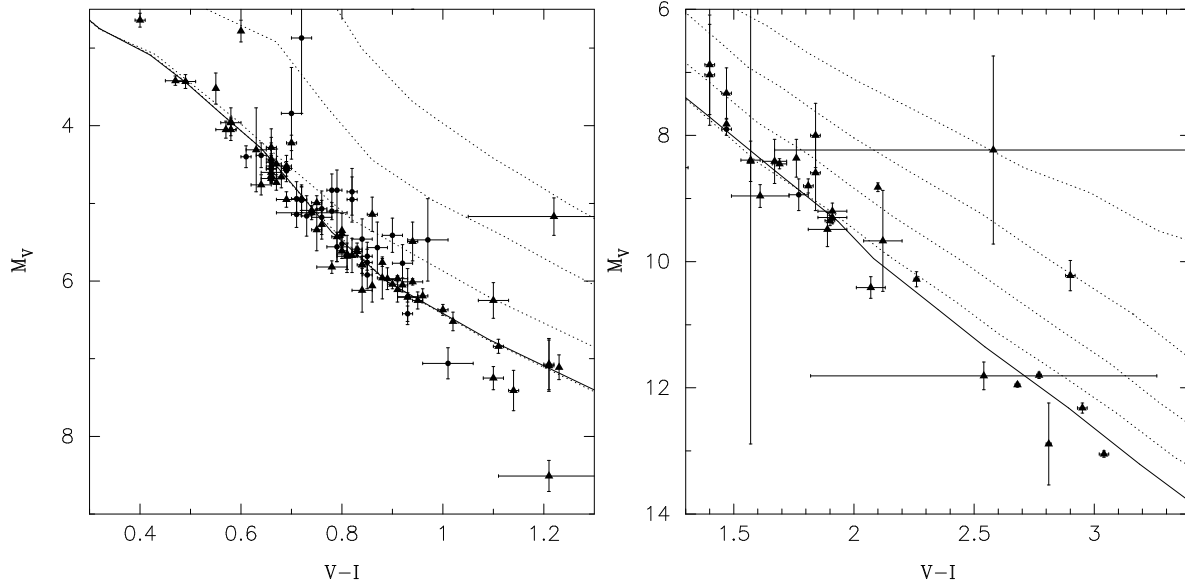


Figura 6.5: Ampliación del diagrama color-magnitud (M_V vs. $V-I$) de la Asociación Local en las regiones de las estrellas más calientes (**izquierda**) y las estrellas más frías (**derecha**) de la lista de candidatas. Se han incluido las incertidumbres en M_V y $V-I$ como barras de error. Los puntos corresponden a objetos con medidas fotométricas en B_T y V_T de Hipparcos, mientras que los triángulos denotan otras estrellas de la muestra. Las líneas discontinuas corresponden a las isocronas de 3, 10, 30 y 80 Ma (Siess et al., 2000), respectivamente, mientras que la línea continua denota la posición de la ZAMS.

índice de color $V-I$ (figura 6.5). La elección del índice se ha realizado en base a la mayor separación que presentan las isocronas para estrellas más frías con respecto a $B-V$, así como al hecho de que se ve menos afectado por la abundancia metálica. En cuanto al modelo de evolución, se ha utilizado el desarrollado por Siess et al. (2000) debido principalmente a que se trata de modelos pre-secuencia principal, con isocronas que adoptan una forma muy similar a la que muestran los cúmulos jóvenes en el diagrama y a la completitud de la ecuación de estado, que incluye el tratamiento de la molécula de H_2 (véase sección 3.3).

En la tabla 6.9 se presentan los valores de M_V (columna 4) y los índices de color $B-V$ y $V-I$ (columnas 5 y 6) para todas las estrellas posibles miembros de la Asociación Local (véase sección 3.3 para más detalles sobre las fuentes de las que se ha obtenido la fotometría). En la columna 14 se da la edad determinada a partir de las isocronas en el diagrama color-magnitud (figura 6.5). El símbolo † denota medidas de la edad a partir de las isocronas en el diagrama M_V vs. $B-V$ (véase figura 3.12), para las estrellas sin datos disponibles del índice $V-I$.

6.1.5. Pertenencia a la Asociación Local

De las 133 candidatas a pertenecer a la Asociación Local, se han clasificado un total de 42 estrellas como miembros del grupo y 26 como probables miembros, en base a su cinemática y a los resultados de las secciones 6.1.3 y 6.1.4 (véase tabla 6.9). Se ha clasificado una estrella como miembro del grupo si la edad determinada a partir de su $EW(\text{Li I})$ es similar a la inferida por su posición en el diagrama color-magnitud y, además, es consistente con su posición en el plano- UV dentro de uno de los subgrupos de

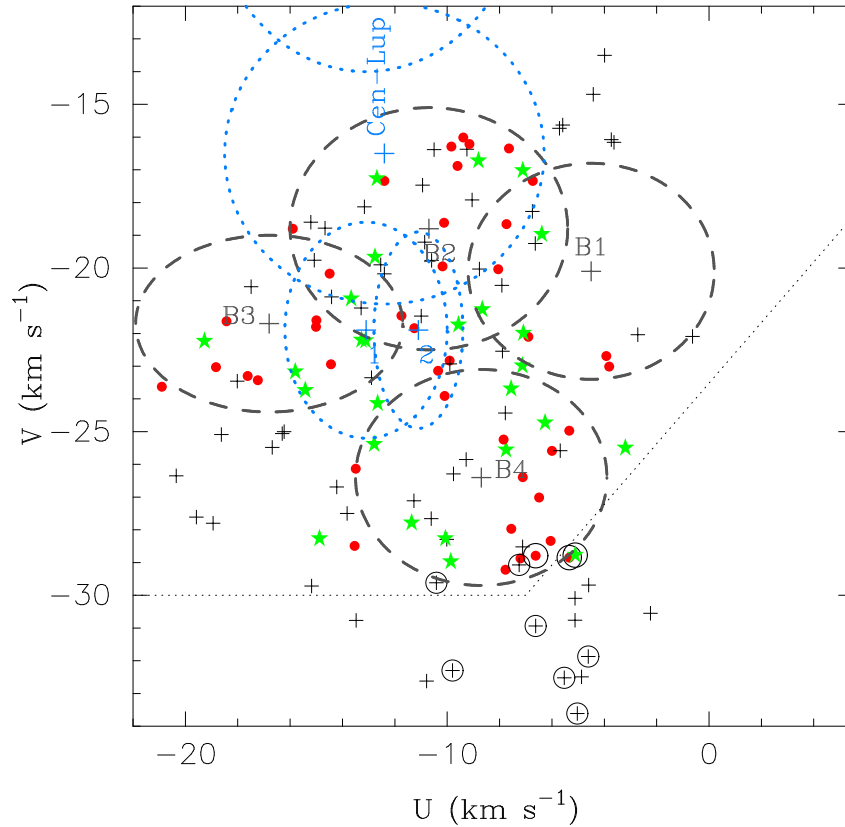


Figura 6.6: Plano- UV de las estrellas posibles miembros de la Asociación Local. Los círculos rojos representan los objetos clasificados como miembros ciertos del grupo; las estrellas en verde corresponden a los miembros posibles. Las candidatas que no pertenecen al grupo o que no poseen los datos precisos para la clasificación se han marcado con una cruz. Con una circunferencia se marcan las estrellas de la región del plano- UV que se encuentra en los límites de B4 pero que poseen una edad, determinada a partir de la fotometría, menor a la del subgrupo.

edad. Por otro lado, se ha propuesto un objeto como miembro probable de la Asociación Local cuando su clasificación no quedaba clara por su fotometría o por su abundancia de litio, o bien cuando la edad no ha podido determinarse a partir de uno de los métodos.

En la figura 6.6 se han representado las 133 candidatas de la Asociación Local. Con círculos rojos se representan las estrellas clasificadas como miembros del grupo, mientras las estrellas verdes corresponden a los posibles miembros. En general, las estrellas del grupo de movimiento se concentran en las regiones de los subgrupos B2 y B4 definidos por Asiain et al. (1999a), mientras que algunos objetos se sitúan dentro de B3. Por otro lado, las estrellas que han sido desechadas como posibles miembros se extienden por todo el plano de velocidades.

Es destacable la presencia de estrellas con edades de entre 10 y 80 Ma, determinadas a partir de su fotometría, en el límite de B4 (marcadas con circunferencias en la figura 6.6). La edad del subgrupo determinada por Asiain et al. (1999a) es de 150 Ma, aunque parece existir un rango de edades comprendido entre 80 y 150 Ma, definido por la presencia de diferentes cúmulos estelares en esta región (véase sección 6.1.2). Por tanto, la posición de estas estrellas más jóvenes en el plano sugiere la existencia de un subgrupo de edad menor (véase tabla 6.3). En un estudio reciente, Zuckerman et al. (2004) proponen un nuevo grupo asociado a la estrella AB Doradus dentro del

Tabla 6.3: Estrellas posibles miembros de un nuevo grupo de movimiento asociado a la estrella PW And en el límite del subgrupo B4.

Nombre	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)
PW And	-5.34	-28.85	-17.84
HD 19668	-5.11	-28.77	-10.27
BD+20 1790	-4.87	-32.49	-18.51
HIP 39721	-11.26	-21.84	-1.34
BD+07 1919	-4.61	-31.87	-4.55
BD+07 1919B	-7.78	-24.43	-1.18
HD 89744	-10.41	-29.62	-14.16
GJ 466	-9.80	-32.30	0.12
EK Dra	-7.25	-29.07	-4.65
HD 160934	-5.03	-33.61	-18.36
GJ 856A	-6.62	-30.94	-13.86
GJ 856B	-6.62	-28.79	-14.67

subgrupo B4 (véase figura 6.2) con una edad próxima a los 50 Ma. Seis de las candidatas propuestas por los autores (PW Andromedae, V577 Persei, GJ 159, HD 160934, GJ 856 y GJ 9809) se encuentran también en nuestra exploración espectroscópica. El valor de **V** determinado en este trabajo para tres de las estrellas (PW And, HD 160934 y GJ 856) es menor que el obtenido por Zuckerman et al. (2004), por lo que su situación en el plano-*UV* es más baja. Sin embargo, las tres estrellas restantes poseen un valor de (**U**, **V**, **W**) similar al calculado por los autores. Asimismo, otras cinco candidatas del propuesto grupo de AB Doradus (AB Dor, UY Pic, HR 2468, HD 113449 y LO Peg) se encuentran en nuestro catálogo (véase tabla 3.2). No obstante, la mayor parte de estas candidatas en común ha sido clasificada como miembro de la Asociación Local en este estudio (tabla 6.9). Este hecho, unido a la información obtenida a partir de la *EW*(Li I), demuestra que algunas de las candidatas elegidas por Zuckerman et al. (2004) son, en realidad, más viejas que el grupo de AB Doradus. Asimismo, la presencia de las estrellas jóvenes de nuestra muestra en el límite de B4 confirma la existencia de un subgrupo de edad asociado a ellas, cuyo centro se encuentra más alejado de la posición de B4, que lo calculado por Zuckerman et al. (2004) para el grupo de AB Doradus.

6.2. Grandes complejos cinemáticos: el supercúmulo Hyades

6.2.1. Primeros resultados

El problema de la formación de grandes grupos cinemáticos ha sido tratado desde mediados del siglo XIX, cuando Proctor (1869) descubrió que algunas estrellas de ciertas regiones del cielo poseían una clara tendencia a moverse en una dirección definida. Durante la primera mitad del siglo XX, hasta los trabajos de Olin J. Eggen, se tenía conocimiento de la existencia de dos extensos grupos estelares: el grupo de Ursa Major (Roman, 1949) y el grupo de Taurus (Strömberg, 1922; Wilson, 1932), que pos-

teriormente fue identificado con el grupo de movimiento de Hyades. Varias hipótesis han sido barajadas a la hora de explicar su formación, desde la dispersión de grandes asociaciones estelares a través de encuentros con el campo de estrellas (Bok, 1934 y 1946), hasta la acción de fuerzas de marea por la rotación diferencial (Eggen, 1958). Sin embargo, los estudios más recientes haciendo uso de computadoras, demuestran que la rotación galáctica diferencial, actuando por sí sola, es capaz de crear grandes complejos estelares cuyas componentes poseen un movimiento espacial similar (véase sección 2.2), a partir de las estrellas no ligadas gravitacionalmente de grandes cúmulos estelares. A partir de ello, se acuñó el término *supercúmulo* para designar a este tipo de asociaciones, quedando el de *grupo de movimiento* para aquellas estrellas pertenecientes al supercúmulo que se encuentran dentro de la vecindad solar (véase sección 1.1).

Al igual que ocurrió con la Asociación Local, los primeros estudios del supercúmulo Hyades se llevaron a cabo con estrellas luminosas, tanto gigantes como enanas de los primeros tipos espectrales (Eggen, 1958), aunque posteriormente se fueron añadiendo más candidatas a medida que se fueron incluyendo espectrógrafos en telescopios más grandes, de forma que fue posible tomar espectros de estrellas enanas más frías.

6.2.2. Cinemática en la región del supercúmulo Hyades

Los trabajos sobre densidad estelar de Skuljan (1999) y posteriormente de Asiain et al. (1999a) demuestran que existe una gran agrupación de estrellas en la región del plano- UV que rodea a los cúmulos estelares Hyades y Praesepe, y que se extiende 10 km s^{-1} tanto en \mathbf{U} como en \mathbf{V} (figura 6.7); comúnmente se han venido asociando ambos cúmulos, dada su similitud en movimiento espacial y edad (661 Ma). Otros seis cúmulos estelares de diferentes edades (tabla 6.4) se sitúan también en las proximidades del grupo de movimiento (véase figura 6.7), todos ellos con una componente \mathbf{U} de la velocidad mayor que el supercúmulo. Sin embargo, al contrario de lo que ocurre con la Asociación Local, no se han encontrado subgrupos de edad ligados al supercúmulo; Asiain et al. (1999a) encuentran un único grupo con una edad de aproximadamente 560 Ma. Este hecho confirma la hipótesis de que el grupo cinemático se relaciona con un único complejo estelar con una edad de $\sim 600 \text{ Ma}$.

Como cabe esperar de un grupo cinemático viejo, no parecen existir asociaciones OB ni asociaciones estelares jóvenes ligadas cinemáticamente al grupo. Únicamente la asociación de estrellas calientes Trumpler 10, ligada al cúmulo del mismo nombre, se encuentra en las inmediaciones del supercúmulo (véase figura 6.7). En la tabla 6.4 se dan las componentes de la velocidad galáctica de dicha asociación y de los cúmulos estelares que se encuentran en las proximidades del supercúmulo Hyades.

La forma estirada del supercúmulo ha sido explicada por Skuljan (1999) como un efecto de la rotación galáctica diferencial actuando sobre las estrellas no ligadas gravitacionalmente del cúmulo Hyades. No obstante, en un estudio anterior, Eggen (1998a) propone como origen del supercúmulo la disgregación de miembros tanto de Hyades como de Praesepe, incluyéndolo en una estructura mucho mayor junto con el supercúmulo NGC 1901, asociado al cúmulo del mismo nombre (véase figura 6.7). El hecho de que los dos primeros posean una edad idéntica y de que su cinemática sea muy similar apoya esta hipótesis. Probablemente, la formación simultánea de dos cúmulos en la misma región provocó que muchos miembros del complejo estelar, sometidos a fuerzas gravitatorias opuestas, quedasen desligados gravitacionalmente, formándose así el supercúmulo como consecuencia de su rotación alrededor del centro galáctico.

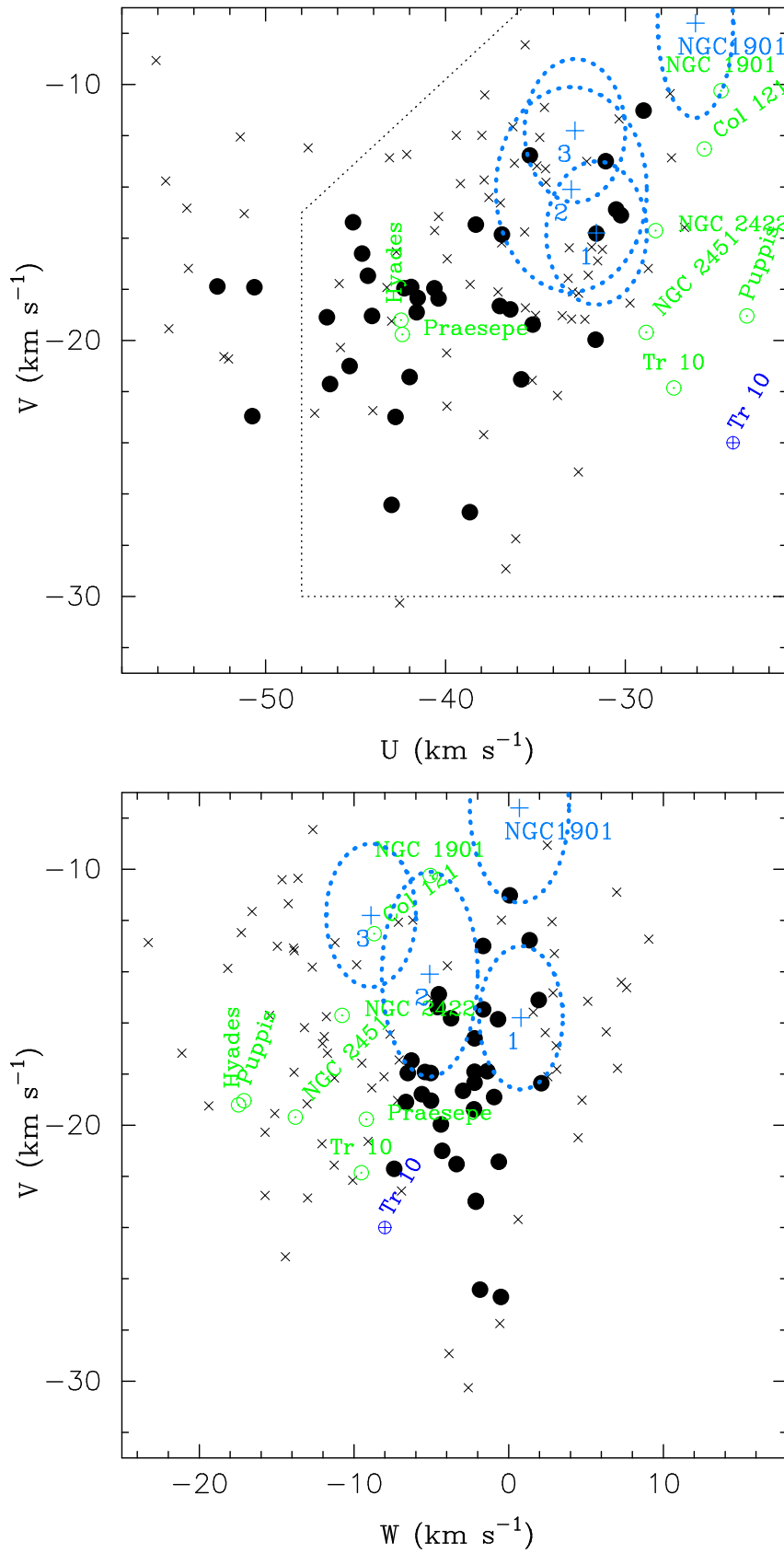


Figura 6.7: Idem que figura 6.2 para las estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades. En este caso se han representado los cúmulos listados en la tabla 6.4.

Tabla 6.4: Cúmulos estelares próximos en el plano- UV al supercúmulo Hyades. El complejo marcado con † se refiere a la asociación OB del mismo nombre que el cúmulo estelar. La edad de los cúmulos ha sido tomada de Lang (1992).

Nombre	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	Edad (Ma)
Hyades	-42.5	-19.2	-17.5	661
Praesepe	-42.4	-19.8	-9.2	661
NGC 2451	-28.8	-19.7	-13.8	36
Puppis (Messier 46)	-23.2	-19.0	-17.1	302
Trumpler 10	-27.3	-21.9	-9.5	47
NGC 2422 (Messier 47)	-28.3	-15.7	-10.8	78
Collinder 121	-25.6	-12.5	-8.7	2
NGC 1901	-24.7	-10.2	-5.1	501
Trumpler 10†	-24.0	-24.0	-8.0	-

En la figura 6.7 se han representado las estrellas del catálogo (sección 3.2.4) junto con las estrellas de la exploración espectroscópica posibles miembros del supercúmulo Hyades, en los planos- UV y WV . Para las estrellas en común en ambas muestras se han utilizado los resultados de la exploración, dada la mayor precisión en los valores de la velocidad radial. Los círculos representan aquellas candidatas que cumplen ambos criterios de Eggen. En general, las estrellas que cumplen dichos criterios se concentran en **W**, mientras que en el plano- UV forman un elipsoide inclinado. Asimismo, únicamente los cúmulos Hyades y Praesepe se encuentran dentro de este elipsoide, lo que sugiere que el grupo no se encuentra ligado al resto de cúmulos próximos en el espacio de velocidades. Por otro lado, La asociación OB Trumpler 10 se encuentra muy alejada en el plano- UV y, por tanto, no parece estar relacionado con el grupo, como cabe esperar dada su edad.

6.2.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å

Del mismo modo que con la Asociación Local, se ha estudiado la anchura equivalente de la línea de Li I en 6707.8 Å ($EW(\text{Li I})$) como medida espectroscópica de la edad de las candidatas a pertenecer al supercúmulo. Las 64 estrellas para las que se tienen medidas de la $EW(\text{Li I})$ se encuentran representadas en el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral (figura 6.8). En él se incluyen la envoltura superior de los cúmulos IC 2602, Hyades y Pleiades. Para este último, también se representa la envoltura inferior (véase sección 3.4 para más detalles). En esta ocasión, las estrellas se han diferenciado en dos grupos, atendiendo a su posición en el diagrama con respecto a las envolturas de los cúmulos: estrellas situadas por encima de la envoltura del cúmulo Hyades, y estrellas que se encuentran por debajo de dicha envoltura.

En general, todas las estrellas se concentran por debajo de la envoltura de Hyades. No obstante, cuatro candidatas pueden ser descartadas como miembros del supercúmulo dada su gran abundancia de litio: HD 134319 (GJ 577), HD 135363 (RE J1507+76), HIP 101227 y HD 200740. Esta última posee una $EW(\text{Li I})$ de 65 mÅ, por debajo de la envoltura inferior de Pleiades, aunque muy por encima de lo esperado para una estrella

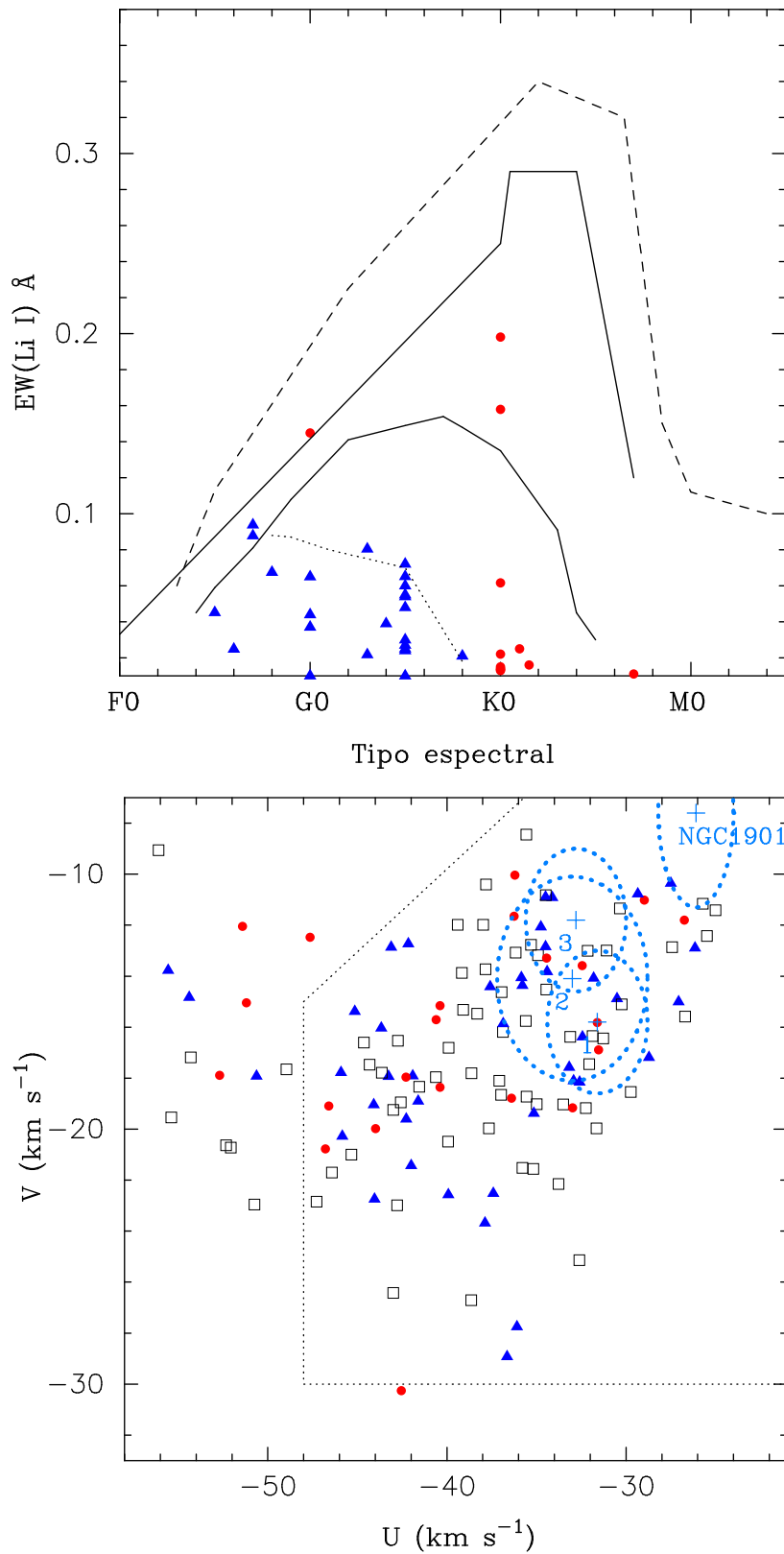


Figura 6.8: Idem que figura 6.3 con los posibles miembros del supercúmulo Hyades. Aquí, las estrellas con $EW(\text{Li I})$ similar a la de los miembros del cúmulo Hyades se han representado con triángulos azules, mientras que los círculos rojos son las candidatas con $EW(\text{Li I})$ mayor que las estrellas del cúmulo.

Tabla 6.5: Estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades con tipos espectrales más tardíos que K0 y un valor de $EW(\text{Li I}) > 0$. Los objetos marcados con † son estrellas gigantes, donde el litio probablemente se ha formado a partir de reacciones de astillamiento.

Nº HD	Tipo espectral	$EW(\text{Li I})$ (mÅ)
20678	K0	13.50
21531	K7	11.00
45609	K0	13.00
73171†	K1	4.10
73322	K1	3.00
106023	K0	3.00
106453	K0	16.00
120780	K1	2.00
126535	K1	3.00
131023	K0	14.00
HIP 75011	K0	3.00
168603	K0	15.00
177996	K1	25.00
183870	K2	3.20
189087	K1	5.50
200740†	K0	61.60
200968	K1	2.00
202605	K0	22.00

del mismo tipo de Hyades. En realidad, se trata de una estrella gigante de tipo K0, que probablemente produce litio en su atmósfera a partir de reacciones de astillamiento, por lo que no debe ser descartada a priori como miembro del grupo. A esta lista deben añadirse todas las estrellas con tipo espectral más tardío que K0 que presentan algo de litio en su atmósfera (véase tabla 6.5), aunque el bajo valor de $EW(\text{Li I})$ medido en ellas no permite descartarlas como miembros del grupo.

En la tabla 6.10 se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ (columna 7) para todas las estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades. En la columna 13 se compara la abundancia de litio con la de los miembros del cúmulo Hyades. Se ha utilizado el símbolo $>$ para expresar que la $EW(\text{Li I})$ de la estrella es mayor que la que correspondería a un miembro del cúmulo con el mismo tipo espectral. Asimismo, el símbolo $=$ denota si la estrella posee una anchura equivalente similar a la de los miembros de Hyades.

6.2.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas

De nuevo, como se realizó para los posibles miembros de la Asociación Local, se ha utilizado el diagrama color-magnitud M_V vs. $V-I$ con el fin de obtener una medida independiente de la edad de cada una de las candidatas del supercúmulo Hyades. En la tabla 6.10 se presentan los valores de M_V (columna 4) y los índices de color $B-V$ y $V-I$ (columnas 5 y 6) para todas las estrellas de la muestra posibles miembros del supercúmulo. En la columna 14 se da la edad determinada a partir de las isocronas en el diagrama color-magnitud. El símbolo † denota medidas de la edad a partir de las

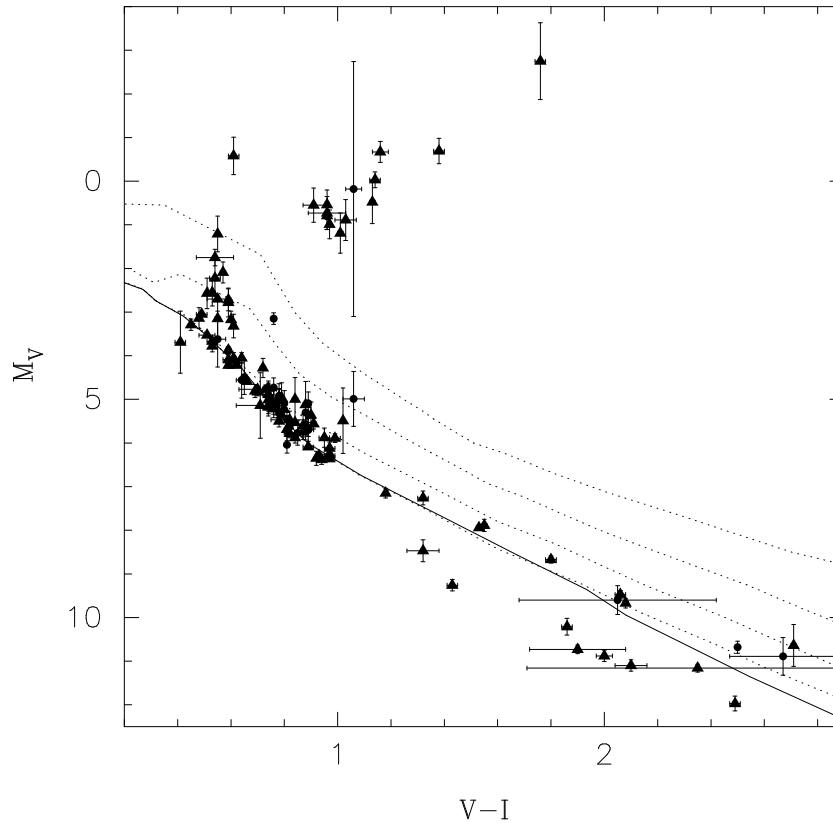


Figura 6.9: Idem que figura 6.5 para las candidatas del supercúmulo Hyades en todo el rango de valores de $V-I$.

isocronas en el diagrama M_V vs. $B-V$ (véase figura 3.12), para las estrellas sin datos disponibles del índice $V-I$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Asimismo, se han representado los resultados en la figura 6.9.

6.2.5. Pertenencia al supercúmulo Hyades

De las 131 candidatas a pertenecer al supercúmulo Hyades, se han clasificado un total de 24 estrellas como miembros del grupo y 36 como posibles miembros, en base a su cinemática y a los resultados de las secciones 6.2.3 y 6.2.4 (tabla 6.10, columna 15). Se ha clasificado una estrella como miembro del grupo (m) si la edad determinada a partir de su $EW(\text{Li I})$ es similar a la sugerida por su posición en el diagrama color-magnitud. Por otro lado, se ha propuesto un objeto como miembro posible (p) del supercúmulo cuando la edad obtenida por uno de los dos métodos es compatible con la pertenencia de la estrella al grupo, aunque no ha podido confirmarse con el otro método. A esta lista se han añadido muchas de las estrellas gigantes de la muestra, dado que la edad del supercúmulo es suficiente para que las estrellas más masivas hayan evolucionado.

En la figura 6.10 se han representado las 131 candidatas del supercúmulo. Con círculos rojos se marcan las estrellas clasificadas como miembros del grupo, mientras las estrellas verdes corresponden a los posibles miembros. Todos los miembros del grupo se sitúan dentro de los límites de la población estelar joven, mientras que sólo algunos posibles miembros se encuentran fuera de dichos límites. En general, no parece existir una demarcación privilegiada para las estrellas del supercúmulo. Los objetos más

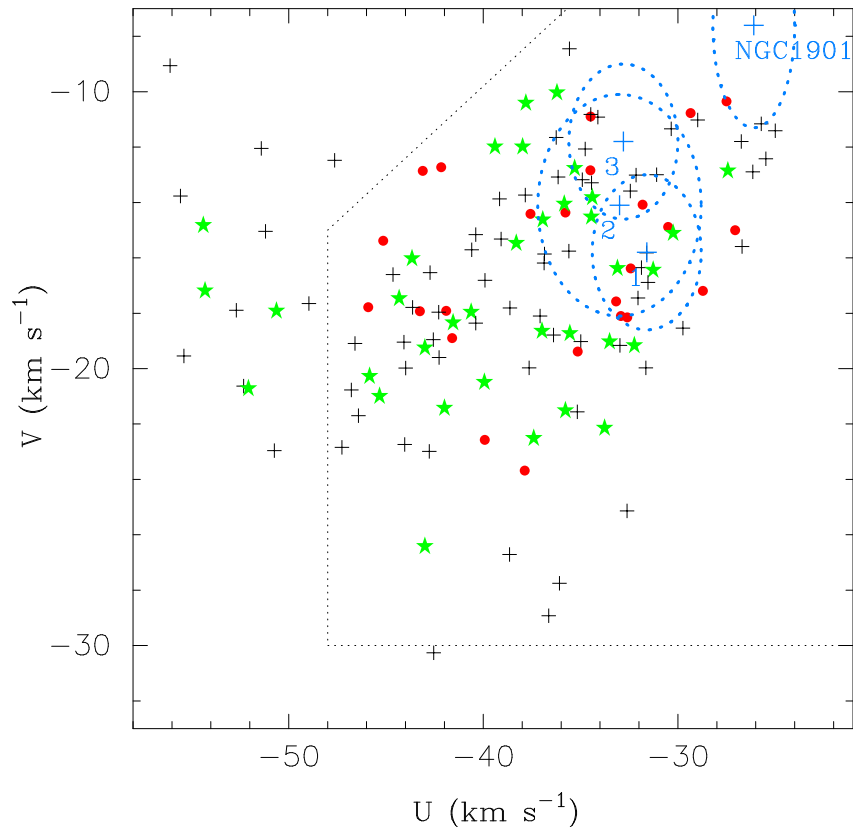


Figura 6.10: Idem que figura 6.6 para las estrellas posibles miembros del supercúmulo Hyades.

jóvenes que el grupo se encuentran mezclados con el resto, formando una estructura mayor y más densa. La presencia de algunos cúmulos de menor edad en esta región (véase tabla 6.4 y figura 6.7) sugiere que el supercúmulo es, en realidad, una superposición de varios grupos de movimiento de diferentes edades con un movimiento espacial similar. Estudios recientes (De Simone et al., 2004; Famaey et al., 2004) apoyan esta hipótesis, demostrando que la existencia de las grandes estructuras en el espacio de velocidades se relacionan con perturbaciones dinámicas provocadas por el paso de ondas espirales. Esto explicaría el hecho de la existencia de diversos grupos de movimiento superpuestos en la misma región del espacio de velocidades. No obstante, es preciso aplicar las diferentes técnicas descritas en este trabajo para discernir entre estrellas de distintos grupos.

6.3. Ursa Major: ¿supercúmulo o brazo?

6.3.1. Historia del grupo de movimiento Ursa Major

La existencia de un grupo de estrellas con un movimiento espacial similar al de las estrellas de la constelación Ursa Major es conocida desde los primeros trabajos sobre grupos de movimiento (véase secciones 2.1 y 6.2.1). Su descubrimiento dio pie a la búsqueda del cúmulo Ursa Major, la agrupación estelar más cercana al Sistema Solar; aún hoy en día, sólo se conocen unos pocos miembros del cúmulo, dada su gran dispersión en el cielo. De hecho, esta separación angular tan grande provocó que,

durante varias décadas, se tuviera la creencia de que se trataba de una agrupación más vieja que el cúmulo Hyades (Eggen, 1958). No obstante, estudios posteriores de Soderblom & Mayor (1993a) demostraron que el grupo de movimiento Ursa Major es, en realidad, más joven; dichos autores determinaron, a partir de criterios basados en la actividad estelar de las estrellas miembros del grupo, una edad de ~ 300 Ma. Un estudio más reciente de King et al. (2003) data a las estrellas del núcleo del grupo en 500 Ma, muy próxima a la establecida por Asiain et al. (1999a).

6.3.2. Cinemática del brazo de Sirius

El grupo de movimiento Ursa Major, también denominado supercúmulo de Sirius por la presencia entre sus miembros de la estrella α Canis Majoris (Sirius), forma uno de los *brazos* identificados en el espacio de velocidades por varios autores (Chereul et al., 1998 y 1999; Asiain et al., 1999a, Skuljan et al., 1999; Famaey et al., 2004). Sin embargo, algunos trabajos demuestran que el brazo de Sirius está formado por al menos tres estructuras con edades diferentes. Así, Eggen (1992b) identificó dos grupos relativamente viejos de 630 Ma y 1 Ga, mientras que Chereul et al. (1999) obtuvieron tres estructuras con edades de 10 Ma, 600 Ma y 1.5 Ga (véase figura 6.11), encontrándose las más viejas más dispersas en el plano-*UV*.

En la figura 6.11 se han representado, además, las estrellas del catálogo (sección 3.2.5) junto con las estrellas de la exploración espectroscópica posibles miembros del grupo de movimiento Ursa Major, en los planos-*UV* y *WV*. Al igual que con los dos grupos anteriores (secciones 6.1 y 6.2) se han utilizado los resultados de la exploración, para las estrellas en común en ambas muestras, dada la mayor precisión en los valores de la velocidad radial. Los círculos representan aquellas candidatas que cumplen ambos criterios de Eggen. Únicamente los cúmulos IC 4756, de 575 Ma y NGC 7092 (Messier 39), de 269 Ma y la asociación Cepheus OB2, se encuentran en las inmediaciones del grupo de movimiento, aunque IC 4756 parece más alejado.

6.3.3. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å

Las 49 estrellas para las que se tienen medidas de la $EW(\text{Li I})$ se encuentran representadas en el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral (figura 6.12), donde se incluyen las envolturas superiores de algunos cúmulos con edad conocida (véase secciones 6.1.3 y 6.2.3). Como se hizo para el supercúmulo Hyades, se han diferenciado las estrellas en dos grupos, atendiendo a su posición en el diagrama con respecto a las envolturas de los cúmulos (véase sección 6.1.3): estrellas situadas por encima de la envoltura superior del cúmulo Hyades y estrellas que se encuentran por debajo de dicha envoltura. Aproximadamente, cada grupo contiene la mitad de las candidatas con $EW(\text{Li I})$ conocida.

En general, los posibles miembros del grupo de movimiento con una abundancia de litio similar a la de los miembros del cúmulo Hyades se concentran en la región derecha en el plano-*UV* (figura 6.12 abajo), aunque existe una gran dispersión; mientras, las candidatas con mayores valores de $EW(\text{Li I})$ se sitúan en el lado izquierdo del grupo. Este resultado es compatible con los obtenidos por Eggen (1992b) y Chereul et al. (1998 y 1999), quienes encuentran que en la región izquierda del brazo de Sirius existe una mayor concentración de estrellas jóvenes.

En la tabla 6.11 se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ (columna 7) para todas las estrellas posibles miembros del grupo de movimiento Ursa Major. En la columna 13 se compara

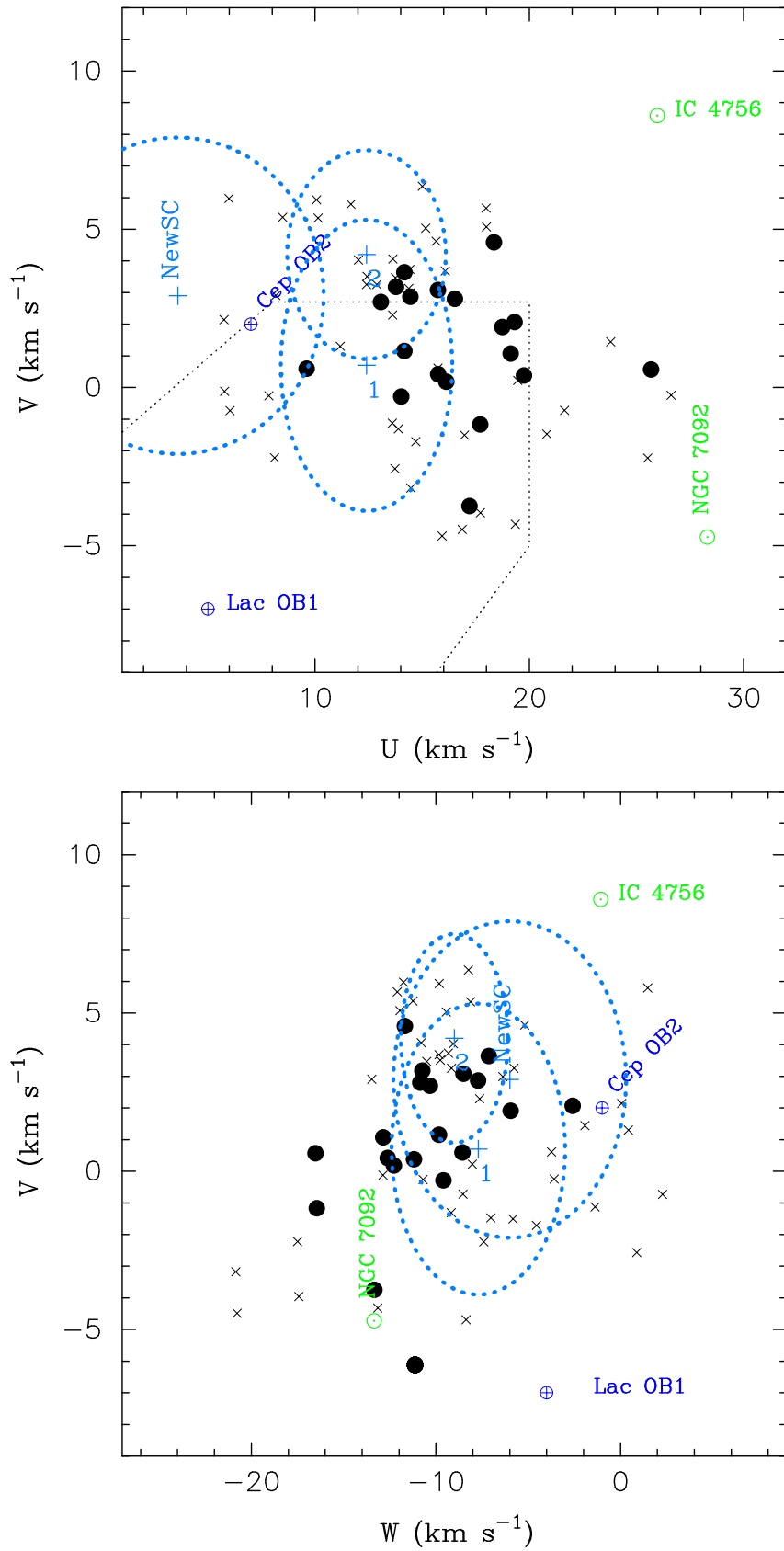


Figura 6.11: Idem que figura 6.2 para los posibles miembros del grupo de movimiento Ursa Major.

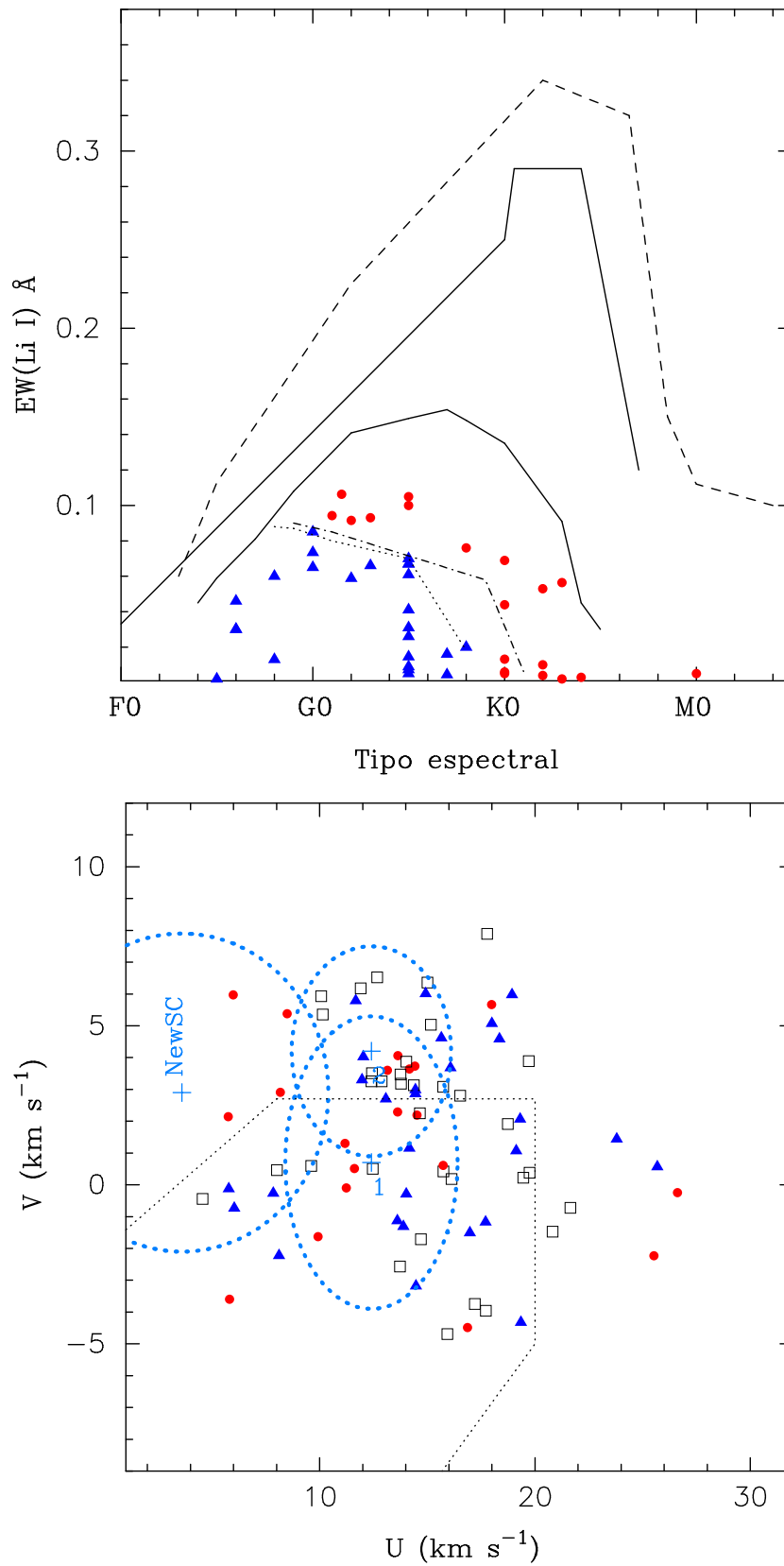


Figura 6.12: Idem que figura 6.8 para las candidatas del grupo de movimiento Ursa Major. La línea de puntos y rayas en la figura superior corresponde a la envoltura del cúmulo Coma, de 398 Ma.

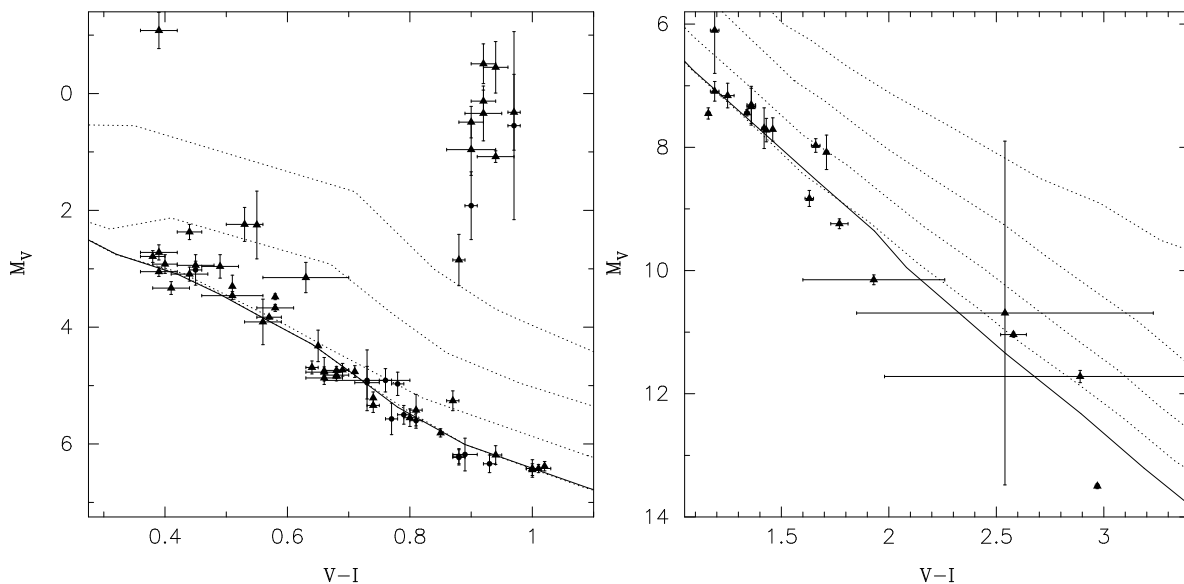


Figura 6.13: Idem que figura 6.5 para las estrellas posibles miembros del grupo de movimiento Ursa Major.

la abundancia de litio con la de los miembros del cúmulo Hyades. Se ha utilizado el símbolo $>$ para expresar que la $EW(\text{Li I})$ de la estrella es mayor que la correspondiente a un miembro del cúmulo con el mismo tipo espectral; aún más, estas estrellas se encuentran también por encima de la envoltura del cúmulo Coma. El símbolo $=$ denota si la estrella posee una anchura equivalente similar a la de los miembros de Hyades.

6.3.4. Diagrama color-magnitud de las candidatas

Al igual que en las secciones 6.1.4 y 6.2.4, se ha utilizado el diagrama color-magnitud M_V vs. $V-I$ con el fin de obtener una medida independiente de la edad de cada una de las candidatas del grupo de movimiento Ursa Major. En la tabla 6.11 se presentan los valores de M_V (columna 4) y los índices de color $B-V$ y $V-I$ (columnas 5 y 6) para todas las estrellas posibles miembros del grupo. En la columna 14 se da la edad determinada a partir de las isocronas en el diagrama color-magnitud. El símbolo \dagger denota medidas de la edad a partir de las isocronas en el diagrama M_V vs. $B-V$ (véase figura 3.12), para las estrellas sin datos disponibles del índice $V-I$, mientras que con \ddagger se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Asimismo, se han representado los resultados en la figura 6.13.

Al igual que ocurriera con el supercúmulo Hyades, se han incluido en la muestra algunas estrellas evolucionadas, gigantes y subgigantes, ya que las estrellas más masivas de este grupo de movimiento pueden haber alcanzado dicha fase evolutiva. Por tanto, inicialmente no es posible descartarlas como miembros del grupo a partir de su fotometría.

6.3.5. Pertenencia al grupo de movimiento Ursa Major

De las 84 candidatas a pertenecer al grupo de movimiento Ursa Major, se han clasificado un total de 15 estrellas como miembros y 22 como posibles miembros del subgrupo de mayor edad (*grupo S1*), correspondiente a objetos con una abundancia de

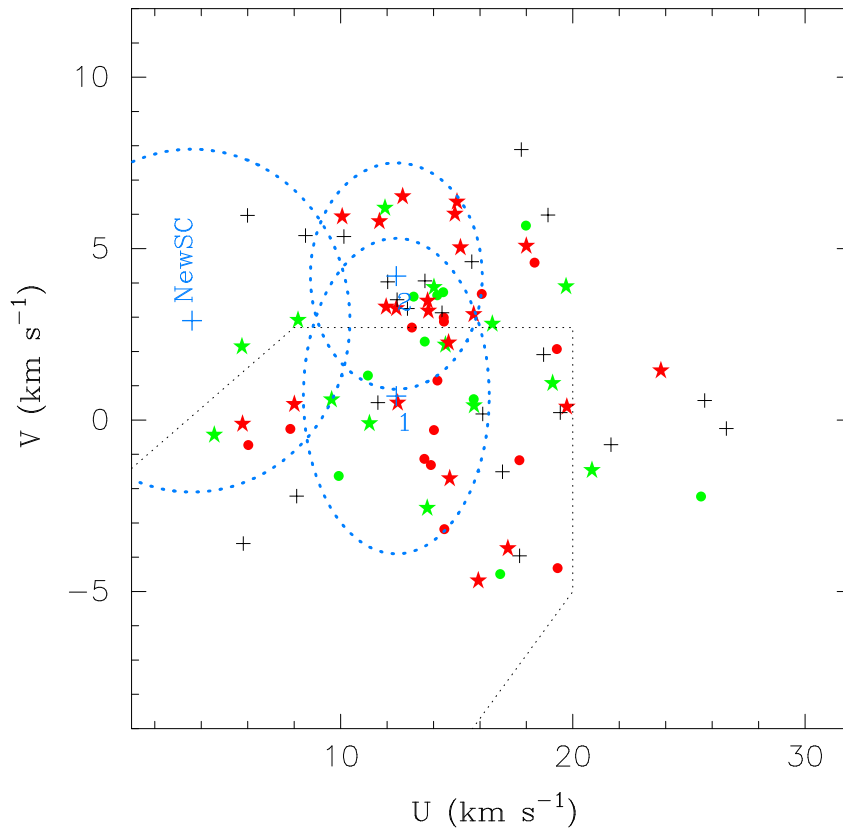


Figura 6.14: Idem que figura 6.6 para las candidatas del grupo Ursa Major. Aquí, los círculos rojos representan los objetos clasificados como miembros del subgrupo de edad mayor, mientras que los círculos en verde corresponden a los miembros del subgrupo de edad menor. Los posibles miembros del subgrupo de mayor y menor edad se han representado como estrellas rojas o verdes, respectivamente.

litio similar a la de los miembros del supercúmulo Hyades, en base a su cinemática y a los resultados de las secciones 6.3.3 y 6.3.4. Por otro lado, se han clasificado 10 estrellas como miembros y 14 como posibles miembros del subgrupo de menor edad (*grupo S2*). Los objetos de este último subgrupo poseen una abundancia de litio mayor que las del subgrupo más viejo y se encuentran situadas entre la isocrona de 30 Ma y la ZAMS en el diagrama color-magnitud. Se han incluido como estrellas posibles miembros del subgrupo de mayor edad a las estrellas gigantes de la muestra, dado que la edad del subgrupo es suficiente para que las estrellas más calientes hayan evolucionado. En la tabla 6.11 (columna 15) se exponen los resultados sobre la pertenencia al grupo cinemático. Los miembros de los subgrupos S1 y S2 se han marcado con las letras v y j , respectivamente, mientras pv y pj se refieren a los posibles miembros, en el mismo orden.

De la posición en el plano- UV de las candidatas (figura 6.14) se concluye que el brazo de Sirius se encuentra poblado por estrellas con diferentes edades, resultado que está de acuerdo con el obtenido por Eggen (1992b) y Chereul et al. (1999). En general, se puede dividir la muestra en dos subgrupos de edad: aquellas estrellas con una $EW(\text{Li I})$ similar o algo mayor a la de los miembros del supercúmulo Hyades con el mismo tipo espectral (grupo S1); y las estrellas con una $EW(\text{Li I})$ mayor que éstas (grupo S2).

La edad determinada a partir de la fotometría para los objetos pertenecientes al subgrupo S1 es próxima a la de los miembros del supercúmulo Hyades, lo que, combinado con los resultados espectroscópicos (sección 6.3.3), sugiere un valor de alrededor de 500 Ma, similar al determinado por King et al. (2003). Por otro lado, la $EW(Li\ I)$ de los miembros del grupo S2 demuestra que su edad es menor a la de las estrellas de S1. En la figura 6.12 (superior) se observa que las estrellas de S2 se sitúan un poco por encima de la envoltura del cúmulo Coma (línea de puntos y rayas) por lo que deben ser algo más jóvenes, lo que estaría de acuerdo con los resultados de Soderblom et al. (1993b). Todo ello confirma que el grupo de movimiento Ursa Major está formado por dos subgrupos, el más joven de ellos (~ 300 Ma) probablemente ligado al cúmulo Ursa Major y el más viejo (~ 600 Ma) a NGC 7092 (véase figura 6.11).

6.4. IC 2391: un supercúmulo peculiar

6.4.1. Identificación y cinemática

La presencia de una gran concentración de estrellas en la región del plano- UV situada entre la Asociación Local y el supercúmulo Hyades sugiere la existencia de un gran grupo cinemático independiente, asociado al brazo de Pleiades.

Pocos trabajos se han centrado en el estudio de este grupo, probablemente debido a la gran dificultad a la hora de identificar miembros. Las primeras estrellas identificadas por Eggen (1991 y referencias allí dadas) son de tipos espectrales muy tempranos, muchas de ellas miembros del cúmulo IC 2391, del que tomó el nombre. A partir del diagrama color-magnitud, Eggen (1991) concluyó que existe una dispersión en la edad de los miembros del supercúmulo de $\sim 10^8$ años, con un rango que varía entre 80 y 250 Ma. Posteriormente, Chen et al. (1997) obtuvo un valor medio de 460 Ma.

En su estudio sobre la distribución de estrellas cercanas en mapas de fase, Chereul et al. (1999) encontraron que cuando se utiliza una escala de velocidades grande en el análisis de densidades ($\sim 9\text{ km s}^{-1}$), el supercúmulo IC 2391 no puede distinguirse de la asociación Centaurus-Lupus debido a su proximidad. Sin embargo, utilizando una escala menor ($\sim 5\text{ km s}^{-1}$) obtuvieron dos subgrupos superpuestos en el plano- UV con edades de 10 y 600 Ma, siendo el más joven el más concentrado en el espacio de velocidades. La posición de estos subgrupos (véase tabla 6.6) varía considerablemente de la encontrada por Eggen (1991); ambos se sitúan en una región de \mathbf{V} bastante menor que la de los posibles miembros (véase figura 6.15).

En la figura 6.15 se representa el movimiento espacial de los cúmulos estelares (\odot) y asociaciones OB (\oplus) en la región del supercúmulo IC 2391 (tabla 6.7). Asimismo, se han incluido las subestructuras encontradas por Chereul et al. (1999) y Asiain et al. (1999a), con semiejes equivalentes a la dispersión determinada por los autores. La mayor parte de los cúmulos tienen una edad menor a 100 Ma y únicamente Puppis (Messier 46) posee una edad significativamente mayor (~ 302 Ma). Tanto IC 2391 como NGC 2264 se encuentran dentro del subgrupo SC11 definido por Chereul et al. (1999), lo que está de acuerdo con la edad determinada por estos autores para el subgrupo. No obstante, en la región más poblada por las candidatas se encuentran tanto cúmulos jóvenes como NGC 2451 y Trumpler 10, como el cúmulo más viejo Puppis, indicando una mayor dispersión en edades. En la figura, también se representa la posición de las estrellas posibles miembros del supercúmulo. Aquellas candidatas que cumplen los

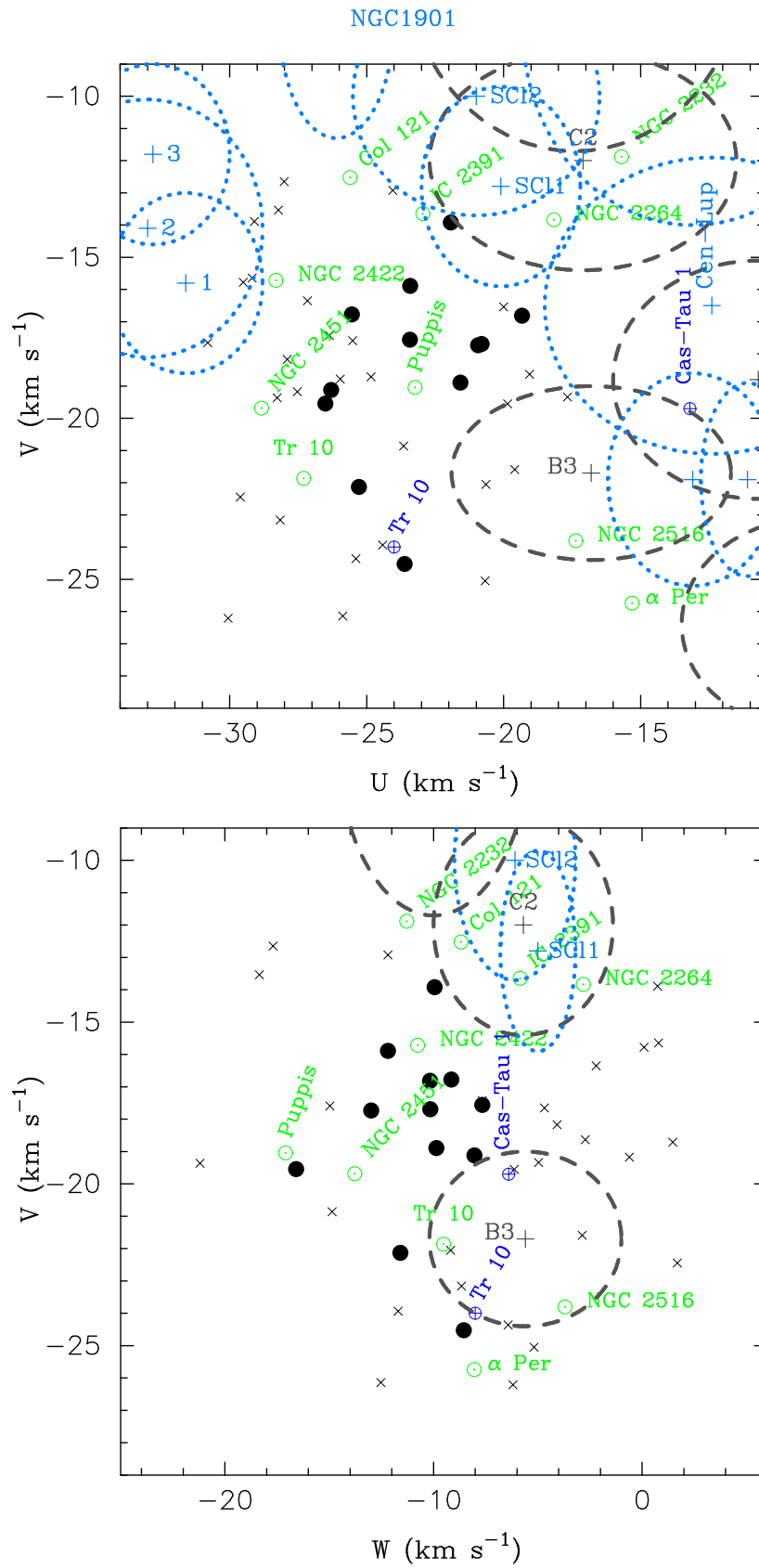


Figura 6.15: Idem que figura 6.2 para los posibles miembros del supercúmulo IC 2391, incluyendo las estructuras de las tablas 6.6 y 6.7.

Tabla 6.6: Grupos cinemáticos y subgrupos en las inmediaciones del supercúmulo IC 2391.

Id.	U km s ⁻¹	V km s ⁻¹	W km s ⁻¹	Fuente
IC 2391	-22.4	-17.5	-9.4	Eggen (1991)
	-20.8	-15.9	-8.3	Eggen (1992c)
	-15.9	-13.1	-4.5	Chen et al. (1997)
SCI 1	-20.1	-12.8	-0.0	Chereul et al. (1999)
SCI 2	-21.0	-10.0	-6.1	Chereul et al. (1999)

criterios de Eggen se pintan como círculos, mientras que las estrellas que no satisfacen alguno o ambos criterios se representan con una x (véase tabla 6.12). La mayor parte de las primeras está confinada en una región más estrecha en **U**, mientras que el resto de candidatas se encuentran más dispersas, alcanzando a la Asociación Local por un lado y al supercúmulo Hyades por el otro, lo que hace más complicada su identificación.

Tabla 6.7: Cúmulos estelares en las inmediaciones del supercúmulo IC 2391.

Nombre	U km s ⁻¹	V km s ⁻¹	W km s ⁻¹	Edad (Ma)
IC 2391	-22.95	-13.64	-5.85	36
NGC 2451	-28.84	-19.68	-13.78	36
Puppis (Messier 46)	-23.24	-19.04	-17.10	302
NGC 2232	-15.70	-11.88	-11.29	22
NGC 2516	-17.37	-23.80	-3.70	107
Trumpler 10	-27.30	-21.86	-9.52	47
NGC 2422 (Messier 47)	-28.31	-15.71	-10.76	78
Collinder 121	-25.60	-12.52	-8.69	2
NGC 2264	-18.17	-13.83	-2.83	20

6.4.2. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å

Las 32 estrellas para las que se tienen medidas de la $EW(\text{Li I})$ se encuentran representadas en el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral (figura 6.16 superior), donde se incluyen las envolturas superiores de algunos cúmulos con edad conocida. Al igual que se hizo para el supercúmulo Hyades y para el grupo de movimiento Ursa Major, se han diferenciado las estrellas en dos grupos atendiendo a su posición en el diagrama con respecto a las envolturas de los cúmulos (véase sección 6.1.3): estrellas situadas por encima de la envoltura superior del cúmulo Hyades y estrellas que se encuentran por debajo de dicha envoltura. Las dos estrellas que muestran una $EW(\text{Li I})$ típica de objetos muy jóvenes, en la fase de pre-secuencia principal, se han representado como círculos verdes. Aquellos objetos situados por encima de la envoltura de Hyades, también se encuentran por encima de la del cúmulo Coma, indicando una edad menor a 400 Ma. En general, las candidatas con una abundancia de litio mayor poseen un

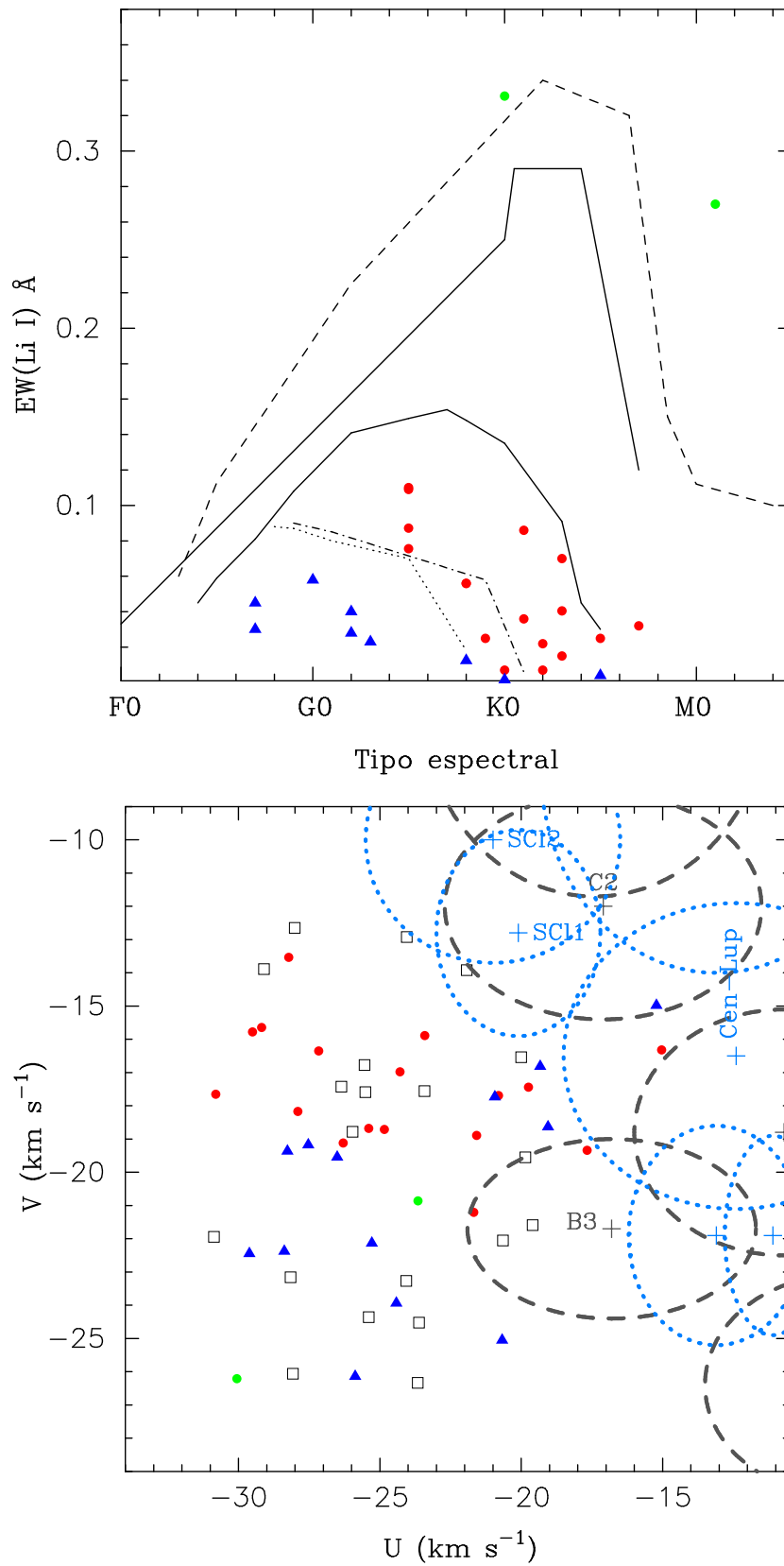


Figura 6.16: Idem que figura 6.12 para las candidatas del supercúmulo IC 2391. Las dos candidatas con una $EW(\text{Li I})$ típico de estrellas pre-secuencia principal se han representado en color verde.

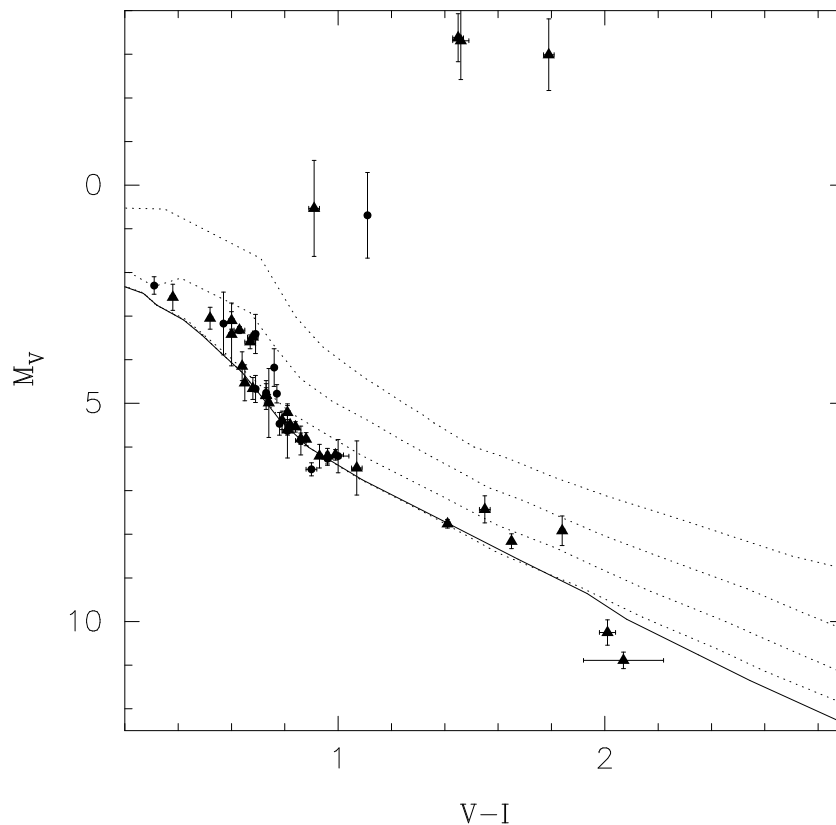


Figura 6.17: Idem que figura 6.9 para las estrellas posibles miembros del supercúmulo IC 2391.

valor de V menor que el resto de estrellas. Por el contrario, los objetos situados por debajo de la envoltura de Hyades presentan valores de V mayores, si bien su dispersión es algo mayor.

En la tabla 6.12 se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ (columna 7) para todas las estrellas posibles miembros del supercúmulo IC 2391. En la columna 13 se compara la abundancia de litio con la de los miembros del cúmulo Hyades. Se ha utilizado el símbolo $>$ para expresar que la $EW(\text{Li I})$ de la estrella es mayor que la que correspondería a un miembro del cúmulo con el mismo tipo espectral. Asimismo, el símbolo $=$ denota si la estrella posee una anchura equivalente similar a la de los miembros de Hyades.

6.4.3. Diagrama color-magnitud de las candidatas

En la tabla 6.12 se presentan los valores de M_V (columna 4) y de los índices de color $B-V$ y $V-I$ (columnas 5 y 6) para todas las estrellas posibles miembros del supercúmulo. La columna 14 ofrece la edad determinada a partir de las isocronas en el diagrama color-magnitud. El símbolo \dagger denota medidas de la edad a partir de las isocronas en el diagrama M_V vs. $B-V$ (véase figura 3.12), para las estrellas sin datos disponibles del índice $V-I$, mientras que con \ddagger se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Asimismo, se han representado los resultados en la figura 6.17.

En la muestra se han incluido algunas estrellas evolucionadas, gigantes y subgigantes, ya que las estrellas más masivas de este grupo de movimiento pueden haber alcanzado dicha fase evolutiva, dada su edad. Por tanto, inicialmente no es posible descartarlas como miembros del grupo a partir de su fotometría.

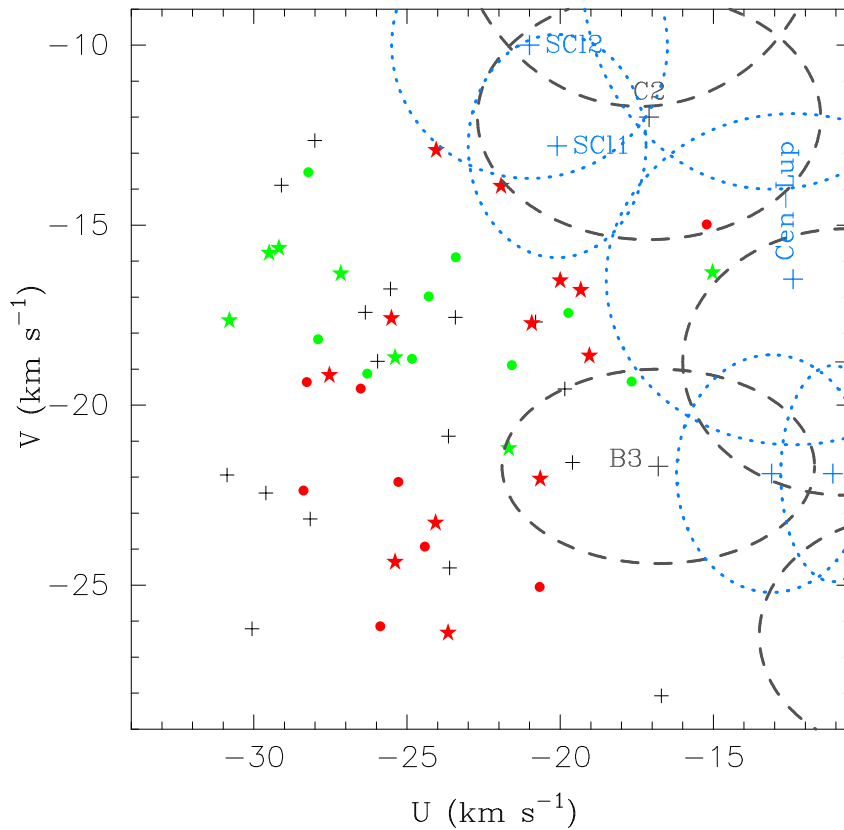


Figura 6.18: Idem que figura 6.14 para las estrellas del supercúmulo IC 2391.

6.4.4. Pertenencia al supercúmulo IC 2391

Al igual que ocurrió con el grupo de movimiento Ursa Major, el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral muestra la existencia de dos subgrupos de edad. De las 52 candidatas a pertenecer al supercúmulo IC 2391, se han clasificado un total de 8 estrellas como miembros y 12 como posibles miembros del subgrupo de mayor edad (*grupo I1*), correspondiente a objetos con una abundancia de litio similar a la de los miembros del supercúmulo Hyades, en base a su cinemática y a los resultados de las secciones 6.4.2 y 6.4.3. Por otro lado, se han clasificado 9 estrellas como miembros y 7 como posibles miembros del subgrupo de menor edad (*grupo I2*). Los objetos de este último subgrupo poseen una abundancia de litio mayor que las del subgrupo más viejo y se encuentran situadas por encima de la envoltura del cúmulo Coma, de 398 Ma. Se han incluido como estrellas posibles miembros del subgrupo de mayor edad a las estrellas gigantes de la muestra, dado que la edad del subgrupo es suficiente para que las estrellas más masivas hayan evolucionado. En la tabla 6.12 (columna 15) se exponen los resultados sobre la pertenencia al grupo cinemático. Los miembros de los subgrupos I1 y I2 se han marcado con las letras v y j , respectivamente, mientras pv y pj se refieren a los posibles miembros, en el mismo orden.

De la posición en el plano- UV de las candidatas (figura 6.18) se concluye que los subgrupos I1 e I2 identificados en este trabajo se encuentran en una región que no se corresponde con los subgrupos SC11 y SC12, de 600 y 10 Ma respectivamente, encontrados por Chereul et al. (1999). El supercúmulo identificado históricamente como IC 2391 se constituye, pues, por varios subgrupos de edad estando sólo el más joven asociado al cúmulo del mismo nombre mientras que el resto posee un amplio rango de edades. Por

otro lado, a pesar de la gran extensión del supercúmulo en el espacio de velocidades, la posición de los subgrupos está claramente delimitada (véase figura 6.18).

Teniendo en cuenta que los valores de $EW(Li\ 1)$ de los miembros de I1 son algo menores que los obtenidos para las estrellas del supercúmulo Hyades, hemos estimado un valor de la edad mayor a 700 Ma para dicho subgrupo. Asimismo, la edad estimada para el subgrupo I2 es de 200 – 300 Ma, dada la similitud con el subgrupo S2 de Ursa Major. Esta edad se corresponde con la del cúmulo Puppis (Messier 46) (véase tabla 6.7), que se encuentra dentro del subgrupo. Así pues, existe una asociación clara entre I2 y este cúmulo. Sin embargo, el subgrupo I1 no parece estar asociado a ningún cúmulo estelar. Este hecho puede deberse a que las estrellas del cúmulo se hayan dispersado debido a la edad, o a que provenga de una asociación estelar más dispersa en el espacio.

6.5. Los grupos de movimiento menores: el grupo de Castor

6.5.1. Cinemática y edad del grupo

Desde hace varios años se ha venido especulando sobre la posibilidad de que el sistema múltiple formado por Castor A, Castor B e YY Geminorum formen parte de un pequeño grupo de movimiento situado en una región del plano- UV intermedia entre el brazo de Pleiades y el brazo de Sirius (Anosova & Orlov, 1991). Así, Barrado y Navascués (1998) estudió la asociación de varias decenas de estrellas en base a su cinemática, fotometría y actividad, llegando a la conclusión de que verdaderamente existe un grupo asociado a Castor, centrado en $(-10, -8, -10)$ km s $^{-1}$. Asimismo, determinó una edad de 200 Ma a partir del ajuste a isocronas y de la abundancia de litio de las candidatas. No obstante, la gran dispersión en el diagrama color-magnitud encontrada por el autor sugiere un rango de 100 - 400 Ma para los miembros del grupo.

Posteriormente, los estudios de densidad en el espacio de fase por parte de Chereul et al. (1999) y de Asiain et al. (1999a) confirmaron la existencia de una mayor concentración de estrellas en esta región, si bien cada autor identificó ésta como parte de una gran asociación distinta. Así, Chereul et al. (1999) incluyen la región dentro de la asociación Centaurus-Crux, estimando una edad de ~ 600 Ma; mientras, Asiain et al. (1999a) sugieren que forma parte de la asociación Cassiopeia-Taurus, a pesar de que la edad determinada por ellos (~ 400 Ma) es más parecida a la del cúmulo Coma, muy próximo en el plano- UV . También Sabas (1997) determinó una edad de 320 Ma, similar a la que obtiene Ribas (2003) en un estudio más reciente, en el que amplía la lista de candidatas hasta un total de 27 incluyendo la enana marrón LP 944-20.

En la figura 6.19 se representa el movimiento espacial de los cúmulos estelares (\odot) y asociaciones OB (\oplus) en la región del grupo de movimiento de Castor. Asimismo, se han incluido las subestructuras encontradas por Chereul et al. (1999) y Asiain et al. (1999a), con semiejes equivalentes a la dispersión determinada por los autores. Las candidatas a pertenecer a este grupo se encuentran situadas preferentemente dentro de la región delimitada por la asociación Centaurus-Crux, que incluye los subgrupos de edad C1, C2 y C3 de Asiain et al. (1999a). A la vista de la figura se concluye que la mayor concentración se produce en C1, subgrupo identificado por los autores como el de Castor. Varios cúmulos estelares y asociaciones OB se encuentran en esta zona del

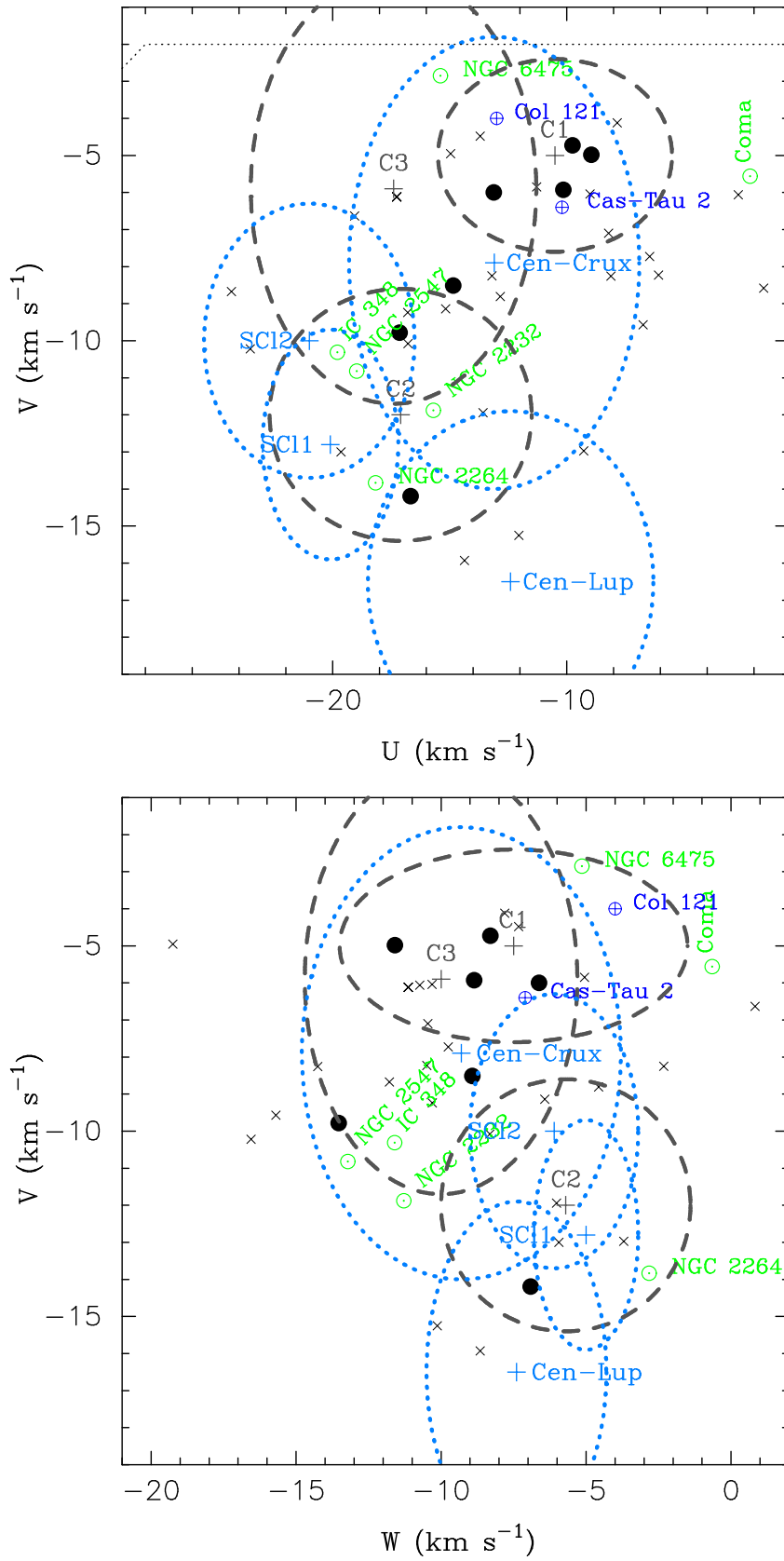


Figura 6.19: Idem que figura 6.2 para las candidatas del grupo de movimiento de Castor. Asimismo se han incluido los cúmulos estelares de la tabla 6.8.

Tabla 6.8: Cúmulos estelares en las inmediaciones del grupo de movimiento de Castor.

Nombre	U km s ⁻¹	V km s ⁻¹	W km s ⁻¹	Edad (Ma)
Coma Berenices	-2.17	-5.56	-0.65	398
NGC 6475 (Messier 7)	-15.40	-2.85	-5.14	224
IC 348	-19.80	-10.31	-11.60	126
NGC 2232	-15.70	-11.88	-11.29	22
NGC 2547	-18.98	-10.82	-13.22	58
NGC 2264	-18.17	-13.83	-2.83	20

plano (tabla 6.8), de los cuales sólo Coma y NGC 6475 parecen asociados a C1, lo que está de acuerdo con los resultados citados anteriormente.

6.5.2. Edad a partir de la línea de Li I en 6707.8 Å

Las 19 estrellas para las que se tienen medidas de la $EW(\text{Li I})$ se encuentran representadas en el diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral (figura 6.20 superior), donde se incluyen las envolturas superiores de los cúmulos IC 2602, Pleiades (para este también se incluye la envoltura inferior) Coma e Hyades. Como se hizo en las secciones 6.1.3, 6.2.3, 6.3.3 y 6.4.2, se han diferenciado las estrellas en grupos atendiendo a su posición en el diagrama con respecto a las envolturas de los cúmulos: estrellas situadas sobre o por debajo de la envoltura superior del cúmulo Hyades, estrellas sobre la envoltura del cúmulo Coma y estrellas por encima de dicha envoltura.

De la figura 6.20 se concluye que en la región correspondiente al grupo de movimiento de Castor existe una superposición de al menos tres subgrupos distintos, con edades de alrededor de 600, 400 y 80 - 200 Ma. El más viejo de los ellos parece estar ligado a la asociación Centaurus-Crux, mientras que los otros dos podrían estar asociados a los cúmulos Coma y NGC 6475, respectivamente (véase tabla 6.8).

En la tabla 6.13 se dan los valores de $EW(\text{Li I})$ (columna 7) para todas las estrellas posibles miembros del grupo de movimiento de Castor. En la columna 13 se compara la abundancia de litio con la de los miembros del cúmulo Hyades. Se ha utilizado el símbolo $>$ para expresar que la $EW(\text{Li I})$ de la estrella es mayor que la que correspondería a un miembro del cúmulo Coma con el mismo tipo espectral. Asimismo, el símbolo $=$ denota si la estrella posee una anchura equivalente similar a la de los miembros del mismo cúmulo. Por fin, con $<$ se marcan las candidatas con una $EW(\text{Li I})$ similar a la de los miembros del supercúmulo Hyades.

6.5.3. Diagrama color-magnitud de las candidatas

En la tabla 6.13 se presentan los valores de M_V (columna 4) y de los índices de color $B-V$ y $V-I$ (columnas 5 y 6) para todas las estrellas posibles miembros del grupo. La columna 14 ofrece la edad determinada a partir de las isocronas en el diagrama color-magnitud. El símbolo \dagger denota medidas de la edad a partir de las isocronas en el diagrama M_V vs. $B-V$ (véase figura 3.12), para las estrellas sin datos disponibles

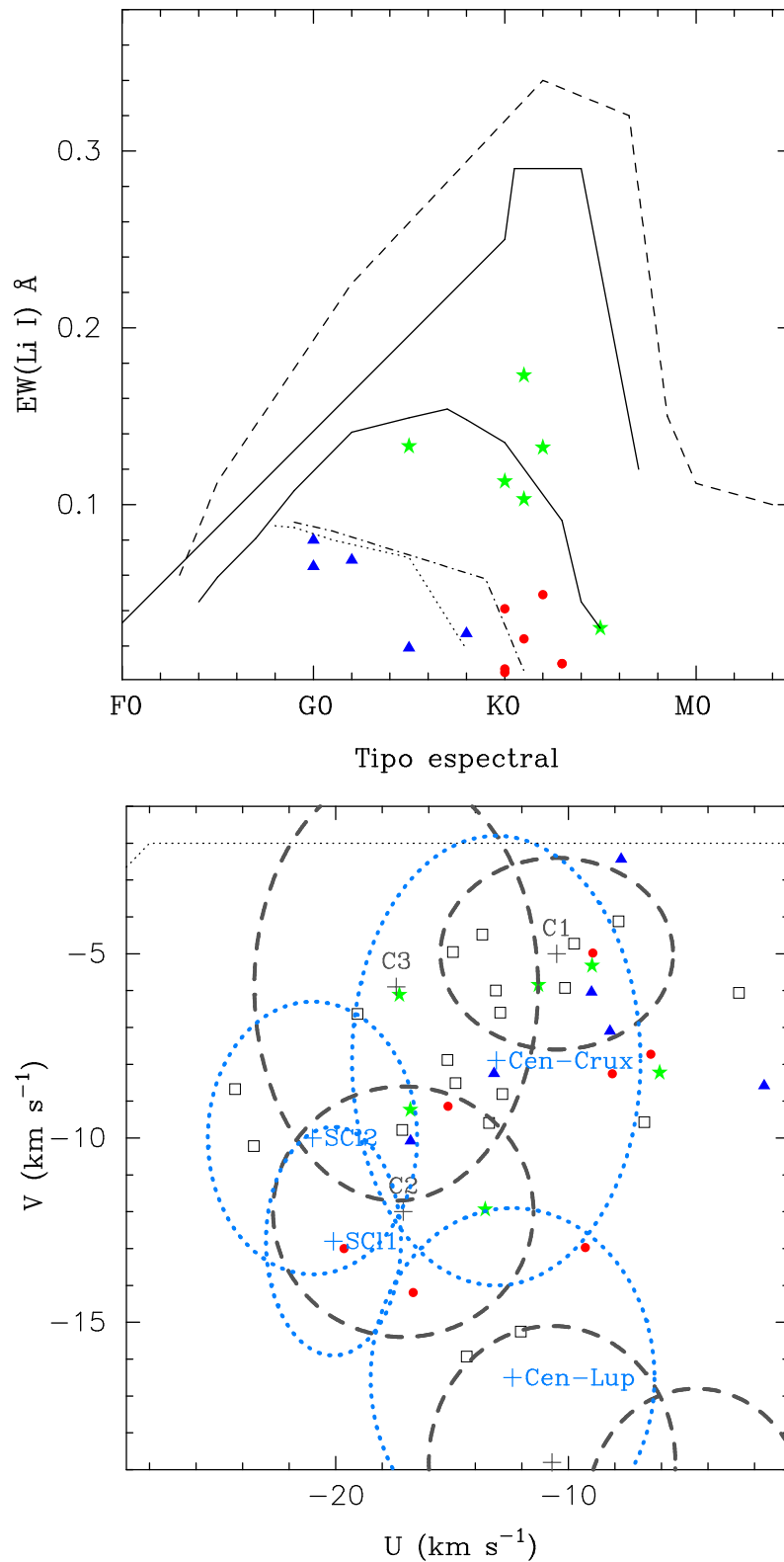


Figura 6.20: Idem que figura 6.12 para los posibles miembros del grupo de Castor. Aquí se ha dividido la muestra en tres subgrupos: estrellas con una $EW(\text{Li I})$ similar a la de los miembros del cúmulo Hyades (triángulos azules), aquellas con un valor similar al de los miembros de Coma (círculos rojos) y las candidatas con una $EW(\text{Li I})$ similar a la de las estrellas de Pleiades (estrellas verdes).

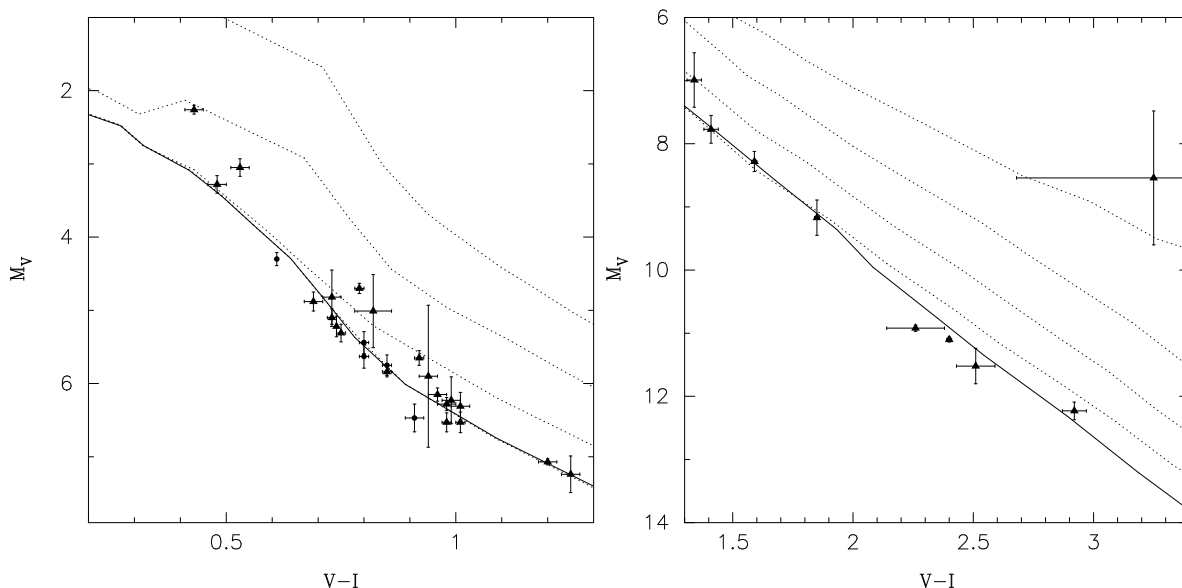


Figura 6.21: Idem que figura 6.5 para las estrellas candidatas del grupo de movimiento de Castor.

del índice $V-I$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Los resultados se pueden ver en la figura 6.21.

6.5.4. Pertenencia al grupo de Castor

A la vista del diagrama $EW(\text{Li I})$ vs. tipo espectral, parecen existir al menos tres subgrupos de edad en la región del plano- UV que rodea al grupo de movimiento de Castor (véase sección 6.5.2): *Cas1* (~ 600 Ma), *Cas2* (~ 400 Ma) y *Cas3* (80 - 200 Ma).

En la tabla 6.12 (columna 15) se exponen los resultados sobre la pertenencia al grupo de movimiento. Los miembros y posibles miembros de *Cas1* y *Cas2* se han marcado con las letras v y p , respectivamente, mientras j y pj se refieren a los miembros ciertos y posibles del subgrupo más joven, *Cas3*. De las 38 candidatas del grupo cinemático se han clasificado un total de 11 estrellas como miembros y 15 como posibles miembros de los subgrupos de mayor edad: *Cas1* y *Cas2*; que parecen estar ligados a la gran asociación estelar Centaurus-Crux y al cúmulo Coma, respectivamente. Por otro lado, se han clasificado 2 estrellas como miembros y 5 como posibles miembros del subgrupo *Cas3*; su edad determinada a partir de la abundancia de litio y fotometría (véase tabla 6.13) sugiere que se trata del grupo identificado por Barrado y Navascués (1998), si bien su extensión en el espacio de velocidades es mayor. No obstante, tres de los miembros seleccionados por el autor (HIP 29067, HD 119124 y HD 181321) han sido clasificados aquí como posibles miembros de *Cas1* y *Cas2* ya que no se poseen datos de su $EW(\text{Li I})$.

De la posición de las candidatas en el plano- UV (figura 6.22) se concluye que el subgrupo *Cas1* puede estar ligado a la asociación Centaurus-Crux, identificada por Chereul et al. (1999), lo que está de acuerdo con la gran dispersión en velocidad encontrada en sus miembros. Asimismo, la situación de las estrellas pertenecientes a *Cas2* sugiere que éste está asociado con el cúmulo Coma, si bien la posición del cúmulo es algo alejada del subgrupo. Por otro lado, las estrellas más jóvenes pueden constituir un grupo de edad que incluiría a los miembros identificados por Barrado y Navascués

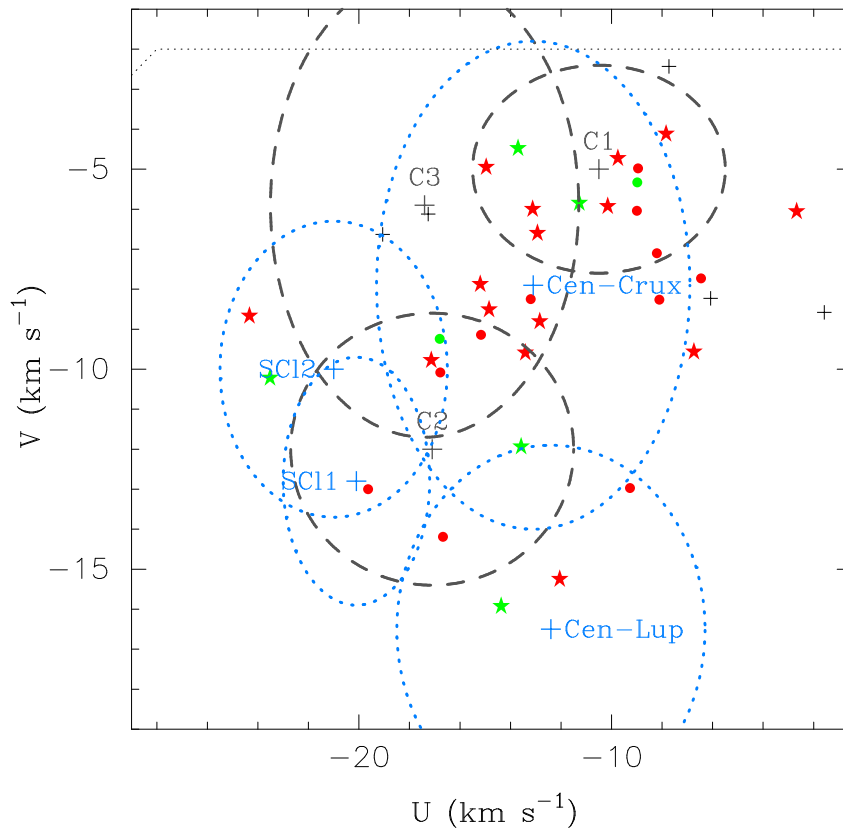


Figura 6.22: Idem que figura 6.14 para las estrellas del grupo de movimiento de Castor. Los círculos rojos representan los objetos clasificados como miembros de los subgrupos de edad mayor: Cas1 y Cas2, mientras que los círculos en verde corresponden a los miembros de Cas3. Los posibles miembros de estos subgrupos se han representado como estrellas rojas o verdes, respectivamente.

(1998) como el grupo de Castor, de ~ 200 Ma, aunque es necesario obtener el valor de $EW(\text{Li I})$ de un mayor número de candidatas para aumentar la muestra.

Tabla 6.9: Criterios de pertenencia de las candidatas de la Asociación Local. El símbolo † en la columna 14 denota medidas de la edad a partir del índice $B-V$. Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ _c (km/s)	Edad _{LiI}	Edad _{V-I}	Pertenencia
67	G5 V	8.82	5.16 0.26	0.67 0.02	0.73 0.01	12.00	-10.02	-28.29	1.29	-12.5 N	15.9 N	<	80 - ZAMS	
105	G0 V	7.51	4.49 0.19	0.59 0.01	0.67 0.01	152.00	-9.57	-21.74	-2.88	-4.4 Y	10.2 N	>	80	p
166*	K0 V	6.07	5.39 0.05	0.75 0.01	0.80 0.00	75.50	-15.00	-21.60	-10.04	3.4 Y	-7.1 Y	<	80 - ZAMS	m
1405*	K2 V	8.60	6.43 0.15	1.04 0.04	-	268.17	-5.34	-28.85	-17.84	-9.5 N	-7.6 Y	=	30†	m
1466	F8 V	7.46	4.40 0.14	0.54 0.01	0.61 0.01	125.00	-8.77	-20.03	-1.25	-6.9 N	12.8 Y	=	ZAMS	
HIP 1910	M0 V	11.33	8.00 0.51	1.39 0.01	1.84 0.02	210.00	-10.18	-19.95	1.69	-7.6 N	13.7 N	>	10 - 30	m
HIP 1993	K7 V	11.26	8.39 4.50	1.35 0.02	1.57 0.04	50.00	-6.39	-18.97	-0.98	-7.5 N	11.4 Y	>	ZAMS	p
3221	K4 V	9.56	6.25 0.23	1.05 0.02	1.10 0.03	350.00	-12.40	-17.34	5.84	-7.1 N	-14.4 N	>	30	m
5996	G5 V	7.67	5.61 0.10	0.76 0.01	0.80 0.01	4.00	-13.48	-30.77	-19.11	-3.2 Y	-17.0 Y	<	ZAMS	
9540	K0 V	6.97	5.52 0.09	0.77 0.01	0.80 0.00	0.00	-11.27	-27.11	0.27	-1.4 Y	18.5 N	<	ZAMS	
BD+17 232*	K4 V	9.90	6.58 1.59	1.01 0.21	-	405.60	-11.75	-21.46	-6.66	3.2 Y	3.6 Y	>	10-30†	m
10008	G5 V	7.66	5.79 0.11	0.80 0.01	0.84 0.00	103.00	-13.16	-18.13	-11.07	2.3 Y	9.8 Y	<	80 - ZAMS	
10360	K5 V	5.96	6.81 0.49	0.80 0.00	-	2.00	-3.63	-16.16	-16.02	-0.1 Y	8.8 N	<		
10361	K5 V	5.76	6.21 0.06	0.88 0.40	0.93 0.02	2.00	-5.59	-15.63	-15.07	1.1 Y	10.0 N	<	ZAMS	
HIP 9291	M4 V	12.21	11.81 0.22	1.54 0.51	2.54 0.72	-	-8.66	-21.27	-5.32	4.3 Y	-6.0 Y	.	ZAMS	p
12230*	F0 V	5.27	2.64 0.09	0.34 0.01	0.40 0.01	1.20	-6.49	-27.01	-8.33	4.5 Y	-11.2 N	=	10 - 30	m
15013	G5 V	8.00	4.83 0.26	0.74 0.01	0.79 0.01	14.00	-13.12	-22.22	0.93	11.1 N	-1.8 Y	=	10 - 30	p
16765	F7 IV	5.72	4.05 0.14	0.51 0.01	0.58 0.01	73.00	-12.66	-24.14	-2.67	5.8 Y	16.4 N	=	ZAMS	p
17925*	K1 V	6.05	5.97 0.04	0.88 0.01	0.91 0.02	212.33	-15.01	-21.80	-8.68	4.1 Y	19.5 Y	=	30 - 80	m
18803*	G8 V	6.62	4.99 0.09	0.71 0.01	0.75 0.01	0.40	-18.02	-23.46	-5.27	8.9 N	7.6 Y	<	30 - 80	
19668	G0 V	8.48	5.46 0.26	0.81 0.03	0.84 0.02	191.00	-5.11	-28.77	-10.27	-5.6 Y	25.6 N	>	30 - 80	p
1E 0318.5-19.4	K7 V	-	-	-	-	63.00	-12.69	-17.27	-11.85	1.6 Y	16.3 Y	=		p
21845*	K1 V	8.15	5.65 0.24	0.70 0.05	0.81 0.02	219.70	-6.00	-25.59	-15.73	-4.3 Y	-1.2 Y	=	80	m
25457*	F6 V	5.38	3.96 0.07	0.52 0.01	0.58 0.02	118.20	-6.05	-28.34	-10.53	-1.8 Y	27.5 N	=	80 - ZAMS	m
25665*	K3 V	7.70	6.37 0.07	0.96 0.02	1.00 0.01	4.70	-7.56	-23.69	-17.00	-4.3 Y	-7.9 Y	<	80 - ZAMS	p
29883	K5 V	8.00	6.25 0.11	0.91 0.01	0.95 0.01	0.00	-17.23	-23.43	-16.68	-2.6 Y	13.1 Y	<	ZAMS	m
36705A	K0 V	6.88	6.01 0.04	0.83 0.01	0.94 0.02	315.00	-7.75	-25.56	-13.32	-1.3 Y	17.3 N	>	30 - 80	p
36869*	G3 V	8.46	5.73 1.24	0.63 0.04	-	239.80	-15.21	-18.60	-7.72	3.2 N	12.3 N	>		
37572	K0 V	7.95	6.06 0.21	0.84 0.01	0.86 0.00	263.00	-7.55	-27.97	-14.78	-2.6 N	4.4 N	>	80 - ZAMS	m
37394*	K1 V	6.21	5.76 0.05	0.84 0.01	0.88 0.00	2.20	-12.89	-23.35	-14.55	-1.7 Y	0.7 Y	<	30 - 80	
233153*	M0.5 V	9.78	9.20 0.13	1.40 0.14	1.91 0.06	16.00	-14.44	-22.94	-14.32	-1.7 Y	0.7 Y	<	80 - ZAMS	m
43989	F9 V	7.95	4.47 0.25	0.59 0.01	0.66 0.01	221.00	-10.12	-18.62	-5.32	-3.9 N	15.8 Y	>	30 - 80	m
45081	K5 -	9.95	7.06 0.20	0.96 0.06	1.01 0.05	-	-10.50	-16.38	-8.76	0.1 Y	18.4 Y	.	ZAMS	
HIP 30920	M4 -	11.12	13.05 0.05	1.69 0.02	3.04 0.02	-	-3.92	-22.69	4.95	-15.7 N	14.0 Y	.	30 - 80	m
261557	K3 V	9.37	5.47 0.53	0.93 0.04	0.97 0.04	7.00	-3.73	-16.08	-16.44	4.4 Y	24.0 N	<	10 - 30	
48189	G1.5 V	6.15	4.58 0.07	0.62 0.01	0.69 0.00	133.00	-7.20	-28.87	-14.85	-0.3 Y	15.4 N	=	30 - 80	m
BD+20 1790*	K5 V	9.93	7.52 0.80	1.07 0.18	-	85.00	-4.87	-32.49	-18.51	-4.6 Y	21.7 N	=	80 - ZAMS†	
HIP 37288	K7 -	9.66	8.80 0.11	1.38 0.03	1.81 0.02	-	-10.99	-21.47	-13.13	0.3 Y	20.9 Y	.	ZAMS	
HIP 37766	M4.5 -	11.19	12.32 0.08	1.60 0.02	2.95 0.02	-	-19.27	-22.24	-8.00	2.1 Y	15.3 N	.	80 - ZAMS	p
64725	K0 III	8.02	1.36 1.14	0.95 0.02	0.94 0.01	46.00	-20.35	-26.35	-4.50	-4.3 Y	6.5 N	<	gigante	
HIP 39721*	K5 V	9.70	7.04 0.80	1.24 0.26	1.40 0.02	-	-5.53	-32.52	-4.13	-14.3 N	17.2 Y	<	10 - 30	
BD+07 1919B*	K7 V	10.20	8.37 0.87	1.15 0.38	-	-	-4.61	-31.87	-4.55	-9.3 N	11.6 N	.	10 - 30†	
HIP 39896*	K7 V	9.90	8.41 0.35	1.40 0.22	1.67 0.05	-	-11.26	-21.84	-1.34	-7.1 N	5.6 Y	.	30 - 80	m
70146	G5 III	8.14	1.11 1.38	0.93 0.01	0.93 0.01	12.00	-6.64	-19.25	-14.58	0.0 Y	10.8 N	<	gigante	
70573	G6 V	8.70	5.40 1.07	0.59 0.00	-	149.00	-14.67	-18.78	-6.66	1.9 Y	12.7 N	=		
77407*	G0 V	7.04	4.66 0.14	0.60 0.02	0.68 0.01	161.30	-10.10	-23.91	-7.12	-5.0 Y	2.5 Y	>	30 - 80	m
82443*	K0 V	7.05	5.82 0.08	0.78 0.02	0.78 0.03	176.30	-9.91	-22.83	-5.61	-4.6 Y	4.2 Y	=	ZAMS	m
82939	G5 V	8.25	5.35 0.22	0.76 0.01	0.80 0.00	0.00	-10.94	-17.47	-12.79	2.5 Y	-0.7 Y	<	30 - 80	
BD+28 1779*	G5 V	9.20	6.12 0.28	0.82 0.07	0.84 0.02	0.00	-9.25	-16.37	-37.82	12.0 N	-5.5 N	<	ZAMS	
BD-21 2961	K -	10.03	7.23 0.95	1.07 0.00	-	143.00	-11.36	-27.79	2.40	1.9 Y	8.7 N	=	80 - ZAMS†	p
HIP 50156*	K7 V	10.01	8.51 0.20	1.24 0.20	1.21 0.10	-	-6.75	-18.27	-8.21	-3.0 Y	2.7 N	.		
89744	F7 V	5.73	2.78 0.14	0.53 0.00	0.60	-	-10.41	-29.62	-14.16	-4.7 Y	-4.3 Y	.	10	
HIP 51317*	M2 V	9.65	10.28 0.12	1.50 0.17	2.26 0.01	-	-7.77	-29.22	-15.09	-7.3 N	10.1 Y	.	80 - ZAMS	m
92945	K1 V	7.72	6.05 0.09	0.87 0.01	0.92 0.01	158.00	-14.88	-28.27	-3.99	4.9 Y	12.9 N	=	30 - 80	p

Tabla 6.9: continuación.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ _c (km/s)	Edad _{LiI}	Edad _{V-I}	Pertenencia
HIP 53020	M4 -	11.64	12.89 0.65	1.68 0.01	2.81 0.01	-	-7.89	-22.54	-19.06	-4.1 Y	-5.2 Y	-	ZAMS	
96064	G8 V	7.64	5.68 0.17	0.77 0.02	0.81 0.02	114.00	-14.22	-26.69	-0.61	2.2 Y	5.7 N	<	ZAMS	
97334B	G0 V	6.41	4.73 0.10	0.60 0.00	0.67 0.00	10.00	-15.80	-23.17	-11.23	1.9 Y	-6.2 Y	<	ZAMS	p
98736*	K1 V	7.93	5.49 0.25	0.86 0.05	0.94 0.01	14.60	-12.76	-19.67	-11.93	1.7 Y	-1.4 Y	<	10 - 30	p
BD+19 2443B*	K7 V	7.99	6.02 1.20	0.84 0.04	-	8.50	-9.39	-16.01	-9.34	0.5 Y	-1.1 Y	=	30 - 80†	m
99303	G5 V	8.34	5.92 0.18	0.83 0.02	0.85 0.01	3.00	-20.90	-23.63	-7.21	6.4 N	2.7 Y	<	ZAMS	m
102195	K0 V	8.07	5.76 0.17	0.83 0.02	0.85 0.01	3.00	-15.42	-23.74	-11.13	2.4 Y	0.6 Y	<	30 - 80	p
102392*	K4 V	9.03	7.09 0.33	1.20 0.10	1.21 0.01	0.00	-13.82	-27.50	4.96	6.3 N	3.7 N	<	80 - ZAMS	
HIP 60661*	M0 V	10.34	7.34 0.37	1.25 0.01	1.47 0.02	-	-9.80	-32.30	0.12	-3.4 Y	-5.7 Y	<	30	
108767B	K0 V	8.51	6.36 0.30	0.95 0.00	-	-	-13.54	-28.49	-9.47	1.2 Y	1.9 Y	-	80†	m
109157	G7 V	9.17	5.96 0.27	0.84 0.01	0.88 0.01	0.00	-2.24	-30.55	6.21	-13.7 N	11.0 Y	<	ZAMS	
110010*	G0 -	6.99	4.22 0.10	0.63 0.01	0.70 0.01	6.20	-9.90	-22.93	-14.82	1.2 Y	-15.5 Y	<	10 - 30	
111395	G5 V	6.29	5.12 0.09	0.70 0.01	0.74 0.07	0.00	-18.43	-21.63	-9.22	5.8 Y	-12.3 Y	<	ZAMS	m
112733*	K0 V	8.67	5.43 0.32	0.74 0.04	0.79 0.01	93.50	-17.62	-23.30	-0.82	2.0 Y	-17.7 N	<	80 - ZAMS	m
113449	G5 V	7.69	5.97 0.14	0.85 0.01	0.89 0.00	142.00	-7.85	-25.24	-16.86	-6.7 N	-5.4 Y	=	80 - ZAMS	m
HIP 65016*	M1.5 V	10.62	9.49 0.27	1.37 0.35	1.89 0.08	-	-12.79	-25.39	-6.76	-1.4 Y	-18.0 N	<	ZAMS	p
116956	G9 V	7.29	5.59 0.08	0.80 0.01	0.83 0.01	0.00	-15.90	-18.80	-8.83	2.9 Y	-19.1 Y	<	ZAMS	m
HIP 67092*	K7 V	10.54	8.41 0.32	1.49 0.45	1.57 0.00	-	-7.13	-22.99	3.33	3.9 Y	7.8 Y	<	ZAMS	p
124106	K1 V	7.93	6.11 0.16	0.86 0.01	0.91 0.00	3.00	-10.79	-32.62	-1.67	5.3 Y	11.1 N	<	ZAMS	
125874	K2 V	8.90	5.77 0.24	0.88 0.02	0.92 0.02	92.00	-16.68	-25.48	-5.40	1.9 Y	-28.0 N	=	30 - 80	
129333*	G1.5 V	7.60	4.95 0.10	0.63 0.03	0.69 0.02	189.40	-7.25	-29.07	-4.65	-11.2 N	-21.6 Y	>	80 - ZAMS	
GJ 560B	K5 V	8.47	7.40 0.22	1.15 0.00	-	-	-10.86	-19.21	-10.85	-0.3 Y	7.3 Y	>	ZAMS†	
130004	K0 V	7.87	6.42 0.10	0.93 0.02	0.93 0.01	0.00	-5.12	-30.76	-4.98	-4.9 Y	-26.3 N	<	ZAMS	
130322	K0 V	8.04	5.67 0.22	0.78 0.01	0.82 0.00	0.00	-9.76	-26.29	-10.75	-1.4 Y	-17.8 Y	<	ZAMS	
134353	K0 V	8.28	5.41 0.22	0.85 0.02	0.90 0.02	0.00	-22.53	-28.44	-7.98	9.2 N	-30.9 N	<	30 - 80	
139084	K0 V	8.14	5.14 0.22	0.82 0.01	0.86 0.01	323.00	-6.73	-17.34	-9.82	-1.0 Y	2.6 Y	<	10 - 30	m
139664	F5 V	4.64	3.42 0.06	0.41 0.01	0.47 0.02	-	-15.08	-19.76	-9.72	2.2 Y	-2.0 Y	>	ZAMS	
140901	G6 V	6.01	5.09 0.06	0.71 0.01	0.74 0.02	-	-18.94	-27.80	5.74	19.8 N	-5.2 Y	<	ZAMS	
141272	G8 V	7.44	5.79 0.11	0.80 0.01	0.84 0.01	6.00	-19.58	-27.61	-13.97	3.6 Y	-24.0 Y	<	ZAMS	
141714	G3.5 III	4.59	1.06 0.19	0.79 0.01	0.82 0.03	-	-5.12	-30.09	-5.01	-5.6 Y	-42.5 N	>	gigante	
142361	G3 IV	8.96	4.69 1.34	0.68 0.00	-	245.00	-3.20	-25.50	-5.73	2.5 Y	-11.8 N	>	30†	p
143809*	G5 V	8.76	4.31 0.54	0.55 0.05	0.63 0.02	103.00	-5.34	-24.97	-0.42	4.9 Y	-26.4 N	<	ZAMS	m
147379A*	K7 V	8.59	8.45 0.08	1.34 0.07	1.69 0.03	-	-9.86	-28.97	4.60	-17.2 N	-26.3 N	>	30 - 80	p
147379B*	M3 V	10.69	10.41 0.17	1.22 0.28	2.07 0.06	-	-10.07	-28.27	4.19	-16.4 N	-26.1 N	-	ZAMS	p
HIP 80824	M3.5 -	10.10	11.95 0.04	1.60 0.03	2.68 0.01	5.00	-13.67	-20.94	-20.87	-7.7 N	-17.7 Y	=	ZAMS	p
HIP 85665*	M1 V	9.35	9.35 0.08	1.37 0.10	1.90 0.02	-	-3.99	-13.50	-10.74	-3.7 Y	-19.4 N	>	ZAMS	
160934*	K7 V	10.29	8.23 1.49	1.30 0.22	2.58 0.91	3.80	-5.03	-33.61	-18.36	-1.7 Y	-11.0 N	=	3	
162283*	M0 V	10.17	8.36 0.30	1.66 0.41	1.76 0.00	-	-17.49	-20.57	-8.88	2.0 Y	-15.7 Y	<	30 - 80	
HIP 87768*	K5 V	9.22	7.41 0.26	1.09 0.06	1.14 0.01	0.00	-16.23	-25.00	-8.00	4.8 N	-18.1 N	<	ZAMS	
HIP 87768B*	M3 V	11.29	9.48 0.34	1.46 0.45	-	-	-16.30	-25.06	-8.04	4.8 N	-18.1 N	-	30†	
166348	M0 V	8.38	7.82 0.08	1.30 0.02	1.47 0.00	-	-9.05	-17.92	-17.86	6.9 N	-5.2 Y	>	80 - ZAMS	
HIP 89874*	K5 V	10.99	5.86 3.29	1.62 0.62	-	555.40	-4.42	-14.69	-12.26	3.0 Y	-16.5 N	>	<3	
171488*	G2 V	7.39	4.54 0.17	0.62 0.01	0.69 0.01	208.40	-6.90	-22.10	-4.96	-7.0 N	-20.5 Y	>	30 - 80	m
174429	K0 V	8.43	4.95 0.29	0.78 0.02	0.82 0.01	260.00	-7.64	-16.35	-8.96	-0.2 Y	-1.3 Y	>	10 - 30	m
180809	K0 III	4.35	-2.51 0.58	1.26 0.01	1.13 0.03	-	-10.61	-27.66	-3.47	1.8 N	-7.4 N	>	gigante	
181327	F6 V	7.04	3.52 0.20	0.48 0.01	0.55 0.00	125.00	-9.84	-16.29	-8.15	-0.3 Y	-0.5 Y	>	30	m
189245	F7 V	5.65	4.05 0.11	0.50 0.02	0.57 0.02	-	-13.49	-26.13	-13.80	-0.6 Y	-8.7 Y	>	ZAMS	m
HIP 101262*	K4 V	9.20	7.11 0.16	1.10 0.07	1.23 0.00	0.00	-18.83	-23.03	-11.65	5.7 Y	-27.5 Y	<	ZAMS	m
196982	M4.5e V	10.27	10.22 0.24	1.55 0.02	2.90 0.02	-	-9.61	-16.88	-11.00	1.2 Y	-4.8 Y	<	10	m
GJ 799B	M4 -	-	-	-	-	-	-8.81	-16.72	-11.60	1.2 Y	-4.8 Y	-	-	p
197481	M0 -	8.81	8.82 0.07	1.47 0.29	2.10	-	-9.15	-16.21	-11.17	1.5 Y	-4.9 Y	-	10 - 30	m
197890	K0 V	9.44	6.20 0.36	0.94 0.03	0.93 0.02	630.00	-7.11	-17.02	-0.81	-6.1 N	-2.3 Y	>	80 - ZAMS	p
199065A	G2 V	7.95	2.87 0.97	0.66 0.02	0.72 0.02	65.00	-7.12	-28.52	-11.98	-5.7 Y	5.8 N	<	3 - 10	
199065B	G5 V	-	-	-	-	65.00	-4.60	-29.69	-8.56	-9.8 N	5.5 N	<	-	
202575	K2 -	7.88	6.84 0.09	1.02 0.02	1.11 0.01	0.00	-10.60	-19.77	-4.67	-0.3 Y	-11.2 N	<	ZAMS	

Tabla 6.9: continuación.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li } i)$ (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)	$Edad_{\text{Li } i}$	$Edad_{V-I}$	Pertenencia
202917	G5 -	8.65	5.34 0.27	0.69 0.01	0.75 0.01	205.00	-7.91	-20.53	-0.67	-8.3 N	-3.0 Y	>	80 - ZAMS	
202947	K0 -	8.89	5.57 0.33	0.85 0.02	0.87 0.02	150.00	-3.81	-23.01	-6.28	-8.1 N	3.1 Y	=	30 - 80	m
HIP 106231*	K3 V	9.23	7.25 0.15	1.03 0.08	1.10 0.02	233.37	-5.68	-25.58	-15.35	-7.9 N	-20.4 Y	=		
HIP 107345	M1 -	11.72	8.59 0.60	1.40 0.01	1.84 0.02	40.00	-7.74	-18.66	-1.01	-7.2 N	5.6 Y	>	30 - 80	m
206860*	F7 V	5.96	4.64 0.08	0.58 0.01	0.66 0.00	115.13	-14.42	-20.88	-11.27	2.6 Y	-16.1 Y	=	ZAMS	
207485	G5 V	8.00	5.10 0.11	0.73 0.01	0.78 0.01	40.00	-18.63	-25.09	-7.40	7.0 N	-23.9 Y	<	30 - 80	
207129	G0 V	5.57	4.60 0.06	0.60 0.01	0.66 0.02	-	-13.27	-22.20	0.30	-6.3 N	-3.0 Y	-	ZAMS	p
207377	G6 -	7.89	4.83 0.21	0.73 0.01	0.78 0.01	20.00	-0.63	-22.09	-10.41	-6.3 N	5.2 N	<	30	
207575	F6 -	7.22	3.95 0.18	0.51 0.01	0.58 0.00	110.00	-8.05	-20.04	-1.34	-7.7 N	6.5 Y	>	30 - 80	m
208313	K0 V	7.73	6.19 0.09	0.91 0.01	0.96 0.01	5.30	-2.72	-22.04	-24.73	-14.0 N	-23.7 N	<	ZAMS	
HIP 108467*	M0.5 V	10.56	8.96 0.18	1.27 0.27	1.61 0.12	-	-12.40	-20.18	-17.20	-5.4 Y	-19.6 Y	-		
209458*	G0 V	7.65	4.29 0.24	0.59 0.01	0.66 0.01	69.90	-5.71	-15.73	0.62	-0.3 Y	-5.2 N	<	30	
V383 Lac*	K1 V	8.57	6.38 0.69	0.83 0.04	-	260.07	-7.09	-21.99	-3.92	2.5 Y	-10.5 N	=		p
HIP 110526*	M0e V	10.70	9.67 0.80	1.57 0.01	2.12 0.08	-	-6.62	-30.94	-13.86	-7.3 N	-17.2 N	-	30 - 80	
HIP 110526B*	M1 V	11.84	10.81 0.87	1.49 0.63	-	-	-6.62	-28.79	-14.67	-7.3 N	-17.2 Y	-	80	m
213845*	F7 V	5.21	3.43 0.09	0.45 0.01	0.49 0.02	-	-14.49	-20.17	-14.12	3.4 Y	-2.0 Y	-	ZAMS	m
BD+17 4799*	K0 V/IV	9.60	6.72 0.95	0.88 0.08	-	247.65	-6.26	-24.73	-7.06	-4.5 Y	-9.5 N	=		p
HIP 113020	M4 -	10.16	11.80 0.05	1.60 0.03	2.77 0.01	-	-12.54	-19.90	-11.51	1.4 Y	-2.1 Y	-	80 - ZAMS	
217014	G2.5a IV	5.45	4.52 0.06	0.67 0.01	0.69 0.01	-	-15.18	-29.72	15.61	11.4 N	-4.8 N	-	30 - 80	
HIP 114066*	M0 V	10.87	8.94 0.25	1.21 0.34	1.77 0.04	14.60	-7.11	-26.39	-15.94	-4.7 Y	-16.0 N	=	ZAMS	m
220140*	K0 V	7.53	6.04 0.06	0.89 0.02	0.90 0.01	205.39	-10.35	-23.14	-5.33	6.1 N	-14.1 Y	=	80	m
221503*	M0 V	8.59	7.90 0.10	1.25 0.07	1.47 0.02	0.00	-13.29	-21.22	-9.87	1.4 Y	2.1 Y	=	80	
222259	G5 V	8.17	4.85 0.30	0.78 0.02	0.82 0.01	207.00	-9.28	-25.85	1.65	-12.7 N	13.9 N	>	10 - 30	

Tabla 6.10: Criterios de pertenencia de las candidatas del supercúmulo Hyades. El símbolo † en la columna 14 denota medidas de la edad a partir del índice $B-V$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ _c (km/s)	Edad _{LiI}	Edad _{V-I}	Pertenencia
1237	G6 V	6.59	5.36 0.04	0.75 0.00	0.79 0.00	-	-33.11	-16.38	2.36	-4.4 N	-4.3 Y	-	ZAMS†	p
1835*	G3 V	6.39	4.83 0.09	0.67 0.01	0.70 0.02	80.50	-35.78	-14.36	-0.96	1.7 Y	-1.1 Y	=	ZAMS	m
4568*	F8 V	6.51	2.72 0.25	0.51 0.02	0.59 0.01	67.50	-37.41	-22.52	3.80	1.0 Y	6.1 Y	=	30‡	p
4614*	G3 V	3.46	4.59 0.02	0.58 0.01	0.66 0.00	21.70	-29.35	-10.77	-16.73	-14.8 N	4.8 Y	=	ZAMS	m
4614B*	K7 V	9.98	11.11 0.07	0.92 0.11	-	0.00	-34.11	-10.92	-17.48	-15.2 N	5.5 Y	=	-	-
4747	G9 V	7.15	5.78 0.10	0.77 0.01	0.82 0.02	0.00	-45.14	-15.38	-4.59	4.2 Y	2.7 Y	=	ZAMS	m
V388 Cas	M5 -	13.66	13.56 0.38	1.68 0.00	-	-	-31.87	-16.35	6.31	8.2 N	6.4 Y	-	80 - ZAMS†	-
5848	K2 III	4.24	-0.67 0.24	1.21 0.01	1.16 0.03	-	-35.31	-12.77	1.36	2.0 Y	4.6 Y	-	gigante	p
7788A	F6 V	4.25	2.70 0.05	0.48 0.04	0.55 0.04	-	-33.77	-22.15	-10.08	0.4 Y	1.0 N	-	ZAMS	p
UV Cet	M5.5e V	12.52	15.42 0.08	1.85 0.00	-	-	-43.00	-19.25	-19.39	-2.1 Y	11.7 N	-	ZAMS†	p
11507	K7 -	8.89	8.67 0.08	1.42 0.01	1.80 0.02	0.00	-36.64	-28.92	-3.85	-11.5 N	13.7 Y	=	30 - 80	-
13382*	G5 V	7.33	4.74 0.16	0.68 0.02	0.74 0.00	23.90	-42.27	-19.60	-0.80	0.8 Y	21.8 Y	=	30	-
17051	G0 V	5.40	4.22 0.05	0.56 0.01	0.62 0.02	-	-31.27	-16.44	-7.67	0.8 Y	9.1 N	-	ZAMS	p
HIP 12781	M3 -	10.55	11.16 0.09	1.53 0.51	2.35 0.64	-	-39.91	-16.81	-12.03	-7.3 N	22.3 N	-	-	-
17922*	F7 V	6.88	3.32 0.27	0.53 0.02	0.61 0.01	93.80	-44.75	-33.18	1.01	0.6 Y	32.4 N	=	30 - 80‡	p
18404	F5 IV	5.80	3.29 0.13	0.41 0.01	0.45 0.00	-	-41.55	-18.34	-2.20	0.3 Y	28.2 Y	-	ZAMS	p
18632*	K2 V	7.97	6.12 0.14	0.93 0.03	0.97 0.02	-	-42.57	-18.95	-1.01	0.8 Y	30.2 Y	=	30 - 80	-
19290	G0 -	8.91	4.48 1.92	0.45 0.00	-	10.00	-42.16	-12.73	9.07	12.0 N	30.4 Y	=	ZAMS†	m
19787	K2 III	4.35	0.79 0.32	1.03 0.00	0.96 0.01	-	-39.94	-20.49	4.49	3.5 Y	33.3 N	-	gigante	p
19902	G5 V	8.15	5.03 0.25	0.73 0.02	0.78 0.01	25.00	-42.00	-21.43	-0.64	0.7 Y	30.8 Y	=	80 - ZAMS	p
20678*	K0 V	7.94	4.96 0.21	0.71 0.03	0.78 0.01	13.50	-46.78	-20.77	-11.11	-7.6 N	31.4 Y	>	80 - ZAMS	-
21531	K7 V	8.39	7.89 0.14	1.34 0.02	1.55 0.01	11.00	-46.59	-19.09	-6.64	1.8 Y	30.1 Y	>	30 - 80	-
21663	G5 V	8.29	4.96 0.34	0.74 0.01	0.79 0.01	0.00	-36.09	-27.75	-0.57	-5.5 N	38.6 N	=	30 - 80	-
22001	F5 V	4.71	3.05 0.04	0.41 0.00	0.49 0.02	-	-50.74	-22.96	-2.12	-0.8 Y	12.6 Y	-	10 - 30‡	-
22496	K5 V	8.57	7.94 0.06	1.31 0.38	1.53 0.01	-	-31.65	-19.97	-4.37	-3.2 Y	14.1 Y	-	30 - 80	-
23356	K2 V	7.10	6.36 0.06	0.93 0.00	0.97 0.00	0.00	-30.50	-14.88	-4.52	-0.9 Y	21.5 Y	=	ZAMS	m
24357	F4 V	5.97	3.69 0.71	0.35 0.02	0.41 0.02	-	-37.98	-11.99	-6.19	0.1 Y	25.3 N	-	ZAMS	p
25680*	G5 V	5.89	4.77 0.07	0.65 0.01	0.70 0.07	65.20	-26.15	-12.89	-6.58	-4.8 N	21.7 Y	=	30 - 80	-
25893	-	7.13	5.56 0.12	0.87 0.01	0.91 0.01	55.00	-33.18	-17.57	-9.48	-7.8 N	27.9 Y	=	ZAMS	m
25995*	F7 V	5.52	3.87 0.08	0.53 0.01	0.59 0.01	87.80	-32.43	-16.38	-7.92	-6.2 N	26.8 Y	=	ZAMS	m
27282	G8 V	8.47	5.11 0.31	0.72 0.02	0.76 0.02	21.00	-41.60	-18.90	-0.93	1.0 Y	40.2 Y	=	ZAMS	m
27604	F7 V	6.08	1.75 0.19	0.49 0.00	0.54 0.07	-	-32.05	-17.45	-7.08	1.3 Y	14.4 N	-	3 - 10‡	-
27685	G4 V	7.86	5.01 0.26	0.68 0.00	0.74 0.00	39.00	-45.91	-17.78	7.04	9.0 N	47.8 N	=	ZAMS	m
27989	G5 V	8.07	4.89 0.26	0.68 0.60	0.74 0.02	72.00	-41.91	-17.91	-2.20	0.6 Y	38.4 Y	=	ZAMS	m
30652*	F6 V	3.19	3.67 0.04	0.48 0.01	0.53 0.02	24.90	-27.06	-15.00	3.68	0.4 Y	40.7 N	=	ZAMS	m
GJ 195A	M1 -	10.16	9.45 0.28	1.50 0.00	-	-	-37.84	-13.73	-9.82	-8.0 N	29.0 Y	-	~30†	-
35171	K2 -	7.93	7.15 0.11	1.10 0.00	1.18 0.00	0.00	-37.58	-14.41	7.30	9.5 N	43.5 N	=	ZAMS	m
35296	F8 V	5.00	4.17 0.07	0.54 0.00	0.62 0.00	-	-36.94	-14.63	7.63	9.6 N	44.4 N	-	ZAMS	p
37070	F5 -	7.03	3.14 0.24	0.41 0.00	0.48 0.00	-	-35.17	-21.56	-11.27	-6.7 N	30.5 N	-	30 - 80‡	-
GJ 3379	M4 -	11.33	7.68 0.17	1.68 0.00	-	-	-26.70	-15.59	1.59	-3.6 Y	54.2 N	-	<3†	-
41700	G0 V	6.35	4.22 0.07	0.52 0.00	0.59 0.01	-	-37.81	-10.41	-14.64	13.7 N	23.6 Y	-	ZAMS	p
43931	F7 V	6.90	2.22 0.42	0.47 0.01	0.54 0.02	-	-34.99	-19.02	4.75	7.5 N	45.3 N	-	10‡	-
45609	K0 V	8.36	5.12 0.53	0.84 0.01	0.88 0.01	13.00	-28.98	-11.02	0.08	0.8 Y	29.3 Y	>	10 - 30	-
52265	G0 V	6.29	4.05 0.12	0.57 0.00	0.64 0.00	-	-52.32	-20.63	-9.08	-5.5 Y	67.1 N	-	80 - ZAMS	-
53532	G0 V	8.25	5.04 0.23	0.70 0.00	0.75 0.00	44.00	-43.26	-17.93	-13.87	6.9 Y	69.5 N	=	ZAMS	m
58895A	G3 IV	6.58	3.15 0.13	0.71 0.01	0.76 0.01	-	-36.88	-16.19	-13.19	-10.5 N	16.0 Y	-	3 - 10‡	-
62576	K5 III	4.63	-2.75 0.88	1.63 0.01	1.76 0.02	-	-56.10	-9.06	2.50	5.5 Y	55.4 N	-	gigante	-
65523	G5 V	8.34	5.69 0.26	0.77 0.01	0.81 0.01	3.00	-43.11	-12.86	-23.30	1.9 Y	85.0 N	=	ZAMS	m
70088	G5 V	8.48	5.30 0.25	0.74 0.02	0.78 0.01	48.00	-39.92	-22.57	-6.92	-2.4 Y	41.4 N	=	ZAMS	m
72760	G5 V	7.32	5.63 0.11	0.79 0.01	0.82 0.01	7.00	-35.15	-19.38	-2.24	-2.7 Y	30.8 Y	=	ZAMS	m
73322	K1 V	8.72	5.88 0.22	0.91 0.01	0.95 0.02	3.00	-31.61	-15.82	-3.72	-2.3 Y	26.3 Y	>	80	-
73171*	K1 III	5.91	0.48 0.49	1.17 0.01	1.13 0.01	4.10	-36.21	-10.04	5.08	0.1 Y	17.9 N	>	gigante	p
75732	G8 V	5.96	5.47 0.05	0.87 0.01	0.82 0.07	-	-37.08	-18.10	-8.05	-0.6 Y	36.3 N	-	80 - ZAMS	-
HIP 43701	F5 V	8.60	3.62 0.64	0.48 0.03	0.55 0.03	-	-39.40	-11.99	-0.47	5.2 N	30.4 Y	-	ZAMS	p
HIP 43751	G5 V	8.32	5.14 0.75	0.90 0.50	0.71 0.09	27.00	-27.50	-10.35	-13.61	-0.2 Y	35.7 N	=	ZAMS	m

Tabla 6.10: continuación.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ _c (km/s)	Edad _{LiI}	Edad _{V-I}	Pertenencia
HIP 47620	M2 -	10.56	10.21 0.19	1.46 0.00	1.86 0.02	-	-36.16	-13.08	-13.90	10.4 N	13.4 N	-	-	
HIP 47650	M3 -	11.19	10.88 0.13	1.49 0.01	2.00 0.03	-	-34.91	-13.18	-13.86	10.0 N	13.1 N	-	-	
83983	K0 V	8.92	5.70 0.26	0.88 0.03	0.89 0.02	0.00	-44.08	-19.04	-5.01	-0.5 Y	32.9 Y	=	30 - 80	
HIP 47758	F7/8 V	4.78	-0.58 0.43	0.52 0.02	0.61 0.02	-	-38.63	-17.81	3.11	4.7 N	20.8 Y	-	evolucionada	
85301	G5 V	7.74	5.20 0.16	0.72 0.00	0.77 0.00	60.00	-34.76	-12.07	-7.13	5.1 N	18.8 Y	=	30 - 80	
85488	K5 -	8.86	7.26 0.16	1.23 0.01	1.32 0.02	-	-42.74	-16.53	-11.91	-2.5 Y	33.1 N	-	80 - ZAMS	
86590	- -	7.86	5.30 0.21	0.87 0.01	0.88 0.01	-	-32.15	-13.01	-14.95	0.7 Y	25.8 N	-	30	
86322	K1 III	6.91	1.19 0.46	1.04 0.01	1.01 0.01	-	-35.78	-21.52	-3.36	-2.5 Y	11.2 Y	-	gigante	p
87598	G5 V	8.79	6.04 0.19	0.77 0.02	0.81 0.01	0.00	-54.39	-14.83	2.87	2.2 Y	16.1 N	=	ZAMS	p
87978	G5 V	8.15	5.16 0.22	0.69 0.01	0.74 0.01	54.00	-37.87	-23.68	0.62	-2.3 Y	20.9 N	=	ZAMS	m
89376	K5 V	8.86	4.99 0.63	1.01 0.03	1.06 0.04	-	-46.42	-21.70	-7.40	-1.5 Y	28.3 Y	-	10	
HIP 51007	M1 -	10.15	9.67 0.11	1.46 0.00	2.08 0.01	-	-42.78	-22.99	-2.12	-2.3 Y	21.8 Y	-	80	
91706	F6 V	6.10	2.09 0.24	0.50 0.01	0.57 0.01	-	-31.09	-13.00	-1.65	0.6 Y	12.7 Y	-	10 - 30 [‡]	
RY Sex	M3.5 -	12.55	11.81 0.70	1.05 0.00	-	-	-44.64	-16.60	-2.21	2.9 Y	22.1 Y	-	-	
94402	G8 III	5.45	0.55 0.39	0.97 0.00	0.91 0.04	-	-38.31	-15.47	-1.64	1.5 Y	15.6 Y	-	gigante	p
98356	K0 V	8.73	5.60 0.26	0.83 0.00	0.87 0.00	0.00	-55.56	-13.77	-3.96	7.1 N	14.9 N	=	30 - 80	
99322	K0 III	5.21	0.54 0.34	0.98 0.00	0.96 0.00	-	-40.62	-17.96	-6.52	-3.7 Y	6.1 Y	-	gigante	p
HIP 56238	M0.5 -	10.31	9.26 0.13	1.44 0.01	1.43 0.02	-	-39.16	-13.87	-18.15	1.6 Y	11.7 N	-	-	
101112	K1 III	6.18	0.89 0.47	1.08 0.00	1.03 0.04	-	-30.25	-15.11	1.94	-0.1 Y	7.0 Y	-	gigante	p
HIP 57859	K0 V	8.97	5.49 0.75	0.98 0.00	1.02 0.00	3.00	-47.64	-12.48	-17.28	-0.1 Y	7.0 Y	-	gigante	p
103847	G5 V	8.07	5.75 0.17	0.83 0.01	0.87 0.01	10.00	-50.63	-17.92	-5.41	3.8 Y	7.9 Y	=	80 - ZAMS	p
106023	K0 V	8.74	5.52 0.25	0.79 0.02	0.82 0.01	3.00	-42.55	-30.26	-2.60	-10.3 N	4.7 Y	>	30 - 80	
106453	K0 V	7.47	5.22 0.12	0.71 0.00	0.76 0.00	16.00	-36.25	-11.65	-16.59	-9.1 N	-0.4 N	>	30 - 80	
108147	F8/G0 V	6.99	4.06 0.13	0.54 0.01	0.61 0.01	-	-30.34	-11.34	-14.24	-12.5 N	-3.5 Y	-	10 - 30 [‡]	
109200	K1 V	7.13	6.09 0.05	0.84 0.01	0.89 0.02	-	-35.55	-18.73	-26.57	-23.9 N	5.1 Y	-	ZAMS	p
HIP 61629	M2 -	10.65	10.73 0.10	1.47 0.04	1.90 0.18	-	-38.65	-26.71	-0.50	0.4 Y	6.0 Y	-	-	
HIP 63510	M2e V	9.76	9.47 0.09	1.45 0.00	2.06 0.02	-	-29.74	-18.54	-8.85	-6.4 N	-4.5 Y	-	80	
117860*	G0 -	7.35	4.81 0.15	0.63 0.03	0.69 0.00	-	-34.45	-14.52	5.20	4.7 N	-12.0 Y	-	ZAMS	p
120136	F6 IV	4.50	3.53 0.05	0.51 0.00	0.51 0.03	-	-33.51	-19.03	-7.18	-4.3 N	11.3 Y	-	ZAMS	p
120780	K1 V	7.37	6.29 0.08	0.89 0.01	0.97 0.02	2.00	-51.41	-12.05	2.81	7.3 N	15.8 N	>	30 - 80	
126535	K1 V	8.86	5.60 0.33	0.84 0.00	0.88 0.00	3.00	-40.39	-18.36	2.11	3.0 Y	23.8 Y	>	30 - 80	
131023	K0 V	7.40	5.23 0.17	0.76 0.01	0.80 0.01	14.00	-40.60	-15.71	-15.45	-0.4 Y	19.9 N	>	30 - 80	
134319*	G0 V	8.40	5.18 0.15	0.67 0.03	0.74 0.00	144.87	-32.45	-13.59	-2.82	1.2 Y	-6.4 Y	>	ZAMS	
135363*	K0 V	8.72	6.38 0.11	0.94 0.05	0.94 0.02	198.16	-26.74	-11.80	-8.61	5.6 N	-1.3 Y	>	ZAMS	
HIP 75011	K0 V	9.03	5.77 0.28	0.83 0.02	0.85 0.01	3.00	-52.69	-17.89	-1.38	4.4 Y	30.1 Y	>	30 - 80	
142764*	K5 III	9.57	7.37 0.89	1.83 0.25	-	-	-39.09	-15.32	-37.68	-0.4 N	-1.6 N	-	gigante	
149028	G V	8.52	5.09 0.29	0.76 0.01	0.80 0.01	0.00	-36.86	-15.86	-0.68	0.3 Y	35.3 Y	=	10 - 30	
152178	G8/K0p V	8.55	0.18 2.92	1.10 0.03	1.06 0.03	-	-32.24	-19.17	-25.81	-24.0 N	29.6 Y	-	gigante	p
152260	G0 V	6.93	3.17 0.19	0.53 0.00	0.60 0.00	-	-32.61	-25.14	-14.43	-7.6 N	15.1 N	-	10 - 30 [‡]	
HIP 84794*	M4 -	11.26	10.89 0.43	1.46 0.45	2.67 0.20	-	-37.65	-19.97	-3.08	-1.8 Y	31.7 Y	-	30 - 80	
158972	K0 V	8.68	5.69 0.16	0.88 0.02	0.89 0.01	0.00	-32.60	-18.15	-11.26	5.0 N	19.0 N	=	ZAMS	m
168603	K0 V	8.28	5.45 0.16	0.77 0.01	0.81 0.01	15.00	-36.39	-18.79	-5.61	1.8 Y	28.2 Y	>	ZAMS	
171759	K0 III	4.01	-0.03 0.18	1.13 0.01	1.14 0.02	-	-43.00	-26.42	-1.84	-4.0 Y	22.2 Y	-	gigante	p
173739*	M3 V	8.89	11.10 0.13	1.45 0.17	2.10 0.06	-	-25.48	-12.42	25.86	25.2 N	-12.7 N	-	-	
173740*	M3.5 V	9.70	11.97 0.17	1.53 0.27	2.49 0.02	-	-25.00	-11.41	27.01	25.9 N	12.6 N	-	-	
177720	G0 -	8.74	4.56 0.41	0.57 0.02	0.64 0.02	37.00	-34.49	-10.90	6.99	-4.7 N	18.5 N	=	ZAMS	m
177996	K1 V	7.89	5.36 0.30	0.86 0.00	0.90 0.00	25.00	-34.44	-13.29	2.95	-2.5 Y	24.3 N	>	30	
180161	G8 V	7.04	5.53 0.05	0.80 0.01	0.84 0.01	5.40	-44.04	-22.74	-15.75	-11.2 N	19.9 N	=	30 - 80	
179949	F8 V	6.25	4.09 0.11	0.55 0.01	0.59 0.02	-	-27.43	-12.86	-11.22	4.1 Y	49.1 N	-	ZAMS	p
181943	K1 V	9.45	5.00 0.50	0.81 0.01	0.84 0.01	-	-35.57	-8.45	-12.65	7.0 Y	69.2 N	-	30	
183870	K2 V	7.53	6.25 0.08	0.92 0.00	0.97 0.00	3.20	-51.19	-15.04	-4.98	6.6 N	60.9 N	>	ZAMS	
GJ 734B*	M3.5 V	9.46	8.40 0.62	1.42 0.14	-	-	-25.72	-11.16	1.79	3.3 N	-27.7 Y	-	30 [‡]	
187458*	F5/6 V	6.69	2.57 0.35	0.44 0.01	0.51 0.01	0.00	-35.84	-14.06	-12.34	-10.3 N	-27.7 Y	=	10 [‡]	p
187565*	F8 V	8.07	3.15 0.45	0.49 0.02	0.55 0.01	4.30	-31.81	-14.08	-8.68	-6.8 N	26.6 Y	=	ZAMS	m
189087	K1 V	7.91	5.88 0.12	0.80 0.00	0.84 0.00	5.50	-40.39	-15.16	5.12	7.6 N	33.2 Y	>	ZAMS	

Tabla 6.10: continuación.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ _c (km/s)	Edad _{LiI}	Edad _{V-I}	Pertenencia
192886	F5 V	6.13	3.78 0.13	0.47 0.01	0.53 0.00	-	-44.32	-17.47	-6.29	3.9 Y	33.2 Y	-	ZAMS	p
HU Del	M4.5 -	13.04	13.32 0.08	1.65 0.00	-	-	-35.60	-15.76	-11.78	-7.8 N	38.8 N	-	80 - ZAMS	
HIP 101227	K0 V	8.34	5.09 0.26	0.88 0.01	0.89 0.01	158.00	-31.54	-16.89	3.08	4.6 N	21.0 Y	>	10 - 30	
195818	G0 -	8.59	4.49 0.40	0.58 0.01	0.65 0.01	65.00	-32.93	-18.10	2.53	-5.3 N	20.7 Y	=	ZAMS	m
197039*	F5 -	6.76	2.55 0.31	0.47 0.02	0.53 0.01	45.20	-43.66	-16.03	-6.59	-2.1 Y	39.7 N	=	30 [‡]	p
200560*	K2 V	7.69	6.29 0.07	0.96 0.03	0.93 0.01	0.00	-34.50	-12.84	-18.49	-16.4 N	17.7 Y	=	ZAMS	m
200740*	K0 III	6.37	0.99 0.33	0.99 0.01	0.97 0.00	61.60	-43.99	-19.98	-10.92	-8.3 N	-19.4 Y	>	gigante	
200968	K1 V	7.12	5.89 0.10	0.90 0.01	0.99 0.02	2.00	-42.29	-17.96	-5.04	0.2 Y	37.3 Y	>	ZAMS	
202605	K0 V	8.08	4.92 0.28	0.74 0.01	0.78 0.01	22.00	-32.98	-19.16	-13.02	-9.4 N	33.3 N	>	30 - 80	
203842	F5 III	6.33	1.21 0.41	0.47 0.00	0.55 0.00	-	-45.33	-21.00	-4.30	-1.7 Y	33.9 Y	-	3 [‡]	p
205067	G2 V	7.65	4.28 0.22	0.66 0.01	0.72 0.01	-	-47.27	-22.84	-12.99	-1.0 Y	40.0 N	-	~30 [‡]	
HIP 108752*	M2 III	10.68	9.60 0.33	1.83 0.48	2.05 0.37	-	-34.48	-10.82	-4.51	0.6 Y	-20.4 Y	-	80	
HIP 109388*	M3.5 V	10.41	10.68 0.14	1.17 0.21	2.50 0.00	-	-43.63	-17.79	-16.32	-4.8 Y	31.5 N	-	80	
212754	F7 V	5.76	2.78 0.33	0.52 0.00	0.59 0.01	-	-54.30	-17.19	-11.71	0.0 Y	30.0 N	-	10 [‡]	p
HIP 111766	M3.5 -	11.50	10.64 0.48	1.59 0.01	2.71 0.01	-	-55.39	-19.54	-15.12	11.2 N	17.5 Y	-	30	
215274	G5 V	7.99	4.73 0.22	0.70 0.01	0.76 0.01	30.00	-45.84	-20.28	-15.74	-11.5 N	16.3 N	=	80 - ZAMS	p
217382	K4 III	4.70	-0.69 0.29	1.42 0.00	1.38 0.02	-	-52.07	-20.72	-12.06	-9.2 N	4.3 Y	-	gigante	p
222143	G3/4 V	6.58	4.76 0.09	0.67 0.00	0.73 0.00	0.00	-34.40	-13.82	-12.69	-10.0 N	2.1 Y	=	30 - 80	p
222422	G5 V	7.59	5.50 0.13	0.73 0.01	0.78 0.00	4.00	-28.72	-17.19	-21.13	-7.2 N	8.2 Y	=	ZAMS	m
223252	G8 III	5.49	0.73 0.38	0.94 0.01	0.96 0.07	-	-36.98	-18.65	-2.95	-2.1 Y	-6.7 Y	-	gigante	p
HIP 118212*	K8 V	9.57	8.47 0.25	1.35 0.11	1.32 0.06	-	-48.96	-17.65	-12.92	-8.7 N	0.4 Y	-		

Tabla 6.11: Criterios de pertenencia de las candidatas del grupo de movimiento Ursa Major. El símbolo † en la columna 14 denota medidas de la edad a partir del índice $B-V$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li I})$ (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)	$Edad_{\text{LiI}}$	$Edad_{V-I}$	Pertenencia
745	G5 III	7.45	1.92 0.58	0.89 0.01	0.90 0.01	7.30	23.79	1.44	-1.93	7.7 N	-8.5 N	=	gigante	p
2410*	G7 III	6.40	0.32 0.65	0.99 0.01	0.97 0.01	4.40	-8.98	-5.33	-11.19	2.6 N	4.1 Y	=	gigante	p
11131	G0 -	6.72	4.91 0.52	0.65 0.01	0.73 0.07	65.00	19.31	2.07	-2.59	1.9 Y	-5.1 Y	=	ZAMS	v
11171	F3 III	4.66	2.79 0.10	0.33 0.00	0.38 0.02	-	18.74	1.91	-5.95	1.4 Y	-5.3 Y	-	evolucionada	
13594	F4 V	6.05	2.96 0.20	0.41 0.00	0.49 0.03	-	15.75	0.42	-12.62	-1.3 Y	-8.3 Y	-	10 - 30	pj
13959	K4 V	8.99	6.10 0.70	1.09 0.00	1.19 0.02	3.00	17.98	5.67	-12.09	4.5 N	0.3 Y	>	10 - 30	j
14274	G5 III	7.89	0.55 1.61	0.99 0.02	0.97 0.01	70.00	11.67	5.79	1.47	9.0 N	-2.4 Y	=	gigante	p
24160	G9 III	4.17	0.13 0.19	0.93 0.05	0.92 0.02	-	19.74	0.38	-11.19	-2.0 Y	3.6 Y	=	gigante	p
24916*	K4 V	8.07	7.09 0.16	1.13 0.04	1.19 0.02	-	8.01	0.46	-15.66	0.7 Y	4.9 Y	-	ZAMS	p
26913	G8 V	6.94	5.34 0.12	0.68 0.01	0.74 0.01	61.00	13.89	-1.31	-9.17	-2.3 N	-6.6 Y	=	ZAMS	v
26923	G0 IV	6.32	4.69 0.11	0.57 0.01	0.64 0.01	85.00	14.02	-0.29	-9.60	-1.2 Y	-6.8 Y	=	ZAMS	v
28495	G0 V	7.75	5.55 0.15	0.76 0.01	0.80 0.01	73.50	14.44	2.99	-6.38	3.8 N	11.7 Y	=	ZAMS	v
29697*	K3 V	8.09	7.45 0.09	1.10 0.05	1.16 0.01	56.47	5.81	-3.60	-21.01	-5.6 N	16.5 N	>		
HIP 21770	G2 V	4.44	2.92 0.16	0.34 0.01	0.40 0.02	-	10.07	5.93	-9.82	5.2 N	-1.5 Y	-	ZAMS	p
31000	G5 V	7.77	5.50 0.16	0.75 0.02	0.79 0.01	67.00	6.03	-0.73	2.28	1.2 N	-1.6 Y	=	ZAMS	v
33564*	F6 V	5.08	3.48 0.05	0.50 0.01	0.58 0.00	30.10	18.93	5.98	-3.39	8.7 N	15.5 Y	=	~30	
38393	F6 V	3.59	3.83 0.03	0.48 0.01	0.57 0.02	46.00	18.35	4.59	-11.68	1.7 Y	-6.4 Y	=	80 - ZAMS	v
gam LepB	K2 V	6.15	6.39 0.03	0.94 0.00	-	0.00	18.00	5.07	-11.95	2.3 N	-6.3 Y	=	80 - ZAMS	p
41593*	K0 V	6.76	5.81 0.07	0.82 0.02	0.85 0.00	13.20	11.61	0.51	-10.86	0.3 Y	14.2 Y	>	ZAMS	
56168	K0 V	8.38	6.34 0.15	0.89 0.01	0.93 0.01	44.00	8.49	5.38	-11.25	-3.6 N	18.9 N	>	ZAMS	
59747	G5 V	7.68	6.21 0.13	0.86 0.02	0.88 0.01	41.00	13.07	2.70	-10.33	1.7 Y	20.9 Y	=	ZAMS	v
60491	K2 V	8.16	6.19 0.16	0.90 0.01	0.94 0.01	53.00	5.99	5.97	-11.75	7.8 N	-6.9 Y	>	ZAMS	
61606	K2 V	7.18	6.42 0.07	0.89 0.01	1.01 0.02	4.00	25.52	-2.23	-7.40	-9.5 N	17.6 Y	>	~80	j
63433	G5 IV	6.90	5.21 0.10	0.68 0.00	0.74 0.00	105.00	13.62	2.29	-7.63	0.0 Y	-6.4 N	>	80 - ZAMS	j
64942	G5 V	8.37	4.95 0.28	0.67 0.02	0.73 0.02	100.00	11.18	1.30	0.43	-6.2 N	-4.1 Y	>	~80	j
71974	G5 V	7.26	4.97 0.20	0.73 0.01	0.78 0.01	67.00	12.03	4.03	-9.06	1.0 Y	40.4 N	=	~30	
72905*	G1.5b V	5.63	4.87 0.05	0.62 0.00	0.66 0.03	106.30	11.24	-0.10	-10.99	2.2 N	11.6 Y	>		pj
75605	G5 III	5.19	0.96 0.44	0.88 0.00	0.90 0.04	-	13.78	3.18	-10.74	-0.8 Y	-5.5 Y	-	gigante	p
75935	G8 V	8.46	5.42 0.27	0.77 0.01	0.81 0.01	20.00	16.08	3.68	-9.83	2.1 N	-8.7 N	=	80 - ZAMS	v
76218	G5 V	7.69	5.60 0.13	0.77 0.01	0.81 0.01	31.00	7.84	-0.26	-10.69	-2.7 N	24.6 N	=	ZAMS	v
80388	G1 V	8.33	4.75 0.23	0.59 0.00	0.66 0.00	-	14.70	-1.71	-4.55	-5.2 N	-9.6 Y	-	ZAMS	p
81659	G6/G8 V	7.91	4.91 0.20	0.70 0.01	0.76 0.01	16.00	25.68	0.57	-16.53	1.3 Y	18.5 Y	=	~30	
85444	G7 III	4.11	-0.51 0.34	0.92 0.03	0.92 0.02	-	15.01	6.36	-8.24	3.5 N	-7.9 Y	-	gigante	p
85512	K-M V	7.67	7.44 0.05	1.16 0.01	1.34 0.01	-	34.36	10.00	-4.95	17.0 N	-3.5 N	-	~80	pj
HIP 49544*	K7 V	9.95	8.08 0.28	1.75 0.35	1.71 0.01	-	4.56	-0.44	-18.31	-11.1 N	-6.3 N	-	~30	pj
88355	F6 V	6.43	2.24 0.29	0.47 0.01	0.53 0.03	-	21.64	-0.72	-8.53	2.9 Y	25.6 N	-	~10†	
88654	G5 V	7.68	2.85 0.44	0.87 0.02	0.88 0.01	9.00	16.97	-1.51	-5.83	3.6 N	12.6 Y	=	3†	
89025	F0 III	3.43	-1.08 0.31	0.31 0.01	0.39 0.03	-	14.37	3.13	-8.51	2.7 N	15.1 Y	-	evolucionada	
91480	F1 V	5.16	3.05 0.08	0.35 0.02	0.39 0.03	-	12.40	3.25	-5.77	-0.1 Y	18.1 N	-	ZAMS	p
95650	M2 Ve	9.57	9.24 0.08	1.44 0.02	1.77 0.04	-	12.43	3.51	-9.76	2.2 N	11.1 Y	-		
98712	K4/5 V	8.57	7.97 0.11	1.34 0.02	1.66 0.02	-	13.73	-2.57	0.88	5.3 N	4.4 Y	-	30	pj
100043	F2 V	7.06	3.02 0.26	0.38 0.01	0.45 0.01	-	15.93	-4.69	-8.36	-1.9 Y	-8.2 N	-	ZAMS	p
100310	K0 V	8.83	5.57 0.27	0.72 0.02	0.77 0.01	6.00	15.73	0.61	-3.74	-3.5 N	18.5 N	>	~80	j
102070	G8a III	4.71	-0.45 0.44	0.96 0.04	0.94 0.02	-	19.46	0.22	-8.02	3.0 N	-6.6 Y	-	gigante	
HIP 57548	M4 -	11.12	13.50 0.04	1.75 0.02	2.97 0.01	-	17.71	-3.96	-17.43	-6.5 N	12.8 Y	-		
238087*	K7 V	10.05	7.71 0.19	1.38 0.15	1.46 0.00	-	14.02	3.87	-6.83	0.4 Y	15.4 Y	-	30 - 80	pj
HIP 59152	K2 V	9.16	6.18 0.28	0.88 0.03	0.89 0.02	10.00	26.61	-0.25	-3.60	1.4 Y	21.9 N	>	ZAMS	
238090*	K7 V	9.71	8.83 0.13	1.08 0.06	1.63 0.02	-	17.78	7.89	-14.87	6.4 N	20.3 N	-		
109647	K0 -	8.52	6.42 0.15	0.95 0.01	1.00 0.01	69.00	14.16	3.64	-7.14	1.1 Y	14.1 Y	>	80 - ZAMS	j
109799	F1 IV	5.41	2.72 0.13	0.33 0.01	0.39 0.03	-	16.12	0.18	-12.28	-1.1 Y	-1.1 Y	-	~30†	
110463	K3 V	8.27	6.44 0.10	0.95 0.00	1.00 0.00	-	14.45	2.87	-7.71	0.2 Y	13.9 Y	=	ZAMS	v
111456	F6 V	5.83	3.91 0.39	0.47 0.02	0.56 0.03	30.00	14.17	1.15	-9.84	0.0 Y	12.5 Y	=	ZAMS	v
112196	F8 V	6.99	4.32 0.27	0.58 0.00	0.65 0.00	-	9.61	0.59	-8.56	-0.2 Y	-6.4 Y	-	30 - 80	pj
113139	F2 V	4.93	2.94 0.07	0.37 0.01	0.45 0.03	-	12.88	3.25	-9.16	1.8 N	11.9 Y	-	~30†	
114723	F8 -	6.71	2.25 0.58	0.48 0.00	0.55 0.00	13.00	5.78	-0.12	-12.87	0.5 Y	-4.1 N	=	~10†	p

Tabla 6.11: continuación.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li I})$ (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)	$Edad_{\text{LiI}}$	$Edad_{V-I}$	Pertenencia
115043*	G2 V	6.82	4.77 0.09	0.61 0.01	0.66 0.03	91.50	14.52	2.19	-8.08	-0.2 Y	12.3 Y	>	ZAMS	pj
238224*	K7 V	9.69	7.72 0.19	1.17 0.11	1.43 0.00	-	14.65	2.25	-8.86	0.1 Y	12.1 Y	-	ZAMS	p
HIP 66077	M2.5 -	11.38	10.69 2.79	1.54 0.46	2.54 0.69	-	20.82	-1.47	-7.03	-2.4 N	-8.8 N	-	30 - 80	pj
125451	F5 IV	5.41	3.33 0.11	0.38 0.01	0.41 0.03	-	10.14	5.35	-8.13	4.7 N	-2.4 Y	-	-	-
128311	K0 -	7.48	6.38 0.08	0.97 0.00	1.02 0.00	5.00	16.87	-4.49	-20.77	-5.7 N	-2.3 N	>	80 - ZAMS	j
129798	F2 V	6.24	3.09 0.12	0.41 0.01	0.44 0.03	-	15.73	3.08	-8.51	-0.3 Y	10.4 Y	-	ZAMS	p
131156A	G8 V	4.70	5.57 0.03	0.70 0.00	-	76.00	5.75	2.14	0.07	1.2 N	0.8 Y	>	-	pj
HIP 72944	M2 V	10.11	10.15 0.08	1.50 0.25	1.93 0.33	5.00	8.17	2.91	-13.48	3.1 N	-1.4 Y	>	-	pj
134083	F5 V	4.93	3.46 0.07	0.43 0.01	0.51 0.05	2.00	17.70	-1.17	-16.46	-1.4 Y	-3.6 Y	=	ZAMS	v
139194	K0 V	8.61	6.23 0.13	0.87 0.02	0.88 0.01	0.00	14.47	-3.18	-20.84	0.6 Y	-4.2 N	=	ZAMS	v
141003B	K3 V	3.66	0.30 0.20	0.07 0.00	-	2.00	13.63	4.06	-10.80	3.2 N	1.3 Y	>	3 [‡]	-
147513	G5 V	5.37	4.82 0.06	0.62 0.01	0.68 0.02	26.00	13.61	-1.13	-1.37	1.7 N	3.7 N	=	ZAMS	v
HIP 80459	M1.5 -	10.13	11.04 0.04	1.59 0.03	2.58 0.06	0.00	8.11	-2.22	-17.50	5.4 N	-4.0 N	=	80	-
150706	G3 V	7.01	4.84 0.08	0.61 0.00	0.68 0.00	66.00	19.34	-4.32	-13.15	-2.2 N	10.7 N	=	ZAMS	v
152863*	G5 III	6.06	0.34 0.47	0.93 0.01	0.92 0.03	-	12.46	0.50	-13.03	1.6 Y	2.6 Y	-	gigante	p
155674A*	K5 V	8.85	7.16 0.20	1.19 0.07	1.25 0.03	-	12.67	6.52	-3.50	-0.5 Y	3.0 Y	-	ZAMS	p
155674B*	K7 V	9.34	7.69 0.33	1.22 0.12	1.42 0.01	-	11.91	6.18	-4.26	0.2 Y	3.0 Y	-	~80	pj
165185	G5 V	5.94	4.74 0.07	0.62 0.01	0.68 0.02	93.00	14.42	3.73	-9.33	2.9 N	14.9 Y	-	80 - ZAMS	j
167389	F8:-	7.38	4.76 0.10	0.65 0.00	0.71 0.00	-	17.20	-3.75	-13.33	-1.9 Y	-1.6 Y	-	ZAMS	p
171746*	G2 V	6.21	3.15 0.26	0.55 0.02	0.63 0.07	58.90	11.96	3.30	-10.12	2.5 N	7.2 Y	=	~10 [‡]	p
173950	G5 V	8.10	5.26 0.17	0.82 0.01	0.87 0.01	5.00	15.65	4.62	-5.19	-2.6 N	2.5 Y	=	30	-
184960	F7 V	5.71	3.67 0.06	0.47 0.01	0.58 0.03	60.00	19.13	1.07	-12.86	-0.7 Y	-0.1 Y	=	30 - 80	pj
194943	F3 V	4.77	2.37 0.13	0.39 0.01	0.44 0.02	-	15.16	5.03	-9.44	-0.5 Y	6.3 N	-	~10 [‡]	p
199951	G6 III	4.67	0.49 0.27	0.89 0.00	0.90 0.02	-	13.75	3.47	-10.50	1.2 N	1.7 N	-	gigante	p
HIP 104383	M1 -	9.45	7.34 0.30	1.15 0.01	1.36 0.02	0.60	9.92	-1.63	3.65	8.3 N	8.8 Y	>	30 - 80	j
205435*	G5 III	3.98	1.08 0.10	0.89 0.01	0.94 0.03	14.60	14.92	6.01	-10.05	0.9 Y	1.6 Y	=	gigante	p
211575	F3 V	6.39	3.30 0.19	0.44 0.00	0.51 0.00	-	16.53	2.80	-10.85	1.6 Y	13.4 Y	-	80 - ZAMS	pj
HIP 112460*	M3.5 V	10.29	11.72 0.10	1.39 0.18	2.89 0.91	-	19.71	3.89	-1.82	10.4 N	0.7 Y	-	~80	pj
217813*	G1 V	6.65	4.73 0.11	0.62 0.02	0.69 0.01	94.30	13.14	3.60	2.51	9.9 N	-3.7 Y	>	80 - ZAMS	j

Tabla 6.12: Criterios de pertenencia de las candidatas del supercúmulo IC 2391. El símbolo † en la columna 14 denota medidas de la edad a partir del índice $B-V$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li I})$ (mÅ)	U (km s $^{-1}$)	V (km s $^{-1}$)	W (km s $^{-1}$)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)	$Edad_{\text{LiI}}$	$Edad_{V-I}$	Pertenencia
6288A	F1 V	6.06	2.30 0.20	0.27 0.00	0.31 0.01	-	-23.61	-24.52	-8.55	-2.9 Y	11.1 Y	-	10 †	
8941	--	6.60	3.10 0.20	0.53 0.01	0.60 0.01	-	-23.42	-17.56	-7.66	2.0 Y	10.1 Y	-	30 - 80 †	
13357	G5 IV	7.63	4.18 0.43	0.70 0.02	0.76 0.01	0.00	-28.27	-19.36	-21.19	-5.3 N	17.6 N	=	ZAMS	v
14802	G2 V	5.19	3.48 0.09	0.61 0.02	0.68 0.02	40.00	-19.33	-16.81	-10.17	-1.7 Y	17.1 Y	=	10 - 30 †	p
16699	--	7.35	3.41 0.45	0.62 0.01	0.69 0.01	-	-25.54	-16.77	-9.15	1.0 Y	19.0 Y	-	10 - 30 †	
17190*	K2 IV	7.89	5.82 0.15	0.84 0.03	0.88 0.01	-	-23.66	-26.33	-6.89	1.8 Y	20.9 N	-	ZAMS	p
17382*	K1 V	7.56	5.81 0.13	0.83 0.03	0.86 0.00	-	-24.07	-23.27	-2.33	6.6 N	18.7 N	-	ZAMS	p
19994	F8 V	5.07	3.32 0.08	0.57 0.00	0.63 0.02	-	-19.85	-19.55	-6.13	-0.7 Y	25.7 N	-	30 - 80 †	
20115	F8 -	7.36	3.42 0.72	0.53 0.00	0.60 0.01	-	-26.36	-17.42	-7.66	3.7 N	25.4 Y	-	30 - 80 †	
HIP 23200	M1e V	10.05	7.92 0.34	1.39 0.02	1.84 0.01	270.00	-23.65	-20.86	-14.86	-4.1 N	35.8 Y	>	30	
35112	G5 V	7.76	6.27 0.15	0.98 0.01	0.96 0.01	0.00	-25.87	-26.14	-12.53	0.3 Y	53.5 N	=	ZAMS	v
42499	G5 V	7.66	4.15 0.33	0.57 0.00	0.64 0.01	-	-24.05	-12.92	-12.19	-2.9 Y	44.3 N	-	ZAMS	p
53143	K1 V	6.81	5.49 0.05	0.79 0.02	0.82 0.02	-	-25.51	-17.59	-14.97	-4.1 N	22.0 Y	-	ZAMS	p
HIP 40774	G5 V	8.35	6.51 0.15	0.90 0.02	0.90 0.02	110.00	-26.30	-19.12	-8.04	1.1 Y	22.8 Y	>	80 - ZAMS	j
HIP 42253	K5 V	8.73	5.63 0.62	0.78 0.03	0.81 0.02	4.00	-24.42	-23.93	-11.70	-4.1 N	21.3 Y	=	ZAMS	v
81817	K3a III	4.28	-3.31 0.89	1.49 0.00	1.46 0.03	-	-25.39	-24.36	-6.43	-6.8 N	-4.7 Y	-	gigante	p
89388	K3a II	3.39	-3.38 0.55	1.54 0.01	1.45 0.02	-	-21.93	-13.92	-9.95	-0.7 Y	10.7 Y	-	gigante	p
HIP 50660	K0 V	9.23	5.85 0.33	0.85 0.03	0.86 0.02	0.00	-26.51	-19.54	-16.59	1.5 Y	7.3 Y	=	ZAMS	v
91901	K2 V	8.71	6.21 0.18	0.92 0.01	0.96 0.02	7.00	-24.84	-18.71	1.47	6.9 N	8.8 N	>	ZAMS	j
93070	K4 III	4.58	-2.99 0.82	1.70 0.06	1.79 0.02	-	-20.00	-16.54	-11.99	19.7 N	6.3 Y	-	gigante	p
101906	G2 V	7.40	0.53 1.10	0.87 0.00	0.91 0.02	28.00	-19.05	-18.63	-2.73	-3.2 N	1.7 Y	=	evolucionada	p
105631*	K0 V	7.46	5.54 0.12	0.79 0.02	0.84 0.00	1.60	-28.38	-22.37	-7.07	-1.9 Y	-7.7 Y	=	ZAMS	v
108574	G5 V	7.50	4.53 0.41	0.58 0.01	0.65 0.01	109.00	-27.90	-18.17	-4.08	0.0 Y	-9.3 N	>	80 - ZAMS	j
108575	K V	8.12	4.99 0.79	0.68 0.01	0.74 0.01	70.00	-30.80	-17.65	-4.69	2.1 Y	-10.0 N	>	30 - 80	pj
HIP 62686*	K3 V	9.20	6.48 0.62	1.01 0.08	1.07 0.02	40.40	-15.03	-16.32	-1.81	-3.2 N	-7.4 Y	>	30 - 80	pj
111813	K1 V	9.09	6.21 0.27	0.89 0.01	0.93 0.01	86.00	-17.67	-19.34	-4.97	-4.5 N	-9.0 Y	>	ZAMS	j
112542*	F4 V	6.91	3.05 0.25	0.47 0.02	0.52 0.01	-	-16.70	-28.07	-26.06	3.7 Y	11.6 Y	-	10 - 30 †	
118100	K5e V	9.24	7.76 0.10	1.21 0.02	1.41 0.01	25.00	-28.22	-13.53	-18.35	0.3 Y	-12.3 N	>	ZAMS	j
120352	K0 V	8.47	5.47 0.26	0.73 0.02	0.78 0.01	7.00	-21.58	-18.89	-9.86	-1.5 Y	-14.9 Y	>	ZAMS	j
121979	K0 V	8.45	5.21 0.16	0.77 0.01	0.81 0.01	0.00	-25.28	-22.13	-11.59	-1.8 Y	-13.9 Y	=	ZAMS	v
125161B	K1 V	8.23	4.95 0.09	0.62 0.03	-	36.00	-21.68	-21.20	-24.26	3.0 N	-15.0 Y	>	30 - 80	pj
140913*	G5 V	8.06	4.66 0.25	0.61 0.01	0.68 0.01	75.60	-24.29	-16.98	-2.88	0.1 Y	-33.5 N	>	ZAMS	j
142072	G5 V	7.85	4.76 0.21	0.67 0.01	0.73 0.01	56.00	-29.50	-15.78	0.09	11.8 N	-30.6 Y	>	30 - 80	pj
155875	G0.5 IV	6.53	3.59 0.16	0.60 0.01	0.67 0.02	-	-28.16	-23.16	-8.66	4.1 N	-4.8 Y	-	10 - 30 †	
157750	G2 V	8.03	4.81 0.33	0.67 0.01	0.73 0.01	-	-20.65	-22.05	-9.18	2.7 Y	-24.7 N	-	ZAMS	p
167605*	K2 V	8.60	6.18 0.12	0.94 0.05	0.99 0.03	21.90	-25.39	-18.68	-2.98	6.8 N	-17.8 N	>	80	pj
234601*	G5 V	8.97	4.97 2.50	0.65 0.05	-	87.10	-19.74	-17.44	2.44	11.1 N	-20.4 Y	>	ZAMS	j
168746	G5 -	7.95	4.78 0.21	0.71 0.01	0.77 0.01	-	-19.60	-21.59	-2.87	-8.6 N	-23.7 Y	-	30	
175531	G9 V	9.76	-	-	-	25.00	-20.80	-17.69	-10.16	-0.5 Y	-15.2 Y	-		
191869A	--	7.24	3.17 0.72	0.49 0.01	0.57 0.01	30.00	-27.53	-19.17	-0.61	-6.5 N	-7.3 N	=	10 - 30 †	p
191869B	--	0.00	-	-	-	45.00	-29.61	-22.44	1.68	-9.9 N	-7.9 N	=		
HIP 102401*	M1.5 V	10.80	10.25 0.29	1.64 0.54	2.01 0.03	-	-30.87	-21.94	-10.66	2.7 Y	-25.9 Y	-		
201651*	G8 V	8.19	5.61 0.12	0.77 0.03	0.81 0.01	12.40	-15.22	-14.98	-9.41	-1.5 Y	-9.2 Y	=	ZAMS	v
203030	G8 V	8.45	5.39 0.21	0.75 0.01	0.79 0.01	56.00	-23.41	-15.89	-12.19	-0.6 Y	-20.6 Y	>	ZAMS	j
209779	G0 V	7.57	4.82 0.18	0.67 0.01	0.73 0.01	58.00	-20.93	-17.73	-12.99	-2.1 Y	-12.6 Y	=	80 - ZAMS	p
210507	K3 -	9.66	6.21 0.38	0.95 0.04	1.00 0.04	15.00	-27.16	-16.35	-2.21	-1.8 Y	-1.6 N	-	30 - 80	pj
HIP 112909	M3 -	11.66	10.89 0.19	1.50 0.02	2.07 0.15	-	-28.01	-12.65	-17.69	-1.5 Y	-11.9 N	>		
217352	K0 -	7.15	0.69 0.98	1.15 0.01	1.11 0.01	331.00	-30.06	-26.21	-6.19	1.0 Y	-8.6 N	>	<3	
218340	G3 -	8.44	4.67 0.31	0.62 0.01	0.69 0.01	23.00	-20.67	-25.05	-5.19	-9.3 N	3.6 Y	=	ZAMS	v
220091	F0 IV	6.67	2.57 0.30	0.33 0.01	0.38 0.01	-	-25.96	-18.78	9.46	13.2 N	-4.4 N	-	30 †	
HIP 116384	K7 -	9.59	8.16 0.17	1.33 0.02	1.65 0.00	32.00	-29.18	-15.64	0.79	9.7 N	-2.0 N	-	30 - 80	pj
HIP 117410	K8 -	9.59	7.43 0.31	1.24 0.01	1.55 0.02	-	-29.10	-13.89	0.73	8.8 N	-1.4 N	-	30	

Tabla 6.13: Criterios de pertenencia de las candidatas del grupo de movimiento de Castor. El símbolo † en la columna 14 denota medidas de la edad a partir del índice $B-V$, mientras que con ‡ se han marcado aquellas estrellas que pueden ser evolucionadas. Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li } i)$ (mÅ)	U (km s ⁻¹)	V (km s ⁻¹)	W (km s ⁻¹)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)	$Edad_{\text{Li } i}$	$Edad_{V-I}$	Pertenencia
QT And*	K2 V	9.97	6.41 0.65	0.92 0.11	-	132.20	-8.98	-5.33	-11.19	-2.1 N	2.9 Y	>	30 - 80†	j
7661	K0 V	7.55	5.44 0.15	0.75 0.01	0.80 0.01	41.00	-15.17	-9.14	-6.42	3.4 N	13.7 Y	=	ZAMS	v
12786	K0 V	7.79	5.75 0.14	0.83 0.01	0.85 0.01	-	-2.67	-6.06	-10.74	-4.8 N	4.6 N	-	ZAMS	p
13507	G0 V	7.19	5.10 0.12	0.67 0.01	0.73 0.01	80.00	-8.21	-7.10	-10.46	-2.2 N	5.4 Y	<	ZAMS	v
13531	G0 V	7.35	5.31 0.12	0.70 0.01	0.75 0.01	65.00	-9.00	-6.04	-10.31	-1.9 N	5.3 Y	<	ZAMS	v
HIP 11437	K8 -	10.12	6.99 0.43	1.21 0.01	1.34 0.03	-	-14.37	-15.93	-8.65	4.2 N	12.8 N	-	30	pj
37216	G5 V	7.85	5.63 0.16	0.76 0.01	0.80 0.01	19.00	-16.78	-10.08	-8.32	-3.1 N	5.9 Y	<	ZAMS	v
HIP 29067	K8 V	9.75	7.77 0.22	1.25 0.01	1.41 0.03	-	-10.15	-5.93	-8.86	0.9 Y	0.6 Y	-	ZAMS	p
41842	K1 V	8.95	6.47 0.19	0.87 0.02	0.91 0.02	103.00	-11.28	-5.85	-5.05	3.8 N	11.2 Y	>		pj
47787	K1 V	8.44	5.01 0.50	0.77 0.04	0.82 0.04	173.00	-16.80	-9.24	-10.30	3.9 N	18.6 Y	>	> 30	j
51825	F8 IV-V	6.23	3.05 0.12	0.47 0.01	0.53 0.02	-	-9.75	-4.73	-8.30	0.7 Y	13.7 Y	-	evolucionada	p
HIP 36627	M3.5 -	11.82	11.52 0.28	1.57 0.02	2.51 0.08	-	-6.74	-9.57	-15.70	0.4 Y	8.1 N	-	ZAMS	p
DX Cnc	M6.5 V	14.81	17.01 0.05	2.06 0.00	-	-	-17.14	-9.78	-13.53	2.2 Y	7.7 Y	-	ZAMS†	p
77191*	G2 V	8.86	4.82 0.37	0.66 0.06	0.73 0.02	68.70	-7.73	-2.43	1.43	2.8 N	1.1 Y	<	80	
77825	K2 V	8.77	6.53 0.14	0.96 0.01	1.01 0.01	49.00	-8.95	-4.98	-11.59	-0.5 Y	8.1 Y	=	ZAMS	v
82434	F3 IV	3.60	2.26 0.06	0.37 0.01	0.43 0.02	-	-12.84	-8.81	-4.57	4.9 N	6.1 Y	-	evolucionada	p
AD Leo*	M3.5 V	9.43	11.11 0.12	1.50 0.15	-	-	-15.20	-7.88	5.03	2.7 N	0.1 N	-	ZAMS†	p
94765	K0 V	7.37	6.15 0.09	0.92 0.01	0.96 0.02	7.00	-16.67	-14.19	-6.91	0.5 Y	2.0 Y	=	80 - ZAMS	v
HIP 53767	M2.5 -	10.03	10.92 0.05	1.52 0.02	2.26 0.12	10.00	-9.27	-12.97	-3.70	-4.8 N	2.8 Y	=	ZAMS	v
103720	K3 V	9.50	6.23 0.32	0.94 0.01	0.99 0.02	10.00	-8.11	-8.26	-14.25	-3.9 N	-4.6 Y	=	ZAMS	v
119124	F7.7 V	6.31	4.30 0.09	0.54 0.00	0.61 0.00	-	-14.85	-8.51	-8.92	0.3 Y	-14.6 Y	-	ZAMS	p
HIP 69410	K0 V	8.88	6.31 0.19	0.96 0.01	1.01 0.02	5.00	-6.46	-7.73	-9.75	-2.5 N	-8.9 Y	=	ZAMS	v
130819	F3 V	5.15	3.28 0.12	0.40 0.01	0.48 0.02	-	-24.33	-8.67	-11.78	7.3 N	-15.2 N	-	ZAMS	p
HIP 85523	M2.5 -	9.38	11.10 0.04	1.55 0.02	2.40 0.01	-	-14.96	-4.95	-19.25	8.4 N	-9.3 Y	-	ZAMS	p
161284	K0 V	8.39	6.28 0.09	0.93 0.01	0.98 0.02	0.00	-13.20	-8.25	-2.32	6.8 N	-11.2 Y	<	ZAMS	v
HIP 87579*	K3 V	8.51	6.53 0.13	0.95 0.03	0.98 0.01	-	-13.41	-9.59	4.60	7.7 N	-25.6 N	-	ZAMS	p
168442*	K7 V	9.72	8.28 0.16	1.40 0.18	1.59 0.01	-	-12.93	-6.60	-1.55	0.1 N	-0.1 N	-	ZAMS	p
230017	M0: -	9.96	8.54 1.06	1.83 0.17	3.25 0.57	-	-19.06	-6.63	0.83	10.9 N	-1.5 N	-	< 3	
181321	G5 V	6.48	4.88 0.13	0.63 0.00	0.69 0.02	-	-13.12	-6.00	-6.62	0.9 Y	-5.6 Y	-	ZAMS	p
186922	K0 -	8.04	5.65 0.10	0.88 0.00	0.92 0.01	-	-23.52	-10.22	-16.55	0.2 Y	-15.5 N	-	30	pj
191285	K3/4 V	9.75	7.24 0.25	1.14 0.00	1.25 0.02	-	-12.05	-15.25	-10.13	-5.4 N	-10.0 Y	-	ZAMS	p
HIP 108706	M4 -	11.99	12.23 0.14	1.72 0.02	2.92 0.05	-	-13.70	-4.48	-7.33	4.7 N	-4.9 Y	-	80 - ZAMS	pj
211472	K1 V	7.50	5.84 0.07	0.81 0.01	0.85 0.01	24.00	-19.64	-13.00	-5.94	9.0 N	-7.2 Y	=	ZAMS	v
216803	K4 V	6.48	7.07 0.04	1.09 0.01	1.20 0.02	30.00	-6.08	-8.23	-10.49	-2.5 N	2.8 Y	>	ZAMS	
217107	G8 IV	6.17	4.70 0.07	0.74 0.01	0.79 0.01	27.00	-1.58	-8.58	10.54	-1.5 N	0.0 N	<	10 - 30‡	
HIP 114252	M2 V	10.87	9.17 0.28	1.40 0.02	1.85 0.01	-	-7.84	-4.12	-7.80	1.2 N	2.0 Y	-	ZAMS	p
218738	G5e V	7.91	5.90 0.97	0.90 0.01	0.94 0.02	113.00	-13.58	-11.94	-6.02	4.8 N	-2.9 Y	>	30 - 80	pj
220476	G5 V	7.62	5.22 0.14	0.68 0.00	0.74 0.00	133.00	-17.26	-6.12	-11.13	5.6 N	4.1 Y	>	ZAMS	

Tabla 6.14: Fotometría y $EW(\text{Li I})$ de otras estrellas jóvenes de disco (YD). Las estrellas de la exploración espectroscópica están marcadas con *.

HD/ Otro nombre	T _{esp}	V (mag)	M _V (mag)	B - V (mag)	V - I (mag)	EW(Li I) (mÅ)
224983	K0 V	8.48	5.28 0.16	0.89 0.02	0.89 0.01	6.80
691	K0 V	7.95	5.29 0.16	0.75 0.02	0.80 0.01	124.00
HIP 1399	- -	11.30	8.06 0.52	1.40 0.02	1.67 0.05	-
1326*	M2 V	8.09	10.35 0.02	1.54 0.09	2.48 0.17	-
HIP 2232	G0: -	9.36	4.14 1.69	0.75 0.03	0.79 0.02	-
4128	K0 III	2.04	-0.30 0.12	1.02 0.02	1.00 0.02	-
GJ 3076	M5 -	-	-	-	-	-
GJ 47	M2 -	10.70	10.16 0.51	0.80 0.00	-	-
HIP 5643	M4.5 -	12.10	14.25 0.14	1.85 0.02	3.15 0.02	-
9770	K3 V	7.11	5.24 0.17	0.91 0.01	0.95 0.01	0.00
14374	G0 V	8.48	5.51 0.22	0.74 0.01	0.79 0.01	9.10
GJ 102	M4 -	12.96	13.51 0.46	1.70 0.00	-	-
16525*	F7 V:	9.10	4.18 0.41	0.51 0.07	-	53.50
18445	K2 V	7.84	5.79 0.19	0.96 0.01	0.95 0.01	-
1E 0307.5+1424	- -	-	-	-	-	200.00
HIP 14864	K7 -	10.06	7.23 0.63	1.36 0.01	1.59 0.03	-
20630	G5 V	4.84	5.03 0.04	0.68 0.01	0.73 0.02	37.00
26756	G5 V	8.45	5.15 0.29	0.69 0.01	0.75 0.02	39.00
26900	K2 V	8.25	6.21 0.15	0.92 0.02	0.96 0.02	44.00
27466	G5 V	7.84	5.07 0.17	0.67 0.01	0.73 0.01	31.00
28100	G7 III	4.69	-1.03 0.56	0.98 0.01	0.96 0.01	-
HIP 22627	M3.5 -	11.94	11.52 0.24	1.59 0.01	2.67 0.02	-
GJ 3323	M4 -	-	-	-	-	-
HIP 26081	M2.5 -	11.53	10.40 0.33	1.58 0.02	2.42 0.02	-
245409	K7-M0 V	8.78	8.50 0.07	1.41 0.06	1.40 0.09	0.00
38529	G4 V	5.95	2.81 0.20	0.77 0.01	0.73 0.04	-
40647	G5 V	8.29	5.77 0.15	0.78 0.01	0.82 0.01	0.00
42807	G2 V	6.43	5.14 0.09	0.66 0.01	0.69 0.05	70.00
43162	G5 V	6.37	5.26 0.06	0.71 0.01	0.76 0.01	-
GJ 232	M4.5 -	13.06	13.31 0.31	1.76 0.00	-	-
258857	K2 V	8.94	6.47 0.32	0.91 0.04	0.91 0.03	0.00
46375	K1 IV	7.91	5.29 0.18	0.86 0.00	0.90 0.00	-
46524	K0 V	8.97	5.83 0.22	0.80 0.02	0.83 0.02	3.00
265866	M3 -	9.89	11.18 0.05	1.58 0.04	2.56 0.09	-
GJ 3417	M4.5 -	13.65	14.20 0.77	1.95 0.00	-	-
54359	K0 V	8.85	6.56 0.20	0.95 0.01	1.02 0.02	0.00
GJ 3454	M0 -	-	-	-	-	-
HIP 39222	G0 III	7.60	1.69 0.94	1.07 0.01	1.03 0.01	3.00
69247	K5 V	9.25	6.07 0.34	0.96 0.04	1.01 0.04	3.00
69433	G0 V	8.03	5.21 0.18	0.73 0.01	0.78 0.00	34.00
74576	K1 V	6.58	6.35 0.03	0.92 0.02	0.97 0.02	-
75289	G0 -	6.35	4.04 0.08	0.58 0.01	0.64 0.07	-
HIP 43948	M1 -	10.60	9.53 0.28	1.51 0.02	2.05 0.02	-
81040	G0 V	7.72	5.16 0.20	0.68 0.01	0.74 0.01	38.00
GJ 352A	M3 -	10.80	10.70 0.23	1.50 0.00	-	-
82558*	K0 V	7.82	6.52 0.09	0.91 0.03	1.04 0.02	240.34
82943	G0 -	6.54	4.35 0.12	0.62 0.01	0.69 0.00	-
83588	K2 V	8.64	6.10 0.20	0.85 0.02	0.89 0.02	7.00
HIP 47513	M1.5 -	10.38	10.26 0.13	1.49 0.01	2.01 0.07	-
HIP 48714	M0 -	8.99	8.89 0.06	1.44 0.01	1.77 0.03	0.00
87000	G5 V	8.72	5.68 0.25	0.85 0.02	0.86 0.01	0.00
87884	K2 V	8.13	6.36 0.99	0.88 0.00	-	0.00
87883	K0 V	7.56	6.28 0.08	0.96 0.01	1.01 0.01	0.00
88230	K7 -	6.60	8.16 0.02	1.33 0.01	1.29 0.01	-
HIP 49986	M1.5 -	9.26	9.80 0.06	1.49 0.02	2.18 0.00	0.00
93811	G5 V	8.31	6.02 0.38	0.94 0.01	0.93 0.01	21.00
DEN 1048-39	M9 V	-	-	-	-	-
95128	G1 V	5.03	4.29 0.05	0.62 0.01	0.69 0.00	-
95743	K3 V	9.03	6.60 0.19	0.97 0.01	1.02 0.01	0.00
96612	K0 V	8.35	6.56 0.12	0.94 0.01	0.99 0.00	0.00
97584	K5 -	7.68	6.85 0.09	1.04 0.01	1.09 0.01	-
RE J1147+12	K5e V	-	-	-	-	85.00
102696	- -	9.12	5.96 0.35	0.83 0.04	0.87 0.04	6.00
108984	K0 V	7.91	5.90 0.12	0.86 0.01	0.88 0.01	4.00
110514	K0 V	8.04	5.61 0.17	0.79 0.01	0.83 0.01	0.00
110833	K3 V	7.01	6.12 0.06	0.94 0.01	0.98 0.01	3.00
111631	K7 -	8.49	8.33 0.05	1.41 0.01	1.72 0.02	0.00
113720	G5 V	8.37	5.08 0.26	0.69 0.01	0.75 0.01	71.00
GJ 2097	M1.5 -	12.54	13.51 0.74	1.56 0.00	-	-
114613	G3.5 -	4.85	3.29 0.08	0.69 0.02	0.73 0.02	-
GJ 3789	M4 -	11.95	12.45 0.87	1.57 0.00	-	-
119332	K0 V	7.77	5.89 0.09	0.83 0.01	0.85 0.01	0.00
119607	K1 V	9.21	5.93 0.29	0.88 0.04	0.92 0.04	3.00
122968	K0 V	8.63	5.17 0.28	0.74 0.01	0.79 0.01	6.00
HIP 70975	M3.5 -	11.92	11.69 0.19	1.59 0.02	2.64 0.01	-
128620	G2 V	-0.01	4.34 0.01	0.71 0.04	0.69 0.02	6.00
HIP 71681	K0 V	1.35	5.70 0.10	0.90 0.02	0.88 0.02	1.00
129920	G2 V	8.22	4.81 0.17	0.66 0.01	0.72 0.01	120.00
130215	K2 V	7.98	5.87 0.15	0.87 0.01	0.88 0.01	4.00
130307	G8 V	7.76	6.29 0.10	0.89 0.01	0.94 0.00	3.00
HIP 72896	M3.5 -	11.53	-	-	-	-
HIP 74995	M3 -	10.57	11.58 0.07	1.60 0.01	2.53 0.02	-
139837	G5 V	8.99	5.56 0.31	0.73 0.02	0.78 0.01	71.00
144087	G8 V	7.44	5.18 0.36	0.75 0.00	0.79 0.00	0.00
144088	K2 V	8.02	5.47 1.11	0.85 0.00	0.86 0.00	0.00
149661*	G9 V	5.77	5.82 0.04	0.84 0.01	0.87 0.02	32.20
150748	K V	9.00	6.48 0.12	0.98 0.02	0.96 0.02	3.00
153557	K0 V	7.76	6.49 0.11	0.98 0.01	1.02 0.01	-
GJ 1224	M4.5 -	13.64	14.26 0.15	1.80 0.00	-	-

Tabla 6.14: continuación.

HD/ Otro nombre	T_{esp}	V (mag)	M_V (mag)	$B - V$ (mag)	$V - I$ (mag)	$EW(\text{Li I})$ (mÅ)
165341*	K0 V	4.20	5.59 0.04	0.83 0.03	0.96 0.02	12.60
GJ 702B*	K5 V	6.00	5.59 0.04	0.83 0.03	0.96 0.02	-
SAO 9067*	G5 V	10.09	7.78 2.44	0.80 0.11	-	79.80
HIP 91128	M0 -	9.84	8.89 0.08	1.41 0.01	1.71 0.03	-
GJ 720B	M3.5 -	13.02	12.15 0.15	1.60 0.00	-	-
2RE J1846+191*	K4 V	11.20	6.91 1.03	1.49 0.35	-	0.00
HIP 92403	M3.5 -	10.37	13.00 0.03	1.51 0.51	2.33 0.64	-
175897	G0 V	8.50	3.37 0.67	0.65 0.02	0.71 0.02	-
180134	F7 V	6.36	3.07 0.17	0.50 0.01	0.58 0.01	10.00
HIP 91720	K8 -	9.96	6.65 0.28	1.06 0.02	1.12 0.03	-
HIP 94997	M2 -	12.11	8.22 1.30	1.58 0.02	2.56 0.05	30.00
183063	G8 V	7.57	4.67 0.42	0.74 0.01	0.79 0.00	0.00
184985	F7 V	5.46	3.01 0.11	0.50 0.01	0.56 0.02	-
186803	G6 V	7.60	5.15 0.14	0.69 0.01	0.75 0.01	21.00
331161	M1 -	9.74	9.60 0.20	1.52 0.05	2.00 0.08	-
GJ 767B	M2 -	11.10	10.44 0.13	1.52 0.00	-	-
187101	G9 V	8.01	3.85 0.31	0.58 0.01	0.66 0.00	62.00
189733	G5 V	7.67	6.25 0.08	0.93 0.01	0.93 0.01	0.00
190470	K3 V	7.82	6.15 0.10	0.92 0.01	0.97 0.01	7.00
HIP 101844	M0 -	11.36	8.83 0.45	1.42 0.02	1.72 0.05	40.00
198550*	K5 V	8.32	6.75 0.18	1.08 0.04	1.03 0.00	0.00
HIP 103441	M2 -	11.98	11.30 0.22	1.53 0.02	2.32 0.14	-
200676	K1 V	8.82	5.18 0.55	0.82 0.02	0.84 0.01	20.00
203136	K0 III	7.74	0.93 0.79	0.94 0.01	0.93 0.01	146.00
HIP 105885*	M0 V	10.50	8.29 0.36	1.35 0.39	1.68 0.01	-
209154	G8 III	7.02	1.06 0.94	0.89 0.01	0.90 0.01	40.00
TYC1680-01993-1*	K1 V	9.81	8.30 2.26	0.81 0.11	-	21.40
215555	G8 IV	8.38	2.86 0.79	0.89 0.02	0.89 0.01	6.10
223154	G5 IV	8.50	2.59 0.81	0.91 0.01	0.91 0.01	17.00
223460	G1 III	5.86	0.21 0.47	0.81 0.01	0.83 0.00	-

Capítulo 7

Relación actividad-rotación-edad

7.1. Relaciones flujo-flujo

Comúnmente se ha venido utilizando las líneas H y K de Ca II como indicador de actividad cromosférica en el rango óptico, dado que son claramente visibles en emisión incluso en estrellas con un nivel de actividad bajo. No obstante, existen otras líneas espectrales que también se ven afectadas por la actividad estelar (véase sección 5.4) y que ofrecen información sobre las distintas estructuras de la cromosfera; así como Ca II H & K son trazadores de regiones calientes del tipo de las playas cromosféricas, las líneas de la serie de Balmer en general, H_α y H_β en particular, están relacionadas con regiones extensas más frías, protuberancias (Hall & Ramsey, 1992). Sin embargo, su estudio se hace más complicado dado que H_α y H_β no suelen encontrarse en emisión por encima del continuo cuando la estrella presenta actividad, sino que disminuye la absorción fotosférica por efecto del *llenado* producido por la emisión cromosférica. La técnica de la sustracción espectral es especialmente útil en este caso, ya que permite eliminar la contribución fotosférica (sección 5.4).

Aunque menos estudiadas en la bibliografía, las líneas del triplete infrarojo (IRT) de Ca II son muy sensibles a las regiones ópticamente opacas de la cromosfera (playas) del mismo modo que los son H y K. La ventaja de estudiar aquellas reside en el hecho de que la emisión total en la región del infrarojo cercano en estrellas de tipos espectrales K y M es mucho mayor que en la región azul del espectro (véase figura 7.1), donde se encuentran H y K y, por tanto, la relación S/N también lo es.

El estudio de las relaciones entre diferentes líneas cromosféricas demuestra que existen otros muchos indicadores de actividad. Así, por ejemplo, Thatcher & Robinson (1993) encontraron una relación entre la intensidad residual de la línea H_β y el flujo en Ca II K, confirmando que también H_β es un buen indicador de actividad cromosférica. Del mismo modo, el resto de líneas de la serie de Balmer se ven afectadas por la actividad cromosférica, aunque en menor medida, por lo que su estudio es más complicado. Otros buenos indicadores son el doblete Na I D_1 y D_2 y el triplete Mg I b, que experimentan un llenado por emisión cromosférica cuando el nivel de actividad es muy alto; su presencia en emisión, junto con la aparición de la línea He I D_3 , es indicativo de fulguraciones en la estrella.

En este trabajo se ha realizado una comparación entre los diferentes indicadores de actividad cromosférica para la muestra de estrellas de la exploración espectroscópica

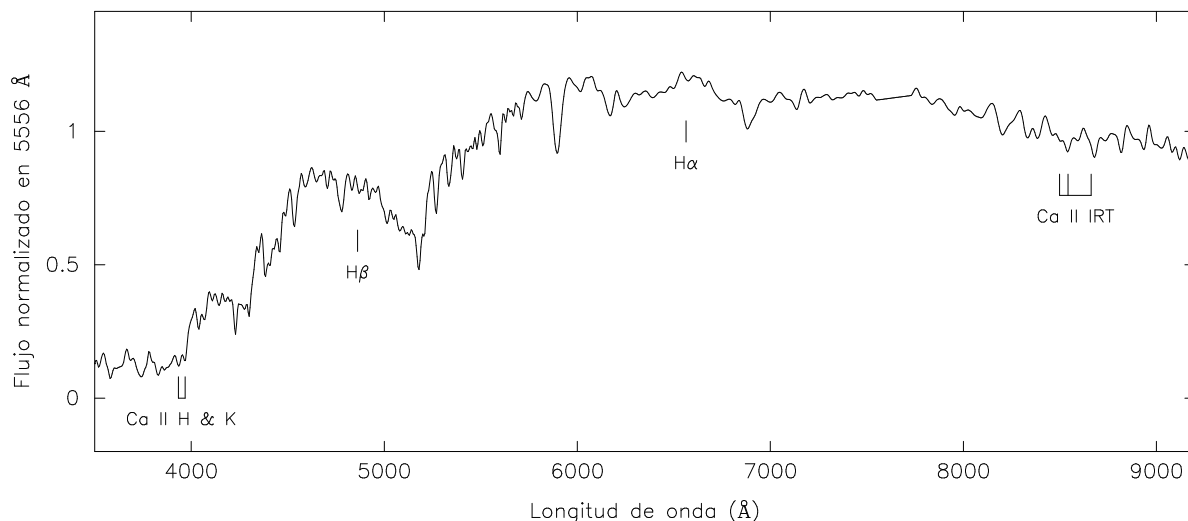


Figura 7.1: Espectro típico de una estrella de tipo espectral K5 en todo el rango óptico desde Ca II H & K hasta el triplete infrarojo (IRT). En la figura se marcan con guiones algunas de las líneas más importantes.

con el fin de comprobar la relación que existe entre todos ellos. Con este fin se han utilizado tanto los indicadores comunes de actividad como algunos otros menos utilizados en la bibliografía pero que demuestran ser muy útiles en diversos aspectos del estudio, como puede ser la distinción entre diferentes tipos de regiones activas.

Algunas de las estrellas muestran variaciones en la actividad en diferentes escalas de tiempo: ciclos de actividad, modulación rotacional, fulguraciones o microfulguraciones (véase apéndice A). Todas ellas afectan en cierta medida a las relaciones flujo-flujo provocando una mayor dispersión. Para este trabajo se han utilizado valores medios de las anchuras equivalentes de los diferentes indicadores de actividad en aquellas estrellas observadas en más de una ocasión.

7.1.1. Las líneas Ca II H & K y H_{ϵ}

Como se ha mencionado ya, el doblete de resonancia de Ca II en 3933.66 y 3968.47 Å es el indicador de actividad cromosférica más utilizado en la bibliografía. Su *función fuente* está dominada por los procesos colisionales que tienen lugar en la región de formación de la línea y, por tanto, es un buen trazador de la temperatura y la densidad electrónica en dicha región. Aunque las alas de ambas líneas H y K se forman dentro de la fotosfera, su centro se desarrolla en la cromosfera a diferentes alturas (véase Schrijver & Zwaan, 2000 y referencias allí dadas). La presencia de las líneas Ca II H & K es indicativa de regiones ópticamente opacas del tipo de las playas cromosféricas. El cociente entre el flujo en H y en K es, además, un trazador de la opacidad.

En la figura 7.2 se ha representado el exceso de emisión, o emisión cromosférica medida en la superficie de la estrella en la línea Ca II K frente a la emisión en Ca II H, para las estrellas de la exploración con datos en ambas líneas. Los diferentes colores representan distintos rangos de temperaturas efectivas: rojo para $T_{\text{ef}} < 4100$ K, estrellas de tipos más tardíos que K6; naranja para $4100 < T_{\text{ef}} < 5500$ K, o tipos espectrales comprendidos entre G9 y K5; amarillo para $5500 < T_{\text{ef}} < 6000$ K, estrellas de tipos G1 a G8; y negro para $T_{\text{ef}} > 6000$ K, o tipos espectrales más tempranos que G1

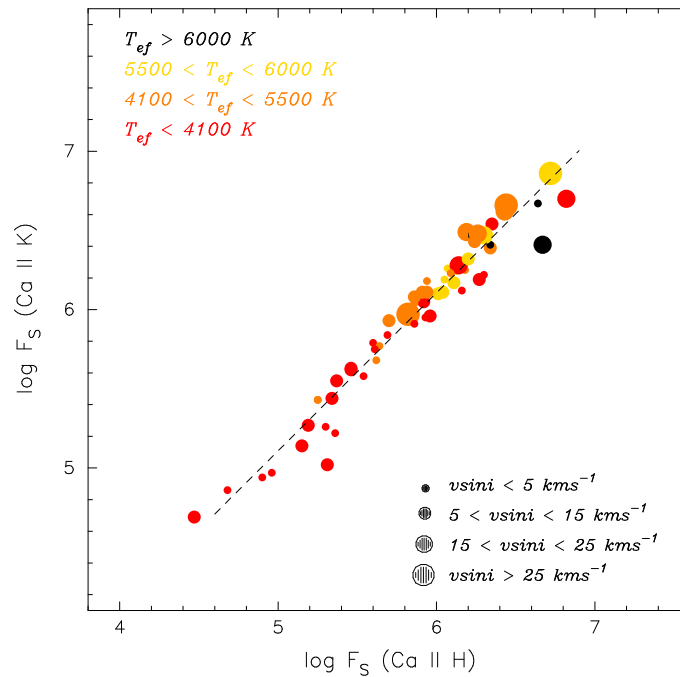


Figura 7.2: Relación entre la emisión en la superficie de la estrella en las líneas H Y K de Ca II. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos.

(para las estrellas de nuestra muestra, este rango comprende los tipos F0 a G1, ambos incluidos). Se han utilizado diferentes tamaños en los símbolos para denotar los distintos rangos de velocidad de rotación. La línea discontinua corresponde al ajuste por mínimos cuadrados de los datos ($r = 0.97$):

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (0.12 \pm 0.01) + (1.00 \pm 0.03) \log F_S(\text{Ca II H}) \quad (7.1)$$

De la relación anterior se deduce que $F_S(\text{Ca II K})/F_S(\text{Ca II H}) = 1.32$, valor algo mayor que el deducido por Linsky et al. (1979) para las estrellas enanas de 1.15 y el obtenido por Montes et al. (1996) para las binarias activas, de 1.08.

La función fuente de la línea de la serie de Balmer H_ϵ está dominada por la fotoionización, por lo que no ofrece información de la temperatura de la región en la que se forma. No obstante, algunos autores piensan que su formación se ve afectada por la presencia de la cercana línea Ca II H. En la figura 7.3 se ha representado el exceso de flujo en las líneas K (izquierda) y H (derecha) frente a la emisión en H_ϵ para las estrellas de nuestra muestra con datos suficientes. La línea discontinua denota el mejor ajuste lineal a los datos:

$$\log F_S(\text{Ca II H}) = (1.48 \pm 0.03) + (0.82 \pm 0.06) \log F_S(H_\epsilon) \quad (7.2)$$

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.37 \pm 0.04) + (0.86 \pm 0.09) \log F_S(H_\epsilon) \quad (7.3)$$

La correlación en ambas relaciones ($r = 0.94$ y $r = 0.90$, respectivamente) muestra la clara tendencia entre H_ϵ y Ca II H & K. La desviación de la pendiente con respecto a la unidad sugiere que su formación tiene lugar en regiones distintas de la cromosfera y, por tanto, que la función fuente de H_ϵ se ve poco afectada por la presencia de la línea Ca II H.

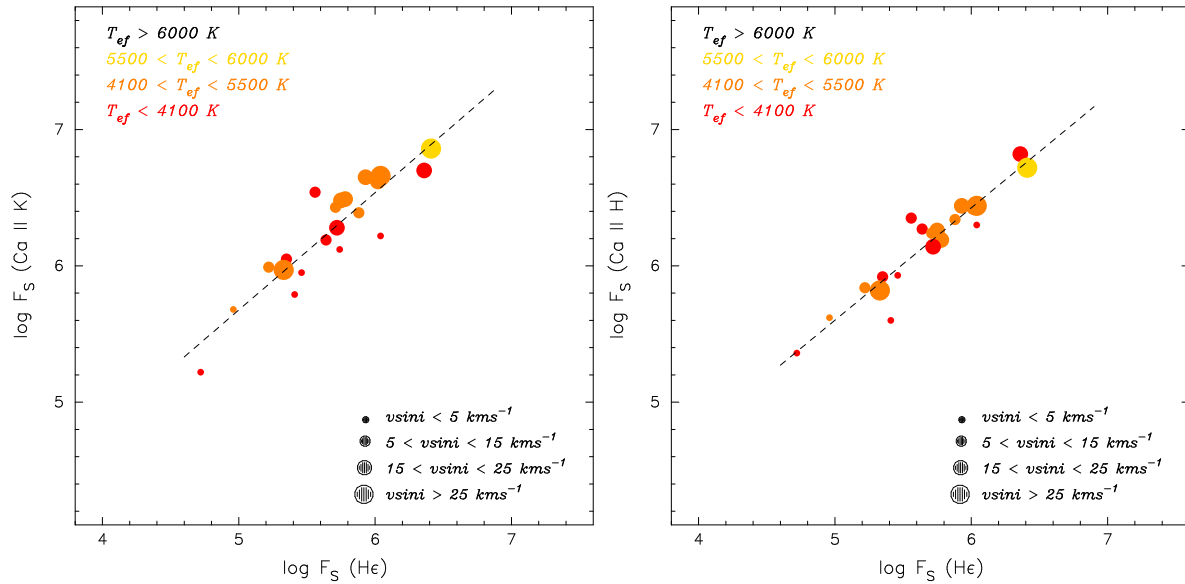


Figura 7.3: Relación entre la emisión en la superficie de la estrella en las líneas Ca II K (izquierda) y H (derecha) con $\text{H}\epsilon$. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos.

7.1.2. Las líneas Ca II IRT como indicadores de la actividad cromosférica

El proceso de formación de las líneas del triplete infrarojo de Ca II es esencialmente colisional por lo que las estrellas activas presentan un pico de emisión en su centro, tanto mayor cuanto mayor es el nivel de actividad (para más detalles véase sección 5.4); el efecto de la actividad en Ca II IRT es, pues, similar al que se produce en Ca II H & K. La mayor emisión total de las estrellas de los últimos tipos en la región roja e infraroja cercana convierte al triplete infrarojo en un indicador de actividad cromosférica óptimo para éstas.

En la figura 7.4 se ha representado la emisión cromosférica medida en la superficie de la estrella en la línea Ca II K frente a la emisión en $\lambda 8542 \text{ \AA}$, para las estrellas de la exploración con datos en ambas regiones del espectro. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste a los datos:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.30 \pm 0.03) + (0.84 \pm 0.07) \log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542) \quad (7.4)$$

La correlación entre las variables ($r = 0.84$) demuestra que la emisión cromosférica en ambas líneas está relacionada de forma lineal. Para valores de actividad muy bajos existe una mayor dispersión en los datos, lo que probablemente se debe a la dificultad de medir la anchura equivalente (EW) cuando la emisión es muy poco intensa y al mayor ruido en la región de Ca II K; una relación S/N más baja provoca que el error en la medida de la EW sea mayor. No obstante, la dispersión general encontrada se debe, principalmente, a la variabilidad en diferentes escalas de tiempo (véase apéndice A):

- variaciones causadas por la aparición y desaparición de distintas regiones activas;
- modulación de la señal provocada por la rotación estelar, incluyendo efectos de oscurecimiento desde el limbo hacia el centro de la cromosfera en líneas ópticamente opacas;

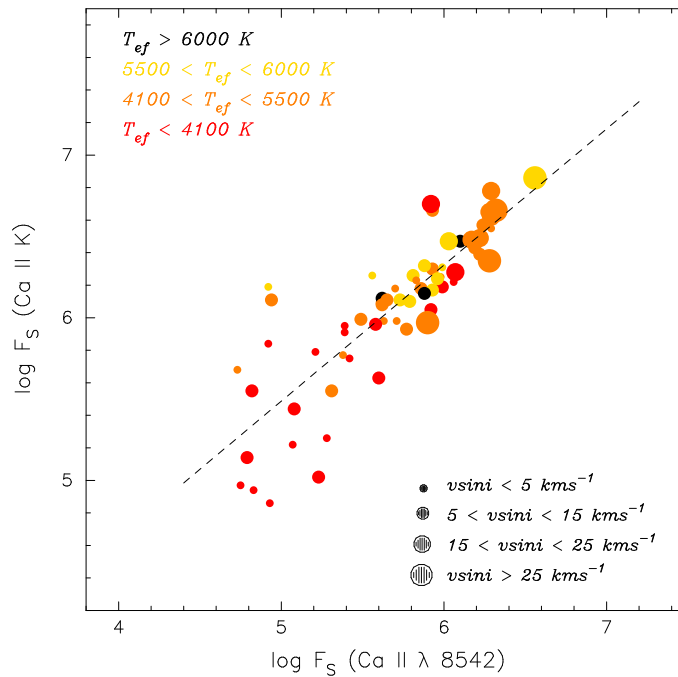


Figura 7.4: Relación entre la emisión en la superficie de la estrella en la línea del triplete infrarrojo de Ca II $\lambda 8542$ Å y la línea Ca II K, en la región violeta del espectro ($\lambda 3933.66$ Å). La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos.

- fluctuaciones en escalas de tiempo muy cortas tales como fulguraciones y otros efectos transitorios;
- y el ocultamiento de regiones activas debido a la rotación, dependiendo de la inclinación del eje de rotación.

Asimismo, existe una relación entre la actividad magnética y la velocidad de rotación de la estrella: los rotadores rápidos muestran, generalmente, un mayor nivel de actividad frente a los objetos con tasas de rotación menores, cuyo nivel de actividad es menor (véase sección 7.2). Únicamente algunas estrellas de tipo M parecen no seguir esta regla, aunque puede tratarse del efecto producido por el error asociado a las medidas de la EW , ya que se encuentran en la región de menor nivel de actividad.

Por otro lado, no parece haber una relación entre la emisión y la temperatura efectiva de la estrella. En general, la emisión cromosférica superficial en las estrellas de tipo M es menor que en las de tipo K, como cabe esperar dado la mayor luminosidad de éstas, pero esta relación no se mantiene en las estrellas más calientes (tipos G y F). La razón puede encontrarse en el nivel de actividad de la cromosfera, que se relaciona directamente con la profundidad de la capa convectiva. Las estrellas de tipos K2 a M1.5, aproximadamente, poseen una estructura interna similar. A partir del tipo espectral M3 la envoltura de la estrella es completamente convectiva y se alcanza una saturación en cuanto al nivel de actividad de la cromosfera. Para estrellas con temperatura efectiva mayor a ~ 5200 K, tipo espectral más temprano que K0, la cromosfera se hace más débil, hasta desaparecer en las estrellas de tipo F temprano o de tipo A tardío.

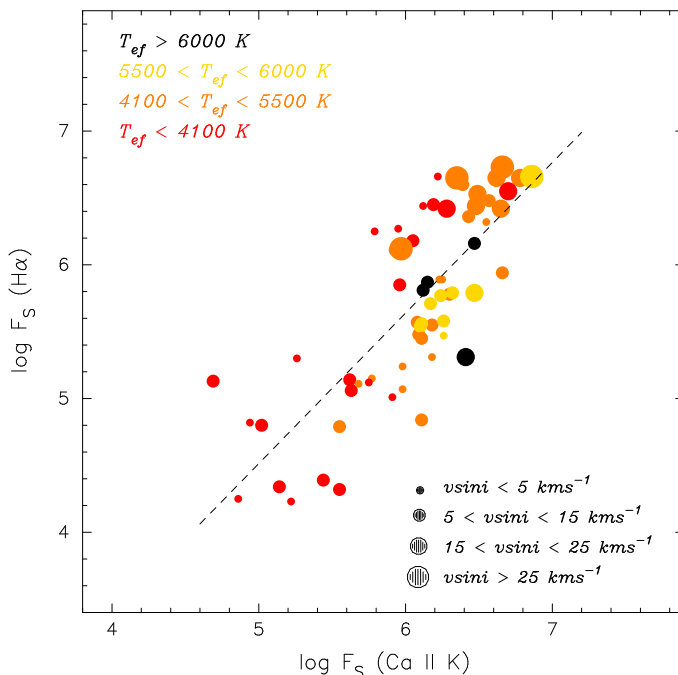


Figura 7.5: Relación entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en la línea Ca II K y en H_{α} para las estrellas de nuestra muestra. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos.

7.1.3. Relación entre H_{α} y Ca II

Una de las relaciones flujo-flujo más referidas en la bibliografía es la que existe entre H_{α} y las líneas H y K de Ca II (Zarro & Rodgers, 1983; Herbig, 1985; Pasquini & Pallavicini, 1991; Montes et al., 1995, 1996). Su estudio ofrece información sobre distintas capas de la cromosfera, dado que estas líneas se forman a distintas alturas: mientras que las condiciones de temperatura y densidad desde la baja hasta la alta cromosfera son favorables para la formación de Ca II H & K, la línea H_{α} se desarrolla principalmente en la cromosfera media, si bien las alas se forman en la región más interna.

Existe una independencia con respecto al color en todas las relaciones entre excesos de emisión en diferentes líneas cromosféricas (Schrijver & Zwaan, 2000), que parece desaparecer para las estrellas de tipo M. Rutten & Schrijver (1987) y Rutten et al. (1989) demostraron que las estrellas enanas con un periodo de rotación dado son deficientes en su emisión cromosférica más allá de $B - V \geq 1.3$. Esta deficiencia crece cuando la temperatura efectiva disminuye, debilitando el exceso de flujo en Ca II H & K para estrellas con $B - V > 1.5$ en un factor 60 relativo al esperado para las estrellas más calientes con el mismo periodo de rotación. Rutten et al. (1989) argumentan que el flujo en las líneas de Balmer no compensa la reducción en la emisión en líneas como Ca II H & K y Mg II h & k y, por tanto, existe una deficiencia neta real en la emisión cromosférica en las estrellas de tipo M.

En la figura 7.5 se ha representado el flujo del exceso de emisión en H_{α} frente al de Ca II K para los datos de las estrellas de la exploración espectroscópica. En general, éstas muestran una correlación ($r = 0.78$) siguiendo una relación lineal de la forma:

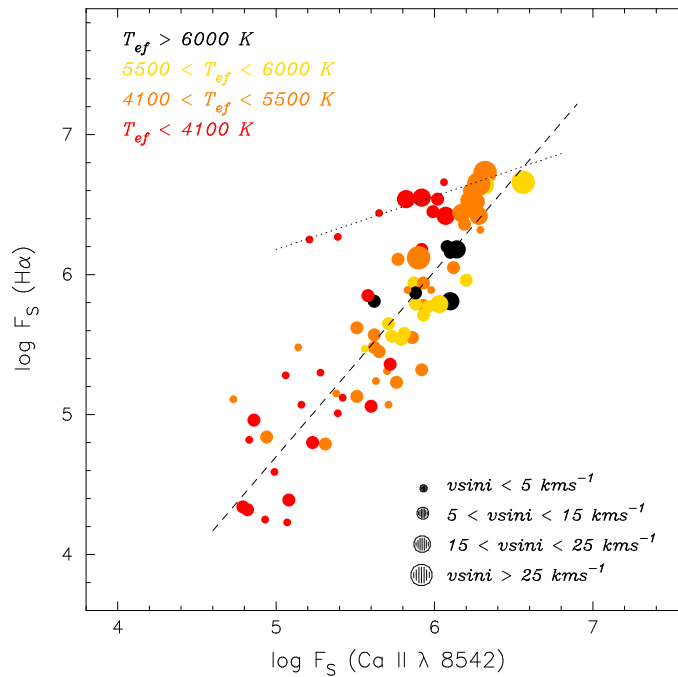


Figura 7.6: Relación entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en la línea Ca II $\lambda 8542$ Å y en $H\alpha$ para las estrellas de la exploración espectroscópica. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos de las estrellas fuera del rango $[\log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542) \leq 6.0; \log F_S(H\alpha) \geq 6.2]$, mientras que la línea de puntos denota el ajuste a las estrellas dentro de este rango. Todas las estrellas que no cumplen la relación principal presentan fulguraciones (véase apéndice A).

$$\log F_S(H\alpha) = (-1.11 \pm 0.05) + (1.13 \pm 0.11) \log F_S(\text{Ca II K}) \quad (7.5)$$

que es muy similar a la obtenida por Montes et al. (1995 y 1996) para estrellas binarias. Por tanto, las relaciones flujo-flujo no sólo son independientes de la temperatura efectiva y de la clase de luminosidad excluyendo las estrellas de tipo M medio (Oranje, 1985; Rutten et al., 1989), sino que se cumplen para todo tipo de estrellas, ya sean aisladas o binarias, salvo en el caso de las binarias de contacto de tipo W Ursa Major, las estrellas gigantes con tasas de rotación elevadas de tipo FK Com y las estrellas muy jóvenes T Tauri (Bopp & Stencel, 1981; Zwaan, 1983; Schrijver & Zwaan, 2000).

Para las estrellas de tipo M más activas se encuentra el mismo efecto estudiado por Rutten & Schrijver (1987) y Rutten et al. (1989); el exceso de emisión en Ca II K es menor que el que corresponde a una estrella más caliente con velocidad de rotación similar. No obstante, las estrellas M menos activas no cumplen esta regla, sino que siguen una relación similar a la de estrellas K, aunque la dispersión en los datos es mayor. Ésta es intrínseca a las estrellas de tipo M dada las diferencias en la estructura atmosférica. Además, la baja luminosidad de algunas de las estrellas hace que la señal recibida en la región de Ca II H & K sea muy baja y, por tanto, la relación S/N también lo sea. La técnica de la sustracción espectral no ofrece resultados tan precisos en estos casos y en ocasiones se ha tenido que utilizar la EW de la línea sin sustraer, lo que conlleva una subestimación del valor de $\log F_S(\text{Ca II K})$, desplazando a la estrella de la relación lineal. Un ejemplo claro de este efecto es el de la estrella enana de tipo K4, 2RE J1846+191, que se encuentra claramente fuera de la relación principal en la

figura 7.5, junto con las estrellas de temperaturas más frías (de color rojo en la figura).

Cuando se utiliza la línea del triplete infrarojo de Ca II en $\lambda 8542 \text{ \AA}$ en lugar de Ca II K se observa más claramente el efecto descrito por Rutten & Schrijver (1987) y Rutten et al. (1989). En la figura 7.6 se ha representado el exceso de emisión en esta línea frente al de H_α para las estrellas de la muestra. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste de los datos excluyendo las estrellas con $T_{\text{ef}} < 4100 \text{ K}$ del intervalo $[\log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542) \leq 6.0; \log F_S(H_\alpha) \geq 6.2]$ mientras que la línea de puntos denota el ajuste lineal a las estrellas dentro de esa región del diagrama, respectivamente:

$$\log F_S(H_\alpha) = (-1.92 \pm 0.03) + (1.32 \pm 0.07) \log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542) \quad (7.6)$$

$$+ (4.28 \pm 0.03) + (0.38 \pm 0.09) \log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542) \quad (7.7)$$

En ambas relaciones, la correlación es aceptable ($r = 0.90$), lo que sugiere una clara relación lineal entre ambos indicadores en las dos regiones por separado. Todas las estrellas que cumplen la ecuación 7.7 presentan fulguraciones en una escala temporal muy corta, típicamente del orden de 20 - 30 minutos (véase Crespo-Chacón et al., 2004), menor al tiempo de exposición de nuestras observaciones, haciendo muy difícil observarlas en su estado quiescente. Dado que los eventos fulgurativos afectan en mayor medida a las líneas de Balmer que a las de Ca II, las estrellas sufren un desplazamiento hacia arriba en el diagrama flujo-flujo. Igualmente ocurre para la línea Ca II K (figura 7.5), aunque el mayor error en la medida de la EW de esta línea debido a la baja relación S/N en esta región del espectro hace que la dispersión sea mucho mayor.

7.1.4. Relaciones entre las líneas de Balmer

Las líneas de la serie de Balmer y en general todas las líneas cromosféricas se forman a distintas alturas en la atmósfera estelar debido a las condiciones de temperatura y densidad que precisan para su formación. Aún más, los fotones que contribuyen a los distintos puntos del perfil de las líneas provienen de regiones diferentes de la atmósfera. Así, por ejemplo, las alas de la línea H_α se desarrollan en la fotosfera, mientras que la región central (*núcleo*) se forma en la cromosfera media. Del mismo modo, el *núcleo* del resto de las líneas de Balmer y las de Ca II se desarrollan dentro de la cromosfera, a distintas alturas (véase, por ejemplo, Houdebine & Panagi, 1990; Qu & Xu, 2002).

El estudio de las relaciones flujo-flujo demuestra que, independientemente de la temperatura efectiva o la clase de luminosidad de la estrella, cuando a través del campo magnético se deposita energía no radiativa en la alta atmósfera, las pérdidas radiativas de las diferentes partes de la atmósfera se ajustan a una distribución bien definida. Esto, unido a la independencia de la edad de la estrella y del tamaño, hace pensar en un *parámetro de actividad* que determina la estructura de las capas externas de la atmósfera (Zwaan, 1983). El valor de la pendiente de la recta ajustada a cada relación flujo-flujo aumenta con la altura a la que se forman las líneas estudiadas. Las relaciones entre H_α y algunas de las líneas de la región de transición, así como la emisión en rayos X, ha sido estudiada ampliamente (Schrijver, 1992; Schrijver & Zwaan, 2000; Saar, 1996, etc.). Sin embargo, no se han tenido en cuenta gran parte de los indicadores de actividad en el rango óptico, posiblemente debido a la dificultad a la hora de medirlos, ya que algunas de estas líneas sólo se presentan en emisión en estrellas con niveles de actividad muy altos. En los pocos casos en los que se han realizado estudios con éstas

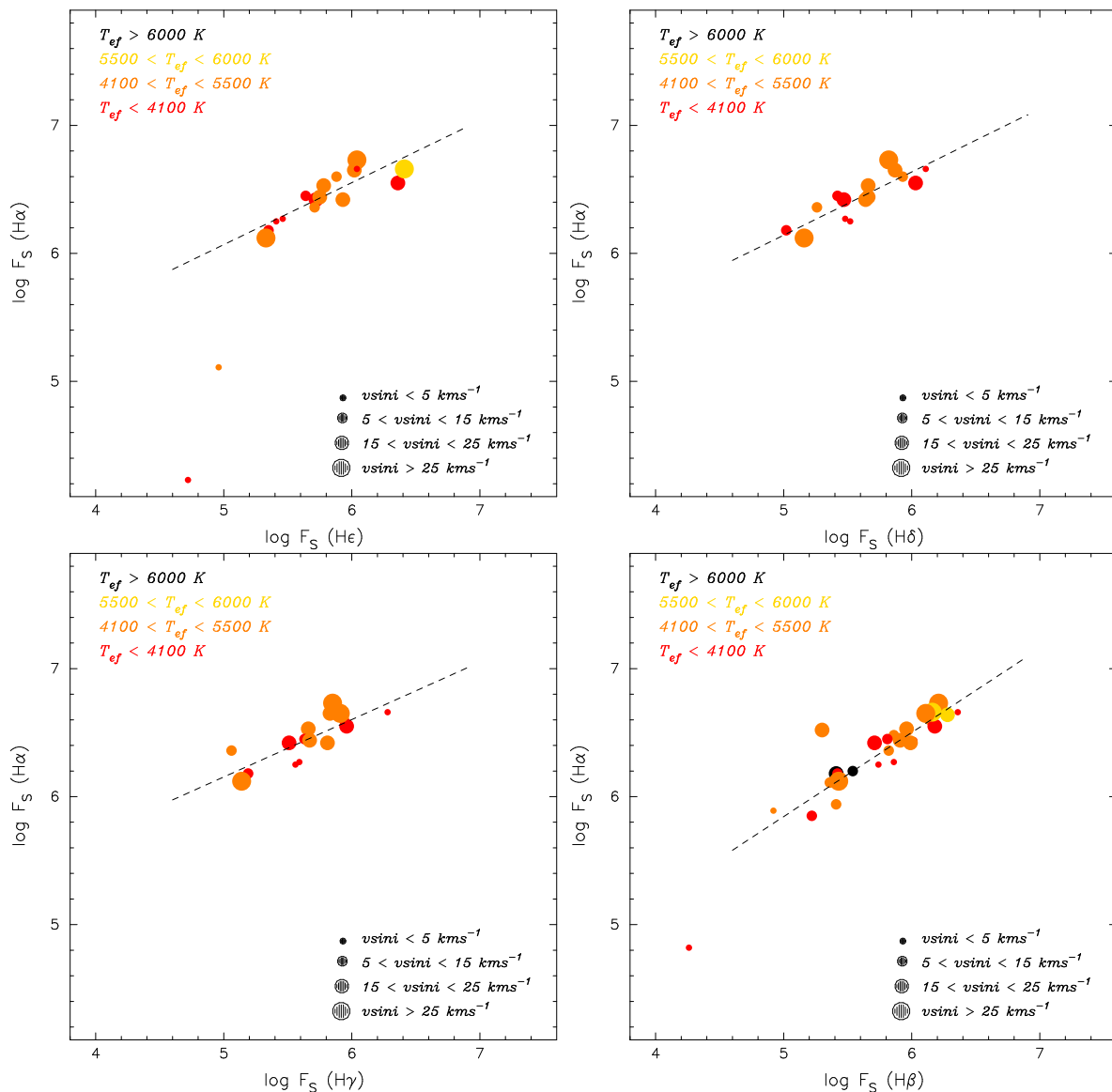


Figura 7.7: Relaciones flujo-flujo entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en las líneas de la serie de Balmer $\text{H}\epsilon$, $\text{H}\delta$, $\text{H}\gamma$, $\text{H}\beta$ con $\text{H}\alpha$ para las estrellas de la exploración espectroscópica con datos en dichas líneas. La línea discontinua corresponde al mejor ajuste por mínimos cuadrados a los datos. Para la relación $\log F_S(\text{H}\alpha)$ vs. $\log F_S(\text{H}\epsilon)$ se han descartado los dos puntos que se desvían de la relación principal dado que el error en la medida de $\text{H}\epsilon$ es muy grande. Asimismo se ha descartado la estrella más alejada de la relación $\log F_S(\text{H}\alpha)$ vs. $\log F_S(\text{H}\beta)$. Aquí, además, se ha eliminado la estrella FK Serpentis ya que la línea $\text{H}\alpha$ puede verse afectada por acrecimiento de un disco (véase sección 7.1.5).

(véase Montes et al., 1996), las observaciones en los distintos rangos no son simultáneas y se ven afectadas por fenómenos transitorios de actividad que provocan una gran dispersión en los datos. En este trabajo, las medidas en todas las líneas cromosféricas son simultáneas, por lo que se ha evitado este problema. En las estrellas con más de una observación se ha utilizado un valor medio como medida de su actividad media, excluyendo los valores de la EW en las líneas durante las fulguraciones en aquellas estrellas en las que se ha observado este evento (véase apéndice A).

En esta sección se presentan las relaciones obtenidas para las líneas de la serie de

Balmer desde H_ϵ hasta H_α (figura 7.7). Las relaciones obtenidas son:

$$\log F_S(H_\alpha) = (3.64 \pm 0.02) + (0.48 \pm 0.07) \log F_S(H_\epsilon) \quad (7.8)$$

$$(3.67 \pm 0.02) + (0.49 \pm 0.08) \log F_S(H_\delta) \quad (7.9)$$

$$(3.91 \pm 0.03) + (0.45 \pm 0.09) \log F_S(H_\gamma) \quad (7.10)$$

$$(2.56 \pm 0.02) + (0.66 \pm 0.04) \log F_S(H_\beta) \quad (7.11)$$

En el diagrama $\log F_S(H_\alpha)$ vs. $\log F_S(H_\epsilon)$ se han descartado los dos puntos que se desvían de la relación principal dado que el error en la medida de H_ϵ es muy grande; la anchura equivalente de la línea es muy pequeña para estas dos estrellas. Por el mismo motivo se ha descartado la estrella más alejada de la relación $\log F_S(H_\alpha)$ vs. $\log F_S(H_\beta)$. Aquí, además, se ha eliminado la estrella FK Serpentis ya que la línea H_α puede verse afectada por acrecimiento de un disco.

La pendiente de las relaciones flujo-flujo de las líneas H_ϵ , H_δ y H_γ con H_α son prácticamente iguales, como cabe esperar dado que todas ellas se forman a una altura muy similar dentro de la cromosfera. Por otro lado, la pendiente de la relación de la línea H_β es algo mayor, lo que indica que la región de formación de ésta es algo distinta. En el Sol, por ejemplo, la región central de H_β se forma a una altura que varía entre los 700 y los 2200 km, mientras que el *núcleo* de H_α se desarrolla típicamente a una altura de 1000 - 2500 km (Qu & Xu, 2002).

7.1.5. Playas y protuberancias

Uno de los resultados más interesantes que ofrece el estudio de las relaciones entre los excesos de emisión en distintas líneas es la posibilidad de conocer de qué región procede dicha emisión. Así, la relación que existe entre H_α y H_β , así como entre las líneas $\lambda 8498$ y $\lambda 8542$ del triplete infrarojo (IRT) de Ca II, ofrecen información sobre el origen de la emisión (véase sección 5.4).

Los estudios realizados en el Sol en las regiones ópticamente opacas de las playas muestran que la razón entre el flujo en las líneas Ca II $\lambda\lambda 8498$ y 8542 (E_{8542}/E_{8498}) toma valores comprendidos entre 1 y 2. No obstante, la línea $\lambda 8542$ es nueve veces ópticamente más opaca que $\lambda 8498$; dado que estas líneas se forman por transiciones entre los mismos niveles atómicos, ambas poseen la misma función fuente y la razón entre los excesos de emisión debe ser proporcional a la razón entre sus espesores ópticos. Así, E_{8542}/E_{8498} en el espectro sustraído tiene un límite superior teórico de 9 en el caso de regiones ópticamente delgadas y un límite inferior de 1 en el caso de regiones ópticamente opacas. Sin embargo, en las playas cromosféricas la línea $\lambda 8498$ experimenta una inversión en su centro. Por el contrario, las líneas $\lambda\lambda 8542$ y 8662 no muestran la inversión, o ésta es mucho menor (Shine & Linsky, 1972 y 1974). Por tanto, en las regiones activas el valor de E_{8542}/E_{8498} disminuye hasta el límite teórico inferior. En el caso del Sol se encuentra un valor de 1.5 - 3 para playas y ~ 9 para protuberancias (Chester, 1991). Por otro lado, algunos estudios con estrellas binarias de tipo RS CVn (Hall & Ramsey, 1992; Chester et al., 1994; Montes et al., 2000) demuestran que en éstas E_{8542}/E_{8498} toma típicamente un valor de 1.5.

En la figura 7.8 se representan los valores del exceso de emisión en la superficie de la estrella en la línea $\lambda 8498$ ($\log F_S(\text{Ca II } \lambda 8498)$) frente a $\lambda 8542$ ($\log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542)$) para las estrellas de nuestra muestra (véase tabla C.3). La línea de puntos corresponde a

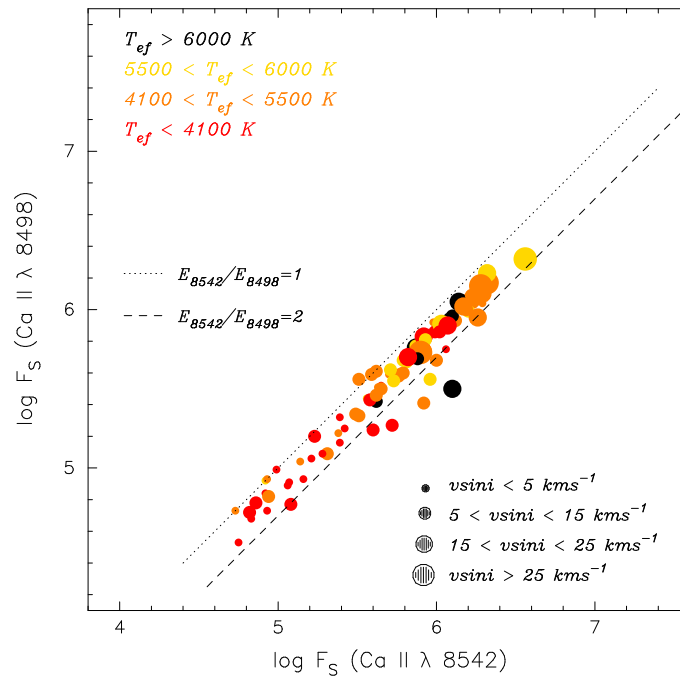


Figura 7.8: Relación entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en las líneas Ca II en 8498 y 8542 Å para las estrellas de la exploración espectroscópica. La línea de puntos denota la relación $F_S(\text{Ca II } \lambda 8542)/F_S(\text{Ca II } \lambda 8498) = 1$ ($E_{8542}/E_{8498} = 1$), mientras que la línea discontinua representa $F_S(\text{Ca II } \lambda 8542)/F_S(\text{Ca II } \lambda 8498) = 2$ ($E_{8542}/E_{8498} = 2$).

una razón entre los flujos en ambas líneas igual a la unidad ($E_{8542}/E_{8498} = 1$)¹, mientras que la línea discontinua corresponde a $E_{8542}/E_{8498} = 2$. Las estrellas que se encuentran por encima de la línea discontinua muestran un exceso de emisión en el triplete infrarojo de Ca II (IRT) procedente de playas o regiones ópticamente opacas. Únicamente cinco estrellas se encuentran por debajo de esta línea (V582 Persei, MT Pegasi, V2133 Ophiuchi, GJ 880 y GJ 898), aunque las barras de error en todas ellas entran dentro de la región $E_{8542}/E_{8498} \in [1, 2]$.

Buzasi (1989 y 1990) desarrolló modelos de transferencia radiativa fuera del equilibrio termodinámico (NLTE) para cuantificar la información contenida en la razón E_{H_α}/E_{H_β} de los excesos de emisión. Para ello, generó una *malla* de modelos de transferencia radiativa a través de estructuras del tipo de playas y protuberancias para distintas temperaturas, profundidades ópticas y densidades. El resultado que obtuvo es que valores bajos de E_{H_α}/E_{H_β} ($\sim 1 - 2$) se pueden encontrar tanto en playas como en protuberancias vistas en proyección contra el disco de la estrella, pero valores altos (> 3 hasta un límite superior teórico de 15) sólo pueden obtenerse en material extenso visto sobre el limbo. Estos resultados confirman los obtenidos por Heasley & Mihalas (1976), quienes desarrollaron modelos detallados de protuberancias solares encontrando valores entre 5 y 12. El análisis de la relación entre el exceso de emisión en H_α y H_β en estructuras solares (Chester, 1991) confirma también estos resultados. Aunque es posible encontrar valores altos de E_{H_α}/E_{H_β} en algunas protuberancias vistas en proyección contra el disco, no es posible obtenerlos en las playas. Diversos estudios en estrellas binarias de tipo RS CVn y BY Draconis (véase, por ejemplo, Hall & Ramsey, 1992 y Montes et al., 1998 y 2000) muestran que gran parte de estas estrellas presentan

¹Aquí se ha mantenido la notación utilizada comúnmente en la bibliografía, por la que $E_\lambda \equiv F_S(\lambda)$.

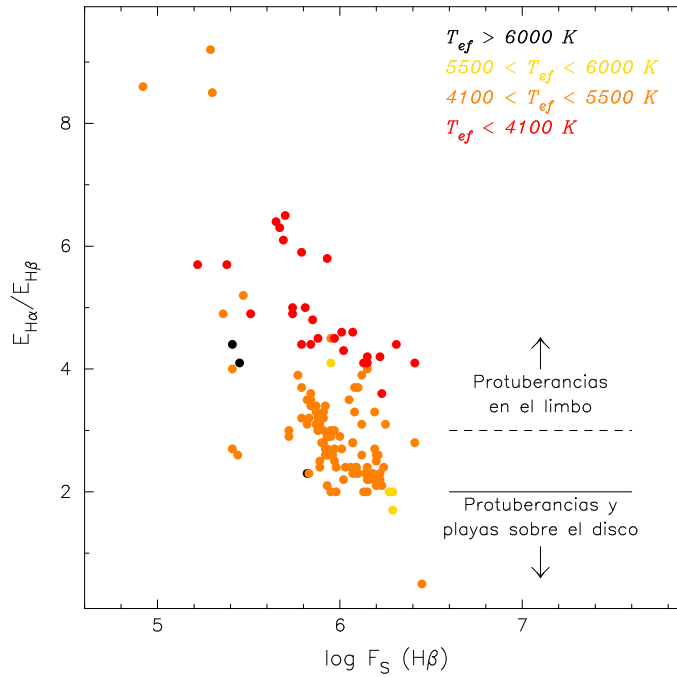


Figura 7.9: Relación entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en H_α y H_β para las estrellas de la muestra. Las líneas continua y discontinua denotan las regiones $E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} = 2$ y $E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} = 3$ respectivamente.

valores de E_{H_α}/E_{H_β} por encima de 3, indicativo de la presencia de una gran cantidad de material extenso.

En la figura 7.9 se representan los valores de E_{H_α}/E_{H_β} del exceso de emisión para las estrellas de la exploración espectroscópica con medidas en ambas líneas, frente al exceso de flujo en la línea H_β . Puesto que las regiones activas son de naturaleza transitoria y su posición en el disco estelar varía debido a la rotación, se han pintado cada una de las observaciones de cada estrella (tabla C.3, columna 19), en lugar de un valor medio como se utilizó en el resto de las relaciones flujo-flujo. La razón E_{H_α}/E_{H_β} ha sido calculada a partir de la relación (Hall & Ramsey, 1992):

$$\frac{E_{H_\alpha}}{E_{H_\beta}} = \frac{EW_{H_\alpha} F_{H_{\alpha,0}}}{EW_{H_\beta} F_{H_{\beta,0}}} 2.512^{B-R} \quad (7.12)$$

que corrige la razón entre la EW de los excesos de emisión por la densidad de flujo total $F_{\lambda,0}$ en ambas líneas y la diferencia de color en las componentes. El segundo término de la derecha, $F_{H_{\alpha,0}}/F_{H_{\beta,0}}$, tiene en cuenta la fracción de energía entre los fotones en H_α y H_β y la diferencia en el continuo en 6536 y 4861 Å; para estas líneas toma un valor de 0.2444. El último término de la derecha es un término de color; se utilizan los valores de R y B puesto que éstas son las bandas de paso en las que se encuentran H_α y H_β , respectivamente. De esta forma, este término convierte el índice de color a una razón de flujo. Obviamente, su valor depende de la temperatura efectiva de la estrella bajo consideración. En este trabajo se han utilizado las relaciones de Schmidt-Kaler (1982) entre el tipo espectral de la estrella y los índices de color $B-V$ y $V-R$ para determinar el valor de $B-R$ para cada una de las estrellas de nuestra muestra.

A partir de la figura 7.9 se puede concluir que gran parte de las estrellas obser-

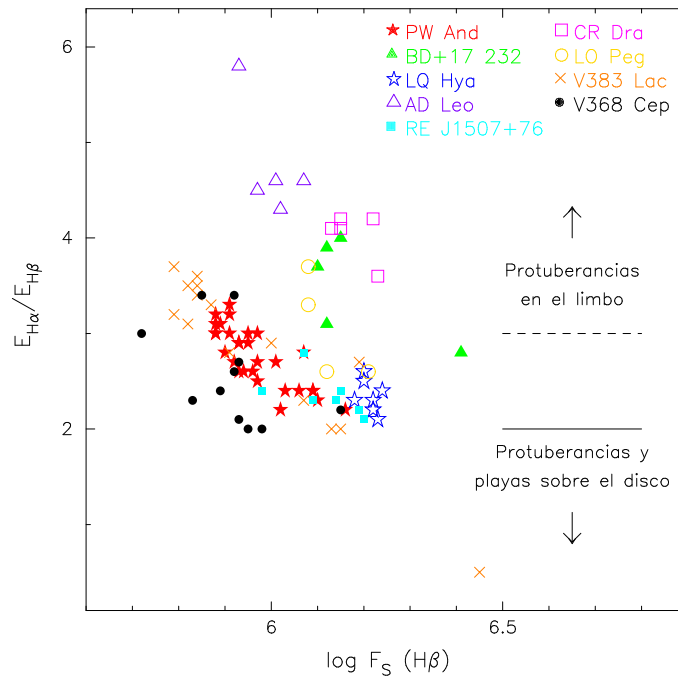


Figura 7.10: Relación entre el exceso de emisión en la superficie de la estrella en H_α y H_β para algunas estrellas de la exploración con varias observaciones. Las líneas continua y discontinua denotan las regiones $E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} = 2$ y $E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} = 3$ respectivamente.

vadas poseen una contribución al exceso de flujo notable por parte de material extenso del tipo de las protuberancias. Por regla general, las estrellas más frías presentan una mayor contribución de material extenso, aunque los valores máximos se han encontrado para dos estrellas de tipo K: FK Ser y la poco conocida TYC 1680-01993-1, una estrella clasificada aquí como K1 V por su espectro y que no presenta referencias en la bibliografía. La primera presenta una línea H_α muy ancha (véase figura B.2), con un valor de anchura al 10% de intensidad de más de 250 km s^{-1} , lo que indica que probablemente esté experimentando acrecimiento de un disco, que afecta a la razón E_{H_α}/E_{H_β} . Por su parte, el error asociado al valor de la anchura equivalente EW de la línea H_β en la estrella TYC 1680-01993-1 hace que el valor de E_{H_α}/E_{H_β} sea poco fiable. Un cálculo más realista teniendo en cuenta el error en esta medida sitúa a la estrella en la región $E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} < 3$ en la figura, lo que es más acorde con su naturaleza y el bajo nivel de actividad que presenta. El resto de estrellas se encuentra en la región $2 < E_{H_\alpha}/E_{H_\beta} < 3$, indicativo de la presencia tanto de playas como de protuberancias. Únicamente dos estrellas (V383 Lac y EK Draconis) muestran valores por debajo de 2, típico de las playas cromosféricas. No obstante, ambos objetos poseen más de una observación, mostrando valores más altos de E_{H_α}/E_{H_β} , lo que demuestra la naturaleza cambiante de esta relación. En la figura 7.10 se muestran los valores obtenidos para cada una de las observaciones de algunas de las estrellas de la exploración. Tanto AD Leonis como CR Draconis muestran siempre una gran contribución de material extenso, en contraposición con la emisión que proviene de las playas. Para el resto de estrellas, la contribución de playas y protuberancias varía en función del tiempo, debido a la rotación estelar y a la formación y desaparición de estructuras cromosféricas.

7.2. Relaciones actividad-rotación

La generación y amplificación de los campos magnéticos en las estrellas de tipo solar son consecuencia de un complejo mecanismo de dinamo, cuya eficiencia depende de la interacción entre la rotación diferencial y la convección subfotosférica hacia el interior estelar (Pizzolato et al., 2003). En este contexto, la rotación estelar juega un papel muy importante y numerosos estudios han buscado relaciones entre la actividad magnética y la rotación. En un principio se pensó que la relación actividad-rotación era indirecta y que se debía a la edad estelar. Sin embargo, Skumanich (1972) comparó la rotación con la luminosidad en Ca II para estrellas de los cúmulos Pleiades, Ursa Major e Hyades y para el Sol, obteniendo que tanto la actividad cromosférica como la velocidad de rotación decaen fuertemente con el inverso del cuadrado de la edad (Schrijver & Zwaan, 2000).

Por regla general, todas las estrellas cumplen una relación actividad-rotación bien definida, aunque algunas de ellas, particularmente las componentes de sistemas binarios muy próximas entre sí, presentan niveles de actividad cromosférica y coronal superiores en más de dos órdenes de magnitud a lo esperado para una estrella aislada con el mismo periodo de rotación (Basri et al., 1985; Simon & Fekel, 1987). Rutten (1987) atribuye este fenómeno a una diferencia en la estructura estelar interna, ya que no parece haber diferencias en la atmósfera dado que estas estrellas no se desvían en las relaciones flujo-flujo.

7.2.1. Relación con el periodo de rotación

En la figura 7.11 se ha representado el exceso de flujo en la superficie de la estrella en la línea Ca II K frente al periodo de rotación para las estrellas de nuestra muestra con medidas en esa línea y periodo de rotación conocido. Como periodo de rotación se ha utilizado el periodo fotométrico extraído de la bibliografía (véase tabla C.1, columna 12). A esta figura se han añadido las estrellas binarias cromosféricamente activas y las estrellas aisladas estudiadas en Montes et al. (1995 y 1996). Para éstas se ha vuelto a calcular el exceso de flujo en Ca II K utilizando los resultados de Hall (1996) con el fin de comparar los datos con los obtenidos para las estrellas de la exploración espectroscópica. De la figura se concluye que existe una dicotomía entre estrellas binarias y estrellas aisladas, más acusada a partir de $\log P_{\text{phot}} \simeq 0.9$ días, a pesar de la gran dispersión encontrada para las primeras. Únicamente tres estrellas de nuestra muestra se desvían de la relación principal para estrellas aisladas (14 Herculi, HD 125161B y HD 17382). Latham et al. (2002) encontró una variación de 17 años, de 5.95 a 11.54 km s^{-1} , para HD 17382, lo que indica que se trata de una estrella binaria. Por otro lado, no existen indicios claros de binariedad en 14 Her y HD 125161B. El error en ambas proviene del periodo fotométrico encontrado en la bibliografía; Soderblom (1985) determinó su periodo fotométrico a partir de la relación actividad-rotación de Noyes et al. (1984), que estudia estrellas con periodos de rotación mayores que el del Sol que presentan variabilidad cromosférica.

Asimismo, se ha representado el mejor ajuste a los datos de las estrellas aisladas (línea continua) y binarias (línea discontinua), respectivamente:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (6.49 \pm 0.01) - (0.03 \pm 0.03)P_{\text{phot}} \quad (7.13)$$

$$(6.64 \pm 0.01) - (0.01 \pm 0.03)P_{\text{phot}} \quad (7.14)$$

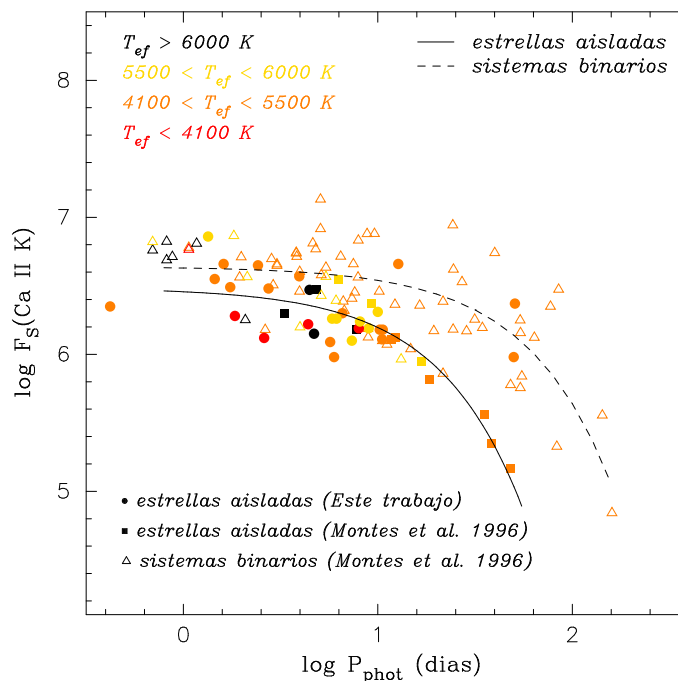


Figura 7.11: Relación actividad-rotación para las estrellas de nuestra muestra y las estrellas de Montes et al. (1995 y 1996), en la línea Ca II K. En la figura se observa el efecto de saturación y de supersaturación para velocidades de rotación muy elevadas. La estrella que aparece en la región de supersaturación es LO Pegasi.

Para la primera se han eliminado las estrellas 14 Her, HD 125161B, y HD 17382, por las razones expuestas en el párrafo anterior. La correlación obtenida con las estrellas aisladas ($r = 0.89$) es mayor que la determinada para los sistemas binarios ($r = 0.74$), lo que indica un mayor rango de actividad magnética asociado a las estrellas binarias. No obstante, parece existir una relación lineal clara entre $\log F_s(\text{Ca II K})$ y el periodo de rotación de la estrella.

Algunos autores afirman que existe una cierta dependencia con el índice de color de la relación rotación-actividad. Así, por ejemplo, Rutten & Schrijver (1987) determinan diferentes ajustes para cinco rangos distintos del índice $B - V$, desde 0.4 a 1.4 magnitudes. Del mismo modo, Hempelmann et al. (1995) obtienen un resultado similar en rayos X, donde divide en dos rangos de $B - V$. Ambos autores incluyen estrellas de diferente clase de luminosidad. Nosotros no apreciamos una diferencia notable a excepción de las estrellas más frías, con temperaturas menores a 4100 K, correspondiente a tipos espectrales más tardíos que K7. No obstante, la escasez de datos de este tipo de estrellas en nuestra muestra hace imposible confirmar este resultado (véase figura 7.11).

Uno de los resultados más interesantes es la presencia de las regiones de saturación y supersaturación de la actividad con periodos de rotación muy cortos. Tanto para las estrellas binarias como para las aisladas, se alcanza un punto máximo en la emisión cromosférica (saturación), que no aumenta al disminuir la rotación e incluso disminuye por debajo de la saturación para estrellas con velocidad de rotación muy elevada (supersaturación). Hasta el momento, este resultado se había observado únicamente en el flujo coronal (Micela et al., 1985; Stauffer et al., 1994; Prosser, et al., 1996; Randich et al., 1996; Pizzolato et al., 2003; Marino et al., 2003). Sin embargo, no existe ninguna referencia en la bibliografía a la existencia de un efecto similar en la emisión cromos-

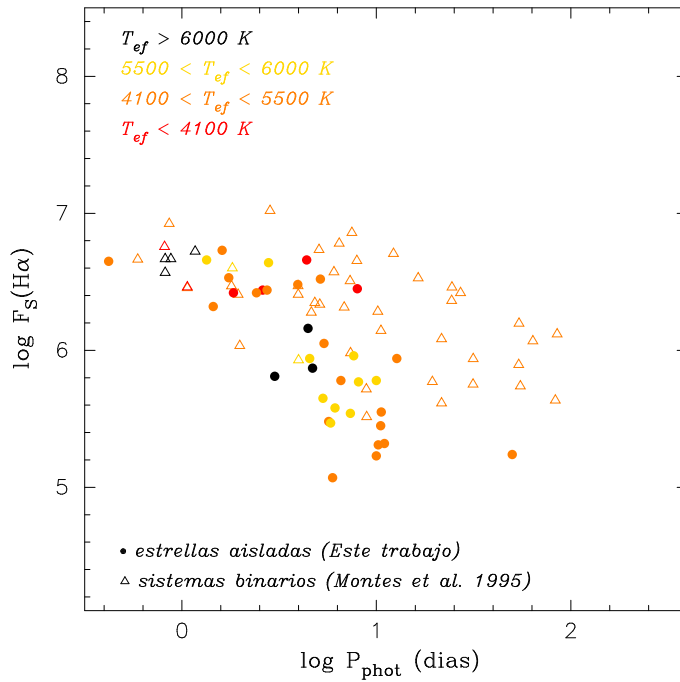


Figura 7.12: Relación actividad-rotación para las estrellas de nuestra muestra y las estrellas de Montes et al. (1995 y 1996), en la línea $H\alpha$. Aunque existe un efecto de saturación similar al observado en la línea $Ca\ II\ K$ (véase figura 7.11), no se aprecia supersaturación para velocidades de rotación muy elevadas.

férica. En la figura se aprecia claramente este efecto para estrellas con $\log P_{\text{phot}} \leq 0.5$ días ($P_{\text{phot}} \leq 3.16$), muy próximo a los 3 - 4 días encontrados en rayos X.

Igualmente, cuando se representa el exceso de flujo en la línea $H\alpha$ frente a $\log P_{\text{phot}}$ (figura 7.12) se obtienen resultados similares; las estrellas aisladas de la exploración siguen una relación diferente a la que cumplen los sistemas binarios para $\log P_{\text{phot}} \geq 0.8$ días, mientras que para periodos de rotación menores se alcanza un mismo valor de saturación. Sin embargo, existen dos diferencias notables: por un lado, no se observa el efecto de supersaturación que se encuentra con la línea $Ca\ II\ K$; por el otro las estrellas activas más frías, con temperaturas menores a 4100 K, parecen mantener un valor constante en el exceso de flujo, muy próximo al de saturación, tanto los sistemas binarios como las estrellas aisladas. Así pues, para objetos con tasas de rotación muy elevadas, $H\alpha$ se convierte en un indicador de actividad más adecuado, dado que se ve menos afectado por el efecto de saturación de la emisión cromosférica, aunque esto no parece aplicable a las estrellas con tipos espectrales más tardíos que K7.

7.2.2. Dependencia con el número de Rossby

La relación actividad-rotación parece depender no sólo del periodo de rotación (P_{rot}) sino de alguna otra variable, dada la gran dispersión encontrada en los diagramas flujo-rotación (véanse figuras 7.11 y 7.12). Uno de los candidatos más firmes a influir en esta relación es la turbulencia. Teóricamente hablando, el parámetro más adecuado para medir la turbulencia es el tiempo característico de la convección (τ_{conv}), es decir, el tiempo que invierte una célula convectiva en recorrer la longitud de mezcla desde la base de la zona convectiva. El número de Rossby (Ro) se define como la razón entre el

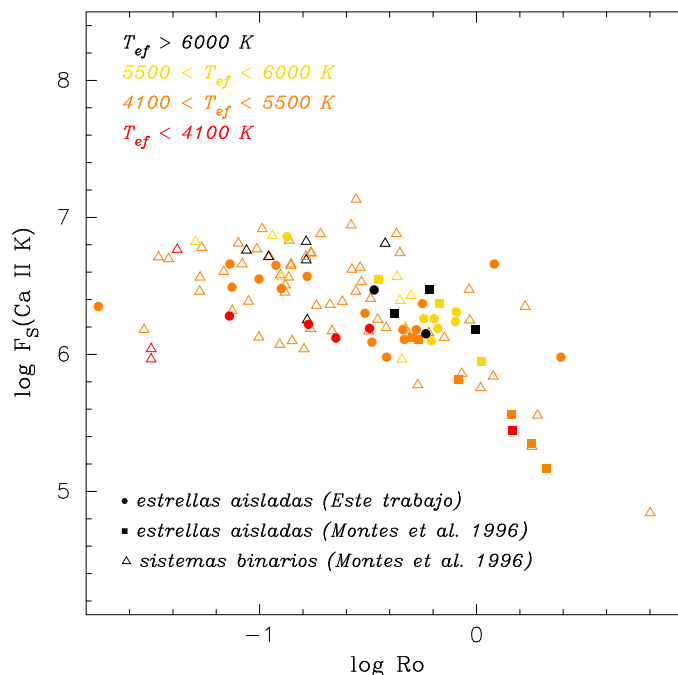


Figura 7.13: Relación actividad-rotación para las estrellas de nuestra muestra y las estrellas de Montes et al. (1995 y 1996), en la línea Ca II K utilizando el número de Rossby (Ro). Al contrario que en la figura 7.11, no se encuentra una diferencia notable entre la posición de las estrellas aisladas y la de los sistemas binarios.

periodo de rotación de una estrella y su tiempo característico de convección,

$$Ro = \frac{P_{\text{rot}}}{\tau_{\text{conv}}} \quad (7.15)$$

Así, el valor de Ro se encuentra estrechamente relacionado con la eficacia de la acción dinamo (Durney & Latour, 1978), por lo que muchos autores han tomado este parámetro como la mejor variable a la hora de parametrizar la relación actividad-rotación. No obstante, otros autores no encuentran una mejora ostensible cuando sustituyen P_{rot} por Ro (Basri, 1986; Young et al., 1989; Strassmeier et al., 1990; Rutten, 1987). De hecho, el número de Rossby parece ser un buen indicador de la actividad solamente para estrellas enanas aisladas (Stępień, 1994).

En la figura 7.13 se ha representado el $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a Ro para las estrellas de la exploración con valor de P_{rot} conocido así como las estrellas tanto aisladas como binarias de Montes et al. (1995 y 1996). Como P_{rot} de las estrellas de la muestra se ha utilizado el valor del periodo fotométrico (P_{phot}) recopilado en la bibliografía. El número de Rossby (Ro) para las estrellas de nuestra muestra se ha determinado a partir de los valores de τ_{conv} dados por Noyes et al. (1984) como función de $B - V$ para las estrellas de la secuencia principal y de la gráfica de Basri (1987), obtenida por el autor a partir de los valores de τ_{conv} calculados por Gilliland (1985), para las estrellas subgigantes y gigantes. No obstante, estos valores pueden ser distintos para estrellas pre-secuencia principal.

Para un valor de $\log Ro$ aproximado de -0.6 se alcanza una saturación en la emisión cromosférica, lo que es interpretado por algunos autores como un cubrimiento completo de la superficie de la estrella por regiones activas (Vilhu, 1984). De nuevo, se aprecia claramente una región de supersaturación hacia valores de $\log Ro$ muy bajos, similar

al encontrado cuando se utiliza el periodo de rotación. A diferencia de las figuras 7.11 y 7.12, aquí no se aprecia dicotomía entre los sistemas binarios y las estrellas aisladas; esto sugiere la existencia de una relación entre el periodo de rotación de una estrella y su tiempo característico de la convección, de forma que la razón $P_{\text{phot}}/\tau_{\text{conv}}$ es igual para estrellas aisladas y binarias con valores de P_{phot} similares. No obstante, la dispersión en las estrellas aisladas continúa presente, ya que ésta se encuentra en la medida de $\log F_{\text{S}}(\text{Ca II K})$. Algunos autores (véase Noyes et al., 1984; Soderblom, 1985; Montesinos & Jordan, 1993 y referencias allí dadas) utilizan el índice R_{HK} con el fin de disminuir dicha dispersión,

$$R_{\text{HK}} = \frac{F_{\text{S}}(\text{H} + \text{K})}{\sigma T^4} \quad (7.16)$$

Dado que σT^4 corresponde al flujo bolométrico de la estrella, que sólo depende de su temperatura superficial, R_{HK} mide la emisión debida únicamente a la actividad estelar. Por tanto, su valor será mayor cuanto mayor sea la actividad magnética de la estrella.

En la figura 7.14 se ha representado el valor de $\log R_{\text{HK}}$ frente a $\log Ro$ para las estrellas de nuestra muestra y las de Montes et al. (1995 y 1996). Con líneas de puntos, discontinua y de puntos y rayas se han representado los ajustes dados por Noyes et al. (1984), Soderblom (1985) y Montesinos & Jordan (1993), respectivamente. La línea continua denota el mejor ajuste a los datos de las estrellas aisladas obtenido en este trabajo ($r = -0.83$):

$$\log R_{\text{HK}} = (-3.83 \pm 0.06) - (0.57 \pm 0.03)Ro \quad (7.17)$$

El hecho de que las curvas de la bibliografía se encuentren por debajo de la posición de nuestros datos puede deberse en parte a diferencias en los mecanismos de dinamo en las estrellas muy activas jóvenes, los sistemas binarios y las estrellas de la secuencia principal, y en parte a la diferencia en la obtención del flujo en las líneas Ca II H & K; mientras que en este trabajo y en Montes et al. (1995 y 1996) se utiliza la técnica de la sustracción espectral (véase sección 5.4) para calcular el exceso de emisión producido por la cromosféra, en aquellos se obtiene a partir de la resta de un flujo mínimo basal que proviene de calibraciones y medidas fotométricas, dando como resultado la subestimación del flujo cromosférico en las estrellas con un mayor índice de actividad. El cuidadoso tratamiento llevado a cabo en este trabajo permite corregir este error, ofreciendo resultados más precisos. Como consecuencia de la utilización del índice R_{HK} , la dispersión de los datos de estrellas aisladas se ve reducido considerablemente (véase figura 7.14). No obstante, las estrellas AD Leo, DK Leo y EV Lac se sitúan en una región más alta a la que muestran el resto de estrellas aisladas, probablemente debido a que las medidas del exceso de flujo no corresponden al estado quiescente. Asimismo, es notable el hecho de que, al igual que sucediera en la figura 7.11, los sistemas binarios se encuentran por encima de la curva que siguen las estrellas aisladas.

Del mismo modo que con las líneas H & K de Ca II, se puede definir un índice $R_{\text{H}\alpha}$ de forma que

$$R_{\text{H}\alpha} = \frac{F_{\text{S}}(\text{H}\alpha)}{\sigma T^4} \quad (7.18)$$

cuando se representa $\log R_{\text{H}\alpha}$ frente a Ro (figura 7.15 izquierda) se obtiene que la dispersión en las estrellas aisladas es menor que la de las estrellas binarias, como ya

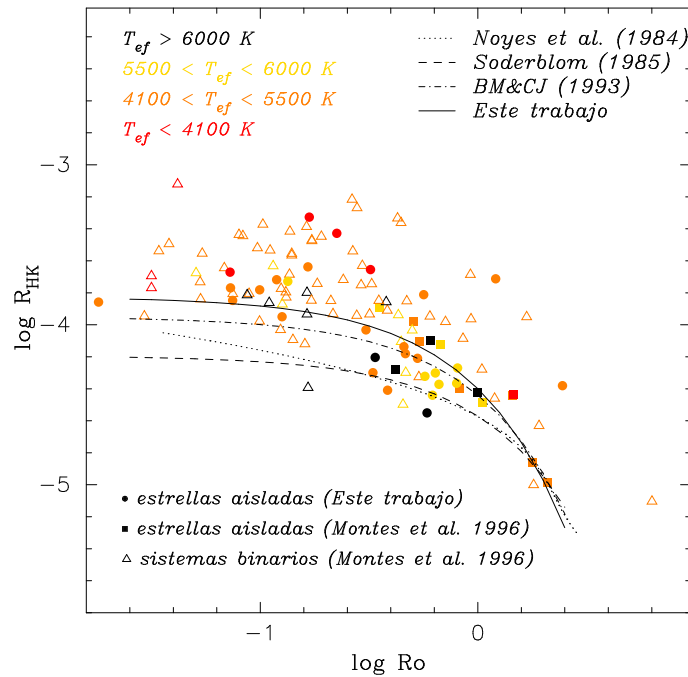


Figura 7.14: $\log R_{\text{HK}}$ vs. $\log Ro$ para las estrellas de nuestra muestra y las de Montes et al. (1995 y 1996). Las líneas de puntos, discontinua y de puntos y rayas corresponden a las relaciones halladas por Noyes et al. (1984), Soderblom (1985) y Montesinos & Jordan (1993), respectivamente. La línea continua denota el mejor ajuste a los datos de las estrellas aisladas representadas en la figura. Para el ajuste se han eliminado las estrellas AD Leo y EV Lac, cuyas medidas no se corresponden con su estado quiescente, HD 125161B y 14 Her, dado que sus datos de P_{phot} no son válidos (véase sección 7.2.1) y HD 17382 por tratarse de una estrella binaria.

ocurrió con $\log R_{\text{HK}}$. Sin embargo, no se aprecia una disminución de la dispersión con respecto al diagrama $\log F_{\text{S}}(\text{H}_{\alpha})$ vs. $\log Ro$ (figura 7.15 derecha). La línea continua en ambas figuras corresponde al mejor ajuste de los datos

$$\log R_{\text{H}\alpha} = (-3.80 \pm 0.06) - (2.31 \pm 0.07)Ro \quad (7.19)$$

$$\log F_{\text{S}}(\text{H}_{\alpha}) = (+6.60 \pm 0.28) - (1.68 \pm 0.06)Ro \quad (7.20)$$

donde la correlación (r) toma el valor -0.73 para la primera y -0.79 para la segunda.

La permanencia de una gran dispersión aún cuando se hace uso de Ro , que tiene en cuenta el tiempo característico de convección, y del índice R_{HK} (o $R_{\text{H}\alpha}$), que tiene en cuenta únicamente la actividad estelar, hace suponer que existe otro parámetro más que entra a formar parte de la relación actividad-rotación.

7.2.3. Relación entre la actividad, rotación y edad

Como se ha dicho anteriormente, la relación actividad-rotación se ve afectada tanto por la actividad magnética de la estrella y la rotación estelar, como por la eficiencia del transporte convectivo que tiene lugar en el interior estelar. No obstante, la dispersión encontrada en las figuras 7.14 y 7.15, tanto para estrellas aisladas como para binarias, no puede ser explicada únicamente por diferencias estructurales debidas a la temperatura

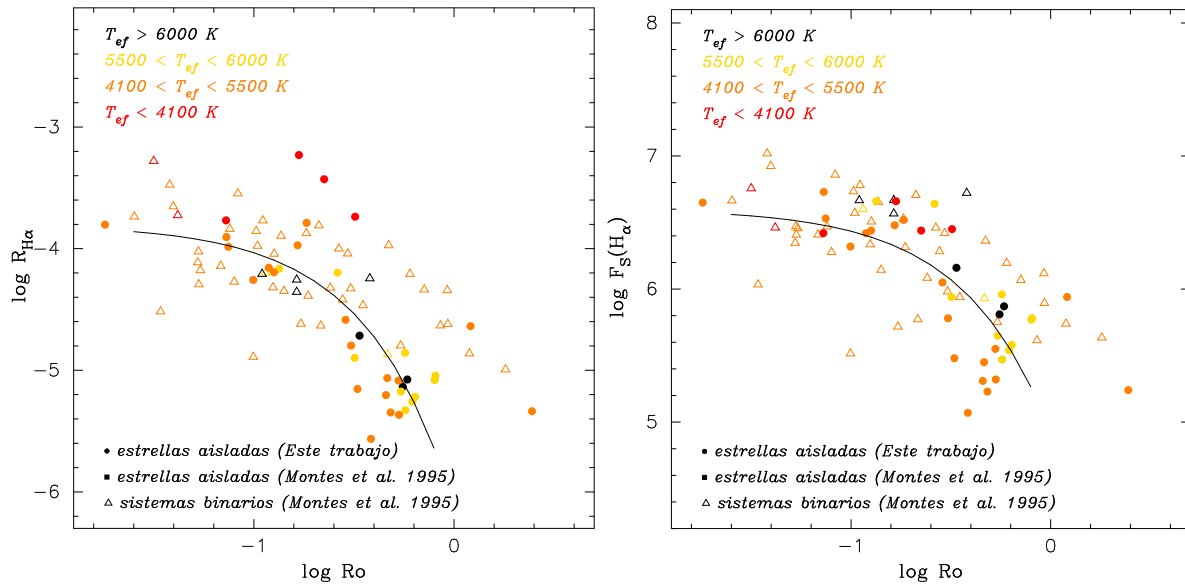


Figura 7.15: **izquierda:** $\log R_{H\alpha}$ vs. $\log Ro$ para las estrellas de nuestra muestra y las de Montes et al. (1995 y 1996); **derecha:** $\log F_S(H\alpha)$ vs. $\log Ro$ para las mismas estrellas. La línea continua en ambas corresponde al mejor ajuste a las estrellas aisladas. Al igual que en la figura 7.14, se han eliminado las estrellas AD Leo, EV Lac, HD 125161B, 14 Her y HD 17382 para el ajuste.

de las estrellas. Existe, pues, algún otro factor que provoca dicha dispersión, y éste parece ser la edad.

Se sabe que las estrellas con menor edad poseen una velocidad de rotación mayor que la que corresponde a una estrella del mismo tipo espectral más vieja. Por lo tanto, es de esperar que la actividad de la estrella más joven sea también mayor. En las estrellas binarias sin embargo, esto no ocurre, ya que el periodo de rotación viene marcado por el periodo orbital del sistema, dado que ambos terminan por sincronizarse. Así, estrellas de diferente edad pueden presentar la misma velocidad de rotación, pero no necesariamente la misma actividad. Esto sugiere que la eficiencia del transporte convectivo varía con la edad y muy probablemente con la gravedad. Las estrellas aisladas, por su parte, no presentan este problema puesto que no existe interacción con una segunda componente. Así, su velocidad de rotación sólo depende de la edad, de forma que aquella disminuye según aumenta ésta. No obstante, se encuentran casos de estrellas aisladas más viejas que aún conservan una tasa de rotación muy alta. Esto influye en la relación actividad-rotación aumentando la dispersión.

En la figura 7.16 se han representado las estrellas de la exploración espectroscópica, junto con las estrellas de Montes et al. (1995 y 1996), en un diagrama $\log R_{HK}$ vs. $\log Ro$. Los objetos de nuestra muestra se han denotado con símbolos distintos dependiendo de la abundancia de litio que presentan. Como se explicó en las secciones 2.3.4 y 3.4, la abundancia de este elemento es muy útil a la hora de asignar un rango de edad a las estrellas jóvenes de los últimos tipos espectrales. Así, hemos dividido la muestra en cuatro rangos de edad según la anchura equivalente de la línea de litio $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ ($EW(Li I)$): edad menor a la del cúmulo Pleiades ($EW(Li I) > \text{Pleiades}$), similar a la de dicho cúmulo ($EW(Li I) \sim \text{Pleiades}$), igual a la del cúmulo Ursa Major ($EW(Li I) \sim \text{Ursa Major}$) y similar a la de Hyades ($EW(Li I) \sim \text{Hyades}$). Aquellas estrellas con una abundancia mayor tienden a situarse en la región del diagrama de mayor actividad

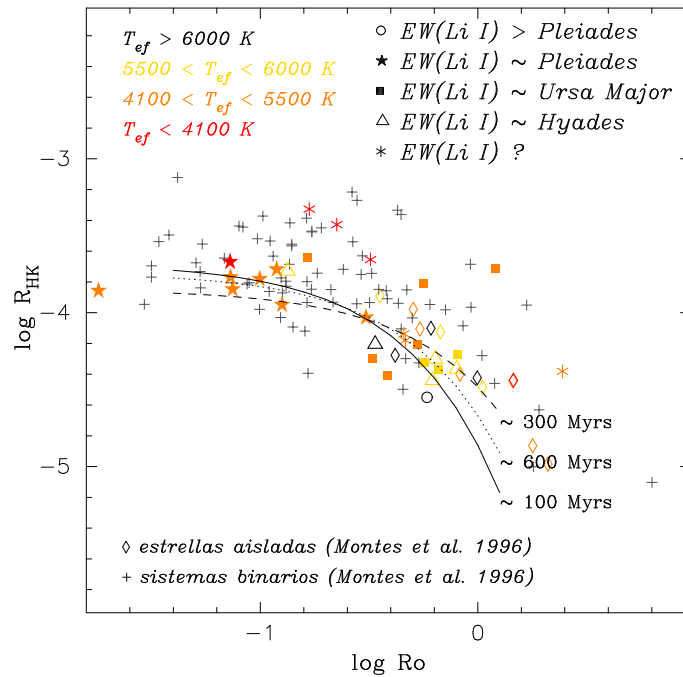


Figura 7.16: $\log R_{HK}$ vs. $\log Ro$ para las estrellas de nuestra muestra y las de Montes et al. (1995 y 1996). Las líneas continua, discontinua y de puntos corresponden al mejor ajuste a las estrellas aisladas con una edad similar a la del cúmulo Pleiades (~ 100 Myrs), Ursa Major (~ 300 Myrs) e Hyades (~ 600 Myrs), respectivamente.

y menor Ro . Por el contrario, las estrellas con abundancia de litio menor, y por tanto con mayor edad, se sitúan en la región de menor actividad y, por consiguiente, mayor Ro . Sin embargo, existen estrellas con una $EW(Li I)$ pequeña que presentan un valor de Ro similar al de estrellas más jóvenes y cuyo nivel de actividad es mayor. Tal es el caso de la estrella V889 Herculi, representada con un triángulo amarillo en la figura y V834 Tau, denotada con un cuadrado naranja y situada junto a la anterior.

Se ha ajustado una curva a cada uno de los rangos de edades excepto para $EW(Li I) > Pleiades$ dado que únicamente contamos con un punto. El resultado está indicado en la figura 7.16: la línea continua marca el mejor ajuste para las estrellas con edad similar a la del cúmulo Pleiades; la línea discontinua corresponde al ajuste para estrellas con edad similar a la de Ursa Major; y la línea de puntos denota la curva que siguen los objetos con edad igual a la de Hyades. Respectivamente,

$$\log R_{HK} = (-3.68 \pm 0.44) - (1.18 \pm 0.03)Ro \quad (7.21)$$

$$= (-3.84 \pm 0.51) - (0.63 \pm 0.10)Ro \quad (7.22)$$

$$= (-3.74 \pm 0.29) - (0.93 \pm 0.07)Ro \quad (7.23)$$

con correlaciones $r = 0.77, 0.45$ y 0.88 . Para el cálculo se han desechado las estrellas con fulguraciones EV Lac y AD Leo ya que los datos no corresponden a su estado quiescente, HD 17382 por tratarse de una estrella binaria y HD 125161B dada la incertidumbre en el valor de su periodo de rotación (véase sección 7.2.1).

La escasez de puntos hace que las relaciones obtenidas no posean una gran precisión, en especial la encontrada para $EW(Li I) \sim Ursa Major$. Sin embargo, aunque es necesario realizar un estudio más detallado ampliando considerablemente la muestra,

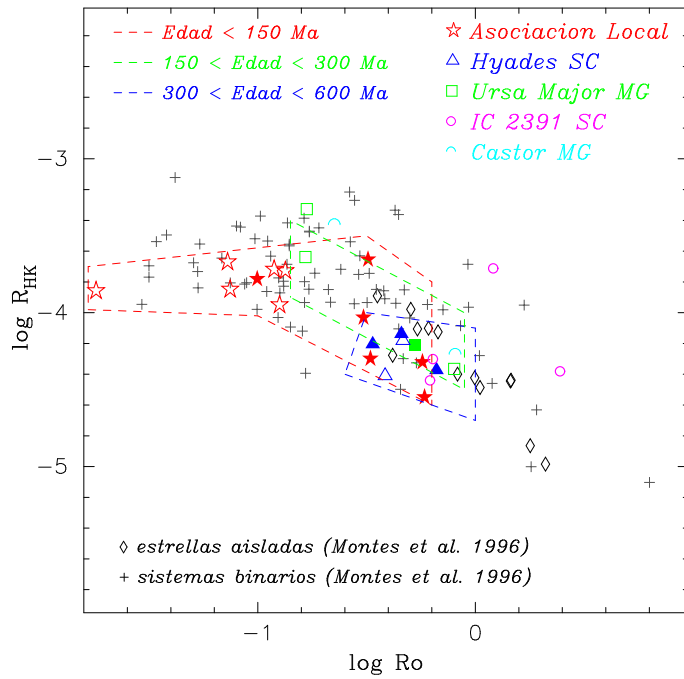


Figura 7.17: $\log R_{\text{HK}}$ vs. $\log Ro$ para las estrellas de nuestra muestra y las de Montes et al. (1995 y 1996), según su pertenencia a los distintos grupos de movimiento. Los posibles miembros de los grupos más jóvenes se sitúan en regiones de mayor actividad y menor número de Rossby, mientras que aquellas candidatas a pertenecer a grupos más viejos se encuentran en la región de menor actividad.

los resultados apuntan claramente a la edad como factor determinante en la dispersión existente en la relación actividad-rotación. El estudio de la posición en el diagrama de las estrellas pertenecientes a los distintos grupos de movimiento (figura 7.17) sugiere que la curva ajustada de forma general en el diagrama $\log R_{\text{HK}}$ vs. $\log Ro$, la cual denota la relación, es una superposición de curvas definidas por estrellas de diferente edad.

Capítulo 8

Conclusiones

En este trabajo se ha llevado a cabo un estudio cinemático y espectroscópico de estrellas aisladas de los últimos tipos espectrales miembros de los grupos de movimiento más jóvenes, lo que ha permitido evaluar la existencia de subgrupos de edad dentro de los grupos cinemáticos, así como determinar la relación que existe entre la actividad estelar, la rotación y la edad en las estrellas frías. Las conclusiones extraídas de este estudio pueden resumirse en cinco grandes apartados:

1. En primer lugar, se ha recopilado un catálogo de estrellas frías, posibles miembros de los grupos de movimiento jóvenes en base, principalmente, a su cinemática:
 - De una lista inicial de más de 1200 estrellas de tipos F, G, K y M, anteriormente clasificadas como miembros o candidatas a pertenecer a estos grupos de movimiento jóvenes por diferentes indicadores de edad, se han determinado las componentes de la velocidad galáctica (U , V , W) para las 638 estrellas de las que se dispone de los datos astrométricos necesarios, así como el valor de su velocidad radial. De ellas, han sido seleccionados 535 objetos que se encuentran dentro de los límites de la población estelar joven de disco en los planos- UV y WV .
 - En total, se han clasificado 120 candidatas de la Asociación Local, 118 del supercúmulo Hyades, 84 del grupo de movimiento Ursa Major, 53 del supercúmulo IC 2391, 34 del grupo de Castor y 126 estrellas jóvenes de disco cuya clasificación no está clara, pero que se encuentran dentro de los límites de la población estelar joven. A todos los posibles miembros de los diferentes grupos se les han aplicado los criterios astrométricos de Eggen con el fin de delimitar la extensión de éstos en el diagrama de velocidades.
 - Asimismo, se ha comprobado la necesidad de aplicar otros criterios de pertenencia, que determinen la edad de las estrellas incluidas en cada grupo cinemático. Por un lado, se han obtenido los datos fotométricos en los índices de color $B - V$ y $V - I$, con el fin de realizar un ajuste a isocronas de edad en el diagrama color-magnitud. Por otro lado, se ha estudiado la abundancia de litio y la actividad magnética como indicadores espectroscópicos de edad en estrellas frías jóvenes.

2. En segundo lugar, se ha realizado una exploración espectroscópica de miembros de estos grupos de movimiento para determinar sus propiedades espectroscópicas:
 - En total, 144 estrellas han sido observadas, cubriendo todo el rango de temperaturas desde 3400 hasta 6800 K. De ellas, 105 están incluidas en la muestra inicial de 535 candidatas, mientras que las otras 39 estrellas, de las que no existen medidas de la velocidad radial en la bibliografía, han sido seleccionadas en base a su alto nivel de actividad o a su abundancia de litio.
 - Las observaciones se han llevado a cabo con espectrógrafos de alta resolución espectral de tipo *echelle*, lo que ha permitido realizar un estudio simultáneo de todos los indicadores de actividad cromosférica en el rango óptico, desde las líneas H y K de Ca II hasta el triplete infrarojo (IRT), incluyendo las líneas de la serie de Balmer H_ϵ , H_δ , H_γ , H_β y H_α , el triplete b de Mg I, la línea He I D₃ y el doblete D₁ y D₂ de Na I.
 - El extenso rango espectral observado ha permitido el estudio de la velocidad radial, velocidad de rotación, el tipo espectral y la abundancia de litio de todas las estrellas. Asimismo, se ha utilizado la técnica de la sustracción espectral para determinar la anchura equivalente del exceso de emisión en las diferentes líneas cromosféricas. Con ello, ha podido calcularse el exceso de flujo emitido en la superficie de la estrella.
 - Algunos de los objetos han sido observados en más de una ocasión, comprobándose la existencia de variaciones en la actividad magnética de muchos de ellos, debidas principalmente a ciclos de actividad, modulación rotacional de regiones activas y fulguraciones. Estas últimas han sido observadas en estrellas de tipos tan tempranos como K2. Hasta la fecha, salvo en la estrella LQ Hydrae, este tipo de eventos habían sido observados únicamente en rayos X y en ultravioleta, detectándose en el rango óptico en las enanas de tipo M más activas.
3. Con los resultados obtenidos para las estrellas de la exploración espectroscópica y los recopilados para las del catálogo, se ha profundizado en el estudio de los grupos cinemáticos:
 - La utilización simultánea de los criterios de pertenencia cinemáticos, espectroscópicos y fotométricos ha llevado a la detección de varios subgrupos de edad dentro de los grupos principales. Su existencia confirma la hipótesis de que los grupos de movimiento están constituidos por la superposición de pequeños subgrupos de estrellas con un origen común, pero que no se encuentran ligadas gravitacionalmente, y que se han dispersado gracias a la rotación galáctica. Algunos de los subgrupos coinciden con los encontrados anteriormente en los estudios con estrellas calientes. Sin embargo, varios de ellos han sido definidos por primera vez en este trabajo:
 - En la Asociación Local, se ha confirmado la existencia de cuatro subgrupos con edades similares a las encontradas en la bibliografía utilizando estrellas calientes. A estos hay que añadir un nuevo subgrupo situado en los límites de la región de la población joven de disco, con una edad de entre 50 y 80 millones de años (Ma) y que está asociado a la estrella PW Andromedae.

- En el grupo de movimiento Ursa Major, se han encontrado dos subgrupos, el más viejo de ellos con una edad de alrededor de 600 Ma y el más joven de entre 30 y 300 Ma.
 - En la región del plano-*UV* correspondiente al supercúmulo IC 2391, se ha confirmado la existencia de tres subgrupos de edad: el primero de ellos de unos 700 Ma, el segundo con una edad menor a la del cúmulo Coma, de unos 400 Ma y el tercero posiblemente asociado al cúmulo IC 2391, con 10 Ma. No obstante, la cantidad de estrellas pertenecientes a este último subgrupo impide confirmar claramente su existencia.
 - Por último, en la región del grupo de Castor se han detectado, al menos, tres subgrupos con edades de ~ 600 , ~ 400 y 80 - 200 Ma, respectivamente, estando el segundo de ellos asociado al cúmulo estelar Coma Berenices.
- Asimismo, se ha estudiado la posible relación de los subgrupos con cúmulos estelares, asociaciones OB, asociaciones T y de estrellas jóvenes en general, descubiertas recientemente.
4. Paralelamente, se ha llevado a cabo un estudio de las relaciones flujo-flujo para todos los indicadores de actividad cromosférica observados, con el fin de determinar la conexión entre la emisión en la alta, media y baja cromosfera. Comúnmente, se utilizan las líneas H y K de Ca II así como H_α . Aquí se han utilizado, además, todas las líneas de la serie de Balmer desde H_α hasta H_ϵ y el triplete infrarojo de Ca II.
- Los resultados obtenidos indican una clara correlación entre la actividad en las diferentes líneas, observándose que la pendiente de las relaciones aumenta, con la altura en la que se forma la línea en la cromosfera.
 - Por otro lado, la dispersión general encontrada en dichas correlaciones parece deberse a las variaciones en la actividad de las estrellas y no a otros factores como la temperatura o la edad. La independencia de dichas relaciones con respecto a la clase de luminosidad y la temperatura de las estrellas demuestra que, cuando a través del campo magnético se deposita energía no radiativa en la alta atmósfera, las pérdidas radiativas de las diferentes partes de la atmósfera se ajustan a una distribución bien definida.
 - En este estudio se ha demostrado, también, que las líneas del triplete infrarojo (IRT) de Ca II son excelentes indicadores de la actividad magnética; la mayor emisión de las estrellas frías en la región del infrarojo cercano frente a la de la región de las líneas H y K, convierte al triplete infrarojo en el indicador óptimo en el rango óptico. Asimismo, la comparación del exceso de emisión en las líneas del IRT con respecto al de H_α permite distinguir estrellas con fulguraciones frente a aquellas que no muestran tales eventos.
 - Asimismo, se ha determinado el valor de la razón entre la emisión en las líneas H_α y H_β , y las líneas del triplete infrarojo en 8542 y 8498 Å, para todas las observaciones de cada una de las estrellas de la muestra. Su estudio ha permitido distinguir entre la emisión que proviene de regiones activas del tipo de las playas cromosféricas y la que procede de regiones extensas como las protuberancias.

5. Por último, se ha estudiado la relación entre la actividad y la rotación estelar, así como el efecto que en ella produce la edad de las estrellas:
 - Por un lado, se ha demostrado la existencia de una dicotomía entre estrellas aisladas y binarias en la relación de la actividad con el periodo de rotación cuando se utilizan tanto la línea H_{α} como la línea K de Ca II, siendo el efecto en esta última mucho más notorio. Por otro, se ha observado la existencia de una región de saturación y, por primera vez, de supersaturación en las líneas cromosféricas.
 - Se ha estudiado, también, la dependencia de la emisión cromosférica con el número de Rossby, que tiene en cuenta no sólo la velocidad de rotación de la estrella sino también las características de su zona convectiva.
 - En general, tanto en los diagramas de flujos absolutos como relativos al flujo bolométrico frente al periodo de rotación y frente al número de Rossby, se ha encontrado una gran dispersión en los datos. A rasgos generales, existe una tendencia a que las estrellas más jóvenes muestren un nivel de actividad mayor, como es de esperar dada su mayor velocidad de rotación. No obstante, para un mismo periodo de rotación, estrellas de distintas edades muestran un nivel de actividad distinto. Esto demuestra que no existe una relación directa entre la actividad y la edad a través de la relación rotación-edad, como se ha mantenido hasta ahora; la variación en la estructura de la capa convectiva con la edad en estrellas frías debe inducir, pues, un cambio en el mecanismo de dinamo, produciéndose así una variación en el nivel de actividad magnética.

Finalmente, el catálogo resultante es de mucha utilidad para la búsqueda de componentes muy poco masivas y objetos subestelares (estrellas de tipos L, T, enanas marrones y exoplanetas gigantes) a través de imagen directa y constituye un primer paso en la caracterización espectroscópica de estrellas frías cercanas que serán estudiadas por las misiones espaciales DARWIN y TPF, dedicadas a la búsqueda de planetas extrasolares.

Apéndice A

Estrellas que presentan variaciones en la actividad magnética

Las estrellas activas pueden presentar variabilidad en las líneas cromosféricas debido a la variación de la actividad magnética producida por la continua generación de regiones activas que, por regla general, desaparecen al cabo de unos días. Asimismo, algunos eventos esporádicos como las fulguraciones y microfulguraciones afectan de manera notable a algunas líneas, dando como resultado el incremento en la intensidad de éstas durante un tiempo, típicamente del orden de horas. No obstante, se han encontrado fulguraciones cuya fase de decaimiento se ha demorado varios días en estrellas de tipo K (véase Montes et al., 1999a; López-Santiago et al., 2003 y referencias allí dadas) y otras con una frecuencia de sólo unos pocos minutos en estrellas M (Crespo-Chacón et al., 2004). A todo ello hay que añadir la existencia de ciclos de actividad similares al encontrado en el Sol, con periodos que van desde unos pocos hasta decenas de años (Wilson, 1978; Vaughan et al., 1981).

Por otro lado, la rotación estelar también puede afectar a las líneas cromosféricas. Aunque su efecto es generalmente despreciable, en ocasiones se ve intensificado por la generación localizada de las regiones activas. Éstas co-rotan con el disco estelar, lo que produce su aparición y desaparición por el limbo estelar si la inclinación de la estrella es favorable. En aquellos momentos en los que la región es visible, es decir, cuando se encuentra en el hemisferio visible de la estrella, se intensifican las líneas cromosféricas, mientras que éstas se hacen más débiles cuando aquella se esconde por el limbo. Así, se han identificado varias estrellas donde este efecto es claramente visible (Vaughan et al., 1981b; Schrijver, 1988; Doyle et al., 1988; Allain et al., 1996; López-Santiago et al., 2003).

La observación en diferentes épocas de algunas de las estrellas de la exploración espectroscópica ha permitido identificar algunos objetos que presentan variabilidad en las líneas cromosféricas debido a las causas descritas anteriormente (véase tabla A.1). Este tipo de variaciones puede afectar a las relaciones flujo-flujo y actividad-rotación (véase capítulo 7) aumentando la dispersión general. En este apéndice se presentan los espectros de estas estrellas en diferentes fases de actividad: variaciones cíclicas (cic.), modulación rotacional (mod.) y fulguraciones (fl.).

Tabla A.1: Estrellas que presentan algún tipo de variación en las líneas cromosféricas durante nuestras observaciones, debido a variaciones en la actividad magnética.

Nombre	Tipo espectral	# de observaciones	Tipo de variaciones [†]
PW And	K2 V	39	mod., cic., fl.
BD+17 232	K3 V	6	fl.
BD+20 1790	K5 V	6	fl.
FP Cnc	K7 V	2	-
DK Leo	K7 V	2	-
RE J1507+76	K3 V	7	mod.
V1054 Oph	M3.5 V	7	fl.
V383 Lac	K1 V	15	mod., cic., fl.
V368 Cep	K0 V	11	mod.

[†] mod: modulación rotacional; cic: ciclos de actividad; fl: fulguraciones y microfulguraciones.

A.1. PW Andromedae (HD 1405)

Esta estrella joven (Montes et al., 2001c; López-Santiago et al., 2003) presenta una gran abundancia de litio así como una intensa actividad magnética: tanto las líneas Ca II H & K y triplete infrarojo (IRT), como H_α se encuentran en emisión por encima del continuo; asimismo, se ha encontrado emisión de la cromosfera y de la región de transición en el rango ultravioleta (Ambruster et al., 1998; Wood et al., 2000). Su identificación como la fuente de rayos X 2RE J001820+305 (Pye et al., 1995; Kreysing et al., 1995; Thomas et al., 1998; Rutledge et al., 2000) confirma su juventud; la edad estimada a partir del diagrama color-magnitud y de su abundancia de litio es de 30 - 80 millones de años (Ma).

Strassmeier et al. (1988) incluyó a PW And como candidata en su primera versión del catálogo de estrellas binarias cromosféricamente activas. Sin embargo, Griffin (1992) no encontró evidencia de variabilidad en su velocidad radial, lo que indica que se trata de una estrella aislada. Actualmente se sabe que HD 1405 muestra variaciones en velocidad de hasta 6 km s^{-1} debido a la presencia de grandes manchas fotosféricas que modifican el perfil de las líneas de absorción (López-Santiago et al., 2003). La velocidad radial media obtenida en este trabajo es de $-11.2 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$, muy próxima a la determinada por Fehrenbach & Burnage (1982) de -11.5 km s^{-1} . Su periodo fotométrico (P_{tot}) fue medido por Hooten & Hall (1990), obteniendo como valor más probable 1.745 días que, junto con la velocidad de rotación de 22.6 km s^{-1} (López-Santiago et al., 2003), convierten a esta estrella en una buena candidata para realizar mapas de inversión de líneas para estudiar la existencia de manchas en el disco.

En la figura A.1 se ha representado la variación en la velocidad radial y en la anchura equivalente EW de las líneas Ca II K y H_α frente a la fase en dos periodos de tiempo distintos. La modulación con la rotación de la actividad cromosférica es muy clara en ambos, así como su relación con la variabilidad en la actividad fotosférica, observada aquí a partir de las variaciones en velocidad radial.

Por otro lado, en nuestras observaciones se ha encontrado variabilidad en las distintas épocas, que hace pensar en un ciclo de actividad similar al encontrado en el Sol y con una duración de unos pocos años (figura A.2). Además, se han observado fulgu-

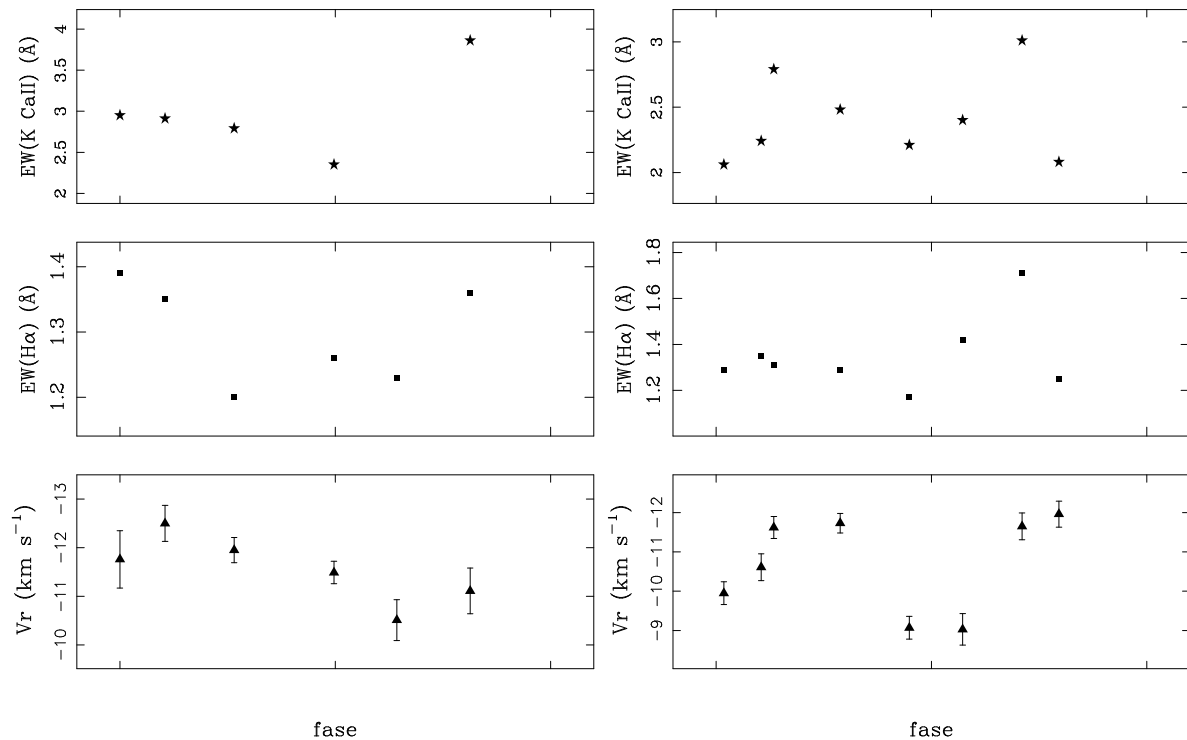


Figura A.1: Modulación rotacional en la actividad fotosférica y chromosférica de PW And en las campañas de 2.2m-FOCES 1999/07 (**izquierda**) y NOT-SOFIN 2002/08 (**derecha**) (véase sección 4.2).

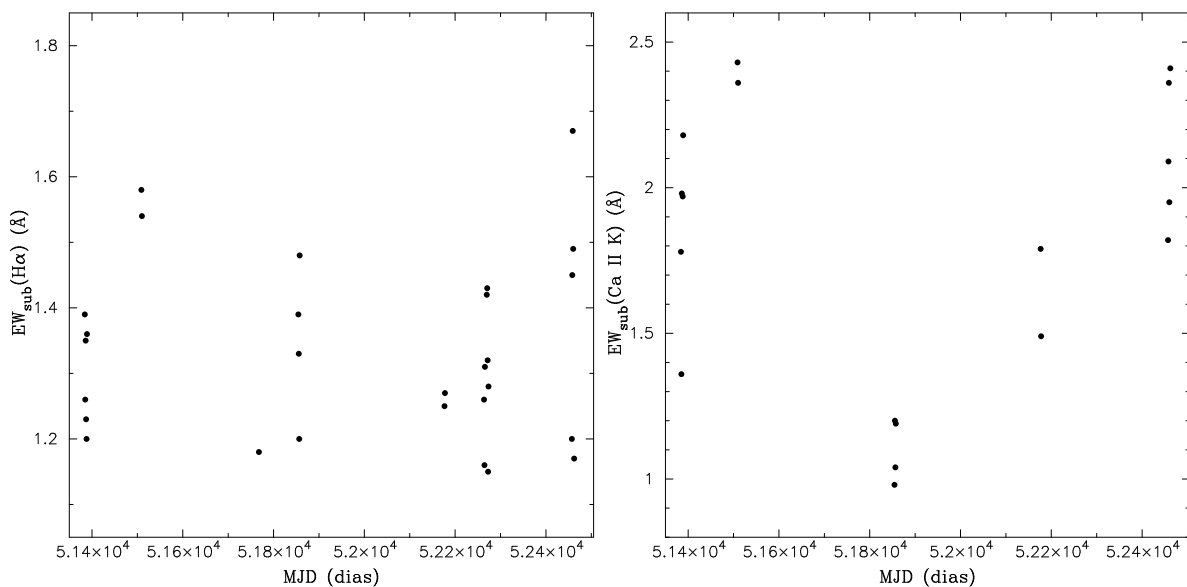


Figura A.2: Variación en la actividad de PW And en un periodo de cuatro años en las líneas H_{α} (**izquierda**) y Ca II K (**derecha**).

raciones con diferente intensidad en tres épocas distintas: 2001/12, 2002/07 y 2002/08 (López-Santiago et al., 2003; Montes et al., 2004). En las figuras A.3 y A.4 se presenta el efecto de la fulguración de 2001/12 en la línea H_{α} , y en el doblete de Na I y la línea He I D_3 , respectivamente.

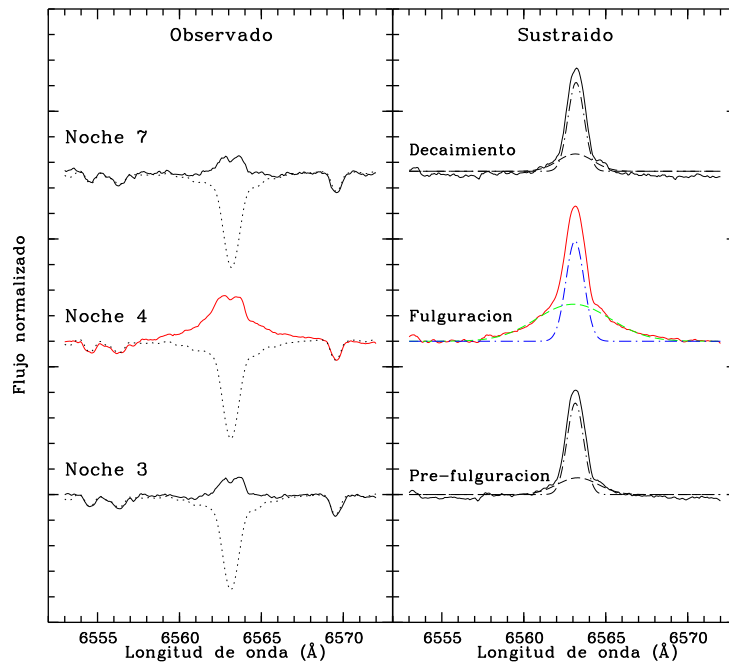


Figura A.3: Efecto de una fulguración en la línea H_{α} de la estrella PW And. La fulguración tuvo lugar en la campaña HET-HRS 2001/12 - 2002/02 (véase sección 4.2). La componente ancha (línea discontinua en el panel derecho) se vuelve claramente visible durante el máximo, aunque no llega a desaparecer durante la fase de decaimiento ni en el estado quiescente.

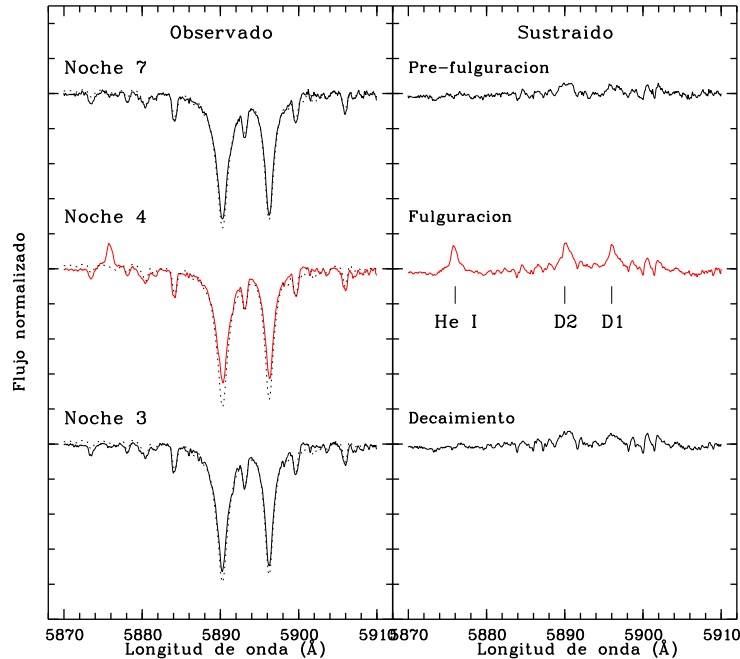


Figura A.4: Efecto de una fulguración en la región del doblete de Na I de la estrella PW And. El evento tuvo lugar en la campaña HET-HRS 2001/12 - 2002/02 (véase sección 4.2). La línea He I D_3 aparece claramente en emisión por encima del continuo durante la fulguración.

A.2. BD+17 232 (RE J0137+18)

Esta gemela de PW And de tipo K3 Ve presenta, también, líneas de emisión intensas en Ca II H & K e IRT, así como H_α por encima del continuo (véase figuras B.2 - B.4). Su velocidad de rotación proyectada, $v_{\text{seni}} = 20.4 \pm 0.9 \text{ km s}^{-1}$, es indicativa de una estrella joven. El valor de $EW(\text{Li I})$ medido en nuestros espectros (406 mÅ) y su posición en el diagrama color-magnitud sugieren una edad de 10 - 30 Ma (véase tabla 6.9); se trata pues, de una estrella post-T Tauri.

En las observaciones llevadas a cabo en esta investigación se han detectado dos fulguraciones (figuras A.5 y A.6), separadas por dos días, lo que indica una gran actividad magnética.

A.3. BD+20 1790 (2RE J0723+20)

Con un tipo espectral K5, algo más tardío que la anterior, esta estrella presenta emisiones muy intensas en todas las líneas cromosféricas desde Ca II H & K hasta IRT, pasando por las líneas de la serie de Balmer (véase figuras B.2 - B.4). No obstante, su $EW(\text{Li I})$ (85 mÅ) y la edad determinada a partir del ajuste de isocronas demuestran que se trata de una estrella de mayor edad ($\sim 80 - 100 \text{ Ma}$).

En las figuras A.7 y A.8 se muestra la fulguración detectada en una de las campañas de observación en las regiones de H_α y el doblete de Na I, respectivamente.

A.4. FP Cancri y DK Leonis

Ambas han sido clasificadas en la bibliografía como estrellas con fulguraciones (véase Gershberg et al., 1999 y referencias allí dadas). Su tipo espectral (K7) y su intensa emisión en todas las líneas cromosféricas en el rango óptico (véase figuras B.2 - B.4), son indicativas de ello. Asimismo, tanto FP Cancri como DK Leonis se encuentran sobre la relación que siguen las estrellas con fulguraciones en el diagrama flujo-flujo $\log F_S(\text{Ca II } \lambda 8542)$ vs. $\log F_S(H_\alpha)$ (figura 7.6).

A pesar de que sólo se tienen dos observaciones consecutivas de cada estrella, se ha observado la aparición de línea He I D₃ en emisión de una noche a otra, indicativa de fulguraciones, en ambas (figuras A.9 y A.10).

A.5. RE J1507+76 (HD 135363)

Wichmann et al. (2003) determinaron una velocidad radial de -5.8 km s^{-1} , muy similar al valor medio de $-5.6 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$ obtenido por nosotros. Las pequeñas variaciones de hasta 3 km s^{-1} encontradas aquí se relacionan con la existencia de manchas fotosféricas, que modifican el perfil de las líneas de absorción (figura A.11).

A.6. V1054 Ophiuchus (HD 152751)

V1054 Ophiuchus es una estrella binaria visual ($P = 1.714$ años; $a = 0.218$ arcsec; Voute, 1046), donde la componente B (sólo 0.1 magnitudes menor que su compañera) es una binaria espectroscópica con un periodo de 2.97 días (Joy, 1947; Weis, 1982;

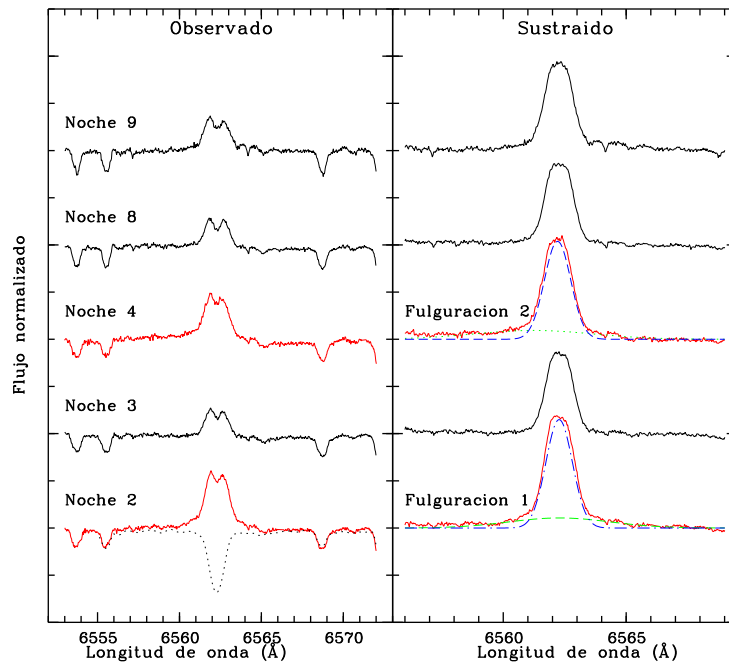


Figura A.5: Efecto en la línea H_{α} de dos fulguraciones consecutivas en la estrella BD+17 232. Las fulguraciones tuvieron lugar durante la campaña NOT-SOFIN 2002/08 (véase sección 4.2), están separadas dos noches. La componente ancha (línea discontinua en el panel derecho) se vuelve claramente visible durante el máximo.

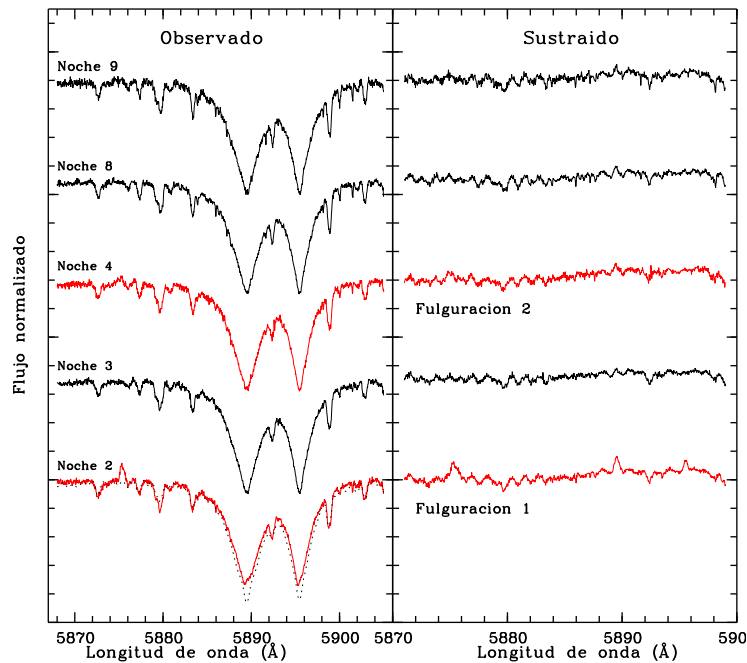


Figura A.6: Efecto de las fulguraciones de la figura A.5 en la región del doblete de Na I. La línea He I D_3 aparece claramente en emisión por encima del continuo durante la primera fulguración, aunque no es visible en la segunda, lo que indica una intensidad menor en ésta.

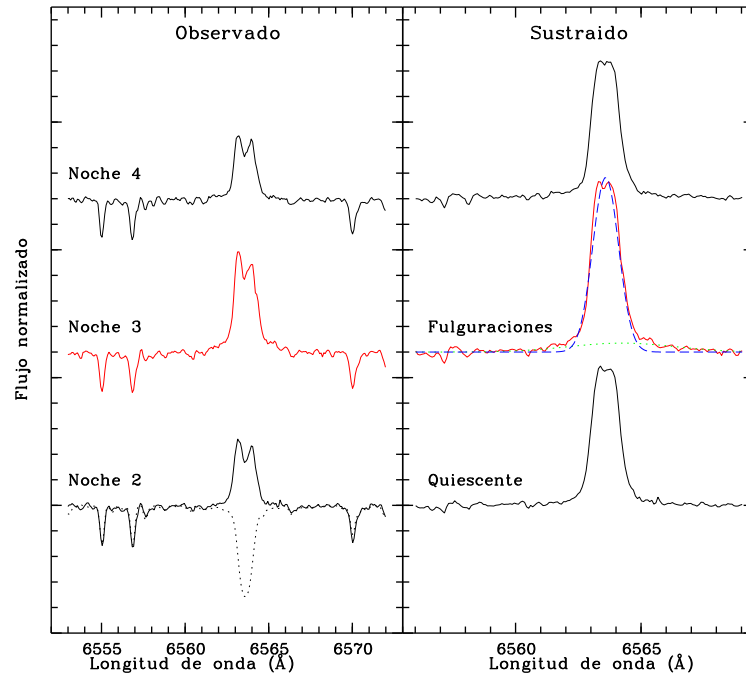


Figura A.7: Efecto de una fulguración en la línea H_{α} de la estrella BD+20 1790. La fulguración tuvo lugar en la campaña 2.2m-FOCES 2002/04 (véase sección 4.2). La componente ancha (línea discontinua en el panel derecho) se vuelve claramente visible durante el máximo.

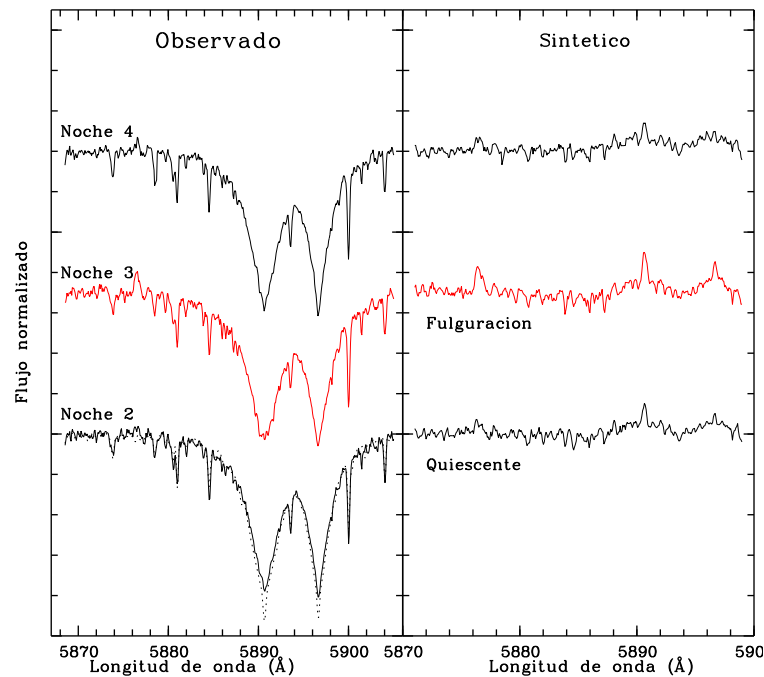


Figura A.8: Efecto de una fulguración en la región del doblete de Na I de la estrella BD+20 1790. La fulguración tuvo lugar en la campaña 2.2m-FOCES 2002/04 (véase sección 4.2). La línea He I D_3 aparece claramente en emisión por encima del continuo durante la fulguración.

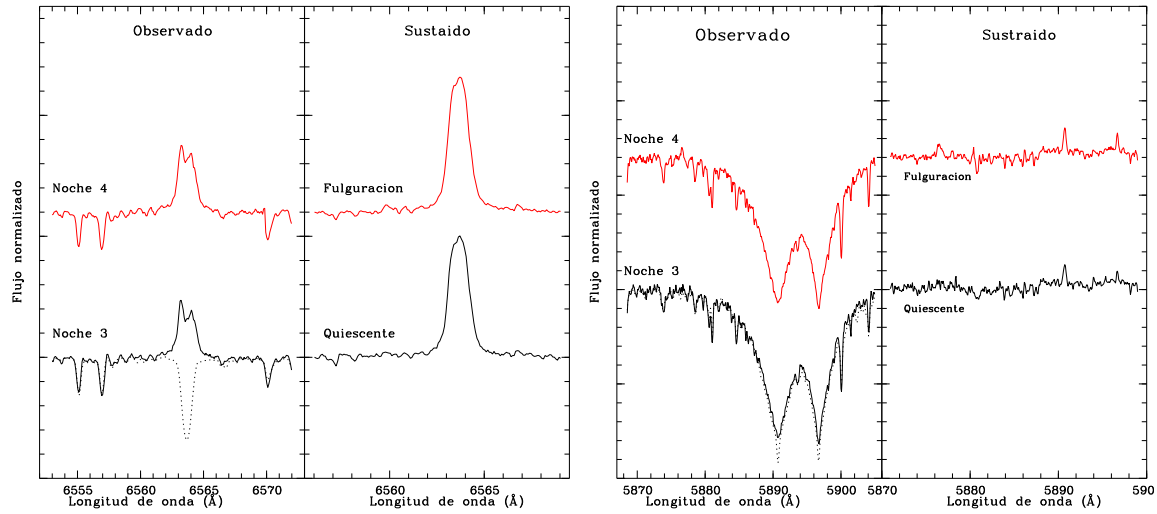


Figura A.9: Incremento de la actividad, posiblemente debido a una fulguración de baja intensidad en la estrella FP Cancri, en las regiones de $H\alpha$ y del doblete de Na I. La fulguración tuvo lugar en la campaña 2.2m-FOCES 2002/04 (véase sección 4.2).

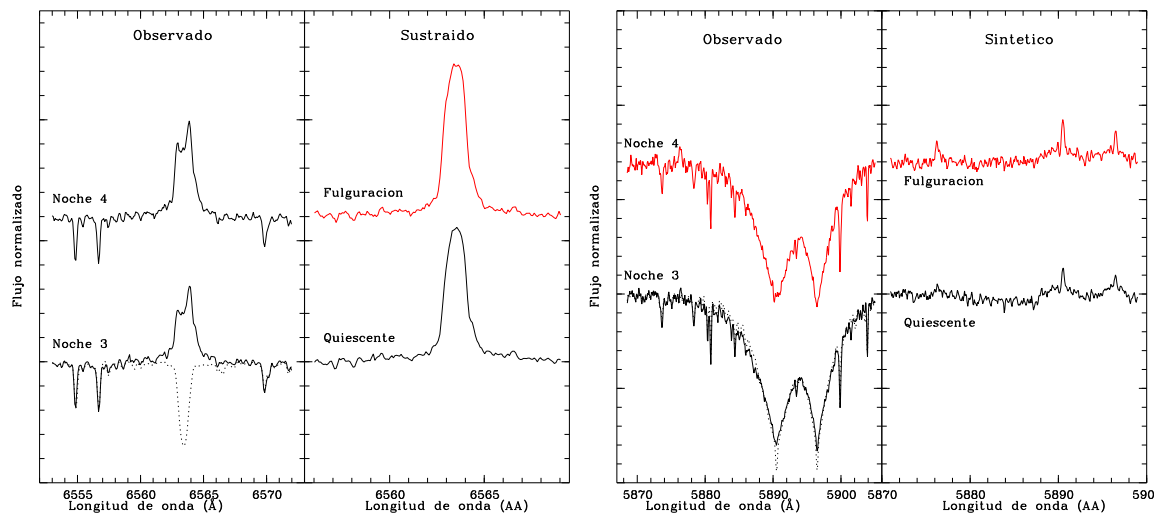


Figura A.10: Idem que figura A.9 para la estrella DK Leonis. La fulguración tuvo lugar en la campaña 2.2m-FOCES 2002/04 (véase sección 4.2).

Mazeh et al., 2001). Las tres componentes del sistema poseen un tipo espectral similar (dM3.5e) presentando fulguraciones en el óptico y rayos X (Eggen, 1965b; Kunkel, 1973; Doyle et al., 1986; Pettersen et al., 1984), lo que indica una actividad cromosférica intensa (Mathioudakis & Doyle, 1989). Observaciones espectroscópicas recientes con una gran resolución temporal muestran la existencia de fulguraciones menos intensas en una escala de tiempo muy corta (Crespo-Chacón et al., 2004).

Las observaciones realizadas en este trabajo incluyen una fulguración intensa (figura A.12), aunque no se puede distinguir la componente del sistema en la que se produjo el evento dado que no fue posible separar sus componentes en el espectro.

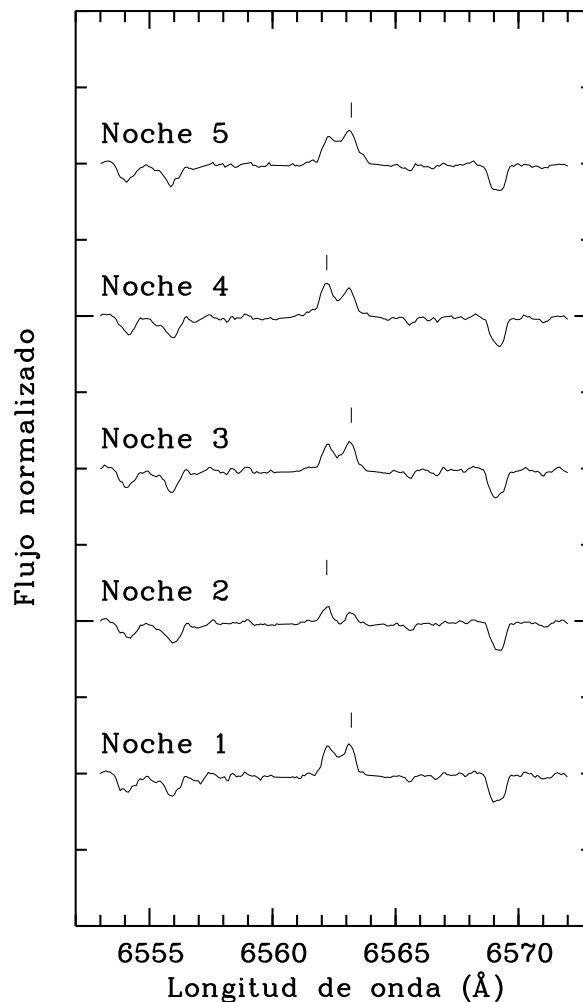


Figura A.11: Modulación rotacional en la línea H_{α} en RE J1507+76. Se ha marcado con un guión la posición del máximo valor en intensidad dentro del perfil de la línea.

A.7. V383 Lacertae (BD+48 3686)

Estudios espectroscópicos y fotométricos recientes (Mulliss & Bopp, 1994; Jeffries, 1995; Henry et al., 1995; Fekel, 1997; Osten & Saar, 1998) demuestran que se trata de una estrella aislada activa, de tipo espectral dK1, con una edad menor a la del cúmulo Pleiades y con una velocidad de rotación elevada ($P_{\text{rot}} = 2.42$ días; $v_{\text{sen } i} = 10 - 20 \text{ km s}^{-1}$). No obstante, la EW de la línea de litio en 6707.8 \AA ($EW(\text{Li I}) = 260 \text{ m\AA}$) y la actividad observada en nuestros espectros, sugieren que su edad es similar a la del cúmulo (Montes et al., 2001c). V383 Lac muestra las líneas Ca II H & K e IRT en emisión, pero no H_{α} , que presenta un llenado por emisión cromosférica hasta prácticamente el continuo (véase figura B.2). No obstante, se han observado variaciones en la actividad en todas las líneas cromosféricas en diferentes épocas (figura A.14), incluyendo una microfulguración (figura A.13).

Con una velocidad media de $-20.0 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$, V383 Lac muestra variaciones de hasta 4 km s^{-1} debido a la existencia de manchas fotosféricas. Éstas parecen estar ligadas a las variaciones encontradas en la actividad cromosférica (figura A.15) como ocurre en el caso de PW And.

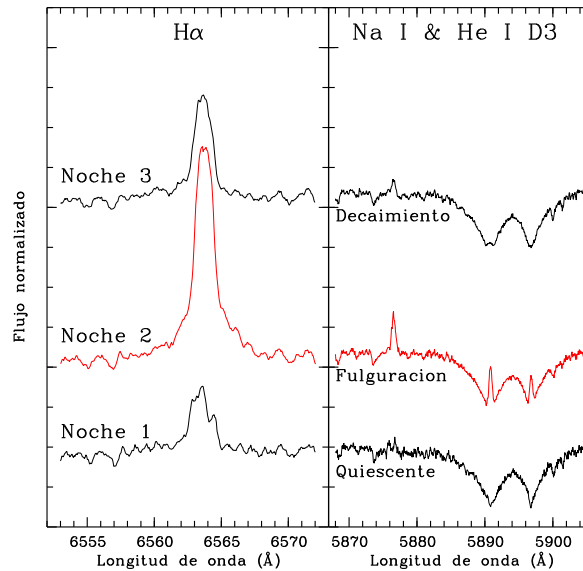


Figura A.12: Efecto de una fulguración en las líneas H_{α} (izquierda), Na I D_1 & D_2 y He I D_3 de la estrella V1054 Ophiuchus. La fulguración tuvo lugar en la campaña INT-MUSICOS 2000/08 (véase sección 4.2).

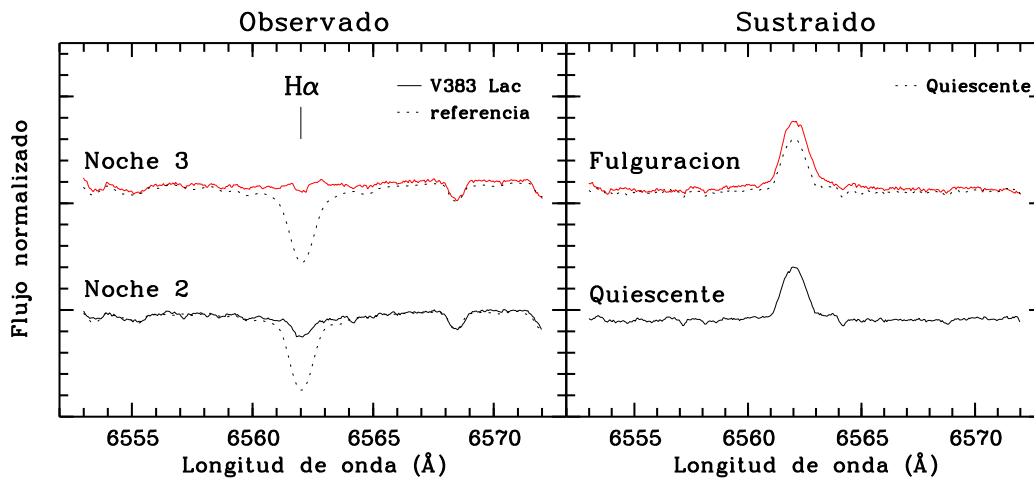


Figura A.13: Efecto de una micro-fulguración en la línea de H_{α} de la estrella V383 Lac. Ésta tuvo lugar en la campaña 2.2m-FOCES 1999/07 (véase sección 4.2).

A.8. V368 Cepheus (HD 220140)

V368 Cepheus ha sido clasificada recientemente como una estrella de tipo post-T Tauri (Chugainov et al., 1991b, 1993; Ambruster et al., 1998; Kahanpää et al., 1999), si bien la actividad que muestra es menor que la esperada para este tipo de objetos. Al igual que V383 Lac, presenta emisión en las líneas de Ca II pero no en H_{α} (véase figura B.2).

El periodo fotométrico medido de 2.74 días (Kahanpää et al., 1999) junto con la velocidad de rotación de 16.1 km s^{-1} (Fekel, 1997) o 16.8 km s^{-1} (determinada aquí: sección 5.2) confirman que se trata de una estrella con una tasa de rotación elevada. La velocidad radial media (V_r) determinada a partir de nuestras observaciones

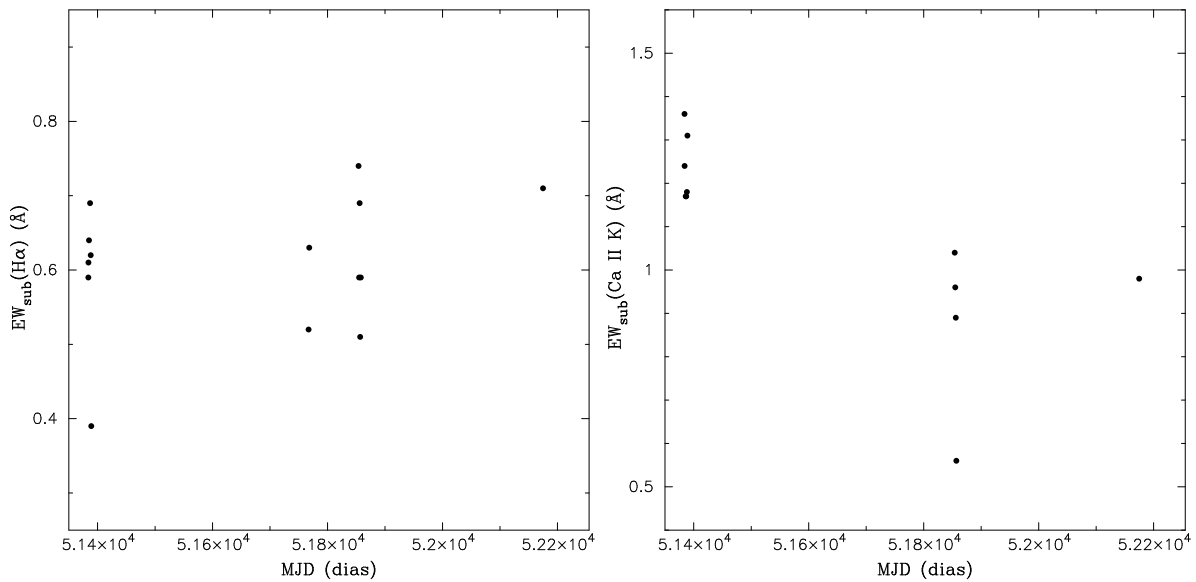


Figura A.14: Variación en la actividad de V383 Lac en un periodo de cuatro años en las líneas H_{α} (**izquierda**) y Ca II K (**derecha**).

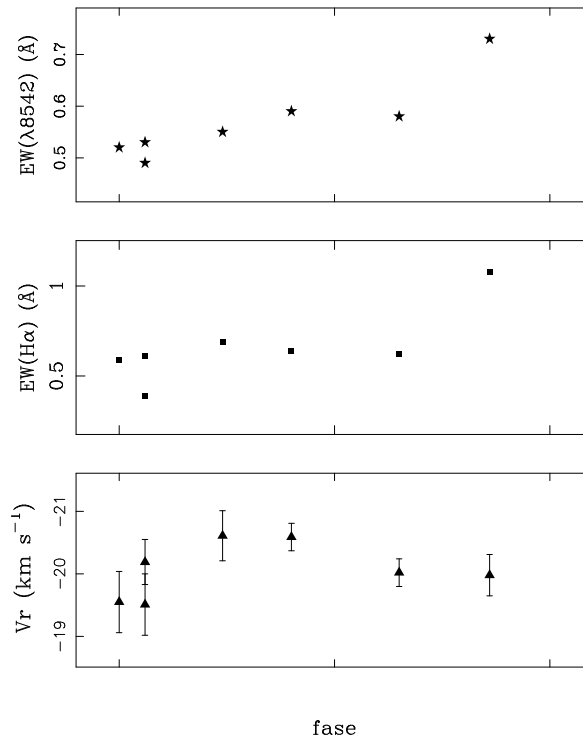


Figura A.15: Modulación rotacional en la actividad fotosférica y cromosférica de V383 Lac en la campaña de 2.2m-FOCES 1999/07 (véase capítulo 4). El valor más alto en la EW de ambas líneas corresponde a una fulguración (figura A.13).

($-16.3 \pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$) es muy próxima al rango dado en la bibliografía ($15 - 17 \text{ km s}^{-1}$, Chugainov et al., 1991b); las variaciones de hasta 2 km s^{-1} encontradas confirman este rango y demuestran la existencia de manchas fotosféricas moviéndose por el disco estelar. El buen acuerdo entre las variaciones en la actividad cromosférica y la fotosférica (figura A.16) sugiere que ambas se encuentran relacionadas.

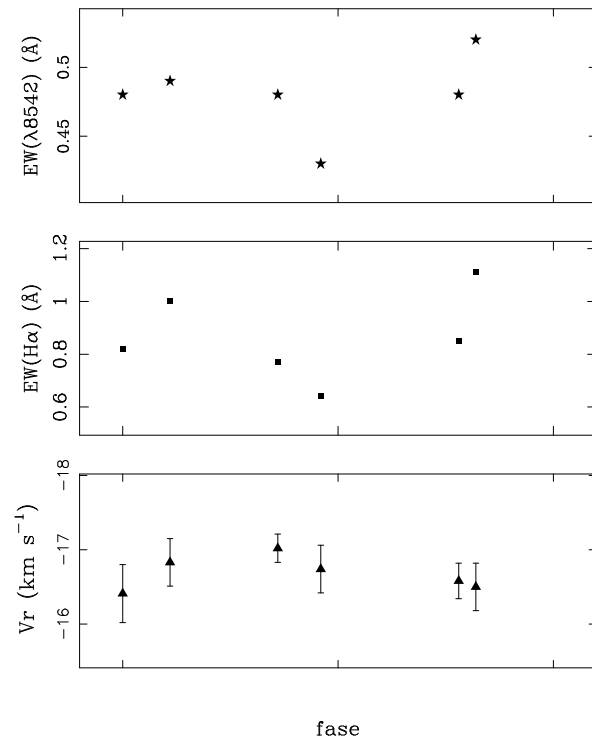


Figura A.16: Modulación rotacional en la actividad fotosférica y chromosférica de V368 Cepheus en la campaña de 2.2m-FOCES 1999/07 (véase sección 4).

Apéndice B

Espectros de las estrellas de la muestra

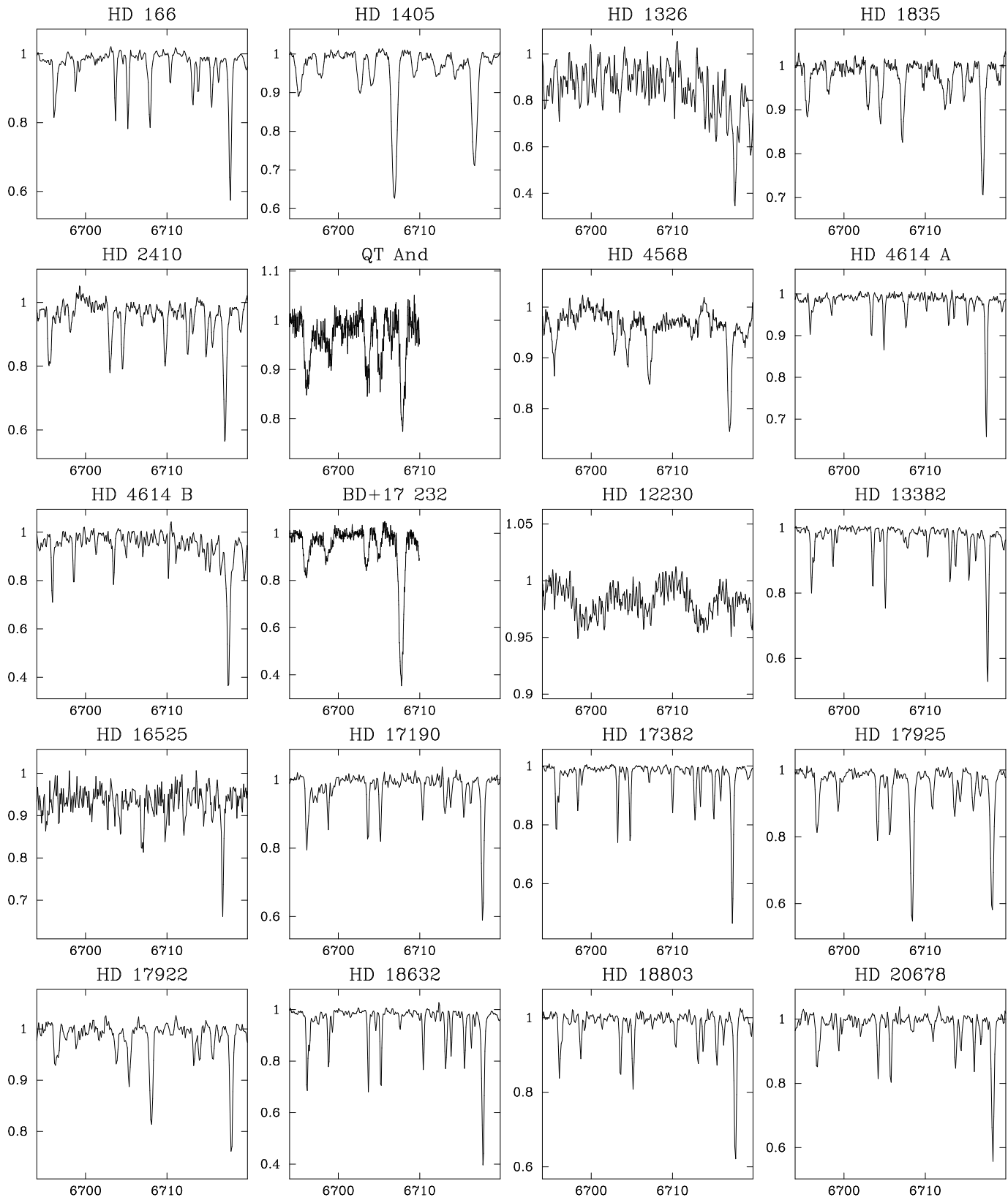


Figura B.1: Espectro en la región de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ de las estrellas de la exploración con observaciones en alta resolución.

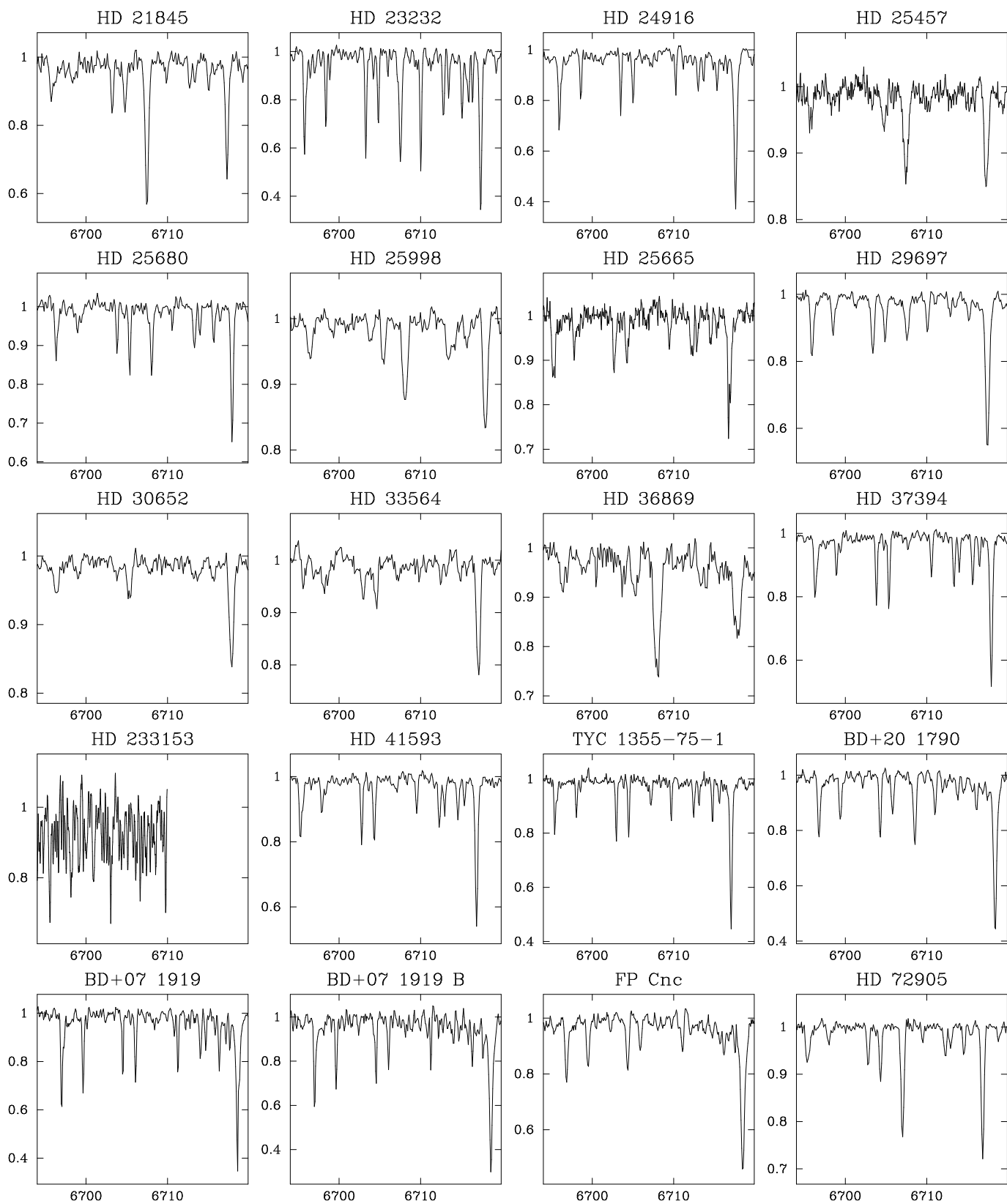


Figura B.1: Continuación.

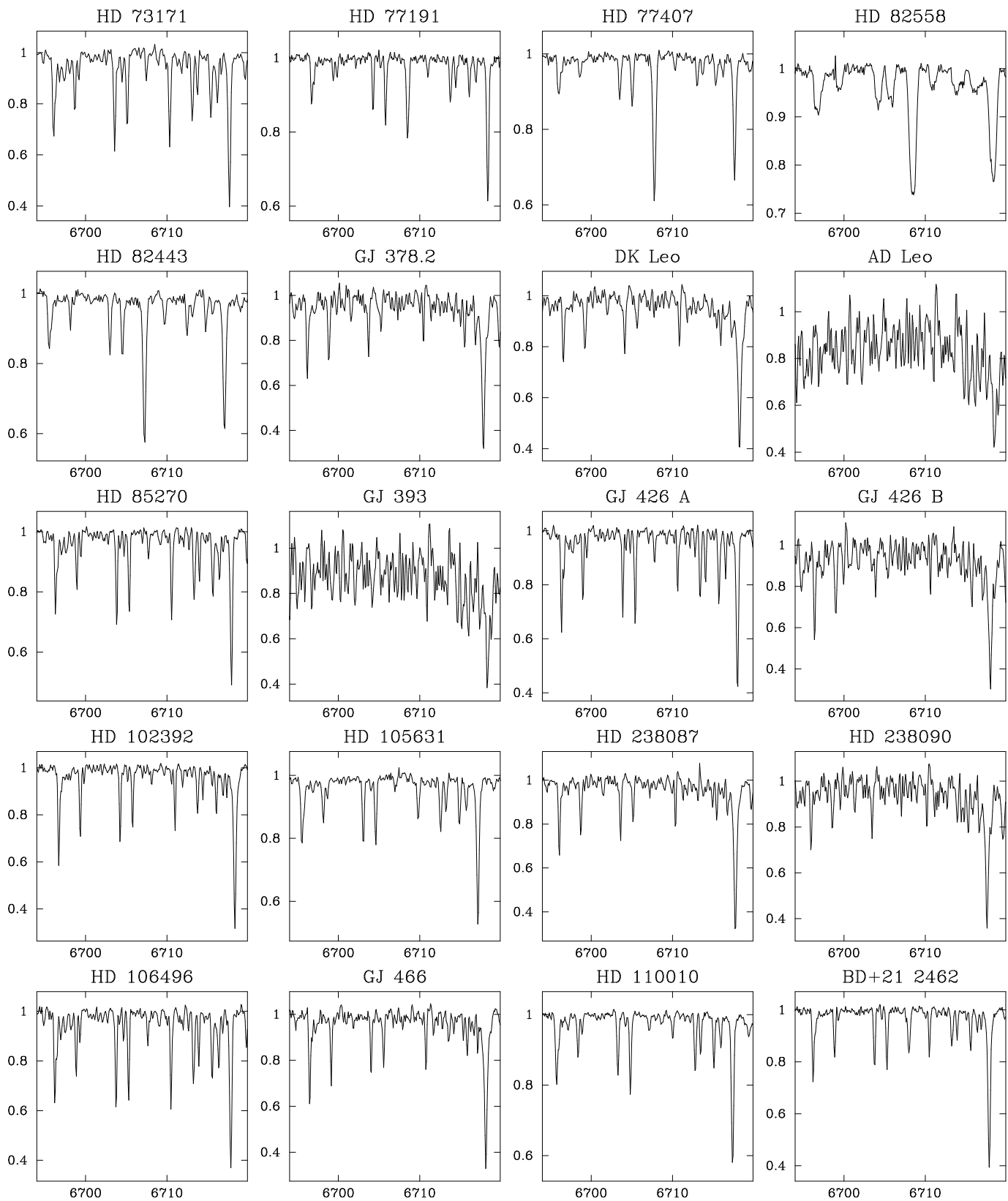


Figura B.1: Continuación.

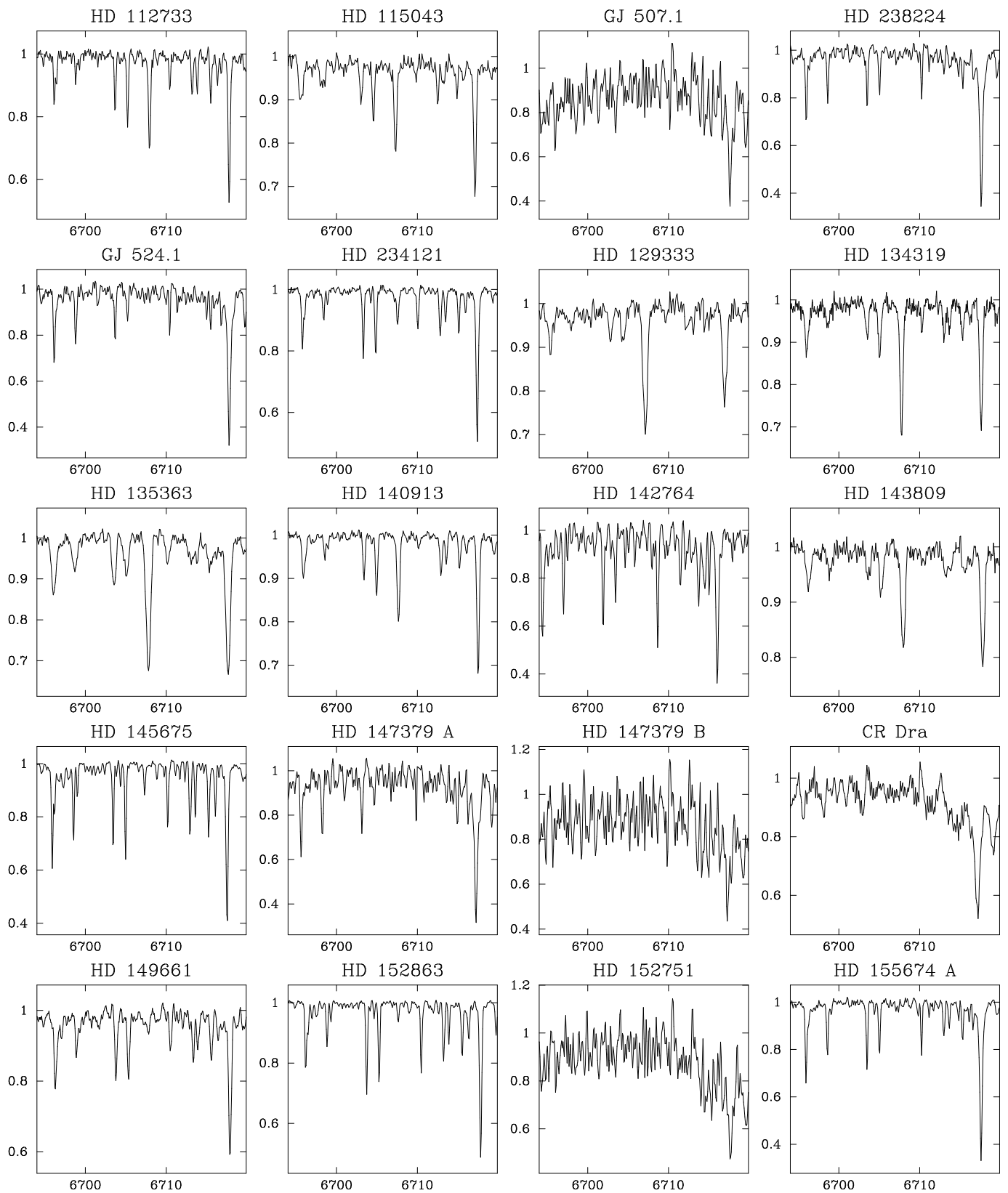


Figura B.1: Continuación.

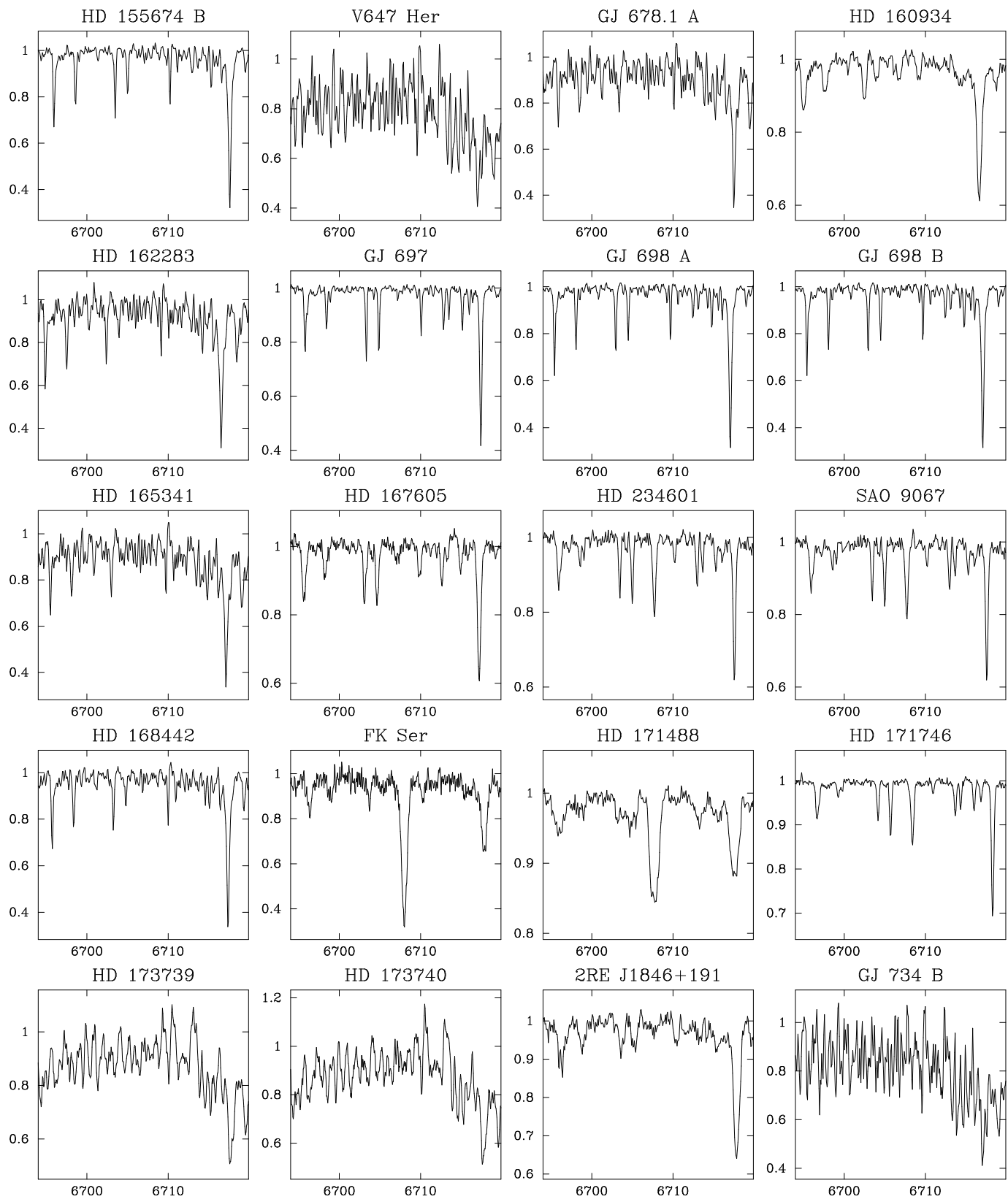


Figura B.1: Continuación.

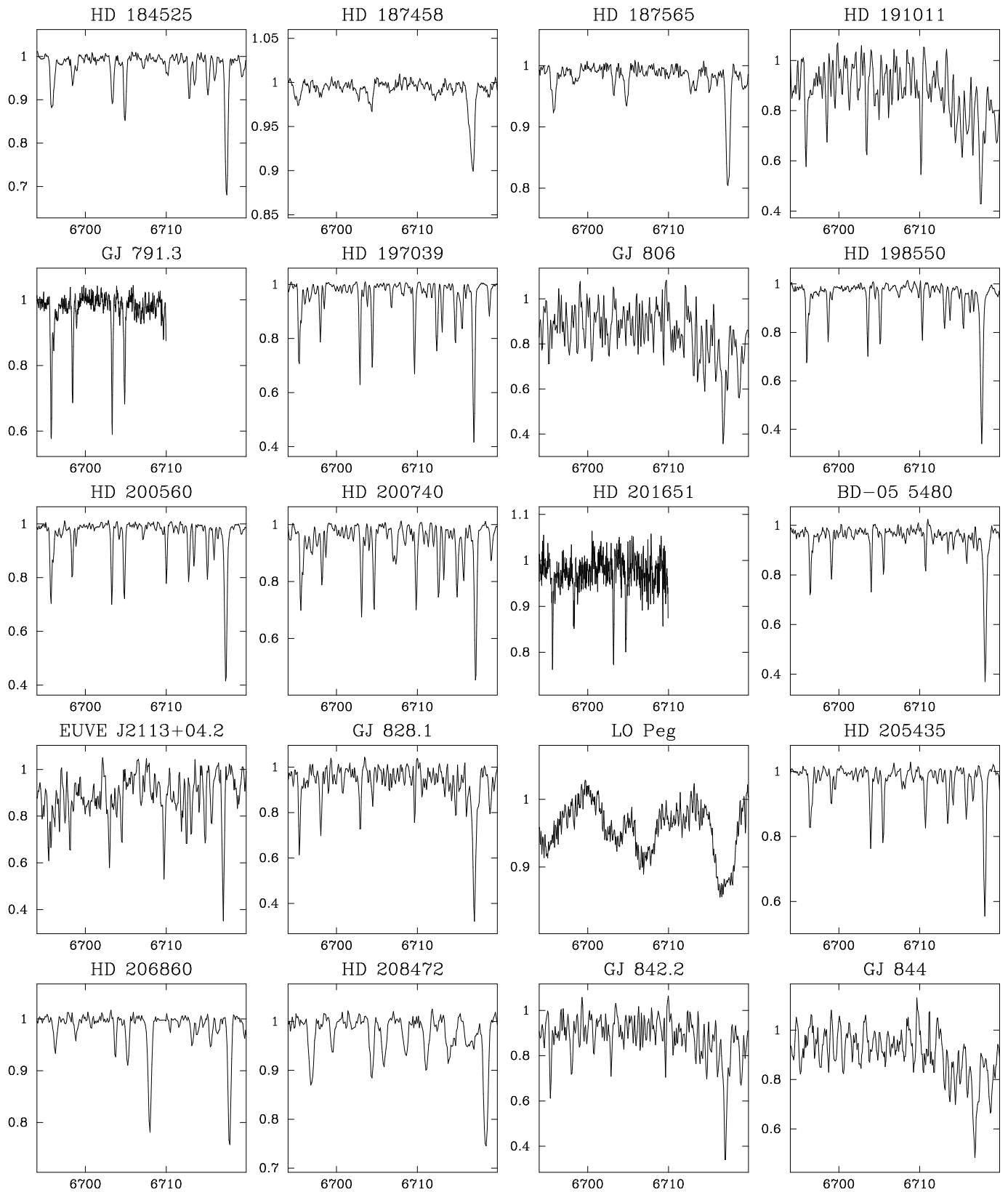


Figura B.1: Continuación.

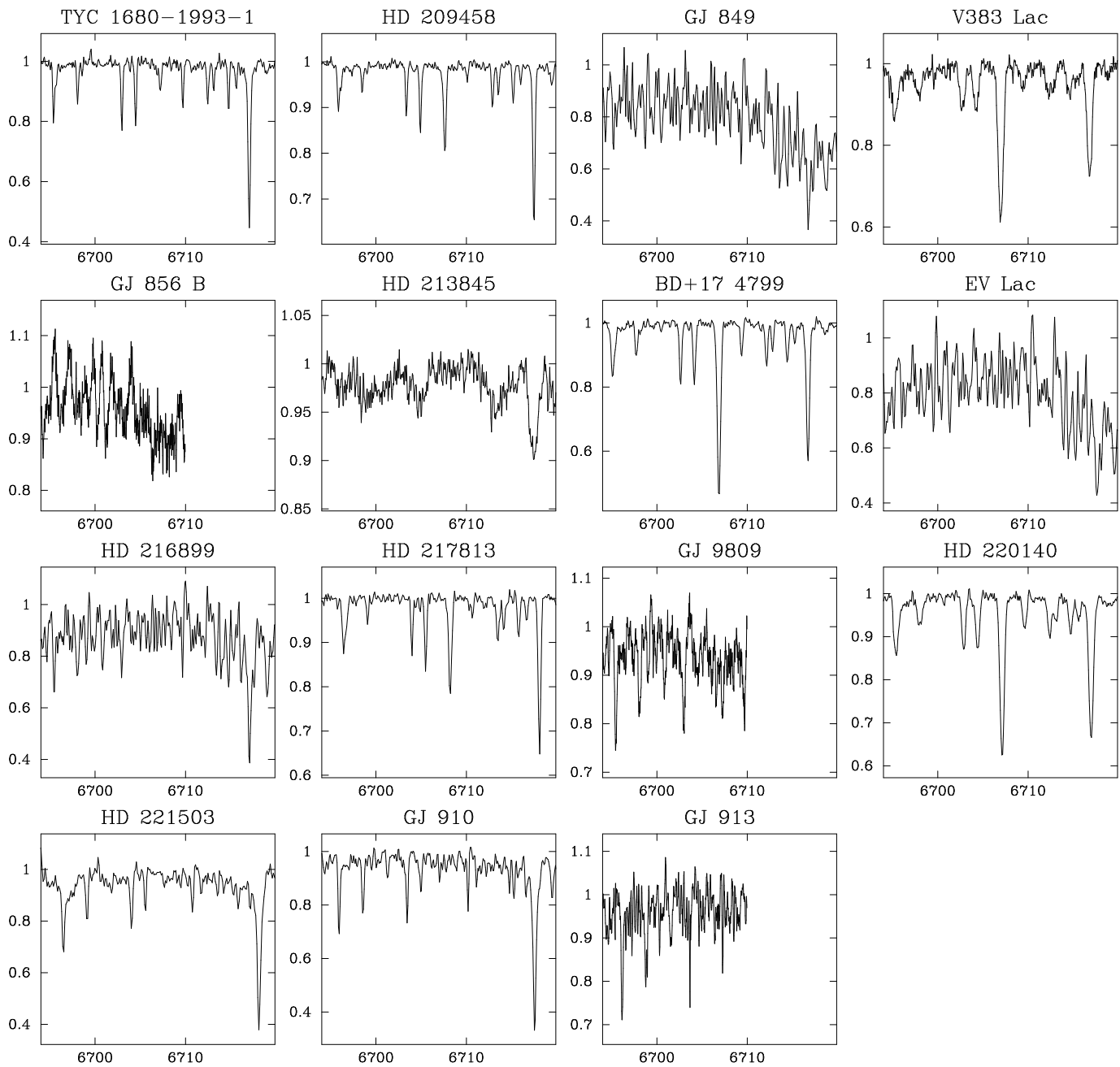


Figura B.1: Continuación.

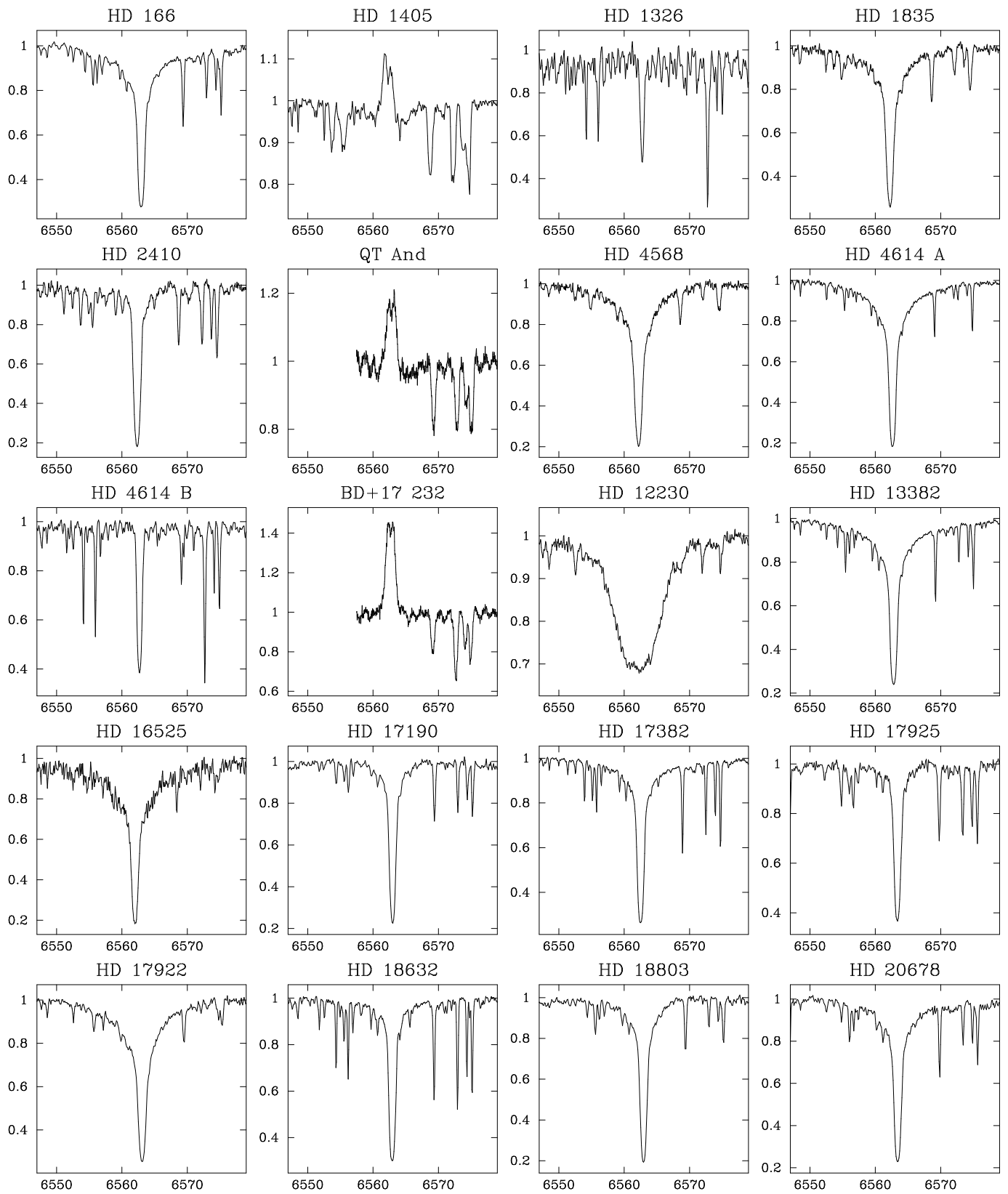


Figura B.2: Espectro en la región de la línea H_{α} de las estrellas de la exploración con observaciones en alta resolución.

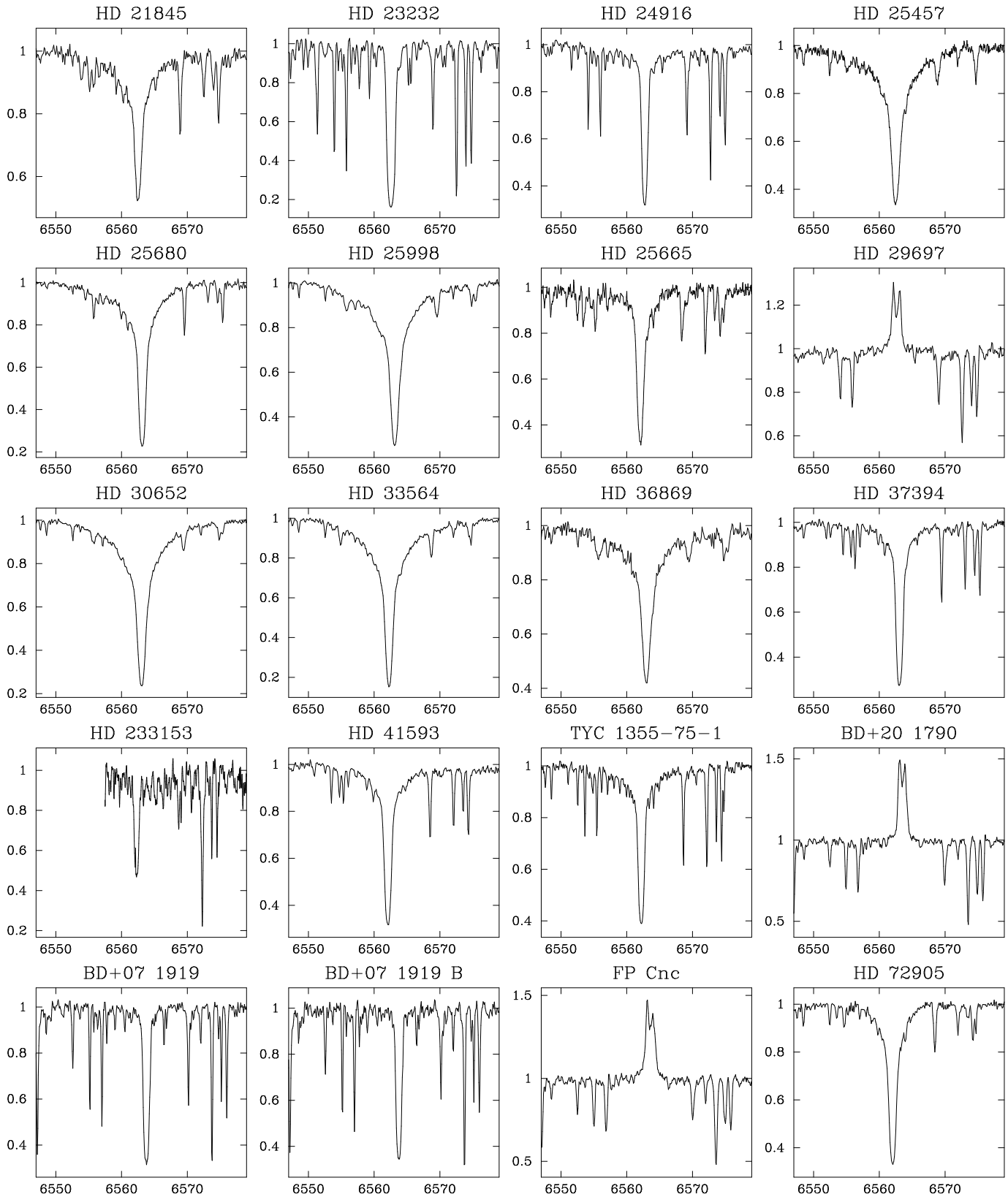


Figura B.2: Continuación.

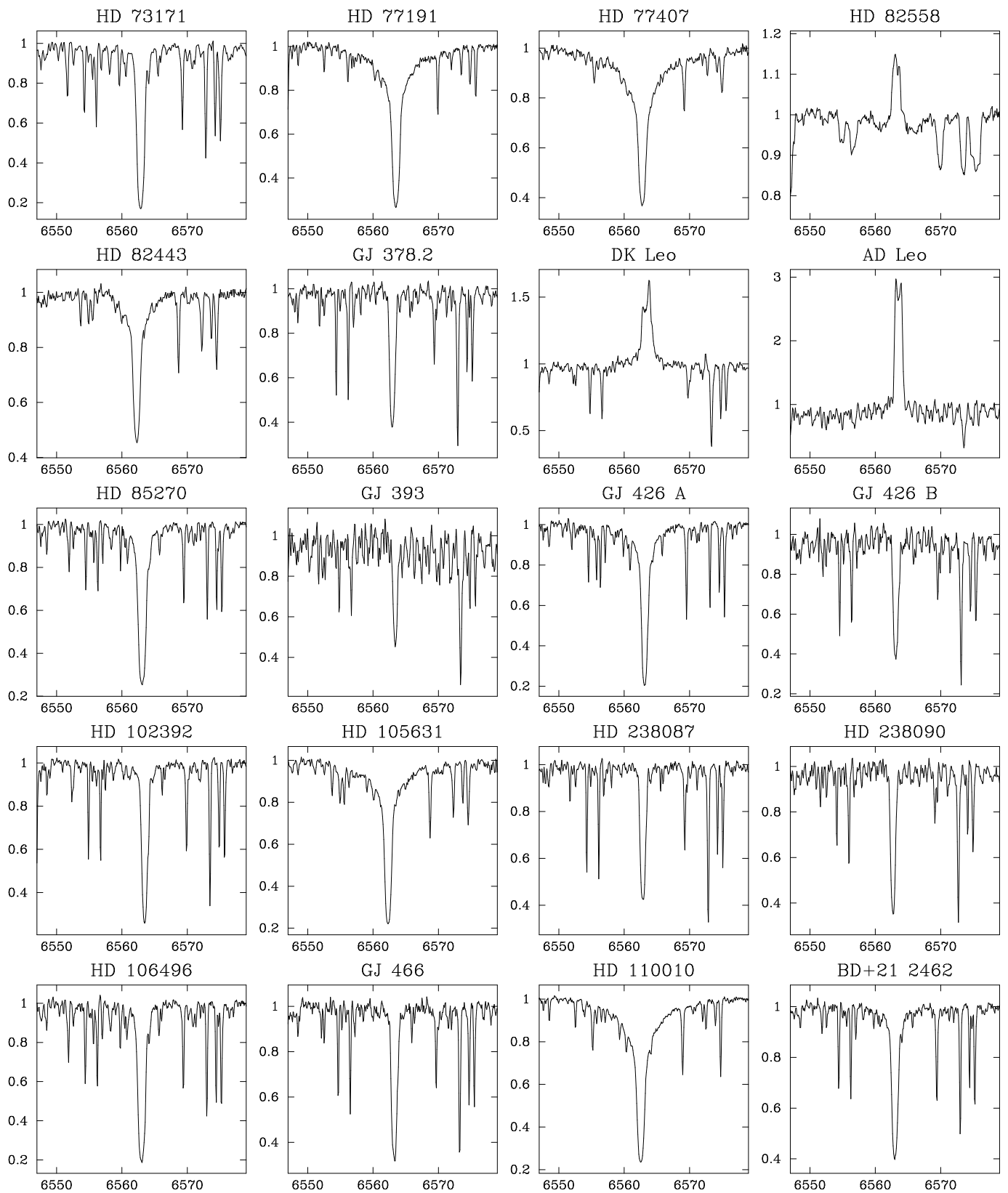


Figura B.2: Continuación.

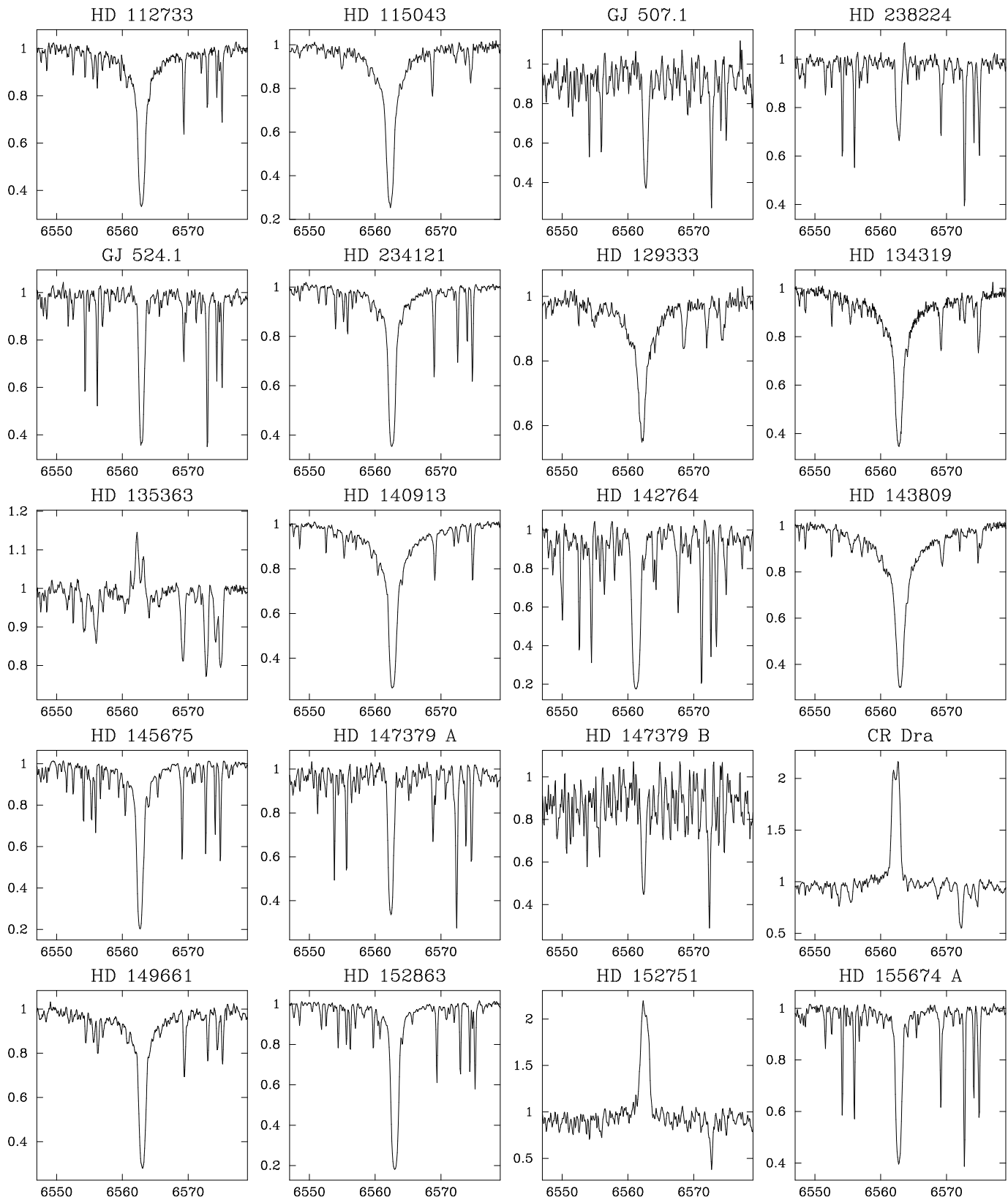


Figura B.2: Continuación.

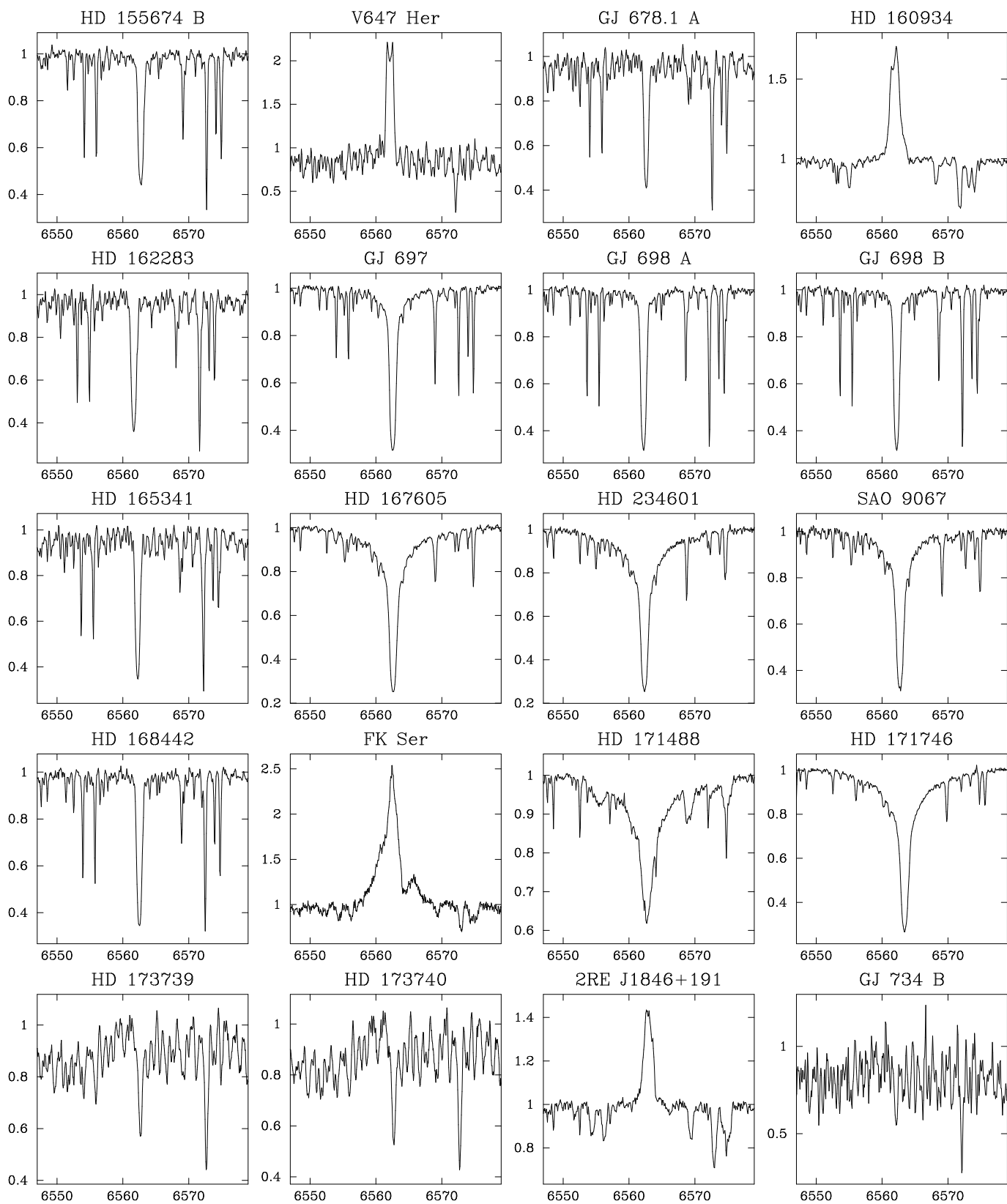


Figura B.2: Continuación.

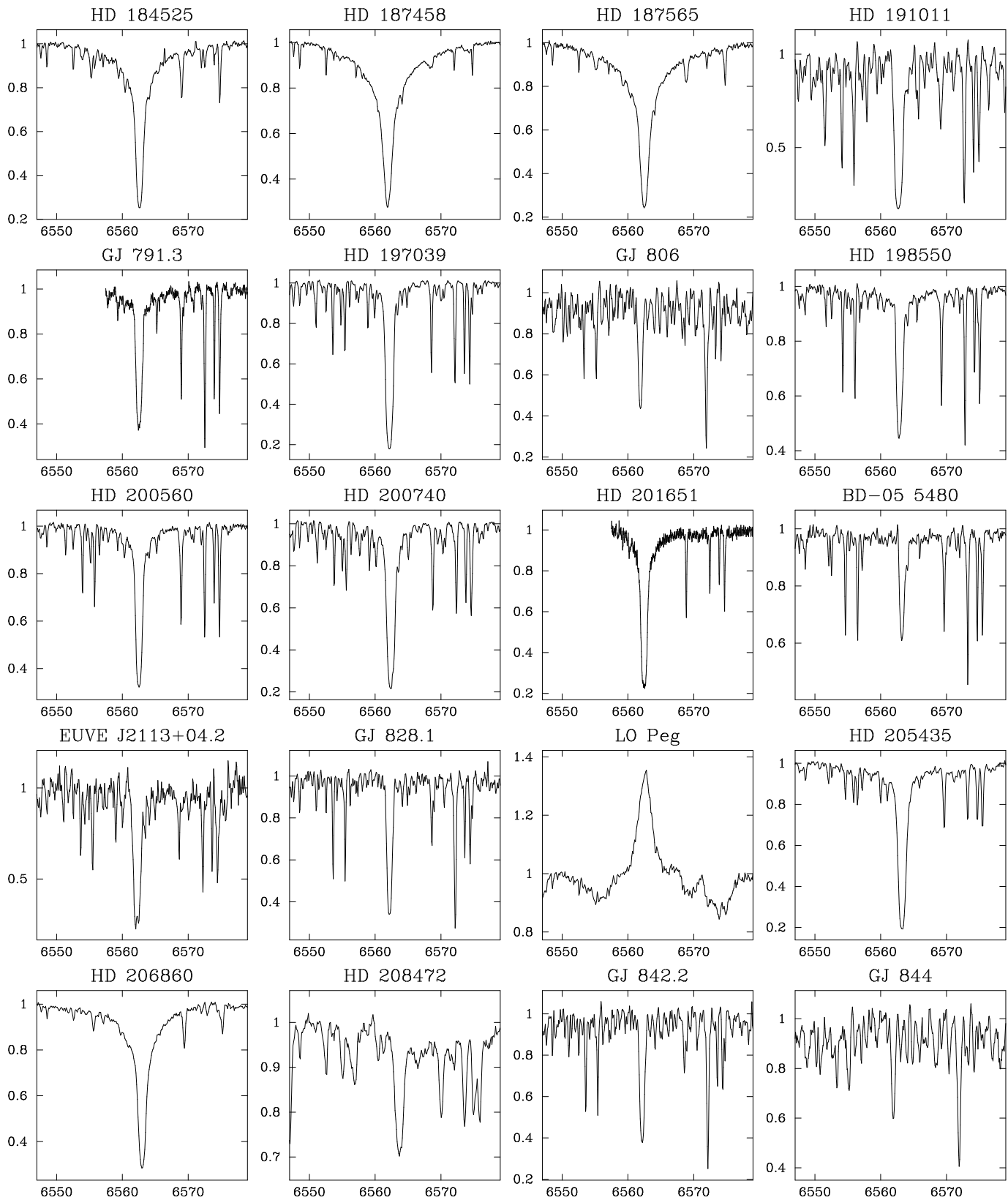


Figura B.2: Continuación.

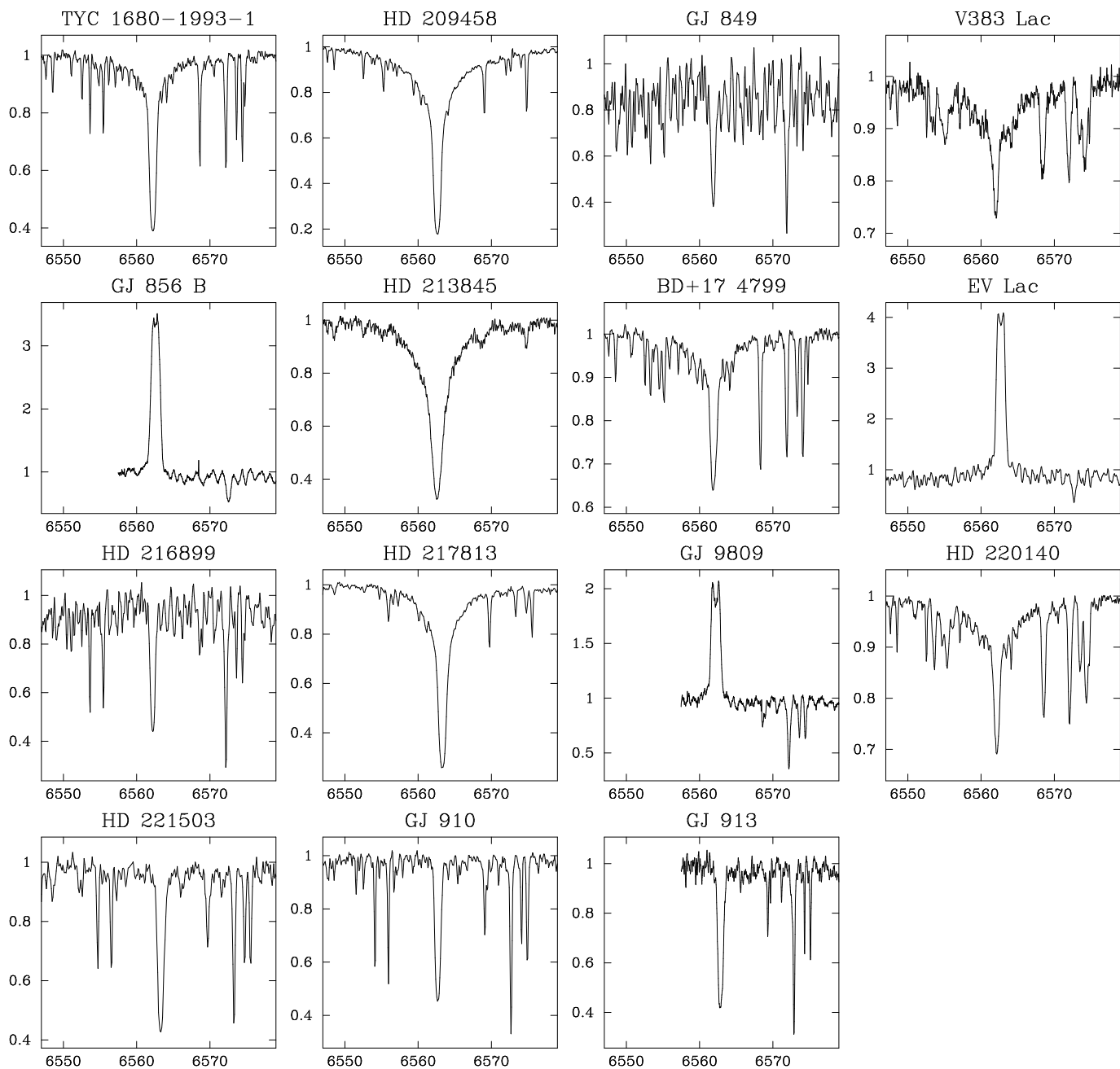


Figura B.2: Continuación.

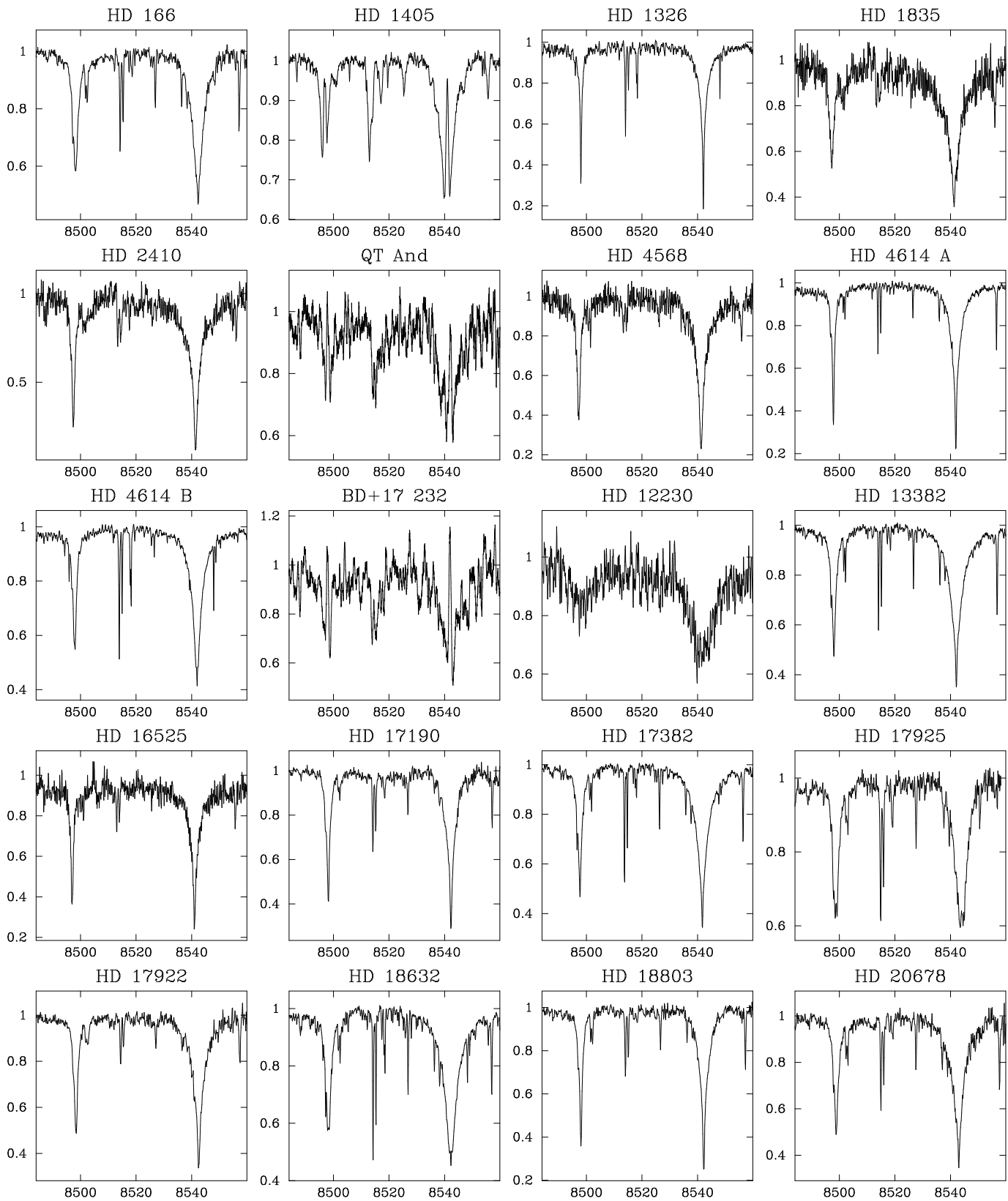


Figura B.3: Espectro en la región de las líneas $\lambda\lambda 8498, 8542$ del triplete infrarrojo de Ca II, para las estrellas de la exploración con observaciones en alta resolución.

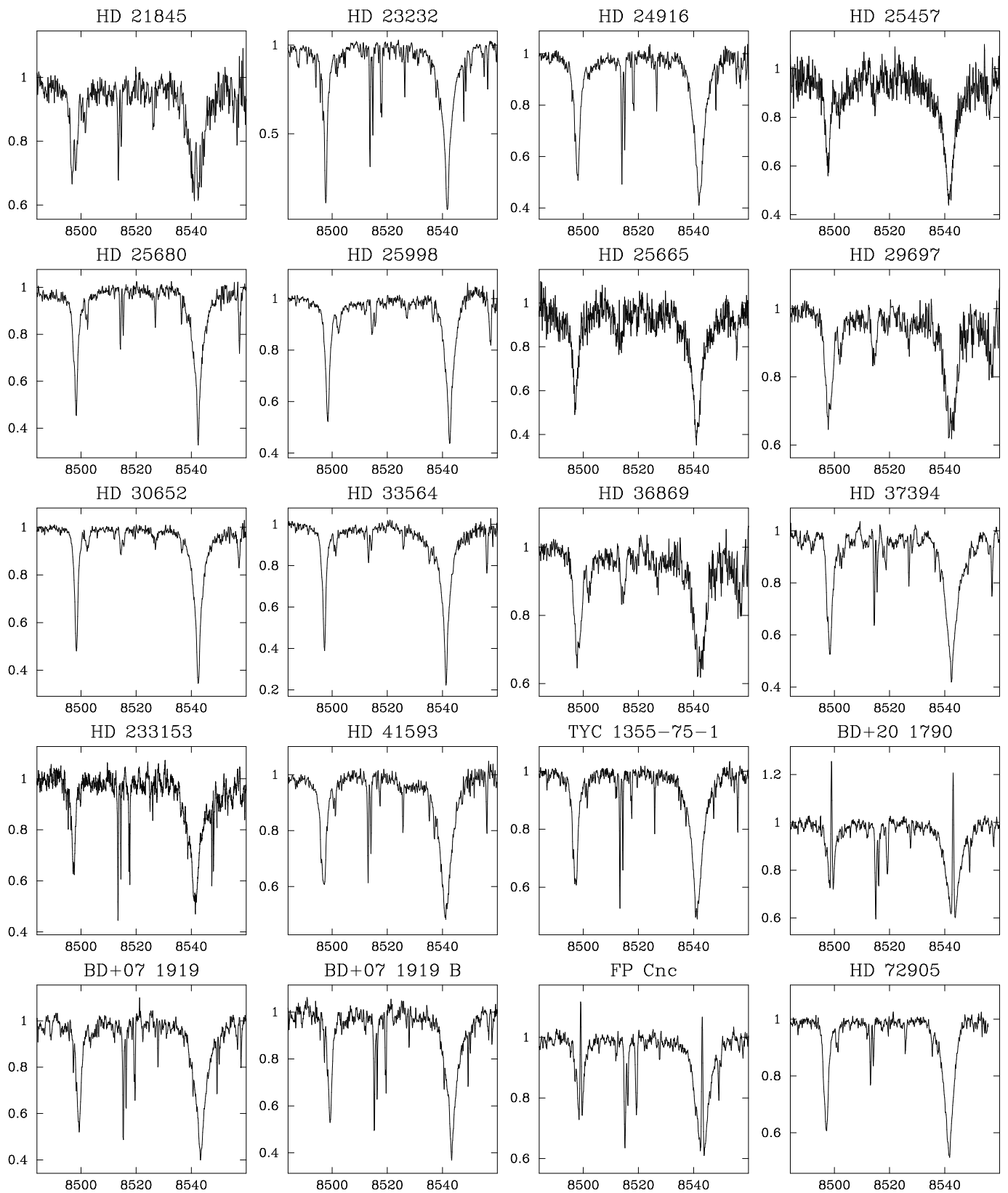


Figura B.3: Continuación.

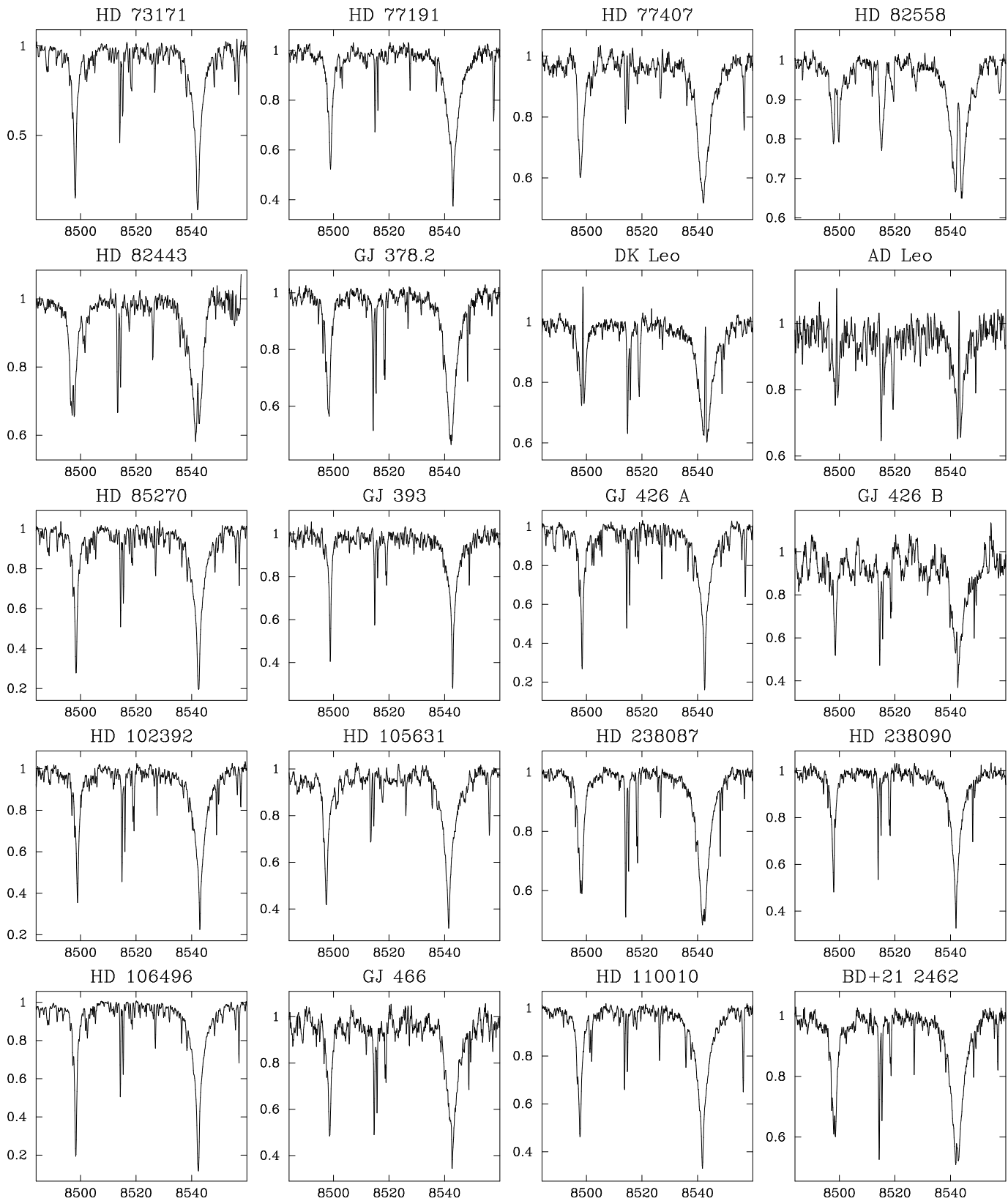


Figura B.3: Continuación.

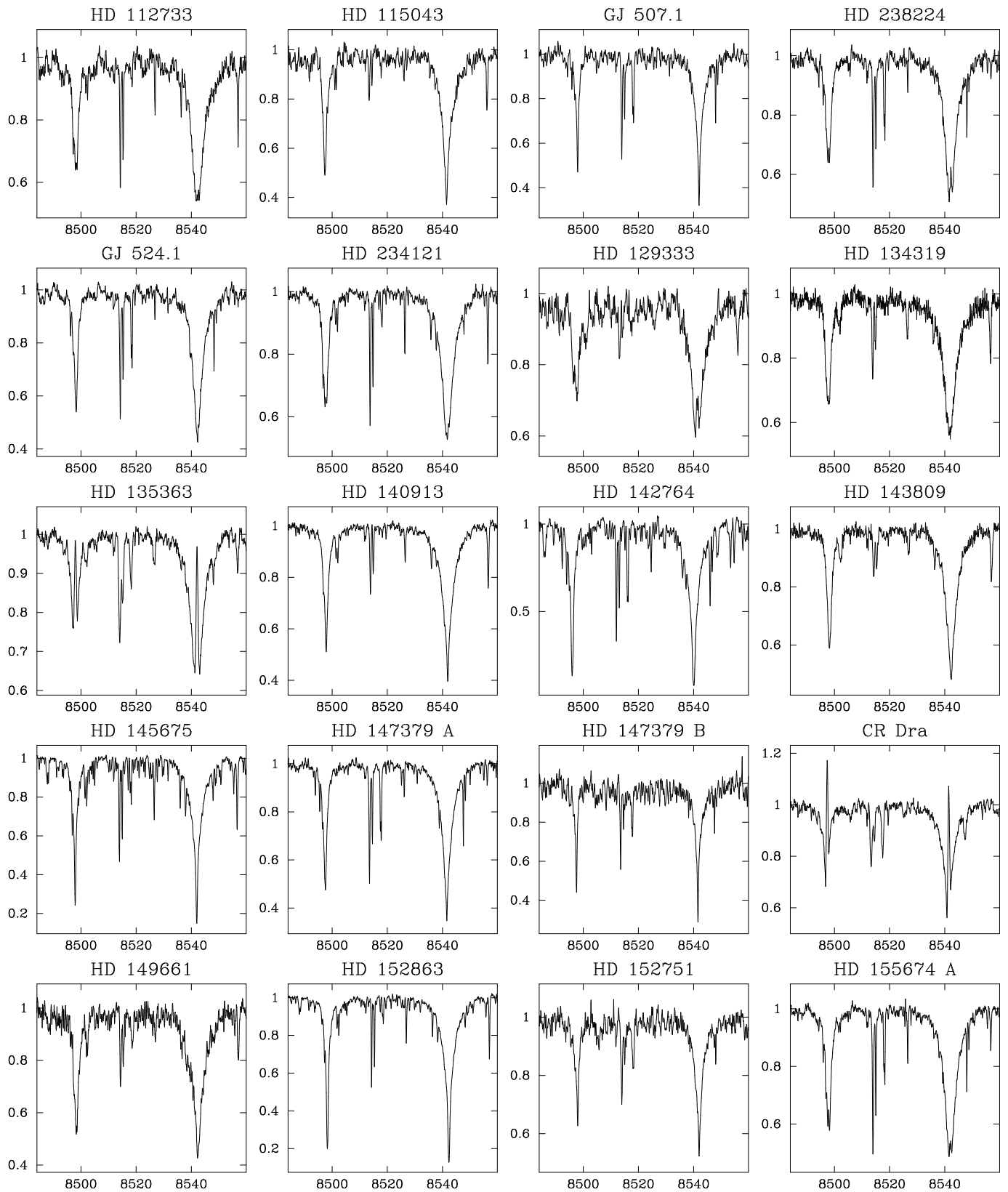


Figura B.3: Continuación.

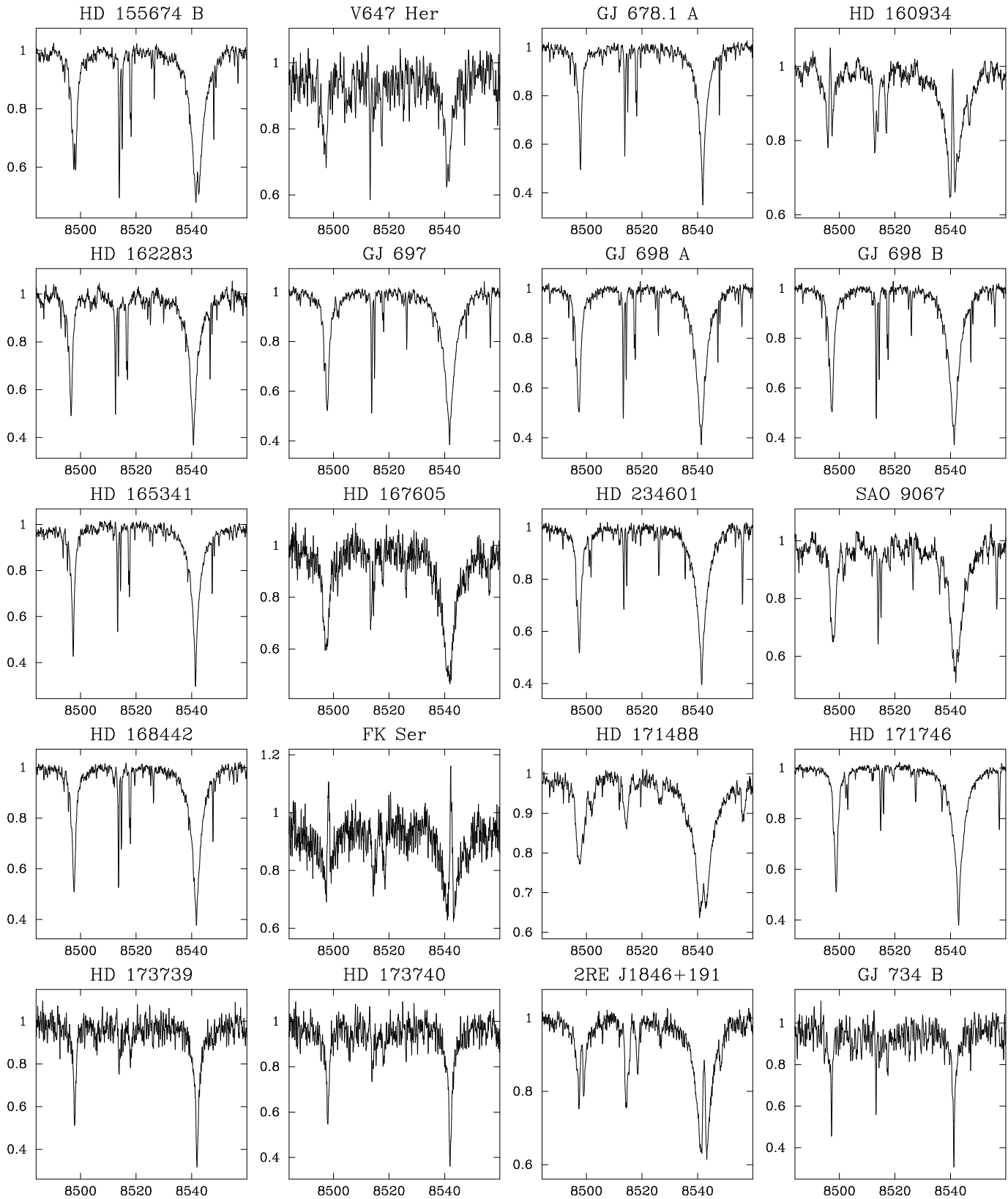


Figura B.3: Continuación.

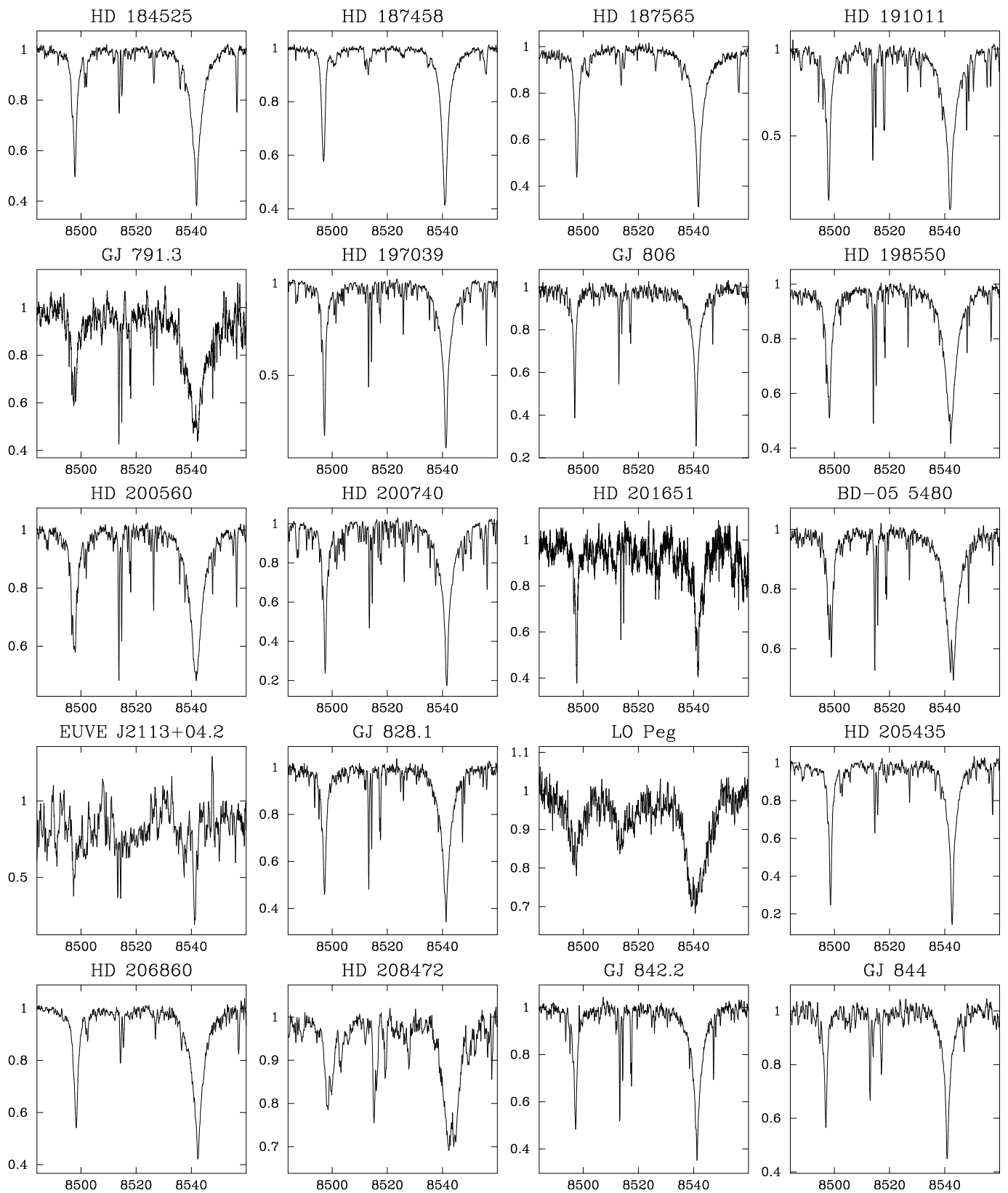


Figura B.3: Continuación.

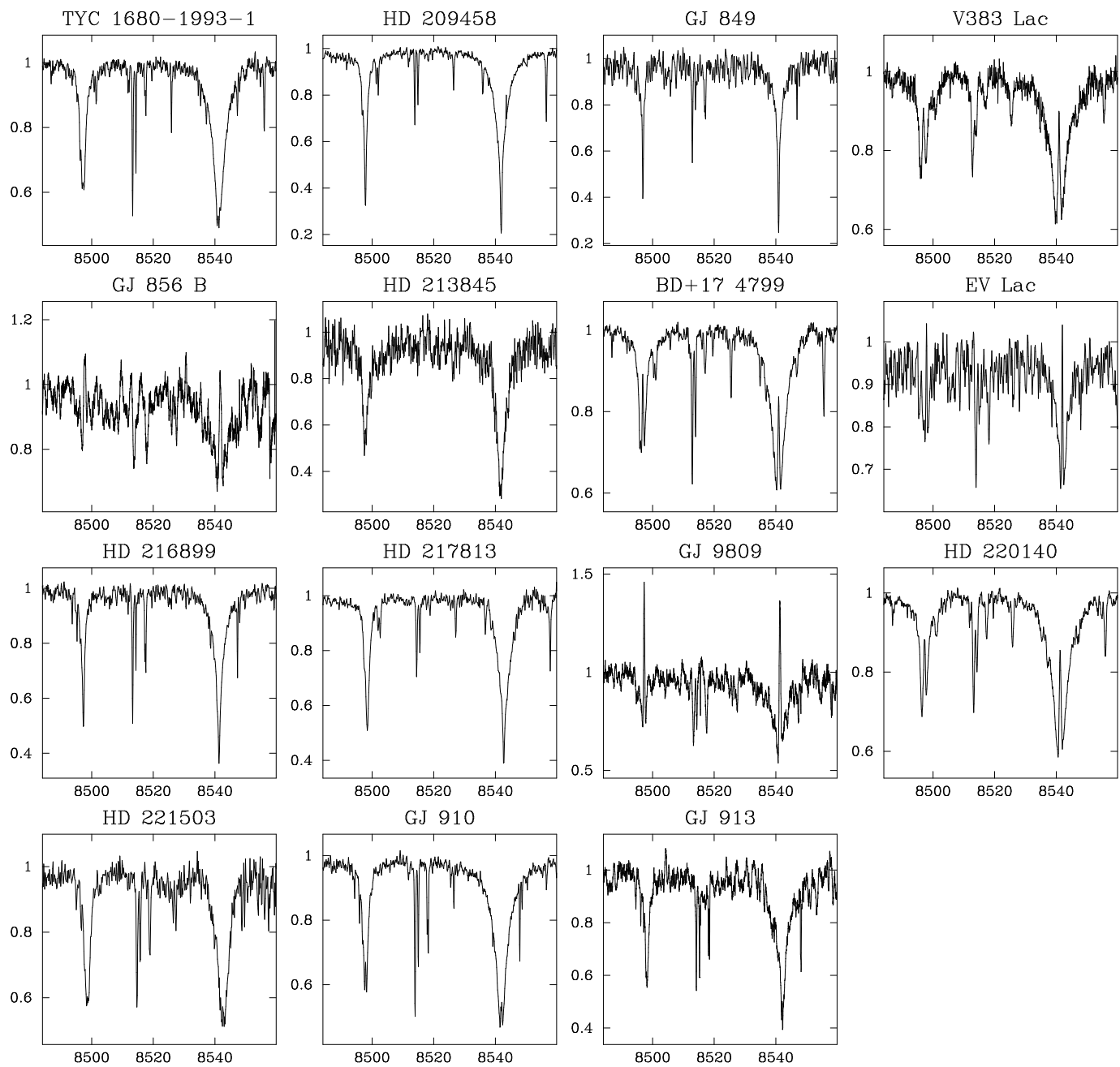


Figura B.3: Continuación.

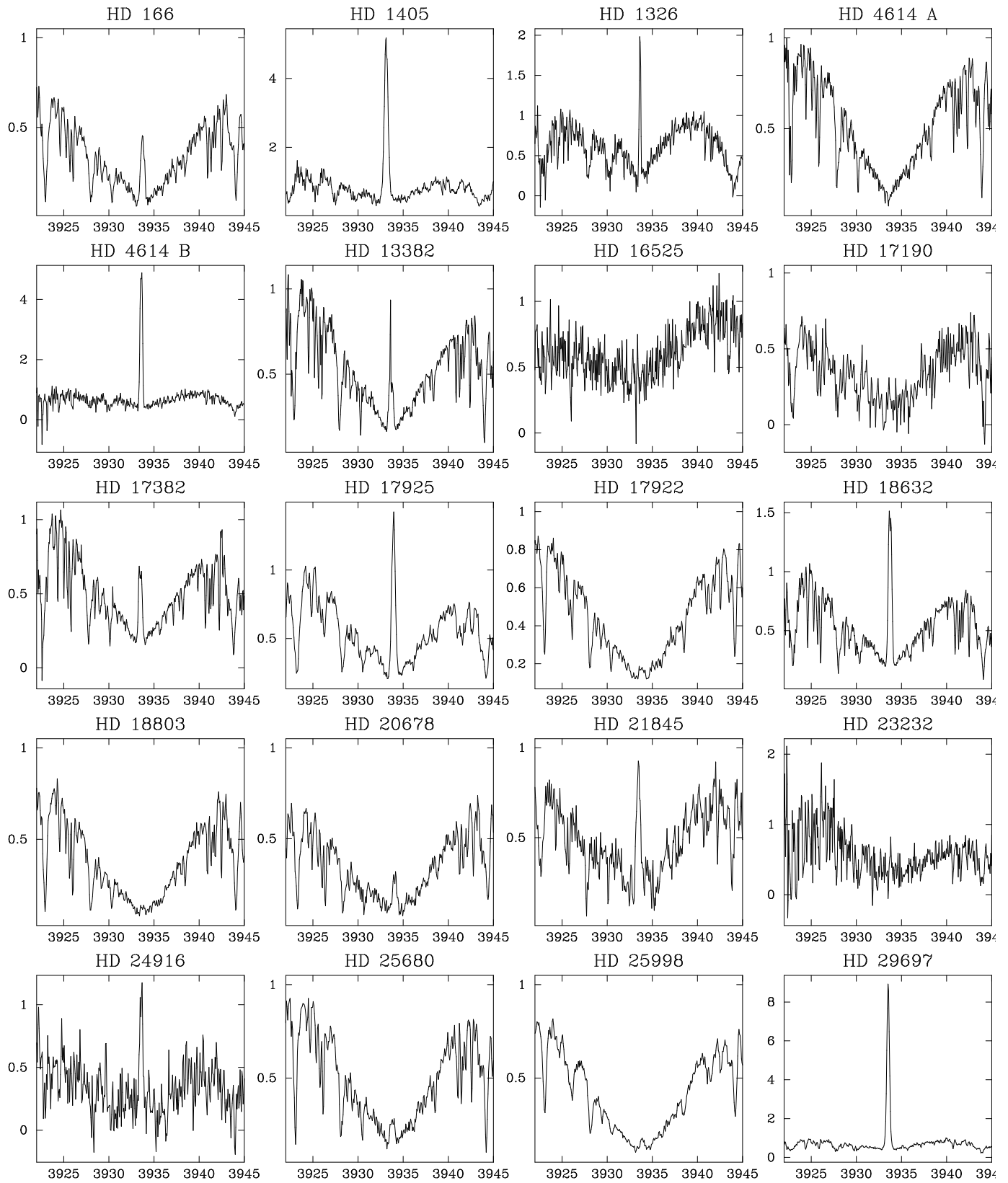


Figura B.4: Espectro en la región de la línea K de Ca II, para las estrellas de la exploración con observaciones en alta resolución.

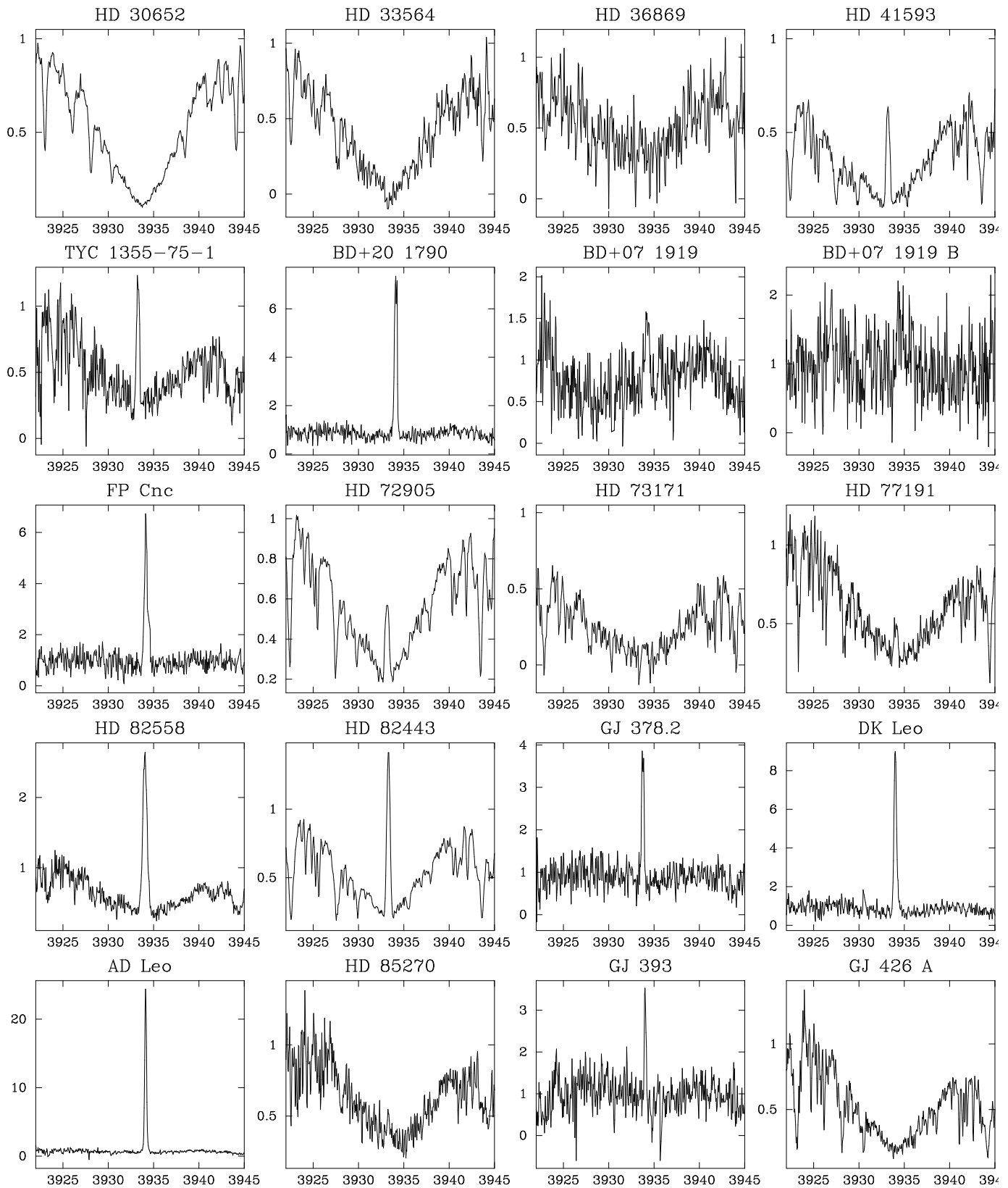


Figura B.4: Continuación.

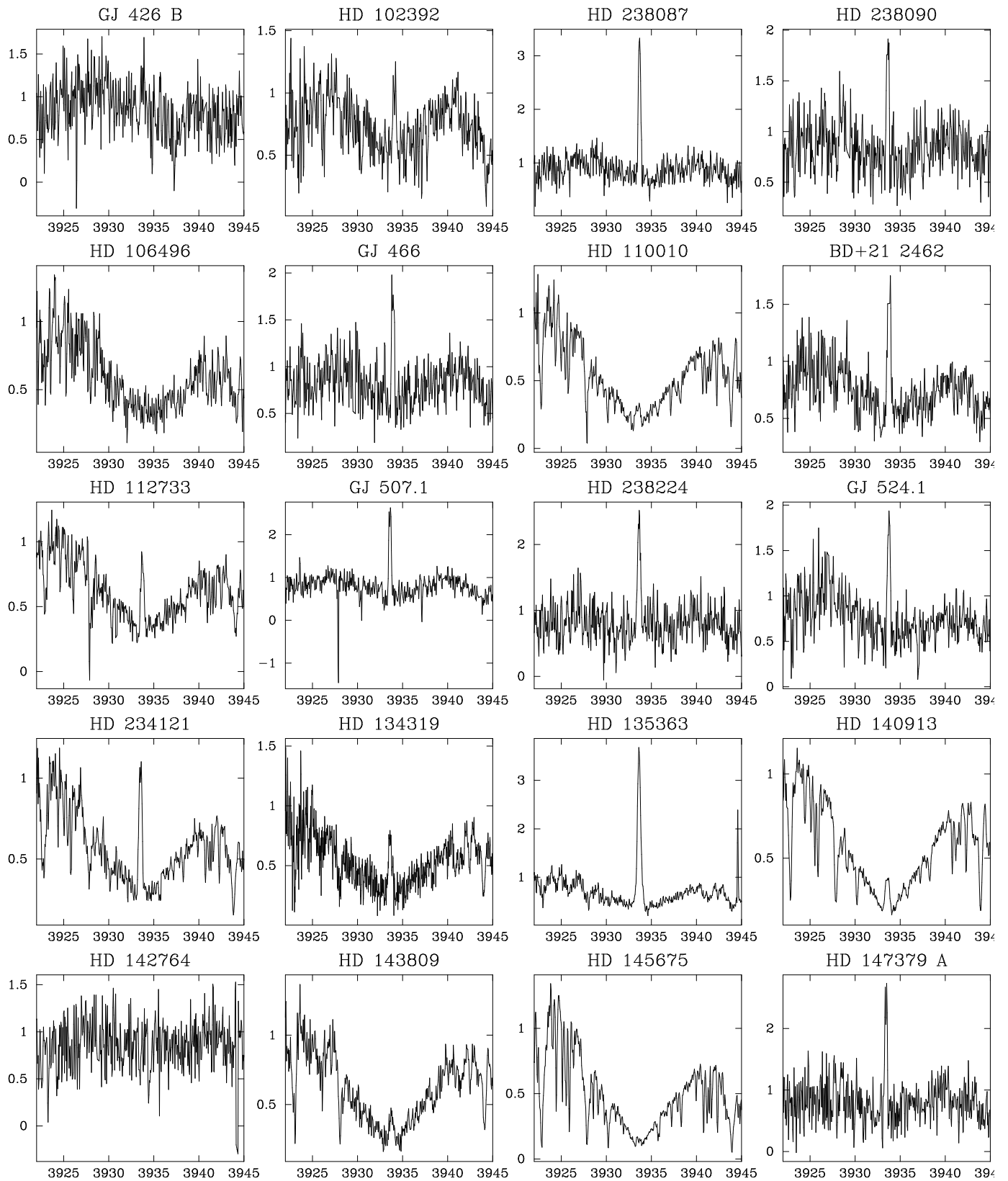


Figura B.4: Continuación.

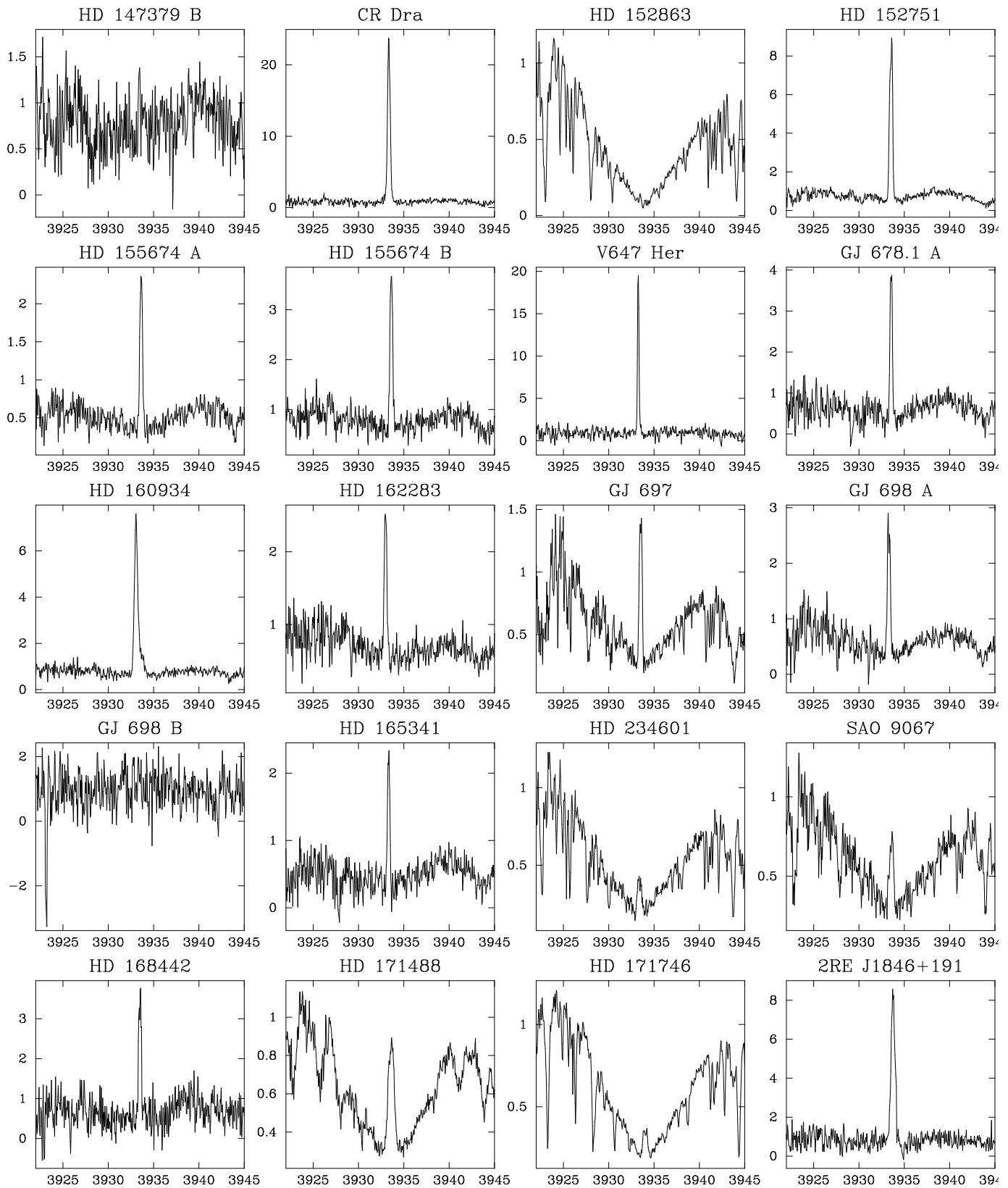


Figura B.4: Continuación.

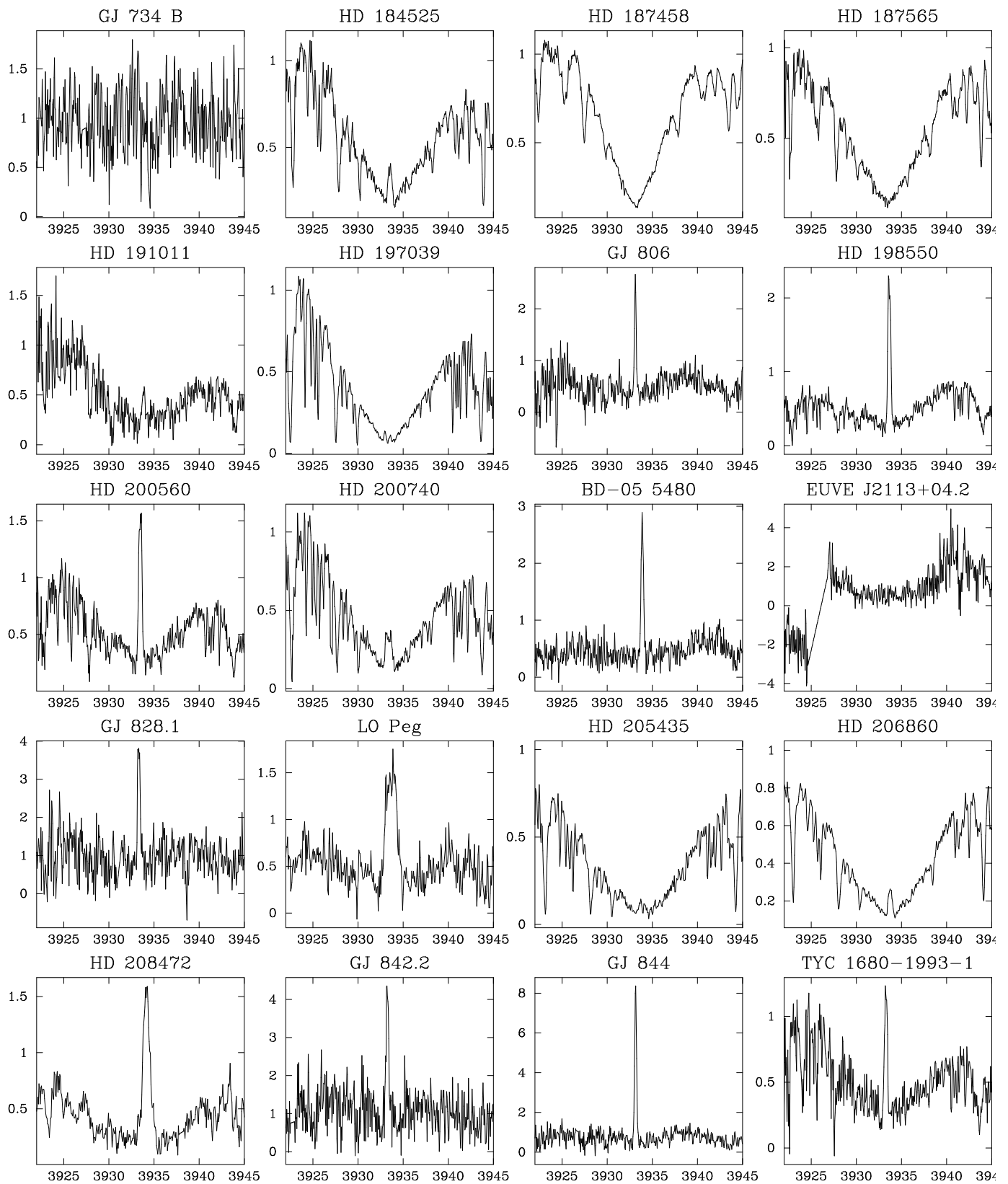


Figura B.4: Continuación.

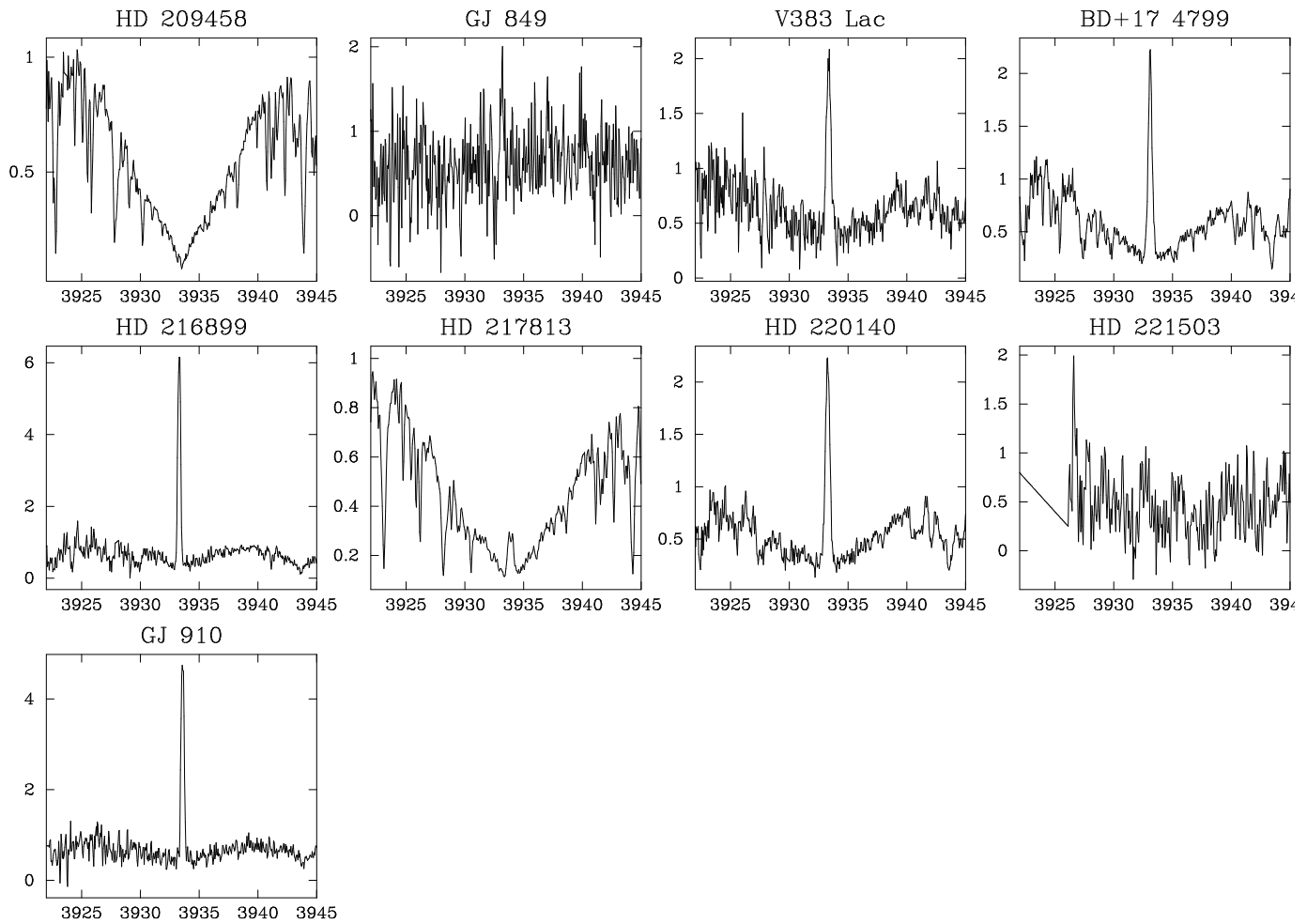


Figura B.4: Continuación.

Apéndice C

Tablas de resultados espectroscópicos de las estrellas de la exploración

En este apéndice se adjuntan las tablas con los resultados espectroscópicos de cada una de las observaciones de las 144 estrellas de la muestra (capítulo 5). En la tabla C.1 se dan los valores de velocidad radial (V_r), velocidad de rotación ($v\text{sen}i$), tipo espectral, anchura equivalente de la línea de litio en 6070.8 Å ($EW(\text{Li I})$) y su abundancia (A_{Li}). Los valores de la anchura equivalente EW del exceso de emisión en las diferentes líneas cromosféricas se muestran en la tabla C.2, mientras que en la tabla C.3 se dan los resultados de convertir estas EW a flujo en la superficie de la estrella (F_S). En esta última también se listan los valores de $EW_{\text{H}\alpha}/EW_{\text{H}\beta}$, $E_{\text{H}\alpha}/E_{\text{H}\beta}$ y E_{8542}/E_{8498} , indicadores de la presencia de playas y protuberancias en estrellas frías (véase sección 7.1.5). Más detalladamente:

Tabla C.1

- **Columnas 1 - 4:** Denominación de la estrella en diferentes catálogos (HD: Henry-Draper; HIP: Hipparcos; GJ: Gliese-Jahreiss).
- **Columna 5:** Campaña de observación en la que se han tomado los espectros identificadas con el mismo número que en la tabla 4.3.
- **Columna 6:** Fecha juliana modificada (MJD) de la observación.
- **Columna 7:** Tipo espectral (T_{esp}) determinado para la estrella.
- **Columna 8:** Velocidad radial heliocéntrica (V_r) de la estrella, calculada en la observación.
- **Columna 9:** Velocidad radial heliocéntrica media ($\overline{V_r}$) calculada a partir de todos los valores de la columna 8 para cada estrella.
- **Columna 10:** Velocidad de rotación proyectada ($v\text{sen}i$) de la estrella, calculada en la observación.
- **Columna 11:** Velocidad de rotación proyectada media ($\overline{v\text{sen}i}$) calculada a partir de todos los valores de la columna 10 para cada estrella.

- **Columna 12:** Periodo de rotación fotométrico (P_{fot}) de cada estrella obtenido de la bibliografía:
 - a Soderblom (1985)
 - b Hooten & Hall (1990)
 - c Messina et al. (2001)
 - d Strassmeier et al. (2000)
 - e Simon & Drake (1987)
 - f Pizzolato et al. (2003)
 - g Messina et al. (2003)
 - h Batalha et al. (1998)
 - i Hooten & Hall (1990)
 - j Lister et al. (1999)
- **Columna 13:** Anchura equivalente de la línea de absorción de Li I en 6707.8 Å ($EW(\text{Li I})$) de la estrella en cada observación, corregida de la contribución de Fe I $\lambda 6707.44$ Å.
- **Columna 14:** Valor medio ($\overline{EW(\text{LiI})}$) de los datos de la columna 13.
- **Columna 15:** Abundancia de litio calculada para el valor medio de $EW(\text{Li I})$ (columna 14) a partir de las curvas de crecimiento de Pavlenko & Magazzù (1996) suponiendo equilibrio termodinámico local (LTE).
- **Columna 16:** Idem que columna 15 suponiendo que no existe equilibrio termodinámico (non-LTE).

Tabla C.2

- **Columna 1:** Número HD de la estrella u otro nombre en los casos en los que ha sido necesario.
- **Columna 2:** Campaña de observación en la que se han tomado los espectros identificadas con el mismo número que en la tabla 4.3.
- **Columna 3:** Fecha juliana modificada (MJD) de la observación.
- **Columna 4 - 16:** Anchura equivalente (EW) del exceso de emisión (espectro sustraído) en las líneas cromosféricas desde Ca II H & K hasta el triplete infrarojo (IRT), incluyendo las líneas de la serie de Balmer, el doblete de sodio Na I D₁ & D₂ y la línea He I D₃.

Tabla C.3

- **Columna 1:** Número HD de la estrella u otro nombre en los casos en los que ha sido necesario.
- **Columna 2:** Campaña de observación en la que se han tomado los espectros identificadas con el mismo número que en la tabla 4.3.

- **Columna 3:** Fecha juliana modificada (MJD) de la observación.
- **Columna 4 - 16:** Flujo en la superficie de la estrella ($\log F_S$) del exceso de emisión (espectro sustraído) en las líneas chromosféricas desde Ca II H & K hasta el triplete infrarojo (IRT), incluyendo las líneas de la serie de Balmer, el doblete de sodio Na I D₁ & D₂ y la línea He I D₃.
- **Columna 17:** Razón entre la anchura equivalente del exceso de emisión en las líneas H _{α} y H _{β} .
- **Columna 18:** Razón entre el exceso de flujo en las líneas H _{α} y H _{β} corregidas de la diferencia de emisión en ambas regiones del rango visible (véase sección 7.1.5).
- **Columna 19:** Razón entre el exceso de flujo en las líneas $\lambda 8542$ y $\lambda 8498$ Å.

Tabla C.1: Resultados espectroscópicos de las estrellas de la exploración.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T_{esp}	V_r (km s ⁻¹)	\bar{V}_r (km s ⁻¹)	$v_{\text{sen}i}$ (km s ⁻¹)	$\overline{v_{\text{sen}i}}$ (km s ⁻¹)	P_{fot} (días)	$EW(\text{LiI})$ (mÅ)	$\overline{EW(\text{LiI})}$ (mÅ)	A_{Li}	
														(LTE)	(no-LTE)
166	HR 8	544	5	(5)	51855.0269	K0 V	-	-6.9 0.1	6.54 1.00	6.54 1.00	5.69 a	78.0 0.5	75.5 0.3	1.9	2.1
				(5)	51856.9403		-6.94 0.10		6.54 1.00			73.0 0.5			
1405	PW And	-	-	(1)	51384.1732	K2 V	-11.76 0.59	-11.2 0.1	23.12 1.60	23.88 0.29	1.74 b	263.4 1.7	268.2 0.3	2.7	2.7
				(1)	51385.0401		-11.49 0.23		20.47 2.07			256.4 1.7			
				(1)	51386.1011		-12.50 0.37		22.01 1.39			265.4 1.7			
				(1)	51387.0396		-10.51 0.42		22.51 1.47			263.4 1.7			
				(1)	51388.1258		-11.95 0.26		22.01 1.32			250.4 1.7			
				(1)	51389.0818		-11.11 0.47		22.96 1.43			269.4 1.7			
				(2)	51508.8690		-9.41 0.25		23.40 1.00			278.4 1.7			
				(2)	51509.9022		-10.28 0.28		23.40 1.00			273.4 1.7			
				(4)	51767.6572		-10.52 0.19		25.32 1.90			294.4 1.7			
				(4)	51770.6541		-10.40 0.21		25.32 1.90			314.4 1.7			
				(5)	51854.5731		-		22.71 1.90			247.4 1.7			
				(5)	51855.5441		-11.47 0.51		22.71 1.90			256.4 1.7			
				(5)	51856.5440		-10.50 0.47		22.71 1.90			266.4 1.7			
				(5)	51857.5090		-10.98 0.47		22.71 1.90			272.4 1.7			
				(7)	52176.4998		-10.66 0.66		24.60 0.84			271.4 1.7			
				(7)	52177.5860		-12.53 0.65		24.50 0.91			273.4 1.7			
				(9)	52263.6771		-13.08 0.41		-			276.4 1.7			
				(9)	52264.6541		-13.77 0.30		-			283.4 1.7			
				(9)	52265.6573		-12.45 0.35		-			281.4 1.7			
				(9)	52266.6686		-11.51 0.34		-			269.4 1.7			
				(9)	52269.6331		-12.40 0.40		-			278.4 1.7			
				(9)	52270.6320		-14.83 0.35		-			268.4 1.7			
				(9)	52271.6485		-12.34 0.30		-			251.4 1.7			
				(9)	52272.6263		-15.04 0.46		-			264.4 1.7			
				(9)	52273.6263		-11.90 0.33		-			258.4 1.7			
				(11)	52457.1121		-11.08 0.51		25.17 1.28			247.4 1.7			
				(11)	52458.1048		-10.00 0.54		26.38 1.27			271.4 1.7			
				(11)	52459.1177		-12.08 0.42		24.73 1.24			258.4 1.7			
				(11)	52460.0909		-12.66 0.46		25.61 1.23			261.4 1.7			
				(11)	52462.0915		-11.84 0.39		23.78 1.17			258.4 1.7			
				(12)	52508.6869		-11.62 0.28		-			-			
				(12)	52509.6923		-11.65 0.34		-			-			
				(12)	52510.7007		-11.73 0.25		-			-			
				(12)	52511.5869		-11.96 0.33		-			-			
				(12)	52512.7255		-8.83 0.26		-			-			
				(12)	52512.7377		-8.81 0.32		-			-			
				(12)	52513.7195		-9.95 0.29		-			-			
				(12)	52514.6870		-9.03 0.40		-			-			
				(12)	52515.6157		-10.61 0.34		-			-			
1326	GX And	1475	15A	(4)	51769.1858	M2 V	9.98 0.29	10.8 0.2	7.95 1.00	9.06 0.79	-	-	-	-	-
				(7)	52177.0396		11.39 0.26		10.96 1.31			-			
1835	BE Cet	1803	17.3	(4)	51769.1694	G3 V	-4.50 0.21	-1.8 0.1	7.26 3.00	7.26 3.00	7.65 c	79.0 0.6	80.5 0.4	2.6	2.6
				(5)	51855.9824		-1.24 0.10		-			82.0 0.6			
2410	46 Psc	2213	-	(4)	51769.2464	G7 III	3.66 0.13	3.7 0.1	-	-	-	4.4 0.6	4.4 0.6	-	-
-	QT And	-	-	(8)	52194.1765	K2 V	5.32 0.32		20.79 1.03	20.79 1.03	-	132.2 4.5	132.2 4.5	1.9	2.1
4568	61 Psc	3730	-	(4)	51770.1676	F8 V	-2.14 0.09	-2.1 0.1	11.01 0.70	11.01 0.70	-	67.5 0.7	67.5 0.7	2.8	2.8
4614	eta Cas A	3821	34A	(7)	52177.0540	G3 V	8.21 0.06	8.2 0.1	2.10 1.00	2.10 1.00	14.96 a	21.7 0.3	21.7 0.3	1.9	1.9
4614 B	eta Cas B	-	34B	(7)	52177.0562	K7 V	10.68 0.13	10.7 0.1	9.19 1.07	9.19 1.07	-	-	-	-	-

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	\overline{V}_r (km s ⁻¹)	v _{seni} (km s ⁻¹)	$\overline{v_{seni}}$ (km s ⁻¹)	P _{tot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{Li} (LTE) (no-LTE)	
-	BD+17 232	-	-	(8)	52194.2013	K4 V	0.41 0.33	0.4 0.3	20.40 0.93	20.40 0.93	-	405.6 8.5	405.6 8.5	3.0	2.9
				(8)	52508.2296		0.33 0.42		-	-					
				(8)	52509.2116		1.67 0.36		-	-					
				(8)	52510.2189		1.54 0.49		-	-					
				(8)	52514.1414		0.57 0.42		-	-					
				(8)	52515.1415		0.90 0.39		-	-					
12230	47 Cas	9727	-	(4)	51768.2293	F0 V	-19.25 1.73	-19.2 1.7	55.09 0.70	55.09 0.70	-	1.2 0.3	1.2 0.3	-	-
13382	BD+20 341	10218	-	(6)	52003.1190	G5 V	19.94 0.05	19.9 0.1	2.10 1.00	2.10 1.00	8.98 d	23.9 1.0	23.9 1.0	1.9	1.9
16525	BD-02 460	-	-	(7)	52177.1131	F7 V:	-17.49 0.13	-17.5 0.1	2.10 1.00	2.10 1.00	-	53.5 3.0	53.5 3.0	2.8	2.8
17190	BD+25 449	12926	112	(5)	51854.1155	K2 IV	11.39 0.08	11.4 0.1	8.46 3.00	8.46 3.00	-	-	-	-	-
17382	BD+26 465	13081	113	(7)	52177.1281	K1 V	10.46 0.03	10.5 0.1	0.60 1.00	0.60 1.00	50.00 d	-	-	-	-
17925	EP Eri	13402	117	(2)	51508.9395	K1 V	17.54 0.11	17.5 0.1	6.20 1.00	7.08 0.66	6.57 c	211.0 0.6	212.3 0.3	2.6	2.6
				(2)	51509.9946		-		6.20 1.00			215.0 0.6			
				(4)	51769.2545		17.27 0.10		13.44 1.90			211.0 0.6			
17922	BD+42 646	13528	-	(5)	51856.1227	F7 V	17.49 0.27	17.5 0.3	11.48 0.70	11.48 0.70	-	93.8 0.8	93.8 0.8	3.1	3.0
18632	BZ Cet	13976	-	(7)	52177.1378	K2 V	28.63 0.05	28.6 0.1	-	-	10.22 c	-	-	-	-
18803	51 Ari	14150	120.2	(5)	51855.1312	G8 V	8.61 0.07	8.6 0.1	5.54 3.00	5.54 3.00	-	0.4 0.6	0.4 0.6	-	-
20678	BD+32 608	15609	-	(5)	51857.1055	K0 V	35.76 0.11	35.8 0.1	3.20 1.00	3.20 1.00	5.95 d	13.5 1.2	13.5 1.2	-	-
21845	V577 Per	16563	-	(5)	51855.1470	K1 V	-4.68 0.12	-5.4 0.1	-	-	1.45 c	220.2 1.9	219.7 1.3	2.6	2.7
				(7)	52177.1559		-5.58 0.05		-	-		219.2 1.9			
23232	BD+24 543	-	9126	(7)	52177.2142	K5 III	17.84 0.07	17.8 0.1	3.00 2.00	3.00 2.00	-	151.6 4.0	151.6 4.0	0.6	0.9
24916	BD-01 565	18512	157A	(5)	51857.0796	K4 V	3.53 0.14	3.5 0.1	6.49 1.00	6.49 1.00	-	-	-	-	-
25457	BD-00 632	18859	159	(4)	51769.2609	F6 V	15.30 0.45	15.3 0.4	23.46 0.70	23.46 0.70	-	118.2 0.3	118.2 0.3	3.4	3.3
25680	BD+21 587	19076	160	(5)	51855.1190	G5 V	24.48 0.09	24.5 0.1	-	-	9.12 e	65.2 0.6	65.2 0.6	2.4	2.4
25998	V582 Per	19335	161.1	(5)	51856.1476	F7 V	26.02 0.24	26.0 0.2	23.68 0.70	23.68 0.70	3.00 f	87.8 0.3	87.8 0.3	3.1	3.0
25665	BD+69 238	19422	161	(4)	51770.2607	K3 V	-13.50 0.10	-13.5 0.1	10.59 3.00	10.59 3.00	-	4.7 0.8	4.7 0.8	-	-
29697	V834 Tau	21818	174	(2)	51509.0815	K3 V	0.59 0.17	0.3 0.1	9.50 1.00	10.24 0.64	3.94 c	61.8 2.0	56.5 1.1	1.1	1.4
				(2)	51510.1062		0.07 0.16		9.50 1.00			56.8 2.0			
				(3)	51566.0563		-0.13 0.35		13.40 1.46			50.8 2.0			
30652	1 Ori	22449	178	(5)	51856.1552	F6 V	25.66 0.16	25.7 0.2	21.65 0.70	21.65 0.70	-	24.9 0.3	24.9 0.3	2.5	2.4
33564	BD+79 169	25110	196	(5)	51857.1161	F6 V	-9.37 0.39	-9.4 0.4	18.35 0.70	18.35 0.70	-	30.1 0.2	30.1 0.2	2.6	2.5
36869	BD-15 1082	-	-	(5)	51857.1292	G3 V	24.56 0.76	24.6 0.8	27.34 3.00	27.34 3.00	1.31 c	239.8 1.6	239.8 1.6	3.6	3.4
37394	-	26779	211	(3)	51566.0980	K1 V	0.26 0.17	0.3 0.2	8.69 1.13	8.69 1.13	10.00 c	2.2 0.4	2.2 0.4	-	-
233153	BD+53 935	26801	212	(8)	52194.2840	M0.5 V	1.92 0.14	1.9 0.1	4.17 0.76	4.17 0.76	-	16.0 5.6	16.0 5.6	0.6	0.4
41593	V1386 Ori	28954	227	(5)	51855.2113	K0 V	-10.95 0.09	-10.9 0.1	7.06 1.00	7.06 1.00	10.59 a	13.2 0.8	13.2 0.8	-	-
-	TYC 1355-75-1	-	-	(10)	52389.8385	K2 III	43.27 0.14	43.3 0.1	1.00 2.00	1.00 2.00	-	2.8 7.1	2.8 7.1	-	-
-	BD+20 1790	-	-	(6)	52003.8629	K5 V	9.49 2.93	8.9 0.1	-	10.03 0.47	-	-	85.0 3.5	0.9	1.1
				(6)	52004.8759		7.56 4.10		-	-		-	-		
				(10)	52387.8341		9.23 0.20		9.39 0.83			85.0 7.1			
				(10)	52388.8357		8.96 0.20		10.36 0.83			82.0 7.1			
				(10)	52388.8670		8.91 0.22		10.92 1.18			92.0 7.1			
				(10)	52389.8228		8.52 0.17		9.79 1.10			81.0 7.1			
-	BD+07 1919	39721	9251A	(10)	52387.8676	K5 V	19.15 0.13	19.1 0.1	0.60 1.00	0.60 1.00	-	-	-	-	-
-	BD+07 1919B	-	9251B	(10)	52387.8837	K7 V	18.67 0.14	18.7 0.1	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
-	FP Cnc	39896	1108A	(10)	52388.8852	K7 V	12.03 0.22	11.9 0.2	12.14 0.86	11.35 0.13	-	-	-	-	-
				(10)	52389.8966		11.68 0.24		11.33 0.13			-			
72905	π1 UMa	42438	311	(2)	51510.2862	G1.5 V	-14.87 0.15	-14.4 0.1	9.70 1.00	11.67 0.58	4.54 c	107.3 0.4	106.3 0.2	2.9	2.8
				(3)	51564.1889		-12.98 0.33		12.39 1.20			106.3 0.4			
				(3)	51566.1501		-13.82 0.34		12.87 0.90			105.3 0.4			
				(6)	52003.9034		-		-			-			

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	\overline{V}_r (km s ⁻¹)	v _{seni} (km s ⁻¹)	$\overline{v_{seni}}$ (km s ⁻¹)	P _{tot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{Li}	
														(LTE)	(no-LTE)
73171	HR 3408	42452	-	(5)	51857.1818	K1 III	29.04 0.09	29.0 0.1	5.34 1.00	5.34 1.00	-	4.1 0.5	4.1 0.5	-	-
77191	HL Cnc	44303	-	(10)	52389.8832	G2 V	7.05 0.07	7.1 0.1	2.80 0.80	2.80 0.80	10.00 g	68.7 2.4	68.7 2.4	2.5	2.5
77407	BD+38 1993	44458	-	(3)	51564.1974	G0 V	4.72 0.23	4.4 0.2	13.18 0.66	12.40 0.59	-	158.8 0.6	161.3 0.4	3.3	3.2
				(3)	51566.1601		4.08 0.25		99.22 1.33			163.8 0.6			
82558	LQ Hya	46816	355	(2)	51509.2635	K0 V	6.80 0.41	8.9 0.1	25.00 3.00	30.09 0.66	1.61 c	237.6 1.3	240.3 0.5	2.9	2.9
				(2)	51510.3008		7.97 0.29		25.00 3.00			255.6 1.3			
				(3)	51564.1761		10.30 0.50		29.19 1.27			233.6 1.3			
				(3)	51566.1127		8.82 0.37		30.36 1.33			246.6 1.3			
				(5)	51854.2405		-		-			244.6 1.3			
				(10)	52386.8474		9.04 0.16		28.14 1.90			244.6 1.3			
				(10)	52388.8086		9.92 0.54		32.04 1.47			232.6 1.3			
				(10)	52389.8542		11.53 0.57		30.19 1.68			227.6 1.3			
82443	DX Leo	46843	354.1	(2)	51509.2471	K0 V	8.33 0.11	8.1 0.1	6.20 1.00	9.82 0.54	5.38 c	183.7 1.0	176.3 0.4	2.6	2.6
				(2)	51510.2689		8.00 0.13		6.20 1.00			179.7 1.0			
				(3)	51562.1797		-		11.30 1.11			171.7 1.0			
				(3)	51564.2121		8.16 0.24		11.30 1.11			179.7 1.0			
				(3)	51566.1720		7.63 0.24		11.36 1.10			166.7 1.0			
-	BD+28 1779	47176	-	(6)	52004.9250	G5 V	-17.98 4.49	-18.0 4.5	-	-	-	-	-	-	-
-	BD+03 2316	49544	378.2	(10)	52388.9068	K7 V	-14.20 0.18	-14.2 0.2	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
-	DK Leo	50156	2079	(10)	52388.9223	K7 V	3.00 0.20	2.7 0.1	9.05 1.19	7.68 0.70	7.98 f	-	-	-	-
				(10)	52389.9528		2.35 0.20		6.96 0.86			-	-	-	-
-	AD Leo	-	388	(10)	52386.8891	M4.5 V	12.97 0.61	13.9 0.3	2.90 2.00	2.90 2.00	2.60 f	-	-	-	-
				(10)	52386.9440		16.12 0.76		2.90 2.00			-	-	-	-
				(10)	52387.9417		-		2.90 2.00			-	-	-	-
				(10)	52388.9735		13.86 0.72		2.90 2.00			-	-	-	-
				(10)	52389.9695		13.41 0.70		2.90 2.00			-	-	-	-
85270	BD+08 2275	48309	-	(10)	52389.8542	K2 V	-	-10.8 0.1	2.90 2.00	2.90 2.00	-	-	-	-	-
				(6)	52002.9182		-10.84 0.09		-	-		-	-	-	-
-	BD+01 2447	51317	393	(10)	52389.9272	M2 V	9.33 0.63		1.00 1.00	1.00 1.00	-	-	-	-	-
98736	BD+19 2443	55486	426A	(10)	52386.9607	K1 V	-2.13 0.09	-2.1 0.1	1.25 1.41	1.25 1.41	-	14.6 2.0	14.6 2.0	2.4	2.1
-	BD+19 2443 B	-	426B	(10)	52386.9747	K7 V	-1.63 0.32	-1.6 0.3	3.47 0.77	3.47 0.77	-	8.5 1.8	8.5 1.8	-	-
102392	BD-11 3178A	57494	444A	(10)	52387.9277	K4 V	20.43 0.10	20.4 0.1	3.06 1.04	3.06 1.04	-	-	-	-	-
105631	BD+41 2276	59280	3706	(3)	51564.2814	K0 V	-2.60 0.21	-2.6 0.2	6.05 1.03	6.05 1.03	-	1.6 0.7	1.6 0.7	-	-
238087	BD+59 1428	59496	457	(10)	52390.0339	K7 V	-9.28 0.13	-9.3 0.1	3.15 0.73	3.15 0.73	-	-	-	-	-
238090	BD+55 1519	59514	458A	(10)	52390.0783	K7 V	-16.37 0.25	-16.4 0.3	5.36 1.13	5.36 1.13	-	-	-	-	-
106496	BD+08 2580	59740	-	(10)	52390.0506	K1 III	-3.74 0.07	-17.9 0.1	4.14 2.04	4.14 2.04	-	10.9 2.4	10.9 2.4	0.2	0.5
-	BD+08 2599	60661	466	(10)	52389.0504	M0 V	9.97 0.15	10.0 0.1	12.89 0.72	12.89 0.72	-	-	-	-	-
110010	BD+80 389	61597	479.1	(10)	52388.0364	G5 V	-19.78 0.07	-19.8 0.1	3.80 0.70	3.80 0.70	5.82 a	6.2 0.6	6.2 0.6	-	-
-	BD+21 2462	62686	-	(10)	52390.0627	K3 V	-1.07 0.12	-1.1 0.1	7.92 1.00	7.92 1.00	-	40.4 3.1	40.4 3.1	1.0	1.2
-	BD-05 3596	63023	488.2	(6)	52002.0879	K5 -	9.76 9.25	5.4 2.0	-	-	-	-	-	-	-
				(6)	52005.0974		5.17 2.07		-	-		-	-	-	-
112542	BD+02 2604	63235	-	(6)	52003.0962	F4 V	4.49 5.88	4.5 5.9	-	-	-	-	-	-	-
112733	BD+39 2586	63317	-	(6)	52003.0166	K0 V	-4.31 3.11	-3.4 0.1	-	3.11 0.68	-	-	93.5 1.7	2.1	2.2
				(6)	52005.1565		-8.79 1.36		-	-		-	-	-	-
				(10)	52388.0438		-3.43 0.06		3.11 0.68			93.5 1.7			
115043	BD+57 1425	64532	503.2	(3)	51566.2634	G2 V	-9.26 0.29	-9.3 0.3	10.87 0.86	10.87 0.86	5.31 a	91.5 0.5	91.5 0.5	2.7	2.7
-	Ross 1007	65016	507.1	(10)	52388.0109	M1.5 V	-10.76 0.38	-10.8 0.4	2.90 2.00	2.90 2.00	-	-	-	-	-
238224	BD+58 1441	65327	509.1	(10)	52389.0824	K7 V	-9.75 0.15	-9.7 0.1	6.82 0.77	6.82 0.77	-	-	-	-	-
117860	BD-07 3639	66115	-	(6)	52004.0903	G0 -	-6.22 7.67	-6.2 7.7	-	-	-	-	-	-	-
-	BD-03 3527	67092	524.1	(10)	52388.9923	K7 V	6.37 0.15		-	-	-	-	-	-	-

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	\overline{V}_r (km s ⁻¹)	vsen <i>i</i> (km s ⁻¹)	$\overline{vsen_i}$ (km s ⁻¹)	P _{tot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{Li} (LTE) (no-LTE)	
125161B	-	-	9474B	(10)	52390.1249	K1 V	-30.55 0.13	-30.5 0.1	6.69 0.98	6.69 0.98	12.73 a	36.0 1.3	36.0 1.3	1.3	1.6
129333	EK Dra	71631	559.1A	(3)	51563.3055	G1.5 V	-19.37 0.48	-20.6 0.3	19.68 1.03	19.68 1.03	2.79 c	187.9 1.1	189.4 0.8	3.4	3.2
				(3)	51566.3100		-21.80 0.46		19.68 1.03			190.9 1.1			
133826	BD+66 886	73623	-	(6)	52003.1190	G0 -	14.14 6.64	14.1 6.6	-	-	-	-	-	-	-
134319	BD+64 1046	73869	577	(1)	51384.8466	G0 V	-6.45 0.15	-6.5 0.1	11.60 1.13	11.39 0.66	4.45 c	148.2 1.2	144.9 0.7	3.2	3.1
				(1)	51386.8451		-6.52 0.27		11.23 1.18			153.2 1.2			
				(1)	51388.8314		-6.49 0.14		11.34 1.12			133.2 1.2			
				(6)	52003.1837		-		-			-			
135363	REJ1507+76	74045	-	(10)	52389.0689	K0 V	-5.61 0.17	-5.6 0.1	18.97 1.46	20.56 0.46	-	193.3 2.1	198.2 0.8	2.7	2.7
				(10)	52390.1100		-3.90 0.15		18.46 1.32			197.3 2.1			
				(11)	52457.9008		-7.44 0.27		21.91 1.22			200.3 2.1			
				(11)	52458.9074		-5.43 0.21		20.77 1.12			198.3 2.1			
				(11)	52459.8765		-7.54 0.23		21.39 1.14			206.3 2.1			
				(11)	52460.8947		-4.75 0.27		20.37 1.11			196.3 2.1			
				(11)	52461.8783		-7.33 0.23		21.09 1.17			195.3 2.1			
140913	BD+28 2469	77152	-	(11)	52459.1477	G5 V	-20.30 0.09	-20.3 0.1	8.44 0.85	8.44 0.85	6.13 d	75.6 0.6	75.6 0.6	2.5	2.5
142764	BD-09 4262	-	-	(6)	52002.1723	K5 III	-	-56.4 0.1	-	1.00 1.00	-	-	-	-	-
				(6)	52003.2479		-		-			-			
				(10)	52390.0952		-56.50 0.11		1.00 1.00			-			
143809	SAO 121323	78557	-	(11)	52458.9551	G5 V	-9.12 0.15	-9.1 0.1	16.45 1.51	16.45 1.51	-	103.0 1.9	103.0 1.9	2.7	2.7
145675	14 Her	79248	-	(11)	52458.9821	K2 IV	-13.93 0.08	-13.9 0.1	1.00 1.00	1.00 1.00	50.68 a	9.4 0.5	9.4 0.5	-	-
146696	BD+44 2559	79678	-	(6)	52002.2152	G0 -	12.83 8.49	12.8 8.5	-	-	-	-	-	-	-
147379A	BD+67 935A	79755	617A	(4)	51767.9690	K7 V	-16.25 0.45	-17.8 0.1	14.85 1.00	9.69 0.52	-	-	-	-	-
				(10)	52388.0575		-17.86 0.20		8.66 0.88			-			
				(10)	52389.1274		-17.95 0.20		7.00 0.84			-			
147379B	BD+67 935B	79762	617B	(10)	52388.0729	M3 V	-17.50 0.63	-17.5 0.6	2.90 2.00	2.90 2.00	-	-	-	-	-
-	CR Dra	79796	616.2A	(11)	52457.9169	M1 V	-28.25 0.71	-28.7 0.3	17.60 1.22	17.36 0.55	-	-	-	-	-
				(11)	52458.8906		-29.10 0.61		15.77 1.68			-			
				(11)	52459.9052		-28.46 0.68		16.93 1.14			-			
				(11)	52460.9103		-29.75 0.85		18.45 1.15			-			
				(11)	52461.8940		-28.22 0.69		17.25 1.17			-			
149661	V2133 Oph	81300	631	(4)	51766.9306	G9 V	-12.80 0.07	-12.8 0.1	7.94 1.90	7.94 1.90	11.00 c	32.2 0.4	32.2 0.4	1.7	1.8
149931	BD+26 2864	81349	-	(6)	52002.2637	F5 -	-12.52 4.53	-12.5 4.5	-	-	-	-	-	-	-
152863	56 Her	82780	-	(11)	52459.9339	K0 III	-0.37 0.06	-0.4 0.1	4.84 0.75	4.84 0.75	-	-	-	-	-
152751	V1054 Oph	82817	644	(4)	51767.9224	M3 V	-	19.8 0.8	-	2.90 2.00	-	-	-	-	-
				(4)	51767.9374		-		-			-			
				(4)	51767.9523		-		-			-			
				(4)	51768.8974		-		-			-			
				(4)	51768.9121		-		-			-			
				(4)	51768.9270		-		-			-			
				(4)	51768.9420		-		-			-			
				(4)	51769.8764		-		-			-			
				(4)	51769.9712		-		-			-			
				(10)	52388.1218		19.84 0.80		2.90 2.00			-			
155674A	BD+54 1861	83988	659A	(10)	52389.1573	K5 V	4.49 0.12	4.5 0.1	4.23 1.07	4.23 1.07	-	-	-	-	-
155674B	BD+54 1862	83996	659B	(10)	52389.1693	K7 V	3.66 0.14	3.7 0.1	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
156984	BD+55 1928	84590	-	(6)	52004.2116	K0 -	-96.85 2.38	-96.8 2.4	-	-	-	-	-	-	-
-	V647 Her	84794	669A	(11)	52458.9937	M4 V	-	-35.7 1.0	1.00 1.00	1.00 1.00	-	-	-	-	-
				(11)	52459.0160		-		1.00 1.00			-			
-	BD+05 3409	85665	678.1A	(11)	52457.9416	M1 V	-35.70 1.06	-13.1 0.3	7.40 0.84	7.40 0.84	-	-	-	-	-

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	$\overline{V_r}$ (km s ⁻¹)	v _{sení} (km s ⁻¹)	$\overline{v_{sení}}$ (km s ⁻¹)	P _{fot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{Li}	
														(LTE)	(no-LTE)
160934	RE J1738+611	86346	4020A	(4)	51767.9887	K7 V	-31.54 0.34	-38.2 0.1	19.73 1.00	19.07 0.38	1.84 c	9.1 8.6	3.8 3.2	-	-
				(10)	52388.0920		-39.76 0.34		18.58 0.99			2.1 8.6			
				(10)	52389.1396		-40.56 0.32		19.73 1.02			4.1 8.6			
				(10)	52390.1372		-40.64 0.35		19.97 1.03			7.1 8.6			
				(11)	52459.9393		-38.66 0.44		18.31 0.97			0.1 8.6			
				(11)	52460.9418		-38.37 0.42		18.53 0.97			-			
				(11)	52462.0468		-38.25 0.46		18.83 0.98			4.1 8.6			
				(10)	52390.1664		-24.80 0.20	M0 V	10.98 0.43	-		-	-		
				(11)	52457.9673		-13.28 0.06	K3 V	7.98 0.67	7.71 0.51		-	-		
				(11)	52460.9281		-13.27 0.12		7.33 0.80			-	-		
				162283	BD-06 4663		87322	696	(10)	52390.1664		M0 V	-24.80 0.20	-24.8 0.2	10.98 0.43
(11)	52457.9673	K3 V	-13.28 0.06			-13.3 0.1			7.98 0.67	7.71 0.51	-	-	-	-	
-	BD+21 3245	87579	697	(11)	52460.9281		-13.27 0.12		7.33 0.80		-	-	-	-	
-	BD+18 3497	87768	698A	(11)	52461.9233	K5 V	-30.05 0.15	-30.0 0.2	6.92 0.77	6.92 0.77	-	-	-	-	
-	-	-	698B	(11)	52461.9371	M3 V	-30.07 0.68	-30.1 0.7	7.67 0.90	7.67 0.90	-	-	-	-	
165341	V2391 Oph	88601	702A	(4)	51768.9660	K0 V	-4.07 0.17	-4.1 0.2	-	-	19.70 f	12.6 1.1	12.6 1.1	0.0	0.1
-	BD+02 3482B	-	702B	(4)	51768.9737	K5 V	-6.48 0.13	-6.5 0.1	-	-	-	-	-	-	-
167605	BD+69 968	89005	-	(4)	51766.9477	K2 V	-13.79 0.09	-13.7 0.1	11.98 1.90	11.98 1.90	-	21.4 2.0	21.9 1.4	0.9	1.1
(4)	-	-	-	(4)	51770.0140		-13.69 0.09		11.98 1.90		-	22.4 2.0	-	-	-
234601	V1075 Her	-	-	(11)	52457.9802	G5 V	-17.91 0.09	-17.9 0.1	8.09 1.13	8.09 1.13	7.35 c	87.1 1.9	87.1 1.9	2.6	2.6
-	SAO 9067	-	-	(10)	52389.0985	G5 V	-1.26 0.08	-1.3 0.1	11.40 0.82	11.40 0.82	-	79.8 4.3	79.8 4.3	2.5	2.6
168442	BD-01 3474	89825	710	(11)	52461.9600	K7 V	-14.64 0.20	-14.6 0.2	6.42 0.78	6.42 0.78	-	-	-	-	-
-	FK Ser	89874	-	(4)	51769.9358	K5 V	-9.69 0.25	-9.7 0.2	20.08 1.00	20.08 1.00	5.15 h	550.4 24.8	555.4 17.5	3.2	3.1
(4)	-	-	-	(4)	51769.9540		-		-		-	560.4 24.8	-	-	-
171488	V889 Her	91043	-	(4)	51768.9561	G2 V	-19.66 0.46	-21.6 0.3	45.20 3.00	42.16 1.31	1.34 c	220.4 0.8	208.4 0.6	3.4	3.3
				(6)	52005.2275		-16.84 2.33		-	-	-	-	-	-	-
				(7)	52175.8454		-23.62 0.44		41.45 1.45		196.4 0.8		-	-	-
				(7)	52174.8277	G2 V	8.47 0.07	8.5 0.1	10.37 0.82	10.37 0.82	-	58.9 1.0	58.9 1.0	2.5	2.5
				(4)	51768.9870	M3 V	-1.06 0.46	-1.0 0.5	7.72 1.00	7.72 1.00	-	-	-	-	-
171746	HR 6981	91159	-	(4)	51768.9870	M3 V	-1.06 0.46	-1.0 0.5	7.72 1.00	7.72 1.00	-	-	-	-	
173739	BD+59 1915A	91768	725A	(4)	51769.8946		-		-		-	-	-	-	
(4)	-	-	-	(6)	52005.2318		-		-		-	-	-	-	
173740	BD+59 1915B	91772	725B	(4)	51769.0058	M3.5 V	0.42 0.49	0.4 0.5	1.60 1.00	1.60 1.00	-	-	-	-	-
				(4)	51769.9127		-		-	-	-	-	-	-	-
				(6)	52005.2347		-		-	-	-	-	-	-	-
				(11)	52460.9798	K4 V	-10.37 0.73	-10.4 0.5	27.81 1.47	25.54 0.95	-	-	-	-	-
				(11)	52461.9984		-10.51 0.65		23.89 1.25		-	-	-	-	-
				(11)	52459.9886	M3.5 V	-26.17 0.99	-26.2 1.0	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
184525	BD+10 3724 B	-	734B	(11)	52460.0774	G5 V	0.81 0.08	0.8 0.1	9.54 0.89	9.54 0.89	-	-	-	-	
187458	HR 7550	97477	-	(11)	52459.1477	F5/6 V	-26.20 0.33	-26.2 0.3	15.61 1.55	15.61 1.55	-	-	-	-	
187565	BD+29 3760	97543	-	(7)	52176.8392	F8 V	-26.34 0.18	-26.3 0.2	17.43 0.87	17.43 0.87	-	4.3 0.8	4.3 0.8	0.3	0.1
191011	V1422 Aql	99101	-	(7)	52175.8554	K3 III	22.85 0.10	23.1 0.1	3.00 2.00	2.83 0.59	20.20 i	-	-	-	-
(10)	-	-	-	(10)	52388.1806		24.26 0.18		1.40 1.00		-	-	-	-	
(11)	-	-	-	(11)	52457.1268		22.73 0.19		3.68 0.78		-	-	-	-	
-	BD+33 3936	101262	791.3	(8)	52193.98046	K4 V	-26.62 0.08	-26.6 0.1	9.79 1.09	9.79 1.09	-	-	-	-	
197039	BD+15 4227	102029	-	(11)	52459.1377	F5 -	-32.55 0.21	-32.5 0.2	28.84 2.06	28.84 2.06	-	45.2 0.8	45.2 0.8	2.9	2.8
-	-	102401	806	(11)	52461.9757	M1.5 V	-25.21 0.59	-25.2 0.6	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	
198550	BD+28 3900	102851	808.2	(7)	52174.8569	K5 V	-7.75 0.06	-7.7 0.1	8.12 0.71	8.12 0.71	-	-	-	-	
(7)	-	-	-	(7)	52175.8683		-7.71 0.06		8.12 0.71		-	-	-	-	
200560	BD+45 3371	103859	816.1A	(7)	52174.8712	K2 V	-14.22 0.05	-14.4 0.1	8.11 0.78	8.11 0.78	10.53 d	-	-	-	-
200740	BD+49 3448	103929	-	(7)	52174.8850	K0 III	-19.98 0.06	-20.0 0.1	3.00 2.00	3.00 2.00	-	61.6 0.4	61.6 0.4	1.2	1.5
201651	BD+69 1148	104225	-	(4)	51766.9815	G8 V	-12.41 0.10	-12.4 0.1	6.27 1.00	5.22 0.52	-	12.4 1.2	12.4 1.2	1.3	1.5
(7)	-	-	-	(7)	52175.9516		-12.69 0.05		4.83 0.61		-	-	-	-	

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	\overline{V}_r (km s ⁻¹)	v _{sen<i>i</i>} (km s ⁻¹)	$\overline{v_{seni}}$ (km s ⁻¹)	P _{tot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{Li}	
														(LTE)	(no-LTE)
-	BD-05 5480	104383	9721A	(7)	52174.9017	K5 V	3.05 0.08	2.9 0.1	8.73 1.13	9.04 0.62	-	-	0.6 2.2	-	-
				(7)	52175.9316		2.99 0.10		8.86 1.14			1.8 3.9			
				(7)	52175.9330		-		10.49 1.92						
				(7)	52176.8494		2.75 0.10		9.01 1.13						
-	EUVE J2113+04.2	-	-	(11)	52457.0926	K4 V:	-4.55 0.20	-4.6 0.2	1.40 1.00	1.40 1.00	-	51.5 15.6	51.5 15.6	0.9	1.2
-	-	105885	828.1	(11)	52458.0681	M0 V	-5.21 0.23	-5.2 0.2	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
-	LO Peg	106231	-	(4)	51767.0161	K3 V	-	-19.3 4.0	-	73.52 5.63	0.42 j	237.7 3.1	233.4 1.8	2.2	2.3
				(4)	51768.0507		-19.27 4.00		-			121.7 3.1			
				(4)	51769.0899		-		-			228.7 3.1			
				(4)	51770.0960		-		-			233.7 3.1			
				(5)	51856.8601		-		-						
				(8)	52193.9614		-		73.52 5.63						
205435	rho Cyg	106481	-	(5)	51855.8316	G5 III	6.56 0.11	6.6 0.1	3.36 3.00	3.36 3.00	-	14.6 0.2	14.6 0.2	1.1	1.2
206860	HN Peg	107350	836.7	(4)	51770.0672	F7 V	-16.55 0.10	-16.3 0.1	-	8.47 3.00	4.70 c	124.8 0.6	115.1 0.3	3.3	3.2
				(5)	51853.9746		-		8.47 3.00			105.8 0.6			
				(5)	51856.8323		-15.87 0.15		8.47 3.00			114.8 0.6			
208472	V2075 Cyg	108198	-	(5)	51855.8413	K2 III	23.35 0.25	23.3 0.3	17.41 1.00	17.41 1.00	-	18.4 0.8	18.4 0.8	0.1	0.5
-	-	108467	842.2	(11)	52458.0884	M0.5 V	-18.02 0.29	-18.1 0.3	-	-	-	-	-	-	-
-	-	108752	844	(11)	52462.1140	M2 III	-14.69 0.73	-14.7 0.7	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
-	TYC1680-01993-1	-	-	(11)	52458.1207	K1 V	-1.80 0.14	-1.8 0.1	3.43 0.74	3.43 0.74	-	21.4 4.4	21.4 4.4	1.1	1.3
209458	BD+18 4917	108859	-	(7)	52176.9132	G0 V	-14.94 0.07	-14.9 0.1	7.82 1.12	7.82 1.12	-	69.9 1.2	69.9 1.2	2.7	2.7
-	BD-05 5715	109388	849	(11)	52458.1367	M3.5 V	-16.01 0.77	-15.9 0.5	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-
				(11)	52459.0948		-15.89 0.75		-			-	-	-	-
-	V383 Lac	-	-	(1)	51384.0141	K1 V	-19.55 0.49	-20.0 0.1	18.53 1.24	19.99 0.39	2.42 c	247.8 1.6	260.0 0.4	2.9	2.8
				(1)	51384.1565		-19.51 0.49		18.85 1.34			246.8 1.6			
				(1)	51384.9920		-20.59 0.22		19.42 1.29			254.8 1.6			
				(1)	51386.0848		-19.98 0.33		19.55 1.26			258.8 1.6			
				(1)	51387.0233		-20.61 0.40		19.76 1.28			254.8 1.6			
				(1)	51388.0023		-20.02 0.22		19.77 1.23			258.8 1.6			
				(1)	51388.9987		-20.19 0.36		19.00 1.29			265.8 1.6			
				(4)	51767.0580		-19.16 0.15		20.70 1.00			278.8 1.6			
				(4)	51768.0975		-19.10 0.30		20.70 1.00			256.8 1.6			
				(5)	51853.9877		-		7.31 1.00			276.8 1.6			
				(5)	51854.8790		-21.95 0.16		7.31 1.00			249.8 1.6			
				(5)	51855.8679		-18.20 0.25		7.31 1.00			292.8 1.6			
				(5)	51856.8901		-19.29 0.19		7.31 1.00			251.8 1.6			
				(5)	51857.9473		-19.86 0.25		7.31 1.00			251.8 1.6			
				(7)	52174.9359		-19.94 0.14		21.78 0.87			254.8 1.6			
-	Wolf 1225 B	-	856B	(8)	52194.1237	M1 V	-21.74 1.08	-21.7 1.0	17.72 1.89	17.72 1.89	-	-	-	-	-
213845	ups Aqr	111449	863.2	(4)	51768.0842	F7 V	-0.54 0.36	-0.5 0.4	41.20 0.70	41.20 0.70	-	-	-	-	-
-	BD+17 4799	-	-	(4)	51767.0955	K0 V/IV	-16.77 0.12	-16.4 0.5	14.72 1.00	11.03 0.38	-	262.9 3.2	247.6 1.6	3.0	2.9
				(5)	51855.9232		-		10.96 1.00			256.9 3.2			
				(7)	52175.9793		-16.56 0.06		9.45 0.67			239.9 3.2			
				(11)	52460.1102		-14.21 0.17		10.98 0.63			230.9 3.2			
-	EV Lac	112460	873	(4)	51768.1192	M3.5 V	0.87 0.94	0.6 0.3	1.36 1.00	2.01 0.53	4.38 f	-	-	-	-
				(4)	51769.1298		-		1.36 1.00			-	-	-	-
				(4)	51770.1180		-		1.36 1.00			-	-	-	-
				(7)	52176.0162		-		-			-	-	-	-
				(7)	52176.9905		-		-			-	-	-	-
				(8)	52194.0121		0.61 0.36		5.16 1.27			-	-	-	-

Tabla C.1: continuación.

HD	Otro nombre	HIP	GJ	ID	MJD (días)	T _{esp}	V _r (km s ⁻¹)	\overline{V}_r (km s ⁻¹)	v_{seni} (km s ⁻¹)	$\overline{v_{seni}}$ (km s ⁻¹)	P _{fot} (días)	EW(LiI) (mÅ)	$\overline{EW(LiI)}$ (mÅ)	A _{ri} (LTE) (no-LTE)	
216899	BD+15 4733	113296	880	(7)	52174.9664	M1.5 V	-27.70 0.20	-27.7 0.2	9.68 0.84	9.68 0.84	-	2.9 3.2	2.9 3.2	-	-
217813	MT Peg	113829	2153	(5)	51854.9430	G1 V	1.22 0.08	1.2 0.1	5.08 3.00	5.08 3.00	8.10 g	94.3 1.0	94.3 1.0	2.8	2.8
-	-	114066	9809	(8)	52194.0639	M0 V	-22.85 0.22	-22.8 0.2	8.05 0.82	8.05 0.82	-	14.6 13.5	14.6 13.5	0.6	0.3
220140	V368 Cep	115147	-	(1)	51384.0420	K0 V	-16.41 0.39	-16.3 0.1	16.78 1.21	16.78 0.39	2.74 g	208.3 0.8	205.3 0.2	2.7	2.8
				(1)	51385.0085		-17.02 0.19		-			201.3 0.8			
				(1)	51386.1725		-16.58 0.24		16.66 1.20			210.3 0.8			
				(1)	51387.0935		-16.83 0.32		16.15 1.14			204.3 0.8			
				(1)	51388.0347		-16.74 0.32		16.49 1.16			188.3 0.8			
				(1)	51389.0296		-16.50 0.32		15.15 1.18			205.3 0.8			
				(2)	51509.8749		-15.72 0.38		16.10 1.00			199.3 0.8			
				(5)	51854.9124		-16.30 0.11		18.88 1.90			215.3 0.8			
				(5)	51856.9186		-16.62 0.13		18.88 1.90			206.3 0.8			
				(5)	51857.9228		-15.75 0.09		18.88 1.90			219.3 0.8			
				(7)	52175.9666		-16.57 0.10		17.97 0.76			201.3 0.8			
221503	-	116215	898	(4)	51768.1646	M0 V	0.59 0.10	0.3 0.1	-	7.47 1.00	-	-	-	-	-
				(5)	51855.9396		-0.90 0.22		7.47 1.00			-			
-	BD+28 4660	117779	910	(7)	52176.9769	K5 V	2.04 0.11	2.0 0.1	-	-	-	-	-	-	-
-	BD+45 4378	118212	913	(8)	52194.0805	K8 V	6.74 0.15	6.7 0.1	1.40 1.00	1.40 1.00	-	-	-	-	-

Tabla C.2: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	EW(Å) en el espectro sustraído														
			Ca II		He I	He I	H δ	H γ	H β	Na I			H α	Ca II IRT			
			K	H						D ₂	D ₁	λ8498		λ8542	λ8662		
73171	(5)	51857.1818	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
77191	(10)	52389.8832	0.25 0.08	0.19 0.05	-	-	-	-	-	-	-	-	0.09 0.04	0.17 0.03	0.23 0.05	0.19 0.06	0.26 0.03
77407	(3)	51564.1974	-	-	-	-	-	0.07 0.08	-	-	-	-	0.25 0.06	0.18 0.03	0.27 0.04	0.26 0.03	0.23 0.06
	(3)	51566.1601	-	-	-	-	-	0.03 0.02	-	-	-	0.19 0.03	0.20 0.04	0.23 0.06	0.23 0.06	0.23 0.03	-
82558	(2)	51509.2635	2.36 0.21	-	-	-	-	0.61 0.07	-	0.15 0.02	0.12 0.02	1.60 0.12	0.53 0.07	0.76 0.09	-	-	-
	(2)	51510.3008	1.88 0.12	-	-	-	-	0.58 0.18	-	0.17 0.06	0.15 0.06	1.41 0.21	0.51 0.04	0.80 0.06	-	-	-
	(3)	51564.1761	-	-	-	-	-	0.58 0.07	-	0.07 0.03	0.10 0.03	1.49 0.19	0.49 0.04	0.65 0.06	0.58 0.06	0.58 0.06	-
	(3)	51566.1127	-	-	-	-	-	0.56 0.05	-	0.07 0.02	0.04 0.02	1.58 0.16	0.57 0.04	0.65 0.06	0.55 0.07	-	-
	(5)	51854.2405	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52386.8474	1.75 0.10	1.15 0.07	0.47 0.08	0.24 0.05	0.26 0.03	0.56 0.06	-	0.10 0.02	0.08 0.03	1.51 0.15	0.49 0.06	0.76 0.09	0.59 0.08	0.54 0.03	0.57 0.07
	(10)	52388.8086	1.41 0.13	0.92 0.09	0.31 0.12	0.27 0.06	0.25 0.04	0.60 0.04	-	0.08 0.02	0.06 0.02	1.37 0.16	0.47 0.06	0.71 0.08	0.54 0.03	0.57 0.07	-
	(10)	52389.8542	1.54 0.16	1.10 0.09	0.40 0.10	0.29 0.10	0.30 0.05	0.53 0.04	-	0.08 0.02	0.06 0.02	1.34 0.16	0.48 0.05	0.71 0.07	0.57 0.07	-	-
82443	(2)	51509.2471	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.24 0.05	0.23 0.02	0.39 0.04	-	-
	(2)	51510.2689	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.23 0.06	0.24 0.03	0.37 0.06	-	-
	(3)	51562.1797	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.22 0.06	0.30 0.05	0.35 0.06	0.32 0.05	0.32 0.05
	(3)	51564.2121	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.26 0.09	0.25 0.04	0.36 0.05	0.33 0.06	0.33 0.06
	(3)	51566.1720	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.20 0.05	0.24 0.04	0.38 0.04	0.28 0.05	0.28 0.05
HIP 47176	(6)	52004.9250	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 49544	(10)	52388.9068	1.34 0.19	0.88 0.18	-	-	-	-	-	-	-	-	0.04 0.02	0.07 0.02	0.11 0.03	0.06 0.02	0.06 0.02
HIP 50156	(10)	52388.9223	3.25 0.21	3.57 0.14	0.84 0.16	0.47 0.11	0.68 0.12	0.81 0.08	0.01 0.01	0.06 0.02	0.04 0.02	1.71 0.13	0.37 0.05	0.54 0.07	0.41 0.05	0.41 0.05	0.41 0.05
	(10)	52389.9528	1.66 0.18	1.35 0.19	0.41 0.23	0.30 0.22	0.65 0.16	0.78 0.14	0.05 0.01	0.11 0.02	0.07 0.02	1.93 0.16	0.44 0.03	0.58 0.06	0.47 0.06	0.47 0.06	0.47 0.06
AD Leo	(10)	52386.8891	7.83 0.16	8.03 0.22	3.18 0.25	2.33 0.23	3.05 0.12	3.47 0.33	0.33 0.02	0.41 0.02	0.30 0.02	3.35 0.13	0.32 0.01	0.40 0.02	0.30 0.02	0.30 0.02	0.30 0.02
	(10)	52386.9440	5.27 0.19	7.75 0.24	2.94 0.27	1.87 0.26	2.50 0.14	2.89 0.38	0.30 0.02	0.45 0.03	0.31 0.03	3.56 0.13	0.29 0.03	0.40 0.04	0.30 0.03	0.30 0.03	0.30 0.03
	(10)	52387.9417	8.22 0.14	8.85 0.20	3.65 0.25	2.17 0.13	2.52 0.10	3.17 0.18	0.31 0.02	0.35 0.02	0.23 0.02	3.05 0.12	0.30 0.02	0.39 0.03	0.27 0.02	0.27 0.02	0.27 0.02
	(10)	52388.9735	8.32 0.15	8.62 0.12	3.37 0.24	2.63 0.15	2.94 0.12	3.57 0.21	0.30 0.02	0.34 0.02	0.25 0.03	3.25 0.07	0.27 0.01	0.38 0.02	0.28 0.02	0.28 0.02	0.28 0.02
	(10)	52389.9695	6.55 0.17	5.54 0.26	2.29 0.28	2.70 0.18	3.21 0.11	3.99 0.18	0.36 0.02	0.34 0.01	0.24 0.02	3.90 0.16	0.27 0.01	0.38 0.02	0.27 0.01	0.27 0.01	0.27 0.01
HIP 51317	(10)	52389.8542	0.56 0.23	0.54 0.31	-	-	-	-	-	-	-	-	0.03 0.02	0.05 0.01	0.02 0.02	0.02 0.02	0.02 0.02
85270	(6)	52002.9182	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52389.9272	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.09 0.02	0.04 0.01	0.05 0.02	0.05 0.02	0.05 0.02
98736	(10)	52386.9607	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
BD+19 2443 B	(10)	52386.9747	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
102392	(10)	52387.9277	0.39 0.19	0.26 0.17	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
105631	(3)	51564.2814	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.11 0.03	0.11 0.04	0.11 0.03	0.11 0.03
238087	(10)	52390.0339	0.62 0.21	0.68 0.23	-	-	-	-	-	-	-	-	0.18 0.06	0.09 0.01	0.14 0.02	0.10 0.01	0.10 0.01
238090	(10)	52390.0783	0.40 0.18	0.79 0.25	-	-	-	-	-	-	-	-	0.06 0.04	0.12 0.02	0.13 0.03	-	-
106496	(10)	52390.0506	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 60661	(10)	52389.0504	0.92 0.25	0.77 0.33	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
110010	(10)	52388.0364	0.19 0.07	0.12 0.05	-	-	-	-	-	-	-	-	0.04 0.02	0.06 0.02	0.08 0.03	0.06 0.02	0.06 0.02
HIP 62686	(10)	52390.0627	0.54 0.25	0.32 0.12	-	-	-	0.12 0.07	-	-	-	-	0.47 0.11	0.16 0.05	0.24 0.06	0.17 0.07	0.17 0.07
HIP 63023	(6)	52002.0879	0.48 0.12	0.32 0.12	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(6)	52005.0974	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
112542	(6)	52003.0962	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
112733	(6)	52003.0166	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(6)	52005.1565	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52388.0438	0.32 0.08	0.27 0.09	-	-	-	-	-	-	-	-	0.14 0.03	0.22 0.06	0.25 0.09	0.23 0.10	0.23 0.10
115043	(3)	51566.2634	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.06 0.02	0.09 0.03	0.11 0.04	0.12 0.03	0.12 0.03
HIP 65016	(10)	52388.0109	2.24 0.14	1.59 0.21	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.05 0.02	0.06 0.03	0.03 0.02	0.03 0.02
238224	(10)	52389.0824	1.19 0.27	1.18 0.35	-	-	-	0.16 0.03	-	-	-	-	0.38 0.04	0.14 0.05	0.20 0.07	0.15 0.09	0.15 0.09
117860	(6)	52004.0903	0.28 0.18	0.24 0.18	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 67092	(10)	52388.9923	0.91 0.24	1.26 0.17	0.29 0.18	-	-	-	-	-	-	-	0.02 0.02	0.07 0.02	0.10 0.03	0.07 0.03	0.07 0.03

Tabla C.2: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	EW(Å) en el espectro sustraído													
			Ca II		He I	H δ	H γ	H β	He I		Na I		H α	Ca II IRT		
			K	H					D ₃	D ₂	D ₁	λ 8498		λ 8542	λ 8662	
HIP 104383	(7)	52174.9017	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.27 0.06	0.12 0.03	0.18 0.03	0.14 0.02	
	(7)	52175.9316	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.22 0.05	0.11 0.03	0.16 0.03	0.12 0.01	
	(7)	52175.9330	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.24 0.06	0.12 0.04	0.21 0.04	0.13 0.02	
	(7)	52176.8494	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.21 0.04	0.10 0.04	0.14 0.03	0.12 0.02	
EUVE J2113+04.2	(11)	52457.0926	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	
HIP 105885	(11)	52458.0681	1.15 0.27	1.04 0.22	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	
HIP 106231	(4)	51767.0161	-	-	-	-	0.33 0.17	0.74 0.11	-	-	0.26 0.08	0.17 0.07	1.55 0.13	0.75 0.15	0.86 0.15	0.63 0.16
	(4)	51768.0507	-	-	-	-	0.62 0.22	0.67 0.09	-	-	0.31 0.08	0.17 0.08	1.76 0.18	0.60 0.39	0.73 0.36	0.53 0.20
	(4)	51769.0899	-	-	-	-	0.53 0.15	0.67 0.10	-	-	0.27 0.05	0.16 0.04	1.98 0.14	0.59 0.27	0.77 0.28	0.69 0.19
	(4)	51770.0960	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(5)	51856.8601	1.54 0.42	-	-	-	0.25 0.32	0.91 0.16	-	-	-	-	1.89 0.12	0.51 0.08	0.71 0.17	-
	(8)	52193.9614	-	-	-	-	-	-	-	-	0.08 0.06	0.05 0.05	1.30 0.09	0.61 0.13	0.82 0.13	0.58 0.17
205435	(5)	51855.8316	0.03 0.04	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
206860	(4)	51770.0672	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(5)	51853.9746	0.15 0.07	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.10 0.04	0.10 0.03	0.17 0.05	-
	(5)	51856.8323	0.12 0.02	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.08 0.04	0.10 0.02	0.15 0.03	-
208472	(5)	51855.8413	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 108467	(11)	52458.0884	1.70 0.46	1.51 0.48	-	-	-	-	-	-	-	-	0.07 0.05	0.13 0.07	0.15 0.10	0.11 0.06
HIP 108752	(11)	52462.1140	2.30 0.28	2.14 0.26	-	-	-	0.22 0.08	-	-	-	-	0.18 0.03	0.07 0.02	0.10 0.02	0.08 0.01
TYC1680-01993-1	(11)	52458.1207	0.43 0.08	0.31 0.07	-	-	-	0.02 0.03	-	-	-	-	0.17 0.03	0.14 0.02	0.20 0.04	0.20 0.03
209458	(7)	52176.9132	-	0.05 0.01	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 109388	(11)	52458.1367	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(11)	52459.0948	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
V383 Lac	(1)	51384.0141	1.36 0.05	0.71 0.03	0.21 0.03	0.06 0.05	0.09 0.03	0.21 0.04	-	-	-	-	0.59 0.06	0.40 0.03	0.52 0.04	0.43 0.02
	(1)	51384.1565	1.24 0.08	0.74 0.04	0.23 0.04	0.07 0.05	0.07 0.03	0.18 0.03	-	-	-	-	0.61 0.07	0.39 0.07	0.53 0.09	0.44 0.07
	(1)	51384.9920	-	-	-	-	0.04 0.04	0.18 0.04	-	-	-	-	0.64 0.07	0.42 0.05	0.59 0.07	0.48 0.07
	(1)	51386.0848	1.17 0.08	1.03 0.08	0.38 0.08	0.17 0.05	0.20 0.03	0.40 0.04	-	-	-	-	1.08 0.06	0.51 0.05	0.73 0.07	0.64 0.06
	(1)	51387.0233	1.17 0.16	0.74 0.10	0.26 0.10	0.08 0.05	0.08 0.03	0.30 0.05	-	-	-	-	0.69 0.06	0.40 0.04	0.55 0.06	0.46 0.04
	(1)	51388.0023	1.18 0.12	0.78 0.04	0.20 0.04	0.06 0.04	0.08 0.04	0.19 0.03	-	-	-	-	0.62 0.06	0.43 0.05	0.58 0.07	0.48 0.04
	(1)	51388.9987	1.31 0.15	0.70 0.06	0.19 0.06	-	0.22 0.03	0.72 0.04	-	-	-	-	0.39 0.06	0.57 0.05	0.49 0.07	-
	(4)	51767.0580	-	-	-	-	-	0.17 0.04	-	-	-	-	0.52 0.04	0.40 0.07	0.53 0.06	0.43 0.06
	(4)	51768.0975	-	-	-	-	-	0.18 0.05	-	-	-	-	0.63 0.07	0.36 0.20	0.71 0.21	0.53 0.16
	(5)	51853.9877	1.04 0.19	-	-	-	-	0.26 0.04	-	-	-	-	0.74 0.11	0.39 0.04	0.64 0.07	-
	(5)	51854.8790	0.96 0.10	-	-	-	-	0.16 0.03	-	-	-	-	0.59 0.05	0.39 0.06	0.58 0.10	-
	(5)	51855.8679	0.89 0.23	-	-	-	-	0.35 0.08	-	-	-	-	0.69 0.13	0.47 0.05	0.64 0.09	-
	(5)	51856.8901	0.56 0.11	-	-	-	-	0.16 0.04	-	-	-	-	0.51 0.06	0.35 0.06	0.55 0.09	-
	(5)	51857.9473	-	-	-	-	-	0.17 0.07	-	-	-	-	0.59 0.10	0.39 0.05	0.63 0.09	-
	(7)	52174.9359	0.98 0.15	0.75 0.10	0.31 0.19	-	-	0.36 0.10	-	-	-	-	0.71 0.10	0.45 0.03	0.68 0.04	0.56 0.03
Wolf 1225 B	(8)	52194.1237	-	-	-	-	-	-	0.23 0.03	0.49 0.03	0.35 0.03	-	4.10 0.24	0.44 0.06	0.58 0.09	0.35 0.08
213845	(4)	51768.0842	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
BD+17 4799	(4)	51767.0955	-	-	-	-	-	0.16 0.04	-	-	-	-	0.51 0.08	0.40 0.04	0.61 0.06	0.53 0.07
	(5)	51855.9232	0.91 0.02	-	-	-	-	0.18 0.10	-	-	-	-	0.76 0.11	0.45 0.07	0.56 0.12	-
	(7)	52175.9793	0.77 0.18	0.70 0.06	0.21 0.06	-	0.03 0.04	0.09 0.06	-	-	-	-	0.51 0.04	0.38 0.04	0.46 0.06	0.48 0.04
	(11)	52460.1102	0.87 0.06	0.56 0.03	0.11 0.05	0.06 0.04	0.04 0.03	0.24 0.04	-	-	-	-	0.67 0.06	0.27 0.02	0.41 0.05	0.34 0.02
HIP 112460	(4)	51768.1192	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51769.1298	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51770.1180	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(7)	52176.0162	-	7.61 0.09	4.12 0.11	4.08 0.16	5.23 0.08	4.48 0.18	0.40 0.06	0.32 0.03	0.22 0.03	4.40 0.23	0.40 0.05	0.85 0.08	0.41 0.06	-
	(7)	52176.9905	5.83 0.17	5.05 0.12	3.17 0.15	5.29 0.47	6.57 0.24	5.70 0.21	0.56 0.06	0.38 0.05	0.29 0.05	5.25 0.24	0.47 0.05	0.93 0.08	0.46 0.06	-
	(8)	52194.0121	-	-	-	-	-	-	0.34 0.05	0.31 0.02	0.21 0.02	3.81 0.12	0.30 0.08	0.45 0.11	0.19 0.10	-

Tabla C.2: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	<i>EW</i> (Å) en el espectro sustraído													
			Ca II		He I	He I	H δ	H γ	H β	He I	Na I		H α	Ca II IRT		
			K	H							D ₃	D ₂		D ₁	λ 8498	λ 8542
216899	(7)	52174.9664	1.63 0.18	1.09 0.09	-	-	-	-	-	-	-	-	0.11 0.04	0.13 0.03	0.30 0.05	0.25 0.03
217813	(5)	51854.9430	0.18 0.05	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.08 0.02	0.08 0.03	0.20 0.08	-
HIP 114066	(8)	52194.0639	-	-	-	-	-	-	0.08 0.04	0.12 0.02	0.07 0.02	-	2.06 0.11	0.40 0.06	0.58 0.07	0.43 0.14
220140	(1)	51384.0420	1.25 0.08	0.68 0.03	0.20 0.04	0.17 0.09	0.22 0.04	0.28 0.05	-	-	-	-	0.82 0.08	0.36 0.04	0.48 0.06	0.40 0.03
	(1)	51385.0085	-	0.65 0.05	0.25 0.07	0.14 0.09	0.16 0.04	0.27 0.06	-	-	-	-	0.77 0.08	0.36 0.05	0.48 0.07	0.40 0.06
	(1)	51386.1725	0.87 0.22	0.59 0.09	0.20 0.14	0.17 0.10	0.14 0.03	0.23 0.08	-	-	-	-	0.85 0.05	0.34 0.05	0.48 0.08	0.40 0.06
	(1)	51387.0935	0.97 0.09	0.61 0.04	0.19 0.06	0.20 0.09	0.18 0.04	0.27 0.04	-	-	-	-	1.00 0.08	0.37 0.04	0.49 0.05	0.42 0.04
	(1)	51388.0347	0.93 0.08	0.65 0.05	0.23 0.09	0.08 0.05	0.08 0.03	0.28 0.04	-	-	-	-	0.64 0.08	0.32 0.05	0.43 0.07	0.39 0.05
	(1)	51389.0296	1.23 0.07	0.78 0.06	0.29 0.14	-	-	0.46 0.10	-	-	-	-	1.11 0.14	0.39 0.08	0.52 0.12	0.52 0.07
	(2)	51509.8749	1.07 0.12	-	-	-	-	0.22 0.15	-	-	-	-	0.55 0.09	0.31 0.07	0.65 0.09	-
	(5)	51854.9124	0.98 0.08	-	-	0.20 0.07	0.06 0.07	0.31 0.08	-	-	-	-	0.68 0.05	0.37 0.09	0.56 0.14	-
	(5)	51856.9186	0.48 0.11	-	-	-	0.05 0.06	0.17 0.05	-	-	-	-	0.55 0.04	0.31 0.04	0.38 0.06	-
	(5)	51857.9228	0.98 0.13	-	-	-	-	0.29 0.08	-	-	-	-	0.64 0.07	0.30 0.06	0.31 0.18	-
	(7)	52175.9666	1.06 0.08	0.58 0.04	0.14 0.05	0.11 0.07	0.12 0.04	0.25 0.04	-	-	-	-	0.67 0.06	0.38 0.04	0.55 0.06	0.48 0.03
221503	(4)	51768.1646	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.12 0.04	-	0.36 0.08	0.23 0.06
	(5)	51855.9396	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.16 0.03	0.11 0.04	0.25 0.07	-
HIP 117779	(7)	52176.9769	1.72 0.09	1.51 0.08	0.33 0.12	-	-	-	-	-	-	-	0.12 0.04	0.04 0.05	0.04 0.02	0.05 0.01
HIP 118212	(8)	52194.0805	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.10 0.02	0.06 0.07	0.10 0.05	-

Tabla C.3: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	log F_{λ} (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$) en el espectro sustraído													$\frac{EW_{H\alpha}}{EW_{H\beta}}$	$\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$	$\frac{I_{H\alpha}}{I_{H\beta}}$	
			Ca II		He I	Na I		Ca II IRT											
			K	H		He	H δ	H γ	H β	D $_3$	D $_2$	D $_1$	H α	$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$			
73171	(5)	51857.1818	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
77191	(10)	52389.8832	6.31 0.32	6.19 0.26	-	-	-	-	-	-	-	-	5.78 0.44	5.86 0.18	5.99 0.22	5.91 0.32	-	-	-
77407	(3)	51564.1974	-	-	-	-	-	5.82 1.14	-	-	-	-	6.28 0.24	5.92 0.17	6.10 0.15	6.08 0.12	2.36	2.93	-
	(3)	51566.1601	-	-	-	-	-	5.45 0.67	-	-	-	-	6.16 0.16	5.97 0.20	6.03 0.26	6.03 0.13	4.19	5.20	-
82558	(2)	51509.2635	6.78 0.09	-	-	-	-	-	-	5.69 0.13	5.59 0.17	6.76 0.07	6.18 0.13	6.34 0.12	-	-	2.44	3.29	-
	(2)	51510.3008	6.68 0.06	-	-	-	-	-	-	5.74 0.35	5.69 0.40	6.70 0.15	6.17 0.08	6.36 0.07	-	-	2.26	3.05	-
	(3)	51564.1761	-	-	-	-	-	-	-	5.36 0.43	5.51 0.30	6.73 0.13	6.15 0.08	6.27 0.09	6.22 0.10	-	2.39	3.22	-
	(3)	51566.1127	-	-	-	-	-	-	-	5.36 0.29	5.12 0.50	6.75 0.10	6.21 0.07	6.27 0.09	6.20 0.13	-	2.62	3.53	-
	(5)	51854.2405	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52386.8474	6.65 0.06	6.46 0.06	6.08 0.17	5.79 0.21	5.84 0.12	6.20 0.11	-	5.51 0.20	5.42 0.38	6.73 0.10	6.15 0.12	6.34 0.12	6.23 0.14	-	2.51	3.38	-
	(10)	52388.8086	6.55 0.09	6.37 0.10	5.89 0.39	5.84 0.22	5.82 0.16	6.23 0.07	-	5.42 0.25	5.29 0.33	6.69 0.12	6.13 0.13	6.31 0.11	6.19 0.06	-	2.12	2.86	-
	(10)	52389.8542	6.59 0.10	6.44 0.08	6.01 0.25	5.87 0.34	5.90 0.17	6.18 0.08	-	5.42 0.25	5.29 0.33	6.68 0.12	6.14 0.10	6.31 0.10	6.21 0.12	-	2.35	3.17	-
82443	(2)	51509.2471	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	6.07 0.21	5.91 0.09	6.14 0.10	-	-	-	-
	(2)	51510.2689	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	6.05 0.26	5.93 0.12	6.11 0.16	-	-	-	-
	(3)	51562.1797	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	6.03 0.27	6.02 0.17	6.09 0.17	6.05 0.16	-	-	-
	(3)	51564.2121	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	6.11 0.35	5.94 0.16	6.10 0.14	6.07 0.18	-	-	-
	(3)	51566.1720	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.99 0.25	5.93 0.17	6.13 0.11	5.99 0.18	-	-	-
HIP 47176	(6)	52004.9250	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 49544	(10)	52388.9068	4.86 0.14	4.68 0.20	-	-	-	-	-	-	-	-	4.25 0.50	4.73 0.29	4.93 0.27	4.67 0.33	-	-	-
HIP 50156	(10)	52388.9223	6.26 0.06	6.30 0.04	5.67 0.19	5.44 0.23	5.64 0.18	5.81 0.10	4.08 1.00	4.86 0.33	4.68 0.50	6.43 0.08	5.80 0.14	5.97 0.13	5.85 0.12	-	5.07	4.17	-
	(10)	52389.9528	5.97 0.11	5.88 0.14	5.36 0.56	5.25 0.73	5.62 0.25	5.79 0.18	4.78 0.20	5.12 0.18	4.92 0.29	6.48 0.08	5.88 0.07	6.00 0.10	5.91 0.13	5.94	4.88	-	-
AD Leo	(10)	52386.8891	6.13 0.02	6.14 0.03	5.73 0.08	5.64 0.10	5.82 0.04	6.01 0.10	5.26 0.06	5.35 0.05	5.22 0.07	6.44 0.04	5.56 0.03	5.66 0.05	5.53 0.07	4.61	2.71	-	-
	(10)	52386.9440	5.95 0.04	6.12 0.03	5.70 0.09	5.54 0.14	5.73 0.06	5.93 0.13	5.22 0.07	5.39 0.07	5.23 0.10	6.47 0.04	5.52 0.10	5.66 0.10	5.53 0.10	5.88	3.46	-	-
	(10)	52387.9417	6.15 0.02	6.18 0.02	5.79 0.07	5.61 0.06	5.73 0.04	5.97 0.06	5.23 0.06	5.28 0.06	5.10 0.09	6.40 0.04	5.53 0.07	5.65 0.08	5.49 0.07	4.59	2.70	-	-
	(10)	52388.9735	6.15 0.02	6.17 0.01	5.76 0.07	5.69 0.06	5.80 0.04	6.02 0.06	5.22 0.07	5.27 0.06	5.14 0.12	6.43 0.02	5.49 0.04	5.64 0.05	5.50 0.07	4.35	2.56	-	-
	(10)	52389.9695	6.05 0.03	5.98 0.05	5.59 0.12	5.70 0.07	5.84 0.03	6.07 0.05	5.30 0.06	5.27 0.03	5.12 0.08	6.51 0.04	5.49 0.04	5.64 0.05	5.49 0.04	4.67	2.75	-	-
HIP 51317	(10)	52389.8542	4.97 0.41	4.96 0.57	-	-	-	-	-	-	-	-	4.53 0.67	4.75 0.20	4.36 1.00	-	-	-	-
85270	(6)	52002.9182	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52389.9272	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.48 0.22	5.04 0.25	5.14 0.40	5.14 0.40	-	-	-
98736	(10)	52386.9607	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
BD+19 2443 B	(10)	52386.9747	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
102392	(10)	52387.9277	5.43 0.49	5.25 0.65	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
105631	(3)	51564.2814	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.59 0.27	5.59 0.36	5.59 0.27	-	-	-	-
238087	(10)	52390.0339	5.26 0.34	5.30 0.34	-	-	-	-	-	-	-	5.30 0.33	5.09 0.11	5.28 0.14	5.14 0.10	-	-	-	-
238090	(10)	52390.0783	5.02 0.45	5.31 0.32	-	-	-	-	-	-	-	4.80 0.67	5.20 0.17	5.23 0.23	-	-	-	-	-
106496	(10)	52390.0506	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 60661	(10)	52389.0504	5.27 0.27	5.19 0.43	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
110010	(10)	52388.0364	6.26 0.37	6.07 0.42	-	-	-	-	-	-	-	5.47 0.50	5.44 0.33	5.56 0.38	5.44 0.33	-	-	-	-
HIP 62686	(10)	52390.0627	5.93 0.46	5.70 0.38	-	-	-	5.36 0.58	-	-	-	6.11 0.23	5.59 0.31	5.77 0.25	5.62 0.41	4.95	5.65	-	-
HIP 63023	(6)	52002.0879	6.04 0.25	5.86 0.38	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(6)	52005.0974	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
112542	(6)	52003.0962	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
112733	(6)	52003.0166	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(6)	52005.1565	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52388.0438	6.25 0.25	6.18 0.33	-	-	-	-	-	-	-	5.89 0.21	5.92 0.27	5.98 0.36	5.94 0.43	-	-	-	-
115043	(3)	51566.2634	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.65 0.33	5.62 0.33	5.71 0.36	5.74 0.25	-	-	-	-
HIP 65016	(10)	52388.0109	5.84 0.06	5.69 0.13	-	-	-	-	-	-	-	-	4.84 0.40	4.92 0.50	4.62 0.67	-	-	-	-
238224	(10)	52389.0824	5.96 0.23	5.96 0.30	-	-	-	5.22 0.19	-	-	-	5.85 0.11	5.43 0.36	5.58 0.35	5.46 0.60	5.70	4.26	-	-
117860	(6)	52004.0903	6.41 0.64	6.34 0.75	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 67092	(10)	52388.9923	5.22 0.26	5.36 0.13	4.72 0.62	-	-	-	-	-	-	4.23 1.00	4.91 0.29	5.07 0.30	4.91 0.43	-	-	-	-

Tabla C.3: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	$\log F_{\lambda}(\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1})$ en el espectro sustraído													$\frac{EW_{H\alpha}}{EW_{H\beta}}$	$\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$	$\frac{E_{81}}{E_{84}}$
			Ca II		He I	He	H δ	H γ	H β	Na I			Ca II IRT					
			K	H						D ₃	D ₂	D ₁	H α	λ 8498	λ 8542			
125161B	(10)	52390.1249	6.66 0.18	6.44 0.24	-	-	-	5.41 1.33	-	-	-	5.94 0.25	5.83 0.13	5.93 0.16	5.86 0.12	4.08	3.38	1.1
129333	(3)	51563.3055	-	-	-	-	-	6.29 0.22	-	-	-	6.62 0.17	6.24 0.18	6.31 0.22	6.32 0.13	1.76	2.14	1.1
	(3)	51566.3100	-	-	-	-	-	6.27 0.18	-	-	-	6.66 0.19	6.21 0.22	6.33 0.23	6.30 0.14	2.00	2.43	1.1
133826	(6)	52003.1190	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
134319	(1)	51384.8466	6.40 0.24	6.22 0.27	-	-	-	-	-	-	-	6.11 0.35	5.99 0.22	6.07 0.25	6.07 0.11	-	-	1.1
	(1)	51386.8451	6.33 0.25	6.30 0.23	-	-	-	-	-	-	-	6.19 0.25	5.95 0.29	6.15 0.26	6.09 0.10	-	-	1.1
	(1)	51388.8314	6.51 0.10	6.22 0.14	-	-	-	-	-	-	-	6.16 0.27	5.90 0.32	6.05 0.33	6.05 0.15	-	-	1.1
	(6)	52003.1837	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
135363	(10)	52389.0689	6.59 0.08	6.34 0.06	5.82 0.23	5.75 0.52	5.80 0.26	5.98 0.42	-	5.47 0.20	5.32 0.29	6.53 0.09	6.26 0.11	6.39 0.11	6.34 0.12	2.49	3.51	1.1
	(10)	52390.1100	6.54 0.08	6.40 0.08	5.95 0.27	5.81 0.21	5.81 0.39	6.15 0.18	-	5.43 0.11	5.17 0.40	6.69 0.08	6.07 0.19	6.22 0.12	6.12 0.06	2.46	3.46	1.1
	(11)	52457.9008	6.63 0.09	6.39 0.05	5.94 0.25	5.83 0.23	5.81 0.21	6.07 0.15	-	5.25 0.67	5.07 1.00	6.67 0.07	6.14 0.14	6.28 0.13	6.16 0.15	2.83	3.98	1.1
	(11)	52458.9074	6.60 0.20	6.42 0.10	5.97 0.42	5.75 0.64	5.60 0.35	6.09 0.14	-	5.43 0.33	5.17 0.60	6.60 0.07	6.07 0.16	6.24 0.14	6.17 0.15	2.31	3.26	1.1
	(11)	52459.8765	6.65 0.08	6.43 0.05	6.01 0.13	5.88 0.18	5.73 0.30	6.14 0.15	-	5.38 0.38	5.17 0.60	6.65 0.07	6.12 0.12	6.26 0.12	6.20 0.16	2.30	3.24	1.1
	(11)	52460.8947	6.67 0.06	6.48 0.04	6.13 0.13	5.98 0.21	5.88 0.18	6.20 0.08	-	5.32 0.43	5.07 1.25	6.69 0.06	6.12 0.15	6.29 0.13	6.20 0.16	2.17	3.05	1.1
	(11)	52461.8783	6.63 0.08	6.46 0.05	6.02 0.21	5.87 0.18	5.93 0.19	6.19 0.13	-	5.32 0.43	5.07 0.75	6.69 0.07	6.14 0.12	6.31 0.11	6.22 0.05	2.22	3.13	1.1
140913	(11)	52459.1477	6.26 0.17	6.12 0.15	-	-	-	-	-	-	-	5.58 0.20	5.67 0.20	5.81 0.14	5.75 0.08	-	-	1.1
142764	(6)	52002.1723	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(6)	52003.2479	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52390.0952	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
143809	(11)	52458.9551	6.47 0.64	6.30 0.60	-	-	-	-	-	-	-	5.79 0.14	5.91 0.19	6.03 0.19	6.05 0.18	-	-	1.1
145675	(11)	52458.9821	6.37 0.36	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
146696	(6)	52002.2152	6.67 0.15	6.64 0.16	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
147379A	(4)	51767.9690	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.40 0.71	5.25 0.75	-	-	-
	(10)	52388.0575	5.44 0.19	5.34 0.23	-	-	-	-	-	-	-	4.39 1.50	4.77 0.50	5.07 0.12	-	-	-	2.0
	(10)	52389.1274	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
147379B	(10)	52388.0729	5.30 0.61	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 79796	(11)	52457.9169	6.67 0.03	6.72 0.03	6.23 0.06	5.96 0.08	5.94 0.09	6.15 0.09	5.22 0.21	5.33 0.11	5.07 0.20	6.53 0.08	5.82 0.10	5.89 0.09	5.84 0.15	4.19	2.44	1.1
	(11)	52458.8906	6.72 0.02	6.81 0.01	6.36 0.05	6.05 0.08	5.99 0.06	6.15 0.06	5.30 0.12	5.42 0.05	5.19 0.08	6.54 0.07	5.81 0.11	5.92 0.06	5.86 0.07	4.20	2.44	1.1
	(11)	52459.9052	-	6.78 0.01	6.34 0.06	6.06 0.08	6.03 0.07	6.22 0.06	5.40 0.10	5.33 0.11	5.07 0.20	6.62 0.07	5.83 0.05	5.94 0.12	5.83 0.15	4.25	2.48	1.1
	(11)	52460.9103	6.68 0.04	6.87 0.02	6.41 0.04	6.05 0.14	5.83 0.08	6.13 0.08	5.44 0.04	5.40 0.05	5.12 0.09	6.51 0.07	5.81 0.11	5.91 0.12	5.83 0.07	4.13	2.41	1.1
	(11)	52461.8940	6.72 0.03	6.86 0.01	6.42 0.10	6.04 0.13	5.97 0.09	6.23 0.06	5.40 0.10	5.40 0.14	5.12 0.27	6.55 0.09	5.88 0.09	5.94 0.10	5.87 0.14	3.66	2.13	1.1
149661	(4)	51766.9306	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.32 0.40	5.41 0.75	5.92 0.38	5.68 0.60	-	-	3.0
149931	(6)	52002.2637	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
152863	(11)	52459.9339	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
152751	(4)	51767.9224	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51767.9374	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51767.9523	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51768.8974	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51768.9121	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51768.9270	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51768.9420	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51769.8764	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51769.9712	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(10)	52388.1218	5.79 0.06	5.60 0.05	5.41 0.19	5.52 0.06	5.56 0.07	5.74 0.13	4.83 0.25	4.90 0.14	4.79 0.18	6.25 0.06	5.06 0.30	5.21 0.29	5.10 0.27	4.97	3.22	1.1
155674A	(10)	52389.1573	5.77 0.12	5.64 0.13	-	-	-	-	-	-	-	5.15 0.25	5.22 0.22	5.38 0.15	5.27 0.10	-	-	1.1
155674B	(10)	52389.1693	5.75 0.25	5.61 0.38	-	-	-	-	-	-	-	5.12 0.38	5.25 0.20	5.42 0.20	5.29 0.27	-	-	1.1
156984	(6)	52004.2116	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 84794	(11)	52458.9937	5.91 0.09	-	5.43 0.14	5.41 0.21	5.58 0.16	5.85 0.07	4.91 0.15	4.97 0.27	4.79 0.40	6.27 0.05	5.16 0.17	5.38 0.10	5.26 0.13	4.86	2.68	1.1
	(11)	52459.0160	5.98 0.09	5.93 0.06	5.51 0.18	5.56 0.22	5.60 0.14	5.88 0.09	4.83 0.36	4.97 0.20	4.83 0.27	6.28 0.06	5.16 0.17	5.41 0.10	5.26 0.20	4.55	2.51	1.1
HIP 85665	(11)	52457.9416	5.62 0.08	5.46 0.11	-	-	-	-	-	-	-	5.14 0.33	-	-	-	-	-	-

Tabla C.3: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	log F_{λ} (erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$) en el espectro sustraído													$\frac{EW_{H\alpha}}{EW_{H\beta}}$	$\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$
			Ca II		He I	Na I		Ca II IRT									
			K	H		D ₂	D ₁	H α	λ 8498	λ 8542	λ 8662						
HIP 104383	(7)	52174.9017	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.69 0.22	5.35 0.25	5.53 0.17	5.42 0.14	-	-
	(7)	52175.9316	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.60 0.23	5.32 0.27	5.48 0.19	5.35 0.08	-	-
	(7)	52175.9330	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.64 0.25	5.35 0.33	5.60 0.19	5.39 0.15	-	-
	(7)	52176.8494	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.58 0.19	5.27 0.40	5.42 0.21	5.35 0.17	-	-
EUVE J2113+04.2	(11)	52457.0926	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 105885	(11)	52458.0681	5.58 0.23	5.54 0.21	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 106231	(4)	51767.0161	-	-	-	-	5.72 0.52	6.12 0.15	-	5.77 0.31	5.58 0.41	6.61 0.08	6.25 0.20	6.31 0.17	6.17 0.25	2.65	3.10
	(4)	51768.0507	-	-	-	-	5.99 0.35	6.08 0.13	-	5.84 0.26	5.58 0.47	6.67 0.10	6.15 0.65	6.24 0.49	6.10 0.38	3.32	3.89
	(4)	51769.0899	-	-	-	-	5.92 0.28	6.08 0.15	-	5.78 0.19	5.56 0.25	6.72 0.07	6.15 0.46	6.26 0.36	6.21 0.28	3.73	4.38
	(4)	51770.0960	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(5)	51856.8601	6.35 0.27	-	-	-	5.60 1.28	6.21 0.18	-	-	-	6.70 0.06	6.08 0.16	6.23 0.24	-	2.62	3.08
	(8)	52193.9614	-	-	-	-	-	-	-	5.26 0.75	5.05 1.00	6.54 0.07	6.16 0.21	6.29 0.16	6.14 0.29	-	-
205435	(5)	51855.8316	4.93 1.33	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
206860	(4)	51770.0672	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(5)	51853.9746	6.24 0.47	-	-	-	-	-	-	-	-	5.91 0.40	5.69 0.30	5.92 0.29	-	-	-
	(5)	51856.8323	6.14 0.17	-	-	-	-	-	-	-	-	5.81 0.50	5.69 0.20	5.86 0.20	-	-	-
208472	(5)	51855.8413	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 108467	(11)	52458.0884	5.91 0.27	5.86 0.32	-	-	-	-	-	-	-	5.01 0.71	5.32 0.54	5.39 0.67	5.25 0.55	-	-
HIP 108752	(11)	52462.1140	4.94 0.12	4.90 0.12	-	-	-	4.26 0.36	-	-	-	4.82 0.17	4.68 0.29	4.83 0.20	4.73 0.12	3.03	3.62
TYC1680-01993-1	(11)	52458.1207	6.23 0.19	6.09 0.23	-	-	-	4.92 1.50	-	-	-	5.89 0.18	5.67 0.14	5.83 0.20	5.83 0.15	8.66	9.32
209458	(7)	52176.9132	-	5.77 0.20	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
HIP 109388	(11)	52458.1367	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(11)	52459.0948	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
V383 Lac	(1)	51384.0141	6.70 0.04	6.41 0.04	5.89 0.14	5.35 0.83	5.53 0.33	5.91 0.19	-	-	-	6.41 0.10	6.12 0.07	6.23 0.08	6.15 0.05	2.86	3.15
	(1)	51384.1565	6.66 0.06	6.43 0.05	5.92 0.17	5.41 0.71	5.42 0.43	5.84 0.17	-	-	-	6.43 0.11	6.10 0.18	6.24 0.17	6.16 0.16	3.45	3.80
	(1)	51384.9920	-	-	-	-	5.18 1.00	5.84 0.22	-	-	-	6.45 0.11	6.14 0.12	6.28 0.12	6.20 0.15	3.62	3.99
	(1)	51386.0848	6.63 0.07	6.58 0.08	6.14 0.21	5.80 0.29	5.88 0.15	6.19 0.10	-	-	-	6.67 0.06	6.22 0.10	6.38 0.10	6.32 0.09	2.75	3.03
	(1)	51387.0233	6.63 0.14	6.43 0.14	5.98 0.38	5.47 0.62	5.48 0.38	6.07 0.17	-	-	-	6.48 0.09	6.12 0.10	6.25 0.11	6.18 0.09	2.34	2.58
	(1)	51388.0023	6.64 0.10	6.46 0.05	5.86 0.20	5.35 0.67	5.48 0.50	5.87 0.16	-	-	-	6.43 0.10	6.15 0.12	6.28 0.12	6.20 0.08	3.32	3.66
	(1)	51388.9987	6.68 0.11	6.41 0.09	5.84 0.32	-	5.92 0.14	6.45 0.06	-	-	-	6.23 0.15	6.27 0.09	6.20 0.14	-	0.55	0.61
	(4)	51767.0580	-	-	-	-	-	5.82 0.24	-	-	-	6.36 0.08	6.12 0.17	6.24 0.11	6.15 0.14	3.12	3.43
	(4)	51768.0975	-	-	-	-	-	5.84 0.28	-	-	-	6.44 0.11	6.07 0.56	6.37 0.30	6.24 0.30	3.57	3.93
	(5)	51853.9877	6.58 0.18	-	-	-	-	6.00 0.15	-	-	-	6.51 0.15	6.10 0.10	6.32 0.11	-	2.90	3.19
	(5)	51854.8790	6.55 0.10	-	-	-	-	5.79 0.19	-	-	-	6.41 0.08	6.10 0.15	6.28 0.17	-	3.76	4.14
	(5)	51855.8679	6.51 0.26	-	-	-	-	6.13 0.23	-	-	-	6.48 0.19	6.19 0.11	6.32 0.14	-	2.01	2.21
	(5)	51856.8901	6.31 0.20	-	-	-	-	5.79 0.25	-	-	-	6.35 0.12	6.06 0.17	6.25 0.16	-	3.25	3.58
	(5)	51857.9473	-	-	-	-	-	5.82 0.41	-	-	-	6.41 0.17	6.10 0.13	6.31 0.14	-	3.54	3.89
	(7)	52174.9359	6.55 0.15	6.44 0.13	6.05 0.61	-	-	6.15 0.28	-	-	-	6.49 0.14	6.17 0.07	6.35 0.06	6.26 0.05	2.01	2.21
Wolf 1225 B	(8)	52194.1237	-	-	-	-	-	-	5.11 0.13	5.44 0.06	5.29 0.09	6.54 0.06	5.70 0.14	5.82 0.16	5.61 0.23	-	-
213845	(4)	51768.0842	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
BD+17 4799	(4)	51767.0955	-	-	-	-	-	5.72 0.25	-	-	-	6.30 0.16	6.08 0.10	6.27 0.10	6.21 0.13	2.96	3.81
	(5)	51855.9232	6.43 0.02	-	-	-	-	5.77 0.56	-	-	-	6.47 0.14	6.14 0.16	6.23 0.21	-	3.92	5.05
	(7)	52175.9793	6.36 0.23	6.32 0.09	5.79 0.29	-	4.97 1.33	5.47 0.67	-	-	-	6.30 0.08	6.06 0.11	6.15 0.13	6.16 0.08	5.27	6.77
	(11)	52460.1102	6.41 0.07	6.22 0.05	5.51 0.45	5.26 0.67	5.09 0.75	5.89 0.17	-	-	-	6.42 0.09	5.91 0.07	6.10 0.12	6.01 0.06	2.59	3.34
HIP 112460	(4)	51768.1192	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51769.1298	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(4)	51770.1180	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
	(7)	52176.0162	-	6.33 0.01	6.07 0.03	6.09 0.04	6.26 0.02	6.31 0.04	5.49 0.15	5.39 0.09	5.23 0.14	6.68 0.05	5.73 0.12	6.06 0.09	5.75 0.15	4.47	2.37
	(7)	52176.9905	6.22 0.03	6.16 0.02	5.95 0.05	6.21 0.09	6.35 0.04	6.41 0.04	5.63 0.11	5.46 0.13	5.35 0.17	6.76 0.05	5.80 0.11	6.10 0.09	5.79 0.13	4.19	2.22
	(8)	52194.0121	-	-	-	-	-	-	5.42 0.15	5.38 0.06	5.21 0.10	6.62 0.03	5.61 0.27	5.79 0.24	5.41 0.53	-	-

Tabla C.3: continuación.

HD/ Otro nombre	ID	MJD (días)	$\log F_{\text{S}}(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$ en el espectro sustraído													$\frac{EW_{\text{H}\alpha}}{EW_{\text{H}\beta}}$	$\frac{E_{\text{H}\alpha}}{E_{\text{H}\beta}}$	$\frac{E_{85}}{E_{84}}$
			Ca II		He I	Na I		Ca II IRT										
			K	H		D ₃	D ₂	D ₁	H α	$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$						
216899	(7)	52174.9664	5.63 0.11	5.46 0.08	-	-	-	-	-	-	-	5.06 0.36	5.24 0.23	5.60 0.17	5.52 0.12	-	-	2.3
217813	(5)	51854.9430	6.24 0.28	-	-	-	-	-	-	-	-	5.77 0.25	5.56 0.38	5.96 0.40	-	-	-	2.5
HIP 114066	(8)	52194.0639	-	-	-	-	-	-	5.02 0.50	5.20 0.17	4.97 0.29	6.54 0.05	5.86 0.15	6.02 0.12	5.89 0.33	-	-	1.4
220140	(1)	51384.0420	6.54 0.06	6.27 0.04	5.74 0.20	5.68 0.53	5.80 0.18	5.93 0.18	-	-	-	6.49 0.10	6.03 0.11	6.15 0.12	6.07 0.07	2.72	3.57	1.3
	(1)	51385.0085	-	6.25 0.08	5.84 0.28	5.59 0.64	5.66 0.25	5.92 0.22	-	-	-	6.46 0.10	6.03 0.14	6.15 0.15	6.07 0.15	2.65	3.48	1.3
	(1)	51386.1725	6.38 0.25	6.21 0.15	5.74 0.70	5.68 0.59	5.61 0.21	5.85 0.35	-	-	-	6.50 0.06	6.00 0.15	6.15 0.17	6.07 0.15	3.43	4.51	1.4
	(1)	51387.0935	6.43 0.09	6.23 0.07	5.72 0.32	5.75 0.45	5.72 0.22	5.92 0.15	-	-	-	6.57 0.08	6.04 0.11	6.16 0.10	6.10 0.10	3.44	4.52	1.3
	(1)	51388.0347	6.41 0.09	6.25 0.08	5.80 0.39	5.35 0.62	5.36 0.38	5.93 0.14	-	-	-	6.38 0.12	5.98 0.16	6.11 0.16	6.06 0.13	2.12	2.79	1.3
	(1)	51389.0296	6.53 0.06	6.33 0.08	5.90 0.48	-	-	6.15 0.22	-	-	-	6.62 0.13	6.06 0.21	6.19 0.23	6.19 0.13	2.24	2.94	1.3
	(2)	51509.8749	6.47 0.11	-	-	-	-	5.83 0.68	-	-	-	6.31 0.16	5.96 0.23	6.28 0.14	-	2.32	3.05	2.1
	(5)	51854.9124	6.43 0.08	-	-	5.75 0.35	5.24 1.17	5.98 0.26	-	-	-	6.41 0.07	6.04 0.24	6.22 0.25	-	2.04	2.68	1.5
	(5)	51856.9186	6.12 0.23	-	-	-	5.16 1.20	5.72 0.29	-	-	-	6.31 0.07	5.96 0.13	6.05 0.16	-	3.01	3.95	1.2
	(5)	51857.9228	6.43 0.13	-	-	-	-	5.95 0.28	-	-	-	6.38 0.11	5.95 0.20	5.96 0.58	-	2.05	2.69	1.0
	(7)	52175.9666	6.47 0.08	6.20 0.07	5.59 0.36	5.49 0.64	5.54 0.33	5.89 0.16	-	-	-	6.40 0.09	6.05 0.11	6.21 0.11	6.15 0.06	2.49	3.27	1.4
221503	(4)	51768.1646	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.26 0.33	-	5.78 0.22	5.59 0.26	-	-	-
	(5)	51855.9396	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.39 0.19	5.27 0.36	5.62 0.28	-	-	-	2.2
HIP 117779	(7)	52176.9769	5.68 0.05	5.62 0.05	4.96 0.36	-	-	-	-	-	-	5.11 0.33	4.73 1.25	4.73 0.50	4.83 0.20	-	-	1.0
HIP 118212	(8)	52194.0805	-	-	-	-	-	-	-	-	-	5.07 0.20	4.93 1.17	5.16 0.50	-	-	-	1.6

Bibliografía

- [1] Agekyan, T. A., & Belozeroва, M. A., 1979, 'The evaporation of stars from clusters, with the development of coronas and moving clusters', *Soviet Astr.*, 23, 4 (also *Astron Zh.* 56, 9)
- [2] Agekyan, T. A., & Orlov V. V., 1984, *Astron. Zh.*, 61, 61 (*SvA* 28, 36)
- [3] Allain, S., Bouvier, J., Prosser, C., Marschall, L. A., & Laaksonen, B. D., 1996, *A&A*, 305, 498
- [4] Ambruster, C. W., Brown, A., Fekel, F. C., Harper, G. H., Fabian, D., Wood, B., & Guinan, E. F., 1998, en *ASP Conf. Ser.* 154, 'The 10th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun', R. A. Donahue & J. A. Bookbinder (eds.), CD-1205
- [5] Anasova, J. P., & Orlov, V. V., 1991, *A&A*, 252, 123
- [6] Anders, G. J., Jeffries, R. D., Kellett, B. J., & Coates, D. W., 1993, *MNRAS*, 265, 941
- [7] Asiain, R., Figueras, F., Torra, J., & Chen, B., 1999a, *A&A*, 341, 427
- [8] Asiain, R., Figueras, F., & Torra, J., 1999b, *A&A*, 350, 434
- [9] Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H., 1998, *A&A*, 337, 403
- [10] Barden, S. C., 1985, *ApJ*, 295, 162
- [11] Barnes, T. G., III, Moffett, T. J., & Slovak, M. H., 1986, *PASP*, 98, 223
- [12] Barrado y Navascués, D., 1998, *A&A*, 339, 831
- [13] Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., Song, I., & Caillault, J. P., 1999, *ApJ.*, 520, L123
- [14] Basri, G., Laurant, R., & Walter, F. M., 1985, *ApJ*, 298, 761
- [15] Basri, G., 1986 en "IVth Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Springer-Verlag, p.184, M. Zeilik and D. M. Gibson (eds.)
- [16] Bastian, U., 1993, *Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg*
- [17] Batalha, C. C., Quast, G. R., Torres, C. A. O., Pereira, P. C. R., Terra, M. A. O., Jablonski, F., Schiavon, R. P., de La Reza, J. R., & Sartori, M. J., 1998, *A&AS*, 128, 561

- [18] Baudrand, J., & Böhm, T., 1992, *A&A*, 259, 711
- [19] Beavers, W. I., Eitter, J. J., Ketelsen, D. A., & Oesper, D. A., 1979, *PASP*, 91, 698
- [20] Benz, W., & Mayor, M., *A&A*, 138, 183
- [21] Bessel, M. S., 1979, *PASP*, 91, 589
- [22] Bessel, M. S., 1991, *AJ*, 101, 662
- [23] Binney, J., Gerhard, O. E., Stark, A. A., Bally, J., Uchida, K. I., 1991, *MNRAS*, 252, 210
- [24] Bochanski, J. J., DePasquale, J. M., DeWarf, L. E., DiTuro, P. V., Guinan, E. F., McCook, G. P., Guedel, M., Hargis, J., & Ribas, I., 2000, *ASS*, 196, 4607
- [25] Bok, B. J., 1934, *Harvard Circular*, No. 384
- [26] Bok, B. J., 1946, *M.N.*, 106, 61
- [27] Bopp, B. W., & Stencel, R. E., 1981, *ApJ*, 247, L131
- [28] Boss, L., *AJ*, 26, 31
- [29] Buzasi, D. L., 1989, tesis doctoral
- [30] Buzasi, D. L., 1990, en "Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", *ASP Conf. Series*, p. 233, G. Wallestein (ed.)
- [31] Cayrel de Strobel, G., & Spite, M., 1988, *IAUS*, en: 'Proceedings of the International Astronomical Union', Symposium no. 132, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht.
- [32] Cenarro, A. J., Cardiel, N., Gorgas, J., Peletier, R. F., Vazdekis, A., & Prada, F., 2001, *MNRAS*, 326, 959
- [33] Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P., 2000, *ApJ*, 542, 464
- [34] Chen, B., Asiain, R., Figueras, F., & Torra, J., 1997, *A&A*, 318, 29
- [35] Chereul, E., Crézé, M., & Bienaymé, O., 1998, *A&A*, 340, 384
- [36] Chereul, E., Crézé, M., & Bienaymé, O., 1999, *A&AS*, 135, 5
- [37] Chester, M. M., 1991, tesis doctoral
- [38] Chester, M. M., Hall, J. C., & Buzasi, D. L., 1994, en *ASP Conf. Series*, 64, 390, "The 8th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", J.-P. Caillault (ed.), San Francisco
- [39] Chugainov, P. F., 1991, en 'Angular Momentum Evolution of Young Stars', S. Catalano, J. R. Stauffer (eds.), Kluwer Acad. Publ., p. 175
- [40] Chugainov, P. F., Lovkaya, M. N., & Zajtseva, G. V., 1991b, *IBVS*, 3680, 1

- [41] Chugainov, P. F., Petrov, P. P., & Lovkaya, M. N., 1993, *IzKry*, 88, 29
- [42] Comerón, F., & Torra, J., 1992, *A&A* 261, 94
- [43] Comerón, F., & Torra, J., 1994, *A&A* 281, 35
- [44] Covino S., Panzera M. R., Tagliaferri G., & Pallavicini R., 2001, *A&A*, 371, 973
- [45] Crespo-Chacón, I., Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., & López-Santiago, J., 2004, en "The 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Hamburgo, Alemania (en prensa)
- [46] D'Antona, F., & Mazzitelli, I., 1994, *ApJS*, 90, 467
- [47] de Bruijne, J. H. J., Hoogerwerf, R., Brown, A. G. A., Aguilar, L. A., & de Zeeuw, P. T., 1997, 'Improved methods for identifying moving groups', *Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos – Venice '97'*, ESA SP-402, p. 575
- [48] de Bruijne, J. H. J., 1999, *MNRAS*, 306, 381
- [49] Dehnen, W., 1998, *AJ*, 115, 2384
- [50] Delfosse, X., Forveille, T., Perrier, C., & Mayor, M., 1998, *A&A*, 331, 581
- [51] Delfosse, X., Forveille, T., Martín, E. L., Guibert, J., Borsenberger, J., Crifo, F., Alard, C., Epchtein, N., Fouqué, P., Simon, G., Tajahmady, F., 2001, *A&A*, 366, 13
- [52] de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castillo, B. V., & Viera, G. L., 1989, *ApJ*, 343, L61
- [53] de la Reza, R., da Silva, L., Jilinski, E., Torres, C. A. O., & Quast, G., 2001, en "Young Stars Near Earth: Progress and Prospects", R. Jayawardhana & T. Greene (eds.), *ASP Conf. Series*, Vol. 244, 37
- [54] de Medeiros, J. R., & Mayor, M., *A&AS*, 139, 433
- [55] de Medeiros, J. R., do Nascimento, J. D., Jr., Sankarankutty, S., Costa, J. M., & Maia, M. R. G., 2000, *A&A*, 363., 239
- [56] de Simone, R. S., Wu, X., & Tremaine, S., 2004, *MNRAS*, 350, 627
- [57] Doyle, J. G., Byrne P. B., & Butler C. J., 1986, *A&A*, 156, 283
- [58] Doyle, J. G., Butler, C. J., Bryne, P. B., & van den Oord, G. H. J., 1988, *A&A*, 193, 229
- [59] Dufflot, M., Figon, P., & Meyssonier, N., 1995, *A&AS*, 114, 269
- [60] Duncan, D. K., & Jones, B. F., 1983, *ApJ*, 271, 663
- [61] Durney, B. R., & Latour, J., 1978, *GApFD*, 9, 241
- [62] Dyer, E. R., Jr., 1954, *AJ*, 59, 218

- [63] Eberhard, G., & Schwarzschild, K., 1913, ApJ, 38, 292
- [64] Eggen, O. J., 1958, MNRAS, 118, 65
- [65] Eggen, O. J., 1959a, Obs., 79, 88
- [66] Eggen, O. J., 1959b, Obs., 79, 135
- [67] Eggen O. J., 1960a, MNRAS, 120, 540
- [68] Eggen O. J., 1960b, MNRAS, 120, 563
- [69] Eggen, O. J., 1965a, 'Moving groups of stars', en 'Galactic structure', Blaauw, A., & Schmidt, M. (eds.), The University of Chicago Press, Chicago, p. 111
- [70] Eggen, O. J., 1965b, Obs., 85, 191
- [71] Eggen, O. J., 1971a, PASP, 83, 251
- [72] Eggen, O. J., 1971b, PASP, 83, 271
- [73] Eggen, O. J., 1975, PASP, 87, 37
- [74] Eggen, O. J., 1983, MNRAS, 204, 391
- [75] Eggen, O. J., 1984, ApJS, 55, 597
- [76] Eggen, O. J., 1989a, PASP, 101, 366
- [77] Eggen, O. J., 1989b, AJ, 89, 839
- [78] Eggen, O. J., 1991, PASP, 102, 2028
- [79] Eggen, O. J., 1992, AJ, 103, 1302
- [80] Eggen, O. J., 1992b, AJ, 104, 1493
- [81] Eggen, O. J., 1992c, AJ, 104, 2141
- [82] Eggen, O. J., 1995, AJ, 110, 2862
- [83] Eggen, O. J., 1996a, AJ, 111, 1615
- [84] Eggen, O. J., 1996b, AJ, 112, 1505
- [85] Eggen, O. J., 1998a, AJ, 116, 284
- [86] Eggen, O. J., 1998b, AJ, 116, 782
- [87] ESA, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA-SP, 1200
- [88] Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., Mayor, M., Udry, S., Dejonghe, H., & Turon, C., 2004, A&A (en prensa), astro-ph/0409579
- [89] Favata, F., Barbera, M., Micela, G., & Sciortino, S., 1993, A&A, 277, 428
- [90] Favata, F., Barbera, M., Micela, G., & Sciortino, S., 1995, A&A, 295, 147

- [91] Favata, F., Micela, G., & Sciortino, S., 1996, *A&A*, 311, 951
- [92] Favata, F., Micela, G., Sciortino, S., & D'Antona, F., 1998, *A&A*, 335, 218
- [93] Feigelson, E. D., Lawson, W. A., & Garmire, G. P., 2003, *ApJ*, 599, 1207
- [94] Fekel, F. C., Moffett, T. M., & Henry, G. W., 1986, *ApJS*, 60, 551
- [95] Fekel, F. C., Bopp, B. W., 1993, *ApJ*, 419, L89
- [96] Fekel, F. C., 1997, *PASP*, 109, 514
- [97] Feltzing, S., & Holmberg, J., 2000, *A&A*, 357, 153
- [98] Fehrenbach, C., & Burnage, R., 1982, *A&AS*, 49, 483
- [99] Flynn, C., Sommer-Larsen, J., & Christensen, P. R., 1996, *MNRAS*, 281, 1027
- [100] Ford, E. B., Rasio, F. A., & Sills, A., 1999, *ApJ*, 514, 411
- [101] Frink, S., Roeser, S., Alcalá, J. M.; Covino, E., & Brandner, W., 1998, *A&A*, 338, 442
- [102] Frink, S., 1999, tesis doctoral
- [103] Fuhrmann, K., Pfeiffer, M. J., & Bernkopf, J., 1998, *A&A*, 336, 942
- [104] Gaidos, E. J., 1998, *PASP*, 110, 1259
- [105] Gaidos, E. J., Henry, G. W., & Henry, S. M., 2000, *AJ*, 120, 1006
- [106] Gershberg, R. E., Katsova, M. M., Lovkaya, M. N., Terebizh, A. V., & Shakhovskaya, N. I., 1999, *A&AS*, 139, 555
- [107] Gilliland, R. L., 1985, *ApJ*, 300, 339
- [108] Gliese, W., 1969, *Veröffentl. Astron. Rechen-Inst., Heidelberg*, N°. 22
- [109] Gliese, W., & Jahreiss, H., 1991, en: *The Astronomical Data Center CD-ROM: Selected Astronomical Catalogs, Vol. I*; L.E. Brotzmann, S.E. Gesser (eds.), NASA/Astronomical Data Center, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD
- [110] Gray, D. F., & Johanson, H. L., 1991, *PASP*, 103, 439
- [111] Gray, D. F., 1992, 'The observation and analysis of stellar photospheres', 2^a ed. (Cambridge University Press)
- [112] Green, R. G., 1993, "Spherical Astronomy", Cambridge University Press
- [113] Gregorio-Hetem, J., Lepine, J. R. D., Quast, G., Torres, C. A. O., & de la Reza, R., 1992, *ApJ*, 103, 549
- [114] Griffin, R. F., 1992, *Obs*, 112, 41
- [115] Griffin, R. F., 1998, *The Observatory*, 118, 223

- [116] Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., Motch, C., & Neuhäuser, R., 1998a, A&A, 337, 113
- [117] Guillout, P., Sterzik, M. F., Schmitt, J. H. M. M., Motch, C., & Neuhäuser, R., 1998b, A&A, 337, 113
- [118] Hall, J. C., & Ramsey, L. W., 1992, AJ, 104, 1942
- [119] Hall, J. C., 1996, PASP, 108, 313
- [120] Hartmann, L. W., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R. D. 1986, ApJ, 309, 275
- [121] Hartmann, L. W., Noyes, R. W., 1987, ARA&A, 25, 271
- [122] Hearty, T., Neuhäuser, R., Stelzer, B., Fernández, M., Alcalá, J. M., Covino, E., & Hambaryan V., 2000, A&A, 353, 1044
- [123] Heasley, J. N., & Mihalas, D., 1976, ApJ, 205, 273
- [124] Hempelmann, A., Schmitt, J. H. M. M., Schulz, M., Ruediger, G., & Stępień, K., 1985, A&A, 294, 515
- [125] Henry, G. W., Fekel, F. C., & Hall, D., 1995, AJ, 110, 2926
- [126] Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S. L., 1996, AJ, 111, 439
- [127] Henry, G. W., Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Fekel, F. C., & Soon W., 2000, ApJ, 531, 415
- [128] Herbig, G. H., 1985, ApJ, 289, 269
- [129] Hertzprung, E., 1909, ApJ, 30, 135
- [130] Høg, E., Kuzmin, A., Bastian, U., Fabricius, C., Kuimov, K., Lindegren, L., Makarov, V. V., & Roeser, S., 1998, A&A, 335, L65
- [131] Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., & Wicenec, A., 2000, A&A, 355, L27
- [132] Hoogerwerf, R., & Aguilar, L. A., 1999, MNRAS, 306, 394
- [133] Hooten, J. T. & Hall, D. S., 1990, ApJS, 74, 225
- [134] Houdebine, E. R., & Panagi, P. M., 1990, A&A, 231, 459
- [135] Innis, J. L., Thompson, K., & Coates, D. W., 1986, MNRAS, 223, 183
- [136] Jeffries, R. D., & Jewell, S. J., 1993, MNRAS, 264, 106
- [137] Jeffries, R. D., 1995, MNRAS, 273, 559
- [138] Jeffries, R. D., 2000, en "Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos", ASP Conference, Vol. 198., p.245 R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino (eds.)

- [139] Johnson, D. R. H., & Soderblom, D. R., 1987, *AJ*, 93, 864
- [140] Joy, A. H., 1947, *ApJ*, 105, 96
- [141] Joy, A. H., Wilson, O. C., 1949, *ApJ*, 109, 231
- [142] Kahanpää, J., Jetsu, L., Alha, L., et al., 1999, *A&A*, 350, 513
- [143] Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T., 1997, *Science*, 277, 67
- [144] King, J. R., Villarreal, A. R., Soderblom, D. R., Gulliver, A. F., & Adelman, S. J., 2003, *AJ*, 125, 1980
- [145] Kirkpatrick, J. D., Henry, T. J., & McCarthy, D. W. Jr., 1991, *ApJS*, 77, 417
- [146] Kirkpatrick, J. D., Kelly, D. M., Rieke, G. H., Liebert, J., Allard, F., & Wehrse, R., 1993, *ApJ*, 402, 643
- [147] Kreysing, H. -C., Brunner, H., & Stauber, R., 1995, *A&AS*, 114, 465
- [148] Kunkel W. E., 1973, *ApJS*, 25, 1.
- [149] Kürster, M., Endl, M., Els, S., Hatzes, A. P., Cochran, W. D., Döbereiner, S., & Dennerl, K., 2000, *A&A*, 343, L33
- [150] Lang, K. R., 1992, "Astrophysical Data: Planets and Stars", Springer-Verlag
- [151] Latham, D. W., Stefanik, R. P., Torres, G., Davis, R. J., Mazeh, T., Carney, B. W., Laird, J. B., & Morse, J. A., 2002, *AJ*, 124, 1144
- [152] Lawson, W. A., Crause, L. A., Mamajek, E. E., & Feigelson, E. D., 2001, *MNRAS*, 321, 57
- [153] Leggett, S. K., 1992, *ApJS*, 82, 351
- [154] Lindblad, P. O., Palous, J., Lodén, K., & Lindegren, L., 1997, *ESASP*, 402, 507
- [155] Linsky, J. L., Hunten, D. M., Sowell, R., Glakin, D. L., & Kelch, W. L., 1979, *ApJS*, 41, 481
- [156] Lister, T. A., Collier Cameron, A., & Bartus, J., 1999, *MNRAS*, 307, 685
- [157] López-Santiago, J., Gálvez, M. C., & Montes, D., 2000, 'Guía de Reducción de Espectros Echelle', <http://www.ucm.es/info/Astrof/guiaIRAF/guiaIRAF.html>.
- [158] López-Santiago, J., Montes, D., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 2001, "Highlights of Spanish Astrophysics II", p. 387, Kluwer Academic Publishers, "Proceedings of the IV Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society", (celebrada en Santiago de Compostela, 11-14 Septiembre 2000), J. Zamorano, J. Gorgas, J. Gallego (eds.)
- [159] López-Santiago, J., Montes, Fernández-Figueroa, M. J., & Ramsey, L. W., 2003, *A&A*, 411, 489

- [160] López-Santiago, J., Montes, Gálvez, M. C., Crespo-Chacón, I., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 2004, MNRAS (en preparación)
- [161] Luhman, K. L., 2001, ApJ, 560, 287
- [162] Makarov, V. V., & Urban, S., 2000, MNRAS, 317, 289
- [163] Mallik, S. V., 1998, A&A, 338, 623
- [164] Mamajek, E. E., Lawson, W. A., & Feigelson, E. D., 1999, ApJ, 516, L77
- [165] Mamajek, E. E., & Feigelson, E. D., 2001, en ASP Conference Series 'Young Stars Near Earth: Progress and Prospects', Vol. 244. R. Jayawardhana & T. Greene (eds.), San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-082-X, p. 104
- [166] Marcy, G. W., & Chen, G. H., 1992, ApJ, 390, 550
- [167] Martín, E. L., & Magazzù, A., 1999, A&A, 342, 173
- [168] Mathioudakis M., & Doyle J. G., 1989, A&A, 224, 179.
- [169] Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Udry, S., & Burnet, M., 2000, ESO Press Release, 13/00
- [170] Marino, A., Micela, G., Peres, G., & Sciortino, S., 2003, A&A, 407, L63
- [171] Mazeh, T., Latham, D. W., Goldberg, E., Torres, G., Stefanik, R. P., Henry, T. J., Zucker, S., Gnat, O., Ofek, E. O., 2001, MNRAS, 325, 343
- [172] Messina, S., Rodonò, M., & Guinan, E. F., 2001, A&A, 366, 215
- [173] Messina, S., Pizzolato, N., Guinan, E. F., & Rodonò, M., 2003, A&A, 410, 671
- [174] Micela, G., Sciortino, S., Serio, S., Vaiana, G. S., Bookbinder, J., Golub, L., Harnden, F. R., Jr., & Rosner, R., 1985, ApJ, 292, 172
- [175] Mihalas, D., & Binney, J., 1981, "Galactic Astronomy", ISBN 0-7167-1280-6
- [176] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 1995, A&A, 294, 165
- [177] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., Cornide, M., & De Castro, E., 1996, A&A, 312, 221
- [178] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Sanz-Forcada, J., 1997, A&AS, 125, 263
- [179] Montes, D., Martín, E. L., Fernández-Figueroa, M. J., Cornide, M., De Castro, E., 1997b, A&AS, 123, 473
- [180] Montes, D., & Martín, E. L., 1998, A&AS, 128, 485
- [181] Montes, D., Sanz-Forcada, J., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Poncet, A., 1998, A&A, 330, 155

- [182] Montes, D., Saar, S. H., Collier Cameron, A., & Unruh, Y. C., 1999a, MNRAS, 305, 45
- [183] Montes, D., Ramsey, L. W., & Welty, A. D., 1999, ApJS, 123, 283
- [184] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M., Latorre, A., & Sanz-Forcada J., 2000, A&AS, 146, 103
- [185] Montes, D., 2001a, "Highlights of Spanish Astrophysics II", p. 165, Kluwer Academic Publishers, "Proceedings of the IV Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society", (celebrada en Santiago de Compostela, Spain, 11-14 Septiembre 2000), J. Zamorano, J. Gorgas, J. Gallego (eds.)
- [186] Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 2001b, MNRAS, 328, 45
- [187] Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J. & Gálvez, M. C., 2001c, A&A, 379, 976
- [188] Montes, D., López-Santiago, J., Crespo-Chacón, I., & Fernández-Figueroa, M. J., 2004, en "The 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Hamburgo, Alemania (Julio 5 - 9 de 2004, Hamburgo, Alemania), F. Favata (eds.), ESA Special Publications series (ESA SP)
- [189] Montesinos, B., & Jordan, C., 1993, MNRAS, 264, 900
- [190] Mühlbauer, G., & Dehnen, W., 2003, A&A, 401, 975
- [191] Mullis, C. L., & Bopp, W. B., 1994, PASP, 106, 822
- [192] Mylläri, A., Flynn, C., & Orlov, V., 2000, Astronomische Gesellschaft Meeting, 16, T12
- [193] Naef, D., Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Udry, S., & Burnet, M., 2000, ASP Conf. S. 219, en "Disks, Planetesimals and Planets", F. Garzón, C. Eiroa, D. de Winter & T. J. Mohoney (eds.), p. 602
- [194] Neuhäeuser, R., Torres, G., Sterzik, M. F., & Randich S., 1997, A&A, 325, 647
- [195] Neuhäeuser R., & Brandner, W., 1998, A&A, 330, L29
- [196] Nidever, D. L., Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D. A., & Vogt, S. S., 2002, ApJS, 141, 503
- [197] Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H., 1984, ApJ, 279, 763
- [198] Oláh K., Kolláth Z., & Strassmeier K.G., 2000, A&A, 356, 643
- [199] Oranje, B. J., 1985, A&A, 154, 185
- [200] Orlov, V. V., Panchenko, I. E., Rastorguev, A. S., & Yatsevich, A. V., 1995, Astron. Zh., 72, 495

- [201] Ortega, V. G., de la Reza, R., Jilinski, E., & Bazzanella, B., 2004, *ApJ*, 609, 243
- [202] Osten, R. A., & Saar, S. H., 1998, *MNRAS*, 295, 257
- [203] Pallavicini, R., Randich, S., & Giampapa, M. S., 1992, *A&A*, 253, 185
- [204] Palouš, J., Jungwiert, B., & Kopecký, J., 1993, *A&A*, 274, 189
- [205] Pasquini, L., & Pallavicini, R., 1991, *A&A*, 251, 199
- [206] Pasquini, L., Liu, Q., & Pallavicini, R., 1994, *A&A*, 287, 191
- [207] Pavlenko, Ya. V., & Magazzù, A., 1996, *A&A*, 311, 961
- [208] Pettersen, B. R., Evans D. S., & Coleman, L. A., 1984, *ApJ*, 282, 214
- [209] Pfeiffer, M. J., Frank, C., Baumueller, D., Furhmann, K., & Gehren, T., 1998, *A&A*, 130, 381
- [210] Pfenniger, D., & Friedli, D., 1993, *A&A*, 270, 561
- [211] Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P., 2003, *A&A*, 397, 147
- [212] Popović, G. M., Ninković, S., & Paulović, R., 1995, *Bull. Astron. de Belgrade*, 152, 59
- [213] Poveda, A., Allen, C., Herrera, M. A., Cordero, G., & Lavalley, C., 1996, *A&A*, 308, 55
- [214] Proctor, R. A., 1869, 'Preliminary paper on certain drifting motions of the stars', *Proceedings of the Royal Society of London* 18, 169.
- [215] Prosser, C. F., Randich, S., Stauffer, J. R., Schmitt, J. H. M. M., & Simon, T., 1996, *AJ*, 112, 1570
- [216] Pye, J. P., McGale, P. A., Allan, D. J., et al., 1995, *MNRAS*, 274, 1165
- [217] Qu, Z. Q., & Xu, Z., 2002, *ChJAA*, 2, 71
- [218] Quast, G. R., Torres, C. A. O., de La Reza, R., da Silva, L., & Drake, N., 2001, en ASP Conference Series 'Young Stars Near Earth: Progress and Prospects', Vol. 244. R. Jayawardhana & T. Greene (eds.), San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-082-X, p. 49
- [219] Randich, S., Schmitt, J. H. M. M., Prosser, C. F., & Stauffer, J. R., 1996, *A&A*, 305, 785
- [220] Randich, S., Aharpour, N., Pallavicini, R., Prosser, C. F., & Stauffer, J. R., 1997, *A&A*, 323, 86
- [221] Randich, S., Gratton, R., Pallavicini, R., Pasquini, L., & Carretta, E., 1999, *A&A*, 348, 487

- [222] Randich, S., Pallavicini, R., Meola, G., Stauffer, J. R., & Balachandran, S. C., 2001, *A&A*, 372, 862
- [223] Rhode, K. L., Herbst, W., & Mathieu, R. D., 2001, *AJ*, 122, 3258
- [224] Ribas, I., 2003, *A&A*, 400, 297
- [225] Robinson, R. D., Cram, L. E., & Giampapa, M. S., 1990, *ApJS*, 74, 891
- [226] Roman, N. G., 1949, *ApJ*, 110, 205
- [227] Röser, S., & Bastian, U., 1991, *Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg*
- [228] Röser, S., Bastian, U., & Kuzmin, A., 1994, *A&AS*, 105, 301
- [229] Rutledge, R. E., Brunner, R. J., Prince, T. A., & Lonsdale, C., 2000, *ApJS*, 131, 335
- [230] Rutten, R. G. M., 1987, *A&A*, 177, 131
- [231] Rutten, R. G. M., & Schrijver, C. J., 1987, *A&A*, 177, 155
- [232] Rutten, R. G. M., Schrijver, C. J., Zwaan, C., Duncan, D. K., & Mewe, R., 1989, *A&A*, 219, 239
- [233] Saar, S. H., 1996 en "Magnetohydrodynamic Phenomena in the Solar Atmosphere", *IAU 153 Colloquium, Kluwer Acad. Publ., Dordrech, Holanda*, p. 367, Y. Uchida, T. Kosugi, and H. S. Hudson (eds.)
- [234] Schmidt-Kaler, T., 1982, en *Landolt-Börstein*, 2b, K. Schaifers, & H. H. Voig (eds.), Heidelberg, Springer
- [235] Schmidt-Kaler, T., 1982, en 'Landolt-Börnstein', Vol. 2b, ed. K. Schaifers & H. H. Voig (Heidelberg: Springer)
- [236] Schrijver, C. J., 1988, *A&A*, 189, 163
- [237] Schrijver, C. J., 1992, *A&A*, 258, 507
- [238] Schrijver, C. J., & Zwaan, C., 2000, "Solar and Stellar Magnetic Activity", Cambridge University Press
- [239] Schachter, J. F., Remillard, R., Saar, S. H., Favata, F., Sciortino, S., & Barbera, M., 1996, *ApJ* 463, 747
- [240] Shine, R. A., & Linsky, J. L., 1972, *SoPh*, 25, 357
- [241] Shine, R. A., & Linsky, J. L., 1974, *SoPh*, 39, 49
- [242] Siess, L., Forestini, M., & Dougados C., 1997, *A&A*, 324, 556
- [243] Siess, L., Duffour, E., Forestini, M., 2000, *A&A*, 358, 593
- [244] Simon, T., & Fekel, F. C., 1987, *ApJ*, 316, 434

- [245] Simon, T., & Drake, S. A., 1989, *ApJ*, 346, 303
- [246] Skumanich, A., 1972, *ApJ*, 171, 565
- [247] Skuljan, J., Cottrell, P. L., & Hearnshaw, J. B., 1997, *Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos' - Venice '97*, ESA SP-402, p. 525
- [248] Skuljan, J., 1999, "A study of moving groups of stars in our Galaxy", Tesis doctoral
- [249] Skuljan, J., Hearnshaw, J. B., Cottrell, P. L., 1999, *MNRAS*, 308, 731
- [250] Soderblom, D. R., 1982, *ApJ*, 263, 239
- [251] Soderblom, D. R., 1985, *AJ*, 90, 2103
- [252] Soderblom, D. R., & Clements, S. D., 1987, *AJ*, 93, 920
- [253] Soderblom, D. R., Pendleton, J., & Pallavicini, R., 1989, *AJ*, 97, 539
- [254] Soderblom, D. R., 1990, *AJ*, 100, 204
- [255] Soderblom, D. R., Pilachowski, C. A., Fedele, S. B., & Jones, B. F., 1990, *ApJS*, 72, 191
- [256] Soderblom, D. R., Duncan, D. K., & Johnson, D. R. H., 1991, *ApJ*, 375, 722
- [257] Soderblom, D. R., & Mayor, M., 1993a, *AJ*, 105, 226
- [258] Soderblom, D. R., Pilachowski, C. A., Fedele, S. B., & Jones, B. F., 1993b, *AJ*, 105, 2299
- [259] Soderblom, D. R., Jones, B. F., Balachandran, S., Stauffer, J. R., Duncan, D. K., Fedele, S. B., & Hudon, J. D., 1993c, *AJ*, 106, 1059
- [260] Soderblom, D. R., King, J. R., Hanson, R. B., Jones, B. F., Fischer, D., Stauffer, J. R., & Pinsonneault, M. H., 1998, *ApJ*, 504, 192
- [261] Soderblom, D. R., King, J. R., & Henry, T. J., 1998b, *AJ*, 116, 396
- [262] Song, I., Zuckerman, B., & Bessell, M. S., 2003, *ApJ*, 599, 342
- [263] Soubiran, C., Katz, D., Cayrel, R., 1998, *A&AS*, 133, 221
- [264] Stauffer, J. R., & Hartmann, L. W., 1987, *ApJ*, 318, 337
- [265] Stauffer, J. R., Hartmann, L. W., Jones, B. F., & McNamara, B. R., 1989, *ApJ*, 342, 285
- [266] Stauffer, J. R., Caillault, J. P., Gagne, M., Prosser, C. F., & Hartmann, L. W., 1994, *ApJS*, 91, 625
- [267] Stauffer, J. R., Hartmann, L. W., & Barrado-Navascués, D., 1995, *ApJ*, 454, 910
- [268] Stępień, K., 1994, *A&A*, 292, 191

- [269] Sterzik, M. F., & Schmitt, J. H. M. M., 1997, *AJ*, 114, 1673
- [270] Sterzik, M. E., Alcalá, J. M., Covino, E., & Petr, M. G., 1999, *A&A*, 346, L41
- [271] Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., & Fekel, F. C., 1988, *A&AS*, 72, 291
- [272] Strassmeier, K. G., & Fekel, F. C., 1990, *A&A*, 230, 389
- [273] Strassmeier, K. G., Fekel, F. C., Bopp, B. W., Dempsey, R. C., & Henry, C. W., 1990, *ApJS*, 72, 191
- [274] Strassmeier, K. G., Washuettl, A., Granzer, Th., Scheck, M., Weber, M., 2000, *A&AS*, 142, 275
- [275] Strömberg, G., 1922, *ApJ*, 56, 265
- [276] Suchkov, A. A., & Schultz, A., 2001, *AAS*, 197, 4901
- [277] Tagliaferri, G., Cutispoto, G., Pallavicini, R., Randich, S., & Pasquini, L., 1994, *A&A*, 285, 272
- [278] Taylor, B. J., 2000, *A&A*, 362, 563
- [279] Terranegra, L., 1999, *A&A*, 341, L79
- [280] Thatcher J. D., & Robinson, R. D., 1993, *MNRAS*, 262, 1
- [281] Thomas, H. -C., Beuermann, K., Reinsch, K., Schwobe, A. D., Trümper, J., & Voges, W., 1998, *A&A*, 335, 467
- [282] Tokovinin, A. A., 1992, 256, 121
- [283] Tonry, J., & Davis, M., 1979, *AJ*, 84 1511
- [284] Torra, J., Fernández, D., & Figueras, F., 2000, *A&A*, 359, 82
- [285] Torres, C. A. O., da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, L., & Jilinski, E., 2000, *AJ*, 120, 1410
- [286] Torres, C. A. O., Quast, G. R., de la Reza, R., da Silva, L., & Melo, C. H. F., 2001, en ASP Conference Series 'Young Stars Near Earth: Progress and Prospects', Vol. 244. R. Jayawardhana & T. Greene (eds.), San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-082-X, p. 43
- [287] Tull, R. G., 1998, en 'Proceedings of SPIE, The International Society for Optical Engineering', Vol. 3355, p. 387
- [288] Udry, S., Mayor, M., Maurice, E., Andersen, J., Imbert, M., Lindgren, H., Mermilliod, J. C., Nordström, B., & Prévot, L., en 'Precise Stellar Radial Velocities', ASP Conference Series 185, IAU Colloquium 170., J. B. Hearnshaw and C. D. Scarfe (eds.). ISBN: 1-58381-011-0 (1999), p. 383
- [289] Upgren, A. R., 1988, *PASP*, 100, 251

- [290] van den Ancker, M. E., Pérez, M. R., de Winter, D., & McCollum, B., 2000, *A&A*, 263, L25
- [291] Vaughan, A. H., Baliunas, S. L., Middelkoop, F., Hartmann, L. W., Mihalas, D., Noyes, R. W., & Preston, G. W., 1981a, *ApJ*, 226, 379
- [292] Vaughan, A. H., Preston, G. W., Baliunas, S. L., Hartmann, L. W., Noyes, R. W., Middelkoop, F., & Mihalas, D., 1981b, *ApJ*, 250, 276
- [293] Vilhu, O., 1984, *A&A*, 133, 117
- [294] Voûte, J., 1946, *Riverview Coll. Pub.*, 2, 43
- [295] Webb, R. A., Zuckerman, B., Platais, I., Patience, J., White, R. J., Schwartz, M. J., & McCarthy, C., 1999, *ApJ*, 512, L63
- [296] Weis E. W., 1982, *AJ*, 87, 152
- [297] Whitelock, P., & Cathcpole, R., 1992, en "The Center, Bulge, and Disk of the Milky Way", Leo Blitz (ed.), Kluwer Academic Publishers, p. 103
- [298] Wichmann, R., Sterzik, M., Krautter, J., Metanomski, A., & Voges, W., 1997, *A&A*, 326, 211
- [299] Wichmann, R., Covino, E., Alcalá, J. M., Krauter, J., Allain, S., & Hauschildt, P. H., 1999, *MNRAS*, 307, 909
- [300] Wichmann, R., Torres, G., Melo, C. H. F., Frink, S., Allain, S., Bouvier, J., Krautter, J., Covino, E., & Neuhäuser, R., 2000, *A&A*, 359, 181
- [301] Wichmann, R., & Schmitt, J. H. M. M., 2001, *ASP Conf. Ser.*, 233, en 'The 11th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun', R. García-López, R. Rebolo, M. R. Zapatero Osorio (eds.), CD-552
- [302] Wichmann, R., Schmitt, J. H. M. M., & Hubrig, S., 2003, *A&A*, 399, 983
- [303] Wielen, R., 1977, *A&A*, 60, 263
- [304] Wilson, R. E., 1932, *AJ*, 42, 49
- [305] Wilson, O. C., 1954, en 'Proc. National Science Foundation on Stellar Atmospheres', Bloomington, Indiana University Press, p. 147
- [306] Wilson, O. C., & Bappu, M. K. V., 1957, *ApJ*, 125, 661
- [307] Wilson, O. C., 1959, *ApJ*, 130, 449
- [308] Wilson, O. C., 1963, *ApJ*, 138, 832
- [309] Wilson, O. C., & Skumanich, A., 1964, *ApJ*, 140, 1401
- [310] Wilson, O. C., 1966, *ApJ*, 144, 695
- [311] Wilson, O. C., 1978, *ApJ*, 226, 379

- [312] Wood, B. E., Ambruster, C. W., Brown, A., & Linsky, J. L., 2000, *ApJ*, 542, 411
- [313] Young, A., Sadjadi, S., & Harlan, E., 1987, *ApJ* 535, 959
- [314] Young, A., Ajir, F., Thurman, G., 1989, *PASP*, 101, 1017
- [315] Yuan C., 1969a, *ApJ*, 158, 871
- [316] Yuan C., 1969b, *ApJ*, 158, 889
- [317] Zarro, D. M., & Rodgers, W. A., 1983, *ApJS*, 53, 815
- [318] Zboril, M., North, P., Glagolevskij, Yu. V., & Betrix, F, 1997, *MNRAS*, 284, 685
- [319] Zuckerman, B., & Webb, R. A., 2000, *ApJ*, 535, 959
- [320] Zuckerman, B., Webb, R. A., Schwartz, M., & Becklin, E. E., 2001, *ApJ*, 549, L233
- [321] Zuckerman B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A., 2001b, *ApJ* 562, L87
- [322] Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S., 2004, *ApJ*, L65
- [323] Zuckerman, B. & Song, I., 2004, *ARA&A*, 42, 685
- [324] Zwaan, C., 1983 en "Solar and Stellar Magnetic Fields", IAU Simp. 102, Reidel, Dordrech, p.85, J. O. Stenflo (ed.)

Índice alfabético

- α Canis Majoris, 108
- α Geminorum, 7
- β Pictoris, 29
- γ Leporis A, 19
- ι Horologii, 31
- τ Boötis, 31
- θ Lyrae, 45
- ζ Leonis, 46
- 14 Herculi, 150, 151, 155, 156
- 2RE J1846+191, 143
- 55 Cancri, 31

- AB Doradus, 28, 99, 100
- abundancia de metales, 25, 86
- actividad
 - cromosférica, 27, 67–69, 71, 84, 137, 138, 140, 150, 167, 171, 172
 - estelar, 24, 67, 108, 137
 - magnética, 4, 24, 27, 83, 84, 141, 150, 154, 155, 163, 164, 167
- AD Leonis, 149, 154–157
- anchura equivalente, 49, 76, 81, 82, 85, 86, 88, 95, 97, 105, 111, 117, 121
- arco de comparación, 76
- Arcturus, 84
- asociación
 - β Pictoris, 90
 - ϵ Chamaeleonis, 90
 - η Chamaeleonis, 90
 - Cassiopeia-Taurus, 119
 - Centaurus-Crux, 119, 121, 123
 - Centaurus-Lupus, 90, 92, 93, 113
 - Corona Australis, 90
 - Horologium, 90
 - MBM 12, 90
 - Scorpius-Centaurus, 7, 33, 89
 - TW Hydrae, 90
 - Taurus-Auriga, 49
 - Tucana, 90
 - de Coma, 90
 - de estrellas OB, 29, 33, 90–93, 97, 101, 108, 113, 119
 - de estrellas T Tauri, 33, 90, 92, 95
 - estelar, 2, 93, 97, 101, 119
 - estelar joven, 7, 29, 33, 90, 91, 101
- Asociación Local, 7, 13, 19, 27–29, 31–33, 45, 50, 51, 89–93, 95, 97–101, 103, 105, 113, 115
- atmósfera estelar, 24, 41, 82, 85
- atmósfera gris, 42

- BD+17 232, 166
- BD+20 1790, 167
- BIAS, señal pedestal, 73, 74
- Boettlinger, 3
- brazo, 7
 - de Pleiades, 7, 33, 113, 119
 - de Sagitarius, 10, 11
 - de Sirius, 7, 37, 108, 112, 119
- BY Draconis, 85, 147

- calentamiento del disco, 2, 11
- calibración en longitud de onda, 73
- campo gravitatorio, 7
- Castor, 7
- Castor A, 119
- Castor B, 119
- centro galáctico, 5, 7, 8, 101
- cinturón de Gould, 3, 29, 90, 92
- círculo máximo, 21, 32
- CNS3, Catalogue of Nearby Stars 3rd version, 29, 46
- CNS3R, Catalogue of Nearby Stars 3rd version Revised, 30
- coeficiente
 - de absorción, 82
 - de difusión aparente, 12
- composición química, 39
- correlación cruzada, 77, 78

- Cousins, 39
 CR Draconis, 149
 cúmulo
 — α Persei, 7, 33, 89, 95
 — δ Lyrae, 33
 — Coma, 44, 110, 111, 113, 115, 118, 119, 121, 123
 — Hyades, 7, 25, 30, 34, 44, 50, 51, 95, 101, 103, 105, 108, 111, 115, 117, 121, 150, 156, 157
 — IC 2391, 30, 37, 44, 51, 113
 — IC 2602, 7, 33, 42–44, 50, 89, 95, 103, 121
 — IC 4756, 108
 — Messier 34 (M34), 33
 — NGC 1039, 93
 — NGC 2264, 93, 113
 — NGC 2451, 113
 — NGC 2516, 7, 33, 89
 — NGC 6475, 121
 — NGC 7092, 113
 — NGC 7092 (Messier 39), 108
 — Pleiades, 7, 33, 42–44, 50, 51, 89, 90, 95, 97, 103, 121, 150, 156, 157, 170
 — Praesepe, 25, 30, 34, 101, 103
 — Puppis (Messier 46), 113, 119
 — Trumpler 10, 113
 — Ursa Major, 30, 36, 107, 113, 150, 156, 157
 — abierto, 2, 42
 — estelar, 1, 2, 5, 7, 14, 20, 23, 25, 29, 39, 42, 49, 89, 91, 93, 99, 101, 113, 119
 curva
 — de crecimiento, 25, 82
 — de rotación, 9, 10
 DARK, corriente de oscuridad, 73, 74
 DENIS 1048-39, 28
 desplazamiento Doppler, 77
 diagrama
 — color-magnitud, 22, 39, 43, 44, 97, 98, 105, 106, 111–113, 117, 119, 121, 164, 167
 — de velocidad, 3, 14, 29, 31
 distancia angular, 20
 DK Leonis, 154, 167
 Doppler, 77
 efecto
 — Wilson-Bappu, 84
 — cosmético, 73, 75
 EK Draconis, 149
 elipsoide de velocidad, 5, 32, 37
 ELODIE, 70
 emisión cromosférica, 24
 envoltura
 — inferior, 50, 95, 103
 — superior, 50, 51, 95, 103, 108, 115, 121
 ESA, Agencia Espacial Europea, 69
 esfera celeste, 67
 espacio de velocidades, 5, 13, 14, 20, 33, 36, 37, 51, 90, 95
 estado quiescente, 46
 estrellas
 — T Tauri, 90
 — activas aisladas, 4
 — calientes, 3, 7
 — enanas, 28, 82, 85, 139
 — frías, 3, 27, 39, 82, 84
 — gigantes, 82, 84, 111, 117
 — post T Tauri, 167, 171
 — subgigantes, 82, 111, 117
 EV Lacertae, 154–157
 evaporación, 2
 exceso de emisión, 86
 exploración espectroscópica, 67, 83, 86–89, 100, 103, 108, 138, 140, 142, 143, 145, 147–150, 152, 153, 156, 163
 FK Comae Berenices, 84, 143
 FK Serpentis, 146, 149
 FLAT-FIELD, campo plano, 75
 FOCES, Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph, 68, 71, 72
 foco Cassegrain, 75
 fotoionización, 83, 139
 FP Cancri, 167
 Fringing, patrón de interferencias, 73, 75
 función
 — de correlación, 77, 79
 — fuente, 82, 138, 139
 FWHM, Full Width at Half Maximum, 68, 69, 71–73, 79–81, 86

- Galaxia, 3, 5, 7, 8, 12, 13
 GJ 159, 100
 GJ 3021, 31
 GJ 3379, 46
 GJ 366.1, 46
 GJ 842.2, 46
 GJ 856, 100
 GJ 9809, 100
 GJ 880, 147
 GJ 898, 147
 Gran Asociación Austral, 33, 90
 grupo
 — cinemático, 1, 2, 5, 14, 19, 25, 27, 29, 31, 32, 49, 67, 90, 93, 100, 101, 112, 113, 118, 123
 — — estelar, 2, 27
 — de Sirius, 7
 — de movimiento, 1–5, 7, 8, 14, 20, 21, 23, 24, 29, 30, 33, 34, 36, 37, 39, 44, 49, 51, 89, 95, 99, 101, 107, 108, 119, 123, 158
 — — Cas1, 123
 — — Cas2, 123
 — — Cas3, 123
 — — I1, 118
 — — I2, 118
 — — Sirius1 (S1), 111–113
 — — Sirius2 (S2), 112, 113
 — — Ursa Major, 1, 7, 19, 27, 31, 33, 36, 44, 46, 51, 89, 100, 107, 108, 111, 113, 115, 118, 119
 — — de AB Doradus, 90, 100
 — — de Castor, 7, 27, 31, 33, 38, 46, 51, 89, 119, 121, 123
 — — de Hyades, 101
 — — de Pleiades, 27
 — — de Taurus, 100
- HD 108147, 31
 HD 113449, 100
 HD 119124, 123
 HD 125161B, 150, 151, 155–157
 HD 134319 (GJ 577), 103
 HD 135363 (RE J1507+76), 103
 HD 1405 (véase PW Andromedae), 164
 HD 160934, 100
 HD 171746, 84
 HD 17382, 150, 151, 155–157
 HD 181321, 123
 HD 197890, 28, 49
 HD 199143, 29
 HD 200740, 103
 HD 27685, 30
 HD 745, 46
 HD 81817, 46
 HD 88654, 46
 HD 98800, 49
 HET, Hobby-Everly Telescope, 72
 HIP 101227, 103
 HIP 29067, 123
 Hipparcos, 2, 18, 22, 29, 30, 39–41, 90
 HK Aquarii, 28
 Horologium, 29
 HR 2468, 100
 HRS, High Resolution Spectrograph, 72
 Hyades, 1, 2, 5
- ICRS, International Coordinates Reference System, 17, 30
 IDS, Intermediate Dispersion Spectrograph, 68, 71
 índice de color, 23, 39, 40, 42, 43, 46, 82, 87, 98, 105, 111, 117, 121, 148, 151
 ING, Isaac Newton Group, 69
 INT, Isaac Newton Telescope, 68, 69, 71
 interior estelar, 41
 isocrona, 39, 41–44, 98, 105, 111, 112, 117, 121, 167
- Johnson, 39, 41
- LO Pegasi, 28, 100, 151
 LP 944-20, 119
 LQ Hydrae, 28, 31
 LTE, equilibrio termodinámico local, 82, 83
 luz difusa, 73, 74
- macroturbulencia, 79
 medio interestelar, 25
 método
 — de la sustracción espectral, 85, 88, 137, 143
 — del cúmulo de movimiento, 21
 — del punto convergente, 1, 2, 20, 21

- microturbulencia, 79
 modelo
 — de atmósfera, 79, 82, 86
 — de evolución estelar, 41–43, 98
 módulo de distancia, 23
 movimiento propio, 1, 2, 5, 14, 20–22, 29, 30, 32, 36, 38, 91
 MT Pegasi, 147
 MUSICOS, MUlti-SIte COntinuous Spectroscopy, 69

 non-LTE, no equilibrio termodiámico local, 147
 non-LTE, no equilibrio termodinámico local, 82, 83
 normalización al continuo, 73
 NOT, Nordic Optical Telescope, 69, 71, 72
 nube molecular, 91
 número de Rossby, 152

 Observatorio
 — McDonald, 72
 — de Calar Alto, 68, 71, 72
 — del Roque de los Muchachos, 68, 69, 71, 72
 overscan, sobre-escaneado, 74
 overshooting, 42

 parámetro de actividad, 144
 paralaje
 — de cúmulo, 22, 23
 — de grupo, 22, 23
 — trigonométrica, 21, 22, 29, 30, 39, 46, 91, 95
 playa, 87, 137, 138, 146, 147, 149
 población I, 24, 49
 población II, 25
 polo norte galáctico, 5, 17
 potencial galáctico, 8, 19, 32, 92
 — — axisimétrico, 8–10
 — — central, 8, 9
 — — de la barra, 11
 — — del disco, 8, 9
 — — del halo, 8
 — — espiral, 9, 10
 — — total, 12
 PPM, Positions and Proper Motions, 29
 proceso colisional, 83, 138, 140

 profundidad óptica, 82
 protuberancia, 87, 137, 146, 147, 149
 punto
 — de convergencia, 20–22, 33, 37, 38
 — de giro, 23, 44, 46
 PW Andromedae, 100, 164, 166, 171
 PZ Telescopii, 28

 rama
 — de Hyades, 34
 — de la Asociación Local, 33
 — de las gigantes, 44, 45
 — media, 7
 RE J1507+76, 167
 RE J1816+541, 28
 ROSAT, 29, 49, 92
 rotación galáctica diferencial, 2, 8, 14, 23, 101
 rotador rápido, 25
 RS Canum Venaticorum, 49, 84, 146, 147
 ruido antisimétrico, 78
 RY Sextantis, 46

 SARG, Spectrografo di Alta Risoluzione Galileo, 72
 secuencia principal, 7, 12, 23, 29, 37, 44, 84
 SIMBAD, 30, 41
 Sirius, 1, 2, 108
 sistema
 — de referencia, 5, 8, 11, 17
 — — ecuatorial, 17, 33
 — — galáctico, 17, 18, 33
 — — internacional, 17
 — — local, 11
 — fotométrico
 — — de Cousins, 39
 — — de Johnson, 39
 Sistema Solar, 7, 92, 107
 SOFIN, Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph, 69, 71, 72
 Sol, 146, 150, 163, 164
 spline cúbico, 76
 supercúmulo, 1, 2, 8, 23
 — Hyades, 7, 27, 31, 33, 34, 36, 37, 44, 46, 51, 89, 100, 101, 103, 105, 106, 108, 111–113, 115, 118, 119, 121

- IC 2391, 7, 27, 31, 33, 37, 46, 51, 89, 113, 117, 118
- NGC 1910, 101
- de Sirius, 27, 36, 108
- T Tauri, 29, 95, 143
- TCR, Tycho Reference Catalogue, 29
- tiempo característico de la convección, 152–155
- TNG, Telescopio Nazionale Galileo, 72
- transformada de Fourier, 77, 79
- traza evolutiva, 39
- Trumpler 10, 103
- Tucana, 29, 49
- turbulencia, 152
- TW Hydrae, 29
- TYC 1680-01993-1, 149
- Tycho-2, 29, 39
- Ursa Major, 1, 2, 5
- UY Pictoris, 100
- V1054 Ophiuchus, 167
- V1436 Aquilae, 46
- V2133 Ophiuchi, 147
- V337 Carinae, 46
- V343 Normae, 28
- V368 Cepheus, 171
- V383 Lacertae, 85, 149, 170–172
- V577 Persei, 100
- V582 Persei, 147
- V834 Tau, 157
- V838 Centauri, 28
- V889 Herculi, 157
- velocidad
 - de rotación, 67, 79, 81, 84, 86, 88, 139, 141, 143, 150, 151, 156, 167, 172
 - espacial, 14, 17
 - galáctica, 3, 5, 7, 13, 14, 18, 21, 30, 31, 33, 34, 37, 89, 91, 92, 97, 101
 - heliocéntrica, 77, 78
 - media de un grupo, 22
 - peculiar, 21, 22, 32, 35
 - radial, 14, 21, 22, 32, 35, 67, 78, 79, 89, 91, 95, 103, 108
 - relativa, 77
 - tangencial, 21
 - total, 21, 22
- Vía Láctea, 11
- Vienna-KPNO search for Doppler-imaging candidate stars, 28, 29
- w Carinae, 46
- W Ursa Major, 143
- WEB, Wilson Evans Batten Catalogue, 29, 70
- YY Geminorum, 119
- ZAMS, 7, 29, 112