

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



Estudio Multilongitud de Onda de Sistemas Binarios Cromosféricamente Activos

Dirigido por
Dr. David Montes Gutierrez y Dra. M^a José Fernandez Figueroa
Profesores titulares
Universidad Complutense de Madrid

Memoria presentada por
M^a Cruz Gálvez Ortiz
para aspirar al grado de
DOCTOR en Física
Madrid, Julio 2005

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 a todas ellas me gustaría dar las gracias.

En primer lugar, les agradezco a mis directores de tesis, los Profesores M^a José Fernández Figueroa y David Montes, el haberme permitido realizar esta tesis, su dedicación y ayuda durante el desarrollo del trabajo y sobre todo el empujón final en el que han trabajado tanto.

También quiero agradecer por su ayuda y por su colaboración a los Profs. Elisa de Castro y Manuel Cornide.

Igualmente gracias a las doctorandas del grupo, Inés Crespo Chacón y M^a Magdalena Hernán Obispo, al doctor Javier López Santiago y a Ángel Serrano, por todas las horas que hemos pasado juntos estos años y que nos han convertido en amigos.

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 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 en muchas ocasiones. A los demás doctorandos, Santos Pedraz, Víctor Villar, Esther Mármol y Cristina Díaz, y a los doctores, Armando Gil de Paz, Patricia Sánchez, Cesar Enrique García, Javier Cenarro, Pablo Guillermo Pérez y sobre todo a Sergio Pascual por su ayuda técnica en muchos momentos. También le doy las gracias a Antonio Verdet, por su ayuda para todo.

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, y a todo el personal del Observatorio de Calar Alto (Almería), por su ayuda durante la realización de las observaciones.

Por último, me gustaría dar las gracias y dedicar esta tesis a mis padres, Rafael y M^a Cruz, a mis hermanos Pili, Susana, Angi y Rafa, a Ivan y Sergio, a mis padrinos Luisa y Antonio y a mi tía Pili. Gracias a todos mis amigos, los cuales se han preocupado por mí y por este trabajo.

Y gracias en especial a Gabriel.

Dedico especialmente esta tesis a mi padrino Antonio.

Dios mío, ¿está lleno de estrellas!

David Bowman.

2001, Una Odisea del Espacio (Sir Arthur C. Clarke)

Índice general

Agradecimientos	III
Índice general	II
Índice de figuras	V
Índice de tablas	X
1. Introducción	1
1.1. Actividad Solar	1
1.2. Actividad Estelar	5
1.3. Indicadores de Actividad	7
1.4. Binarias y Binarias Activas	8
1.4.1. Tipos	9
1.4.2. Actividad	11
1.5. Sistemas Triples y Múltiples	12
1.6. Sistemas Múltiples y Planetas	12
1.7. Objetivos y Descripción del Trabajo	13
2. Observaciones y Reducción de Datos	15
2.1. Campañas de Observación	15
2.2. Reducción de las Imágenes y Extracción de espectros	18
2.3. Procedimiento de obtención de datos	20
2.3.1. Velocidades Radiales	20
2.3.2. Velocidades de Rotación	23
2.3.3. Actividad Cromosférica	24
2.3.4. Litio I 6707.8 Å	29
2.3.5. Curvas de Velocidad Radial y Parámetros Orbitales	29
3. Cinemática de Estrellas Binarias Cromosféricamente activas	33
3.1. Introducción	33
3.2. Muestra y grupos cinemáticos estelares jóvenes	33
3.3. Criterios de Pertenencia	35
3.4. Análisis de los distintos grupos:	40
3.4.1. Asociación Local	40
3.4.2. Supercúmulo de las Híades	41
3.4.3. Grupo Ursa Major	42
3.4.4. IC 2391	42
3.4.5. Grupo de movimiento de Castor	42

3.4.6.	Otras posibles estrellas jóvenes del disco	43
3.5.	Resumen	43
4.	Sistemas Binarios Cromosféricamente Activos	53
4.1.	BK Psc	54
4.1.1.	Introducción	54
4.1.2.	Parámetros Estelares	54
4.1.3.	Indicadores de Actividad Cromosférica	59
4.1.4.	Resumen	67
4.2.	XX Tri (HD 12545)	68
4.2.1.	Introducción Histórica	68
4.2.2.	Parámetros Estelares	71
4.2.3.	Indicadores de Actividad Cromosférica	74
4.2.4.	Resumen	87
4.3.	2RE J0725-002 (V798 Mon)	88
4.3.1.	Introducción	88
4.3.2.	Parámetros Estelares	88
4.3.3.	Indicadores de Actividad Cromosférica	92
4.3.4.	Resumen	96
4.4.	2REJ 0933+624 (FF UMa)	97
4.4.1.	Introducción Histórica	97
4.4.2.	Parámetros Estelares	97
4.4.3.	Indicadores de Actividad Cromosférica	115
4.4.4.	Resumen	124
4.5.	2REJ 1101+223 (HD 95559)	138
4.5.1.	Introducción	138
4.5.2.	Parámetros Estelares	138
4.5.3.	Indicadores de Actividad Cromosférica	143
4.5.4.	Resumen	154
4.6.	Otros Sistemas Binarios	155
4.6.1.	V1149 Ori (HD 378324)	155
4.6.2.	DM UMa	156
4.6.3.	HU Vir (HD 106225)	157
4.6.4.	RS CVn (HD 114519)	160
4.6.5.	IN Vir (HD 116544)	160
4.6.6.	MS Ser (HD 143313)	162
4.6.7.	BY Dra (HD 234677)	164
4.6.8.	V775 Her (HD 175742)	165
4.6.9.	V2075 Cyg (HD 208472)	167
5.	Nuevos Sistemas Binarios	171
5.1.	Muestra	171
5.2.	Candidatas Confirmadas como Binarias Espectroscópicas	172
5.2.1.	Sistemas Binarios de Período Corto con Solución Orbital	173
5.2.2.	Sistemas Binarios de Período Largo Con Solución Orbital	198
5.2.3.	Otras Binarias Sin Solución Orbital	206
5.3.	Otras Estrellas con Variaciones de Velocidad Radial	212
5.4.	Candidatas Aisladas o Posibles Binarias de Largo Período	213

6. Comportamiento de los Indicadores de Actividad	219
6.1. Relaciones Flujo-Flujo	221
6.1.1. Líneas H y K de Ca II y H ϵ	221
6.1.2. Línea H α	224
6.1.3. Líneas de Balmer H β , H γ y H δ	231
6.1.4. Líneas del Ca II IRT	233
6.1.5. Resumen	235
6.2. Relaciones Actividad-Rotación	237
6.2.1. Actividad- $v_{sen i}$	237
6.2.2. Actividad- P_{rot}	239
6.2.3. Dependencia con el número de Rossby	242
6.2.4. Resumen	244
7. Conclusiones	247
Bibliografía	253

Índice de figuras

2.1. Función de correlación cruzada (CCF) de un sistema SB2	21
2.2. Función de correlación cruzada (CCF) de un sistema SB2 (b)	21
2.3. Velocidad Radial por variación en longitud de onda	23
2.4. FWHM- V_{seni}	24
2.5. Substracción Espectral	26
2.6. Orbita SB1	31
2.7. Orbita SB2	32
3.1. Planos (U, V) y (W, V)	35
3.2. Región del Disco Joven	36
3.3. Grupos Cinemáticos Estelares	36
3.4. EW(Li I)	37
4.1. Orbita BK Psc	57
4.2. $H\alpha$, BK Psc	60
4.3. H y K de CaII, BK Psc	62
4.4. $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$, BK Psc	63
4.5. Ca IRT, BK Psc	64
4.6. Líneas de Balmer y del Ca IRT con la fase, BK Psc	66
4.7. Ajuste para la órbita de XX Tri	73
4.8. Li I frente a la fase para XX Tri	75
4.9. H y K del Ca II y $H\epsilon$ (a), XX Tri	80
4.10. H y K del Ca II y $H\epsilon$ (b), XX Tri	81
4.11. Ca IRT (a), XX Tri	82
4.12. Ca IRT (b), XX Tri	83
4.13. $H\alpha$ (a), XX Tri	84
4.14. $H\alpha$ (b), XX Tri	85
4.15. EW frente a la fase, XX Tri	86
4.16. Orbita, 2RE J0725-002	90
4.17. $H\alpha$, 2RE J0725-002	93
4.18. Ca II IRT, 2RE J0725	94
4.19. EW $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, primaria 2RE J0725	95
4.20. EW $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, secundaria 2RE J0725	95
4.21. Variación de γ con el tiempo	99
4.22. Orbita (a), 2RE J0933+624	99
4.23. Orbita (b), 2RE J0933+624	100
4.24. Orbita (c), 2RE J0933+624	101
4.25. Orbita (d), 2RE J0933+624	102

4.26. Orbita (e), 2RE J0933+624	103
4.27. Orbita (f), 2RE J0933+624	104
4.28. Evolución del perfil de las líneas de Absorción	108
4.29. CCF 2RE J0933+624 (a)	109
4.30. CCF de 2RE J0933+624 (b)	109
4.31. Desplazamientos en fase de 2RE J0933+624	112
4.32. Orbita y Velocidades de 2RE J0933+624	114
4.33. Variación del Período Orbital de 2RE J0933+624	114
4.34. $H\alpha$ (a), 2RE J0933+624	116
4.35. $H\alpha$ (b), 2RE J0933+624	117
4.36. $H\alpha$ (c), 2RE J0933+624	118
4.37. $H\alpha$ (d), 2RE J0933+624	119
4.38. $H\alpha$ (e), 2RE J0933+624	120
4.39. Ajuste Lorentziana de $H\alpha$	121
4.40. Ajuste Lorentziana de $H\alpha$	121
4.41. $H\beta$, 2RE J0933+624	124
4.42. H y K de Ca II, 2RE J0933+624	125
4.43. Ca II IRT (a), 2RE J0933+624	126
4.44. Ca II IRT (b), 2RE J0933+624	127
4.45. Ca II IRT (c), 2RE J0933+624	128
4.46. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, primaria 2RE J0933+624	129
4.47. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, secundaria 2RE J0933+624	129
4.48. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (b), primaria 2RE J0933+624	130
4.49. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (b), secundaria 2RE J0933+624	130
4.50. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (c), primaria 2RE J0933+624	131
4.51. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (c), secundaria 2RE J0933+624	131
4.52. Líneas de Balmer frente a la fase, primaria 2RE J0933+624	132
4.53. Líneas de Balmer frente a la fase, secundaria 2RE J0933+624	132
4.54. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (d), primaria 2RE J0933+624	133
4.55. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase (d), secundaria 2RE J0933+624	133
4.56. Líneas de Balmer frente a la fase (b), primaria 2RE J0933+624	134
4.57. Líneas de Balmer frente a la fase (b), secundaria 2RE J0933+624	134
4.58. Orbita, 2REJ 1101+223	141
4.59. Li I, 2RE J1101+223	144
4.60. $H\alpha$ (a), 2RE J1101+223	145
4.61. $H\alpha$ (b), 2RE J1101+223	146
4.62. $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$, 2RE J1101+223	147
4.63. H y K del Ca II, 2RE J1101+223	148
4.64. Ca II IRT (a), 2RE J1101+223	149
4.65. Ca II IRT (b), 2RE J1101+223	150
4.66. <i>EW</i> de $H\alpha$ y Ca IRT frente a la fase (a), primaria 2RE J1101+223	151
4.67. <i>EW</i> de $H\alpha$ y Ca IRT frente a la fase (a), secundaria 2RE J1101+223	151
4.68. <i>EW</i> de $H\alpha$ y Ca IRT frente a la fase (b), primaria 2RE J1101+223	152
4.69. <i>EW</i> de $H\alpha$ y Ca IRT frente a la fase (b), secundaria 2RE J1101+223	152
4.70. <i>EW</i> de las líneas de Balmer frente a la fase, primaria 2RE J1101+223	153
4.71. <i>EW</i> de las líneas de Balmer frente a la fase, secundaria 2RE J1101+223	153
4.72. V1149 Ori	155
4.73. DM UMa	157

4.74. Fulguración en DM UMa	158
4.75. HU Vir	159
4.76. Fulguración en HU Vir	161
4.77. RS CVn	162
4.78. IN Vir	163
4.79. MS Ser	164
4.80. BY Dra	165
4.81. V775 Her	166
4.82. V2075 Cyg	167
5.1. BD +11 2052 A y B	173
5.2. Órbita, BD +11 2052 A	176
5.3. $H\alpha$, BD +11 2052 A	177
5.4. Ca II IRT, BD +11 2052 A	178
5.5. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, primaria BD +11 2052 A	179
5.6. BD +39 2586 y BD +39 2587	182
5.7. Órbita, BD +39 2587	185
5.8. $H\alpha$, BD +39 2587	186
5.9. Ca II IRT, BD +39 2587	187
5.10. <i>EW</i> α y Ca II IRT frente a la fase, primaria BD +39 2587	188
5.11. <i>EW</i> $H\alpha$ y Ca II IRT frente a la fase, secundaria BD +39 2587	189
5.12. Órbita, HD 89959	192
5.13. $H\alpha$, HD 89959	193
5.14. H y K del Ca II, HD 89959	194
5.15. Órbita, OX Ser	195
5.16. $H\alpha$ y H y K del Ca II, OX Ser	195
5.17. Órbita, HD 143705	196
5.18. $H\alpha$ y Ca II IRT, HD 143705	197
5.19. Órbita, HD 160934	200
5.20. $H\alpha$, HD 160934	202
5.21. Ca II IRT, HD 160934	203
5.22. $H\alpha$, PX Ser	206
5.23. Ca IRT II, PX Ser	207
5.24. H y K del Ca II, PX Ser	207
5.25. $H\alpha$, Otras Binarias	208
5.26. Ca II IRT, Otras Binarias	209
5.27. $H\alpha$, FR Cnc	214
6.1. Relación Flujo-Flujo H y K del Ca II	224
6.2. Relación Flujo-Flujo $H\epsilon$ y H y K del Ca II	225
6.3. Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y H y K del Ca II	226
6.4. Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ - $H\epsilon$ y $H\alpha$ - $H\delta$	228
6.5. Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ - $H\gamma$ y $H\alpha$ - $H\beta$	229
6.6. Relación entre la emisión en $H\alpha$ y $H\beta$	229
6.7. Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y Ca II λ 8498 y Ca II λ 8542	230
6.8. Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y Ca II λ 8662	231
6.9. Relación Flujo-Flujo $H\beta$ -K del Ca II y $H\beta$ -Ca II λ 8498	232
6.10. Relación Flujo-Flujo $H\gamma$ -K del Ca II y $H\gamma$ -Ca II λ 8498	232

6.11. Relación Flujo-Flujo H δ -K del Ca II y H δ -Ca II λ 8498	233
6.12. Relación Flujo-Flujo K del Ca II y Ca II IRT λ 8542	234
6.13. Relación Flujo-Flujo de Ca II λ 8498-Ca II λ 8542	234
6.14. Relación Flujo-Flujo de Ca II λ 8498-Ca II λ 8662 y Ca II λ 8542-Ca II λ 8662	235
6.15. Relación Flujo- v_{seni} para K del Ca II y H α	238
6.16. Relación Flujo- v_{seni} para la primera línea del Ca II IRT y relación Flujo- v_{seni} de las estrellas Gigantes y subgigantes y de las estrellas de la secuencia principal	239
6.17. Relación Flujo-Período de todas las estrellas para la segunda línea del Ca II IRT	240
6.18. Relación actividad-rotación con la línea K del Ca II y la líneas H α . . .	241
6.19. Variación de Flujo H α con el tiempo-Rotación	242
6.20. Flujo en K Ca II vs. número de Rossby (Ro)	243

Índice de tablas

2.1. Campañas de Observación	16
2.2. Estrellas Estándares de Velocidad Radial y de Referencia de Tipo Espectral	22
3.1. Sistemas Seleccionados	34
3.2. Medidas de EW(Li I) para la muestra de Binarias	45
3.3. Asociación Local	46
3.4. Supercúmulo de Híades	47
3.5. Grupo de movimiento Ursa Major	48
3.6. Supercúmulo IC 2391	49
3.7. Grupo de movimiento Castor	50
3.8. Otras estrellas del Disco Joven	51
4.1. Parámetros Estelares y Orbitales	54
4.2. Diario de Observación de BK Psc	55
4.3. Velocidades Radiales de BK Psc	56
4.4. Solución Orbital de BK Psc	57
4.5. Datos Astrométricos y Componentes de la Velocidad Galáctica: BK Psc	59
4.6. <i>EW</i> de los Indicadores de Actividad de BK Psc	65
4.7. Flujo Absoluto Superficial de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BK Psc	66
4.8. Diario de observación: XX Tri	71
4.9. Velocidades Radiales: XX Tri	72
4.10. Parámetros orbitales: XX Tri	72
4.11. <i>EW</i> (LiI), XX Tri	75
4.12. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de XX Tri	78
4.13. Parámetros de las componentes Gaussianas ancha (A) y estrecha (E) usadas en el ajuste del espectro substraído en $H\alpha$ de XX Tri	79
4.14. Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de XX Tri	79
4.15. Razón de los excesos de emisión de XX Tri	86
4.16. Diario de Observación de 2RE J0725	89
4.17. Velocidades Radiales de 2RE J0725-002	90
4.18. Solución Orbital de 2RE J0725-002	91
4.19. <i>EW</i> y Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2RE 0725-002	96
4.20. Diario de Observación de 2RE J0933+624	98
4.21. Velocidades Radiales de 2REJ 0933+624	106
4.22. Variaciones del período Orbital (P)	111

4.23. Solución Orbital de 2REJ 0933+624 (FOCES 2004)	112
4.24. Litio en 2REJ 0933+624	115
4.25. <i>EW</i> de los diferentes indicadores de Actividad de REJ0933+624	136
4.26. Flujo Absoluto Superficial de los Indicadores de Actividad de 2RE 0933+624137	
4.27. Diario de Observación, 2RE J1101	139
4.28. Velocidades Radiales de 2RE 1101+223	140
4.29. Solución Orbital de 2REJ1101+223	141
4.30. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2REJ 1101+223	153
4.31. Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2RE 1101+223	154
4.32. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica	168
4.33. Flujo Absoluto Superficial de los Indicadores de Actividad Cromosférica	169
4.34. Valor medio de la Razón de los excesos de emisión en cada campaña de observación	170
5.1. Muestra de Candidatas	172
5.2. Parámetros Estelares de BD +11 2052 A y B	174
5.3. Diario de Observación de BD +11 2052 A	174
5.4. Velocidades Radiales y v_{seni} de BD +11 2052 A	175
5.5. Solución Orbital de BD +11 2052 A	175
5.6. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +11 2052 A	180
5.7. Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +11 2052 A	180
5.8. Parámetros Estelares de BD +39 2586 y BD +39 2587	183
5.9. Diario de Observación de BD +39 2587	183
5.10. Velocidades Radiales y V_{seni} de BD +39 2587	184
5.11. Solución Orbital de BD +39 2587	185
5.12. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +39 2587	190
5.13. Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +39 2587	190
5.14. Solución Orbital de HD 89959	193
5.15. Solución Orbital de OX Ser	194
5.16. Solución Orbital de HD 143705	197
5.17. Parámetros Estelares de HD 160934	198
5.18. Diario de Observación de HD160934	199
5.19. Velocidades Radiales y v_{seni} de HD 160934	199
5.20. Solución Orbital de HD 160934	201
5.21. <i>EW</i> de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de HD 160934204	
5.22. Flujo Absoluto Superficial de los diferentes Indicadores de Actividad romosferica de HD 160934	205
5.23. Velocidades Radiales y v_{seni} para HD 89959, OX Ser, HD 143705 y PX Ser	210
5.24. <i>EW</i> HD 89959, OX Ser y PX Ser	210
5.25. Flujo Absoluto Superficial: HD 89959, OX Ser y PX Ser	211
5.26. Otras Estrellas con Variaciones de Velocidad Radial	212

5.27. <i>EW</i> de FR Cnc	213
5.28. Flujo Absoluto Superficial: FR Cnc	215
5.29. Razón de los excesos de emisión	215
5.30. Candidatas aisladas o posibles binarias de largo período	216
6.1. Parámetros Estelares y Orbitales para la Muestra Total	221
6.2. Flujo Absoluto Superficial Medio de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica para la Muestra Total de Sistemas Binarios	222

Capítulo 1

Introducción

1.1. Actividad Solar

El Sol es una estrella enana de tipo espectral tardío, G2, y se caracteriza por que su atmósfera presenta una división en capas: fotosfera, cromosfera, región de transición y corona, y una capa convectiva subfotosférica, donde tienen lugar los fenómenos causantes de la actividad. Esta división también se encuentra en todas las estrellas de los últimos tipos espectrales (F, G, K, M).

El Sol no es un sólido rígido y por lo tanto todos los puntos al mismo nivel no tienen la misma presión. Esta diferencia de presión genera la creación de unas corrientes circulares lentas entre los polos y el ecuador (corrientes de *Eddington-Sweet*) que distribuyen el momento angular llevándolo a un estado de rotación no uniforme. En el interior solar, este proceso es muy lento y no tiene influencia en la atmósfera, pero en la capa convectiva los movimientos son más rápidos que los de las corrientes y el momento angular se redistribuye más eficazmente. Las capas internas rotan así más rápido que las externas y las ecuatoriales más rápido que las polares.

La actividad solar se genera principalmente por la interacción entre esta rotación diferencial y la capa convectiva subfotosférica.

En las zonas más altas de la capa convectiva o más bajas de la fotosfera, la convección se hace inestable e ineficaz y las fuerzas de presión y gravitación contribuyen entonces a los desplazamientos de masas creando un movimiento que da lugar a movimientos ondulatorios (en ausencia de campo magnético).

La rotación en sí influye, via efecto coriolis, en los movimientos a gran escala que transportan el momento angular. La magnitud del efecto decrece según disminuye la escala temporal y espacial del movimiento convectivo. Así, la convección y las corrientes circulares distribuyen el momento angular diferencialmente (con la latitud y con la profundidad) produciendo la evolución de la actividad solar.

El sistema de corrientes descrito, genera campos magnéticos, que variarán según varíen estas corrientes, generándose así el campo magnético principalmente bajo la superficie donde la densidad de energía de los movimientos macroscópicos es lo suficientemente grande para influir en la configuración de este campo. El cambio que se produce en el campo magnético a gran escala en un ciclo de 11 años (22 años teniendo en cuenta el cambio de polaridad magnética) es generado por la relación de este campo magnético y los movimientos de masa del fluido donde el campo queda "congelado", según el proceso llamado *Acción Dinamo*, donde las líneas de campo magnético

poloidal se ven arrastradas a mayor velocidad en el ecuador que en los polos llegando a convertirse en un campo magnético toroidal; después, los tubos de flujo emergen en la atmosfera como regiones activas bipolares con forma de arco, los cuales se rompen y unen sus extremos a los de otros arcos llegando poco a poco a recuperarse así el campo poloidal.

Los principales elementos observables de la actividad solar según la zona de la atmósfera donde aparecen son los siguientes:

- **Fotosfera:** Capa más profunda observable en el visible, es el disco solar. Tiene un espesor de unos 300 km y emite casi la totalidad de la radiación visible, con una temperatura de 5780 grados Kelvin. Este disco aparente presenta una serie de elementos característicos en su mayoría producidos por concentraciones relativamente intensas del campo magnético (>1000 G). Además, presenta una disminución del brillo en el disco, desde la parte central a los bordes, debido a que se observan capas cada vez menos profundas y por tanto más frías según se mira hacia el borde. Este efecto óptico se denomina "oscurecimiento hacia el borde".
 - *Manchas:* Las manchas son las regiones magnéticas más intensas y espectaculares (varios miles de Gauss), con flujos en el rango de 5×10^{20} a 3×10^{22} Mx ($1 \text{Wb} = 10^8$ Mx). Son estructuras frías embebidas en lo más alto de la zona de convección, estando incluso de 1000 a 2000 grados Kelvin por debajo del resto de la fotosfera. El gas es frío en la mancha debido a que se produce una reducción del flujo convectivo hacia el exterior en su base y hay poca transferencia radiativa de energía de los alrededores al interior de la mancha. Suelen aparecer en grupos de distinta polaridad según el hemisferio solar en el que aparezcan y pueden durar días e incluso semanas, permaneciendo tras varias rotaciones. Una mancha completa esta formada por una estructura central oscura llamada umbra, donde el campo magnético es vertical (unos 3000 G), y otra algo más clara, la penumbra, donde el campo magnético se va inclinando hasta hacerse horizontal y se extiende radialmente. El paso de umbra-penumbra y penumbra-fotosfera es muy brusco. Muchas umbras oscuras presentan elementos o puntos que son más brillantes que el fondo de la misma y que tienen una vida estimada de unos 30 minutos. Estos puntos se unen con otros adyacentes para dar lugar a estructuras alargadas que se distribuyen de manera irregular, en número y en brillo y que cambian de una mancha a otra.
 - *Poros:* Puntos oscuros y pequeños que se ven como poros oscuros o umbras sin penumbra o con una en desarrollo. El campo magnético suele ser de entre 200-250 mT (miliTesla) y los flujos magnéticos del orden de entre $2-5 \times 10^{19}$ y $2-5 \times 10^{20}$ Mx. Los poros, o bien se disuelven en 10 ó 15 minutos o bien varios poros próximos se unen generando una penumbra y evolucionando finalmente a una mancha solar.
 - *Fáculas:* Zonas de concentraciones intensas de campo magnético (≈ 1500 G), que son brillantes respecto a la fotosfera circundante debido a que poseen una temperatura mayor. Suelen estar asociadas a las manchas, pero también se observan antes de la aparición de las mismas y después de su desaparición. Así, se ven distribuidas en zonas amplias alrededor de los grupos de manchas y en estructuras menores en toda la fotosfera, aunque se ven sobre todo cerca

del limbo. Cada zona facular está compuesta por un cúmulo de "granulos" faculares individuales. Cada "granulo" tiene un diametro de 300-500 km y se cree que están formados por varios elementos magnéticos agrupados. En las regiones activas, grupos brillantes de fáculas se entrelazan en coherentes distribuciones.

- *La Granulación:* La granulación es la manifestación de la convección, es decir, el movimiento de gases calientes hacia la superficie y posteriormente hacia el interior. Los gránulos o células convectivas, de unos 1000 km de diametro, originan las corrientes convectivas que transportan energía, es decir, suben transportando el calor desde las zonas más bajas hasta liberarlo y descender, observandose así el efecto de una especie de gránulos claros entre zonas oscuras en todo el fondo fotosférico, donde las zonas claras son las células ascendentes y las zonas oscuras son aquellas por las que descienden. Los gránulos individuales suelen durar unos 20 minutos, los nuevos gránulos van sustituyendo a los viejos. El flujo puede alcanzar velocidades supersónicas, hasta más de 7 km/s, y producir "booms" sónicos y otros ruidos que generan ondas en la superficie de Sol.
 - *Supergranulación:* Es la versión ampliada de la granulación, con supergranulos (de unos 35000 km) y por tanto se puede medir mejor sus desplazamientos Doppler, hacia el azul cuando suben y hacia el rojo al bajar. La vida media de estos supergranulos es de uno o dos días y el flujo tiene una velocidad en torno a 0.5 km/s.
- **Cromosfera:** La cromosfera es la región situada encima de la fotosfera y cuyo rango en temperatura comienza en el mínimo de temperaturas de la fotosfera en unos 4200 K y termina al llegar a la región de transición con unos 25000 K, es decir, es una zona donde la temperatura va aumentando hacia el exterior, alcanzando luego un máximo en la región de transición donde se llega hasta el millón de grados.

Se pueden identificar tres regiones distintas, la baja cromosfera, de unos 400 km de espesor; la cromosfera media, en la cual, en un espesor de unos 1200 km asciende la temperatura suavemente desde 5500 K a 8500 K, y la alta cromosfera, donde se produce primero un rápido aumento de la temperatura que luego se modera hasta llegar a 25000 K en un rango de unos 500 km. A estas temperaturas tan altas, el hidrógeno emite en el rojo, línea $H\alpha$, dándole ese color característico al que debe su nombre.

Los elementos principales observables en esta región como consecuencia de la actividad solar son:

- *Protuberancias y Filamentos:* Las protuberancias son estructuras brillantes vistas en el limbo, que cuando se observan sobre el disco se ven alargadas y oscuras y se llaman filamentos. Son nubes de materia densa y fría que esta suspendida por encima de la superficie solar confinada por el campo magnético. Se distingue dos clases, quiescentes y activas. Las protuberancias activas son estructuras dinámicas con movimientos violentos, tienen una vida media de minutos u horas y hay varios tipos, en espray, con forma de lazo, etc. Las protuberancias quiescentes son como hojas verticales y

delgadas de plasma denso, con anchuras características de 5 millones de metros y longitudes del orden de 100 millones de metros. Son estructuras estables que pueden llegar a durar meses y se encuentran a lo largo de líneas de campo neutro en zonas de la fotosfera con campos magnéticos débiles.

- *Playas*: Las playas son regiones activas brillantes por encima de las fáculas y manchas fotosféricas, y así también asociadas a concentraciones de campo magnético formando parte de la emisión característica de la cromosfera.
- *Espículas*: Las espículas son cilindros verticales en los que la materia asciende y desciende siguiendo las líneas de campo magnético, llegando hasta los 6000 km y bajando rápidamente. Duran pocos minutos pero alcanzan velocidades de 20 a 30 km/s.

- **Región de transición**: La región de transición es una capa muy estrecha e irregular que separa la corona caliente de la cromosfera. En esta capa se produce un cambio muy acusado de la temperatura en pocos kilómetros, desde el millón de grados a unos 25000 K. Como el hidrógeno ya está ionizado a estas temperaturas, la mayor emisión de esta zona esta dominada por iones como C IV, Si IV y O IV, emitiendo en el ultravioleta.
- **Corona**: La corona es la capa más externa y sólo es visible durante los eclipses totales o con la ayuda de un coronógrafo, donde se pueden ver sus características estructuras y cómo varían con el ciclo solar. Al encontrarse a una temperatura tan alta, el hidrógeno y el helio están ionizados e incluso también el carbono, silicio, etc, con lo que solo átomos pesados como el hierro y el calcio son los que producen el espectro de emisión.

La corona aparece como un débil halo blanco alrededor del Sol. Emite poco en el óptico debido a las altas temperaturas, sin embargo en rayos X emite intensamente, sobre todo en las regiones más activas, pudiéndose distinguir dos estructuras bien diferenciadas, una asociada a las líneas de campo magnético abiertas, y otra asociada a las líneas de campo magnético cerradas; agujeros y bucles coronales respectivamente. En los máximos de manchas, la corona se puede ver más grande y más redondeada, mientras que en el mínimo, se extiende en la región ecuatorial, región donde se encuentran las manchas principalmente. Su espectro muestra líneas de hierro muchas veces ionizado, hasta FeXXI, debido a la alta temperatura (2 ó 3 millones de grados Kelvin).

Los elementos principales de actividad coronal son:

- *Fulguraciones*: Son fenómenos en los que se libera una gran cantidad de energía en un corto intervalo de tiempo, produciéndose cambios en casi todo el rango electromagnético. Se interpretan como la liberación de parte de la energía magnética almacenada en la corona como consecuencia de la reconexión de las líneas de campo magnético existente en las zonas activas de la atmósfera (Mirzoyan 1984; Haisch et al. 1991; García-Álvarez 2000).
- *Flujos con forma de yelmo*: Del inglés "Helmet streamers", son estructuras coronales con una forma de casco o de yelmo, que normalmente se encuentran por encima de las manchas y regiones activas. También se suele encontrar una protuberancia o filamento en la base de estas estructuras. Se forman

por los campos magnéticos de los bucles, que conectan las manchas con las regiones activas y ayudan a sostener el material sobre la superficie solar. Las líneas de campo cerradas, atrapan los gases coronales eléctricamente cargados para formar estas estructuras relativamente densas, formándose los picos por acción del viento solar que escapa al espacio entre estos flujos.

- *Penachos Polares*: Son estructuras delgadas que se proyectan hacia afuera en los polos norte y sur. Se encuentran normalmente arcos brillantes a los pies de estas estructuras, que están asociados a pequeñas regiones magnéticas de la superficie solar. Relacionadas con las líneas de campo abiertas en los polos, se forman por acción del viento solar en la misma forma que los anteriores flujos con forma de yelmo.
- *Agujeros Coronales*: Situados en los polos o a latitudes medias, son regiones donde la corona se ve oscura. Fueron descubiertos cuando se comenzó a usar los telescopios de rayos X por encima de la superficie terrestre para observar el Sol. Asociados a líneas de campo magnético abiertas, son la fuente de los chorros de altas velocidades del viento solar y probablemente el origen de éste.
- *Bucles coronales*: Se encuentran alrededor de las manchas y regiones activas. Estas estructuras están asociadas a las líneas de campo magnético cerradas que conectan regiones magnéticas de la superficie solar. Muchos de estos bucles duran días o semanas, algunos sin embargo, están asociados a las fulguraciones solares y se pueden ver mucho más tiempo. Estos bucles contienen material más denso que el de los alrededores y su dinámica y estructura en tres dimensiones todavía no es bien conocida.
- *Eyecciones de masa coronal*: Son grandes porciones de gas que unidas a las líneas de campo magnético, son eyectadas al exterior. En algunas de las más grandes, puede ser despedida una masa coronal de 10^{13} kg a velocidades de hasta 1000 km s^{-1} (aunque el valor medio es de 10^{12} kg y unos 400 km/s). Estas eyecciones ocurren a cualquier latitud. Las observaciones muestran que el gas eyectado puede estar acelerándose aún cuando se encuentre a varios radios solares de distancia del Sol, normalmente moviéndose a velocidades mayores a la velocidad de escape, sugiriendo que el proceso de aceleración es principalmente debido a los campos magnéticos.

Estos cambios observados en la atmósfera solar reflejan el cambio de organización interna que se produce periódicamente. Todo este conjunto de fenómenos se llama Actividad Solar y viene determinada por la variación del campo magnético solar que se produce cada 11 años, donde el campo magnético pasa de tener una geometría toroidal a una poloidal.

1.2. Actividad Estelar

Desde el descubrimiento de emisiones cromosféricas de H y K del Ca II (Eberhand y Schwarzschild, 1913) en otras estrellas diferentes al Sol, se ha tratado de caracterizar la actividad estelar en base al conocimiento de la solar. Se han realizado estudios fotométricos y espectroscópicos detallados para comprender la física de los procesos

que generan esta actividad estelar y las diferencias con los procesos que generan la actividad solar.

Se han observado estrellas frías (F, G, K y M), encontrándose emisiones en el extremo ultravioleta y rayos X (corona). En el ultravioleta (con el satélite IUE), se han encontrado líneas de la región de transición, como Si II (1808 Å, 1817 Å) y C IV (1548 Å, 1550 Å), y líneas cromosféricas como las de O I 1304 Å y C I 1657 Å, además de emisiones superpuestas a líneas de absorción como la de Mg II a 2800 Å. En el óptico, se ven diferentes líneas espectroscópicas (H y K de Ca II, H δ , H γ , H β , He I D₃, Na I D¹, D², H α , y Ca II IRT) que se originan en la cromosfera, y que presentan una absorción fotosférica menos profunda de lo que debiera ser si la estrella fuera no activa, este efecto suele denominarse línea "con llenado", indicando que la línea de absorción está "llena" de emisión cromosférica, y que también pueden aparecer en emisión si la estrella es muy activa.

Algunos de los hechos observables que pueden indicar actividad estelar y que son similares a los encontrados en el Sol son por ejemplo:

- Presencia de variaciones fotométricas y distorsiones en la curva de luz de algunas binarias eclipsantes, que se explican por la presencia de manchas frías estelares en la fotosfera.
- Ciclos de actividad detectados por las variaciones a largo plazo de la emisión cromosférica de algunas líneas.

Pero también se han observado algunas diferencias entre la actividad solar y la estelar (Walter y Byrne, 1998):

- Las dimensiones de las regiones activas, sus escalas temporales y las energías involucradas son enormemente diferentes.
- La existencia de estrellas con materia fría confinada a distancias relativamente grandes sobre la fotosfera, sugiere que el campo magnético está bien organizado a grandes escalas, mientras que el campo magnético solar está organizado a pequeña escala.
- En ciertas estrellas activas no se detectan las protuberancias directamente, pero se observan persistentemente asimetrías en los perfiles de las líneas que sólo pueden explicarse por la presencia de flujos de materia hacia la superficie estelar. Este movimiento es muy diferente al que se da en la dinámica de la atmósfera solar, donde los flujos de masa más notables se dan por eyecciones de masa coronales, que en todo caso producirían perfiles con asimetrías justo en sentido contrario al observado.
- El flujo magnético parece emerger a altas latitudes en la fotosfera de las estrellas activas (en el Sol, el flujo emerge, preferentemente, a bajas latitudes, con agujeros coronales en los polos) y por tanto las manchas oscuras presentes en las estrellas muy activas aparecen en altas latitudes (Strassmeier 2001; Schrijver y Title 2001) mientras que en el Sol se observan a latitudes más bajas.

Las estrellas que presentan actividad magnética poseen características comunes. Los estudios realizados han probado que es necesaria la existencia de una capa convectiva,

debida a la ionización parcial de hidrógeno, para que se produzca actividad; luego las estrellas que la muestran son típicamente estrellas de tipos espectrales F (con envolturas convectivas superficiales), G, K y M (que llegan a ser completamente convectivas), y cuya atmosfera se divide en capas: fotosfera, cromosfera, región de transición y corona. La presencia de la capa convectiva es imprescindible pero no condición suficiente ya que la actividad depende fuertemente de la rotación de la estrella en cuestión.

El estudio de la actividad-rotación es por tanto muy importante en la determinación de los procesos de actividad estelar. Skumanich (1971) sugirió que esta relación era consecuencia casual de la Acción Dinamo. Estudios en estrellas aisladas de la secuencia principal de Noyes et al. (1984) encuentran relaciones cualitativas en esta relación.

1.3. Indicadores de Actividad

Los principales indicadores de actividad magnética que proporcionan información sobre la existencia de cromosfera, región de transición y corona son:

- Líneas en el óptico:
 - H y K de Ca II (3968.47, 3933.67 Å): Estas líneas se forman por efectos colisionales en la cromosfera media. Cuando hay actividad, el cambio en el signo del gradiente de temperatura entre la fotosfera y la cromosfera produce un cambio en la función fuente que origina la emisión en el centro de las líneas de absorción. En algunos casos pueden apreciarse pequeñas absorciones en el centro de las emisiones (autoabsorciones) que se originan en la alta cromosfera ópticamente opaca.
 - H ϵ (3970.1 Å): Esta línea se forma en la cromosfera media y en estrellas con mucha actividad se observa en emisión, donde usualmente se solapa a la línea H de Ca II, dificultando la medida de ambas si la resolución no es suficiente.
 - H β (4861.32 Å): Esta línea se forma en la cromosfera media, y aunque no suele aparecer en emisión, en algunas ocasiones se puede ver como línea de absorción "llena" de emisión, indicando cierto grado de actividad. Es muy importante para determinar junto con H α la existencia de playas o protuberancias.
 - H δ y H γ (4101.76 Å y 4340.46 Å): Estas líneas de la serie de Balmer, tienen el mismo carácter que la línea H β , apareciendo siempre "llenas" de emisión en estrellas activas, pero raramente en emisión salvo en el caso de tener una fulguración, por ejemplo en estrellas tipo M, etc.
 - He I D_3 (5876 Å): Línea que se forma en la alta cromosfera, siendo en realidad un triplete cuyas componentes están tan juntas que sin una resolución muy alta, no pueden diferenciarse. Sus longitudes son 5875.618, 5875.650 y 5875.989 Å. En absorción indican actividad estelar (Montes et al. 1997), pero además se observan también en emisión durante las fulguraciones.
 - Na I D_1, D_2 (5889.95, 5895.92 Å): Se forman en la baja cromosfera, estando controladas por efectos colisionales, por lo que presentan sus alas muy desarrolladas. La presencia de una absorción menos profunda de lo que se

esperaría o "llenado", indica la existencia de actividad cromosférica (Montes et al. 1997), especialmente durante las fulguraciones.

- $H\alpha$ (6562.8 Å): Esta línea se forma en la cromosfera media, aunque sus alas se forman en zonas más internas. Debido a que se encuentra en una zona espectral más roja que las líneas H y K del Ca II, donde las estrellas de este tipo, es decir, frías, tienen su máximo de emisión (mayor señal-ruido), nuestros espectros se han centrado en la región de esta línea. En condiciones normales aparece como una intensa línea de absorción, con alas crecientes según tipos espectrales más tempranos. Sin embargo, en algunas estrellas de tipos K y M, se encuentra fácilmente en emisión, denominándose entonces dKe y dMe. También se observa en emisión en estrellas binarias activas, indicando su actividad cromosférica, aunque se puede encontrar que alguno de estos sistemas, que poseen intensas emisiones de H y K del Ca II, no presentan clara emisión en $H\alpha$, de esta forma, la ausencia de emisión en esta línea no quiere decir que no exista actividad, debido a que esta línea se forma por fotoionización, una pequeña variación de la densidad electrónica y de la temperatura, afecta bastante al comportamiento de su perfil, haciéndola pasar de absorción al llenado de emisión y a la emisión por encima del continuo.

- Líneas del infrarrojo cercano:

- Las líneas del triplete infrarrojo de Ca II, de longitudes de onda 8498.018, 8542.089 y 8662.140 Å respectivamente, se forman en la baja cromosfera por efectos colisionales siguiendo un comportamiento similar a las líneas de H y K del Ca II. Son importantes indicadores de la actividad cromosférica (Montes et al. 1998 y 2000; Andretta et al. 2005) y la relación entre las líneas de 8542.089 y 8498.018Å, nos informa de la presencia de protuberancias o playas en la cromosfera.
- He I (10830 Å): La mayoría de la radiación de esta línea se origina en la fotosfera. En el Sol, se puede observar una pequeña absorción en el estado quiescente. En las regiones activas también hay una contribución cromosférica que depende de la emisión ultravioleta coronal incidente (Mauas et al. 2004).

- Líneas del ultravioleta:

O I (1305 Å, 1355 Å), Si II (1808 Å, 1817 Å), H y K de Mg II (2796 Å, 2803 Å) en la cromosfera y N V (1238 Å, 1242 Å), Si IV (1349 Å, 1403 Å), y CIV (1548 Å, 1550 Å) en la región de transición.

- Radiación en rayos X y en radio debida a fenómenos no térmicos asociados con la corona: se observan líneas de elementos muchas veces ionizados.

1.4. Binarias y Binarias Activas

En los estudios realizados hasta ahora para estrellas de tipos tardíos se ha encontrado la existencia de una relación actividad-rotación y una relación actividad-edad.

La rotación actúa directamente sobre el efecto dínamo que genera y amplifica el campo magnético en la zona convectiva, pero además la rotación va disminuyendo con la edad debido a la pérdida de momento angular a través del acoplamiento del campo magnético con la masa que pierde la estrella. Por lo tanto según la estrella evoluciona, es decir, se hace más vieja, el nivel de actividad disminuye.

En un sistema binario separado, cada componente se rodea por superficies equipotenciales cerradas. La primera superficie que tiene un punto en común para ambas estrellas, o lóbulo de Roche, es muy importante en la evolución del sistema. Según las estrellas no llenen este lóbulo, se llene por una componente o por ambas tendremos un sistema separado, semiseparado o en contacto.

Si no hay fricción interna en una componente de la binaria, la deformación por mareas será simétrica respecto del plano determinado por el eje de revolución y la línea que une los centros de las dos componentes. Si hay fricción, y si el movimiento de rotación y el movimiento orbital no están sincronizados ($P_{rot} \neq P_{orb}$), o la excentricidad orbital es distinta de cero, hay un desplazamiento en la interacción de marea y se rompe la simetría. Como hay una distribución de masa hacia un lado se produce un torque en la estrella que provoca un intercambio de momento angular entre la rotación y el movimiento orbital. Este torque trata de sincronizar la órbita y la rotación y circularizar las órbitas elípticas. La magnitud de este torque dependerá en gran medida de la fricción de marea existente que es provocada básicamente por la viscosidad turbulenta en la capa convectiva (Zahn, 1966) (la viscosidad cinemática del gas es demasiado pequeña).

Zahn (1977) estimó que una componente binaria de la edad de Sol debe estar casi en rotación sincronizada si la separación relativa (d/R) es menor que ≈ 40 , con períodos menores que ≈ 25 días. Una componente de la edad del Sol circulariza la órbita si la separación relativa es menor que ≈ 15 y el período orbital menor que ≈ 5 días. Esto significa que para los sistemas separados el tiempo de sincronización es apreciablemente menor que el de circularización. Es decir que según este resultado de Zahn, las binarias en órbitas circulares estarán sincronizadas. Como excepciones a esta regla se han encontrado sistemas con componentes próximas entre sí y con una velocidad angular mucho más rápida o más lenta que su movimiento orbital.

La interacción de marea entre las componentes transfiere momento angular del movimiento orbital a la rotación de la(s) componente(s) que posee envoltura convectiva, hasta que la componente(s) fría se sincroniza en el movimiento orbital y la órbita se hace circular.

Una consecuencia de la gran reserva de momento angular de los sistemas binarios es que una componente activa con rotación sincronizada permanece activa más tiempo que una aislada del mismo tipo y clase de luminosidad. Además, la pérdida de momento angular reduce la distancia entre las componentes. De la tercera ley de Kepler se tiene entonces que el período orbital disminuye cuando el momento del sistema decrece.

1.4.1. Tipos

Según sus propiedades los sistemas binarios activos se han clasificado en los siguientes tipos:

- Binarias tipo Algol: Son binarias eclipsantes con primarias del tipo B, A y primeros tipos F, y secundarias tipo G, K o M gigantes o subgigantes. La mayoría son sistemas semiseparados con períodos de alrededor de un día o menores.

Las secundarias evolucionadas parecen ser menos masivas que las primarias de la secuencia principal, lo que indica que el proceso de intercambio de masa se esta llevando a cabo desde hace algún tiempo. La actividad se manifiesta con una intensa emisión en rayos X, en radio y con fulguraciones de intensidad continuada. Singh et al. (1996) encontraron una relación entre la densidad de flujo en rayos X de la componente activa y el período rotacional del sistema.

- Binarias W Ursae Majoris (W UMa): Son binarias de contacto consistentes en estrellas frías de la secuencia principal con períodos orbitales menores a un día. Su relación de masas M_2/M_1 está entre 0.5 y 0.1. Pero a pesar de esto sus espectros ópticos son muy similares, ya que ambas componentes estan contenidas en la misma envoltura y la más masiva genera la mayoría del flujo que comparte con la menos masiva a través de la envoltura convectiva (Rucinski y Vilhu, 1983). Se piensa que estos sistemas evolucionarán hasta que la estrella masiva atrapa a la otra.
- Estrellas FK Comae Berenices (FK Com): Las estrellas de este tipo son F, G y primeros tipos K gigantes extremadamente rápido rotadoras (Bopp y Stencel, 1981). Son estrellas aisladas formadas probablemente por fusión de las componentes de un sistema binario (como un sistema W UMa) (Webbink 1976) y están entre las estrellas más activas siendo aparentemente aisladas (Rutten, 1987).

Este trabajo se centra en sistemas de tipo RS Canum Venaticorum (RS CVn) y BY Draconis (BY Dra):

- RS Canum Venaticorum (RS CVn): Definidas en 1975 por Hall, como sistemas binarios formados por al menos una estrella evolucionada, estan caracterizados por gran actividad en el óptico, en radioondas y en rayos X. La estrella más activa es de tipo espectral F, G o K gigante o subgigante y el sistema debe presentar variaciones periódicas de luminosidad no atribuibles a pulsación, eclipses o elipticidad. Una o las dos componentes presentan en su espectro intensas emisiones centrales en las líneas H y K del Ca II, producidas en la cromosfera de la estrella. Posteriormente se completan estas definiciones:

Según Hall (1976):

- Sistemas binarios de 1 a 14 días de período, aunque posteriormente se han encontrado sistemas con diferentes valores, estableciendose dos grupos con distinto comportamiento:
 1. "De corto período": de 1 a 14 días.
 2. "De largo período": de más de 20 días.
 También se han encontrado sistemas de período variable.
- Intensas emisiones en las líneas H y K del Ca II que son de 2 a 20 veces más intensas que las observadas en el Sol.
- La componente caliente del sistema es de tipo espectral F o G y de clase de luminosidad IV o V.

Características adicionales propuestas por Hall:

- La mayor parte de la emisión H y K procede de la estrella más fría del sistema o de ambas componentes. Posteriormente se ha encontrado que cuando ambas presentan actividad, la más activa puede ser la componente caliente.
- Presencia de una distorsión en forma de onda en la curva de luz fuera del eclipse no atribuible a pulsaciones o a elipticidad, que se explica por la presencia de manchas sobre la superficie de la estrella activa.

Definición de sistemas binarios RS CVn según Fekel et al. (1986):

- Al menos una de las dos componentes debe mostrar emisión intensa en las líneas H y K del Ca II.
 - El sistema debe presentar variaciones periódicas en su luminosidad no atribuibles a pulsación, eclipses o elipticidad.
 - La estrella más activa debe ser de tipo espectral F, G o K y además debe ser subgigante o gigante, es decir, evolucionada.
- Estrellas BY Draconis (BY Dra): Las estrellas de esta clase fueron oficialmente diferenciadas de otros grupos de variables a principios de los setenta cuando Kukarkin et al. (1971) que las definió como: "estrellas de emisión de tipos tardíos que muestran variaciones periódicas de la luz con amplitudes variables de 0.3-0.5 mag. La curva de luz varía con períodos de fracción de día o de unos pocos días".

Según Boop y Fekel (1977) son aquellas que cumplen las siguientes características:

- Variabilidad de baja amplitud con períodos de pocos días.
- Tipo espectral dK o dM (es decir, enanas tipo K o M).
- Presencia de líneas de emisión de Ca II (y en ocasiones de hidrógeno).

Se trata por tanto de estrellas tanto binarias como aisladas que tienen fuertes emisiones H y K del Ca II y variaciones periódicas de luz.

Originalmente se consideraron de este tipo sólo estrellas K y M enanas, pero también se puede ampliar el grupo a estrellas F y G enanas según la definición de Fekel et al. (1986). La migración de la onda de distorsión en la curva de luz es mucho más rápida que en los sistemas RS CVn.

1.4.2. Actividad

Se sabe desde hace tiempo que las estrellas binarias frías de corto período exhiben fuertes emisiones en H y K del Ca II (Hiltner, 1947 y Gratton, 1950) y observaciones desde el espacio han confirmado la existencia de sistemas binarios con emisiones provenientes de su región de transición y corona.

Mientras que para las estrellas aisladas activas el comportamiento en actividad a través del diagrama H-R se puede entender como resultado de la evolución estelar y la "ruptura magnética", para las binarias no es así. Las interacciones entre las componentes y su evolución, que dan lugar a la sincronización del sistema y a aumentos en la rotación, hacen que el proceso sea más complicado. A pesar de todo, incluso las binarias más activas siguen fielmente las relaciones flujo-flujo entre las emisiones de la corona, región de transición y la cromosfera tal y como hacen las estrellas aisladas. Las binarias

activas definen el límite superior de las relaciones flujo-flujo solapandose con las aisladas (Schrijver y Zwaan 1991). Así, las propiedades globales de la cromosfera, región de transición y corona se gobiernan por los mismos parámetros de actividad sea la estrella aislada o binaria (Orange et al. 1982a). El relativamente alto nivel de actividad de las binarias respecto a las aisladas, es consecuencia de su alta rotación. Aunque esto no explica algunos de los sistemas binarios más activos: estrellas "sobreactivas", la mayoría tipo RS CVn. Rutten et al. (1987) encontró una serie de estrellas significativamente más activas de lo que correspondía a su rotación y que se desviaban de la relación estandar actividad-rotación, a estas estrellas las dió el nombre de "sobreactivas".

Los estudios de espectroscopía de alta resolución que cubren todo el período orbital, muestran que la actividad normalmente proviene de la componente más fría y evolucionada o de las dos componentes si estas son similares.

1.5. Sistemas Triples y Múltiples

Existen muchos tipos de sistemas triples, en concreto aquí nos interesan aquellos sistemas SB2 más una terciaria de manera que las componentes A, B y C se pueden esquematizar según AB-C.

Muchas veces se puede ver la tercera componente, pero si no se detecta en los espectros y tampoco puede verse visualmente, existen ciertas características que pueden descubrir su presencia:

- Variaciones periódicas de la velocidad del centro de masas del sistema SB2 (γ), lo que se llama modulación de la velocidad del centro de masas del sistema.
- Variaciones periódicas del brillo, debido a eclipses parciales de la tercera componente.
- Variaciones en el período orbital del sistema principal SB2.

Estas características son útiles sobre todo en un rango de 15-30 años de período correspondiente a unos semiejes-mayores de 8-15 UA.

Abt y Levy (1976) deducen que las estrellas tipo solar binarias con períodos <100 años se forman de la misma nube mientras que las binarias con períodos >100 años se forman de nubes distintas. Tokovinin (1998b), afirma que los períodos de 3 a 6 días son frecuentes entre estrellas múltiples, mucho más que de 6 a 12 días y que la misma tendencia parece surgir para planetas gigantes descubiertos recientemente alrededor de estrellas tipo solar, concluyendo entonces que en ambos casos la evolución orbital debiera ser similar, de tal manera que se vería gobernada por procesos similares que causan en primer lugar la disminución de la órbita y después la congelan en períodos de 4 días.

1.6. Sistemas Múltiples y Planetas

Se han realizado ya varios estudios en busca de planetas cercanos a estrellas tipo solar (Mayor y Queloz 1995; Marcy y Butler 2000). Cuando se observan variaciones de la velocidad radial de una estrella, variaciones sinusoidales, la primera interpretación es que se trata de una estrella compañera que no se puede resolver, de tal manera que

tendríamos un sistema binario SB1, o como se ha descrito en el apartado anterior un sistema triple SB2, etc. Procedemos así con los valores de la velocidad radial de la estrella o estrellas principales a calcular los parámetros orbitales de SB1, es decir, obtener una función de masas $f(M)$, que permite si tenemos la masa de la estrella primaria y la inclinación, obtener la masa de la secundaria, o por lo menos realizar una estimación de la misma. De esta forma, la masa nos puede confirmar si la primera suposición sobre una compañera estelar es cierta o por el contrario la masa es lo suficientemente pequeña como para ser un planeta.

Se ha demostrado una fuerte similitud entre los parámetros orbitales de planetas extrasolares y binarias espectroscópicas (Stepinski y Black 2001), lo que implica que en cuanto a estos parámetros, no podemos distinguir entre unos u otras, siendo sólo la masa el parámetro clave para distinguirlos.

Actualmente se conocen ya más de 140 nuevos exoplanetas gracias a los nuevos estudios de velocidades radiales precisas, detectándose según pasa el tiempo, planetas cada vez menos masivos y de mayores períodos (Ficher et al. 2003). Con los datos obtenidos se han realizado estudios estadísticos sobre distribuciones de masa, períodos, excentricidades, etc y su dependencia con ciertos parámetros de la estrella anfitriona, como la metalicidad (Ficher y Valenti 2003), etc. Además se han realizado pequeñas estadísticas sobre las características de estrellas binarias como anfitrionas de planetas (Patience et al. 2002), para intentar incluir las mismas como buenas candidatas en estudios de búsquedas planetarias.

1.7. Objetivos y Descripción del Trabajo

El propósito de este trabajo es realizar un estudio tanto cinemático como espectroscópico (multilongitud de onda) de la actividad cromosférica en sistemas binarios a través de distintos indicadores en el óptico y en el infrarrojo cercano, para lo cual se ha seleccionado una muestra de sistemas binarios, tipos RS CVn y BY Dra, con diferentes niveles de actividad incluyendo un gran número con un nivel de actividad alto, es decir, que muestran emisiones en la mayoría de las líneas cromosféricas del óptico e infrarrojo cercano.

Por un lado se han estudiado las características de binarias bien conocidas y por otro las de nuevas binarias recientemente identificadas por sus emisiones en rayos X o por variaciones de velocidad radial. Para ello se ha necesitado un gran número de observaciones espectroscópicas a lo largo de varios años, que han permitido por un lado cubrir las diferentes fases orbitales o de rotación de los sistemas binarios y por otro analizar su variabilidad a más largo plazo. El estudio multilongitud de onda ha permitido estudiar todos los indicadores de actividad de forma simultánea, hasta ahora el estudio de estos indicadores se limitaba a los más habituales (H y K de Ca II o $H\alpha$) y normalmente de forma no simultánea, lo que ha proporcionado la posibilidad de estudiar la relación entre ellos y obtener toda la información posible sobre el origen de la emisión cromosférica observada (playas, protuberancias proyectadas, material extenso del tipo protuberancias en el limbo, fulguraciones, y microfulguraciones). Además también ha permitido la determinación de velocidades radiales precisas con las cuales se han obtenido soluciones orbitales y parámetros estelares derivados de las mismas, se han determinado también velocidades de rotación de cada estrella y se han estimado edades mediante las medidas de Li I.

En el Capítulo 2 se describen las observaciones espectroscópicas y el proceso de reducción de las mismas, además de otros métodos de obtención de datos utilizados a lo largo del trabajo.

En el Capítulo 3 se realiza un estudio cinemático de un conjunto de 333 estrellas binarias cromosféricamente activas utilizando los datos astrométricos de HIPPARCOS y velocidades radiales de la bibliografía o determinadas en este trabajo. Se ha estudiado su pertenencia a los cinco grupos cinemáticos jóvenes más conocidos (Asociación Local, grupo Ursa Major, supercúmulo de las Híades, supercúmulo IC 2391, y grupo de movimiento de Castor) mediante criterios varios cinemáticos y se ha obtenido información adicional sobre la edad mediante la presencia de Li I.

En el Capítulo 4, se ha realizado por un lado un estudio detallado de algunos sistemas, estudiando su solución orbital y analizando la actividad de los mismos mediante la determinación de anchuras equivalentes, flujos de los indicadores del óptico, estudiando además sus variaciones temporales y por otro un estudio más general a nivel sólo de actividad cromoférica de un número de sistemas. Las observaciones (con un buen cubrimiento orbital) realizadas en diferentes épocas, permiten además estudiar el efecto de la actividad magnética en el movimiento orbital de los sistemas binarios (por ejemplo, la variación del período orbital).

En el Capítulo 5, se ha determinado la naturaleza aislada, binaria de corto período o binaria de largo período, de una muestra de 28 estrellas que bien de estudios previos de otros autores o bien de estudios realizados en los últimos años por el grupo de investigación presentaban variaciones de la velocidad radial. Además, para aquellas estrellas que resultaron ser binarias de corto período se obtuvo su solución orbital cuando fue posible y también se realizó un breve estudio de sus indicadores de actividad cromosféricos.

En el Capítulo 6, con una muestra total de 46 estrellas (33 sistemas binarios), de las cuales se han obtenido los valores medios de los flujos en los distintos indicadores de actividad del óptico y del infrarrojo cercano, bien obtenidos a lo largo de este trabajo o bien de observaciones espectroscópicas previas del grupo de investigación, se ha realizado un estudio general de la dependencia de la actividad con los diferentes parámetros estelares mediante relaciones flujo-flujo entre los indicadores y relaciones flujos-rotación, flujos-período y flujos-número de Rossby y se han comparado con el comportamiento de las estrellas aisladas. También se ha analizado la peculiaridad de los sistemas binarios respecto a la evolución de su rotación (debido a la sincronización) y respecto a la sobreactividad y que parámetros pueden hacer que ésta sea mayor o menor.

Finalmente en el Capítulo 7, se presentan el resumen y las conclusiones del trabajo.

Capítulo 2

Observaciones y Reducción de Datos

2.1. Campañas de Observación

La realización de este trabajo se ha basado en observaciones espectroscópicas echelle de alta resolución realizadas en trece campañas de observación entre 1998 y 2004, con un rango de longitud de onda entre 3000 y 9000 Å. 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 2.1.

- 2.1m Otto Struve-McDonald 1998: Esta campaña se llevo a cabo del 12 al 21 de Enero de 1998 usando el telescopio Otto Struve del observatorio McDonald de Texas (USA), con el espectrógrafo echelle Cassegrain Sandiford (McCarthy et al. 1993). El detector usado fué un CCD de 1200x400 píxeles. El rango en longitud de onda cubre de 6400 a 8800 Å en 32 ordenes. La dispersión recíproca se encuentra entre 0.06 y 0.08 Å/píxel y la resolución espectral, determinada como la altura a media anchura (FWHM) de las líneas del arco de comparación, está entre 0.13 y 0.20 Å. En la noche cuatro, debido a la inclusión en el espectro de He I D₃ (5876 Å) y Na D₁, D₂ (5889.95, 5895.92 Å), el rango en longitud de onda cambió a 5600-7000 Å.
- 2.2m-FOCES 07/1999: Realizada del 24 al 29 de Julio de 1999, usando el telescopio de 2.2 metros del observatorio hispano-aleman de Calar Alto (CAHA, Almería). Se utilizó el espectrógrafo echelle cassegrain de fibra óptica (FOCES: The Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph, Pfeiffer et al. 1998) con un detector CCD LORAL# 11 de 2048x2048 píxeles de 15µm. El rango en longitud de onda cubre del 3910 al 9075 Å, en 84 órdenes. La dispersión recíproca se encuentra entre 0.03 y 0.07 Å/píxel y la resolución espectral, determinada como la altura a media anchura (FWHM) de las líneas del arco de comparación, está entre 0.09 y 0.26 Å.
- NOT-SOFIN 11/1999: Del 26 al 27 de Noviembre de 1999, usando el telescopio óptico nordico (NOT) de 2.56 metros, localizado en el observatorio del Roque de Los Muchachos (La Palma). Se utilizó el espectrógrafo echelle de alta resolución SOFIN (The Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph) con una red

Tabla 2.1: Campañas de Observación

(Id.)	Fecha	Telescopio	Instrumento	CCD chip #	Rango Espect. (Å)	Ordenes	Dispersión (Å)	FWHM (Å)
(1)	12-21 01/1998	2.1m OS ^e	Sandiford	1200x400 CCD	6400 - 8800	32	0.06 - 0.08	0.13 - 0.20
(2)	24-29 07/1999	2.2m ^a	FOCES	2048x2048 15 μ m LORAL#11	3910 - 9075	84	0.03 - 0.07	0.09 - 0.26
(3)	26-27 11/1999	NOT ^b	SOFIN	1152x770 EEV P88200	3525 - 10425	44	0.06 - 0.17	0.14 - 0.32
(4)	18-22 01/2000	INT ^c	MUSICOS	1024x1024 24 μ m TEK5	4430 - 10225	73	0.07 - 0.15	0.16 - 0.30
(5)	05-11 08/2000	INT ^c	MUSICOS	2148x2148 13.5 μ m EEV10a	4000 - 10000	87	0.07 - 0.15	0.16 - 0.30
(6)	10-13 11/2000	NOT ^b	SOFIN	1152x298 EEV P88100	3900 - 8400	37	0.06 - 0.14	0.15 - 0.42
(7)	22-24 01/2000	HET ^d	UFOE	1200x400 CCD	4400 - 9150	26	0.06 - 0.17	0.14 - 0.42
(8)	21-24 09/2001	2.2m ^a	FOCES	2048x2048 24 μ m Site#1d	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.10 - 0.40
(9)	22-25 04/2002	2.2m ^a	FOCES	2048x2048 24 μ m Site#1d	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.10 - 0.40
(10)	01-06 07/2002	2.2m ^a	FOCES	2048x2048 24 μ m Site#1d	3510 - 10700	112	0.04 - 0.13	0.10 - 0.40
(11)	21-29 08/2002	NOT ^b	SOFIN	2052x2052 2K3EB PISKUNOV1	3525 - 10200	42	0.02 - 0.05	0.05 - 0.15
(12)	29/03-6/04 2004	2.2m ^a	FOCES	2048x2048 24 μ m Site#1d	3720 - 10850	100	0.04 - 0.13	0.08 - 0.35
(13)	02-06 04/2004	NOT ^b	SOFIN	2052x2052 2K3EB PISKUNOV1	3545 - 10120	42	0.03 - 0.11	0.14 - 0.32

^a telescopio 2.2m del observatorio Hispano-Alemán (CAHA) (Almería, España).

^b 2.56m telescopio Optico Nordico (NOT) del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, España).

^c 2.5m telescopio Isaac Newton (INT) del observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma, España).

^d 9.2m telescopio Hobby-Everly (HET) del observatorio McDonald (Texas, USA).

^e 2.1m telescopio Otto Struve del observatorio McDonald (Texas, USA).

echelle (79 líneas/mm), una cámara Astromed-3200 y un detector CCD EEV P88200 de 1152x770 píxeles. El rango en longitud de onda cubre desde 3525 a 10425 Å en 44 órdenes. La dispersión recíproca es de 0.06 a 0.17 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) va de 0.14 a 0.32 Å.

- INT-MUSICOS 01/2000: 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. Se utilizó el espectrógrafo echelle de dispersión cruzada iluminado con fibra óptica MUSICOS (Baudrand y Böhm, 1992) desarrollado como parte del proyecto MUSICOS (*Multi-Site Continuous Spectroscopy*) de la *Agencia Espacial Europea* (ESA). Se utilizó el detector CCD de 1024x1024 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.
- INT-MUSICOS 8/2000: Del 5 al 11 de Agosto del 2000, con el telescopio Isaac Newton (INT) en el observatorio del Roque de Los Muchachos (La Palma). Se utilizó el espectrógrafo MUSICOS (Multi Site Continuous Spectroscopy), con un detector CCD EEV10a de 2148x4148 píxeles (de utilidad real 2148 x 4100) de 13,5 μ m. El rango espectral es de 4000 a 10000 Å en 87 órdenes, pero siendo sólo útiles el 80 %, es decir, de 4000 a 6500 Å en 76 órdenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.07 a 0.15 Å/píxel, y una resolución espectral (FWHM) entre 0.16 y 0.30 Å.
- NOT-SOFIN 11/2000: Del 10 al 13 de Noviembre del 2000, usando el telescopio óptico nordico (NOT), localizado en el observatorio del Roque de Los Muchachos (La Palma). Se utilizó el espectrógrafo echelle de alta resolución (SOFIN: The Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph) con una red echelle (79

- líneas/mm). Se usó una cámara ASTROMED-3200 y un detector EEV P88100 de 1152x298 píxeles de $22.5\mu\text{m}$. El rango en longitud de onda cubre desde 3900 a 8400 Å en 37 órdenes. La dispersión recíproca varía de 0.06 a 0.14 Å/píxel, y la resolución espectral (FWHM) entre 0.15 y 0.42 Å.
- 9.2m HET-McDonald 2000: Esta campaña se llevo a cabo del 22 al 24 de Enero del 2000, usando el telescopio de 9.2m Hobby-Eberly (HET) en el observatorio McDonald de Texas (USA), con el espectrógrafo de resolución intermedia UFOE (Upgraded Fiber Optic Echelle). Se usó una CCD de 1200x400 píxeles como detector. El rango en longitud de onda que cubre es 4400-9150 Å en 26 ordenes. La dispersión recíproca obtenida fue de 0.06 a 0.17 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) entre 0.14 y 0.42 Å.
 - 2.2m FOCES 2001/09: Realizada del 21 al 24 de Septiembre del 2001, usando el telescopio de 2.2m del observatorio hispano-alemán de Calar Alto (CAHA) en Almería (España). Se utilizó el espectrógrafo echelle Cassegrain de fibra óptica, FOCES, (The Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph) (Pfeiffer et al. 1998) con el detector CCD de 2048^2 $24\mu\text{m}$ SITE#1d. El rango en longitud de onda que cubre es de 3450 a 10700 Å en 112 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.04 a 0.13 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) está entre 0.1 y 0.04 Å.
 - 2.2m FOCES 2002/04: Esta campaña tuvo lugar entre el 22 y el 26 de Abril del 2002, usando el telescopio de 2.2m del observatorio hispano-alemán Calar Alto (CAHA) en Almería (España). Se utilizó el espectrógrafo echelle Cassegrain de fibra óptica (The Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph) (FOCES) (Pfeiffer et al. 1998) con el detector CCD de 2048^2 $24\mu\text{m}$ SITE#1d. El rango en longitud de onda que cubre es de 3450 a 10700 Å en 112 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.04 a 0.13 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) esta entre 0.1 y 0.04 Å.
 - 2.2m FOCES 2002/06: Esta campaña tuvo lugar entre el 1 y el 6 de Julio del 2002, usando el telescopio de 2.2m del observatorio hispano-alemán Calar Alto (CAHA) en Almería (España). Se utilizó el espectrógrafo echelle cassegrain de fibra óptica (The Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph) (FOCES) (Pfeiffer et al. 1998) con el detector CCD de 2048^2 $24\mu\text{m}$ SITE#1d. El rango en longitud de onda que cubre es de 3450 a 10700 Å en 112 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.04 a 0.12 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) esta entre 0.1 y 0.04 Å.
 - NOT-SOFIN 2002/08: Esta campaña tuvo lugar entre el 21 y el 29 de Agosto del 2002, usando el telescopio óptico nordico de 2.56m (Nordic Optical Telescope) (NOT). Se utilizó el espectrógrafo echelle soviético-finés de alta resolución (Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph) (SOFIN), con una red echelle (79 líneas/mm), la cámara 2 y el detector CCD PISKUNOV1 de 2048x2048 píxeles. El rango en longitud de onda que cubre es de 3545 a 10120 Å en 42 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.02 a 0.05 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) esta entre 0.05 y 0.15 Å. Nótese la mayor resolución de esta campaña respecto a las anteriores del NOT, pero el espacio entre órdenes es mayor y se pierden algunas líneas.

- 2.2m FOCES 2004/04: Esta campaña tuvo lugar del 29 de Marzo al 7 de Abril del 2004, usando el telescopio de 2.2m del observatorio hispano-alemán Calar Alto (CAHA) en Almería (España). Se utilizó el espectrógrafo echelle cassegrain de fibra óptica (The Fibre Optics Cassegrain Echelle Spectrograph) (FOCES) (Pfeiffer et al. 1998) con el detector CCD de 2048^2 $24\mu\text{m}$ SITE#1d. El espectrógrafo se eligió para cubrir las líneas de Ca H y K, H α y Ca II IRT, de tal manera que el rango en longitud de onda que cubre es de 3720 a 10850 Å en 100 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.04 a 0.13 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) esta entre 0.08 y 0.35 Å.
- NOT-SOFIN 2004/04: Esta campaña tuvo lugar del 2 al 6 de Abril del 2004, usando el telescopio óptico nordico de 2.56m (Nordic Optical Telescope) (NOT). Se utilizó el espectrógrafo echelle soviético-finés de alta resolución (Soviet Finnish High Resolution Echelle Spectrograph) (SOFIN), con una red echelle (79 líneas/mm), la cámara ASTROMED-3200 y el detector CCD de 2052x2052 píxeles, 2K3EB PISKUNOV1. El rango en longitud de onda que cubre es de 3545 a 10120 Å en 42 ordenes. La dispersión recíproca tiene un rango de 0.033 a 0.11 Å/píxel y la resolución espectral (FWHM) esta entre 0.14 y 0.32 Å.

2.2. Reducción de las Imágenes y Extracción de espectros

Los espectros de todas las campañas han sido reducidos con el paquete de reducción de IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), siguiendo los pasos que a continuación se exponen:

- Si la imagen sin calibrar es $X(i,j)$ y la imagen calibrada $I(i,j)$, tenemos:

$$X(i,j) = \text{BIAS} + A(i,j) + B(i,j).I(i,j)$$

donde :

- BIAS: son imágenes de DARK, es decir, de corriente de oscuridad, que es una exposición en ausencia de fuente externa, pero de cero segundos.

$$\text{DARK}(i,j) = A(i,j) + \text{BIAS}$$

- $B(i,j)$ es la intensidad del píxel (i,j) del CCD, de tal forma que para conocerla necesitamos medir lo que se llama campo plano de iluminación, obteniendo así para cada píxel su reacción a la misma intensidad, y proporcionando de esta forma información sobre la sensibilidad. Esta imagen de "Flat Field" ($\text{FF}(i,j)$), se usará para la corrección de este efecto de sensibilidad no uniforme del detector.

$$\text{FF}(i,j) = \text{BIAS} + A(i,j) + B(i,j).C$$

de esta forma la imagen calibrada se obtiene:

$$I(i, j) = \frac{X(i, j) - DARK(i, j)}{FF(i, j) - DARK(i, j)}$$

En la práctica, el proceso de reducción es el siguiente:

- Extracción y normalización del flat: Con varios flats tomados del mismo tiempo de exposición se obtiene una media o flat combinado, que se normaliza mediante el comando "APFLATTEN" de IRAF.
- Corrección de la imagen: La imagen obtenida de un objeto se corrige y se calibra de los defectos del detector, se corrige de bias, se sustrae la corriente de oscuridad, y se realiza la corrección de flat con el flat normalizado mediante el comando "CCDPROC". Este comando corta la imagen útil, es decir, la parte de la imagen CCD que es la imagen del objeto y obtiene de la parte que forma el "OVERSCAN" el polinomio de ajuste con el que corrige la imagen de bias y de corriente de oscuridad. También aquí se pueden eliminar las líneas o columnas afectadas por algún defecto de la CCD.
- Corrección de luz difusa: 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, por lo cual para corregir de este efecto tanto en columnas como en filas, se utiliza el comando "APSCATTER".
- Extracción de los espectros: Después, con el comando "APALL" para un espectro echelle, se marcan y trazan las aperturas para cada orden y se extrae el espectro, obteniéndose un espectro unidimensional para cada orden de la red pasando la imagen CCD a una representación gráfica del número de cuentas en función de la posición en píxel, en la dirección de dispersión.
- Calibración en longitud de onda: Por último, se extraen los espectros de los arcos de calibración y se calibran en longitud de onda con el comando "ECIDENTIFY", es decir, se identifican las posiciones de un cierto número de líneas del arco, en nuestro caso, todas las campañas tenían lámparas de calibración de Torio-Argón (Th-Ar), conocidas y tomadas del "Atlas of Thorium-Argon Spectrum for the ESO Echelle Spectrograph in the λ 3400-9000 Å region", (Scientific Report ESO), salvo que para la campañas de INT2000 y HET2000 se usó una lámpara de calibración de Cobre-Argón (Cu-Ar) y una vez identificadas las líneas del arco, se crea una función de ajuste polinomial que se aplica para calibrar todas las imágenes con el comando "DISPCOR".
- Normalización del continuo: Las imágenes calibradas poseen una forma Gaussiana debida a la respuesta del espectrógrafo a la señal de entrada en cada orden, o función de Blaze, que se debe normalizar a la unidad. Con el comando "CONTINUUM", se ajusta un polinomio de tipo *spline cúbico* a la línea del continuo observado en cada uno de los órdenes por separado y 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

Para mayor detalle ver "Guía IRAF para la reducción de espectros echelle", (Javier López-Santiago, M. Cruz Gálvez, David Montes, <http://www.ucm.es/info/Astrof/software/guiaIRAF/guiaIRAF.html>)

2.3. Procedimiento de obtención de datos

2.3.1. Velocidades Radiales

La determinación de las velocidades radiales heliocéntricas se ha realizado usando la técnica de correlación cruzada, con el uso de la rutina *FXCOR* de IRAF. Esta técnica consiste en realizar una correlación cruzada orden a orden entre la estrella problema y una estrella de referencia estandar de velocidad radial de tipo espectral igual o similar a la estrella problema donde se comparan los valores obtenidos de velocidad radial para varias líneas de absorción elegidas de varias aperturas en el espectro. En general se ha realizado la correlación con tres estrellas estandares de referencia y realizado una media ponderada después. La medida de la velocidad se obtiene de la posición del máximo de la función de correlación, y el error para cada orden lo calcula *FXCOR* basandose en la altura del pico ajustado y el ruido antisimétrico descrito por Tonry y Davis (1979). El valor final obtenido para la estrella viene dado por una media pesada con sus errores de los valores tomados para cada espectro, cada noche y en cada campaña.

En el caso de los espectros SB2 en los que la componente secundaria contribuía lo suficiente (un $\approx 20\%$ por lo menos) al continuo del espectro, se pueden ajustar las dos componentes con *FXCOR*, pues aparecen los dos picos de correlación, (ver Fig 2.1 y 2.2).

En los casos en que el espectro es SB1 y la estrella secundaria mostraba emisión en alguna línea, se ha podido, midiendo las diferencias en longitud de onda respecto de la primaria, obtener velocidades radiales por simple conversión de variaciones de longitud de onda a velocidades radiales, midiendo el mayor número de líneas posibles de la secundaria y realizando las medias ponderadas adecuadas, (ver Fig 2.3).

Las estrellas estándares de velocidad radial se escogieron de catálogos de velocidad radial, Beavers et al. (1979), etc (ver referencias de la Tabla 2.2), y se calibró con ellas el resto de las estrellas de referencia (de tipo espectral conocido y no activas) de cada noche, comparando nuestros valores con los de la literatura, "Mean radial velocities catalog of galactic stars (Barbier-Brossat y Figon, 2000)", "Radial Velocity Studies of Close Binary Stars.IV", etc. Con todas ellas, se obtuvo la velocidad radial heliocéntrica de la estrella problema en cada noche y el valor final se tomó realizando la media ponderada de todos los valores obtenidos para varias aperturas de cada espectro y haciendo otra media ponderada de todas las noches. (ver también <http://www.ucm.es/info/Astrof/software/guiaIRAF/guiaIRAF.html>).

En la Tabla 2.2 se encuentran las estrellas estandares de referencia usadas en este trabajo con su respectiva velocidad radial.

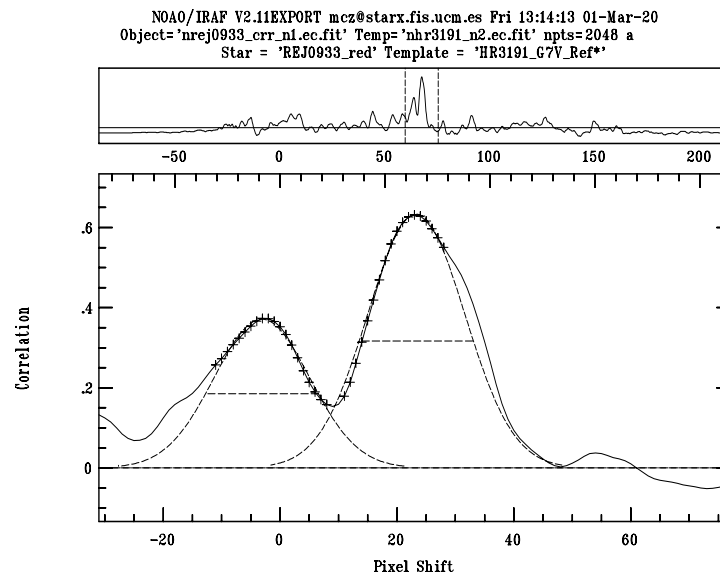


Figura 2.1: Rutina *FXCOR* de IRAF para el cálculo de velocidades radiales en un sistema SB2. Función de correlación cruzada (CCF) de las dos componentes.

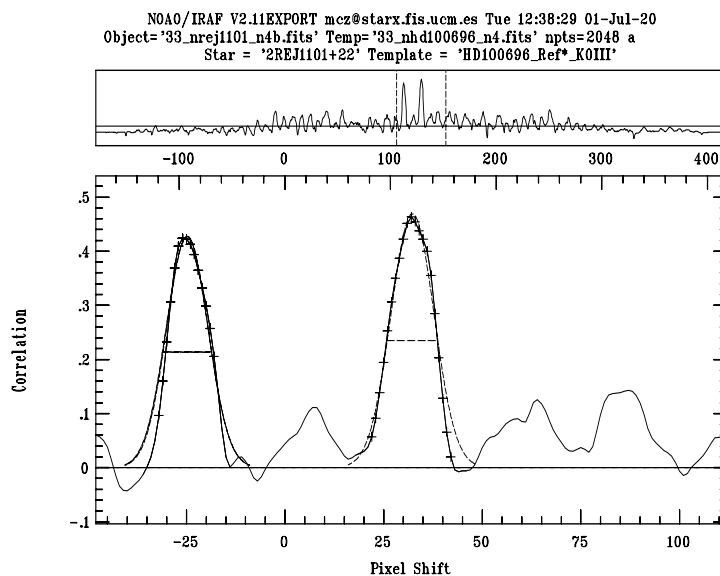


Figura 2.2: Igual que la Figura anterior pero en este caso las componentes del sistema se encuentran bien separadas y son casi iguales.

Tabla 2.2: Estrellas Estándares de Velocidad Radial y de Referencia de Tipo Espectral

HD/GJ	T _{Sp}	$V_r \pm \sigma_{V_r}$ (km s ⁻¹)	Ref _v	$V_{\text{seni}} \pm \sigma_{V_{\text{e}}^{\text{eni}}}$ (km s ⁻¹)	Ref _r	Campaña ¹
121439 *	B9III	4.0	o	-	-	1
100563	F5 V	3.0 ± 5.0	p	-	-	4
212754	F7 V	-17.8 ± 1.2	a	7.9 ± 0.7	j	5, 6
43587 *	F9 V	4.6 ± 0.1	b	-	-	6
84737 *	G0.5 V	6.0 ± 1.1	b	2.8 ± 0.8	j	9
10307	G2 V	-	-	2.1 ± 0.5	k	8
193664	G3 V	-4.7 ± 1.2	a	-	-	8
25680	G5 V	24.0 ± 0.1	c	7.0 ± 0.7	j	6, 8
31966	G5 V	-18.1 ± 0.1	c	-	-	6
71148 *	G5 V	-31.0 ± 0.7	b	-	-	9
159222 *	G5 V	-50.5 ± 1.2	b	-	-	2, 5, 10
67767 *	G7 V	-43.0 ± 2.0	p	-	-	1
75935 *	G8 V	-18.1 ± 0.3	g	-	-	12
101501 *	G8V	-5.4 ± 0.9	p	-	-	1
182488 *	G8 V	-21.5	d	0.6 ± 0.5	k	2, 5, 10
48432	K0 III	17.9 ± 0.2	e	<1.0	e	6
62509 *	K0 III	3.2 ± 0.3	b	1.7 ± 0.5	k	3
100696 *	K0 III	0.2 ± 0.5	b	1.2 ± 1.0	l	9, 13
132737 *	K0 III	-23.9 ± 0.2	g	-	-	12
197989	K0 III	-10.6 ± 0.5	a	2.0 ± 0.5	k	2, 3, 5, 8, 10
3651 *	K0 V	-32.8 ± 0.8	b	2.2 ± 0.5	k	2, 3, 5, 6, 8
97004	K0 V	5.4 ± 0.1	c	-	-	9, 12
112758	K0 V	-4.1 ± 1.2	a	-	-	9
136442 *	K0 V	-45.6 ± 0.8	b	-	-	9, 12
185144	K0 V	26.7 ± 0.1	c	0.6 ± 0.5	k	10
201651	K0 V	-13.7 ± 1.2	a	-	-	5, 8
95345	K1 III	6.4 ± 0.9	p	-	-	4
76291	K1 IV	58.5 ± 2.0	p	-	-	4
92588 *	K1 IV	43.5 ± 0.3	f	<1.0	e	7, 9, 12
10476 *	K1 V	-33.9 ± 0.9	b	0.6 ± 0.5	k	2, 6
12929 *	K2 III	-14.6 ± 0.2	g	1.8 ± 0.5	k	6
124897 *	K2 III	-5.3 ± 0.3	g	3.3 ± 0.5	k	1, 9
161096 *	K2 III	-12.5 ± 0.3	g	2.5 ± 0.5	k	2, 5, 10
201196	K2 IV	-34.8 ± 0.2	e	<1.0	e	2, 6
4628 *	K2 V	-10.1 ± 0.4	f	0.0 ± 0.5	h	3, 5, 11
166620	K2 V	6.9 ± 0.1	h	0.0 ± 0.4	h	2, 5, 8, 9, 10, 13
219134	K3/4 V	-18.6 ± 0.1	c	2.1 ± 0.5	k	2, 5, 6, 10
29139 *	K5 III	54.2 ± 0.2	g	2.0 ± 1.0	e	5, 8
32147	K5 V	27.0 ± 5.0	p	-	-	1
154363	K5 V	34.1 ± 0.1	c	3.7 ± 5.9	-	2, 9
201091	K5 V	7.0 ± 0.1	h	0.0 ± 0.8	h	2, 5, 6, 8, 9, 10
GJ 910	K5 V	2.0	i	0.0 ± 0.0	m	8
151877	K7 V	2.0 ± 0.1	c	0.0 ± 0.0	m	2
201092	K7 V	7.2 ± 0.1	h	1.7 ± 0.6	h	2, 5, 6, 8, 9, 10
GJ 466	M0 V	-5.0 ± 5.0	a	-	-	9
147379	M0 V	-18.8 ± 0.1	c	4.2 ± 6.2	m	10
GJ 720A	M0 V	-25.0 ± 2.5	a	6.3 ± 1.7	m	8
GJ 806	M1.5 V	-24.7 ± 0.1	c	1.9 ± 0.7	n	10
115521 *	M2 III	-28.6 ± 2.3	g	-	-	9
95735	M2 V	-84.7 ± 0.1	c	0.0 ± 0.0	n	9
GJ 687B†	M3.5 V	-28.8 ± 0.1	c	-	-	9

¹ Número identificador de la campaña de observación descrita en la Tabla 2.1

* * * Estrella estándar de velocidad radial

† 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 y Mayor (1999)

f Beavers et al. (1979)

g Udry et al. (1999)

h Benz y Mayor (1984)

i Dyer (1954)

j Soderblom (1982, 1989)

k Fekel (1997)

l De Medeiros et al. (2000)

m Tokovinin (1992)

n Marcy y Chen (1992)

o Wieln et al. (2000)

p Wilson et al. (1953)

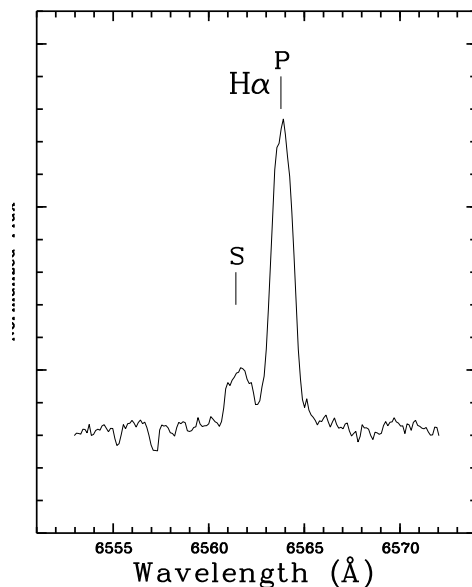


Figura 2.3: Ejemplo de sistema binario en el que se detecta la emisión cromosférica de la componente secundaria, pudiéndose de esta forma (mediante la conversión de variaciones en longitud de onda a variaciones en velocidad), determinar la velocidad radial de ambas componentes.

2.3.2. Velocidades de Rotación

Al realizar las substracciones espectrales, la velocidad de rotación, $v_{\text{sen}i}$, es ajustada por el programa *FSTARMOD* (que realiza un ensanchamiento por rotación de la estrella de referencia), para reproducir un espectro sintético de la estrella problema, obteniéndose así un valor de $v_{\text{sen}i}$ bastante real (ver apartado 2.3.3). Sin embargo para determinar con precisión las velocidades de rotación, igualmente que las radiales, usamos la técnica de correlación cruzada. Cuando un espectro cuyas líneas están ensanchadas por rotación se correlaciona con un espectro de líneas estrechas sin ensanchamiento, la anchura de la función de correlación cruzada (CCF) es sensible a la magnitud del ensanchamiento rotacional de la primera. Así, midiendo esta anchura (FWHM) se puede obtener la velocidad de rotación de una estrella problema. Para aplicar este método es necesario calibrar la relación entre la FWHM de la CCF y la velocidad de rotación ($v_{\text{sen}i}$) de la estrella. En este caso se han calibrado estrellas estándares con velocidad de rotación muy pequeña para cada campaña de observación, es decir, se generan con *FSTARMOD* espectros ensanchados por rotación de la estrella de calibración desde $v_{\text{sen}i} = 1 \text{ km s}^{-1}$ hasta $v_{\text{sen}i} = 40 \text{ km s}^{-1}$ y se correlacionan todas con la estrella original no ensanchada, se mide la anchura del pico de correlación y se tiene así un conjunto de valores de rotación-anchura que se ajusta con un polinomio de grado 4 (ver Fig. 2.4). Esto se hace para estrellas de referencia de distintos tipos espectrales y la $v_{\text{sen}i}$ de la estrella problema se obtiene mediante la medida de la FWHM del pico de correlación con una estrella del mismo tipo espectral o similar.

Los errores de los valores de $v_{\text{sen}i}$ obtenido por este método se calculan usando el parámetro R definido por Tonry y Davis (1979) como la razón entre la altura de la CCF y la componente de ruido antisimétrico. Este parámetro se obtiene de *FXCOR*

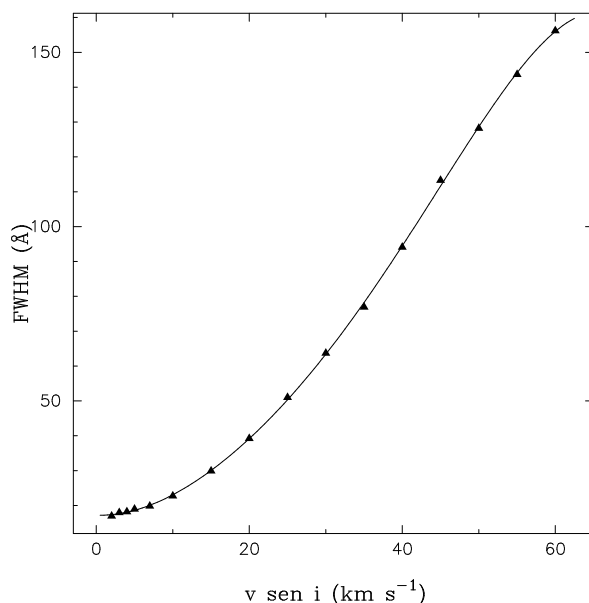


Figura 2.4: Calibración de FWHM de la CCF con $v \sin i$ para la estrella de referencia

y da una idea de la señal ruido de la CCF. Tonry y Davis (1979) dedujeron que el error en la FWHM de la CCF es proporcional a $(1 + R)^{-1}$ y Hartmann et al. (1986) y Rhode et al. (2001) encontraron que la cantidad $\pm v \sin i (1 + R)^{-1}$ proporciona una buena estimación con un 90 % del nivel de confianza para la medida de $v \sin i$. En este trabajo se ha adoptado entonces $\pm v \sin i (1 + R)^{-1}$ como la medida de la incertidumbre de los valores obtenidos de $v \sin i$.

2.3.3. Actividad Cromosférica

Los espectros echelle utilizados en este trabajo cubren todo el rango óptico (3000 Å-10000 Å) y permiten estudiar en detalle todos los indicadores de actividad descritos en la sección 1.3.

■ *Substracción Espectral*

Para poder medir de manera sistemática las contribuciones cromosféricas (emisiones, llenados, etc) ha sido necesario emplear la *Técnica de Substracción Espectral*, aplicada mediante el programa *STARMOD*, desarrollado en The Pennsylvania State University (Barden 1985) y modificado por A.D. Welty, y posteriormente por D. Montes y R. Lachaume.

Para aplicar esta técnica es necesario observar estrellas de referencia no activas del mismo tipo espectral y clase de luminosidad que las estrellas activas, con los mismos instrumentos y en las mismas condiciones si es posible que las estrellas problema.

Con las estrellas no activas se realizan los siguientes pasos:

- Se desplaza en longitud de onda el espectro de la estrella, variando la velocidad radial hasta que coincida con la estrella activa. En sistemas binarios se tiene en cuenta la fase orbital para tomar el valor inicial.

- Se ensancha por rotación con una función de ensanchamiento rotacional estandar (Grey 1970) hasta obtener el mejor ajuste con el espectro de la estrella problema.
- En un sistema binario se multiplica a los espectros de cada componente por un peso en intensidad relativa (S_H y S_C), que representa la fracción con la que contribuye cada una de las estrellas del sistema al espectro total en la fase orbital en que nos encontremos. Esta fracción se calcula a partir de la relación de luminosidades entre las estrellas: $\alpha = L_H/L_C$, siendo L_H y L_C las luminosidades de la componente caliente (H) y de la fría (C), respectivamente.

Este valor se puede obtener de :

$$\alpha = \left(\frac{R_H}{R_C} \right)^2 \frac{B_H}{B_C}$$

Donde R_H y R_C son los radios y B_H y B_C son las funciones de Planck de la componente caliente (H) y fría (C). Los pesos en intensidad relativa, S_H y S_C , se obtienen sabiendo que:

$$\begin{aligned} L_H + L_C &= L_T \text{ (luminosidad total)} \\ S_H + S_C &= 1 \end{aligned}$$

despejando de aquí:

$$S_H = \frac{\alpha}{1+\alpha} \quad S_C = \frac{1}{1+\alpha}$$

- En un sistema binario se suman los espectros de las dos componentes para obtener el espectro total sintético que queda normalizado a la unidad.
- Este espectro sintético obtenido, que es un espectro fotosférico, se substraer del espectro real observado, quedando sólo de esta forma la contribución de la cromosfera. Para las líneas de emisión cromosférica, se define la anchura equivalente del exceso de emisión (EW), como la medida en este espectro substraído, una vez normalizado a la unidad, (ver Figura 2.5).

Para mayor detalle, ver Montes et al. (1995; 1997; 1998; 2000).

■ *Anchuras Equivalentes*

Para medir las anchuras equivalentes, EW , de las líneas, se han utilizado los espectros substraídos obtenidos con la técnica de sustracción espectral, es decir, sobre el espectro cromosférico, salvo en casos puntuales donde debido a la baja señal ruido no ha sido posible construir el espectro sintético, o en el caso de la línea de litio I (6707.82 Å) que se mide tanto en el substraído como en el observado. Estas medidas se han llevado a cabo por varios métodos, con ajustes Gaussianos o Lorentzianos según fuera necesario y por integración del perfil de la línea. Se realizaron las medidas principalmente mediante dos métodos:

- IRAF: Con las opciones de la rutina *SPLIT* de IRAF (que permite determinar la EW por ajustes Gaussianos y Lorentzianos o por integración), se han medido las EW de las líneas $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, H y K del Ca II y Ca II IRT en todos los espectros y $H\alpha$ en algún caso.

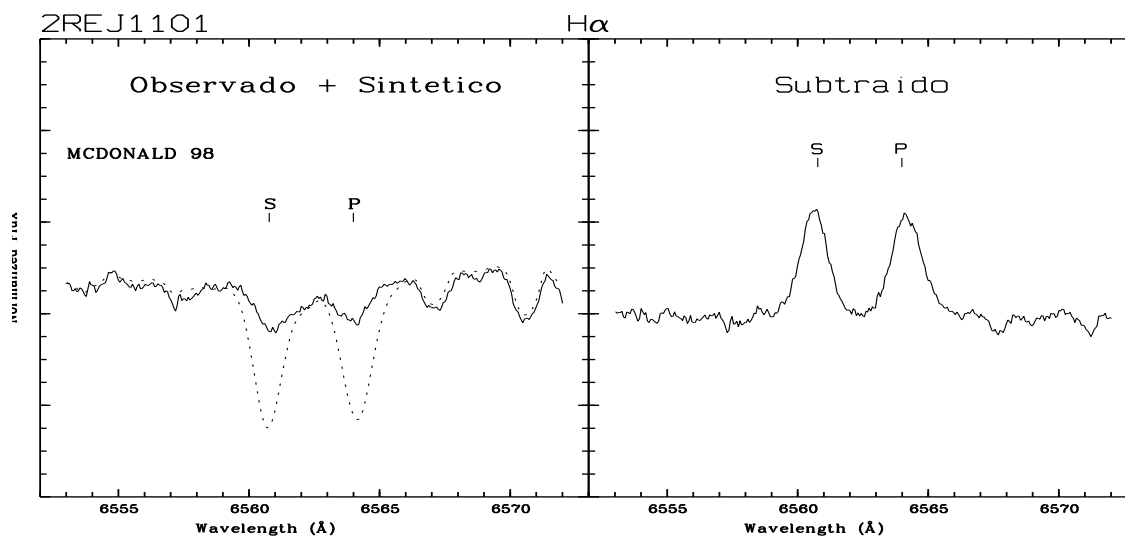


Figura 2.5: Espectros observado y sintético en panel izquierdo y espectro substraído en el panel derecho. Sintético y substraído obtenidos mediante el programa *FSTARMOD*.

- MIDAS: El comando *INTEGRA/LINE* de MIDAS, sólo se ha usado en algunos casos, como el de las *EW* de la línea $H\alpha$ o cuando las componentes no eran separables con la rutina *SPLOT* de IRAF. En general, el perfil de la línea $H\alpha$ es complejo, puede estar compuesto por las dos componentes indistinguibles, a veces es ancho y asimétrico y no ajustable a una única Gaussiana o Lorentziana, y a veces presenta una componente ancha que se desplaza con el tiempo respecto a una componente estrecha. Los comandos de MIDAS (*FIT/IMAGE*, *COMP/FIT*, etc) permiten ajustar el número de componentes Gaussianas necesarias para reproducir el perfil observado con precisión en estos casos.

Como norma general, el resultado obtenido para cada línea en cada espectro es el resultado de la media ponderada de un mínimo de tres valores obtenidos por estos métodos para minimizar errores.

Las incertidumbres en la medida de las anchuras equivalentes se han estimado teniendo en cuenta:

- La precisión típica de *STARMOD* ($0.5 - 2 \text{ km s}^{-1}$ en velocidad radial, y $\pm 5 \text{ km s}^{-1}$ en $v \sin i$),
- La rms obtenida en el ajuste entre el espectro observado y el espectro substraído en la región espectral fuera de los elementos cromosféricos (típicamente en el rango de $0.01 - 0.03$)
- La desviación estandar resultante de las medidas de *EW*.

El error final estimado para *EW* es del 10-20%.

- Relaciones $E(H\alpha)/E(H\beta)$ y $E(\text{Ca IRT } \lambda_{8542})/E(\text{Ca IRT } \lambda_{8498})$

La posible presencia de playas y material extenso (protuberancias vistas sobre el limbo) en la cromosfera de las estrellas activas se puede distinguir gracias a la comparación de los excesos de emisión de las líneas de $H\alpha$ y $H\beta$, $E(H\alpha)/E(H\beta)$.

Buzasi (1992), desarrolló un modelo de transferencia radiativa en NLTE para cuantificar la información contenida en la razón $E(H\alpha)/E(H\beta)$. Generó una serie de modelos para varias temperaturas, profundidades ópticas y densidades, encontrando que valores bajos de $E(H\alpha)/E(H\beta)$, $\approx 1-2$, podían pertenecer a ambas, playas y protuberancias proyectadas sobre el disco, sin embargo para valores altos, > 3 , hasta un límite teórico de 15, podían sólo alcanzarse para regiones extensas vistas fuera del limbo. Estos estudios están de acuerdo con Heasley y Mihalas (1976), quienes desarrollaron modelos detallados de las protuberancias solares y encontraron grandes valores de la razón $E(H\alpha)/E(H\beta)$, comprendida en un rango de 5 a 12. Por tanto, razones de 1-2 indican generalmente playas y protuberancias sobre el disco, y razones mayores a 3 indican protuberancias sobre el limbo, siendo imposible alcanzar estos valores para las playas.

$E(H\alpha)/E(H\beta)$ se obtiene del cociente de EW en el espectro substraído y corregido del valor del continuo:

$$\frac{E(H\alpha)}{E(H\beta)} = \left(\frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} \right) * \left(\frac{F(H\alpha_0)}{F(H\beta_0)} \right) * 2.512^{(B-R)}$$

(Hall y Ramsey 1992; 1994)

El segundo término es la densidad de flujo absoluta $F(H\nu_0)$, que tiene en cuenta la razón de energías entre los fotones de $H\alpha$ y $H\beta$ y la diferencia del continuo en 6563 Å y 4861 Å; para $H\alpha$ y $H\beta$ este valor es de 0.2444. El tercer término convierte el índice de color en una razón de flujos. El valor exacto de este factor, depende obviamente de la temperatura de la estrella considerada.

$$\frac{E(H\alpha)}{E(H\beta)} = \left(\frac{EW(H\alpha)}{EW(H\beta)} \right) * 0.2444 * 2.512^{(B-R)}$$

La relación existente entre los excesos de emisión de las líneas infrarrojas del Ca II $\lambda 8498$ Å y $\lambda 8542$ Å, es también un indicador de los tipos de estructuras cromosféricas que producen la emisión. En las playas solares, se miden valores de $E_{8542}/E_{8498} \approx 1.5 - 3$, mientras que en las protuberancias los valores son de ≈ 9 , el límite para un plasma ópticamente delgado (Chester 1991; Chester et al. 1994). Ver también Arévalo y Lázaro (1999) y Montes et al. (2000).

■ *Flujos Superficiales*

Para obtener los flujos en la superficie de la estrella en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ de las emisiones medidas en anchura equivalente, se corrigen en primer lugar las medidas de esta anchura de la contribución relativa de cada componente al continuo total del espectro cuando el sistema es SB2 (S_H y S_C para la componente caliente y para la componente fría), determinándose esta contribución con los parámetros deducidos del radio y la temperatura de ambas componentes. De tal manera que obtenemos la contribución de cada componente en cada región del espectro donde tenemos una línea de emisión, y multiplicando cada medida realizada de EW por

el factor $1/S_H$ y $1/S_C$, respectivamente, obtenemos las *EWs* corregidas o reales de las componentes.

Las *EWs* corregidas en el caso de sistemas SB2 o las medidas para el caso de sistemas SB1, se convierten en flujos absolutos superficiales usando una escala de flujos empírica calibrada por Hall (1996) en función de los índices de color de la estrella. Se utiliza el índice de color (IC) que se tenga de la bibliografía, (B-V) o (V-R), que proporciona unos coeficientes en las tablas dadas por Hall (1996) en la región de H y K del Ca II, $H\alpha$ y Ca II IRT. Estos coeficientes, A y B, proporcionan el flujo del continuo, $\log F(\lambda) = A + B(\text{IC})$. El flujo superficial en la línea se obtiene multiplicando $F(\lambda)$ por la *EW*.

Para las restantes líneas no calibradas por Hall, se deducen sus coeficientes. En el caso de $H\epsilon$ se usa el mismo coeficiente que para H y K del Ca II, y para $H\delta$, $H\gamma$ y $H\beta$ se obtienen mediante interpolación entre los valores de los coeficientes de H y K del Ca II y los de $H\alpha$.

Finalmente obtenemos el logaritmo del flujo absoluto en la superficie estelar.

■ *Asimetrías en los Perfiles de Emisión Cromosférica*

Los perfiles de las líneas de emisión cromosférica responden en general a perfiles Gaussianos bien definidos. Sin embargo algunas líneas presentan alteraciones de su simetría debido a fenómenos relacionados con el efecto Stark o con movimientos de materia (condensaciones) producidos en la atmósfera estelar como consecuencia de la actividad magnética. La naturaleza de la formación de las líneas y los parámetros, densidad electrónica, temperatura, etc, de los que dependen, conformará los perfiles y sus características.

En los perfiles de algunas líneas, como las líneas de Balmer y en particular en el perfil de la líneas $H\alpha$, sensible a cambios en las condiciones de la región de formación, se observan fenómenos tales como absorciones que transitan por el perfil con cierta periodicidad, atribuidos a protuberancias, es decir, nubes de gas denso y frío embebido en la corona a cientos de kilómetros por encima de la fotosfera (Collier Cameron 1998, etc). Estas absorciones pueden también ser debidas a regiones activas (manchas, playas) que recorren la superficie estelar y que transitan por $H\alpha$ mientras la estrella rota, de manera que la altura de estas absorciones en el perfil, informa sobre la zona en la superficie donde se encuentra la mancha. En ocasiones, en los perfiles Gaussianos aparecen asimetrías tipo absorciones en uno de los lados de la emisión. Absorciones en el rojo sugieren materia fría confinada a cierta distancia por encima de la fotosfera y que cae sobre ella (Walter y Byrne 1998). Otro fenómeno observado es el ensanchamiento de las alas de la línea de emisión, además de un aumento de la propia emisión central, en las fulguraciones, sin embargo, aún sin evidencia de fulguración, se encuentran perfiles que dejan de ser Gaussianos y que normalmente pueden reproducirse por la suma de varias componentes, la llamada componente estrecha, central y fija en longitud de onda y la componente ancha, que se desplaza de un lado a otro de la central. Este fenómeno indica la presencia de microfulguraciones (fulguraciones a pequeña escala) en la cromosfera (Montes et al. 1998), donde la componente ancha que se desplaza del lado azul al rojo, muestra la evolución de la microfulguración. En resumen, las asimetrías en las líneas de emisión, en concreto en la línea de $H\alpha$,

revela información sobre el movimiento de materia en la cromosfera, bien subiendo o callendo, en forma de protuberancias, fulguraciones, microfulguraciones, etc.

2.3.4. Litio I 6707.8 Å

La línea en 6708 Å de Li I es una línea muy sensible a la temperatura. El Li I se produjo en los momentos iniciales del "Big Bang", durante la síntesis primordial, y actualmente, debido a las propiedades nucleares de sus dos isótopos, Li^7 y Li^6 , se produce en reacciones de astillamiento, supernovas, etc. Se destruye en el interior estelar por reacciones termonucleares, según la reacción $\text{Li}^7(p, \alpha)^4\text{He}$, a $T = 2.6 * 10^6$ K en la secuencia principal, siendo por ello un indicador espectroscópico de la edad de una estrella, más exactamente del rango de edad en que se encuentra. Si se detecta una gran abundancia de este elemento en una estrella, es de esperar que ésta sea joven, sin embargo, en sistemas binarios activos con componentes evolucionadas, se presenta esta línea de litio con abundancias superiores a la de estrellas aisladas de la misma masa y grado de evolución, (ver Capítulo 3). La actividad cromosférica está relacionada con la rotación, y en sistemas binarios de período cortos, los mecanismos de mezcla dentro del interior estelar se ven afectados por el transporte de momento angular entre la órbita y la rotación, pudiendo entonces inhibir la destrucción del litio y siendo así difícil de utilizar este indicador para determinar edades en estos sistemas.

La línea de Li I 6707.8 Å, es una línea compleja en nuestros espectros, ya que, con la resolución espectral de que se dispone, aparece siempre solapada a la línea de Fe I (6707.4 Å), y por tanto se han medido las anchuras equivalentes para el conjunto (Li I + Fe I). Se ha calculado la anchura equivalente que se espera que tenga la línea de Fe I (6707.4 Å) para cada estrella de acuerdo a su temperatura y su índice de color B-V, utilizando las siguientes calibraciones:

$$\text{EW}(\text{Fe I } 6707.4 \text{ \AA}) = 0.7885 - 0.2083 \log(T_{eff}) \text{ (\AA)} \text{ (Soderblom et al. 1990)}$$

$$\text{EW}(\text{Fe I } 6707.4 \text{ \AA}) = -0.015 + 0.040(\text{B-V}) \text{ (\AA)} \text{ (Favata et al. 1993)}$$

Obteniendo un valor de EW(Fe I) (con ambas ecuaciones y tomando la media o con aquella de la que se tuvieran datos para el cálculo) para cada estrella. Restando este valor de las medidas del conjunto EW(Li I + Fe I), se obtienen las anchuras equivalentes de litio.

2.3.5. Curvas de Velocidad Radial y Parámetros Orbitales

Utilizando las velocidades radiales determinadas en los espectros, se estudia la curva de velocidad radial.

Para el cálculo del período y los parámetros orbitales, se realiza en primer lugar un periodograma con los valores de la velocidad radial obtenidos para la estrella primaria. El período que mejor ajusta las medidas, P (días), se utiliza junto con unos valores iniciales de excentricidad, época de paso por el periastro, amplitud de la velocidad y la longitud del periastro, que hacemos variar hasta obtener el mejor ajuste. En el caso de poseer un sistema SB2, los resultados obtenidos en el ajuste de la órbita con la estrella primaria, se toman de valores iniciales para el ajuste de la órbita SB2, y se introduce un valor inicial de la razón de masas.

Para este proceso se usa un programa que realiza un ajuste por mínimos cuadrados (χ^2) utilizando el método de Levenberg-Marquardt (Press et al. 1986), donde se ajusta una serie de datos a una función no lineal que tiene en cuenta las incertidumbres de los mismos.

El programa resuelve simultáneamente el período orbital, P_{orb} , la época de paso por el periastro, T_0 , la longitud de paso por el periastro, ω , la excentricidad, e , la amplitud de la velocidad radial de la primaria, K_1 , la velocidad heliocéntrica del centro de masas, γ , y la relación de masas, q . La amplitud de la velocidad radial de la secundaria K_2 , es qK_1 .

Este programa proporciona la mejor solución orbital tanto para sistemas SB1 como SB2, pero no puede solucionar sistemas de más componentes.

En las Figuras Fig 2.6 y Fig 2.7 se pueden ver ejemplos de curvas de velocidad radial para dos de los sistemas estudiados en este trabajo (SB1 y SB2 respectivamente), junto con sus soluciones orbitales.

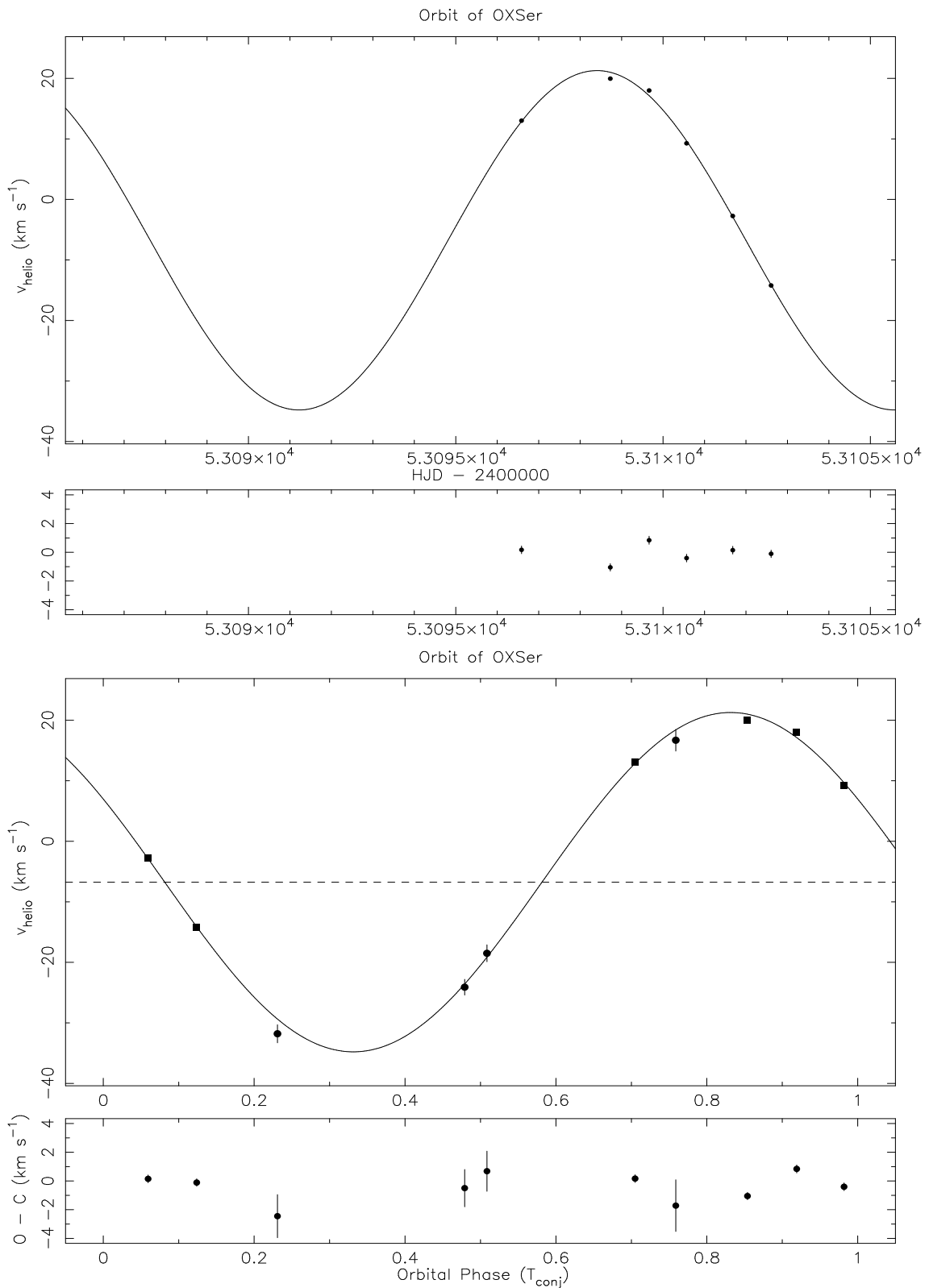


Figura 2.6: En la gráfica superior se representa la velocidad radial del sistema OX Ser, frente a la fecha Juliana para seis de los datos observados en un mismo ciclo. Debajo se representa la velocidad radial frente a la fase orbital y el ajuste orbital (línea continua) con todos los datos disponibles de diferentes épocas, y la diferencia entre los valores de velocidad radial observados y los que se obtienen de la solución encontrada (O-C).

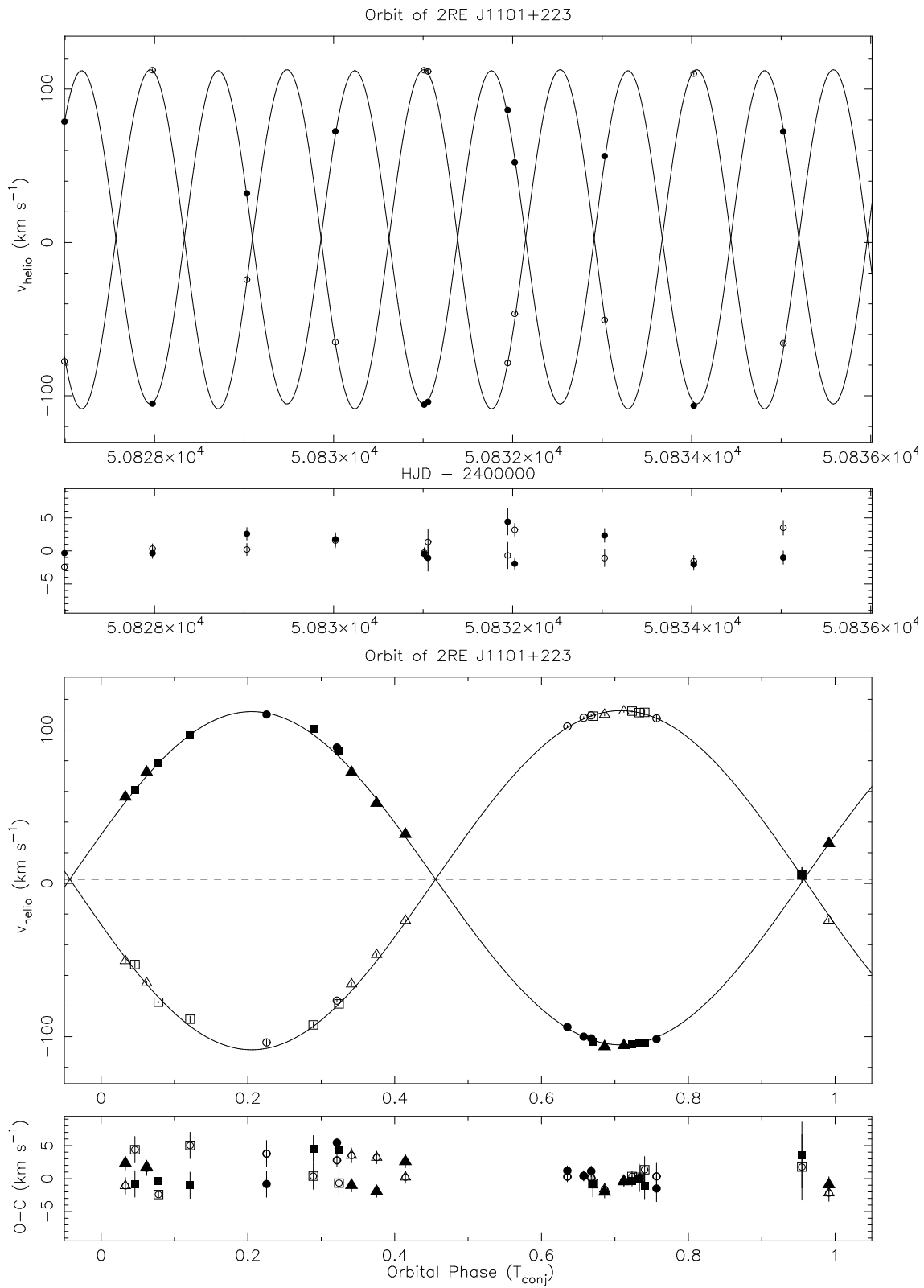


Figura 2.7: Como en la Figura anterior pero en este caso se da la solución SB2 del sistema 2RE J1101+223 (se representan las velocidades radiales de ambas componentes).

Capítulo 3

Cinemática de Estrellas Binarias Cromosféricamente activas

3.1. Introducción

El estudio conjunto de la cinemática de una muestra de sistemas binarios cromosféricamente activos (CABS de ahora en adelante), puede ayudar a entender mejor la actividad de estos sistemas y su evolución en el tiempo. Para ello se ha seleccionado un conjunto de CABS candidatos a pertenecer a cinco grupos cinemáticos jóvenes conocidos: Asociación Local, grupo Ursa Major, supercúmulo de las Híades, supercúmulo IC 2391, y grupo de movimiento de Castor. Se ha analizado la pertenencia a estos grupos a partir de los movimientos propios y paralajes de los Catálogos Hipparcos y Tycho-2, obteniendo valores de velocidad radial de la literatura para calcular las componentes de la velocidad espacial galáctica (U , V , W) y aplicar los criterios de Eggen de pertenencia a los distintos grupos. Se ha medido además la anchura equivalente de la línea de Li I 6707.8 Å para las estrellas componentes de estos sistemas y con ambos resultados se ha tratado de establecer una relación entre la edad y la actividad.

Las observaciones llevadas a cabo para la obtención de los datos empleados en este capítulo son las dadas en la Tabla 2.1, y en la Tabla 3.1 se dan los nombres de los sistemas seleccionados de la muestra total estudiada.

3.2. Muestra y grupos cinemáticos estelares jóvenes

Un grupo cinemático estelar, (GCE), es un conjunto de estrellas con velocidades galácticas muy similares y que comparten un origen común; la evaporación de un cúmulo abierto, restos de una región de formación estelar, o la juxtaposición de varias etapas de formación estelar en distintas épocas y en regiones cercanas de campos de velocidades. Según Eggen (1994), un supercúmulo (SC), es un grupo de estrellas no ligadas gravitacionalmente que comparte la misma cinemática y que puede ocupar una región extensa de la Galaxia; un grupo de movimiento (GM) es la parte de un supercúmulo que se encuentra en el entorno Solar y que puede observarse en todo el cielo. Se conocen en la vecindad solar varios de estos grupos, de los cuales los más jóvenes y mejor documentados son los cinco que usaremos para el estudio de CABS y son los siguientes grupos cinemáticos estelares jóvenes (GCE):

Tabla 3.1: Sistemas Seleccionados

V640 Cas AB	UX For	VY Ari	V492 Per	HD285970	HD31181	EZ Eri	HD35850
HD37847	HD39576	HD43930	SS Cam	HD73343	WY Cnc	BD-21 2961	HD95638
HD98800	HD101379	RW UMa	HD102077	HD105963A	HD105963B	DP Dra	BD+39 2587
HD116204	HD118238	HD129333	HD133822	HD139777	HD147379	HD146361	HD154417
HD155555	HD160538	HD163621	HD165590	V885 Her	V1430 Aql	HD200391	ADS 48 A
HD3125	HD3196	HD6680	HD16287	HD19754	LX Per	V471 Tau	HD284163
HD27130	HD27149	HD27691	HD28033	HD28291	HD286898	HD283750	HD232979
HD30050	HD283882	HD30738	HD34029	HD40891	HD46697	QY Aur	HD65626
HD71071	HD79210	HD79211	HD82106	HD82159 A	HD82159 B	HD85217	HD86590
HD95559	BD+12 2343	HD102509	HD113247	HD120205	HD131511	HD155802	HD158393
HD160922	HD163930	HD184591	HD200740	Ross 775	HD205249	HD209813	HD217188
HD222143	HD18645	HD42581	HD45088	HIP35191	HD61245	HD62668	CV Cnc
HD97305	HD109011	HIP66459	HD129674	HD136901	HD137107J	HD147584	HD153751
HIP83945	HD156498	HD175742	CG Cyg	HD202908	HD203454	HD220096	HD20301
HD21242	HD54371	HD57853	HD58728A	HD95724	HD138157	HD152178	5 Cet
HD24053	HD30957	V998 Ori	HD41824	HD43516	HD50255	VV Mon	YY Gem
CU Cnc	HD72146	HD72688	HD79555	HD82286	EQ Leo	HD237903	HD93915
HD95188	HD108102	HZ Com	HD144110	HD147866	HD154905	V1285 Aql	HD21873
HD218739	EQ Peg	FF And	HD7700	HD8435	WW Ari	HD14643	HD21018
HD32357	HD37824	HD39743	HD250810	HD51849	HD57364	BD-00 1712	RU Cnc
HD90385	DM UMA	HD98230J	HD101309	HD106225	HD106495	HD112099	UX Com
HD114519	HD114630	HD118216	HD119834	HD128171	HD137164	GJ 623	HD151288
HD153525	HD157482	HD165341	HD166181	PW Her	HD348635	HD234677	GJ1230A
HD175306	HD178450	HD185510	HD190540	HD199305	V1396 Cyg	HD205249	HD206046
HD213389	FL Aqr	HD214479	HD216489	HD222107			

- Asociación Local o grupo de movimiento de las Pléiades (20-150 Megaaños (Ma)): Parece consistir en un "brazo cinemático" de estrellas jóvenes que contiene cúmulos y asociaciones estelares tales como los de las Pléiades, α Per, NGC 2516, IC 2602, y Scopious-Centaurus (Eggen 1975, 1983b, 1983c, 1992c, 1995a).
- Grupo Ursa Major (supercúmulo de Sirio) (300 Ma): Asociado con el cúmulo de Ursa Major (Eggen 1960b, 1983a, 1992a, 1998b; Soderblom y Mayor 1993a, b; King et al. 2003).
- Supercúmulo de las Híades (600 Ma): Asociado con el cúmulo de las Híades (Eggen 1958, 1960a, 1984a, 1992b, 1996a, 1998a).
- Supercúmulo IC 2391 (35-55 Ma): Grupo de movimiento joven asociado al cúmulo IC 2391, Eggen (1991, 1995b).
- Grupo de movimiento de Castor (200 Ma), (Barrado y Navascués 1998; Ribas 2003).

La muestra seleccionada es de 333 CABS o candidatas a CABS (de tipo espectral más tardío que F2) con datos cinemáticos completos obtenidos de varias fuentes de información:

- Aquellos sistemas que se había establecido previamente su pertenencia a grupos cinemáticos estelares jóvenes basandose en propiedades fotométricas y cinemáticas (Eggen 1965, 1971, 1989, etc).
- Posibles candidatos encontrados en estudios de cinemática para estrellas de tipos tardíos (Montes et al. 1999).

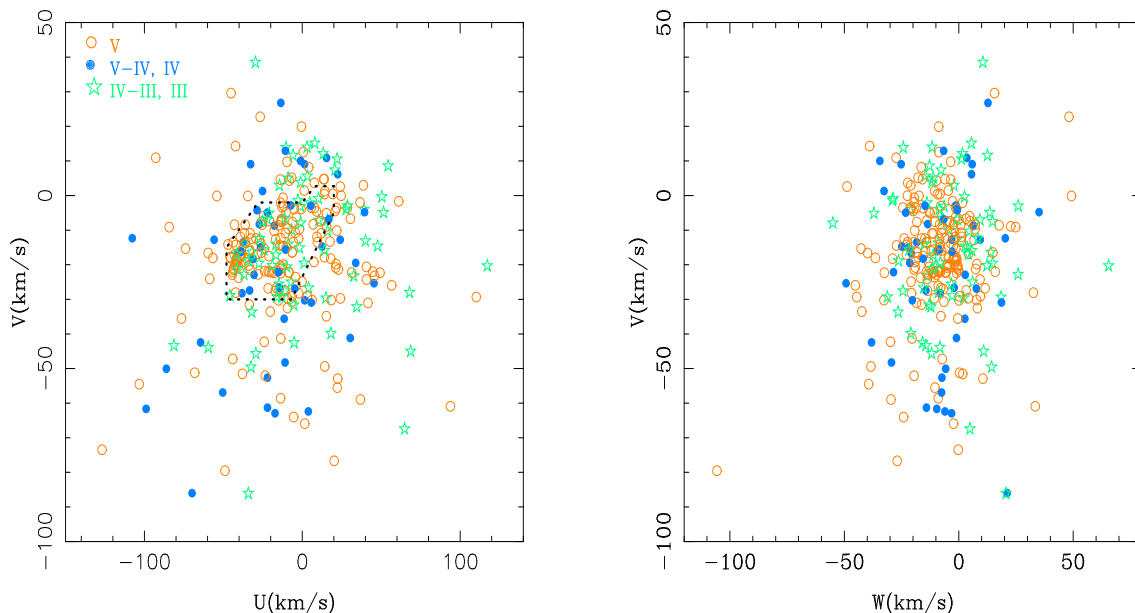


Figura 3.1: Planos (U, V) y (W, V) (Diagrama de Boettlinger) para toda la muestra de binarias. En línea discontinua la región de estrellas jóvenes del disco definida por Eggen. Se representan tres grupos distintos de clase de luminosidad (V, IV y III).

- Las 206 estrellas incluidas en el catálogo de estrellas binarias cromosféricamente activas, "Catalog of Chromospherically Active Binary Stars", de Strassmeier et al. (1993), con datos astrométricos y velocidades radiales.
- Algunas de las candidatas incluidas en el catálogo de Strassmeier et al. (1993) (CCABS).
- Otras estrellas de tipos tardíos identificadas recientemente como CABS, que incluyen estrellas detectadas en rayos X/EUV, (Jeffries et al. 1995; Henry et al. 1995; Gálvez et al. 2000).

3.3. Criterios de Pertenencia

En primer lugar, para determinar la pertenencia de los miembros de la muestra a los diferentes grupos cinemáticos estelares, se ha estudiado la distribución de los mismos en el espacio de velocidades, calculando las componentes de la velocidad espacial galáctica (U, V, W) , en un sistema de coordenadas en el cual se toman como positivas la dirección del Centro Galáctico, la dirección de la rotación Galáctica y la dirección del Polo Norte Galáctico.

Se ha usado el procedimiento de Johnson y Soderblom (1987) para calcular las componentes U, V, W , y su error asociado, donde se ha modificado el algoritmo original (que requiere coordenadas de 1950) para adaptarlo a las coordenadas referidas al J2000 en el Sistema Internacional de Referencia Celeste (ICRS) como se describe en la introducción de la guía (sección 1.5) del Catálogo de Hipparcos y Tycho, ESA 1997. Las incertidumbres de las componentes de velocidad se han determinado usando la matriz completa de covarianza para poder tener en cuenta la posible relación entre los parámetros astrométricos.

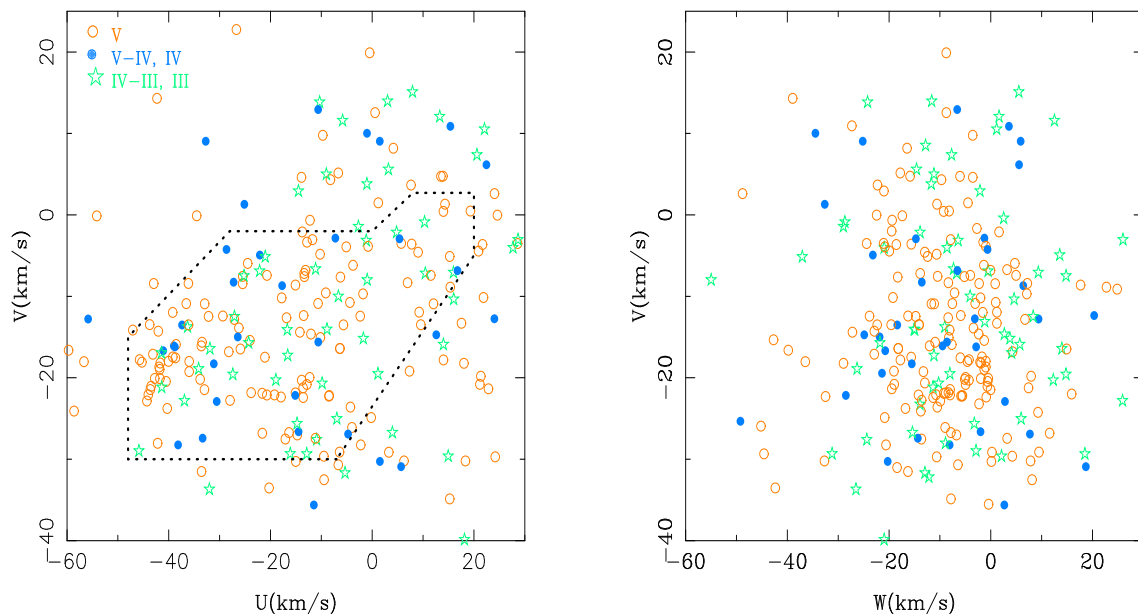


Figura 3.2: Ampliación de la Figura anterior en la región de estrellas jóvenes del disco (Eggen 1984b, 1989), señalada por la línea discontinua.

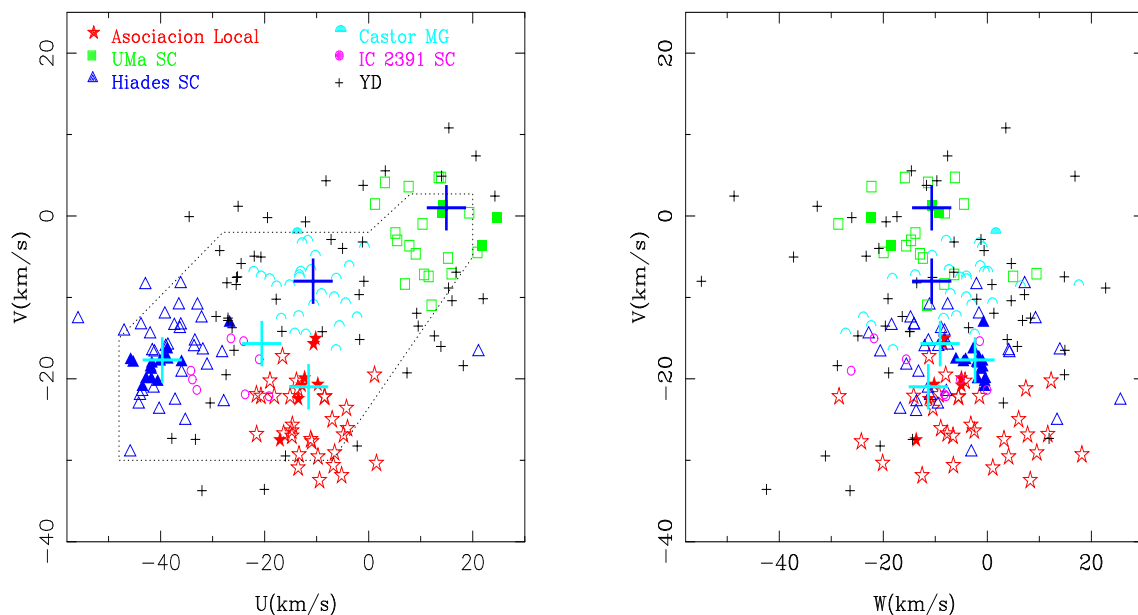


Figura 3.3: Planos (U, V) y (W, V) (Diagrama de Boettlinger) en la región de estrellas jóvenes del disco. Se dibujan con diferente símbolo y color las estrellas pertenecientes a distintos grupos estelares cinemáticos y las restantes estrellas no pertenecientes a la región de estrellas jóvenes del disco. Los símbolos rellenos señalan estrellas que cumplen los dos criterios de Eggen (el de velocidad peculiar, PV , y el de velocidad radial, ρ_c), mientras que los símbolos vacíos señalan otros posibles miembros. Las cruces marcan la posición central de los cinco grupos cinemáticos que se estudian.

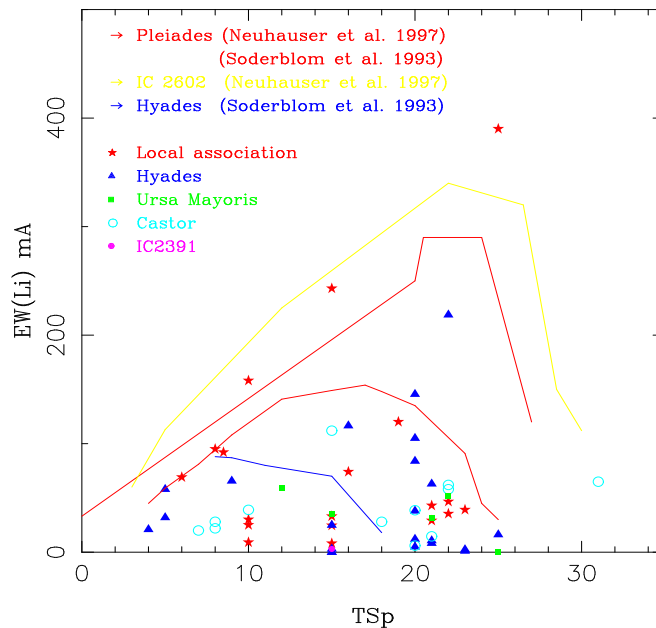


Figura 3.4: EW(Li I) frente al tipo espectral para todas las estrellas de la muestra, 0=F, 10=G, 20=K y 30=M. Las líneas continuas representan las envolturas superior e inferior de EW(Li I) de los distintos cúmulos

Las paralajes y movimientos propios han sido tomados de Catálogo Hipparcos (ESA, 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000); catálogo de posiciones y movimientos propios (PPM) (Röser y Bastian 1991; Bastian et al. 1993; Röser et al. 1994); y del catálogo de referencia TCR (Høg et al. 1998). Se han incluido en este estudio sólo aquellas estrellas con paralaje trigonométrica $\pi \geq 3\sigma_\pi$, tomándose la paralaje espectrocópica cuando no se disponía de la trigonométrica.

Las velocidades radiales usadas son las velocidades radiales del centro de masas del sistema, listadas en el catálogo de Strassmeir et al. (1993), el "Eighth Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binaries" (Batten, Fletcher y MacCarthy 1989), o en otros estudios más recientes (Popper 1994, 1997, 2000; Fekel et al. 1999; Strassmeier et al. 2000). Algunas velocidades radiales se han tomado de la compilación WEB (Wilson Evans Batten) (Duflo et al. 1995) y también se han tomado valores de la velocidad radial y otras referencias dadas por *SIMBAD*¹, CNS3, el catálogo de estrellas cercanas (tercera versión preliminar, Gliese y Jahreiss 1991) y su versión revisada *CNS3R*². En estrellas para las cuales se han obtenido espectros de alta resolución para este trabajo, (ver Montes et al. 2001b), las velocidades radiales se han calculado por correlación cruzada con estrellas estándares de velocidad radial y se ha obtenido la velocidad del centro de masas a partir de la solución orbital del sistema (ver Capítulo 2).

En la Figura 3.1, se puede ver representados los planos (U, V) y (W, V) (diagrama de Boettlinger) para la muestra, donde todas las estrellas se sitúan en el rango de U (-130, 120) y V (-90, 40) excepto dos estrellas de valor muy alto para la velocidad espacial: CM Dra (U = -105.35, V = -119.35) y Gl 629.2A (U = -88.24, V = -172.06),

¹SIMBAD: <http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>

²CNS3R: <http://www.ari.uni-heidelberg.de/aricns/index.htm>

que resultan ser binarias de la Población II. La muestra se ha dividido en tres grupos de acuerdo con la clase de luminosidad (V, IV y III), dibujándose con un símbolo y color distinto. La Figura 3.2 representa la zona central de la anterior, donde se puede ver la región, limitada por la línea de trazos, que encierra la población joven del disco según la definición de Eggen (1984, 1989). Dentro de esta región, se sitúan un gran número de estrellas BY Dra (clase de luminosidad V), pero también hay un número considerable de gigantes y subgigantes.

Como sólo queremos estudiar los grupos jóvenes, se restringirá la muestra a las estrellas cuyas componentes U, V y W sigan el criterio de Legget (1992) para las estrellas jóvenes del disco ($-50 < U < 20$; $-30 < V < 0$; $-25 < W < 10$), o más exactamente a las estrellas cuyas componentes U y V caigan dentro o cerca de los límites (línea de trazos en las Figs. 3.2 y 3.3) de la población joven del disco definidos por Eggen (1984b, 1989).

En estos diagramas se basa la identificación preliminar de la lista de CABS que pueden ser miembros de uno de los cinco grupos cinemáticos mencionados. La identificación se realiza considerando la concentración alrededor de las posiciones centrales de los distintos grupos en los planos (U, V) y (W, V), Figura 3.3, tomando como miembros aquellos sistemas que se encuentran próximos a estos centros y como no miembros u "otras estrellas del disco joven" (ODJ) a los que no estando cerca de ningún grupo, se encuentran dentro de los límites (línea de trazos) de población joven del disco. En total 197 estrellas se encuentran dentro de los límites de población joven del disco (Tabla 3.1).

Para determinar la pertenencia de los sistemas de la muestra a los distintos grupos de movimiento se usarán además los criterios cinemáticos de Eggen, basados en la determinación del movimiento espacial de la estrella respecto de un punto convergente calculado como centro de formación de cada grupo cinemático. Las estrellas pertenecientes a un mismo cúmulo, muestran una tendencia a moverse en la misma dirección y cuando se proyectan sus movimientos propios se puede observar que todos convergen hacia un único punto. Midiendo el módulo y dirección de su movimiento propio se puede clasificar o descartar una estrella como miembro del cúmulo (Eggen 1958, 1960a, 1960b; Green 1993). 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. la componente del movimiento propio (μ) perpendicular a la dirección del punto de convergencia (τ).

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:

$$\begin{aligned} V_{\text{tan}} &= 4.74\mu\pi^{-1} = V_{\text{Total}}\text{sen}\lambda \\ V_{\text{r}} &= V_{\text{Total}}\text{cos}\lambda \\ V_{\text{Total}} &= 4.74\mu\pi^{-1}\text{sen}^{-1}\lambda \end{aligned}$$

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

Los criterios de Eggen son los siguientes:

Criterio de la velocidad peculiar, que considera una estrella como posible miembro de un grupo de movimiento cuando su velocidad peculiar (PV) es menor que un 10% su velocidad total (V_T).

$$PV < 0.1V_T$$

Donde velocidad peculiar (PV) se define como una velocidad tangencial (V_{tan}) pero teniendo en cuenta sólo la componente perpendicular a la dirección del punto de convergencia del movimiento propio (τ):

$$PV = 4.74\tau\pi^{-1}$$

Y donde V_T aquí se define como una velocidad total que tiene en cuenta únicamente la componente del movimiento propio en la dirección del punto de convergencia (v):

$$V_T = 4.74v\pi^{-1}\text{sen}^{-1}\lambda$$

Criterio de la velocidad radial:

El criterio se basa en la comparación de la velocidad radial predicha, $\rho_c = V_T \cos \lambda$, (Donde λ es la distancia angular entre la estrella y el punto de convergencia), con la velocidad radial observada para la estrella (V_r), donde se establece que la estrella pertenece al grupo si:

$$|V_r - \rho_c| < 4 - 8 \text{ kms}^{-1}$$

(4-8 dependiendo de la calidad de la velocidad radial). Para ver más detalle, Montes et al. (2001).

En las Tablas 3.3, 3.4, 3.5, 3.6 y 3.7 se han listado las estrellas para cada grupo de movimiento. En las columnas 1 a 5 se da el nombre: HD; Otro nombre; HIP, identificador Hipparcos; Gl, número del catálogo Gliese y número del catálogo CABS de Strassmeier et al. (1993). Una C delante del número del catálogo CABS significa que la estrella es una candidata a CABS del catálogo. Los parámetros estelares y astrométricos (tipo espectral y clase de luminosidad, coordenadas (ICRS 2000), velocidad radial, V_r , y su error en km s^{-1} , paralaje (π) y su error en milisegundos de arco (mas), el movimiento propio ($\mu_\alpha \cos \delta$ y μ_δ) y sus errores (en mas/año), se dan de la columna 6 a la 12. En las últimas columnas se dan las componentes U, V y W, la velocidad total (V_{Total}), y los parámetros necesarios para aplicar los criterios de Eggen (PV y ρ_c). Los resultados de la aplicación de los criterios se dan en la columna contigua a cada parámetro con la etiquetas de "S" si resulta el criterio positivo o "N" si resulta negativo.

Para el criterio de velocidad peculiar se ha usado el 10% de la V_T para todos los grupos de movimiento excepto para la Asociación Local donde se usó el 20% de V_T , para tener en cuenta la gran dispersión observada en este grupo. Para el criterio de velocidad radial se han tenido en cuenta las incertidumbres de la velocidad radial adoptada para cada estrella. En la Figura 3.3 se han dibujado en símbolo relleno las estrellas que cumplen ambos criterios.

Por último también se han aplicado **criterios espectroscópicos** mediante el uso de la anchura equivalente de la línea del Li I ($\lambda 6707,8 \text{ \AA}$).

Si se comparan las abundancias de litio obtenidas para las estrellas de la muestra estudiada con las de estrellas de cúmulos con edad conocida podemos obtener un rango de edades para las primeras. La EW es una medida de la abundancia, por lo que se obtienen resultados similares al estudiar la EW de la línea Li I $\lambda 6708 \text{ \AA}$, sin necesidad de transformar EW s en abundancias y sin introducir errores adicionales.

Los datos que se dan de la anchura equivalente de litio para los sistemas de la muestra se han recopilado de la literatura (Favata et al. 1995; Barrado 1996; Barrado et al. 1998; Fekel y Henry 2000, etc). En aquellos sistemas para los cuales se disponía de espectros de alta resolución se ha medido esta EW (ver sección 2.3.4). Los resultados se encuentran en la Tabla 3.2.

Se han tenido en cuenta las medidas de $EW(\text{Li I})$ realizadas para cúmulos estelares con edad conocida para comparar con las medidas de $EW(\text{Li I})$ de la muestra. Se han recopilado los datos para el cúmulo de las Pléiades (Soderblom et al. 1993c) con el fin de representar las envolturas superior e inferior de la $EW(\text{Li I})$. Para el cúmulo de las Híades se ha utilizado la envoltura dada por Soderblom et al. (1993d).

Envolturas superiores para cúmulos extremadamente jóvenes han sido obtenidas por algunos autores, como en el caso del cúmulo IC 2602, Neuhäuser et al. (1997), Montes et al. (2001) y López-Santiago (2005). Las estrellas más frías de este cúmulo (30 Ma) no han llegado aún a la secuencia principal, por lo que su envoltura superior se encuentra por encima de la que se obtiene para las Pléiades. En la Figura 3.4, se representan las medidas de la EW de todas las estrellas de la muestra frente al tipo espectral, de forma que puede verse donde deberían situarse los sistemas estudiados según el grupo al que pertenecen.

Así pues, con la información de (U, V, W) y los criterios de Eggen, se puede determinar la pertenencia a un grupo y por lo tanto la edad aproximada de los sistemas que pertenecen a alguno de ellos, y con la información de las medidas de la EW del Litio I podemos obtener una estimación de la edad y compararla con la del grupo al que pertenecen.

3.4. Análisis de los distintos grupos:

3.4.1. Asociación Local

Las siete CABS que satisfacen ambos criterios de Eggen son de tipo BY Dra excepto V824 Ara y V1430 Aql, que tienen una componente subgigante y pueden ser consideradas como tipo RS CVn. HD 98800 (TWA 4) es un sistema cuádruple consistente en dos binarias espectroscópicas, clasificada como un sistema post T Tauri (Soderblom et al. 1998) y como miembro de la asociación joven TW Hya (10 Ma, Kastnet et al. 1997). V824 Ara (HD 155555) es también un sistema CABS muy joven (Pasquini et al. 1991; Eggen 1995; Dempsey et al. 2001) recientemente identificado como miembro del grupo de movimiento β Pic (Zuckerman et al. 2001).

Tres CABS (V640 Cas AB, V838 Cen, V772 Her) han sido previamente identificadas como miembros de este grupo. V640 Cas (HR 5 B) es una binaria visual (ADS 61 AB) cuya componente B es a su vez una SB. De la solución orbital para la binaria AB dada por Griffin (1999), se tiene $V_r = -11.70$. Weber y Strassmeier (1998), obtuvieron una solución para la órbita de la componente B y obtuvieron $V_r = -12.1$. Previamente identificada por Agekyan y Orlov (1984) como miembro de la Asociación Local, los

valores de U , V , W calculados aquí confirman su pertenencia aunque no cumple el criterio de ρ_c . V838 Cen y V772 Her tienen componentes U, V y W similares a las de la Asociación Local, pero sólo la primera satisface los dos criterios de Eggen (PV and ρ_c). Batten et al. (1979) sugirieron una edad para V772 Her cercana a la de las Pléiades, pero Barrado y Navascués (1994) dió una edad de 3 Ga para este sistema. Esta estrella posee un valor de litio muy alto para sus dos componentes.

Las edades calculadas por Barrado y Navascués (1994) para TW Lep (94 Ma) y BM CVn (65 Ma), son compatibles con su pertenencia a este grupo, pero la edad de ξ UMa B (6 Ga), σ^2 CrB (4 Ga), y ER Vul (4 Ga), indican que no son miembros tal y como confirman los datos cinemáticos. Los dos primeros poseen valores de anchuras equivalentes de litio que se corresponden con esta asociación, y los dos últimos poseen anchuras equivalentes menores de lo esperado. Mientras que TW Lep no satisface ninguno de los criterios de Eggen, BM CVn si cumple el segundo (ρ_c).

HD 285970 (J 318) y HD 31181 (vB 166) fueron inicialmente clasificados como sistemas pertenecientes al cúmulo de la Híades, pero sus velocidades radiales (Griffin y Gunn 1981; Griffin, Mayor y Gunn 1982) y sus componentes U , V y W determinadas en este trabajo indican que son posibles miembros de la Asociación Local.

BD-21 2961 no tiene paralaje de Hipparcos pero si tiene los movimientos propios medidos por Tycho-2. Tomando un paralaje espectroscópica, (27.5 mas) y la velocidad del centro de masas (27.7 km s⁻¹) dada por el CABS, se ha encontrado que es un posible miembro de la Asociación Local. Usando el paralaje (15.9 mas) y la velocidad radial (16.5 km s⁻¹) determinada cinemáticamente, Makarov y Fabricius (2001) clasificaron esta estrella como posible miembro de la asociación TW Hya. Ambas determinaciones indican que este es un sistema joven, de acuerdo con la medida del litio que da Favata et al. (1995).

En conjunto, para las estrellas de este grupo, se encuentran tanto valores de $EW(\text{Li I})$ grandes como pequeños, de acuerdo en parte con el rango de edades que presenta (20-150 Ma), ver Figura 3.4, pero los casos con $EW(\text{Li I}) \ll$ que la envoltura inferior de las Pléiades indica que algunos de estos sistemas son en realidad más viejos y no pertenecen a la Asociación Local.

3.4.2. Supercúmulo de las Híades

Se obtienen 15 candidatas que satisfacen los criterios de Eggen, la mayoría de ellas son probablemente de la secuencia principal, excepto 54 Cam (F9IV/G6IV) y V965 Sco (F2IV/K1III) que son ambos sistemas RS CVn. Es muy probable encontrar sistemas RS CVn en este cúmulo teniendo en cuenta la edad del mismo (600 Ma).

Se sabe por estudios anteriores que los sistemas V1136 Tau, V818 Tau, HD 27149, HD 27691, V918 Tau, V808 Tau y QY Aur, son miembros del cúmulo de las Híades, de las cuales sólo QY Aur no satisface los criterios de Eggen. También otros sistemas como ADS 48A (GJ 4A), V471 Tau, and DH Leo han sido clasificados como miembros del supercúmulo, pero sólo el último satisface los dos criterios.

LX Per fue clasificado como miembro del cúmulo abierto α Per, pero las velocidades calculadas aquí parecen indicar que pertenece al sumercúmulo de las Híades.

Las EW de Litio dadas para las componentes del sistema HD 95559 por Fekel y Henry (2000) y las medidas en este trabajo (ver apartado 4.5.2) indican que este sistema es más joven que el supercúmulo de las Híades.

La edad calculada por Barrado y Navascués (1994) para 93 Leo (933 Ma) es cercana

a la de las Híades, pero la edad de HD 131832 (93 Ma) es demasiado joven para este cúmulo. Las edades de HD 3196 (1.7 Ga), RZ Eri (2.2 Ga), y LU Hya (4.3 Ga) son muy grandes para que pertenezcan a este grupo y queda confirmado con el resultado negativo de los criterios de Eggen.

3.4.3. Grupo Ursa Major

Cuatro miembros satisfacen ambos criterios de Eggen (HD 109011, V775 Her, HD 203454 y HD 220096). V775 Her es un sistema BY Dra, mientras que HD 203454 es una CABS del catálogo de Strassmeier et al. (1993) y HD 220096 es una candidata a CABS del mismo, pero todas son estrellas de la secuencia principal.

La edad calculada por Barrado y Navascués (1994) para ϵ UMi (446 Ma) es incompatible con su pertenencia a este grupo, aunque el estado de evolución de este sistema es complicado (Böhm-Vitense 2004).

La estrella K2 III UV CrB, con una edad de 5 Ga, no puede considerarse como posible miembro de este grupo tal y como indican los resultados de los criterios de Eggen.

En cuanto a la anchura equivalente del litio, para este grupo no se dispone de un estudio de la abundancia de litio para un cúmulo de edad similar (300 Ma), por lo que no se puede trazar una envoltura superior como en los casos anteriores. Las estrellas pertenecientes a este grupo deberán tener una EW(Li I) que se sitúe entre la de las Pléiades y las Híades. Esto se cumple en dos casos pero hay otras tres estrellas con EW(Li I) por debajo de las Híades.

3.4.4. IC 2391

Sólo se han podido incluir ocho CABS en este grupo de las cuales, TZ For, HD 54371, HD 57853 y HD 58738 A ya habían sido clasificadas como miembros del mismo por otros autores, pero ninguna cumple los criterios de Eggen.

TZ For, binaria SB2 eclipsante y evolucionada (F7III/G5III) en la cual no se ha detectado Li I (Andersen et al. 1991) y de una edad de 1.3 Ga (Claret y Giménez 1995), resulta incompatible con la pertenencia a este grupo. HD 57853 es un sistema triple identificado por Makarov y Urban (2000) como miembro del grupo de movimiento joven Carina-Vela que incluye al cúmulo abierto IC 2391. El litio encontrado por Pallavivini et al. (1987) también indica que el sistema es joven.

La estrella (HD 95724) tiene una EW(Li I) medida, muy pequeña, que no es compatible con la pertenencia a este grupo aunque satisface el segundo (ρ_c) criterio de Eggen.

3.4.5. Grupo de movimiento de Castor

Sólo el sistema binario HD 237903 de tipo K7V, satisface ambos criterios de Eggen.

YY Gem (Castor C) es una de las estrellas que define este grupo de movimiento y su pertenencia ha sido confirmada por Barrado y Navascués (1998), aún así, curiosamente no satisface el primer criterio de Eggen (PV).

VV Mon ha sido inicialmente incluida como posible miembro pero la edad calculada por Barrado y Navascués (1994), 2.6 Ga, indica que no pertenece al grupo, quedando confirmado con los resultados obtenidos por los criterios de Eggen.

Hay 12 estrellas en este grupo con medidas de litio y se encuentran casi todas debajo de la envoltura inferior de las Pléiades, de acuerdo con su edad. Sin embargo, se observan también estrellas con $EW(\text{Li I})$ muy pequeña (por debajo de la envoltura superior de las Híades), lo que no corresponde con la edad de este grupo. FF UMa (2RE J0933+624) pertenece a este grupo, con una EW de litio medida en el espectro observado de $EW(\text{Li I}) = 82$ y 83 m\AA para componente primaria y secundaria respectivamente, y de 54 y 51 m\AA medidas en el espectro substraído.

3.4.6. Otras posibles estrellas jóvenes del disco

Este grupo con 51 objetos, incluye aquellos de la muestra inicial que no se han podido confirmar como pertenecientes a algunos de los grupos descritos, siendo un grupo muy inhomogéneo en rango de edades, aunque compartan el mismo espacio de velocidades.

En la Tabla 3.8, se han listado estas estrellas.

RS CVn fué clasificada por Eggen (1992) como miembro de IC 2391, pero las componentes de la velocidad indican que sólo se trata de una estrella joven del disco.

3.5. Resumen

De un total de 333 candidatos CABS de la muestra inicial, 197 se pueden considerar por los valores de sus componentes de velocidad espacial (U , V , W) como estrellas jóvenes del disco. Haciendo uso de los criterios cinemáticos, de estas 197, se han podido clasificar 39 como posibles miembros de la Asociación Local, 50 del supercúmulo de las Híades, 22 del grupo de movimiento Ursa Mayor, 8 del supercúmulo IC 2391, 27 del grupo de movimiento Castor y 51 se han clasificado como otras estrellas del disco joven, es decir, sistemas dentro o cercanos a los límites que determinan la población joven en el espacio de velocidades.

Teniendo en cuenta los criterios de Eggen, si se reducen los grupos a aquellas estrellas que cumplen uno de los criterios, se encuentran 28 posibles miembros de la Asociación Local, 40 del supercúmulo de las Híades, 16 del grupo de Ursa Major, 5 de IC 2391 y 19 de Castor. Si imponemos la máxima restricción, sólo 7 cumplen ambos criterios para la Asociación Local (de las cuales dos son del catálogo de Strassmeier), 15 para el supercúmulo de las Híades (9 son del catálogo de Strassmeier y una candidata), 4 para el grupo de Ursa Major (3 son del catálogo de Strassmeier), ninguno para el IC 2391 y uno para el grupo de movimiento de Castor.

Por otro lado, de la muestra escogida no se poseen los datos de $EW(\text{Li I})$ para todas las estrellas, pero se puede comprobar para los disponibles, que los valores no se corresponden la mayoría de las veces con los esperados según el grupo al que pertenecen, siendo muchas veces este valor muy bajo, por lo que serían más viejas que los grupos a los que cinemáticamente pertenecen. Debido a la sincronización, los sistemas poseen velocidades de rotación grandes a pesar de ser viejas, lo que hace que nos encontremos con estrellas evolucionadas que coinciden en propiedades cinemáticas con otras estrellas de grupos jóvenes, pero que no pertenecen a los mismos.

En la Asociación Local, HD 98800, V772 Her A y B, EZ Eri, etc, poseen valores grandes de $EW(\text{Li I})$, confirmandose su pertenencia al grupo, aunque también hay otras, GJ 617 A y ER Vul por ejemplo que poseen un valor pequeño de $EW(\text{Li I})$,

situadas por debajo de la envoltura del cúmulo de las Pléiades de la Asociación Local, lo que puede indicar que realmente no pertenecen a la misma por ser más viejas, para GJ 617 A ningún criterio la incluye, pero ER Vul si cumple uno de los criterios de Eggen. En el supercúmulo de las Híades, tenemos tanto estrellas con grandes valores de EW(Li I) como estrellas con litio no detectado. Para el IC 2391, sólo se ha medido el litio para HD 95724, resultando de un valor muy pequeño, lo que hace pensar que la estrella es vieja y por tanto no pertenezca a este grupo, aunque cumple el criterio de la velocidad radial. Para Castor, aunque algunas estrellas se encuentran en una zona del diagrama adecuada a su edad, otras parecen ser más viejas al tener EW(Li I) muy pequeñas (por ejemplo HD 147866). Al mantener más tiempo la abundancia en litio, éste es un indicador de edad menos fiable para sistemas binarios que para estrellas aisladas.

Tabla 3.2: Medidas de EW(Li I) para la muestra de Binarias

Grupo ¹	Nombre	C ²	EW(Li I) (mÅ)	Grupo ¹	Nombre	C ²	EW(Li I) (mÅ)
LA	HD 42	P	25.00	UMa	V344 Pup	P	31.92
"	UX For	P	24.49	"	UV CrB	P	52.00
"	VY Ari	P	39.00	"	η CrB	P	59.00
"	V492 Per	P	42.85	"	ϵ UMi	P	35.00
"	EZ Eri	P	120.00	"	V775 Her	P	0.00
"	TW Lep	P	46.45	IC	HD 95724	P	3.00
"	HD 95638	P	95.00	CASTOR	5 Cet	P	14.60
"	χ UMa	S	33.00	"	HD 24053	P	39.00
"	HD 98800	P	390.00	"	HD 43516	P	28.00
"	HR 4492	P	35.29	"	YY Gem	P	65.00
"	BM CVn	P	29.00	"	HR 3385	P	38.64
"	HS Lup	P	74.00	"	IL Com	P	22.00
"	GJ 617A	P	0.00	"	IL Com	S	28.00
"	σ^2 CrB	P	30.00	"	HD 147866	P	6.00
"	σ^2 CrB	S	69.00	"	HD 154905	P	20.00
"	V2213 Oph	P	92.00	"	KZ And	P	58.00
"	V772 Her	P	158.00	"	KZ And	S	62.00
"	V772 Her	S	243.00	"	HD 218739	P	112.00
"	ER Vul	P	8.00	"	FF UMa	P	54.00
"	ER Vul	S	9.00	"	FF UMa	S	51.00
HS	HD 16287	P	5.00	ODJ	BQ Hya	P	26.64
"	V471 Tau	P	218.70	"	DM UM	P	35.00
"	V833 Tau	P	16.20	"	HU Vir	P	15.62
"	RZ Eri	P	84.00	"	RS CVn	P	19.00
"	V808 Tau	P	2.40	"	RS CVn	S	8.50
"	V808 Tau	S	1.10	"	LS TrA	P	18.30
"	α Aur	P	145.59	"	LS TrA	S	18.30
"	α Aur	S	12.03	"	V815 Her	P	201.00
"	HD 40891	P	3.00	"	o Dra	P	9.00
"	TZ Pic	P	10.72	"	V478 Lyr	P	59.00
"	54 Cam	P	65.70	"	V478 Lyr	S	28.00
"	54 Cam	S	116.57	"	V1379 Aql	P	32.93
"	LU Hya	P	8.28	"	AS Cap	P	66.65
"	HD 95559	P	20.00	"	λ And	P	10.00
"	HD 95559	S	20.00	"	IL Hya	P	74.59
"	93 Leo	P	25.00				
"	HD 120205	P	0.00				
"	28 Dra	P	32.00				
"	28 Dra	S	58.00				
"	Z Her	P	21.00				
"	Z Her	S	38.00				
"	HK Lac	P	105.00				
"	HD 222143	P	0.00				

¹ LA = Asociación Local, HS = Supercúmulo Híades, UMa = Grupo de movimiento Ursa Major, IC = Supercúmulo IC 2391, Castor = Grupo de movimiento Castor, OJD = Otras estrellas del disco joven.

² P = Componente primaria, S = Componente secundaria.

Tabla 3.5: Grupo de movimiento Ursa Major

HD	Otro	HIP	GJ	CABS	Tsp	α (2000)	δ (2000)	V_r	π	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	U	V	W	V_{Total}	V_T	PV	ρ_c
	nombre					(h m s)	($^\circ$ ' ")	(km/s)	(mas)	(mas/yr)	(mas/yr)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)
18645	-	13968	-	C11	G2III	02 59 53.17	00 40 46.98	-2.3 0.7	8.71 1.18	-8.10 1.00	-24.70 1.00	10.66 1.43	-7.18 1.18	-6.35 1.31	14.34	11.84	-7.8 N	-1.0 S
42581	-	29295	229A	-	M1/M2V	06 10 34.62	-21 51 52.72	3.9 2.0	173.19 1.12	-139.40 1.60	-703.70 2.00	12.08 1.26	-10.97 1.42	-11.59 0.64	20.01	20.02	-6.2 N	7.3 S
45088	OU Gem	30630	233	62	K3V/K5V	06 26 10.25	18 45 24.82	-8.4 0.1	68.20 1.10	-115.30 0.80	-167.80 0.80	9.04 0.10	-4.65 0.13	-12.95 0.22	16.46	24.80	-3.4 N	-20.6 N
-	-	35191	268.3	-	M2.5	07 16 19.77	27 08 33.07	-7.5 0.1	81.05 2.42	-39.00 2.60	-191.60 2.60	6.97 0.11	-8.36 0.35	-8.28 0.25	13.68	26.54	-7.3 N	-25.0 N
61245	V344 Pup	36992	-	72	K1 III	07 36 13.81	-44 57 27.48	1.6 0.3	8.98 0.55	31.50 1.00	-20.20 1.00	15.92 1.16	-7.08 0.49	9.45 0.85	19.82	7.27	-18.4 N	0.8 S
62668	BM Lyn	38003	-	C30	K0	07 47 20.82	47 20 17.63	-28.3 0.4	4.97 1.23	-7.20 1.00	-2.70 1.10	20.91 1.14	-4.48 1.11	-19.93 1.87	29.23	14.75	-6.6 N	-14.4 N
-	CV Cnc	-	2069B	-	M4	08 31 38.00	19 23 54.00	-18.6 10.0	78.05 5.69	-229.48 6.39	-87.35 3.54	7.67 7.81	3.60 3.71	-22.28 5.16	23.84	17.18	13.9 N	-16.3 S
97305	FL Leo	54723	-	C44	K5	11 12 13.25	22 03 19.52	3.0 1.3	3.39 1.08	6.70 0.90	-7.70 0.90	11.53 4.37	-7.42 2.69	4.97 1.52	14.58	22.62	-3.6 N	17.9 N
109011	-	61100	1160	-	K2 V	12 31 18.92	55 07 07.84	-13.1 0.6	42.13 3.11	107.80 1.20	-0.50 1.40	14.33 0.81	1.30 0.53	-10.57 0.54	17.85	17.85	0.4 S	-13.1 S
-	-	66459	519	-	K5	13 37 28.77	35 43 03.95	-13.7 5.0	91.72 1.23	318.30 2.00	-58.20 1.90	13.92 0.34	4.72 1.11	-15.85 4.87	21.62	18.66	4.8 N	-9.6 S
129674	-	71872	-	C57	F0	14 42 00.71	52 00 19.15	-3.0 4.0	14.69 0.64	11.10 1.00	4.20 1.20	1.22 0.40	1.47 2.17	-4.47 3.39	4.86	2.90	2.8 N	-1.4 S
136901	UV CrB	75233	-	122	K2 II/I	15 22 25.33	25 37 26.94	-19.7 0.2	3.58 0.89	15.30 1.10	-8.60 1.10	10.35 5.15	-0.97 2.44	-28.64 3.37	30.47	23.04	4.0 N	-2.7 N
137107J	eta CrB	75312	-	-	G2 V	15 23 12.31	30 17 16.10	-6.8 0.9	53.70 1.24	125.77 0.62	-176.48 0.81	15.24 0.54	-5.17 0.37	-12.38 0.77	20.30	18.67	-5.2 N	-3.1 S
147584	zet TrA	80686	624	-	F9 V	16 28 28.14	-70 05 03.84	8.5 1.5	82.61 0.57	197.80 0.70	111.50 0.70	13.45 1.11	4.73 0.95	-6.22 0.38	15.56	17.65	3.9 N	12.5 S
153751	epsilon UMi	82080	-	137	A8-FOV/G5III	16 45 58.25	82 02 14.11	-10.6 0.3	9.41 0.67	20.60 0.30	2.30 0.30	5.13 0.22	-2.09 0.52	-13.81 0.66	14.88	8.96	7.3 N	-4.9 S
-	-	83945	3991	-	M3.5	17 09 31.54	43 40 52.86	-9.7 2.0	137.84 8.95	333.92 8.06	-278.02 10.28	7.81 0.98	-3.65 1.54	-15.59 1.37	17.81	14.62	3.2 N	-1.0 N
156498	V2369 Oph	84595	-	-	G4V/IV+MOV+G8V	17 17 34.69	10 24 58.94	11.5 3.1	12.03 1.50	22.70 1.20	-38.30 1.20	19.33 2.75	0.40 1.71	-8.15 2.24	20.98	18.85	-2.9 N	7.5 S
175742	V775 Her	92919	9638	161	K0V/(K5-M2V)	18 55 53.23	23 33 23.92	10.3 0.0	46.64 1.03	131.00 0.90	-282.90 0.90	24.71 0.45	-0.13 0.21	-22.35 0.57	33.32	34.67	2.2 S	14.2 S
-	CG Cyg	103505	-	177	G9.5V/K3V	20 58 13.46	35 10 29.68	6.0 0.1	9.25 4.95	13.20 4.60	-16.90 4.20	3.12 2.95	4.13 1.20	-11.40 6.96	12.52	8.36	-7.5 N	2.4 S
202908	-	105200	-	181	(F9V/G0V)GIV	21 18 34.87	11 34 07.73	6.2 0.0	19.79 1.18	27.80 1.40	-54.60 1.30	5.48 0.44	-2.99 0.55	-14.66 0.89	15.93	14.81	-9.1 N	9.4 S
203454	-	105406	-	182	F8V/K5V	21 21 01.42	40 20 42.08	0.3 0.1	37.64 0.59	-17.70 1.00	-227.90 1.00	21.78 0.39	-3.64 0.12	-18.48 0.34	28.79	29.19	-2.6 S	5.5 S
220096	-	115312	-	C86	G4 V	23 21 15.50	-26 59 12.37	13.0 10.0	9.92 0.87	-19.20 0.70	-11.20 0.70	14.00 3.19	0.44 1.68	-9.26 9.40	16.79	17.72	-0.3 S	14.2 S

Tabla 3.6: Supercúmulo IC 2391

HD	Otro nombre	HIP	GJ	CABS	Tsp	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_{Total} (km/s)	V_T (km/s)	PV (km/s)	ρ_c (km/s)									
20801	TZ For	15092	-	-	G2 V	03 14 40.09	-35 33 27.58	22.8	1.0	5.86	0.96	35.60	0.70	18.70	0.70	-33.89	4.59	-20.07	1.83	-5.18	2.54	39.73	48.71	2.2	S	36.3	N
21242	UX Ari	16042	141.1	28	G5V/K0IV	03 26 35.39	28 42 54.33	26.5	0.5	19.91	1.25	46.40	1.10	-100.90	1.10	-26.49	0.52	-15.03	1.59	-21.77	0.87	37.44	30.79	-9.2	N	18.2	N
54371	-	34567	-	-	G8 V	07 09 35.39	25 43 43.12	19.2	0.9	40.68	1.02	-124.30	0.80	-175.30	0.80	-21.05	0.86	-17.59	0.41	-15.60	0.59	31.56	36.60	2.5	S	26.8	N
57853	HR 2814	-	-	69	F9.5V (K3:V/K5V)	07 20 21.43	-52 18 31.91	17.6	0.2	28.75	0.87	-30.10	1.90	133.20	1.80	-24.06	0.73	-15.36	0.22	-1.46	0.32	28.58	30.46	7.8	N	22.0	S
58728A	-	36238	-	-	F5 V+	07 27 44.36	21 26 42.94	25.4	2.0	29.38	1.39	-60.90	1.80	-119.30	1.70	-23.76	1.83	-21.90	0.95	-8.26	1.01	33.35	31.96	-4.0	N	23.9	S
95724	-	54028	-	-	G5	11 03 14.47	30 35 31.32	2.9	0.4	28.37	1.17	-159.10	1.30	-85.90	1.30	-19.18	0.83	-22.14	0.95	-7.95	0.59	30.35	29.62	-6.2	N	1.7	S
138157	OX Ser	75861	-	-	K0	15 29 44.45	16 11 31.22	-24.1	1.3	5.07	1.00	-32.40	0.80	7.50	0.80	-33.04	4.22	-21.36	3.40	-0.03	4.04	39.34	54.59	6.1	N	-45.3	N
152178	CD-26 11634	82583	-	138	K0III	16 52 56.01	-26 45 02.34	-36.8	0.1	2.12	1.24	0.90	1.30	-13.10	1.30	-34.19	1.28	-19.00	13.58	-26.19	11.98	47.07	40.18	-12.4	N	-30.1	N

Tabla 3.7: Grupo de movimiento Castor

HD	Otro	HIP	GJ	CABS	Tsp	α (2000)	δ (2000)	V_r	π	$\mu_\alpha \cos \delta$	μ_δ	U	V	W	V_{Total}	V_T	PV	ρ_c
	nombre					(h m s)	($^\circ$ ' ")	(km/s)	(mas)	(mas/yr)	(mas/yr)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)	(km/s)
-	5 Cet	664	-	3	K1III	00 08 12.10	-02 26 51.75	-0.4 0.1	3.25 0.96	7.60 0.60	-4.20 0.60	-6.64 2.55	-10.00 3.35	-4.06 1.52	12.67	13.31	-2.2 N	-4.7 S
24053	-	17936	-	-	G0	03 50 08.89	06 37 14.51	3.3 0.6	30.74 1.36	61.80 1.20	-37.90 1.30	-4.43 0.51	-10.74 0.56	0.99 0.42	11.66	20.23	5.6 N	17.8 N
30957	-	22961	-	46	K2V/K2V	04 56 26.05	64 24 09.63	6.8 0.1	27.07 0.99	37.70 1.00	-64.60 1.10	-13.07 0.32	-6.86 0.43	0.09 0.20	14.76	11.07	-7.1 N	1.4 S
-	V998 Ori	25953	206	C131	M3.5	05 32 14.66	09 49 14.91	11.8 3.0	78.30 3.37	-177.94 3.76	-219.44 1.57	-6.23 2.84	-7.72 0.80	-18.26 0.98	20.78	32.23	4.9 N	27.7 N
41824	-	28796	-	-	G5V + K7:V	06 04 46.76	-48 27 30.30	22.2 0.5	33.64 0.84	-105.70 2.20	-26.50 2.00	-2.25 0.31	-12.47 0.50	-23.83 0.52	26.99	9.90	-14.3 N	8.2 N
43516	-	29750	-	-	G8III	06 15 55.75	-17 01 45.54	20.0 0.3	4.10 0.90	0.10 1.20	10.10 1.10	-22.11 2.21	-6.87 2.05	-0.57 2.02	23.16	4.26	11.6 N	4.0 N
50255	-	32971	-	-	G5	06 52 02.38	-11 12 16.22	11.3 0.8	30.26 2.17	-56.20 1.20	12.80 1.10	-11.71 0.65	-3.06 0.66	-7.91 0.56	14.46	14.98	4.5 N	12.8 S
-	VV Mon	34003	-	66	G2IV/K0IV	07 03 18.29	-05 44 15.55	19.2 0.1	5.59 1.46	4.20 1.80	8.20 1.90	-17.72 1.30	-8.67 1.59	6.36 2.38	20.73	10.30	4.9 N	8.3 N
60179C	SY Gem	-	278C	71	dM1e/dM1e	07 34 37.41	31 52 09.79	7.8 1.7	63.27 1.23	-206.33 1.60	-148.18 1.47	-13.34 1.56	-7.29 0.26	-13.85 0.74	20.57	20.78	3.1 N	8.9 S
-	CJ Cnc	41824	2069A	-	M3.5	08 31 37.58	19 23 39.47	4.4 0.0	78.05 5.69	-229.48 6.39	-87.35 3.54	-10.24 0.56	-4.89 0.33	-10.63 1.00	15.55	15.93	2.6 N	6.2 S
72146	FI Cnc	41875	-	C34	G5	08 32 17.34	29 19 09.51	-1.6 0.5	5.50 0.92	-19.00 0.90	-22.30 0.90	-6.28 1.54	-16.48 3.01	-18.15 3.17	25.31	25.44	-6.9 N	-7.6 S
72688	HR 3385	41939	-	78	K0III	08 32 58.50	-34 38 02.53	8.9 0.4	7.65 0.59	-18.80 1.20	4.10 1.30	-11.08 1.09	-6.65 0.47	-7.38 1.06	14.88	14.75	2.0 N	8.9 S
79555	-	45383	339A	C36	K0	09 14 53.66	04 26 34.63	8.5 2.5	54.25 1.14	-114.40 1.30	26.80 1.30	-12.81 1.45	-3.36 1.52	-1.52 1.40	13.33	8.98	5.8 N	3.0 S
82286	FF UMa	46919	-	-	K0IV	09 33 46.54	62 49 40.25	-4.6 0.3	9.57 0.92	-21.20 1.30	-23.00 1.60	-7.04 1.14	-12.92 1.33	-6.68 0.68	16.16	2.18	-15.4 N	-0.8 S
-	EQ Leo	50072	-	-	K0	10 13 23.88	12 08 45.76	8.9 0.5	3.15 1.57	-12.60 1.10	-0.20 1.10	-19.04 7.82	-7.78 2.41	-4.00 5.60	20.95	17.98	6.1 N	1.1 N
237903	-	-	394	-	K7V	10 30 25.31	55 59 56.84	8.4 0.5	77.82 0.65	-180.80 1.00	-33.70 1.20	-13.74 0.29	-2.12 0.16	1.64 0.40	14.00	11.49	0.6 S	2.6 S
93915	-	53051	-	-	G5	10 51 14.62	46 47 46.60	-18.2 1.0	22.78 1.00	-89.00 0.90	-30.20 1.00	-5.63 0.86	-13.53 0.61	-22.33 0.93	26.71	20.04	-2.4 N	-5.0 N
95188	-	53747	-	-	G8V	10 59 48.28	25 17 23.48	5.5 0.5	27.63 0.98	-126.30 1.40	1.70 1.30	-20.69 0.73	-7.45 0.35	-4.02 0.57	22.35	21.21	6.0 N	4.0 S
108102	IL Com	60582	-	102	F8V/F8V	12 25 02.26	25 33 38.40	-0.6 0.5	9.34 1.06	-12.70 1.20	-6.90 1.20	-3.76 0.86	-6.18 1.04	-1.36 0.51	7.36	7.89	-2.6 N	-3.9 S
-	HZ Com	-	-	103	G9V	12 29 40.92	24 31 14.65	-0.6 0.2	14.10 2.00	-8.10 1.10	-8.80 1.10	-0.80 0.39	-3.87 0.67	-0.97 0.21	4.07	3.60	-2.6 N	-1.8 S
144110	EV Dra	78519	-	-	G5	16 01 47.46	51 20 52.04	5.4 1.2	16.81 0.75	-81.30 0.90	27.20 1.00	-15.20 0.79	-8.53 1.00	17.60 1.09	24.77	26.04	-19.3 N	21.6 N
147866	V894 Her	80302	-	-	K0	16 23 35.70	21 03 27.13	-33.1 0.2	5.18 0.89	6.40 1.00	-5.20 0.90	-14.22 1.24	-14.46 0.83	-27.23 1.22	33.95	74.48	-1.6 S	-74.1 N
154905	-	-	-	-	F7V	17 05 20.70	54 28 05.00	-14.3 0.5	37.08 0.89	-66.00 0.98	73.86 1.03	-12.10 0.29	-14.58 0.41	-2.44 0.35	19.10	13.78	9.7 N	-11.1 S
-	V1285 Aql	92871	735	160	M3.5Ve/M3.5Ve	18 55 27.42	08 24 08.93	-13.5 1.0	86.27 1.90	93.60 2.60	-74.30 2.40	-9.09 0.76	-9.59 0.66	-7.12 0.23	15.01	11.44	-2.0 N	-9.6 S
218738	KZ And	114379	4315	200	dK2/dK2	23 09 57.36	47 57 29.99	-6.8 0.4	39.56 7.67	149.70 1.50	-4.20 1.60	-13.47 2.99	-12.31 1.21	-5.94 1.44	19.19	17.54	4.8 N	-2.9 S
218739	-	114385	-	-	G5	23 09 58.88	47 57 33.81	-5.7 0.6	34.06 2.31	157.30 1.10	-9.60 1.20	-16.83 1.27	-12.63 0.75	-8.41 0.68	22.66	21.62	5.1 N	-3.6 S
-	EQ Peg	116132	896A	-	M3.5	23 31 52.18	19 56 14.31	-1.0 2.0	160.06 2.81	543.20 1.60	-44.60 1.60	-13.31 0.34	-7.58 1.54	-5.18 1.27	16.17	15.51	4.6 N	-1.1 S

Capítulo 4

Sistemas Binarios Cromosféricamente Activos

En este capítulo se presenta el estudio simultáneo de los indicadores de actividad en el óptico para una serie de binarias cromosféricamente activas. En concreto, se han seleccionado catorce estrellas binarias cromosféricamente activas (RS CVn y BY Dra), algunas CABS bien conocidas y otras recientemente identificadas como CABS, de las cuales se han realizado observaciones espectroscópicas de alta resolución con el fin de obtener velocidades radiales, soluciones orbitales, anchuras equivalentes de líneas de emisión, flujos, etc, para estudiar en detalle cinco sistemas recientemente descubiertos a varios niveles y para observar la actividad cromosférica de nueve sistemas ya conocidos y previamente estudiados por el grupo de investigación.

Los parámetros estelares y orbitales se dan en la Tabla 4.1, y han sido recogidos en su mayoría de la literatura.

Las observaciones utilizadas para la obtención de los datos han sido nueve: FOCES99, FOCES01, FOCES 2002/04, FOCES 2002/06, NOT99, NOT00, NOT02, INT00 y HET01 (ver Capítulo 2 para detalle de las observaciones).

En las Tablas 4.32 y 4.33 se encuentran las medidas de las EW de los excesos de emisión y los flujos superficiales para nueve de los sistemas, así como la fase orbital correspondiente calculada con el período y el tiempo de conjunción dados en la Tabla 4.1.

La posible presencia de playas o protuberancias en la cromosfera de las estrellas se puede distinguir gracias a la comparación de los excesos de emisión de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$, $E(H\alpha)/E(H\beta)$ y a la relación de los excesos de emisión de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II (ver Capítulo 2). En la Tabla 4.34 se encuentran los resultados de las medias para cada campaña de las relaciones $\frac{EW_{H\alpha}}{EW_{H\beta}}$, $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$ y $\frac{EW_{8542}}{EW_{8498}}$ para todos los sistemas cuando se disponía de todos los datos. Para ciertos casos a pesar de disponer de medidas de las EW de las líneas implicadas, no se disponía de la medida del índice de color (B-R) necesario para obtener la relación de Balmer, así que se han tomado los valores de las tablas tabuladas para cada estrella según su tipo espectral. Como puede deducirse a la vista de los resultados de estas relaciones, parece que para estas binarias, las líneas de Balmer se forman preferentemente en las protuberancias y que las líneas del triplete infrarrojo del Ca II se forman prácticamente siempre en zona de playas.

Tabla 4.1: Parámetros Estelares y Orbitales

HD	Nombre	T _{sp}	SB	Contribución S _H /S _C	B-V	V-R	T _{Conj} (HJD) (2400000 +)	P _{orb} (días)	P _{rot} (días)	v _{sen(i)} (km s ⁻¹)
-	BK Psc ¹	K5V/M3V ²	1	1.0	1.16	0.73	51383.2930	2.1663 ²	2.24	17.1 ²
12545	XX Tri ¹	K0III	1	1.0	1.21	[0.62]	47814.3242	23.9824	24.3	17
37824	V1149 Ori	K1III	1	1.0	-	0.90	44325.93	53.58	54.1	11
-	V789 Mon ¹	K5V/K5V	2	0.60/0.40	-	1.03	49054.9805	1.4021 ²	1.412	28.3/25.1 ²
82286	FF UMa ¹	K0V/K0IV ²	2	0.70/0.30	0.97	0.75	50292.1328	3.2735 ²	3.27	33.6/32.4 ²
-	DM UMa	K0-1IV-III	1	1.0	1.06	[0.76]	47623.38	7.4949	7.478	27
95559	2REJ 1101 ¹	K1V/K1V	2	0.50/0.50	0.87	[0.69]	49051.3125	1.5260 ²	1.526	26.2/26.9 ²
106225	HU Vir	K0III-IV	1	1.0	0.97	[0.70]	50195.909	10.3876	10.42	31.3
114515	RS CVn	F4IV/G9IV	2	0.60/0.40	0.42/0.91	0.72	22811.666	4.797851	4.7912	11/42
116544	IN Vir	K5V+KV	1	1.0	1.14	0.45	49422.53	8.1895	-	24
143313	MS Ser	K2IV/G8V	2	0.85/0.15	0.94/1.23	[0.58/0.79]	42616.142	9.01490	9.60	7/15
234677	BY Dra	K4V/K7.5V	2	0.70/0.30	1.06/1.33	0.91/1.15	43792.1056	5.975112	3.827	8.0/7.4
175742	V775 Her	K0V/[K5-M2V]	1	1.0	0.91	0.80	43674.167	2.879395	2.898	15/
208472	V2075 Cyg	K0III	1	1.0	[1.00]	[0.77]	49252.391	22.62293	-	-

¹ Estrellas estudiadas en detalle en este trabajo.

² Determinados en este trabajo

4.1. BK Psc

4.1.1. Introducción

BK Psc = 2RE J0039+103 = BD+09 73, es un sistema binario cromosféricamente activo, detectado en rayos X/EUV por el ROSAT WFC. Fue estudiado por primera vez junto con una muestra de 11 sistemas binarios de tipo G-K, con períodos entre 0.5-5 días y bajas excentricidades por Jeffreis et al. (1995), buscando la conexión entre componentes binarias muy próximas, sincronizadas, y la actividad dinamo. Jeffreis et al. (1995), lo identificó primero como un sistema SB1 de tipo espectral K5, obteniendo valores de V=10.5 y B-V=1.14 y $v_{sen i} < 12$ km/s, y también obtuvo dos medidas de la velocidad radial. De su órbita tan sólo pudo determinar un valor de $K_1 > 29$ km/s. También encontró la línea $H\alpha$ en emisión, con una anchura equivalente de $EW(H\alpha) \approx 1.6$ Å.

Cutispoto et al. (1996), desarrolló un método para medir los colores de las estrellas activas e inferir los tipos espectrales a través de los mismos. Con este método y datos adicionales sobre el índice U-B, la intensidad de la línea de Ca I 6717.7 Å frente a B-V, y la clasificación en luminosidad del diagrama HR usando datos de HIPPARCOS, clasificó el sistema como K5/6:V+M4:V+WD, es decir, una estrella primaria de tipo espectral K5V o K6V, una secundaria de tipo M4V y una posible enana blanca (esta última también sugerida por otros autores). Cutispoto et al. (1999) obtuvo para este sistema una variación de la magnitud en V de 0.06 mag, siendo $V_{min} = 10.41$ mag y $V_{max} = 10.43$ mag; un período fotométrico de 2.24 ± 0.24 días (2.17 días del SAAO anual Report 1993), un valor de $v_{sen i}$ de 18 ± 2 km/s, determinó dos valores de la velocidad radial, y confirmó la clasificación SB1 dada por Jeffreis et al. (1995).

4.1.2. Parámetros Estelares

Se han obtenido 13 espectros del sistema binario BK Psc en 4 campañas de observación (ver Tabla 4.2): 2.2m-FOCES 07/1999, INT (MUSICOS) 2000/8, NOT (SOFIN)

Tabla 4.2: Diario de Observación de BK Psc

2.2 m-FOCES 1999/07				INT-MUSICOS 2000/08				NOT-SOFIN 2000/11				2.2 m-FOCES 2001/09			
Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α
26	02:45	0.06	87	11	04:19	0.42	36	6	01:03	0.52	84	24	01:17	0.17	32
28	03:36	0.99	68	12	04:14	0.88	64	6	23:06	0.95	79	24	22:45	0.58	57
30	03:11	0.91	75	13	04:39	0.35	62	8	00:28	0.43	88				
				14	04:36	0.81	49	8	23:30	0.88	96				

2000/11 y 2.2m-FOCES 2001/9.

Los parámetros estelares adoptados para BK Psc se dan en la Tabla 4.1. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, $V - R$, P_{phot}) están tomados de Cutispoto et al. (1999). El período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) se han determinado en este trabajo. Los datos astrométricos (paralaje (π), movimiento propio $\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}) son de los catálogos de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000) y se dan en la Tabla 4.5.

- Velocidad de Rotación

La velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) de esta estrella ha sido previamente estimada como $< 12 \text{ km s}^{-1}$ por (Jeffries et al. 1995) y $18 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$ por Cutispoto et al. (1999). Usando la técnica de correlación cruzada y tomando como estrellas de referencia HD 154363 (K5V) para la primera campaña y 61 Cyg A (K5V) para las tres restantes, se ha obtenido un valor medio para ($v \sin i$) de 16.2 ± 2.1 , 16.4 ± 0.7 , 19.5 ± 0.8 , y $15.0 \pm 1.0 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente en cada campaña. El valor medio de todos los espectros es $17.1 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$, este valor es el que se da en la Tabla 4.1, y es próximo al dado por Cutispoto et al. (1999).

- Velocidades Radiales y Solución Orbital

Sólo las líneas de absorción fotosféricas de la componente primaria, K5V, pueden verse en el espectro, (SB1), sin embargo las líneas de emisión cromosféricas se ven tanto para la primaria como para la secundaria, de tal manera que se ha determinado la velocidad radial de la primaria por el método de correlación cruzada mientras que para la secundaria se ha utilizado la diferencia de longitud de onda entre las emisiones de la estrella primaria y la secundaria en las líneas H α , H y K del Ca II y en otras líneas de Balmer. Cuando las emisiones de las dos componentes están solapadas, se han separado utilizando un ajuste a dos Gaussianas (ver Fig. 4.2). Usando nuestros 13 valores (para la primaria y para la secundaria) y los valores dados en la literatura para la primaria, Jeffries et al. (1995) (dos valores) y Cutispoto et al. (1999) (dos valores), ver Tabla 4.3, se ha determinado la solución orbital del sistema BK Psc (ver Fig. 4.1).

Los valores de la velocidad radial se representan en la Fig. 4.1 Los símbolos rellenos representan a la primaria (amarillo) y los símbolos vacíos la secundaria (naranja), los datos de Jeffries et al (1995) se dibujan como cuadrados, los datos de Cutispoto et al. (1999) como triángulos y los datos de este trabajo como círculos. La curva continua representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 . La solución orbital se encuentra en la Tabla 4.4. El sistema binario BK Psc presenta una órbita casi circular ($e = 0.0025$)

Tabla 4.3: Velocidades Radiales de BK Psc

Obs.	HJD	Primaria	Secundaria
		$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)
Jef (95) ¹	48846.081	2.9 ± 2.0	
Jef (95) ¹	48852.440	-56.9 ± 2.0	
Cut (99) ²	49957.2180	-26.3 ± 4.0	
Cut (99) ²	49959.2741	40.6 ± 0.8	
FOCES 99	51386.1147	-29.80 ± 0.29	31.92 ± 4.3
FOCES 99	51388.1500	-9.67 ± 0.46	-9.67 ± 4.5
FOCES 99	51390.1330	16.51 ± 0.47	-57.65 ± 4.5
INT 00	51768.1920	-29.98 ± 0.13	36.79 ± 4.1
INT 00	51769.1885	22.71 ± 0.11	-70.23 ± 4.1
INT 00	51770.2057	-52.42 ± 0.13	55.93 ± 4.4
INT 00	51771.2027	37.91 ± 0.09	-93.27 ± 4.1
NOT 00	51855.0509	-6.84 ± 0.21	-6.84 ± 4.2
NOT 00	51855.9699	3.06 ± 0.17	-46.55 ± 4.2
NOT 00	51857.0269	-32.54 ± 0.14	31.00 ± 4.1
NOT 00	51857.9863	27.93 ± 0.78	-75.80 ± 4.8
FOCES 01	52177.0538	-56.65 ± 0.23	71.82 ± 4.2
FOCES 01	52177.9479	16.25 ± 0.10	-57.80 ± 4.1

¹ Jef (95): Jeffries et al. (1995)² Cut (99): Cutispoto et al. (1999)

con un período de 2.1663 días (que está de acuerdo con las estimaciones previas). Como además el sistema tiene un período fotométrico de 2.24 días, se puede decir que está sincronizado.

• Tipos Espectrales

Para obtener la clasificación espectral de este sistema, se han comparado nuestros espectros echelle de alta resolución, en varios ordenes espectrales libres de líneas sensibles a la actividad cromosférica, con espectros de diferentes estrellas de referencia no activas de distintos tipos espectrales y clases de luminosidad, observadas durante la misma campaña. En el análisis se ha usado el programa *STARMOD* para generar el espectro sintético y hacer la comparación.

Para BK Psc se encuentra que el mejor ajuste entre el espectro observado y el sintético, se obtiene cuando se usa una estrella de referencia K5V para la estrella primaria, sin contribución de la secundaria. Las estrellas de referencia usadas fueron HD 154363 para la primera campaña y 61 Cyg A para las tres restantes.

Esta clasificación esta de acuerdo con el resultado dado por otros autores, como Bidelman (1985) y Jeffries et al. (1995), y la clasificación dada por Cutispoto et al. (1999), K5/6:V + M4:V, donde la secundaria no tiene contribución apreciable en el espectro.

• Masas, Radios y Temperaturas

Si tenemos en cuenta que la estrella primaria, como ya hemos visto, es una estrella K5V, podemos adoptar de las tablas de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982) un valor para su masa de $M_1 = 0.67 M_\odot$, y de acuerdo con los resultados de la solución orbital, la razón de masas ($q = M_1/M_2 = 1.80$) nos permite estimar la masa de la estrella secundaria, $M_2 = 0.37 M_\odot$, que corresponde (Schmidt-Kaler 1982) a una estrella M3V. Con esta clasificación, se tiene que la diferencia en magnitud bolométrica entre la

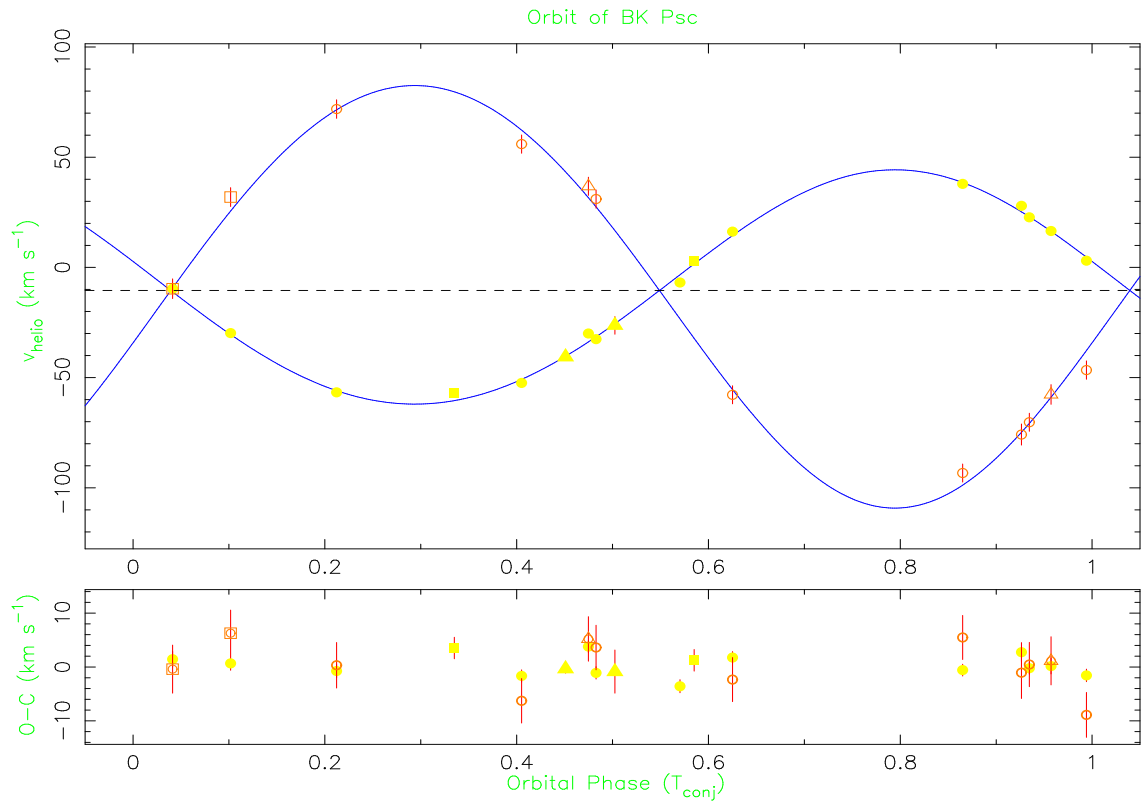


Figura 4.1: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital. Los símbolos rellenos representan a la componente primaria (amarillo) y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria (naranja), cuadrados para los datos de Jeffries et al. (1995), triángulos para los datos de Cutispoto et al. (1999) y círculos para los datos de este trabajo. La curva continua representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2

Tabla 4.4: Solución Orbital de BK Psc

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	2.1663	0.0000	días
$T_0(\text{Conj})$	51383.2930	0.0000	HJD (2400000 +)
ω	84.8844	0.6124	grados
e	0.0025	0.0074	
K_1	52.6981	0.7273	km s^{-1}
K_2	95.0901	2.6580	km s^{-1}
γ	-10.9501	0.3197	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	1.8044	0.0439	
$a_1 \text{ sen } i$	1.5698	0.0217	10^6 km
$a_2 \text{ sen } i$	2.8326	0.0792	10^6 km
$a \text{ sen } i$	4.4024	0.0821	10^6 km
"	0.02943		AU
"	6.3253		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.4662	0.0266	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.2583	0.0154	M_{\odot}
$f(M)$	0.0328477	0.0013601	M_{\odot}

primaria y la secundaria es de 2.5 magnitudes y la diferencia entre magnitudes visuales de 3.9, lo que esta de acuerdo con que las líneas de la secundaria no aparezcan en el espectro y con la clasificación de Cutispoto et al. (1999).

Por otro lado, usando la paralaje (30.52 mas) dada por Hipparcos (ESA 1997) y la magnitud visual V para la estrella en estado quiescente, es decir, la magnitud más brillante (10.43) de los valores dados por Cutispoto et al. (1999), se ha estimado el radio de la componente primaria. Esta magnitud V es muy próxima a la que da Hipparcos ($V_T = 10.60$ que corresponde a $V = 10.48$) y como el sistema es relativamente cercano, para calcular la magnitud absoluta M_V , no se ha tenido en cuenta corrección de enrojecimiento. La corrección bolométrica ($BC = -0.72$) correspondiente a una K5V se ha tomado de (Schmidt-Kaler 1982) para obtener la magnitud bolométrica, M_{bol} y la luminosidad, L/L_\odot . Suponiendo que la contribución de la secundaria a la luminosidad total es muy pequeña, se ha usado esta L/L_\odot y la temperatura efectiva ($T_{eff} = 4350$ K) correspondiente a una K5V para determinar el radio (que llamaremos R_{Hip}) para la estrella primaria, resultando un valor de $R_{Hip} = 0.60 \pm 0.04 R_\odot$. Los errores de esta cantidad estan dominados por el error en la paralaje (± 1.79 mas) dado por Hipparcos y el error de la T_{eff} (± 100 K). Este radio puede compararse con una determinación independiente del radio mínimo ($R \sin i$), tomando el período fotométrico (2.24 días) dado por Cutispoto et al. (1999) y la velocidad de rotación $v \sin i = 17.1$ determinada aquí. Se encuentra un valor de $R \sin i = 0.76 \pm 0.03 R_\odot$, donde el error viene dominado por la incertidumbre en la determinación de $v \sin i$. El valor obtenido para $R \sin i$ debería ser menor que el R_{Hip} , sin embargo se obtiene mayor, aunque los valores son aceptables si se tienen en cuenta el error de los factores implicados en el cálculo. Además, si se tiene en cuenta que el valor del radio para una K5V en Schmidt-Kaler (1982) es $R = 0.72 R_\odot$ que es intermedio entre R_{Hip} y $R \sin i$, la aproximación parece buena. El bajo valor de R_{Hip} también sugiere que la superficie pudiera presentar manchas para el valor tomado de V .

Si se toma el radio mínimo $R \sin i$ y la temperatura efectiva ($T_{eff} = 4350$ K) de la K5V obtenemos una luminosidad ($L = 0.167 L_\odot$) que corresponde a una magnitud de $V = 9.88$. Con esta luminosidad y la relación masa-luminosidad para estrellas de la secuencia principal, se ha determinado una masa de $0.594 M_\odot$ para la estrella primaria, compatible con un tipo espectral K5V-K7V. Con esta masa y la mínima obtenida de la solución orbital, para la secundaria se ha estimado una masa de $M_2 = 0.33 M_\odot$, que corresponde a una estrella M3V, obteniendose un resultado similar al del método descrito arriba.

Se puede resumir los datos obtenidos y adoptados para ambas componentes como:

$$Primaria \ K5V = \begin{cases} M_{1(K5V)} = 0.67, M_{1min} \approx 0.59 M_\odot \\ R_{1(K5V)} = 0.72, R_1 \sin i \approx 0.76 R_\odot \\ T_{1(K5V)} = 4350 \ K \end{cases}$$

$$Secundaria \ M3V = \begin{cases} M_2 \approx 0.37, M_{2min} \approx 0.33 M_\odot \\ R_{2(M3V)} = 0.45 R_\odot \\ T_{2(M3V)} = 3470 \ K \end{cases}$$

la inclinación del sistema $i = 62.4^\circ$, se deduce de la comparación entre la masa mínima de la primaria obtenida en la solución orbital ($M_1 \sin^3 i = 0.466 M_\odot$) con la masa de una K5V.

Tabla 4.5: Datos Astrométricos y Componentes de la Velocidad Galáctica: BK Psc

π (mas)	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	$U \pm \sigma_U$ (km s ⁻¹)	$V \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$W \pm \sigma_W$ (km s ⁻¹)	V_{Total} (km s ⁻¹)
30.52±1.79	524.9±2.1	-198.0±2.1	-55.23 ± 3.38	-63.27 ± 3.35	-25.66 ± 2.04	87.82

Si calculamos el ángulo mínimo para que se produzcan eclipses (i_{min}), dado por $\cos i_{min} = (R_1 + R_2)/a$, usando los valores adoptados del radio para ambas componentes y el semi-eje mayor de la orbita ($a \sin i$), se obtiene un valor de $i_{min} = 80.1^\circ$. Dada la ausencia de eclipses en las observaciones fotométricas, la inclinación del sistema debe ser menor a $i_{min} = 80.1^\circ$, de acuerdo con la estimación anterior.

- Cinemática y Edad

BK Psc es una estrella de gran movimiento propio que se incluyó en el estudio de Stephenson (1986), Sandage y Kowal (1986) y Weis (1991). Es una estrella relativamente cercana ($d = 32.8$ pc) y sus datos astrométricos han sido medidos por Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000) (ver Tabla 4.5).

Usando como velocidad radial la velocidad del centro de masas (γ) del sistema, se han calculado las componentes de la velocidad galáctica (U , V , W) que se dan en la Tabla 4.5. junto con sus errores.

La velocidad total V_{Total} y las componentes de velocidad galáctica, U , V , W se encuentran claramente fuera de los límites de población joven en los diagramas (U , V) y (U , W), (Eggen 1984, 1989; Montes et al. 2001b), indicando que BK Psc es una estrella vieja (ver capítulo 3).

- Litio I 6707.8 Å

En nuestros espectros del sistema BK Psc se ha incluido la región espectral de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å no detectandose ninguna señal de la misma. Como se sabe, el Li I es un importante diagnostico de la edad en estrellas tardías, y además un gran número de estrellas binarias cromosféricamente activas poseen abundancias de Li I mayores que otras estrellas de la misma masa y estado evolutivo (ver Capítulo 3). De esta forma, la ausencia de Li I en esta estrella activa indica que es una estrella vieja, confirmando así los resultados cinemáticos.

4.1.3. Indicadores de Actividad Cromosférica

Se han medido las anchuras equivalentes de los indicadores de actividad desde H y K del Ca II hasta el Ca II IRT. La contribución cromosférica de estos indicadores se ha obtenido en los espectros substraídos usando como estrellas de referencia HD 154363 (K5V) para la primaria (sin contribución de la secundaria) en la primera campaña y 61 Cyg A (K5V) para las restantes.

En la Tabla 4.6 se dan las anchuras equivalentes (EW) de los excesos de emisión para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT. Cuando se ha podido medir las EW de ambas componentes se ha señalado con (P) Primaria y (S) Secundaria. Estas medidas de EW han sido ya corregidas de la contribución de cada componente al continuo, teniendo en cuenta para las contribuciones los radios y

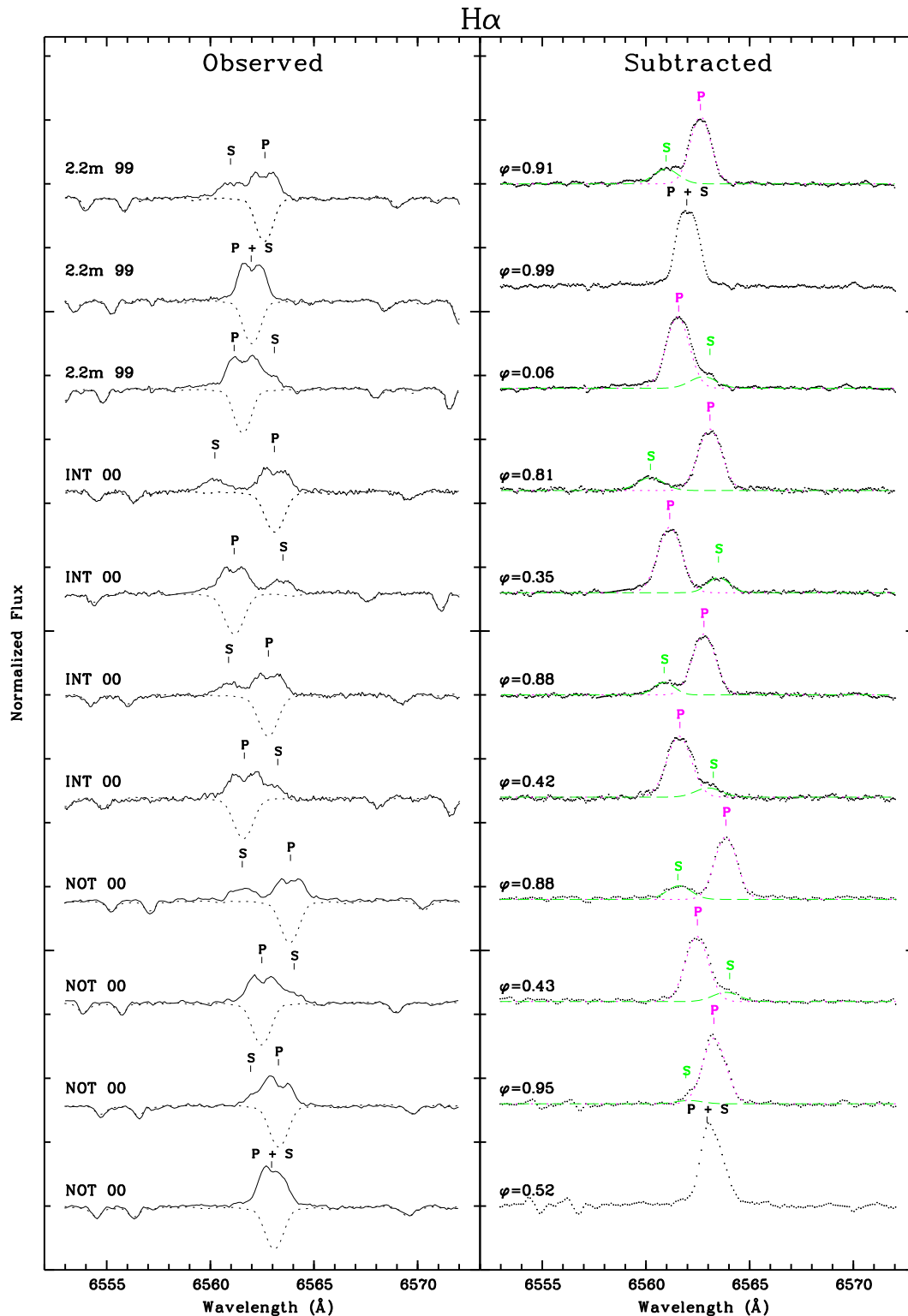


Figura 4.2: Espectros de BK Psc en la región de la línea H α . Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos. Se señala con una (P) la posición de la línea H α para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria. En el espectro substraído se ha ajustado la emisión con dos Gaussianas, una para cada componente.

temperaturas obtenidos en el apartado anterior. Para la región de la línea $H\alpha$ se tiene una contribución de $S_H = 0.94$ para la estrella caliente y $S_C = 0.06$ para la estrella fría (ver apartado 2.3.3). Finalmente, estas EW s se han convertido a flujo absoluto superficial usando las escalas empíricas de flujo calibradas por Hall (1996) en función del índice de color (ver apartado 2.3.3) $B - V$. El logaritmo del flujo así obtenido ($\log F_S$) se presenta en la Tabla 4.7.

En las Figs. 4.2 y 4.5 se muestran las líneas $H\alpha$ y Ca II IRT $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ para cada observación. Se representa el espectro observado (línea continua) y el espectro sintético (línea discontinua) en el panel izquierdo, y el espectro substraído (línea de puntos) en el panel derecho. Las líneas H y K del Ca II se ven en la Fig. 4.3, y un espectro representativo de $H\beta$, $H\gamma$ and $H\delta$ se presenta en la Fig. 4.4.

Los resultados obtenidos para el estudio de cada línea son los siguientes:

- *H y K del Ca II y H ϵ :*

La región de las líneas H y K del Ca II se incluye en los espectros tomados en las campañas de FOCES 1999 y 2001. En la campaña de NOT 2000 sólo se incluye la línea K del Ca II y en la campañas de MUSICOS 2000 no se pudo incluir a ninguna de las dos. En todos los espectros se puede observar una intensa emisión en ambas líneas y una clara emisión también de la línea $H\epsilon$ de la componente primaria (ver Fig. 4.3). Las líneas H y K del Ca II para la componente secundaria también se pueden apreciar junto a las de la primaria. Debido a que esta región espectral se encuentra al final de la red echelle de nuestros espectros, la razón S/N es muy baja y resulta muy difícil normalizar el espectro, y por lo tanto no se ha podido aplicar la substracción espectral. En la Fig. 4.3 se han representado sólo los espectros observados.

Las anchuras equivalentes medidas en el espectro observado están de acuerdo con la intensa emisión en K del Ca II ($EW = 2.7 \text{ \AA}$) encontrada por Mason et al. (1995). Además se observan claras variaciones de las emisiones H y K del Ca II con la fase orbital y de una época a otra para la componente primaria, siendo el nivel de actividad cromosférica mayor en la primera campaña que en la última.

- *$H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$:*

Las tres líneas de Balmer, $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$, muestran también actividad cromosférica. Después de la substracción espectral, se pueden ver las líneas en emisión (ver Fig. 4.4). Para obtener las anchuras equivalentes cuando la S/N lo permitía se ha separado ambas componentes mediante un ajuste Gaussiano. Estas tres líneas también muestran variaciones con la fase, las tres en concordancia con la variación de $H\alpha$.

- *$H\alpha$:*

La región de la línea $H\alpha$ está incluida en todos los espectros de las cuatro campañas y en todos los casos se puede ver en el espectro observado (Fig. 4.2) una fuerte emisión por encima del continuo de la estrella primaria y una pequeña emisión también por encima del continuo de la estrella secundaria. En todos los espectros salvo en dos en los cuales el sistema se hallaba en conjunción o muy cerca de ella, se ha podido separar la emisión de ambas componentes por un ajuste Gaussiano en el espectro substraído (Fig. 4.2). La emisión de la primaria

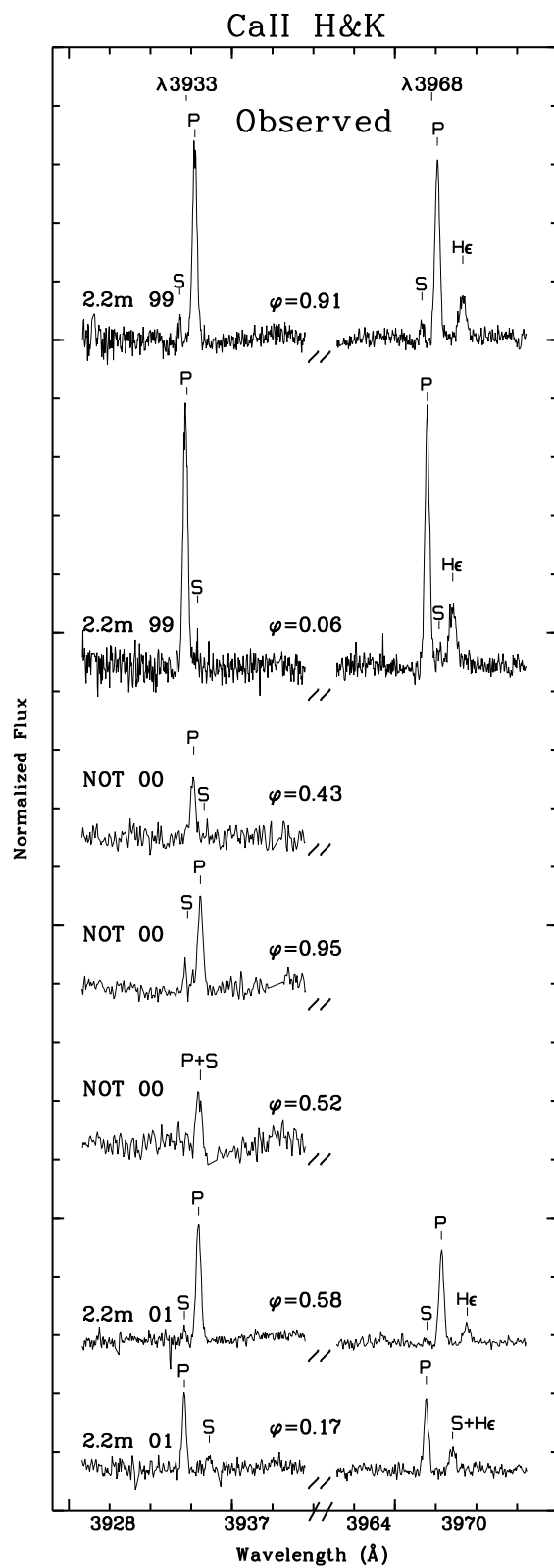


Figura 4.3: Espectro observado en la región de las líneas H y K del Ca II y H ϵ . Se señala con una (P) la posición de la componente primaria y con una (S) la posición de la componente secundaria.

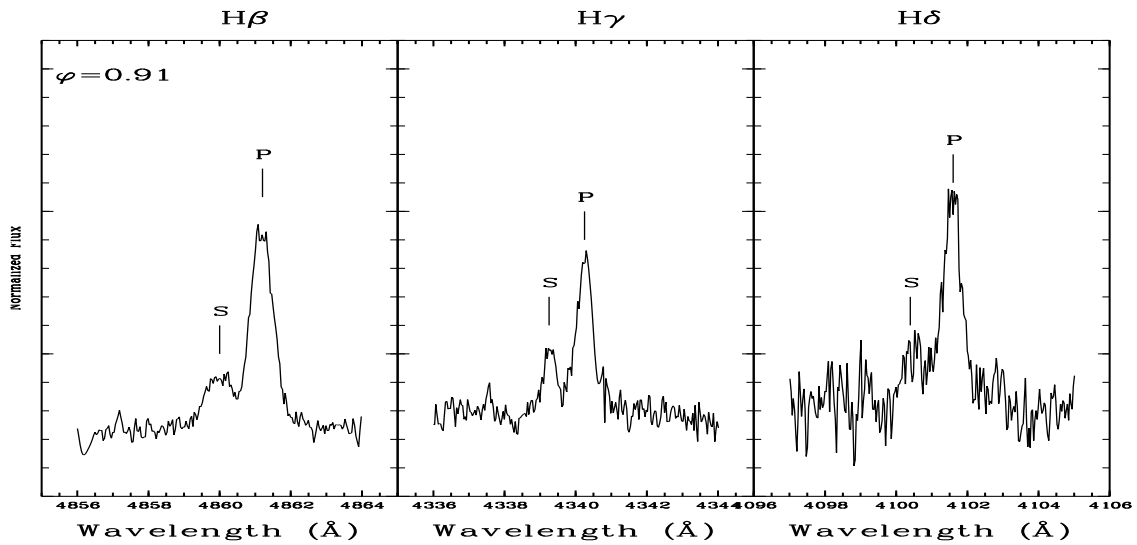


Figura 4.4: Espectro substraído de BK Psc en la región de las líneas $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$. Se detecta claramente la emisión de la primaria (P) y de la secundaria (S).

por encima del continuo ya fue observada previamente en espectros tomados en el 1992 (Jeffries et al. 1995) con valores de $EW(H\alpha) = 1.0 \text{ \AA}$ y en 1995 (Mason et al. 1995) con valores de $EW(H\alpha) = 1.1 \text{ \AA}$. La diferencia entre estos valores y los valores medidos en este trabajo se debe a que estos autores midieron la anchura equivalente sobre el espectro observado y aquí se ha medido sobre el substraído.

La emisión en $H\alpha$ de la estrella primaria muestra una autoabsorción central similar a la que se puede observar en estrellas activas de tipo M (Stauffer y Hartmann 1986) y en algunas de tipo K como la binaria dK5e V833 Tau (Montes et. al. 1995b) y la estrella aislada V834 Tau (Montes et. al. 2001c). Esta autoabsorción es consecuencia de los procesos involucrados en la formación de la línea en la cromosfera de estrellas muy activas (Houdebine y Doyle 1994), según la línea se forme a menor o mayor altura en la cromosfera, se verá más o menos afectada por las variaciones en temperatura y densidad electrónica de la cromosfera, siendo un factor determinante la anchura de la región de transición y la temperatura mínima, para la profundidad de esta autoabsorción.

La emisión en $H\alpha$ por encima del continuo es permanente durante el tiempo cubierto por nuestras observaciones (de 1999 a 2001), lo que permite deducir que es un sistema binario cromosféricamente muy activo, similar a otros sistemas RS CVn como V711 Tau, UX Ari, HU Vir y DM UMa, y algunas BY Dra como BY Dra y YY Gem.

La detección de $H\alpha$ en emisión para la componente secundaria (M3V), indica que esta estrella debe tener una emisión muy intensa ya que no hay ninguna contribución al espectro de las líneas fotosféricas. Como ya se ha dicho, esta emisión es típica de estrellas M (dMe), que también suelen mostrar fulguraciones.

La variación de la emisión en $H\alpha$ con la fase para la estrella primaria es pequeña, aunque en la primera campaña la EW cambia de 1.7 to 1.1 \AA , siguiendo la tendencia de las restantes líneas de Balmer, pero estacionalmente hay diferencias

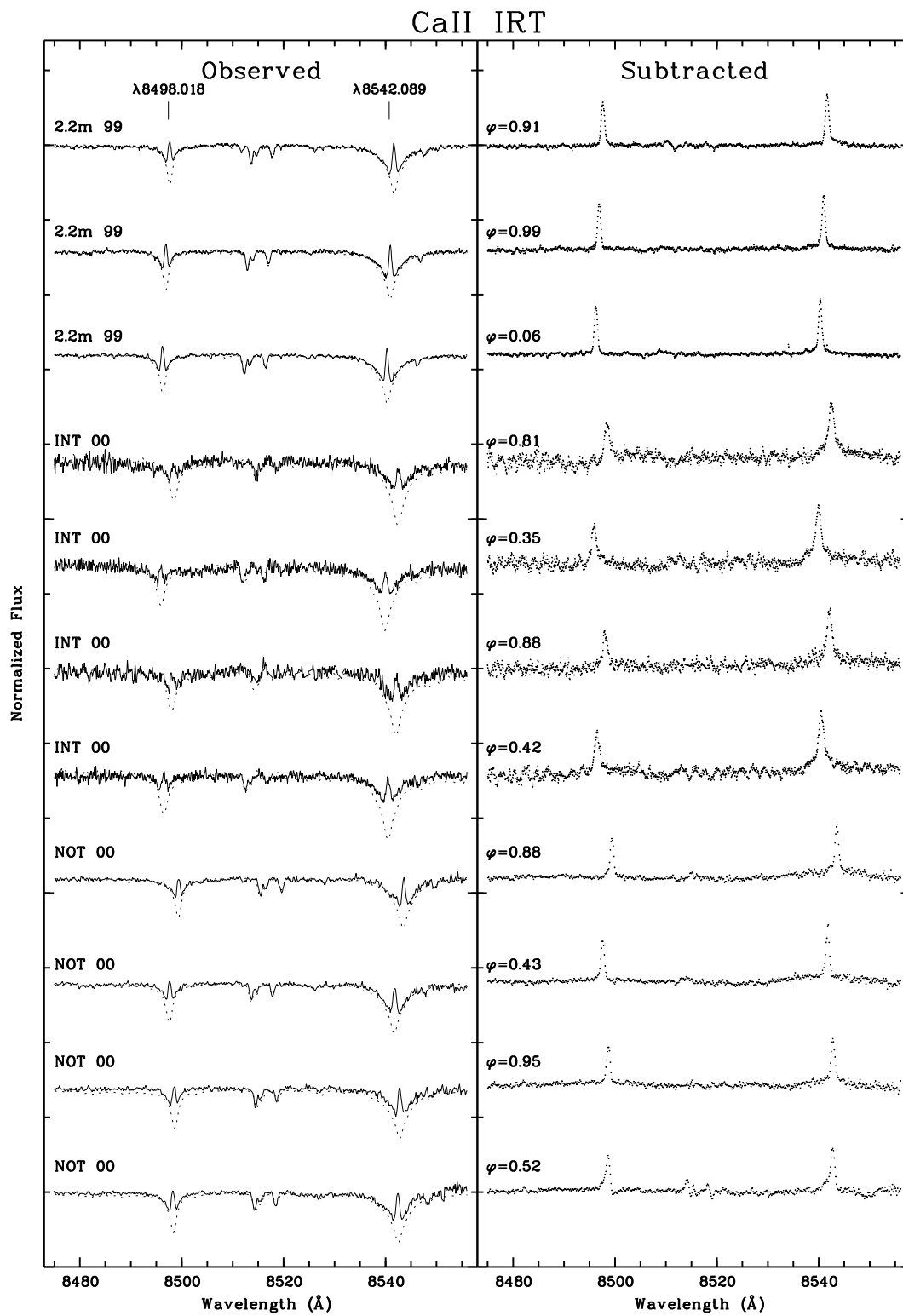


Figura 4.5: Espectro observado y substraído en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 Å) tal y como la Fig. 4.2.

Tabla 4.6: EW De los Indicadores de Actividad de BK Psc

Obs. Idt. ⁷	φ^*	$EW(\text{\AA})$ en el espectro substraído									
		CaII		He ³	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K ³	H ³						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(2)	0.06	6.14/0.43	7.03/0.68	1.73	0.52	0.58	0.73 ¹	1.70/0.14	0.55	0.70	0.63
(2)	0.99	⁵	⁵	⁵	0.29	0.49	0.66 ¹	1.66 ¹	0.49	0.65	0.61
(2)	0.91	4.54/0.38	3.78/0.26	1.31	0.52/0.17	0.31/0.10	0.64/0.17	1.32/0.35	0.49	0.69	0.83
(5)	0.42	-	-	-	⁵	0.17 ⁶	0.58 ¹	1.51/0.12	0.67	1.62	1.30
(5)	0.88	-	-	-	⁵	0.27	0.50/0.05	1.32/0.24	0.59	1.36	1.09
(5)	0.35	-	-	-	⁵	0.28	0.51/0.01	1.48/0.31	0.69	1.24	1.35
(5)	0.81	-	-	-	⁵	⁵	0.54/0.08	1.37/0.32	0.64	1.36	1.42
(6)	0.52	2.04	-	-	⁵	0.10 ⁶	0.73 ¹	1.79 ¹	0.55	0.76	-
(6)	0.95	3.56/0.38	-	-	⁵	⁵	0.60 ²	1.46/0.05	0.59	0.90	-
(6)	0.43	2.15	-	-	⁵	⁵	0.57 ²	1.49/0.16	0.59	0.75	-
(6)	0.88	⁵	-	-	⁵	0.25 ⁶	0.55/1.13	1.32/0.31	0.53	0.89	-
(8)	0.17	1.88/0.37	2.31/ ⁴	1.01 ⁴	0.50/0.35	0.50/0.13	0.45/0.04	1.18/0.32	0.51	0.65	0.48
(8)	0.58	3.57/0.31 ⁶	3.17/0.14 ⁶	0.91	0.27/0.03	0.36/0.12	0.52/0.11	1.09/0.37	0.46	0.64	0.51

* Fase orbital calculada con el Período, P_{orb} , y la fecha de conjunción, T_{conj} , calculadas aquí.

¹ Valor en conjunción.

² Valor para ambas componentes juntas por imposibilidad de separar la contribución de cada una.

³ Valores medidos sobre es espectro observado.

⁴ Medida de la línea He de la componente primaria mezclada con la línea H de Ca II de la componente secundaria.

⁵ Valores no medidos debido a la baja S/N.

⁶ Valores medidos en condiciones de muy baja S/N.

⁷ Identificador de la campañas de observación.

entre campañas, siendo mayores las $EW(H\alpha)$ en el 1999 que en el 2001. La secundaria parece mantener un valor similar de la EW a lo largo de las 4 campañas. (ver Figura 4.2).

Se han medido también las razones $\frac{EW(H\alpha)}{EW(H\beta)}$ y $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$, obteniéndose para la primera componente un valor de entre 3 y 4 para todos los espectros. Estos valores indican la presencia de material de protuberancias en el limbo de la estrella (Buzasi 1989, Hall y Ramsey 1992).

- *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete infrarrojo Ca II IRT se incluyen en todos los espectros excepto la línea $\lambda 8662$ en la campaña de NOT 2000. En todos los espectros observados de BK Psc, se puede ver claramente la emisión superpuesta a la línea de absorción, Fig. 4.5 panel izquierdo. Tras la substracción espectral, sólo aparece la emisión que proviene de la estrella primaria, Fig. 4.5 panel derecho, es decir, a diferencia de los demás indicadores de actividad, no se ve exceso de emisión de la secundaria, aún teniendo en cuenta que es mayor la contribución de la estrella fría en estas longitudes de onda. Las variaciones con la fase o de una época a otra de estas líneas son más pequeñas que en otros sistemas. (ver Figura 4.6). Se han obtenido aquí para la razón E_{8542}/E_{8498} valores muy pequeños (entre 1.3 y 2.4), indicando que las emisiones de Ca II IRT proviene de regiones tipo playas, a diferencia de lo obtenido con las líneas de Balmer que provenían de protuberancias en el limbo. Esta diferencia de comportamiento de las líneas Ca II IRT respecto a las demás se ha encontrado en otros sistemas binarios cromosféricamente activos

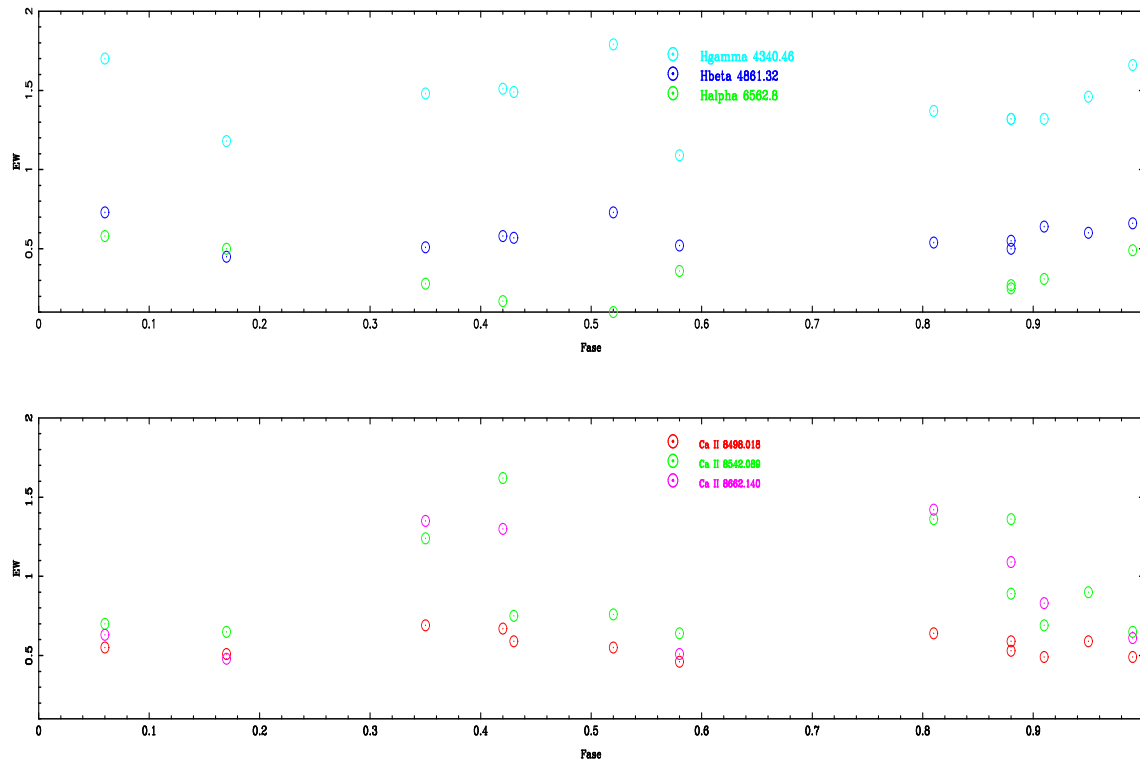


Figura 4.6: Variaciones de los valores de las anchuras equivalentes frente a la fase orbital para BK Psc. Las líneas de Balmer arriba, y las líneas del triplete infrarrojo del Ca II IRT abajo.

Tabla 4.7: Flujo Absoluto Superficial de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosferica de BK Psc

Obs. Idt. ⁷	φ^*	$\log F_{\odot}$ en el espectro substraído									
		CaII		He ³	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K ³	H ³						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(2)	0.06	6.75/5.48	6.81/5.69	6.20	5.70	5.68	5.70 ¹	6.55/6.14	6.16	6.26	6.22
(2)	0.99	⁵	⁵	⁵	5.44	5.71	5.93 ¹	6.54 ¹	6.11	6.23	6.20
(2)	0.91	6.60/5.42	6.52/5.26	6.06	5.70/5.09	5.51/4.91	5.91/5.24	6.44/6.53	6.11	6.26	6.39
(5)	0.42	-	-	-	5	5.25 ⁶	5.87 ¹	6.50/6.07	6.24	6.63	6.53
(5)	0.88	-	-	-	5	5.45	5.80/4.69	6.44/6.37	6.19	6.55	6.45
(5)	0.35	-	-	-	5	5.47	5.81/3.86	6.50/6.48	6.26	6.51	6.55
(5)	0.81	-	-	-	5	5.84/4.91	6.46/6.50	6.22	6.55	6.57	
(6)	0.52	6.26	-	-	5	5.01 ⁶	5.97 ¹	6.55 ¹	6.16	6.30	-
(6)	0.95	6.50/5.42	-	-	5	5	5.88 ²	6.48/5.71	6.19	6.37	-
(6)	0.43	6.28	-	-	5	5	5.86 ²	6.49/6.20	6.19	6.29	-
(6)	0.88	⁵	-	-	5	5.41 ⁶	5.85/6.07	6.44/6.48	6.14	6.37	-
(8)	0.17	6.22/5.41	6.31/ ⁴	5.95 ⁴	5.68/5.41	5.72/5.02	5.76/4.62	6.39/6.50	6.13	6.23	6.10
(8)	0.58	6.50/5.34 ⁶	6.44/4.99 ⁶	5.91	5.41/4.34	5.58/4.98	5.82/5.05	6.39/6.56	6.08	6.22	6.13

Notas igual a la Tabla 4.6.

4.1.4. Resumen

Se han estudiado en detalle 13 espectros de alta resolución tomados en un intervalo de tres años (1999-2001), obteniéndose velocidades radiales precisas de la componente primaria y gracias a la emisión de la secundaria, a pesar de ser un sistema SB1, se ha podido calcular una solución orbital del sistema SB2. El resultado es una órbita casi circular de período orbital, 2.1663 días, muy similar al período fotométrico de rotación, 2.24 días, lo que indica que la órbita está sincronizada.

Por distintos métodos se ha concluido que la clasificación espectral de este sistema es una primaria K5V y una secundaria M3V con contribución muy pequeña al espectro continuo. Al ser ambas estrellas pertenecientes a la secuencia principal, el sistema se puede clasificar como un sistema binario cromosféricamente activo del tipo BY Dra (Fekel et al. 1986).

Con la información obtenida por la correlación cruzada se ha medido la velocidad de rotación proyectada encontrándose un valor de $v \sin i = 17.1 \text{ km s}^{-1}$ para la estrella primaria.

El análisis cinemático y la ausencia de la línea de Li I, sugieren que este sistema está formado por estrellas viejas.

Finalmente, en el estudio de los indicadores de actividad, se ha detectado una intensa emisión en $H\alpha$, en H y K del Ca II, $H\epsilon$ y en Ca II IRT y un llenado de emisión de las restantes líneas de Balmer para la estrella primaria y además emisiones de la línea $H\alpha$ y H y K del Ca II, $H\epsilon$ para la secundaria. Siendo las emisiones de $H\alpha$ persistentes durante todo el período de observación y moduladas con la fase.

La razón $E(H\alpha)/E(H\beta)$ indica que las líneas de Balmer provienen de estructuras tipo protuberancias mientras que la razón E_{8542}/E_{8498} indica que las líneas Ca II IRT provienen de estructuras tipo playas. Las EW de los excesos de emisión de las líneas de Balmer y las de H y K del Ca II se encuentran correlacionadas entre ellas mientras que las líneas de Ca II IRT muestran un comportamiento diferente.

4.2. XX Tri (HD 12545)

4.2.1. Introducción Histórica

XX Tri, (HD 12545 = SAO 55233 = BD +34 363), es una estrella binaria SB1 de largo período, $P = 23.9$ días, ($\alpha = 02^h03^m47^s$, $\delta = +35^\circ35'29''$) clasificada como una K0III y de magnitud 8.1-8.7, que está entre las estrellas más activas de la clase RS CVn, mostrando un flujo de emisión en UV de hasta 400 veces los valores solares (Bopp et al. 1993), emisión en H y K del Ca II de 2-3 veces el continuo cercano (Bidelman 1985, Strassmeier et al 1993), y una fuerte emisión coronal en rayos X (Dempsey et al. 1993). La línea $H\alpha$ siempre aparece en emisión, con anchuras equivalentes entre 2-3 Å, y se observa también exceso de emisión en otras líneas como He I (5876 Å), $H\epsilon$, $H\beta$, $H\delta$, etc. Su abundancia de Li I (6707.8 Å) tiene un valor muy grande, y su velocidad espacial alta, lo que hace de ella una gigante muy especial, aunque no única.

Esta estrella SB1 ha sido ampliamente estudiada debido a sus variaciones fotométricas, en principio asociadas a manchas moviéndose por la superficie debido a la rotación, ya observadas en 1985, cuando Bidelman la identificó como una buena candidata para el estudio de las características de las RS CVn basándose en la emisión de las líneas H y K del Ca II mediante técnicas espectroscópicas de prisma-objetivo.

Fekel y Hall (1985) la añadieron a la lista de supuestas variables, y 16 observaciones realizadas por Ingvarson y Milton entre 1986 y 1987, mostraron un rango de variación de unas 0.16 magnitudes en V (con un período de 25 días), y años después se pudo observar la amplitud record de 0.6 (Nolthenius 1991), con $P = 24.4 \pm 0.1$ días, también alcanzado en 1997/98 (Strassmeier 1999). Hasta entonces, la mayor variación fotométrica observada en amplitud para una estrella de tipo espectral tardío con manchas era de 0.5 magnitudes para II Peg en 1986 (Doyle et al 1998).

Las observaciones de Boop (1990), muestran la variabilidad característica de las RS CVn, mayor amplitud a longitudes de onda pequeñas y progresivamente menos amplitud a longitudes de onda mayores, donde las manchas frías contribuyen más a la luz. Para ajustar la curva de luz observada y sus variaciones, se realizaron varios modelos de manchas que permitieron determinar límites para algunos de los parámetros de la estrella. Algunos de los modelos de Eker (1995), muestran que con una variación en magnitud de 0.6, casi la mitad del hemisferio debiera estar cubierta por manchas.

Con observaciones de 1991/92, Strassmeier y Oláh (1992), encontraron un período fotométrico de 24.30 ± 0.02 días, que combinado con el período orbital 23.9824 días (Boop 1991) sugieren un período de migración de las manchas de 5.0 ± 0.3 años. Con ciertos parámetros fijos para la estrella, realizaron modelos de manchas, variando la forma, tamaño y temperatura, obteniendo que en 1995, con una variación en V de 0.5 mag, y de 0.12 mag en V-I, debía existir una mancha que cubría aproximadamente un 20% de la superficie visible con una temperatura de 1100 ± 35 K, y además se clasificó como una K0III (hasta entonces se suponía G5IV) en función de los índices de color U-B y B-V. También en este trabajo Strassmeier y Oláh (1992), midieron por primera vez la anchura equivalente de la línea del litio I (6707.82 Å), siendo del orden de 100 ± 15 mÅ ($\log n(\text{Li})=1.75$). Otros valores obtenidos posteriormente de la medida del litio son similares, por ejemplo, Boop et al. (1993) obtuvieron $\text{EW}(\text{Li}+\text{Fe})=130$ mÅ. La EW del litio será de alrededor de 101 mÅ, teniendo en cuenta la contribución de la línea

de hierro, Fe I 6707.44 Å, que para una gigante de las características de XX Tri es de unos 29 mÅ. En abundancia le corresponde un valor de $\log n(\text{Li})=1.7$.

Pallavicini et al. (1992), Barrado et al. (1997), etc, realizaron varios estudios del litio en estrellas cromosféricamente activas, mostrando que casi dos tercios tenían abundancias muy altas. Sugirieron entonces que la rápida rotación de las estrellas cromosféricamente activas inhibe la destrucción del litio de alguna forma. Fekel y Balachandran (1993), examinaron el litio de una muestra de estrellas cromosféricamente activas, entre ellas RS CVn, y sugirieron que cuando la estrella asciende por la rama de las gigantes, la capa convectiva llega hasta el núcleo, el cual es un rápido rotador, y parte del momento angular y del litio pueden ser transferidos a la superficie, lo que da lugar a un aumento de la abundancia de litio.

Además, para esta estrella también se obtuvo la velocidad peculiar espacial siendo ésta, según la definición $V_{TOT}=\sqrt{U^2 + V^2 + W^2}=105$ km/s, tan alta que se encuentra ya dentro de las velocidades típicas del halo o disco viejo (Eggen 1969). Actualmente este valor se ha medido con más precisión y es de 58 km/s, que sigue dentro del rango establecido por Eggen para estrellas del Halo o disco viejo, y los valores obtenidos por nuestro grupo son: $U = 54.4 \pm 7.88$, $V = 8.5 \pm 5.43$ y $W = -12.8 \pm 5.42$, dando una $V_{TOT} = 56.53$ km/s. El valor de la edad obtenido de las trazas evolutivas estelares de Schaller et al. (1992) es de 1.8×10^9 años. La función de masas que dió Bopp en 1991, $f(M) = 0.011$, y el hecho de que no se vean eclipses (i.e., $R_1 + R_2 < a \cos i$), permite estimar un valor máximo de la inclinación de $67 \pm 2^\circ$. Como ninguna estrella secundaria caliente puede verse en los espectros de IUE, ni ninguna fría en los espectros de longitudes de onda en el rojo (Bopp 1991), y como para $i < 35^\circ$, el ajuste de la curva de luz no es posible aunque estuviera completamente cubierta de manchas, se deduce una inclinación mínima de $50 \pm 16^\circ$.

Del período de rotación (P_{rot}) y de la velocidad de rotación en el ecuador ($v_{sen i} = 17 \pm 2$ km/s), se obtuvo un radio mínimo de $8.2 \pm 1 R_\odot$ (Strassmeier 1990) y se clasificó como gigante. Más tarde, con los datos obtenidos aplicando la técnica de "Doppler imaging", Strassmeier (1999) obtuvo un radio mínimo de $R_{sen i} = 9.9 \pm 0.2 R_\odot$ con un período de 24 días y con una inclinación de $i \approx 60 \pm 10^\circ$, que da un radio estelar de $R \approx 11.4_{-0.8}^{+2.0} R_\odot$. Además, Strassmeier observó una gran variación de la amplitud en su curva de luz, 0.63 mag en V, 0.17 mag en V-I y 0.10 mag para B-V y U-B, modelando la estrella con una gran mancha fría a altas latitudes y de dimensiones gigantescas ($\approx 12 \times 20 R_\odot$, es decir, unas 60 veces la extensión del mayor grupo de manchas solares), con otra mancha menor situada aproximadamente a 180° de la más grande en el hemisferio opuesto y con una mancha ecuatorial caliente (brillante), se obtenía la variación de magnitud observada. Como la amplitud de la variación en la curva de luz permaneció constante en unas 0.6 mag durante varios meses, se estimó que la vida de las manchas, tanto de la fría como de la caliente es de por lo menos ese tiempo de observación, 220 días, pero podría ser de un año. Durante estas medidas la estrella era más luminosa que nunca, un 15 % mayor que en medidas anteriores, indicando cierta analogía con el Sol, que aparece más brillante cuando se encuentra en máximo de manchas debido al aumento de fáculas y playas presentes. Dorren y Guinan (1990), observaron una correlación similar para el sistema binario RS CVn HR 1099, y sugirieron que la variación a largo plazo de la luz es producida por la competencia entre el efecto de bloqueo de las manchas frías y el aumento que proviene de las fáculas o playas calientes. Esto implica por analogía con el Sol que el brillo en U se debe incrementar frente al brillo en B cuando las playas son visibles en el disco, es decir,

durante los máximos de la curva de luz, y por tanto U-B aparece más azul.

XX Tri no muestra en el modelo de Strassmeier, manchas sobre el polo, sino una mancha asimétrica rodeandolo. Ésto puede llevar a una relación entre las latitudes a las que emergen los tubos de flujo magnético y el período de rotación estelar, ya predichos por modelos de Schüssler et al. (1996). Para un único tubo de flujo en una estrella rotante, el efecto de la fuerza de coriolis sobre las fuerzas de sustentación se hacen menores a mayor período de rotación. La fuerza neta es entonces incapaz de orientar los tubos de flujo radialmente hacia el eje de rotación de la estrella, que lleva predominantemente a las manchas a medias y bajas latitudes en el caso de estrellas de la secuencia principal. Sin embargo si la zona de convección es lo suficientemente profunda, como se espera para una gigante K0, una tasa de rotación moderada es suficiente para orientar los tubos de flujo cerca de los polos de rotación. Aunque los modelos de Schüssler asumen una simetría plano-ecuatorial para la generación y evolución de los tubos de flujo, no se han podido determinar en este caso si en el polo invisible hubiera otra mancha. Como la mancha fría y la caliente son estructuras generadas por la concentración de líneas de campo magnético (que originan los tubos de flujo que emergen a la superficie en la fotosfera estelar), con vidas largas y similares, ¿por qué la mancha caliente se encuentra en el ecuador y la fría rodeando los polos?. Una posible explicación es que las dos estructuras se forman por campos originados por diferentes modos de dínamo o podrían ser causados por diferentes intensidades de campo, volviéndose inestables a diferentes latitudes. Un fenómeno similar se predice por modelos pre-secuencia principal con una relación entre el núcleo radiativo y la zona convectiva de las dimensiones de las gigantes (Granzer et al. 1999). En estos modelos, los tubos de flujo a bajas latitudes pueden hacerse inestables con fuerzas de campo pequeñas, su sustentación es entonces pequeña y ascienden a la superficie casi axialmente paralelos debido a la dominante fuerza de coriolis. La consecuencia es que los tubos de flujo salen a la superficie en dos puntos de latitudes distintas. En XX Tri, donde las manchas son tan grandes que llenan casi todo un hemisferio, las zonas de "preferencia" son probablemente justo la zona ecuatorial y la polar. Evidentemente también se puede dar otra explicación, y es que estas zonas activas se forman aleatoriamente por efectos de la magnetoconvección cerca de la fotosfera estelar.

A continuación en la Tabla A se listan los valores de los elementos orbitales de XX Tri, según los da Strassmeier (1999), y en la Tabla B las características estelares revisadas por Strassmeier en (1999).

Tabla A: **Elementos orbitales de XX Tri (Strassmeier 1999)**

$$\begin{aligned}
 P_{Orb} &= 23.96924 \pm 0.00092 \text{ días} \\
 T(\text{Conj}) &= 2447814.3242 \text{ (HJD)} \\
 \gamma &= -26.35 \pm 0.18 \text{ km/s} \\
 e &= 0.0 \text{ (adoptado)} \\
 K &= 15.9 \pm 0.2 \text{ km/s} \\
 a \sin i &= 5.24 \pm 0.07 \times 10^6 \text{ km} \\
 f(M) &= 0.0100 \pm 0.0004 M_{\odot}
 \end{aligned}$$

Tabla B: **Características estelares**

$$\text{Paralaje } (\pi) = 5.08 \pm 1.1 \text{ milisegundo de arco (HIPPARCOS)}$$

Tabla 4.8: Diario de observación: XX Tri

2.2m-FOCES 1999/07				NOT-SOFIN 1999/11				INT (MUSICOS) 2000/8				NOT (SOFIN) 2000/11			
Día	UT	φ^1	S/N (H α)	Día	UT	φ^1	S/N (H α)	Día	UT	φ^1	S/N (H α)	Día	UT	φ^1	S/N (H α)
26	04:17	0.220	145	26	21:31	0.380	171	11	05:30	0.156	63	6	03:16	0.782	156
27	03:44	0.260	154	27	23:09	0.425	203	12	05:36	0.198	136	7	01:59	0.821	106
28	04:12	0.303	156									8	02:00	0.863	150
29	04:13	0.354	155									9	01:10	0.903	136
30	04:32	0.387	104												

¹ Valores calculados con el periodo orbital y el tiempo de conjunción de la solución orbital obtenida en este trabajo.

$$\text{Distancia (d)} = 197^{+54}_{-35} \text{ pc}$$

$$V = 7.875 \text{ mag}$$

$$M_v = 1.20^{+0.42}_{-0.53} \text{ mag}$$

$$A_v \approx 0.35 \text{ mag}$$

$$\log g = 2.5\text{-}3.0$$

$$T_{eff} = 4750 \text{ K}$$

$$\text{CB} = -0.437 \text{ (Flower 1996)}$$

$$\text{Mb} = 0.765 \text{ mag}$$

$$L = 35^{+22}_{-11} L_{\odot}$$

$$M = 1.8 M_{\odot} \text{ (Schaller et al. 1992)}$$

$$v_{seni} = 20.8 \pm 0.5 \text{ km/s}$$

$$R_{seni} = 9.9 \pm 0.2 R_{\odot}$$

4.2.2. Parámetros Estelares

El sistema binario XX Tri ha sido observado en cuatro campañas de observación: 2.2m-FOCES 07/1999, NOT-SOFIN 11/1999, INT-MUSICOS 8/2000 y NOT-SOFIN 11/2000, obteniéndose un total de 13 espectros.

En la Tabla 4.1 se encuentran los parámetros estelares del sistema, y en la Tabla 4.8 puede verse un resumen de los datos de las observaciones con la fase orbital y la relación señal-ruido (S/N) obtenida de la región de la línea H α .

■ Velocidades Radiales y Solución Orbital

Los valores de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}), se han obtenido por correlación cruzada efectuada con el programa *FXCOR* de IRAF como se explica en el apartado 2.3.1. Las estrellas de referencia usadas fueron: HD 48433, HD 10476 y HD 219134 en la campaña de NOT00, HD 161096, HD 3651 y HD 4628 para la campaña de INT00, HD 3651 y HD 4628 para la campaña de NOT99 y HD 3651 y HD 161096 para la campaña de FOCES99. Los valores de velocidad radial obtenidos se encuentran en la Tabla 4.9 y se representan frente a la fase orbital en la Figura 4.7, obtenida tomando como tiempo de paso por el periastro $T(\text{Conj}) = 2447814.3242$ (Strassmeier 1999). En esta figura se han representado 44 valores medidos hasta 1993, Bopp (1993), 14 hasta 1999, Strassmeier (1999), y 13 más de este trabajo, un total de 71 valores de la velocidad radial en distintas épocas a lo largo de un período de 15 años, desde 1985 hasta el 2000. Los datos

Tabla 4.9: Velocidades Radiales: XX Tri

Obs.	HJD (2400000 +)	$\overline{V}_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)
FOCES 99	51385.6791	-10.89 ± 0.32
FOCES 99	51386.6560	-10.53 ± 0.22
FOCES 99	51387.6756	-12.02 ± 0.28
FOCES 99	51388.6758	-14.50 ± 0.33
FOCES 99	51389.6890	-17.71 ± 0.29
NOT 99	51509.4035	-14.67 ± 0.31
NOT 99	51510.4703	-22.25 ± 0.26
INT 00	51767.7411	-11.38 ± 0.14
INT 00	51768.7443	-9.75 ± 0.06
NOT 00	51854.6431	-38.42 ± 0.10
NOT 00	51855.5897	-34.90 ± 0.14
NOT 00	51857.0004	-35.79 ± 0.14
NOT 00	51858.0042	-30.72 ± 0.12

Tabla 4.10: Parámetros orbitales: XX Tri

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
Período	23.9692	0.0000	días
T(Conj)	47814.3242	0.0000	HJD (2400000 +)
ω	0.0000	0.1857	grados
e	0.0000	0.0037	
K	15.9000	0.0000	km s ⁻¹
γ	-26.3500	0.0000	km s ⁻¹
asen i	5.2407	0.0000	10 ⁶ km
f(M)	0.0099827	0.0000000	M _⊙

de las diversas campañas parecen ajustarse bastante bien (las barras de error se encuentran representadas para los valores del presente trabajo, pero son muy pequeñas), y aunque hay valores que parecen separarse algo de los demás, están dentro del error debido, por ejemplo, a la diferencia en la estrella escogida como estandar de una campaña a otra, etc. Los valores obtenidos para los parámetros orbitales se presentan en la Tabla 4.10, estando en buen acuerdo con los de Strassmeier (1999).

- Clasificación espectral

Se ha clasificado a la estrella primaria del sistema como una estrella gigante K0, de acuerdo con la subtracción espectral realizada en las diferentes campañas de observación. Teniendo en cuenta el valor de la función de masas de la solución orbital, $f(M) = 0.0099827$, se puede inferir un valor mínimo para el valor de la masa de la secundaria de $M_2 = 0.26$ que se corresponde con un tipo espectral de M4-M5V. Con lo que la clasificación del sistema es K0III/M4:5 V.

- Litio I 6707.8 Å

Una vez medida la anchura equivalente $EW(\text{Li I} + \text{Fe I})$ en nuestros espectros, calculamos la contribución de la línea de Fe I 6707.4 Å para XX Tri según las

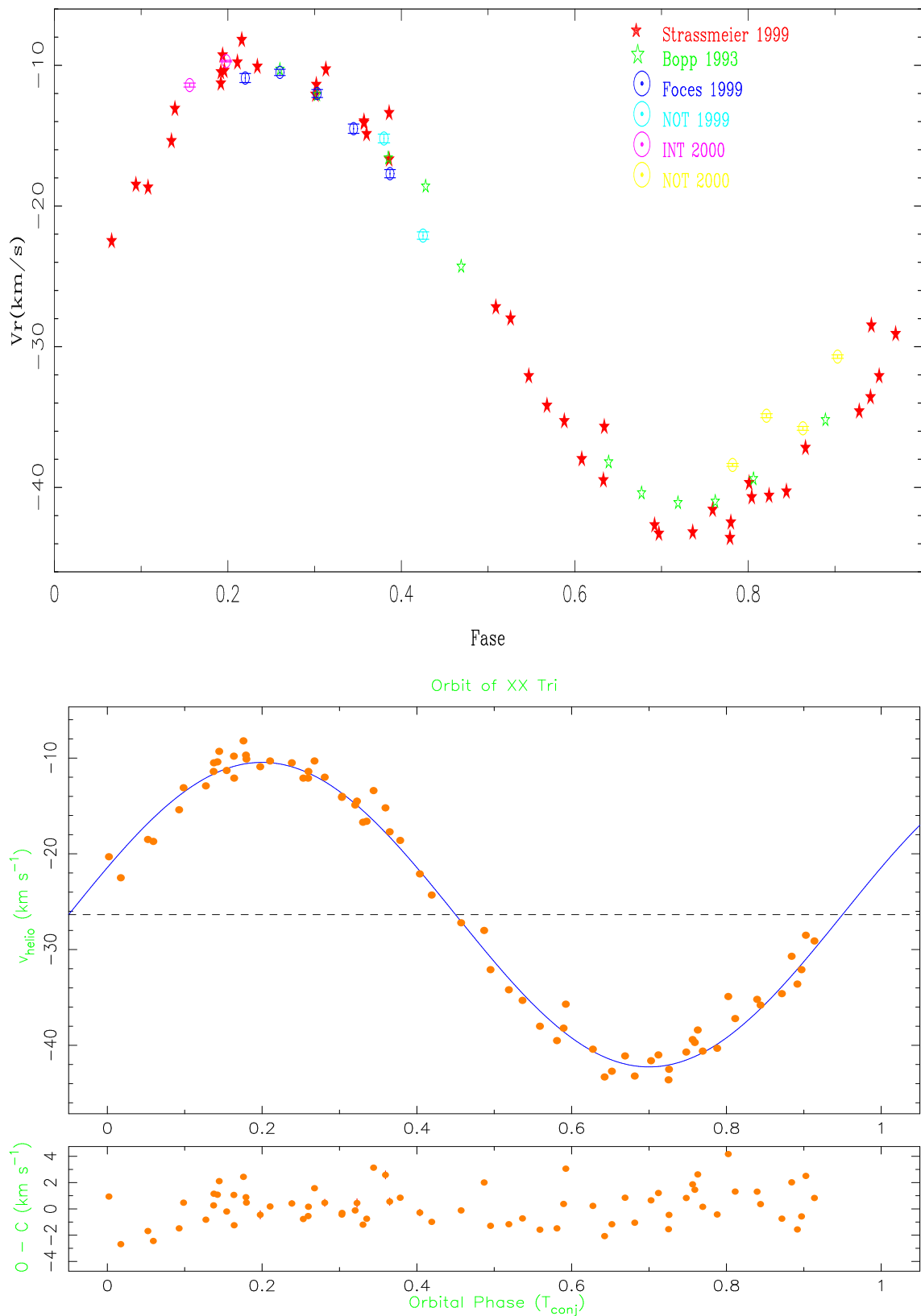


Figura 4.7: Arriba, medidas de las velocidades radiales a lo largo de 15 años, 1985-2000, en total 71 valores tomados de los artículos de Bopp (1993) y Strassmeier (1999) y medidos en este trabajo. Abajo, ajuste para la órbita de XX Tri con estos 71 valores de velocidad radial.

calibraciones de Soderblom et al. (1990) y Favata et al. (1993), obteniendo un valor de $EW(\text{Fe I}) = 29 \text{ m\AA}$ (para ambas ecuaciones). Restando este valor de las medidas, se obtienen las $EW(\text{Li I})$ que se muestran en la Tabla 4.11. En la última columna se encuentran los valores medios de la EW de litio para cada campaña.

En la Figura 4.8, se representan las $EW(\text{Li I})$ (arriba) y las EW de tres líneas fotosféricas, $\text{Fe I} (6703.57 \text{ \AA})$, $\text{Fe I} (6710.31 \text{ \AA})$ y $\text{Ca I} (6717.68 \text{ \AA})$ (abajo), que en los espectros se encuentran en la misma apertura. De tal manera, al comprobar que las líneas de hierro no varían con la fase orbital, se puede asegurar que las variaciones observadas para la EW del litio con la fase orbital son reales y no debidas a errores en medidas o a variaciones de un espectro a otro por normalización, etc.

Si se comparan estas variaciones con las que se han encontrado para el resto de las líneas cromosféricas como se verá en el apartado 4.2.3, se observa una anticorrelación, es decir, cuando todos los indicadores de actividad aumentan su valor de EW con la fase, la EW de litio disminuye.

Se sabe que la EW del litio es muy sensible a los cambios de temperatura, y de esta forma varía debido a la presencia de estructuras superficiales tales como manchas oscuras o manchas brillantes. Se han predicho variaciones en la EW de hasta un 3500% (Barrado et al. 2001). Por lo tanto, la presencia de grandes manchas por la superficie de XX Tri producirían valores grandes de la EW de litio, pero la presencia de manchas calientes, producirían una disminución en la EW . Según Strassmeier (1999), como ya se ha dicho en la introducción, existe una gran mancha oscura casi polar, que abarca prácticamente todo un hemisferio, otra más pequeña a 180° , y una mancha caliente en el ecuador, lo que puede explicar los resultados obtenidos para los valores de las EW de Li I. Los valores pequeños encontrados para el litio en 1999, y los valores grandes en el 2000, estando ambos en distinto rango de fase, puede indicar que en 1999, la mancha caliente observada por Strassmeier, hace disminuir los valores de la EW del litio respecto a los del 2000 en los que la mancha caliente quedaría detrás y no afectaría a nuestras medidas, obteniendo así los valores más grandes. Para nuestro origen de fases, la mancha caliente aparecería visible de la fase 0.2 hasta la 0.75, aproximadamente, y estaría detrás y por tanto no visible, de la fase 0.8 a la 0.2.

4.2.3. Indicadores de Actividad Cromosférica

Se han medido las EW y los flujos (F_s) de las líneas indicadoras de actividad de todas las noches de observación. Estas EW , se han obtenido midiendo en el espectro substraído. Las estrellas de referencia usadas en la susbtracción fueron: HR 7949 para las campañas de INT00 y NOT99, HR 2477 para la campaña de NOT00 y HD 197989 para la campaña de FOCES99, todas de tipo K0III (ver Tabla 4.9 y 4.11).

Los resultados obtenidos son los siguientes:

- *H y K del Ca II*: Estas líneas, fueron las primeras indicadoras de actividad que se estudiaron en esta estrella. Presentan grandes valores de la anchura equivalente, que llega hasta 5 \AA . Los valores de anchura equivalente de ambas líneas parecen variar con la fase, (aunque no se poseen datos en todas las fases), desde un valor

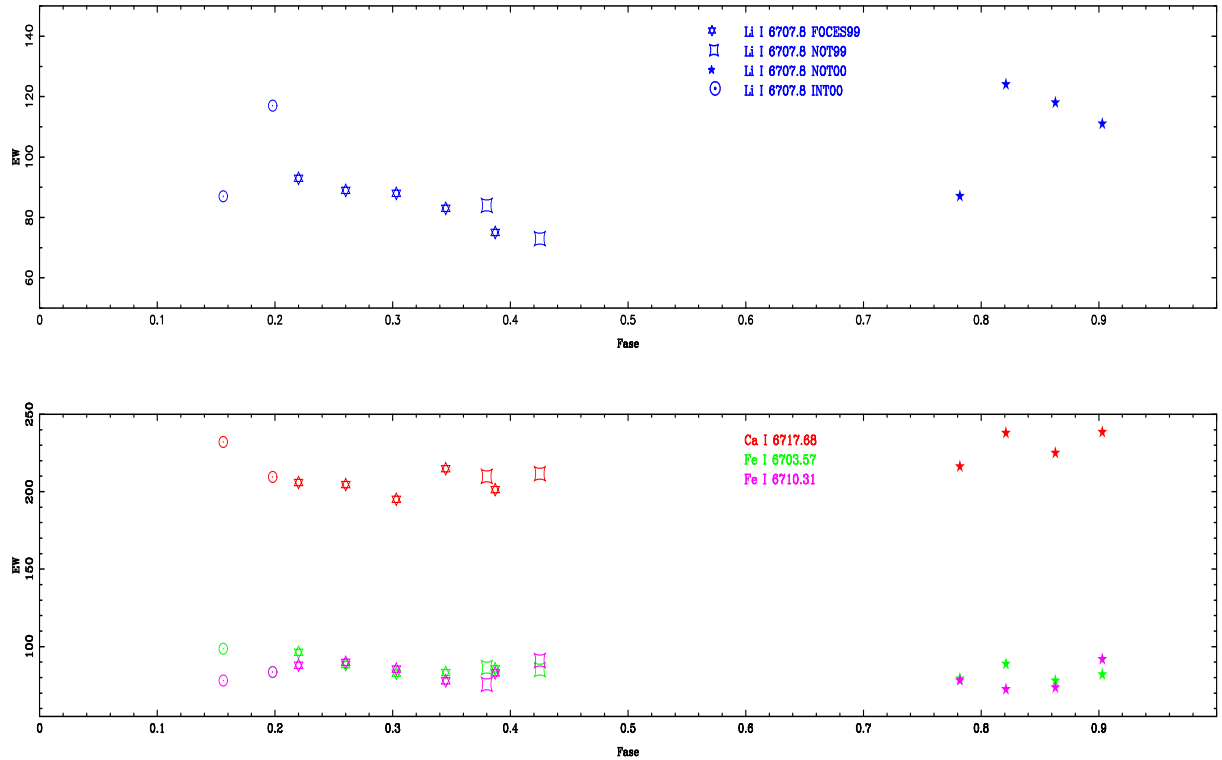


Figura 4.8: Arriba, valores de la EW de la línea del Li I frente a la fase en distinto símbolo según la campaña, y abajo, valores de la EW de las líneas de Fe I 6703.67 Å, Ca I 6717.65 Å y Fe I 6710.61 Å en distinto color y distinto símbolo según la campaña, para XX Tri.

Tabla 4.11: $EW(\text{LiI})$, XX Tri

Obs.	$EW(\text{LiI}+\text{FeI})$ (mÅ)	$EW(\text{LiI})$ (mÅ)	$\overline{EW(\text{LiI})}$ (mÅ)
FOCES 99	122	93	83
FOCES 99	118	89	
FOCES 99	117	88	
FOCES 99	112	83	
FOCES 99	104	75	
NOT 99	113	84	78
NOT 99	102	73	
INT 00	146	117	102
INT 00	116	87	
NOT 00	116	87	110
NOT 00	153	124	
NOT 00	147	118	
NOT 00	140	111	

máximo de 2.82 Å en la fase 0.26 (1999), hasta un valor mínimo de 0.87 en la fase 0.821 (2000) para la línea H, y un máximo de 5 Å en la fase 0.22 (1999) y un mínimo de 2.80 Å en la fase 0.782 (2000) para la línea K. Estas variaciones son bastante mayores que las debidas al error de medida que es de un 10-20%, por lo que indican variaciones reales debidas a la modulación rotacional y evolución temporal de las zonas activas. En las Figuras 4.9 y 4.10, aparecen representados los espectros en el rango de longitud de onda de estas líneas, en el lado izquierdo se encuentra el espectro observado en línea continua con el espectro sintético obtenido superpuesto en línea discontinua y en la parte derecha se encuentran los espectros subtraídos.

- *Hε*: Esta línea, normalmente solapada a la H del Ca II, ha podido ser medida en la mayoría de los espectros, variando su valor con la fase de acuerdo con la variación de H y K del Ca II. Alcanza un máximo de anchura equivalente, 0.42 Å, en la fase 0.821 (2000), y un mínimo, 0.16 Å, en la fase 0.303 (1999). Ver Figuras 4.9 y 4.10.
- *Hδ* y *Hγ*: Ambas líneas aparecen en absorción pero con una profundidad menor por estar "llenas" de emisión, que se ve claramente después de la substracción. Estas dos líneas, igualmente parecen mostrar variaciones del valor de la anchura equivalente con la fase. *Hδ* alcanza un máximo de 0.24 Å en la fase 0.863 (2000), y un mínimo de 0.02 Å en la fase 0.345 (1999). *Hγ* tiene valor máximo, 0.22 Å, en la fase 0.782 (2000), y un mínimo, 0.02 Å, en la fase 0.198 (2000) (ver Tabla 4.12).
- *Hβ*: Esta línea, al igual que las anteriores suele mostrar claramente un llenado de emisión en nuestros espectros. Como puede verse también en la Tabla 4.12, las medidas de la *EW* varían con la fase, desde un valor mínimo, 0.20 Å, en la fase 0.345 (1999), hasta un valor máximo, 0.56 Å, en la fase 0.863 (2000). Se aprecia una concordancia entre los máximos y mínimos de las cuatro líneas de Balmer.
- *Triplete infrarrojo del Ca II*: Las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II son bien visibles en los espectros. En las Figuras 4.11 y 4.12, se puede apreciar la emisión de las líneas superpuesta a las absorciones. Los valores de la anchura equivalente varían con la fase, alcanzando las tres líneas un valor máximo de la anchura equivalente en la fase 0.156 (1.14, 2.51 y 1.72 Å respectivamente), y un valor mínimo (0.77, 1.18, y 1.03 Å), en torno a la fase 0.3 (ver Tabla 4.12).
- *Hα*: En estudios previos de esta estrella, *Hα* llegó a alcanzar el valor de 2.7 Å el 15 de Noviembre del 1990, en un mínimo fotosférico (máximo de manchas), (Nolthenius 1991). Más tarde fue observada a lo largo del ciclo, para intentar establecer una correspondencia entre sus valores y la fase, pero los valores no parecían seguir ningún patrón, aunque, al variar en una escala temporal de días y no en horas, se puede inferir la presencia de estructuras activas moviéndose por rotación sobre la superficie estelar, (Bopp 1993).

Como puede verse en las Figuras 4.13 y 4.14, el perfil de la línea *Hα* en el espectro subtraído no se ajusta a una única Gaussiana, sino que posee como ya señaló Strassmeier (1994) un perfil más complejo, que puede descomponerse en tres partes:

- una emisión hacia el azul

- una emisión central
- una emisión hacia el rojo

Siguiendo los trabajos anteriores, Montes et al. (1997), se ha ajustado el perfil de la línea en el espectro substraido, por dos Gaussianas, una estrecha de emisión central y una ancha desplazada al azul o al rojo, que son muestra directa de la existencia de microfulguraciones en la cromosfera. Estudios realizados por Hall y Ramsey (1994) muestran que las variaciones de la componente ancha puede indicar estructuras semejantes a las protuberancias solares quiescentes. La presencia de absorciones en el lado rojo de la componente ancha, puede indicar la existencia de materia fría confinada a cierta distancia por encima de la fotosfera y que cae sobre ella (Walter y Byrne 1998).

En las Figuras 4.13 y 4.14 se muestra, en el lado izquierdo, los espectros observados de la estrella (línea continua), y los espectros sintéticos (línea de puntos) sobre los anteriores, mientras que en el lado derecho se encuentran los espectros substraidos (línea continua) y los ajustes con las componentes ancha y estrecha (en color azul y rojo respectivamente). De estas figuras y de los datos obtenidos para ambas componentes en la Tabla 4.13 puede deducirse como, empezando en la primera campaña, Julio 1999 (FOCES99), la componente ancha comienza encontrándose en el centro de la línea de emisión y se va desplazando hacia el azul, es decir, se producen variaciones de las microfulguraciones, mientras que la anchura va disminuyendo. En la segunda campaña (NOT99), Noviembre 1999, la componente ancha se encuentra también en el lado azul, pero como sólo tenemos dos noches, es insuficiente para ver la evolución de las microfulguraciones, y la anchura en este caso va aumentando. En la Figura 4.14, tenemos las dos siguientes campañas, Agosto 2000 y Noviembre 2000. En la primera, se puede ver como la emisión en principio central ($\varphi = 0.22$) de la componente ancha comienza a desplazarse hacia el azul, de la misma forma que ocurría en FOCES99 y en (INT00), la componente activa se encuentra en el lado azul en los dos espectros.

El valor máximo para la anchura equivalente de la línea $H\alpha$ se alcanza en la fase 0.22 (1999), con 2.51 Å, mientras que el valor mínimo se observa en la fase 0.156 (2000) con 1.34 Å, de manera que sus mínimos no coinciden en fase con los de las demás líneas de Balmer. Este desplazamiento para $H\alpha$ puede ser debido a la gran sensibilidad de esta línea a los cambios de temperatura, acusando así la aparición de estructuras a pequeña escala que las demás líneas no detectan. Ésto confirmaría el hecho de no encontrar variación periódica de esta línea (Bopp et al. 1990).

Se puede concluir que las intensas emisiones observadas indican la gran actividad de XX Tri y que existe una variación de los valores de las anchuras equivalentes de las líneas estudiadas con la fase, muy superior a la producida por los errores de medida.

Además, los valores máximos y mínimos de la anchura equivalente, no coinciden entre los grupos de líneas H y K del Ca II, líneas de Balmer y las líneas del triplete infrarrojo, es decir, poseen distinto comportamiento, en la Figura 4.9 se puede ver la diferencia entre $H\alpha$ (gráfica superior) y el triplete infrarrojo de Ca II (gráfica inferior).

Como indicaron Bopp y Strassmeier, al existir una diferencia entre el período fotométrico y el período orbital, las manchas sufren una migración de $5.03 \pm$ años de período, es decir se desplazan una fracción de fase de 0.188 al año; de esta forma, teniendo

Tabla 4.12: EW de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de XX Tri

Obs. Idt. ²	φ	EW(Å) en el espectro subtraído									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
K	H	λ 8498	λ 8542						λ 8662		
(2)	0.220	5.09	1.88	0.22	0.09	0.17	0.42	2.51	0.97	1.38	1.19
(2)	0.260	3.01	2.82	0.21	0.08	0.09	0.33	2.09	0.87	1.18	1.18
(2)	0.303	3.17	1.37	0.16	0.07	0.07	0.27	1.58	0.85	1.24	1.03
(2)	0.345	3.74	1.65	0.21	0.02	0.09	0.20	1.44	0.77	1.28	1.05
(2)	0.387	-	1.49	0.19	0.08	0.13	0.32	1.75	0.93	1.59	1.46
(3)	0.380	3.10	-	-	-	-	0.23	1.50	0.84	1.59	-
(3)	0.425	3.60	-	-	-	-	0.27	1.66	0.94	1.76	-
(5)	0.156	-	-	-	-	0.07	0.29	1.34	1.14	2.51	1.72
(5)	0.198	-	-	-	-	0.02 ¹	0.23	1.41	0.93	2.13	1.47
(6)	0.782	2.80	1.43	-	0.13 ¹	0.22 ¹	0.46	2.40	0.95	1.23	-
(6)	0.821	3.34	0.87	0.42	0.18 ¹	0.12	0.44	2.28	0.88	1.27	-
(6)	0.863	3.24	1.54	-	0.24	0.16	0.56	2.25	0.93	1.29	-
(6)	0.903	3.34	1.56	-	0.08 ¹	0.15	0.48	2.25	0.92	1.32	-

¹ Valores medidos con baja S/N.

² Identificador de la campañas de observación.

el mínimo fotométrico de Strassmeier en el 1992, 1997 y 1998, es decir, los máximos de manchas, calculamos el que correspondería a nuestras observaciones, siendo el rango de fase 0.9-0.2 en el período 1999/2000. En todo este intervalo, se han observado los valores máximos para la anchura equivalente de todas las líneas, y aunque para $H\alpha$ existen dos valores pequeños que contrastan con lo que se esperaría (los dos valores de la campaña INT00), su valor máximo de anchura equivalente, 2.5 Å, se encuentra precisamente en la fase 0.2 para 1999, lo que correspondería con el mínimo fotométrico. Boop (1990), encontró este mismo comportamiento para la línea $H\alpha$, midiendo un máximo de anchura equivalente, 2.7 Å en el mínimo fotométrico.

Con las medidas obtenidas de las anchuras equivalentes de ciertas líneas podemos discriminar la presencia de playas o protuberancias en la cromosfera estelar. Como ya se ha dicho, se ha utilizando la relación entre las líneas $H\alpha$ y $H\beta$, y las líneas del triplete infrarrojo del Ca II.

- Relación de los excesos de emisión de $H\alpha$ y $H\beta$

Los resultados de esta relación se dan en la Tabla 4.15, siendo todos ellos valores superiores a 3, alcanzando incluso el valor 9.39 en la fase correspondiente al mínimo fotosférico. Tenemos pues que esta relación nos indica la presencia de protuberancias en el limbo.

- Relación de los excesos de emisión E , del Ca II IRT λ_{8452} y λ_{8498}

De nuestras medidas para esta relación, Tabla 4.15, se obtienen valores entre 1.3 y 2.3, que indican la presencia de playas.

Se deduce por tanto la presencia de protuberancias y de playas en XX Tri, de forma que las líneas de Balmer emiten predominantemente en las protuberancias mientras que las líneas de Ca II infrarrojo lo hacen en las playas.

Tabla 4.13: Parámetros de las componentes Gaussianas ancha y estrecha usadas en el ajuste del espectro substraído en H α de XX Tri

Obs. Idt. ²	φ	H α componente ancha				H α componente estrecha			
		I	FWHM (\AA)	EW _A (\AA)	EW _A /EW _T (%)	I	FWHM (\AA)	EW _E (\AA)	EW _E /EW _T (%)
(2)	0.220	0.78	1.38	1.15	43.4	0.24	5.74	1.49	56.2
(2)	0.260	0.74	1.38	1.08	47.6	0.21	5.36	1.19	52.5
(2)	0.303	0.76	1.30	1.04	55.9	0.13	5.69	0.82	44.1
(2)	0.345	0.50	1.26	0.67	29.5	0.25	6.09	1.59	70.0
(2)	0.387	0.65	1.26	0.67	41.3	0.19	4.33	0.95	58.6
(3)	0.380	0.60	1.25	0.80	52.6	0.13	5.35	0.72	47.4
(3)	0.425	0.54	1.16	0.88	49.7	0.18	5.08	0.90	50.9
(5)	0.156	0.73	1.30	1.00	70.0	1.00	4.17	0.43	30.0
(5)	0.198	0.71	1.31	0.99	62.7	0.11	5.33	0.63	39.9
(6)	0.782	0.79	1.50	1.26	48.6	0.22	5.76	1.35	52.1
(6)	0.821	0.76	1.51	1.22	46.4	0.22	6.03	1.44	54.7
(6)	0.863	0.82	1.40	1.23	48.6	0.28	4.50	1.32	52.2
(6)	0.903	0.93	1.42	1.41	57.0	0.21	4.59	1.05	43.0

Tabla 4.14: Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de XX Tri

Obs. Idt. ²	φ	$\log F_s$									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(2)	0.220	7.41	6.98	6.05	5.66	5.93	6.32	7.08	6.55	6.71	6.64
(2)	0.260	7.19	7.16	6.03	5.61	5.65	6.21	7.00	6.51	6.64	6.64
(2)	0.303	7.21	6.84	5.91	5.55	5.54	6.12	6.88	6.50	6.66	6.58
(2)	0.345	7.28	6.93	6.03	5.00	5.65	5.99	6.84	6.45	6.68	6.59
(2)	0.387	-	6.88	5.99	5.61	5.81	6.20	6.92	6.54	6.77	6.73
(3)	0.380	7.20	-	-	-	-	6.06	6.85	6.49	6.77	-
(3)	0.425	7.26	-	-	-	-	6.12	6.90	6.54	6.81	-
(5)	0.156	-	-	-	-	5.54	6.16	6.80	6.62	6.97	6.80
(5)	0.198	-	-	-	-	5.00	6.06 ¹	6.83	6.54	6.90	6.74
(6)	0.782	7.15	6.86	-	5.82 ¹	6.04 ¹	6.36	7.06	6.55	6.66	-
(6)	0.821	7.23	6.65	6.33	5.96 ¹	5.78	6.34	7.04	6.51	6.67	-
(6)	0.863	7.22	6.90	-	6.08	5.90	6.44	7.03	6.54	6.68	-
(6)	0.903	7.23	6.90	-	5.61 ¹	5.88	6.37	7.03	6.53	6.69	-

¹ Valores medidos con baja S/N

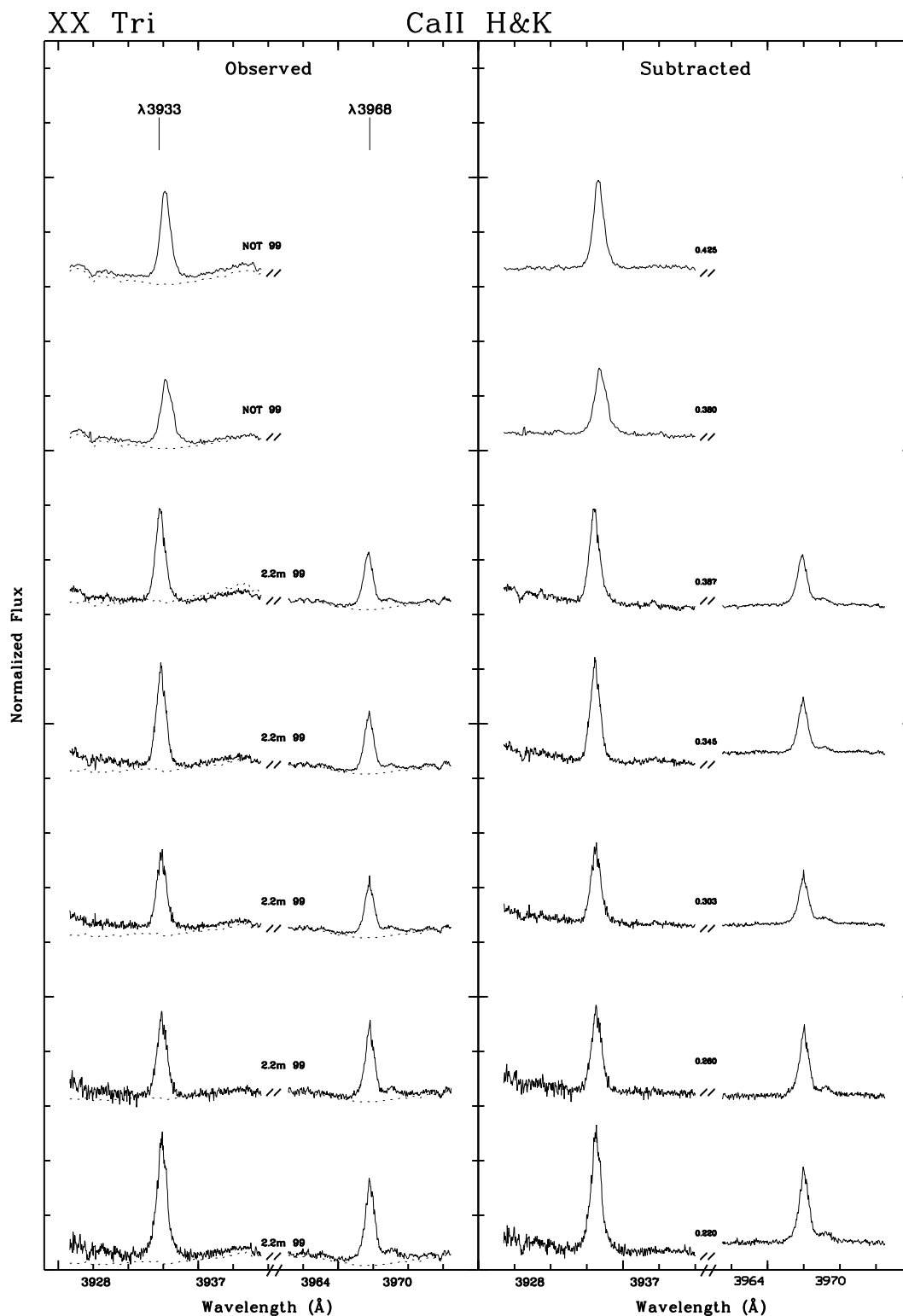


Figura 4.9: Líneas H y K del Ca II y He de XX Tri en las campañas del 1999. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos, y a la derecha los espectros substraídos. Cuando la línea no entra en el rango espectral del espectrógrafo, se ha dejado el espacio en blanco.

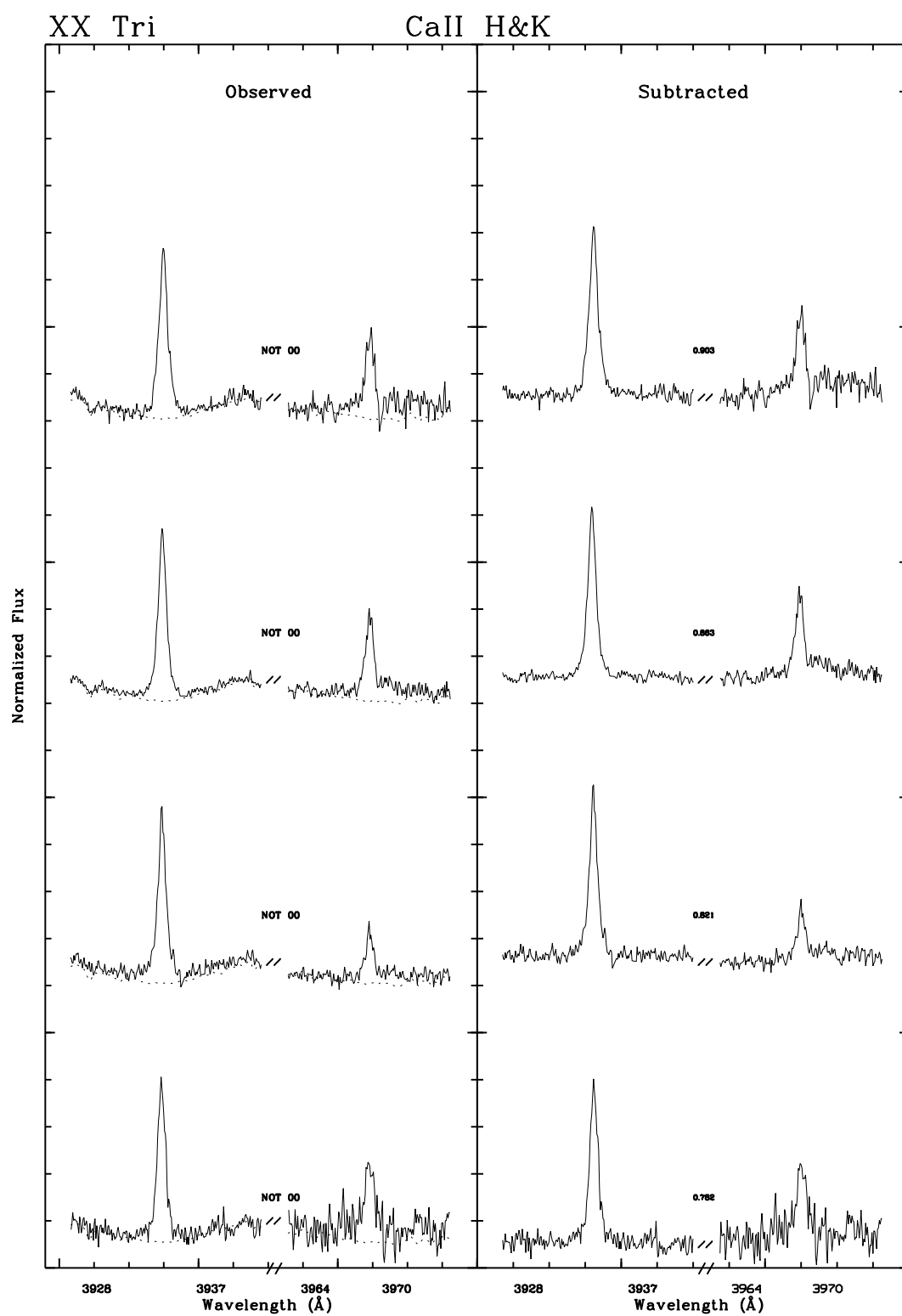


Figura 4.10: Líneas H y K del Ca II y H ϵ de XX Tri en las campañas de 2000. Igual que en la gráfica anterior.

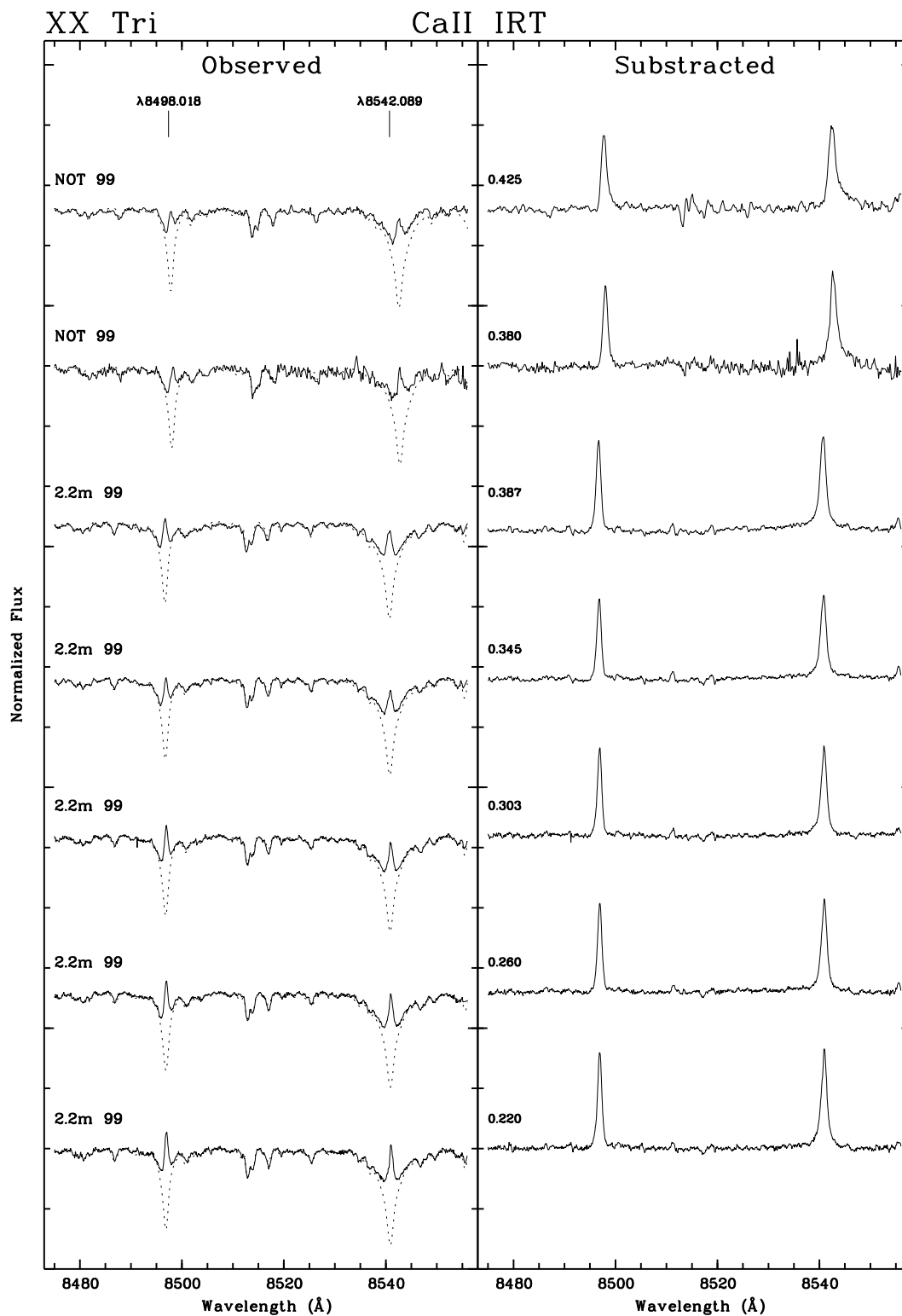


Figura 4.11: Las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II de XX Tri en las campañas de 1999. Al igual que en las gráficas anteriores, espectros observados y sintético superpuesto en línea de puntos a la izquierda y espectros subtraídos a la derecha.

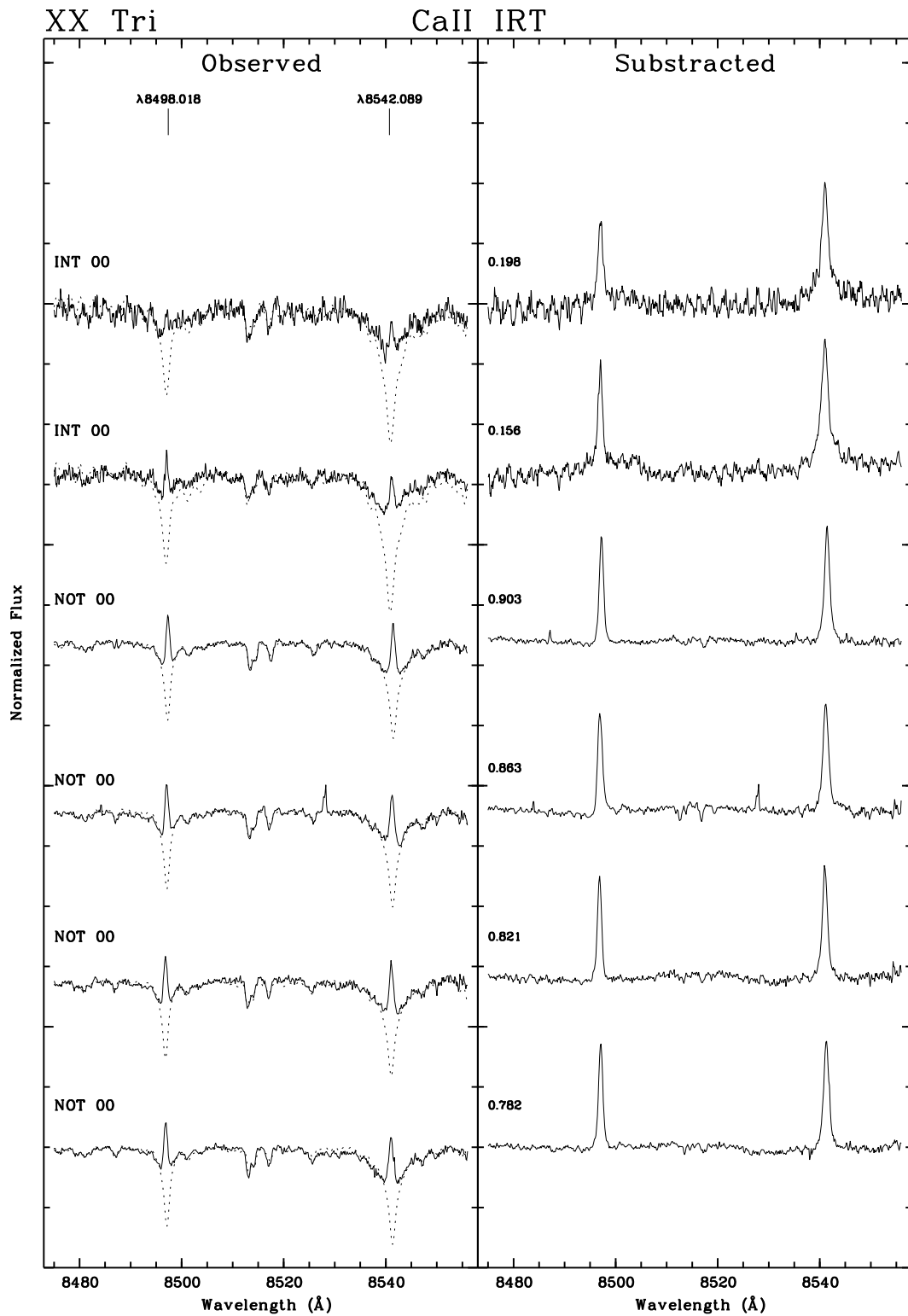


Figura 4.12: Líneas del triplete infrarrojo del Ca II de XX Tri en las campañas del 2000. Misma descripción que la Figura anterior.

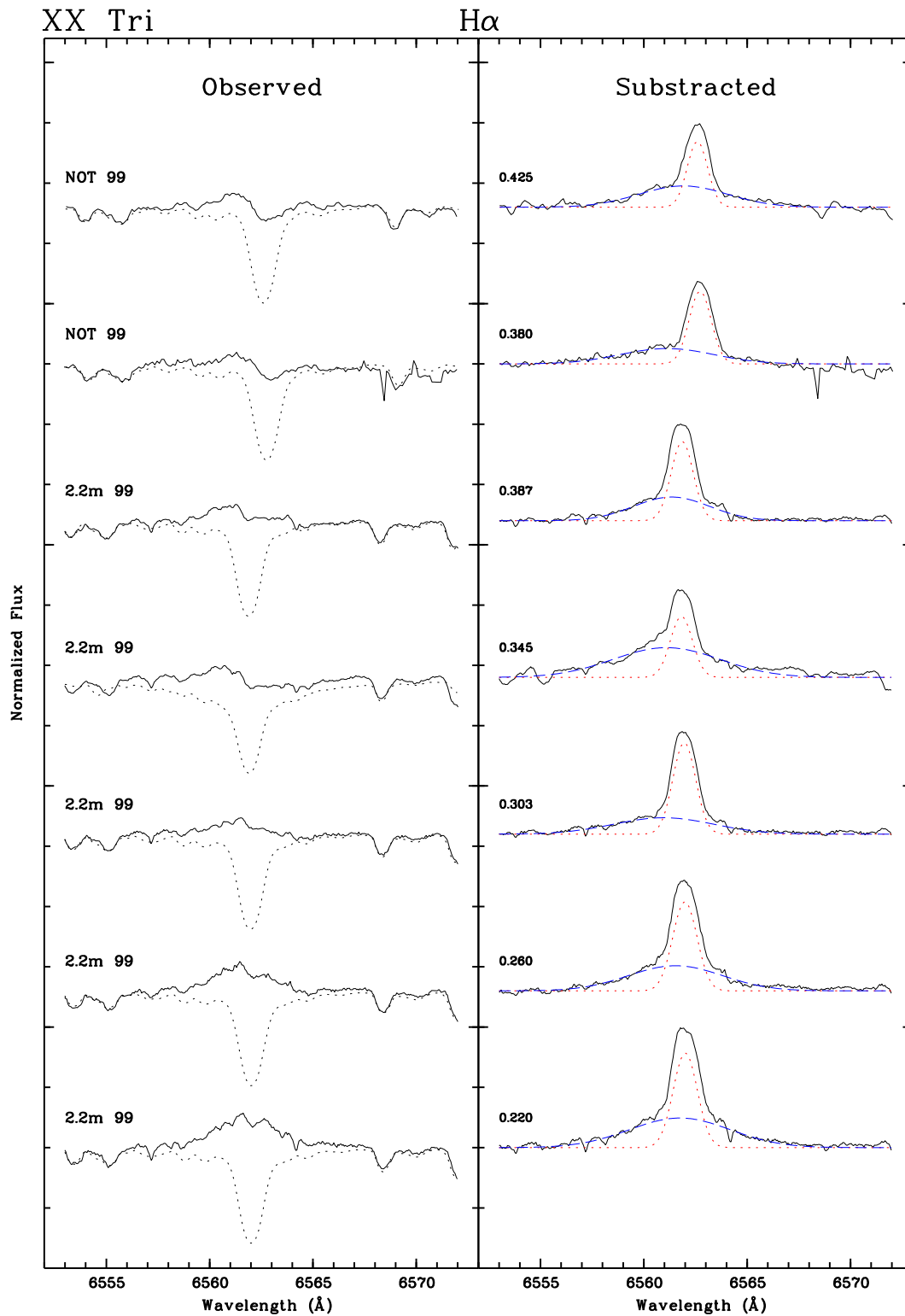


Figura 4.13: Línea $H\alpha$ (6562 \AA) de XX Tri en las campañas de 1999, espectros observados en línea continua, espectro sintético superpuesto en línea de puntos a la izquierda, y en la derecha, los espectros substraídos ajustados con dos Gaussianas, correspondientes a las componentes ancha en azul y estrecha en rojo.

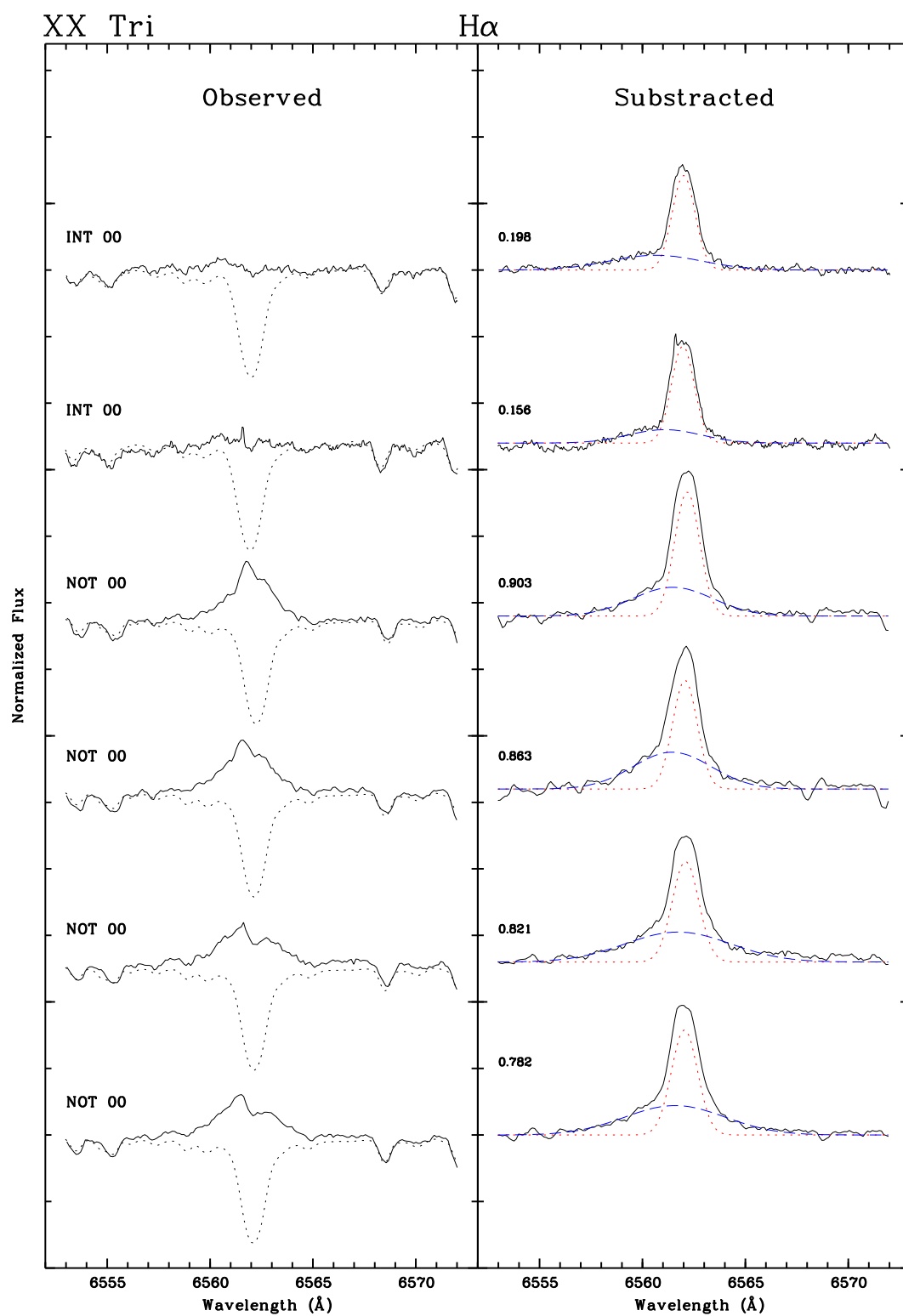


Figura 4.14: Igual que la Figura anterior para la línea H α (6562 \AA) en las campañas de 2000.

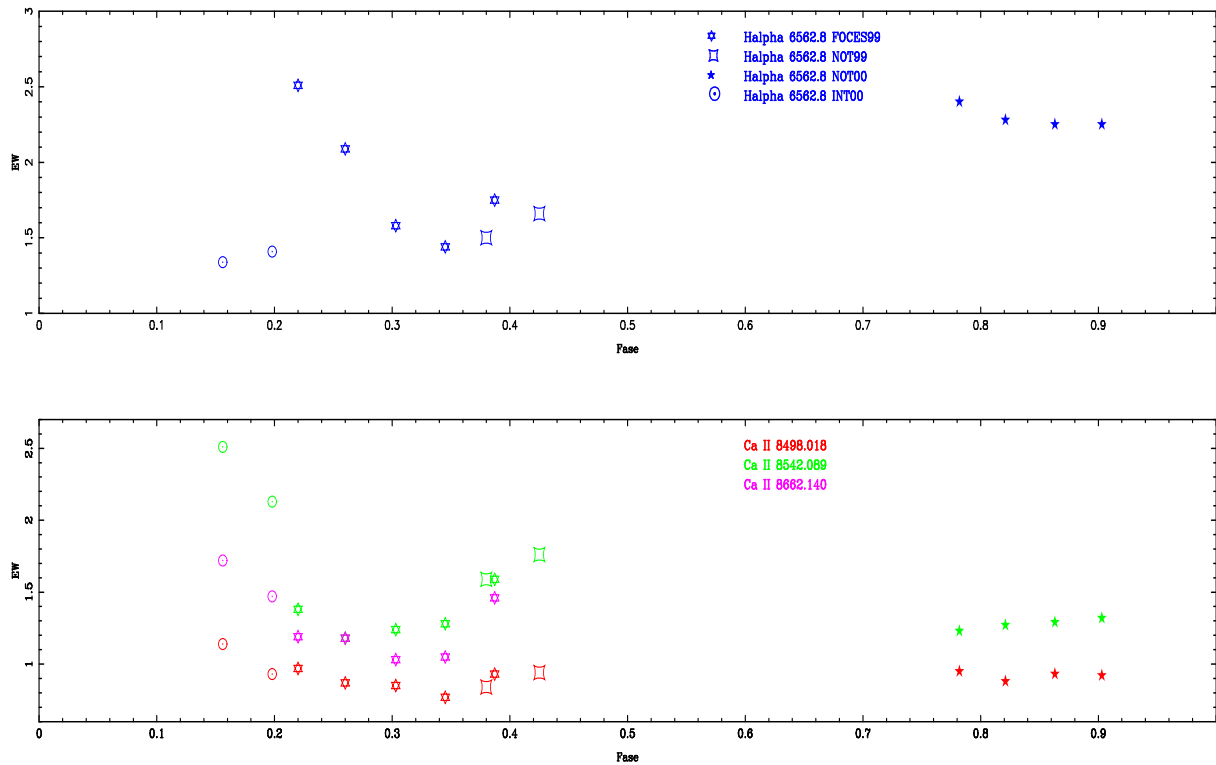


Figura 4.15: Valores de las anchuras equivalentes de $H\alpha$ y de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II frente a la fase. Para $H\alpha$ se representan con distinto símbolo según la campaña, y para el triplete con distinto color cada línea y símbolo según la campaña.

Tabla 4.15: Razón de los excesos de emisión de XX Tri

Obs.	φ	EW(H β)	EW(H α)	EW(H α)/EW(H β)	E(H α)/E(H β)	E_{8542}/E_{8498}
FOCES 99	0.220	0.42	2.51	5.96	7.88	1.42
FOCES 99	0.260	0.33	2.09	6.33	8.35	1.36
FOCES 99	0.303	0.27	1.58	5.85	7.72	1.46
FOCES 99	0.345	0.20	1.44	7.20	9.49	1.66
FOCES 99	0.387	0.32	1.75	5.46	7.21	1.70
NOT 99	0.380	0.23	1.50	6.52	8.60	1.89
NOT 99	0.425	0.27	1.66	6.14	8.10	1.87
INT 00	0.156	0.29	1.34	4.62	6.09	1.29
INT 00	0.198	0.23	1.41	6.13	8.08	1.44
NOT 00	0.782	0.46	2.40	5.21	6.88	1.39
NOT 00	0.821	0.44	2.28	5.18	6.83	1.43
NOT 00	0.863	0.56	2.25	4.01	5.30	2.20
NOT 00	0.903	0.48	2.25	4.68	6.18	2.29

4.2.4. Resumen

Este sistema a pesar de su período relativamente largo, 23.96 días, y de ser viejo, es muy activo. Su órbita es circular y los parámetros estelares obtenidos están de acuerdo con los dados por otros autores. La componente secundaria no es visible en los espectros, pero de la función de masas, $f(M)$, se deduce que debe ser una M4 ó 5 V.

El estudio de las anchuras equivalentes de los indicadores de actividad, como las líneas infrarrojas del Ca II, $H\beta$, $H\gamma$, etc, refleja la variación de la actividad de la estrella, ciclo de presencia de manchas frías y manchas calientes a lo largo del período. Los datos de la línea $H\alpha$, muestra variaciones diferentes a los anteriores indicadores ya que es más sensible a los cambios producidos por las estructuras activas. Esta línea informa de procesos o eventos a pequeña escala y no periódicos (fulguraciones, microfulguraciones...). En este caso el perfil de esta línea está compuesto por una componente estrecha y otra ancha que nos indica la presencia de microfulguraciones. El desplazamiento de la componente ancha hacia el azul nos refleja las variaciones en las microfulguraciones con la fase orbital y de una campaña a otra. Además, los máximos de emisión cromosférica se observan en las fases donde hay más manchas en la fotosfera, opuesto a lo observado por otros autores en otras épocas.

El litio permite determinar la presencia de zonas activas a lo largo del período de rotación de la estrella.

4.3. 2RE J0725-002 (V798 Mon)

4.3.1. Introducción

El sistema 2RE J0725-002 (V789 Mon, BD-00 1712) es un sistema de magnitud visual $V = 9.33$ que fué clasificado por Jeffries et al. (1995) como dos estrellas K5V casi idénticas aunque menciona la posibilidad de que una de ellas fuera algo más fría. Jeffries obtuvo una solución orbital con 11 valores de la velocidad radial y dió un valor de la velocidad de rotación de $v \sin i = 25 \text{ km s}^{-1}$ para ambas componentes. Este sistema fué incluido más tarde en un estudio de estrellas eclipsantes que resultó negativo, Robb y Gladders (1996). Cutispoto et al. (1999) partiendo del período fotométrico de 1.412 días calculado por Robb y Gladders (1996) y otros datos fotométricos, clasificó este sistema como K3V + M0:V. Además, Jeffries et al. (1995), encontraron la línea $H\alpha$ en emisión por encima del continuo para ambas componentes.

4.3.2. Parámetros Estelares

El sistema binario 2RE J0725-002 ha sido incluido en una campaña de observación con el telescopio de 2.1m Otto Struve-McDonald en 1998, obteniéndose un total de 9 espectros. En la Tabla 4.16 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT), la fase y la relación señal-ruido (S/N) obtenida en la región de la línea $H\alpha$.

Los parámetros estelares adoptados para 2RE J0725-002 se dan en la Tabla 4.1. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, V , P_{phot}) están tomados de SIMBAD y Cutispoto et al. (1999). El período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) se han determinado en este trabajo. El movimiento propio ($\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}) es de Tycho-2 (Høg et al. 2000) y se da en el Capítulo 3 y no se dispone de la paralaje de Hipparcos.

- Velocidad de Rotación

Mediante las subtracciones espectrales se ha encontrado que el mejor ajuste para nuestros espectros se obtenía para un valor de velocidad de rotación correspondiente a $v \sin i = 30 \text{ km s}^{-1}$ para ambas componentes.

Mediante la correlación cruzada usando como estrella de referencia la estrella K5V poco rotadora HD 32147, se ha obtenido $v \sin i = 28.28 \pm 1.59 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria y $v \sin i = 25.09 \pm 2.06 \text{ km s}^{-1}$ para la componente secundaria, valores en acuerdo con lo obtenido con el otro método y con los valores dados por Jeffries et al. (1995).

- Velocidades Radiales y Solución Orbital

Las velocidades radiales han sido determinadas por la técnica de correlación cruzada del programa *FXCOR* de IRAF. Como el sistema es SB2, los dos máximos de la CCF de las componentes se veían claramente y se pudo ajustar cada una por separado en todos los casos. En la Tabla 4.17 se encuentran los valores, para cada espectro, de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}) con sus respectivos errores (σ_V). Se ha calculado

Tabla 4.16: Diario de Observación de 2RE J0725

2.1m-MCD 1998/01			
Día	UT	φ^1	S/N (H α)
13	08:03	0.71	152
15	08:06	0.14	76
16	08:30	0.87	70
17	08:22	0.58	59
18	08:53	0.31	46
19	08:14	0.00	58
20	08:18	0.71	56
21	09:07	0.45	47
22	08:19	0.14	99

¹ Cálculado del período y fecha de conjuncion obtenidos en este trabajo.

la solución orbital del sistema usando nuestros 9 valores de velocidad radial y los 11 valores de Jeffries et al. (1995), (ver Tabla 4.17).

Los valores de la velocidad radial se representan en la Fig. 4.16. Los símbolos rellenos representan a la primaria y los símbolos vacíos a la secundaria. La curva continua representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 . La solución orbital se encuentra en la Tabla 4.18 donde se da T_{Conj} como la fecha juliana heliocentrica en conjunción con la estrella caliente detrás, para adoptar el mismo criterio de Strassmeier et al. (1993) en su catálogo de estrellas binarias cromosféricamente activas. También se ha usado este criterio para el calculo de las fases orbitales de todos los espectros.

El sistema binario 2RE J0725-002 tiene una orbita casi circular ($e = 0.0129$) con un período de 1.4021 días. Como tiene un período fotométrico de $P_{\text{tot}} \approx 1.412$ días (Cutispoto et al. 1999), el sistema está sincronizado. La relación de masas es de 1.0542, concluyendo que las dos componentes son casi idénticas. Los valores de los parámetros obtenidos están de acuerdo con los encontrados por Jeffries et al. (1995).

- Tipos Espectrales

Para obtener la clasificación espectral, se ha usado el programa *STARMOD* al igual que con los anteriores sistemas ya descritos. Para 2RE J0725-002 se ha encontrado que el mejor ajuste entre el espectro observado y el sintético, se obtiene cuando se usan estrellas de referencia K5V tanto para la primaria como para la secundaria, con una contribución de 0.60 y 0.40 respectivamente. La estrella de referencia usada fué la estrella HR 1614 (K5V). Esta clasificación coincide con el resultado dado por Jeffries et al. (1995), pero no con la clasificación de Cutispoto et al. (1999), que propone un sistema K3V + M0:V.

- Masas, Radios y Temperaturas

De la solución orbital del sistema 2RE J0725-002, suponiendo la estrella primaria K5V, podemos adoptar de las tablas de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982) un valor para su masa de $M_1 = 0.67 M_{\odot}$. De acuerdo con la razón de masas ($q = M_1/M_2 = 1.0542$), se deduce para la secundaria $M_2 = 0.63 M_{\odot}$, que corresponde a una estrella K6-K7V.

Tabla 4.17: Velocidades Radiales de 2RE J0725-002

Obs.	HJD (2400000 +)	Primaria	Secundaria
		$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$
		(km s^{-1})	(km s^{-1})
Jef(95) ¹	49054.400	57.8 ± 2.0	-46.1 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.444	71.9 ± 2.0	-63.6 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.456	81.6 ± 2.0	-69.8 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.507	96.3 ± 2.0	-84.6 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.555	103.2 ± 2.0	-92.2 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.394	-89.6 ± 2.0	109.2 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.451	-79.5 ± 2.0	102.6 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.500	-69.1 ± 2.0	85.4 ± 2.0
Jef(95) ¹	49056.449	-21.2 ± 2.0	32.4 ± 2.0
Jef(95) ¹	49056.496	-40.3 ± 2.0	54.3 ± 2.0
Jef(95) ¹	49056.572	-68.1 ± 2.0	91.1 ± 2.0
MCD98	50826.835	105.40 ± 0.66	-100.66 ± 0.88
MCD98	50828.837	-80.61 ± 0.66	93.65 ± 0.93
MCD98	50829.854	74.97 ± 0.76	-63.90 ± 1.38
MCD98	50830.848	61.17 ± 0.67	-51.52 ± 0.86
MCD98	50831.870	-86.62 ± 0.62	104.17 ± 0.95
MCD98	50833.846	101.92 ± 0.67	-100.26 ± 0.83
MCD98	50834.879	-23.90 ± 0.62	33.66 ± 0.89
MCD98	50835.844	-72.60 ± 0.66	85.18 ± 1.00
MCD98	50832.843	2.87 ± 4.28	6.44 ± 4.00

¹ Jef(95): Jeffries et al. (1995)

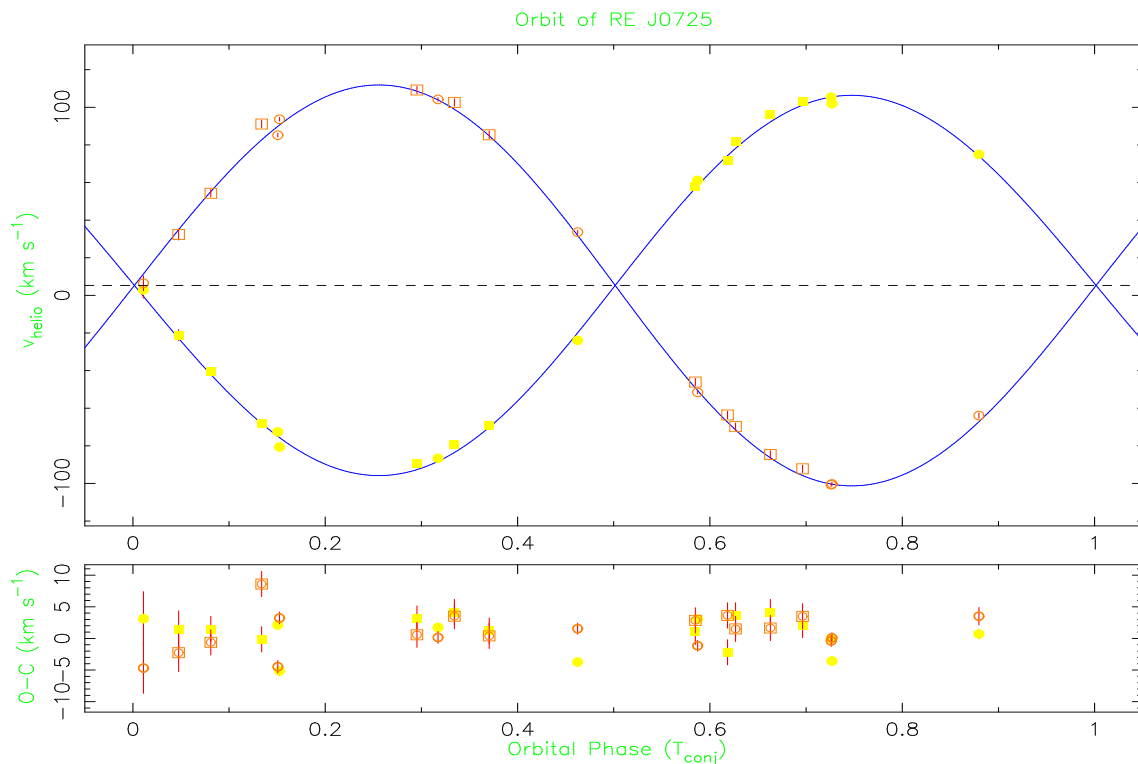


Figura 4.16: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para 2RE J0725-002. Los símbolos rellenos representan a la componente primaria (amarillo) y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria (naranja), cuadrados para los datos de Jeffries et al. (1995) y círculos para los datos de la campaña de McDonal 98. La curva continua representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2

Tabla 4.18: Solución Orbital de 2RE J0725-002

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	1.4021	0.0000	días
T_{Conj}	49054.9805	0.0477	HJD (2400000 +)
ω	269.4447	0.2303	grados
e	0.0129	0.0024	
K_1	101.0946	0.4757	km s^{-1}
K_2	106.5700	0.6943	km s^{-1}
γ	5.2931	0.1750	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	1.0542	0.0047	
$a_1 \text{ sen } i$	1.9490	0.0092	10^6 km
$a_2 \text{ sen } i$	2.0545	0.0134	10^6 km
$a \text{ sen } i$	4.0035	0.0162	10^6 km
"	0.02676		AU
"	5.7521		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.6675	0.0085	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.6332	0.0081	M_{\odot}
$f(M)$	0.1500565	0.0021183	M_{\odot}

Además, se ha estimado el radio mínimo de las componentes, ($R \text{ sen } i$), usando como período de rotación el período fotométrico ($P_{\text{fot}}=1.412$ días, Cutispoto et al. 1999), y las velocidades de rotación $v \text{ sen } i_P = 28.28$, $v \text{ sen } i_S = 25.09$, calculadas anteriormente, se encuentra que $R \text{ sen } i_P = 0.79 \pm 0.03R_{\odot}$ y $R \text{ sen } i_S = 0.70 \pm 0.06R_{\odot}$, apropiados para una clasificación K5V. El error en este caso viene dado principalmente por la incertidumbre en el cálculo de $v \text{ sen } i$.

Con este radio mínimo $R \text{ sen } i$ y la temperatura efectiva ($T_{\text{eff}} = 4350 \text{ K}$) correspondiente a una estrella K5V, se puede obtener el límite inferior de la luminosidad para cada componente del sistema ($L_P = 0.20L_{\odot}$, $L_S = 0.16L_{\odot}$) y para el sistema total $L = 0.36L_{\odot}$ (la contribución de cada componente es de 0.60/0.40). Usando la relación masa-luminosidad para estrellas de la secuencia principal cuando $L < L_{\odot}$, se estima que las masas mínimas son $M_{\text{min}P} = 0.56M_{\odot}$ para la primaria y $M_{\text{min}S} = 0.52M_{\odot}$ para la secundaria. Masas que estan de acuerdo también con la clasificación K5V ($0.67M_{\odot}$).

Con la magnitud bolométrica de una estrella K5V para la primaria y la razón de luminosidades deducida de la razón de masas (q) de la solución orbital, se puede calcular la magnitud bolométrica absoluta y la magnitud visual absoluta del sistema (6,76). Si la magnitud aparente más brillante medida es de 9.33, se obtiene que la distancia al sistema es de $32,72 \pm 0.13 \text{ pc}$ ($\pi_{\text{espectroscopica}} = 30.56 \pm 0.22 \text{ mas}$).

Se puede concluir:

$$\text{Primaria K5V} = \begin{cases} M_{1(K5V)} = 0.67, M_{1\text{min}} \approx 0.56 M_{\odot} \\ R_{1(K5V)} = 0.72, R_1 \text{ sen } i \approx 0.79 R_{\odot} \\ T_{1(K5V)} = 4350 \text{ K} \end{cases}$$

$$\text{Secundaria K6 - 7V} = \begin{cases} M_{2(K6V)} \approx 0.63, M_{2\text{min}} \approx 0.52 M_{\odot} \\ R_{2(K6V)} \approx 0.68, R_2 \text{ sen } i \approx 0.70 R_{\odot} \\ T_{2(K6V)} \approx 4132 \text{ K} \end{cases}$$

- Cinemática y Edad

Partiendo de la velocidad del centro de masas de la solución orbital (γ), y los datos de movimiento propio de Tycho-2 (Høg et al. 2000), y la paralaje espectroscópica que se ha determinado en este trabajo para el sistema 2RE J0725-002, se han obtenido los valores para las componentes de la velocidad espacial (U , V , W). Los resultados se encuentran en el Capítulo 3 con sus respectivos errores. La velocidad total V_{Total} y las componentes U , V , W , están dentro de los límites de la población joven del disco, pero no se encuentra pertenencia a ninguno de los grupos de movimiento (ver Capítulo 3), (Eggen 1984, 1989; Montes et al. 2001b).

- Litio I 6707.8 Å

En los espectros está incluida la región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å viéndose claramente esta línea en pequeña absorción, pero encontrándose solapada con otras líneas fotosféricas de ambas componentes, además de con el Fe I (6707.4 Å), ha sido imposible separarlas y medir su anchura equivalente. Su detección apoya su pertenencia a la población joven del disco.

4.3.3. Indicadores de Actividad Cromosférica

Se han medido las anchuras equivalentes de las líneas indicadoras de actividad cromosférica en todos los espectros observados. Estas anchuras equivalentes se han medido en los espectros substraídos obtenidos con el método de la substracción espectral usando como estrella de referencia la estrella HD 32147 (K5V) para ambas componentes con una contribución de 06/04 al espectro según los resultados obtenidos en los apartados anteriores.

En la Tabla 4.19 se dan las EW de los excesos de emisión para las líneas $H\alpha$, y Ca II IRT, que son los únicos indicadores incluidos en esta campaña. Las EW de ambas componentes se ha señalado con (P) Primaria y (S) Secundaria cuando se han podido separar. Estas medidas de EW han sido ya corregidas de la contribución de cada componente al continuo, teniendo en cuenta los radios y temperaturas obtenidos en el apartado anterior. Para la región de la línea $H\alpha$ se tiene una contribución de $S_H = 0.61$ para la componente primaria $S_C = 0.39$ para la componente secundaria. Las EW s corregidas se han obtenido al multiplicar por un factor $1/S_H$ y $1/S_C$ a las anchuras medidas de cada componente.

Finalmente estas EW s se han convertido a flujo absoluto superficial usando las escalas de flujo calibradas por Hall (1996) en función del índice de color $B - V$ y los coeficientes para $H\alpha$ y Ca II IRT. El logaritmo del flujo así obtenido ($\log F_S$) se da también en la Tabla 4.19.

En las Figs. 4.17 y 4.18 se ha representado $H\alpha$ y Ca II IRT $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ para cada observación, el espectro observado (línea continua) y el espectro sintético (línea rayada) en el panel izquierdo, y el espectro substraído (línea de puntos) en el panel derecho. La fase orbital (φ) de cada espectro se da en la Figura 4.17.

- $H\alpha$:

En los espectros observados la línea $H\alpha$ aparece siempre en emisión por encima del continuo para ambas componentes (ver Fig. 4.17 panel izquierdo). Parece que la emisión proveniente de la componente secundaria es algo mayor que la de la primaria, pero tras realizar la substracción espectral se comprueba que la emisión

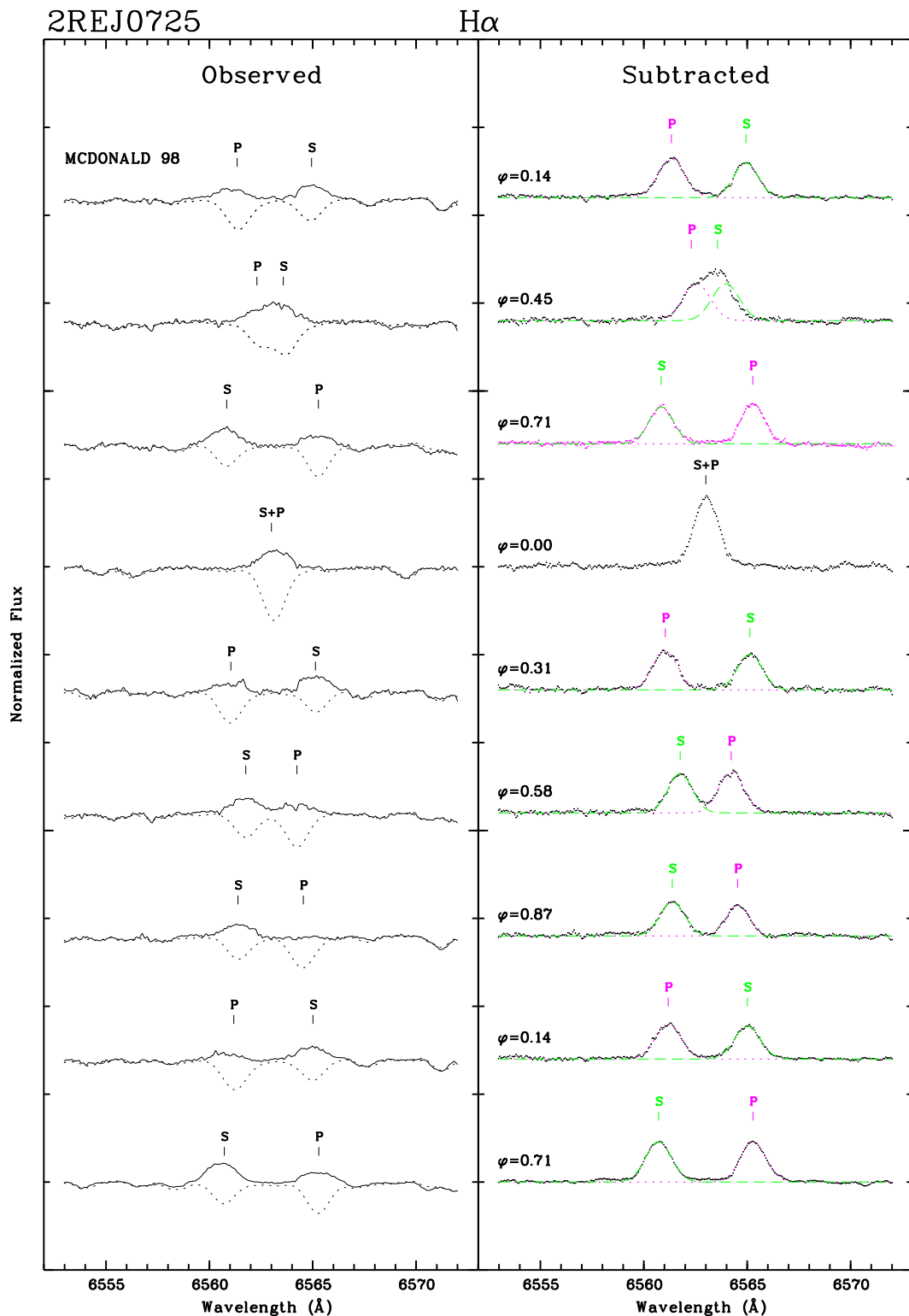


Figura 4.17: Espectro de 2RE J0725-002 en la región de la línea H α para la campaña de McDonald 98. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos, Se señala con una (P) la posición de la línea H α para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria. Al espectro substraído se ha superpuesto el ajuste a dos Gaussianas de la emisión (una para cada componente).

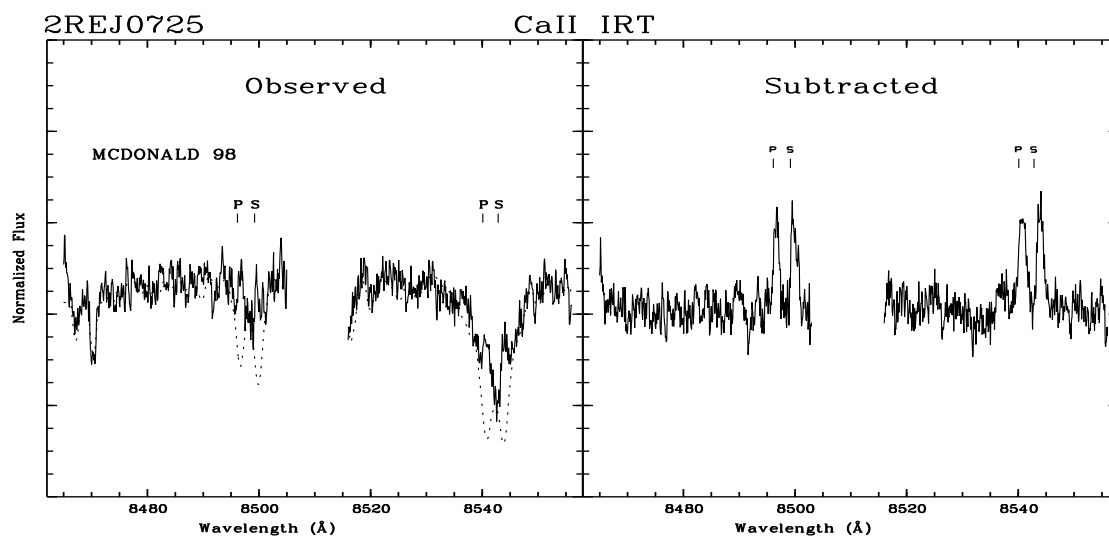


Figura 4.18: Espectro observado y substraído en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 Å) tal y como la Fig. 4.17. Se señalan los excesos de emisión de la primaria (P) y secundaria (S).

es casi idéntica para ambas componentes. Para todos los espectros salvo uno en el que el sistema se encontraba en conjunción, se ha podido separar y medir la EW de ambas componentes en el espectro substraído (ver Fig. 4.17 panel derecho).

Esta emisión en $H\alpha$ es persistente a lo largo de las diez noches, lo que indica que este sistema es cromosféricamente muy activo, similar al sistema BK Psc visto en el apartado anterior. Las EW medidas mediante ajuste Gaussiano dan un valor medio de $EW_P(H\alpha) = 0.65 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 0.62 \text{ \AA}$ para la componente primaria y secundaria respectivamente (los valores obtenidos por Jeffries et al. (1995) medidos en el espectro observado fueron de $EW_P(H\alpha) = 0.09 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 0.25 \text{ \AA}$). Las variaciones con la fase se pueden ver en las Fig. 4.19 y Fig. 4.20.

- *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete infrarrojo Ca II IRT se incluyen en todos los espectros salvo en una noche en que se cambió la configuración de la red. En todos los espectros observados, se puede ver claramente la emisión superpuesta a la línea de absorción para ambas componentes, Fig. 4.18 panel izquierdo. Tras la substracción espectral, se puede ver que la emisión es casi idéntica para ambas componentes al igual que sucedía para $H\alpha$, Fig. 4.18 panel derecho. Las variaciones con la fase o de una época a otra de estas líneas son apenas apreciables, siguiendo una tendencia inversa a la de $H\alpha$ tanto para la primaria como para la secundaria. Los valores medios de las EW s son aproximadamente de 0.4 \AA . Las variaciones de estas líneas con la fase se encuentran en las Fig. 4.19 y Fig. 4.20.

Se ha calculado la razón de los excesos de emisión $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$, encontrándose un valor de ≈ 1.5 para la componente primaria y ≈ 1.4 para la componente secundaria, indicando que la emisión en Ca II IRT proviene de estructuras tipo playas.

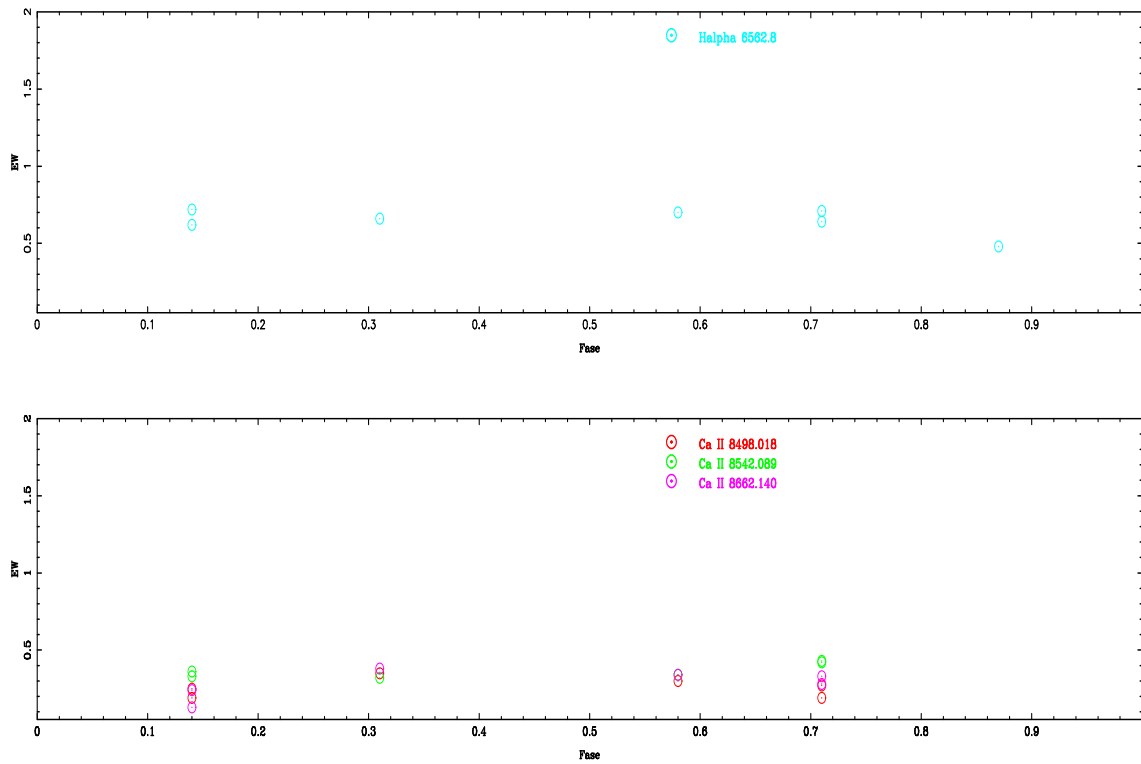


Figura 4.19: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α (arriba), y valores de las líneas del Ca II IRT (abajo), para la componente primaria.

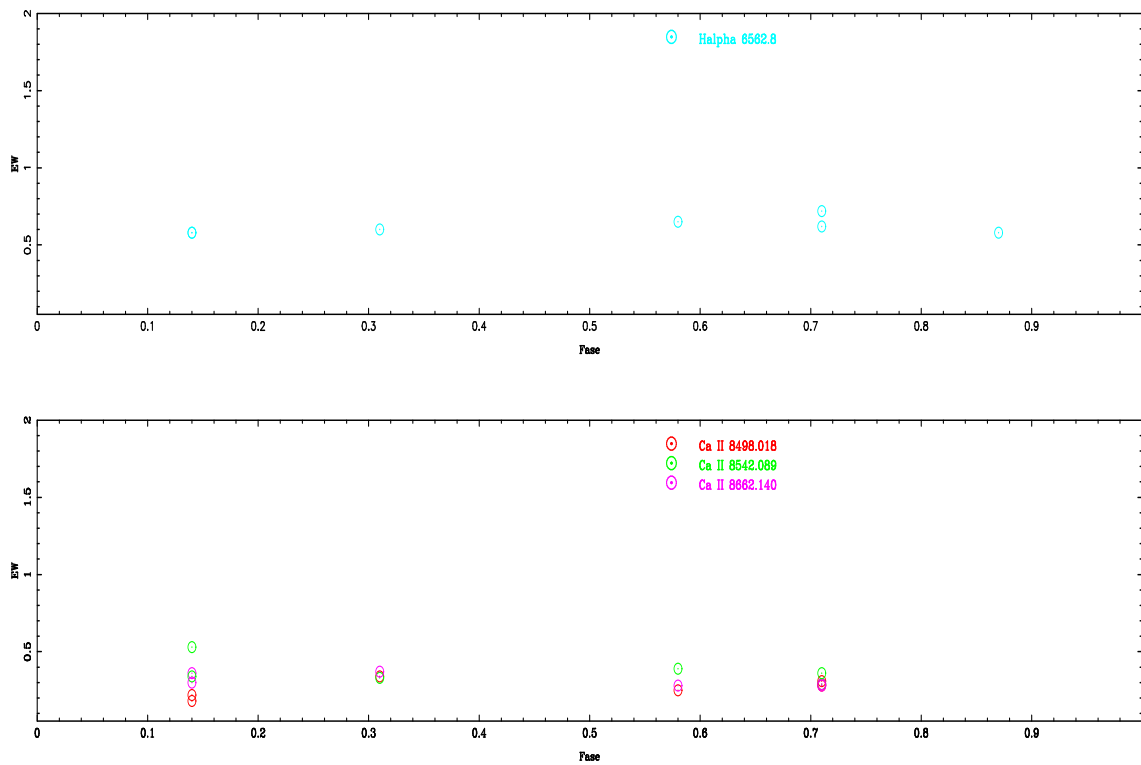


Figura 4.20: Lo mismo que la Figura anterior para la componente secundaria.

Tabla 4.19: EW y Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2RE 0725-002

φ	EW(Å) (Primaria/Secundaria)				logF _S (Primaria/Secundaria)			
	Hα	CaII IRT			Hα	CaII IRT		
		λ8498	λ8542	λ8662		λ8498	λ8542	λ8662
0.71	0.71/0.72	0.27/0.31	0.42/0.29	0.33/0.29	6.83/7.02	6.27/6.45	6.46/6.42	6.35/6.42
0.14	0.62/0.58	0.19/0.22	0.33/0.53	0.13/0.36	6.77/6.93	6.11/6.23	6.35/6.68	5.95/6.51
0.87	0.48/0.58	-	-	-	6.66/6.93	-	-	-
0.58	0.70/0.65	0.30/0.25	0.34/0.39	0.34/0.28	6.82/6.98	6.31/6.35	6.36/6.55	6.36/6.40
0.31	0.66/0.60	0.35/0.34	0.32/0.33	0.38/0.37	6.80/6.94	6.38/6.49	6.34/6.47	6.41/6.52
0.00	1.24 ¹	0.39 ¹	0.63 ¹	0.52 ¹	7.07 ¹	6.42 ¹	6.63 ¹	6.55 ¹
0.71	0.64/0.62	0.19/0.28	0.43/0.36	0.28/0.28	6.78/6.96	6.11/6.40	6.47/6.51	6.28/6.40
0.45	1.39 ¹	0.23 ² /0.41 ²	0.28 ² /0.30 ²	0.28 ² /0.40 ²	7.12 ¹	6.20 ² /6.60 ²	6.28 ² /6.43 ²	6.28 ² /6.56 ²
0.14	0.72/0.58	0.25/0.18	0.36/0.34	0.24/0.30	6.83/6.93	6.23/6.21	6.39/6.49	6.21/6.43

¹ Valor de la Primaria y la Secundaria juntas

² Valores medidos con baja S/N.

4.3.4. Resumen

Con los nueve espectros de alta resolución observados y otros once de la literatura se ha podido determinar una solución orbital del sistema SB2, y se obtiene una órbita casi circular con períodos rotacional y fotométrico casi iguales, por lo tanto el sistema está sincronizado.

La clasificación espectral encontrada mediante la substracción espectral y de acuerdo con la solución orbital, es ambas componentes casi iguales y de tipo K5V/K6-7V. Al ser ambas estrellas pertenecientes a la secuencia principal, el sistema se puede clasificar como un sistema binario cromosféricamente activo del tipo BY Dra.

Con la información obtenida por la correlación cruzada se ha medido la velocidad de rotación proyectada encontrándose un valor de $v \sin i = 28.28 \text{ km s}^{-1}$ para la estrella primaria y $v \sin i = 25.09 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria.

El análisis cinemático y la presencia de la línea de Li I, concluyen que este sistema pertenece al grupo de estrellas jóvenes del disco.

Finalmente, en el estudio de los indicadores de actividad, se ha detectado una intensa emisión en Hα y en Ca II IRT casi idéntica para ambas componentes, y la razón $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$ indica que las líneas Ca II IRT provienen de estructuras tipo playas.

4.4. 2REJ 0933+624 (FF UMa)

4.4.1. Introducción Histórica

El sistema 2RE J0933+624 (FF UMa, HD 82286, SAO 14919) es un sistema binario SB2 de magnitud $V = 8.35$, clasificado en un principio como dos estrellas G5V o un par G5V/G5IV (Jeffries et al. 1995) y más tarde como dos K0IV (Henry et al. 1995; Strassmeier et al. 2000). Las dos componentes son visibles en el espectro con una contribución de 0.7/0.3 de la primaria y la secundaria respectivamente y ambas son muy activas.

Henry et al. (1995) realizaron un estudio fotométrico y espectroscópico del sistema encontrando un valor de 3.270 días para el período de rotación y una $v \text{ sen } i = 35 \text{ km s}^{-1}$ para cada componente. También observaron asimetrías en los perfiles de las líneas de la primaria debido a la presencia de manchas. Strassmeier et al. (2000) encontraron variaciones fotométricas con una amplitud $\Delta V \approx 0.15 \text{ mag}$ y un período de 3.207 días. También la clasificaron como una nueva candidata a aplicar la técnica de Imagen Doppler para estudiar las manchas fotosféricas.

Jeffries et al. (1995) obtuvieron 15 valores de la velocidad radial con los que dedujeron una solución orbital de período 3.28 días, muy cercano al período fotométrico de Henry et al. (1995), indicando que el sistema está sincronizado y con una excentricidad menor a 0.18. Además, encontraron la línea $H\alpha$ en emisión por encima del continuo midiendo una anchura equivalente de 1.05 \AA que corresponde a ambas componentes sin separar.

4.4.2. Parámetros Estelares

El sistema binario 2REJ 0933+625 ha sido observado en 5 campañas de 1998 a 2004: 2.1m Otto Struve-McDonald 1998, 9.2m HET-McDonald 2000, 2.2m-FOCES 2002/04, 2.2m-FOCES 2004/04 y NOT-SOFIN 2004/04, obteniéndose un total de 39 espectros.

En la Tabla 4.20 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT) y la relación señal-ruido (S/N) obtenida de la región de $H\alpha$.

Los parámetros estelares adoptados para 2RE J0933+624 se dan en la Tabla 4.1. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, $V - R$, V , P_{fot}) están tomados de SIMBAD, Jeffries et al. (1995), Henry et al. (1995) y Strassmeier et al. (2000). El período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \text{ sen } i$) se han determinado en este trabajo. Los datos astrométricos (paralaje (π), movimiento propio $\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}) son de los catálogos de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000) y se dan en el Capítulo 3.

- Velocidad de Rotación

La velocidad de rotación proyectada ($v \text{ sen } i$) fue medida previamente para este sistema por Jeffries et al. (1995), que da un valor de 41 km s^{-1} para la componente primaria y 32 km s^{-1} para la secundaria. Fekel et al. (1997) obtiene unos valores de 38.8 y 39.7 km s^{-1} para las componentes primaria y secundaria respectivamente y finalmente Strassmeier et al. (2000) mide 17 y 16 km s^{-1} .

Tabla 4.20: Diario de Observación de 2RE J0933+624

2.1m-Sandiford 1998/01			9.2m McDonald 2000/01			2.2m-FOCES 2002/04			2.2m-FOCES 2004/04			NOT-SOFIN 2004/04		
Día	UT	S/N	Día	UT	S/N	Día	UT	S/N	Día	UT	S/N	Día	UT	S/N
(H α)			(H α)			(H α)			(H α)			(H α)		
13	10:27	146	19	06:12	233	22	19:54	118	31	23:36	71	2	21:53	225
14	9:58	203	23	06:34	263	23	19:41	200	2	19:38	63	2	22:02	180
15	10:07	98	24	07:29	83	24	19:45	140	3	19:23	87	4	00:56	243
16	10:19	139	25	06:24	146	25	21:55	146	3	23:22	74	5	21:33	227
17	10:23	95	26	10:12	236				4	02:46	59			
18	11:04	134							4	19:18	95			
19	11:00	146							4	22:23	117			
20	10:27	83							5	01:43	80			
21	10:52	77							5	19:23	56			
22	12:57	115							5	22:29	122			
									6	02:14	130			
									6	19:20	117			
									7	01:32	93			

Al realizar las substracciones espectrales mediante el programa *STARMOD*, se ha encontrado que el mejor ajuste para nuestros espectros se encontraba para un valor de $v \text{ sen } i = 35 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria y de $v \text{ sen } i = 38 \text{ km s}^{-1}$ para la componente secundaria, bastante diferentes de los valores dados por Strassmeier et al. (2000) de 17 y 16 km s^{-1} .

Mediante la correlación cruzada, usando como estrellas de referencia la estrella HD 26965 (K1V) y la estrella HD 3651 (K0V) para la campaña de McDonald98 y la estrella HD 166620 (K2V) en la campaña de FOCES02, FOCES04 y NOT04, se han obtenido unos valores medios de $v \text{ sen } i = 31.80 \pm 0.77 \text{ km s}^{-1}$ para la primaria y $v \text{ sen } i = 27.96 \pm 2.29 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria en la campaña de McDonald98, $v \text{ sen } i = 35.46 \pm 1.12 \text{ km s}^{-1}$ para la primaria y $v \text{ sen } i = 33.91 \pm 1.40 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria en la campaña FOCES02, $v \text{ sen } i = 33.19 \pm 0.74$ y $32.25 \pm 0.98 \text{ km s}^{-1}$ en la campaña FOCES04 y $v \text{ sen } i = 37.76 \pm 1.38$ y $37.83 \pm 5.35 \text{ km s}^{-1}$ en la campaña NOT04. La media de todos estos valores es $v \text{ sen } i = 33.57 \pm 0.45 \text{ km s}^{-1}$ para la primaria y $v \text{ sen } i = 32.38 \pm 0.75 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria.

Los valores obtenidos para la estrella secundaria estan de acuerdo con los de Jeffries et al. (1995), mientras que para la estrella primaria son algo menores.

- Velocidades Radiales y Solución Orbital

Las velocidades radiales han sido determinadas por la técnica de correlación cruzada del programa *FXCOR* de IRAF. Como el sistema es SB2, los dos picos de las CCF de las componentes se veían claramente y se pudo ajustar cada una por separado en todos los casos (salvo cuando estan en conjunción), aunque como puede verse en las figuras 4.28 y 4.29 las irregularidades de los perfiles (asimetrías y doble pico) implican errores considerables en algunos casos.

Para el cálculo de la solución orbital del sistema se disponía de los valores de velocidad radial obtenidos en 39 espectros de este trabajo y los nueve valores fuera de conjunción medidos por en 1993 Jeffries et al. (1995), ver Tabla 4.21. Sin embargo, al intentar el ajuste orbital de este sistema, surgieron algunos problemas. En principio, si

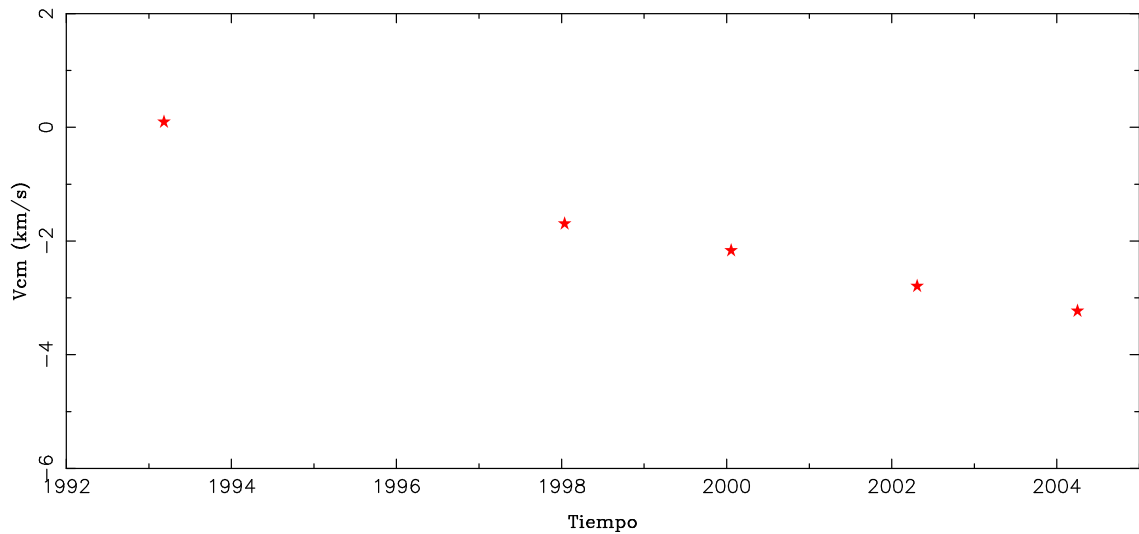


Figura 4.21: Velocidades del centro de masas γ (V_{CM}) obtenida en las soluciones orbitales de las distintas campañas en función del tiempo.

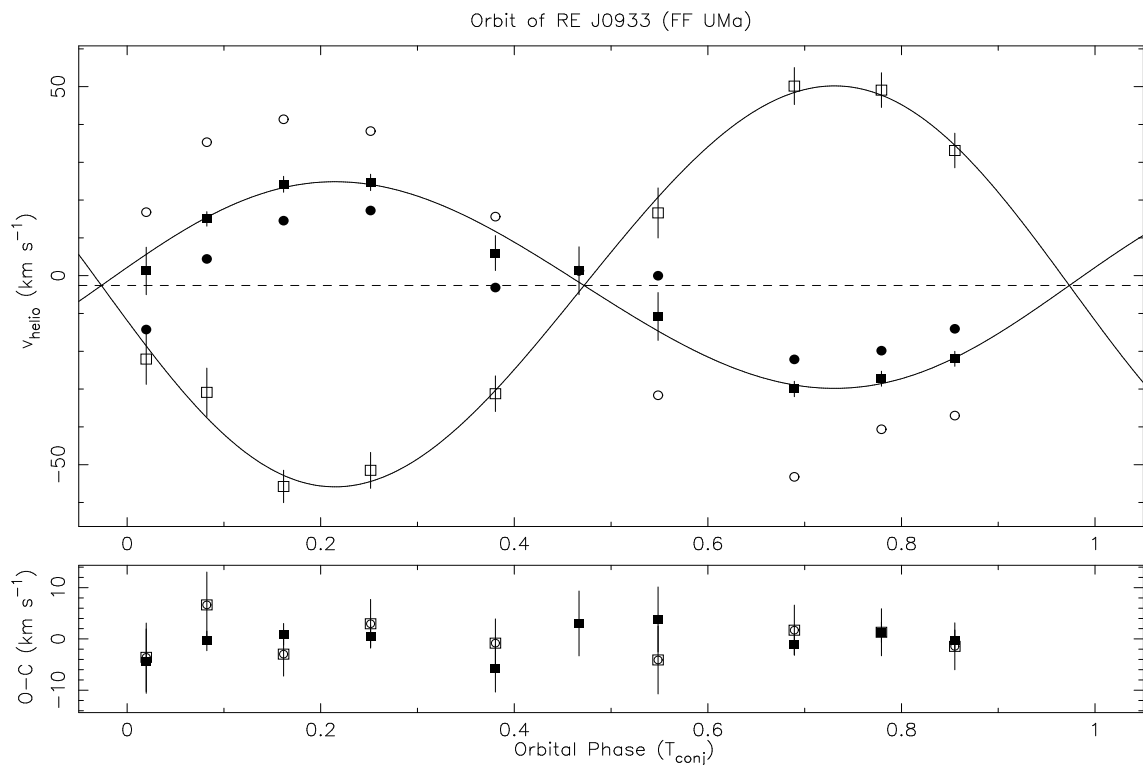


Figura 4.22: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para la campaña de McDonald 98. Los símbolos rellenos representan a la componente primaria y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria. Los cuadrados representan el valor del sistema principal, la curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 , del sistema principal y los círculos representan las medidas de los dos picos encontrados en el perfil de la CCF de la estrella primaria. Esto supone una amplitud de $\approx 25 \text{ km s}^{-1}$.

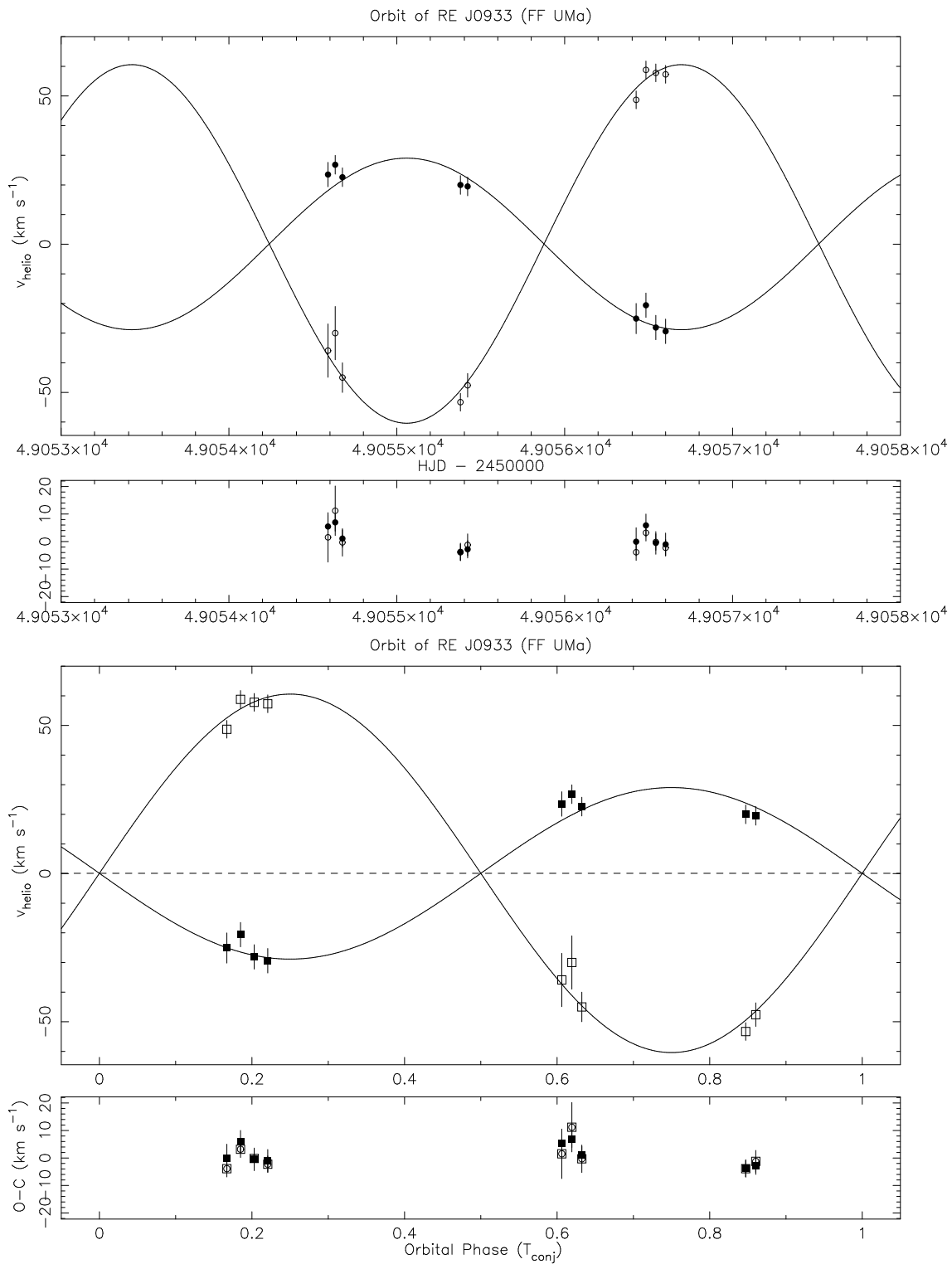


Figura 4.23: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para las medidas realizadas en 1993 de Jeffries et al. (1995). Arriba se representa la velocidad radial frente a la fecha juliana de observación. Abajo, velocidad radial frente a la fase, los símbolos rellenos representan a la componente primaria y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria. El ajuste se ha realizado fijando el período orbital obtenido en la campaña de FOCES04 (ver Fig. 4.27) y excentricidad $e=0$.

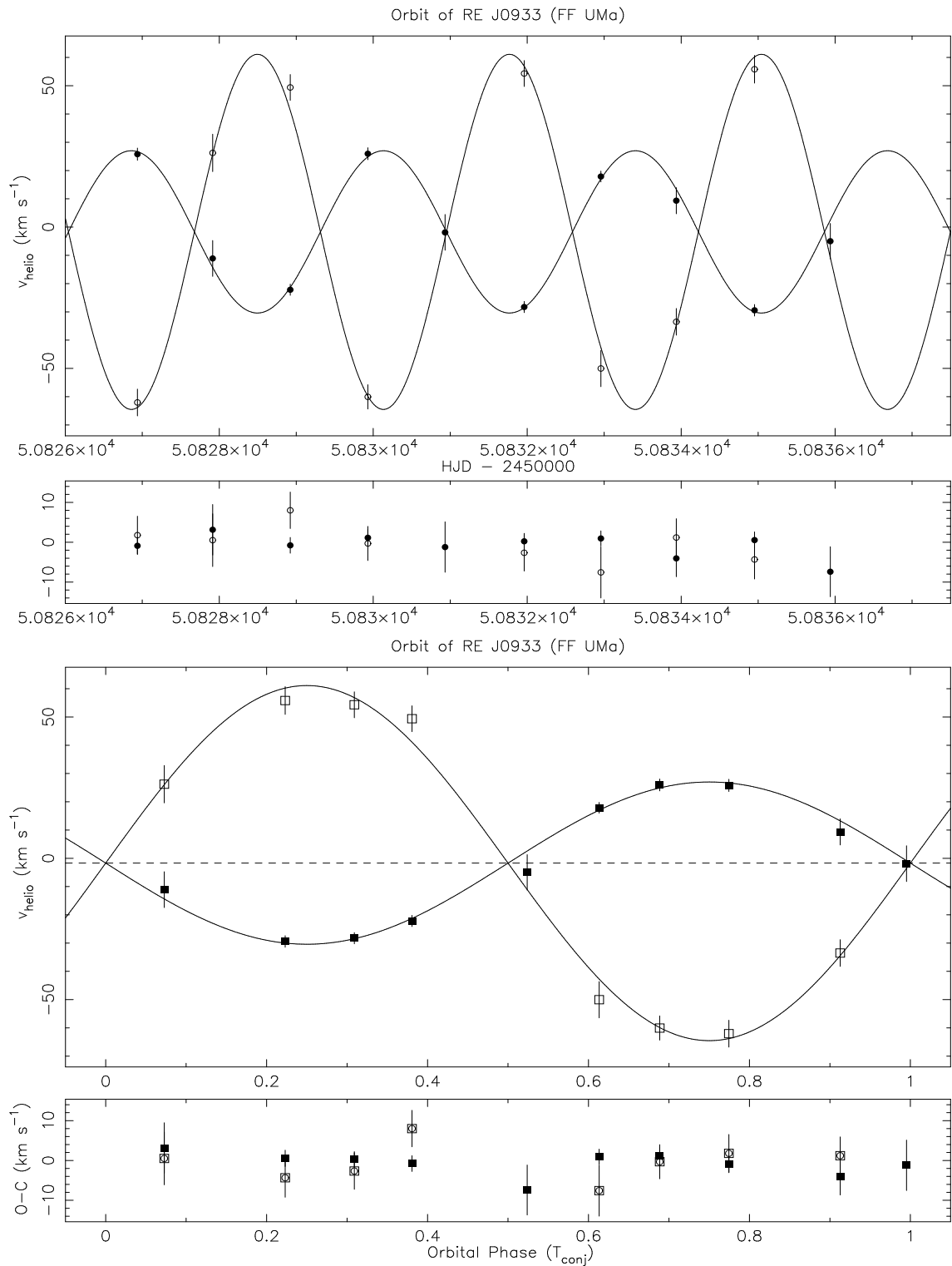


Figura 4.24: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para la campaña de McDonald 98. Arriba se representa la velocidad radial frente a la fecha juliana de observación, donde se cubren varios períodos. Abajo, velocidad radial frente a la fase, los símbolos rellenos representan a la componente primaria y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria. El ajuste se ha realizado igual que en la Figura. 4.23.

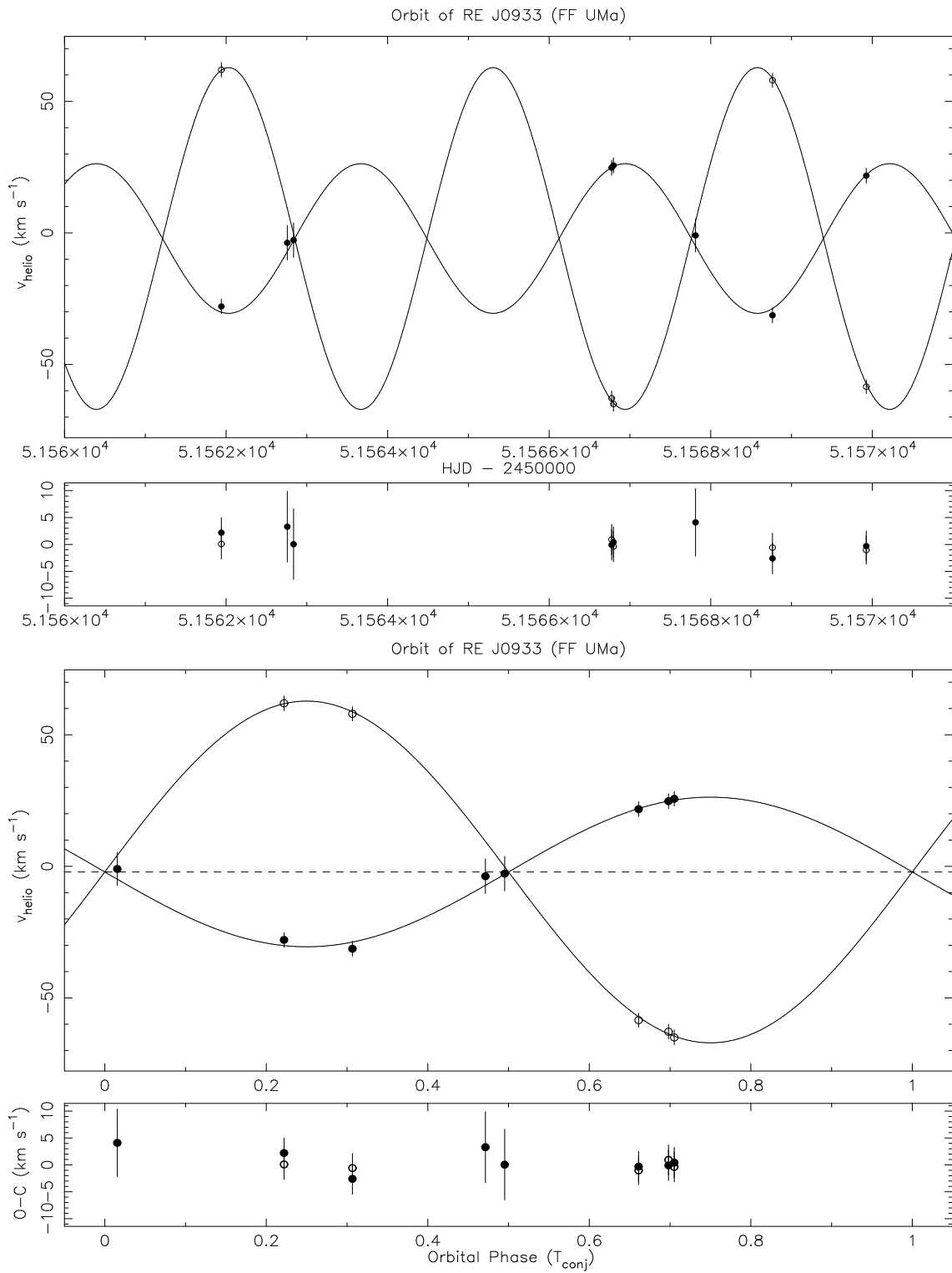


Figura 4.25: Igual que la Figura 4.24 para la campaña de HET 00.

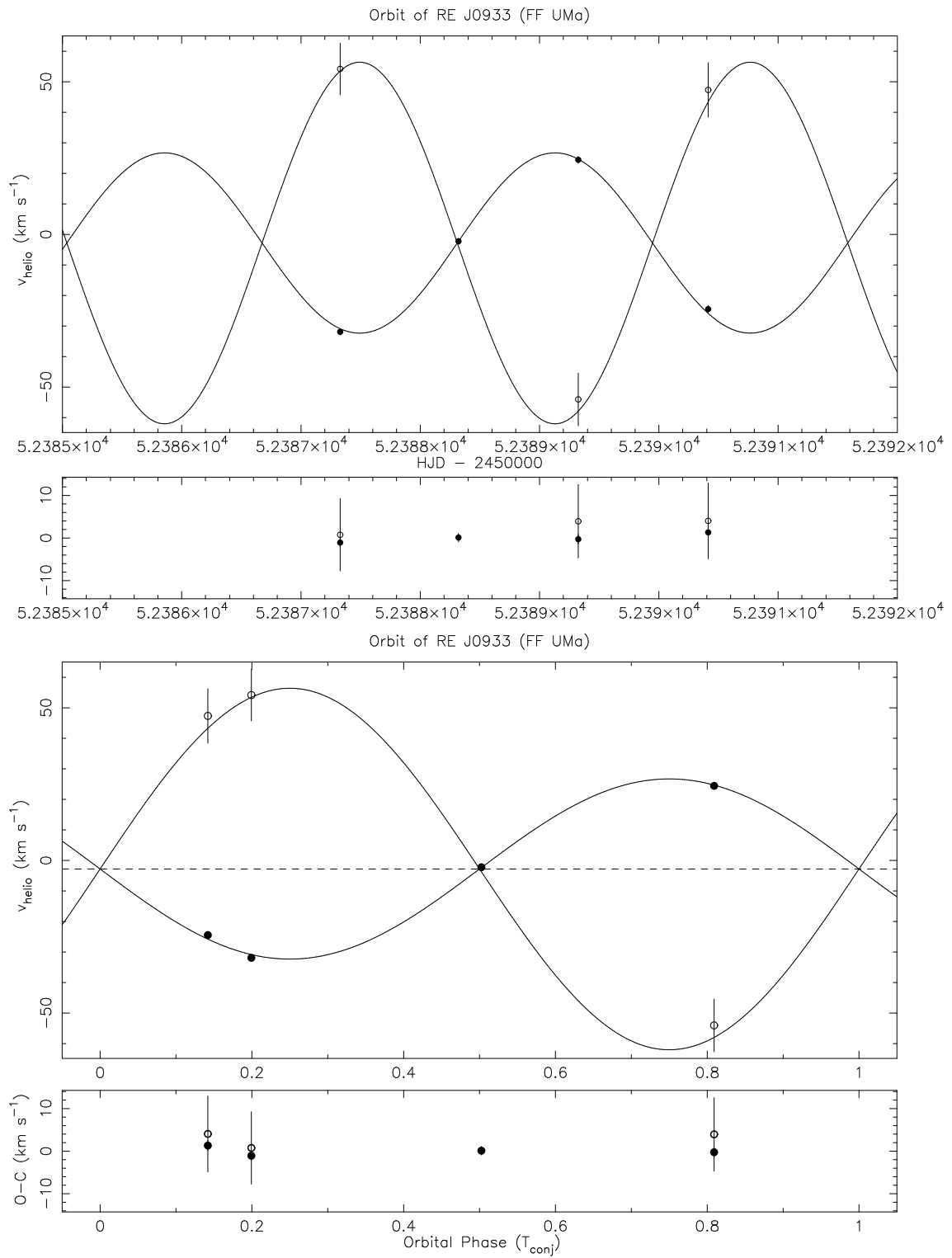


Figura 4.26: Igual que la Figura 4.24 para la campaña de FOCES 02.

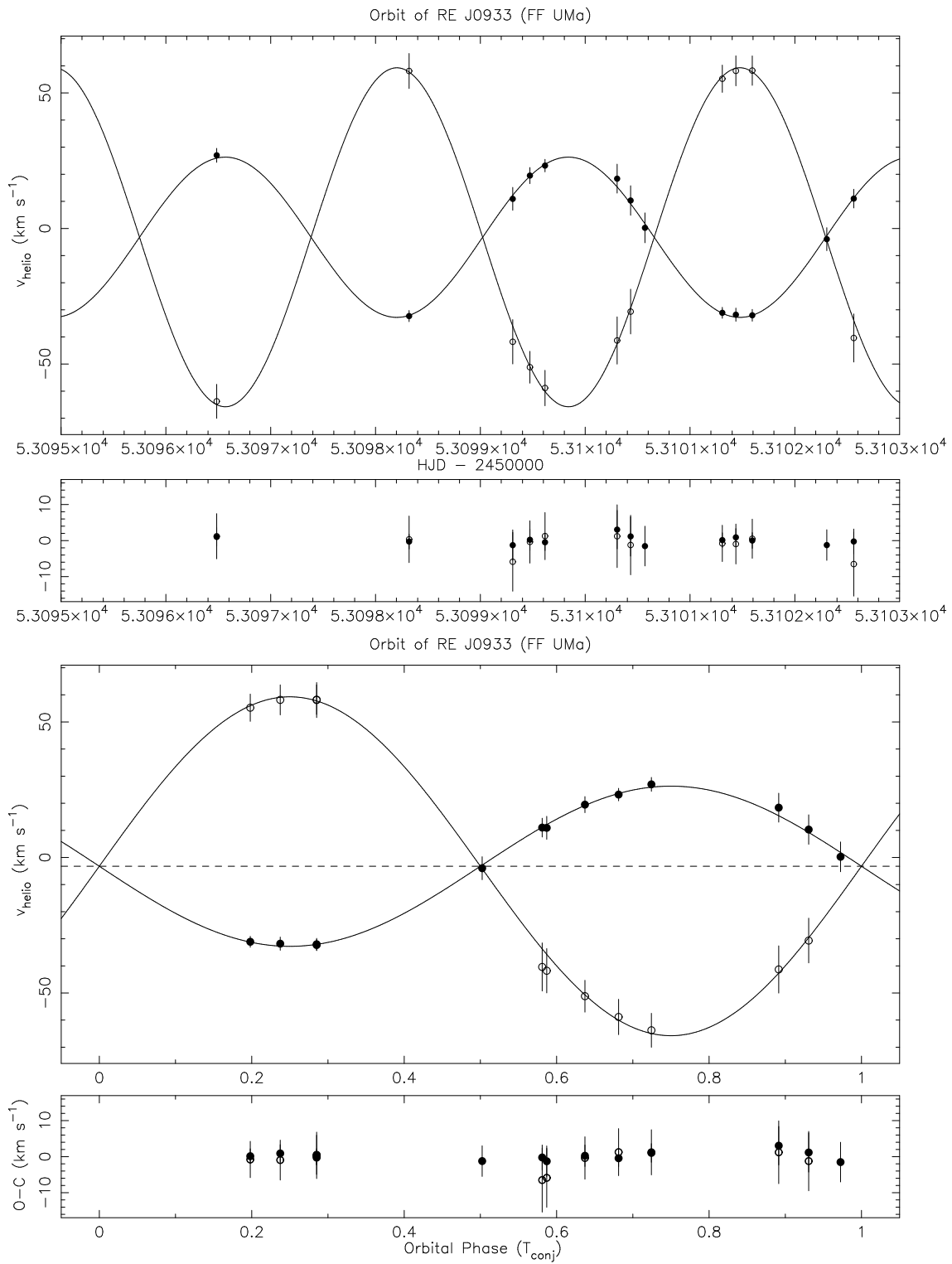


Figura 4.27: Igual que la Figura 4.24 para la campaña de FOCES04.

ajustamos la órbita con los datos obtenidos para la velocidad radial en cada campaña por separado, los parámetros de ajuste no varían mucho de una a otra, pero al contrario que con otros sistemas (como los estudiados en los apartados anteriores), cuando se quiso utilizar todos los datos de velocidad para el ajuste total, no se encontró ninguna combinación que permitiera un buen ajuste. El problema podría deberse a los errores en la medida de las velocidades radiales de la estrella secundaria, pero para la solución del problema SB1 ocurre lo mismo.

Para responder a este comportamiento se han buscado varias explicaciones:

- En primer lugar podría existir una estrella compañera del par, una componente terciaria más alejada, que modificara la órbita principal. En la Figura 4.21, se representa la velocidad del centro de masas del sistema, γ , (obtenida en cada ajuste, uno por cada campaña) frente al tiempo, de tal manera que puede apreciarse una variación (con una amplitud tan sólo de unos 3 km s^{-1}) que podría marcar la presencia de una tercera estrella (Cumming 2004). Por otro lado, tanto en el perfil de las líneas de absorción fotosféricas (ver Fig. 4.28), como en el de las líneas de emisión cromosféricas (ver Figs. 4.34, 4.35, 4.36, 4.37, etc), y en el perfil de la función de correlación (ver Fig. 4.29), parece que cada componente está formada por otras dos. Ésto podría implicar que los picos que se observan en las líneas de la primaria y secundaria fueran en realidad de dos componentes, teniendo así un sistema cuádruple. Para comprobar esta hipótesis, se han medido las velocidades de los dos picos de la estrella primaria en la campaña de McDonald 98 (ver Fig. 4.22). Con una amplitud total $(K_1+K_2) K \approx 25 \text{ km s}^{-1}$ obtenida de las velocidades medidas y con un período de unos tres días, se obtienen masas ($\approx 10^{-3} M_\odot$) de las componentes que son incompatibles con el tipo espectral observado $\approx K0$ IV. Por otro lado, suponiendo ambas estrellas del mismo tipo espectral, K0, y sus masas ($M(K0) = 0.79 M_\odot$), se obtienen períodos de años. También se ha intentado reproducir el espectro de la componente primaria utilizando dos estrellas iguales K0, y el mejor ajuste se obtenía con rotaciones muy altas de ambas componentes (50 km s^{-1}). Estos resultados descartan la posibilidad de que el sistema este formado por 4 componentes.
- En segundo lugar, este comportamiento irregular se podría explicar mediante actividad, es decir, este sistema presenta emisiones por encima del continuo en $H\alpha$, H y K del Ca II, H ϵ y Ca II IRT y llenado de emisión para las restantes líneas de Balmer, por lo que es un sistema muy activo, y por tanto su superficie presentaría manchas y otros elementos característicos de actividad. La presencia de manchas en la superficie de la estrella podría ser la causante de los perfiles en las líneas de absorción fotosféricas (ver Fig. 4.28) y de las asimetrías de las funciones de CCF (ver Fig. 4.29), como se ha estudiado antes, manchas cercanas al polo estelar pueden producir estos perfiles que variarían con la fase según la distribución de la mancha alrededor del polo y de una campaña a otra según la evolución de la mancha con el tiempo, ver Fig. 4.28. Debido a estos perfiles las velocidades radiales no se pueden medir con exactitud y las variaciones en las órbitas no serían reales, sino efecto de la medida de las velocidades radiales con irregularidades en el perfil. Este problema se ha solucionado recalculando las velocidades radiales pero esta vez empleando como estrella de referencia una ensanchada, esto es, se ha generado un espectro sintético ensanchado a $v_{\text{sen } i}$ de 2RE J0933+624 (33 km s^{-1}) de la estrella de referencia y se ha correlacionado cada uno de los espectros

Tabla 4.21: Velocidades Radiales de 2REJ 0933+624

Obs.	JD (2400000 +)	Primaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	Secundaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)
Jef(95) ¹	49054.591	23.5 ± 4.0	-35.9 ± 9.0
Jef(95) ¹	49054.634	26.8 ± 3.0	-30.0 ± 9.0
Jef(95) ¹	49054.675	22.6 ± 3.0	-45.0 ± 5.0
Jef(95) ¹	49055.378	20.0 ± 3.0	-53.3 ± 3.0
Jef(95) ¹	49055.423	19.5 ± 3.0	-47.6 ± 4.0
Jef(95) ¹	49056.425	-25.1 ± 5.0	48.7 ± 3.0
Jef(95) ¹	49056.486	-20.6 ± 4.0	58.8 ± 3.0
Jef(95) ¹	49056.543	-28.1 ± 4.0	57.8 ± 3.0
Jef(95) ¹	49056.600	-29.4 ± 4.0	57.3 ± 3.0
MCD98	50826.935	25.80 ± 1.92	-62.05 ± 4.75
MCD98	50827.915	-11.09 ± 6.26	26.23 ± 6.62
MCD98	50828.922	-22.16 ± 1.71	49.39 ± 4.58
MCD98	50829.929	25.95 ± 1.86	-60.06 ± 4.29
MCD98	50830.932	-1.88 ± 6.25	-
MCD98	50831.961	-28.27 ± 1.72	54.33 ± 4.59
MCD98	50832.958	17.88 ± 1.63	-50.03 ± 6.42
MCD98	50833.935	9.34 ± 4.51	-33.52 ± 4.72
MCD98	50834.953	-29.42 ± 1.78	55.83 ± 4.90
MCD98	50836.039	-4.99 ± 6.20	-
HET00	51561.943	-27.96 ± 2.60	61.98 ± 2.80
HET00	51562.759	-3.74 ± 6.51	-
HET00	51562.837	-2.75 ± 6.50	-
HET00	51566.774	24.78 ± 2.66	-62.86 ± 2.81
HET00	51566.797	25.66 ± 2.66	-65.02 ± 2.81
HET00	51567.812	-0.97 ± 6.21	-
HET00	51568.767	-31.61 ± 2.29	58.01 ± 2.70
HET00	51569.925	21.76 ± 2.64	-58.45 ± 2.53
FOCES02	52387.329	-31.89 ± 2.33	54.19 ± 4.49
FOCES02	52388.320	-2.24 ± 4.13	-
FOCES02	52389.323	24.44 ± 2.56	-54.03 ± 4.62
FOCES02	52390.414	-24.46 ± 2.63	47.34 ± 4.93
FOCES04	53096.4836	26.98 ± 2.58	-63.76 ± 6.27
FOCES04	53098.3186	-32.32 ± 2.06	58.08 ± 6.46
FOCES04	53099.3077	10.94 ± 3.24	-41.79 ± 8.17
FOCES04	53099.4736	19.50 ± 2.98	-51.18 ± 5.88
FOCES04	53099.6158	23.20 ± 2.31	-58.85 ± 6.54
FOCES04	53100.3048	18.38 ± 4.44	-41.31 ± 8.71
FOCES04	53100.4329	10.31 ± 4.15	-30.65 ± 8.26
FOCES04	53100.5718	0.24 ± 4.41	-
FOCES04	53101.3082	-31.11 ± 2.03	55.25 ± 5.04
FOCES04	53101.4374	-31.81 ± 2.44	58.15 ± 5.54
FOCES04	53101.5932	-32.02 ± 2.18	58.24 ± 5.44
FOCES04	53102.3061	-3.95 ± 4.25	-
FOCES04	53102.5640	11.02 ± 3.46	-40.39 ± 8.89
NOT04a ²	53098.4155	-22.98 ± 1.20	68.66 ± 4.30
NOT04a ²	53098.4208	-22.98 ± 1.25	67.88 ± 4.49
NOT04a ²	53099.5426	61.79 ± 1.17	-21.23 ± 4.36
NOT04a ²	53101.4019	-19.89 ± 1.30	79.70 ± 3.54

¹ Velocidades radiales tomadas en 1993 de Jefries et al. (1995).² Valores no tenidos en cuenta para el cálculo de la solución orbital.

con ella. De esta forma, al tener ambos espectros, estrella problema y estrella de referencia, la misma rotación, el efecto de las asimetrías se ha eliminado quedando perfiles de la CCF Gaussianos y por lo tanto más fáciles de ajustar con precisión, ver Figura 4.30. Los nuevos datos de velocidad radial así obtenidos se dan en la Tabla 4.21 (velocidad radial heliocéntrica, V_{hel} , con sus respectivos errores, σ_V) y se emplearon de nuevo para el cálculo de la solución orbital, encontrándose igualmente el mismo problema al intentar ajustar las diferentes épocas juntas.

- Otra explicación asociada a la actividad y que parece la más plausible es que existe una modulación orbital debida a la actividad que hace variar el período y los parámetros orbitales de una época a otra. El responsable sería el cambio del momento cuadrupolar de una o ambas estrellas a lo largo del ciclo de actividad, que provendría de intercambios entre las energías cinética y magnética mediante el efecto hidromagnético de la dinamo.

Frasca y Lanza (2005) recurren en el caso del sistema RS CVn HR 1099, a un modelo originalmente propuesto por Matese y Whitmire (1983) y elaborado por Applegate (1992) y Lanza et al. (1998), en el que las variaciones temporales de los períodos orbitales de algunos sistemas RS CVn pueden deberse a variaciones en el momento cuadrupolar de la estrella primaria, a lo largo del ciclo de actividad, que surge del intercambio de energías cinética y magnética conducido por la dinamo hidromagnética estelar.

El modelo inicial asume que el momento cuadrupolar gravitatorio de la componente activa de las binarias próximas cromosféricamente activas varía con el tiempo debido a una dinamo no lineal, que perturba el equilibrio hidrostático estelar induciendo una fuerza de Lorentz variable con el tiempo y redistribuyendo el momento angular interno. En concreto, un aumento del momento cuadrupolar gravitatorio produce una disminución del período orbital, mientras que una disminución en el momento cuadrupolar causa un incremento en el período orbital, asumiendo que el momento angular orbital permanece constante durante la variación. El efecto es instantáneo porque es directamente transmitido por el campo gravitatorio sin necesidad del acoplamiento spin-órbita. El posterior desarrollo del mecanismo de Applegate proporciona una forma de estudiar los balances de energía de estas dinamos no lineales. Applegate y Patterson (1987) expusieron la base teórica por la que la actividad magnética induce un cambio en el período y que más tarde fue modificada por Marsh y Pringle (1990), que mostraron que las desviaciones del equilibrio hidrostático se llevaban a cabo por cambios de energías, pero el problema energético fue solucionado finalmente cuando Applegate (1992) propuso un modelo que conectaba la variación del momento cuadrupolar gravitatorio con la distribución del momento angular de la estrella activa mediante la energía de la luminosidad. Éste requiere que parte de la energía de la luminosidad de la estrella activa se convierta en rotación diferencial, estos cambios en la rotación diferencial modifican entonces la forma, el oblatamiento, de la estrella activa y así cambia el momento cuadrupolar; como esta desviación de energía en la rotación diferencial proviene de la luminosidad, implica una variación periódica de la luminosidad de la estrella activa. Más tarde Lanza, Rodonó y Rosner (1998) estudiaron varias opciones para explicar las variaciones de período en sistemas RS CVn en conexión con diferentes tipos de dinamo, llegando a la conclusión de que variaciones del campo magnético poloidal de unos 100 Gauss

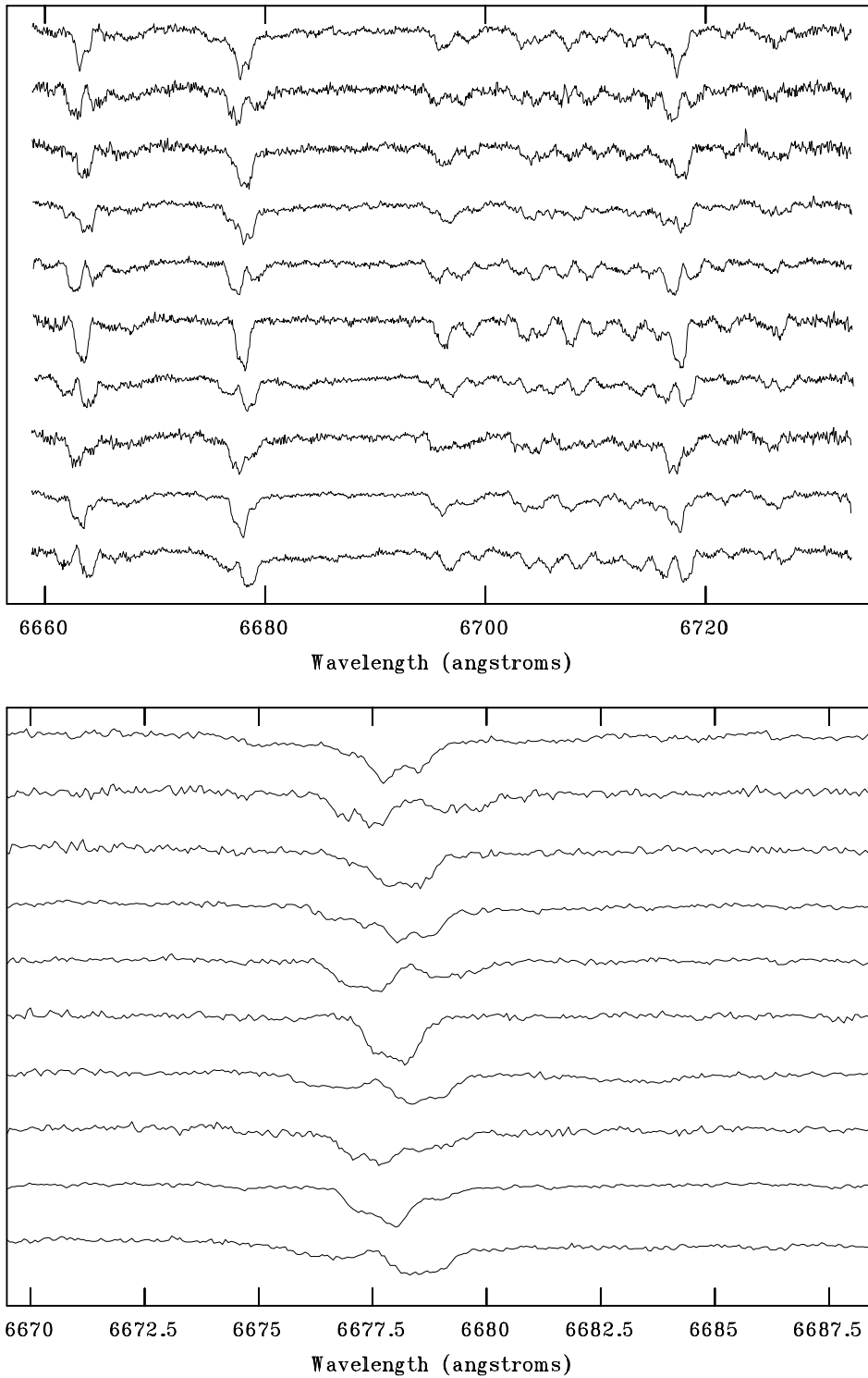


Figura 4.28: Evolución del perfil de las líneas de absorción (panel superior) y detalle de una línea de Fe I ($\lambda 6677 \text{ \AA}$) en esa apertura (panel inferior) durante los 10 noches de la campaña McDonald 98. Se observan las líneas ensanchadas de ambas componentes y las asimetrías producidas por las manchas fotosféricas.

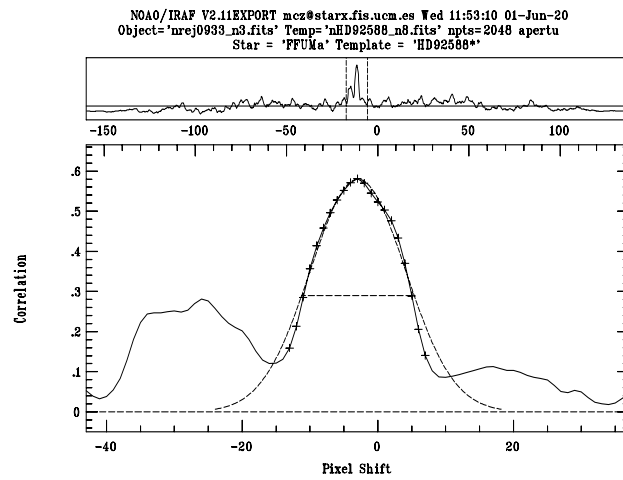


Figura 4.29: CCF de 2RE J0933+624 en la campaña de FOCES04, se pueden observar irregularidades en el perfil correspondiente de ambas componentes que dificultan la determinación del centro de la CCF.

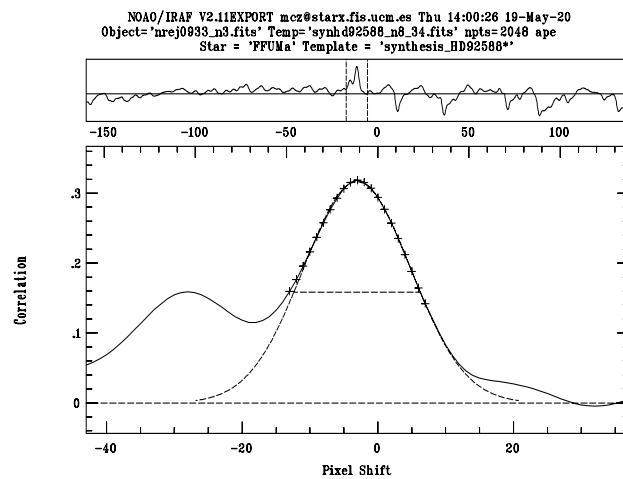


Figura 4.30: CCF de 2RE J0933+624 con la estrella de referencia ensanchada en la campaña de FOCES04. Se comprueba que las irregularidades en el perfil han desaparecido y se puede ajustar mejor el centro con una Gaussiana.

(Applegate proponía variaciones de kiloGauss) podrían reproducir las variaciones observadas. Lanza y Rodonó (1999) recopilaron 46 sistemas binarios de diversos tipos (RS CVn, WW UMa, etc) para evaluar los efectos del cambio en el momento cuadrupolar gravitatorio.

Los resultados obtenidos hasta ahora encuentran que variaciones de unos cientos de Gauss en el campo magnético poloidal, pueden producir una onda de distorsión que produciría un cambio en la rotación diferencial suficiente para cambiar la geometría u achatamiento de una estrella y por tanto cambiar su momento cuadrupolar gravitatorio y en consecuencia, si el momento angular permanece constante, el radio orbital cambiaría y por tanto también el período. Las variaciones encontradas son de $dP/P \approx 10^{-6}$ - 10^{-5} en un intervalo de 7 a 109 años.

Este mecanismo se ha utilizado posteriormente para explicar variaciones del período orbital en varios sistemas RS CVn, como SZ Psc (Kalimeris et al. 1995), RT Lac, RS CVn, WW Dra, etc (Lanza y Rodonó 1999), XY UMa (Sowell 2001) y HR 1099 (García-Alvarez et al. 2003; Frasca y Lanza 2005).

En la Figura 4.27 se muestra el ajuste por separado de la campaña de FOCES04, obtenido con los valores de velocidad radial calculados con la estrella de referencia ensanchada, y que es muy similar al ajuste obtenido por Jeffries et al. (1995) ($P = 3.28$ días, $e = 0.00$, $K_1 = 27.8$ y $K_2 = 61.4$) y al obtenido en las demás campañas por separado (ver Figs. 4.23, 4.24, 4.25 y 4.26). A efectos prácticos, para calcular parámetros derivados, etc, se utilizará esta solución. Se ha elegido esta campaña, FOCES04, por tener un número significativo de datos (13) y por que son los espectros de mayor resolución. La solución orbital para FOCES04 se encuentra en la Tabla 4.23. En esta tabla se da T_{Conj} como la fecha juliana heliocéntrica en conjunción con la estrella caliente detrás.

Para estudiar entonces la tercera opción expuesta arriba, una vez obtenidas las nuevas velocidades radiales y la solución orbital de FOCES04 se obtuvieron los ajustes orbitales de las restantes campañas tomando el período obtenido en la primera y asumiendo que la excentricidad es cero (en todos los ajustes $e \approx 10^{-2}$). Estos ajustes resultan ser prácticamente iguales si se desplaza el tiempo de conjunción de cada una de ellas hasta el de FOCES04, es decir, mediante el programa de ajustes, se obtuvo que la solución orbital para todas las campañas es muy parecida pero con tiempos de conjunción desplazados entre sí (ver Tabla 4.22). Ver por ejemplo la diferencia entre FOCES04 y McDonald 98 puestas en fase con T_{Conj} de FOCES04 de la Figura 4.31 donde se ha representado el ajuste orbital de FOCES04 y se han superpuesto los valores de velocidad radial de McDonald 98, observándose que son prácticamente iguales pero las últimas están desplazadas en fase. En la Fig. 4.32, se representan las velocidades radiales de todas las campañas ya desplazadas sobre el ajuste de FOCES04, observese el buen acuerdo obtenido de esta forma para todas las velocidades radiales de las diferentes épocas desde 1993 a 2004. Para obtener este desplazamiento en fase, se calcularon las diferencias en los tiempos de conjunción de todas las campañas respecto al tiempo de conjunción de FOCES04, (O-C) (Observado - Calculado = diferencia entre T_{Conj} obtenido del ajuste correspondiente a cada campaña y el calculado a partir del T_{Conj} de FOCES04), en la Figura 4.33, se ha representado la variación del tiempo de conjunción de las distintas campañas, mayor cuanto más lejos en el tiempo se encontraba de la campaña tomada como inicial. Las variaciones llegan hasta 2 días y siguen una relación aparentemente lineal. Estas diferencias proporcionan una variación del período

Tabla 4.22: Variaciones del período Orbital (P)

Año	TConj HJD (2400000 +)	O-C días	dP/P
1993	49055.8789	-2.0089	4.979x10 ⁻⁴
1998	50824.4023	-1.1755	5.187x10 ⁻⁴
2000	51561.2227	-0.9005	5.887x10 ⁻⁴
2002	52386.6758	-0.3615	5.134x10 ⁻⁴
2004	53090.8398		

de: $dP/P \approx 10^{-4}$ (ver Tabla 4.22), en 11 años, es decir, un orden de magnitud mayor que el mayor observado hasta ahora para HR 1099. Las variaciones van desde -4.979×10^{-4} a -5.835×10^{-4} y también siguen una relación aparentemente lineal, pero será necesario tener un rango temporal mayor en la toma de datos para comprobar si llega a hacerse sinusoidal tal y como señalan Frasca y Lanza (2005) (en el acso de HR 1099) y así confirmar si este proceso es realmente el que produce los cambios observados en este sistema.

Estas variaciones de período P podrían también deberse a una tercera componente, pero esto implicaría una variación de γ (que sin embargo es muy pequeña, ver Fig. 4.21) por lo que parece más probable la hipótesis de variaciones producidas por cambios en el momento cuadrupolar gravitatorio.

Si tenemos en cuenta que los modelos propuestos por Applegate y desarrollados por Lanza y Rodonó sólo suponen que la estrella primaria es activa y que variaciones de 100 Gauss del campo magnético poloidal son suficientes para las variaciones de período observadas, y si por otro lado la variación temporal encontrada para el sistema HR 1099, que es la mayor encontrada hasta ahora, se produce por la acción dinamo de una estrella primaria subgigante K1 y una secundaria de dinamo menos efectiva, G5V, las variaciones temporales de un orden superior que se han encontrado en el sistema 2RE J0933+624, se pueden justificar teniendo en cuenta que sus dos componentes son muy activas, una primaria subgigante K1 y una secundaria K0V (con una dinamo más efectiva que la G5V de HR 1099) y que por tanto producirán variaciones del campo magnético mayores, tal vez llegando al orden de kiloGauss, que provocaran cambios más rápidos en el momento cuadrupolar gravitatorio y por tanto también cambios de períodos mayores en menos tiempo que los observados hasta ahora.

Aunque aún no se puede descartar del todo que las variaciones sean producidas por una tercera componente, parece que la gran actividad observada en ambas componentes de este sistema puede ser realmente la causante de variaciones en el campo magnético de una magnitud tal que puede dar lugar a las variaciones temporales del período observadas.

- Tipos Espectrales

Para obtener la clasificación espectral de este sistema, se ha usado el programa *STARMOD* como en los anteriores sistemas ya descritos. Para el sistema 2RE J0933+624 se ha encontrado que el mejor ajuste entre el espectro observado y el sintético, se obtiene cuando se usan dos estrellas de referencia, de tipo K1IV para la primaria y K0V para la secundaria.

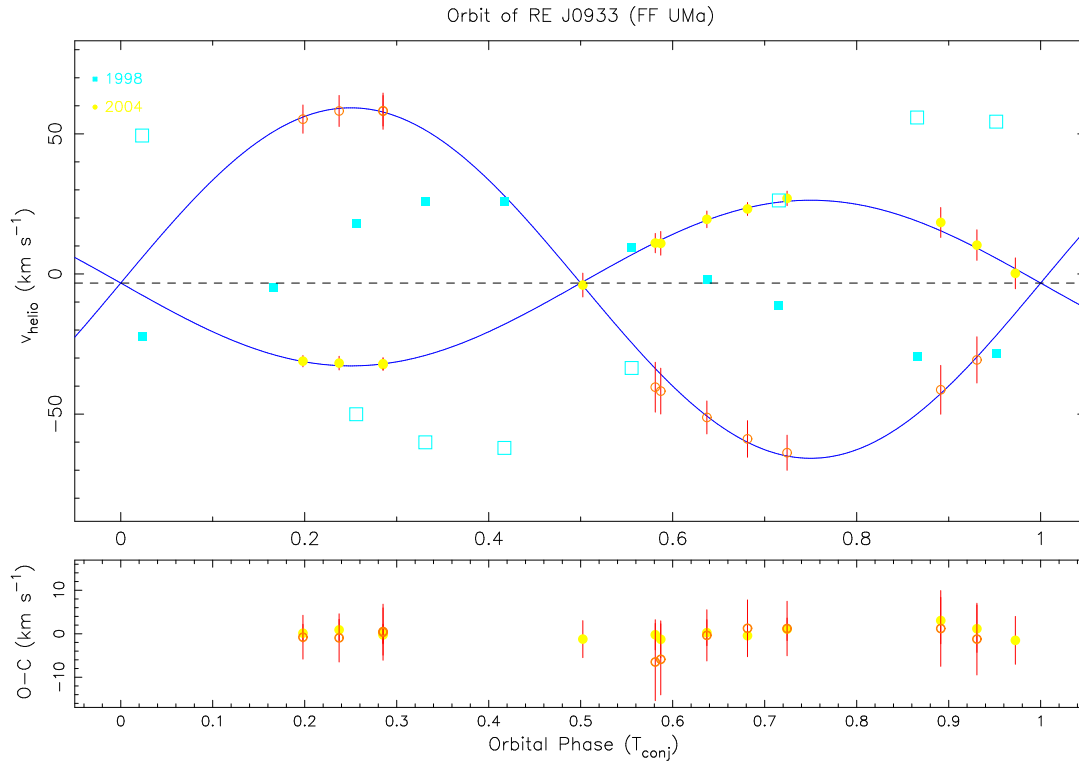


Figura 4.31: Desplazamiento en fase para el ajuste de la orbita de 2RE J0933+624. Se dibujan las velocidades radiales y el ajuste (línea continua) de la orbita para la campaña de FOCES04 y se superponen las velocidades radiales de la campaña de McDonald 98 que resultan ser casi idénticos pero desplazada en fase.

Tabla 4.23: Solución Orbital de 2REJ 0933+624 (FOCES 2004)

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	3.2735	0.0537	días
T_{Conj}	53090.8398	0.1753	HJD (2400000 +)
ω	0.0000	0.0000	grados
e	0.0000	0.0000	
K_1	29.5520	0.9479	km s^{-1}
K_2	62.5166	3.6018	km s^{-1}
γ	-3.2324	0.7716	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	2.1155	0.1012	
$a_1 \text{ seni}$	1.3303	0.0479	10^6 km
$a_2 \text{ seni}$	2.8141	0.1686	10^6 km
$a \text{ seni}$	4.1444	0.1753	10^6 km
"	0.02770		AU
"	5.9546		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.1797	0.0239	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.0850	0.0118	M_{\odot}
$f(M)$	0.0087534	0.0009888	M_{\odot}

Esta clasificación esta de acuerdo con las conclusiones dadas por otros autores que suponen que una de las componentes podría ser evolucionada. En nuestros espectros se aprecia en las líneas de absorción fotosféricas que la secundaria pertenece a la secuencia principal mientras que la primaria es una subgigante.

Las estrellas de referencia usadas para la substracción fueron: la estrella HD 26965 (K1V) para ambas componentes en la campaña de McDonald98 (0.7/0.3 de contribución al continuo), la estrella HD 92588 (K1IV) para ambas componentes en la campaña de HET01 (0.7/0.3), las estrellas HD 92588 (K1IV) y HD 97004 (K0V) para primaria y secundaria respectivamente (0.7/0.3) en la campaña de FOCES02 y en la de FOCES04, y en la campaña de NOT04, debido a la falta de estrellas de referencia adecuadas, se realizó la substracción con la estrella HD 166620 (K2V) para ambas componentes.

- Masas y Radios

Teniendo en cuenta que en este caso la componente primaria es una estrella subgigante y por lo tanto sus parámetros (masa y radio) no están tabulados, se va a determinar la masa a partir de la componente secundaria, K0V ($M_2 = 0.79 M_\odot$, según las tablas de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982)) y la razón de masas ($q = M_1/M_2 = 2.1155$) de la solución orbital, obteniendo que la masa de la primaria es de $M_1 = 1.67 M_\odot$, de acuerdo con lo esperable para una subgigante.

Además, a partir del período fotométrico ($P_{\text{rot}}=3.27$ días de Henry et al. 1995) y la velocidad de rotación calculada para la estrella primaria ($v \text{ sen } i_P = 33.57$) se puede hacer una estimación de su radio mínimo, $R \text{ sen } i_P = 2.17$, de acuerdo con los valores de estrellas subgigantes y los radios mínimos estimados por otros autores.

- Cinemática y Edad

Partiendo de la velocidad del centro de masas de la solución orbital (γ), y los datos de movimiento propio de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000), junto con la paralaje que da Hipparcos para el sistema 2RE J0933+624, se han obtenido los valores de las componentes de la velocidad espacial (U, V, W). Los resultados se encuentran en el Capítulo 3 con sus respectivos errores.

La velocidad total V_{Total} y las componentes U, V, W , caen dentro de los límites del grupo de movimiento de Castor (ver Capítulo 3) y el criterio de pertenencia de la velocidad radial parece confirmarlo (Eggen 1984, 1989; Montes et al. 2001b).

- Litio I 6707.8 Å

En los espectros de este sistema, se ha incluido la región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å, excepto en las campañas HET01 y NOT04, donde se ve claramente la línea de absorción para ambas componentes. A pesar de encontrarse solapada con otras líneas fotosféricas además de con el Fe I (6707.4 Å), ha sido posible separarlas y medir su anchura equivalente en muchos casos. En la Tabla 4.24 se dan los valores medidos, en la columna tres, del conjunto Li I + Fe I espectro observado, en la columna cuatro los valores del Li I corregidos de la anchura del Fe I ($EW(\text{Fe I})= 13.5 \text{ mÅ}$) y en la quinta los valores del Li I medidos en el espectro substraído. El valor medio resultante es $EW(\text{Li I})= 82 \text{ mÅ}$ para la componente primaria y de $EW(\text{Li I})= 83 \text{ mÅ}$ para la secundaria en el espectro observado y corregido de la contribución del Fe I, y $EW(\text{Li I})= 54 \text{ mÅ}$ y 51 mÅ respectivamente medidos en el espectro substraído.

Las EW s de litio de las componentes son del orden de las medidas en otras estrellas del mismo tipo espectral pertenecientes al grupo de movimiento de Castor (ver Capítulo

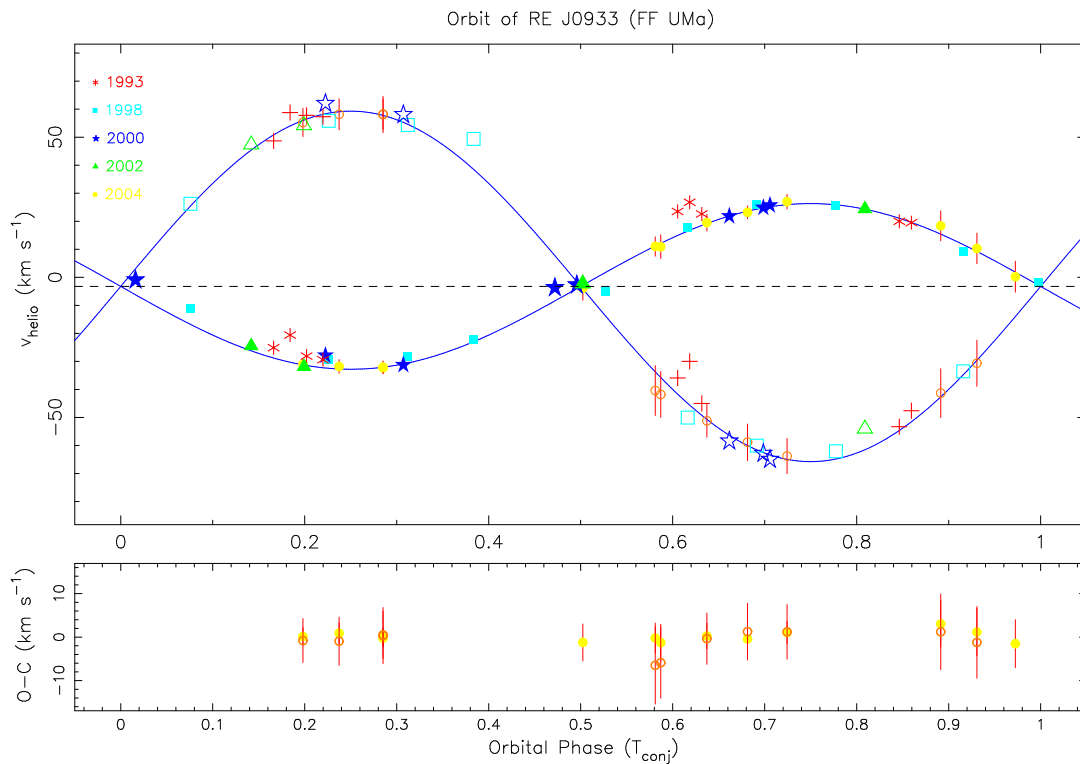


Figura 4.32: Velocidades de todas las campañas de 2RE J0933+624. Se dibuja el ajuste (línea continua) de la órbita para la campaña de FOCES04 y se superponen los datos de las restantes campañas que han tenido que ser desplazados en fase (como se explica en el texto). Nótese el buen acuerdo de todos los datos, obtenidos desde 1993 a 2004, con el ajuste orbital que se obtiene de esta forma.

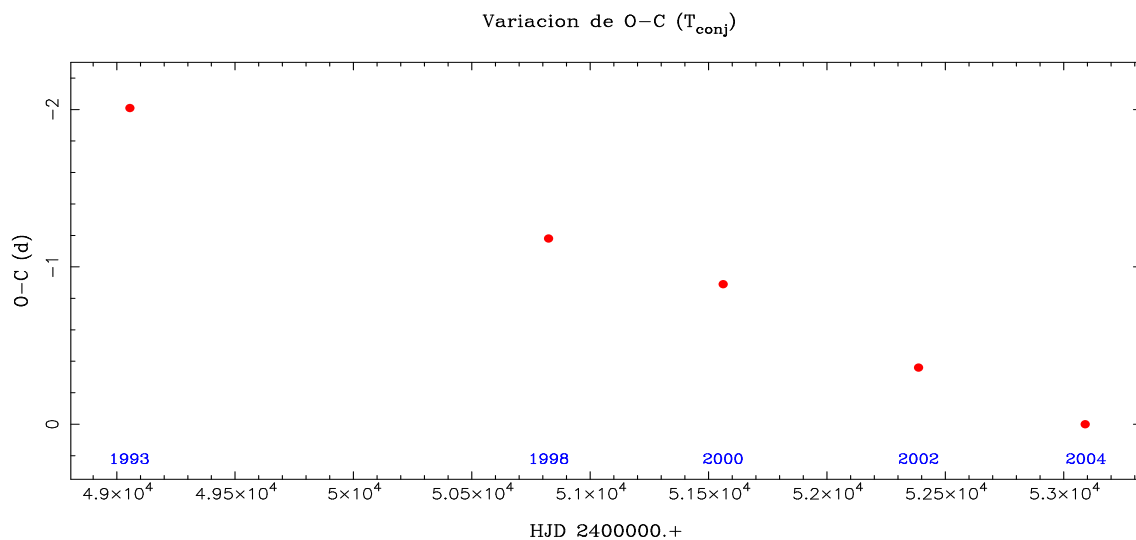


Figura 4.33: Evidencia de variación del período orbital de 2RE J0933+624. Se representa la diferencia (O-C) obtenida de los T_{conj} en días frente al tiempo HJD para las campañas de este trabajo que van desde 1998 a 2004 y las observaciones de Jeffries et al. (1995) realizadas en 1993. La variación en estos 11 años es aproximadamente lineal.

Tabla 4.24: Litio en 2REJ 0933+624

Observ.	Noche	$EW(\text{Li I} + \text{Fe I})$ mÅ	$EW(\text{Li I})$ mÅ	$EW(\text{Li I})_{sub}$ mÅ
FOCES02	1	80.8/73.8	64.2/60.2	63.2/47.0
FOCES02	2	118.9 ¹	91.9 ¹	91.1 ¹
FOCES02	3	85.0/ ²	85.0/ ²	51.6/40.4
FOCES02	4	93.2/92.1	79.6/0.078.5	54.1/72.8
FOCES04	3	113.9/113.2	100.3/0.099.6	64.8/33.6
FOCES04	6a	138.1 ¹	110.9 ¹	123.4 ¹
FOCES04	6b	078.8/ ²	65.2/ ²	43.8/ ²
FOCES04	6c	108.1/ ²	94.5/ ²	47.6/ ²
FOCES04	7b	128.0 ¹	100.8 ¹	76.3 ¹
FOCES04	7c	144.3 ¹	117.1 ¹	86.6 ¹
FOCES04	8a	96.4/119.9	82.8/1063	50.1/56.9
FOCES04	8b	91.9/97.2	78.3/836	53.1/49.2
FOCES04	8c	120.0/108.4	106.4/948	53.2/52.5
FOCES04	9a	115.7 ¹	88.5 ¹	86.7 ¹
FOCES04	9b	139.2 ¹	112.0 ¹	124.3 ¹

¹ Medida de las dos componentes juntas.

² No medida por ruido o mezcla con otras líneas.

3).

4.4.3. Indicadores de Actividad Cromosférica

Se han medido las anchuras equivalentes de las líneas indicadoras de actividad cromosférica en los espectros substraídos de todas las noches de observación. Las estrellas de referencia usadas para la substracción con sus respectivas contribuciones se mencionaron ya en el apartado anterior.

En la Tabla 4.25 se dan las anchuras equivalentes (EW) de los excesos de emisión para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT en las campañas de FOCES y NOT y para las líneas H α y Ca II IRT en la campaña de McDonald98 y HET01.

Las EW de ambas componentes se han podido separar y medir. Estas medidas de EW han sido corregidas de la contribución de cada componente al continuo, que en este caso es de 0.59 para la estrella primaria y de 0.41 para la secundaria en H α . Las EW s convertidas a flujo absoluto superficial ($\log F_S$), se presentan en la Tabla 4.26.

En las Figs. 4.34, 4.35, 4.36, 4.37, 4.42, 4.43, 4.44 y 4.45 se ha representado H α , H y K del Ca II y Ca II IRT $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ para cada observación. Se muestra el espectro observado (línea continua) y el espectro sintético (línea rayada) en el panel izquierdo, y el espectro substraído (línea de puntos) en el panel derecho. Un espectro representativo de la línea H β , se muestra en la Fig. 4.37 y las líneas H y K del Ca II aparecen en la Fig.4.38

- **H α :**

La región de la línea H α está incluida en los espectros de este sistema, apareciendo siempre en emisión por encima del continuo para ambas componentes (ver Fig. 4.34, 4.35, 4.36 y 4.37 panel izquierdo). En los espectros observados se puede ver que la emisión proveniente de la componente secundaria sobrepasa a la

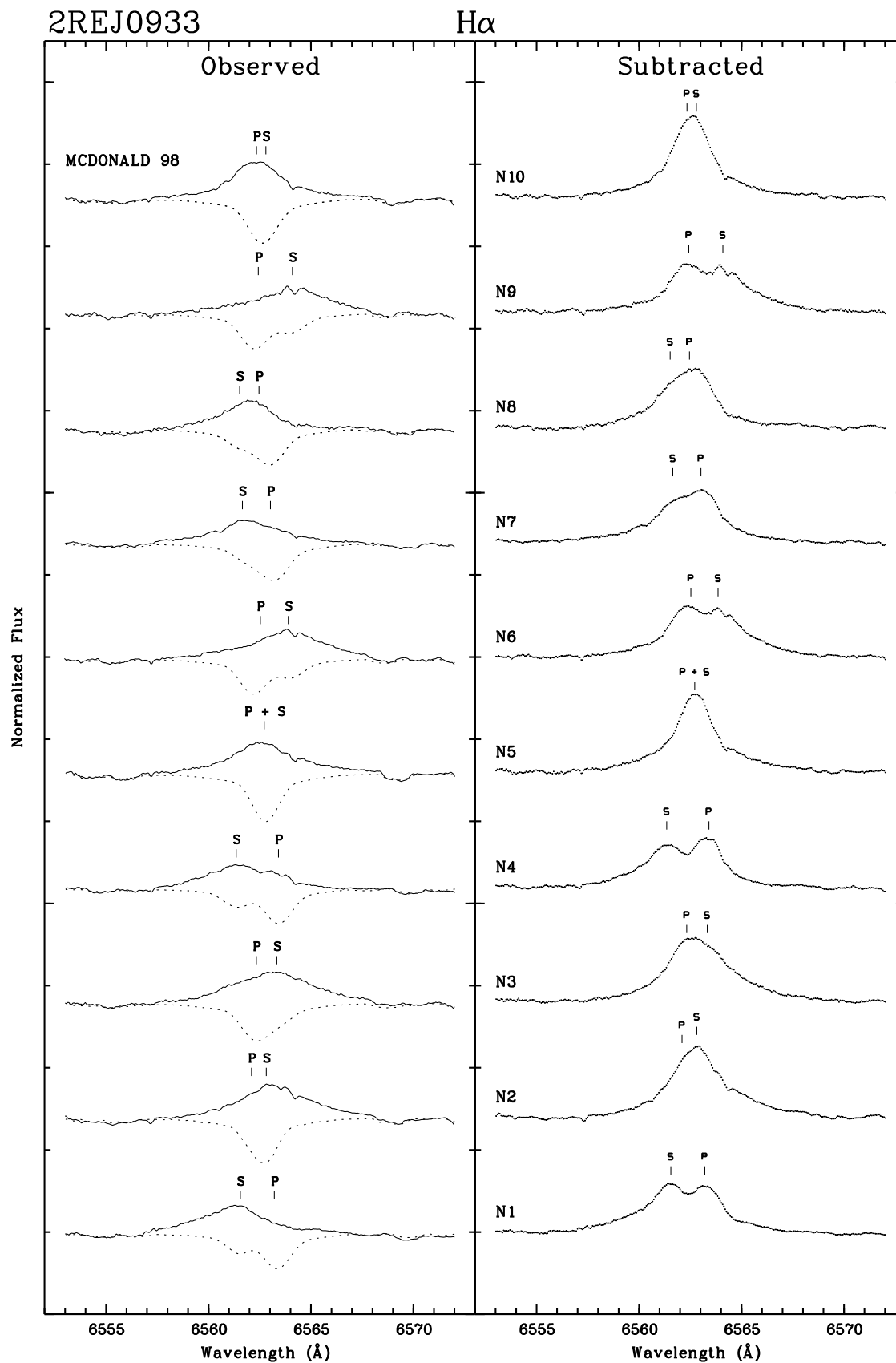


Figura 4.34: Espectros de 2RE J0933+624 en la región de la línea $H\alpha$ en la campaña de McDonald 98. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos. Se señala con una (P) la posición de la línea $H\alpha$ para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria.

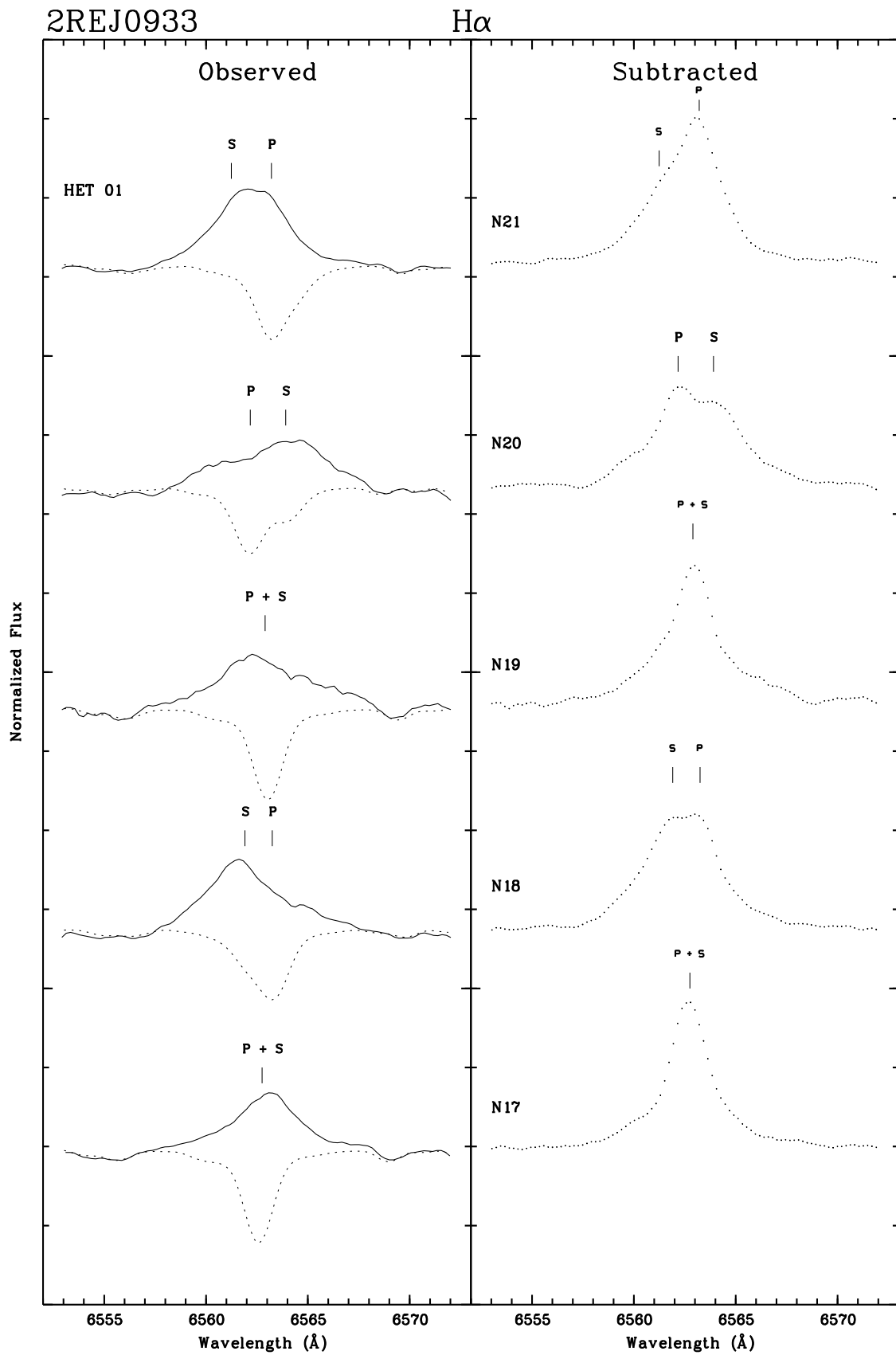


Figura 4.35: Lo mismo que la Figura anterior para la campaña de HET 2000.

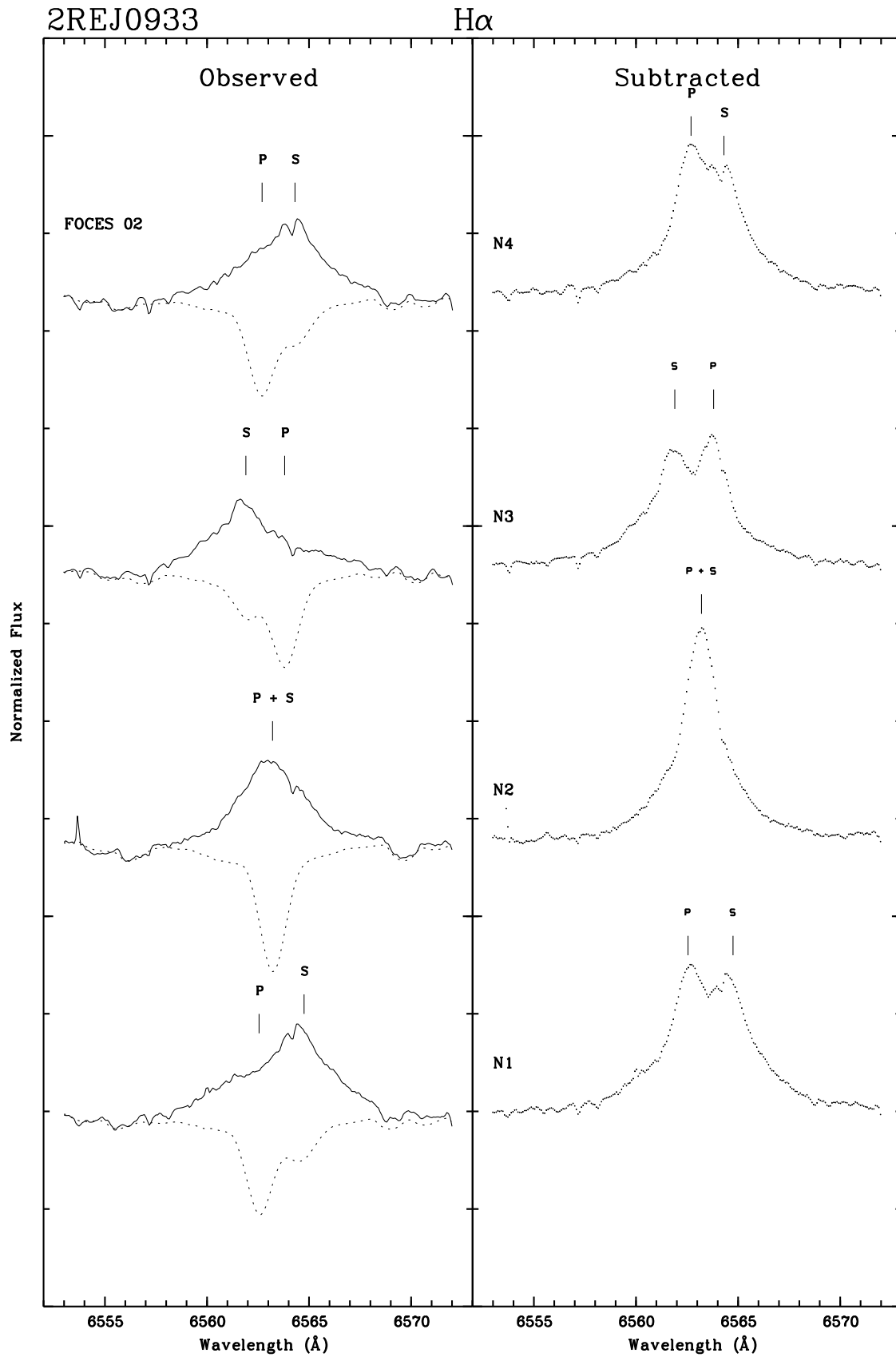


Figura 4.36: Lo mismo que la Figura anterior para la campaña de FOCES 2002.

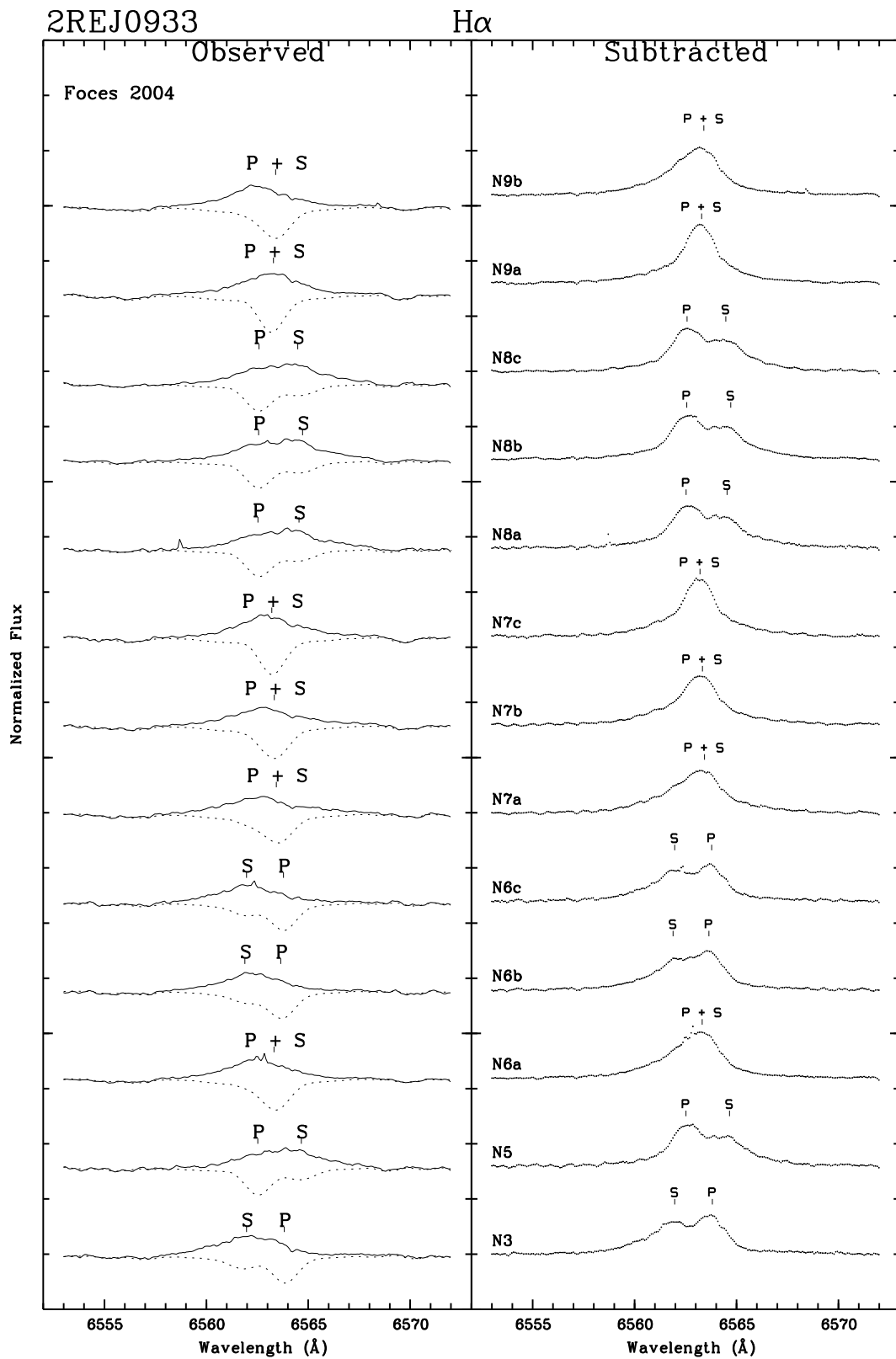


Figura 4.37: Lo mismo que la Figura anterior para la campaña de FOCES 2004.

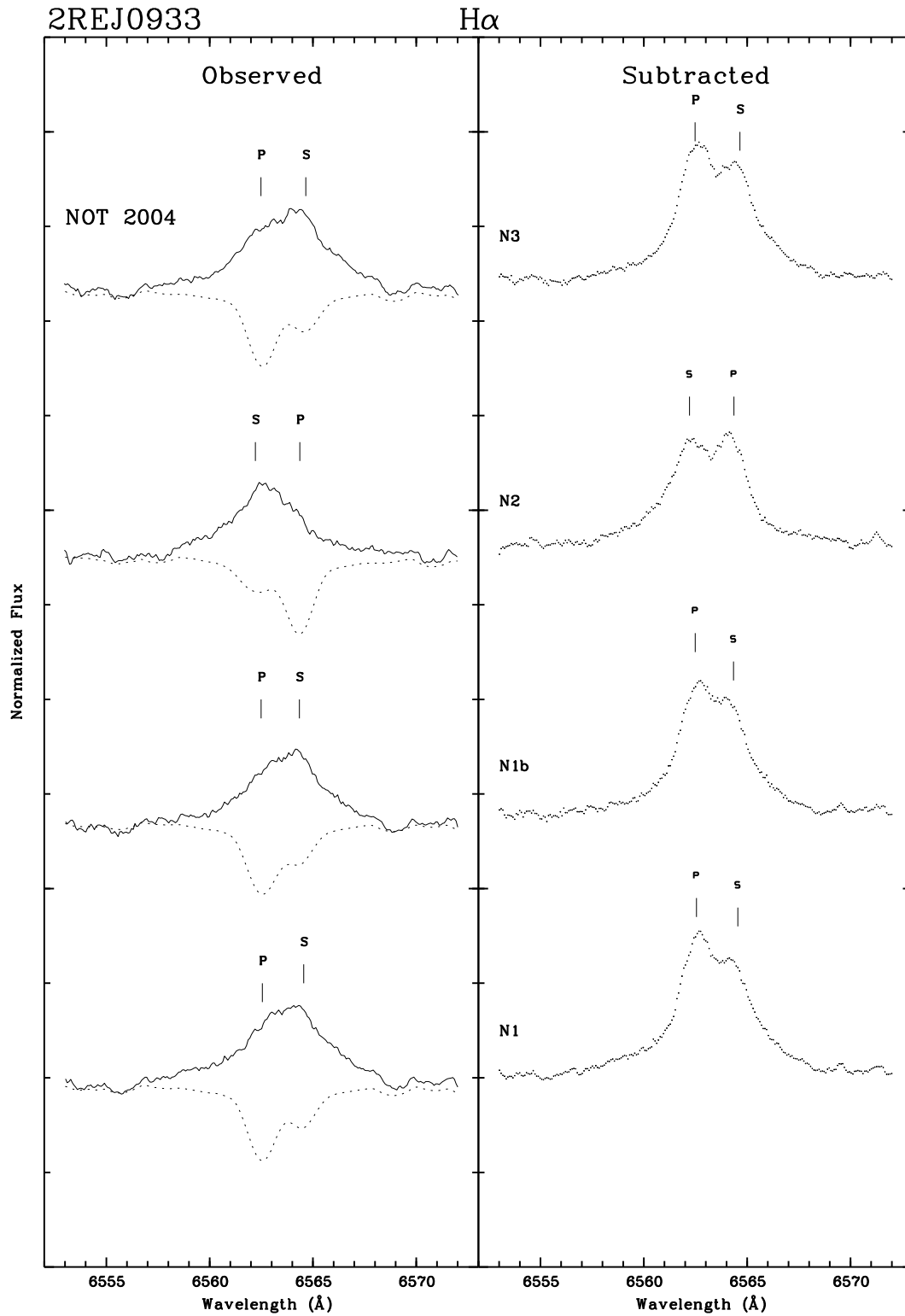


Figura 4.38: Lo mismo que la Figura anterior para la campaña de NOT 2004.

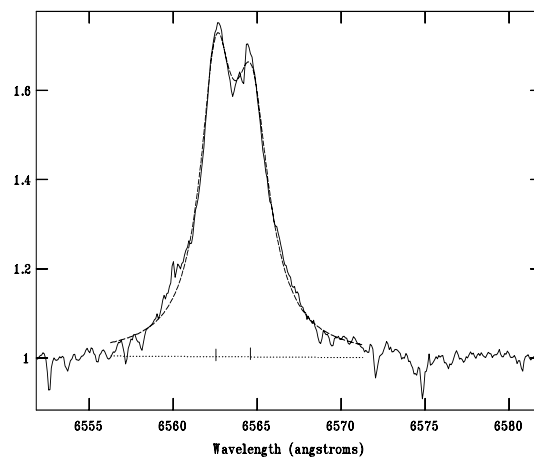


Figura 4.39: Ejemplo del espectro substraído en la región de $H\alpha$ con el ajuste a dos Lorentzianas en el *SPLIT* de IRAF.

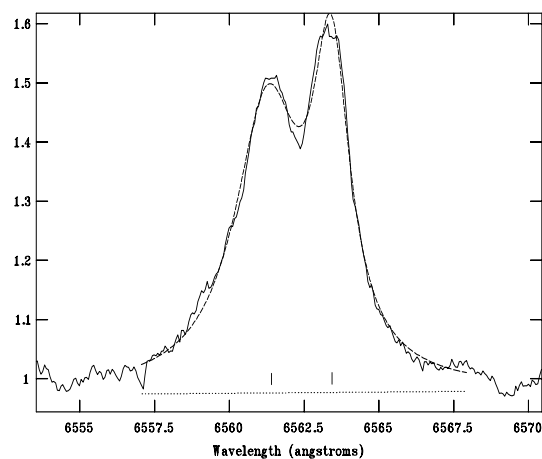


Figura 4.40: Igual que la Figura anterior.

primaria, pero en los espectros substraídos son iguales o la primaria parece mayor. Esta emisión en $H\alpha$ es persistente en ambas componentes a lo largo de cada campaña y de una época a otra durante los seis años de observaciones, indicando que este sistema es cromosféricamente muy activo.

Al medir las EW de esta línea, se comprobó que el perfil no se ajusta bien a una única Gaussiana, debido a la componente ancha que puede apreciarse claramente, pero al intentar ajustar una componente estrecha y otra ancha para una o ambas componentes, el ajuste tampoco era adecuado. Así, el mejor resultado se ha obtenido con dos Lorentzianas, una para cada componente, de forma que las EW medidas corresponden a este ajuste (ver Figs. 4.39 y 4.40), con valor medio de $EW_P(H\alpha) = 1.64 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 2.47 \text{ \AA}$ para la componente primaria y secundaria respectivamente, valores bastante mayores que el obtenido por Jeffries et al. (1995). Aún así, este ajuste realizado con la rutina SPLOT de IRAF, no parece ajustar correctamente en algunas ocasiones, ya que parece asignar una lorentziana más ancha y con EW bastante mayor a la componente secundaria que la que asigna a la primaria cuando ambas son aproximadamente iguales. Como no se han podido realizar otras medidas para cada componente por separado, en la columna octava de la Tabla 4.25 se han añadido los valores integrados de ambas componentes juntas, de los cuales aproximadamente la mitad corresponde a la EW de cada componente.

La variación de la emisión en $H\alpha$ con la fase es muy notable en todas las campañas tanto para la primaria como para la secundaria, como se puede ver en las Figs. 4.48, 4.49, 4.50, 4.51, 4.54 y 4.55.

Se han medido también las razones de la EW de los excesos de emisión de las líneas $H\alpha$ y $H\beta$. Se ha obtenido para la componente primaria un valor de medio de ≈ 6 para todos los espectros y para la componente secundaria el valor es medio de ≈ 5 . Estos valores indican una probabilidad alta de presencia de material de protuberancias en el limbo estelar de ambas componentes.

■ $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$:

Las tres líneas de Balmer, $H\beta$, $H\gamma$ and $H\delta$, muestran también actividad cromosférica. Después de la substracción espectral, se comprueba que existía un llenado por emisión de la línea de absorción, (ver Fig. 4.41). Para obtener las anchuras equivalentes, cuando la S/N lo permitía, se ha separado ambas componentes mediante un ajuste Gaussiano, Tabla 4.25.

Los valores medios de las EW medidas para estas líneas son de $EW_P(H\beta) = 0.33 \text{ \AA}$, $EW_S(H\beta) = 0.25 \text{ \AA}$, $EW_P(H\gamma) = 0.14 \text{ \AA}$, $EW_S(H\gamma) = 0.19 \text{ \AA}$, $EW_P(H\delta) = 0.13 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\delta) = 0.15 \text{ \AA}$, donde se aprecia que la secundaria tiene una emisión mayor que la primaria en casi todas las líneas.

Estas tres líneas también muestran variaciones con la fase, similar a la presentada por $H\alpha$, ver Fig 4.52, Fig 4.53, Fig 4.56 y 4.57.

■ H y K del $Ca II$ y $H\epsilon$:

La región de las líneas H y K del Ca II se incluye en los espectros tomados en las campañas de FOCES 2002 y 2004 y en la campaña de NOT 2004, en que se puede observar una intensa emisión en ambas líneas y $H\epsilon$ en emisión para ambas componentes (ver Fig. 4.42).

Debido a que esta región espectral se encuentra al final de la red echelle de nuestros espectros, la razón S/N es muy baja y resulta muy difícil normalizar el espectro, aún así, se ha podido aplicar la substracción espectral, representandose en la Fig. 4.42 una selección de los espectros en esta región en la campaña de FOCES04.

Las EW medias en el espectro substraído son de $EW_P(\text{Ca II K}) = 1.23 \text{ \AA}$, $EW_S(\text{Ca II K}) = 1.14 \text{ \AA}$, $EW_P(\text{Ca II H}) = 1.23 \text{ \AA}$, $EW_S(\text{Ca II H}) = 1.08 \text{ \AA}$, $EW_P(H\epsilon) = 0.52 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\epsilon) = 0.30 \text{ \AA}$.

Además se observan claras variaciones de la emisiones de H y K del Ca II con la fase orbital y de una época a otra para ambas componentes.

■ *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete Ca II IRT, se incluyen en todos los espectros a excepción de la línea $\lambda 8498$ que no se pudo incluir en las campañas de HET00 y NOT04.

En todos los espectros observados se puede ver claramente la emisión superpuesta a la línea de absorción (Fig. 4.43, Fig. 4.44 y Fig. 4.45 panel izquierdo), para ambas componentes. Tras la substracción espectral, se puede ver que la emisión que proviene de la estrella primaria, Fig. 4.43, Fig. 4.44 y 4.45 panel derecho, es siempre mayor que la de la secundaria.

Las anchuras equivalentes medias medidas para estas línea son $EW_P(\lambda 8498) = 0.58 \text{ \AA}$ y $EW_S(\lambda 8498) = 0.35 \text{ \AA}$, $EW_P(\lambda 8542) = 0.67 \text{ \AA}$ y $EW_S(\lambda 8542) = 0.43 \text{ \AA}$, $EW_P(\lambda 8662) = 0.59 \text{ \AA}$ y $EW_S(\lambda 8662) = 0.35 \text{ \AA}$.

Las variaciones con la fase o de una época a otra de estas líneas son notables y con tendencias distintas a las de las líneas de Balmer, ver Figs. 4.46 a 4.51, 4.54 y 4.55.

Análogamente a la relación $\frac{E(H\alpha)}{E(H\beta)}$, también se han calculado la razón de los excesos de emisión $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$, como otro indicador del tipo de estructuras que producen la emisión observada. Se han obtenido para la razón $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$ valores muy pequeños, del orden de 1.0, indicando que las emisiones de Ca II IRT proviene de regiones tipo playas, a diferencia de lo obtenido con las líneas de Balmer que provenían de protuberancias. Esta diferencia de comportamiento entre las líneas Ca II IRT y las demás se ha encontrado también en el distinto comportamiento de la EW de las líneas con la fase.

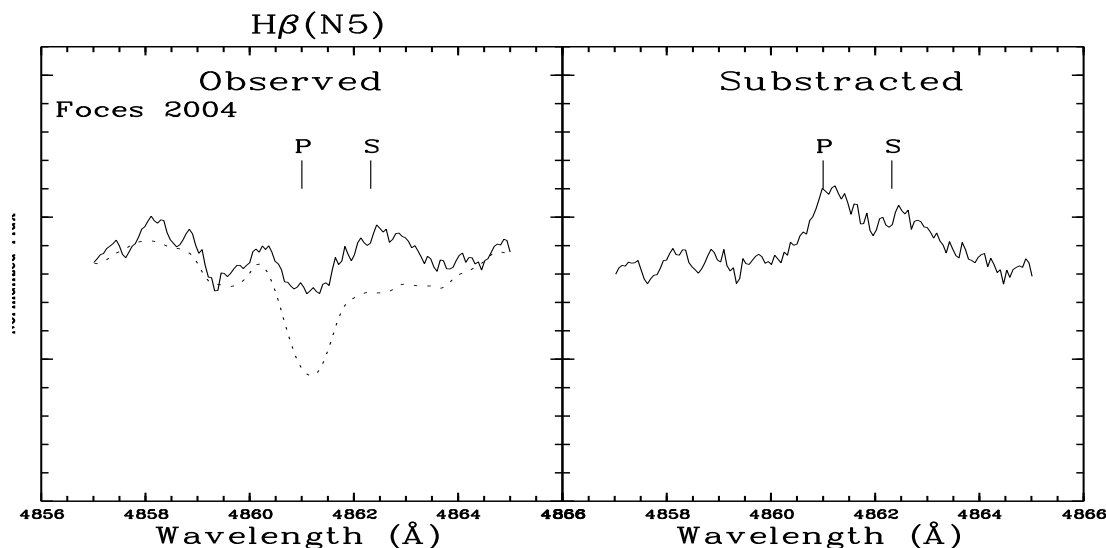


Figura 4.41: Espectro observado y sintético en el panel izquierdo y espectro substraído en el panel derecho, en la región de la línea $H\beta$, para 2RE J0933+624 en la campaña de FOCES 2004.

4.4.4. Resumen

En primer lugar, con los 39 valores de velocidad radial medidos por correlación cruzada en espectros de alta resolución obtenidos en este trabajo y otros de la literatura se intentó determinar una solución orbital del sistema SB2, resultando imposible de ajustar con precisión tanto por separado, campaña a campaña, como todas juntas, debido en gran parte a los errores en las medidas de velocidad radial provocados por asimetrías en los perfiles de la CCF. Este efecto se corrigió ensanchando la estrella estándar de velocidad radial hasta la rotación de la estrella problema, y se pudieron medir nuevos valores de velocidad radial más precisos. Con estos valores nuevos, los ajustes orbitales de cada campaña por separado resultaron casi idénticos pero desplazados en su tiempo de conjunción.

Estos desplazamientos indican una variación en el período orbital que puede ser debida a varios factores. Después de desechar la idea de que el sistema sea en realidad un sistema cuádruple, podemos suponer o bien que existe una tercera componente invisible que hace variar el período orbital del sistema principal (se observan variaciones en γ del orden de 3 km s^{-1} que aparentemente es lineal decreciente, lo que implicaría un período de más de 50 años si es parte de una variación sinusoidal) o bien que debido a la naturaleza activa de las dos componentes del sistema, en el ciclo de actividad se producen variaciones del campo magnético de una magnitud tal que puede dar lugar a variaciones de la rotación diferencial que cambian el achatamiento de las estrellas y por tanto el momento cuadrupolar gravitatorio e inducen las variaciones temporales del período observadas. Ambos argumentos ya han sido utilizados previamente por otros autores para explicar variaciones de período similares en otros sistemas RS CVn, etc.

Se calcularon entonces los desplazamientos de los tiempos de conjunción de las diferentes campañas respecto a la de FOCES04 que se tomó como referencia, resultando un orden de variación en período de $dP/P \approx 10^{-4}$, durante los 11 años que cubren las observaciones, es decir, un orden de magnitud mayor que el mayor observado hasta

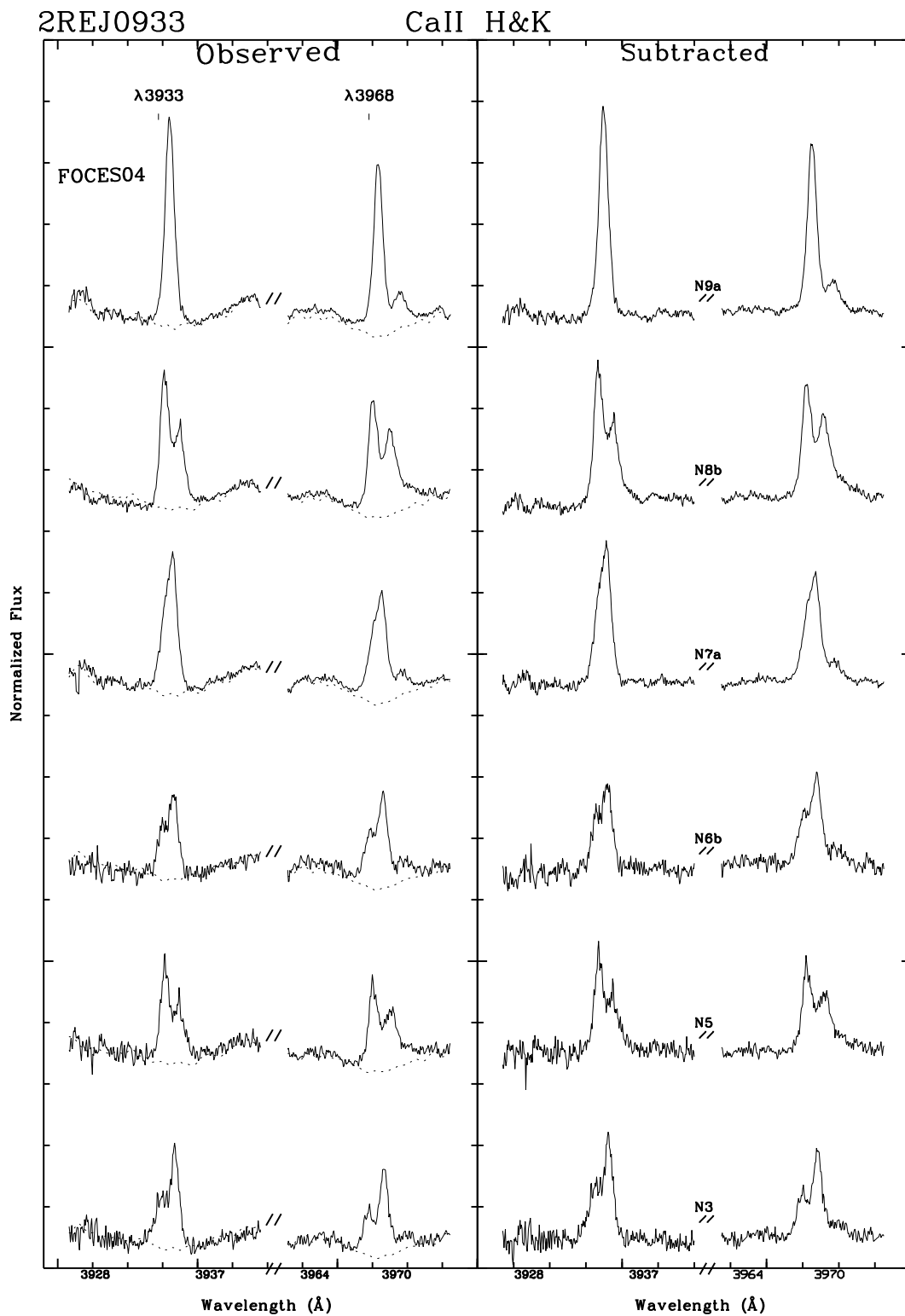


Figura 4.42: Espectros en la región de las líneas H y K del Ca II para la campaña de FOCES 2004. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos.

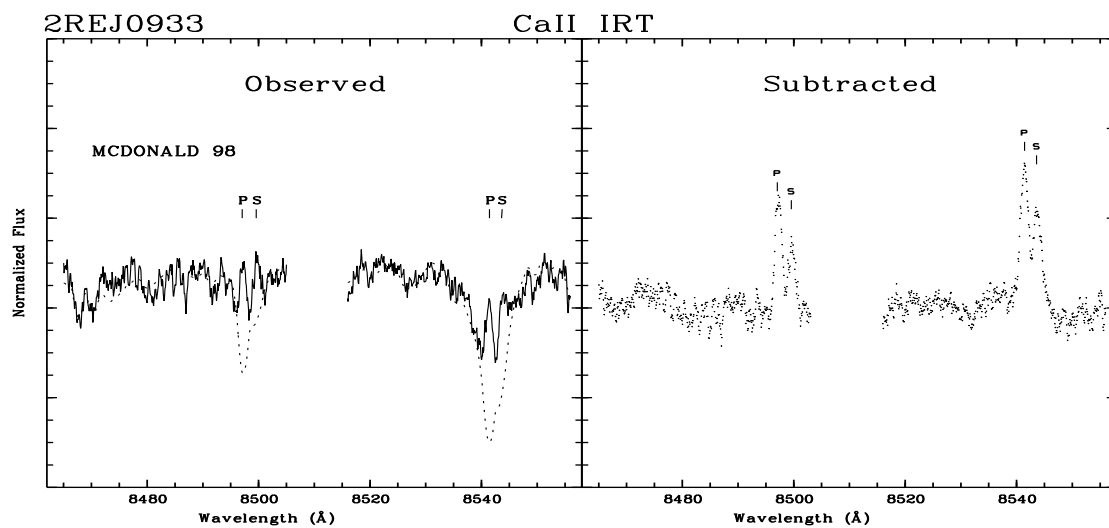


Figura 4.43: Espectro observado y sintético (panel izquierdo) y espectro substraído (panel derecho) de 2RE J0933+624 en la región espectral de las líneas Ca II IRT (8498, 8542 Å) para la campaña de McDonald 98. Se señala con una (P) la posición de las líneas para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria.

ahora en otro sistema de tipo RS CVn (HR 1099), pero que puede explicarse por la gran actividad encontrada en ambas componentes de este sistema en particular.

Utilizando los 13 valores de la campaña más reciente se han obtenido los parámetros orbitales del sistema SB2 resultando un período de 3.2735 días y una excentricidad cero (impuesta), muy parecidos a los obtenidos en las otras campañas y de acuerdo con los valores de Jeffries et al. (1995). El período orbital es muy similar al período fotométrico (3.270 días), lo que indica que el sistema está sincronizado. La clasificación espectral encontrada mediante la substracción espectral y con los parámetros físicos como $R \sin i$, resulta ser K1IV/K0V.

Con la información obtenida por la correlación cruzada se ha medido la velocidad de rotación proyectada encontrándose un valor de $v \sin i = 33.57 \text{ km s}^{-1}$ para la estrella primaria y $v \sin i = 32.38 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria.

El análisis cinemático y la presencia de la línea de Li I, permite concluir que este sistema pertenece al grupo de estrellas jóvenes del disco y en concreto cumple el criterio de velocidad radial de Eggen de pertenencia al grupo de movimiento de Castor.

Finalmente, en el estudio de los indicadores de actividad, se ha detectado una intensa emisión en todas las líneas cromoféricas y la línea $H\alpha$ siempre por encima del continuo para ambas componentes.

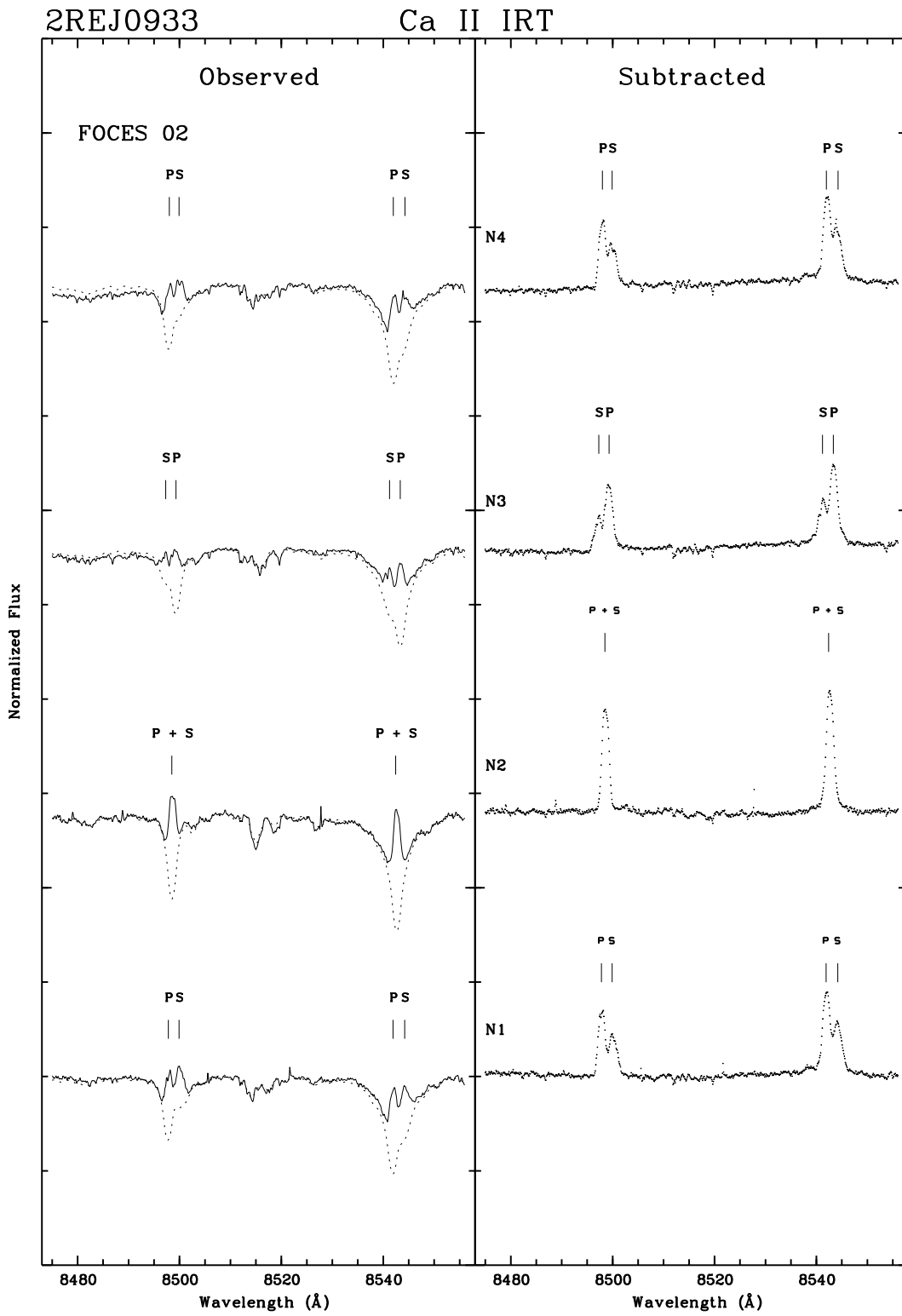


Figura 4.44: Igual que la Figura anterior para la campaña de FOCES 2002.

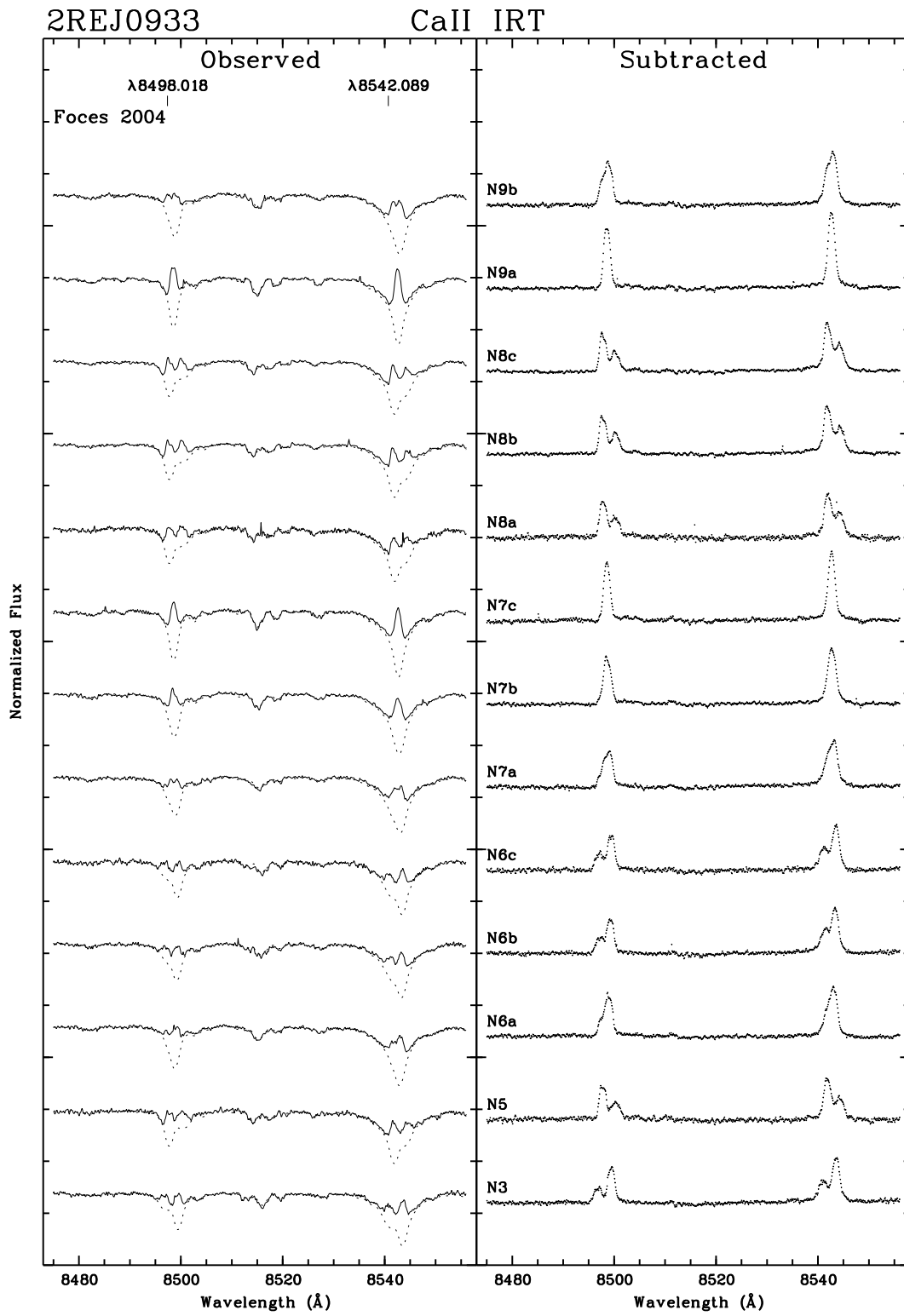


Figura 4.45: Igual que la Figura anterior para la campaña de FOCES 2004.

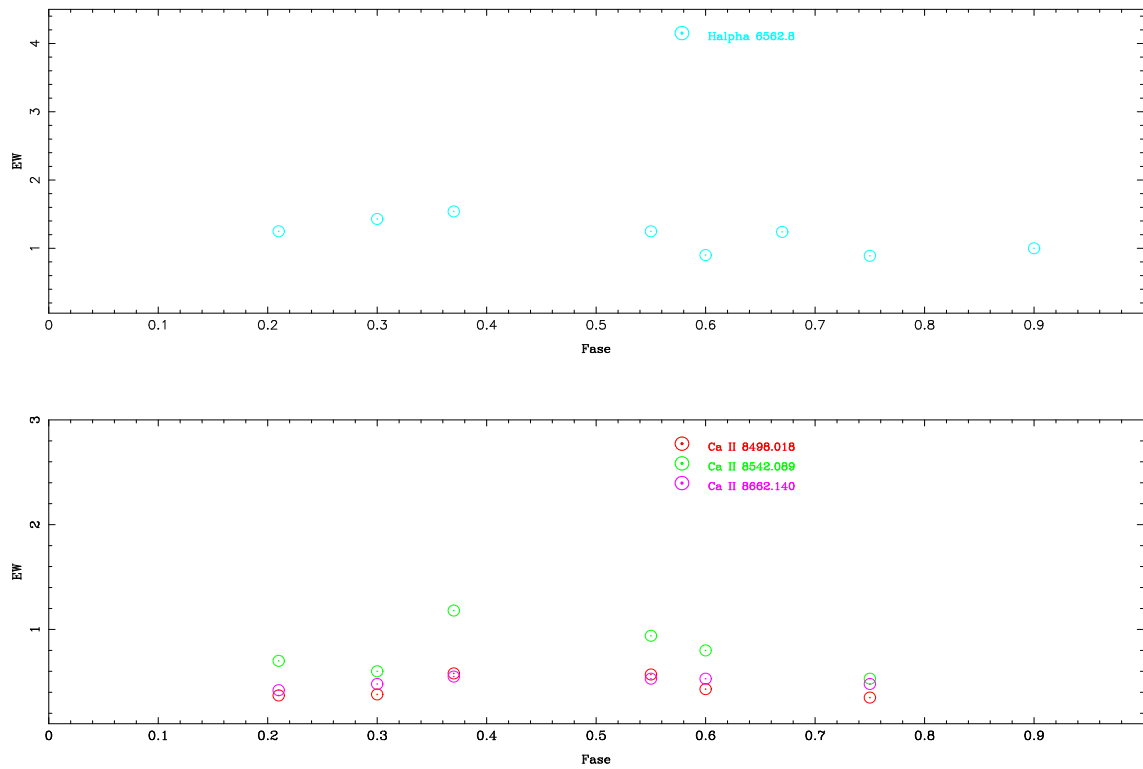


Figura 4.46: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α arriba, y valores de las líneas del triplete del Ca II IRT abajo para la componente primaria en la campaña de McDonald 98.

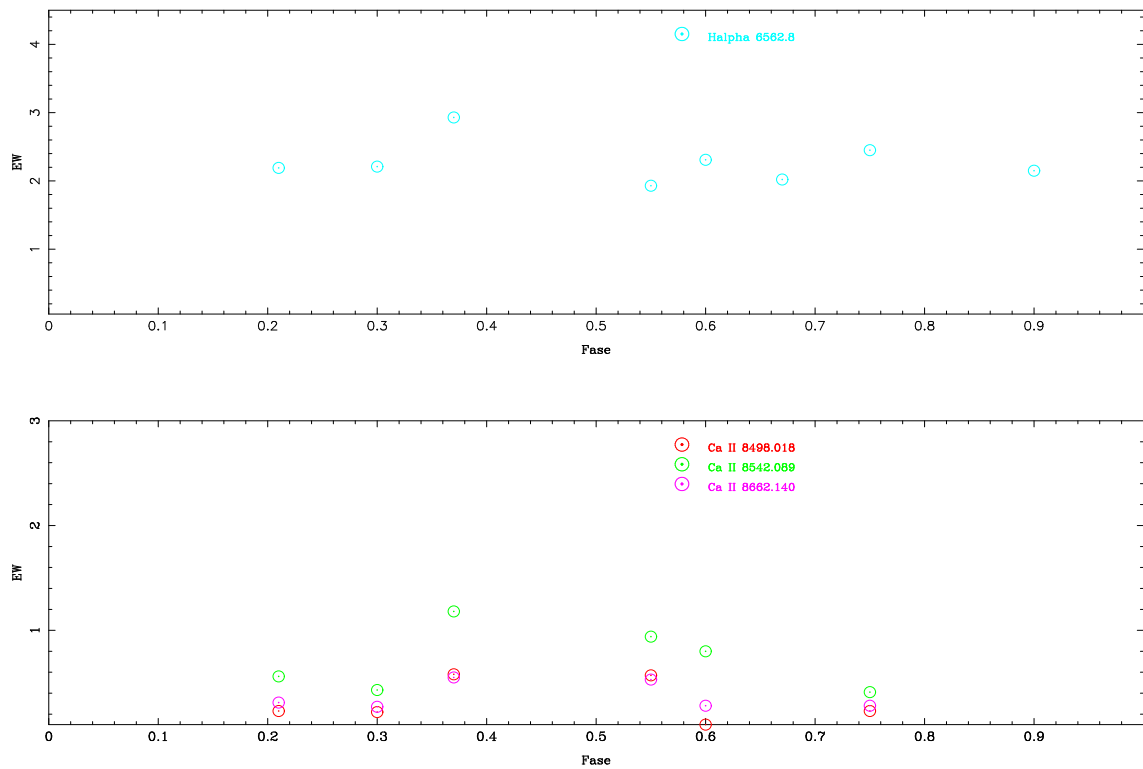


Figura 4.47: Lo mismo que la Figura anterior para la componente secundaria.

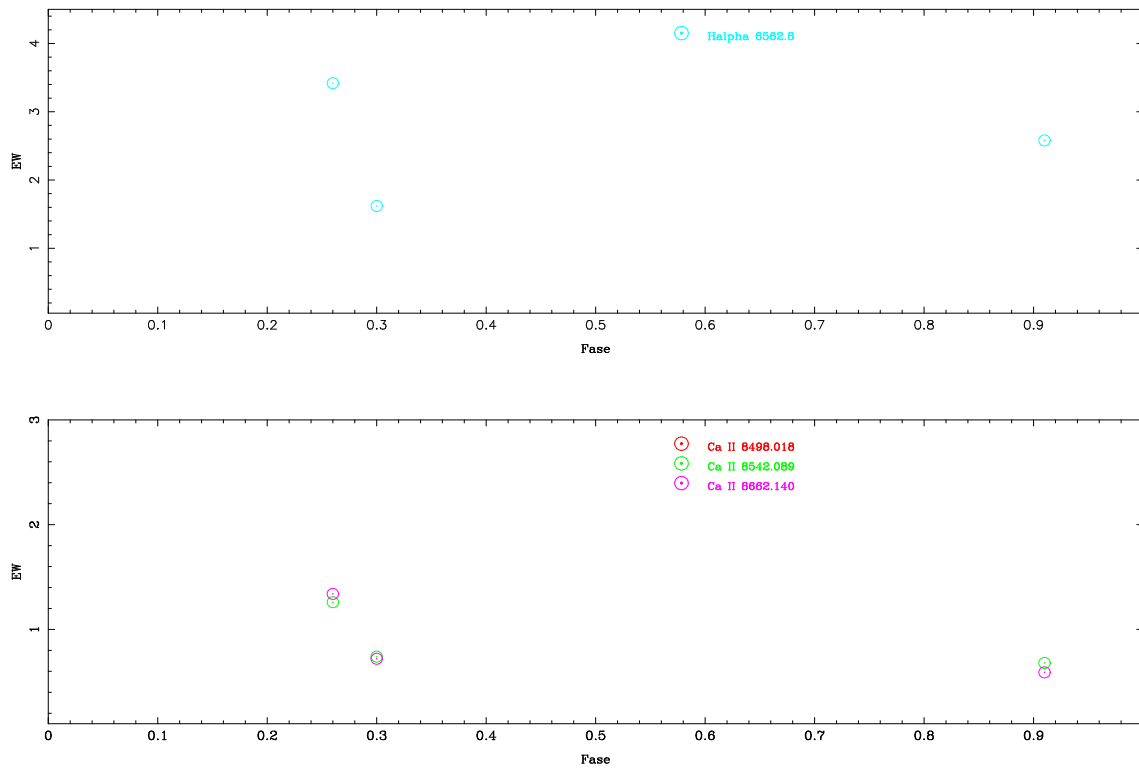


Figura 4.48: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α arriba, y valores de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II abajo para la componente primaria en la campaña de HET 2001.

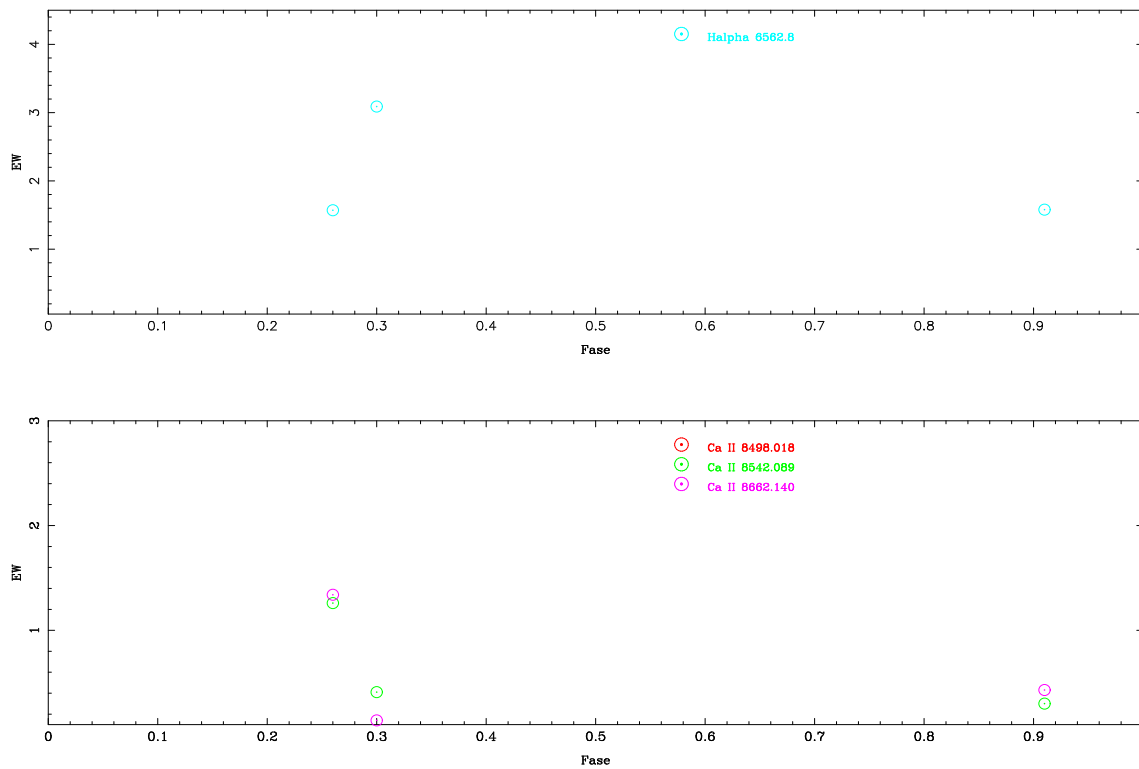


Figura 4.49: Lo mismo que la Figura anterior para la secundaria.

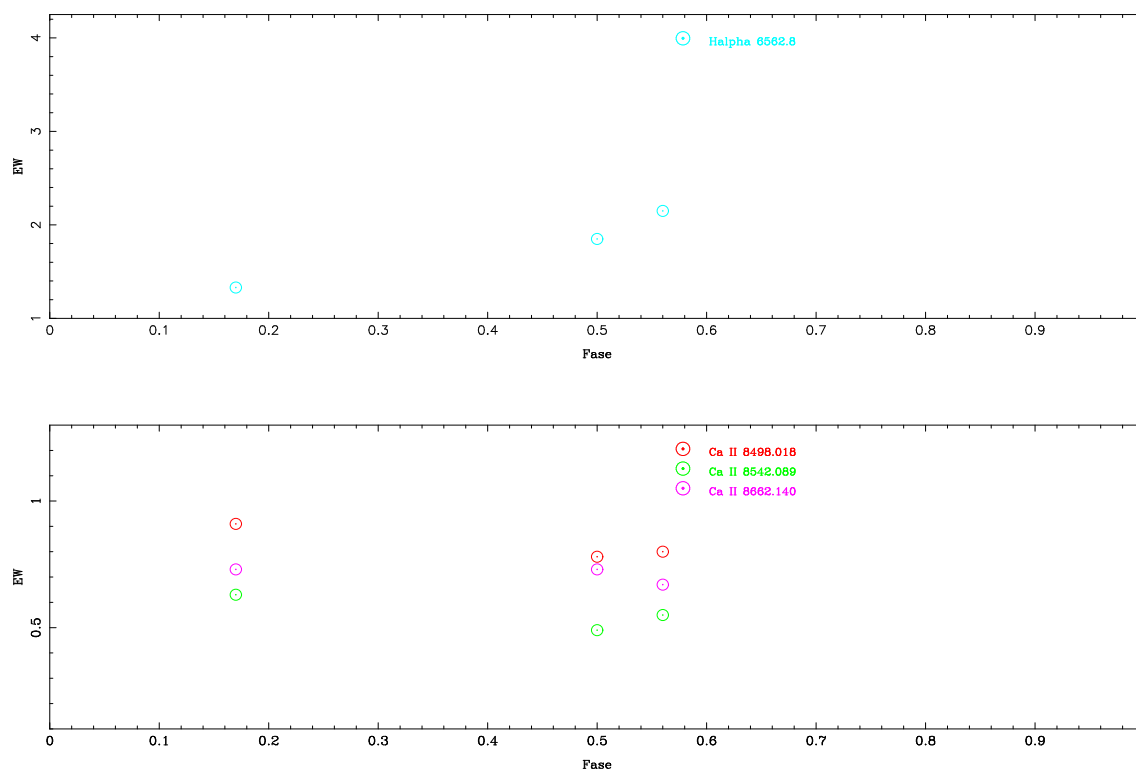


Figura 4.50: Igual que la Figura anterior para la estrella primaria en la campaña de FOCES 2002.

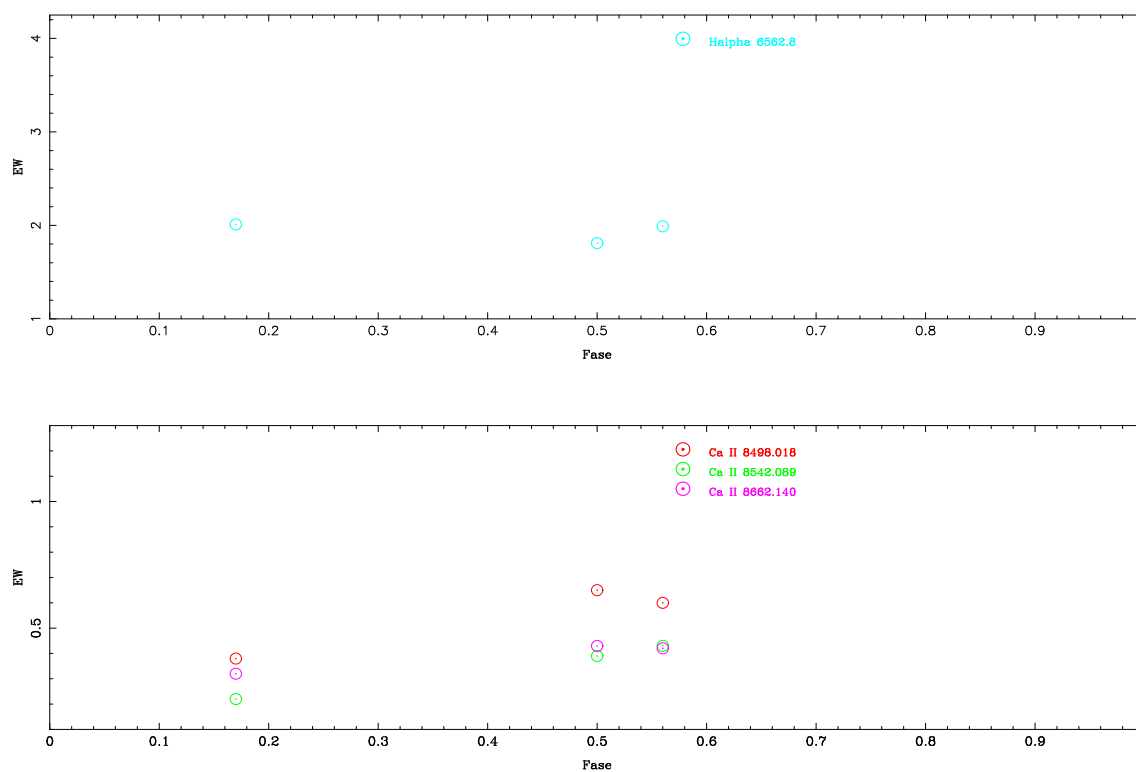


Figura 4.51: Igual que la Figura anterior para la estrella secundaria.

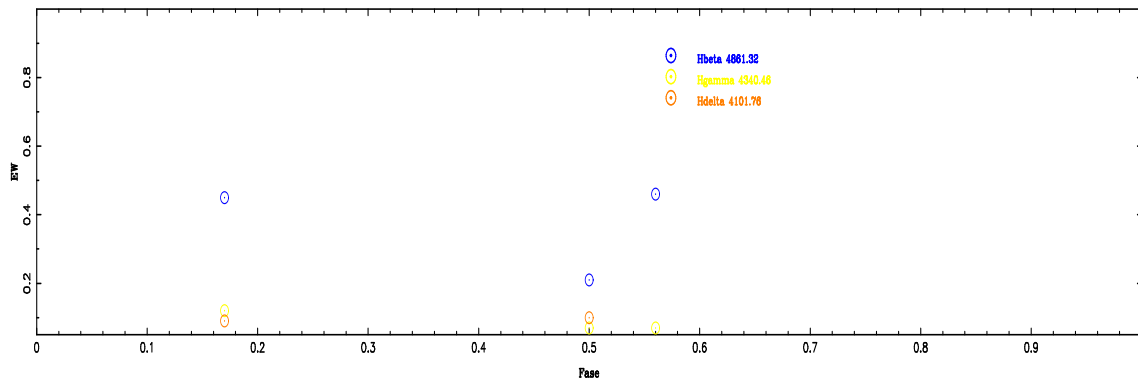


Figura 4.52: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase de las líneas de Balmer para la componente primaria en la campaña de FOCES02.

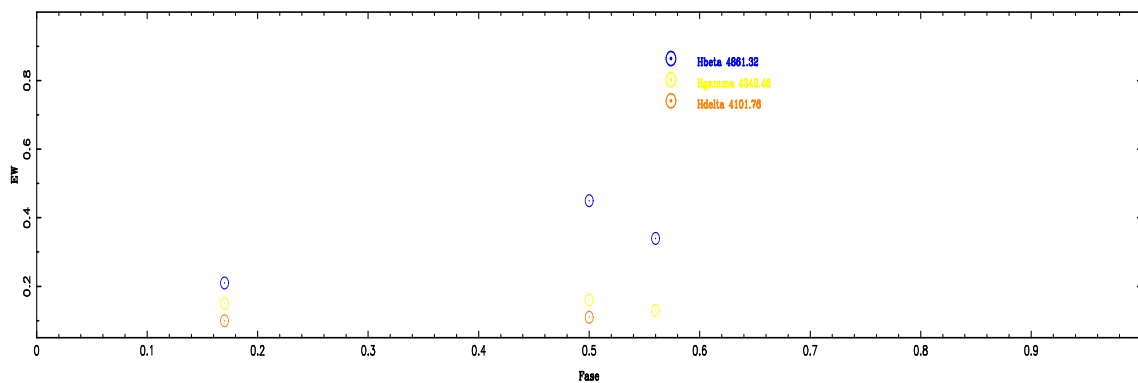


Figura 4.53: Lo mismo que la Figura anterior para la componente secundaria.

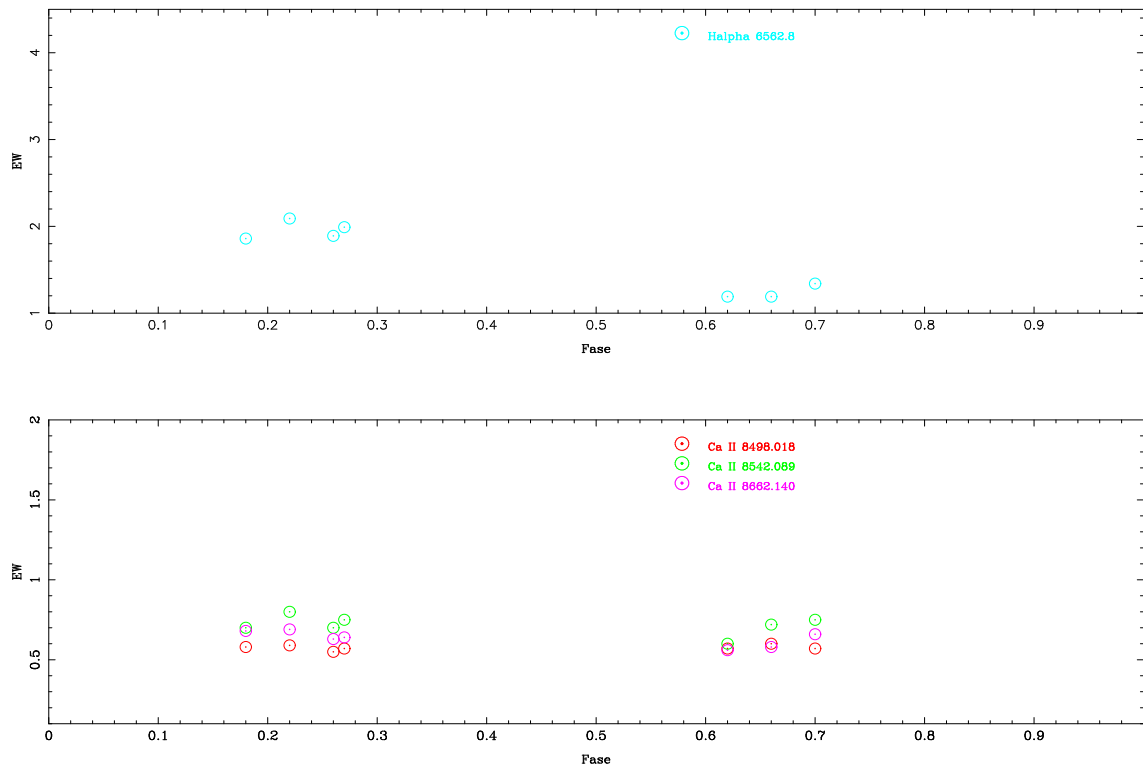


Figura 4.54: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α arriba, y valores de las líneas infrarrojas del Ca II abajo para la componente primaria en la campaña de FOCES 2004.

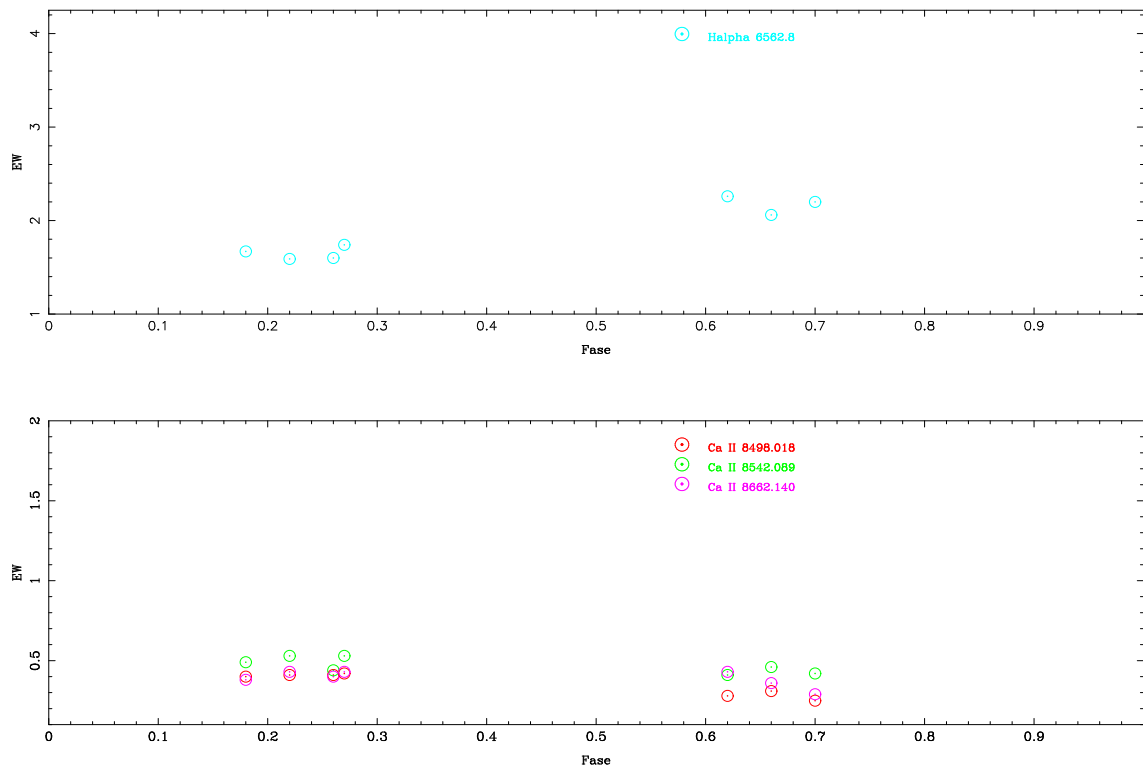


Figura 4.55: Lo mismo que la Figura anterior para la componente secundaria.

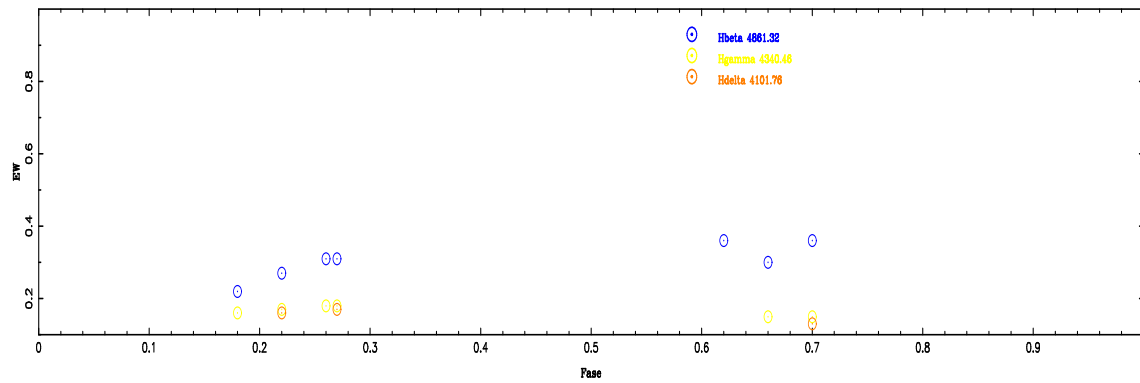


Figura 4.56: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de las líneas de Balmer para la componente primaria en la campaña de FOCES 2004.

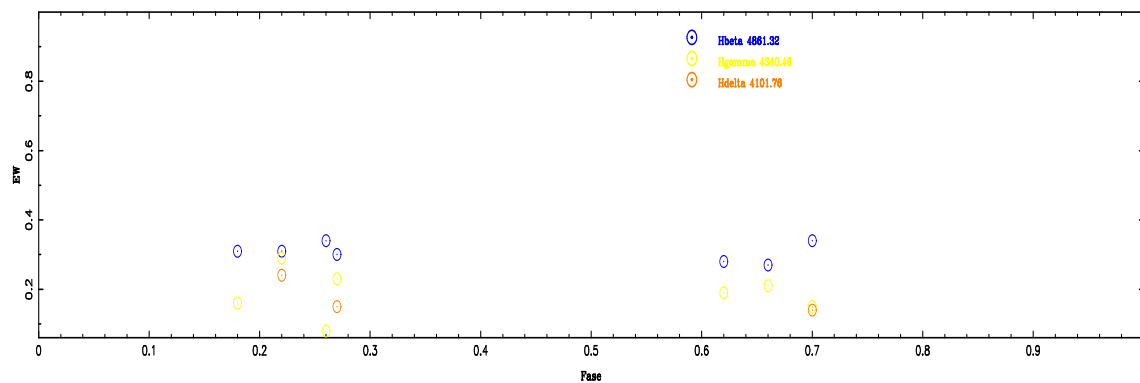


Figura 4.57: Lo mismo que la Figura anterior para la componente secundaria.

La razón $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$ indica que las líneas de Ca II IRT provienen de estructuras tipo playas y la relación $E(\text{H}\alpha)/E(\text{H}\beta)$ indica que las líneas de Balmer provienen de estructuras tipo protuberancias tanto para la componente primaria como para la secundaria.

Tabla 4.25: *EW* de los diferentes indicadores de Actividad de REJ0933+624

Obs. Idt. ⁵	φ	EW(Å) en el espectro substraído									
		CaII		He	H δ	H γ	H β	H α H α_i (P+S)	CaII IRT		
		K	H						λ 8498	λ 8542	λ 8662
(1)	0.75	-	-	-	-	-	-	0.89/2.45 2.66	0.35/0.23	0.53/0.41	0.48/0.28
(1)	0.06	-	-	-	-	-	-	3.64 ¹ 3.27	0.63 ¹	1.02 ¹	0.77 ¹
(1)	0.37	-	-	-	-	-	-	1.54/2.93 3.31	0.58 ¹	1.18 ¹	0.55 ¹
(1)	0.67	-	-	-	-	-	-	1.24/2.02 2.43	-	-	-
(1)	0.98	-	-	-	-	-	-	3.52 ¹ 2.96	0.54 ¹	0.88 ¹	0.66 ¹
(1)	0.30	-	-	-	-	-	-	1.43/2.21 2.88	0.38/0.22	0.60/0.43	0.48/0.27
(1)	0.60	-	-	-	-	-	-	0.90/2.31 2.47	0.43/0.10	0.80 ¹	0.53/0.28
(1)	0.90	-	-	-	-	-	-	1.00/2.15 2.62	3	3	3
(1)	0.21	-	-	-	-	-	-	1.25/2.19 2.70	0.37/0.23	0.70/0.56	0.42/0.31
(1)	0.55	-	-	-	-	-	-	1.25/1.93 3.07	0.57 ¹	0.94 ¹	0.53 ¹
(7)	0.74	-	-	-	-	-	0.31/0.23	1.95/2.73 4.90	-	0.71/0.32	0.58/0.32
(7)	0.07	-	-	-	-	-	-	3.42 ¹ 2.93	-	1.07 ¹	0.93 ¹
(7)	0.47	-	-	-	-	-	-	3.53 ¹ 3.38	-	1.16 ¹	1.03 ¹
(7)	0.30	-	-	-	-	-	-	1.62/3.09 3.23	-	0.74/0.41	0.72/0.14
(7)	0.26	-	-	-	-	-	-	5.20 ¹ 4.03	-	1.25 ¹	1.14 ¹
(7)	0.62	-	-	-	-	-	-	3.95 ¹ 3.33	-	1.11 ¹	0.95 ¹
(7)	0.91	-	-	-	-	-	-	2.58/1.58 3.19	-	0.68/0.30	0.59/0.43
(7)	0.26	-	-	-	-	-	-	3.42/1.57 3.45	-	1.26 ¹	1.34 ¹
(9)	0.56	1.80/1.96	1.46/2.17	3	3	0.07/0.13 ²	0.46/0.34	2.15/1.99 3.70	0.80/0.60	0.55/0.43	0.67/0.42
(9)	0.86	3.42 ¹	2.45 ¹	0.62 ¹	0.20 ¹	0.26 ^{1,2}	0.74 ^{1,2}	3.99 ¹ 3.34	1.20 ¹	0.93 ¹	1.04 ¹
(9)	0.17	1.92/1.27	1.31/0.98	0.589/ ³	0.09/0.10	0.12/0.15 ²	0.45/0.21 ²	1.33/2.01 2.91	0.91/0.38	0.63/0.22	0.73/0.32
(9)	0.50	1.88/1.81	1.53/1.11	0.41/0.07	0.10/0.11	0.07/0.16 ²	0.21/0.45 ²	1.85/1.81 3.25	0.78/0.65	0.49/0.39	0.73/0.43
(11)	0.70	1.09/0.82	1.08 ⁴ /0.71	0.51/1.08 ⁴	0.13/0.14	0.15/0.15	0.36/0.34	1.34/2.20 2.81	0.57/0.25	0.75/0.42	0.66/0.29
(11)	0.26	0.92/0.85	0.95/0.92 ⁴	0.92 ⁴ /1.49	3	0.18/0.08	0.31/0.34	1.89/1.60 2.79	0.55/0.41	0.70/0.44	0.63/0.40
(11)	0.57	3.03 ¹	2.07 ¹	0.24 ¹	0.69 ¹	0.50 ¹	0.67 ¹	3.45 ¹ 2.70	0.91 ¹	1.19 ¹	1.08 ¹
(11)	0.62	1.40/0.71	0.94 ⁴ /0.97	0.57/0.94 ⁴	3	3/0.19	0.36/0.28	1.19/2.26 2.58	0.57/0.28	0.60/0.41	0.56/0.43
(11)	0.66	3	3	3	3	0.15/0.21	0.30/0.27	1.19/2.06 2.59	0.60/0.31	0.72/0.46	0.58/0.36
(11)	0.87	3.12 ¹	2.14 ¹	0.21 ¹	0.31 ¹	0.37 ¹	0.71 ¹	3.47 ¹ 2.78	0.85 ¹	1.25 ¹	1.05 ¹
(11)	0.91	3.04 ¹	1.90 ¹	0.33 ¹	0.35 ¹	0.24 ¹	0.60 ¹	3.31 ¹ 2.97	0.86 ¹	1.16 ¹	0.95 ¹
(11)	0.95	3	1.34 ¹	0.31 ¹	3	0.20 ¹	0.63 ¹	3.46 ¹ 3.03	0.90 ¹	1.15 ¹	0.95 ¹
(11)	0.18	0.91/0.76	1.09/0.98 ⁴	0.98 ⁴ /1.12	3	0.16/0.16	0.22/0.31	1.86/1.67 3.07	0.58/0.40	0.70/0.49	0.68/0.38
(11)	0.22	1.52/1.37	1.33/0.99 ⁴	0.99 ⁴ /1.70	0.16/0.24	0.17/0.29	0.27/0.31	2.09/1.59 3.19	0.59/0.41	0.80/0.53	0.69/0.43
(11)	0.27	1.25/1.24	1.08/0.96 ⁴	0.96 ⁴ /0.36	0.17/0.15	0.18/0.23	0.31/0.30	1.99/1.74 3.10	0.57/0.42	0.75/0.53	0.64/0.43
(11)	0.48	3.30 ¹	1.97 ¹	0.44 ¹	0.50 ¹	0.29 ¹	0.67 ¹	3.41 ¹ 2.91	0.94 ¹	1.28 ¹	1.12 ¹
(11)	0.56	2.67 ¹	2.22 ¹	0.28 ¹	0.36 ¹	0.44 ¹	0.70 ¹	3.55 ¹ 2.91	0.99 ¹	1.36 ¹	1.18 ¹
(12)	0.29	1.33/1.20	0.77/1.66 ⁴	1.66 ⁴	3	3	0.26/0.26	2.04/1.56 3.16	-	0.91/0.43	0.34/0.46
(12)	0.27	1.16/1.02	0.54/0.66 ⁴	0.66 ⁴	3	3	0.36/0.28	1.88/0.59 2.87	-	0.60/0.64	0.51/0.40
(12)	0.64	1.09/0.59	0.89 ⁴ /0.81	4/0.35	3	3	0.30/0.24	2.05 2.87	-	0.65/0.26	0.52/0.22
(12)	0.21	0.18/1.00	1.10/0.96 ⁴	4/0.48	0.51 ¹	0.14/0.11	0.41/0.21	1.89/1.83 3.19	-	0.59/0.42	0.58/0.40

H α_i : medida de H α por integración para las dos componentes juntas. ¹ Valor de la primaria y la secundaria juntas.

² Valor medio (de dos aperturas en cada espectro) o valor de la apertura de mayor S/N.

³ Valor no medido debido a la baja S/N.

⁴ Componente de H con componente de la otra estrella de He sin separar.

⁵ Identificador de la campañas de observación (ver Tabla 2.1).

Tabla 4.26: Flujo Absoluto Superficial de los Indicadores de Actividad de 2RE 0933+624

Obs. Idt. ⁵	logF _S									
	CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
	K	H						λ 8498	λ 8542	λ 8662
(1)	-	-	-	-	-	-	6.89/7.28	6.41/6.13	6.59/6.38	6.55/6.22
(1)	-	-	-	-	-	-	7.50 ¹	6.67 ¹	6.88 ¹	6.76 ¹
(1)	-	-	-	-	-	-	7.13/7.36	6.63/6.54	6.94/6.84	6.61/6.51
(1)	-	-	-	-	-	-	7.04/7.20	-	-	-
(1)	-	-	-	-	-	-	7.49 ¹	6.60 ¹	6.81 ¹	6.69 ¹
(1)	-	-	-	-	-	-	7.10/7.24	6.45/6.11	6.65/6.41	6.55/6.20
(1)	-	-	-	-	-	-	6.90/7.25	6.50/6.77	6.77/6.67	6.59/6.22
(1)	-	-	-	-	-	-	6.94/7.22	³	³	³
(1)	-	-	-	-	-	-	7.04/7.23	6.44/6.13	6.72/6.52	6.49/6.26
(1)	-	-	-	-	-	-	7.04/7.58	6.63 ¹	6.84 ¹	6.59 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.40/6.20	7.23/7.33	-	6.72/6.28	6.63/6.28
(7)	-	-	-	-	-	6.68 ¹	7.48 ¹	-	6.90 ¹	6.84 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.85 ¹	7.15/7.38	-	6.74/6.38	6.73/5.92
(7)	-	-	-	-	-	6.72 ¹	7.49 ¹	-	6.93 ¹	6.88 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.74 ¹	7.54 ¹	-	6.92 ¹	6.85 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.96 ¹	7.66 ¹	-	6.97 ¹	6.93 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.73 ¹	7.35/7.09	-	6.70/6.25	6.64/6.41
(7)	-	-	-	-	-	6.86 ¹	7.48/7.09	-	6.97/6.87	7.00/6.90
(9)	7.15/7.09	7.06/7.13	³	³	5.73/5.94	6.57/6.38	7.28/7.19	6.77/6.55	6.61/6.40	6.70/6.40
(9)	7.43 ¹	7.28 ¹	6.69 ¹	6.17 ¹	6.30 ¹	6.77 ¹	7.54 ¹	6.95 ¹	6.84 ¹	6.89 ¹
(9)	7.18/6.90	7.01/6.79	6.67/ ³	5.83/5.82	5.96/6.00	6.56/6.16	7.07/7.19	6.83/6.35	6.67/6.11	6.73/6.28
(9)	7.17/7.06	7.08/6.84	6.51/5.64	5.87/5.86	5.73/6.03	6.23/6.49	7.21/7.15	6.76/6.58	6.56/6.36	6.73/6.41
(11)	6.93/6.71	6.93/6.65	6.60/ ³	5.99/5.96	6.06/6.00	6.46/6.37	7.07/7.23	6.63/6.17	6.75/6.40	6.69/6.23
(11)	6.86/6.73	6.87/6.76	³ /6.97	³	6.14/5.73	6.40/6.37	7.22/7.10	6.61/6.38	6.72/6.42	6.67/6.37
(11)	7.38 ¹	7.21 ¹	6.28 ¹	6.71 ¹	6.58 ¹	6.73 ¹	7.48 ¹	6.83 ¹	6.95 ¹	6.90 ¹
(11)	7.04/6.65	6.872/6.79	6.65/ ³	³	³ /6.10	6.46/6.28	7.02/7.25	6.63/6.22	6.65/6.38	6.62/6.41
(11)	³	³	³	³	6.06/6.15	6.38/6.27	7.02/7.20	6.65/6.26	6.73/6.43	6.63/6.33
(11)	7.39 ¹	7.23 ¹	6.22 ¹	6.37 ¹	6.45 ¹	6.76 ¹	7.48 ¹	6.80 ¹	6.97 ¹	6.89 ¹
(11)	7.38 ¹	7.17 ¹	6.41 ¹	6.42 ¹	6.26 ¹	6.68 ¹	7.46 ¹	6.80 ¹	6.93 ¹	6.85 ¹
(11)	³	7.02 ¹	6.39 ¹	³	6.18 ¹	6.70 ¹	7.48 ¹	6.82 ¹	6.93 ¹	6.85 ¹
(11)	6.85/6.68	6.93/6.79 ⁴	³ /6.85	³	6.09/6.03	6.25/6.33	7.21/7.11	6.63/6.37	6.72/6.46	6.70/6.35
(11)	7.08/6.94	7.02/6.79 ⁴	³ /7.03	6.08/6.20	6.11/6.29	6.34/6.33	7.26/7.09	6.64/6.38	6.77/6.50	6.71/6.41
(11)	6.99/6.89	6.93/6.78 ⁴	³ /6.35	6.10/5.99	6.14/6.18	6.40/6.31	7.24/7.13	6.62/6.40	6.75/6.50	6.68/6.41
(11)	7.41 ¹	7.19 ¹	6.54 ¹	6.57 ¹	6.35 ¹	6.73 ¹	7.48 ¹	6.84 ¹	6.98 ¹	6.92 ¹
(11)	7.32 ¹	7.24 ¹	6.34 ¹	6.43 ¹	6.53 ¹	6.75 ¹	7.49 ¹	6.87 ¹	7.00 ¹	6.94 ¹
(12)	6.78/7.02	7.02/6.88 ⁴	7.12/7.02	³ / ³	³ / ³	6.32/6.25	7.25/7.08	-	6.83/6.41	6.40/6.43
(12)	6.63/6.62	6.96/6.81 ⁴	6.71/ ³	³ / ³	³ / ³	6.46/6.28	7.22/6.66	-	6.65/6.58	6.58/6.37
(12)	6.84/6.71	6.93 ⁴ /6.57	⁴ /6.34	³ / ³	³ / ³	6.38/6.21	7.00/7.20	-	6.68/6.19	6.59/6.11
(12)	6.94/6.78	6.15/6.80 ⁴	6.90/6.48	6.58 ¹	6.03/5.86	6.52/6.16	7.22/7.15	-	6.49/6.40	6.63/6.37

Notas como en la Tabla anterior.

4.5. 2REJ 1101+223 (HD 95559)

4.5.1. Introducción

El sistema 2RE J1101+223 (HD 95559, BD+23 2297, HIP 53923), de magnitud visual $V = 8.8$ mag, es un sistema SB2. Jeffries et al. (1995) encontró un período de 1.5 días a partir de once valores de la velocidad radial, y clasificó el sistema como constituido por dos estrellas G5V. Además, detectó la línea $H\alpha$ con un llenado de emisión para ambas componentes.

Este sistema fué incluido más tarde en un estudio de estrellas binarias eclipsantes de Popper (1996) que resultó negativo, pero estimó una nueva clasificación espectral, K2, para ambas componentes usando la suma de la anchura equivalente de las líneas del doblete del sodio; clasificación bastante más fría que la de Jeffries et al. (1995).

Fekel et al. (2000) encontró una nueva solución orbital y mediante el estudio de líneas sensibles a la temperatura y a la luminosidad en la región de 6430-6465 Å clasificó al sistema como BY Dra compuesto por dos estrellas K1V. También detectó una gran abundancia de Li I y midió la velocidad de rotación, $v \text{ sen } i$, 32.4 y 31.6 km s⁻¹, para la primaria y la secundaria respectivamente. Mientras que Strassmeier et al. (2000) obtuvo unos valores de 31 y 26 km s⁻¹ para cada componente.

4.5.2. Parámetros Estelares

El sistema binario 2RE J1101+223 ha sido observado en 2 campañas, en Enero de 1998 con el telescopio de 2.1m Otto Struve-McDonald y en Abril del 2002 con el telescopio de 2.2m de Calar Alto con el espectrógrafo FOCES, obteniéndose un total de 15 espectros.

En la Tabla 4.27 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT), la fase y la relación señal-ruido (S/N) obtenida de la región de la línea $H\alpha$.

Los parámetros estelares adoptados para 2RE J1101+223 se dan en la Tabla 4.1. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, V , P_{phot}) están tomados de SIMBAD y Fekel et al. (2000). El período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \text{ sen } i$) se han determinado en este trabajo. Los datos astrométricos (paralaje (π), movimiento propio $\mu_{\alpha} \cos \delta$ y μ_{δ}) son de los catálogos de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000) y se dan en el Capítulo 3.

- Velocidad de Rotación

La velocidad de rotación proyectada ($v \text{ sen } i$) fué medida previamente para este sistema por Jeffries et al. (1995), que da un valor de 27 km s⁻¹ para la componente primaria y por Fekel et al. (2000) que obtuvo unos valores de 32.4 y 31.6 km s⁻¹ para cada componente. Fekel menciona que la diferencia entre sus velocidades y las medidas por Jeffries puede deberse a que, con la presencia de manchas, las líneas son menos profundas que cuando no hay manchas y hace que la FWHM sea un poco mayor. Finalmente Strassmeier et al. (2000) proporciona los valores de 31 y 26 km s⁻¹ para cada componente.

Tabla 4.27: Diario de Observación de 2RE J1101

2.1m-Sandiford 1998/01				2.2m-FOCES 2002/04			
Día	UT	φ^1	S/N (H α)	Día	UT	φ^1	S/N (H α)
13	11:48	0.12	123	22	21:48	0.68	77
14	11:25	0.77	133	23	22:59	0.36	82
15	12:47	0.46	123	24	23:02	0.02	97
16	12:28	0.11	116	25	22:33	0.70	96
17	12:15	0.76	86	26	00:17	0.71	68
18	12:35	0.42	92				
19	12:39	0.08	132				
20	12:34	0.73	100				
21	12:37	0.39	80				
22	12:25	0.04	97				

¹ Del período orbital y la fecha de conjunción obtenidos en este trabajo.

Al realizar las substracciones espectrales mediante el programa *STARMOD*, se ha encontrado que el mejor ajuste para nuestros espectros se obtenía con un valor de $v \sin i = 30 \text{ km s}^{-1}$ para ambas componentes.

Mediante la correlación cruzada usando como estrella de referencia la estrella K0V poco rotadora HD 3651 en la campaña de McDonald y la HD 166620 (K2V) en la campaña de FOCES02, se ha obtenido $v \sin i = 26.23 \pm 1.13 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria y $v \sin i = 26.92 \pm 1.14 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria.

• Velocidades Radiales y Solución Orbital

Las velocidades radiales han sido determinadas por la técnica de correlación cruzada del programa *FXCOR* de IRAF. Como el sistema es SB2, los dos picos de la CCF de las componentes se veían claramente y se pudo ajustar cada una por separado en todos los casos.

En la Tabla 4.28 se encuentran los valores, para cada espectro, de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}) con sus respectivos errores (σ_V).

Se ha calculado la solución orbital del sistema usando nuestros 15 valores de velocidad radial, 10 valores de Jeffries et al. (1995), 8 valores de Fekel et al. (2000) y uno de Strassmeier et al. (2000), Tabla 4.28.

Los valores de la velocidad radial se representan en la Fig. 4.58, los símbolos rellenos representan a la primaria y los símbolos vacíos a la secundaria. La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos χ^2 . La solución orbital se encuentra en la Tabla 4.29. En esta tabla se da T_{Conj} como la fecha juliana heliocéntrica en conjunción con la estrella caliente detrás como en los casos anteriores.

El sistema 2RE J1101+223 tiene una órbita casi circular de $e = 0.0075$, con un período orbital de 1.5260 días que es muy similar a su período fotométrico ($P_{\text{fot}} \approx 1.5264$ días, Fekel et al. 2000), lo que indica que el sistema está sincronizado. Las masas mínimas resultantes ($M \sin^3 i$) y la razón de masas ($q = M_1/M_2 = 1.0139$) están de acuerdo con los valores obtenidos por Fekel et al. (2000).

• Tipos Espectrales

Con el programa *STARMOD* se ha encontrado que el mejor ajuste para el sistema 2RE J1101+223 entre el espectro observado y el sintético, se obtiene cuando se usan estrellas de referencia K0V tanto para la estrella primaria como para la secundaria y

Tabla 4.28: Velocidades Radiales de 2RE 1101+223

Obs.	HJD (2400000 +)	Primaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	Secundaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)
Jef(95) ¹	49052.571	101.9 ± 2.0	-92.8 ± 2.0
Jef(95) ¹	49052.664	78.5 ± 2.0	-68.5 ± 2.0
Jef(95) ¹	49052.757	40.9 ± 2.0	-32.2 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.600	-87.2 ± 2.0	95.4 ± 2.0
Jef(95) ¹	49054.644	-95.9 ± 2.0	104.2 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.389	100.7 ± 2.0	-93.2 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.435	106.8 ± 2.0	-99.4 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.611	106.2 ± 2.0	-94.5 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.679	88.7 ± 2.0	-86.9 ± 2.0
Jef(95) ¹	49055.727	72.8 ± 2.0	-65.8 ± 2.0
Fekel(00) ²	50200.709	-103.4 ± 2.0	109.1 ± 2.0
Fekel(00) ²	50400.035	101.0 ± 2.0	-92.3 ± 2.0
Fekel(00) ²	50401.049	5.4 ± 2.0	5.4 ± 2.0
Fekel(00) ²	50576.681	60.9 ± 2.0	-52.9 ± 2.0
Fekel(00) ²	50632.664	-103.9 ± 2.0	111.4 ± 2.0
Fekel(00) ²	50831.054	-104.0 ± 2.0	111.6 ± 2.0
Fekel(00) ²	50831.947	86.4 ± 2.0	-78.6 ± 2.0
Fekel(00) ²	50927.773	96.4 ± 2.0	-88.6 ± 2.0
MCD98	50826.992	-77.48 ± 0.44	78.84 ± 0.16
MCD98	50827.975	112.42 ± 0.75	-105.11 ± 0.78
MCD98	50829.032	-24.19 ± 0.93	31.98 ± 0.96
MCD98	50830.019	-64.94 ± 1.10	72.53 ± 1.02
MCD98	50831.010	112.36 ± 0.77	-105.72 ± 0.76
MCD98	50832.024	-46.47 ± 0.96	52.29 ± 0.90
MCD98	50833.027	-50.52 ± 1.28	56.33 ± 1.05
MCD98	50834.024	110.18 ± 0.92	-106.47 ± 0.92
MCD98	50835.025	-65.73 ± 1.12	72.44 ± 1.01
MCD98	50836.017	-24.11 ± 1.26	26.04 ± 1.20
Fekel(00) ²	51240.763	110.2 ± 2.0	-103.7 ± 2.0
Strass(00) ³	51659.696	-101.6 ± 2.0	107.7 ± 2.0
FOCES02	52387.409	-93.69 ± 0.75	102.35 ± 0.78
FOCES02	52388.458	88.72 ± 0.76	-76.47 ± 0.96
FOCES02	52389.460	4.76 ± 0.24	4.76 ± 0.24
FOCES02	52390.496	-99.96 ± 0.69	108.04 ± 0.79
FOCES02	52390.512	-101.09 ± 0.82	109.61 ± 0.68

¹ Jef(95): Jeffries et al. (1995).² Fekel(00): Fekel et al. (2000).³ Strass(00): Strassmeier et al. (2000).

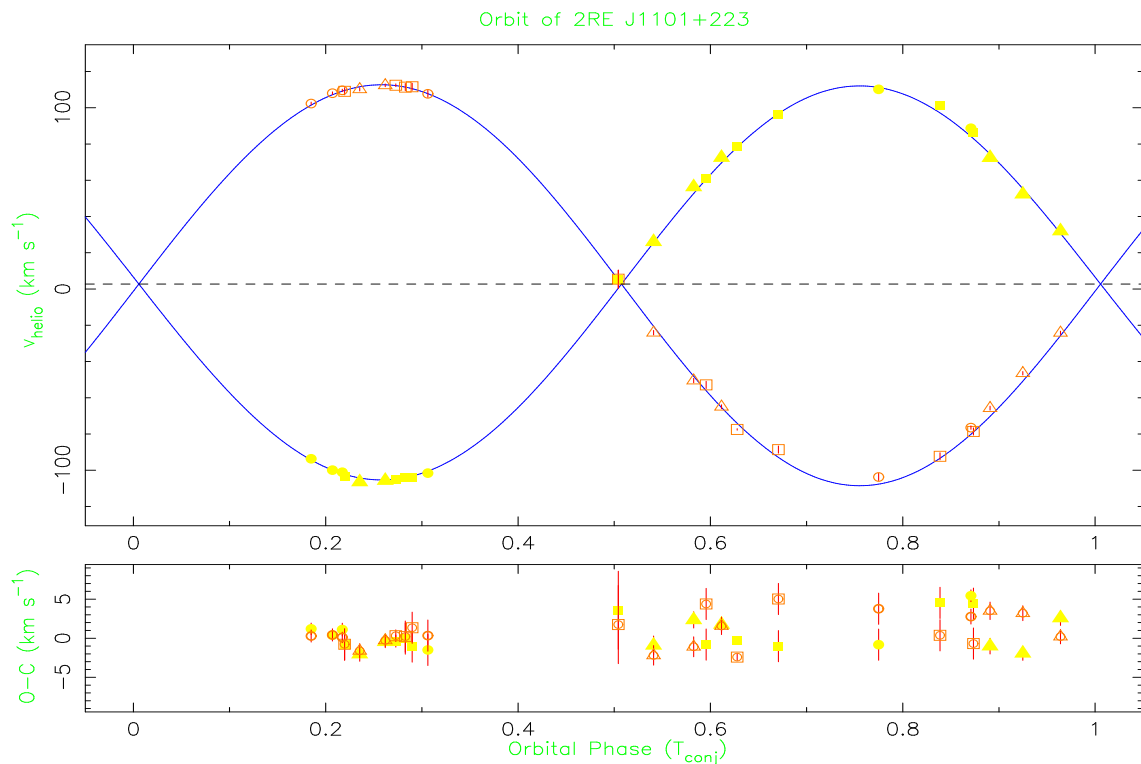


Figura 4.58: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para 2RE J1101+223. Los símbolos rellenos representan a la componente primaria (amarillo) y los símbolos vacíos representan a la componente secundaria (naranja). (cuadrados para los datos de Jeffries et al. (1995), triángulos para los de Fekel et al. (2000), rombos para los de Strassmeier et al. (2000), círculos para los datos de la campaña de McDonald 98 y estrellas para los datos de la campaña de FOCES02). La curva sólida representa el ajuste orbital.

Tabla 4.29: Solución Orbital de 2REJ1101+223

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	1.5260	0.0000	días
T_{Conj}	49051.3125	0.0799	HJD (2400000 +)
ω	359.3283	18.9833	grados
e	0.0073	0.0025	
K_1	108.9193	0.4785	km s^{-1}
K_2	110.4321	0.5808	km s^{-1}
γ	2.9340	0.1246	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	1.0139	0.0029	
$a_1 \sin i$	2.2855	0.0100	10^6 km
$a_2 \sin i$	2.3172	0.0122	10^6 km
$a \sin i$	4.6027	0.0158	10^6 km
"	0.03077		AU
"	6.6131		R_{\odot}
$M_1 \sin^3 i$	0.8400	0.0091	M_{\odot}
$M_2 \sin^3 i$	0.8285	0.0090	M_{\odot}
$f(M)$	0.2042848	0.0026926	M_{\odot}

con la misma contribución, 0.50, para cada una. La estrella de referencia usada fué HR 166 (K0V). La clasificación para el sistema 2RE J1101+223 esta de acuerdo con la que da Popper (1996), K2V, y Fekel et al. (2000), K1V.

- Masas, Radios y Temperaturas

De la solución orbital del sistema 2RE J1101+223, suponiendo la estrella primaria K0V, podemos adoptar de las tablas de Landolt-Börnstein (Schmidt-Kaler 1982) un valor para su masa de $M_1 = 0.79 M_\odot$. De acuerdo con la razón de masas ($q = M_1/M_2 = 1.0139$), se deduce que la masa de la secundaria es $M_2 = 0.78 M_\odot$, que corresponde a otra estrella K0V.

Se ha estimado el radio mínimo de las componentes, ($R \sin i$), usando el período fotométrico, $P_{\text{fot}} = 1.5264$ días, de Fekel et al. (2000) y la velocidad de rotación $v \sin i_P = 26.23$ y $v \sin i_S = 26.92$ determinadas en este trabajo; el resultado es de $R \sin i_P = 0.79 \pm 0.03 R_\odot$ y $R \sin i_S = 0.82 \pm 0.03 R_\odot$, que esta de acuerdo con el rango de radios de una K0V. El error en este caso viene dado principalmente por la incertidumbre en el cálculo de $v \sin i$.

Con el radio mínimo $R \sin i$ y la temperatura efectiva ($T_{\text{eff}} = 5250$ K) correspondiente a una estrella K0V, se obtiene el límite inferior de la luminosidad para cada componente del sistema ($L_P = 0.42 L_\odot$, $L_S = 0.45 L_\odot$) y para el sistema total $L = 0.87 L_\odot$ (contribuyendo en igual proporción ambas componentes). Usando la relación masa-luminosidad para estrellas de la secuencia principal cuando $L < L_\odot$, se estima que las masas mínimas son $M_{1\text{min}} = 0.73 M_\odot$ para la primaria y $M_{2\text{min}} = 0.75 M_\odot$ para la secundaria. Masas que estan de acuerdo también con la clasificación K0V ($0.79 M_\odot$).

La luminosidad total y la distancia (54.26 pc) proporcionan una magnitud aparente de $V = 8.77$, cuando la estrella esta libre de manchas. Si comparamos este valor con el valor medido 8.92 (valor menos luminoso), la pequeña diferencia puede ser debida a la presencia de manchas en la superficie de una o ambas componentes.

En el cálculo de la inclinación del sistema, se ha supuesto la masa de la estrella primaria $M_1 = 0.79$ para una K0V y por tanto con la $M_1 \sin^3 i = 0.84$ obtenida de la solución orbital, se obtiene que $\sin i$ es 1.02, dentro de un orden esto indica una inclinación $i \approx 90^\circ$, lo cual lleva a plantearse la necesidad de que la estrella primaria sea en realidad algo más caliente y posea mayor masa, es decir, de tipo espectral más temprano o de clase de luminosidad subgigante, y por tanto la inclinación este por debajo de 90° (tan sólo si la primaria fuera G8 tendríamos $i \approx 88^\circ$). Por otro lado, a pesar de este resultado y de que el ángulo mínimo para que se observen eclipses es de unos $\approx 70^\circ$, estudios llevados a cabo han concluido la falta de eclipses (Popper 1996).

Se puede concluir:

$$\text{Primaria K0V} = \begin{cases} M_{1(K0V)} = 0.79, M_{1\text{min}} \approx 0.73 M_\odot \\ R_{1(K0V)} = 0.85, R_1 \sin i \approx 0.79 R_\odot \\ T_{1(K0V)} = 5250 K \end{cases}$$

$$\text{Secundaria K0V} = \begin{cases} M_{2(K0V)} = 0.79, M_{2\text{min}} \approx 0.75 M_\odot \\ R_{2(K0V)} = 0.85, R_2 \sin i \approx 0.82 R_\odot \\ T_{2(K0V)} = 5250 K \end{cases}$$

- Cinemática y Edad

Partiendo de la velocidad del centro de masas de la solución orbital (γ), y los datos de movimiento propio de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000), junto con la paralaje que da Hipparcos, se han obtenido los valores para las componentes de la velocidad espacial (U , V , W) que se dan en el Capítulo 3 con sus respectivos errores.

La velocidad total V_{Total} y las componentes U , V , W , caen dentro de los límites de la población joven del disco (Eggen 1984, 1989; Montes et al. 2001b), y como se ha visto en el Capítulo 3, este sistema podría pertenecer al supercúmulo de la Híades, aunque no cumple ninguno de los criterios de Eggen.

- Litio I 6707.8 Å

La región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å se ha incluido en los espectros de este sistema, donde se puede ver claramente en absorción, pero encontrándose solapada con otras línea fotosféricas de ambas componentes, además de con el Fe I (6707.4 Å). Aún así, ha sido posible medir un valor en la tercera noche de la campaña de FOCES, donde las dos componentes están en conjunción, teniendo un valor de 60.7 mÅ en el espectro observado (51.2 mÅ en el substraído). Este valor es de las dos componentes juntas y además mezcladas con sus respectivas línea de hierro (Li I + Fe I).

En la Figura 4.59 se dibujan el espectro observado (línea continua) en la región de Li I, y el espectro sintético (línea de puntos) superpuesto, donde se puede ver la línea de absorción de Li I para ambas componentes.

Si se obtiene el valor de la EW de la línea de Fe I (6707.4 Å) usando la relación con el índice de color de Favata et al. (1993), se tiene un valor de $EW(\text{Li I}) = 20$ mÅ para cada componente. Este valor para un tipo espectral K0, indica que el sistema podría ser más joven que las Híades.

4.5.3. Indicadores de Actividad Cromosférica

En la Tabla 4.30 se dan las EW de los excesos de emisión para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT en la campaña de FOCES 04 y para las líneas H α y Ca II IRT en la campaña de McDonald.

Las EW de ambas componentes se ha señalado con (P) Primaria y (S) Secundaria cuando se han podido separar. Estas medidas de EW han sido ya corregidas de la contribución de cada componente al continuo, que en este caso es del cincuenta por ciento cada una a lo largo de todo el espectro. Las EW s convertidas a flujo absoluto superficial ($\log F_s$), se presentan en la Tabla 4.31.

En las Figs. 4.60, 4.61, 4.63, 4.64 y 4.65 se han representado H α , H y K del Ca II y Ca II IRT $\lambda 8498$, $\lambda 8542$ para cada observación. Se muestra el espectro observado (línea continua) y el espectro sintético (línea de trazos) en el panel izquierdo, y el espectro substraído (línea de puntos) en el panel derecho. La fase orbital (φ) de cada espectro se da en la figura. Un espectro representativo de las líneas H β , H γ and H δ se muestra en la Figs. 4.62

- H α :

La región de la línea H α está incluida en todos los espectros de este sistema, en los espectros de la primera campaña, McDonald 98, se puede ver que la línea de absorción tiene un llenado de emisión que hace casi desaparecer a ambas componentes (ver Fig. 4.61, panel izquierdo). La emisión de ambas componentes

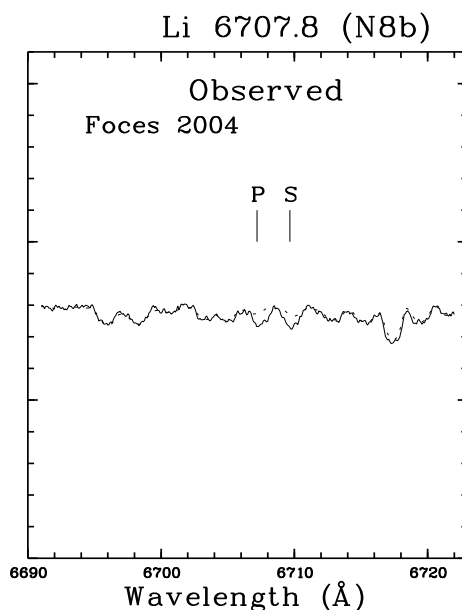


Figura 4.59: Espectro de 2RE J1101+223 en la región de la línea de Li I. El espectro observado se representa en línea continua y el espectro sintético en línea de trazos. Se observan claramente las absorciones de la línea de Li I correspondiente a las componentes primaria (P) y secundaria (S) del sistema binario.

parece casi idéntica y se han medido las EW usando un ajuste Gaussiano para cada componente en el espectro substraído (ver Fig. 4.61, panel derecho). Los valores obtenidos se dan en la Tabla 4.30. Los valores medios obtenidos para las anchuras equivalentes son de $EW_P(H\alpha) = 0.32 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 0.36 \text{ \AA}$. Se observan pequeñas variaciones con la fase orbital para ambas componentes (ver Figs. 4.66 y 4.67). Al analizar la campaña de FOCES 04, se puede ver de nuevo la línea $H\alpha$ con llenado hasta el continuo para ambas componentes (ver Fig. 4.60, panel izquierdo). Pero después de realizar la substracción espectral se han medido unos excesos de emisión, $EW_P(H\alpha) = 0.46 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 0.47 \text{ \AA}$ que son un 35% mayores que los medidos en la campaña de McDonald 98. Para esta campaña no se aprecian variaciones de la EW con la fase (Tabla 4.30), ver Figs 4.68 y 4.69.

Se ha observado que en este sistema la estrella secundaria suele presentar valores un poco mayores de la EW que la estrella primaria.

En las Figuras 4.66, 4.67, 4.68 y 4.69, se representa la variación de la EW con la fase para ambas componentes en ambas campañas de observación.

- $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$:

Las otras tres líneas de Balmer, sólo se han podido observar en la campaña de FOCES 02, donde también muestran evidencias de actividad cromosférica. Presentan un llenado de la línea de absorción y tras la substracción espectral se ve una clara emisión (ver Fig. 4.62). Cuando la señal-ruido era lo suficientemente alta, se pudo realizar la separación de ambas componentes mediante un ajuste Gaussiano midiendo sus EW , ver Tabla 4.30.

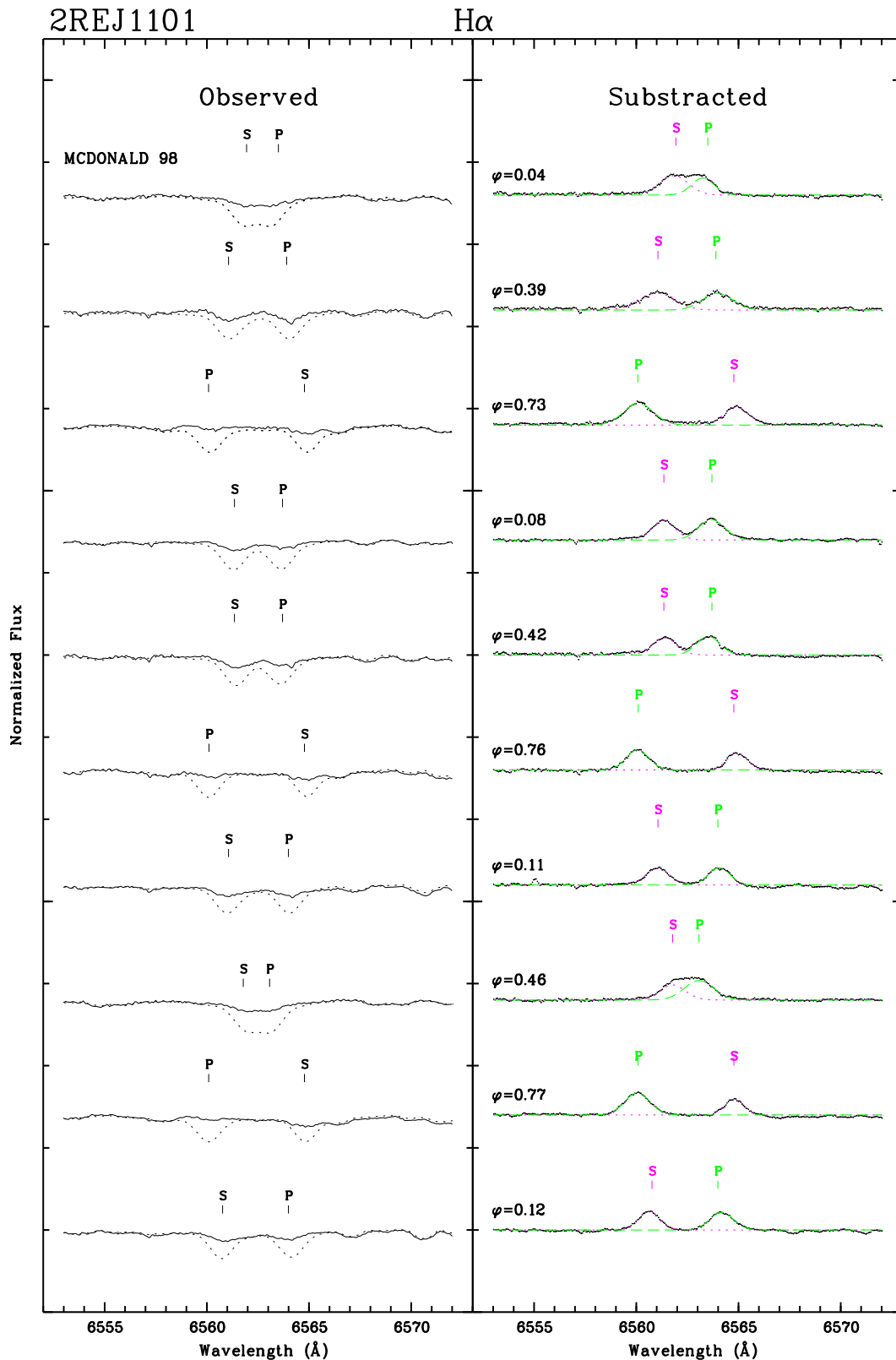


Figura 4.60: Espectro de 2RE J1101+223 en la región de $H\alpha$ para la campaña de McDonald 98. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos. Se señala con una (P) la posición de la línea $H\alpha$ para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria. Al espectro substraído se ha superpuesto el ajuste a dos Gaussianas de la emisión (una para cada componente).

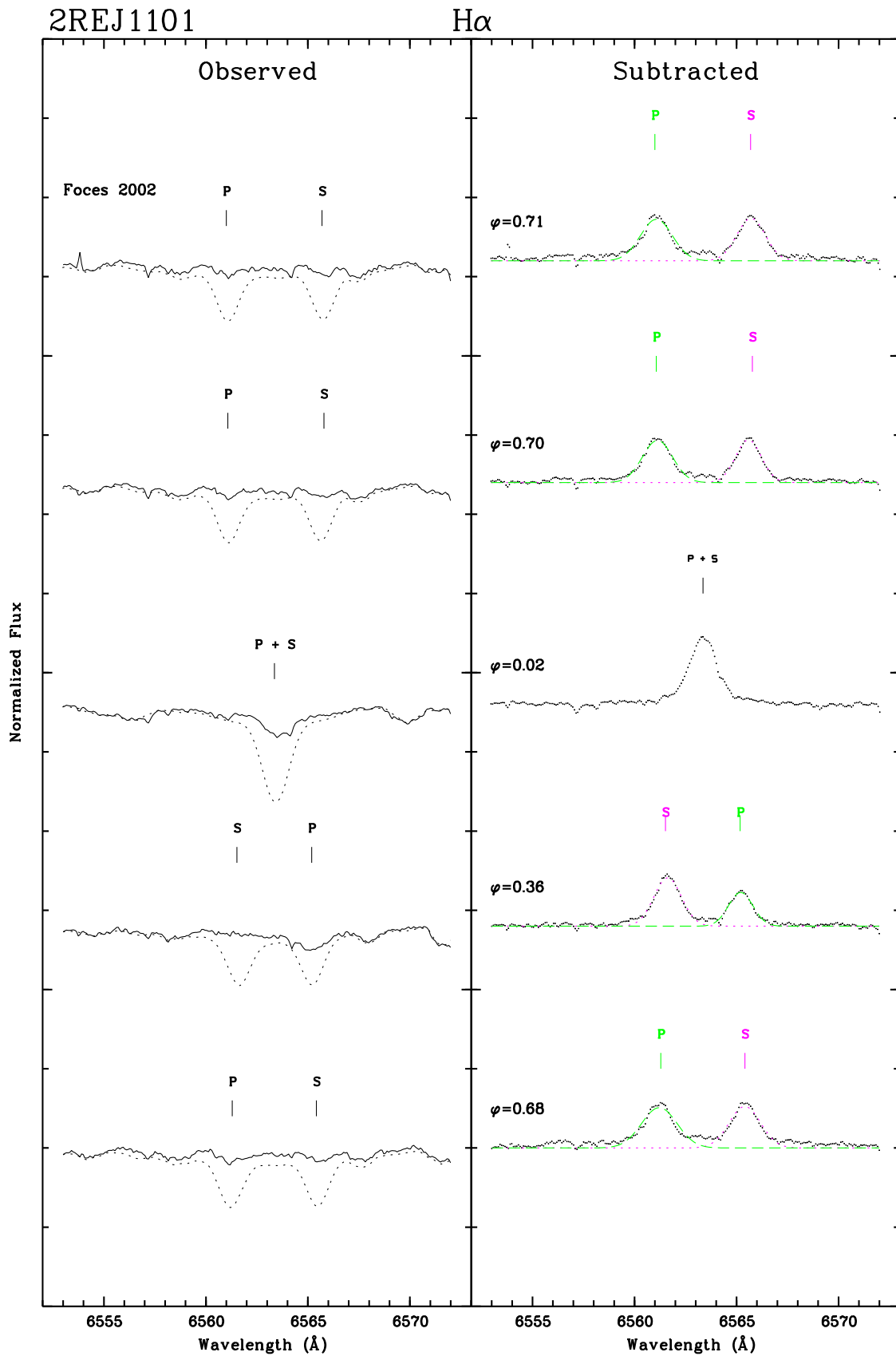


Figura 4.61: Igual que la Figura anterior para la campaña de FOCES02.

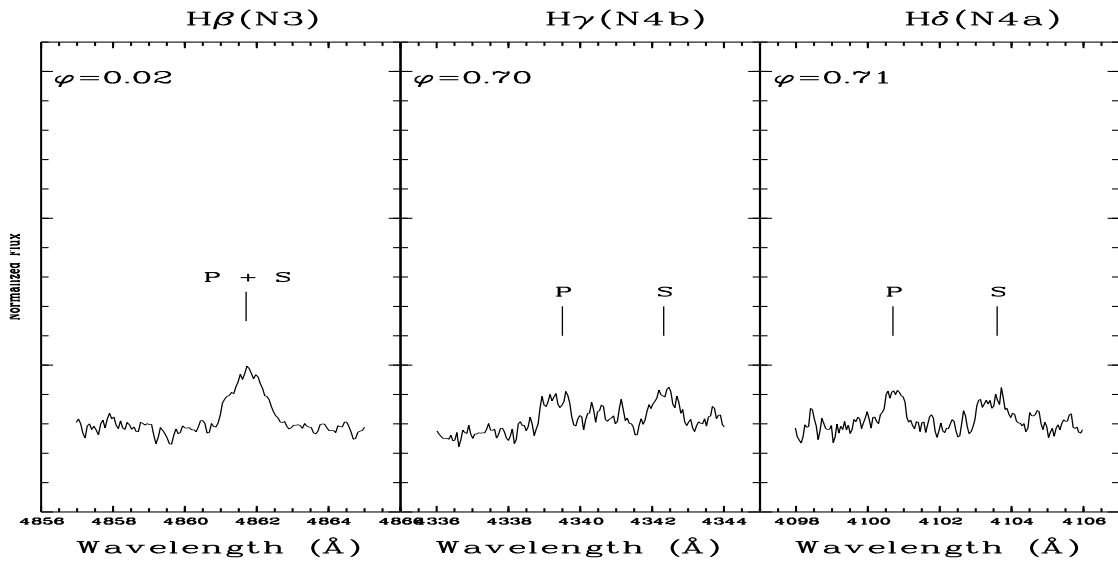


Figura 4.62: Espectro substraído representativo de 2RE J1101+223 en la región de $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$ para la campaña de FOCES02. Se pueden detectar claramente los excesos de emisión de ambas componentes (P) y (S).

Las tres líneas muestran la misma variación con la fase que la línea $H\alpha$ para ambas componentes y los valores medios obtenidos son de $EW(H\beta) = 0.13/0.13 \text{ \AA}$, $EW(H\gamma) = 0.09/0.09 \text{ \AA}$ y $EW(H\delta) = 0.07/0.09 \text{ \AA}$ (ver Fig. 4.70 y 4.71).

En este caso, al disponer de medidas de EW tanto de la línea $H\alpha$ como de la línea $H\beta$, se ha medido el valor de la razón del exceso de emisión en $EW \frac{EW(H\alpha)}{EW(H\beta)}$ y de la razón $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$, obteniéndose un valor medio de $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}} \approx 3.4$ para la componente primaria y ≈ 3.6 para la componente secundaria. Estos valores indican la presencia de materia tipo protuberancia en el limbo estelar de ambas componentes.

■ *H y K del Ca II y H ϵ :*

La región de las líneas H y K del Ca II sólo está incluida en la campaña de FOCES 02. En todos los espectros se puede ver una intensa emisión en las líneas H y K del Ca II y una clara emisión en la línea H ϵ proveniente de ambas componentes (ver Fig. 4.63). La presencia en emisión de la línea H ϵ indica gran actividad cromosférica.

En nuestros espectros, esta región se encuentra al final de la red echelle y por lo tanto la eficiencia es muy baja, teniendo una señal-ruido también muy baja y la normalización del espectro se hace difícil. Aún así, se ha podido realizar la substracción espectral.

Como se puede ver en la Fig. 4.63, en el lado derecho de los dos paneles, una de las líneas H ϵ proveniente de una de las componentes está siempre solapada con la línea H del Ca II de la otra componente, con lo que la medida de sus EW se ha realizado con una separación Gaussiana sólo cuando ha sido posible.

Las EW medias son $EW = 0.88 \text{ \AA}$ para la estrella primaria y $EW = 0.84 \text{ \AA}$ para la secundaria en K del Ca II, $EW = 0.82 \text{ \AA}$ para la primaria y $EW = 0.65 \text{ \AA}$ para la secundaria en H del Ca II y $EW = 0.30/0.43 \text{ \AA}$ para H ϵ . La variación de la

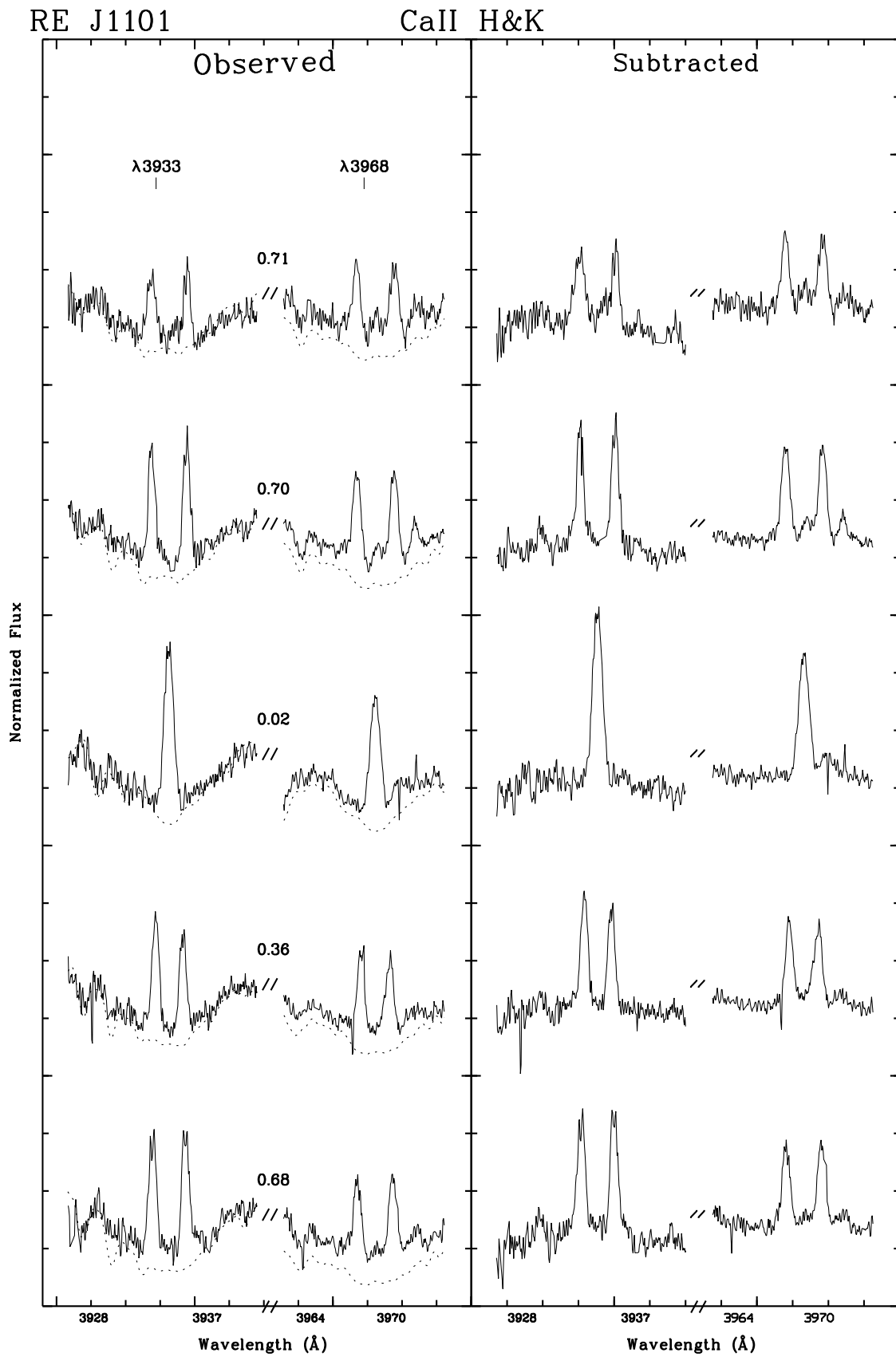


Figura 4.63: Espectro observado y sintético (izquierda) y substraído (derecha) en la región de H y K del CaII y H ϵ para la campaña de FOCES02.

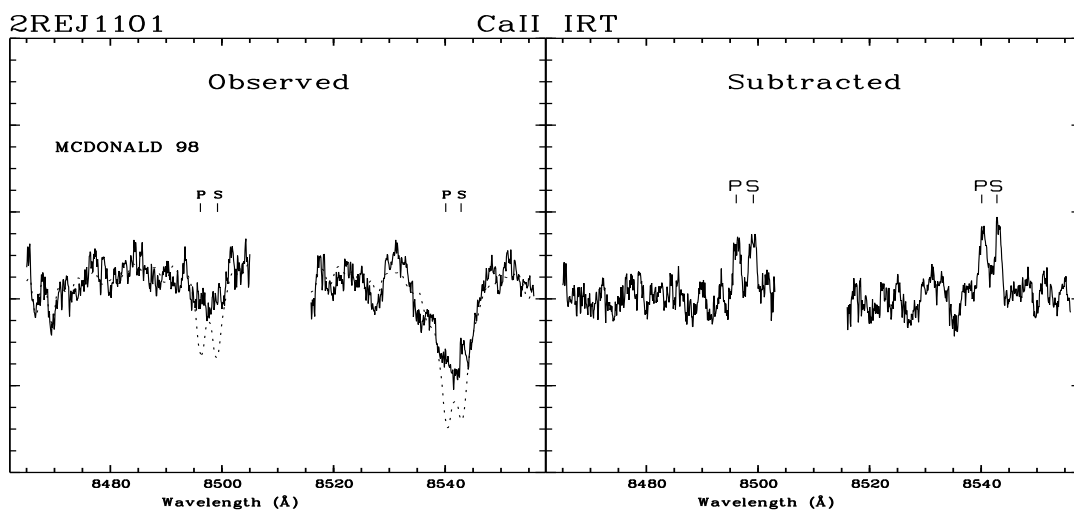


Figura 4.64: Espectro observado y sintético (izquierda) y substraído (derecha) en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 Å) para la campaña de McDonald 98. Se señala con una (P) la posición para la componente primaria y con una (S) la posición para la componente secundaria.

emisión de H y K del Ca II con la fase orbital es ligeramente ascendente hasta la fase 0.7 donde desciende.

- *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete Ca II IRT, se incluyen en todos los espectros, donde se puede ver claramente la emisión sobre la línea de absorción para ambas componentes (Figs. 4.64 y 4.65 panel izquierdo). Tras la substracción espectral, se puede ver que la emisión es casi idéntica para ambas componentes (Figs. 4.64 y 4.65 panel derecho).

Para este sistema las variaciones con la fase cambian de una campaña a otra, mientras que en FOCES no se aprecian variaciones o son muy pequeñas, en McDonald, se presenta una clara variación, observándose que la EW de $H\alpha$ crece cuando las EW de CaII IRT decrece y viceversa, es decir, presentan anticorrelación. Ver Fig. 4.66, 4.67, 4.68 y 4.69. Los valores medios de las EW s son $\approx 0.25/0.31$ Å en la campaña de McDonald y $\approx 0.36/0.37$ Å en la campaña de FOCES.

Si calculamos ahora la razón de los excesos de emisión $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$, tenemos que es de ≈ 2.4 para la componente primaria y ≈ 1.4 para la componente secundaria en la campaña de McDonald pero de ≈ 0.9 para ambas componentes en la campaña de FOCES. Estos valores indican que la emisión del Ca IRT proviene de regiones tipo playas, en contraste (en la campaña de FOCES) con las líneas Balmer que provenían de protuberancias.

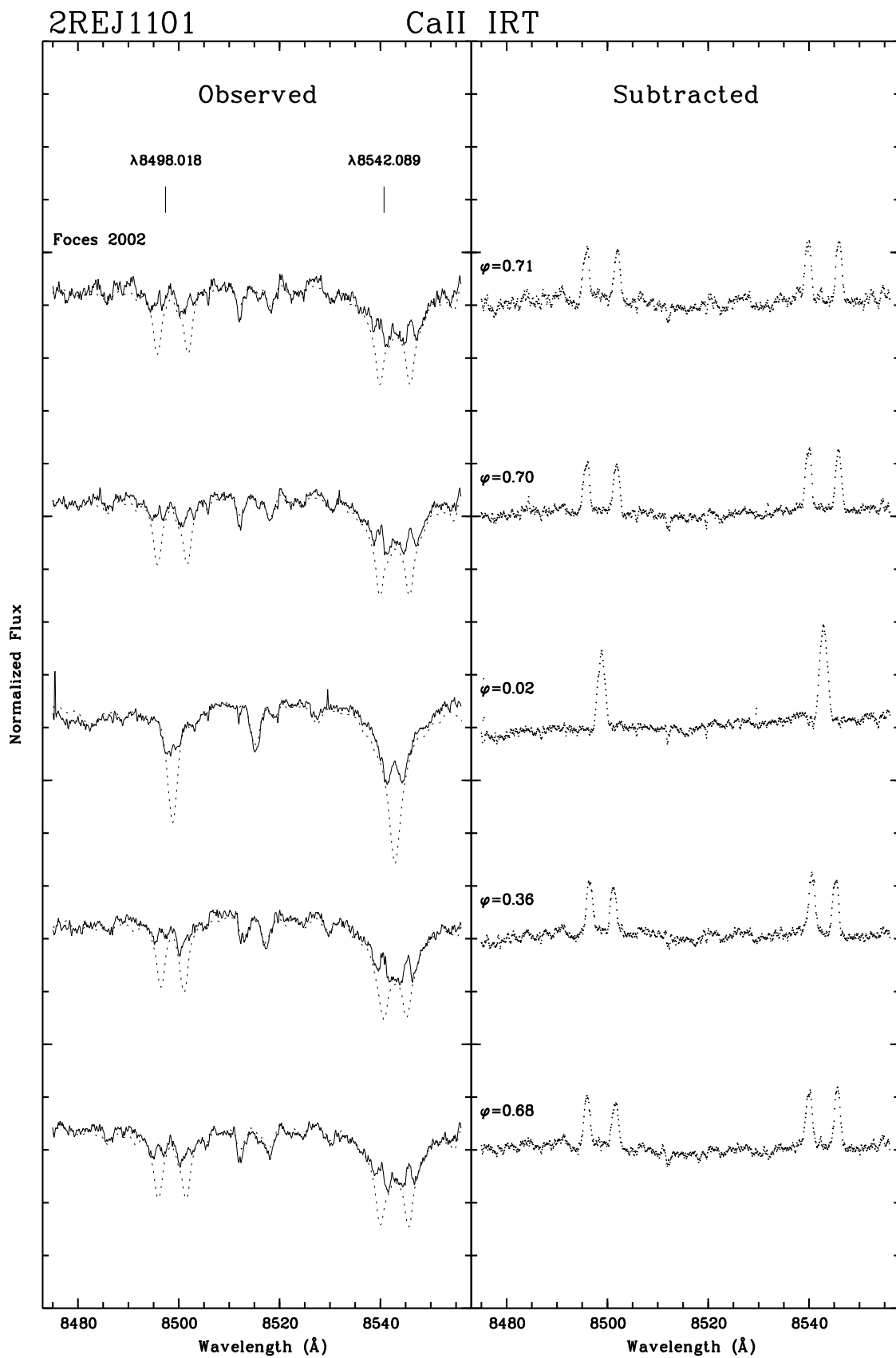


Figura 4.65: Espectro observado y sintético (izquierda) y substraído (derecha) en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 Å) para la campaña de FOCES02.

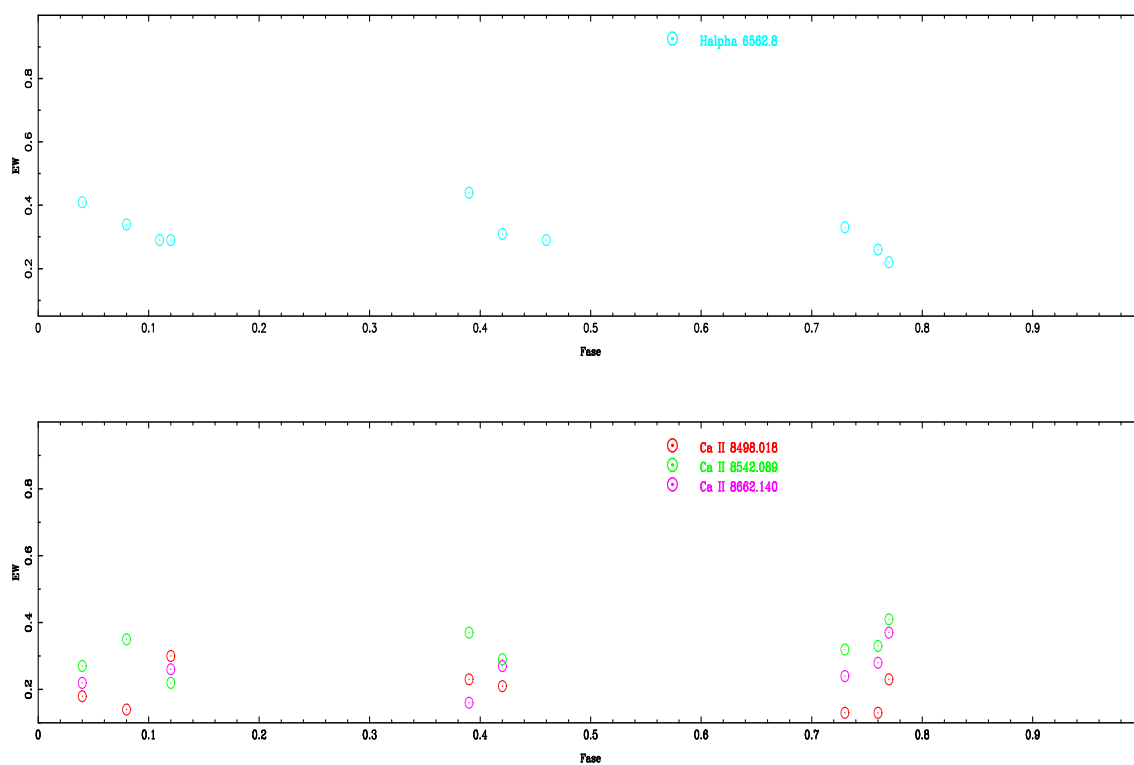


Figura 4.66: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α arriba, y valores de las líneas infrarrojas del Ca II abajo para la componente primaria en la campaña de McDonald 98.

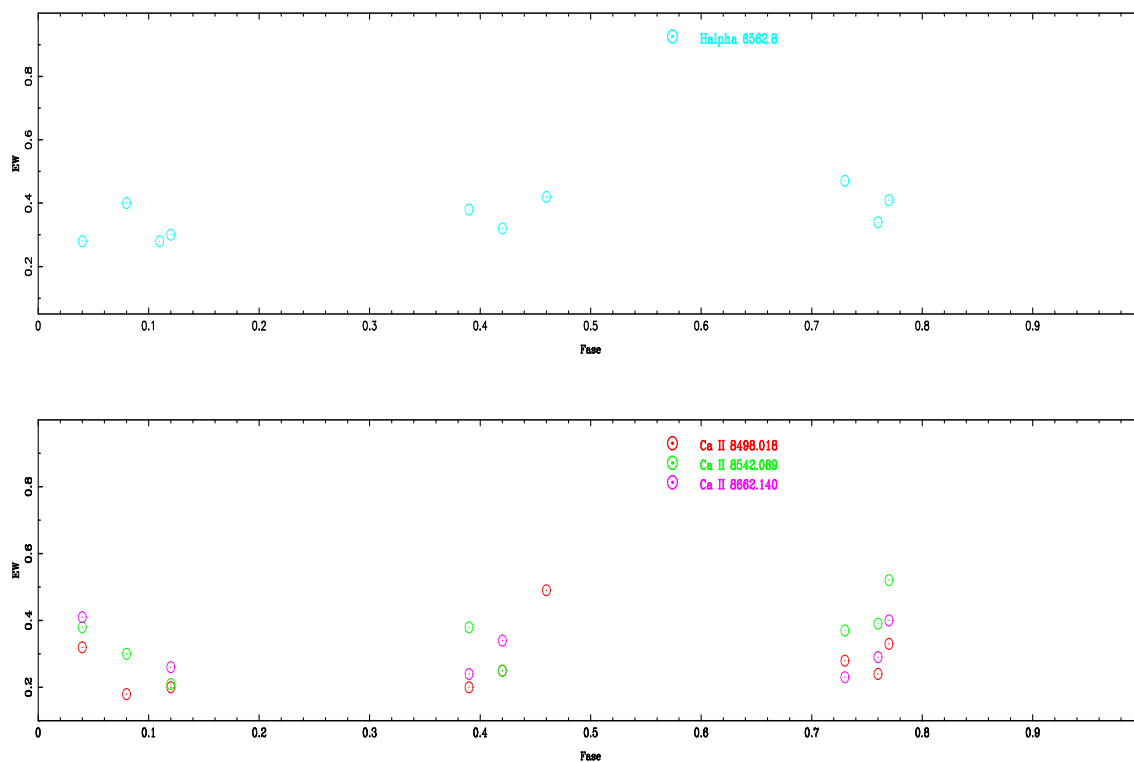


Figura 4.67: Como la Figura anterior para la componente secundaria.

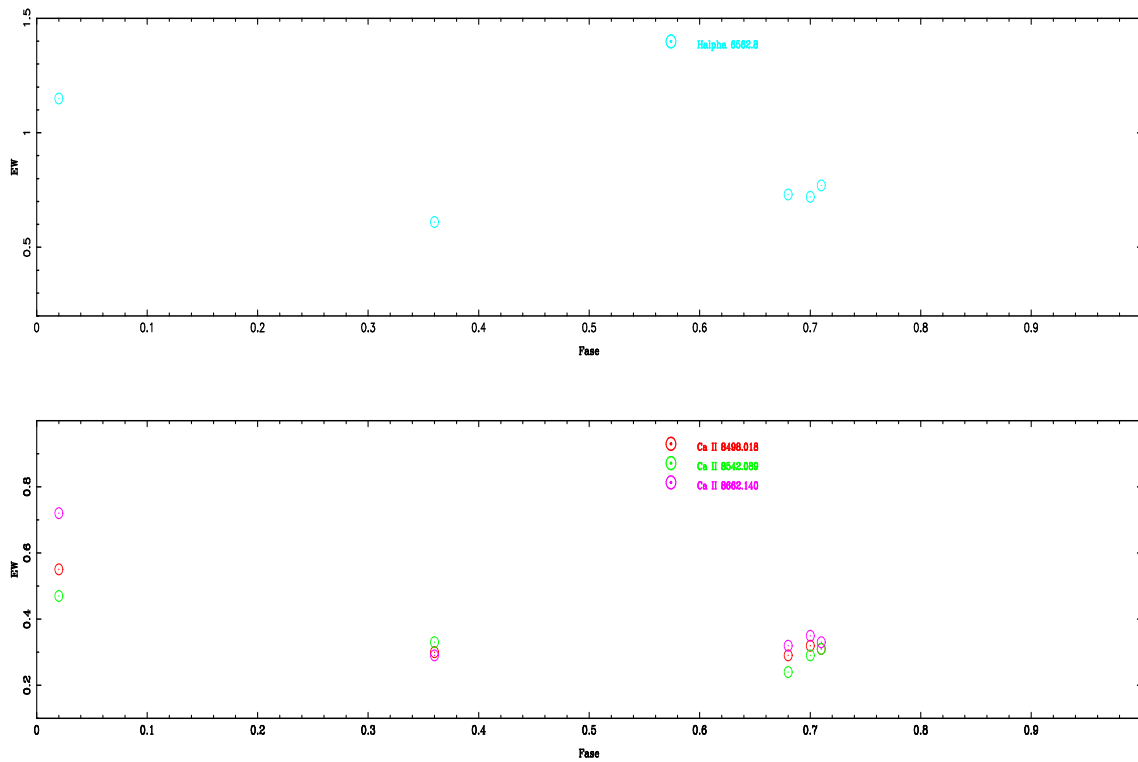


Figura 4.68: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de la línea H α arriba, y valores de las líneas infrarrojas del Ca II abajo para la componente primaria en la campaña de FOCES02.

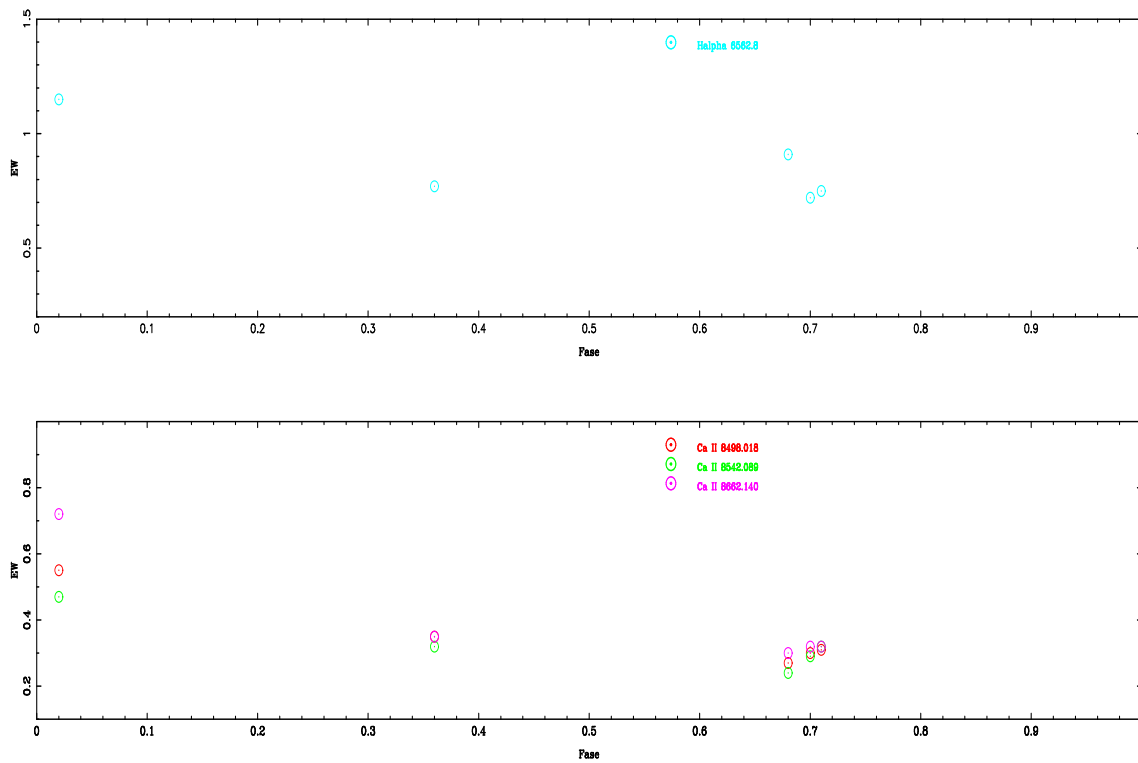


Figura 4.69: Como la Figura anterior para la componente secundaria.

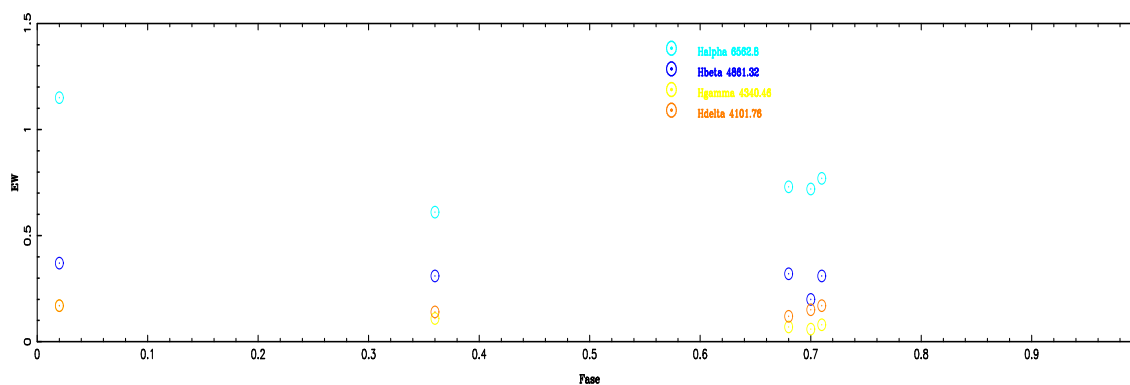


Figura 4.70: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase, de las líneas de Balmer ($H\delta$, $H\gamma$, $H\beta$ y $H\alpha$) para la componente primaria en la campaña de FOCES02.

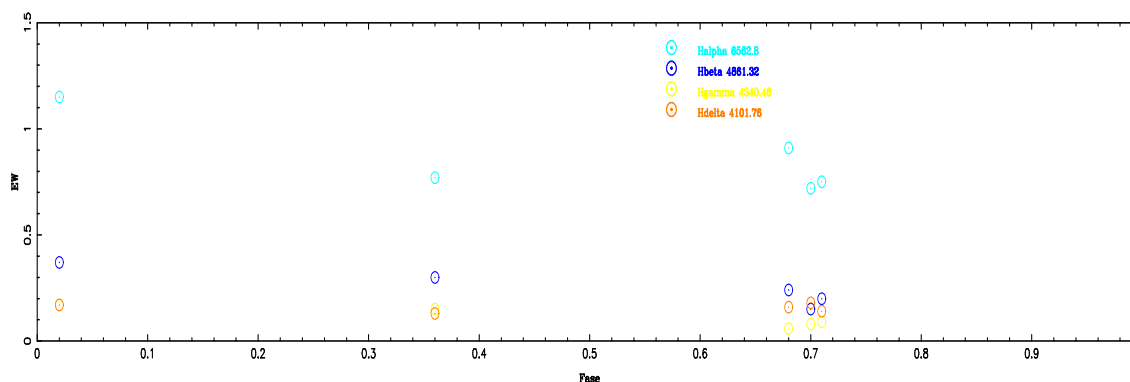


Figura 4.71: Como la Figura anterior para la componente secundaria.

Tabla 4.30: EW de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2REJ 1101+223

O*	φ	EW(Å) en el espectro Substraído							CaII IRT		
		K	H	H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(1)	0.12	-	-	-	-	-	-	0.29/0.30	0.30/0.20	0.22/0.21	0.26/0.26
(1)	0.77	-	-	-	-	-	-	0.22/0.41	0.23/0.33	0.41/0.52	0.37/0.40
(1)	0.46	-	-	-	-	-	-	0.29/0.42	³ /0.49	0.90 ¹	0.54 ¹
(1)	0.11	-	-	-	-	-	-	0.29/0.28	-	-	-
(1)	0.76	-	-	-	-	-	-	0.26/0.34	0.13/0.39	0.33/0.29	-
(1)	0.42	-	-	-	-	-	-	0.31/0.32	0.21/0.25	0.29/0.25	0.27/0.34
(1)	0.08	-	-	-	-	-	-	0.34/0.40	0.14/0.18	0.35/0.30	³ / ₃
(1)	0.73	-	-	-	-	-	-	0.33/0.47	0.13/0.28	0.32/0.37	0.24/0.23
(1)	0.39	-	-	-	-	-	-	0.44/0.38	0.23/0.20	0.37/0.38	0.16/0.24
(1)	0.04	-	-	-	-	-	-	0.41/0.28	0.18/0.32	0.27/0.38	0.22/0.41
(9)	0.68	1.06/1.02	0.85/0.92 ⁵	⁴ /0.50	0.09/0.13 ²	³ /0.08 ²	0.12/0.08 ²	0.54/0.48	0.33/0.35	0.33/0.30	0.37/0.35
(9)	0.36	0.77/0.84	0.80 ⁵ /0.68	0.17/ ⁴	0.05/0.09 ²	0.08/0.10 ²	0.09/0.15 ²	0.32/0.52	0.39/0.40	0.33/0.37	0.34/0.42
(9)	0.02	1.52 ¹	1.27 ¹	0.68 ¹	0.10 ^{1,2}	0.10 ^{1,2}	0.21 ^{1,2}	0.74 ¹	0.60 ¹	0.50 ¹	0.78 ¹
(9)	0.70	0.92/0.87	0.92/0.59	0.20/0.35	0.07/0.08 ²	0.12/0.09 ²	0.18/0.16 ²	0.49/0.43	0.36/0.37	0.33/0.32	0.41/0.38
(9)	0.71	0.76/0.63	0.70/0.68	0.40/0.44	0.08/0.08 ²	0.08/0.09 ²	0.13/0.13 ²	0.50/0.46	0.36/0.37	0.35/0.32	0.40/0.37

O* Identificador de campaña de observación.

¹ Valor de las estrellas primaria y secundaria juntas.

² Valor medio medido (de dos aperturas en el espectro) o valor de la apertura en mejores condiciones.

³ Valor no medido debido a la muy baja S/N.

⁴ Valor no medido debido a mezcla con otras líneas.

⁵ Línea H de Ca II de una componente mezclada con la Línea H ϵ de la otra componente.

Tabla 4.31: Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de 2RE 1101+223

O*	φ	$\log F_S$									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(1)	0.12	-	-	-	-	-	-	6.52/6.54	6.37/6.19	6.23/6.21	6.31/6.31
(1)	0.77	-	-	-	-	-	-	6.40/6.67	6.25/6.41	6.50/6.61	6.46/6.49
(1)	0.46	-	-	-	-	-	-	6.52/6.68	$^3/6.58$	$6.84^1/3$	$6.62^1/3$
(1)	0.11	-	-	-	-	-	-	6.52/6.51	-	-	-
(1)	0.77	-	-	-	-	-	-	6.48/6.59	6.00/6.27	6.41/6.48	6.34/6.35
(1)	0.42	-	-	-	-	-	-	6.55/6.57	6.21/6.29	6.35/6.29	6.32/6.42
(1)	0.08	-	-	-	-	-	-	6.59/6.66	6.04/6.15	6.43/6.37	$^3/3$
(1)	0.73	-	-	-	-	-	-	6.58/6.73	6.00/6.34	6.40/6.46	6.27/6.25
(1)	0.39	-	-	-	-	-	-	6.70/6.64	6.25/6.19	6.46/6.47	6.09/6.27
(1)	0.04	-	-	-	-	-	-	6.67/6.51	6.15/6.40	6.32/6.47	6.23/6.50
(9)	0.68	7.11/7.09	7.01/7.05 ⁵	$^4/6.78$	6.04/6.20 ²	$^3/5.98^2$	6.15/5.98 ²	6.79/6.74	6.41/6.43	6.41/6.37	6.46/6.43
(9)	0.36	6.97/7.01	6.99 ⁵ /6.92	6.32/ ⁴	5.78/6.04 ²	5.98/6.08 ²	6.03/6.25 ²	6.57/6.78	6.48/6.49	6.41/6.45	6.42/6.51
(9)	0.02	7.27 ¹	7.19 ¹	6.92 ¹	6.08 ^{1,2}	6.08 ^{1,2}	6.40 ^{1,2}	6.93 ¹	6.67 ¹	6.59 ¹	6.78 ¹
(9)	0.70	7.05/7.02	7.05/6.86	6.39/6.63	5.93/5.98 ²	6.16/6.03 ²	6.33/6.28 ²	6.75/6.69	6.45/6.46	6.41/6.40	6.50/6.47
(9)	0.71	6.97/6.88	6.93/6.92	6.69/6.73	5.98/5.98	5.98/6.03	6.19/6.19	6.76/6.72	6.45/6.46	6.43/6.40	6.49/6.46

Igual que en la Tabla anterior.

4.5.4. Resumen

Con los quince espectros de alta resolución obtenidos en este trabajo y otros veinte de la literatura se ha podido determinar una solución orbital del sistema SB2, resultando una órbita casi circular, con los períodos orbital y fotométrico casi iguales, concluyéndose que el sistema está sincronizado.

La clasificación espectral encontrada mediante la substracción espectral y con los parámetros físicos tales como $R \sin i$, resulta una primaria y una secundaria prácticamente iguales y de tipo K0V. Al ser ambas estrellas pertenecientes a la secuencia principal, el sistema se puede clasificar como un sistema binario cromosféricamente activo del tipo BY Dra (Fekel et al. 1986).

Con la información obtenida por la correlación cruzada se ha medido la velocidad de rotación proyectada encontrándose un valor de $v \sin i = 26.23 \text{ km s}^{-1}$ para la primaria y $v \sin i = 26.98 \text{ km s}^{-1}$ para la secundaria.

El análisis cinemático y la presencia de la línea de Li I $\approx 20 \text{ m \AA}$, indican que este sistema pertenece al supercúmulo de la Hyades, (ver Capítulo 3).

Finalmente, en el estudio de los indicadores de actividad, se ha detectado un alto nivel de actividad, encontrándose excesos de emisión en todos los indicadores de ambas componentes.

La magnitud de la emisión varía de una época a otra, por ejemplo, se ve que la EW de H α y Ca II IRT muestra un incremento del 35% para H α y del 30% para Ca II IRT de la campaña de FOCES02 respecto a la de McDonald 98.

Las variaciones de H α y Ca II IRT con la fase muestran una anti-correlación, lo que está de acuerdo con los resultados de las razones $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$ y $\frac{E_{8542}}{E_{8498}}$ que indican que las líneas de Balmer provienen de protuberancias mientras que las líneas infrarrojas provienen de playas.

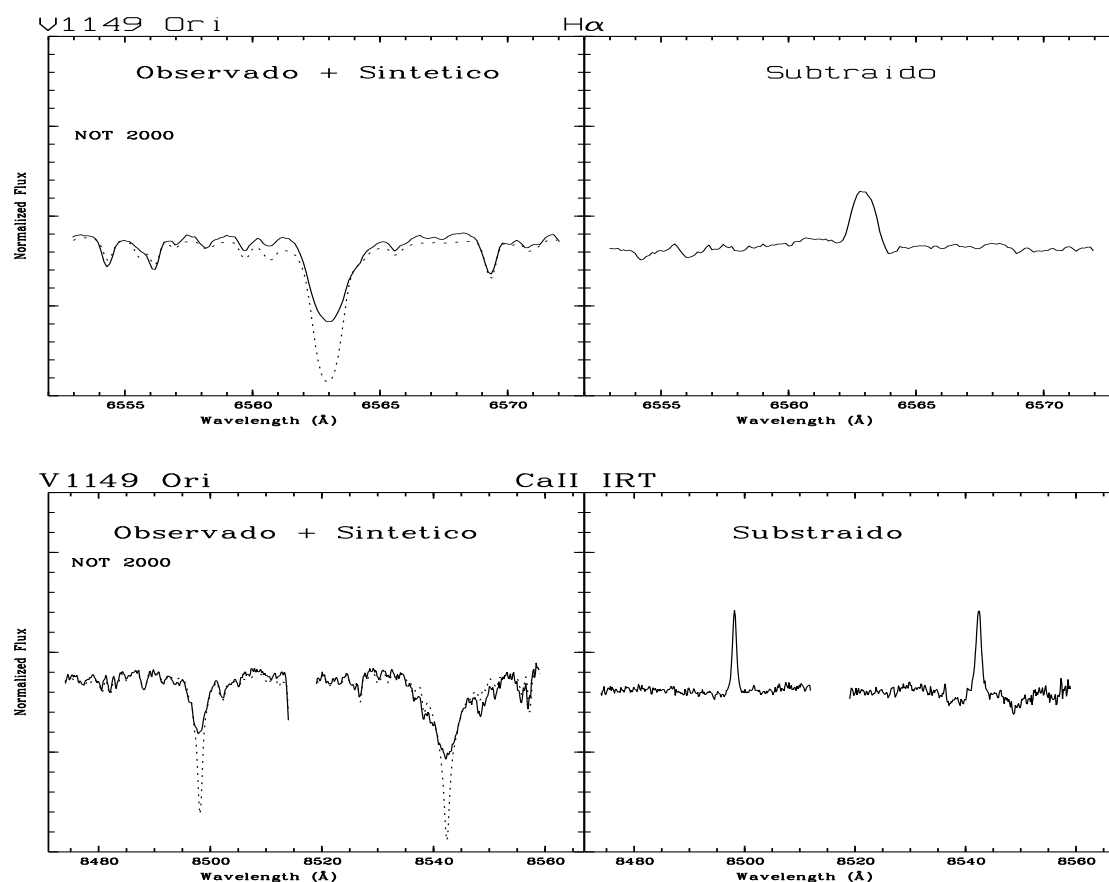


Figura 4.72: Espectros representativos en H α y Ca II IRT para V1149 Ori. Espectros observado y sintético en panel izquierdo y espectro substraído en el panel derecho.

4.6. Otros Sistemas Binarios

Se describen a continuación otros sistemas estudiados en este trabajo pero que al tener un número menor de observaciones, no ha sido posible analizarlos con tanto detalle como los anteriores.

4.6.1. V1149 Ori (HD 378324)

Binaria espectroscópica SB1 no eclipsante, clasificada como K1III+F por Bidelman y MacConnell (1973), aunque Fekel et al. (1986) no encontraron evidencias en el UV de la presencia de una componente de tipo F. Hirshfeld y Sinnott (1982) asignan un tipo espectral G5IV. Fekel et al. (2005) la clasificaron como K0III y obtienen un período orbital de 53.57467 días. Este sistema presenta una intensa emisión en H y K de Ca II (Montes et al. 1995) y la línea H α en absorción (Bopp 1984; Fekel et al. 1986; Montes et al. 1995, 1997, 2000). La presencia de manchas en esta estrella ha sido ampliamente estudiada a partir de su variabilidad fotométrica (Hall et al. 1983, 1991; Strassmeier et al. 1989; Cutispoto 1992).

En este trabajo, se han obtenido tres espectros de esta estrella en dos campañas de observación, de los cuales se han obtenido los excesos de emisión cromosférica mediante la técnica de substracción espectral usando como referencia la estrella HD 95345 (K1III)

en la campaña de MUSICOS00 y la estrella HD 48432 (K0III) en la campaña de NOT00. Con estos ajustes se obtuvo una velocidad de rotación del orden de 11 km s^{-1} , de acuerdo con los valores de la bibliografía.

Las medidas de las EW se realizaron con ajustes Gaussianos en todas las líneas en el espectro substraído. El perfil de la línea $H\alpha$ presenta una absorción en el lado azul (ver Figura 4.72) en la primera noche de la campaña de NOT00, y una emisión en el mismo lado en la tercera noche. Este efecto, ya encontrado antes (Montes et al. 2000), confirma la gran variabilidad del perfil de esta línea y puede ser indicativo de movimientos de masa.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio indican que las primeras provienen de estructuras tipo protuberancias y las segundas de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 se observa claramente en todos los espectros. El valor medio de su EW es de 67 m\AA , medido en el espectro observado. Restando la EW (Fe I) para este tipo espectral se obtiene una EW (Li I) $\approx 48 \text{ m\AA}$.

4.6.2. DM UMa

El sistema DM UMa es uno de los RS CVn más activos, y ha sido objeto de múltiples estudios en todo el rango espectroscópico. Es un sistema SB1 de período orbital de 7.49 días y su estrella primaria se ha clasificado como K0-K1 III-IV y muestra una gran emisión en H y K de Ca II.

En este trabajo se han obtenido 18 espectros de esta estrella en tres campañas de observación. En las subtracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se han utilizado como estrellas de referencia la HD 75935 (G8V) en la campaña de HET01, la HD 97004 (K0V) en la campaña de FOCES02 y la HD 26965 (K1V) en la campaña de MCD98.

Con estos ajustes se obtuvo una velocidad de rotación de 25 km s^{-1} para la componente primaria. Usando la técnica de correlación cruzada se obtiene un valor de 33 km s^{-1} , de acuerdo con medidas de otros autores (O'Neal et al. 1998).

En los espectros se aprecia emisión sólo para la componente primaria (ver Figura 4.73). La emisión de la línea $H\alpha$ se puede ver siempre por encima del continuo. Su perfil esta compuesto por una componente estrecha central y otra ancha que se desplaza al azul y al rojo (evolución de microfulguraciones), y se ajustó con dos Gaussianas. La EW que se da en la Tabla 4.32 es la suma de las dos componentes. Como se puede ver en los 11 espectros tomados en 1998, sólo se observan pequeñas variaciones de la $EW(H\alpha)$, pero los valores de EW de $H\alpha$ en la fase 0.63 en la campaña de HET00 y en las fases 0.92 y 0.05 de la campaña de FOCES02, son mayores que en las restantes, además, como se puede ver en la Figura 4.74, se produce un ensanchamiento de la línea $H\alpha$ el día 19 de enero (fase 0.63 de HET00) que luego no se observa en las noches siguientes (del espectro de esta noche al espectro siguiente pasan 4 días). Por otro lado, en la región de las líneas del doblete de sodio, se puede ver una pequeña emisión de las líneas de He I D_3 ($\lambda 5873$), que parece mantenerse en los restantes espectros. Esto indica que el espectro del día 29 de enero se tomó en el momento de una intensa fulguración (la EW cambia en un factor 2) y durante el resto de las noches se observa un descenso gradual y por tanto se trata de una fulguración de larga duración. En la campaña de FOCES02 también se observa el ensanchamiento de la línea de $H\alpha$, como sólo hay dos espectros podemos suponer que se tomaron en la subida de otra fulguración.

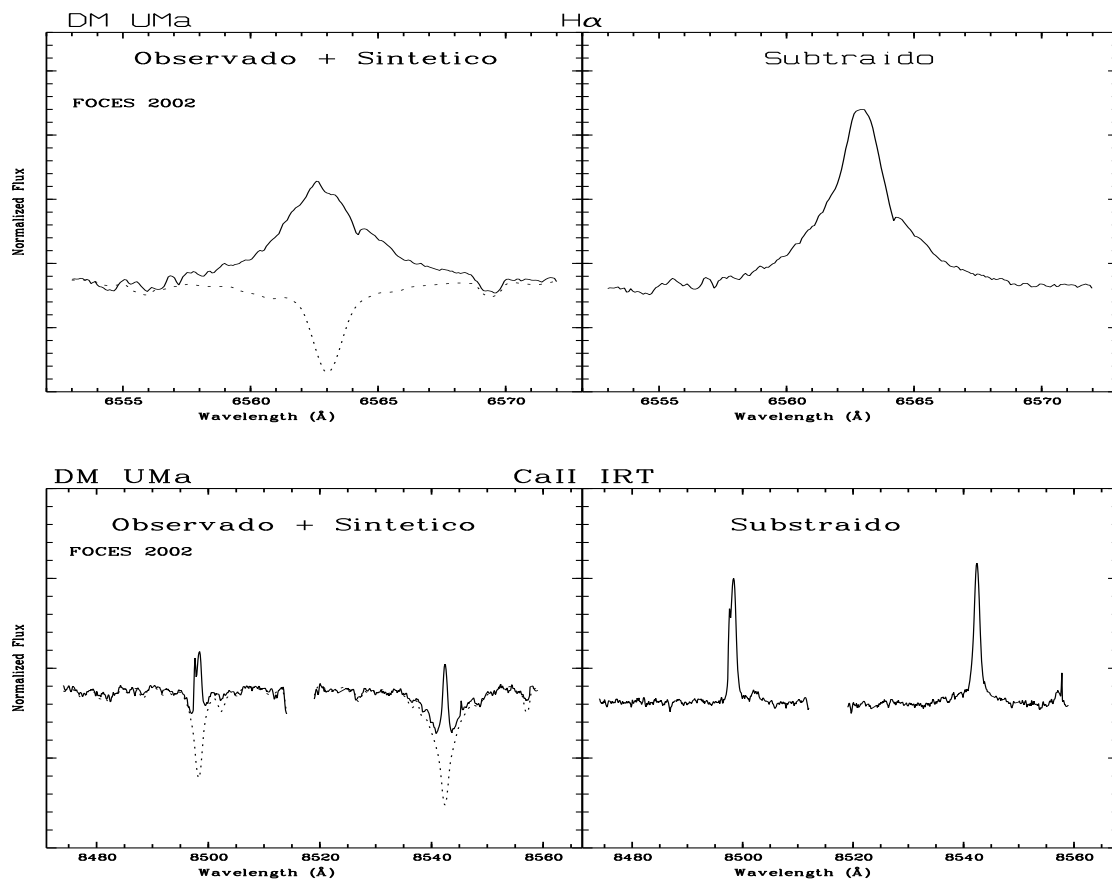


Figura 4.73: Espectros representativos en H α y Ca II IRT para DM UMa. Igual que la Figura anterior.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de la líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que las líneas de Balmer provienen de estructuras tipo protuberancias y las líneas del triplete infrarrojo del Ca II provienen de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 se puede ver claramente en todos los espectros, teniendo un valor medio medido de 60 mÅ, en el espectro observado. Restando la *EW* (Fe I) para este tipo espectral se obtiene una *EW* (Li I) \approx 41 mÅ.

4.6.3. HU Vir (HD 106225)

HU Vir, es un sistema clasificado como K0III-IV, que muestra una gran emisión en todos los indicadores de actividad cromosférica. Bidelman (1981) fué el primero que detectó sus emisiones en H y K del Ca II y desde entonces ha sido un sistema ampliamente estudiado, descubriéndose que en realidad es un sistema triple con un período de unos 6.3 años (Fekel et al. 1999).

En este trabajo, se han obtenido 10 espectros de esta estrella en dos campañas de observación (HET00 y FOCES02), de los cuales se han obtenido los excesos de emisión cromosférica mediante la técnica de sustracción espectral usando como referencia la estrella HD 92588 (K0IV), que es la que suministra el mejor resultado para ambas

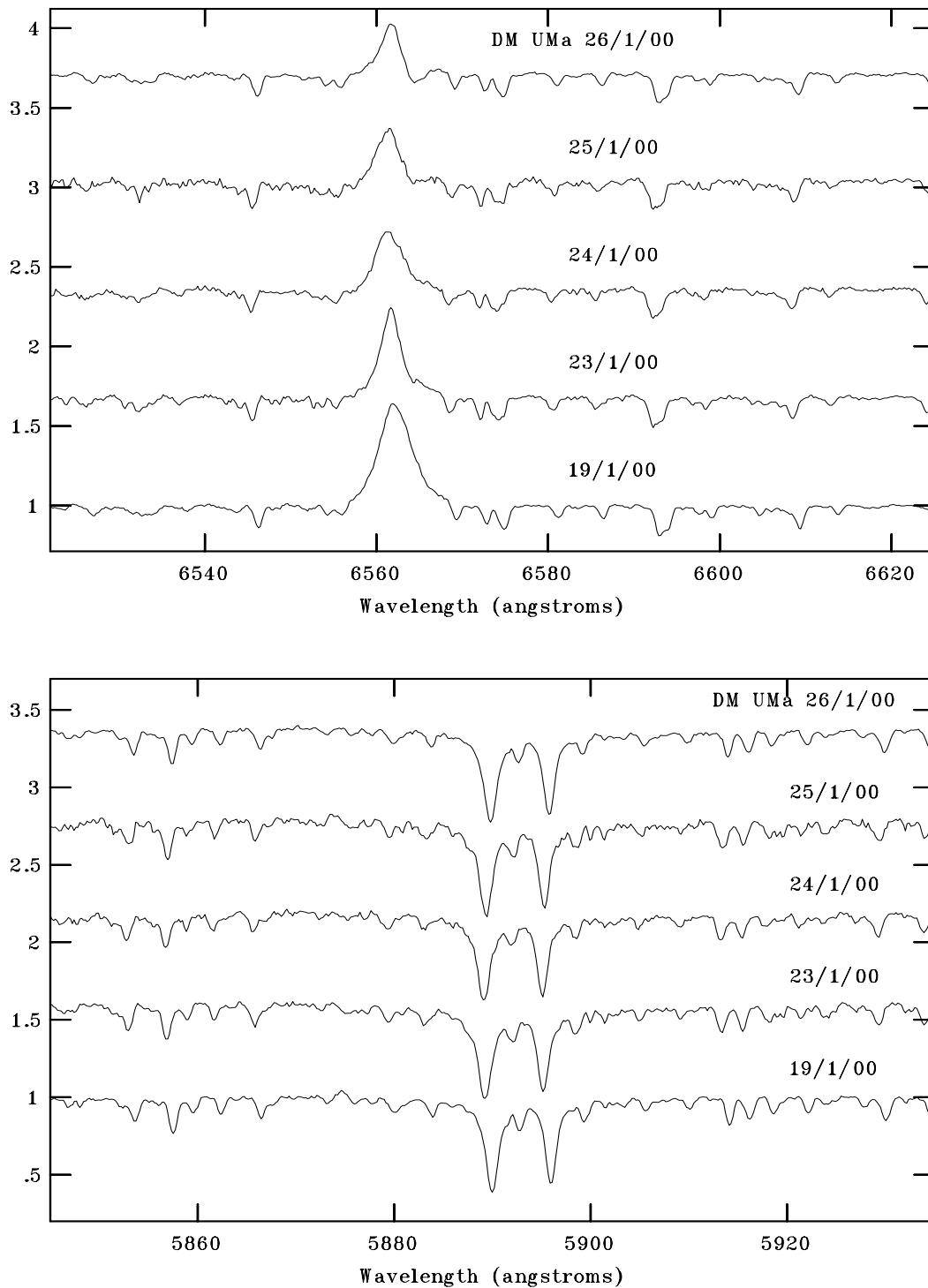


Figura 4.74: Fulguración en DM UMa. Espectros de DM UMa en la campaña del HET00 en la región de $H\alpha$, arriba, y del He I D₃ ($\lambda 5873$), abajo. Se observa en el día 19 de enero como el perfil de $H\alpha$ esta más ensanchado posee una emisión mayor y hay una pequeña emisión del He I.

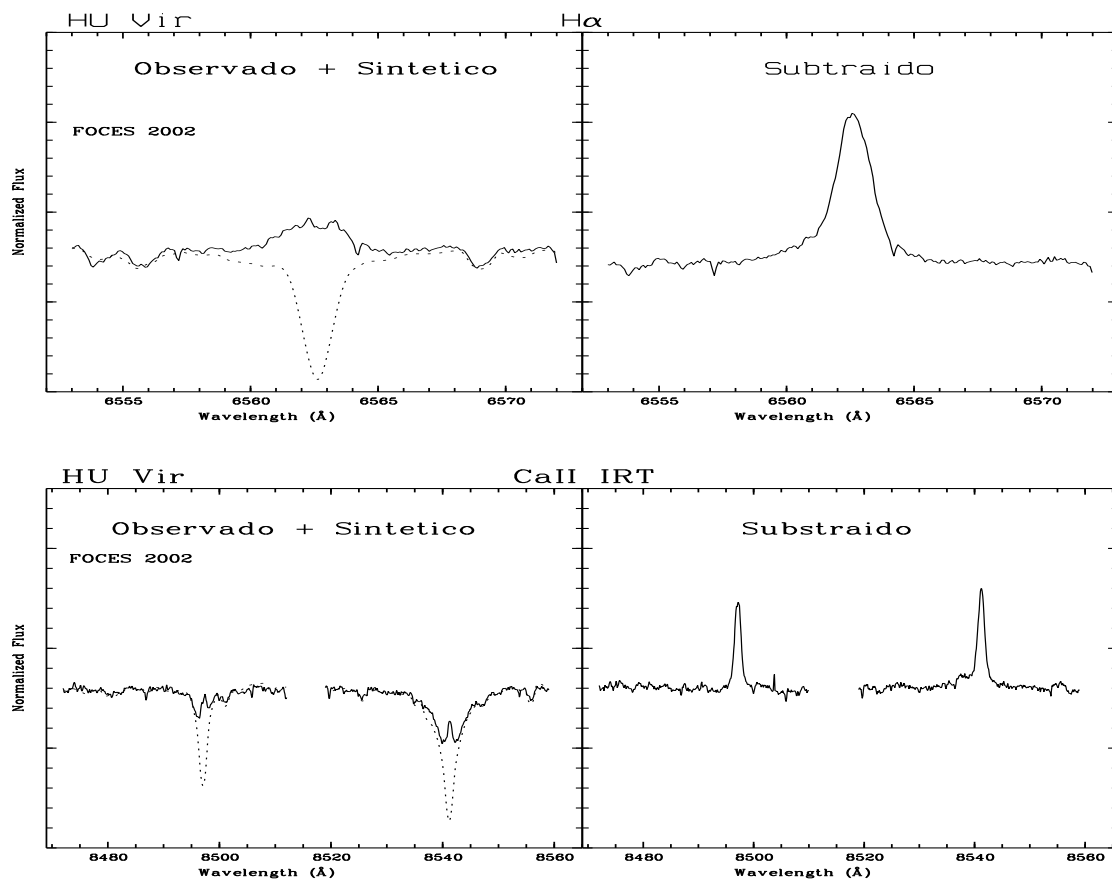


Figura 4.75: Espectros representativos en $H\alpha$ y Ca II IRT para HU Vir. Igual que la Figura 4.72.

campañas, con este ajuste se obtuvo una velocidad de rotación de $\approx 28 \text{ km s}^{-1}$, de acuerdo con los valores de la bibliografía.

Las mediciones de la EW se realizaron con ajustes Gaussianos en todas las líneas. En el caso de $H\alpha$, la estructura de esta línea implica la presencia de una componente estrecha central y una componente ancha desplazada hacia el azul o hacia el rojo (evolución de microfulguraciones) y por tanto no se puede ajustar con una sola Gaussiana (Montes et al. 2000), ver Figura 4.75. Los valores que se dan en la Tabla 4.32 y 4.33 son de la suma de la componente ancha y estrecha. Como se puede ver en esta tabla, las EW de la línea de $H\alpha$ se mantiene en valores superiores ($EW(H\alpha)$ aumenta en un factor de ≈ 0.25) al resto durante tres noches (fases 0.70, 0.08 y 0.18), en las cuales el perfil de $H\alpha$ muestra un ensanchamiento y una emisión más intensa que en el resto, ver Figura 4.76, y presenta una pequeña emisión de la línea de He I D₃ ($\lambda 5873$). Es conocido que HU Vir presenta una longitud activa, en la cual aumentan sus emisiones, pero en este caso se ha comprobado que nuestras observaciones no se correspondían con dicha longitud activa, lo que indica que efectivamente se ha detectado una fulguración.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que las primeras provienen de estructuras tipo protuberancias y las segundas de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 se observa claramente en todos los espectros. El valor medio

de EW (Li I + Fe I) es de 50 mÅ. Restando la EW (Fe I) para este tipo espectral se obtiene una EW (Li I) \approx 31 mÅ.

4.6.4. RS CVn (HD 114519)

Este sistema, prototipo de la clase de objetos a la que da nombre, se trata de un sistema binario SB2 clasificado como F4IV/G9IV con emisiones moderadas en H y K del Ca II de la componente fría. Naftilan y Drake (1980) y Frasca y Catalano (1994), observaron una emisión variable en $H\alpha$ de la componente fría. La curva de luz presenta una onda fuera de eclipse (Catalano y Rodonó 1967) que indica la presencia de manchas oscuras en su superficie. Montes et al. (1995), realizó un estudio de las líneas H y K del Ca II y observó variaciones de la emisión con la fase.

En este trabajo se han obtenido tres espectros de esta estrella en una campaña de observación (MUSICOS00), donde sólo se han incluido las líneas de $H\beta$, $H\alpha$ y Ca II IRT. En las substracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se utilizaron las estrellas de referencia HD 100563 (F5V) para la primaria y la estrella HD 76291 (K1IV) para la secundaria con una contribución de 0.60/0.40 al continuo. Con estos ajustes se obtuvo una velocidad de rotación de \approx 18 km s $^{-1}$ y 40 km s $^{-1}$ para la primaria y la secundaria respectivamente, de acuerdo con los valores de la bibliografía para la secundaria aunque algo mayores para la primaria.

RS CVn presenta un llenado de emisión de las líneas en estudio provenientes de la estrella fría. Aparece en los espectros lo que parece una pequeña contribución de la componente caliente (ver Figura 4.77), pero el hecho de que nadie la haya observado antes, que sea muy caliente (F4) y de que en las substracciones se utilizó una estrella de referencia de la secuencia principal (F5V) en vez de una subgigante (F4IV), hace pensar que en realidad la emisión observada no es real y proviene de las substracciones.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de la líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que las primeras provienen de estructuras tipo protuberancias y las segundas de estructuras tipo playas.

En el Capítulo 3 se dan las medidas del litio EW (li I)=19 mÅ.

4.6.5. IN Vir (HD 116544)

IN Vir fué identificada como fuente de rayos X por EXOSAT, (Giommi et al. 1991), y clasificada como una estrella aislada poco masiva de la secuencia principal de tipo K (Cutispoto et al. 1992). Más tarde, Tagliafferi et al (1994), encontró que el perfil ajustaba mejor a la combinación de una subgigante K4 y una enana G8.

Actualmente se considera que es un sistema binario SB1 clasificado como K5V+KV, de 8.2 días de período de rotación y con una intensa emisión en H y K del Ca II y un perfil P-Gygni inverso en la línea de $H\alpha$, Strassmeier (1997).

En este trabajo se han obtenido sólo dos espectros de esta estrella en una campaña de observación. En las substracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se realizaron pruebas con estrellas de referencia de tipos K0V y K5V, obteniendose el mejor ajuste con una estrella K0V, en concreto, se utilizó la estrella de referencia HD 136442 (K0V).

Con el ajuste se obtuvo una velocidad de rotación de 24 km s $^{-1}$, y la media de los valores obtenidos para la correlación cruzada con 8 estrellas de referencia es de 25 km s $^{-1}$. Estos valores están de acuerdo con los de la literatura.

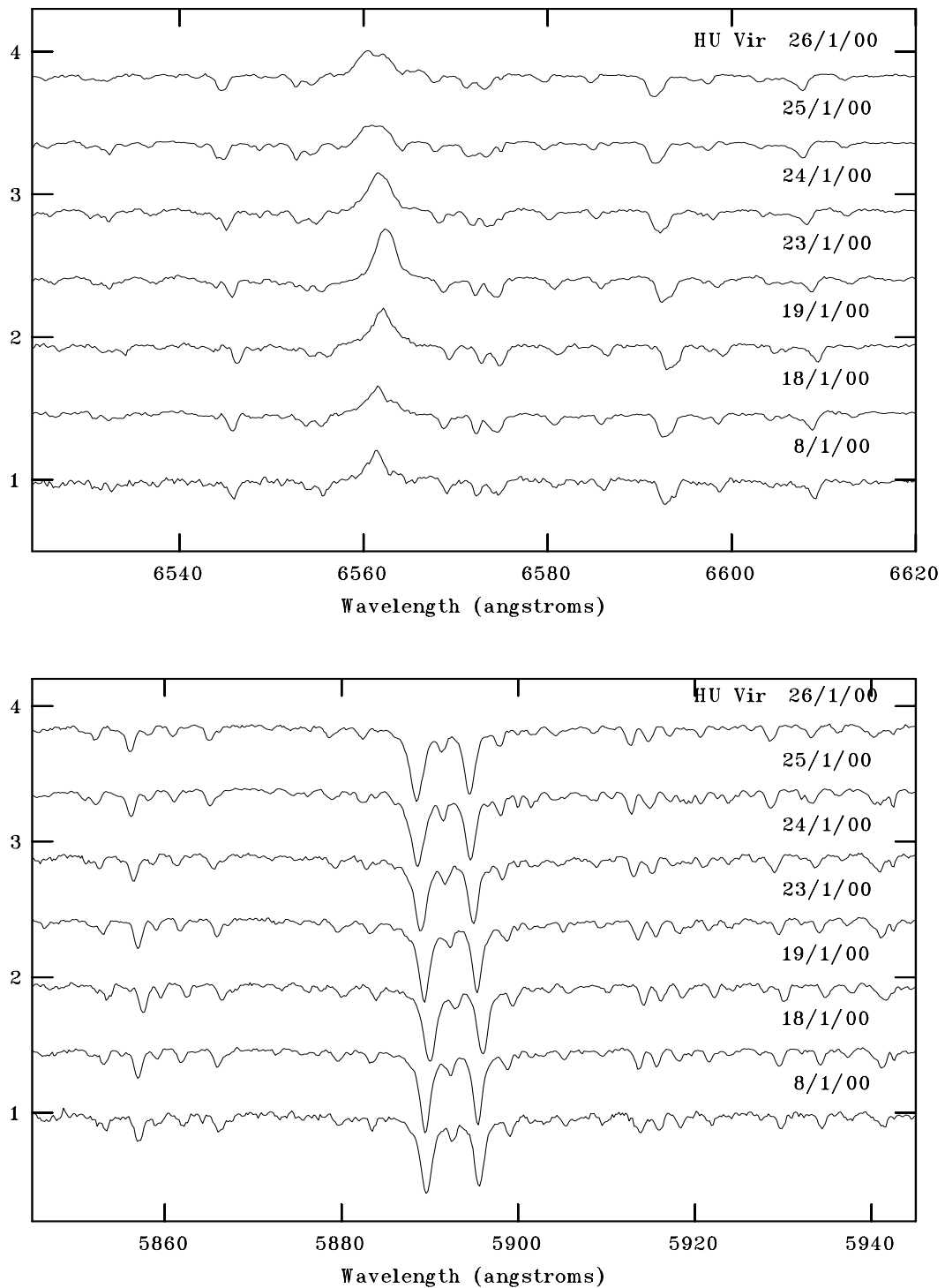


Figura 4.76: Fulguración en HU Vir. Espectros de HU Vir en la campaña del HET00 en la región de $H\alpha$, arriba, y del He I D₃ ($\lambda 5873$), abajo. Se observa en los días 23, 24 y 25 de enero como el perfil de $H\alpha$ esta más ensanchado y posee una emisión mayor y hay una pequeña emisión del He I.

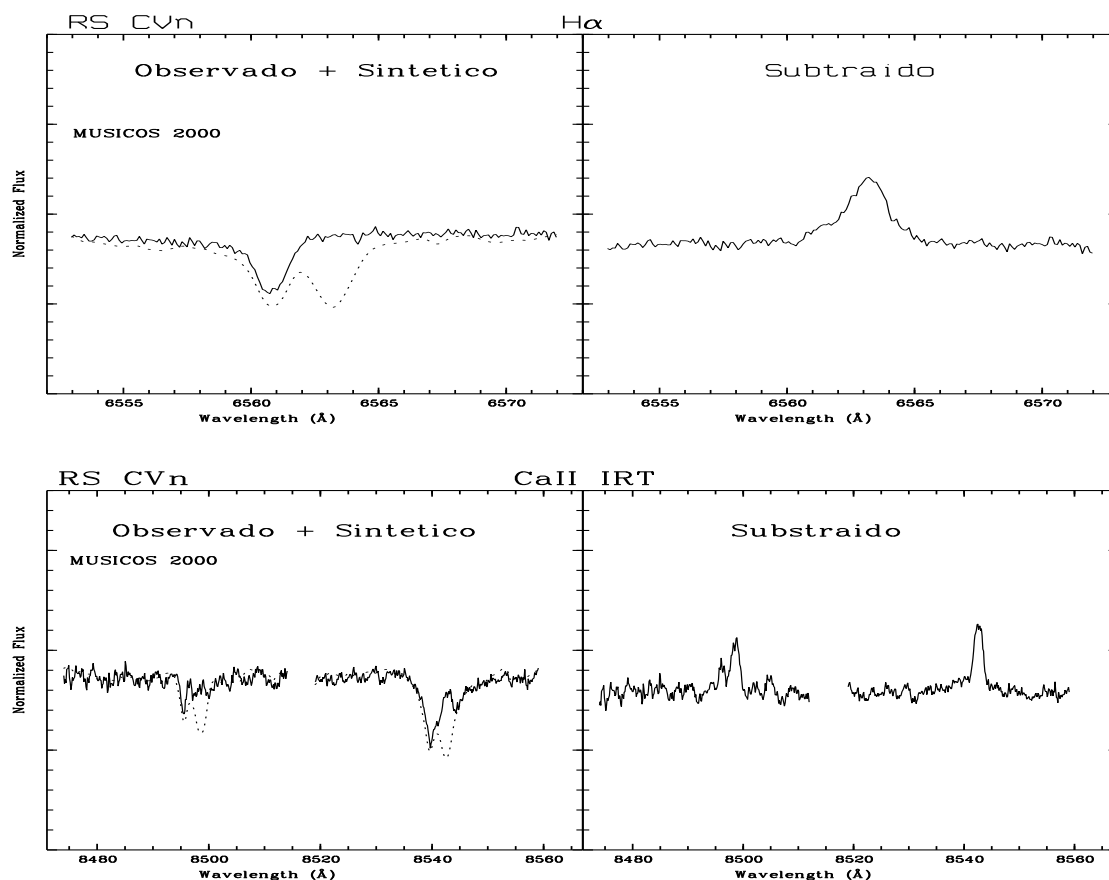


Figura 4.77: Espectros representativos en $H\alpha$ y Ca II IRT para RS CVn. Igual que la Figura 4.72. La emisión que parece provenir de la componente secundaria es efecto de la subtracción espectral.

IN Vir presenta considerables emisiones en H y K del CaII, $H\alpha$ y Ca II IRT, sin embargo ni siquiera se observan llenados de las líneas $H\delta$ y $H\gamma$ y la línea $H\beta$, muestra llenado de emisión sólo en un espectro. La medida de las EW se realizó con un ajuste Gaussiano para todas las líneas.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que las primeras provienen de estructuras tipo protuberancias y las segundas de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 Å no se detecta en este sistema.

4.6.6. MS Ser (HD 143313)

MS Ser es un sistema binario SB2. Griffin (1978) calculó su solución orbital, encontrando un período de 9.01 días y propuso una clasificación espectral de K2V/K6V basandose en propiedades fotométricas. Osten y Saar (1998) revisaron sus parámetros estelares y la reclasificaron como K2IV/G8V.

Boop et al. (1981) observó un llenado de emisión variable de la línea $H\alpha$ y calculó un período fotométrico de 9.60 días, algo diferente a su período de rotación. Miller y Osborn (1993) confirmaron este período fotométrico y observaron una intensa emisión en las líneas H y K de Ca II y llenado de emisión de las del Ca II IRT. Montes et al.

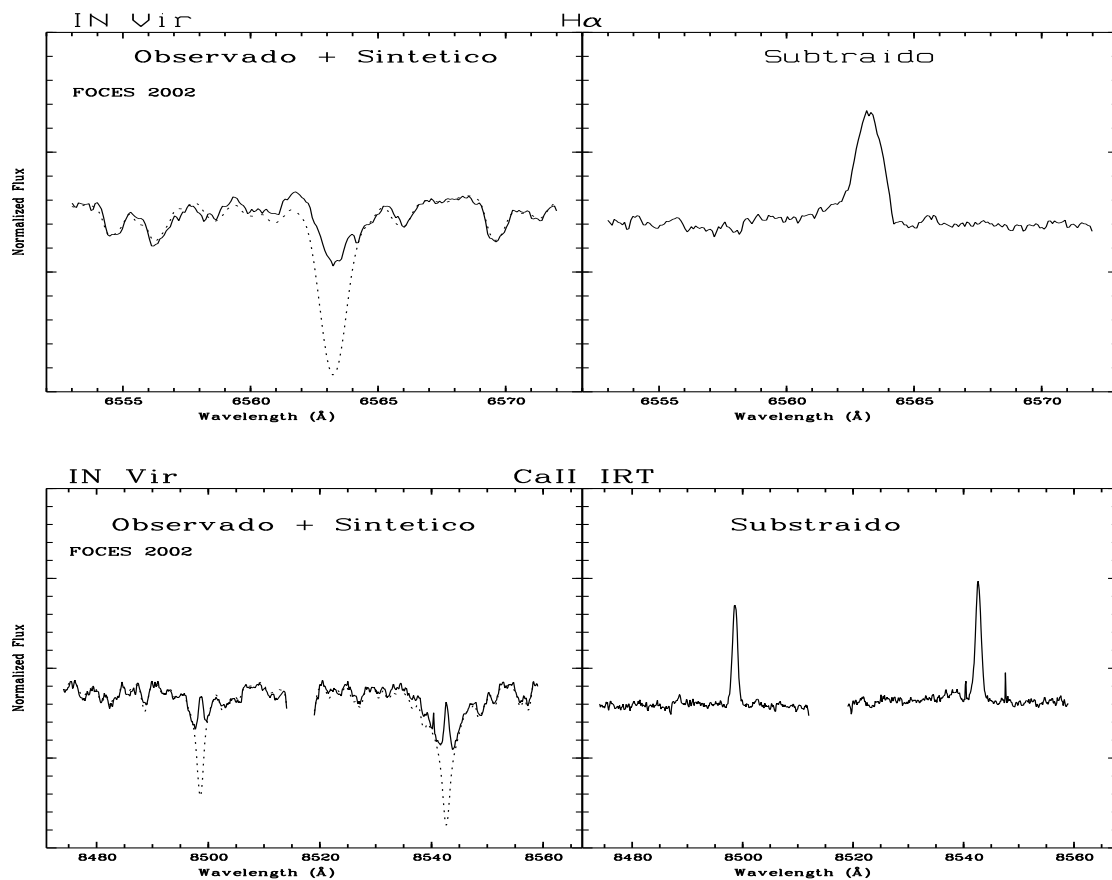


Figura 4.78: Espectros representativos en $H\alpha$ y Ca II IRT para IN Vir. Igual que la Figura 4.72.

(2000) observa $H\alpha$ y $H\beta$ con un llenado de emisión hasta el continuo, donde la EW de $H\alpha$ es muy variable de una época a otra, y también observa intensas emisiones en las líneas H y K del Ca II, $H\epsilon$ y Ca II IRT. También se observa una pequeña emisión de la secundaria.

En este trabajo se han obtenido catorce espectros de esta estrella en cuatro campañas de observación. En las substracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se utilizaron como estrellas de referencia la HD 201196 (K2IV) como primaria y la HD 182488 (G8V) como secundaria para la campaña de FOCES99, la estrella HD 92588 (K1IV) como primaria y la HD 75935 (G8V) como secundaria para la campaña de HET01, la estrella HD 92588 (K1IV) como primaria y la HD 71148 (G5V) como secundaria para la campaña de FOCES02, y la estrella HD 166620 (K2V) como primaria y la HD 182488 (G8V) como secundaria para la campaña de FOCES02b. En todos los casos la contribución al continuo del espectro de las componentes es de 0.85/0.15 para primaria y secundaria.

Mediante la correlación cruzada se obtuvo una velocidad de rotación de 10.33 ± 0.08 km s^{-1} para la primaria y de 5.01 ± 0.42 km s^{-1} para la secundaria, valores algo distintos de los de la literatura (15 y 7 km s^{-1}).

La medida de las EW se realizó con un ajuste Gaussiano para todas las líneas, donde se aprecia una emisión en todas ellas para ambas componentes. La emisión de la

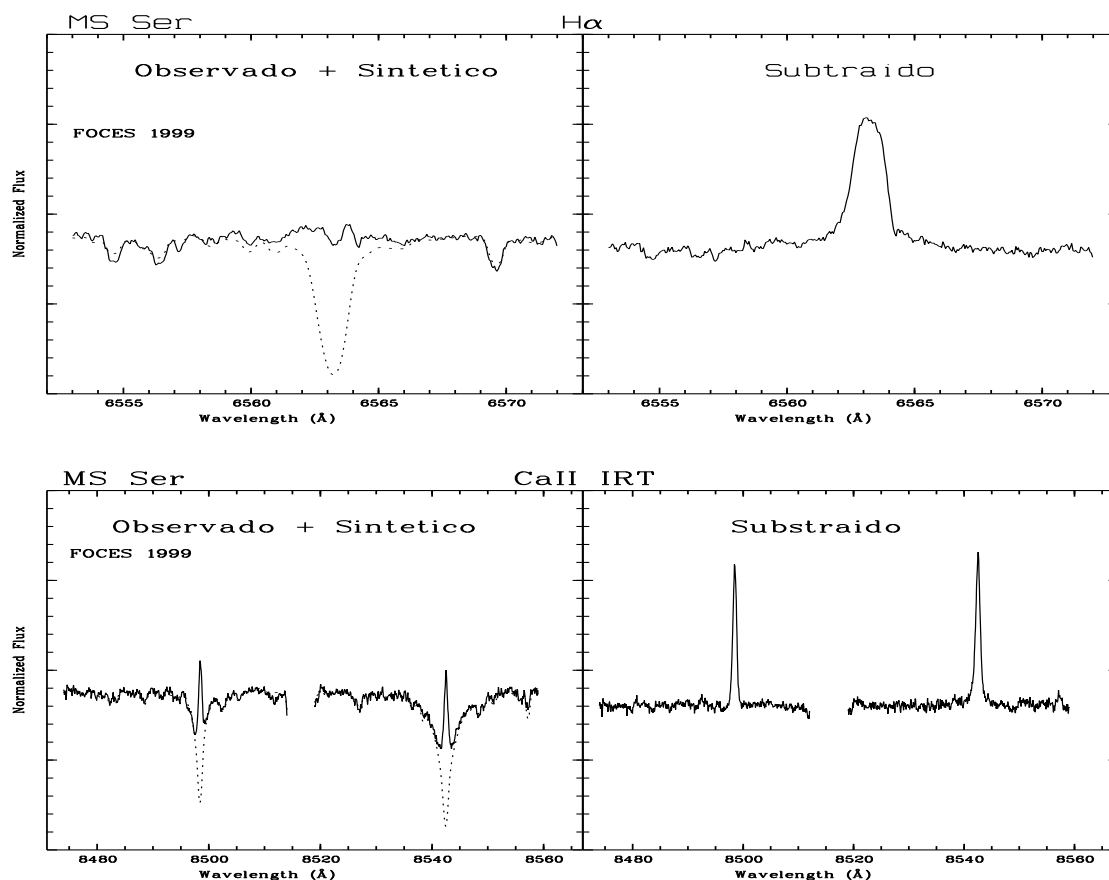


Figura 4.79: Espectros representativos en H α y Ca II IRT para MS Ser. Igual que la Figura anterior. Observe la emisión de ambas componentes.

línea H α se puede ver en la mayoría de las ocasiones con un llenado hasta el continuo que hace desaparecer la absorción, similar al encontrado por Montes et al. (2000), pero a veces la emisión se puede ver por encima del continuo para ambas componentes, aunque las emisiones de la secundaria son muy pequeñas (ver Figura 4.79).

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que para la estrella primaria ambas provienen de estructuras tipo playas pero para la estrella secundaria los valores obtenidos indican que las primeras provienen de estructuras tipo protuberancias y las segundas de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 Å no se detecta en este sistema.

4.6.7. BY Dra (HD 234677)

BY Draconis es un sistema múltiple que contiene tres objetos. Las componentes A y B forman un sistema binario de corto período (6 días) y de tipo espectral (K4V-K7V) cuya solución orbital es ampliamente conocida. BY Dra es el prototipo de una clase de estrellas activas caracterizadas por rápida rotación y emisiones en H y K del Ca II (ver Capítulo 2).

En este trabajo se han obtenido ocho espectros de este sistema en una sola campaña de observación (FOCES99). En las subtracciones espectrales para obtener los excesos

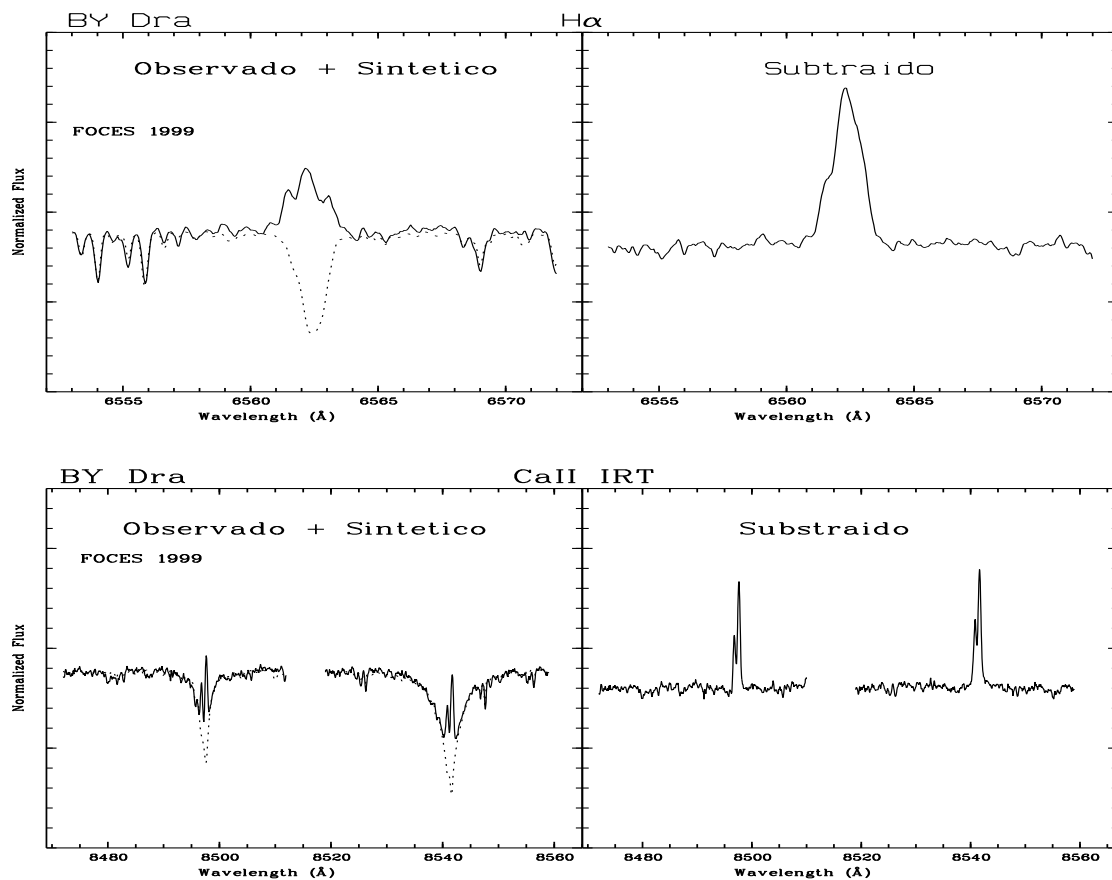


Figura 4.80: Espectros representativos en $H\alpha$ y Ca II IRT para BY Dra. Igual que la Figura anterior.

de emisión de las líneas cromosféricas se han utilizado como estrellas de referencia HD 154363 (K5V) como estrella primaria y HD 151877 (K7V) como estrella secundaria con una contribución al continuo de 0.70/0.30 respectivamente.

En estos ajustes se obtuvo una velocidad de rotación de 5 km s^{-1} para ambas componentes. Usando la técnica de correlación cruzada se obtiene un valor de 12 km s^{-1} .

La medida de las EW se realizó con un ajuste Gaussiano para todas las líneas, donde se aprecia emisión para ambas componentes. La emisión de la línea $H\alpha$ se puede ver siempre por encima del continuo para las dos componentes ver Figura 4.80. Se obtiene siempre mayor emisión de la componente caliente.

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que tanto para la estrella primaria como para la secundaria, las líneas provienen de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 \AA no se detecta en los espectros de este sistema.

4.6.8. V775 Her (HD 175742)

V775 Her es un sistema binario SB1 clasificado como K0V/[K5-M2V] con una intensa emisión en H y K del Ca II de la componente primaria y cuya emisión en $H\alpha$ es muy variable, pasando de un pequeño llenado a emisión por encima del continuo

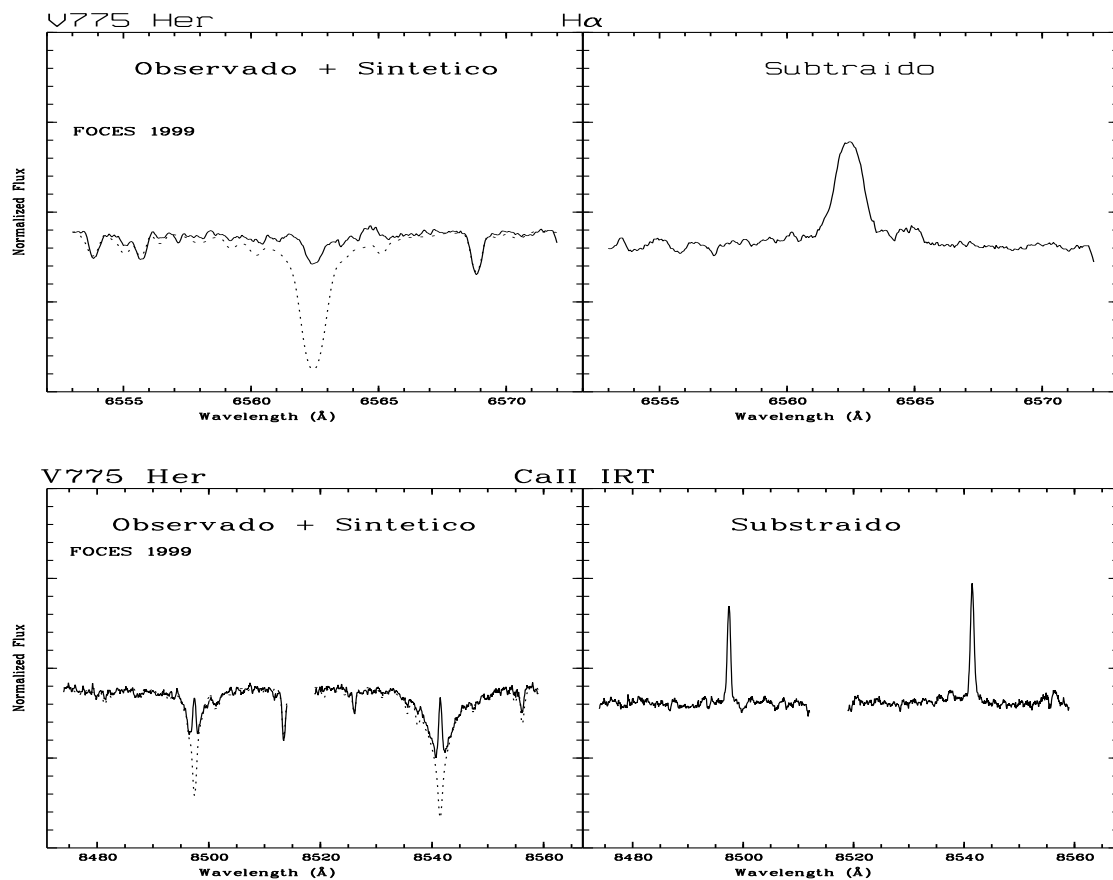


Figura 4.81: Espectro representativo en $H\alpha$ y Ca II IRT para V775 Her. Igual que la Figura anterior. Notese la pequeña emisión proveniente de la componente secundaria.

en unas horas (Xuefu y Huisong 1984). Montes et al. (1997) encuentran una intensa emisión en $H\alpha$ para la primaria y detecta una pequeña emisión de la secundaria.

En este trabajo se han obtenido 5 espectros de este sistema binario en una sola campaña de observación (FOCES99). En las substracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se ha utilizado como estrella de referencia HD 3651 (K0V), aunque tipos espectrales algo más tardíos también podrían ser válidos.

Usando la técnica de correlación cruzada se obtiene un valor de la velocidad de rotación de 15 km s^{-1} , de acuerdo con lo obtenido por otros autores y con el espectro poco ensanchado que se observa.

Se aprecia en los espectros una emisión en todas las líneas para la componente primaria y sólo una pequeña emisión en las líneas H y K del Ca II, H ϵ y $H\alpha$ para la componente secundaria (ver Fig. 4.81).

Los valores obtenidos para las relaciones de Balmer y de las líneas del triplete infrarrojo del calcio II indican que provienen de estructuras tipo playas.

La línea de Li I 6797.8 Å no se detecta en los espectros de este sistema.

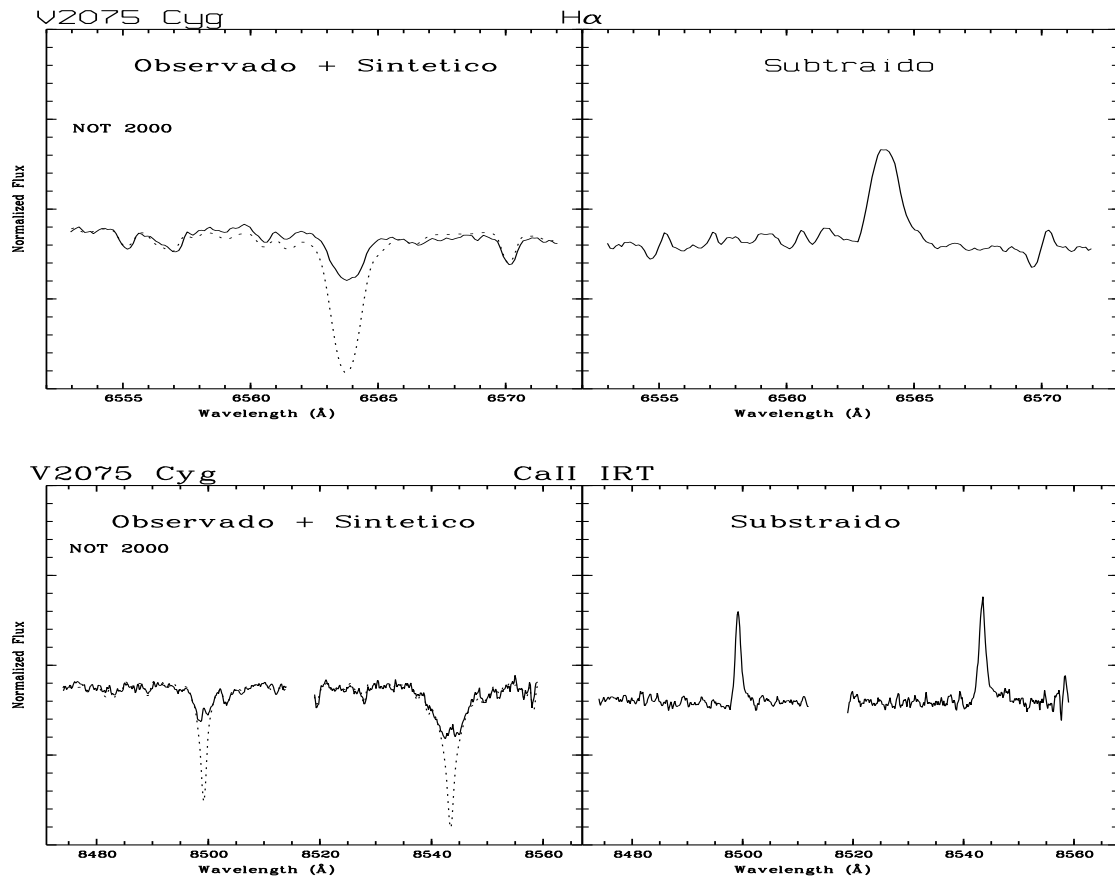


Figura 4.82: Espectro representativo en $H\alpha$ y Ca II IRT para V2075 Cyg. Igual que la Figura anterior.

4.6.9. V2075 Cyg (HD 208472)

Este sistema binario SB1 ha sido relativamente poco estudiado hasta que Fekel et al. (1999) midió valores de la velocidad radial y obtuvo los parámetros orbitales del sistema. Está clasificada como una K0 de clase de luminosidad III o IV.

En este trabajo se ha obtenido tan sólo un espectro de esta estrella. En las sustracciones espectrales para obtener los excesos de emisión de las líneas cromosféricas se ha utilizado como estrella de referencia la HD 2477 (K0III), después de comprobar que ajustes con estrellas de tipo K0V no eran adecuados.

Usando la técnica de correlación cruzada se obtiene un valor de 17 km s^{-1} para la velocidad de rotación.

La medida de las EW se realizó con un ajuste Gaussiano para las líneas $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ y K del Ca II y Ca II IRT, donde se aprecia una emisión para la componente primaria. La emisión en $H\delta$ y $H\gamma$ es muy pequeña y la señal-ruido baja, por lo que no se ha podido obtener un valor de EW para estas líneas.

Debido a la falta de información fotométrica, el paso de EW a flujos se ha realizado con el índice de color B-V correspondiente a un tipo espectral K0III, e igualmente para la relación de Balmer $\frac{E_{H\alpha}}{E_{H\beta}}$ obteniéndose un valor de 8.96, lo que indica que las líneas de Balmer provienen de estructuras tipo protuberancias. De la razón entre las líneas de Ca II IRT se deduce que estas últimas provienen de estructuras tipo playas.

Tabla 4.32: *EW* de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica

Obs. Idt. ⁸	φ	EW(Å) en el espectro subtraído									
		CaII						CaII IRT			
		K	H	He	H δ	H γ	H β	H α	$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
V1149 Ori											
(4)	0.14	-	-	-	-	-	0.10	0.64	0.60	0.99	0.75
(6)	0.51	1.57	0.45	-	-	-	0.05	0.39	0.41	0.53	-
(6)	0.55	1.16	0.77	-	-	-	0.06	0.47	0.45	0.58	-
DM UMa											
(1)	0.43	-	-	-	-	-	-	3.40	0.72	0.79	0.71
(1)	0.57	-	-	-	-	-	-	3.00	0.58	0.69	0.72
(1)	0.70	-	-	-	-	-	-	3.00	0.55	0.75	0.76
(1)	0.84	-	-	-	-	-	-	2.83	-	-	-
(1)	0.97	-	-	-	-	-	-	2.99	0.65	0.72	0.61
(1)	0.98	-	-	-	-	-	-	2.50	0.57	0.72	0.62
(1)	0.10	-	-	-	-	-	-	2.72	0.58	0.66	0.64
(1)	0.24	-	-	-	-	-	-	2.75	0.63	0.89	0.56
(1)	0.37	-	-	-	-	-	-	2.87	0.59	0.73	0.65
(1)	0.50	-	-	-	-	-	-	2.69	0.63	0.67	0.54
(1)	0.63	-	-	-	-	-	-	3.14	0.63	0.76	0.60
(7)	0.75	-	-	-	-	-	0.78	6.38	-	0.71	0.73
(7)	0.28	-	-	-	-	-	0.69	4.62	-	0.86	0.77
(7)	0.42	-	-	-	-	-	0.96	4.05	-	0.72	0.71
(7)	0.54	-	-	-	-	-	0.82	3.48	-	0.75	0.59
(7)	0.70	-	-	-	-	-	0.85	3.16	-	0.71	0.63
(9)	0.92	2.26	1.83	⁴	0.30	0.31	0.67	5.24	0.87	1.06	0.99
(9)	0.05	3.24	0.97	0.37	0.55	0.35	1.00	6.10	1.00	1.66	0.92
HU Vir											
(7)	0.65	-	-	-	-	-	0.58	2.34	-	0.89	0.92
(7)	0.60	-	-	-	-	-	0.76	2.48	-	0.96	0.84
(7)	0.70	-	-	-	-	-	0.52	2.75	-	0.93	0.75
(7)	0.08	-	-	-	-	-	0.83	3.00	-	1.12	1.03
(7)	0.18	-	-	-	-	-	0.82	2.73	-	1.14	0.97
(7)	0.28	-	-	-	-	-	0.56	2.29	-	1.15	0.89
(7)	0.37	-	-	-	-	-	0.81	2.41	-	0.99	0.89
(9)	0.07	1.75	1.18	⁴	⁴	0.22	0.58	2.14	0.75	0.95	0.81
(9)	0.17	1.88	1.55	0.19 ²	⁴	⁴	0.39	2.10	0.71	0.76	0.79
(9)	0.26	1.81	1.36	⁴	⁴	⁴	0.07 ²	1.47	0.63	0.71	0.73
RS CVn											
(4)	0.55	-	-	-	-	-	0.13	0.72	0.50	0.58	0.68
(4)	0.97	-	-	-	-	-	0.57	1.62	0.98	1.19	1.01
(4)	0.37	-	-	-	-	-	0.12	0.88	0.48	0.71	0.61
IN Vir											
(9)	0.16	2.91	2.23	0.28	0	0	0.11	0.63	0.70	0.89	0.71
(9)	0.29	2.13	1.65	⁴	0	0	0	0.47	0.70	0.89	0.74
MS Ser											
(2)	0.75	2.12/ ⁴	1.39/0.15	0.36/ ⁴	0.16/ ⁴	0.19/0.36	0.34	0.96/0.17	0.67/	0.85/0.05	0.68/0.09
(2)	0.97	1.60 ¹	1.12 ¹	0.38 ¹	0.15 ¹	0.19 ¹	0.40	1.42 ¹	0.72 ¹	0.89 ¹	0.76 ¹
(2)	0.19	2.62/0.33	1.22/0.35 ⁶	0.35 ⁶ / ⁴	0.20/ ⁴	0.31/ ⁴	0.48/ ⁴	1.33/ ⁴	0.70/0.05	0.82/0.05	0.75/0.09
(7)	0.01	-	-	-	-	-	0.42 ¹	1.27 ¹	-	0.81 ¹	0.66 ¹
(7)	0.12	-	-	-	-	-	0.41 ¹	1.00 ¹	-	0.78 ¹	0.64 ¹
(7)	0.23	-	-	-	-	-	0.49 ¹	1.36 ¹	-	0.72 ¹	0.66 ¹
(7)	0.34	-	-	-	-	-	0.68 ¹	1.73/0.22	-	0.82 ³	0.72 ³
(9)	0.04 ¹	1.37 ¹	0.99 ¹	0.25 ¹	0.13 ¹	0.11 ¹	0.34 ¹	0.91 ¹	0.49 ¹	0.65 ¹	0.55 ¹
(9)	0.15 ³	2.01/0.14	0.21/0.20 ⁶	0.20 ⁶ / ⁴	⁴	0.18 ³	0.50 ³	1.06/ ⁴	0.68 ³	0.79 ³	0.77 ³
(10)	0.78	2.52/0.20	1.46/0.14	0.34/ ⁴	0.26 ³	0.12 ³	0.42 ³	1.13 ³	0.55/0.03	0.68/0.03	0.59/0.44
(10)	0.89	1.82/0.12	1.15/0.036	0.26/ ⁴	0.15 ³	0.18 ³	0.34/0.10	1.19	0.52/0.22	0.68/0.12	0.58/0.08
(10)	0.01	3.25 ¹	0.74 ¹	0.40 ¹	0.18 ¹	0.18 ¹	0.38 ¹	1.42 ¹	0.72 ¹	0.86 ¹	0.72 ¹
(10)	0.12	2.37/0.31	1.55/0.59 ⁶	0.59 ⁶ / ⁴	0.20/ ⁴	0.15/0.04	0.41 ¹	1.16/0.06	0.60/0.05	0.76/0.12	0.62/0.07
(10)	0.22	2.69/0.27	1.43/0.37 ⁶	0.37 ⁶ / ⁴	⁴	0.15/	0.38/0.05	1.04/0.39	0.54/0.06	0.74/0.13	0.60/0.07
BY Dra											
(2)	0.66	1.57/1.16	0.97/0.66	0.12/0.20	0.35/0.21	0.22/0.33	0.25/0.32	1.27/0.22	0.34/0.18	0.39/0.24	0.35/0.20
(2)	0.83	1.44/1.06	1.09/0.68	0.25/0.35	0.45	0.38	0.60	1.34	0.31/0.13	0.33/0.16	0.26/0.13
(2)	0.84	1.44/0.80	0.49/0.39	0.33	0.49	0.31	0.62	1.36	0.32/0.14	0.34/0.16	0.29/0.13
(2)	0.01	3.18	2.17	0.55	0.44	0.37	0.52	1.34	0.48	0.57	0.45
(2)	0.16	1.11/0.67	1.21/0.65	0.38/0.25	0.32/0.16	0.16/0.20	0.40/0.16	1.39	0.35/0.14	0.40/0.22	0.35/0.16
(2)	0.32	2.46/1.23	1.11/0.68	0.37/0.22	0.22/0.22	0.11/0.17	0.31/0.29	0.72/0.40	0.29/0.13	0.34/0.18	0.31/0.13
(2)	0.34	3.20/1.87	1.60/0.93	0.51/0.32	0.35/0.21	0.18/0.17	0.33/0.18	0.95/0.40	0.33/0.15	0.36/0.18	0.31/0.13
(2)	0.35	2.66/1.62	1.47/0.92	0.42/0.30	0.33/0.20	0.26/0.25	0.44/0.17	1.36	0.35/0.15	0.41/0.21	0.32/0.16
V775 Her											
(2)	0.76	0.65/0.08	0.54/0.09	0.29	0.15	0.17	0.27	0.76/0.11	0.44	0.62	0.50
(2)	0.10	1.41/0.06	0.80	0.29 ²	0.14	0.16	0.21	0.89/0.15	0.42	0.58	0.50
(2)	0.46	0.27	0.79	0.31	0.12	⁴	0.24	0.87/0.22	0.45	0.59	0.49
(2)	0.15	1.52	0.93	0.28 ²	0.16	0.21	0.30	0.92/0.14	0.45	0.53	0.53
(2)	0.49	2.11	0.95	0.32	0.16	0.27	0.35	1.11	0.48	0.58	0.47
V2075 Cyg											
(6)	0.10	1.30	0.48 ²	⁴	⁴	⁴	0.11	0.79	0.64	0.87	-

¹ Valor de la primaria y la secundaria en conjunción, ² Valor medido con baja S/N.³ Valor de la primaria y la secundaria juntas por no poder separarlas.⁴ Valor no medido debido a la baja S/N.⁵ Valor medio (de dos aperturas en cada espectro) o valor de la apertura de mayor S/N.⁶ Componente H de una estrella más He de la otra estrella sin separar.⁷ Valor medido sobre el espectro observado.⁸ Identificador de la campañas de observación (ver Tabla 2.1).

Tabla 4.33: Flujo Absoluto Superficial de los Indicadores de Actividad Cromosférica

Obs. Idt. ⁸	logF _S									
	CaII					CaII IRT				
	K	H	Hε	Hδ	Hγ	Hβ	Hα	λ8498	λ8542	λ8662
V1149 Ori										
(4)	-	-	-	-	-	5.01	6.08	6.13	6.35	6.23
(6)	6.06	5.51	-	-	-	4.71	5.86	5.97	6.08	-
(6)	5.93	5.75	-	-	-	4.79	5.94	6.01	6.12	-
DM UMa										
(1)	-	-	-	-	-	-	7.06	6.32	6.36	6.31
(1)	-	-	-	-	-	-	6.95	6.22	6.30	6.32
(1)	-	-	-	-	-	-	6.95	6.20	6.34	6.34
(1)	-	-	-	-	-	-	6.93	-	-	-
(1)	-	-	-	-	-	-	6.95	6.27	6.32	6.25
(1)	-	-	-	-	-	-	6.87	6.22	6.32	6.25
(1)	-	-	-	-	-	-	6.91	6.22	6.28	6.27
(1)	-	-	-	-	-	-	6.91	6.26	6.41	6.21
(1)	-	-	-	-	-	-	6.93	6.23	6.32	6.27
(1)	-	-	-	-	-	-	6.90	6.26	6.29	6.19
(1)	-	-	-	-	-	-	6.97	6.26	6.34	6.24
(7)	-	-	-	-	-	6.24	7.28	-	6.31	6.32
(7)	-	-	-	-	-	6.19	7.14	-	6.40	6.35
(7)	-	-	-	-	-	6.39	7.08	-	6.32	6.31
(7)	-	-	-	-	-	6.27	7.02	-	6.34	6.23
(7)	-	-	-	-	-	6.28	6.97	-	6.31	6.26
(9)	6.64	6.55	4	5.78	5.81	6.18	7.19	6.40	6.49	6.46
(9)	6.80	6.27	5.85	6.04	5.86	6.36	7.26	6.46	6.68	6.43
HU Vir										
(7)	-	-	-	-	-	6.25	6.92	-	6.45	6.47
(7)	-	-	-	-	-	6.36	6.95	-	6.40	6.43
(7)	-	-	-	-	-	6.20	6.99	-	6.47	6.38
(7)	-	-	-	-	-	6.40	7.03	-	6.55	6.52
(7)	-	-	-	-	-	6.40	6.99	-	6.56	6.49
(7)	-	-	-	-	-	6.23	6.91	-	6.56	6.45
(7)	-	-	-	-	-	6.39	6.94	-	6.50	6.45
(9)	6.69	6.52	4	4	5.81	6.25	6.89	6.38	6.48	6.41
(9)	6.72	6.64	5.73 ²	4	4	6.07	6.88	6.35	6.38	6.40
(9)	6.71	6.58	4	4	4	5.33 ²	6.72	6.30	6.35	6.37
RS CVn										
(4)	-	-	-	-	-	6.42	7.16	7.00	7.07	7.12
(4)	-	-	-	-	-	7.07	7.51	7.29	7.38	7.31
(4)	-	-	-	-	-	6.39	7.25	6.98	7.15	7.09
IN Vir										
(9)	6.41	6.29	5.39	0	0	5.11	6.10	6.15	6.25	6.15
(9)	6.27	6.16	4	0	0	5.98	6.15	6.25	6.25	6.17
MS Ser										
(2)	7.49/ ⁴	7.31/5.44	6.72/ ⁴	6.38/ ⁴	6.48/5.86	6.76/5.87	7.33/5.73	7.09/ ⁴	7.19/5.21	7.09/5.46
(2)	7.37 ¹	7.22 ¹	6.75 ¹	6.36 ¹	6.48 ¹	6.83 ¹	7.50 ¹	7.21 ¹	7.21 ¹	7.14 ¹
(2)	7.59/5.78	7.25/5.80 ⁶	6.71 ⁶ / ⁴	6.48/ ⁴	6.69/ ⁴	6.91/ ⁴	7.47/ ⁴	7.11/5.21	7.18/5.21	7.14/5.46
(7)	-	-	-	-	-	6.85 ¹	7.45 ¹	-	7.17 ¹	7.08 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.84 ¹	7.34 ¹	-	7.15 ¹	7.07 ¹
(7)	-	-	-	-	-	6.92 ¹	7.48 ¹	-	7.12 ¹	7.08 ¹
(7)	-	-	-	-	-	7.06 ¹	7.58/5.85	-	7.17 ³	7.12 ³
(9)	7.31 ¹	7.16 ¹	6.57 ¹	6.29 ¹	6.24 ¹	6.76 ¹	7.30 ¹	6.95 ¹	7.07 ¹	7.00 ¹
(9)	7.47/5.41	6.49/5.56 ⁶	6.47 ⁶ / ⁴	4	6.45 ³	6.93 ³	7.37/ ⁴	7.09 ³	7.16 ³	7.15 ³
(10)	7.57/5.56	7.33/5.41	6.70/ ⁴	6.60 ³	6.28 ³	6.85 ³	7.40 ³	7.00/4.99	7.09/4.99	7.03/6.15
(10)	7.43/5.34	7.23/4.87	6.58/ ⁴	6.36	6.45	6.76/5.60	7.42	6.98/5.85	7.09/5.88	7.03/5.41
(10)	7.68	7.04	6.77	6.44	6.45	6.81	7.50	7.12	7.20	7.12
(10)	7.54/5.76	7.36/6.04 ⁶	6.94 ⁶ / ⁴	6.48/ ⁴	6.37/4.90	6.84	7.41/5.28	7.04/5.20	7.14/5.58	7.05/5.35
(10)	7.60/5.70	7.32/6.83 ⁶	6.73 ⁶ / ⁴	4	6.37/ ⁴	6.81/5.05	7.36/6.09	6.99/5.29	7.13/5.62	7.04/5.35
BY Dra										
(2)	5.97/6.30	5.77/6.05	4.86/5.53	5.37/5.52	5.22/5.76	5.37/5.85	6.42/6.02	5.94/5.88	6.00/6.00	5.95/5.92
(2)	5.94/6.26	5.82/6.07	5.18/5.78	5.33 ³	5.30 ³	5.60 ³	6.28 ³	5.90/5.74	5.93/5.83	5.83/5.74
(2)	5.94/6.14	5.47/5.82	5.17 ³	5.36 ³	5.21 ³	5.61 ³	6.29 ³	5.92/5.77	5.94/5.83	5.87/5.74
(2)	6.15 ¹	5.98 ¹	5.39 ¹	5.32 ¹	5.29 ¹	5.54 ¹	6.28 ¹	5.88 ¹	5.96 ¹	5.86 ¹
(2)	5.82/6.06	5.86/6.05	5.36/5.63	5.33/5.40	5.08/5.55	5.58/5.55	6.30 ³	5.95/5.77	6.01/5.97	5.95/5.82
(2)	6.17/6.32	5.82/6.07	5.35/5.58	5.17/5.54	4.92/5.48	5.47/5.81	6.17/6.28	5.87/5.74	5.94/5.88	5.90/5.74
(2)	6.28/6.50	5.98/6.20	5.49/5.74	5.37/5.52	5.13/5.48	5.50/5.60	6.29/6.28	5.93/5.80	5.97/5.88	5.90/5.74
(2)	6.20/6.44	5.95/6.20	5.40/5.71	5.35/5.50	5.29/5.64	5.62/5.58	6.29 ³	5.95/5.80	6.02/5.95	5.29/5.83
V775 Her										
(2)	6.22/4.83	6.14/4.88	5.87	5.59	5.66	5.89	6.43/5.24	6.10	6.25	6.16
(2)	6.55/4.70	6.31	5.87	5.56	5.63	5.78	6.50/5.38	6.08	6.22	6.16
(2)	5.84	6.30	5.90	5.49	4	5.84	6.49/5.38	6.11	6.23	6.15
(2)	6.59	6.37	5.85	5.62	5.75	5.93	6.52/5.54	6.11	6.18	6.18
(2)	6.73	6.38	5.91	5.62	5.86	6.00	6.60/5.35	6.14	6.22	6.13
V2075 Cyg										
(6)	6.57	6.14	4	4	4	-	6.35	6.20	6.34	-

Notas: Como la Tabla anterior.

Tabla 4.34: Valor medio de la Razón de los excesos de emisión en cada campaña de observación

Nombre	Obs. Idt. ¹	EW(H α)/EW(H β)	E(H α)/E(H β)	EW(8542)/EW(8498)
BK Psc	(2)	2.30/2.06	3.21/2.87	1.34
BK Psc	(4)	2.67/4.39	3.72/6.12	2.16
BK Psc	(6)	2.47/0.27	3.45/0.38	1.46
BK Psc	(8)	2.36/5.68	3.29/7.91	1.33
XX Tri	(2)	6.06	8.12	1.01
XX Tri	(3)	6.32	8.35	1.04
XX Tri	(4)	5.17	6.98	1.05
XX Tri	(6)	4.66	6.53	1.02
V1149 Ori	(4)	6.40	9.60	1.65
V1149 Ori	(6)	7.81	11.72	1.30
V789 Mon	(1)	-	-	1.48/1.03
FF UMa	(1)	-	-	1.72/1.87
FF UMa	(7)	5.79/12.86	6.27/12.84	-
FF UMa	(9)	5.45/6.00	5.89/6.66	0.70/0.67
FF UMa	(12)	5.36/5.50	5.85/6.31	1.30/1.35
FF UMa	(13)	4.02/6.00	5.81/6.50	-
DM UMa	(1)	-	-	1.24
DM UMa	(7)	5.40	7.10	-
DM UMa	(9)	6.95	9.13	1.43
REJ 1101	(1)	-	-	1.86/1.62
REJ 1101	(9)	3.44/3.40	3.61/4.14	0.91/0.87
HU Vir	(7)	3.72	4.25	-
HU Vir	(9)	4.23	5.18	1.15
RS CVn	(4)	6.43/-	4.49/-	1.32/0.85
IN Vir	(9)	5.7	6.05	1.27
MS Ser	(2)	3.04/3.55	2.96/5.58	1.23/1.12
MS Ser	(7)	2.69	2.67	-
MS Ser	(9)	2.39/2.68	2.37/4.20	1.24/1.24
MS Ser	(10)	3.09/7.80	3.06/12.25	1.27/1.23
BY Dra	(2)	2.86/1.66	4.29/3.98	1.11/1.30
V775 Her	(2)	3.38	3.99	1.30
V2075 Cyg	(6)	7.18	8.96	1.36

¹ Identificador de la campañas de observación (ver Tabla 2.1).

Capítulo 5

Nuevos Sistemas Binarios

Durante los últimos años, los estudios realizados tanto sobre espectros de estrellas binarias conocidas como de estrellas aisladas, han permitido constatar que alguna de las primeras clasificadas como SB1 son en realidad SB2, y que un número de las últimas, poseen cambios en su velocidad radial y por lo tanto no son estrellas aisladas.

De este conjunto de estrellas clasificadas como aisladas pero con variaciones de velocidad radial y algunas estrellas postuladas como posibles binarias en la literatura, se ha realizado un análisis espectroscópico para desvelar su naturaleza. En este estudio se han incluido 4 candidatas a binarias cromosféricamente activas (C79, C62, C65 y C66) tomadas del catálogo CABS de Strassmeier et al. (1993) y otras de estudios de Strassmeier et al. (2000) y Wichmann et al. (2003), así como algunas de las estrellas de la exploración espectroscópica de estrellas aisladas miembros de grupos de movimiento jóvenes de López-Santiago (2005) que mostraban variaciones de la velocidad radial.

5.1. Muestra

Se ha seleccionado una muestra de 28 candidatas que se dan en la Tabla 5.1 donde se incluye el número de observaciones de que se dispone para cada objeto (columna 5), en la penúltima columna se señala si presenta actividad cromosférica débil (D), es decir, sólo emisión en H y K del Ca II o moderada en algunos indicadores, si la actividad es intensa (Si) y si no presenta evidencia de actividad en ninguno de los indicadores (No), y en la última columna se señala si presenta variaciones del valor de la velocidad radial (Si) o si permanece constante (No).

Se han utilizado las observaciones de alta resolución realizadas en este trabajo para obtener velocidades radiales precisas que permitan discernir la naturaleza del objeto de la muestra seleccionada: estrella aislada, binaria de largo período (mayor de 60 días) o binaria de corto período (menor de 60 días). Se ha determinado este límite de 60 días teniendo en cuenta que en diez días no se produjo una variación superior a 3 km/s, pero este cálculo es aproximado.

Para todas las candidatas se han calculado las velocidades radiales en todos sus espectros por el método de correlación cruzada con tres estrellas estándares de velocidad radial, HD 92588, HD 132737 y HD 75935. En el caso de las estrellas candidatas que se han confirmado como binarias los resultados se dan en la Sección 5.2.1, 5.2.2 y 5.2.3 y en la Tabla 5.23. Las velocidades radiales de las estrellas de la muestra que han resultado aisladas o posibles binarias de largo período (mayor que el tiempo cubierto por las observaciones) se presentan en la Tabla 5.30 y se describen en la Sección 5.3.

Tabla 5.1: Muestra de Candidatas

Nombre	HD	CABS	T _{sp}	n ^o Obs.	Actividad	Vr
FR Cnc	-	-	K8V	14	Si	Si
BD +11 2052A ¹	82159 A	-	G8V (/K5V)	10	Si	Si
BD +11 2052B	82159 B	-	G8V	3	D	No
OS Hya	82841	-	K2	3	Si	Si
HIP 48309	85270	-	G5	3	No	No
BD +28 1779	-	-	G5	3	No	No
GJ 378	-	-	M1	3	D	No
EQ Leo	-	-	K0	3	Si	No
BD +41 2078 ¹	89959	-	K0V/K0V	3	D	No
HIP 59514	238090	-	M0	4	No	No
HIP 61100	109011	-	K2V	2	Si	No
BD +39 2586	112733	-	G5V	2	No	No
BD +39 2587 ¹	-	-	G8V/M0V	16	Si	Si
BD +52 1785	234121	-	K1V	4	No	No
2RE J1507+761	135363	-	G5	28	Si	Si
OX Ser ¹	138157	-	K0III	10	Si	Si
BD-09 4262	142764	-	K5	2	No	No
BD+29 2752 ¹	143705	-	G0V	5	No	No
PX Ser	145230	-	K2IV	3	Si	Si
HIP 79755	147379 A	C62	M0V	3	D	No
GI Dra	150202	-	K0	5	D	No
HIP 82003	151288	C65	K7.5Ve	3	D	No
HIP 83006	153525	C66	K0	3	D	No
BD -08 4400	155802	-	K3V	3	No	No
HIP 84590	156984	-	K0	4	No	No
2RE J1738+611 ¹	160934	-	K7V	2	Si	Si
HIP 97640	226099	-	G5	2	No	No
HIP 103929	200740	C79	K0V	1	D	No

¹ Sistemas con solución orbital determinada estudiados en detalle en este capítulo

5.2. Candidatas Confirmadas como Binarias Espectroscópicas

Se han confirmado seis candidatas como sistemas binarios espectroscópicos de corto período (menor de 60 días), y se ha identificado la estrella HD 160934 como una nueva binaria de largo período.

Para seis de estos sistemas (BD +11 2052A, BD +39 2587, HD 160934, HD 89959, OX Ser y HD 143705), se ha podido calcular la solución orbital y se han estudiado en detalle en las siguientes secciones. Para la restante (PX Ser), no se dispone de datos suficientes para calcular la órbita pero se ha estudiado su actividad cromosférica.

Los valores de las velocidades radiales (V_{hel}) obtenidas con su correspondiente fecha juliana (HJD) y la velocidad de rotación ($v \sin i$) medida por correlación cruzada usando de estrella de referencia la estrella HD 166620 (K2V) se dan en las Tablas 5.4 (BD +11 2052 A); 5.10 (BD +39 2587); 5.22 (HD 160934) y Tabla 5.23 para el resto de sistemas binarios. En algunos casos ha sido posible obtener los valores de velocidad radial de las dos componentes.

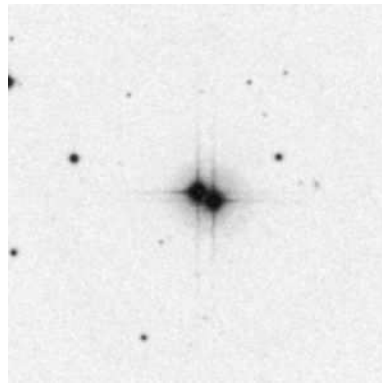


Figura 5.1: Imagen de 5'x5' del DSS del sistema binario visual BD +11 2052 A y B. La componente A es la binaria espectroscópica analizada en este trabajo.

5.2.1. Sistemas Binarios de Período Corto con Solución Orbital BD +11 2052 A (HD 82159)

- *Introducción*

La estrella BD +11 2052 (HD 82159) es una binaria visual cuya componente A fué incluida por Cutispoto et al. (1999) en un estudio de clasificación de fuentes estelares detectadas en rayos X por la WFC ROSAT, donde se realizó espectroscopia para la componente A, clasificandola como sistema SB1 de tipo espectral G9V+ K4:V y calculó tres valores de velocidad radial y una velocidad de rotación de 13 km s^{-1} . Strassmeier et al. (2000) calcularon también dos valores de velocidad radial distintos (ver Tabla 5.4).

La componente B (SAO 98614) ($V=8.67$), a unos 13.9 segundos de arco, es una estrella tipo K0:V con una una velocidad de rotación de 6 km s^{-1} (en la Figura 5.1 se puede ver el sistema doble visual con ambas componentes).

En este trabajo, se analizaron espectros de alta resolución del sistema BD +11 2052 A y B, confirmando la naturaleza binaria de la componente A y determinando un valor de la velocidad radial de la componente B de $27.62 \pm 0.04 \text{ km s}^{-1}$ que no varía en el tiempo y que esta de acuerdo con el valor encontrado por Strassmeier et al. (2000), indicando que la componente B es una estrella aislada. Además, se ha encontrado que esta componente posee cierto nivel de actividad cromosférica mostrando un llenado de la emisión de la línea $H\alpha$ y de las líneas Ca II IRT.

- *Párametros Estelares*

La estrella BD +11 2052 A ha sido observada en 2 campañas de observación, 2.2m-FOCES 2004/04 y NOT (SOFIN) 2004/04, obteniéndose un total de 9 espectros.

En la Tabla 5.3 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT) y la fase.

Los parámetros estelares adoptados se dan en la Tabla 5.2. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, V , P_{fot}) están tomados de SIMBAD y de Cutispoto et al. (1999), el período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) se han determinado en este trabajo.

- *Velocidad de Rotación*

Al realizar las substracciones espectrales mediante el programa *STARMOD*, y analizar el espectro de esta estrella, se ha encontrado que aunque el sistema es

Tabla 5.2: Parámetros Estelares de BD +11 2052 A y B

BD	HD	T _{sp}	SB	V	B - V	P _{orb} ¹ (días)	P _{fot} (días)	v sin i ¹ (km s ⁻¹)
+ 11 2052 A	82159 A	G8V/M4-5V ¹	1	8.66	0.91	3.8562	-	13.92±0.11
+ 11 2052 B	82159 B	K0:V	-	-	-	-	-	6

¹ valores determinados en este trabajo

Tabla 5.3: Diario de Observación de BD +11 2052 A

2.2m-FOCES 2004/04				NOT-SOFIN 2004/04			
Día	UT	φ ¹	S/N (Hα)	Día	UT	φ ¹	S/N (Hα)
1	00:00	0.11	47	2	22:33	0.51	81
2	21:42	0.51	37				
3	21:30	0.72	53				
4	20:21	0.91	71				
5	21:12	0.13	78				
5	23:06	0.14	76				
6	21:10	0.33	71				
6	23:44	0.36	65				

¹ Del período orbital y la fecha de conjunción obtenidos en este trabajo.

SB1, parece existir una contribución muy pequeña de la secundaria. Al hacer los ajustes se obtuvieron resultados similares utilizando tanto una única estrella de referencia G8V como primaria como utilizando esta G8V con una contribución de 0.78 al continuo como primaria y una K5V como secundaria con una contribución de 0.22 al continuo.

El mejor ajuste para nuestros espectros suministra un valor de $v \sin i = 11 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria. Mediante la correlación cruzada, usando como estrella de referencia la estrella HD 166620 (K2V) en la campaña de FOCES04, se obtiene una media de los valores medidos para cada espectro, ver Tabla 5.4, de $v \sin i = 13.92 \pm 0.11 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria; valor muy parecido al dado por Cutispoto et al. (1999) ($13 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$).

■ Velocidades Radiales y Solución Orbital

A pesar de que parece verse cierta contribución de la estrella secundaria tanto en el espectro de absorción fotosférico como en la función de correlación cruzada, no se puede medir, por lo que sólo se dispone de los valores de velocidad radial de la estrella primaria y se ha determinado la solución orbital para el sistema SB1.

En la Tabla 5.4 se dan los valores, para cada espectro, de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}) con sus respectivos errores (σ_V).

En este trabajo se ha obtenido por primera vez la solución orbital del sistema usando los ocho valores de velocidad radial obtenidos en la campaña de FOCES04. Existen en la literatura valores medidos por otros autores, dos valores de Strassmeier et al. (2000) y tres valores de Cutispoto et al. (1999) (ver Tabla 5.4), pero no se han usado para realizar el ajuste. La solución orbital se encuentra en la

Tabla 5.4: Velocidades Radiales y v_{seni} de BD +11 2052 A

Obs.	HJD (2400000 +)	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	v_{seni} (km s ⁻¹)
Cutis99 ¹	49739.7137	51.70 ± 0.90	-
Cutis99 ¹	49742.7242	27.50 ± 0.70	-
Cutis99 ¹	49745.7083	3.80 ± 1.10	-
Strass00 ²	51232.7629	26.70 ± 0.60	-
Strass00 ²	51235.7864	51.70 ± 0.60	-
FOCES04	53096.5003	0.88 ± 0.07	13.58
FOCES04	53098.4047	52.94 ± 0.09	13.94
FOCES04	53099.3958	37.85 ± 0.09	13.98
FOCES04	53100.3483	1.27 ± 0.10	13.97
FOCES04	53101.3839	30.02 ± 0.07	14.41
FOCES04	53101.4631	34.62 ± 0.06	14.02
FOCES04	53102.3819	51.97 ± 0.07	14.03
FOCES04	53102.4890	51.49 ± 0.08	14.20
NOT04	53098.4486	64.79 ± 0.24	-

¹ Cutispoto et al. (1999).

² Strassmeier et al. (2000).

Tabla 5.5: Solución Orbital de BD +11 2052 A

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	3.8562	0.0327	días
T_{Conj}	53095.8789	0.1198	HJD (2400000 +)
ω	216.5405	7.9795	grados
e	0.2672	0.1005	
K	30.6339	4.5112	km s ⁻¹
γ	28.5740	1.3174	km s ⁻¹
a_{seni}	1.5653	0.2353	10 ⁶ km
"	0.01046		AU
"	2.2491		R_{\odot}
$f(M)$	0.0102783	0.0046381	M_{\odot}

Tabla 5.5. El sistema BD +11 2052 A tiene una órbita excéntrica, $e = 0.2672$, con un período orbital de 3.8562 días.

Como se puede ver γ es muy similar a la velocidad radial medida en la estrella compañera de la binaria visual.

■ Tipos Espectrales

La estrella de referencia usada en la substracción espectral fué HD 75935 (G8V).

Teniendo en cuenta el valor de la función de masas de la solución orbital, $f(M) = 0.0102783$, y la clasificación de la estrella primaria como una G8V ($M_1 = 0.84 M_{\odot}$, según las tablas de Landolt-Börnstein, Schmidt-Kaler 1982) se puede inferir un valor mínimo para el valor de la masa de la secundaria de $M_2 = 0.23 M_{\odot}$, que se corresponde con un tipo espectral de M4-M5V. Con lo que la clasificación del conjunto queda G8V/M4-5V. Si con esta clasificación se calculan las contribuciones al continuo de cada componente y se comparan con las obtenidas en la substracción espectral, resulta que la secundaria debiera ser algo más caliente, M0-2.

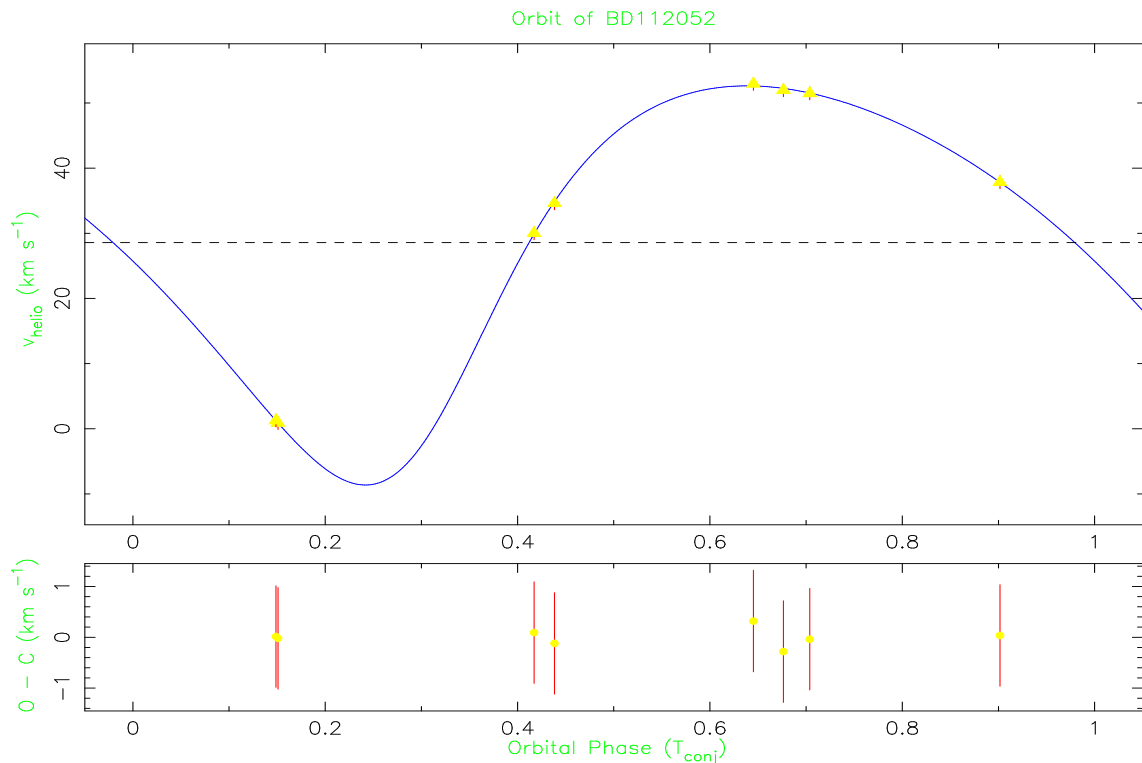


Figura 5.2: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital. (ocho valores determinados en este trabajo). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 , realizado para una sólo componente.

- Litio I 6707.8 Å

En los espectros de este sistema, se ha incluido la región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å viéndose claramente esta línea en absorción. El valor medio de los 8 espectros de FOCES04 para la EW de (Li I + Fe I) en el espectro observado es de 131 mÅ, teniendo en cuenta la temperatura y el índice de color (B-V) para una estrella G8V y aplicando las calibraciones de Soderblom et al. (1999) y de Favata et al. (1993) (ver apartado 2.3.4) para obtener la EW de Fe I (11.42 mÅ), se obtiene una EW de Li I es de 119 mÅ. La EW medida en el espectro substraído es de 86 mÅ. Este valor para una estrella de tipo G8V, indica que BD +11 2052 A es más joven que las Híades.

- *Indicadores de Actividad Cromosférica*

Se han medido las EW de los indicadores de actividad cromosférica de todas las noches de observación, usando como estrella de referencia la estrella HD 75935 (G8V) para para la campaña de FOCES04 y la estrella de referencia HD 166620 (K2V) para la campaña de NOT04.

En la Tabla 5.6 se dan las anchuras equivalentes (EW) de los excesos de emisión para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT, en la campaña de FOCES y para las líneas H α y Ca II IRT en la campaña de NOT04.

- $H\alpha$:

Se dispone de 8 espectros con la línea H α de la primera campaña, FOCES04, donde se puede ver que la línea de absorción tiene un llenado de emisión que

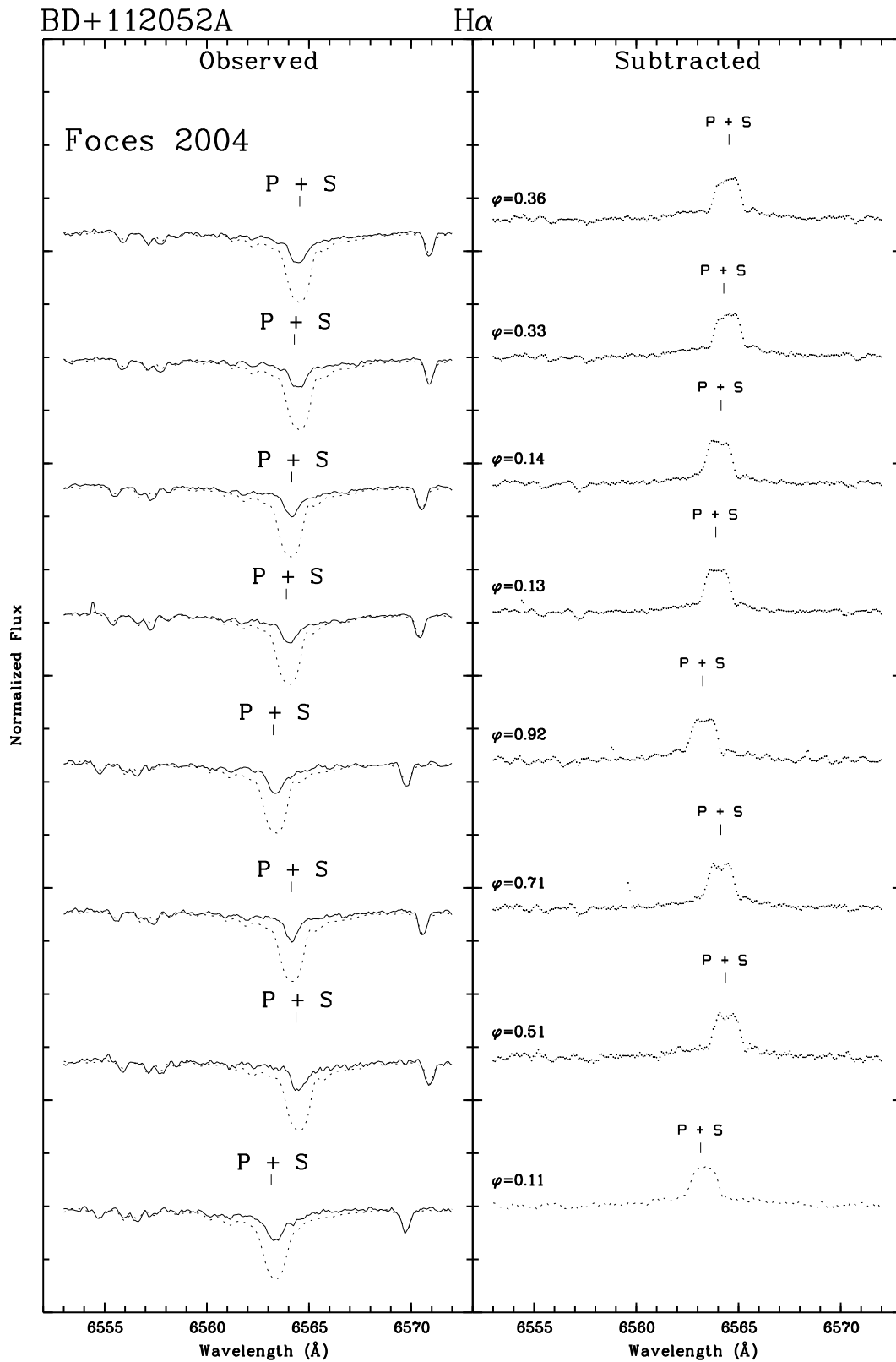


Figura 5.3: Espectro de BD +11 2052 A en la región de H α para la campaña de FOCES04. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos.

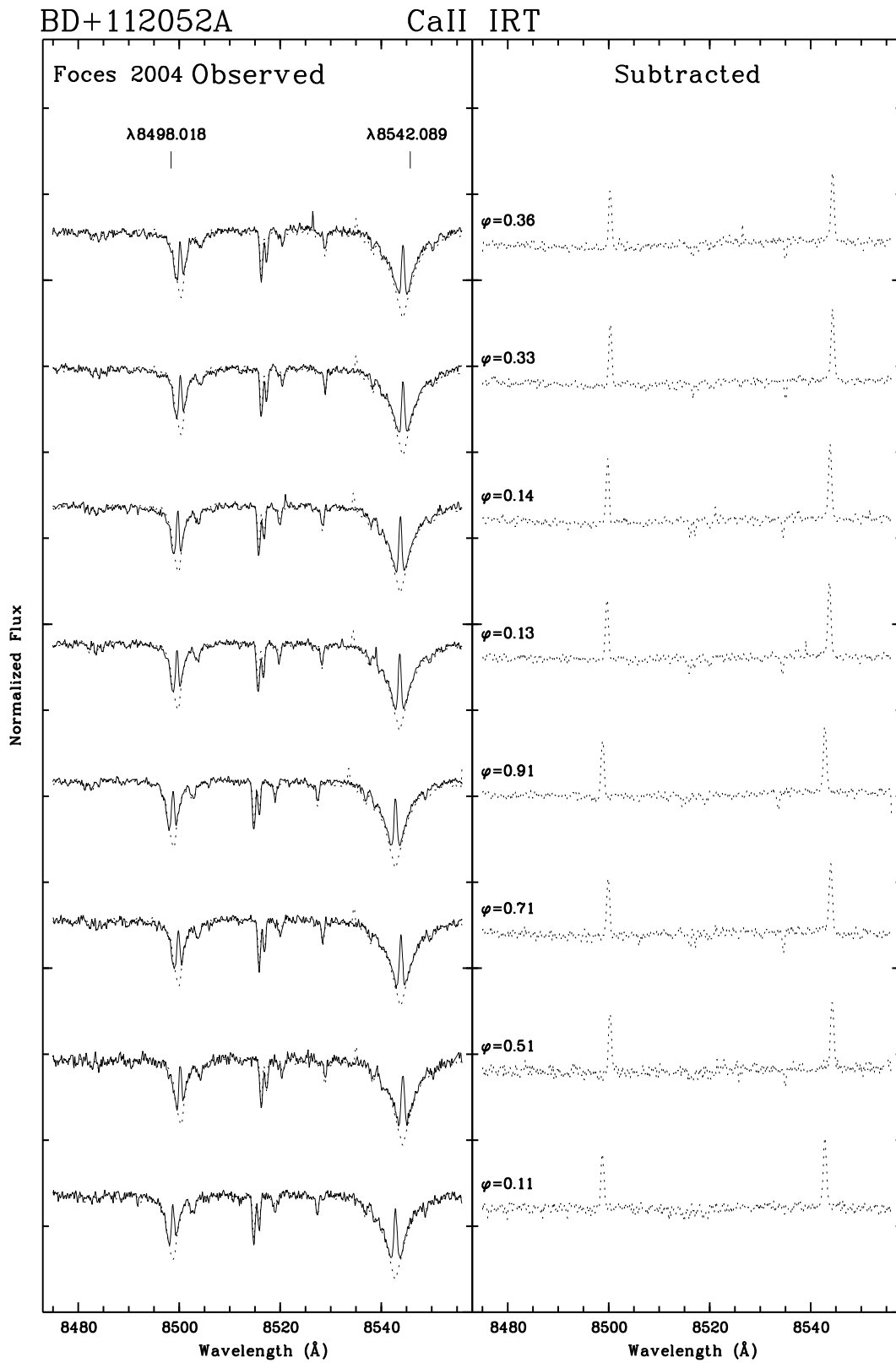


Figura 5.4: Igual que la Figura anterior para la regi3n de las l3neas de Ca II IRT (8498, 8542 \AA).

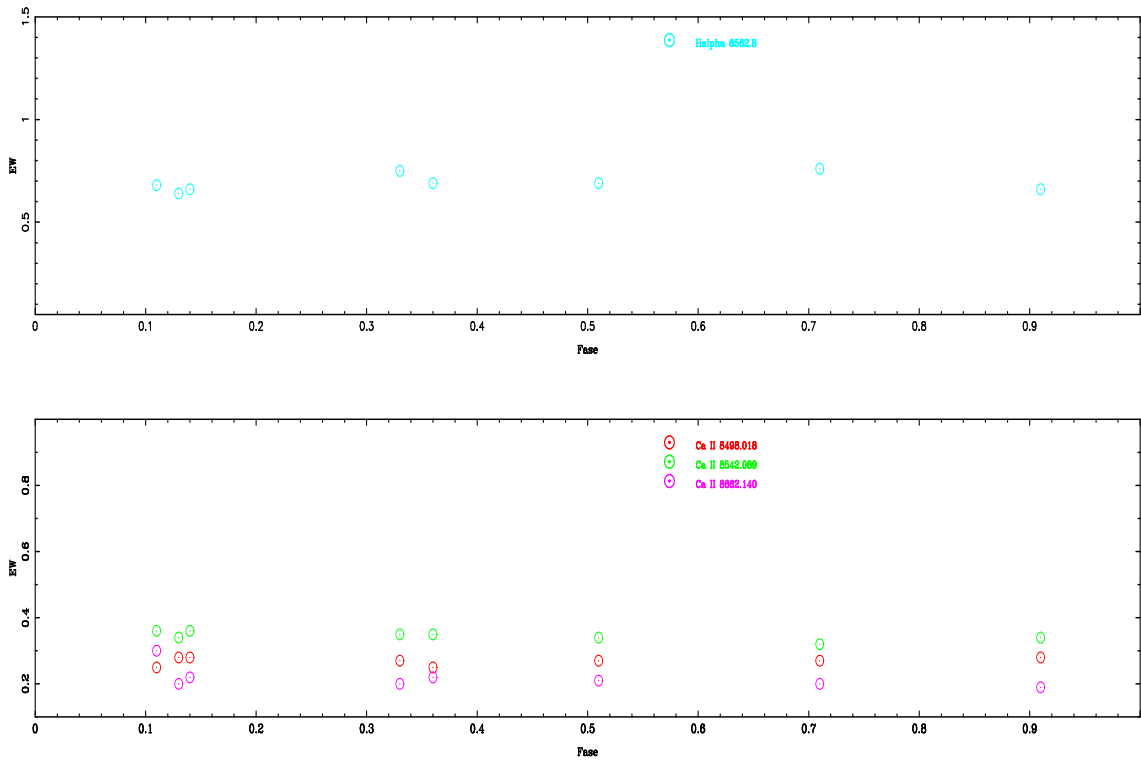


Figura 5.5: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase de la línea $H\alpha$, arriba, y valores de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II, abajo, para la componente primaria en la campaña de FOCES 2004.

llega casi hasta el continuo (ver Fig. 5.3, panel izquierdo). El exceso de emisión de la estrella primaria se puede ver en el espectro substraído (ver Fig. 5.3, panel derecho), con un perfil irregular y que varía muy poco con la fase (ver Fig. 5.5). Los valores obtenidos de EW se dan en la Tabla 5.6, siendo el valor medio de $EW(H\alpha) = 0.64 \text{ \AA}$.

■ $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$:

El resto de las líneas de Balmer también presenta un llenado de emisión, mostrando evidencias de actividad cromosférica. Las EW , ver Tabla 5.6, al igual que $H\alpha$ apenas varían con la fase y tienen un valor medio de $EW(H\beta) = 0.25 \text{ \AA}$, $EW(H\gamma) = 0.15 \text{ \AA}$ y $EW(H\delta) = 0.15 \text{ \AA}$.

■ H y K del Ca II y $H\epsilon$:

La región de las líneas H y K del Ca II está incluida en los espectros, pero debido a la baja señal-ruido en esta zona y a la pequeña emisión de la estrella de referencia, se han medido las EW sobre el espectro observado cuando fue posible.

La línea $H\epsilon$ también es visible en todos los espectros. Las EW de las tres líneas medidas sobre el espectro observado, ver Tabla 5.6, muestran variaciones con la fase y tienen un valor medio de $EW(H) = 2.68 \text{ \AA}$, $EW(K) = 3.71 \text{ \AA}$ y de $EW(H\epsilon) = 0.81 \text{ \AA}$.

■ $Ca II IRT$ ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Tabla 5.6: EW de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +11 2052 A

Obs. Idt. ³	Noche	φ	EW(Å) en el espectro substraído									
			CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
			K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(12)	n3	0.11	1.73 ²	1.61 ²	¹	0.14	0.13	0.23	0.68	0.25	0.36	0.30
(12)	n5	0.51	2.45 ²	1.88 ²	¹	0.21	0.14	0.26	0.69	0.27	0.34	0.21
(12)	n6	0.71	3.33 ²	2.31 ²	0.88 ²	¹	0.18	0.24	0.76	0.27	0.32	0.20
(12)	n7	0.91	3.86 ²	2.89 ²	0.94 ²	¹	0.15	0.28	0.66	0.28	0.34	0.19
(12)	n8a	0.13	4.59 ²	3.70 ²	0.77 ²	0.13	0.15	0.24	0.64	0.28	0.34	0.20
(12)	n8b	0.14	4.67 ²	3.18 ²	0.73 ²	0.14	0.14	0.27	0.66	0.28	0.36	0.22
(12)	n9a	0.33	5.33 ²	3.22 ²	0.75 ²	0.12	0.17	0.26	0.75	0.27	0.35	0.20
(12)	n9b	0.36	¹	¹	¹	¹	0.15	0.26	0.69	0.25	0.35	0.22
(13)	n1	0.51	¹	¹	¹	¹	¹	0.25	0.60	-	0.63	0.55

¹ Valores no medidos debido a muy baja S/N.

² Valores medidos sobre el espectro observado.

³ Identificador de la campañas de observación.

Tabla 5.7: Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +11 2052 A

Obs. Idt. ³	φ	$\log F_S$									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(12)	0.11	6.64 ²	6.61 ²	¹	5.56	5.54	5.82	6.39	5.86	6.01	5.94
(12)	0.51	6.79 ²	6.68 ²	¹	5.74	5.57	5.87	6.39	5.89	5.99	5.78
(12)	0.71	6.93 ²	6.77 ²	6.35 ²	¹	5.68	5.84	6.43	5.89	5.96	5.76
(12)	0.91	6.99 ²	6.87 ²	6.38 ²	¹	5.60	5.90	6.37	5.91	5.99	5.74
(12)	0.13	7.07 ²	6.97 ²	6.29 ²	5.52	5.60	5.84	6.36	5.91	5.99	5.76
(12)	0.14	7.07 ²	6.91 ²	6.27 ²	5.56	5.57	5.89	6.37	5.91	6.01	5.80
(12)	0.33	7.13 ²	6.91 ²	6.28 ²	5.49	5.66	5.87	6.43	5.89	6.00	5.76
(12)	0.36	¹	¹	¹	¹	5.60	5.87	6.39	5.86	6.00	5.80
(13)	0.51	¹	¹	¹	¹	¹	5.85	6.33	-	6.26	6.20

Igual que en la Tabla anterior.

Las tres líneas del triplete infrarrojo Ca II se incluyen en todos los espectros y se puede ver la emisión cromosférica superpuesta a la línea de absorción, Fig. 5.4.

La variación con la fase de las EW s es casi nula, ver Fig 5.5, y tienen un valor medio de $EW(\lambda 8498) = 0.27 \text{ \AA}$ $EW(\lambda 8542) = 0.34 \text{ \AA}$ y $EW(\lambda 8662) = 0.22 \text{ \AA}$.

• Resumen

Del estudio realizado se puede deducir que en el sistema doble visual BD+ 11 2052, la componente B es una estrella aislada de velocidad radial 27.62 ± 0.04 y la componente A tiene una velocidad radial variable y por tanto es un sistema binario espectroscópico con una velocidad del centro de masas γ , muy similar a la velocidad radial de la componente B de la binaria visual.

A pesar de que se puede ver cierta contribución de la estrella secundaria al continuo del espectro, no se puede medir y por lo tanto seguimos considerandola como una binaria espectroscópica SB1.

Con 8 datos de la velocidad radial se ha obtenido la solución orbital para el sistema SB1 encontrándose una órbita ligeramente excéntrica y con un período de 3.8562 días.

Además, se ha podido inferir un valor mínimo de la masa de la secundaria que se corresponde con una estrella M4 o M5V, que es algo más tardía que la clasificación de Cutispoto et al. (1999).

Respecto a la actividad cromosférica, esta estrella tiene la línea $H\alpha$ llena de emisión, así como las restantes líneas de Balmer, muestra emisión en H y K del Ca II, $H\epsilon$ y en las tres líneas de Ca II IRT.

Tanto la razón de las líneas de Balmer como la de las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II nos indican que ambas provienen de playas (ver Tabla 5.29).

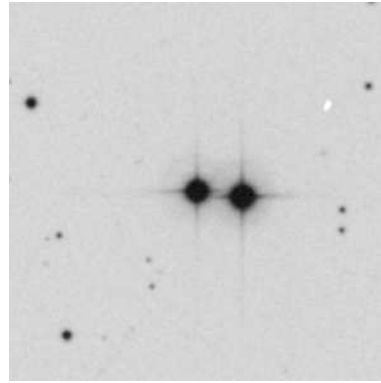


Figura 5.6: Sistema binario visual BD +39 2586 y BD +39 2587. La componente B (BD +39 2587) es la CAB analizada en este trabajo.

BD +39 2587 (HIP 63322)

• *Introducción*

La estrella BD +39 2587 (HIP 63322, SAO 63275) forma parte de una binaria visual BD +39 2586/BD +39 2587. Fué incluida en el estudio de Strassmeier et al. (2000), donde se dan los datos fotométricos del sistema, la velocidad radial, la velocidad de rotación y la medida de las anchuras equivalentes de algunos indicadores de actividad.

La estrella primaria, BD +39 2586 (HD 112733), del sistema visual, ($V=8.67$), es una estrella tipo G5V con una velocidad radial de -5 km s^{-1} y una velocidad de rotación de 5.9 km s^{-1} (ver Figura 5.6). En este trabajo, para esta componente se ha determinado un valor de la velocidad radial de $-4.62 \pm 0.06 \text{ km s}^{-1}$ que no varía en el tiempo y que está de acuerdo con el valor encontrado por Strassmeier et al. (2000), por lo que se puede concluir que esta componente es una estrella aislada y además es una estrella no activa (no muestra emisiones ni llenado de líneas de emisión cromosférica).

La componente secundaria (BD +39 2587, RX J1258.5+3816) fue identificada como una fuente en rayos X (Zickgraf et al. 2000). Strassmeier et al. (2000) determinaron valores de velocidad radial y una velocidad de rotación de 7.7 km s^{-1} . Además, la clasificaron como una G6V y mencionaron su posible naturaleza binaria al encontrar que los dos valores de velocidad radial son distintos.

• *Párametros Estelares*

La estrella BD +39 2587 ha sido observada en 2 campañas de observación, 2.2m-FOCES 2004/04 y NOT (SOFIN) 2004/04, obteniéndose un total de 12 espectros. En la Tabla 5.9 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT), la fase y la relación señal-ruido (S/N) obtenida en la región de $H\alpha$.

Los parámetros estelares adoptados se dan en la Tabla 5.8. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, V) están tomados de SIMBAD y de Strassmeier et al. (2000) y el período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) se han determinado en este trabajo.

■ *Velocidad de Rotación*

Al realizar las substracciones espectrales, se ha encontrado que el mejor ajuste para nuestros espectros se encontraba con $v \sin i = 5 \text{ km s}^{-1}$. Mediante la correlación cruzada usando como estrella de referencia HD 166620 (K2V) en la cam-

Tabla 5.8: Parámetros Estelares de BD +39 2586 y BD +39 2587

BD	T _{sp}	SB	V	B - V	P _{orb} ¹ (días)	P _{tot} (días)	v sin i ¹ (km s ⁻¹)
+39 2586	G5V	-	8.67	0.68	-	-	5.9
+39 2587	G8V/M0V ¹	2	9.28	0.85	7.5656	-	4.69±0.03

¹ valores determinados en este trabajo

Tabla 5.9: Diario de Observación de BD +39 2587

2.2m-FOCES 2004/04				NOT-SOFIN 2004/04			
Día	UT	φ ¹	S/N (Hα)	Día	UT	φ ¹	S/N (Hα)
1	01:26	0.42	46	4	02:58	0.87	176
4	00:31	0.85	45	6	05:33	0.18	121
4	03:18	0.87	52				
4	23:24	1.00	55				
5	01:59	0.01	68				
5	21:36	0.13	55				
6	00:08	0.15	55				
6	03:06	0.17	62				
6	22:33	0.19	70				
7	03:05	0.32	67				

¹ Del período orbital y la fecha de conjunción obtenidos en este trabajo.

paña de FOCES04, se ha obtenido $v \sin i = 4.69 \pm 0.03 \text{ km s}^{-1}$ para la componente primaria (ver Tabla 5.10), valor ligeramente inferior al dado por Strassmeier et al. (2000).

■ Velocidades Radiales y Solución Orbital

Debido a la pequeña contribución de la componente secundaria al espectro observado, sólo se puede ver claramente el pico de correlación de la componente primaria, así que los valores de velocidad radial correspondientes a la estrella secundaria se han obtenido por la diferencia en longitud de onda entre las emisiones cromosféricas de la primaria y la secundaria en cuatro líneas de cada espectro (las tres líneas del triplete infrarrojo del Ca II y la línea K de Ca II). En la Tabla 5.10 se encuentran los valores, para cada espectro, de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}) con sus respectivos errores (σ_v).

Se ha podido calcular de esta forma la solución orbital del sistema completo SB2, usando 10 de los valores obtenidos en la campaña de FOCES04 y dos valores de Strassmeier et al. (2000), ver Tabla 5.10. La solución orbital se encuentra en la Tabla 5.11 (ver Figura 5.7). La γ obtenida de la solución orbital es muy próxima a la velocidad radial de la otra componente del sistema binario visual.

El sistema BD +39 2587 presenta una órbita muy excéntrica, $e = 0.3101$, con un período orbital de 7.5656 días.

■ Tipos Espectrales

En la substracción espectral se ha encontrado que el mejor ajuste entre el espectro observado y el sintético, se obtiene cuando se utiliza una estrella de referencia G8V

Tabla 5.10: Velocidades Radiales y V_{seni} de BD +39 2587

Obs.	HJD (2400000 +)	Primaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	Secundaria $V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	Primaria v_{seni} (km s ⁻¹)
Strass00 ¹	51232.8977	-35.70 ± 0.8	39.80 ± 5.0	-
Strass00 ¹	51235.8954	-6.60 ± 0.6 ²		-
FOCES04	53096.5597	-15.33 ± 0.06	14.16 ± 1.0	4.41
FOCES04	53099.5219	30.84 ± 0.06	-63.34 ± 1.0	4.83
FOCES04	53099.6376	32.65 ± 0.06	-64.62 ± 1.0	5.23
FOCES04	53100.4751	18.07 ± 0.06	-44.65 ± 1.0	7.66
FOCES04	53100.5829	13.39 ± 0.05	-34.53 ± 1.0	6.60
FOCES04	53101.4001	-27.51 ± 0.05	29.77 ± 1.0	4.47
FOCES04	53101.5057	-31.77 ± 0.05	38.05 ± 1.0	6.46
FOCES04	53101.6291	-35.89 ± 0.05	43.21 ± 1.0	6.02
FOCES04	53102.4402	-39.61 ± 0.05	49.25 ± 1.0	3.71
FOCES04	53102.6289	-33.79 ± 0.05	42.64 ± 1.0	3.80

¹ Strassmeier et al. (2000).² Valor combinado de las dos componentes.

como estrella primaria con una contribución de 0.89 y una M0V como secundaria con una contribución de 0.11.

Si tenemos en cuenta la razón de masas de la solución orbital ($q= 1.6054$) y que la estrella primaria se ha clasificado como una G8V ($M_1 = 0.84 M_{\odot}$, según las tablas de Landolt-Börnstein, Schmidt-Kaler 1982), se obtiene un valor de la masa de la secundaria de $M_2 = 0.52 M_{\odot}$, que se corresponde con un tipo espectral de K9V, de acuerdo a nuestra clasificación por comparación con estrellas de referencia (M0V).

■ Litio I 6707.8 Å

En los espectros de este sistema, se ha incluido la región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å viéndose claramente la línea de absorción. El valor medio obtenido para la primaria, de los 10 espectros de FOCES04, de la EW (Li I + Fe I) en el espectro observado es de 104 mÅ, teniendo en cuenta la temperatura para una estrella G8V y el índice de color (B-V) de la estrella y aplicando las fórmulas de Soderblom et al. (1999) y de Favata et al. (1993) para obtener la EW de Fe I (13.62 mÅ), se deduce una EW de Li I es de 90.38 mÅ. La medida de Li I en el espectro substraído es de 96 mÅ y por tanto es una estrella más joven que las Híades. Para la estrella secundaria no se ha podido medir.

● *Indicadores de Actividad Cromosférica*

Se han medido las anchuras equivalentes de las líneas indicadoras de actividad de todas las noches de observación en los espectros substraídos usando como estrella de referencia la estrella HD 75935 (G8V) para la primaria y la estrella HD 147379 (M0V) para la secundaria en la campaña de FOCES04 y la estrella de referencia HD 166620 (K2V) para la primaria y la estrella HD 151877 (K7V) para la secundaria en la campaña de NOT04.

En la tabla 5.12 se dan las anchuras equivalentes de los excesos de emisión para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT en la campaña de FOCES04 y para las líneas H α y Ca II IRT en la campaña de NOT04.

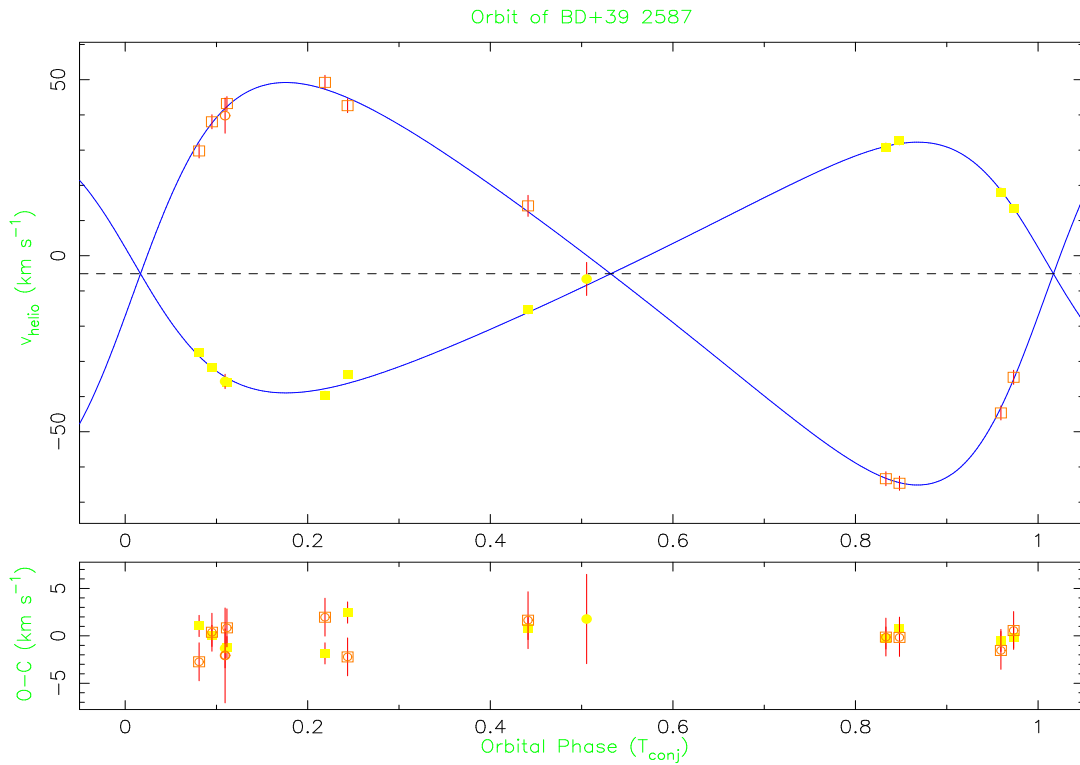


Figura 5.7: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital, con 10 valores nuevos de este trabajo (cuadrados) y 2 valores de Strassmeier et al. (2000) (círculos). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 y los símbolos rellenos representan a la estrella primaria (amarillo) y los símbolos vacíos representan a la estrella secundaria (naranja).

Tabla 5.11: Solución Orbital de BD +39 2587

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	7.5656	0.0002	días
T_{Conj}	51232.1836	0.0478	HJD (2400000 +)
ω	80.7872	3.6106	grados
e	0.3101	0.0100	
K_1	35.6064	1.1198	km s^{-1}
K_2	57.1620	2.1034	km s^{-1}
γ	-5.1185	0.3249	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	1.6054	0.0307	
$a_1 \text{ sen } i$	3.5217	0.1114	10^6 km
$a_2 \text{ sen } i$	5.6536	0.2089	10^6 km
$a \text{ sen } i$	9.1753	0.2368	10^6 km
"	0.06133		AU
"	13.1829		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.3313	0.0264	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.2064	0.0171	M_{\odot}
$f(M)$	0.0304053	0.0028857	M_{\odot}

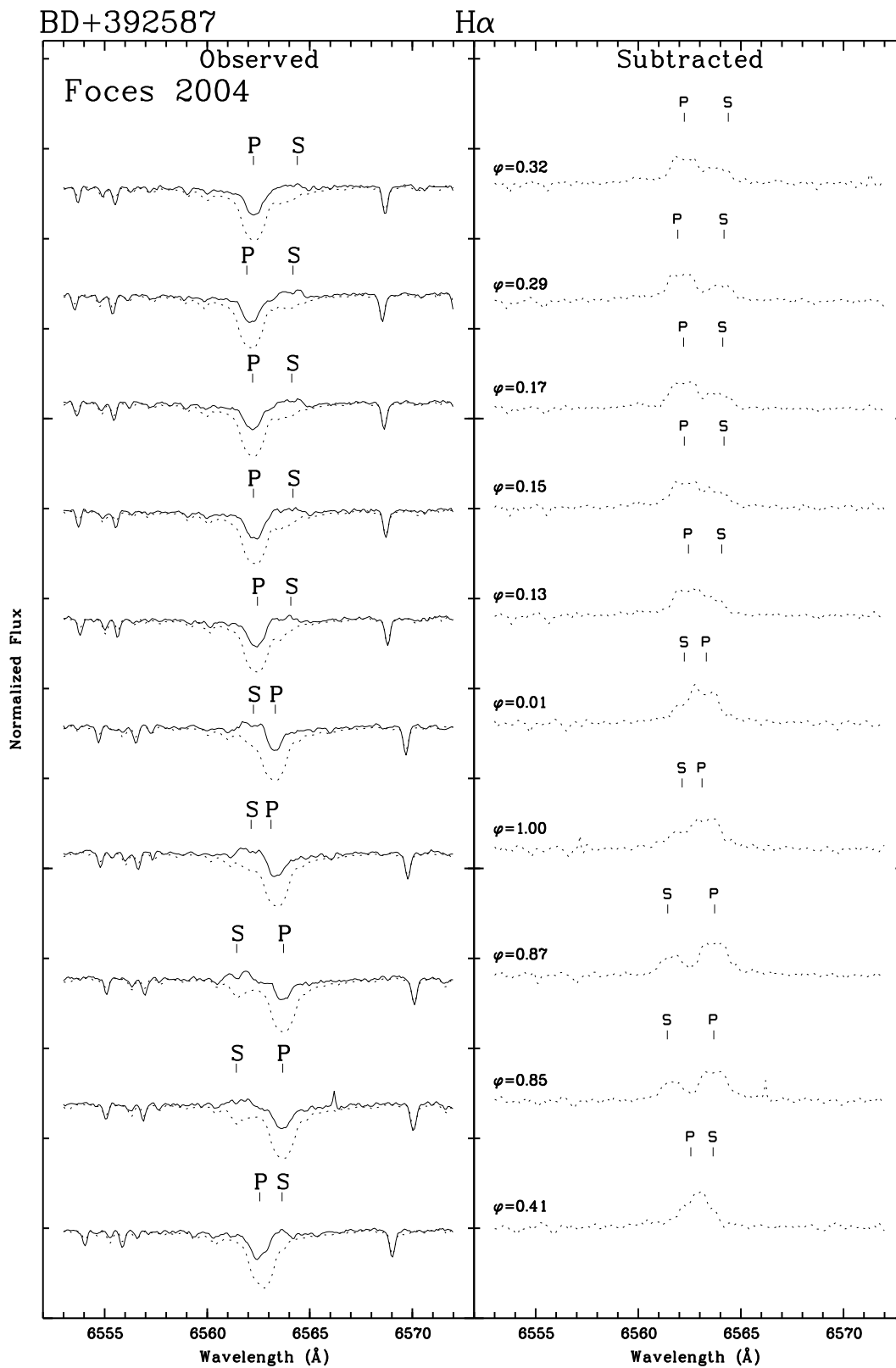


Figura 5.8: Espectros de BD +39 2587 en la región de H α para la campaña de FOCES04. espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos. se ha señalado la componente primaria con una (P) y la secundaria con una (S).

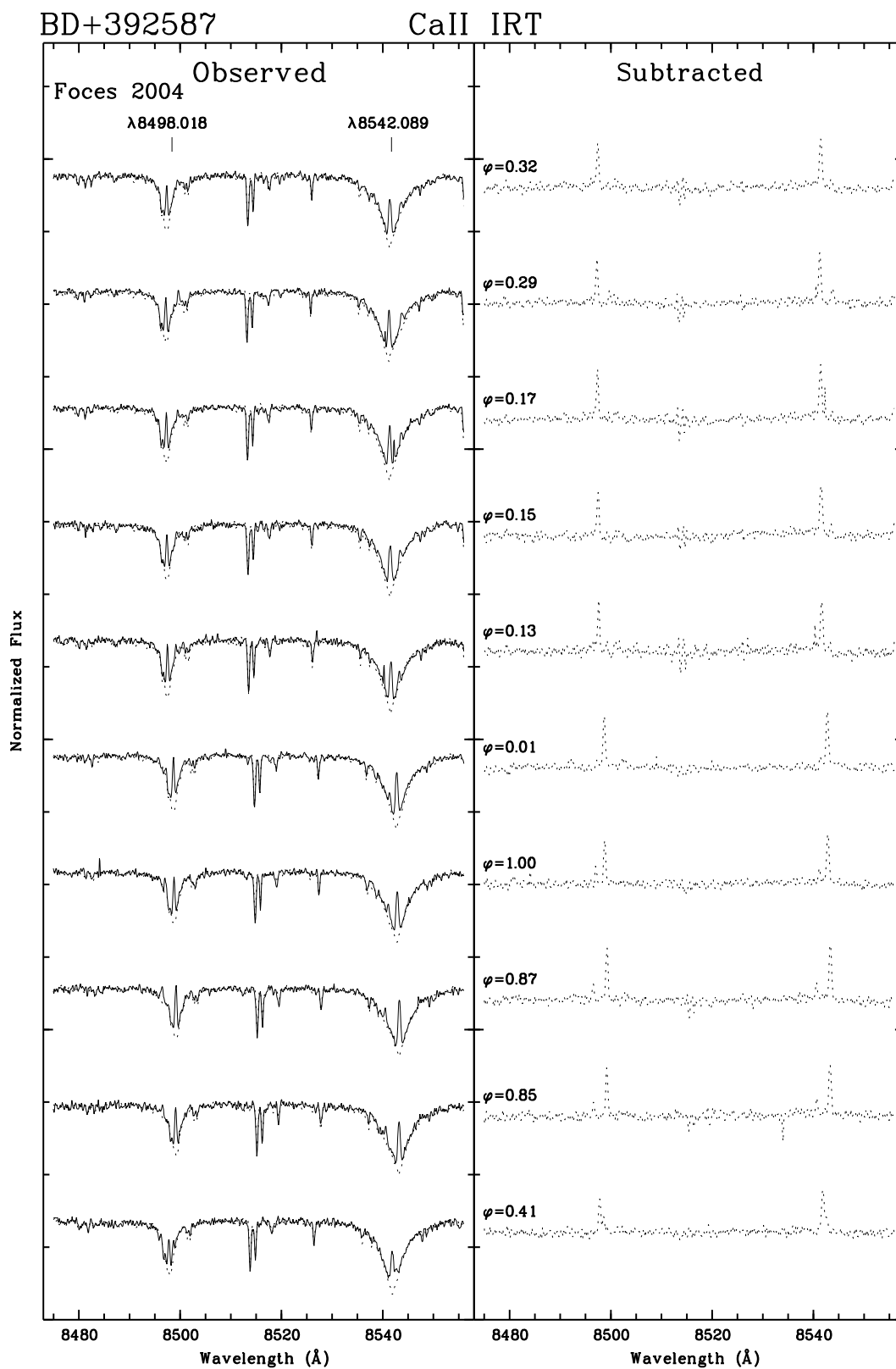


Figura 5.9: Igual que la Figura anterior en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 \AA). Se puede distinguir la emisión de la secundaria.

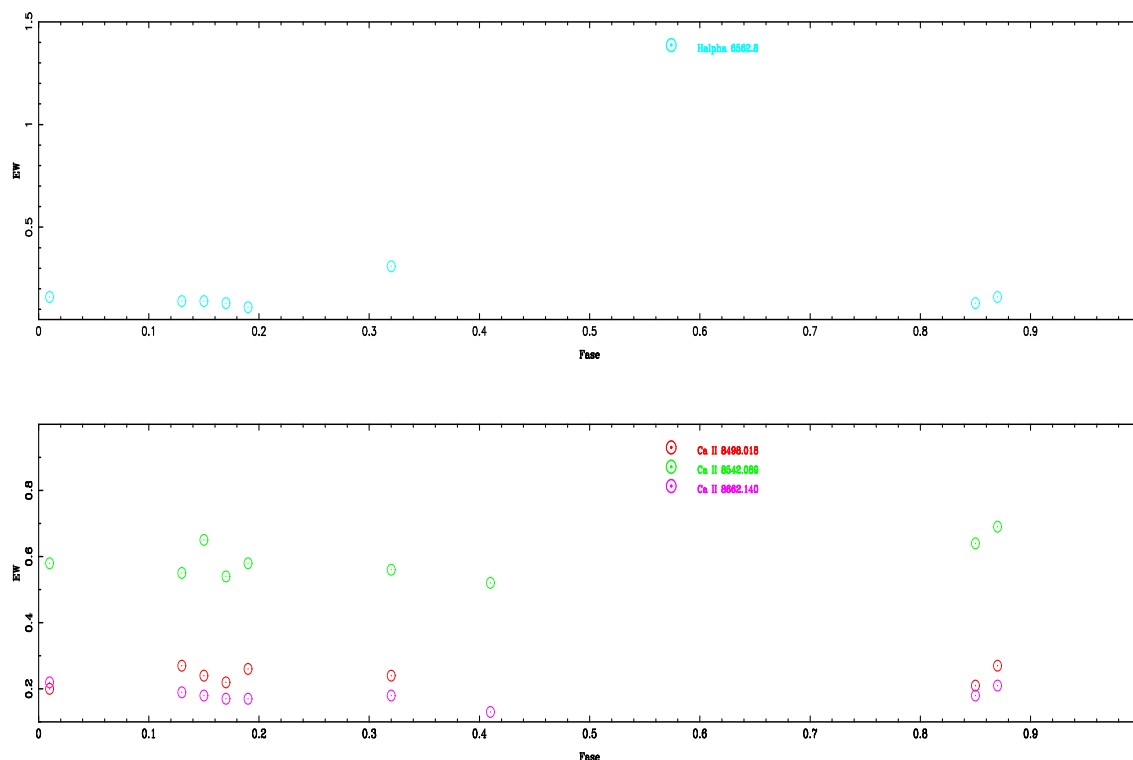


Figura 5.10: Valores de las anchuras equivalentes frente a la fase de la línea $H\alpha$, arriba, y valores de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II, abajo, para la componente primaria en la campaña de FOCES 2004.

■ $H\alpha$:

En la región de $H\alpha$ se dispone de 10 espectros de la campaña de FOCES04, donde se puede ver que la línea de absorción tiene un llenado de emisión casi hasta el continuo de la primaria y una pequeña emisión por encima del continuo de la secundaria (ver Fig. 5.8, panel izquierdo). El exceso de emisión de las estrellas se puede ver claramente en el espectro substraído (ver Fig. 5.8, panel derecho). Los valores de EW obtenidos varían ligeramente con la fase (ver Figs. 5.10 y 5.11) y se dan en la Tabla 5.12. Los valores medios de estas anchuras equivalentes son $EW_P(H\alpha) = 0.58 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\alpha) = 0.25 \text{ \AA}$ para la primaria y la secundaria respectivamente.

■ $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$:

Las líneas de Balmer también se han podido observar con un llenado de emisión. Las EW , ver Tabla 5.12, tienen unos valores medios de $EW_P(H\beta) = 0.23 \text{ \AA}$, $EW_S(H\beta) = 0.14 \text{ \AA}$, $EW_P(H\gamma) = 0.28 \text{ \AA}$, $EW_S(H\gamma) = 0.06 \text{ \AA}$, $EW_P(H\delta) = 0.14 \text{ \AA}$ y $EW_S(H\delta) = 0.08 \text{ \AA}$. Estas EW , a diferencia de $H\alpha$, parecen tener variaciones más irregulares, pero podría deberse a errores en la medida debido a la dificultad que siempre muestran estas líneas.

■ H y K del Ca II y $H\epsilon$:

La región de las líneas H y K del Ca II está incluida en los espectros, pero debido a la presencia de una pequeña emisión de la estrella de referencia en estas líneas, se han medido las EW sobre el espectro observado.

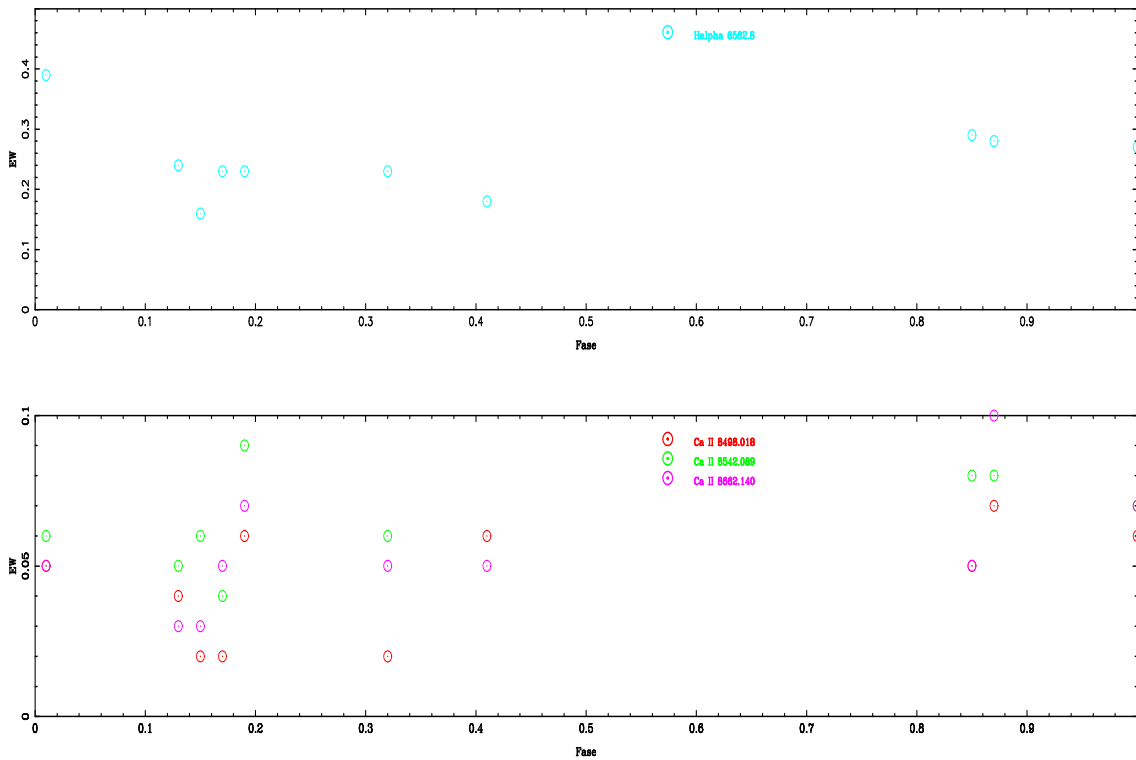


Figura 5.11: Igual que la Figura anterior para la componente secundaria.

La línea H ϵ también es visible en todos los espectros. Las EW de las tres líneas, ver Tabla 5.12, muestran variaciones con la fase más acusadas que las demás y con la misma tendencia las tres. El valor medio de estas EW es de $EW_P(H) = 0.60$ Å, $EW_S(H) = 0.32$ Å, $EW_P(K) = 0.84$ Å, $EW_S(K) = 0.27$ Å y $EW_P(H\epsilon) = 0.38$ Å y para la secundaria, el único valor medido es de $EW_S(H\epsilon) = 0.17$ Å.

■ *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete infrarrojo Ca II IRT, se incluyen en todos los espectros y se puede ver las líneas de emisión cromosférica sobre las líneas de absorción, Fig. 5.9, para ambas componentes.

La variación con la fase de las EW , ver Tabla 5.12, es mayor para la estrella secundaria que para la primaria, ver Figs. 5.10 y 5.11, y tienen unos valores medios de $EW_P(\lambda 8498) = 0.18$ Å, $EW_S(\lambda 8498) = 0.04$ Å, $EW_P(\lambda 8542) = 0.24$ Å, $EW_S(\lambda 8542) = 0.06$ Å, $EW_P(\lambda 8662) = 0.22$ Å y $EW_S(\lambda 8662) = 0.05$ Å.

● *Resumen*

En el sistema doble visual BD +39 2586/BD +39 2587, la componente A (BD +39 2586) es una estrella aislada de velocidad radial no variable, -4.62 ± 0.06 , y la componente B (BD +39 2587) tiene una velocidad radial variable, siendo un sistema binario espectroscópico.

Esta nueva binaria espectroscópica presenta una pequeña contribución de la estrella secundaria al continuo aunque no aparece en la correlación cruzada, además presenta líneas de emisión de la secundaria, con lo que se han medido las velocidades radiales de la componente primaria por correlación cruzada y las de la secundaria por variaciones en longitud de onda de las emisiones cromosféricas, pudiéndose así determinar la órbita como si fuera un sistema SB2.

Tabla 5.12: *EW* de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +39 2587

Obs. Idt. ⁷ λ8662	φ	EW(Å) en el espectro substraído									
		CaII								CaII IRT	
		K	H	Hε	Hδ	Hγ	Hβ	Hα	λ8498	λ8542	
(12)	0.41	0.88 ^{6,4} / ₃	3	3	3	0.99/0.09	0.31 ¹	0.52/0.18	0.17/0.05	0.18/0.05	0.13/0.06
(12)	0.85	0.83 ^{6,4} / ₃	0.67 ^{2,4} / ₃	3	0.13/ ₃	0.21/0.09	0.21/ ₃	0.64/0.29	0.18/0.05	0.24/0.08	0.21/0.05
(12)	0.87	0.76 ⁴ /0.45 ⁴	0.58 ⁴ /0.34 ⁴	0.39 ⁴ /0.17 ⁴	0.16/ ₃	0.26/0.11	0.27/ ₃	0.69/0.28	0.21/0.07	0.26/0.08	0.24/0.10
(12)	1.00	0.69 ⁴ /0.15 ⁴	0.71 ⁴ /0.30 ⁴	0.47 ⁴ / ₃	0.12/ ₃	0.20/0.017 ²	0.19/0.12	0.55/0.27 ⁶	0.17/0.06	0.22/0.07	0.19/0.07
(12)	0.01	0.78 ⁴ /0.20 ⁴	0.56 ⁴ /0.10 ⁴	0.35 ⁴ / ₃	0.16/ ₃	0.19/0.01 ²	0.20/0.17	0.58/0.39 ⁶	0.22/0.05	0.28/0.06	0.24/0.05
(12)	0.13	0.62 ⁴ /0.19 ^{2,4}	0.50 ⁴ /0.21 ⁴	0.26 ⁴ / ₃	0.14/0.08	0.15/0.04	0.27/0.12	0.55/0.24	0.19/0.04	0.24/0.05	0.27/0.03
(12)	0.15	0.73 ⁴ /0.25 ⁴	0.61 ⁴ /0.22 ⁴	0.37 ⁴ / ₃	0.14/0.07	0.17/0.08 ²	0.24/0.14	0.65/0.16	0.18/0.02	0.25/0.06	0.22/0.03
(12)	0.17	0.93 ⁴ /0.46 ⁴	0.64 ⁴ /0.22 ⁴	0.50 ⁴ / ₃	0.13/0.10	0.20/0.04	0.22/0.13	0.54/0.23	0.17/0.02	0.24/0.04	0.23/0.05
(12)	0.19	0.72 ⁴ /0.22 ⁴	₃ /0.70 ⁴	₃	0.11/ ₃	0.23/0.09 ²	0.26/0.13	0.58/0.23	0.17/0.06	0.22/0.09	0.22/0.07
(12)	0.32	0.68 ⁴ /0.25 ⁴	0.50 ⁴ /0.16 ⁴	0.33 ⁴ / ₃	0.31/ ₃	0.16/0.07 ²	0.24/0.16	0.56/0.23	0.18/0.02	0.25/0.06	0.19/0.05
(13)	0.87	₃	0.75/0.11	₃	₃	₃	₃	0.25/0.57	-	0.44/0.05	0.37/ ₃
(13)	0.18	0.64/0.15	0.44/0.15 ⁵	0.15 ⁵ / ₃	₃	0.04/ ₃	0.16/ ₃	0.57/ ₃	-	0.52/ ₃	0.52/ ₃

¹ Valores para las estrellas primaria y secundaria juntas.

² Valor medio medido (de dos aperturas del espectros) o medida de la apertura en mejores condiciones.

³ Valores no medidos debido a muy baja S/N.

⁴ Valores medidos sobre el espectro observado.

⁵ Valor de H de Ca de una componente con la Hε de la otra componente.

⁶ Valores medidos con baja S/N.

⁷ Identificador de la campañas de observación.

Tabla 5.13: Flujo Absoluto Superficial para los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de BD +39 2587

Obs. Idt. ⁷	φ	logF _S									
		CaII								CaII IRT	
		K	H	Hε	Hδ	Hγ	Hβ	Hα	λ8498	λ8542	λ8662
(12)	0.41	6.71 ^{6,4} / ₃	3	3	3	6.77/5.51	6.27 ¹	6.48/6.43	5.90/5.52	5.93/5.52	5.79/5.60
(12)	0.85	6.69 ^{6,4} / ₃	6.59 ^{2,4} / ₃	3	5.89/ ₃	6.10/5.51	6.10/ ₃	6.57/6.64	5.93/5.52	6.05/5.73	5.99/5.52
(12)	0.87	6.65 ⁴ /6.38 ⁴	6.53 ⁴ /6.26 ⁴	6.366.26/5.96 ⁴	5.98/ ₃	6.19/5.60	6.21/ ₃	6.61/6.63	5.99/5.67	6.09/5.73	6.05/5.82
(12)	1.00	6.60 ⁴ /5.90 ⁴	6.62 ⁴ /6.21 ⁴	6.44/ ₃	5.86/ ₃	6.08/4.86 ²	6.06/5.76	6.51/6.61 ⁶	5.90/5.60	6.01/5.67	5.95/5.67
(12)	0.01	6.66 ⁴ /6.03 ⁴	6.51 ⁴ /5.73 ⁴	6.31/ ₃	5.98/ ₃	6.06/4.56 ²	6.08/5.91	6.53/6.77 ⁶	6.01/5.52	6.12/5.60	6.05/5.52
(12)	0.13	6.56 ⁴ /6.01 ⁴	6.46 ⁴ /6.05 ⁴	6.18/ ₃	5.93/5.41	5.95/5.16	6.21/5.76	6.51/6.56	5.95/5.42	6.05/5.52	6.10/5.30
(12)	0.15	6.63 ⁴ /6.13 ⁴	6.55 ⁴ /6.07 ⁴	6.33/ ₃	5.93/5.35	6.01/5.46 ²	6.16/5.82	6.58/6.38	5.93/5.12	6.07/5.60	6.01/5.30
(12)	0.17	6.73 ⁴ /6.40 ⁴	6.57 ⁴ /6.07 ⁴	6.46/ ₃	5.89/5.50	6.08/5.16	6.12/5.79	6.50/6.54	5.90/5.12	6.05/5.42	6.03/5.52
(12)	0.19	6.62 ⁴ /6.07 ⁴	₃ /6.57 ⁴	₃	5.82/ ₃	6.14/5.51 ²	6.19/5.79	6.53/6.54	5.90/5.60	6.01/5.78	6.01/5.67
(12)	0.32	6.60 ⁴ /6.13 ⁴	6.46 ⁴ /5.93 ⁴	6.28 ⁴ / ₃	6.27/ ₃	5.98/5.40 ²	6.16/5.88	6.52/6.54	5.93/5.12	6.07/5.60	5.95/5.52
(13)	0.87	₃	6.64/5.77	₃	₃	₃	₃	6.17/6.93	-	6.32/5.52	6.24/ ₃
(13)	0.18	6.57/5.90	6.41/5.90 ⁶	5.94 ⁵ / ₃	₃	5.38/ ₃	5.98/ ₃	6.52/ ₃	-	6.39/ ₃	6.39/ ₃

Igual que en la Tabla anterior.

Con 11 datos de la velocidad radial se ha obtenido la solución orbital encontrándose una órbita bastante excéntrica y de período de 7.5656 días.

Además, de la solución orbital se ha podido inferir un valor mínimo de la masa de la secundaria que corresponde a una estrella K9V, de acuerdo con lo obtenido en las substracciones espectrales (M0V).

Respecto a la actividad cromosférica, la estrella primaria muestra la línea $H\alpha$ llena de emisión y la estrella secundaria tiene emisión por encima del continuo. Las restantes líneas de Balmer también muestran un llenado de emisión para ambas componentes. Las líneas H y K del Ca II se ven siempre en emisión por encima del continuo junto con $H\epsilon$ y las tres líneas de Ca II IRT.

Tanto la razón de las líneas de Balmer como la de las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II nos indican que ambas provienen de playas (ver Tabla 5.29).

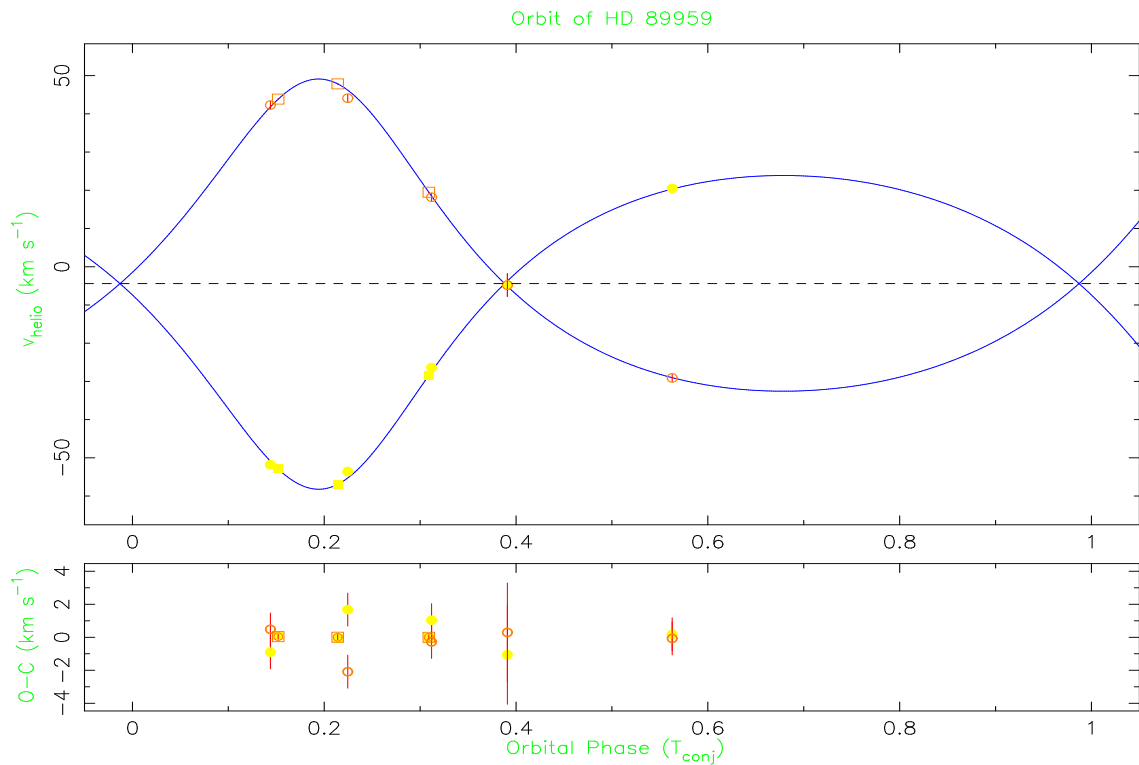


Figura 5.12: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para HD 89959. Tres valores de este trabajo (cuadrados) y cinco de Wichmann et al. (2000) (círculos). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 .

BD +41 2078 (HD 89959)

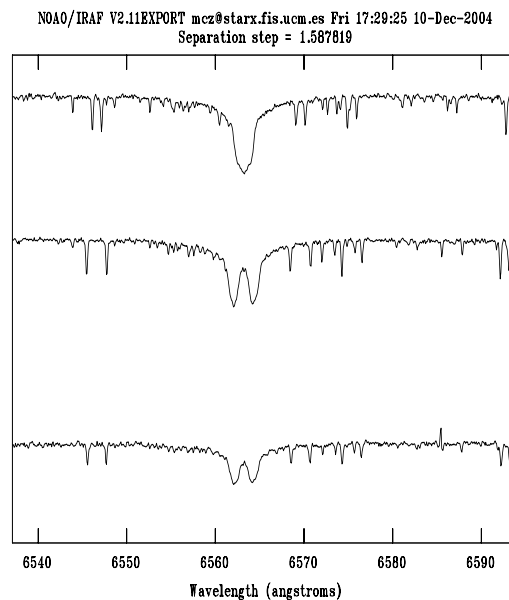
HD 89959 es una binaria SB2 descubierta por Wichmann et al. (2003) a partir de varias medidas de la velocidad radial, pero no pudo determinar una solución orbital. En los tres espectros realizados para esta estrella en FOCES 04, se pueden ver las líneas de absorción fotosféricas de ambas componentes (ver Figs. 5.13 y 5.14). En la subtracción espectral se ha utilizado como referencia, la estrella HD 97004 (K0V) para ambas componentes con una contribución de 0.50 cada una al continuo.

Con los tres valores de velocidad radial obtenidos en este trabajo y los que da Wichmann et al. (2003), se ha obtenido una solución orbital de 12.1606 días de período y una excentricidad de 0.3116, ver Fig. 5.12 y Tabla 5.14.

En los espectros se puede ver perfectamente las dos componentes casi iguales (probables K0V o próximas a este tipo), observándose emisiones en las líneas del triplete infrarrojo del Ca II y con llenados de emisión de la línea $H\alpha$ (ver Figs. 5.13 y 5.14).

Tabla 5.14: Solución Orbital de HD 89959

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	12.1606	0.0002	días
T_{Conj}	51262.5625	0.0509	HJD (2400000 +)
ω	184.2444	2.4049	grados
e	0.3116	0.0080	
K_1	41.0467	0.3315	km s^{-1}
K_2	40.8404	0.4886	km s^{-1}
γ	-4.4173	0.1900	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	0.9950	0.0088	
$a_1 \text{ seni}$	6.5221	0.0556	10^6 km
$a_2 \text{ seni}$	6.4893	0.0797	10^6 km
$a \text{ seni}$	13.0114	0.0972	10^6 km
"	0.08697		AU
"	18.6946		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.2960	0.0070	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.2975	0.0070	M_{\odot}
$f(M)$	0.0747574	0.0019134	M_{\odot}

Figura 5.13: Espectros de HD 89959 en la región de la línea $H\alpha$ para la campaña de FOCES 04.

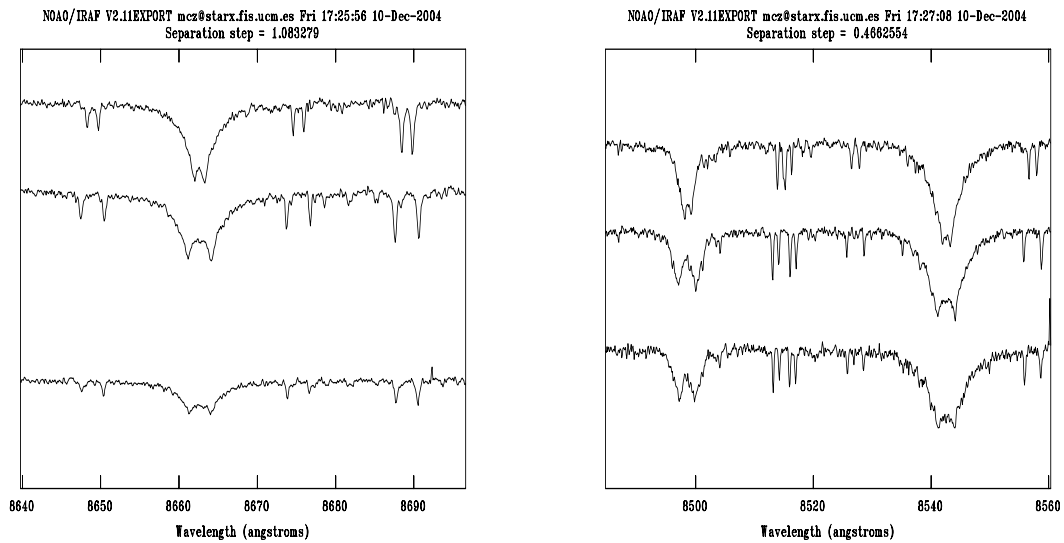


Figura 5.14: Espectros de HD 89959 en la región de las líneas del Ca II IRT para la campaña de FOCES 04.

Tabla 5.15: Solución Orbital de OX Ser

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	14.3675	0.0007	días
T_{Conj}	50918.1406	0.0000	HJD (2400000 +)
ω	0.0000	0.5204	grados
e	0.0000	0.0113	
K	27.9675	0.5246	km s^{-1}
γ	-6.8570	0.2954	km s^{-1}
a_{seni}	5.5255	0.1036	10^6 km
$f(M)$	0.0325645	0.0018032	M_{\odot}

OX Ser (HD 138157)

Esta estrella poco estudiada fué seleccionada por Strassmeier et al. (2000) como candidata a "Doppler imaging", y obtuvo un período fotométrico de 14.3 días y una velocidad de rotación de 29 km s^{-1} . También proporciona cuatro valores de la velocidad radial que difieren considerablemente entre sí.

Los datos de velocidad radial determinados en este trabajo confirman claramente su naturaleza binaria (SB1), ver Tabla 5.17, y han permitido calcular una solución orbital utilizando seis valores nuevos y cuatro dados por Strassmeier et al. (2000). La órbita obtenida es circular y tiene un período de 14.3675 días (ver Fig. 5.15 y Tabla 5.15), que es igual al período fotométrico y por tanto el sistema está sincronizado.

Esta estrella es muy poco activa, en la substracción espectral se utilizó como estrella de referencia la HD 132737 (K0III) y en los espectros substráidos se puede ver la emisión de las líneas de H y K del Ca II y un pequeño llenado de emisión en $H\alpha$ (Fig. 5.16).

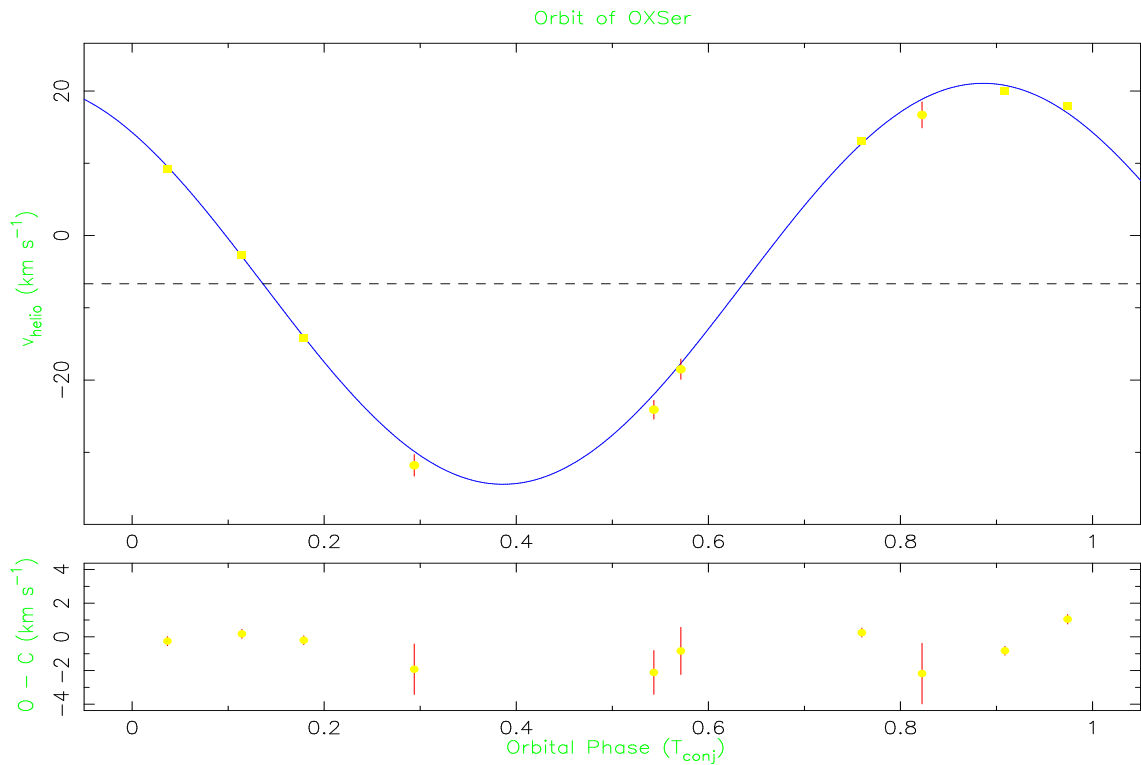


Figura 5.15: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para OX Ser, con 6 valores nuevos de este trabajo (cuadrados) y 4 valores de Strassmeier et al. (2000) (círculos). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 .

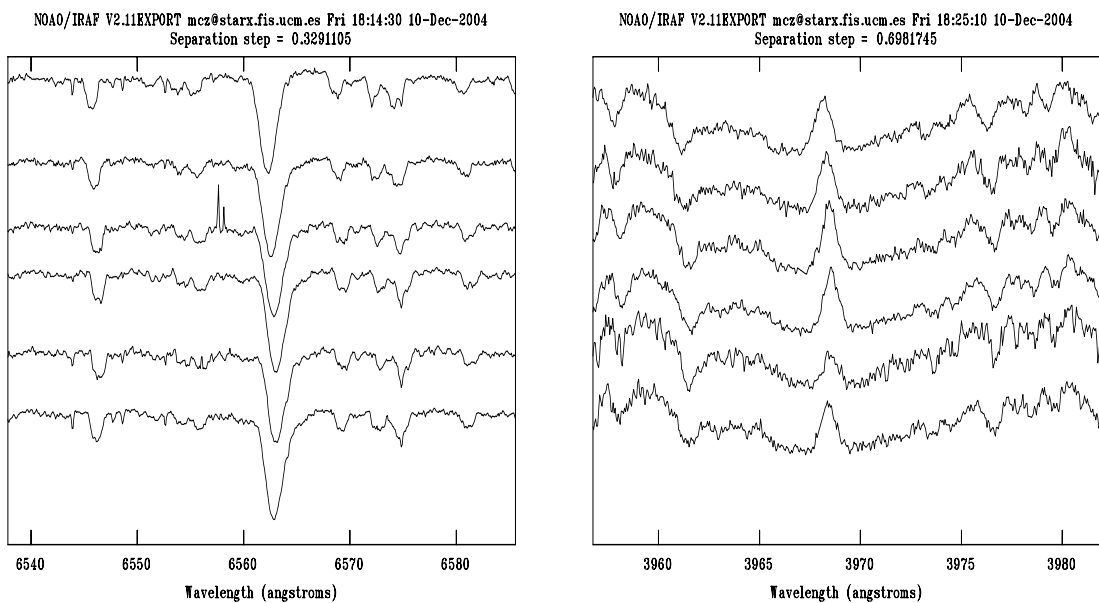


Figura 5.16: Espectros de OX Ser en la región de la línea H α (izquierda) y en la región de la línea H del Ca II (derecha) para la campaña de FOCES 04.

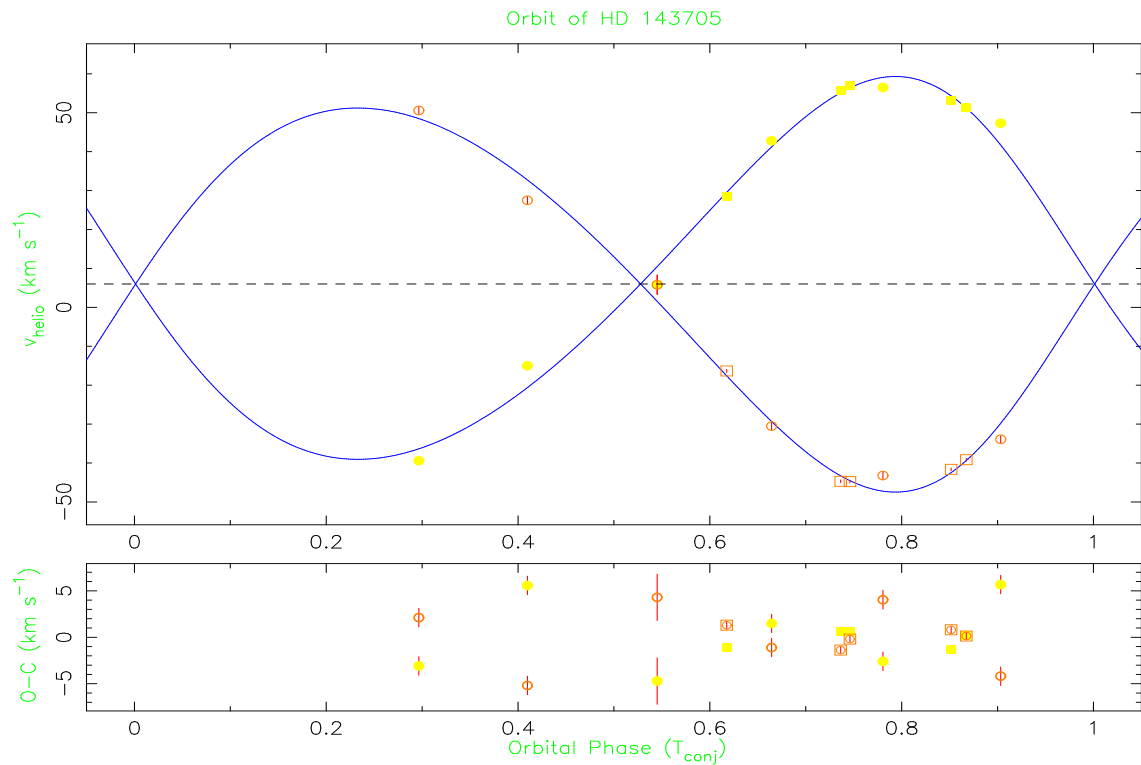


Figura 5.17: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital para HD 143705, con 5 valores nuevos de este trabajo (cuadrados) y 6 valores de Wichmann et al. (2000) (círculos). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 y los símbolos rellenos representan a la estrella primaria y los símbolos vacíos representan a la estrella secundaria.

BD +29 2752 (HD 143705)

HD 143705 es una estrella clasificada como G0V ($V=7.96$) con una paralaje de Hipparcos de 16.16 mas. Su naturaleza SB2 fué descubierta por Wichmann et al. (2003) a partir de varias medidas de la velocidad radial con las que obtuvo una primera solución orbital del sistema a pesar de no disponer de datos para cubrir todo el período.

Con cinco valores de velocidad radial de este trabajo y los seis que da Wichmann et al. (2003), se ha encontrado una solución orbital de 8.1130 días de período y una excentricidad de 0.1267, resultados muy similares a los de Wichmann (ver Fig. 5.17 y Tabla 5.16).

Esta estrella posee actividad cromosférica muy pequeña, no encontrándose emisión ni llenado en ninguna línea de las estudiadas a excepción de una emisión muy pequeña en H y K del Ca II para ambas componentes (ver Fig. 5.18).

Tabla 5.16: Solución Orbital de HD 143705

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	8.1130	0.0001	días
T_{Conj}	51262.1445	0.0496	HJD (2400000 +)
ω	48.5420	2.5340	grados
e	0.1267	0.0065	
K_1	49.1812	0.4935	km s^{-1}
K_2	49.3372	0.7532	km s^{-1}
γ	6.0125	0.2551	km s^{-1}
$q = M_1/M_2$	1.0032	0.0115	
$a_1 \text{ sen } i$	5.4425	0.0548	10^6 km
$a_2 \text{ sen } i$	5.4598	0.0835	10^6 km
$a \text{ sen } i$	10.9024	0.0999	10^6 km
"	0.07288		AU
"	15.6643		R_{\odot}
$M_1 \text{ sen}^3 i$	0.3929	0.0114	M_{\odot}
$M_2 \text{ sen}^3 i$	0.3916	0.0113	M_{\odot}
$f(M)$	0.0975991	0.0029484	M_{\odot}

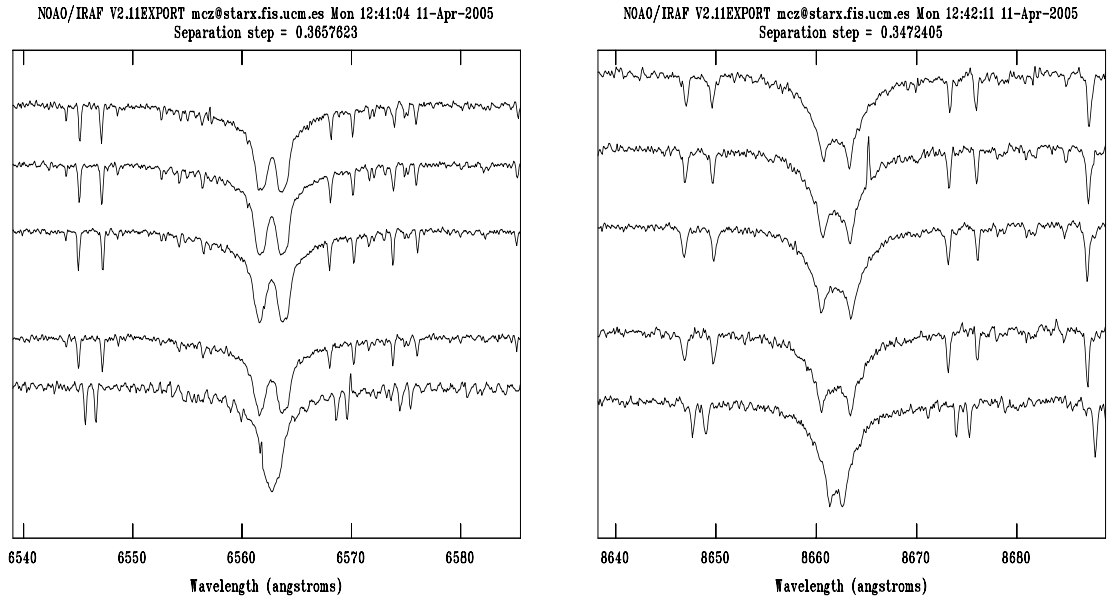
Figura 5.18: Espectros de HD 143705 en la región de la línea $H\alpha$ y en la región de la línea $\lambda 8662 \text{ \AA}$ del Ca II IRT para la campaña de FOCES 04.

Tabla 5.17: Parámetros Estelares de HD 160934

HD	T _{sp}	SB	V	B - V	P _{orb} ¹ (días)	P _{tot} (días)	v sin i ¹ (km s ⁻¹)
160934	K7V	1	10.29	1.30	6246.1318±9.005	1.842±0.005 ²	15.85±0.65

¹ valores determinados en este trabajo

² Henry et al. (1995)

5.2.2. Sistemas Binarios de Período Largo Con Solución Orbital HD 160934

• *Introducción*

Esta estrella K7 enana, es la contrapartida óptica de la fuente del ultravioleta extremo RE J1738+611 (Pounds et al. 1993) y se ha considerado hasta ahora como una estrella aislada. Vyssotsky (1956) la clasificó como una K8V. Mulliss et al. (1994) detectaron una intensa emisión en la línea H α . Weis (1993) obtuvo sus magnitudes UB V y Henry et al. (1995) la incluyó en un estudio de búsqueda de variabilidad de estrellas cromosféricamente activas donde obtuvo datos fotométricos y calculó un período fotométrico de ≈ 1.842 días, una velocidad de rotación de 13 km s⁻¹ y un radio mínimo de 0.5 R $_{\odot}$.

Esta estrella muestra las líneas de H y K del Ca II en emisión, así como H β y H α , lo que es indicativo de gran actividad.

Las observaciones realizadas en este trabajo junto con las de otros autores, han permitido por primera vez comprobar que HD 160934 es un sistema binario SB1 de muy largo período.

• *Párametros Estelares*

HD 160934 ha sido observada en 5 campañas de observación: MUSICOS00b, IDS00, FOCES02a, FOCES02b y FOCES04. En la campaña de IDS00 se obtuvieron espectros de baja resolución y no se tendrán en cuenta en este estudio salvo los dos valores de la velocidad radial que se midieron. Se obtuvieron un total de 15 espectros.

En la Tabla 5.18 se encuentran los datos de las observaciones con la fecha, la hora de tiempo universal (UT), la fase y la relación señal ruido (S/N) obtenida en la región de la línea H α .

Los parámetros estelares adoptados se dan en la Tabla 5.17. El tipo espectral y los datos fotométricos ($B - V$, V , P_{tot}) están tomados de Hipparcos (ESA 1997) y Tycho-2 (Høg et al. 2000) y el período orbital (P_{orb}) y la velocidad proyectada de rotación ($v \sin i$) se han determinado en este trabajo.

■ *Velocidad de Rotación*

Al realizar la substracción espectral, se ha encontrado que el mejor ajuste para nuestros espectros corresponde a $v \sin i = 15$ km s⁻¹.

Mediante la correlación cruzada usando como estrella de referencia la estrella HD 166620 (K2V) en la campaña de FOCES04, se obtiene una media de $v \sin i = 15.85 \pm 0.65$ km s⁻¹ (ver Tabla 5.19), parecido al valor de 13 km s⁻¹ de Henry et al. (1995).

Tabla 5.18: Diario de Observación

MUSICOS-INT 2000/11				2.2m-FOCES 2002/04				2.2m-FOCES 2002/06				2.2m-FOCES 2002/04			
Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α	Día	UT	φ^1	S/N H α
8	23:28	0.718	49	24	22:32	0.815	78	4	02:12	0.803	89	1	03:48	0.917	39
				25	22:36	0.815	73	5	3:21	0.804	65	4	04:07	0.917	63
				26	01:07	0.815	72	7	3:17	0.804	68	4	04:54	0.917	55
												5	03:11	0.917	49
												6	02:45	0.918	60
												7	04:38	0.918	39

¹ Fase calculada a partir del período orbital y la fecha de conjunción obtenidos en este trabajo.

Tabla 5.19: Velocidades Radiales y $v_{\text{sen } i}$ de HD 160934

Obs.	HJD (2400000 +)	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$v_{\text{sen } i}$ (km s ⁻¹)
Henry95 ⁴	49481.0	-26.7±0.1	13
MUSIC00	51768.4887	-31.54±0.34	19.73
IDS01 ³	52004.7172	-34.87±5.10	-
IDS01 ³	52005.6957	-33.54±2.67	-
Zuckerman ²	52036.4366	-35.6 ±0.7	-
FOCES02a	52388.5920	-39.76±0.34	18.58
FOCES02a	52389.6396	-40.56±0.32	19.73
FOCES02a	52390.6400	-40.60±1.00	19.97
FOCES02b	52460.4393	-38.66±0.44	18.31
FOCES02b	52461.4418	-38.37±0.42	18.53
FOCES02b	52462.5468	-38.25±0.46	18.83
Griffin ¹	52612.7400	-28.40±1.00	-
Griffin ¹	52625.6899	-28.40±1.00	-
Griffin ¹	52701.2300	-27.40±1.00	-
Griffin ¹	52737.1400	-26.20±1.00	-
Griffin ¹	52788.0100	-26.70±1.00	-
Griffin ¹	52815.0000	-26.50±1.00	-
Griffin ¹	52833.9500	-26.00±1.00	-
Griffin ¹	52865.9500	-24.80±1.00	-
Griffin ¹	52895.8800	-27.10±1.00	-
Griffin ¹	52923.8900	-26.50±1.00	-
Griffin ¹	52970.7400	-26.90±1.00	-
Griffin ¹	52988.7200	-26.70±1.00	-
Griffin ¹	53001.7200	-26.40±1.00	-
Griffin ¹	53066.2300	-26.50±1.00	-
FOCES04	53096.6588	-25.57±0.19	15.35
Griffin ¹	53098.1800	-25.80±1.00	-
FOCES04	53099.6717	-26.16±0.18	15.61
FOCES04	53099.704	-26.37±0.19	15.74
FOCES04	53100.6326	-26.16±0.22	16.82
FOCES04	53101.6146	-26.59±0.18	16.02
FOCES04	53102.6933	-26.09±0.23	15.98
Griffin ¹	53144.0900	-27.50±1.00	-
Griffin ¹	53171.0500	-25.10±1.00	-
Griffin ¹	53225.0000	-26.10±1.00	-
Griffin ¹	53249.9400	-24.90±1.00	-
Griffin ¹	53283.8500	-26.10±1.00	-
Griffin ¹	53322.8000	-24.50±1.00	-

¹ Griffin (comunicación privada).

² Zuckerman et al. (2004).

³ Valores de espectros de baja resolución del IDS/INT 2001

⁴ Henry et al. (1995)

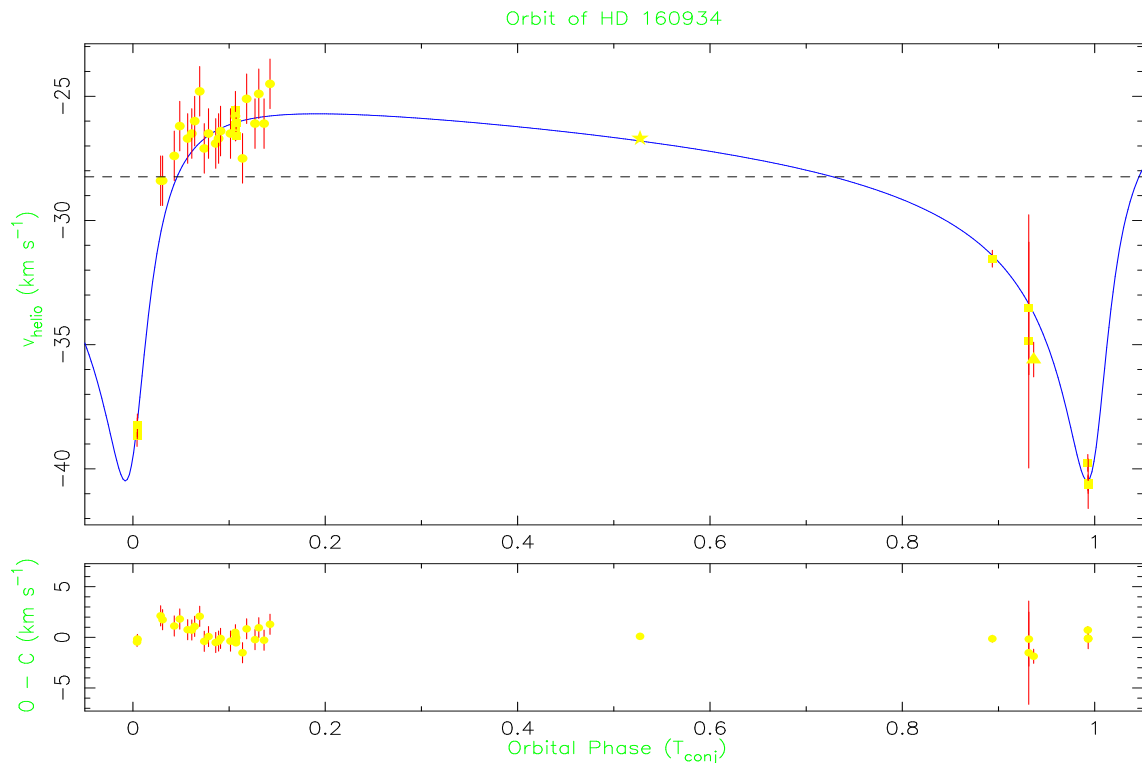


Figura 5.19: Ajuste de los datos de la velocidad radial con la fase orbital. 15 valores de este trabajo (cuadrados), 1 de Zuckerman et al. 2004 (triángulo), 1 valor de Henry et al. 1995 (estrella) y 21 de Griffin (círculos). La curva sólida representa el ajuste orbital por mínimos cuadrados, χ^2 .

■ Velocidades Radiales y Solución Orbital

En la Tabla 5.19 se encuentran los valores, para cada espectro, de la velocidad radial heliocéntrica (V_{hel}) con sus respectivos errores (σ_V).

Se ha calculado la solución orbital del sistema usando 38 valores de la velocidad radial, 15 obtenidos en este trabajo, un valor de Zuckerman et al. (2004), 21 valores medidos por Griffin (comunicación privada), y un valor de Henry et al. (1995) que es una media de 30 observaciones que realizó en un período de 66 días. La mejor solución orbital encontrada con estos datos, proporciona una órbita muy excéntrica, $e = 0.8028$, con un período orbital de 6246.1318 días (17.1126 años), aunque hay otros períodos que también serían posibles. Es necesario realizar más observaciones en el intervalo de fases (0.2-0.8) donde no hay datos, para poder confirmar esta solución orbital (ver Tabla 5.20).

Teniendo en cuenta el valor de la función de masas de la solución orbital, $f(M) = 0.0508497$, y la clasificación de la estrella primaria como una K7V ($M_1 = 0.61 M_{\odot}$, según las tablas de Landolt-Börnstein, Schmidt-Kaler 1982) se puede inferir un valor mínimo para el valor de la masa de la secundaria de $M_2 = 0.36 M_{\odot}$, que se corresponde con un tipo espectral de M2-3V. Con lo que la clasificación del conjunto queda K7V/M2-3V.

■ Litio I 6707.8 Å

En los espectros de este sistema, se ha incluido la región de la línea de Li I $\lambda 6708$ Å, y el valor obtenido de su EW una vez corregida de Fe I es de 3.8 mÅ.

Tabla 5.20: Solución Orbital de HD 160934

Elemento	Valor	Incertidumbre	Unidades
P_{orb}	6246.1318	0.9005	días
T_{Conj}	2485.9436	0.0000	HJD (2400000 +)
ω	219.7273	2.9021	grados
e	0.8028	0.0169	
K	7.1840	0.1134	km s^{-1}
γ	-28.8895	0.1836	km s^{-1}
a_{semi}	367.8775	15.1907	10^6 km
$f(M)$	0.0508497	0.0062992	M_{\odot}

Según el valor de sus componentes galácticas de velocidad, esta estrella se sitúa fuera de los límites del disco joven pero bastante cercana al grupo de la Asociación Local. Además tiene un valor pequeño del litio para una estrella de tipo espectral K7V. Ambos hechos indican que puede tener la edad de la Pléyades (Zuckerman et al. 2004; López-Santiago 2005).

- *Indicadores de Actividad Cromosférica*

Se han medido las anchuras equivalentes de las líneas indicadoras de actividad de todas las noches de observación en los espectros substraídos con el método de la substracción espectral usando como estrella de referencia la estrella 61 Cyg B (K7V) para todas las campañas. Al no tener una estrella de referencia adecuada en la campaña de FOCES04, se tomo de FOCES02b que tenía la misma configuración.

En la Tabla 5.21 se dan los excesos de emisión de las anchuras equivalentes (EW) para las líneas H y K del Ca II, H ϵ , H δ , H γ , H β , H α , y Ca II IRT.

- *H α :*

La región de la línea H α esta incluida en los seis espectros de FOCES04 de este sistema, donde se puede ver la línea de emisión por encima del continuo con una autoabsorción asimétrica, (ver Fig. 5.20, panel izquierdo). El exceso de emisión de la estrella se puede ver claramente en el espectro substraído (ver Fig. 5.20, panel derecho). Los valores obtenidos se dan en la Tabla 5.21, teniendo un valor medio de $EW(H\alpha) = 1.88 \text{ \AA}$.

- *H β , H γ y H δ :*

Estas tres líneas de Balmer también se han podido observar con emisión por encima del continuo, indicando así una gran actividad.

Las EW , ver Tabla 5.21, tienen un valor medio de $EW(H\beta) = 0.78 \text{ \AA}$, de $EW(H\gamma) = 0.67 \text{ \AA}$ y de $EW(H\delta) = 0.68 \text{ \AA}$.

- *H y K del Ca II y H ϵ :*

La región de la línea H y K del Ca II esta incluida en los espectros. Debido a que la estrella de referencia presenta una pequeña emisión en estas líneas, las medidas de EW obtenidas son menores que las reales. Se ha encontrado una emisión en la línea H cuya posición se correspondería con la estrella secundaria.

La línea H ϵ también es visible en todos los espectros. Las EW de las tres líneas, ver Tabla 5.21, tienen un valor medio de $EW(H) = 3.00 \text{ \AA}$, $EW(K) = 2.41 \text{ \AA}$ y de $EW(H\epsilon) = 0.94 \text{ \AA}$.

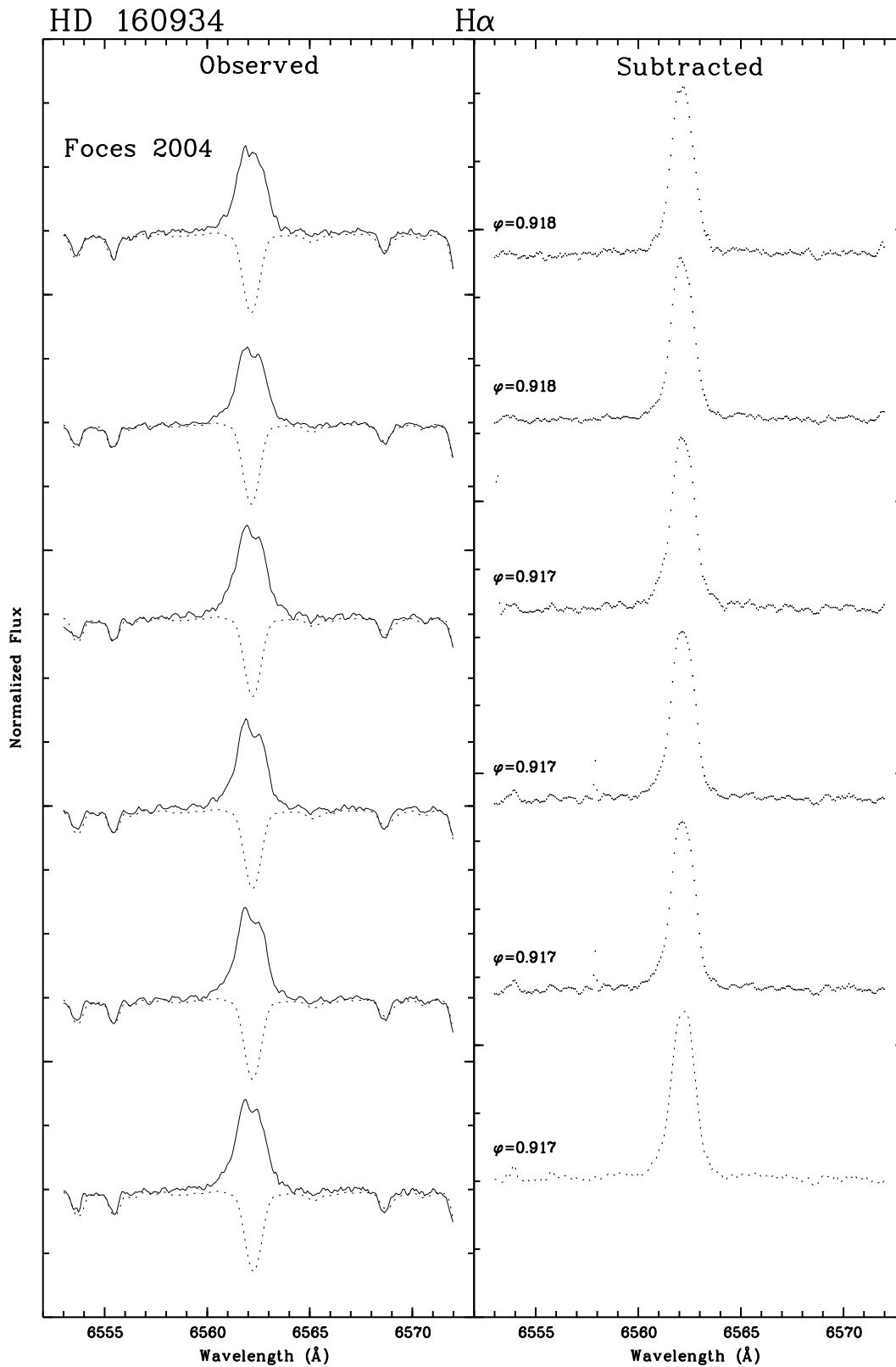


Figura 5.20: Espectros de HD 160934 en la región de la línea $H\alpha$ para la campaña de FOCES04. Espectros observados en la parte izquierda en línea continua, superpuestos los espectros sintéticos en línea de trazos, y a la derecha los espectros substraídos en línea de puntos.

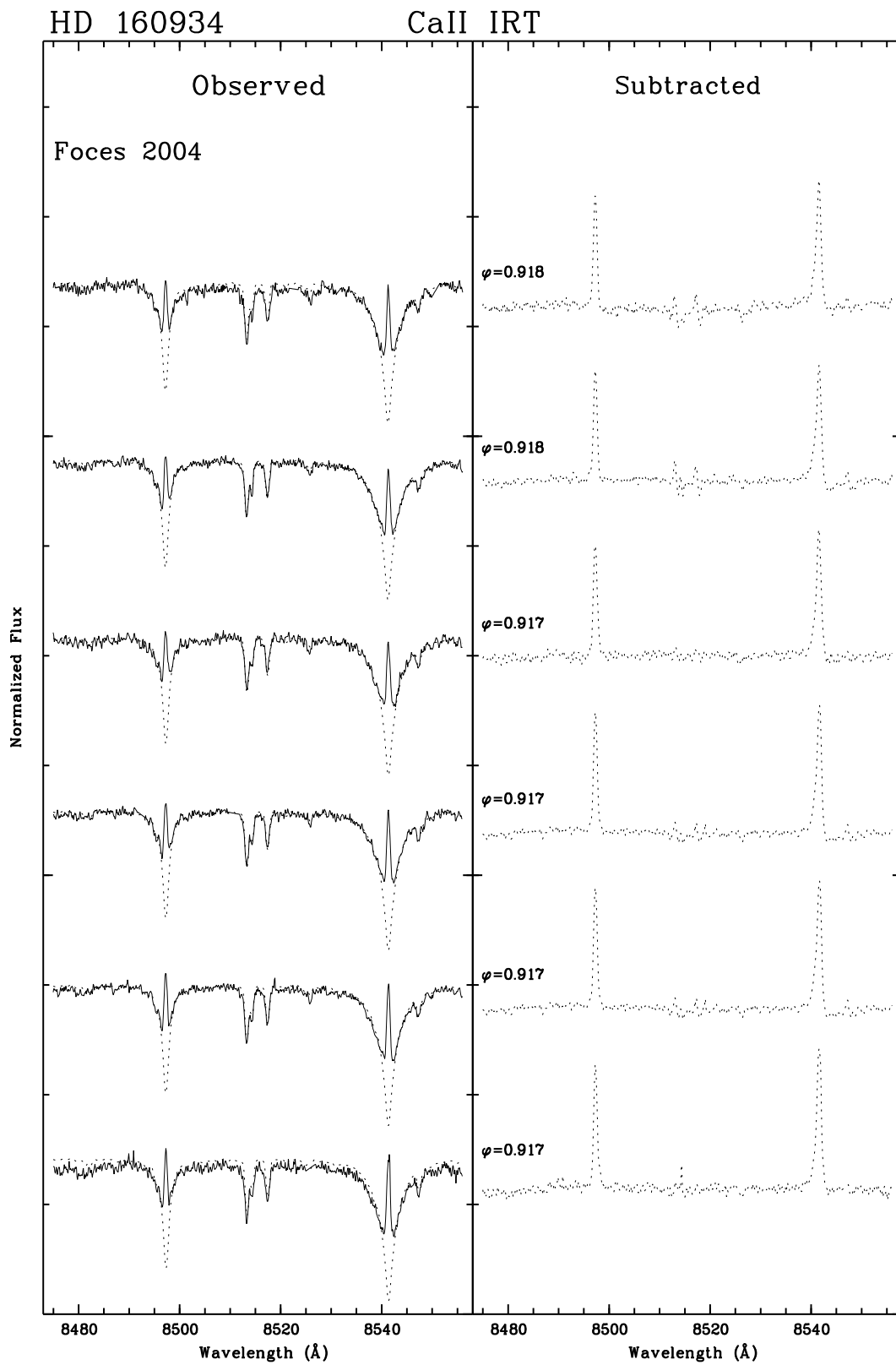


Figura 5.21: Igual que la Figura anterior en la región de las líneas de Ca II IRT (8498, 8542 Å).

Tabla 5.21: EW de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica de HD 160934

Obs. Idt. ³	Noche	φ	EW(Å) en el espectro substraído									
			CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
			K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
(5)	n8	0.718	-	-	-	-	-	0.79	2.16	0.42	1.04	0.71
(9)	n4	0.815	2.96	2.24	1.21	0.78	0.58	0.73	1.93	0.53	0.76	0.55
(9)	n5	0.815	2.51	1.77	0.79	0.35	0.64	0.69	1.84	0.50	0.74	0.56
(9)	n7	0.815	4.24	3.30	1.22	0.65	0.61	0.76	1.96	0.51	0.75	0.54
(10)	n24	0.803	4.66	4.05	1.64	0.67	0.58	1.09	2.02	0.51	0.77	0.59
(10)	n25	0.804	3.96	2.68	0.89	0.49	0.69	0.85	1.77	0.46	0.64	0.51
(10)	n26	0.804	5.83	2.96	1.14	0.66	0.63	0.97	1.79	0.51	0.77	0.56
(12)	n3	0.917	¹	2.28	0.83	0.66	0.54 ²	0.68	1.85	0.55	0.83	0.56
(12)	n6	0.917	2.06	2.57	¹	0.80	0.72	0.92	1.86	0.53	0.81	0.62
(12)	n6b	0.917	1.81	1.62	0.56	0.65	0.58	0.94	1.76	0.51	0.80	0.58
(12)	n7	0.917	2.01	1.82	0.65	0.95	0.83	0.96	1.96	0.52	0.76	0.56
(12)	n8	0.918	2.00	2.56	1.10	1.11	0.5	0.81	1.77	0.47	0.73	0.55
(12)	n9	0.918	0.94	1.14	0.30 ²	0.37	0.62	0.88	1.80	0.49	0.62	0.56

¹ Valores no medidos debido a muy baja S/N.

² Valores medidos con baja S/N.

³ Identificador de la campañas de observación.

■ *Ca II IRT* ($\lambda 8498$, $\lambda 8542$, $\lambda 8662$):

Las tres líneas del triplete infrarrojo del Ca II IRT, se incluyen en todos los espectros y se puede ver las líneas de emisión cromosférica superpuesta a la absorción, Fig. 5.21.

Las EW , ver Tabla 5.21, tienen unos valores medios de $EW(\lambda 8498) = 0.54 \text{ \AA}$, $EW(\lambda 8542) = 0.71 \text{ \AA}$ y $EW(\lambda 8662) = 0.57 \text{ \AA}$

● *Resumen*

Del estudio realizado de las velocidades radiales, se puede deducir que HD 160934 es una estrella binaria espectroscópica SB1.

Con 15 datos de la velocidad radial de este trabajo y 23 de otros autores, se ha obtenido por primera vez la solución orbital para el sistema SB1 encontrándose una órbita muy excéntrica y de período muy largo (6246.1318 días), pudiéndose inferir un valor mínimo de la masa de la secundaria que se corresponde con una estrella M2-M3V. Con más valores de velocidad que cubran todo el intervalo de fases se podrán confirmar estos resultados.

Esta estrella presenta todas las líneas cromosféricas en emisión por encima del continuo, incluso en todas las líneas de Balmer, lo que indica una gran actividad magnética. Se trata además de una estrella joven, como muestra su cinemática y la presencia de litio, lo que podría explicar la gran excentricidad y período del sistema.

La razón de las líneas de Balmer indica que éstas provienen de estructuras tipo portuberancias mientras que la razón de las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II indica que estas provienen de estructuras tipo playas (ver Tabla 5.29).

Tabla 5.22: Flujo Absoluto Superficial de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosferica de HD 160934

Obs. Idt. ³	φ	logF _S en el espectro substraído									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						λ 8498	λ 8542	λ 8662
(5)	0.718	-	-	-	-	-	5.70	6.47	5.82	6.21	6.05
(9)	0.815	6.10	5.98	5.72	5.55	5.47	5.67	6.42	5.92	6.08	5.93
(9)	0.815	6.03	5.88	5.53	5.20	5.51	5.65	6.40	5.89	6.06	5.94
(9)	0.815	6.26	6.15	5.72	5.47	5.49	5.69	6.43	5.90	6.07	5.93
(10)	0.803	6.30	6.24	5.85	5.49	5.47	5.84	6.44	5.90	6.08	5.97
(10)	0.805	6.23	6.06	5.58	5.35	5.55	5.74	6.38	5.86	6.00	5.90
(10)	0.805	6.40	6.10	5.69	5.48	5.51	5.79	6.39	5.90	6.08	5.94
(12)	0.917	¹	5.98	5.55	5.47	5.43 ²	5.63	6.40	5.93	6.11	5.94
(12)	0.917	5.94	6.04	¹	5.56	5.56	5.77	6.40	5.92	6.10	5.98
(12)	0.917	5.88	5.84	5.37	5.47	5.46	5.78	6.38	5.90	6.09	5.95
(12)	0.917	5.93	5.89	5.44	5.63	5.62	5.78	6.42	5.91	6.07	5.94
(12)	0.918	5.93	6.03	5.67	5.70	5.40	5.71	6.38	5.86	6.05	5.93
(12)	0.918	5.60	5.68	5.10 ²	5.22	5.49	5.75	6.39	5.88	5.98	5.94

Notas igual a la Tabla anterior.

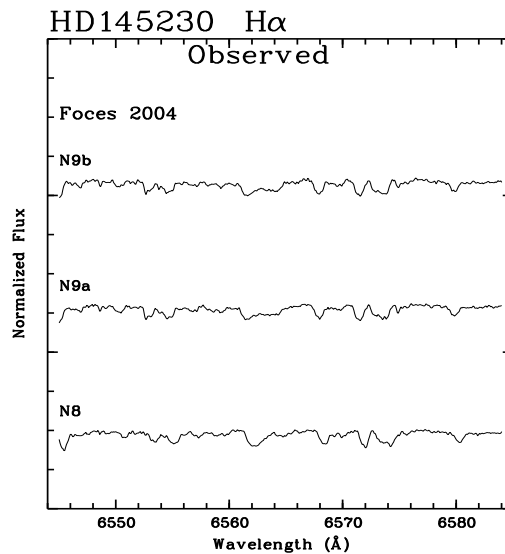


Figura 5.22: Espectro de PX Ser (HD 145230) en la región de la línea $H\alpha$ para la campaña de FOCES 04.

5.2.3. Otras Binarias Sin Solución Orbital

PX Ser (HD 145230)

Estrella de magnitud $V = 9.24$ y tipo espectral K2, seleccionada también por Strassmeier et al. (2000) como candidata a "Doppler imaging", es un sistema SB1 de 12.3 días de período fotométrico y que posee una velocidad de rotación de 19 km s^{-1} .

Se han realizado sólo tres espectros de esta estrella y se han obtenido sus valores de velocidad radial, pero son insuficientes para poder determinar una solución orbital incluso con los tres valores que obtiene Strassmeier et al. (2000).

En la sustracción espectral se ha utilizado como estrella de referencia HD 92588 (K1IV). Se puede ver un llenado de la línea $H\alpha$ y emisiones en las líneas del Ca II IRT y de H y K de Ca II (ver Fig 5.22, 5.23 y 5.24).

La razón de las líneas de Balmer indica que éstas provienen de estructuras tipo portuberancias mientras que la razón de las dos primeras líneas del triplete infrarrojo del Ca II indica que estas provienen de estructuras tipo playas (ver Tabla 5.29).

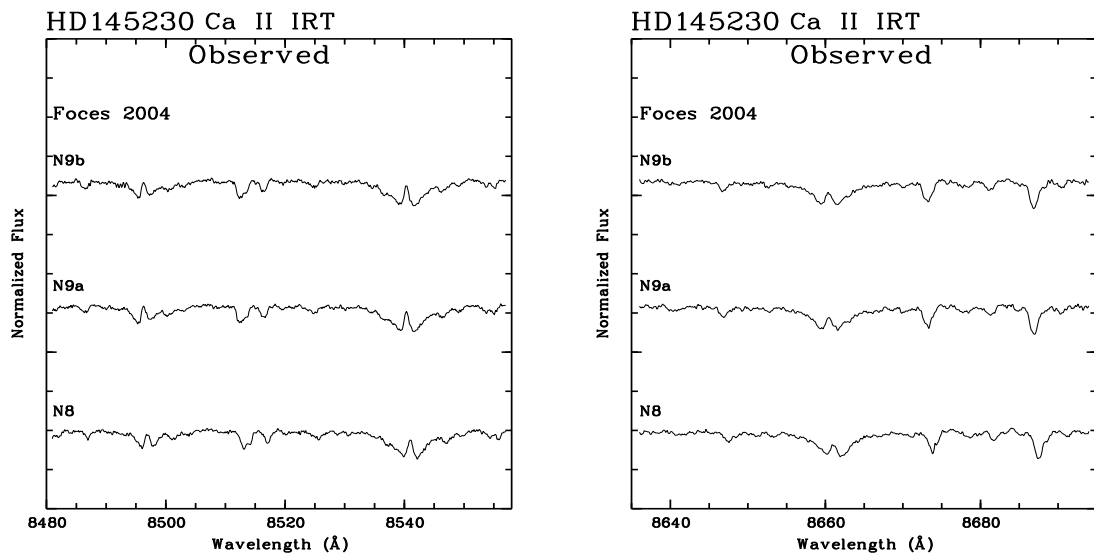


Figura 5.23: Espectro de PX Ser (HD 145230) en la región de las líneas del Ca II IRT para la campaña de FOCES 04.

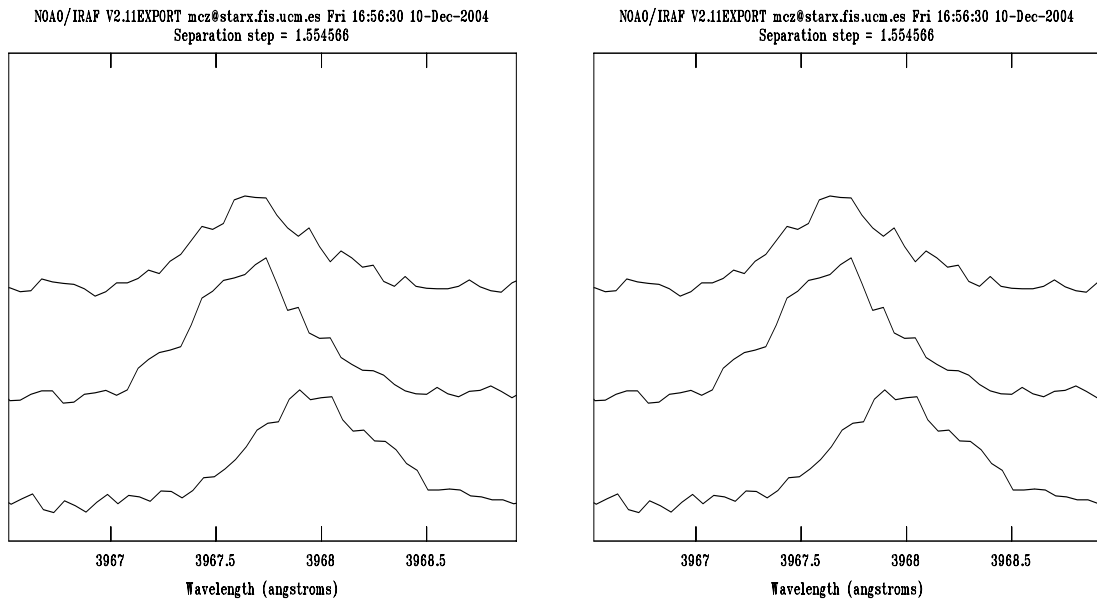


Figura 5.24: Espectro de PX Ser (HD 145230) en la región de las líneas H y K del Ca II para la campaña de FOCES 04.

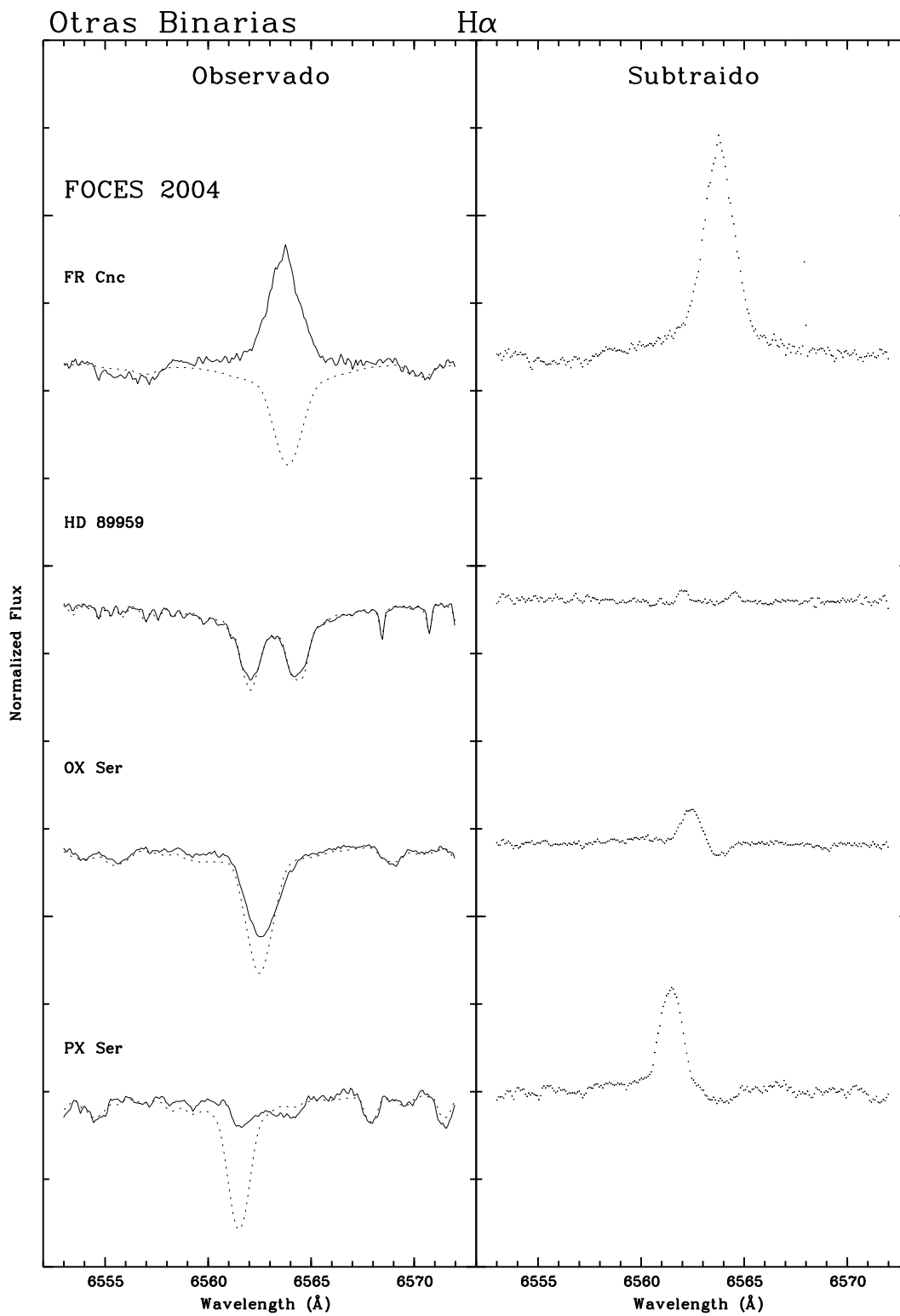


Figura 5.25: Espectros en la región de $H\alpha$ para la campaña de FOCES 04 para algunas de las estrellas analizadas.

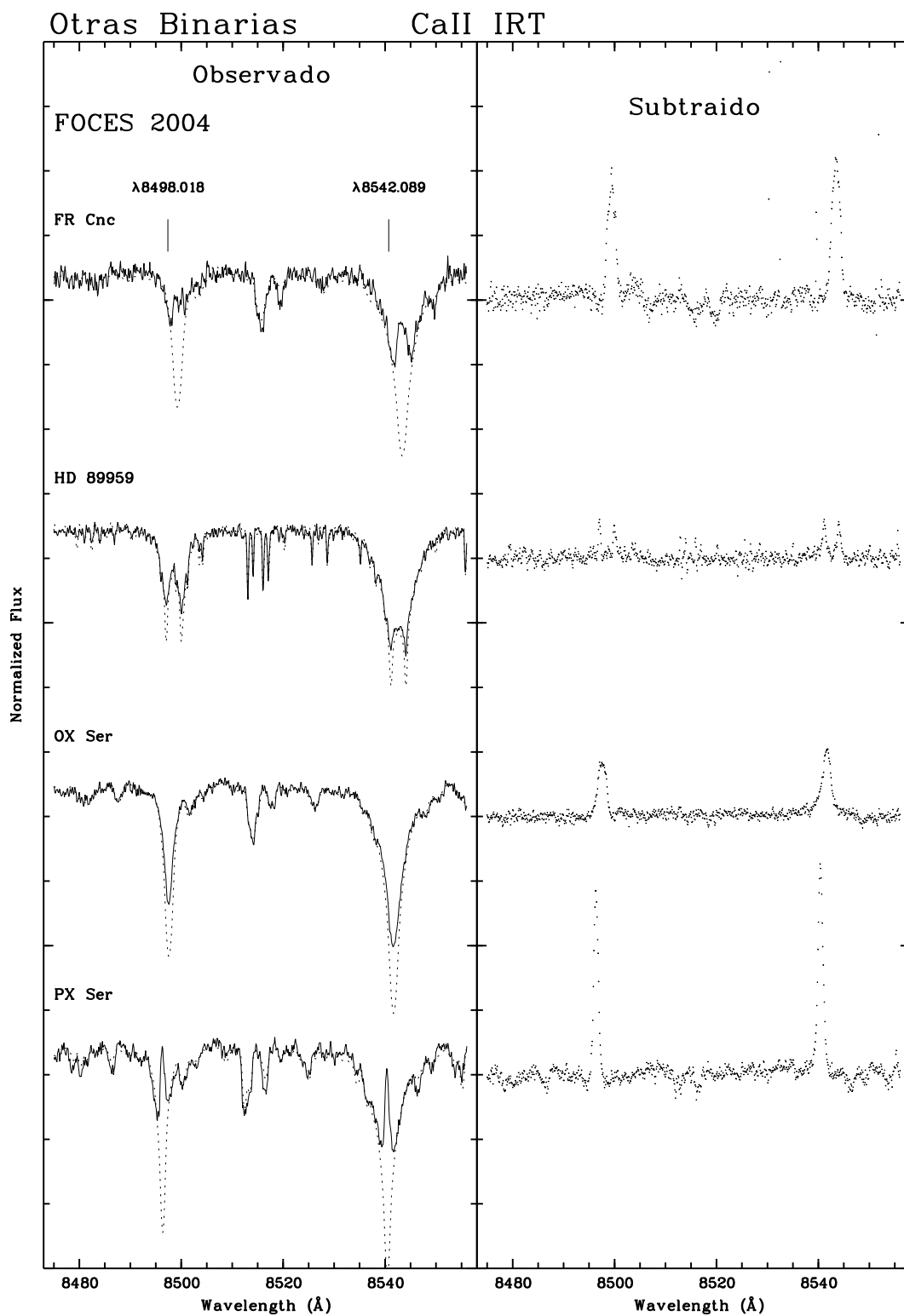


Figura 5.26: Espectros en la región del Ca II IRT para la campaña de FOCES 04 para algunas de las estrellas analizadas.

Tabla 5.23: Velocidades Radiales y $v_{\text{sen } i}$ para HD 89959, OX Ser, HD 143705 y PX Ser

Nombre	Campaña	HJD (2400000 +)	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$v_{\text{sen } i}$ (km s ⁻¹)
HD 89959	FOCES04	53100.5963	-52.83±0.15/43.87±0.15	0.48/ ¹
"	FOCES04	53101.3520	-57.03±0.15/47.85±0.16	¹ /1.21
"	FOCES04	53102.5760	-28.47±0.15/19.48±0.15	2.00/ ¹
"	Wichm03	51264.249	-51.8±1.0/42.3±1.0	-
"	Wichm03	51265.231	-53.6±1.0/44.1±1.0	-
"	Wichm03	51266.294	-26.4±1.0/18.2±1.0	-
"	Wichm03	51267.254	-4.8±3.0/-4.8±1.0	-
"	Wichm03	51269.345	20.5±1.0/29.1±3.0	-
OX Ser	FOCES04	53096.5855	13.02 ± 0.27	25.01
"	FOCES04	53098.7259	19.96 ± 0.26	20.46
"	FOCES04	53099.6634	17.99 ± 0.28	24.16
"	FOCES04	53100.5668	9.27 ± 0.27	22.83
"	FOCES04	53101.6812	-2.73 ± 0.27	26.05
"	FOCES04	53102.6048	-14.21 ± 0.26	29.99
"	Strass00	50923.9043	-24.1 ± 1.3	-
"	Strass00	51222.0491	-31.8 ± 1.5	-
"	Strass00	51071.5995	16.7 ± 1.8	32.2
"	Strass00	51226.0382	-18.5 ± 1.4	26.4
HD 143705	FOCES04	53100.6103	-16.35±0.42/28.50±0.43	5.42/2.18
"	FOCES04	53101.5746	-44.70±0.46/55.83±0.36	1.20/1.52
"	FOCES04	53101.6528	-44.76±0.38/57.02±0.36	2.54/3.82
"	FOCES04	53102.5077	-41.62±0.41/53.02±0.36	3.82/1.91
"	FOCES04	53102.6385	-39.15±0.39/51.35±0.35	3.97/1.84
"	Wichm03	51264.4733	-39.4±1.0/50.6±1.0	-
"	Wichm03	51265.3920	-15.0±1.0/27.5±1.0	-
"	Wichm03	51266.4864	5.8±2.5/5.8±2.5	-
"	Wichm03	51267.4555	42.8±1.0/-30.5±1.0	-
"	Wichm03	51268.3973	56.5±1.0/-43.2±1.0	-
"	Wichm03	51269.3942	47.3±1.0/-33.9±1.0	-
PX Ser	FOCES04	53101.6636	-20.32 ± 0.14	17.83
"	FOCES04	53102.6622	-42.29 ± 0.21	19.43
"	FOCES04	53102.7079	-42.93 ± 0.21	19.07

¹ Valores próximos a cero, indicando que la estrella tiene una velocidad de rotación del mismo orden que la estrella de referencia (0.5).

Nota: Wichm03 = Wichmann et al. (2003); Strass00 = Strassmeier et al. (2000)

Tabla 5.24: EW HD 89959, OX Ser y PX Ser

Nombre	Noche	EW(Å) en el espectro subtraído									
		CaII							CaII IRT		
		K	H	H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	λ 8498	λ 8542	λ 8662
HD 89959	n7	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.03/0.04	0.07/0.07	0.10/0.10	0.08/0.08
HD 89959	n8	0.29/0.29	0.17/0.11	0.00	0.00	0.00	0.00	0.04/0.03	0.07/0.07	0.11/0.11	0.08/0.06
HD 89959	n9	0.00	0.30 ¹	0.00	0.00	0.00	0.00	0.03/0.03	0.07/0.06	0.13/0.10	0.11/0.09
OX Ser	n3	4.21	2.47	0.00	0.00	0.00	0.00	0.21	0.33	0.40	0.40
OX Ser	n5	2.40	1.37	0.00	0.00	0.00	0.00	0.35	0.35	0.47	0.45
OX Ser	n6	4.22	2.81	0.00	0.00	0.00	0.00	0.33	0.35	0.46	0.45
OX Ser	n7	3.90	2.37	0.00	0.00	0.00	0.00	0.31	0.29	0.42	0.40
OX Ser	n8	5.16	2.69	0.00	0.00	0.00	0.00	0.25	0.38	0.44	0.45
PX Ser	n8	1.17	1.60	0.20	0.00	0.00	0.26	0.92	0.64	0.78	0.66
PX Ser	n9a	2.60	1.62	0.31	0.00	0.00	0.15	0.90	0.72	0.82	0.65
PX Ser	n9b	2.02	1.20	0.00	0.00	0.00	0.34	0.92	0.76	0.84	0.71

¹ Valores de primaria y secundaria juntas

Tabla 5.25: Flujo Absoluto Superficia: HD 89959, OX Ser y PX Ser

Nombre	Noche	logF _S en el espectro subtraído									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						λ 8498	λ 8542	λ 8662
HD 89959	n7	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	5.58/5.71	5.76/5.76	5.92/5.92	5.82/5.82
HD 89959	n8	6.63/6.63	6.40/6.21	0.00	0.00	0.00	0.00	5.71/5.58	5.76/5.76	5.96/5.96	5.82/5.70
HD 89959	n9	0.00	6.64 ¹	0.00	0.00	0.00	0.00	5.58/5.58	5.76/5.70	6.03/5.92	5.96/5.87
OX Ser	n3	6.88	6.65	0.00	0.00	0.00	0.00	5.78	5.97	6.06	6.06
OX Ser	n5	6.63	6.39	0.00	0.00	0.00	0.00	6.00	6.00	6.13	6.11
OX Ser	n6	6.88	6.70	0.00	0.00	0.00	0.00	5.98	6.00	6.12	6.11
OX Ser	n7	6.85	6.63	0.00	0.00	0.00	0.00	5.95	5.92	6.08	6.06
OX Ser	n8	6.97	6.68	0.00	0.00	0.00	0.00	5.86	6.03	6.10	6.11
PX Ser	n8	6.29	6.43	5.53	0.00	0.00	5.72	6.41	6.25	6.34	6.27
PX Ser	n9a	6.64	6.43	5.72	0.00	0.00	5.48	6.40	6.30	6.36	6.26
PX Ser	n9b	6.53	6.30	0.00	0.00	0.00	5.84	6.41	6.33	6.37	6.30

Notas igual a la Tabla 5.24.

Tabla 5.26: Otras Estrellas con Variaciones de Velocidad Radial

Nombre	Campaña	HJD (2400000 +)	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$\overline{v \text{sen} i}$ (km s ⁻¹)
FR Cnc ²	FOCES04	53098.3713	16.28 ± 0.66	35.58
"	FOCES04	53099.3411	20.40 ± 0.65	
"	FOCES04	53099.4230	16.24 ± 0.81	
"	FOCES04	53099.4546	16.06 ± 0.93	
"	FOCES04	53100.3156	14.90 ± 0.64	
"	FOCES04	53100.3917	13.85 ± 0.56	
"	FOCES04	53101.3264	19.56 ± 0.40	
"	FOCES04	53101.4495	23.22 ± 0.57	
"	FOCES04	53102.3306	19.24 ± 0.80	
"	FOCES04	53102.4753	17.49 ± 0.63	
2RE J1507+761 ²	FOCES02a	48845.374	-2.3±1.50	19.41
"	FOCES02a	48846.397	-5.9±1.50	
"	FOCES02a	48848.369	-3.7±1.50	
"	FOCES02a	48851.363	-7.0±1.50	
"	FOCES02b	52389.0689	-5.61±0.17	
"	FOCES02b	52390.1100	-3.90±0.15	
"	FOCES02b	52457.9008	-7.44±0.27	
"	FOCES02b	52458.9074	-5.43±0.21	
"	FOCES02b	52459.8765	-7.54±0.23	
"	FOCES02b	52460.8947	-4.75±0.27	
"	FOCES02b	52461.8783	-7.33±0.23	

5.3. Otras Estrellas con Variaciones de Velocidad Radial

Para las estrellas FR Cnc y 2RE J1507+761, aún midiendo variaciones de velocidad radial en un número suficiente de espectros, no se ha podido establecer un período. Por tanto, aunque es posible que estas variaciones sean debidas a una naturaleza binaria, podrían deberse a otros factores relacionados con la actividad, y se han estudiado aparte.

Los valores de velocidad radial y de rotación se dan en la Tabla 5.26.

• FR Cnc

Esta estrella de magnitud $V = 10.43$ y tipo espectral K8V, esta clasificada como tipo BY Dra que posee variabilidad debido a la modulación rotacional producida por las manchas (Kazarovets et al. 1999). Usando la velocidad radial, 25.5 km/s de Uggren et al. (2002) y los datos de Hipparcos para la distancia y los movimientos propios, se han calculado las componentes de la velocidad galáctica $(U, V, W) = (-24.1, -22.8, -5.1)$ km/s, obteniéndose que pertenece a la población joven del disco (Montes et al. 2001).

Pandey et al. (2002:2005), realizaron un estudio fotométrico y espectroscópico, deduciendo un período fotométrico de 0.827 ± 0.002 días y sugieren que es probablemente una estrella aislada.

Al realizar la subtracción espectral se utilizó como referencia la estrella HD 151877 (K7V). Se midieron 10 valores de la velocidad radial por correlación cruzada, Tabla 5.26, encontrándose variaciones de hasta 10 km/s de un día a otro.

En los espectros tomados se puede ver la gran actividad de esta estrella, mostrando siempre la línea de emisión en $H\alpha$ por encima del continuo (ver Fig 5.27) y con

Tabla 5.27: *EW* de FR Cnc

Nombre	Noche	EW(Å) en el espectro substraído									
		CaII							CaII IRT		
		K	H	H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	λ 8498	λ 8542	λ 8662
FR Cnc	n5	2	2	2	2	0.42	1.13	2.83	0.69	0.97	0.76
FR Cnc	n6a	2.46	2	2	0.62	1.10	1.32	3.50	0.73	0.92	0.71
FR Cnc	n6b	2	2	2	2	0.40	1.44	3.80	0.77	0.94	0.81
FR Cnc	n6c	2	2	2	2	0.46	1.10	3.15	0.91	0.97	0.75
FR Cnc	n7a	1.54	2.74	1.70	0.21	0.67	1.30	3.12	0.73	0.99	2.18
FR Cnc	n7b	1.58 ¹	1.47	0.73	0.25	0.30	1.03	2.84	0.71	0.95	0.71
FR Cnc	n8a	2	2	2	0.40	0.76	1.08	2.83	0.67	0.91	0.73
FR Cnc	n8b	2	2	2	2	0.27	1.23	3.15	0.71	0.86	0.70
FR Cnc	n9a	2.12	1.74	1.02	2	0.77	1.21	3.78	0.67	0.92	0.73
FR Cnc	n9b	2	2	2	2	2	1.40	3.34	0.77	0.89	0.74

¹ Valores medidos con baja S/N.

² Valores no medidos por la baja S/N.

emisiones en el resto de los indicadores cromosféricos que a veces también sobrepasan el continuo (H β , H γ y H δ).

En las líneas de emisión cromosférica de Ca II IRT, se puede observar un par de picos, que podrían provenir de la componente primaria y secundaria respectivamente, ver Fig 5.27, sin embargo, estos perfiles también pueden deberse a otros efectos de actividad tales como manchas, etc.

A pesar de la variaciones de velocidad radial en un período corto, no se ha podido obtener una solución orbital, por otro lado, la presencia de picos en algunas emisiones que podrían venir de una estrella compañera, podrían también deberse a las variaciones de actividad, así, a la vista de estos resultado, no queda clara su naturaleza binaria.

• 2RE J1507+761

Para la estrella 2RE J1507+761 se encuentran pequeñas variaciones de su velocidad radial (hasta 4 km/s en tres días) durante tres campañas de observación (FOCES02a, FOCES02b, y FOCES04), pero no podemos concluir su binariedad debido a que ni siquiera se puede establecer un período aproximado con el rango temporal disponible. Con observaciones futuras que permitan disponer de un rango en tiempo de observación mayor, será posible determinar la naturaleza de estas variaciones. Sus velocidades radiales se dan en la Tabla 5.26.

5.4. Candidatas Aisladas o Posibles Binarias de Largo Período

Se han obtenido en total 19 candidatas aisladas, es decir, cuyas velocidades radiales no cambian en un período menor de 60 días, pero que pueden ser binarias de período mayor. Entre estas se encuentran 4 candidatas a CAB, C62, C65, C66 y C79, incluidas en el catálogo de Strassmeier et al. (1993), que no muestran evidencias de binariedad.

En la Tabla 5.30, se dan los valores de la velocidad radial y la velocidad de rotación medida por correlación cruzada para cada espectro obtenido.

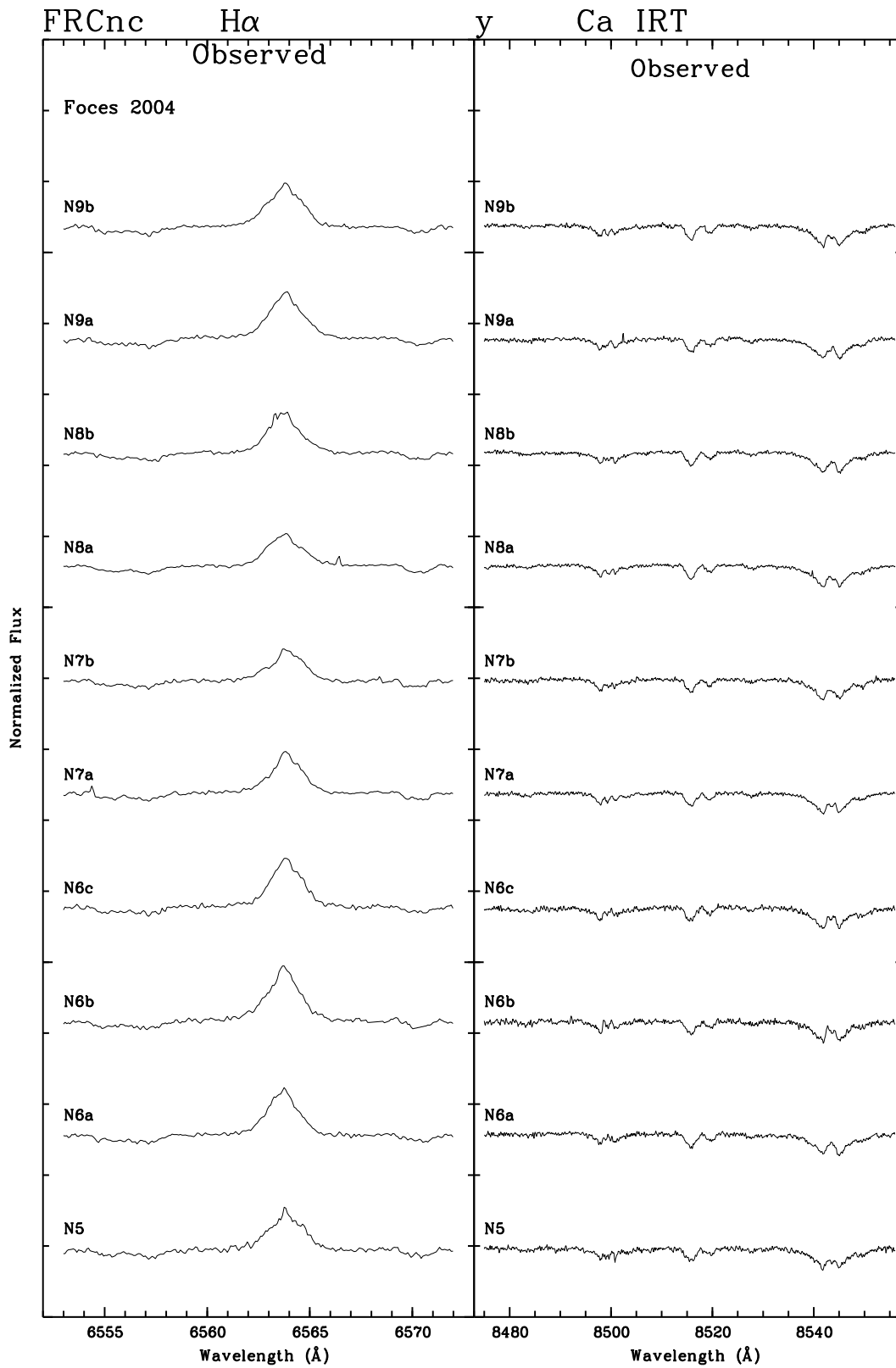


Figura 5.27: Espectros de FR Cnc en la región de las líneas H α (panel izquierdo) y en la región de las líneas del Ca IRT (panel derecho) para la campaña de FOCES 04.

Tabla 5.28: Flujo Absoluto Superficial: FR Cnc

Nombre	Noche	logF _s									
		CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
		K	H						$\lambda 8498$	$\lambda 8542$	$\lambda 8662$
FR Cnc	n5	2	2	2	2	5.88	6.35	6.91	6.24	6.38	6.28
FR Cnc	n6a	6.62	2	2	6.03	6.30	6.42	7.00	6.26	6.36	6.25
FR Cnc	n6b	2	2	2	2	5.86	6.46	7.04	6.28	6.37	6.31
FR Cnc	n6c	2	2	2	2	5.92	6.34	6.95	6.36	6.38	6.27
FR Cnc	n7a	6.41	6.66	6.46	5.56	6.08	6.41	6.95	6.26	6.39	6.74
FR Cnc	n7b	6.42 ¹	6.39	6.09	5.63	5.73	6.31	6.91	6.25	6.37	6.25
FR Cnc	n8a	2	2	2	5.84	6.14	6.33	6.91	6.22	6.36	6.26
FR Cnc	n8b	2	2	2	2	5.69	6.39	6.95	6.25	6.33	6.24
FR Cnc	n9a	6.55	6.47	6.23	2	6.14	6.38	7.03	6.22	6.36	6.26
FR Cnc	n9b	2	2	2	2	2	6.45	6.98	6.28	6.35	6.27

Notas igual a la Tabla anterior.

Tabla 5.29: Razón de los excesos de emisión

Nombre	EW(H α)/EW(H β)	E(H α)/E(H β)	EW(8542)/EW(8498)
FR Cnc	2.65	5.64	1.26
BD +11 2052 A	2.68	2.55	1.28
HD 89959	-	-	1.61/1.55
BD +39 2587	2.19/1.21	1.94/1.79	1.26/1.68
OX Ser	-	-	1.25
PX Ser	4.07	5.08	1.15
HD 160934	2.14	5.01	1.47

Tabla 5.30: Candidatas aisladas o posibles binarias de largo período

Nombre	HJD (240000 +)	Campaña	$V_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$\bar{V}_{\text{hel}} \pm \sigma_V$ (km s ⁻¹)	$\overline{v \text{sen} i}$ (km s ⁻¹)
BD +11 2052B	53096.4917	FOCES04	27.7±0.04	27.62±0.04	2.28
"	53098.3938	FOCES04	26.91±0.12		
OS Hya	53101.3631	FOCES04	26.39±0.27	25.10±0.10	6.42
"	53102.4027	FOCES04	24.89±0.11		
HD 85270	53096.5089	FOCES04	-14.31±0.10	-14.54±0.06	2.77
"	53099.4045	FOCES04	-14.71±0.10		
"	53102.4618	FOCES04	-14.64±0.12		
BD +28 1779	53099.3848	FOCES04	-14.86±0.12	-15.25±0.10	0.05
"	53100.3568	FOCES04	-15.69±0.23		
"	53102.4668	FOCES04	-16.45±0.25		
GJ 378	53100.4197	FOCES04	-16.28±0.43	-16.07±0.29	3.46
"	53102.4980	FOCES04	-15.89±0.40		
EQ Leo	53101.4241	FOCES04	16.75±0.26	16.77±0.15	16.60
"	53100.4484	FOCES04	18.86±0.24		
"	53102.5164	FOCES04	13.95±0.28		
HD 238090	53099.4848	FOCES04	-17.34±0.41	-17.77±0.25	0.54
"	53100.4617	FOCES04	-18.28±0.38		
"	53102.5845	FOCES04	-17.51±0.53		
HD 109011	53101.5282	FOCES04	-6.76±0.13	-6.59±0.09	3.08
"	53102.6215	FOCES04	-6.42±0.13		
BD +39 2586	53096.5500	FOCES04	-4.62±0.06	-4.66±0.05	2.81
"	53096.5338	FOCES04	-4.83±0.13		
HD 234121	53096.5707	FOCES04	-16.36±0.14	-16.61±0.09	3.26
"	53099.5684	FOCES04	-16.67±0.25		
"	53100.5165	FOCES04	-16.91±0.16		
"	53102.6708	FOCES04	-16.59±0.28		
HD 142764	52002.1723	INT01	-31.14±2.36	-56.62±0.10	3.65
"	52003.2479	INT01	-44.91±2.36		
"	52390.0952	FOCES02a	-56.50±0.11		
"	53096.6319	FOCES04	-57.90±0.28		
HD 147379 A	52388.5575	FOCES02a	-17.87±0.19	-17.91±0.91	-
"	52389.6274	FOCES02a	-17.95±0.19		
GI Dra	53100.6213	FOCES04	-30.52±0.10	-30.46±0.06	2.93
"	53101.5835	FOCES04	-30.55±0.13		
"	53102.6845	FOCES04	-30.35±0.10		
HD 151288	52388.6507	FOCES02a	-30.47±0.14	-30.53±0.08	15
"	52389.6159	FOCES02a	-30.55±0.15		
"	52390.6549	FOCES02a	-30.56±0.14		
HD 153525	52388.6608	FOCES02a	-5.93±0.11	-5.89±0.06	30
"	52389.6814	FOCES02a	-5.86±0.11		
"	52390.6961	FOCES02a	-5.89±0.11		
HD 155802	53100.6693	FOCES04	-33.23±0.15	-33.12±0.09	2.12
"	53101.6057	FOCES04	-33.09±0.14		
"	53102.6784	FOCES04	-33.03±0.16		
HD 156984	53096.6942	FOCES04	-96.73±0.15	-97.00±0.09	0.30
"	53098.7323	FOCES04	-97.31±0.18		
"	53099.5798	FOCES04	-97.04±0.14		
HD 226099	53101.6876	FOCES04	9.27±0.41	7.67±0.22	3.66
"	53102.6549	FOCES04	7.03±0.26		
HD 200740	52175.3850	FOCES01	-19.98±0.08	-19.98±0.08	-

En general estas estrellas no poseen actividad cromosférica o es muy débil.

Estudios posteriores confirmaran si realmente son estrellas aisladas o binarias de períodos largos.

Capítulo 6

Comportamiento de los Indicadores de Actividad

La actividad magnética de las estrellas de los últimos tipos espectrales de la secuencia principal es una manifestación observable de campo magnético estelar.

La generación y amplificación de los campos magnéticos superficiales en estrellas tipo solar, se considera comúnmente como resultado del complejo mecanismo dinamo, cuya eficiencia depende de la interacción entre la rotación diferencial y la capa convectiva subfotosférica. Se han realizado numerosos estudios para buscar esta relación actividad-rotación.

En principio Wilson (1966) y Kraft (1967), pensaban que esta relación era indirecta y se relacionaba a través de la edad. Skumanich (1972), comparó la rotación con las emisiones en H y K del Ca II para estrellas de las Pléiades, Ursa Mayor, Híades y para el Sol, y demostró que ambas, la emisión cromosférica y la rotación, disminuyen con el inverso de la raíz cuadrada de la edad. De acuerdo con los datos de Frazies et al. (1970) para el Sol, la intensidad de la emisión del H y K del Ca II varía linealmente con la intensidad del campo magnético superficial. El trabajo de Skumanich (1972) fue así el primero en sugerir que la relación actividad-rotación era consecuencia de la acción dinamo, debido a la relación de proporcionalidad entre el flujo superficial del campo magnético y la rotación estelar.

Para estrellas aisladas rápidas rotadoras, existe una correlación bien establecida entre la actividad magnética y la rotación (Noyes et al. 1984), en la que la rotación es un parámetro crucial de la actividad estelar para una estrella de un tipo espectral determinado (Kraft 1967; Durney 1972). Esta correlación se puede entender como la dependencia de la eficacia en la generación de flujos magnéticos a gran escala por parte del proceso de dinamo con la rotación del fluido (Parker 1955, 1979). El campo magnético acopla la zona subfotosférica de convección con la cromosfera, región de transición y corona estelares, permitiendo que la energía cinética asociada a la turbulencia se convierta en un exceso de energía magnética que puede entonces ser disipada, lo que significa que permite el mantenimiento de un viento estelar caliente que actúa como freno de la rotación estelar (ver Mestel y Spruit 1987; Collier Cameron et al. 1991). Esto conlleva el consecuente decremento en el flujo magnético mantenido por el proceso dinamo y la actividad asociada que se observa desde el óptico a los rayos X.

Otros indicadores observables de la actividad estelar incluyen el cubrimiento de la superficie estelar por manchas fotosféricas y las emisiones producidas en las distintas capas de la atmósfera estelar. Cuando se compara cualquier medida radiativa de la

actividad magnética estelar con la velocidad de rotación, para estrellas de temperatura efectiva y gravedad similares, se encuentra que la actividad crece monótonamente según crece la velocidad angular para períodos que sobrepasan 1-2 días. Una de las mejores correlaciones entre la actividad magnética y la rotación, se obtiene cuando se utiliza el número de Rossby, definido como la razón entre el período de rotación y el tiempo característico de convección. Todos estos indicadores muestran un incremento con la rotación, seguida de una saturación (Noyes et al. 1984; Hempelmann et al. 1995; Montes et al. 1996; Stauffer et al. 1997; Pizzolato et al. 2003) y recientemente se ha observado también un proceso de supersaturación, donde la emisión en rayos X decrece con el aumento de la rotación tras pasar la zona de saturación (Prosser et al. 1996; Randich 1998). Se han propuesto varias hipótesis para explicar este efecto de saturación. Algunos autores opinan que se debe a saturación del mecanismo dinamo (Charbonneau y MacGregor 1992), otros han considerado que es el propio mecanismo de calentamiento el que se puede saturar y Vilhu (1984) señala que si los indicadores de actividad están asociados a las regiones magnéticamente activas de la superficie estelar de tal manera que el área cubierta por regiones activas es mayor a mayor intensidad del campo magnético, la saturación se alcanzaría al alcanzar la rotación un valor donde la superficie estuviera completamente cubierta por regiones activas. Actualmente no está claro que causa este efecto de saturación (Pizzolato et al. 2003; Ryan et al. 2005) y en principio podría tratarse del conjunto de varios procesos.

Las relaciones Flujo-Flujo entre diversos indicadores de actividad han sido muy estudiadas en la literatura (Ayres et al. 1981; Orange et al. 1982; Basri 1987; Montesinos y Jordan 1988; Rutten et al. 1991; Thatcher y Robinson 1993; Montes et al. 1996; López-Santiago et al. 2005), ya que proporcionan relaciones entre indicadores que se forman a distintas temperaturas, es decir, a distintas alturas de la atmósfera estelar. Las correlaciones encontradas son bastante aceptables y se cumplen para distintos tipos espectrales y clases de luminosidad, donde las pendientes aumentan al aumentar la temperatura de formación de los correspondientes indicadores (desde la cromosfera a la corona).

En este capítulo se realiza un estudio de las relaciones Flujo-Flujo de todos los indicadores ópticos de actividad cromosférica desde H y K del Ca II hasta el triplete del Ca IRT (hasta ahora sólo se había estudiado en los indicadores clásicos como H y K del Ca II y $H\alpha$) que se han mencionado a lo largo del texto, con el fin de comprobar la relación existente entre todos ellos. También se han analizado las relaciones entre la actividad y la rotación mediante diagramas Flujo- P_{rot} , Flujo- v_{seni} y Flujo-número de Rossby. Este estudio se ha llevado a cabo para una muestra de binarias cromosféricamente activas que incluye 14 sistemas binarios de los que se presentaron las medidas de las EW de los excesos de las líneas de emisión (19 estrellas) y los correspondientes flujos en el Capítulo 4; 7 estrellas confirmadas como binarias (ver Capítulo 5) y 16 sistemas de las cuales se han recopilado datos de los flujos en trabajos anteriores del grupo de investigación (Montes et al. 2000) (de estos 16 sistemas, tres son comunes a los estudiados en el Capítulo 4, V1149 Ori, HU Vir y MS Ser). Las estrellas, 47, de los 35 sistemas binarios, son en su mayoría muy activas, con emisiones en todos los indicadores del óptico y con $H\alpha$ en emisión por encima del continuo.

Los resultados encontrados se compararán con los obtenidos por otros autores, en particular con el estudio sobre sistemas binarios activos de Montes et al. (1995 y 1996) llevado a cabo con una muestra de sistemas binarios, de clases RS CVn y BY Dra, de distintos niveles de actividad, centrándose en el estudio de los indicadores H y K del

Tabla 6.1: Parámetros Estelares y Orbitales para la Muestra Total

HD	Nombre	T _{sp}	SB	Cont. (S _H /S _C)	(B-V)	(V-R)	T _{Conj} (H.J.D.) (2400000+)	P _{orb} (días)	P _{rot} (días)	v _{seni} (km s ⁻¹)
-	BK Psc	K5V/M3V	1	1.0	1.16	0.73	51383.2930	2.1663	2.24	17.1
12545	XX Tri	K0III	1	1.0	1.21	[0.62]	47814.3242	23.9824	24.3	17
21242	UX Ari	G5V/K0IV	2	0.70/0.30	0.91	0.54/0.70	50415.0647	6.43876	6.437876	6/37
32357	12 Cam	K0III	1	1.0	1.12	[0.77]	48111.1	80.898	81.23	11.3
37824	V1149 Ori	K1III	1	1.0	1.14	0.90	44325.93	53.580	54.1	11
45088	OU Gem	K3V/K5V	2	0.70/0.30	[0.95/1.15]	[0.82/0.99]	43846.2	6.991868	7.36	5.6/5.6
-	V789 Mon	K5V/K5V	2	0.60/0.40	[1.15]	1.03	49054.9805	1.4021	1.412	28.3/25.1
62044	σ Gem	K1III	1	1.00	1.12	0.92	47227.22	19.604471	19.601562	27
-	FR Cnc	K8V	1	1.00	1.16	0.67	-	-	0.827	35.6
80715	BF Lyn	K2V/dK	2	0.50/0.50	0.99	[0.74/]	45802.472	3.80406	3.80406	10/10
81410	IL Hya	G8V/K0III-IV	2	0.03/0.97	1.02	0.79	47103.1723	12.904982	12.730	26.5
82159	BD+11 2052A	G8V/M4-5V	1	1.00	0.91	[0.58]	53095.8789	3.8562	≈ P _{orb}	13.9
82286	FF UMa	K0IV/K0V	2	0.70/0.30	0.97/[0.81]	0.74/[0.64]	50292.1328	3.2658	3.27	33.6/32.4
89546	FG UMa	G8IV	1	1.0	1.00	0.64	49297.702	21.35957	21.50	15
89959	BD+41 2078	K0V	2	0.5/0.5	[0.81]	[0.64]	51262.5625	12.1606	-	1.2/1.2
91816	LR Hya	K0V/K0V	2	0.50/0.50	[0.81/0.81]	[0.64/0.64]	46539.89	6.86569	3.1448	6/6
-	DM UMa	K0-1IV-III	1	1.0	1.06	[0.76]	47623.38	7.4949	7.478	27
95559	2REJ 1101	K1V/K1V	2	0.50/0.50	0.87	[0.69]/[0.69]	49051.3125	1.5260	1.526	26.2/26.9
106225	HU Vir	K0III-IV	1	1.0	0.97	[0.705]	50195.909	10.3876	10.42	31.3
106677	DK Dra	K1III/K1III	2	0.50/0.50	[1.07/1.07]	[0.81/0.81]	2443445.95	64.44	63.75	10/10
-	BD+39 2587	G8V/M0V	2	0.89/0.11	0.85	[0.58]	51232.1836	7.5656	≈ P _{orb}	4.7/-
112859	BQ CVn	F/K0 III	2	0.20/0.80	0.93	[0.77]	-	18.700	18.50	<6/17
113816	IS Vir	K0III	1	1.0	1.15	0.93	49843.4	23.65462	23.50	6
114515	RS CVn	F4IV/G9IV	2	0.60/0.40	0.42/0.91	0.72	22811.6666	4.797851	4.7912	11/42
115781	BL CVn	G-KIV/K0III	2	0.07/0.93	1.14	[/0.77]	45284.47	18.6917	18.6917	7/35
116204	BM CVn	K1III	1	1.0	1.16	[0.81]	445256.776	20.625	20.6	15
116544	IN Vir	K5V+KV	1	1.0	1.14	0.45	49422.53	8.1895	-	24
138157	OX Ser	K0III	1	1.00	[1.00]	[0.77]	50918.1406	14.3675	14.3	29
143313	MS Ser	K2IV/G8V	2	0.85/0.15	0.94/1.23	[0.58/0.79]	42616.142	9.01490	9.60	7/15
143705	BD+29 2753	G0V/G0V	2	0.50/0.50	[0.58]	[0.50]	51262.1445	8.1130	-	3.4/2.2
145230	PX Ser	K2IV	1	1.00	0.99	0.78	-	-	-	19
160934	2RE J1738	K7V	1	1.00	1.30	[1.15]	2485.9436	6246.1318	1.842	15.8
234677	BY Dra	K4V/K7.5V	2	0.70/0.30	1.22	1.1	43792.1056	5.975112	3.827	8.0/7.4
175742	V775 Her	K0V/[K5-M2V]	1	0.93/0.07	0.91	0.80	43674.167	2.879395	2.898	15/-
208472	V2075 Cyg	K0III	1	1.0	[1.00]	[0.77]	49252.391	22.62293	-	-

Ca II (para 73 sistemas) y H α (para 51 sistemas), algunos comunes con los estudiados en este trabajo (estos flujos se han recalculado a partir de los datos de *EW* utilizando las mismas calibraciones utilizadas en este trabajo de Hall 1996) y con el estudio sobre estrellas aisladas jóvenes de López-Santiago (2005), que también determina los flujos en todos los indicadores ópticos a partir de espectroscopía echelle en una muestra de 144 estrellas.

Los parámetros estelares (T_{espt}, B-V, V-R, P_{rot}, v_{seni}) y orbitales (P_{orb}, T_{Conj}) de los sistemas de la muestra se han recopilado en la Tabla 6.1. Los datos de los flujos cromosféricos utilizados para las relaciones analizadas en este capítulo son el valor medio de todas las observaciones disponibles para cada estrella y se dan en la Tabla 6.2.

6.1. Relaciones Flujo-Flujo

6.1.1. Líneas H y K de Ca II y H ϵ

La intensa emisión en el núcleo de las líneas del doblete H y K del Ca II es el clásico indicador de la actividad cromosférica en el óptico. Su función fuente está dominada por procesos colisionales y por tanto es un buen trazador de la temperatura y la densidad electrónica de la región. Por analogía con el Sol, estas emisiones se han identificado con las emisiones del entramado cromosférico en general y en particular con regiones tipo playas, que muestran campos magnéticos más intensos que en las zonas adyacentes.

Sin embargo, en sistemas binarios, el análisis de estas líneas es más complicado,

Tabla 6.2: Flujo Absoluto Superficial Medio de los diferentes Indicadores de Actividad Cromosférica para la Muestra Total de Sistemas Binarios

HD	Nombre	Ref.	Comp.	logF _S en el espectro substraído									
				CaII		H ϵ	H δ	H γ	H β	H α	CaII IRT		
				K	H						λ 8498	λ 8542	λ 8662
-	BK Psc	G	P	6.51	6.45	6.03	5.59	5.60	5.83	7.05	6.17	6.37	6.35
		G	S	5.41	5.31	0.00	4.95	4.97	4.92	6.32	0.00	0.00	0.00
12545	XX Tri	G	P	7.24	6.90	6.10	5.65	5.70	6.21	6.94	6.53	6.69	6.67
21242	UX Ari	M00	P	6.92	6.90	6.12	-	-	6.23	6.89	0.00	0.00	6.63
32357	12 Cam	M00	P	6.45	6.40	0.00	-	-	5.10	5.99	0.00	6.28	6.14
37824	V1149 Ori	G, M00	P	6.05	5.79	0.00	-	-	4.91	5.98	6.04	6.20	6.22
45088	OU Gem	M00	P	6.12	6.05	5.38	-	-	5.80	6.25	6.18	6.24	6.24
		S	S	5.82	5.73	5.50	-	-	5.43	6.17	5.72	5.99	5.76
-	2RE J0725-002 (V789 Mon)	G	P	-	-	-	-	-	-	6.77	6.25	6.41	6.30
62044	σ Gem	M00	P	5.92	5.89	-	-	0.00	4.65	5.63	0.00	6.26	6.02
-	FR Cnc	G	P	6.50	6.51	6.26	5.76	5.97	6.38	6.96	6.26	6.36	6.31
80715	BF Lyn	M00	P	6.74	6.71	6.15	-	-	6.09	6.51	6.04	6.20	6.10
		S	S	6.71	6.68	6.15	-	-	6.07	6.40	6.15	6.19	6.23
81410	IL Hya	M00	P	6.38	6.38	0.00	-	-	5.39	6.49	6.19	6.17	6.30
82159	BD 11 2052 A	G	P	6.92	6.95	6.31	5.57	5.60	5.86	6.34	5.89	6.02	5.84
82286	2RE J0933+624 (FF UMa)	G	P	7.03	6.95	6.66	6.22	6.08	6.55	7.25	6.67	6.61	6.71
		S	S	6.97	6.90	6.47	6.22	6.14	6.33	7.33	6.44	6.45	6.28
89546	FG UMa	M00	P	6.94	6.89	0.00	-	-	5.70	6.61	0.00	6.42	6.29
89959	BD +41 2078	G	P	6.63	6.52	0.00	0.00	0.00	0.00	5.62	5.76	5.97	5.87
		S	S	6.63	6.42	0.00	0.00	0.00	0.00	5.62	5.74	5.93	5.80
91816	LR Hya	M00	P	6.67	6.66	0.00	-	-	0.00	5.87	0.00	6.33	6.27
		S	S	6.67	6.59	0.00	-	-	0.00	6.07	0.00	6.45	6.32
-	DM UMa	G	P	6.72	6.41	5.85	5.91	5.83	6.26	7.01	6.28	6.36	6.26
95559	2RE J1101+223	G	P	7.02	6.99	6.47	5.93	6.04	6.17	6.60	6.31	6.40	6.35
		S	S	7.00	6.94	6.71	6.05	6.03	6.17	6.64	6.36	6.41	6.40
106225	HU Vir	G, M00	P	6.71	6.58	5.73	0.00	5.80	6.10	6.92	6.34	6.47	6.44
106677	DK Dra	M00	P	6.45	6.32	0.00	-	-	0.00	6.04	0.00	6.24	6.09
		S	S	6.48	6.29	0.00	-	-	4.70	6.22	0.00	6.63	6.41
-	BD +39 2587	G	P	6.64	6.53	6.13	5.95	5.87	6.06	6.46	5.93	6.02	6.05
		S	S	6.10	6.06	5.96	5.42	5.16	5.86	6.60	5.42	5.61	5.55
112859	BQ CVn	M00	P	6.39	6.38	5.36	-	-	5.58	6.25	0.00	6.50	6.38
113816	IS Vir	M00	P	5.99	5.97	0.00	-	-	5.04	6.07	0.00	6.30	6.18
114519	RS CVn	G	P	-	-	-	-	-	6.40	7.20	6.99	7.10	7.10
115781	BL CVn	M00	P	6.43	6.41	0.00	-	-	0.00	5.94	0.00	6.17	5.93
116204	BM CVn	M00	P	6.55	6.51	0.00	-	-	5.16	6.35	0.00	6.36	6.30
116544	IN Vir	M00	P	6.34	6.23	5.39	0.00	0.00	5.11	6.04	6.15	6.25	6.16
138153	OX Ser	G	P	6.84	6.61	0.00	0.00	0.00	0.00	5.91	5.99	6.09	6.09
143313	MS Ser	G, M00	P	7.11	6.92	6.69	6.46	6.44	6.84	6.92	7.04	6.78	6.74
		S	S	6.48	6.57	0.00	0.00	5.38	5.63	5.73	5.25	5.91	5.89
143705	BD +29 2753	G	P	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
145230	PX Ser	G	P	6.49	6.39	5.62	0.00	0.00	5.71	6.41	6.29	6.36	6.27
160934	2RE J1738+611	G	P	5.85	5.91	5.43	5.51	5.49	5.74	6.39	5.90	6.07	5.95
234677	BY Dra	G	P	6.04	5.81	5.27	5.32	5.13	5.51	6.29	5.92	5.97	5.81
175742	V775 Her	G	P	6.41	6.27	5.91	5.63	5.77	5.94	6.55	6.23	6.34	6.27
		S	S	5.92	6.06	0.00	0.00	0.00	0.00	6.38	0.00	0.00	0.00
208472	V2075 Cyg	G	P	6.57	6.14	-	-	-	-	6.35	6.20	6.34	-

Ref.: Referencia de la cual se han tomado los flujos cuya media se presenta en la Tabla.

G: Este trabajo; M00: Montes et al (2000).

teniendo en cuenta varios factores que dificultan su estudio: la contribución de cada componente al espectro observado (esto, naturalmente, es común a todos los indicadores de actividad); el solapamiento de las líneas de ambas componentes y en particular de las líneas de H del Ca II y H ϵ ; la baja señal ruido en esta zona de los espectros hace difícil la substracción espectral, teniendo muchas veces que medir las EW sobre los espectros observados; algunas de las estrellas que se utilizan de referencia presentan pequeñas emisiones en estas líneas, con lo que las EW medidas en los espectros substraídos pueden estar subestimadas.

En la Figura 6.1 se han representado los flujos de la línea H en el eje de abscisas y de la K en el eje de ordenadas junto con el ajuste lineal por mínimos cuadrados (con símbolos crecientes según valores de v_{seni} mayores y distinto color según su tipo espectral) para el conjunto de estrellas binarias de este trabajo (círculos rellenos) y las estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos), obteniéndose la siguiente relación:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (0.16 \pm 0.01) + (0.99 \pm 0.02) \log F_S(\text{Ca II H}) \quad (r = 0.97) \quad (6.1)$$

Con r el coeficiente de correlación. Se deduce así la razón $F_S(\text{Ca II K})/F_S(\text{Ca II H}) = 1.34$. Teniendo en cuenta sólo las 36 estrellas binarias de la muestra el resultado es:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (0.36 \pm 0.02) + (0.96 \pm 0.05) \log F_S(\text{Ca II H}) \quad (r = 0.94) \quad (6.2)$$

Con $F_S(\text{Ca II K})/F_S(\text{Ca II H}) = 2.29$. En el estudio realizado por López-Santiago (2005) en estrellas aisladas, se obtienen unos valores muy similares para esta relación flujo-flujo:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (0.12 \pm 0.01) + (1.00 \pm 0.03) \log F_S(\text{Ca II H}) \quad (r = 0.97) \quad (6.3)$$

teniendo entonces $F_S(\text{Ca II K})/F_S(\text{Ca II H}) = 1.32$, es decir, casi igual que lo obtenido incluyendo las binarias. Otros autores dan valores de 1.15 (Linsky et al. 1979) para estrellas enanas y 1.08 (Montes et al. 1996) para estrellas binarias activas.

Respecto a la línea H ϵ , como su función fuente está dominada por procesos de fotoionización, no ofrece información sobre las propiedades del medio, pero también se considera un indicador de actividad por encontrarse en emisión en las estrellas activas. Su cercanía a la línea H del Ca II dificulta a veces su medida y por tanto el error en los valores medidos es mayor que en el resto de las líneas. En la Figura 6.2 se han representado los flujos de H ϵ en el eje de abscisas y de H y K respectivamente en el eje de ordenadas junto con el ajuste lineal por mínimos cuadrados para el conjunto de estrellas aisladas y binarias, obteniéndose las siguientes relaciones:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.62 \pm 0.03) + (0.82 \pm 0.07) \log F_S(\text{H}\epsilon) \quad (r = 0.86) \quad (6.4)$$

$$\log F_S(\text{Ca II H}) = (1.49 \pm 0.03) + (0.83 \pm 0.06) \log F_S(\text{H}\epsilon) \quad (r = 0.90) \quad (6.5)$$

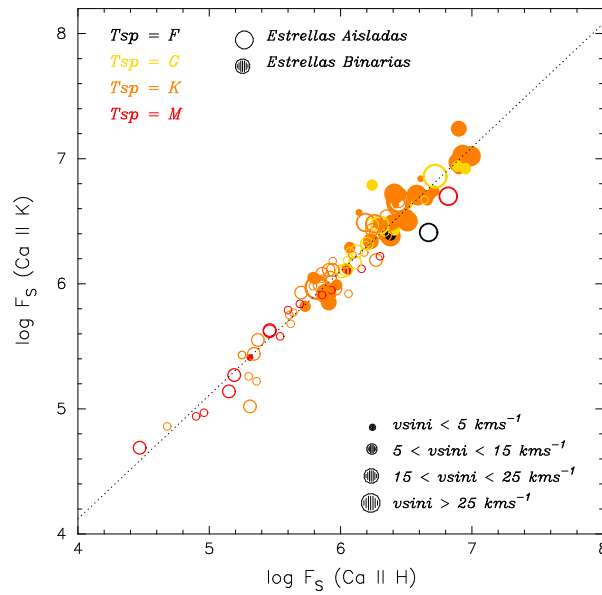


Figura 6.1: Relación Flujo-Flujo H y K del Ca II para estrellas binarias de este trabajo (círculos rellenos) y estrellas aisladas de López-Santiago 2005 (círculos vacíos).

Las relaciones obtenidas únicamente con las binarias son:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (2.23 \pm 0.05) + (0.73 \pm 0.12) \log F_S(H_\epsilon) \quad (r = 0.80) \quad (6.6)$$

$$\log F_S(\text{Ca II H}) = (1.89 \pm 0.04) + (0.77 \pm 0.10) \log F_S(H_\epsilon) \quad (r = 0.84) \quad (6.7)$$

Que poseen pendientes algo menores que las encontradas para estrellas aisladas por separado:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.37 \pm 0.04) + (0.86 \pm 0.09) \log F_S(H_\epsilon) \quad (r = 0.90) \quad (6.8)$$

$$\log F_S(\text{Ca II H}) = (1.48 \pm 0.03) + (0.82 \pm 0.06) \log F_S(H_\epsilon) \quad (r = 0.94) \quad (6.9)$$

obtenidas por López-Santiago (2005), y de las calculadas por Montes et al. (1995) para sistemas binarios activos:

$$\log F_S(\text{Ca II K}) = (1.46 \pm 0.56) + (0.86 \pm 0.09) \log F_S(H_\epsilon) \quad (r = 0.95) \quad (6.10)$$

La diferencia en los resultados puede ser debida a que, como se ha mencionado antes, los valores de H_ϵ son más difíciles de medir, sobre todo para las componentes secundarias, y por tanto tienen un mayor error.

6.1.2. Línea $H\alpha$

La línea de $H\alpha$ se forma en la cromosfera media, aunque sus alas se forman en zonas más internas. Es el indicador más importante en el óptico debido a que las estrellas frías de este estudio, tienen su máximo de emisión en esta longitud de onda. Este indicador se ha mostrado como un buen diagnóstico de la actividad estelar tanto en estrellas de

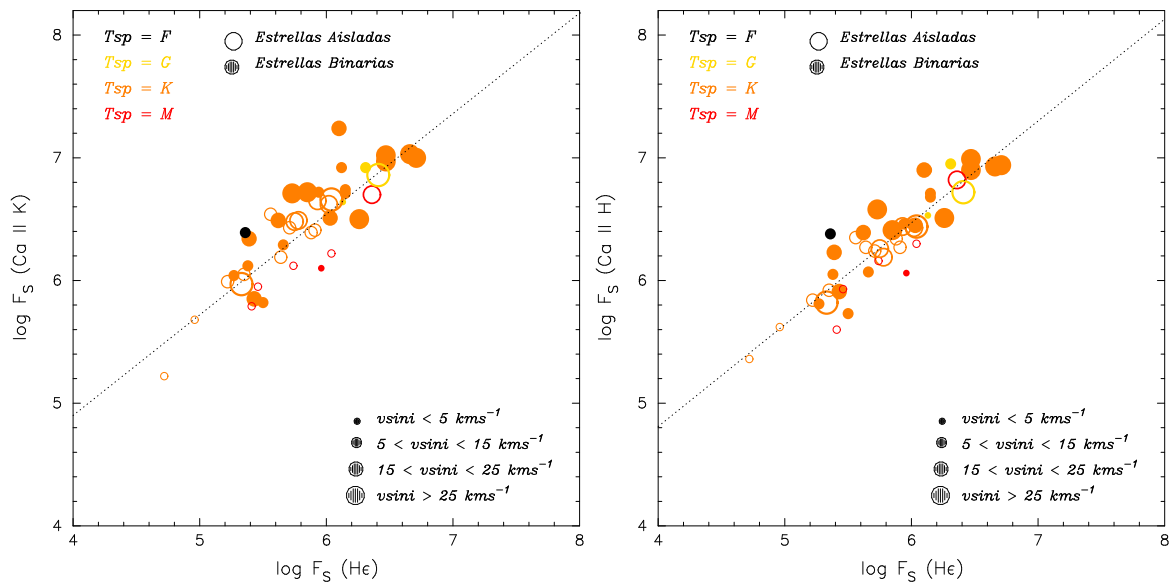


Figura 6.2: Relación Flujo-Flujo He y H y K del Ca II.

la secuencia principal, gigantes y estrellas T-Tauri (Herbig 1985; Stauffer y Hartmann 1986; Young et al. 1989; Bouvier 1990; Pasquini y Pallavicini 1991) como en sistemas RS CVn y BY Dra (Strassmeier 1990; Montes et al. 1996).

A continuación se presentan las relaciones entre el flujo de $H\alpha$ y los restantes indicadores de actividad.

■ Flujo de $H\alpha$ y Flujos de H y K del Ca II:

Esta es una de las relaciones más referida en la bibliografía, (Zarro y Rodgers 1983; Herbig 1985; etc) puesto que implica una relación entre las distintas capas de las cromosfera donde se forman las líneas $H\alpha$ (que se forma principalmente en la cromosfera media) y H y K del Ca II (que se puede formar desde la baja hasta la alta cromosfera).

Cuando se representan los flujos de esta línea frente a los flujos de H y K del Ca II para estrellas binarias y aisladas, (ver Fig. 6.3), se obtienen los siguientes resultados:

$$\log F_S(H_\alpha) = (-1.13 \pm 0.04) + (1.13 \pm 0.10) \log F_S(\text{Ca II K}) \quad (r = 0.77) \quad (6.11)$$

$$\log F_S(H_\alpha) = (-1.00 \pm 0.05) + (1.13 \pm 0.11) \log F_S(\text{Ca II H}) \quad (r = 0.76) \quad (6.12)$$

Existe una independencia con respecto al color en todas las relaciones entre excesos de emisión en diferentes líneas cromosféricas (Schrijver y Zwaan 2000), que parece desaparecer para las estrellas de tipo M. Rutten y Schrijver (1987) y Rutten et al. (1989) argumentan que el flujo de las líneas de Balmer no compensa la reducción en la emisión, en H y K del Ca II y h y k del Mg II, y que por tanto existe una deficiencia neta real en la emisión cromosférica en las estrellas de tipo M respecto de estrellas más calientes con el mismo período de rotación. Por ello, para el ajuste realizado se han excluido los valores de las estrellas de la muestra

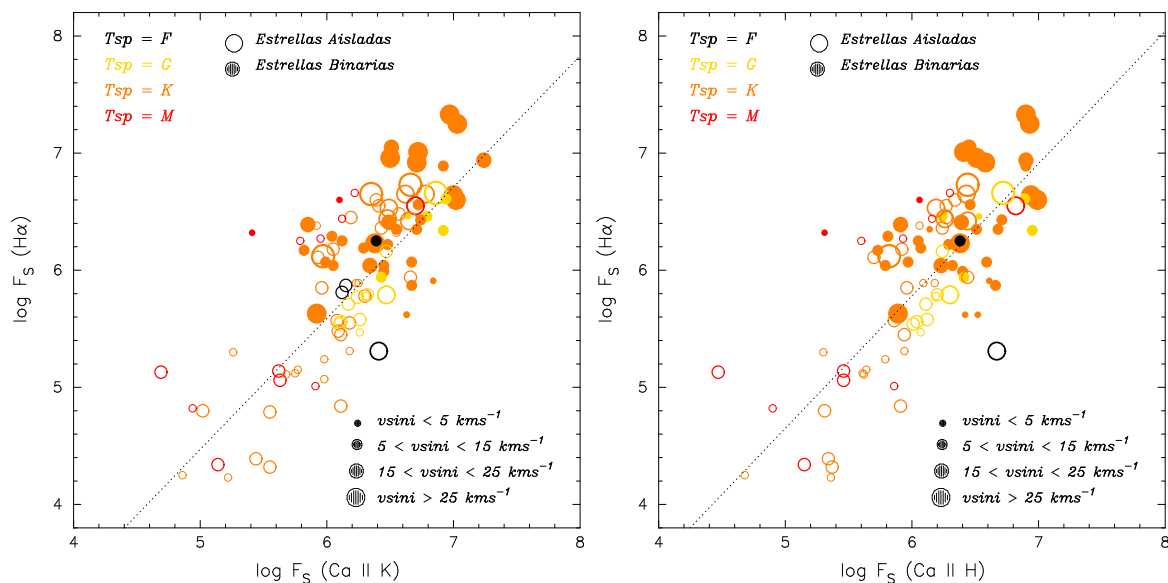


Figura 6.3: Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y H y K del Ca II

de tipo espectral M (que son sólo las componentes secundarias de BK Psc y BD +39 2587).

Los valores de la literatura para la relación ($H\alpha$, K del Ca II) son bastante parecidos:

$$\log F_S(H_\alpha) = (-0.92 \pm 0.65) + (1.13 \pm 0.10) \log F_S(\text{Ca II K}) \quad (r = 0.83) \quad (6.13)$$

para las estrellas binarias activas de Montes et al. (1995), y

$$\log F_S(H_\alpha) = (-1.11 \pm 0.05) + (1.13 \pm 0.11) \log F_S(\text{Ca II K}) \quad (r = 0.78) \quad (6.14)$$

para las estrellas aisladas de López-Santiago (2005). A pesar de la dispersión puede verse que tanto estrellas aisladas como binarias siguen la misma tendencia, donde las estrellas binarias se mantienen en la parte más alta del ajuste confirmando así su gran actividad.

■ Flujo de $H\alpha$ y las restantes líneas de Balmer:

Las líneas de Balmer en general muestran un comportamiento similar, siguiendo todas la misma tendencia, pero se forman en alturas diferentes de la atmósfera estelar, debido a las condiciones de temperatura y densidad que precisan para su formación.

Estos 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, se han estudiado en muy pocos casos. Un ejemplo es Montes et al. (1996), donde 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 (los espectros estelares cubren todo el rango óptico), al igual que los datos utilizados de las binarias de Montes et al. (2000) y de las aisladas de López-Santiago (2005).

La relación obtenida entre los flujos de $H\alpha$ y de $H\epsilon$ es (ver Fig. 6.4):

$$\log F_S(H\alpha) = (1.42 \pm 0.05) + (0.86 \pm 0.12) \log F_S(H\epsilon) \quad (r = 0.74) \quad (6.15)$$

siendo muy similar la encontrada por Montes et al. (1995) para binarias:

$$\log F_S(H\alpha) = (1.91 \pm 0.57) + (0.79 \pm 0.10) \log F_S(H\epsilon) \quad (r = 0.78) \quad (6.16)$$

Pero bastante diferente de la relación obtenida para estrellas aisladas por López-Santiago (2005):

$$\log F_S(H\alpha) = (3.64 \pm 0.02) + (0.48 \pm 0.07) \log F_S(H\epsilon) \quad (r = 0.86) \quad (6.17)$$

Esta gran diferencia entre binarias y aisladas, parece ser debida esencialmente a la dispersión en los datos de las estrellas binarias, como se puede ver en los diagramas, que puede deberse o bien a su propia naturaleza binaria, puesto que los valores obtenidos en este trabajo y por Montes et al. (1995) son muy similares, o bien a las complicaciones adicionales en las medidas de $H\epsilon$.

Los ajustes para las relaciones entre $H\alpha$ y $H\delta$, $H\gamma$ y $H\beta$ son (ver Figs. 6.4 y 6.5, panel derecho):

$$\log F_S(H\alpha) = (3.68 \pm 0.05) + (0.50 \pm 0.11) \log F_S(H\delta) \quad (6.18)$$

$$(3.94 \pm 0.05) + (0.46 \pm 0.13) \log F_S(H\gamma) \quad (6.19)$$

$$(2.92 \pm 0.03) + (0.60 \pm 0.06) \log F_S(H\beta) \quad (6.20)$$

Con coeficientes de correlación $r=0.51$, $r=0.46$ y $r=0.76$ respectivamente. Estos valores también difieren de los obtenidos para estrellas aisladas por López-Santiago (2005), cuyas pendientes son 0.49, 0.45 y 0.66 para $H\delta$, $H\gamma$ y $H\beta$, salvo la relación con $H\beta$ que es muy similar. Si se tienen en cuenta sólo las estrellas binarias las pendientes son 0.57, 0.51 y 0.59.

En general, las pendientes obtenidas para estas líneas son similares, de acuerdo con que se forman de la misma manera y a alturas no muy distintas.

En los resultados obtenidos para estas líneas, sobre todo $H\delta$ y $H\gamma$, hay que tener en cuenta que el número de medidas de excesos de emisión es menor que en otras relaciones, sólo estrellas muy activas muestran llenados de emisión en estas líneas, y que el error de medida debido a la baja S/N de los espectros en la zona también es mayor que para otras regiones. Igualmente se observa una mayor dispersión en las estrellas binarias que en las aisladas.

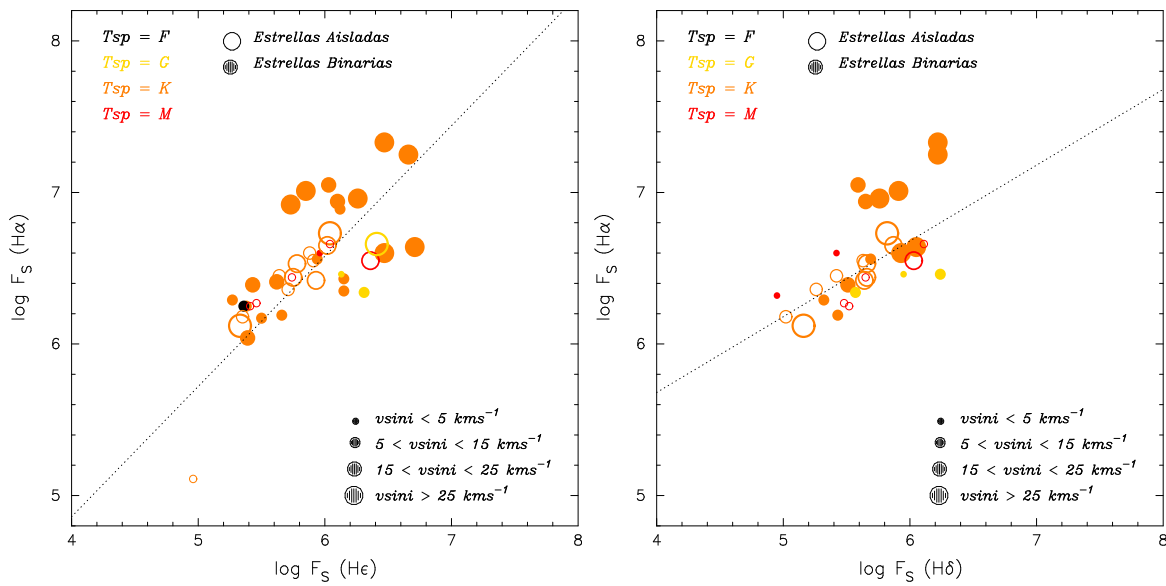


Figura 6.4: Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ - $H\epsilon$ y $H\alpha$ - $H\delta$

Como ya se ha visto a lo largo del trabajo, la razón entre los excesos de emisión de $H\alpha$ y $H\beta$ está relacionada con la presencia de protuberancias (Hall y Ramsey 1992). Cuando $E(H\alpha)/E(H\beta)$ es < 3 se atribuye tanto a playas como a protuberancias vistas sobre el disco y valores mayores sólo pueden provenir de protuberancias en el limbo. En la Tabla 4.34 y en la Fig 6.6, puede verse que la mayoría de los sistemas binarios de la muestra presentan protuberancias en el limbo, lo que indica la gran actividad en estas estrellas. En la Fig 6.6 se ha representado el cociente $E(H\alpha)/E(H\beta)$ frente al exceso de flujo en $H\beta$ para las componentes de los sistemas binarios de este trabajo (círculos rellenos) y para las estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos) en el panel izquierdo y sólo los sistemas binarios de este trabajo en el panel derecho (estrellas de clase de luminosidad V en círculos rellenos y estrellas de clase de luminosidad III o IV en espas), señalándose los límites entre playas y protuberancias. Mientras que las estrellas aisladas se encuentran en su mayoría cercanas al límite entre playas y protuberancias, las estrellas de los sistemas binarios se sitúan en general en la zona de protuberancias. Arévalo y Lázaro (1999), presentan una gráfica similar para seis estrellas RS CVn de corto período, obteniendo que las líneas de Balmer provienen de estructuras tipo playas en vez de las protuberancias. Para sistemas RS CVn de períodos largos este cociente suele encontrarse entre 3 y 13 (Buzasi 1989; Ramsey 1990; Hall y Ramsey 1992), sin embargo para las BY Dra (en general de períodos cortos) estudiadas por Arévalo y Lázaro (1999) tienen valores menores a 3. La muestra de este trabajo está compuesta por varios sistemas BY Dra, que en general tienen valores de la razón de Balmer muy cerca de 3, y de sistemas RS CVn de períodos intermedios cuyo cociente de $E(H\alpha)/E(H\beta)$ muestra valores superiores a 3 en general, lo cual está de acuerdo con los resultados anteriores y también nos indica el distinto comportamiento de las estrellas evolucionadas en cuanto al origen de las emisiones cromosféricas, que tienden a producirse en regiones tipo protuberancias.

■ Flujo de $H\alpha$ y Flujo de las líneas del Ca II IRT:

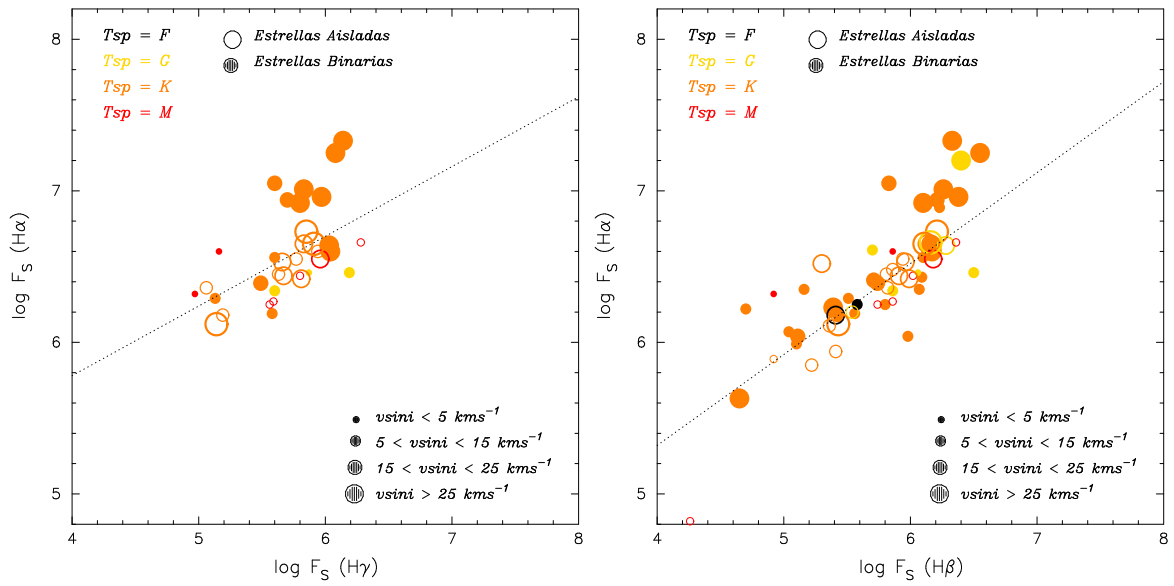


Figura 6.5: Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ - $H\gamma$ y $H\alpha$ - $H\beta$

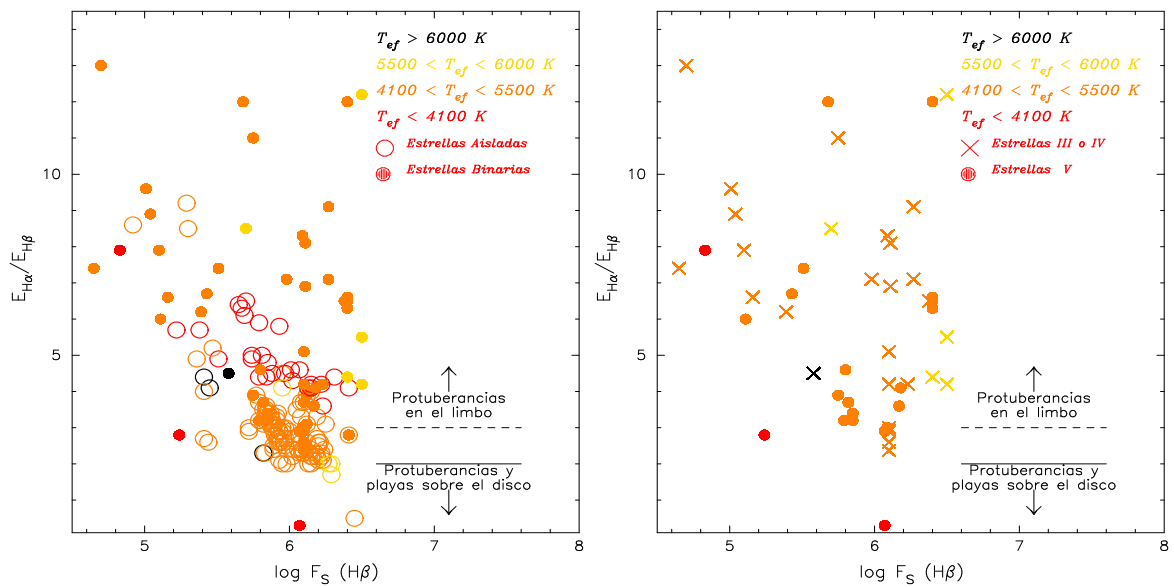


Figura 6.6: Relación entre la razón $E(H\alpha)/E(H\beta)$ y el exceso de emisión en la superficie de la estrella en $H\beta$ para estrellas binarias (círculos rellenos) de este trabajo y para estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos) en el panel izquierdo. Lo mismo para las binarias de este trabajo por separado, estrellas de la secuencia principal (BY Dra) (aspas) y estrellas gigantes o subgigantes (RS CVn) (círculos), en el panel derecho. Las líneas continua y discontinua denotan las regiones $E_{H\alpha}/E_{H\beta} = 2$ y $E_{H\alpha}/E_{H\beta} = 3$ respectivamente.

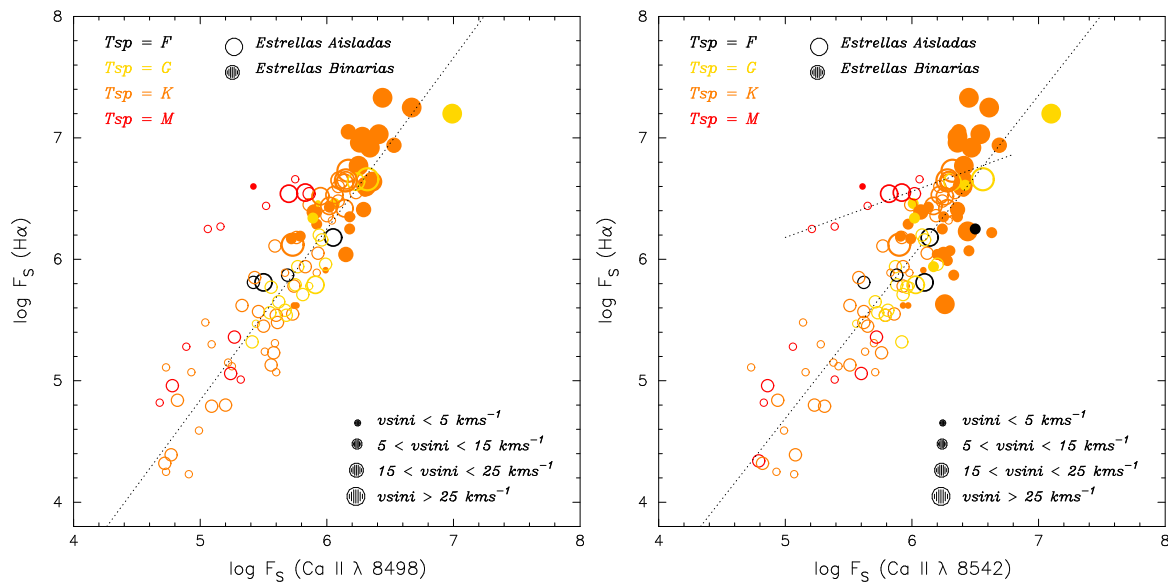


Figura 6.7: Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y $\text{Ca II } \lambda 8498$ y $\text{Ca II } \lambda 8542$

La relación obtenida entre estos indicadores es:

$$\log F_S(H\alpha) = (-2.20 \pm 0.03) + (1.41 \pm 0.06) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8498) \quad (6.21)$$

$$(-1.95 \pm 0.03) + (1.33 \pm 0.06) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8542) \quad (6.22)$$

$$(-1.65 \pm 0.03) + (1.29 \pm 0.07) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8662) \quad (6.23)$$

Con coeficientes de correlación $r=0.92$, $r=0.88$ y $r=0.88$ respectivamente. Valores muy similares a la relación encontrada entre $H\alpha$ y K del Ca II.

López-Santiago (2005) obtiene para estrellas aisladas una pendiente de 1.32 para la ecuación 6.22 ($r=0.90$).

El efecto en las estrellas tipo M, como se ha comentado antes, por el cual en estrellas muy activas el exceso de emisión en K del Ca II es menor que para estrellas más calientes con la misma rotación, se observa claramente en el caso del Ca II IRT. López-Santiago (2005) encuentra una relación lineal que cumplen las estrellas M aisladas por separado:

$$\log F_S(H\alpha) = (4.28 \pm 0.03) + (0.38 \pm 0.09) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8542) \quad (r = 0.90) \quad (6.24)$$

En la Figura 6.7 (panel derecho), se ha representado el ajuste lineal entre $H\alpha$ y la segunda línea del Ca II IRT para las estrellas de la muestra de binarias y aisladas (sin tener en cuenta las dos estrellas M) y el ajuste obtenido por López-Santiago (2005) para estrellas tipo M aisladas. Debido a que en esta muestra sólo tenemos dos estrellas binarias tipo M, estrella secundaria de BK Psc y de DB +39 2587, y en BK Psc no se detecta emisión en el Ca IRT (la contribución al espectro es muy pequeña y débil), no se han tenido en cuenta en el cálculo global, pero se

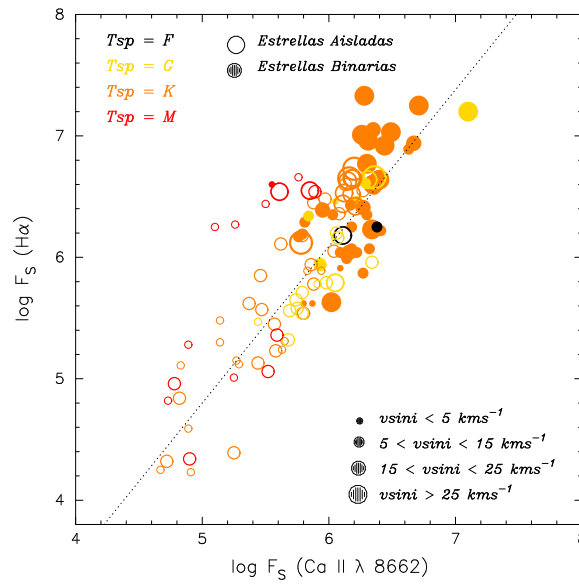


Figura 6.8: Relación Flujo-Flujo $H\alpha$ y $Ca II \lambda 8662$

comprueba en el diagrama que la única componente M del sistema BD +39 2587, sigue la tendencia del ajuste realizado para las aisladas.

Al igual que en los casos anteriores, las estrellas binarias se encuentran en la parte superior del ajuste.

6.1.3. Líneas de Balmer $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$

Las relaciones entre las líneas de Balmer $H\beta$, $H\gamma$ y $H\delta$ y las líneas H y K del Ca II y Ca II IRT no están referidas con anterioridad en la literatura, puesto que se suele utilizar $H\alpha$. Pero debido a las diferencias existentes entre las alturas de formación (aunque pequeñas) se exponen aquí los siguientes resultados (excluyendo las estrellas tipo M de la muestra). Ver Figs. Fig 6.9, Fig 6.10 y Fig 6.11:

$$\begin{aligned} \log F_S(H\beta) &= (0.63 \pm 0.05) + (0.79 \pm 0.14) \log F_S(CaIHK) \quad (r = 0.62) \quad (6.25) \\ &\quad (-0.39 \pm 0.04) + (1.03 \pm 0.13) \log F_S(CaII\lambda 8498) \quad (r = 0.76) \quad (6.26) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \log F_S(H\gamma) &= (1.93 \pm 0.04) + (0.58 \pm 0.13) \log F_S(CaIHK) \quad (r = 0.66) \quad (6.27) \\ &\quad (0.57 \pm 0.04) + (0.84 \pm 0.19) \log F_S(CaII\lambda 8498) \quad (r = 0.65) \quad (6.28) \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \log F_S(H\delta) &= (1.51 \pm 0.04) + (0.64 \pm 0.13) \log F_S(CaIHK) \quad (r = 0.72) \quad (6.29) \\ &\quad (0.07 \pm 0.05) + (0.92 \pm 0.20) \log F_S(CaII\lambda 8498) \quad (r = 0.69) \quad (6.30) \end{aligned}$$

Relaciones muy similares entre sí, con pendientes cercanas a la unidad, y del orden de las obtenidas para $H\alpha$.

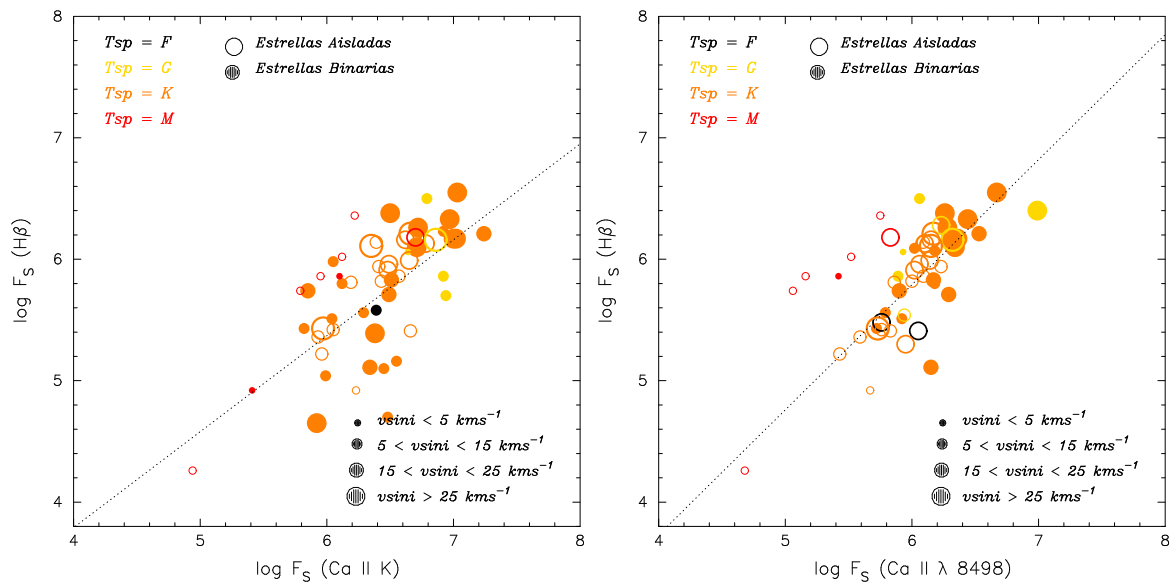


Figura 6.9: Relación Flujo-Flujo H β -Ca II K y H β -Ca II λ 8498

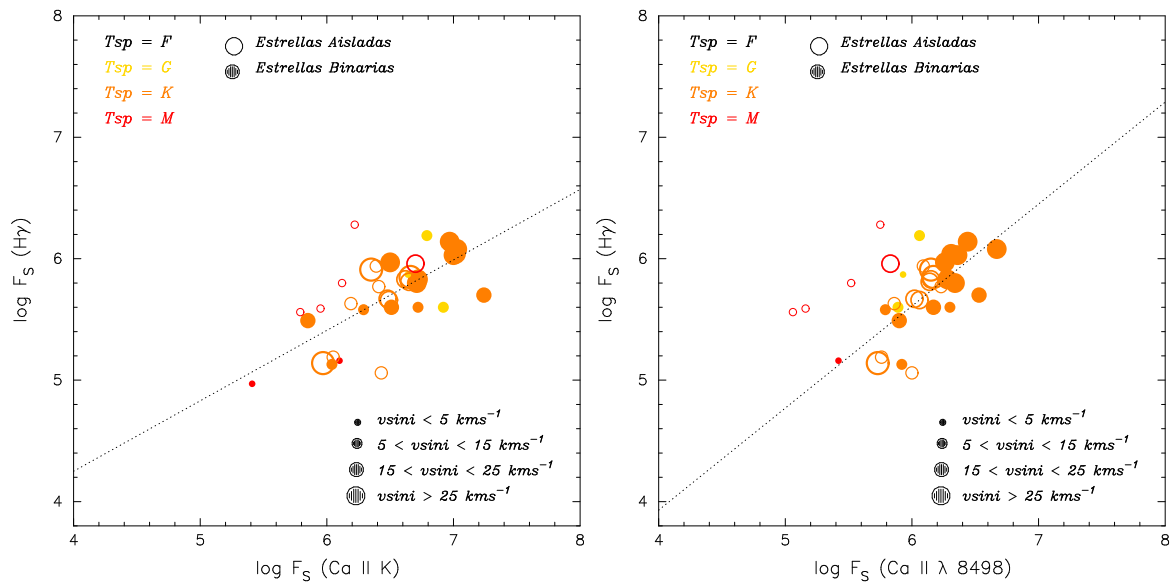


Figura 6.10: Relación Flujo-Flujo H γ -Ca II K y H γ -Ca II λ 8498

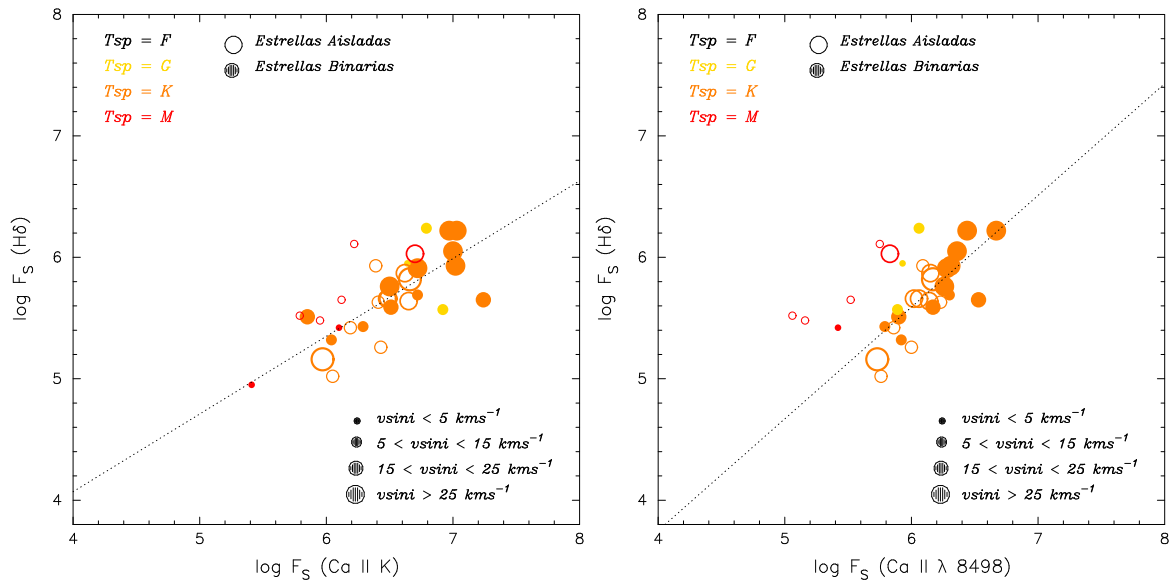


Figura 6.11: Relación Flujo-Flujo H δ -K del Ca II y H δ -Ca II λ 8498

6.1.4. Líneas del Ca II IRT

El proceso de formación de las líneas del triplete infrarrojo está dominado por procesos colisionales, por lo que el efecto de la actividad en éstas es similar a las de H y K del Ca II.

■ Flujo de Ca II IRT y Flujo de H y K del Ca II:

Al estudiar la relación entre la línea K del Ca II en función de la línea del Ca II IRT λ 8542 (ver Figura 6.13), se obtiene el siguiente ajuste:

$$\log F_S(\text{CaIIK}) = (1.59 \pm 0.03) + (0.79 \pm 0.07) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8542) \quad (r = 0.79) \quad (6.31)$$

Para las estrellas aisladas esta relación tiene una pendiente de 0.84 (López-Santiago 2005) con un coeficiente de correlación de $r=0.84$, mientras que para las binarias por separado es de 0.62 con $r=0.56$.

■ Relaciones entre las líneas del triplete infrarrojo de Ca II:

Como también se ha visto anteriormente, la razón entre los excesos de emisión de las líneas del Ca II IRT λ 8542 y λ 8498, proporciona información sobre las estructuras (playas y protuberancias) donde se forman.

La relación que se ha obtenido entre ambas es:

$$\log F_S(\text{CaII}\lambda 8542) = (0.30 \pm 0.01) + (0.97 \pm 0.02) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8498) \quad (r = 0.98) \quad (6.32)$$

Los valores de la razón F_{8542}/F_{8498} se encuentran casi todos entre 1 y 2 (ver Fig 6.13), lo que indica un origen en regiones tipo playas. Esto está de acuerdo con algunos estudios de binarias tipo RS CVn y BY Dra (Hall y Ramsey 1992;

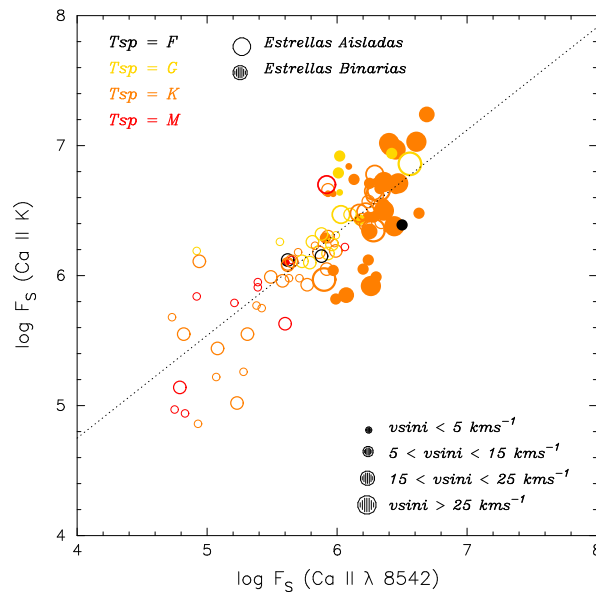


Figura 6.12: Relación Flujo-Flujo K del Ca II y Ca II IRT $\lambda 8542$

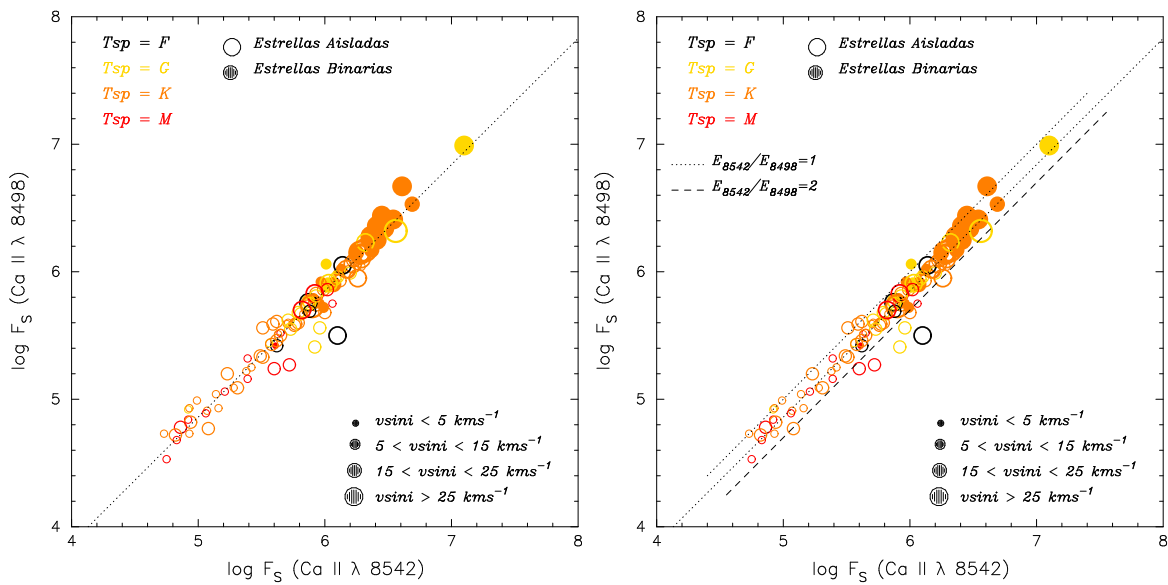


Figura 6.13: Relación Flujo-Flujo Ca II $\lambda 8498$ -Ca II $\lambda 8542$

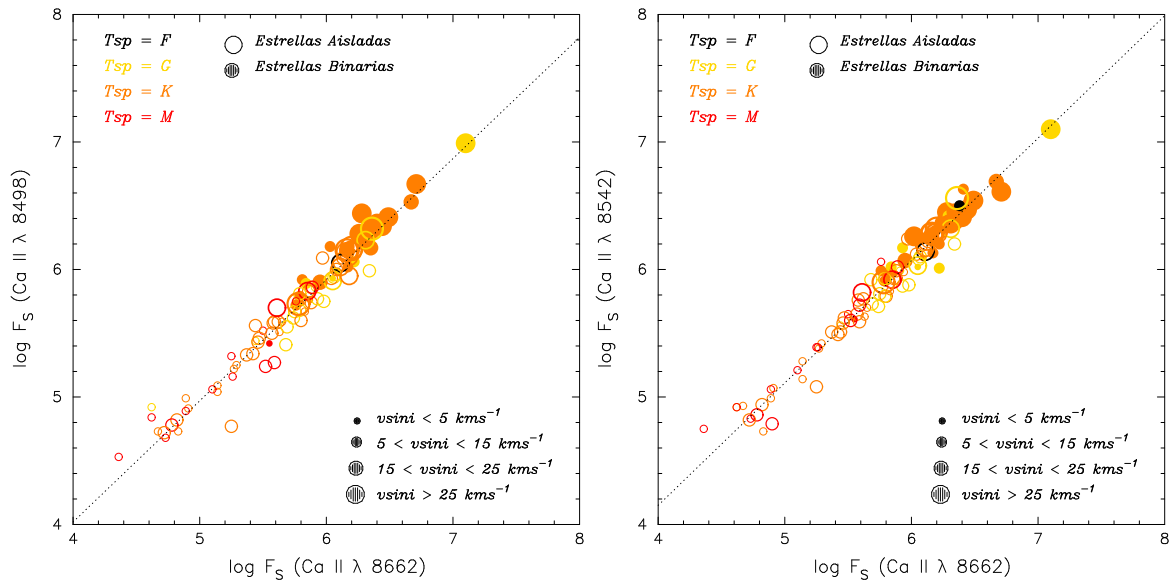


Figura 6.14: Relación Flujo-Flujo Ca II λ 8498-Ca II λ 8662 y Ca II λ 8542-Ca II λ 8662

Chester et al. 1994; Arévalo y Lázaro 1999; Montes et al. 2000). En la Fig 6.13 se representa el ajuste lineal obtenido entre estas dos líneas (izquierda) y los límites de valores 1-2 para la razón F_{8542}/F_{8498} (derecha).

Las relaciones entre estas dos líneas (λ 8498 y λ 8542) con la línea del Ca IRT (λ 8662) puede verse en la Figura 6.14 y los ajustes obtenidos son:

$$\log F_S(\text{H}_\lambda 8498) = (0.22 \pm 0.01) + (0.95 \pm 0.02) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8662) \quad (r = 0.98) \quad (6.33)$$

$$\log F_S(\text{H}_\lambda 8542) = (0.31 \pm 0.01) + (0.96 \pm 0.02) \log F_S(\text{CaII}\lambda 8662) \quad (r = 0.98) \quad (6.34)$$

Como se puede ver, se obtienen dos relaciones muy similares y con pendientes muy cercanas a la unidad, debido a que las tres líneas se forman a la misma altura.

6.1.5. Resumen

En esta parte se ha podido establecer las relaciones Flujo-Flujo entre todos los indicadores de actividad cromosféricos del óptico e infrarrojo cercano que han sido observados simultáneamente, lo que evita que fenómenos transitorios puedan afectar al resultado, siendo más fiable que medidas no simultáneas como las realizadas hasta ahora y pudiendo proporcionar información directa sobre el origen de la emisión cromosférica observada (playas, protuberancias proyectadas, material extenso del tipo protuberancias en el limbo, etc)

Las correlaciones obtenidas entre los diferentes indicadores de actividad y el exceso de emisión de $\text{H}\alpha$ pueden resumirse como las siguientes leyes de potencia:

$$F_{\text{H}\alpha} \propto F_{\lambda 8498}^{1.41}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{\lambda 8542}^{1.33}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{\lambda 8662}^{1.29}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_K^{1.13}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_H^{1.13}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{H\epsilon}^{0.86}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{H\delta}^{0.50}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{H\gamma}^{0.46}$$

$$F_{H\alpha} \propto F_{H\beta}^{0.60}$$

Donde aproximadamente los exponentes aumentan al aumentar la temperatura de formación de los indicadores, de acuerdo con los resultados de Rutten et al. (1991), Montes et al. (1995), López-Santiago 2005, etc.

En todas las relaciones Flujo-Flujo obtenidas, el conjunto de sistemas binarios presentados en este trabajo queda en la parte superior de los diagramas, confirmando de esta manera la mayor actividad de las estrellas en sistemas binarios respecto a las estrellas aisladas.

Además, en la razón $E(H\alpha)/E(H\beta)$, se obtienen en la mayoría de los casos valores (>3) que indican la presencia de protuberancias sobre el limbo. Lázaro y Arévalo (1997) y Arévalo y Lázaro (1999) encuentran esta razón siempre < 3 para un estudio sobre sistemas RS CVn de corto período en contraste con lo encontrado para sistemas RS CVn de período largo donde $E(H\alpha)/E(H\beta)$ se encuentra entre 3 y 13 (Hall y Ramsey 1990). Nuestra muestra esta formada por sistemas RS CVn de medio período y se encuentran valores de $E(H\alpha)/E(H\beta)$ mayores a 3, lo que confirma su gran actividad. Además, si distinguimos entre RS CVn y BY Dra, se observa que aquellos sistemas con valores más cercanos al límite establecido entre playas y protuberancias (3) son sistemas BY Dra (2RE J1101+223, BK Psc, etc), es decir, formados por estrellas de la secuencia principal, lo que indica que la presencia de secundarias gigantes o subgigantes es la causante del mayor nivel de actividad en los sistemas RS CVn y por tanto mayor probabilidad de protuberancias.

La razón de las líneas del triplete infrarrojo del Ca II E_{8542}/E_{8498} , siempre da valores entre 1 y 2, que indican la presencia de playas (al igual que en otros sistemas RS CVn y BY Dra), confirmando así que en estos sistemas las líneas de Balmer y las infrarrojas del Ca II se forman en distintas regiones de la superficie estelar y por tanto se comportan de manera diferente.

Como se ha visto en todas las relaciones obtenidas, las estrellas binarias presentan una mayor dispersión que las aisladas, este efecto podría deberse por un lado a la dificultad al medir las líneas de emisión cuando las emisiones de las dos componentes se superponen o solapan, lo que implica mayores errores en las medidas de EW , y por otro lado y de forma más importante a la variabilidad temporal y modulación rotacional de la actividad con el período de rotación y orbital (ver Fig. 6.19).

6.2. Relaciones Actividad-Rotación

Como ya se mencionó en la introducción, el mecanismo de dinamo implica interacciones entre la rotación diferencial y la convección, y proporciona la base teórica del papel de la rotación en los procesos de actividad.

En sistemas binarios activos (RS CVn y BY Dra), generalmente se ha producido la sincronización de los períodos de rotación y orbital, con lo que la rotación no depende ni de la masa ni de la edad de la estrella, y esto permite estudiar esta relación actividad-rotación de forma independiente de la edad.

Parece que en general todas las estrellas aisladas y estrellas de sistemas binarios separados cumplen una relación actividad-rotación. Para estrellas de sistemas binarios cuyas componentes están muy próximas, los niveles de actividad son muy altos, incluso dos órdenes de magnitud mayor que para una estrella aislada con el mismo período de rotación (Basri et al. 1985; Simon y Fekel 1987), la llamada sobreactividad. Estas estrellas sobreactivas fueron previamente reconocidas por Schrijver (1984) que encontró temperaturas cromosféricas altas (temperatura en rayos X = $T_x > 10^7$ K) características para estrellas con ciertos períodos de rotación. Basri et al. (1985) en un estudio sobre la dependencia entre actividad y la rotación, concluyó que las estrellas subgigantes en sistemas binarios sincronizados son más activas que las estrellas aisladas con el mismo período de rotación. Rutten (1987) encuentra una serie de sistemas sobreractivos, entre ellos, RS CVn, σ Gem, DK Dra, ϵ UMi, etc, algunas de las cuales se encuentran en nuestra muestra, y concluye que en su mayoría, estas estrellas sobreactivas son estrellas binarias evolucionadas clasificadas como RS CVn y que esta sobreactividad puede significar diferencias en la estructura interna de la estrella que podrían estar causadas por la interacción entre las estrellas del par o por fusión de componentes. Se han realizado intentos de relacionar la sobreactividad con parámetros estelares u orbitales, pero hasta ahora han fallado. Schrijver y Zwaan (1991) investigaron el problema usando el flujo en rayos X blandos, el período orbital (P_{orb}), la separación de las componentes (d), sus radios (R) y sus masas (M), encontrando la relación:

$$\log F_x \approx 7 \times 10^6 (R_H/R_\odot)^{1.1} P_{orb}^{-1.4} (\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}) \quad (6.35)$$

que puede también escribirse en función de d o M_H teniendo en cuenta que: $P_{orb} \propto d^{-1.34}$ y $M_H \propto R_H^{0.33}$, donde el subíndice H se refiere a la componente caliente del sistema. Este resultado implica que aunque la contribución principal de la emisión provenga de la componente activa (la fría), este flujo depende de una propiedad intrínseca de la compañera (la caliente), es decir, la componente caliente afecta la actividad de la fría.

6.2.1. Actividad- v_{seni}

En esta sección se ha estudiado la dependencia de los flujos de emisión cromosférica con la velocidad de rotación (v_{seni}) para las estrellas binarias de este trabajo. Estas velocidades han sido medidas en nuestros espectros usando la técnica de correlación cruzada (como se explicó en el Capítulo 2) salvo en algún caso en el que se han tomado los datos de la literatura.

En las Figuras 6.15 y 6.16 (panel izquierdo) se representan los flujos de K del Ca II, H α y la primera línea del Ca II IRT frente a la rotación (v_{seni}) para todas las estrellas de la muestra, se observa una tendencia de aumento de flujo con v_{seni} aunque se hay

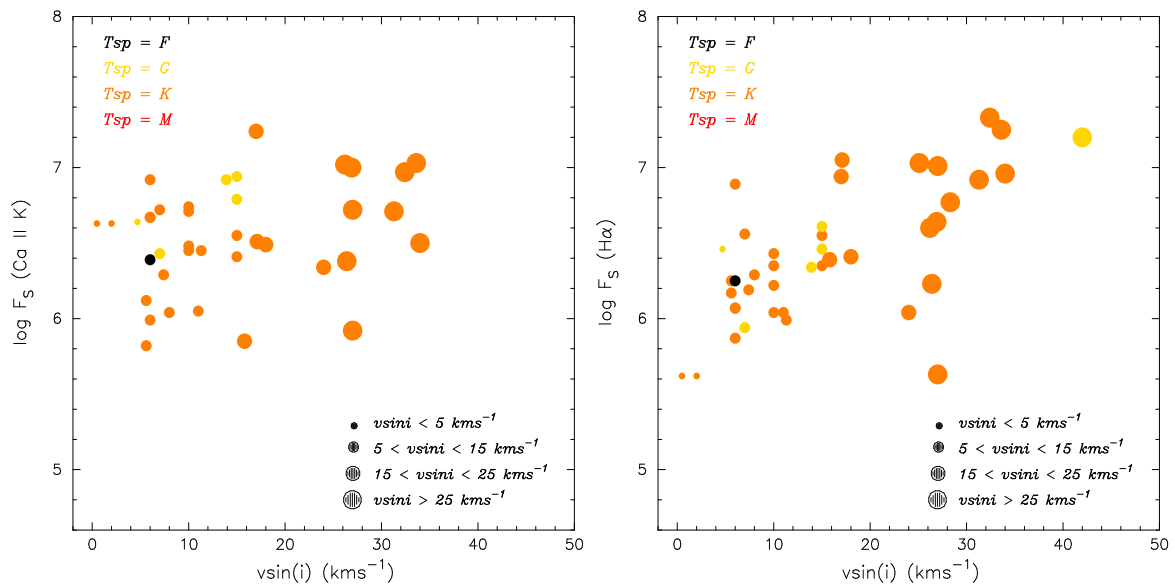


Figura 6.15: Relación Flujo- $v\sin i$ de todas las componentes de los sistemas analizados en este trabajo en las líneas K del Ca II (izquierda) y $H\alpha$ (derecha).

una gran dispersión, mayor en la K del Ca II y menor en el Ca II IRT. En particular, el sistema σ Gem se desvía en dos relaciones (no se poseen medidas de esta estrella para el Ca II IRT), probablemente por ser una estrella gigante. El resultado encontrado confirma que cuanto mayor es la rotación, mayor es la actividad cromosférica de la estrella.

Entre estrellas gigantes y subgigantes, la dependencia entre la actividad y la rotación se vuelve menos evidente (Maggio et al. 1990). Las gigantes más frías siguen a las estrellas de la secuencia principal, pero las gigantes más calientes no (Ayles et al. 1998). La evolución a lo largo del diagrama HR tiene dos efectos en competencia, el aumento de la profundidad de la capa convectiva que incrementa la acción dinamo, y la rápida disminución de la rotación que la debilita, de tal manera que Güdel (2004) sugiere que probablemente la rápida evolución a través de esta fase no deja tiempo suficiente para que las estrellas converjan en una relación unificada de actividad-rotación. Teniendo en cuenta este resultado, se ha realizado un ajuste lineal entre el flujo de $H\alpha$ y la velocidad de rotación ($v\sin i$), y se han obtenido las siguientes relaciones:

$$\log F_S(H\alpha) = (5.980 \pm 0.052) + (0.028 \pm 0.005)v\sin i(\text{Todas}) \quad (r = 0.66) \quad (6.36)$$

$$\log F_S(H\alpha) = (5.931 \pm 0.055) + (0.033 \pm 0.005)v\sin i(\text{CL} = \text{V}) \quad (r = 0.78) \quad (6.37)$$

Para todas las estrellas de la muestra, y para las estrellas de la secuencia principal (CL = V) respectivamente. Las correlaciones no son muy altas pero suficiente para confirmar la relación real entre ambas cantidades, y la dispersión que producen las estrellas evolucionadas a las que no se les puede asociar un mismo comportamiento (PX Ser, σ Gem, etc). En la Fig. 6.16 se ha representado el ajuste para las estrellas de la secuencia principal (círculos rellenos). Parte de la dispersión se debe también a la variación temporal de la emisión (ver Fig. 6.19).

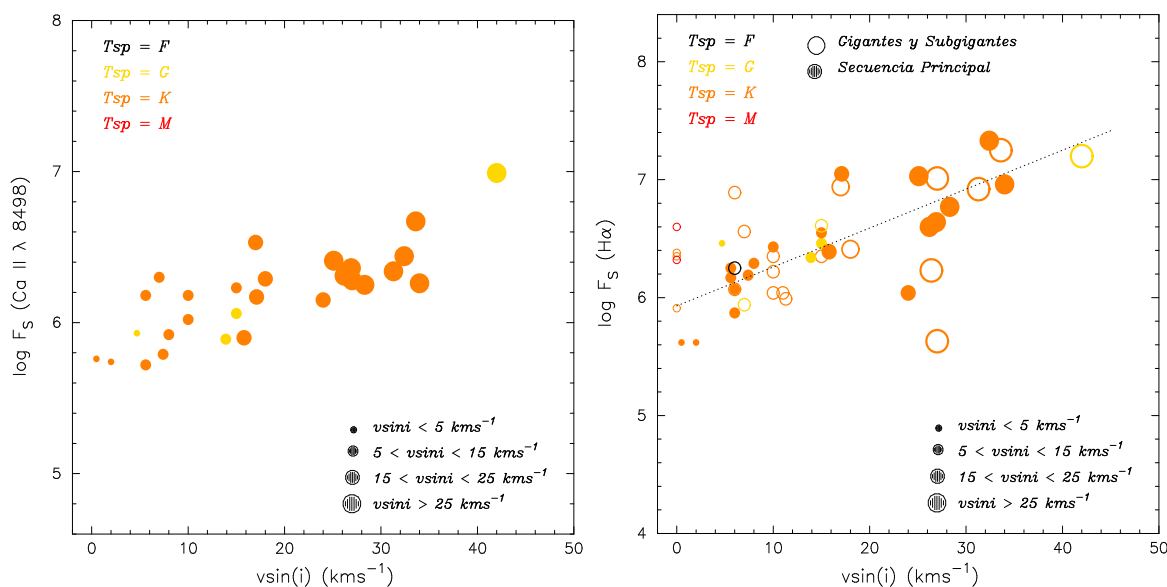


Figura 6.16: Relación Flujo- $vsini$ para la primera línea del Ca II IRT (panel izquierdo) y ajustes lineal de la relación Flujo- $vsini$ de las estrellas de la secuencia principal (línea de puntos) para la línea $H\alpha$ (panel derecho).

6.2.2. Actividad- P_{rot}

Igualmente se ha analizado la dependencia de los excesos de emisión cromosférica con el período de rotación. El período utilizado es el período fotométrico extraído de la bibliografía si estaba disponible y en su defecto, teniendo en cuenta que los sistemas están sincronizados ($P_{rot} \approx P_{orb}$), se ha tomado el período orbital (ver Tablas 4.1 y 6.1).

En la Figura 6.17 se representa el flujo de la segunda línea del Ca II IRT frente al período de rotación para todos los sistemas binarios de este trabajo junto con las estrellas aisladas de López-Santiago (2005). El tamaño de los símbolos utilizados es proporcional a la velocidad de rotación ($vsini$). En la Figura 6.18 (panel izquierdo) se representa el exceso de flujo superficial en K del Ca II frente al período de rotación para las estrellas binarias de este trabajo (círculos rellenos), para las estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos) con el ajuste correspondiente en línea discontinua y para las estrellas aisladas (cuadrados rellenos) y estrellas binarias (triángulos vacíos) de Montes et al. (1996). En esta gráfica con la línea K del Ca II no se han incluido las componentes secundarias de BK Psc y de V775 Her debido a que el asignar los períodos de rotación a estrellas secundarias puede conducir a errores a pesar de la sincronización de los sistemas. DK Dra (primaria y secundaria), V1149 Ori y 12 Cam, todas estrellas K gigantes son las de períodos mayores y las que más se apartan de la tendencia de las demás como se observa en la Figura 6.17 y 6.18 (panel derecho). En la Figura 6.18 (panel derecho) se hace el mismo estudio para las líneas de $H\alpha$.

Las estrellas binarias muestran mayor dispersión que las estrellas aisladas, quedando siempre por encima, al igual que sucedía en las relaciones Flujo-Flujo, pero en conjunto muestran la disminución de emisión para períodos mayores. En la Figura 6.17 se puede ver además como las estrellas con mayor $vsini$ son las que están más arriba (mayor actividad) y más a la izquierda (Período de rotación más corto). Se ha realizado un

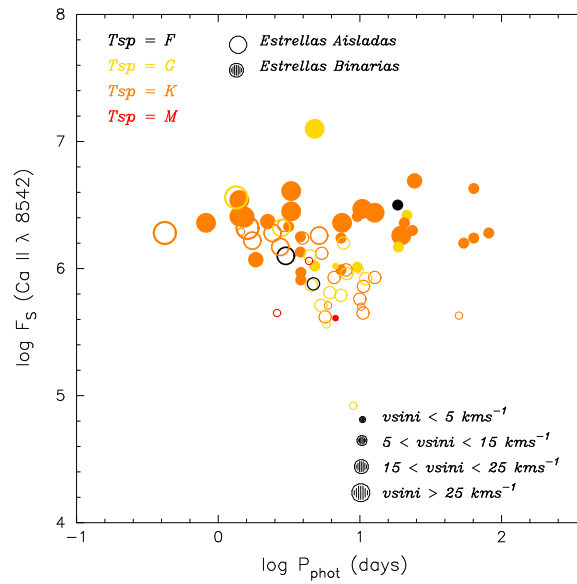


Figura 6.17: Relación Flujo-Período de todas las estrellas para la segunda línea del Ca II IRT. El tamaño de los símbolos es proporcional a v_{sini} .

ajuste lineal con los datos de las estrellas binarias para el flujo de $H\alpha$:

$$\log F_S(H\alpha) = (6.534 \pm 0.070) - (0.008 \pm 0.004)P_{rot} \quad (r = 0.32) \quad (6.38)$$

para compararlo con el ajuste de Frasca y Catalano (1994):

$$\log F_S(H\alpha) = (6.29) - (0.0113)P_{rot} \quad (6.39)$$

donde igualmente sólo se utilizaron estrellas binarias. Las pendientes y ordenados son similares entre estos dos ajustes, sin embargo, difieren de la pendiente del ajuste también para estrellas binarias de Montes et al. (1994), $F_{H\alpha} \propto P_{rot}^{-0.61}$, es decir, casi un orden de magnitud menor. Esto puede ser debido a la gran dispersión de datos en los tres casos.

A pesar de esta dispersión en las relaciones de K del Ca II y de $H\alpha$ se aprecia perfectamente la separación entre estrellas aisladas y binarias, que es más acusada a partir de $\log P_{tot} \simeq 0.9$ días en la relación con K del Ca II y en $\log P_{tot} \geq 0.8$ días en $H\alpha$. Igualmente se puede distinguir la presencia de una región de saturación de la actividad con períodos de rotación muy cortos tanto para estrellas aisladas como binarias que es más suave cuando se utiliza $H\alpha$, donde se puede apreciar que la saturación de las estrellas binarias se encuentra en una zona superior paralela a la de las aisladas. También se distingue una región de supersaturación en el caso de la K del Ca II para las estrellas aisladas. Este efecto de saturación encontrado por López-Santiago (2005) para la emisión cromosférica de estrellas aisladas, sólo se había observado en el flujo coronal (Micela et al. 1985; Stauffer et al. 1994; Prosser et al. 1996; Randich 1998; Pizzolato et al. 2003; Marino et al. 2003). En la Figura 6.18 se aprecia claramente este efecto para estrellas con $\log P_{tot} \leq 0.5$ días ($P_{tot} \leq 3.16$), muy próximo a los 3 - 4 días encontrados en rayos X. Si tenemos en cuenta que la mayoría de las binarias de nuestra muestra tienen períodos superiores a 3 días, este efecto podría no ser tan claro, sin embargo, las binarias situadas en esa región del período $3 \leq P_{tot} \leq 8$, son las

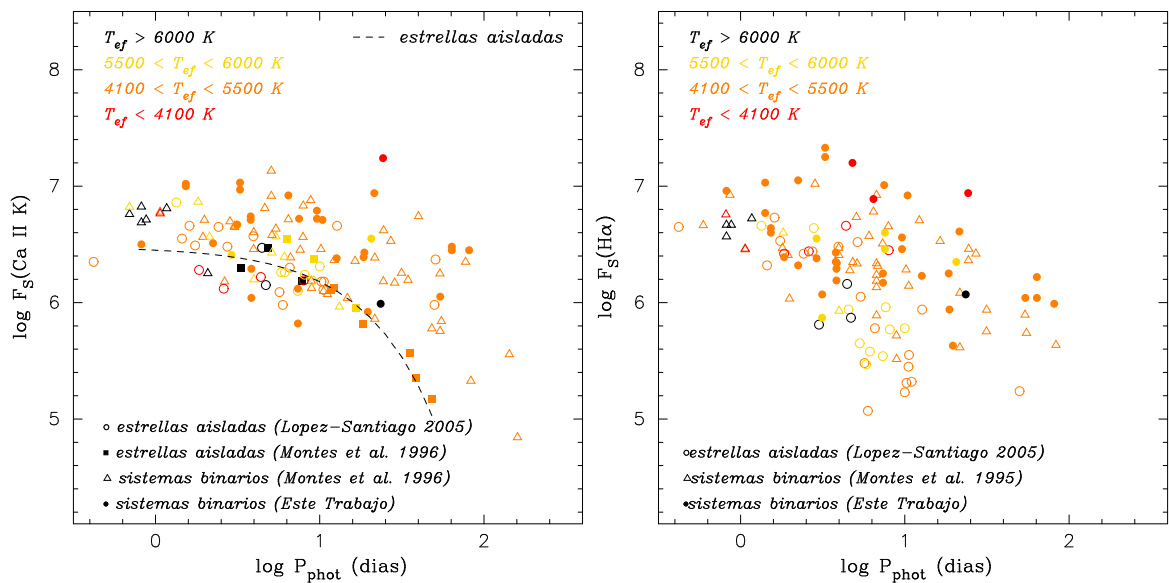


Figura 6.18: Relación actividad-rotación (F_s - P_{rot}) para las estrellas de nuestra muestra, las estrellas aisladas de López-Santiago (2005) y las estrellas aisladas y binarias de Montes et al. (1995 y 1996), en la línea K del Ca II (izquierda) y en la línea $\text{H}\alpha$ (derecha). En ambas gráficas se observa el efecto de saturación, y en K del Ca II de supersaturación, para períodos de rotación muy pequeños.

que marcan el principio de la saturación observada en las binarias. Como el número disponible de medidas es pequeño, para confirmar esto se necesitaran más datos de estrellas binarias de períodos < 3 días.

El hecho de que en la relación con $\text{H}\alpha$ no se observe el efecto de saturación, y que las estrellas activas más frías (con temperaturas menores a 4100 K) mantengan un valor constante en el exceso de flujo muy próximo al de saturación, tanto los sistemas binarios como las estrellas aisladas, es decir, que se ve menos afectado por la saturación de la emisión cromosférica, por lo menos para las estrellas con tipos espectrales más tardíos que K7 (López-Santiago 2005), convierte a $\text{H}\alpha$ en un indicador de actividad más adecuado.

Si comparamos las estrellas binarias de esta muestra con las estrellas binarias de Montes et al. (1995; 1996) en la Figura 6.18, se observa un comportamiento similar (mayor actividad que las estrellas aisladas) y además algunas parecen presentar aún mayor actividad. En general, las primeras exceden la densidad de flujo superficial de las segundas.

En estas relaciones se puede observar una gran dispersión debida a la variación temporal de las emisiones (modulación rotacional) y por eventos de fulguraciones (DM UMa y HU Vir en este caso), ver Figura 6.15 (panel derecho). En esta Figura se representa la variación de $\text{H}\alpha$ desde su valor máximo a su valor mínimo durante el tiempo de observación para aquellas estrellas de las que se disponía de varios valores frente a la rotación, y se han superpuesto los valores medios del flujo en $\text{H}\alpha$ para todas las estrellas de la muestra. Como se observa, algunas estrellas muy activas muestran variaciones considerables, lo que contribuye a la dispersión final de los datos. Igualmente este fenómeno se ha podido observar en el estudio de los casos particulares sobre varios sistemas en el Capítulo 4, cuando los sistemas más activos mostraban variaciones de

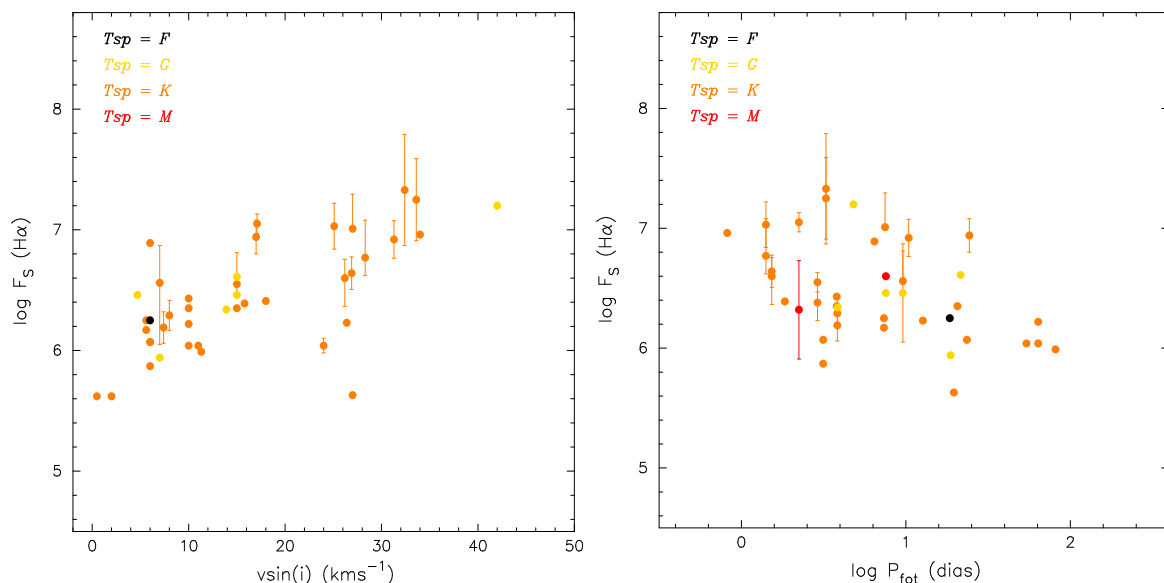


Figura 6.19: Se ha representado aquí la variación de $H\alpha$, desde su valor máximo a su valor mínimo durante el tiempo de observación, para aquellas estrellas de las que se disponía de varios valores frente a la rotación ($v \sin i$), y se han superpuesto los valores medios del flujo en $H\alpha$ para todas las estrellas de la muestra (panel izquierdo). La variabilidad temporal de las emisiones cromosféricas a lo largo de los períodos rotacional y orbital produce dispersión cuando tomamos el valor medio como medida de actividad. Lo mismo pero frente al período en el panel derecho.

EW con la fase orbital.

Esto permite concluir que por un lado las estrellas binarias incluso sincronizadas generan flujos mayores para la misma rotación que las aisladas y por otro, que existen en la muestra una serie de estrellas sobreactivas que a su vez generan flujos mayores para la misma rotación que el resto de las binarias (Rutten 1987).

6.2.3. Dependencia con el número de Rossby

Debido a la gran dispersión encontrada en los diagramas flujo-rotación (F_s - $v \sin i$ y F_s - P_{rot}), la relación actividad-rotación parece que depende también de otras variables. Los candidatos más firmes a influir en esta relación son las características de la zona convectiva, como es la turbulencia. Siendo 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 parámetro más adecuado para medir la turbulencia, se escoge para el estudio actividad-rotación el número de Rossby (Ro), definido como la razón entre el período de rotación de una estrella y su tiempo característico de convección:

$$Ro = \frac{P_{rot}}{\tau_{conv}} \quad (6.40)$$

El valor de Ro se encuentra estrechamente relacionado con la eficacia de la acción dinamo (Durney y Latour, 1978), por lo que muchos autores (ver Gunn et al. 1998 y Pizzolato et al. 2003) han tomado este parámetro como la mejor variable a la hora de

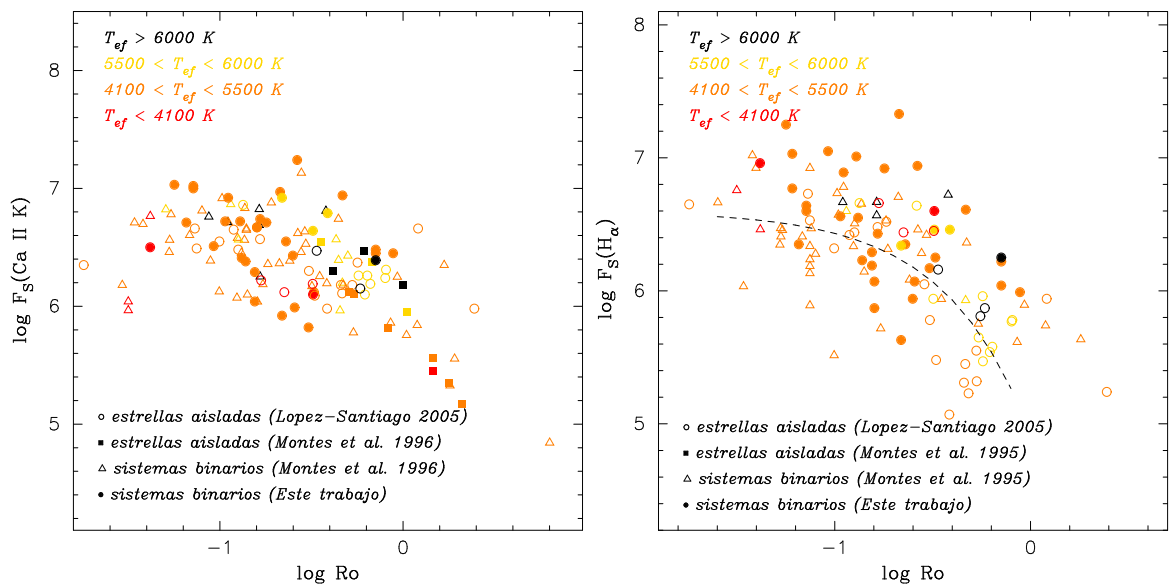


Figura 6.20: Relación actividad-rotación para las estrellas binarias de este trabajo (círculos rellenos), estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos) y las estrellas de Montes et al. (1995 y 1996) (triángulos), en la línea K del Ca II (panel derecho) y en la línea $H\alpha$ (panel izquierdo) mediante el número de Rossby (Ro). La línea continua en $H\alpha$ corresponde al mejor ajuste a las estrellas aisladas.

parametrizar la relación actividad-rotación. 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 6.20 se ha representado el $\log F_S(\text{Ca II K})$ frente a Ro para las estrellas binarias de este trabajo (círculos rellenos), junto con las estrellas aisladas de López-Santiago (2005) (círculos vacíos) y para las estrellas tanto aisladas como binarias de Montes et al. (1995 y 1996) (triángulos).

El número de Rossby (Ro) se ha determinado de la misma manera para las tres muestras de estrellas, 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. Otros autores prefieren utilizar otros modelos de estructura interna (Gunn et al. 1998) o valores empíricos determinados a partir de la emisión en rayos X (Pizzolato et al. 2003).

Al utilizar $\log Ro$ se observa una menor dispersión respecto de la utilización del período de rotación. Además, se aprecia claramente una región de saturación, para un valor de $\log Ro$ aproximado de -0.6 se alcanza una saturación en la emisión cromosférica tanto para estrellas aisladas como para estrellas binarias, y el efecto de supersaturación, hacia valores de $\log Ro$ muy bajos para las estrellas aisladas, similar al encontrado cuando se utiliza el período de rotación.

En este caso, no se aprecia la separación observada entre los sistemas binarios y las estrellas aisladas cuando se utilizaba el período de rotación, lo que sugiere la existencia de una relación entre el período de rotación de una estrella y su tiempo característico de la convección, de forma que la razón $P_{\text{rot}}/\tau_{\text{conv}}$ es igual para estrellas aisladas y

binarias con valores de P_{fot} similares.

Igualmente en la Figura 6.20 se ha representado el $\log F_S(H_\alpha)$ frente a Ro , junto con el ajuste realizado por López-Santiago (2005) para estrellas aisladas:

$$\log F_S(H_\alpha) = (+6.60 \pm 0.28) - (1.68 \pm 0.06)Ro \quad (r = -0.79) \quad (6.41)$$

En todos los casos parece que las estrellas binarias siguen la tendencia de marcar el límite superior de las aisladas, es decir, tienen mayor actividad, y que las estrellas binarias de esta muestra contienen un gran número de estrellas sobreactivas (las estrellas situadas más arriba en el diagrama son XX Tri, 2RE J0933+624 secundaria, DM UMa, 2RE J0725-002 secundaria y BK Psc primaria).

6.2.4. Resumen

En el estudio actividad-rotación llevado a cabo, se pueden encontrar diferencias según los parámetros escogidos para representar una u otra.

Por un lado, al comparar los flujos en H_α , K del Ca II y Ca IRT, frente a la velocidad de rotación proyectada, se comprueba la proporcionalidad directa, a mayor $v_{\text{sen } i}$, mayor exceso de emisión en flujo. Se han utilizado estos indicadores para tener representado todo el rango en longitud de onda del óptico pero se realiza el ajuste en H_α , ya que es el centro de la emisión en estos sistemas. En este ajuste queda clara la necesidad de eliminar las estrellas gigantes y subgigantes que debido a su etapa evolutiva no siguen un mismo comportamiento, Rutten (1987). Es decir, por un lado las estrellas gigantes y subgigantes se desvían de las relaciones actividad-rotación y además los sistemas binarios muy activos sufren variaciones de flujo con la fase y de una época a otra, ambos factores son los principales causantes de la dispersión observada en las binarias.

Por otro lado, en el estudio actividad-período de rotación, se observa el diferente comportamiento entre las estrellas aisladas y las binarias. Las estrellas aisladas y una gran parte de las estrellas en sistemas binarios sincronizados siguen las mismas relaciones entre los flujos y la rotación, que es independiente de la edad. Sin embargo, las estrellas binarias tienen mayor exceso de flujo para la misma rotación que las estrellas aisladas, lo que hace pensar que algo intrínseco de las binarias (parámetros orbitales, interacción entre campos magnéticos, etc) modifica el mecanismo dinamo y produce mayor actividad. Aquí también se sigue observando que las estrellas gigantes se apartan de la tendencia marcada por las demás. Una de las opciones para unificar los resultados entre binarias y aisladas es usar el número de Rossby, que tiene en cuenta las características de la zona convectiva además de la rotación, pero a pesar de que nuestros resultados parecen indicar una menor dispersión entre ambos grupos, muchos autores no han encontrado mejora ostensible. Además, dentro del conjunto de sistemas binarios, existen varias estrellas que son aún más activas y poseen un exceso de emisión mayor que la del resto de binarias, estrellas sobreactivas Rutten (1987), lo que también puede confirmar que la dinamo de las estrellas en sistemas binarios se ve alterada respecto a la de las estrellas aisladas debido a las interacciones entre componentes y por lo tanto el mecanismo dinamo de las estrellas en sistemas binarios sería distinto del de las aisladas y dependiente de parámetros orbitales o de relaciones simples entre los parámetros estelares de las dos componentes. Como se estudió en el Capítulo 4 y se ha mencionado más arriba, los sistemas con estrellas evolucionadas producen mayor actividad por la interacción de las componentes, de tal manera que pueden producirse variaciones físicas sobre la órbita y por tanto variar su comportamiento de forma no

regular (incluso algunos sistemas RS CVn sufren niveles de actividad que provocan variaciones en los períodos orbitales, como se ha visto con la estrella 2RE J0933+624).

Intentos de relacionar actividad con estos parámetros no han resultado exitosos, pero con estudios más amplios sobre estrellas sobreactivas podría llegar a establecerse cómo la interacción entre componentes modifica el mecanismo dinamo.

Capítulo 7

Conclusiones

En este trabajo se ha llevado a cabo un estudio cinemático y de actividad estelar en sistemas binarios cromosféricamente activos, basado en la información multilongitud de onda de distintos indicadores de actividad cromosférica en el óptico y en el infrarrojo cercano.

El estudio en general se puede resumir en cinco grandes apartados:

- En primer lugar se ha recopilado una muestra de sistemas binarios espectroscópicos con componentes de los últimos tipos espectrales, posibles miembros de los grupos de movimiento jóvenes en base a su cinemática:
 - De un total de 333 estrellas binarias de tipos espectrales F a 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), obteniéndose 197 sistemas que se encuentran dentro de los límites de la población estelar joven del disco en los planos (U, V) y (W, V).
 - De estos 197 sistemas, mediante los criterios cinemáticos se han podido clasificar 39 como posibles miembros de la Asociación Local, 50 del supercúmulo de las Híades, 22 del grupo de movimiento Ursa Mayor, 8 del supercúmulo IC 2391, 27 del grupo de movimiento Castor y 51 se han clasificado como otras estrellas jóvenes del disco. Teniendo en cuenta los criterios de Eggen, si se reducen los grupos a aquellas estrellas que cumplen uno de los criterios, se encuentran 28 posibles miembros de la Asociación Local, 40 del supercúmulo de las Híades, 16 del grupo de Ursa Major, 5 de IC 2391 y 19 de Castor. Si imponemos la máxima restricción, sólo 7 cumplen ambos criterios para la Asociación Local, 15 para el supercúmulo de las Híades, 4 para el grupo de Ursa Major, ninguno para el IC 2391 y uno para el grupo de movimiento de Castor.
 - Se ha estudiado la presencia de la línea de absorción del litio como indicador espectroscópico de edad, pero debido a la naturaleza binaria que impide la destrucción del litio durante más tiempo, no se puede mantener como criterio de pertenencia pero sí como apoyo a la clasificación.

- En segundo lugar se ha realizado un estudio detallado de 14 sistemas binarios cromosféricamente activos de clase RS CVn y BY Dra, para determinar sus propiedades espectroscópicas:
 - 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 cromosféricos del rango óptico, desde las líneas H y K del Ca II hasta el triplete infrarrojo del Ca II, incluyendo las líneas de la serie de Balmer, H ϵ , H δ , H γ , H β y H α .
 - El extenso rango espectral obtenido ha permitido determinar la velocidad radial, velocidad de rotación, el tipo espectral y la abundancia de litio de todos los sistemas. Asimismo, se ha utilizado la técnica de substracción espectral para determinar la anchura equivalente del exceso de emisión cromosférico en las diferentes líneas y el correspondiente exceso de flujo emitido por la estrella.
 - Para cinco de estos sistemas BK Psc, XX Tri, V789 Mon, FF UMa y 2RE J1101+624, se ha llevado a cabo un estudio más amplio, que ha permitido obtener la solución orbital, los parámetros estelares, y la discusión detallada de su actividad cromosférica en base a los excesos de emisión de los diferentes indicadores de actividad cromosférica.
 - Se han medido 13 valores de velocidad radial mediante correlación cruzada para la componente primaria del sistema SB1 BK Psc y se han determinado las velocidades radiales de la componente secundaria por diferencias en longitud de onda de sus emisiones cromosféricas, lo que ha permitido obtener por primera vez la solución orbital SB2 del sistema, encontrándose una órbita casi circular de período 2.1663 días muy similar al período fotométrico, lo que indica que el sistema está sincronizado. Además se ha estimado la masa de la estrella secundaria y su tipo espectral (M3V) y se ha estudiado la actividad cromosférica encontrando emisiones de H α por encima del continuo y modulación rotacional de las EW de las líneas de emisión.
 - El estudio del sistema XX Tri, ha permitido confirmar la gran actividad observada en esta estrella anteriormente debido a la presencia de grandes manchas de muy larga duración en su superficie. Además, se ha recalculado la solución orbital donde se ha obtenido una estimación de las propiedades de la estrella secundaria.
 - Se han obtenido 9 y 15 valores nuevos de velocidad radial para los sistemas SB1 V789 Mon y SB2 2RE J1101+223 respectivamente, lo que ha permitido mejorar la obtención de la solución orbital de ambas, de excentricidades cercanas a cero y períodos orbitales pequeños (1.4021 y 1.5260 días). Tras la determinación de masas mínimas para las estrellas secundarias ambas se clasifican como sistemas BY Dra. En el análisis de los indicadores de actividad cromosféricos se encuentran emisiones considerables pero poca modulación rotacional. V789 Mon se encuentra en los límites de las estrellas

jóvenes del disco y 2RE J1101+223 pertenece al grupo de movimiento del supercúmulo de las Híades.

- Se han obtenido 39 valores de velocidad radial entre 1998 y 2004 en 4 épocas diferentes para la estrella 2RE J0933+624 (FF UMa), que han permitido determinar el cambio producido en el período orbital con el tiempo. Se ha medido una variación del período de: $dP/P \approx 10^{-4}$, en 11 años, es decir, un orden de magnitud mayor que el más grande observado hasta ahora que ha sido para otro sistema de tipo RS CVn (HR 1099). Aunque aún no se puede descartar totalmente que las variaciones sean producidas por una tercera componente, parece probable que la causa sea la gran actividad observada en ambas componentes de este sistema. Las variaciones en el campo magnético producidas por la interacción de las componentes puede llegar a ser de una magnitud tal que puede dar lugar a los cambios en la velocidad de rotación que alteran la forma u oblatamiento de las componentes, modificándose así el momento cuadrupolar gravitatorio, y en consecuencia hacen variar la velocidad orbital y el período. Este proceso se ha encontrado en otras estrellas RS CVn, donde la presencia de una estrella evolucionada produce una efectividad mayor del mecanismo dinámico que conlleva más perturbación de una estrella sobre otra.
 - Se ha podido obtener una solución orbital completa (SB2) de sistemas binarios espectroscópicos catalogados SB1 mediante la medida de las variaciones en longitud de onda entre las emisiones de la componente secundaria y las de la primaria, lo que ha permitido obtener las masas de las componentes. En sistemas binarios de componentes frías, las emisiones en H y K y en otros indicadores pueden así proporcionar más información sobre sistemas SB1.
 - En un número considerable de las estrellas estudiadas en este trabajo, se ha encontrado una componente ancha en los perfiles de la línea de emisión de $H\alpha$ (XX Tri, FF UMa, DM UMa, HU Vir, etc), lo que nos indica presencia de movimientos de masa, microfulguraciones, etc.
- En tercer lugar, en una muestra de 28 estrellas, se ha realizado un estudio de la variabilidad de la velocidad radial con el objeto de aclarar su naturaleza aislada, binaria de corto o de largo período:
- Se ha confirmado la naturaleza binaria SB1 de la estrella BD +11 2052 A y SB2 de la estrella BD +39 2587, se ha hallado por primera vez sus respectivas soluciones orbitales, se ha realizado además una estimación de la masa y tipo espectral de sus componentes secundarias y un estudio espectroscópico de los indicadores ópticos de actividad cromosférica que indican gran actividad modulada con la fase.
 - Se ha descubierto la naturaleza binaria de largo período de la estrella HD 160934, cuyo período es del orden de 6246 días con gran excentricidad, y se ha estudiado sus indicadores de actividad, que a pesar del largo período aparecen en emisión por encima del continuo. Es una estrella joven que

cinemáticamente se encuentra fuera de los límites de la población joven del disco pero muy cercana a la Asociación Local.

- Se ha confirmado la naturaleza binaria SB1 de la estrella OX Ser y SB2 de las estrellas HD 89959 y HD 143705 y se ha determinado por primera vez sus soluciones orbitales.
 - Se ha encontrado variaciones de velocidad radial de la estrella PX Ser confirmando su naturaleza binaria.
 - Tanto en la estrella FR Cnc como 2RE J1507+761, se encuentran pequeñas variaciones de su velocidad radial, que pueden ser debidas o bien a su naturaleza binaria o bien a variaciones en los perfiles de las líneas fotosféricas producidas por manchas en su superficie. Ambas estrellas muestran los indicadores de actividad cromosféricos en emisión.
 - Se han obtenido en total 20 estrellas que catalogamos como aisladas, es decir, cuyas velocidades radiales no cambian en el período cubierto por nuestras observaciones (60 días), pero cabe la posibilidad de que fuesen binarias de muy largo período. Entre estas se encuentran 4 candidatas a CAB, C62, C65, C66 y C79, incluidas en el catalogo de Strassmeier et al. (1993), que no muestran evidencias de binariedad.
- En cuarto lugar, se ha llevado a cabo un estudio de las relaciones flujo-flujo para todos los indicadores de actividad cromosférica observados, desde H y K del Ca II hasta el triplete infrarrojo del Ca II, con el fin de determinar la conexión entre la emisión en la alta, media y baja cromosfera.
- Los resultados indican una clara correlación entre la actividad en diferentes líneas. Esta correlación es en general, igual para estrellas aisladas y binarias, donde las binarias se encuentran siempre en la parte superior de los diagramas, por encima de las aisladas, indicando su mayor actividad. Además, las pendientes de las correlaciones aumentan según aumenta la temperatura de formación del indicador.
 - Se ha podido distinguir entre la emisión que proviene de regiones activas como las playas cromosféricas y la que procede de regiones extensas como las protuberancias en cada una de las estrellas de la muestra a partir de la relación entre la emisión en las líneas $H\alpha$ y $H\beta$, y las líneas del triplete infrarrojo del Ca II en 8542 y 8498 Å. Para las estrellas de la muestra de este trabajo, se encuentra que en los sistemas RS CVn las líneas de Balmer se forman principalmente en las protuberancias sobre el limbo y en las BY Dra se forman en las playas o en protuberancias sobre la superficie, coincidiendo con estudios de otros autores. Por otro lado se ha encontrado que las razones de los flujos de emisión de las dos primeras líneas del triplete del Ca IRT muestran siempre valores entre 1 y 2 tanto para sistemas BY Dra como RS CVn, que indican que estas líneas se forman preferentemente en regiones tipo playas.
- Por último, se ha estudiado la relación entre la actividad y la rotación estelar:

-
- Se ha estudiado la dependencia de la emisión cromosférica de la línea K del Ca II, H α y la primera línea del Ca II IRT, con la velocidad (v_{seni}) y con el período de rotación para las estrellas binarias de la muestra, encontrándose una correlación de muy poca pendiente que confirma el aumento de actividad a mayor v_{seni} y menor período. En estas relaciones se obtiene que la gran dispersión en los datos proviene de la presencia de gigantes y subgigantes en la muestra (V1149 Ori, DK Dra, etc).
 - Además en las relaciones con el período de rotación las estrellas binarias quedan siempre por encima de las aisladas, apreciándose una separación entre ambas a partir de periodos mayores de 6 días tanto en la línea de H α como la del K del Ca II, siendo el efecto más acusado en esta última. También se observa un efecto de saturación, siendo más alta la zona de saturación de las binarias, lo que muestra de nuevo la mayor actividad de estas estrellas, donde además se puede distinguir un grupo más activo o estrellas sobreactivas.
 - Se ha estudiado también la dependencia de la emisión cromosférica con el número de Rossby, F_S -Ro, para estrellas binarias y aisladas, encontrando que la dispersión y la separación entre binarias y aisladas disminuye respecto a las relaciones con el período o la velocidad de rotación. Además se puede observar mejor la zona de saturación, quedando siempre por encima la de las estrellas binarias.

Bibliografía

- [1] Abt H.A. & Levy S.G., 1976, ApJS, 30, 273
- [2] Andersen, J., Clausen, J. V., Nordstrom, B., Tomkin, J. & Mayor, M., 1991, A&A, 246, 99
- [3] 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)
- [4] Agekyan, T. A., & Orlov V. V., 1984, Astron. Zh., 61, 61 (SvA 28, 36)
- [5] Applegate J.H., 1992, ApJ, 385, 621
- [6] Applegate J.H. & Patterson J., 1987, ApJ, 322, L99
- [7] Arévalo M.J. & Lázaro C., 1999, AJ, 118, 1015
- [8] Asiain, R., Figueras, F., Torra, J., & Chen, B., 1999a, A&A, 341, 427
- [9] Asiain, R., Figueras, F., & Torra, J., 1999b, A&A, 350, 434
- [10] Ayres T.R., Simon T., et al., 1998, ApJ, 496, 428
- [11] Barbier-Brossat M. & Figon P., 2000, A&AS, 142, 217B
- [12] Barden, S. C., 1985, ApJ, 295, 162
- [13] Barnes, T. G., III, Moffett, T. J., & Slovak, M. H., 1986, PASP, 98, 223
- [14] Barrado y Navascués, D., 1998, A&A, 339, 831
- [15] Barrado y Navascués, D., Stauffer, J. R., Song, I., & Caillault, J. P., 1999, ApJ., 520, L123
- [16] Barrado y Navascués D., García López R.J., Severino G. & Gomez M.T, 2001, A&A 371, 652B.
- [17] Basri, G., Laurant, R., & Walter, F. M., 1985, ApJ, 298, 761
- [18] Basri, G., 1986 en "IVth Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", Springer-Verlag, p.184, M. Zeilik and D. M. Gibson (eds.)
- [19] Bastian U., Röser S., Yagudin L.I., et al. 1993, Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg

- [20] Batten A.H., 1973, *Bynary and Multiple Systems of Stars* (Oxford: Pergamon)
- [21] Baudrand, J., & Bohm, T., 1992, *A&A*, 259, 711
- [22] Beavers, W. I., Eitter, J. J., Ketelsen, D. A., & Oesper, D. A. 1979, *PASP*, 91, 698
- [23] Beavers W. I. & Eitter J. J., 1986, *ApJS* 62, 147
- [24] Bidelman W.P. & McConnell D.J., 1973, *AJ* 78, 687
- [25] Bidelman W.P., 1981, *AJ* 86, 553
- [26] Bidelman W.P., 1985, *IAPPP Comm.* 21, 53
- [27] Bodenheimer P., 1978, *ApJ*, 224, 488
- [28] Bopp B.W. & Fekel F.C., 1977 *AJ* 82, 490
- [29] Bopp B.W. & Stencel R., 1981, *AJ*, 247, L131
- [30] Bopp B.W., 1987, *PASP* 99, 38
- [31] Bopp B.W., 1990, *MmSAI* 61, 723B
- [32] Bopp B.W., Dempsey R.C., Parsons S.B., 1991, *PASP* 103, 444B
- [33] Bopp B.W., Fekel F.C., Aufdenberg J., Dempsey R.C., Dadonas V., 1993, *AJ* 106, 2502
- [34] Boss L., 1908, *AJ* 26, 31
- [35] Bouvier J., 1990, *AJ* 99, 946
- [36] Buzasi, D. L., 1989, tesis doctoral, PhD Thesis, Pennsylvania State Univ.
- [37] Buzasi, D. L., 1990, en "Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun", *ASP Conf. Series*, p. 233, G. Wallestein (ed.)
- [38] Buzasi, D. L. 1989, PhD Thesis, Pennsylvania State Univ.
- [39] Buzasi J., Klocok L., Rybansky M., 1992, *A&A*, 257L, 7B
- [40] Busko I.C., Torres C.A.O., 1978 *A&A* 64, 153B
- [41] Catalano S., Rodonò M. 1967, *Mem. Soc. A. It.* 38, 395
- [42] Charbonneau P. & MacGregor K. B., 1992, *ApJ*, 397L, 63C
- [43] Charbonneau P. & MacGregor K. B., 1992, *ApJ*, 387, 639C
- [44] Chester M.M., 1991, *PhDT* 9C, Pennsylvania State Univ.
- [45] Chupina N. V., Reva V. G., Vereshchagin S. V., 2001, *A&A*, 371, 115
- [46] Claret A. & Giménez A., 1995, *A&A*, 296, 180.
- [47] Cumming A., 2004, *MNRAS*, 354, 1165

- [48] Cutispoto G. 1992, A&AS 95, 397
- [49] Cutispoto G., 1996, A&AS 119, 281C
- [50] Cutispoto G., Pastori L., Tagliaferri G., Messina S. & Pallavicini R., 1999, A&AS, 138, 87
- [51] Delfosse X., Forveille T., Perrier C. & Mayor M., 1998, A&A, 331, 581
- [52] Delfosse X., Forveille T., Beuzit J.-L., Udry S., Mayor M. & Perrier C., 1999, A&A, 344, 897
- [53] Dempsey R.C., Linski J.L., Fleming T.A. & Schmitt J.H.M.M., 1993, ApJS 86, 599
- [54] Dobson A.K., Randich R.R., 1989, ApJ, 344, 907
- [55] Doyle J.G., Short C.I., Byrne P.B. & Amado P.J., 1998, A&A 329, 229D
- [56] Dorren J.D. & Guinan E.F., 1990, ApJ 348, 703D
- [57] Duflot M., Figon P. & Meyssonnier N., 1995 A&AS 114, 269:w
- [58] Durney, B. R., & Latour, J., 1978, GApFD, 9, 241
- [59] Dyer, E. R., Jr., 1954, AJ, 59, 218
- [60] Eberhard, G., & Schwarzschild, K., 1913, ApJ, 38, 292
- [61] Eggen O.J., 1975, PASP 87, 37
- [62] Eggen O.J., 1983, MNRAS 204, 391
- [63] Eggen O.J., 1984a, AJ 89, 1358
- [64] Eggen O.J. 1984b, ApJS, 55, 597
- [65] Eggen O.J. 1989, PASP 101, 366
- [66] Eggen O.J., 1991, AJ 102, 2028
- [67] Eggen O.J., 1992a, AJ 104, 1493
- [68] Eggen O.J., 1992b, AJ 104, 1482
- [69] Eggen O.J., 1992c, AJ, 103, 1302
- [70] Eggen O.J., 1995, AJ 110, 2862
- [71] Eggen O.J., 1998a, AJ 115, 2397
- [72] Eggen O.J., 1998b, AJ 116, 782
- [73] Eker Z., 1992, ApJS 79, 481
- [74] Eker Z., 1995, AJ 445, 526-536

- [75] ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA SP-1200
- [76] Favata F., Barbera M., Micela G. & Sciortino S., 1993, A&A, 277, 428
- [77] Favata F., Barbera M., Micela G. & Sciortino S., 1995, A&A, 295, 147
- [78] Favata F., Micela G., Sciortino S. & D'Antona F., 1998, A&A, 335, 218
- [79] Fekel F.C. & Hall D.S., 1985 AJ 90, 2581F
- [80] Fekel F. C., Bopp B. W., Africano J. L., Goodrich B. D., Palmer L. H., Quigley R. & Simon T., 1986, AJ 92, 1150
- [81] Fekel F. C. & Balachandran S., 1993, ApJ 403, 708F
- [82] Fekel F. C., 1997, PASP, 109, 514
- [83] Fekel F.C., Strassmeier K.G., Weber M. & Washüttl A., 1999, A&AS 137, 369
- [84] Fekel F.C. & Henry G.W., 2000, AJ, 120, 3265F
- [85] Fischer D.A., Butler R.P. & Marcy G.W. et al., 2003, ApJ, 590, 1081
- [86] Fischer D.A. & Valenti J.A., 2003, ASP Conf. Ser. Vol.294, Scientific Frontiers in Research on Extrasolar Planets. ASP, 117
- [87] Frasca A. & Catalano S. 1994, A&A 284, 883
- [88] Frasca A. & Lanza A.F., 2005, A&A 429, 309
- [89] Frazies E.N., 1970, Sol. Phys., 14, 89
- [90] Gálvez, M. C., Montes, D., & López-Santiago, J. 2001, "Highlights of Spanish Astrophysics II", p. 373,
- [91] García-Álvarez D, 2000, Irish Astronomical Journal, 27 ,117
- [92] García-Álvarez D, Foing B.H., Montes D., Oliveira J.G., et al., 2003, A&A 397, 285
- [93] Giommi P., Tagliaferri G. et al., 1991, ApJ, 378, 77G
- [94] Gliese W., Jahreiss H., 1991, Preliminary version of the Third Catalogue of Nearby Stars (Astron. Rechen-Institut, Heidelberg) (CNS3)
- [95] Granzer Th., 1999, AGM 15, J06G
- [96] Grantton L., 1950, ApJ, 111, 31G
- [97] Griffin R. F., 1978, Obs. 98, 257
- [98] Griffin R. F., Gunn J. E., 1981, AJ, 86, 588
- [99] Griffin R. F., Mayor M., Gunn J. E., 1982, A&A, 106, 221
- [100] Griffin R.F., 1999, Obs 119, 27

- [101] Güdel M., Audard M., Reale F. Skinner S.L., Linsky J.L, 2004, A&A, 416, 713
- [102] Gunn J. E., Mitrou C. K. & Doyle J. G., 1998 MNRAS, 296, 150G
- [103] Haisch B.M., Strong K.T. y Rodonó M., 1991, ARA & A, 29, 275
- [104] Hall D.S., 1975, AcA 25, 215H
- [105] Hall D.S., 1976, mpvs coll, 287H
- [106] Hall D.S. 1981, *Solar phenomena in stars and stellar systems, Proceedings of the Advanced Study Institute*, D. Reidel Publishing Co., p. 431
- [107] Hall D.S. 1991, in *The Sun and Cool Stars: Activity, Magnetism, and Dynamos*, I. Tuominen, D. Moss y G. Rüdiger (eds.), Springer-Verlang, p. 353
- [108] Hall J.C. & Ramsey L.W., 1992, AJ 104, 1942
- [109] Hall J.C. & Ramsey L.W., 1994, AJ 107, 1149
- [110] Hall J.C., 1996, PASP 108, 313
- [111] Hartmann, L., Hewett, R., Stahler, S., & Mathieu, R. D. 1986, APJ, 309, 275
- [112] Hartmann, L., Noyes R.W., 1987, ARA&A 25, p.271
- [113] Heasley J.N. & Mihalas D., 1976, ApJ 205, 273H
- [114] Hemplemann A., Schimith J.H., et al., 1995, A& A, 294, 515
- [115] Henry G.W., Fekel F.C. & Hall D., 1995, AJ 110, 2926
- [116] Herbig G.H., 1985, ApJ, 97, 891
- [117] Hiltner W.A., 1947, ApJ, 106, 481H
- [118] Hirshfeld A., Sinnott R.W. (eds), 1982, Sky catalogue 2000 Vol 1.
- [119] Hooten J.T. & Hall D.S., 1990, ApJS 74, 225H
- [120] Hg E., Kuzmin A., Bastian U., Fabricius C., Kuimov K., Lindegren L., Makarov V. V. & Roeser S., 1998, A&A, 335, L65
- [121] Hg E., Fabricius C., Makarov V. V., Urban S., Corbin T., Wycoff G., Bastian U., Schwekendiek P. & Wicenc A., 2000, A&A, 355, L27
- [122] Houdebine, E. R. & Doyle, J. G. 1994, A&A, 289, 169
- [123] Jeffries R.D. & Jewell S.J., 1993, MNRAS 264, 106
- [124] Jeffries R.D., 1995, MNRAS 273, 559
- [125] Jeffries R.D., Bertram D. & Spurgeon B.R., 1995, MNRAS 276, 397
- [126] Johnson D.R.H. & Soderblom D.R., 1987, AJ 93, 864

- [127] Kalimeris A., Mitrou C.K., Doyle J.G., Antonopoulou E. & Rovithis-Livaniou H., 1995, *A&A*, 293, 371
- [128] Kastner J. H., Zuckerman B., Weintraub D. A. & Forveille T., 1997, *Science*, 277, 67
- [129] Kazarovets E.V., Samus N.N., Durlevich O.V., Frolov M.S., Antipin S.V., Kireeva N.N. & Pastukhova E.N., 1999, *BVS*, 4659, 1K
- [130] Kraft R.P., 1967, *ApJ*, 150, 551
- [131] Kukarkin B.V. & Mironov A.V., 1971, *vA* 14, 967K
- [132] Lachaume R., Dominik C., Lanz T., Habing H. J., 1999, *A&A*, 348, 897
- [133] Lanza A.F., Rodonó M. & Rosner R., 1998, *MNRAS*, 296, 893
- [134] Lanza A.F. & Rodonó M., 1999, *A&A*, 349, 887
- [135] Lázaro C. & Arévalo M.J., 1997, *AJ*, 113, 2283L
- [136] Leggett S. K., 1992, *ApJS*, 82, 351
- [137] Linsky, J. L., Hunten, D. M., Sowell, R., Glakin, D. L., & Kelch, W. L., 1979, *ApJS*, 41, 481
- [138] López-Santiago J., 2005, tesis.
- [139] Maggio A., Sciortino S. & Vaiana G.S., et al. 1987, *ApJ*, 315, 687
- [140] Makarov V. V. & Fabricius C., 2001, *A&A*, 368, 866
- [141] Makarov V. V., Urban S., 2000, *MNRAS*, 317, 289
- [142] Marino, A., Micela, G., Peres, G., & Sciortino, S., 2003, *A&A*, 407, L63
- [143] Marsh T.R. & Pringle J.E., 1990, *ApJ*, 365, 677
- [144] Mason K. O., Hassall B. J. M., Bromage G. E., et al. 1995, *MNRAS*, 274, 1194
- [145] Matese J.J. & Whitmire D.P., 1983, *A&A*, 117, L7
- [146] Mayor, M., Naef, D., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Udry, S., & Burnet, M., 2000, *ESO Press Release*, 13/00
- [147] Mestel L., 1968, *MNRAS*, 138, 359
- [148] Mestel L. & Spruit H. C., 1987, *MNRAS*, 226, 57M
- [149] Micela, G., Sciortino, S., Serio, S., Vaiana, G. S., Bookbinder, J., Golub, L., Harnden, F. R., Jr., & Rosner, R., 1985, *ApJ*, 292, 172
- [150] Miller R. & Osborn W., 1996, *Obs* 116, 382
- [151] Mirzoyan L.V., 1984, *Vistas in Astronomy* , 27,77

- [152] Montes D., Fernández-Figueroa M. J., De Castro E. & Cornide M., 1994, A&A 285, 609
- [153] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 1995, A&A, 294, 165
- [154] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., Cornide, M., & De Castro, E., 1996, A&A, 312, 221
- [155] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Sanz-Forcada, J., 1997, A&AS, 125, 263
- [156] Montes, D., Martín, E. L., Fernández-Figueroa, M. J., Cornide, M. & De Castro, E., 1997b, A&AS, 123, 473
- [157] Montes, D., & Martín, E. L., 1998, A&AS, 128, 485
- [158] Montes, D., Sanz-Forcada, J., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Poncet, A., 1998, A&A, 330, 155
- [159] Montes, D., Saar, S. H., Collier Cameron, A., & Unruh, Y. C., 1999a, MNRAS, 305, 45
- [160] Montes, D., Ramsey, L. W., & Welty, A. D., 1999, ApJS, 123, 283
- [161] Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M., Latorre, A., & Sanz-Forcada J., 2000, A&AS, 146, 103
- [162] 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.)
- [163] Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., & Cornide, M., 2001b, MNRAS, 328, 45
- [164] Montes, D., López-Santiago, J., Fernández-Figueroa, M. J. & Gálvez, M. C., 2001c, A&A, 379, 976
- [165] Montesinos, B., & Jordan, C., 1993, MNRAS, 264, 900
- [166] Mullis C.L. & Bopp W.B., 1994, PASP 106, 822
- [167] Naftilan S.A. & Drake S.A. 1980, PASP 92, 675
- [168] Neuhäeuser, R., Torres, G., Sterzik, M. F., & Randich S., 1997, A&A, 325, 647
- [169] Neuhäeuser R., & Brandner, W., 1998, A&A, 330, L29
- [170] Nolthenius R. & 1991, Inf.Bull.Var.Stars, 3589
- [171] Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H., 1984, ApJ, 279, 763
- [172] O' Neal D., Neff J.E. & Saar S.H., 1998, Apj, 507, 9190

- [173] Oláh K., Kolláth Z., & Strassmeier K.G., 2000, *A&A*, 356, 643
- [174] Oranje B. J., Zwaan C. & Middekkoop F., 1982a, *A&A*, 110, 30
- [175] Oranje B. J., Zwaan C. & Middekkoop F., 1982b, *A&A*, 110, 30
- [176] Oranje B. J., 1985, *A&A*, 154, 185
- [177] Orlov V. V., Panchenko, I. E., Rastorguev, A. S., & Yatsevich, A. V., 1995, *Astron. Zh.*, 72, 495
- [178] Osten R.A. & Saar S.H., 1998, *MNRAS*, 295, 257
- [179] Pallavicini R., Glub L., Rosner R., Vaiana G.S., Ayres T. & Linsky J.L., 1981, *ApJ*, 248, 279
- [180] Pallavicini R., Randich S. & Giampapa M.S., 1992 *A&A* 253, 185P
- [181] Pandey J.C., Singh K.P., Sagar R. & Drake S.A., 2002, *JApA*, 23, 9P
- [182] Parker E. N., 1955, *ApJ*, 122, 293P
- [183] Parker E. N., 1979, *ApJ*, 230, 905P
- [184] Parker E. N., 1979, *ApJ*, 230, 250P
- [185] Parker E. N., 1979, *ApJ*, 230, 270P
- [186] Pasquini L. & Cutispoto L. et al., 1991, *A&A*, 248, 72P
- [187] Pasquini L. & Pallavicini R., 1991, *A&A*, 251, 199
- [188] Patience J. & White R.J. et al., 2002, *AJ*, 581, 654
- [189] Pfeiffer, M. J., Frank, C., Baumeller, D., et al. 1998, *A&AS*, 130, 381
- [190] Pizzolato N., Maggio A., Micela G., Sciortino S. & Ventura P., 2003, *A&A*, 397, 147P
- [191] Popper D. M., 1994, *AJ*, 108, 1091
- [192] Popper, D. M., 1996, *AJSS*, 106, 133
- [193] Popper D. M., 1997, *AJ*, 114, 1195
- [194] Popper D. M., 2000, *AJ*, 119, 2391
- [195] Pounds, K. A., Allan, D. J., Barber, C., et al. 1993, *MNRAS*, 260, 77
- [196] Press, W. H., Flannery, B. P., & Teukolsky, S. A. 1986, *Numerical recipes. The art of scientific computing*, Cambridge: University Press
- [197] Prosser, C. F., Randich, S., Stauffer, J. R., Schmitt, J. H. M. M., & Simon, T., 1996, *AJ*, 112, 1570
- [198] Pye, J. P., McGale, P. A., Allan, D. J., et al. 1995, *MNRAS*, 274, 1165

- [199] Randich, S., Schmitt, J. H. M. M., Prosser, C. F., & Stauffer, J. R., 1996, *A&A*, 305, 785
- [200] Randich, S., Aharpour, N., Pallavicini, R., Prosser, C. F., & Stauffer, J. R., 1997, *A&A*, 323, 86
- [201] Randich, S., Gratton, R., Pallavicini, R., Pasquini, L., & Carretta, E., 1999, *A&A*, 348, 487
- [202] Randich, S., Pallavicini, R., Meola, G., Stauffer, J. R., & Balachandran, S. C., 2001, *A&A*, 372, 862
- [203] Rhode, K. L., Herbst, W., & Mathieu, R. D. 2001, *AJ*, 122, 3258
- [204] Robb R. M. & Gladders M. D., 1996, *IAU*, 4412
- [205] Robinson, R. D., Cram, L. E., & Giampapa, M. S., 1990, *ApJS*, 74, 891
- [206] Röser S., Bastian U., 1991, *Astronomisches Rechen-Institut, Heidelberg. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg*
- [207] Röser S., Bastian U., Kuzmin A., 1994, *A&AS* 105, 301
- [208] Rucinski S.M., Vilhu O., 1983, *MNRAS* 202, 1221
- [209] Rutten R.G.M., 1987, *A&AS*, 177,131
- [210] Rutten, R. G. M., & Schrijver, C. J., 1987, *A&A*, 177, 155
- [211] Rutten, R. G. M., Schrijver, C. J., Zwaan, C., Duncan, D. K., & Mewe, R., 1989, *A&A*, 219, 239
- [212] Ryan R. D., Neukirch T., Jardine M., 2005, *A&A* 433, 323R
- [213] SAAO Annual Report, 1991, p. 16
- [214] Sandage, A., & Kowal, C. 1986, *AJ*, 91, 1140
- [215] Schmidt-Kaler, T. 1982, in *Landolt-Börnstein, Vol. 2b*, ed K. Schaifers & H. H. Voig (Heidelberg: Springer)
- [216] Schrijver C.J., Zwaan C., 1991, *A&AS* 251, 183
- [217] Schrijver, C. J., & Zwaan, C., 2000, "Solar and Stellar Magnetic Activity", Cambridge University Press
- [218] Schrijver C.J., Title A.M., 2001, *ApJ*, 551, 1099S
- [219] Schechter J.F., Remillard R., Saar S.H., Favata F., Sciortino S., Barbera M., 1996, *ApJ* 463, 747
- [220] Simon, T., & Fekel, F. C., 1987, *ApJ.*, 316, 434
- [221] Singh K.P., Drake S.A., White N.E., 1996, *AJ*, 111, 2415

- [222] Skumanich, A., 1972, ApJ, 171, 565
- [223] Soderblom D.R., 1985, PASP 97, 54
- [224] Soderblom D.R., Clements S.D., 1987, AJ 93, 920
- [225] Soderblom D.R., 1990, AJ 100, 204
- [226] Soderblom D.R., Mayor M., 1993a, AJ 105, 226
- [227] Soderblom D.R., Mayor M., 1993b, ApJ 402, L5
- [228] Soderblom D.R., King J.R., Hanson R.B., Jones B.F., Fischer D., Stauffer J.R., Pinsonneault M.H., 1998, ApJ 504, 192
- [229] Sowell J.R., Scott B.H., Douglas S.H., Howar B., 2001, AJ, 122, 1965
- [230] Stauffer, J. R., & Hartmann, L. W. 1986, ApJS, 61, 531
- [231] Stephenson, C. B. 1986, AJ, 92, 139
- [232] Stepien K., 1994, A&A, 292, 191
- [233] Stepinski T.F., Black D.C., 2001, A&AS 371, 250
- [234] Strassmeier K.G., Fekel F. C., Bopp B. W., Dempsey R.C., Henry G.W., 1990, ApJS 72, 191
- [235] Strassmeier K.G., Oláh K., 1992, A&A 259, 595
- [236] Strassmeier K.G., Hall D.S., Fekel F.C. & Scheck M., 1993, A&AS 100, 173
- [237] Strassmeier K.G., 1999, A&A 347, 225-234
- [238] Strassmeier K. G., Washuettl A., Granzer Th., Scheck M. & Weber M., 2000, A&AS 142,275
- [239] Tagliaferri G., Cutispoto G., Pallavicini R., Randich S., Pasquini L., 1994, A&A 285, 272
- [240] Tonry, J., & Davis, M. 1979, AJ, 84 1511
- [241] Tokovinin A.A., 1992, A&A 256, 121
- [242] Upgren A.R., Sperauskas J., Boyle R.P., 2002, BaltA, 11, 91U
- [243] Urban S.E., Corbin T.E., Wycoff G.L., U.S. Naval Observatory, Washington D.C. (1997)
- [244] Vilhu, O., 1984, A&A, 133, 117
- [245] Vyssotsky A.N., 1956, Aj, 61, 201
- [246] Walter F.M. & Bowyer S., 1981, ApJ, 245, 671

- [247] Walter F.M., Byrne P.B., 1998, Tenth Cambridge Workshop, ASP Conf. Ser. 154, R.A.Donahue, J.A.Bookbinder (eds), p.1458
- [248] Webbink R.F., 1976, ApJ, 209, 829W
- [249] Webbink R.F., 1976, ApJS, 32, 583W
- [250] Weber M. & Strassmeier K.G., 1998, IBVS 4573, 1
- [251] Weis, E. W., 1991, AJ, 102, 1795
- [252] Weis, E. W., 1993, AJ, 105, 1962W
- [253] Wichmann R., Schmitt J. H. M. M. & Hubrig, S., 2003, A&A, 399, 983
- [254] Wielen R., Schwan H. et al., 2000, Sixth catalogue of fundamental stars (FK6). Part III. Additional stars with direct solutions (VeARI), 37 ,1W
- [255] Wilson O. C., 1966, ApJ, 144, 695
- [256] Wilson O. C., 1967, AJ, 72, 905
- [257] Xuefu L., Huisong T. 1984, Inf. Bull. Var. Stars No. 2606
- [258] Young A., Skumanich A., Stauffer J.R. et al., 1989, ApJ, 344, 427
- [259] Zahn J.P., 1977, A&A 57,489
- [260] Zarro D.M., Rodgers A.W., 1983, ApJS, 53, 815
- [261] Zuckerman B., Song I., Bessell M. S. & Webb R. A., 2001, ApJ, 562, L87
- [262] Zuckerman B., Song I. & Bessell M.S., 2004, ApJ, 613L, 65Z

