

3

Espectroscopia multiobjeto en el cúmulo σ Orionis: un puente entre las poblaciones estelar y subestelar

Would you like to look through my telescope?
The Milky Way's a fine sight to see.
All around our universe, we try so hard to view
What's new.

Make a trip down to Sagittarius
And take a spin by some nebula.
I hope the sky stays clear for us, the night goes on so far
In stars.

Mike Oldfield (Discovery)

3.1 Búsqueda óptico-infrarroja

El cúmulo estelar σ Orionis es un excelente laboratorio para comprender los procesos que dan lugar a la formación de enanas marrones y objetos de masa planetaria. La relación entre estos objetos y las estrellas no ha sido establecida apropiadamente a causa del pobre conocimiento de la población estelar del cúmulo al comienzo de este estudio. Para poder extraer conclusiones acerca de los procesos de formación de los objetos subestelares es obligatorio determinar antes la población estelar del cúmulo y sus propiedades (distribución espacial, frecuencia de discos). Con este objetivo en mente, hemos tomado espectroscopia óptica multifibra de campo ancho y resolución intermedia ($R \sim 8000$) de unos doscientos candidatos a miembros estelares del cúmulo seleccionados a partir de una búsqueda óptica-infrarroja $VRI + IJ$.

3.1.1 Observaciones y análisis

El 8 de enero de 2003 se observó con la Wide Field Camera (WFC; véase C.7.1) en el Isaac Newton Telescope la misma región estudiada por Béjar et al. (en prep.; también: Béjar 2001; Béjar et al. 2004a). Estos autores han realizado una búsqueda IZ con posterior seguimiento J , suficientemente profunda como para cubrir todo el rango de enanas

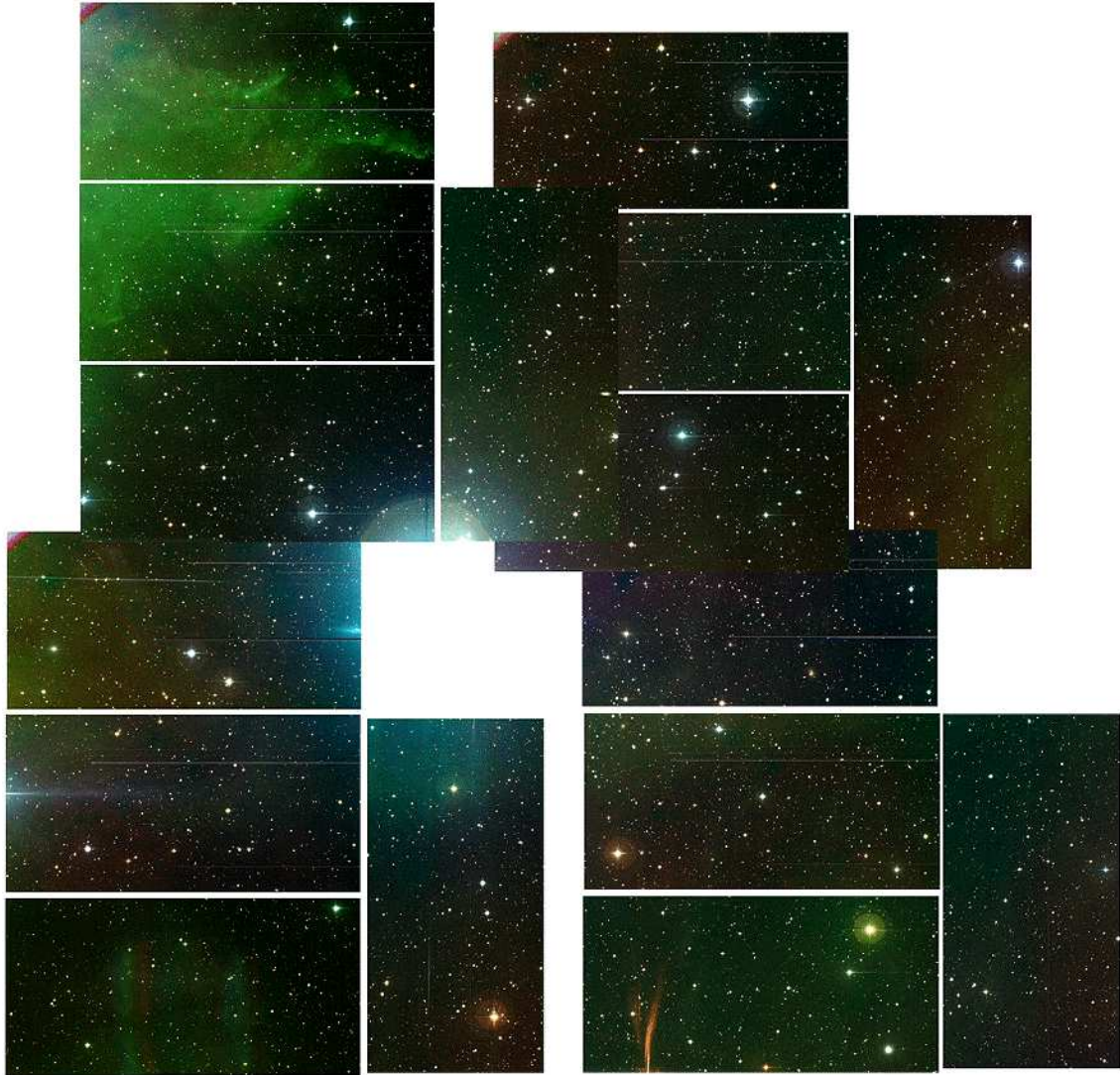


Figura 3.1: Mosaico en colores falsos de la región alrededor del centro del cúmulo σ Orionis. El área se corresponde con los cuatro apuntados de la WFC. Los colores rojo, verde y azul codifican para los filtros I , R y V , respectivamente. Nótese la intensa emisión en la banda R ($H\alpha$) al noreste de la imagen. La nebulosidad está asociada a la región de ζ Orionis y de la Nebulosa de Cabeza de Caballo. Los artefactos con aspecto de chorros no son tales, sino reflejos de estrellas por la óptica del instrumento.

marrones y parte del dominio planetario. La región estudiada consiste básicamente en cuatro apuntados alrededor del centro del cúmulo σ Orionis, al noreste (SO1), noroeste (SO2), suroeste (SO3) y sureste (SO4), cubriendo un área total de $\sim 1.12 \text{ deg}^2$. Se usaron los filtros VRI de la WFC, muy similares a los de Johnson. Por cada chip se tomaron cinco imágenes en los tres filtros: dos tiempos de exposición distintos para los filtros RI y un único tiempo de exposición para el filtro V (V corto, R corto, R largo, I corto, I largo –corto: 5 s; largo:

30 s-). El mosaico en falso color de los 16 chips (4 apuntados $\times$ 4 chips/apuntado) se encuentra en la Fig. 3.1. La Tabla 3.1 muestra el *log* de las observaciones con WFC σ Orionis. La noche fue fotométrica y el *seeing* promedio varió entre 1.0 y 1.3 arcsec. También se observaron cuatro campos con estrellas estándares de Landolt (1992).

La reducción de las imágenes siguió el procedimiento estándar de sustraer el *bias* de las imágenes y dividir entre la imagen normalizada de *flat field* de cada filtro. El *flat* en la banda *R* se obtuvo promediando distintas imágenes tomadas al atardecer y al amanecer de la noche de observación, mientras que el de la banda *I* fue un *superflat* construido a partir de todas las imágenes científicas con un número de cuentas suficiente tomadas esa noche. Se realizó fotometría de abertura y de PSF en 80 imágenes (5 filtros $\times$ 16 chips) con 4, 5, 2 y 3 veces la FWHM promedio de cada una de las imágenes como parámetros radio de abertura, radio interno del cielo, anchura del anillo de cielo y radio de PSF, respectivamente. La reducción y el análisis son similares a las llevadas a cabo en observaciones descritas en otros capítulos de esta memoria de Tesis, donde serán mejor detalladas.

Tabla 3.1: *Log* de las observaciones con WFC^a.

Campo	α^{J2000}	δ^{J2000}	Filtro	texp (s)
SO1	05 39 29	-02 16 20	<i>V</i>	30
			<i>R</i>	30
			<i>R</i>	5
			<i>I</i>	30
			<i>I</i>	5
SO2	05 37 43	-02 18 05	<i>V</i>	30
			<i>R</i>	30
			<i>R</i>	5
			<i>I</i>	30
			<i>I</i>	5
SO3	05 37 20	-02 50 00	<i>V</i>	30
			<i>R</i>	30
			<i>R</i>	5
			<i>I</i>	30
			<i>I</i>	5
SO4	05 39 48	-02 50 10	<i>V</i>	30
			<i>R</i>	30
			<i>R</i>	5
			<i>I</i>	30
			<i>I</i>	5

^a: Observaciones realizadas en la noche 2003 ene. 08 en el rango de UT entre 20:24 y 21:02 h.

3.1.2 Selección de candidatos

Se obtuvieron magnitudes instrumentales en las bandas *VRI* de aproximadamente 20 000 fuentes con PSF estelar. Se construyeron 96 diagramas color-magnitud instrumentales, seis para cada uno de los 16 chips (*V* – *R* corto vs. *R* corto, *V* – *R* largo vs. *R* largo, *V* – *I* corto vs. *I* corto, *V* – *I* largo vs. *I* largo, *R* corto – *I* corto vs. *I* corto y *R* largo – *I* largo vs. *I* largo). En cada uno de los diagramas, en los que se representaban unas 1200

fuentes simultáneamente, se preseleccionaron manualmente unos 30–40 objetos que poseían colores ópticos más rojos que el resto de fuentes de la misma magnitud instrumental. Nótese que no era necesario realizar una calibración en magnitud en este paso, ya que la secuencia aparente del cúmulo está separada comparativamente varias magnitudes de la posición en los diagramas de los objetos típicos de fondo. A modo de ejemplo, en la Figura 3.2 se muestran cuatro diagramas color-magnitud instrumentales para uno de los 16 detectores. Con puntos azules se han representado todas las fuentes, mientras que los objetos preseleccionados como candidatos a miembros del cúmulo se han marcado, además, con una cruz verde. Se implementaron funciones MATLAB para semiautomatizar el proceso. Una de ellas permitía representar cualquiera de los diagramas color-magnitud y hacer *click* con el puntero del ratón sobre los candidatos más interesantes. Al escogerlos, se guardaban en un fichero su número de identificación, su posición en el chip, las dos magnitudes instrumentales representadas en el diagrama y sus errores. Otra función realizaba una correlación entre los archivos anteriores correspondientes a cada chip, devolviendo como salida los números de identificación, posiciones y valores de las magnitudes instrumentales en cada uno de los tres filtros. Se estudiaron uno a uno los casos en que se daban desviaciones notables de las posiciones en el chip o diferencias en el número de identificación durante la correlación. Estas anomalías se debían en general a sistemas binarios muy próximos, no completamente resueltos, o a la debilidad de algunas fuentes en las cercanías de estrellas muy brillantes o en el rango de saturación. También, para cada uno de los objetos correlados se escogía la fotometría en cada filtro con la mayor precisión. En general, los datos de la exposición corta se utilizaban para las fuentes más brillantes, y los de la exposición larga para las más débiles. En el caso intermedio, la elección entre las dos fotometrías dependía del filtro y del seeing promedio, con lo que se requirió un esfuerzo adicional de selección. Se eliminaron también objetos seleccionados redundantemente, ya que la búsqueda WFC tenía solapamientos entre detectores (especialmente entre los apuntados de los campos SO1 y SO2 –véanse la Fig. 3.1 y la Tabla 3.1–). En total se preseleccionaron 812 objetos a partir de los diagramas color-magnitud instrumentales *VRI*.

El número de objetos preseleccionados multiplicaría por tres, aproximadamente, el número de objetos conocidos en el cúmulo σ Orionis. Para cada uno de los ~ 800 objetos se recopiló la fotometría *JHK_s* y las coordenadas ecuatoriales que ofrecía el catálogo 2MASS en el momento de hacer este trabajo. Esta recopilación se efectuó de forma puramente manual, usando la herramienta ALADIN, por reconocimiento visual de cada una de las fuentes en nuestras imágenes WFC en la imagen DSS-IR de la región. Además, se creó una lista preliminar de fuentes detectadas en nuestra preselección y catalogadas por SIMBAD. Sólo $\sim 17\%$ de las fuentes preseleccionadas habían sido detectadas y publicadas en anteriores búsquedas.

A partir de la magnitud *J* de 2MASS y de la magnitud *I* de cada objeto preseleccionado, calibrada con los campos de Landolt¹, se construyó el diagrama color-magnitud *I* vs. *I – J* mostrado en la Fig. 3.3. El conjunto de objetos catalogados por SIMBAD, mostrados con estrellas rojas en la figura (alguno de los cuales disponían ya de confirmación espectroscópica de pertenencia a σ Orionis), marcaban la secuencia del cúmulo. Se definió una envolvente

¹En realidad se calibró por comparación con la magnitud *I* de estrellas de referencia fotométricas aquellas con el brillo adecuado en las imágenes profundas en la banda *I* obtenidas por Béjar et al. (en prep.), a su vez calibrada con los campos de Landolt observados en 2003 sep. 08.

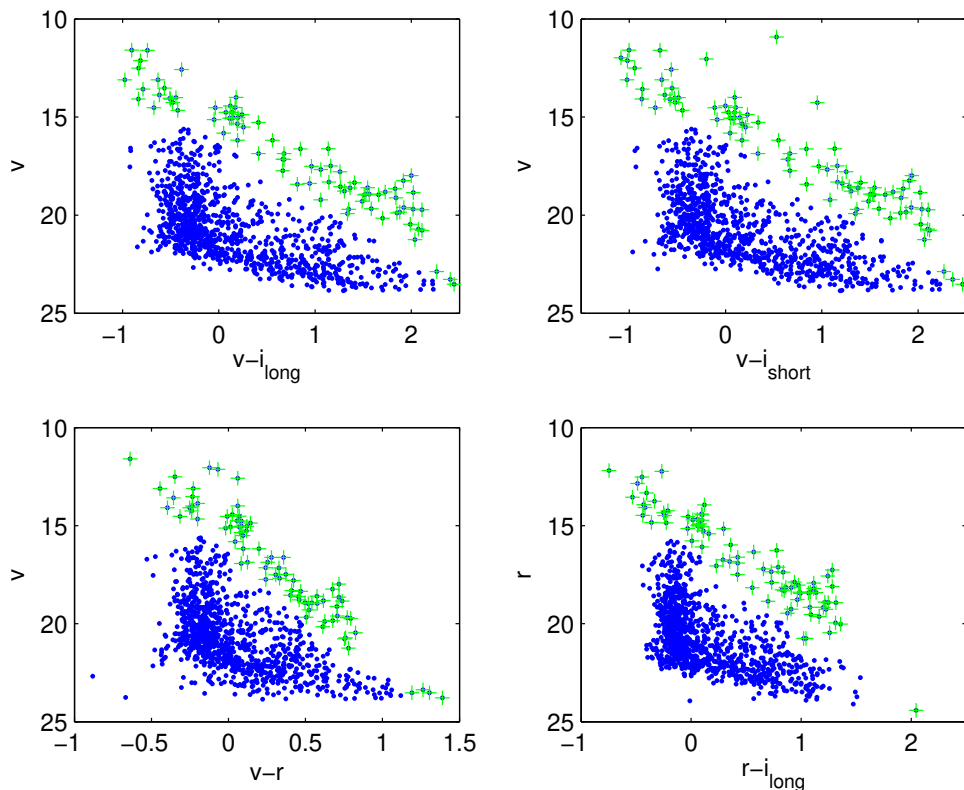


Figura 3.2: Cuatro diagramas color-magnitud característicos utilizados durante la preselección de candidatos a miembros del cúmulo para un detector de WFC. Todas las fuentes con fotometría instrumental no calibrada *VRI* en el detector se muestran con puntos azules. Los objetos preseleccionados se han marcado, además, con cruces verdes.

lateral-inferior de los objetos catalogados, representada en el diagrama mediante una línea gruesa roja, que separaba objetos presumiblemente de fondo (círculos huecos pequeños) de los que estaban en la secuencia del cúmulo (círculos grandes rellenos). Esta envolvente marca el criterio de selección utilizado². De entre los 812 objetos preseleccionados, se escogieron 425 fuentes con colores $I - J$ más rojas que la envolvente de los objetos catalogados y con magnitudes I entre 11.1 y 18.0 mag. Las fuentes más brillantes que 11.0 mag saturaban y las más débiles que 18.0 mag tenían errores fotométricos muy grandes.

Un último paso restaba aún para finalizar la lista de objetos observables con el modo multiespectroscópico: añadir objetos interesantes, catalogados por SIMBAD y que no hubiesen aparecido en la búsqueda WFC. La mayoría de estos objetos se localizan en el hueco entre detectores en la región central del cúmulo. También se añadieron objetos que estaban

²A posteriori se ha comprobado que la lista de objetos catalogados por SIMBAD no era completa, aunque suficiente para definir la envolvente. Por ejemplo, la fuente extremadamente roja con $I \sim 16.0$ e $I - J \sim 3.4$ mag en el diagrama color-magnitud es el objeto [W96] r053820-0234, una fuente de rayos X con intensa emisión $H\alpha$ y $Li\ I$ en absorción. Su magnitud I es 1.5 mag más débil que la publicada por ZO02a y Be04b, por lo que podía estar sufriendo algún tipo de variabilidad de gran amplitud.

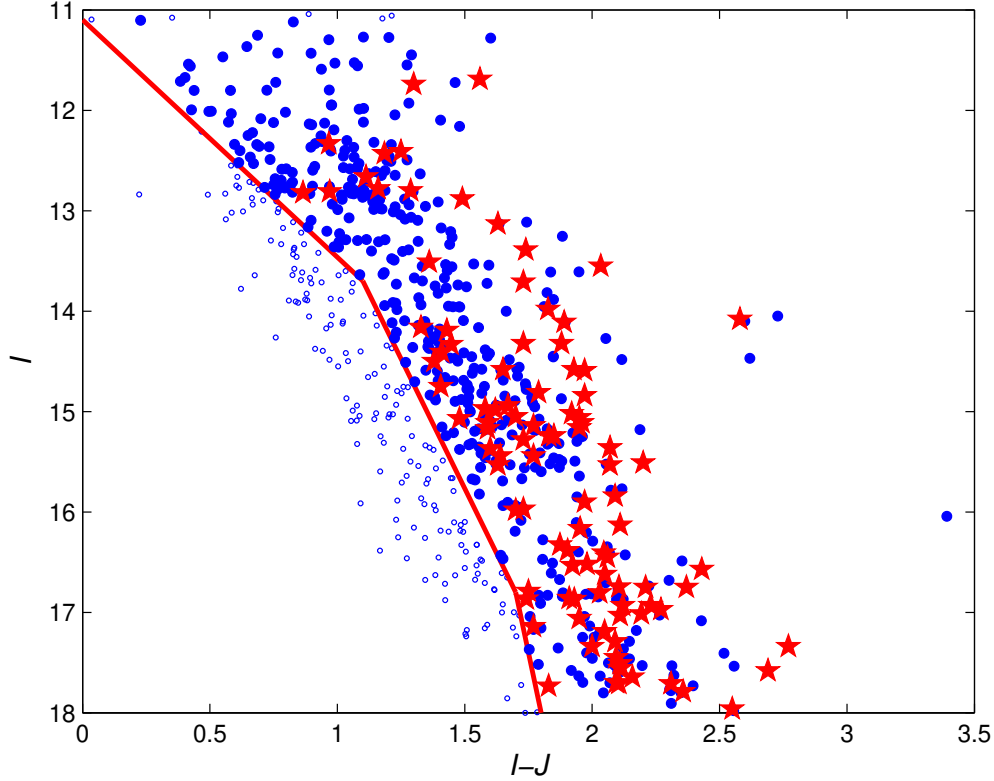


Figura 3.3: Diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ mostrando la selección de objetos observables con el espectrógrafo multifibra. Estrellas rojas: objetos de σ Orionis con confirmación espectral previa; círculos grandes rellenos: fuentes que cumplen el criterio de selección (estar a la derecha de la envoltura de las estrellas rojas); círculos pequeños huecos: fuentes preseleccionadas a partir de sus magnitudes instrumentales VRI no seleccionadas por sus magnitudes calibradas IJ .

en los huecos entre chips, estrellas brillantes lejanas del centro del cúmulo no estudiadas en nuestra búsqueda y estrellas muy brillantes que, debido a su baja magnitud, saturaban en nuestras imágenes WFC o sus cuentas en el pico de la PSF caían en la región de no linealidad. Se añadieron 44 de estos objetos a la lista de objetos seleccionados a partir de su fotometría $VRIJ$.

Finalmente, se recopiló una lista de 469 objetos como candidatos a ser observados con el instrumento AF2+WYFFOS.

3.2 Espectroscopia multiobjeto

3.2.1 Prolegómenos

Las observaciones con el instrumento Wide Field Fibre Optical Spectrograph y el robot posicionador de fibras AutoFib2 en el William Herschel Telescope (AUTOFIB2 + WYFFOS; véase C.2.2) fueron muy exigentes. En la Sección C.2.2 se mencionan las características más

importantes del espectrógrafo, del robot posicionador, del detector y de las fibras científicas y fiduciales. A continuación se mencionan los pasos más importantes de la preparación de las observaciones:

- A cada blanco seleccionado como observable (= objeto programa) se le asignó un nombre, sus coordenadas J2000 (con una precisión mejor que 0.5 arcsec, la precisión en la posición de las fibras por el robot) y, accesoriamente, una magnitud. Se asignaron nombres con la estructura SOXYZZZZ, donde $X = 1, 2, 3, 4$ es el número de apuntado, $Y = 1, 2, 3, 4$ el número de chip, ZZZZ es el número correlativo de detección durante la fotometría de PSF. Los objetos con $XY = 00$ denotan candidatos a miembros que por su magnitud o su localización no se encontraban en el área cubierta con WFC. Las coordenadas de los blancos se extrajeron del catálogo fotométrico y astrométrico 2MASS, que proporciona coordenadas precisas con errores menores que 0.2 arcsec (la dispersión de la diferencia de coordenadas entre las contrapartidas 2MASS de fuentes catalogadas por USNO-B1 es de tan sólo 0.070 arcsec).
- Se escogió un número adecuado, en función del número de blancos y de la densidad espacial, de estrellas más brillantes que $V \sim 16$ que sirvieron para la adquisición y guiado (= objeto fiducial). No se obtuvo ningún espectro de estas fuentes, ya que sus fotones eran dirigidos a la cámara A/G a través de los fardos fiduciales. Eran necesarias al menos tres estrellas para una configuración dada (se recomiendan cuatro o más distribuidas por todo el campo de WYFFOS). Se poseía la misma información de cada objeto fiducial que para los objetos programa.
- Para una correcta sustracción de la contribución telúrica en los espectros finales, se dedicó una parte de las fibras científicas (entre 1/5 y 1/3 de todas las fibras posicionadas durante una configuración) a colocarlas en regiones de cielo. Las coordenadas de las posiciones de cielo se generaron aleatoriamente con MATLAB, comprobando automáticamente que ninguna de ellas se encontraba a una distancia menor de 10 arcsec de cualquier fuente infrarroja catalogada por 2MASS. Dada la alta densidad espacial de objetos programa, se generaron hasta 800 posiciones de cielo para que durante la preparación de las configuraciones se maximizasen tanto el número de blancos como el de cielos.
- Se crearon u obtuvieron los archivos de entrada del sistema de control del espectrógrafo. La versión más reciente del archivo de información de fibras, `small_fibres.dat`, era proporcionado en la página web del instrumento; el archivo de información del telescopio, `wht_prime.dat`, estaba contenido en `af2_configure` (programa diseñado para crear los ficheros que relacionan los objetos a observar durante una exposición en WYFFOS en particular y las fibras que transportan sus fotones hasta el detector); y el archivo de campo de entrada (*input field file*, `*.fld`) fue creado por el observador. Este archivo contenía siete artículos de cabecera y la información de cada objeto. En la cabecera aparecían la ascensión recta y la declinación del centro del campo de observación, el equinoccio de las coordenadas, la fecha de observación expresada como el año y su fracción, el ángulo horario de la observación (la diferencia entre el tiempo sidéreo local y la ascensión recta), el nombre del campo, el ángulo de posición del

espectrógrafo en el cielo y el nombre del haz de fibras usado (*small*). La información requerida sobre cada objeto, en una sola línea, es: nombre (columna 1), ascensión recta (cols. 2–4), declinación (cols. 5–7), tipo (col. 8), peso (col. 9), magnitud (opcional, col. 10) y notas (como comentarios tras un asterisco). El tipo de objeto era P (objeto programa), F (objeto fiducial), S (región de cielo, *sky*). El peso de cada objeto se modificó para aumentar las posibilidades de que un objeto en particular poseyera una fibra dedicada. A continuación se muestra un extracto del archivo `zS0.fld` correspondiente a la región de σ Orionis creado como fichero de entrada en `af2_configure`³:

```
TARGET S0 Sigma Orionis
UTDATE 2003.92
EQUINOX 2000.0
SKYPA 0.00
FIBRES SMALL
CENTRE 05 39 00 -02 18 00 * 05 38 44.77 -02 36 00.2
HA 0.0
* NE (.1): 05 39 00 -02 18 00
S0110018 05 40 12.75 -02 28 19.9 P 0.5 11.220 * ?GSC 04771-00622
S0110056 05 40 08.89 -02 33 33.7 P 1.0 11.501 * Haro 5--39, V* V608 Ori, Bis
S0110063 05 40 08.67 -02 32 43.2 P 0.5 11.774 *
S0110081 05 40 07.08 -02 32 44.7 P 0.2 13.419 *
...
S0441429 05 39 04.43 -02 52 30.9 P 0.5 11.660 *
S0441446 05 39 03.57 -02 46 27.0 P 0.2 12.844 *
S0000000 05 38 11.95 -02 18 15.5 P 0.5 13.202 * Kiso A-0976 320
S0000001 05 38 44.62 -02 35 57.8 P 0.5 0.000 * sigma Orionis AB
...
S0230612 05 37 50.58 -02 08 16.4 F 9.9 9.116 *
S0231105 05 37 23.39 -02 05 01.1 F 9.9 7.468 * HD 37295
...
sky 05 37 15.229 -2 44 32.232 S 2.0 *
sky 05 38 35.253 -2 27 30.264 S 2.0 *
...
```

- Se ejecutó `af2_configure` y se obtuvieron los ficheros de salida (`*.cfg.i`, $i = 1, 2, 3, \dots$, *configure*). Se realizaron varias iteraciones del programa para varios ángulos de posición del espectrógrafo y pesos de los objetos programa, fiduciales y regiones de cielo, hasta encontrar una configuración óptima con al menos cuatro fardos fiduciales posicionados, un número suficientes de fibras de cielo y en la que los objetos programa con mayor prioridad poseían una fibra dedicada (lo que maximizaba la suma de los pesos de las fibras colocadas). Un ejemplo de un fichero de salida, `zS0_echelle_NE.cfg.2`, usado finalmente en las observaciones (coincide con el apuntado ONEa), se proporciona a continuación:

```
* Telescope info from wht_prime.dat
* Field diameter (mm) 205.00
* Telescope scales as follows: 17.643 337.70 2.0000
TARGET S0 Sigma Orionis
UTDATE 2003.92
EQUINOX 2000.0
SKYPA 130.00
FIBRES SMALL
```

³También se creó otro, pero dando mayor peso a los objetos débiles, para observar con una red de menor dispersión.

```

CENTRE 05 39 00 -02 18 00
HA 0.0
* CENTRE 05 38 44.77 -02 36 00.2 * sigma Orionis AB
* CENTRE 05 37 12 -02 48 00 * SW
* CENTRE 05 39 00 -02 18 00 * NE
* CENTRE 05 39 00 -02 48 00 * SE
* CENTRE 05 37 30 -02 24 00 * NW
1 S0110063 05 40 08.67 -02 32 43.2 P 0.5 11.774 *
2 S0430136 05 40 22.56 -02 33 46.9 P 1.0 11.158 * 1b, ?[YKK2000] A1, ?GSC
3 S0000037 05 40 13.09 -02 30 53.1 P 1.0 9.226 * HD 37686
4 PARKED
5 S0141110 05 39 19.03 -02 21 38.1 P 0.5 10.478 *
6 S0110181 05 39 58.26 -02 26 18.8 P 1.0 12.778 * [BMZ2001] S Ori J053958.
7 PARKED
8 sky 05 39 39.17 -2 23 7.94081 S 2.0 *
9 S0141204 05 39 14.53 -02 19 36.7 P 1.0 12.165 * ?V* V956 Ori
10 S0000041 05 40 27.55 -02 25 43.1 P 0.5 9.084 * HD 294297
11 S0140690 05 39 40.17 -02 20 48.0 P 1.0 11.495 * V* RV Ori, ?Haro 5-26
12 sky 05 40 42.574 -2 24 48.0882 S 2.0 *
13 S0140217 05 40 01.96 -02 21 32.6 P 1.0 12.339 * Haro 5-36, [BMZ2001] S O
...

```

3.2.2 Observaciones

Se realizó espectroscopia multifibra de resolución intermedia con AUTOFIB2 + WYFFOS durante dos noches entre 2003 nov. 30 y dic. 02. Se obtuvieron más de 300 espectros en cuatro configuraciones diferentes de fibras en sendos apuntados alrededor del centro del cúmulo σ Orionis⁴. Se utilizó el modo Echelle de orden 4, que proporciona una resolución nominal de $0.43 \text{ \AA pixel}^{-1}$. Se pretendía observar el rango espectral 6450–6885 $\text{\AA}$, para estudiar las líneas de $\text{H}\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ y prohibidas de [N II] y [S II] en emisión y de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción. El rango de longitud de onda cubierto finalmente fue entre 6400 y 6800 $\text{\AA}$, aproximadamente. Parte de las observaciones estuvieron afectadas por climatología adversa (cirros espesos). La calidad de los datos obtenidos durante 2003 dic. 02 fue **muuy pobre**⁵. También se observaron seis estrellas estándares de velocidad radial y dos de tipo espectral durante la primera noche. El resumen de las observaciones con las coordenadas, tiempos de exposición y número de repeticiones por apuntado en cada noche se encuentra en la Tabla 3.2. En el momento de la observación, las fibras #37 and #117 estaban inutilizadas.

3.2.3 Reducción

Se utilizó la tarea (`noao.hydra.`)`dohydra` dentro del entorno IRAF para la extracción, sustracción de cielo y calibración en longitud de onda de los espectros. Antes de la ejecución

⁴También se observó un campo en las Pléyades (los resultados de estas observaciones se tratarán en otro lugar).

⁵Tenía previsto utilizarse durante la noche de 2003 dic. 01 un modo espectroscópico de menor resolución que el Echelle con la red R316R. Sin embargo, la mala climatología nos permitió observar en este modo durante tan sólo 8 min en toda la noche, tiempo insuficiente para poder realizar cualquier tipo de estudio. Con la red de baja resolución R316, que proporciona una dispersión nominal de $5.5 \text{ \AA pixel}^{-1}$, se pretendía determinar los tipos espectrales de los objetos seleccionados más débiles, difíciles de estudiar con el modo Echelle. También se podían determinar las anchuras equivalentes de $\text{H}\alpha$ en los emisores más potentes. La confirmación definitiva de pertenencia de los objetos al cúmulo provendría, sin embargo, de la detección del rasgo de Li I en los espectros obtenidos con la red Echelle.

Tabla 3.2: *Log* de las observaciones con AUTOFIB2 + WYFFOS.

Fecha	Campo/estrella	α^{J2000}	δ^{J2000}	t_{exp} (s)	Núm. rep.	t_{total} (min)
2003 nov. 30	35 Peg	22 27 51.52	+04 41 44.4	10, 5	3	–
	6 Cet	00 11 15.88	–15 28 04.7	5	3	–
	EV Lac	22 46 49.73	+44 22 02.4	1	1	–
	ONEa	05 38 59.8	–02 18 04	30	1	0.5
				300	1	5
				1800	1	30
	ONEb	05 38 59.8	–02 18 04	1800	4	120
	OSE	05 39 00.9	–02 48 12	300	1	5
				1800	5	150
	θ CMa	06 54 11.40	–12 02 19.1	2, 4	2	–
	ϵ Leo	09 45 51.07	+23 46 27.3	2	2	–
	HD 102494	11 47 56.36	+27 20 26.2	10, 60	2	–
	HD 112299	12 55 28.27	+25 44 17.0	60, 120	2	–
	HD 84937	09 48 56.10	+13 44 39.3	60	1	–
2003 dic. 02	ONW	05 37 30.2	–02 23 58	300	1	5
				1500	1	25
	OSW	05 31 12.5	–02 48 08	300	1	5
				880	1	14.7

de *dohydra* se creó un fichero en el que aparecían al menos dos columnas con el número de abertura y el tipo de fibra que le correspondía (–1: fibra rota o aparcada, 0: fibra de cielo; 1: fibra de objeto programa. En este fichero no aparecían las fibras fiduciales). Se experimentaron distintos tipos de reducción. Al final, todos los espectros usados aquí fueron extraídos con la misma metodología, tanto para los objetos hacia Orión como las estrellas estándares: (i) la traza de los espectros seleccionados era la de la abertura que le correspondía en la imagen de *flat field*; (ii) la identificación de cada traza se hacía interactivamente; (iii) no se sustraía la luz dispersada (provocaba artefactos en los espectros de los objetos más débiles); (iv) se corregía de respuesta píxel a píxel dividiendo por una imagen de *flat field* normalizado (resultado de combinar varias imágenes obtenidas con la lámpara de continuo encendida, con la misma configuración y con el telescopio en la misma posición que para la imagen científica); (v) se calibraba en longitud de onda usando las imágenes de arcos de helio-neón obtenidas antes, durante y después de las imágenes científicas (se usaban siete líneas atómicas cuyas longitudes de onda medidas en laboratorio están muy bien determinadas y que cubrían todo el rango espectral estudiado –véase Tabla 3.3–; la precisión en la conversión a longitud de onda era en general de unas pocas décimas de Å, algo menos del tamaño del píxel); (vi) se sustraía la contribución del cielo (promediando todos los cielos en un “*master sky*”). Se utilizó la opción de rechazo de píxeles de cielo *avsigclip*, y los espectros de cielo no deseados –contaminados por aberturas próximas con estrellas brillantes o aberturas en el borde del detector– se eliminaban interactivamente); (vii) y se realizaba la extracción final de los espectros automáticamente, usando los parámetros definidos con anterioridad. No se realizó corrección de respuesta instrumental (sería necesario realizarlo para cada fibra).

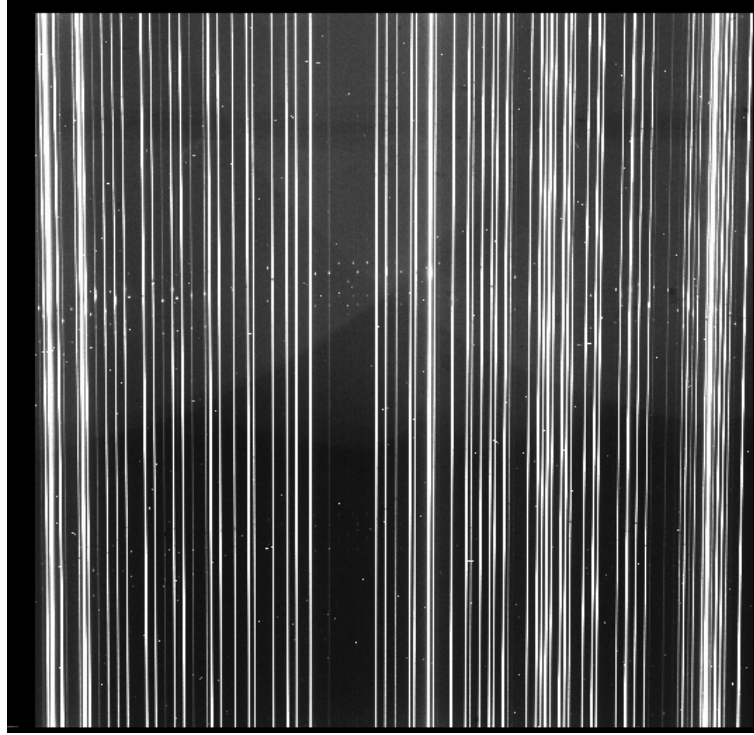


Figura 3.4: Ejemplo de imagen bruta obtenida con AUTOFIB2 + WYFFOS (una de las exposiciones de 1 800 s en el campo ONEb). La posición de $H\alpha$ es fácilmente identificable en los espectros, un poco hacia arriba de la parte central de la imagen.

Tabla 3.3: Líneas de helio y neón usadas para la calibración de longitud de onda.

λ ($\text{\AA}$)	Línea
6382.9914	Ne I (3)
6402.246	Ne I (1)
6506.5279	Ne I (3)
6532.8824	Ne I
6598.9529	Ne I (6)
6678.2 ^a	He I + Ne I
6717.0428	Ne I

^a: Línea mezclada (*blended*) de He I + Ne I: 6678.149 + 6678.2764.

En el caso de las estrellas estándares, sólo se extrajo un único espectro, correspondiente a una fibra determinada. Como fibras de cielo se usaron fibras no aparcadas en las cercanías de la fibra dedicada a la estrella estándar, excepto las dos más próximas a ella.

3.2.4 Estándares

La lista de las ocho estrellas estándares observadas se encuentra en la Tabla 3.4. El error en la determinación de V_r de las seis estrellas estándares de velocidad radial es menor que 0.4 km s^{-1} . El espectro de la estrella estándar de tipo espectral más tardío, EV Lacertae, tenía una relación señal-ruido pobre y no será tenido en cuenta. En la Figura 3.5 se muestran los espectros de las siete estrellas estándares que se van a considerar.

No se ha detectado el rasgo de absorción de Li I ni emisión de $H\alpha$ en ninguno de los espectros de las estrellas estándares, como era de esperar por su vejez (edad más probable $\gtrsim 1 \text{ Ga}$), excepto en el de la estrella pobre en metales HD 84937 (sdF5, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.92$). La pseudoanchura equivalente es de $\text{pEW}(\text{Li I}) = +0.030 \pm 0.005 \text{ m\AA}$, que coincide con la mencionada en la bibliografía (p.e., $+0.0320 \text{ m\AA}$ de Zhang & Zhao 2003). La explicación para una abundancia primordial ($\log N(\text{Li}) = 2.39 \pm 0.11$) en una estrella más caliente que el Sol ($\sim 6260 \text{ K}$) del halo galáctico proviene de las localizaciones de la frontera entre las zonas radiativa y convectiva, afectada por la baja metalicidad, y de la capa donde se alcanza la temperatura de combustión de litio. La detección y medida contrastada de $\text{pEW}(\text{Li I})$ al nivel de decenas de $\text{m\AA}$ da una idea sobre la calidad de nuestros datos en las estrellas más brillantes de σ Orionis. También se han medido las pseudoanchuras equivalentes de algunas líneas de Fe I, Ca I y $H\alpha$ en absorción en los espectros de las estrellas estándares (las mismas que las medidas para miembros de σ Orionis y mostradas en la Tabla 3.20). Los valores medidos de las estándares se muestran en la Tabla 3.5.

Tabla 3.4: Estrellas estándares CORAVEL de velocidad radial^a y de tipo espectral^b.

Nombre	HD	T. Esp.	V	$B - V$	V_r (km s^{-1})	$\sigma(V_r)$ (km s^{-1})	Núm. med.	Δt (d)	Lista
6 Cet	693	F5V	4.89	0.49	15.0	0.3	266	7461	IAUf
	112299	F8V	8.39	0.58	3.9	0.3	131	6957	H
ϵ Leo	84441	G1II	2.97	0.81	4.5	0.4	238	7630	IAUb
	102494	G9IVw	7.48	0.87	-22.1	0.3	161	6968	H
35 Peg	212943	K0III	4.78	1.04	54.2	0.2	389	7444	IAUf
θ CMa	50778	K4III	4.08	1.42	96.2	0.4	87	7423	Wa
	84937	sdF5	8.28	0.41	-16.7	2.0			
EV Lac		M3.5e	10.09	1.34	-1.5	0.2			

^a: CORAVEL *radial-velocity standard stars*, por Stephane Udry, en <http://obswww.unige.ch/~udry/std/stdcor.dat> (véase la lista propuesta por el grupo de Ginebra de nuevas estándares de velocidad radial de alta precisión). Columnas 1–5: identificación e información espectrofotométrica (de *HIPPARCOS* y *SIMBAD*). Columnas 6–7: velocidad radial y dispersión de velocidad de CORAVEL (en km s^{-1}), dado en el nuevo sistema ELODIE (Udry, Mayor & Queloz, IAU 170). Columnas 8–9: número y cobertura temporal (en días) de las medidas. Columna 10: origen de la estrella estándar (IAUf/b: estándar IAU débil/brillante –Pearce 1955–; Wa: selección del catálogo Wilson –1953– con moderada velocidad; H: extensión sugerida a las estándares débiles del Hemisferio Norte –Heard 1968–).

^b: Por debajo de la línea horizontal.

3.3 Resultados y discusiones

La lista de todos los objetos observados, junto con los espectros de las 200 estrellas más brillantes en la banda J , se ofrecen en el Apéndice A.2.1 de esta memoria de Tesis.

Tabla 3.5: Datos espectroscópicos de estrellas estándares observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS.

SO	pEW [Å] Fe I λ6400.000	pEW [Å] Ca I λ6439.075	pEW [Å] Ca I λ6449.808	pEW [Å] Ca I λ6462.567	pEW [Å] Hα λ6562.8516	pEW [Å] Li I λ6707.76	pEW [Å] Ca I λ6717.681	[S II] λ6716.440 λ6730.816
HD 84937	—	0.03±0.01	—	0.15±0.05	+3.7±0.3	+0.030±0.05	—	No
6 Cet	0.10±0.01	0.11±0.01	0.12±0.01	0.16±0.01	+3.2±0.5	—	0.08±0.01	No
HD 112299	0.17±0.01	0.15±0.01	0.14±0.01	0.18±0.01	+3.0±0.2	—	0.08±0.01	No
ε Leo	0.26±0.01	0.22±0.02	0.27±0.02	0.24±0.02	+1.9±0.2	—	0.13±0.02	No
HD 102494	0.25±0.01	0.19±0.03	0.26±0.02	0.25±0.02	+1.4±0.2	—	0.11±0.02	No
35 Peg	0.30±0.01	0.19±0.03	0.40±0.03	0.27±0.01	+1.0±0.1	—	0.15±0.02	No
θ CMa	0.40±0.02	0.25±0.02	0.55±0.03	0.31±0.02	+1.05±0.05	—	0.21±0.03	No

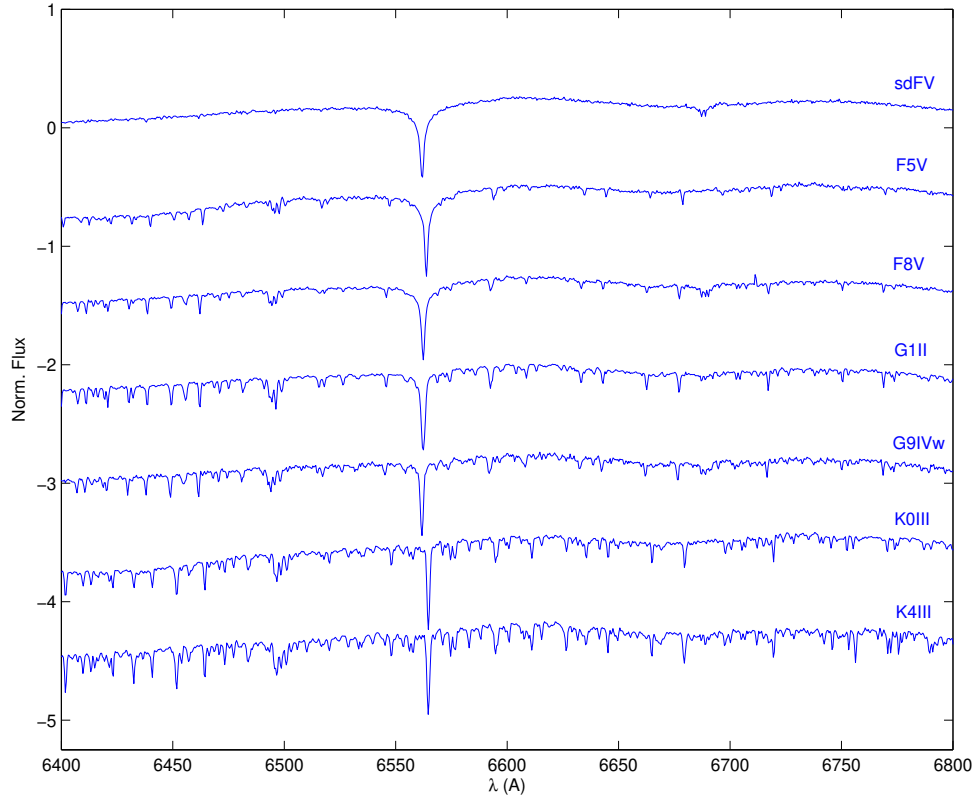


Figura 3.5: Espectros WYFFOS de siete estrellas estándares. El tipo espectral crece hacia abajo (el superior corresponde a la estándar de tipo espectral sdF5 HD 84937 y el orden para las seis estándares de V_r es como en la Tabla 3.4).

El promedio de la anchura gaussiana a media altura de las líneas de cielo y fotosféricas no ensanchadas de objetos del campo, que da aproximadamente la resolución efectiva de los espectros, fue de $0.83 \pm 0.12 \text{ Å}$ (que se corresponden con unos 40 km s^{-1} a la longitud de onda considerada). El valor $R = \lambda/\Delta\lambda$ fue, por tanto, de aproximadamente 8000.

3.3.1 Recuento de espectros en Orión

En la Tabla 3.6 se listan las cuatro configuraciones observadas en σ Orionis. La nomenclatura utilizada para denominarlos sigue la designación anglosajona de los cuatro puntos cardinales (p.e., OSW: *Orion South West*). Se proporciona el número de fibras fiduciales utilizadas en cada configuración, el número total de fibras científicas (no fiduciales), el número de fibras de cielo, el número de fibras con objeto, el número de fibras con espectros de objeto útiles y el rango de magnitud J de las fuentes observadas. Nótese que en el campo ONE se utilizaron dos configuraciones ligeramente distintas; en la primera de ellas se habían seleccionado como objetos a observar estrellas muy brillantes que contaminaban gran parte de los espectros anexos más débiles. En la configuración ONEb se aparcaron las fibras dedicadas a estas estrellas. Los apuntados ONW y OSW fueron afectados severamente por la mala climatología, además de tener entre 5 y 10 veces menores tiempos de exposición que los de ONE y OSE. Por tanto, sus espectros son de una calidad muy inferior a los obtenidos en los apuntados de la primera noche.

Tabla 3.6: Cuatro campos observados en σ Orionis.

Campo	Núm. fid.	Núm. total	Núm. cielo	Núm. espec.	Núm. útil	ΔJ (mag)
ONEa	4	155	13	81	9 ^a	7.1–10.0
ONEb	3	156	13	78	76	8.7–14.2
OSE	4	156	10	87	87	9.6–14.8
ONW	4	156	20	77	56	9.8–12.4
OSW	4	155	15	84	77	10.0–11.0
Total ^b				326	296	8.7–14.8
Total ^c				243	198	7.1–14.8

^a: Sólo se extrajeron los espectros correspondientes a las nueve fuentes más brillantes, con $J < 10.0$, de las exposiciones más cortas (de 30 y 300 s). La exposición de 1800 s estaba en gran parte inutilizada debido a la luz dispersa en el detector de estas estrellas.

^b: ONEb+OSE+ONW+OSW.

^c: ONEa+ONEb+OSE+ONW+OSW excepto solapamientos.

Como se puede interpretar de la Tabla 3.6, se obtuvieron un total de 326 espectros, de los que 30 no eran aprovechables de entrada (espectros débiles anexos a aberturas con espectros muy brillantes, espectros saturados, espectros de fuentes muy débiles con bajo tiempo de exposición total, espectros en la primera o última aberturas –en los bordes del detector–). Dado el solapamiento entre los campos de visión en los cuatro apuntados, hasta un tercio de los espectros útiles pertenecían a objetos con dos o más espectros. Nótese, sin embargo, que sólo en 19 objetos (menos del 30% de los casos de solapamiento) las calidades de los espectros son comparables entre sí y se podría realizar un estudio de variabilidad espectroscópica. La mayoría de los solapamientos se da en objetos en la región central observados la primera noche con una calidad adecuada y la tercera noche con una calidad insuficiente como para hacer estudios detallados. De los 198 espectros útiles recolectados excepto solapamientos, 55 fueron descartados del estudio final por poseer una relación señal-ruido insuficiente como para poder investigarlos en detalle. Entre estos objetos descartados

se encontraban, sin embargo, candidatos a miembros del cúmulo previamente conocidos, como Kiso A-0976 321, S Ori J053936.4–023626, S Ori J053817.1–022228 o S Ori 27 (muy débil), u otros catalogados como HD 294226. También se descartó el espectro defectuoso de ς 053915.6–022557 (SO110753), posiblemente una estrella de tipo F o G del cúmulo. De entre los espectros descartados, cinco pertenecen a fuentes que por su magnitud J son candidatos a enanas marrones.

3.3.2 Miembros del cúmulo

Los 143 objetos estudiados espectroscópicamente con AUTOFIB2 + WYFFOS se han clasificado en tres grupos: (i) objetos que pertenecen a σ Orionis; (ii) objetos que no pertenecen al cúmulo pero que podrían pertenecer a la Asociación Ori OB1b; y (iii) objetos que probablemente no pertenecen ni al cúmulo ni a la Asociación. Se han seleccionado 80 objetos como candidatos a miembros de σ Orionis. Todos los miembros y candidatos a miembro del cúmulo, junto con sus nombres, coordenadas, medidas pasadas y presentes, comentarios, fotometría y medidas espectroscópicas se presentan en cinco tablas al final de este capítulo (Tablas 3.18 a 3.21). Los espectros de cada objeto se muestran a continuación de las tablas. La magnitud J de los objetos seleccionados varía entre 7.1 y 13.4 mag.

La detección de los rasgos de absorción de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ y/o de emisión intensa y/o asimétrica de $H\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ se ha usado como criterio de selección de miembros de masa intermedia y baja del cúmulo σ Orionis. De entre los candidatos a miembros observados espectroscópicamente, 60 estrellas poseen medidas de pEW(Li I) fiables. La temperatura fotosférica de las estrellas con tipos espectrales tempranos (entre B2V y $\sim$ F4) impide la conservación del litio en estado neutro, por lo que el rasgo de Li I sólo puede ser detectado muy débil en los espectros con mayor señal-ruido de las estrellas de tipo F intermedio. Las estrellas tempranas estudiadas, con colores ópticos azulados, presentan una absorción $H\alpha$ muy marcada y característica de sólo tipos espectrales tempranos (se ha podido detectar He I en absorción y en un caso la línea de $H\alpha$ en emisión intensa). Para este tipo de estrellas, se ha seguido el criterio de pertenencia a la secuencia espectrofotométrica marcada por los miembros más brillantes previamente conocidos del cúmulo. Sus movimientos propios ($\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta$), además, debían ser iguales al de σ Orionis AB con un intervalo de error de de 10 mas a^{-1} (detalles en el Cap. 2). En la Figura 3.6 se muestran diez ejemplos de espectros de miembros del cúmulo, cubriendo los tipos espectrales B2V hasta M intermedio-tardío. Las regiones alrededor de $H\alpha$ y Li I se muestran en mayor detalle.

Sólo 23 objetos de entre los 80 seleccionados como miembros del cúmulo no eran previamente conocidos o no estaban catalogados. Éstos se encuentran en regiones anteriormente inexploradas o en donde sólo se habían buscado intensos emisores $H\alpha$. Casi todas las fuentes restantes, 57, habían sido establecidas como miembros de σ Orionis en trabajos anteriores (véanse las referencias en el Capítulo 2). Sin embargo, sólo en 24 de los 57 casos la pertenencia al cúmulo estaba confirmada espectroscópicamente. Entonces, se presenta espectroscopia de resolución intermedia por primera vez para el 70% de los objetos. En secciones siguientes se describirán las propiedades de los 80 objetos observados con AUTOFIB2 + WYFFOS.

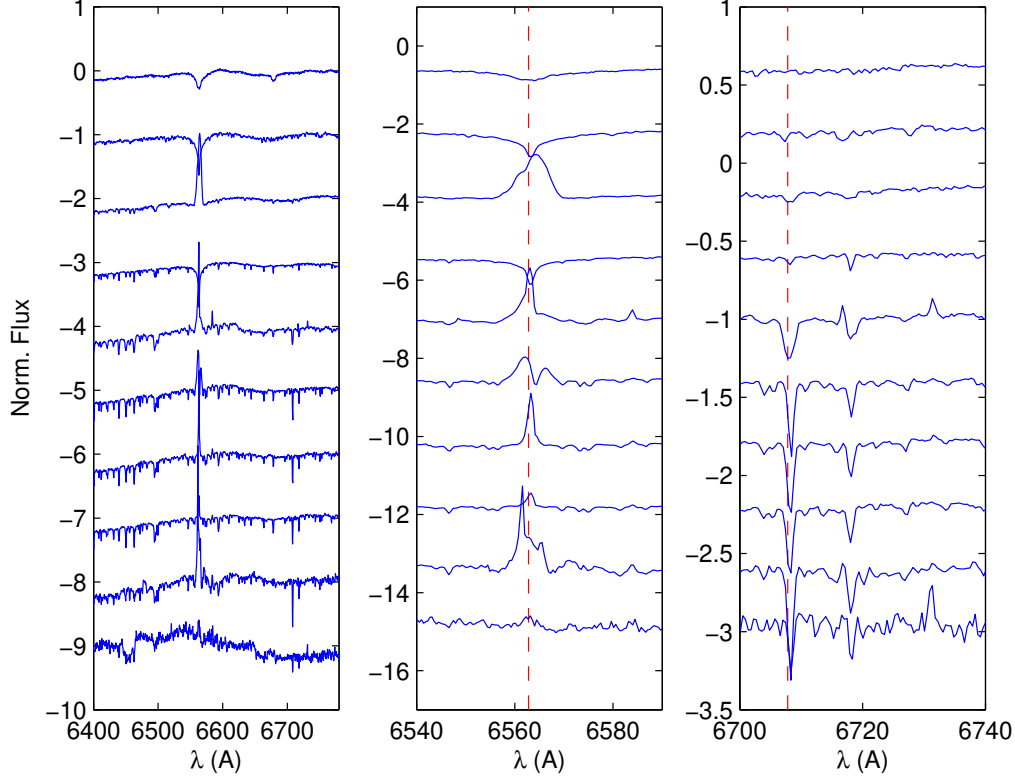


Figura 3.6: Una muestra de diez espectros de miembros del cúmulo σ Orionis obtenidos con AUTOFIB2 + WYFFOS. A la izquierda se muestra el rango espectral completo, y en el centro y a la derecha los entornos cercanos a las líneas de $H\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ y $\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}$ (marcadas con líneas verticales discontinuas rojas). Se pueden detectar otras líneas en emisión y absorción, especialmente de $[\text{N II}]$, $[\text{S II}]$ y Ca I . De arriba a abajo, los espectros corresponden a: σ Orionis D (SO000003), B2V; V1147 Ori (SO430635), B9.5IIp; HD 290772 (SO230838), F6Ve CTT; HD 294297 (SO000041), F6–8V; RX J0539.8–0205 (SO130452), K6Ve SB3; 4771–899 AB (SO111112), K7.0Ve; rJ053838–0236 (SO000005), K8.0Ve; ς J053823.9–020542 (SO230062), M temprana; ς J053858.3–021610 (SO141522), Me intermedia-temprana; ς J053926.5–022616 (SO110611), M intermedia-tardía.

No miembros del cúmulo

Media docena de estrellas con tipos espectrales más tempranos que el solar se han clasificado como probables miembros de la Asociación Ori OB1b por su cercanía a la secuencia espectrofotométrica de las estrellas jóvenes masivas del Cinturón de Orión, pero que no pertenecen a σ Orionis por poseer velocidades tangenciales claramente discordantes respecto al promedio del cúmulo. Las diferencias en $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)$ respecto al de σ Orionis AB varían entre 18.7 y 36.6 mas a^{-1} (recuérdese del Cap. 2 que el movimiento propio $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)$ de σ Orionis AB es $(+4.6 \pm 0.9, -0.4 \pm 0.5) \text{ mas a}^{-1}$). En las Tablas 3.7 y 3.8 se proporcionan sus identificaciones, coordenadas, movimientos propios extraídos de los catálogos TYCHO-2 o USNO-B1 y su fotometría $B(V)RIJHK_s$. Mientras que sólo 10 de los 80 miembros del cúmulo con espectroscopia (12%) se encuentran a una distancia al centro mayor que 30

arcmin (y ninguno a más de 40 arcmin), tres de los seis probables miembros de la Asociación (50%) se encuentran a más de 30 arcmin y uno de ellos, SO321081, a más de 40 arcmin del centro del cúmulo. Su velocidad radial, estimada cualitativamente a partir de la comparación entre las posiciones de los rasgos espectrales de absorción más claros de estas seis estrellas y de miembros de σ Orionis confirmados, no se desvía apreciablemente de la de los últimos.

Sólo dos objetos, HD 37295 (SO231105) y HD 294270 (SO211346), habían sido citados anteriormente. Ambos fueron catalogados como miembros de la Asociación Ori OB1b por Giesecking (1983) y Warren & Hesser (1978), respectivamente. Los autores también determinaron tipos espectrales a partir de su fotometría (mostrados entre paréntesis en la Tabla 3.7). Sus espectros se muestran en la Fig. 3.7. Nótese la línea de $H\alpha$ parcialmente rellena de tres de los objetos. El espectro de SO141270 está desplazado unos 80 km s^{-1} hacia el azul respecto al promedio de los miembros de σ Orionis. Las seis estrellas podrían formar parte de una población estelar joven distribuida por el Cinturón de Orión.

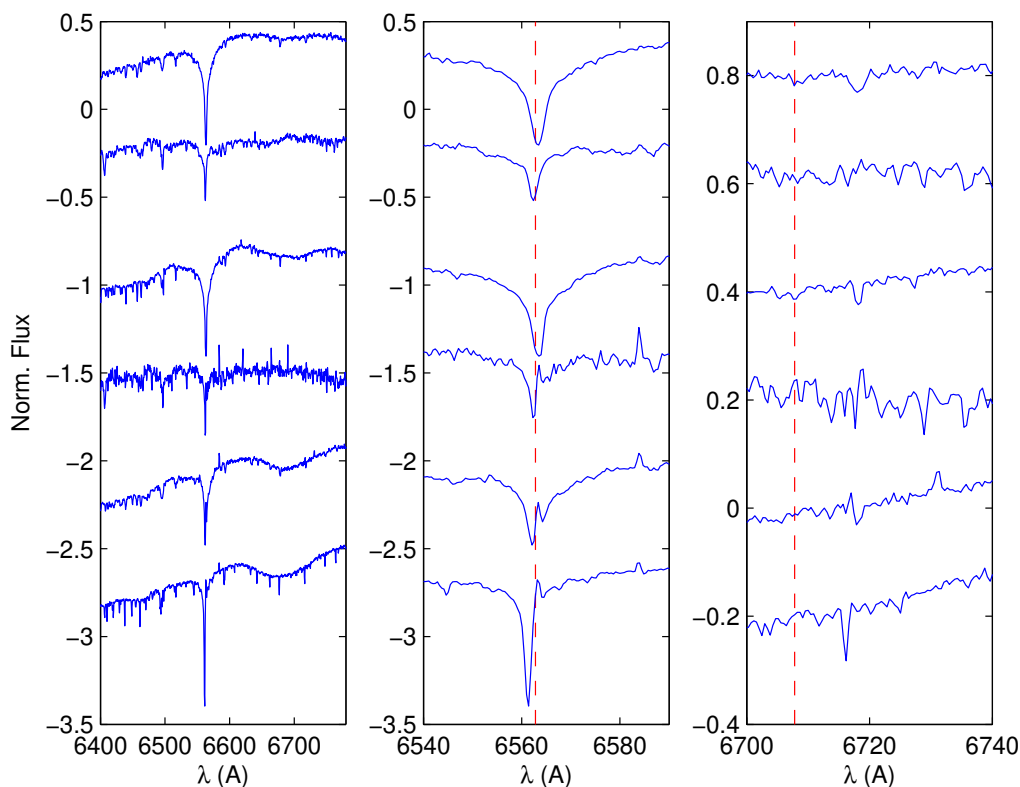


Figura 3.7: Lo mismo que la Fig. 3.6, pero para estrellas de tipo temprano con movimientos propios distintos del de σ Orionis y que podrían pertenecer a Asociación Ori OB1b. La ordenación de los espectros se corresponde con la de las Tablas 3.7 y 3.8.

Los otros 57 objetos clasificados como no miembros de σ Orionis no muestran ninguna indicación de pertenencia al cúmulo o a la Asociación (Li I en absorción, intensa emisión $H\alpha$,

Tabla 3.7: Coordenadas, movimientos propios e identificaciones de otros probables miembros de la Asociación Ori OB1b observados con AUTOFIB2 + WYFFOS.

SO	α (J2000)	δ (J2000)	$(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)$ (mas a ⁻¹)	Nombre
231105	05 37 23.39	-02 05 01.1	11.7±0.8, -20.1±0.9 (TYC)	HD 37295 (F5)
211346	05 37 18.82	-02 31 36.5	16.8±1.9, -23.4±1.8 (TYC)	HD 294270 (G0)
310542	05 37 38.29	-03 05 17.3	-10, -12 (USNO)	
321081	05 36 31.25	-03 01 21.7	-22,4 (USNO)	
330918	05 37 09.86	-02 40 00.8	-32,0 (USNO)	¿1RXS J053707.7-023928?
141270	05 39 11.33	-02 11 05.7	28±7, -8±1 (USNO)	

Tabla 3.8: Fotometría de otros probables miembros de la Asociación Ori OB1b.

SO	B	V	R	I	J	H	K_s
231105	8.438±0.017	8.154±0.013	7.97	7.82	7.468±0.018	7.35±0.05	7.25±0.02
211346	11.38±0.06:	10.91±0.06:	10.60	10.30	9.78±0.02	9.51±0.02	9.47±0.02
310542	12.52	—	11.64	11.32	10.65±0.03	10.38±0.02	10.28±0.02
321081	12.09	—	11.94	11.89	10.89±0.02	10.58±0.03	10.52±0.02
330918	12.62	—	12.06	11.80	11.08±0.02	10.84±0.02	10.73±0.02
141270	12.7:	—	11.4:	11.56	11.14±0.03	10.77±0.02	10.74±0.02

tipo temprano junto con brillante magnitud aparente). Sus espectros de gran calidad y/o la existencia otros datos medidos con gran precisión, como su elevado movimiento propio distinto del de σ Orionis (de hasta $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (-64 \pm 2, -90 \pm 4)$ mas a⁻¹ en el caso de la fuente SO231249), indican su no pertenencia al cúmulo. La lista de todos ellos, junto con sus coordenadas y magnitudes IJ , se encuentra en la Tabla 3.22 al final de este Capítulo. Los espectros de los diez objetos más brillantes en la banda J se muestran en la Figura 3.8. Nótese la gran dispersión en velocidad radial, prueba adicional de no pertenencia a σ Orionis.

Gran parte de los no miembros del cúmulo son estrellas de primer plano (a distancias heliocéntricas menores que las de σ Orionis) con tipos espectrales entre $\sim$ K3V y $\sim$ M2V, estimados a partir de sus magnitudes $B(V)RIJHK_s$, obtenidas en este estudio y de los catálogos 2MASS, USNO-B1 y GSC2.2. A pesar de la buena señal-ruido de los espectros y de la temperatura efectiva esperada (4 800–3 500 K), ninguno de los objetos posee el rasgo de absorción de Li I, mientras que otros rasgos de metales alcalinos, especialmente la cercana línea de Ca I λ 6717.7, son perfectamente visibles (no pueden tratarse, por tanto, de miembros del cúmulo con fuerte velado). En todos los casos considerados, $pEW(\text{Li I}) < 0.05 \text{ \AA}$ (en ocasiones hasta $< 0.02 \text{ \AA}$), valor un orden de magnitud menor que la $pEW(\text{Li I})$ típica de estrellas K y M del cúmulo. Además, todos los objetos excepto uno, muestran la línea de H α en absorción, al contrario de los miembros de baja masa de σ Orionis. Es comprensible que estos contaminates fueran seleccionados fotométricamente, ya que sus colores son idénticos a las de las estrellas K intermedias y tardías y M tempranas del cúmulo, pero más viejas y a menores distancias heliocéntricas.

Dos de las estrellas no miembros del cúmulo más interesantes son las que poseen los

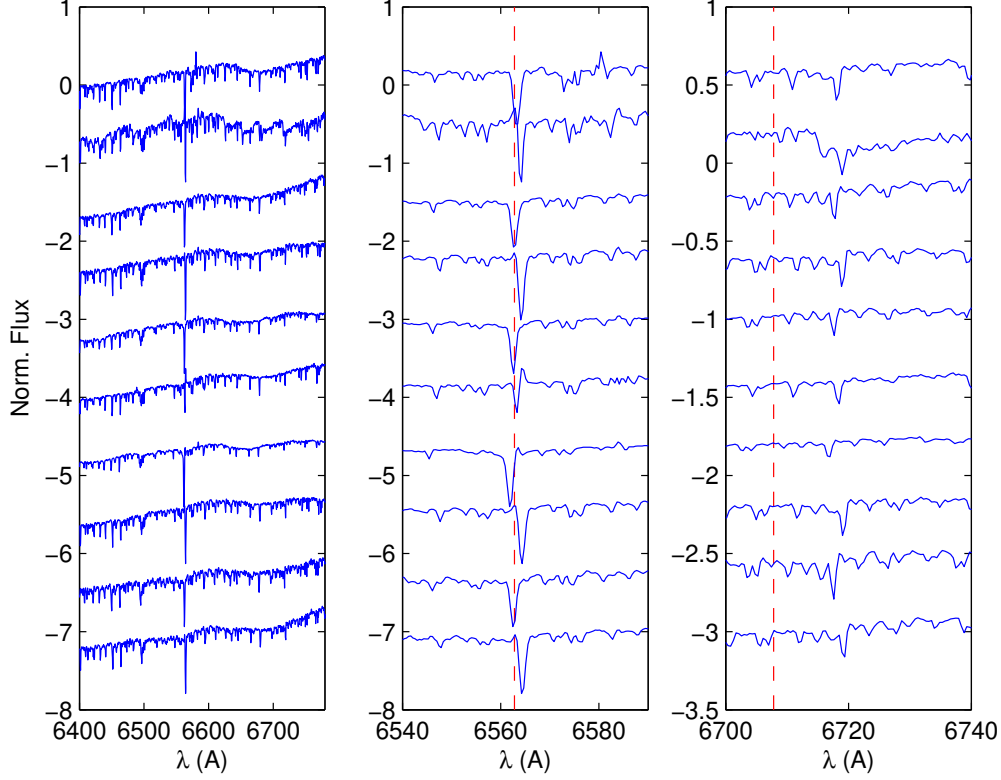


Figura 3.8: Lo mismo que la Fig. 3.6, pero para estrellas no pertenecientes a la Asociación Ori OB1b. De arriba a abajo, los espectros (ordenados por la magnitud en la banda J) corresponden a: J053716.6–021024 (SO231212); J053951.1–023726 (SO110270); J053855.9–030126 (SO421031); J053923.5–021650 (SO141016); J053950.6–025301 (SO440728); J053754.2–021400 (SO240546); J053919.0–022138 (SO141110); J053737.8–025010 (SO340502); J053713.5–021559 (SO241225); J053710.4–021933 (SO241273).

números de identificación SO231212 y SO110270. SO231212 es una estrella M2–4 con un movimiento propio bajo, $(2.8, +4.1)$ mas a^{-1} , pero que de pertenecer a la secuencia principal se encontraría tan cerca del Sol como ~ 20 pc. Posee un color $V - K_s$ muy rojo ($V = 10.96 \pm 0.10$, $K_s = 6.74 \pm 0.02$, $V - K_s = 4.21 \pm 0.10$ mag). La otra fuente, SO110270, posee un color $J - K_s$ muy rojo de 1.32 ± 0.03 mag ($J = 9.38 \pm 0.03$), característico de enanas de tipo L, de gigantes o de estrellas muy extinguidas o enrojecidas. La estrella es detectada por USNO-B1 en la digitalización de placas azules con $B \sim 15.5$ (se esperaría $B > 20$ de ser una enana L). Su espectro muestra unas evidentes bandas de absorción de agua y/o de óxidos de titanio y vanadio (segundo espectro por arriba en la Fig. 3.8). Posiblemente se trate de una estrella gigante de fondo⁶.

Dos objetos clasificados como no miembros del Cinturón, quizá cuatro, habían sido de-

⁶No es extraño encontrar estrellas brillantes del vecindario solar en imágenes de gran campo al observar hacia σ Orionis. Póngase como ejemplo la estrella K2V HD 294277 ($I = 7.89$, $J = 6.76$, $H = 6.06$, $K_s = 5.85$) a 20 arcmin al suroeste de σ Orionis AB.

tectados en búsquedas anteriores. Las identificaciones menos seguras son las de la estrella variable RW Ori y la de la fuente de rayos X 1RXS J053924.0–030010, con gran incertidumbre en las coordenadas publicadas. Los otros dos objetos son Haro 5–28 (Kiso A–0904 89; cuarto espectro en ζ^1 de la Figura A.3) y Kiso A–0976 351 “B” (octavo espectro en θ^2 de la Figura A.4). Kiso A–0976 351 es una fuente con emisión H α débil y color $J - K_s$ muy rojo ($J = 12.84 \pm 0.03$, $J - K_s = 1.38 \pm 0.04$), muy probablemente del cúmulo. Oliveira & Loon (2004) hicieron notar que el objeto era doble. En esta memoria de Tesis se ha observado la fuente más brillante a 5.68 arcsec hacia el este-sureste, $J - K_s < 0.9$ mag, que no presenta litio en absorción ni H α en emisión y no pertenece al cúmulo. El sistema binario es, por tanto, sólo visual y no forman un sistema físico. Por otro lado, Haro 5–28, detectado como emisor H α por Haro & Moreno (1953) y Wiramihardja et al. (1991) (variable de acuerdo a los datos publicados; la emisión H α varía entre débil y muy fuerte), es detectado aquí con H α en evidente absorción. Aunque el rasgo de Ca I $\lambda 6717.7$ es visible en su espectro, el de Li I $\lambda 6707.8$ Å no lo es. Su color $J - K_s$ no es rojo ($J - K_s = 0.47 \pm 0.03$ mag), mientras que su magnitud $V = 13.8$ es bastante débil para ser una estrella de tipo temprano del cúmulo. Su movimiento propio, además, es $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (-14 \pm 3, 6 \pm 4)$ mas a $^{-1}$, que se diferencia en 19 ± 3 mas a $^{-1}$ del de σ Orionis AB. Podría tratarse de una estrella de tipo F tardío o G temprano joven, mientras que su correlación con Haro 5–28 se deba a alguna confusión con las coordenadas publicadas y se trate de otro objeto, o bien la correlación es correcta y se trata de un objeto de fondo con intensas fulguraciones.

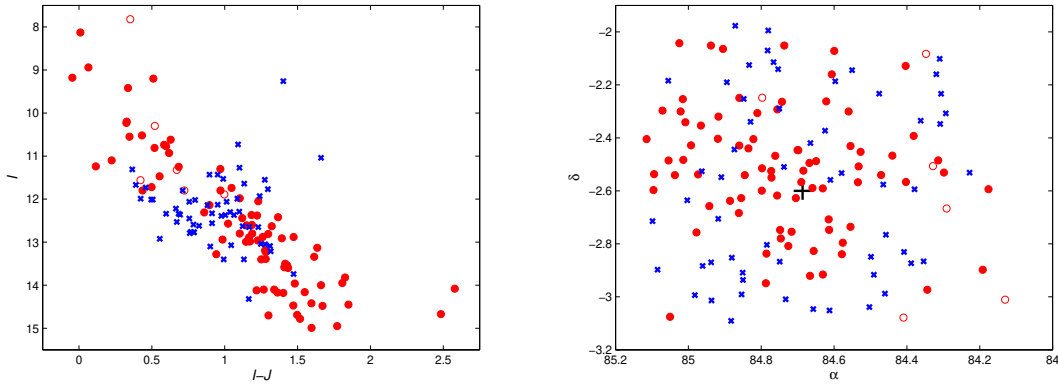


Figura 3.9: *Izquierda*: diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ de miembros (puntos rojos) y no miembros (cruces azules) del cúmulo σ Orionis. Otros probables miembros de la Asociación Ori OB1b se han marcado con círculos huecos rojos. *Derecha*: localización espacial de los tres tipos de objetos, con la misma leyenda.

Para comprobar la fiabilidad de la selección de miembros estelares a partir de diagramas color-magnitud se ha representado en el diagrama I vs. $I - J$ mostrado en la ventana izquierda de la Fig. 3.9 los objetos con espectroscopia AUTOFIB2 + WYFFOS miembros del cúmulo (puntos rojos), otros probables miembros de Ori OB1b (círculos rojos) y no miembros (cruces azules). Otros dos diagramas color-color óptico-infrarrojo e infrarrojo-infrarrojo se mostrarán en la Figura 3.17. Todos los objetos más brillantes que $I = 11$ y colores más azules que $I - J = 1.0$ mag pertenecen a la Asociación Ori OB1b (incluyendo el cúmulo σ Orionis). Una veintena de los no miembros del cúmulo (es decir, casi un 30%

de los mismos) se encuentran en la parte más azul del diagrama color-magnitud. Durante la selección fotométrica se utilizó una envolvente inferior en el diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ muy conservadora, que englobaba miembros conocidos del cúmulo que por diversas circunstancias presentan un color $I - J$ relativamente azul en comparación con la de miembros típicos del cúmulo (por fotovariabilidad temporal o exceso de flujo en el óptico; más detalles en el Cap. 7). De haberse realizado una selección más estricta, el número de contaminantes en la lista de candidatos fotométricos se habría reducido drásticamente. Sin embargo, se hubiera perdido la posibilidad de estudiar los miembros anómalamente azules de σ Orionis, muy interesantes desde el punto de vista acrecional. También se tomaron espectros de objetos rojos $I - J \sim 1.5$ mag que están por encima de la secuencia del cúmulo, para confirmar que no se trataban de estrellas pertenecientes a σ Orionis y con fuertes excesos infrarrojos. Los dos objetos por encima de la secuencia del cúmulo en el diagrama I vs. $I - J$ son precisamente SO231212 ($I = 9.26$, $I - J = 1.40$ mag) y SO110270 ($I = 11.04$, $I - J = 1.66$ mag), comentados antes (como no miembros interesantes). El resto de no miembros se concentran en el rango de colores $I - J$ entre 0.7 y 1.3 mag (con tipos espectrales más tempranos que M3). En este intervalo, que se corresponde con magnitudes $11 \lesssim I \lesssim 13$, la discriminación entre miembros y no miembros del cúmulo en base sólo a fotometría multibanda óptico-infrarroja no es efectiva, ni siquiera usando cuatro bandas, ya que el número de contaminantes en nuestra selección es superior incluso que el de miembros. Exceptuando los dos objetos muy rojos, sólo SO440823 de entre los no miembros posee un color $I - J > 1.3$ mag. Sin embargo, algo más del 30% de los miembros del cúmulo con espectroscopia AUTOFIB2 + WYFFOS poseen colores más rojos que este límite y magnitudes I más débiles que $I = 13$. En otras palabras, la selección fotométrica multibanda es sólo efectiva para los objetos más rojos ($I - J > 1.3$ mag) y más azules ($B - V < 0.0$ mag).

En la ventana derecha de la Fig. 3.9 se ha representado la distribución espacial de los objetos estudiados espectroscópicamente. Se puede estudiar grosso modo el grado de agrupamiento hacia el centro de los miembros del cúmulo en relación con los contaminantes por medio del cálculo de la mediana de la distancia de cada estrella al centro de σ Orionis. Las medianas son 17 y 25 arcmin para los miembros del cúmulo y los contaminantes, respectivamente (la mediana de otros probables miembros de la Asociación Ori OB1b es de 29 arcmin). La aparente mayor densidad de objetos hacia el este del cúmulo es casi con total seguridad un sesgo observacional, ya que las observaciones espectroscópicas más profundas se realizaron en esta región (confirmando como miembros, por tanto, un mayor número de objetos seleccionados fotométricamente). Nótese que algunas de las estrellas pertenecientes al cúmulo más hacia el noreste están más cerca de Alnitak que de σ Orionis AB; algunas de ellas incluso están inmersas en la nube Orion B, asociada a la Nebulosa de Cabeza de Caballo. La distribución espacial de los miembros de σ Orionis será estudiada en detalle más adelante.

3.3.3 Determinación de tipos espectrales

Dada la frecuencia de objetos con excesos de flujo, tanto en el óptico como en el infrarrojo (véase Sección 3.3.6), no es recomendable derivar tipos espectrales de los miembros del cúmulo a partir de sus colores (como el $V - K_s$) como se suele realizar en las estrellas de clase V evolucionadas de campo. Se obtuvieron espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de

estrellas estándares con tipos espectrales entre F5V y K4III y con la misma configuración instrumental. Comparando la profundidad de los rasgos espectrales medidos en estos espectros (no fuertemente dependientes de la gravedad) se han determinado los tipos espectrales de los miembros del cúmulo con tipos en el rango $\sim$ F5–K4. Los rasgos espectrales utilizados han sido Fe I λ 6400.0, Ca I λ 6439.1, Ca I λ 6449.8 (parcialmente mezclada con una línea de cobalto neutro), Ca I λ 6462.6 y Ca I λ 6717.7. En las Figuras 3.10 y 3.11 se pueden apreciar la variación de las líneas en las estrellas estándares y la relación entre sí de las pEW de las líneas de los objetos de σ Orionis en comparación con la de las estrellas estándares. Cada línea da una relación posible pEW-tipo spectral. Para cada estrella, se ha interpolado para obtener el tipo spectral más probable en función de la pseudoanchura medida. El tipo spectral determinado será el promedio de las cinco interpolaciones (en la Fig. 3.10 no se muestra la relación correspondiente a Ca I λ 6717.7).

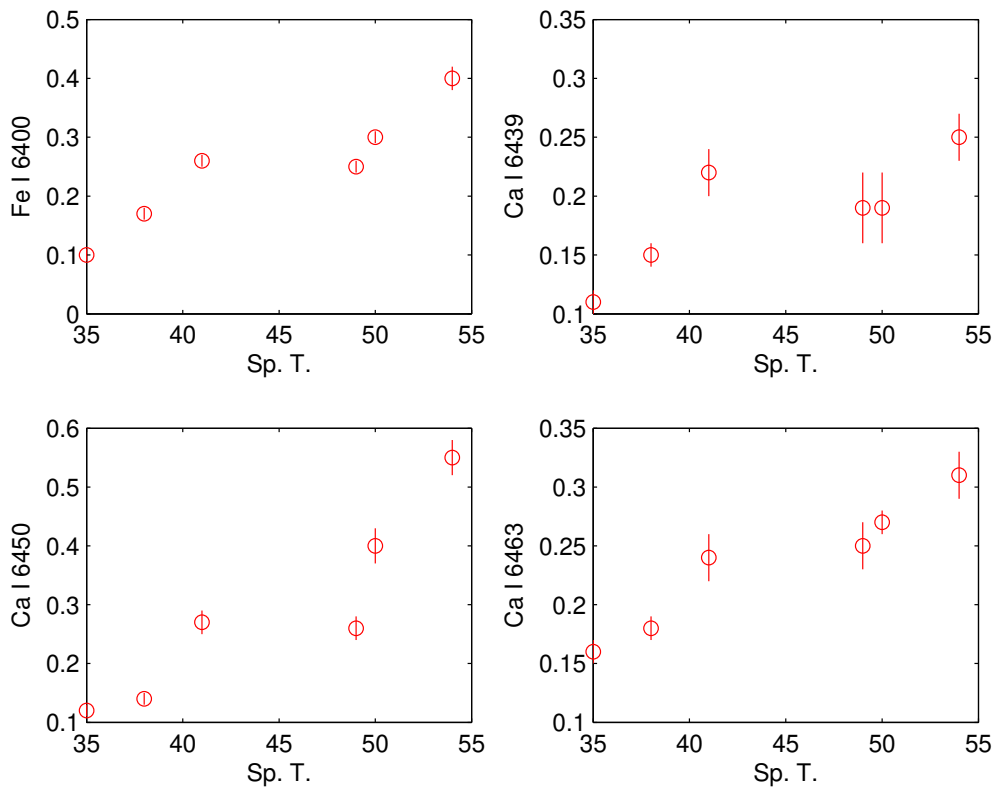


Figura 3.10: Variación de las pseudanchuras equivalentes de las líneas de hierro y calcio, en $\text{\AA}$, utilizadas para la determinación cuantitativa de los tipos espectrales. Círculos huecos rojos: estándares. Los números en abscisas codifican F5 (35), G0 (40), G5 (45)... K5 (55).

En la muestra de σ Orionis hay siete estrellas con tipos más tempranos que A3 (precisamente los miembros estudiados más brillantes). Afortunadamente, en los siete casos existen determinaciones previas del tipo. Todos ellos siguen las pautas típicas de la clasificación de Morgan & Keenan, excepto el de HD 294279 (SO420632). Nesterov et al. (1995) clasificaron

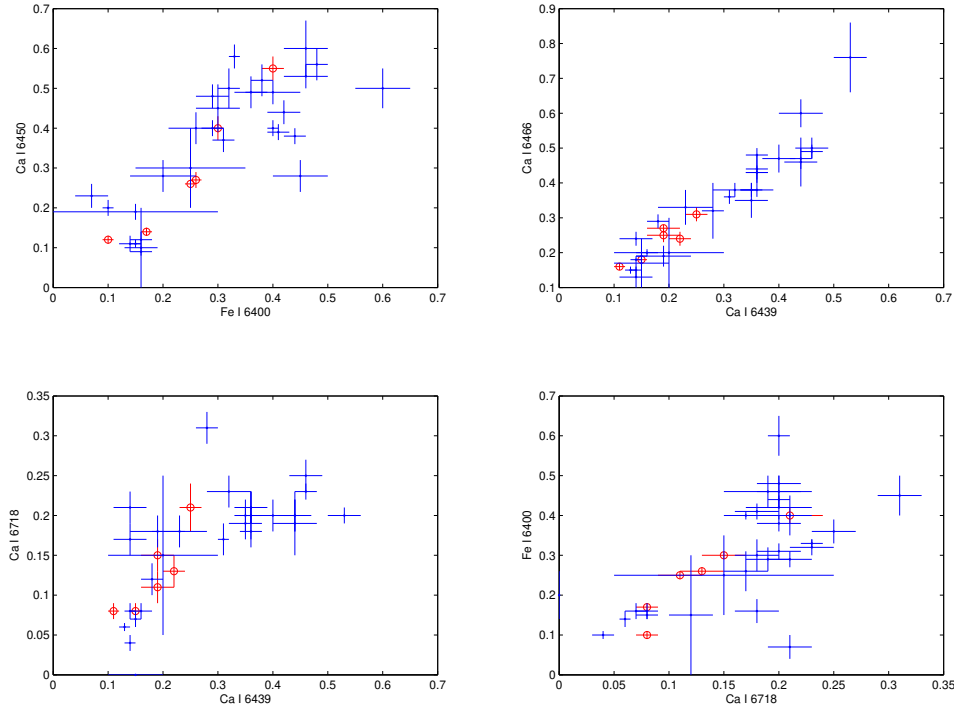


Figura 3.11: Relaciones entre las pseudanchuras equivalentes de las líneas de hierro y calcio, en Å, utilizadas para la determinación cuantitativa de los tipos espectrales. Círculos huecos rojos: estándares; puntos pequeños: miembros y candidatos a miembros observados con la misma configuración instrumental.

a la estrella como de tipo A5. Sin embargo, la profundidad de sus rasgos espectrales es sólo ligeramente menor que los de la estrella estándar F5V 6 Cet. HD 294279 posee un tipo espectral más tardío que A5, posiblemente en el rango F3–5. HD 294299 (SO110417), una candidata a gigante enrojecida de fondo propuesta por otros autores, posee un tipo espectral catalogado F2. En esta memoria de Tesis se coincide en que su tipo es más temprano, al menos, que F4. HD 294228 (SO331340), el último caso considerado de objeto de tipo muy temprano, es una estrella tentativamente clasificada como G: también por Nesterov et al. (1995). Su espectro presenta rasgos de absorción de Fe I y Ca I, más débiles que los de estrellas F intermedias, pero apreciables en comparación con los de estrellas A tempranas; por tanto, HD 294228 se tratará de una estrella A tardía o F temprana, y no de una estrella de tipo solar.

En la Tabla 3.9 se dan nuestras determinaciones de los tipos espectrales de las once estrellas con tipos espectrales entre F4 y K4, a partir de las relaciones pEW-tipo espectral de la Fig. 3.10. El acuerdo con determinaciones previas es razonable. No se ha incluido en la Tabla la binaria espectroscópica OriNTT 429, K3+K4: de acuerdo con Lee et al. (1994), ya que no se han podido resolver los dos componentes.

En resumen, en la muestra de 80 miembros del cúmulo, nueve objetos son más tempranos

Tabla 3.9: Tipos espectrales derivados de miembros de σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS.

SO	Nombre	Tipo esp.	Tipo esp. previo
410305	HD 294308	F4–5	G0:
230838	HD 290772	F6–7e	F5–6
000041	HD 294297	F6–8	G0:
210457		F7–8	
210868		F7–8	
120532		F7–9	
420039		F9–G0	
211394		G1: (^a)	
420316	RX J0538.9-0249	K3–4	K2–3
210734	2E 0535.3-0235	K4:e	
131161		K4:	

(^a): Posee H α parcialmente rellena y rasgos espectroscópicos más débiles en la región más azul: ¿velado?.

que $\sim$ F4 y otros once, medidos aquí, poseen tipos en el rango $\sim$ F4–K4. Nótese además que el tipo espectral más temprano del objeto con litio detectado es precisamente F4–5. El resto de los objetos de la muestra son más tardíos que $\sim$ K4. Es notable la ausencia de estrellas de tipo G (dos probables estrellas G tempranas) en comparación con la sobreabundancia de estrellas F (del orden de una decena) entre las 20 estrellas más tempranas de la muestra⁷.

3.3.4 Absorción de Li I

Se ha detectado el rasgo de absorción de Li I λ 6707.8 Å en 70 estrellas de la lista de 80 miembros de σ Orionis. De las diez restantes, nueve poseen tipos espectrales tempranos. Sólo S Ori J053951.6–022248/SO110269, de tipo M5.5, no posee el rasgo de Li I visible en su espectro AUTOFIB2 + WYFFOS, muy probablemente por falta de señal: el rasgo había sido detectado y medido con anterioridad por ZO02a. Además, muestra emisión H α intensa, asimétrica y probablemente variable. Únicamente en siete casos de los 70 con rasgo de Li I visible no se ha podido medir con precisión la pseudoanchura equivalente de la línea. En general, estos espectros están afectados por luz dispersa de aberturas vecinas con estrellas brillantes, o pertenecen a objetos muy débiles en la región de viñeteo de AUTOFIB2 + WYFFOS.

Sólo había información previa acerca del contenido de litio de 20 objetos de la lista de miembros del cúmulo. En este trabajo se presenta esta información sobre otros 50 nuevos objetos. Se ha realizado la comparación entre las medidas publicadas y las presentadas en

⁷Este hecho se puede comprender si se estudian detalladamente las trazas evolutivas de estrellas de presecuencia principal (p.e., D’Antona & Mazzitelli 1994). A pesar de ser menos abundantes, las estrellas más masivas que $2.0 M_{\odot}$, y hasta $\sim 4.0 M_{\odot}$, permanecen durante mucho más tiempo de su evolución entre 1 y 5 Ma en el dominio de T_{eff} de las estrellas de tipo F que en el de las de tipo G. Para el conjunto de trazas “MLT Alexander”, sólo una pequeña fracción de estrellas con masas entre 1.7 y $\sim 3 M_{\odot}$ y edades entre 1 y 5 Ma poseen T_{eff} en el rango de temperaturas, estrecho de por sí, del tipo espectral G. Por otro lado, la gran mayoría de las estrellas de la edad de σ Orionis y con masas entre 2.0 y $0.6 M_{\odot}$, más numerosas, poseen T_{eff} típicas de estrellas de tipo K.

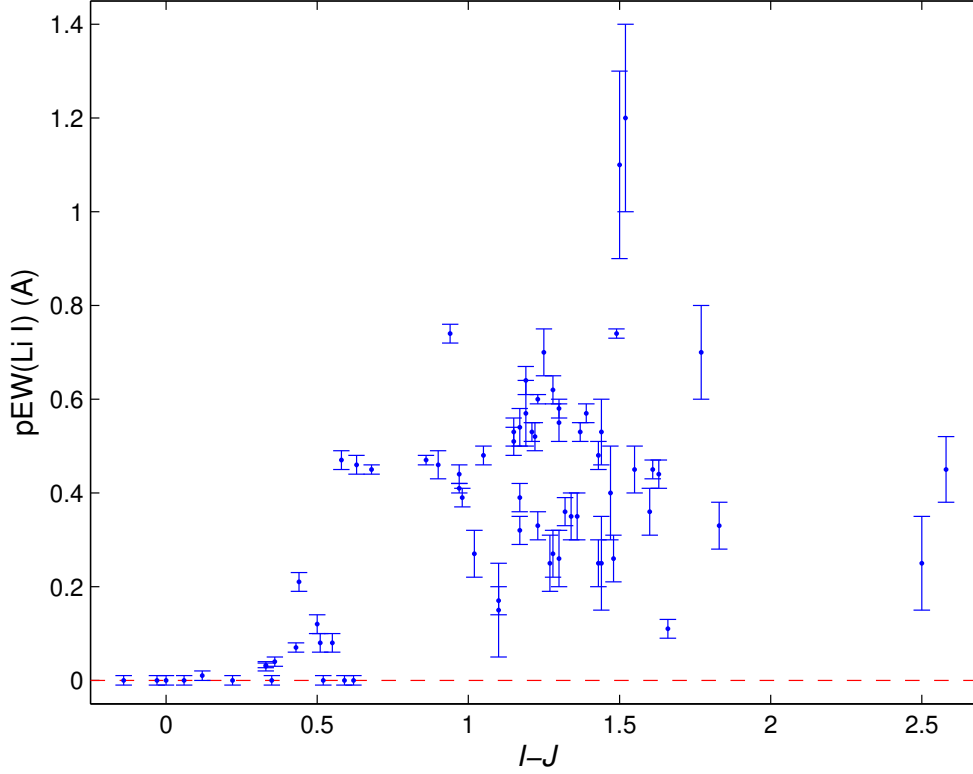


Figura 3.12: Pseudoanchura equivalente de Li I ($\text{\AA}$) vs. color $I - J$ de miembros del cúmulo cuyos espectros AUTOFIB2 + WYFFOS poseen buena o regular relación señal ruido.

esta memoria de Tesis. El acuerdo es excelente para los espectros con la mejor señal-ruido (salvo dos casos, comentados después): la diferencia promedio entre $\text{pEW}(\text{Li I})$ medidas es de $0.00 \pm 0.06 \text{ \AA}$. Los errores estimados de $\text{pEW}(\text{Li I})$ en nuestros espectros más pobres están infravalorados, mientras que la medida en sí de la pEW de estos es sistemáticamente menor que otras publicadas anteriormente. Por tanto, la medida de $\text{pEW}(\text{Li I})$ en los espectros más ruidosos debe entenderse como un límite inferior, y la no detección del rasgo de litio en los espectros de los objetos más débiles no significa que no lo posean. De ahí que se descartasen espectros útiles en un paso anterior del análisis, pero con una relación señal-ruido insuficiente para la detección del rasgo.

En un espectro de calidad se ha medido una $\text{pEW}(\text{Li I})$ significativamente mayor, teniendo en cuenta las barras de error, que la $\text{pEW}(\text{Li I})$ previamente publicadas. El caso es el de [W96] rJ083849-0238 (SO000006): $\text{pEW}(\text{Li I}) = +0.74 \pm 0.01 \text{ \AA}$, $\text{pEW}(\text{Li I}(\text{ZO02a})) = +0.55 \pm 0.05 \text{ \AA}$. S Ori J053920.5-022737 (SO110683), con un espectro más ruidoso, presenta la misma característica: $\text{pEW}(\text{Li I}) = +0.70 \pm 0.05 \text{ \AA}$, $\text{pEW}(\text{Li I}(\text{ZO02a})) = +0.33 \pm 0.07 \text{ \AA}$. Un tercer objeto, V505 Ori/SO420040, muestra un ligero debilitamiento del rasgo de litio ($\text{pEW}(\text{Li I}) = +0.39 \pm 0.02 \text{ \AA}$, $\text{pEW}(\text{Li I}(\text{ZO02a})) = +0.50 \pm 0.16 \text{ \AA}$), pero la barra de error en la medida de pEW previa es bastante ancha. Se requieren observaciones espectroscópicas de

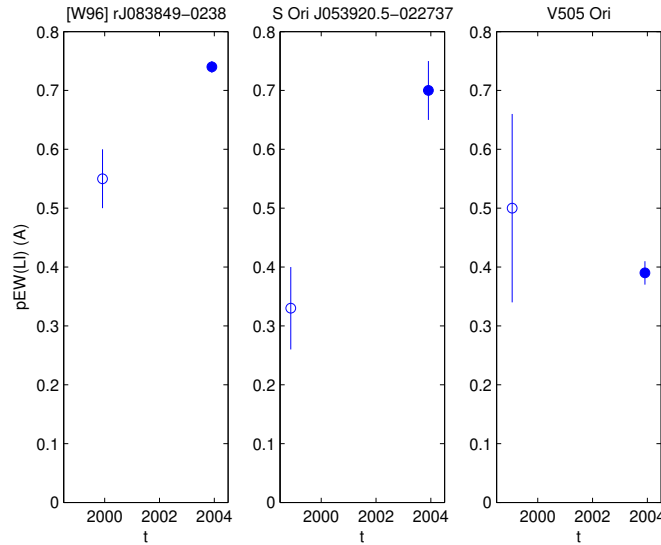


Figura 3.13: Pseudoanchura equivalente de Li I ($\text{\AA}$) vs. tiempo de tres miembros del cúmulo. De izquierda a derecha: [W96] rJ083849-0238, S Ori J053920.5-022737 y V505 Ori. Círculos rellenos: nuestros datos; círculos huecos: datos de ZO02a.

resolución intermedia de tercera época para confirmar esta aparente variabilidad del rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. De existir, podría deberse a variaciones en el velado de las estrellas (a su vez producido por manchas fotosféricas calientes provocadas por la caída de material desde un disco de acreción o por la emisión de continuo del disco). La Figura 3.13 ilustra estas tres posibles variaciones temporales de la pseudoanchura de la línea de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$.

Estudiando nuestra muestra como un conjunto homogéneo de datos tomados con la misma resolución espectroscópica, se detecta una dispersión clara en la medida de pEW(Li I). Parte de la dispersión es debida a la falta de señal en los espectros de los objetos más débiles. Si se atiende únicamente a los espectros de mayor calidad, es apreciable una variación de pEW(Li I) en función del tipo espectral; así, por ejemplo, se han medido pEW(Li I) de $\sim 0.05 \text{ \AA}$ en estrellas de tipos espectrales F tardíos y $\sim 0.45 \text{ \AA}$ en K tempranas, creciendo después suavemente (~ 0.53 en K8.0, ~ 0.58 en M0.0) hasta $\sim 0.70 \text{ \AA}$ en M2.0, el tipo más tardío determinado y con medida fiable de pEW(Li I). Superpuesto a esta variación con el tipo espectral se encuentran, además, diferencias debidas a velado en el óptico. El efecto de este exceso de flujo en el óptico es con probabilidad el responsable de la debilidad del rasgo en los casos de BG Ori (SO430967) ($\text{pEW(Li I)} = +0.36 \pm 0.03$) y, posiblemente, Kiso A-904 70 (SO120321) ($\text{pEW(Li I)} = +0.17 \pm 0.03$), aunque su espectro no tiene la mejor relación señal-ruido. Los dos objetos son fuertes emisores $H\alpha$ con perfil asimétrico y doble. BG Ori posee además un exceso de emisión en la banda K_s y es la fuente del objeto Herbig-Haro HH 446. Las otras medidas aparentemente bajas ($< 0.30 \text{ \AA}$) o altas ($> 0.80 \text{ \AA}$) de pEW(Li I) mostradas en la Tabla 3.20 son debidas con bastante seguridad a la menor relación señal ruido de los espectros. La Fig. 3.12 muestra la evolución de pEW(Li I) con el color $I - J$ que, excepto para objetos con fuertes excesos infrarrojos, es un notable indicador de la T_{eff} . Una representación pEW(Li I)-tipo espectral sería más adecuada, pero

no realizable con los datos actuales, ya que no están determinados los tipos espectrales de todos los miembros. Salvo excepciones, se encuentra una tendencia general de $\text{pEW}(\text{Li I})$ nula para $I - J \lesssim 0.3$ mag y crecimiento suave hasta $I - J \sim 1.0$ mag. La envolvente superior de $\text{pEW}(\text{Li I})$ para objetos con $I - J \gtrsim 1.0$ mag se encuentra hacia $\text{pEW}(\text{Li I}) \sim 0.8 \text{ \AA}$ (medida en general compatible con destrucción nula de litio), pero con una fuerte dispersión por debajo de este valor. Véase la discusión en ZO02a sobre la relación entre la extrema juventud de los miembros del cúmulo y las $\text{pEW}(\text{Li I})$ teóricas para objetos con tipos espectrales entre K7 y M7 y bajas gravedades superficiales. Es necesario profundizar en el estudio de las estrellas más tardías con litio apreciable, pero con pEW claramente discordantes respecto a las que marcan la envolvente superior de la Fig. 3.12.

3.3.5 Emisores $\text{H}\alpha$ y acretores

La emisión $\text{H}\alpha$ en estrellas jóvenes es debida, en general, a actividad cromosférica, típica en objetos con zonas convectivas muy desarrolladas (y campos magnéticos no diluidos) o a transferencia de masa desde discos en los casos de las emisiones más intensas y anchas. Se ha detectado emisión $\text{H}\alpha$, en ocasiones muy intensa, ancha, asimétrica, doble e incluso todo a la vez, en 62 miembros de σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS, lo que significa la práctica totalidad de los objetos con tipos espectrales más tardíos que el solar. Algunos de los objetos con tipos más tempranos tienen la línea de $\text{H}\alpha$ parcialmente rellena, mientras que sólo una estrella de tipo F la tiene en emisión (doble y quizá variable). Esta estrella, HD 290772 (SO230838; *aka* BD-02 1318), es una estrella T Tauri detectada por *IRAS* y de tipo espectral F5-6. Gregorio-Hetem & Hetem (2002) midieron una $\text{pEW}(\text{H}\alpha)$ de $-7.0 \text{ \AA}$, mientras que aquí se ha medido -8.0 ± 0.2 . Su emisión $\text{H}\alpha$ es bilobulada y parcialmente resuelta. Hay tres objetos estudiados con $\text{pEW}(\text{H}\alpha) > 100 \text{ \AA}$: Kiso A-0976 322 (SO000028), Kiso A-904 71 (SO000007) y Haro 5-32 (SO430532). En la Figura 3.14 se muestran los perfiles de la emisión $\text{H}\alpha$ de cinco emisores intensos.

Se ha realizado la comparación de medidas previas de $\text{pEW}(\text{H}\alpha)$ con las medidas de esta memoria de Tesis, como en el caso del Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. La variabilidad de la emisión $\text{H}\alpha$ es más patente que en caso del litio⁸. A partir de las medidas de Wiramihardja et al. (1989, 1991) se pueden clasificar como emisores $\text{H}\alpha$ variables (con emisión fuerte o media y ausente en distintas épocas) a cuatro objetos de esta muestra: Haro 5-39 (SO110056), V597 Ori (SO141453), Haro 5-37 (SO000044) y Kiso A-0904 80 (SO110730). Además, con los datos presentados aquí se pueden detectar otros emisores $\text{H}\alpha$ variables. Destacan algunos casos particulares: (i) RX J0538.9-0249 (SO420316), cuya $\text{EW}(\text{H}\alpha)$ fue determinada en tan sólo $-0.01 \text{ \AA}$ (la línea apenas rellena) por Alcalá et al. (2000), mientras que aquí se ha medido una emisión clara con $\text{pEW}(\text{H}\alpha) = -0.74 \pm 0.03 \text{ \AA}$; (ii) la binaria espectroscópica OriNTT 429. La línea de $\text{H}\alpha$ pasó de estar en absorción ($\text{EW}(\text{H}\alpha) = +0.7 \text{ \AA}$; Lee, Martín & Mathieu 1994) a emisión ($\text{pEW}(\text{H}\alpha) = -0.24 \pm 0.02 \text{ \AA}$; este trabajo); (iii) el espectro de S Ori J053951.6-022248, aunque pobre, ha permitido medir $\text{pEW}(\text{H}\alpha) = -25 \pm 2 \text{ \AA}$; sin embargo, ZO02a había medido previamente $-60 \pm 7 \text{ \AA}$. Hay otros objetos que presentan variaciones de $\text{pEW}(\text{H}\alpha)$, pero éstas son menores que un factor 2, como en los casos de [W96] 4771-1097 (SO121137), [W96] rJ053840-0230 (SO121112) o V505 Ori (SO420040) (en esta última estrella la emisión $\text{H}\alpha$ cayó de -54 ± 9 a $-32 \pm 3 \text{ \AA}$).

⁸O bien la variabilidad en la forma de medir $\text{pEW}(\text{H}\alpha)$.

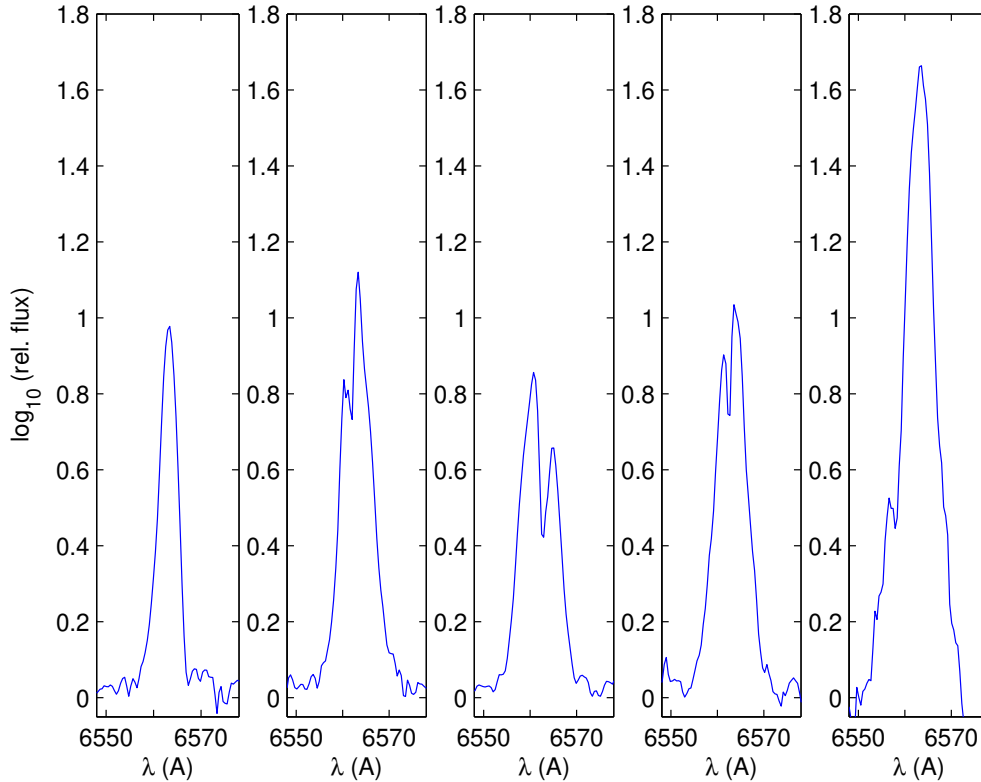


Figura 3.14: Región espectral entre 6548 y 6578 Å de cinco intensos emisores $H\alpha$. Los espectros se corresponden con los objetos, de izquierda a derecha, V606 Ori (SO440660), BG Ori (SO430967), V505 Ori (SO420040), Haro 5-36 (SO140217), Haro 5-32 (SO430532). La escala vertical es logarítmica.

Se ha representado $pEW(H\alpha)$ en función del color $I - J$ en la Fig. 3.15. Todos los objetos con color $I - J \geq 0.7$ mag poseen la línea de $H\alpha$ en emisión. La envolvente superior del valor absoluto de $pEW(H\alpha)$ aumenta hacia colores más rojos. El objeto con la mayor $pEW(H\alpha)$ es el segundo más rojo (aunque el dato de la magnitud I no proviene de esta búsqueda, sino de Wolk (1996), al no estar en el área WFC). HD 294299, anotada como posible gigante enrojecida de fondo, es la estrella más roja (F2) con absorción de $H\alpha$.

Se ha medido la frecuencia de acretores de acuerdo con el criterio de White & Basri (2003), por el que una estrella (u objeto subestelar) acreta si posee una anchura al 10% de la altura de la línea de $H\alpha$ mayor que 270 km s^{-1} , independientemente de su tipo espectral. Al no disponer de los tipos espectrales de todos los objetos, no se ha podido aplicar el criterio $\log(L_{H\alpha}/L_{bol}) > -3.3$ de Barrado y Navascués & Martín (2003; en su Tabla 1 ofrecen la $pEW(H\alpha)$ mínima de un acretor en función del tipo espectral, entre K0 y L5). En la última columna de la Tabla 3.20 se muestran las medidas mayores que este valor. Se han medido anchuras al 10% de la altura de la línea de $H\alpha$ (10%-Width $H\alpha$, usando la nomenclatura de White & Basri 2003), de hasta 600 km s^{-1} . No se ha desconvolucionado la anchura con el perfil instrumental (cuya anchura a 10% de altura es igual o menor que 90 km s^{-1}), ya que

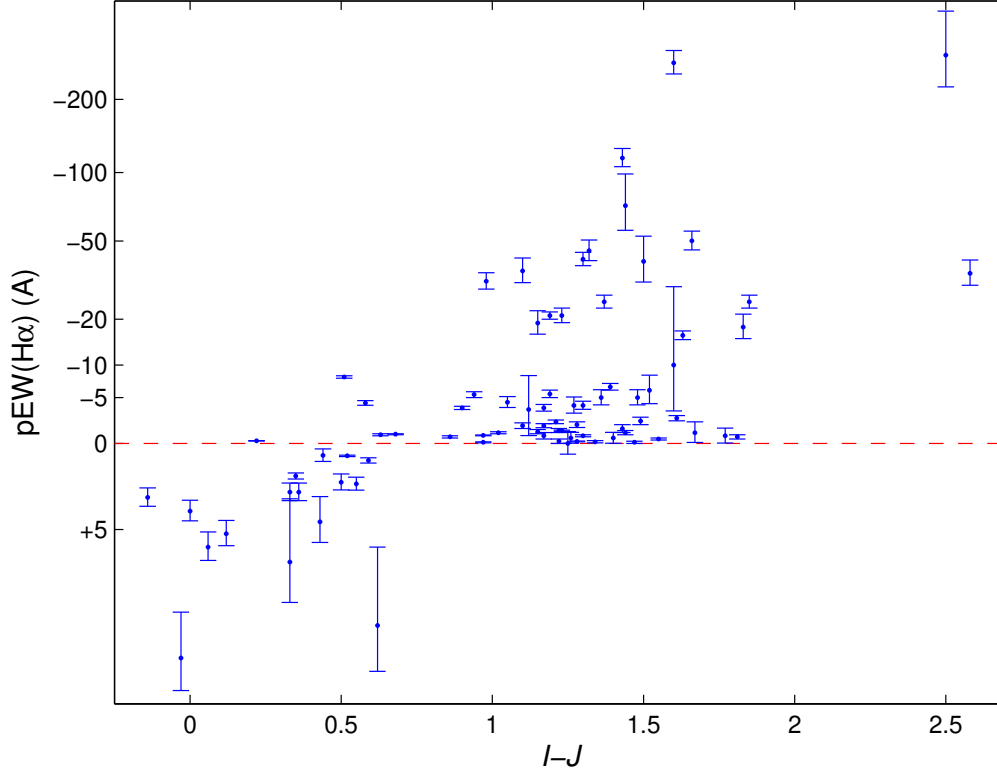


Figura 3.15: Pseudoanchura equivalente de $H\alpha$ ($\text{\AA}$) vs. color $I - J$ de miembros del cúmulo, en escala logarítmica. La línea horizontal discontinua indica el valor $pEW(H\alpha) = 0$.

el error es de sólo 5% si 10%-Width $H\alpha$ es mayor de 270 km s^{-1} . La velocidad máxima de 600 km s^{-1} quizá se debe probablemente a la contribución de un lóbulo doble o múltiple. Al no haber medido 10%-Width $H\alpha$ de la emisión mezclada no resuelta de cada componente, puede que algún acretor con emisión $H\alpha$ simétrica sea en realidad otro sistema múltiple.

De los 80 espectros de miembros estudiados, 29 son acretores (otros tres más poseen 10%-Width $H\alpha$ entre 240 y 270 km s^{-1}), lo que da una frecuencia de estrellas con acreción del $36^{+10}_{-8}\%$. De los 29 acretores, alrededor de la mitad (14) y de un cuarto (7) poseen 10%-Width $H\alpha$ mayores que 400 y 500 km s^{-1} , respectivamente. Sólo existe un acretor de tipo espectral temprano, la estrella T Tauri HD 290772. Si sólo se tienen en cuenta los tipos más tardíos (a partir de donde la línea de $H\alpha$ se muestra *siempre* en emisión – es decir, K y M), la frecuencia crece hasta el $46^{+16}_{-13}\%$.

El perfil asimétrico de la línea de $H\alpha$ es otro indicador de posible acreción. Se han detectado 36 espectros (45%) con algún tipo de asimetría (en tres de los espectros la línea estaba en absorción o parcialmente rellena). En 19 casos (24%), la asimetría se debe a la binariedad de la emisión. Cada uno de los dos lóbulos puede estar originado en sendos chorros en los polos de un hipotético disco de acreción; uno estará desplazado hacia longitudes de onda más rojas y el otro hacia el azul. Sólo en unos pocos casos se han podido resolver com-

pletamente los dos lóbulos (p.e., [W96] 4771–899 AB). Los espectros con asimetría binaria se han marcado en la Tabla 3.20 con el carácter *b*, mientras que los que poseen asimetría simple se han marcado con *a*.

De los 29 acretores según el criterio de White & Basri (2003), 23 (79%) muestran algún tipo de asimetría en el perfil de la línea de $H\alpha$. Sólo en seis casos, precisamente en los que la $pEW(H\alpha)$ es la más grande para su tipo espectral, los acretores no poseen una línea de $H\alpha$ asimétrica. A este grupo de “intensos acretores simétricos” pertenecen las únicas tres estrellas con $pEW(H\alpha) > 100 \text{ \AA}$ (Kiso A–0976 322, Kiso A–0904 71 y Haro 5–32).

La presencia de líneas prohibidas en emisión, como [S II] y [N II], también indica posible acreción. Entre 22 y 24 estrellas presentan [S II] en emisión y entre 23 y 26 [N II] (entre 15 y 16 presentan ambas especies en emisión simultáneamente). Se ha realizado una correlación entre estrellas con acreción y/o línea $H\alpha$ asimétrica y las 32 estrellas con algún tipo de emisión prohibida. De estas, 26 ($\sim 81\%$) son acretores o tienen $H\alpha$ asimétrica. Además, al menos en dos casos, Haro 5–39 (SO110056; acretor con $H\alpha$ variable asociado al objeto Herbig-Haro HH 447) y V606 Ori (SO440660), la línea de He I aparece en emisión⁹.

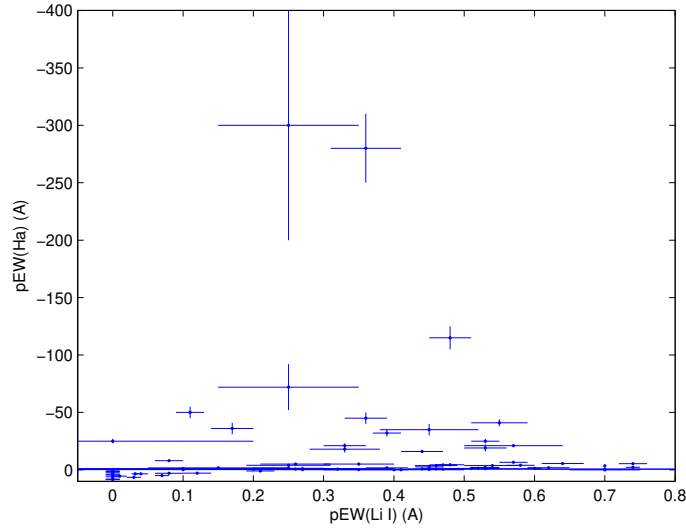


Figura 3.16: Pseudoanchura equivalente de $H\alpha$ ($\text{\AA}$) vs. pseudoanchura equivalente de Li I ($\text{\AA}$). No se muestran los valores con $\delta pEW(\text{Li I}) > 1.0 \text{ \AA}$.

No se ha encontrado ninguna correlación entre $pEW(H\alpha)$ y $pEW(\text{Li I})$ (Fig. 3.16). Todos los datos espectroscópicos de acretores y no acretores se ofrecen en la Tabla 3.20. Algunos de los acretores más intensos o interesantes se muestran en la Tabla 3.10. En particular, se listan los tres “intensos acretores simétricos” y los siete acretores con 10%–Width $H\alpha$ mayor que 500 km s^{-1} .

⁹También se había detectado He I en absorción en σ Orionis D: $pEW(\text{He I}) = +0.53 \pm 0.07 \text{ \AA}$.

Tabla 3.10: Acretores más intensos seleccionados.

SO	Nombre	T. esp.	J	pEW(H α) (Å)	10%-Width H α (km s $^{-1}$)	Perfil H α
230838	HD 290772	F6V	8.69 $\pm$ 0.03	-8.0 $\pm$ 0.2	570	Binario
420040	V505 Ori	K7.0	11.96 $\pm$ 0.03	-32 $\pm$ 3	530	Binario
120321	Kiso A-0904 70	-	11.70 $\pm$ 0.02	-36 $\pm$ 5	530	Binario
140690	RV Ori	-	11.50 $\pm$ 0.02	-16 $\pm$ 1	530	Binario
000028	Kiso A-0976 322	-	12.07 $\pm$ 0.03	-115 $\pm$ 10	450	Simétrico
110810	Kiso A-0904 78	-	11.99 $\pm$ 0.03	-18 $\pm$ 3	600	-
110059	Haro 5-39	-	11.50 $\pm$ 0.03	-35 $\pm$ 5	540	Binario
000007	Kiso A-0904 71	-	12.17 $\pm$ 0.03	-300 $\pm$ 100	360	Simétrico
110269	S Ori J05391.6-022248	M5.5	12.60 $\pm$ 0.02	-25 $\pm$ 2	570	Binario
430532	Haro 5-32	-	12.82 $\pm$ 0.03	-280 $\pm$ 30	350	Simétrico

3.3.6 Excesos infrarrojos y su relación con rasgos espectrales

Sólo cuatro estrellas de la lista de miembros observados con AUTOFIB2 + WYFFOS fueron detectados por el satélite *IRAS*. Dos de las cuatro son comentadas en la sección siguiente (*IRAS* 05375-0204 e *IRAS* 05371-0205). Las otras dos fuentes son la estrella T Tauri HD 290772, el acretor de tipo más temprano, y Kiso A-0904 71 (SO000007), uno de los tres “intensos acretores simétricos”.

Atendiendo a la fotometría JHK_s de 2MASS, de entre los miembros y candidatos a miembros del cúmulo observados espectroscópicamente con AUTOFIB2 + WYFFOS, 22 objetos presentan colores $J - K_s > 1.00$ mag. Dos de ellos, Haro 5-39 y V505 Ori poseen colores $J - K_s$ tan rojos como 1.59 $\pm$ 0.04 y 2.02 $\pm$ 0.04 mag, respectivamente. También es notable el exceso infrarrojo de HD 290772: a pesar de ser una F5-6, posee colores $J - K_s = 1.13\pm 0.04$ mag y, sobre todo, $V - K_s = 2.28\pm 0.04$ mag. La última medida indica un abrillantamiento de más de 1 mag en la banda K_s respecto al color $V - K_s$ de enanas F5-6 evolucionadas de campo. Un color $J - K_s > 1.00$ mag, teniendo en cuenta que los tipos espectrales de los objetos más fríos estudiados aquí son M intermedios, indica un exceso $E(J - K_s) \gtrsim 0.15$ mag, aproximadamente. La frecuencia de objetos con exceso de flujo en la banda K_s es de más del 25%. Esta frecuencia se dispara al 42% si sólo tenemos en cuenta los 43 objetos más débiles que $J = 11.50$.

A partir de medidas en la banda L' se pueden detectar aún más objetos con excesos infrarrojos, como [W96] 4771-899 AB (SO111112) y S Ori J053951.6-022248 (SO110269). Los otros cuatro objetos detectados como intensos emisores infrarrojos por Oliveira et al. (2002) y observados con AUTOFIB2 + WYFFOS (Haro 5-39, [W96] rJ053840-0230, V505 Ori y Haro 5-36) están en la lista de 22 objetos con $J - K_s > 1.00$ mag.

Todos los objetos con exceso en la banda K_s , excepto el más débil, poseen H α en emisión asimétrica o binaria o son acretores. Tres de las cuatro fuentes *IRAS* y los dos objetos adicionales con exceso en la banda L' también. De los 12 objetos acretores con perfil doble de H α , 10 tienen colores $J - K_s > 1.00$ mag, y los de los dos restantes son mayores que 0.94 mag. Los tres “intensos emisores simétricos” poseen $J - K_s > 1.20$ mag. La correlación entre emisión H α resuelta, intensa o asimétrica y excesos infrarrojos en la

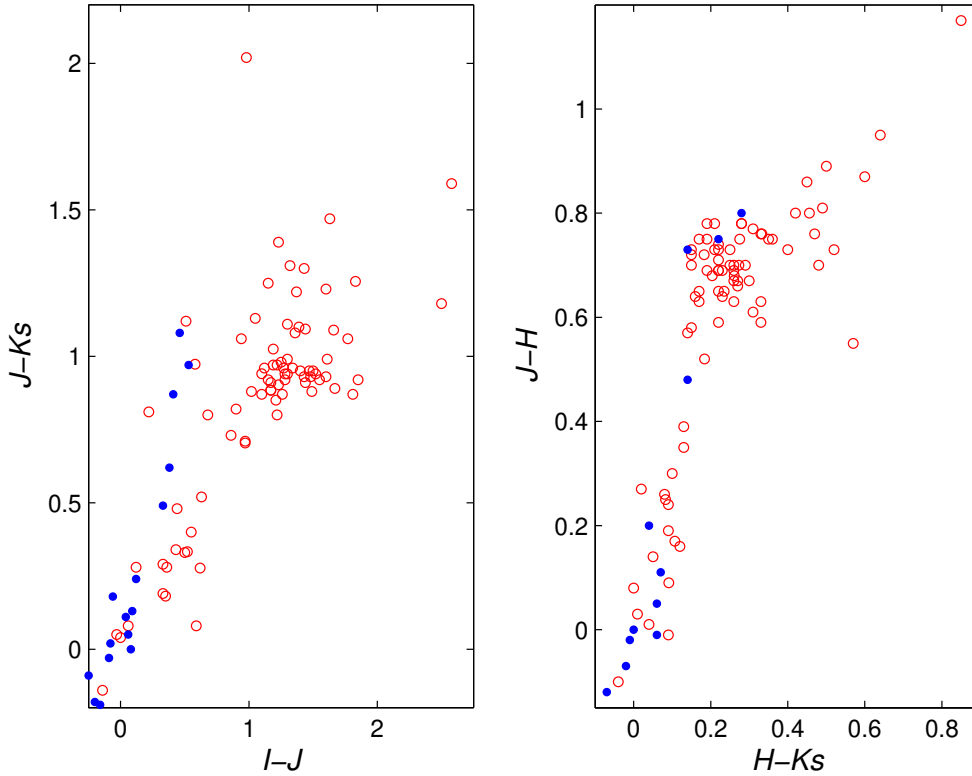


Figura 3.17: Diagramas color-color óptico-infrarrojo (izquierda) e infrarrojo-infrarrojo (derecha) de los miembros del cúmulo observados con AUTOFIB2 + WYFFOS, en círculos huecos rojos. Los puntos azules marcan los colores de las estrellas más brillantes del cielo, una mezcla de enanas, gigantes y supergigantes de distintos tipos espectrales (Sirius, Canopus, Arcturus, Vega, Capella, Rigel, Procyon, Betelgeuse, Achernar, Altair, Aldebaran, Spica, Pollux, Fomalhaut, Deneb y Mimosa).

banda K_s en estrellas de tipo intermedio y temprano es más que evidente. Por otro lado, el 69% de los acretores posee $[N II]$ y/o $[S II]$ en emisión (el 76%, si se atiende sólo a las estrellas más débiles que $I \sim 12$ –tipo espectral K intermedio–). Sin embargo, e interesadamente, la correlación entre enrojecimiento y presencia de líneas prohibidas en emisión no es tan clara, ya que sólo seis de las 15–16 estrellas que presentan simultáneamente $[N II]$ y $[S II]$ en emisión poseen $J - K_s > 1.00$ mag. Las fases de expulsión de materia por chorros en discos suficientemente masivos o calientes como para provocar un exceso de flujo podrían no ser continuas, sino intermitentes ⁽¹⁰⁾.

¹⁰También habría que citar la correlación encontrada por Caballero et al. (2004) entre variabilidad fotométrica y exceso infrarrojo-emisión $H\alpha$, al menos en el dominio subestelar. Aunque en este Capítulo no se ha realizado un estudio pormenorizado de la variabilidad fotométrica de los miembros del cúmulo, a partir de la comparación entre las magnitudes BRI medidas por USNO-B1 en distintas épocas o por nosotros, hay indicaciones de variabilidad en los objetos: Haro 5–39, Haro 5–6, IRAS 05375–0204, V505 Ori, Kiso A–0976 316, Haro 5–32 y [W96] rJ053923–0233. Sólo se conocía la variabilidad de V505 Ori y la de Haro 5–39. La fuente Haro 5–32 podría tratarse de la estrella variable V604 Ori, cuyas coordenadas estaban catalogados

En la Figura 3.17 se muestran los diagramas $J - K_s$ vs. $I - J$ (izquierda) y $J - H$ vs. $H - K_s$ (derecha) de los miembros de σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS. El segundo diagrama, que muestra un rango de masas complementario al mostrado en el Cap. 7, ilustra los fuertes excesos infrarrojos de los objetos más activos. La posición diferenciada respecto al resto de estrellas en el diagrama $J - H$ vs. $H - K_s$ de HD 290772 (en coordenadas 0.57, 0.55 mag) denota el enrojecimiento de la estrella T Tauri. Los ocho objetos con $J - H > 0.8$ mag, que parecen desviarse de la secuencia marcada por el resto de objetos, son acretores intensos como BG Ori, V505 Ori o Haro 5–39.

Excepto en el caso de HD 290772, de tipo F5–6, los enrojecimientos no son tan claros en las estrellas de tipos tempranos. Se cree que la estrella de tipo B9Vn HD 37686 (SO000037) tiene una concha de polvo a su alrededor (Hovhannessian & Epemian 1998). Por otro lado, la estrella F2 HD 294299 (SO110417) fue clasificada por Warren & Hesser (1978) como una probable gigante enrojecida de fondo. Sin embargo su latitud galáctica, $b = -17.05$ deg, indica su lejanía del plano galáctico. De su magnitud $V = 11.48$ se deducirían distancias fotométricas heliocéntricas de $\sim 41\,000$ y $\sim 1\,200$ pc de poseer clases de luminosidad supergigante (I) o gigante (III), respectivamente. Asumiendo el segundo caso (el único probable), la F2 se encontraría a más de 350 pc por debajo del ecuador galáctico (compárese con la dispersión de las enanas F en el eje vertical de la Galaxia $\sigma_z(\text{FV}) \sim 13$ pc –p.e., Ratnatunga, Bahcall & Casertano 1989–). Es bastante improbable encontrar gigantes de tipos tempranos tan separadas del plano galáctico. Dado el parecido entre los espectros de HD 294299 y HD 37686, salvando la evidente diferencia de temperatura, la primera también podría tener una concha de polvo, lo que le daría la apariencia de gigante enrojecida.

3.3.7 Ensanchamiento de líneas fotosféricas

Por comparación con el resto de espectros mostrados en las figuras del final de este Capítulo, se han detectado algunos objetos con líneas fotosféricas ensanchadas. Mientras que el promedio de la anchura gaussiana a media altura del máximo (GFWHM) de las líneas fotosféricas no es mayor que $1.00 \text{ \AA}$ para la mayoría de los miembros de σ Orionis y casi la práctica totalidad de los no miembros, en cinco objetos este promedio es superior a $1.50 \text{ \AA}$ (de los que cuatro poseen $\text{GFWHM} > 2.00 \text{ \AA}$). Los cinco objetos, su GFWHM y sus peculiaridades espectrales más destacadas se muestran en la Tabla 3.11. Todos poseen un perfil de línea de $H\alpha$ asimétrica (binaria en dos casos), y sólo ς J053859.6–024508 no es acretor (aunque tiene la línea de $H\alpha$ parcialmente rellena). En todos los casos, la anchura de la línea de $H\alpha$ es todavía mayor que la anchura promedio de las líneas de metales alcalinos y de hierro (hasta cinco veces en el caso de HD 290772).

De entre las estrellas con líneas fotosféricas ensanchadas, la estrella T Tauri HD 290772 ya ha sido comentada con anterioridad. RX J0539.8–0205 es un sistema triple espectroscópico previamente conocido y catalogado como estrella T Tauri de líneas débiles. Alcalá et al. (2000) la catalogaron como una estrella K4–6 con línea $H\alpha$ estrecha y simétrica, típicamente cromosférica. El ensanchamiento no es rotacional, sino debido al desplazamiento de las líneas de la terna entre sí, no resueltas en nuestros espectros. Alcalá et al. (2000) no citaron la separación entre las líneas, pero mencionaron la existencia de un compañero visual de naturaleza de presecuencia principal, confirmado por Covino et al. (en

con muy poca precisión.

Tabla 3.11: Estrellas con líneas fotosféricas ensanchadas.

SO	Nombre	T. esp. ^a	GFWMH ^b (Å)	Notas ^c	$v \sin i$ (km s ⁻¹) ^d
230838	HD 290772	F6V	1.6	<i>Ab</i>	–
420039	ς J053859.6–024508	F9–G0	2.2	<i>rp</i>	–
130452	RX J0539.8–0205	K6	2.1	<i>Aap</i>	70±10
121137	[W96] 4771–1097	K6.0	2.4	<i>Aa</i>	80±15
130577	IRAS 05371–0205	>K4	2.5	<i>Abp</i>	–

^a: Todos los tipos espectrales de la bibliografía (Tabla 3.19), excepto el de ς J053859.6–024508 (de este trabajo).

^b: Anchura gaussiana a media altura del máximo.

^c: *A*–acretor, *a*–H α asimétrica, *b*–H α binaria, *r*–H α parcialmente rellena, *p*–líneas prohibidas en emisión.

^d: Medida durante el cálculo de metalicidades (RX J0539.8–0205) o por ZO02a ([W96] 4771–1097).

prep.¹¹). La fuente no es resuelta por 2MASS, pero se resuelven dos de los tres componentes en las imágenes *VRI* tomadas con la WFC. El objeto más débil se encuentra a $\rho = 1.5$ arcsec (540 AU a la distancia de σ Orionis), $\theta = 27$ deg de la componente primaria y es ~ 0.54 y ~ 0.49 mag menos brillante en las bandas *VI*, respectivamente, que la primaria (ésta satura en *R*). Este hipotético compañero se encuentra demasiado lejos para explicar el desplazamiento en longitud de onda.

[W96] 4771–1097 (*aka* 2E 0536.0–0232) era el único rotor rápido en la lista de 25 estrellas de baja masa y 2 enanas marrones que ZO02a estudiaron espectroscópicamente. Derivaron tipo espectral K6.0 y $v \sin i = 80 \pm 15$ km s⁻¹. Combinando este valor con el periodo rotacional de ~ 1 d inferido por Wolk (1996) de su variabilidad fotométrica, ZO02a concluyeron que [W96] 4771–1097 rotaba con un ángulo de inclinación $i = 50$ –90 deg. Las imágenes *VRI* de WFC no muestran que la estrella posea una PSF distinta de la de fuentes estelares cercanas. Aunque su color $J - K_s$ no es mucho más rojo en comparación con otras K6.0 del cúmulo, es notable en su espectro óptico un aumento de la pendiente del pseudocontinuo a las longitudes de onda más largas (provocado por un disco o por un compañero cercano). Existe un objeto rojo y débil no catalogado ($H = 15.39 \pm 0.09$, $J - K_s = 1.23 \pm 0.18$) a 9.8 arcsec (3 500 AU) hacia el sur de [W96] 4771–1097. Al estar inmerso en el halo del sistema OB central de σ Orionis puede haber escapado de la detección de búsquedas fotométricas anteriores profundas.

Tanto IRAS 05375–0204 como IRAS 05371–0205 son citadas en este trabajo por primera vez. Sus PSF fotométricas en *VRI* no son diferentes de las de otras fuentes estelares de similar magnitud en el mismo campo de visión. Sin embargo, hay indicaciones de binariedad a partir de sus espectros, ya que los perfiles de las líneas son asimétricos. Sólo IRAS 05371–0205 posee GFWMH > 1.5 Å (IRAS 05375–0204 no cumple el criterio de poseer líneas ensanchadas respecto al resto de objetos observados). Es interesante destacar la proximidad espacial entre RX J0539.8–0205, IRAS 05371–0205 (ambos con líneas anchas) e IRAS 05375–0204, separados entre sí no más de 7 arcmin, pero muy lejos del centro, a su vez embebidos en el jirón de la nube Orion B al suroeste de Alnitak. Las dos fuentes

¹¹Covino et al. 1999 en prep. (sic).

IRAS, con flujos de casi 9 Jy en la banda de 100 μm , podrían tratarse de objetos de la Asociación OriOB1 no ligados a σ Orionis, ligeramente más jóvenes que los del resto de la muestra. Nótese también el gran parecido de sus magnitudes IJK_s . IRAS 05375–0204 posee, además, un compañero visual débil con magnitud $I \sim 18.9$ sin contrapartida en la banda V a 5.4 arcsec (1 900 AU) hacia el este.

Como parte de un estudio piloto de determinación de metalicidades de siete estrellas estudiadas con AUTOFIB2 + WYFFOS (Sección 3.3.9), se han determinado además sus velocidades radiales, V_r , y rotacionales proyectadas, $v \sin i$ (o anchura de las líneas mezcladas en el caso de sistemas múltiples espectroscópicos no resueltos). Las velocidades rotacionales se han calculado por comparación con moldes de tipo espectral similar y mayor resolución. De las estrellas estudiadas, cinco poseen $v \sin i = 40 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, que es el valor mínimo medible con la resolución disponible. Se ha calculado la $v \sin i$ de RX J0539.8–0205 en $70 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, lo que confirma su determinación anterior como objeto de líneas ensanchadas a partir de GFWHM. El restante objeto estudiado, 2E 0535.2–0235, posee una $v \sin i$ de $50 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, compatible dentro de los errores con ensanchamiento nulo.

3.3.8 Longitudes de onda y velocidades radiales

La velocidad radial se ha utilizado en otras investigaciones como criterio de selección de miembros de σ Orionis (p.e., Kenyon et al. 2005). Sin embargo este criterio es de difícil aplicación en el caso de sistemas binarios o múltiples en cuyos espectros las líneas fotosféricas están desplazadas respecto a la velocidad radial promedio del cúmulo. En este capítulo se ha usado como observable adicional para la confirmación de pertenencia, y no como criterio de selección primario.

Se han reconocido visualmente una treintena de líneas atómicas, tanto de emisión como de absorción, en los espectros con mejor relación señal-ruido. En la Figura 3.18 se han marcado estas longitudes de onda con distintos colores sobre el espectro de una estrella K7 muy brillante, [W96] 4771–899 AB. Las líneas más intensas corresponden a $\text{H}\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$, $\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}$, Fe I y Ca I . En la Tabla 3.12 se listan las líneas reconocidas con mayor fiabilidad y sus longitudes de onda en el aire. Los elementos detectados han sido hidrógeno, helio, litio, nitrógeno, azufre, calcio, hierro y níquel. De la Sección dedicada al estudio de metalicidad (Sección 3.3.9), se han detectado también aluminio, escandio, titanio, cromo, manganeso, cobalto e yterbio.

Las líneas permitidas de $\text{H}\alpha$ y Li I , y las prohibidas de $[\text{N II}]$ y $[\text{S II}]$ ya han sido comentadas anteriormente, en referencia a la juventud y a la posible acreción por parte de los objetos. Las líneas de Fe I y Ca I se han usado para estimar los tipos espectrales entre $\sim \text{F4}$ y $\sim \text{K4}$ y determinar la metalicidad de miembros del cúmulo. Todas las líneas fotosféricas se han utilizado, también, para medir velocidades radiales, V_r .

Se han calculado las velocidades radiales de algunos objetos utilizando dos metodologías distintas. Se ha utilizado la conocida expresión:

$$\frac{V_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}, \quad (3.1)$$

donde $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$ es el desplazamiento del centroide de una línea fotosférica en el espectro de una estrella respecto a la longitud de onda en reposo, λ_0 , y c es la velocidad de la luz. La

Tabla 3.12: Líneas tentativamente identificadas^a.

λ (Å)	Línea	λ (Å)	Línea	λ (Å)	Línea
6393.602	Fe I	6499.650	Ca I	6663.44	Fe I
6400.000	Fe I	6548.05	[N II]	6677.989	Fe I
6439.075	Ca I	6562.8516	H α	6678.1517	He I
6449.808	Ca I	6583.45	[N II]	6707.76	Li I
6462.567	Ca I	6592.913	Fe I	6716.440	[S II]
6493.781	Ca I	6609.110	Fe I	6717.681	Ca I
6494.980	Fe I	6643.630	Ni I	6730.816	[S II]

^a: Longitud de onda en el aire, de NIST Atomic Spectra Database.

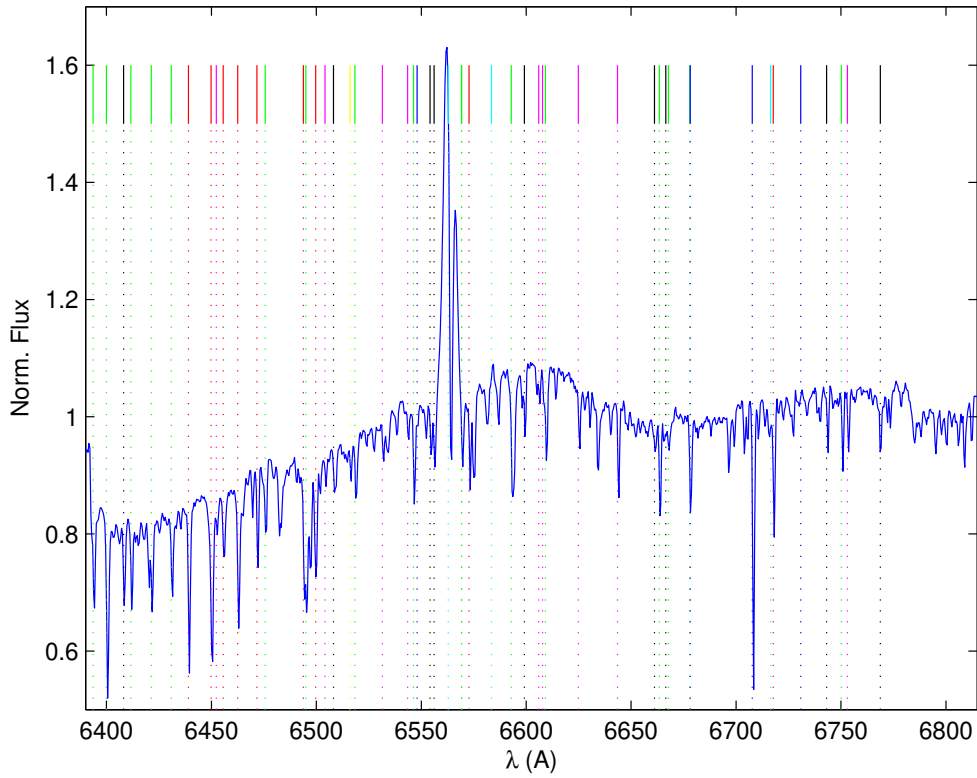


Figura 3.18: Espectro AUTOFIB2 + WYFFOS de [W96] 4771–899. Las líneas verticales rayadas superpuestas indican la posición de las líneas tentativamente identificadas. Cada color se corresponde con un grupo de elementos.

velocidad radial observada se ha corregido de velocidad heliocéntrica (V_{helio}) con la tarea (`astutil.`)`rvcorrect` de IRAF. V_{helio} es, a su vez, la suma de tres correcciones: $V_{\text{helio}} = V_{\text{diurna}} + V_{\text{lunar}} + V_{\text{anual}}$ (diurna: rotación de la Tierra; lunar: movimiento de la Tierra alrededor del baricentro Tierra-Luna; anual: órbita del baricentro alrededor del Sol). La

V_r final será la suma de la velocidad radial observada y de la velocidad heliocéntrica. En el caso de los apuntados ONEa, ONEb y OSE, con la mejor señal, la corrección V_{helio} variaba entre 7.5 y 6.8 km s⁻¹.

En la primera metodología, como líneas fotosféricas se han usado algunas de las de Fe I y Ca I y la de Li I cuyos valores de pEW se muestran en las Tablas 3.5 y 3.20 (en particular, las más profundas y utilizadas durante la determinación de tipos espectrales). El error promedio de las medidas de las velocidades radiales de las estrellas estándares (calculado como la desviación típica de la diferencia de velocidad de al menos cinco líneas fotosféricas por cada estrella) es de 4.2 km s⁻¹, mientras que la desviación típica de la diferencia de las V_r medidas en los espectros AUTOFIB2 + WYFFOS y las catalogadas por CORAVEL es de 2.7 km s⁻¹. Las velocidades radiales medidas con AUTOFIB2 + WYFFOS y con CORAVEL se muestran en la Tabla 3.13.

Tabla 3.13: Velocidades radiales de las estrellas estándares.

Nombre	V_r	V_r
	(fotoc.) (km s ⁻¹)	CORAVEL (km s ⁻¹)
6 Cet	+15±3	+15.0±0.3
HD 112299	+4±2	+3.9±0.3
ε Leo	+2±8	+4.5±0.4
HD 102494	-19±4	-22.1±0.3
35 Peg	+55±4	+54.2±0.2
θ CMa	+99±6	+96.2±0.4

Se han seleccionado 25 miembros de σ Orionis con los espectros con relación señal-ruido y número, perfil y profundidad de líneas adecuados, específicamente de los apuntados ONEb y OSE, para medir sus velocidades heliocéntricas, mostradas en la Tabla 3.14. El error promedio en la determinación de V_r es de 4.4 km s⁻¹, idéntico al de las estrellas estándares. También se proporcionan las velocidades radiales de siete estrellas dentro del programa piloto de cálculo de metalicidades (Sección 3.3.9), calculadas mediante una segunda metodología, la de correlación cruzada (*cross correlation*) comparando con el espectro de la estrella estándar K3V HD 160346 (HIP 86400). La diferencia promedio entre las medidas con fotocentroide y con correlación cruzada es de 2.1±2.7 km s⁻¹, notable pero dentro de los errores asumidos del primer método.

Excepto tres casos discordantes, la V_r de los miembros del cúmulo coincide dentro de los errores con los valores promedios de V_r sistémicas publicados en trabajos anteriores (Cap. 2). En al menos uno de los tres casos, el origen de la variación de V_r es conocido, y es debido a la presencia de un objeto a corta distancia (RX J0539.8-0205, tratado en la Sección 3.3.7). La velocidad radial media y su desviación típica de los 22 objetos restantes son +30.2 y 3.6 km s⁻¹, respectivamente. Como comparación, la V_r de σ Orionis AB es de +29.2±2.0 km s⁻¹ (Wilson 1953). Nótese que la desviación típica respecto a la media de V_r de los miembros de σ Orionis ($\sigma_{\text{SO,med}} = 3.6$ km s⁻¹) es 50% mayor que la desviación típica de la diferencia de las V_r medidas en los espectros AUTOFIB2 + WYFFOS y las catalogadas por CORAVEL ($\sigma_{\text{std}} = 2.7$ km s⁻¹). Asumiendo que:

$$\sigma_{\text{SO,med}}^2 = \sigma_{\text{med}}^2 + \sigma_{\text{SO}}^2 \approx \sigma_{\text{std}}^2 + \sigma_{\text{SO}}^2, \quad (3.2)$$

la desviación típica respecto a la media de V_r de los miembros de σ Orionis corregida de dispersión interna de las medidas, σ_{SO} , es de 2.4 km s^{-1} . Este resultado, similar al medido en el Cúmulo de la Nebulosa de Orión (véase también el Cap. 2), impone severas restricciones tanto a la evolución posterior del cúmulo como a las simulaciones numéricas que intentan explicar su formación.

Tabla 3.14: Velocidades radiales de algunos miembros de σ Orionis.

SO	Nombre	V_r (fotoc.) (km s^{-1})	V_r (<i>cross-c.</i>) (km s^{-1})	V_r (prev.) (km s^{-1})	$v \sin i$ (<i>cross-c.</i>) (km s^{-1})
230838	HD 290772	$+25 \pm 3$	—	—	—
410305	HD 294308	-34 ± 3	—	—	—
000041	HD 294297	$+28 \pm 4$	—	$+25$	—
210868		-373 ± 11	—	—	—
420039		$+32 \pm 4$	—	—	—
210734	2E 0535.3-0235	$+30 \pm 4$	$+24.0 \pm 0.3$	—	50
211394		$+31 \pm 5$	—	—	—
131161		$+25.0 \pm 1.7$	$+23.4 \pm 0.3$	—	40
210434	2E 0535.6-0233	$+30 \pm 5$	$+24.5 \pm 0.3$	—	40
111112	[W96] 4771–899 AB	$+32 \pm 4$	$+30.7 \pm 0.4$	$+31 \pm 10$	40
420316	RX J0538.9-0249	$+31 \pm 3$	$+31.8 \pm 0.3$	—	40
130452	RX J0539.8-0205 ^a	$+20 \pm 4$	$+20.0 \pm 0.5$	$+27.8 \pm 0.9$	70
430136	Kiso A–0904 105	$+30 \pm 7$	—	—	—
000005	[W96] rJ053838-0236	$+28 \pm 4$	—	$+42 \pm 20$	—
230062		$+23 \pm 3$	—	—	—
121137	[W96] 4771–1097	$+29 \pm 8$	—	$+35 \pm 7$	—
430847		$+32 \pm 4$	$+30.7 \pm 0.5$	—	40
430967	BG Ori	$+32 \pm 4$	—	—	—
440660	V606 Ori	$+32 \pm 4$	—	—	—
000006	[W96] rJ053849-0238	$+37 \pm 6$	—	$+29 \pm 10$	—
420742		$+32 \pm 4$	—	—	—
140159	GSC 04771-00672	$+28 \pm 2$	—	—	—
121112	[W96] rJ053840-0230	$+37 \pm 3$	—	$+46 \pm 10$	—
420040	V505 Ori	$+26 \pm 5$	—	$+48 \pm 10$	—
420147	RU Ori	$+34 \pm 3$	—	—	—

^a: Sistema triple espectroscópico.

ς J053745.6–022958 (SO210868) es una estrella de tipo espectral F7–8 estimado a partir de la profundidad de las líneas metálicas en absorción, a 9.6 arcsec ($3\,500 \text{ AU}$) de una estrella F temprana (a partir de la diferencia de magnitudes catalogadas por 2MASS y USNO-B1 con la F7–8; la F temprana saturaba en nuestras imágenes *VRI* y no pudo ser estudiada fotométricamente). No hay datos de movimiento propio para la estrella F tardía. La estrella parece pertenecer al cúmulo, ya que presenta la pEW(Li I) que le corresponde a su tipo espectral ($0.08 \pm 0.02 \text{ \AA}$). Sin embargo, su velocidad radial se diferencia en casi 400 km s^{-1} del promedio de velocidades radiales de los miembros del cúmulo ($\Delta\lambda \approx 8.6 \text{ \AA}$). Este efecto no parece ser un artefacto durante la calibración en longitud de onda, ya que

el desplazamiento en λ es constante a lo largo del espectro. Esta impresionante V_r merece ser estudiada con atención.

3.3.9 Metalicidades

Se escogieron siete espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de calidad, representativos de estrellas de temperaturas efectivas y actividad acrecional ligeramente distintos, para calcular su metalicidad¹². Los siete espectros y el de HD 160349, una estrella estándar K3V de velocidad radial, se muestran en la Fig. 3.19. De entre los miembros de σ Orionis, una vez iniciado el estudio, se eliminó la triple espectroscópica RX J0539.8–0205 por poseer un valor demasiado alto de $v \sin i$ ($> 60 \text{ km s}^{-1}$). Nótese que se ha mantenido en el estudio [W96] 4771–899 AB, un par muy cercano resuelto con ÓA en el Capítulo 5. Las seis estrellas restantes se muestran, junto con su temperatura efectiva, su gravedad superficial y la metalicidad calculada en la Tabla 3.15.

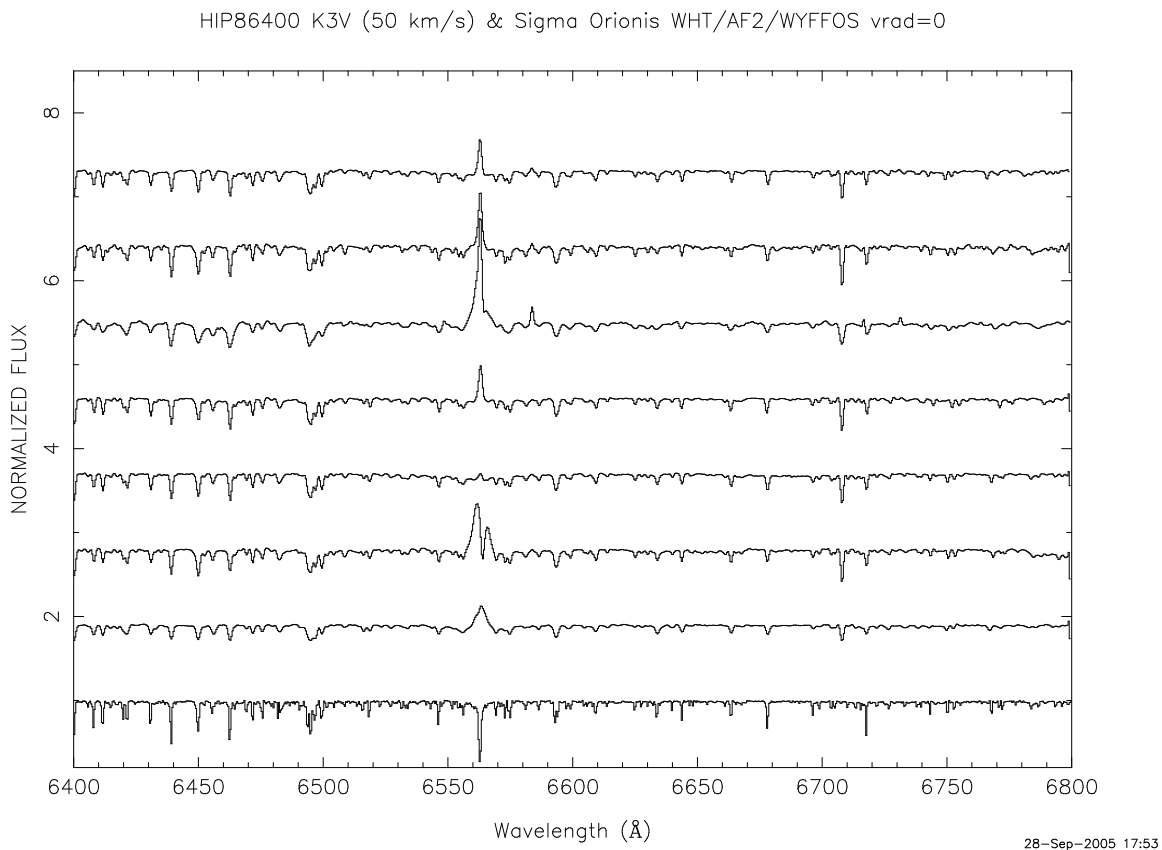


Figura 3.19: Espectros AUTOFIB2 + WYFFOS normalizados y corregidos de velocidad radial heliocéntrica de HD 160346 (HIP 86400, estándar K3V de velocidad radial, espectro ensanchado a 50 km s^{-1} ; abajo) y de las siete estrellas inicialmente escogidas (de arriba a abajo: RX J0538.9–0249 –SO420316–, ς J053932.6–023944 –SO430847–, RX J0539.8–0205 –SO130452–, 2E 0535.6–0233 –SO210434–, ς J053856.8–020454 –SO31161–, [W96] 4771–899 AB –SO111112– y 2E 0535.3–0235 –SO210734–).

¹²Este cálculo se ha realizado casi en su entera totalidad por Jonay I. González Hernández.

Tabla 3.15: Metalicidades, T_{eff} y $\log g$ de seis miembros estelares de σ Orionis.

SO	Nombre	[Fe/H]	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)
430847	ς J053932.6–023944	-0.3 ± 0.1	$4\,000 \pm 100$	3.1 ± 0.1
131161	ς J053856.8–020454	$+0.0 \pm 0.1$	$4\,600 \pm 100$	3.5 ± 0.1
111112	[W96] 4771–899 AB	$+0.0 \pm 0.1$	$4\,400 \pm 100$	3.1 ± 0.1
210434	2E 0535.6–0233	$+0.1 \pm 0.1$	$4\,400 \pm 100$	3.2 ± 0.1
420316	RX J0538.9–0249	$+0.0 \pm 0.1$	$4\,700 \pm 100$	3.3 ± 0.1
210734	RX J0535.3–0235	$+0.0 \pm 0.1$	$5\,400 \pm 100$	4.1 ± 0.1

Se han analizado dos regiones espectrales, a ambos lados de $H\alpha$, centradas en 6440 y 6710 Å. Como parámetros libres se han utilizado la temperatura efectiva, gravedad superficial y metalicidad [Fe/H]. También se han realizado distintas estimaciones usando como parámetro adicional el velado en 6300 Å y la pendiente del velado (véase la discusión sobre el velado en el Capítulo 8). Los resultados son similares y no serán discutidos aquí. En los ajustes se han considerado las líneas de hierro, calcio y litio, y las demás abundancias han sido escaladas a la metalicidad del modelo utilizado. Al ser las estrellas extremadamente jóvenes, se ha asumido que la abundancia de litio es meteorítica ($\log N(\text{Li}) = 3.31$). Por otro lado, se ha considerado que la abundancia de calcio sigue una distribución lineal acorde a la evolución galáctica a partir de los resultados de Bensby et al. (2005) para estrellas de los discos fino y grueso de la Galaxia ($[\text{Ca}/\text{Fe}] = 0$ para $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$; las líneas de Ca permiten mejorar la estimación de la gravedad). Se han utilizado casi todas las líneas en los intervalos excepto la de Ca I $\lambda 6449.8$, solapada con una línea de Co I.

Tabla 3.16: Red de espectros sintéticos.

	Mínimo	Máximo	Paso
T_{eff} (K)	4 000	5 500	100
$\log g$ (dex)	3.0	5.0	0.1
Abundancia Fe	–0.5	+1.0	0.1

Durante el cálculo, se generaba una red de espectros sintéticos variando los tres (o cinco) parámetros libres y se comparaban con los espectros observados. Los pasos de la red y los valores máximo y mínimo se especifican en la Tabla 3.16. El error en la determinación de la metalicidad [Fe/H] es del tamaño del paso utilizado, es decir, 0.1 dex. En González Hernández et al. (2004) se detalla el método para determinar los parámetros que mejor ajustan a espectros de resolución intermedia (básicamente consiste en una minimización de la χ^2). Excepto en el caso de ς J053932.6–023944, *la abundancia de hierro en σ Orionis es como la solar*, con un error de sólo ± 0.1 dex. La metalicidad ligeramente anómala ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3 \pm 0.1$) se debe muy probablemente a encontrarse sus parámetros libres en el borde de la red de espectros sintéticos, especialmente su temperatura efectiva. La metalicidad [Fe/H] ~ 0 debe compararse con los datos mostrados en el Capítulo 2, en especial los valores de

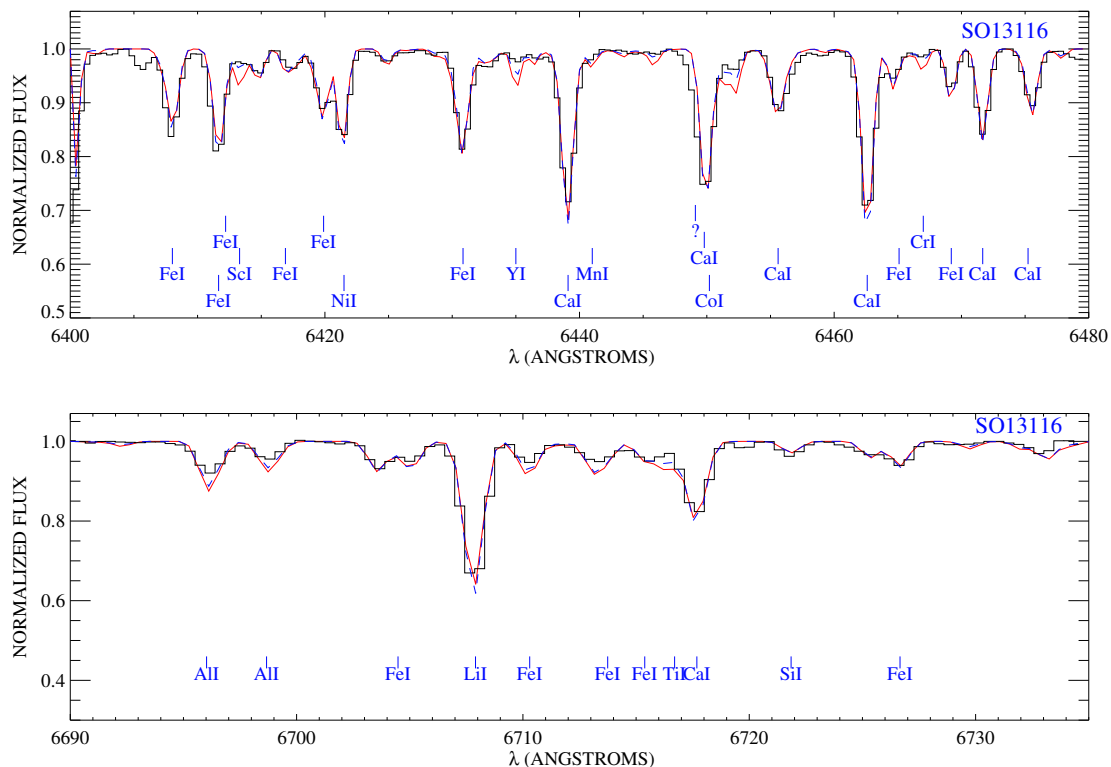


Figura 3.20: Los dos intervalos estudiados del espectro AUTOFIB2 + WYFFOS normalizado y corregido de velocidad radial heliocéntrica de ζ J053856.8-020454 (SO131161). La línea negra a escalones es el espectro observado y las curvas azul discontinua y roja indican los mejores ajustes fijando el velado a cero y dejando el velado libre ($r = 0.13$), respectivamente. Se marcan también las líneas utilizadas durante el ajuste.

[Fe/H] en el intervalo entre -0.4 y -0.2 dex de dos estrellas múltiples de σ Orionis estudiadas por Lee et al. (1994) y Sanz-Forcada et al. (2004). En la Figura 3.20 se muestran los dos intervalos de longitud de onda estudiados y los mejores ajustes para una de las seis estrellas (ζ J053856.8-020454).

3.3.10 Más notas sobre miembros del cúmulo

Rayos X

La emisión en rayos X es común en objetos jóvenes casi completamente convectivos. Aunque no se ha pretendido ser completo en este estudio, se ha realizado una búsqueda de contrapartidas de rayos X catalogadas por misiones espaciales (*ROSAT*, *ASCA*) entre los miembros observados espectroscópicamente con AUTOFIB2 + WYFFOS. Tres de las cuatro estrellas más tempranas presentan emisión X, mientras que la práctica totalidad de las estrellas de tipo K y la mayoría de las de tipo M (las M más tardías eran demasiado débiles para ser detectadas por los satélites X de segunda generación¹³) también son emisoras en rayos

¹³El satélite *Einstein* sería de primera generación, *ROSAT* de segunda, *XMM-Newton* y *Chandra* de tercera, *XEUS* de cuarta... Más adelante se tratará acerca de las detecciones en σ Orionis con satélites X de

X blandos y ultravioleta extremo. Más del 75% de los miembros más débiles que $V \sim 12$ han sido detectados en los catálogos. En la octava columna de la Tabla 3.19 se menciona si el miembro observado es también una fuente de altas energías. No se ha estudiado la intensidad de la emisión, sino sólo si está presente o no. Durante la búsqueda, además, no se ha detectado *ningún* objeto no miembro del cúmulo con emisión X.

Dos consecuencias se deducen de este estudio preliminar: (i) la emisión X es un criterio adicional para confirmar la extrema juventud y, por tanto, la pertenencia al cúmulo σ Orionis de un candidato a miembro; (ii) la búsqueda de contrapartidas ópticas de fuentes de rayos X es otro método para detectar nuevos miembros estelares en cúmulos jóvenes; y (iii) sería interesante estudiar la *ausencia* de emisión X de algunos objetos de tipos espectrales en los que la presencia de emisión X es la norma. Respecto a este último punto, hágase notar, por ejemplo, la ausencia de emisión X de Haro 5–35, un acretor brillante con H α binaria, líneas de emisión prohibidas y tipo espectral estimado entre K tardío y M temprano: ¿es una cuestión geométrica (como en los púlsares)?, ¿es la emisión en rayos X un fenómeno intermitente durante las fases tempranas de la vida de las estrellas de 0.5–1.0 $M_{\odot}$?, ¿o hay algún proceso que inhibe la generación de campos magnéticos y que nos es desconocido?.

Sistemas múltiples

Algunos sistemas múltiples en la lista ya ha sido tratado con anterioridad (p.e., σ Orionis D, RX J0539.8-0205 ABC y, posiblemente, ς J053745.6-022958 y [W96] 4771–1097) y otros serán tratados en detalle más adelante o en próximos capítulos de esta memoria de Tesis (p.e. [W96] 4771–899 ABC). De la búsqueda *VRI* óptica, hay que notar que otros dos miembros del cúmulo forman sendos sistemas binarios visuales: ς J053859.1-024713 (SO420176; miembros con la misma luminosidad y separados 1.0 arcsec –360 AU–) y la fuente de rayos X 2E 0535.8-0211 (SO230034; $\Delta R \sim 0.8$ mag y separados ~ 0.5 arcsec –180 AU–). Ninguno de los dos sistemas fue resuelto por 2MASS.

OriNTT 429 es el mejor ejemplo de sistema binario espectroscópico de líneas dobles observado con AUTOFIB2 + WYFFOS. A pesar de que Lee et al. (1994) le midieron anchuras equivalentes del rasgo de Li I de 0.40–0.43 y 0.23 Å en los espectros de la primaria y de la secundaria, respectivamente (de donde derivaron abundancia de litio meteorítica), no se ha podido realizar ninguna medida en su espectro AUTOFIB2 + WYFFOS. Para intentar explicar el aparente déficit de litio en nuestro espectro, se ha simulado el efecto de la binariedad, de una relativamente baja relación señal-ruido y de un posible exceso de continuo sobre un espectro de una estrella de tipo espectral parecido en el que el rasgo de absorción de litio es evidente. La Figura 3.21 ilustra los cálculos.

Objetos Herbig-Haro

En esta investigación se han observado espectroscópicamente dos de las fuentes de los cuatro chorros Herbig-Haro detectados por Reipurth et al. (1998) en σ Orionis: BG Ori (asociado a HH 446) y Haro 5–39 (asoc. HH 447). Los dos objetos han resultado ser, además, de los más activos de la muestra: ambos son (potentes) acretores según el criterio de White

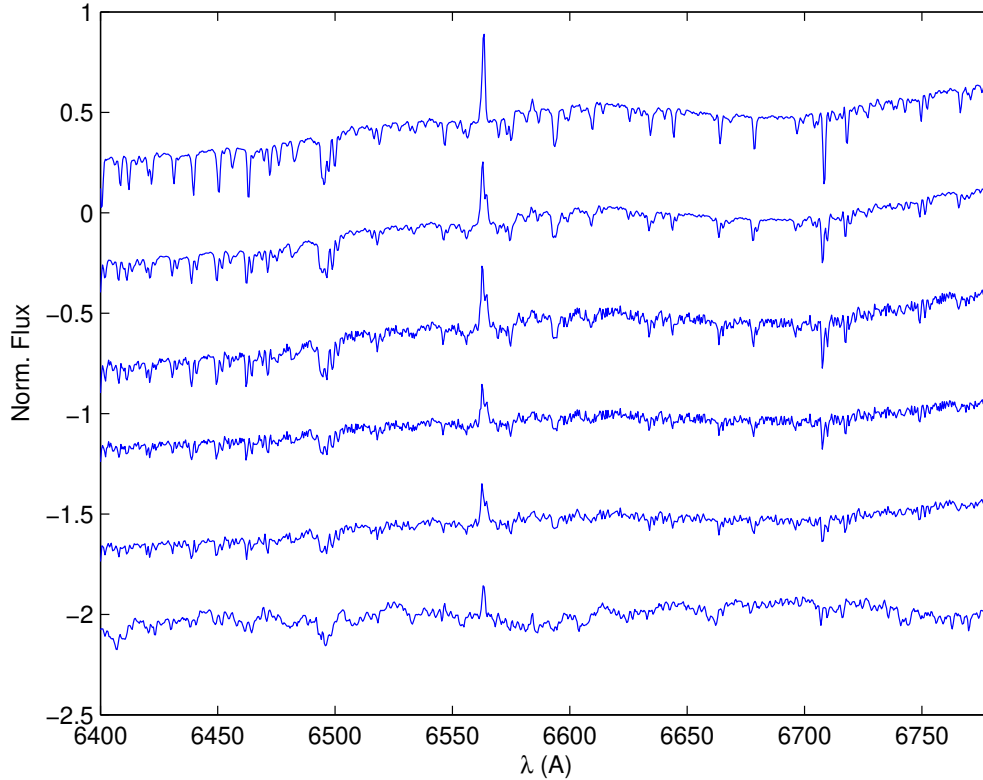


Figura 3.21: Espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de RX J0538.9–0249 (arriba del todo) y OriNTT 429 (abajo del todo), mostrados para ilustrar los efectos de binariedad, baja señal-ruido y un posible continuo sobre los espectros y sobre la detección del rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. De arriba a abajo: (1) espectro original, de RX J0538.9–0249, una K2–3V aislada de tipo espectral similar al de la binaria espectroscópica OriNTT 429; (2) espectro sintético resultado de sumar dos espectros AUTOFIB2 + WYFFOS originales de RX J0538.9–0249 desplazados $2.0 \text{ \AA}$ entre sí (se han tomado como cocientes de luminosidades y de masas el valor 0.5); (3) el espectro anterior al que se le ha añadido un ruido de 5%; (4) el espectro ruidoso anterior con un velado $r = 1.0$; (5) el espectro velado anterior suavizado para poseer la misma resolución espectral que el original; y (6) el espectro AUTOFIB2 + WYFFOS original de OriNTT 429. Nótese la desaparición progresiva del rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$.

& Basri (2003), con perfil binario de la línea de $H\alpha$, exceso de flujo en la banda K_s , líneas prohibidas de emisión (incluso de He I en el caso de Haro 5–39) y velado en el continuo óptico (BG Ori). Sería interesante estudiar las proximidades de otros miembros extremadamente activos de la muestra, como HD 290772, V505 Ori o Kiso A–0904 71, en busca de nuevos objetos Herbig-Haro débiles no detectados hasta ahora.

Se ha realizado una pequeña investigación particularizada de la imagen sin óptica adaptativa de mayor resolución espacial que se posee de V505 Ori, obtenida con ISAAC/VLT (Cap. 6), y los resultados han sido muy positivos. Se ha detectado una estructura elipsoidal a unos 7.6 arcsec hacia el suroeste de V505 Ori al extremo de una morfología típica de chorro (nótese que los *spikes* de difracción apuntan en direcciones distintas a las del

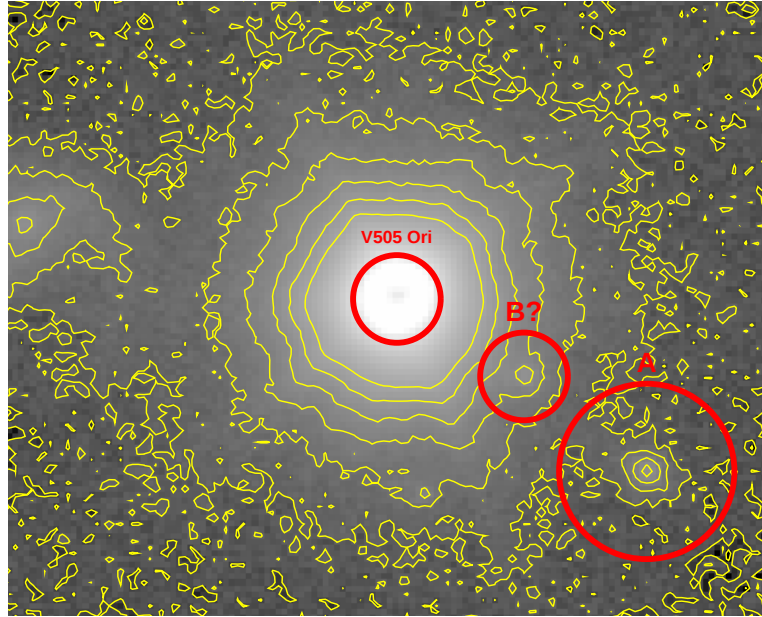


Figura 3.22: Imagen en la banda J centrada en V505 Ori obtenida con ISAAC. El campo de visión es de 15×15 arcsec². Se muestran las isofotas y el candidato a objeto Herbig-Haro, con dos nudos (A y B?). La estructura extensa hacia el este es debida a una galaxia cercana.

chorro). El eje mayor del elipsoide apunta hacia la primaria. Se indica con la letra “A” en la Figura 3.22 junto al perfil de contorno de isofotas. Aproximadamente a mitad de distancia de V505 Ori, en la línea que une la estructura A con la primaria, hay otra estructura más débil denominada “B?” que también podría estar asociada al chorro. El posible nudo del chorro “A” es visible también en las imágenes RI de este Capítulo y en la I de la búsqueda Anaga (en esta última también es detectable el objeto “B?”). La separación física proyectada entre “A” y V505 Ori es de ~ 2700 AU a la distancia del cúmulo. Se necesitan nuevas observaciones de buena resolución espacial para confirmar la detección de un nuevo objeto Herbig-Haro en σ Orionis.

3.4 La conexión estelar–subestelar

Llegados a este punto, se debe recordar el objetivo primordial de este estudio: conocer la población estelar para relacionar ésta con la población subestelar del cúmulo σ Orionis. A tal fin, se realizó una búsqueda óptica con posterior seguimiento en el infrarrojo cercano para confeccionar una lista de posibles miembros. Esta lista contenía, por construcción, muchos de los candidatos fotométricos y casi la totalidad de los objetos confirmados espectroscópicamente como miembros del cúmulo hasta la fecha de la confección (unas dos centenas de objetos, a finales de 2003). Además, se proponía un número equivalente de candidatos fotométricos no detectados hasta entonces. Nuestra espectroscopia multifibra, presentada en este capítulo, y la de estudios posteriores a la confección de la lista han confirmado y deshechado muchos de los objetos. Con los nuevos datos disponibles, de la bibliografía más reciente y de esta investigación, se ha confeccionado una nueva lista más

completa y refinada de 191 objetos de σ Orionis con rasgos de extrema juventud y que muy probablemente pertenecen al cúmulo (Li I en absorción, tipo espectral OB, líneas alcalinas con rasgos de baja gravedad –en particular, líneas débiles de Na II $\lambda\lambda 8183, 8195$ – y/o emisión H α ancha). No se ha utilizado la velocidad radial o la emisión X como únicos criterios selectivos, sino sólo como apoyo. La lista de las 152 estrellas y 38 objetos subestelares miembros de σ Orionis (grosso modo, los objetos subestelares de σ Orionis poseen $J > 14.5$), más un nudo del chorro HH 446, se ofrecen en la Sección A.2.1. Para cada uno de los objetos se proporciona sus magnitudes I y J y sus coordenadas con precisión mejor que 0.2 arcsec.

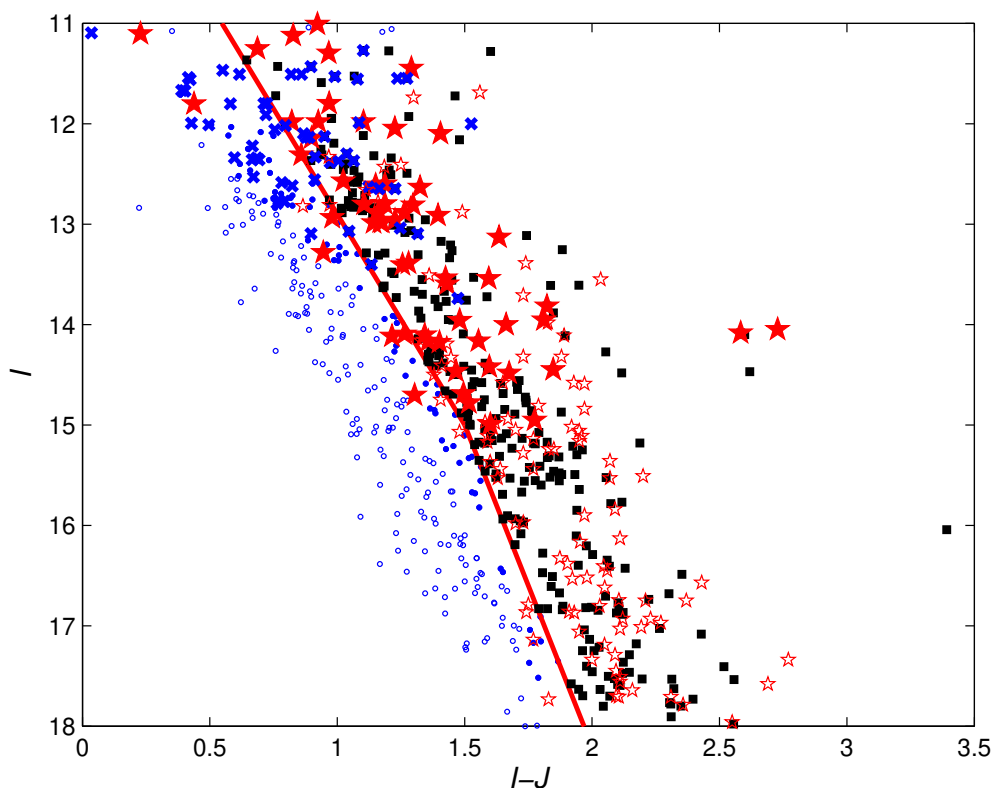


Figura 3.23: Diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ con la selección final de miembros (espectro-)fotométricos del cúmulo. Se representan: con círculos huecos pequeños azules, las fuentes preseleccionadas a partir de sus magnitudes instrumentales VRI (Fig. 3.2); con círculos rellenos pequeños azules, las fuentes seleccionadas para ser observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS a partir de sus magnitudes I calibrada y J de 2MASS (Fig. 3.3); con aspas azules, las estrellas observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS que no pertenecen a la Asociación Ori OB1b; con estrellas rellenas grandes rojas, las estrellas observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS que pertenecen a σ Orionis; con estrellas huecas pequeñas rojas, otras estrellas con espectroscopia que pertenecen a σ Orionis (lista de la Sección A.2.1); con una línea continua quebrada roja, la envolvente lateral-inferior del 90% de los miembros del cúmulo con confirmación espectroscópica; con cuadrados rellenos negros, los objetos más rojos que la envolvente en el área cubierta en los cuatro apuntados con la WFC (debajo de cada estrella rellena hay un cuadrado).

Se dispone de información suficiente como para refinar la primera selección de los can-

didatos a miembros más probables de σ Orionis en el área de nuestra búsqueda $VRI + IJ$ a partir de un diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ como el mostrado en la Figura 3.23. Se han seleccionado 276 nuevos candidatos a miembros fotométricos del cúmulo en el área WFC (cuatro apuntados) y en el rango de magnitudes I entre 11.1 y 18.0 (como en la selección de fuentes a observar con AUTOFIB2 + WYFFOS a partir del diagrama I vs. $I - J$ de la Sección 3.1.2). En el diagrama se representan, con distintos símbolos, (i) las fuentes preseleccionadas a partir de sus magnitudes instrumentales VRI (círculos huecos pequeños azules), (ii) las fuentes seleccionadas para ser observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS a partir de sus magnitudes I calibrada y J de 2MASS (círculos rellenos pequeños azules), (iii) las estrellas observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS que no pertenecen a la Asociación Ori OB1b (aspas azules), (iv) las estrellas observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS que pertenecen a σ Orionis (estrellas rellenas grandes rojas), (v) otras estrellas con espectroscopia que pertenecen a σ Orionis (estrellas huecas pequeñas rojas –lista de la Sección A.2.1–) y (vi) los nuevos candidatos fotométricos (cuadrados rellenos negros). Éstos son más rojos que la envolvente lateral-inferior del 90% de los miembros del cúmulo con confirmación espectroscópica (línea continua quebrada roja). Esta envolvente se ha usado como frontera de un criterio de selección bastante conservador, ya que el 10% de los miembros del cúmulo confirmados espectroscópicamente no la verifican. A cambio, el número de posibles contaminantes de la búsqueda se ha reducido drásticamente. Aún así, a partir de la frecuencia de éxito al detectar el rasgo de litio en los espectros AUTOFIB2 + WYFFOS, la frecuencia de contaminación podría ser tan alta como el 50% en el rango de magnitudes $11.1 < I \lesssim 12.5$, pero menor que el 10% para $I \gtrsim 13.0$. La alta frecuencia de contaminantes en el intervalo de magnitudes brillantes, sin embargo, apenas será perceptible en los estudios subsiguientes, ya que el número de estrellas sin espectroscopia en este rango es muy bajo. En particular, el número esperado de contaminantes con $11.1 < I < 12.5$ no puede ser mayor que 7 u 8 objetos, mientras que el número total de candidatos fotométricos finalmente seleccionados es de 276 (la mayor parte, $\sim 90\%$, en el dominio estelar). De estos, aproximadamente 60 disponen de espectroscopia AUTOFIB2 + WYFFOS que confirma su pertenencia. Además, un número similar de objetos pertenecen también a la lista de miembros espectroscópicos de la Sección A.2.1 (sus magnitudes I se recopilaron de la bibliografía y no tiene por qué coincidir exactamente, aunque sí parecerse, con la calibrada por nosotros).

La selección a partir de un diagrama color-color, como el mostrado en la Fig. 3.24, no mejora en gran medida la selección. Como máximo, puede sugerir la eliminación de 6–7 fuentes que están por debajo y a la izquierda de la secuencia de miembros del cúmulo en el digrama $I - J$ vs. $H - K_s$. Sin embargo, hay miembros del cúmulo con espectroscopia en los rangos de colores no apropiados para genuinos miembros. Como se verán en próximos capítulos, en el cúmulo existe una gran cantidad de objetos interesantes con localizaciones peculiares en los diagramas color-color, pero que son seleccionados como candidatos fotométricos a partir de diagramas color-magnitud.

A nuestra lista de posibles miembros estelares y subestelares de alta masa del cúmulo (la magnitud máxima es $I \approx 18.0$), se han añadido los objetos con magnitudes entre $I \approx 16.5$ y ~ 21 –22 detectados en la búsqueda fotométrica IZ y posterior seguimiento en J de Béjar et al. (en prep.) realizada *en el mismo área*. Estos autores han seleccionado más de una centena de candidatos a miembros subestelares del cúmulo, muchos de ellos también con confirmación espectroscópica, de los que 43 (de entre los más brillantes de

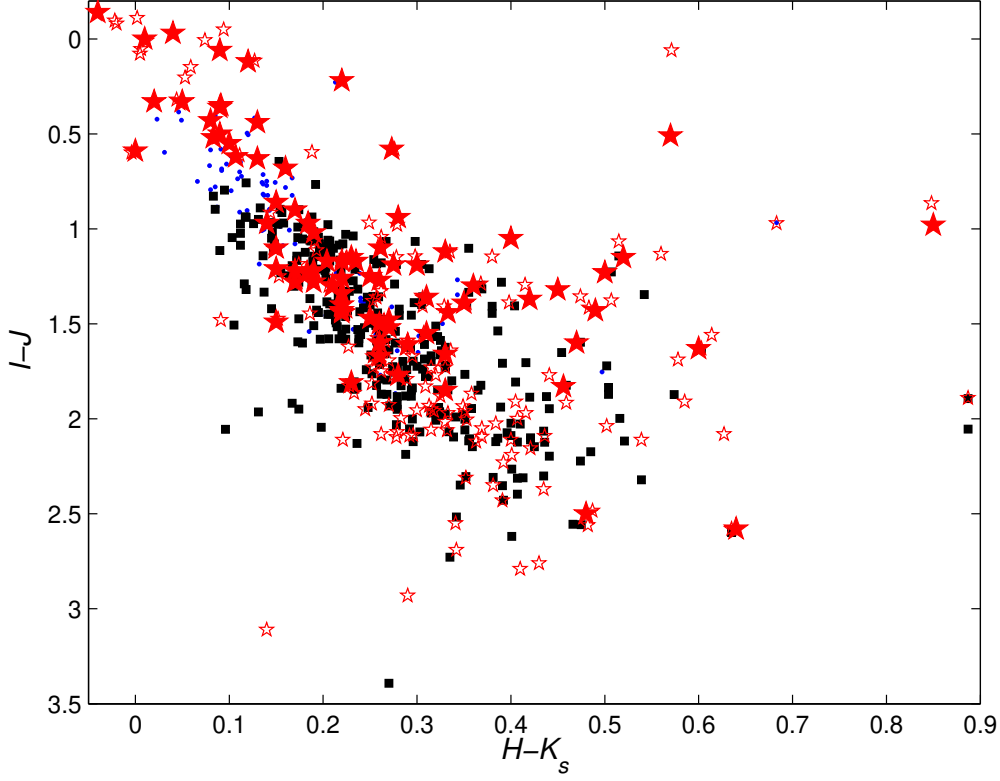


Figura 3.24: Diagrama colorcolor $I-J$ vs. $H-K_s$ con la selección final de miembros (espectro-)fotométricos del cúmulo. Se representan los mismos objetos que en la Figura 3.23, excepto las fuentes preseleccionadas a partir de sus magnitudes instrumentales VRI y las estrellas observadas con AUTOFIB2 + WYFFOS que no pertenecen a la Asociación Ori OB1b.

su lista) ya habían sido seleccionados en nuestra búsqueda $VRI + IJ$. Finalmente, se posee un conjunto de 373 candidatos a estrellas, enanas marrones y exoplanetas gigantes seleccionados fotométricamente resultado de fusionar los resultados de ambas búsquedas.

Distribución radial

Al conocer la localización espacial de una gran parte de las estrellas, las enanas marrones y exoplanetas gigantes aislados, se puede estudiar cómo es su distribución en el plano celeste, tanto globalmente como por separado. La Fig. 3.25 representa el número acumulado de todos los objetos de la lista, $N(r)$, en función de la distancia al centro del cúmulo, r (definido como la posición de σ Orionis AB), y empezando a contar desde $r = 0$. Se han separado las poblaciones estelar de masa intermedia-alta ($11.1 < I \lesssim 13.3$; azul), estelar de masa intermedia-baja ($13.3 \lesssim I \lesssim 15.1$; verde), estelar de masa baja y de enanas marrones masivas ($15.1 < I \lesssim 17.5$; amarillo) y de enanas marrones de baja masa ($I \gtrsim 17.5$; rojo). Esta arbitraria separación de masas se ha realizado para que en cada intervalo de magnitud I (indicador aproximado de la masa) haya el mismo número de objetos (93 ± 1) y se puedan

comparar estadísticamente entre sí. En su respectivo color y con líneas continuas se indica el error poissoniano asociado, $N(r) \pm N(r)^{1/2}$. En color negro, en línea discontinua y su error poissoniano en línea punteada, se muestra el promedio de los cuatro rangos de masa normalizado al máximo de cada ventana.

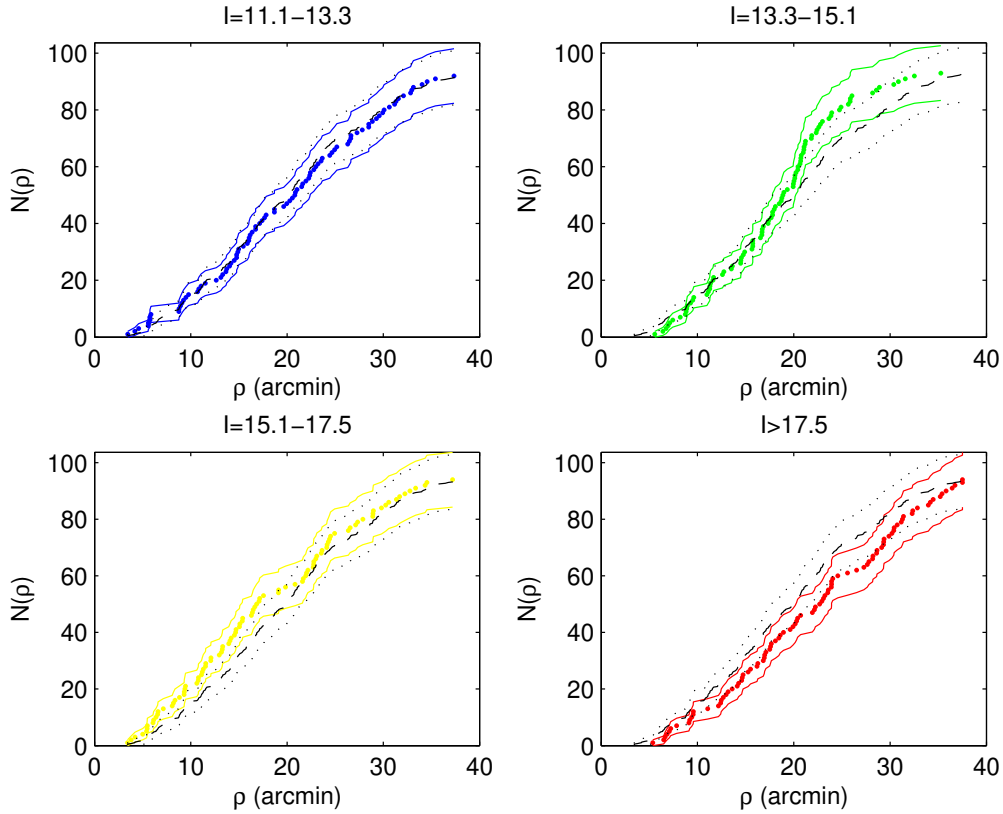


Figura 3.25: Número acumulado de todos los objetos en función de la distancia al centro del cúmulo, separando los objetos en cuatro intervalos de magnitud I (azul: estrellas de masa intermedia-alta; verde: estrellas de masa intermedia-baja; amarillo: estrellas de baja masa y enanas marrones masivas; rojo: enanas marrones de baja masa y exoplanetas gigantes). En negro: promedio de los cuatro rangos de masa normalizado al máximo de cada ventana.

El 10% de los miembros de la lista, sin tener en cuenta la diferencia de masa, se encuentra a menos de ~ 10 arcmin del centro, el 50% a ~ 18 arcmin y el 90% a ~ 30 arcmin (~ 3.1 pc). Este último valor coincide con determinaciones previas del tamaño del cúmulo (Cap. 2). Sin embargo, el número acumulado de objetos sigue creciendo, aunque muy suavemente, más allá de 35 arcmin. Ésto podría indicar que: (i) las regiones más externas del cúmulo alcanzan distancias al centro mayores que lo esperado o (ii) hay contaminación por miembros jóvenes de la Asociación Ori OB1b en las regiones más externas de nuestra búsqueda. También existen artefactos en las curvas de distribución radial por la falta de completitud de la búsqueda a menos de 10 arcmin y a más de 25 arcmin del centro. Es necesario un estudio de la región central para conocer cómo es la variación del número de objetos con la separación del centro cuando $r < 10$ arcmin.

Es muy destacable la similitud entre las distribuciones radiales de los cuatro tipos de objetos considerados (estrellas de masa intermedia-alta, estrellas de masa intermedia-baja, estrellas de baja masa y enanas marrones masivas, y enanas marrones de baja masa). En particular, *las distribuciones son similares entre sí y a la distribución promedio con un error poissoniano de 1σ* . Los objetos más ligeros adquieren una mayor energía cinética en comparación a su masa en encuentros dinámicos (con miembros de su cúmulo o con la población del disco Galáctico) que las estrellas más masivas. Por tanto, los objetos subestelares en un cúmulo evolucionado poseerán una dispersión de velocidad mayor que la de las estrellas y se distribuirán en regiones más extendidas que éstas. Aunque la dispersión en velocidad radial aún no se ha podido medir en los objetos subestelares, sí se ha podido estudiar la distribución espacial de miembros de cúmulos abiertos relativamente jóvenes en función de la masa. En cúmulos abiertos parcialmente relajados el radio efectivo subestelar es mayor que el estelar¹⁴. Este fenómeno de segregación de masas se ha detectado, por ejemplo, en las Pléyades (~ 125 Ma). Pinfield et al. (1998) estudiaron el grado de concentración, medido por el parámetro r_c de la función de distribución superficial de King (1962) para cuatro intervalos de masa de miembros de las Pléyades (r_c es el radio al que la densidad superficial cae a la mitad del valor central en cúmulos globulares, extrapolado a cúmulos abiertos). Pinfield et al. (1998) encontraron que las estrellas de $\sim 0.30 M_\odot$ se encuentran en promedio a una distancia tres veces mayor del centro de gravedad del cúmulo que las estrellas en el intervalo de masa 3–12 $M_\odot$. Este resultado posiblemente se extrapola al dominio subestelar, que se encontrarán en promedio a separaciones aún mayores (Moraux et al. 2003). El efecto de “evaporación” es más acusado en cúmulos más evolucionados, como las Híades, donde se ha anunciado un pronunciado déficit de enanas marrones (~ 600 Ma; Briceño et al. 1998; Luhman 2000; Dobbie et al. 2002; Guieu et al. 2005). Por tanto, se esperaría una diferenciación entre las distribuciones radiales de la Fig. 3.25, en la que las estrellas masivas se encontrasen más concentradas. En σ Orionis, sin embargo, no se ha detectado ninguna diferencia significativa entre las distribuciones de objetos clasificados en los cuatro rangos de masa, desde las estrellas de masa intermedia-alta hasta casi el dominio planetario. Ello implica que durante las etapas más tempranas en la evolución de un cúmulo estelar abierto muy joven (~ 3 Ma), en las que la relajación gravitatoria y la evaporación dinámicas aún no son apreciables, las poblaciones estelares y subestelares comparten una distribución espacial común y, por tanto, *un lugar de formación común*. No parecen existir regiones de formación diferenciada en la que la generación de enanas marrones sea más eficiente (p.e., por mayor densidad del gas o de la radiación ionizante, o por mayor frecuencia de colisiones dinámicas debido a altas densidades estelares).

Se han realizado diferentes investigaciones para ajustar la distribución radial $N(r)$ de los objetos sin diferenciar por su masa (es decir, mezclando estrellas y enanas marrones). Las distribuciones por cada rango de masa son iguales estadísticamente; si se diferenciase, se obtendrían resultados estadísticamente iguales, pero con errores poissonianos el doble de grandes: $n_i \approx (1/4)N \rightarrow \delta n_i = n_i^{+1/2} \approx (1/2)N^{+1/2} = (1/2)\delta N$, $i = 1, 2, 3, 4$). Se han utilizado la integral de la distribución de densidad superficial usada para modelar los

¹⁴Considérese cualquier radio efectivo en alguna de sus respectivas variantes como, por ejemplo, una distribución exponencial o un perfil de King.

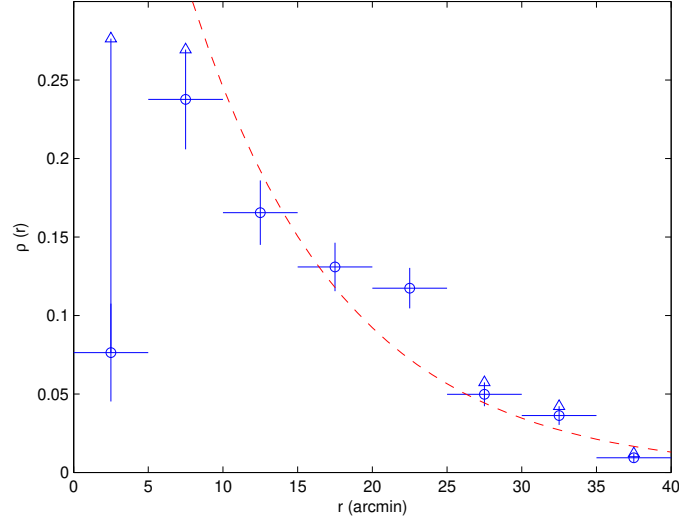


Figura 3.26: Histograma de la densidad por coronas, definida como en Be04a. La línea discontinua roja indica el ajuste exponencial ($\rho = \rho_0 e^{-r/r_0}$).

núcleos de los cúmulos globulares¹⁵, la función de densidad de King (1962) (que se reduce a la de los núcleos de cúmulos globulares cuando $r \ll r_t$, donde r_t es el radio de marea –distancia a la que se igualan las energías potenciales Galáctica y del cúmulo–) y varios tipos de funciones exponenciales. Debido al poco área cubierta (sólo ~ 1 radio característico; sería necesario extenderse hasta varios radios característicos) y a la ausencia de datos en las regiones centrales más externas y (especialmente) más internas cúmulo (donde hay un mayor número de objetos), no estudiadas, los ajustes han sido muy pobres. Además, en un cúmulo tan joven como σ Orionis la relajación gravitatoria no ha tenido lugar aún, por lo que un ajuste a un perfil de King no tiene sentido físico, ya que se debe asumir que existe una relajación gravitatoria en el cúmulo.

Los mejores ajustes han provenido del estudio de la densidad de miembros por unidad de área en coronas centradas en σ Orionis AB, que es un observable no afectado por incompletitud en la región central. Se ha utilizado la misma parametrización exponencial que la expuesta por Be04a para explicar la distribución radial de objetos subestelares de σ Orionis (Cap. 2). Se han determinado los valores del radio efectivo, $r_0 \approx 10.2$ arcmin, y de la densidad central, $\rho_0 \approx 0.65$ arcmin². Mientras que el valor de r_0 es muy similar al determinado por Béjar et al. (en prep.; 9.9 ± 0.7 arcmin), el aumento de ρ_0 respecto a la misma publicación (0.24 ± 0.02 arcmin²) simplemente indica el mayor tamaño de la muestra de miembros, estelares y subestelares, en esta memoria de Tesis. El ajuste exponencial, para el que no se ha utilizado el intervalo de distancias $r < 5$ arcmin por ser incompleto, se ilustra en la Fig. 3.26. Deberían realizarse búsquedas a mayor distancia del centro del cúmulo que las realizadas hasta ahora, ya que sólo se ha investigado a distancias menores

¹⁵La distribución de densidad es $f_{s(\text{inner})} = \frac{f_0}{1+r^2/r_c^2}$. El número acumulado de objetos es $N(r) = \pi r_c^2 f_0 \ln(1+r^2/r_c^2)$.

que $4 \times r_0$, y en la prácticamente inexplorada región central para comprobar la validez del ajuste exponencial.

Binarias de separación ancha

Se ha realizado un estudio estadístico de la separación al más próximo vecino en función de la distancia al centro del cúmulo σ Orionis con los datos de la lista de 373 miembros fotométricos resueltos en las búsquedas $VRI + IJ$ e IZ . La Fig. 3.27 ilustra esta investigación.

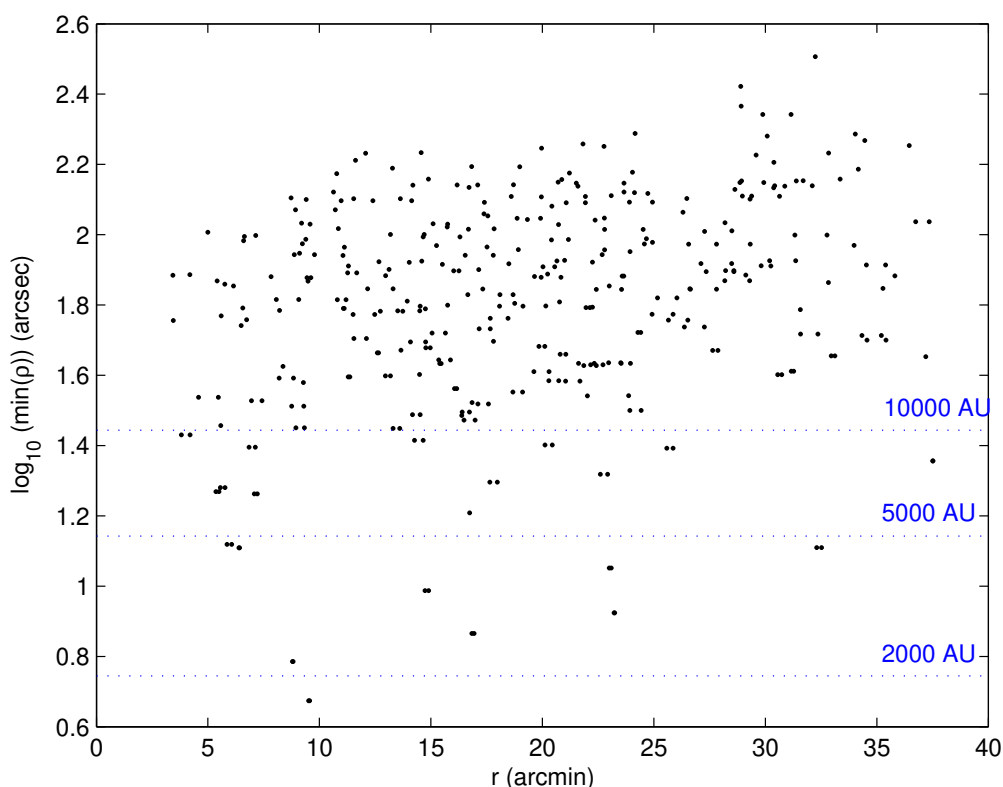


Figura 3.27: Separación al más próximo vecino en función de la distancia al centro del cúmulo σ Orionis. Las líneas punteadas horizontales indican, de abajo a arriba, las separaciones físicas proyectadas 2000, 5000 y 10000 AU a la distancia del cúmulo.

Debido a los efectos de proyección bidimensional, la alta densidad de objetos en el cúmulo y la baja velocidad tangencial de los miembros de σ Orionis, que impiden la confirmación sencilla de movimiento propio común, todos los candidatos a sistemas binarios propuestos en esta Sección necesitarán una confirmación adicional para probar su naturaleza, hasta el momento sólo alcanzable por Hubble Space Telescope en escalas de tiempo de unos pocos años. Se ha propuesto como posibles sistemas binarios ligados aquellos en que sus miembros poseen una separación física proyectada a la distancia al cúmulo menor de 5000 AU. Esta distancia es seis veces menor que el semieje mayor máximo $a_m(t \approx 1 \text{ Ma})$

hasta el que la separación entre las binarias del Cúmulo de la Nebulosa de Orión (ONC) siguen la relación de Oepik (Poveda & Allen 2004). Básicamente, $a_m(t)$ es la distancia a partir de la cual los sistemas binarios se ven perturbados gravitatoriamente por el potencial del disco galáctico. Depende de “la edad de la binaria y de la densidad y velocidad de los perturbadores masivos que ésta encuentra en su recorrido por la Galaxia”. Poveda & Allen (2004) también determinaron que a_m varía entre 8 000 y 2 400 AU para las binarias del vecindario solar más jóvenes y más viejas, respectivamente¹⁶, y de hasta 20 000 AU para las binarias del halo. Ya que la edad de σ Orionis, similar a la de ONC, es mucho menor que la típica de las estrellas jóvenes cercanas (unos 100 Ma), una separación de 5 000 AU parece ser un límite conservador en la distancia física proyectada para proponer una pareja de cuerpos como candidato a sistema binario desde el punto de vista de la relación de Oepik. En realidad, de la Fig. 3.27 sería más adecuado una separación variable con la distancia al centro que tuviera en cuenta la disminución de densidad hacia los bordes del cúmulo (p.e., 5 000 AU a $r = 20$ arcmin, 10 000 AU a $r = 30$ arcmin).

Tabla 3.17: Candidatos a sistemas binarios de separación ancha (<5 000 AU).

Nombre A	Nombre B	ρ (arcsec)	θ (deg)	ΔI (mag)	Tipos esp.
ς J053926.5–022616	S Ori J053926.8–026614	4.4	–	–	M: + M6:
4771–899 AB ^a	4771–899 C ^a	7.63±0.10	287.1±0.8	3.2	K7.0 Bin. + M5.0
HD 294272 A	HD 294272 B	8.6	268.5	0.2	B8V + ~A0
ς J053948.9–022911	S Ori J053948.1–022914	10.2	252	3.4	M2–4: + M7.0
σ Orionis AB ^a	σ Orionis C ^a	11.5	238	5.1	(O9.5V + B0.5V) + A0V
4771–1051 ^b	S Ori J053844.4–024030 ^b	11.5	160	2.6	K7.5–8.0 + ~M4
ς J053924.3–021908	ς J053924.5–021856	11.5	15	4.2	K–M + M6–7:
σ Orionis AB ^a	σ Orionis D ^a	12.8	79	3.0	(O9.5V + B0.5V) + B2V
ς J053913.5–023739	S Ori 30	13.0	206	2.2	M2–4: + M6.0
V507 Ori	S Ori 7	14.1	41	3.1	K–M + M3–5:

^a: Sistema estudiado en el Cap. 5.

^b: Hay un tercer candidato fotométrico a miembro del sistema sin espectroscopia con masa más probable en el dominio subestelar: S Ori J053844.4–024037, a $\rho = 18.3$ arcsec, $\theta = 168$ de 4771–1051 y $\rho = 7.1$ arcsec, $\theta = 181$ de S Ori J053844.4–024030.

Cinco pares de objetos de la lista de candidatos fotométricos están separados entre sí menos de 5 000 AU (¹⁷). Otros cinco pares de miembros de la lista de objetos con confirmación espectroscópica (Sección A.2.1) poseen también separaciones físicas proyectadas menores de 5 000 AU. Tres de estos cuatro pares están formados por estrellas muy brillantes y ya eran conocidos (σ Orionis AB+C, σ Orionis AB+D y HD 294272 A+B). Los

¹⁶Poveda & Allen (2004) utilizaron los precisos valores 7 862 y 2 409 AU para las binarias del vecindario solar más jóvenes y más viejas, respectivamente.

¹⁷V507 Ori y S Ori 7 se encuentran a una separación proyectada de ~5 080 AU pero, dada la indeterminación de la distancia al cúmulo, el par también será incluido como candidato a sistema binario. Cinco pares más han surgido en una correlación paralela de nuestros candidatos fotométricos con los de Béjar et al. (en prep.) a partir de su fotometría *IZ*. Las separaciones físicas proyectadas y las magnitudes de los compañeros visuales secundarios varían en los rangos 1700–4600 AU y 20.2–23.6, respectivamente. A pesar de ser interesantísimos candidatos a enanas marrones ligadas a estrellas de magnitud $I = 12.1$ – 13.6 o a sistema subestelar binario junto con S Ori 55, cuatro de ellos no han podido ser confirmados como candidatos a miembros fiables a partir de sus magnitudes J . El quinto sistema es el formado por S Ori J053926.8–026614 y ς J053926.5–022616.

dos restantes, formados por 4771–1051 y S Ori J053844.4–024030, localizado en el hueco central del mosaico formado por los cuatro apuntados de WFC, y por S Ori J053926.8–026614 y ς J053926.5–022616 son propuestos aquí por primera vez. ς J053926.5–022616 es una estrella de magnitud $J = 13.40 \pm 0.03$ y litio en absorción a tan sólo 4.4 arcsec de S Ori J053926.8–026614, una enana marrón de $J = 16.21 \pm 0.09$ también con litio en absorción (ambos espectros fueron obtenidos con ESI en el Keck Observatory en 2004 nov. 11; Zapatero Osorio, Béjar et al., en prep.). El azulamiento de la primaria puede estar relacionado con la emisión en rayos X detectada por Mokler & Stelzer (2002). Ambas forman el par estrella-enana marrón más cercano detectado hasta ahora en σ Orionis, con una separación física proyectada de 1 600 AU.

El segundo par más cercano ($\sim 2\,700$ AU), [W96] 4771–899 AB+C, fue estudiado espectroscópicamente por ZO02a con anterioridad a este trabajo, pero no notificaron de forma expresa su gran proximidad. El sistema, que ha resultado ser triple, será estudiado con mayor detenimiento en el Cap. 5. El par [W96] 4771–1051+S Ori J053844.4–024030, cuyos componentes son dos estrellas de baja masa separados $\sim 4\,100$ AU, también podría ser triple, ya que un tercer objeto de naturaleza subestelar de confirmarse su pertenencia al cúmulo, S Ori J053844.4–024037 ($J = 14.80$), se encuentra a una distancia proyectada de $\sim 5\,900$ AU de la primaria ([W96] 4771–1051) y sólo 2 600 AU de la secundaria. En los dos sistemas de Wolk (1996), el objeto secundario es una estrella de muy baja masa cerca del límite subestelar.

Hay otros tres pares aún más interesantes, ya que están formados por estrellas M muy tempranas y compañeros de naturaleza posiblemente subestelar. Las enanas marrones S Ori 30 (M6.0; $I \approx 17.3$) y S Ori J053948.1–022914 (M7.0; $I \approx 18.5$) se encuentran a separaciones físicas proyectadas de 4 700 y 3 700 AU, respectivamente, de nuevos candidatos fotométricos a estrella de σ Orionis. Ambas enanas marrones serán investigadas en detalle en el Cap. 6. El tercer candidato a enana marrón alrededor de estrella, ς J053924.5–021856 ($I \approx 17.0$, sin espectroscopia) ha sido detectado en la búsqueda de Béjar et al. (en prep.). Sus magnitudes $IZJHK_s$ son propias de una enana marrón de tipo M6–7 de σ Orionis¹⁸.

En la Figura 3.28 se representa el número acumulado de las separaciones al más próximo vecino (en negro). Un 12% de los 373 objetos tienen un próximo vecino a separaciones menores que 10 000 AU, mientras que sólo un 4.8% se encuentran separados menos de 5 000 AU. Se han realizado varias centenas de simulaciones numéricas de Monte Carlo asumiendo distribuciones aleatorias del mismo número de objetos en un área similar (en amarillo). No se ha tenido en cuenta la disminución de la densidad de objetos con la distancia al centro: tal disminución entre los extremos interno y externo de la región de completitud de nuestra búsqueda no es mayor que el 20%. Como se puede ver, las distribuciones real y simuladas son muy similares, lo que indica que hay que tratar con suma precaución el descubrimiento de un sistema muy cercano en un cúmulo tan denso como σ Orionis, que podría tratarse de un alineamiento casual. *Es necesaria la confirmación de movimiento propio común.*

¹⁸Y aún hay más sistemas visuales que esperan confirmación espectroscópica, como el formado por el planeta S Ori 68 y el candidato a miembro estelar SE 70 (Scholz & Eislöffel 2004). Este último fue detectado recientemente por Franciosini et al. (2005) como una fuente emisora de rayos X, aunque su color $I - J$ es bastante azul en comparación con estrellas del cúmulo de su magnitud J .

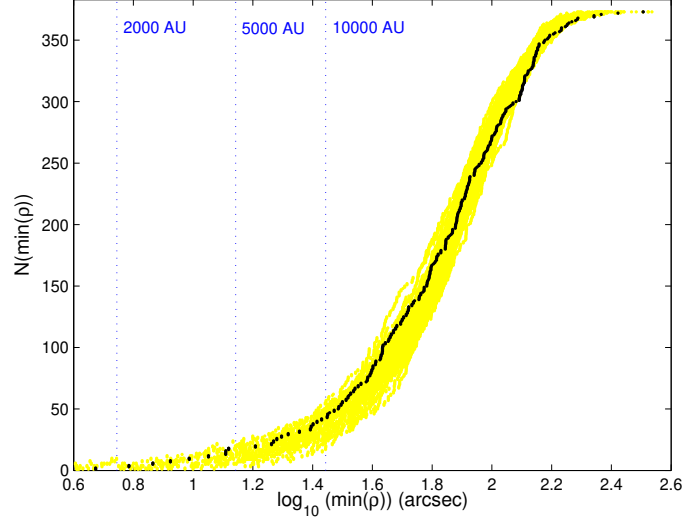


Figura 3.28: Número acumulado de las separaciones al más próximo vecino. En negro se representan las separaciones medidas realmente, y en amarillo las simuladas (véase el texto). Las líneas punteadas verticales azules indican, de izquierda a derecha, las separaciones físicas proyectadas 2000, 5000 y 10000 AU a la distancia del cúmulo.

Agrupamientos de masa

Se ha realizado un último estudio, muy cualitativo y preliminar, de la distribución espacial de masa en el cúmulo, pero importante a la hora de planear nuevas búsquedas muy profundas de objetos de masa planetaria en σ Orionis. El estudio se ha centrado en la detección de posibles agrupamientos de masa o grumos. De acuerdo con Be04a, las pequeñas desviaciones de segundo orden en la distribución espacial de candidatos a miembros son poissonianas y no asociadas a ningún agrupamiento. Sin embargo, una simple inspección visual de regiones con alta densidad de estrellas brillantes de σ Orionis sugiere que éstas parecen localizarse en ocasiones formando grupos. Para este estudio se ha usado la lista de la Sección A.2.1, que es completa en todo el área del cúmulo para estrellas más brillantes que $V = 10$. De esta forma se asegura que todas las estrellas con $M \gtrsim 3 M_{\odot}$ están tenidas en cuenta. Nótese que la lista de candidatos a miembros a partir de la búsqueda $VRI + IJ$ tiene un claro déficit en la selección de las estrellas más brillantes (y más masivas) y en la región central (donde además se concentra un mayor número de estrellas brillantes).

Se ha usado el parámetro ζ_{ij}^I , definido para cada coordenada ecuatorial (α_i, δ_j) de la forma:

$$\zeta_{ij}^I = \sum_k \frac{1}{r_{ijk}} \frac{1}{I_k}, \quad (3.3)$$

donde $k = 1, 2, \dots, n$, n es el número total de objetos estudiados (sin separar estelares de subestelares), r_{ijk} es la distancia entre el punto (α_i, δ_j) y el objeto k con coordenadas (α_k, δ_k) , e I_k es la magnitud I del objeto k . Se puede entender como un pseudopotencial gravitatorio fotométrico, ya que es la suma de las contribuciones de un elemento inversa-

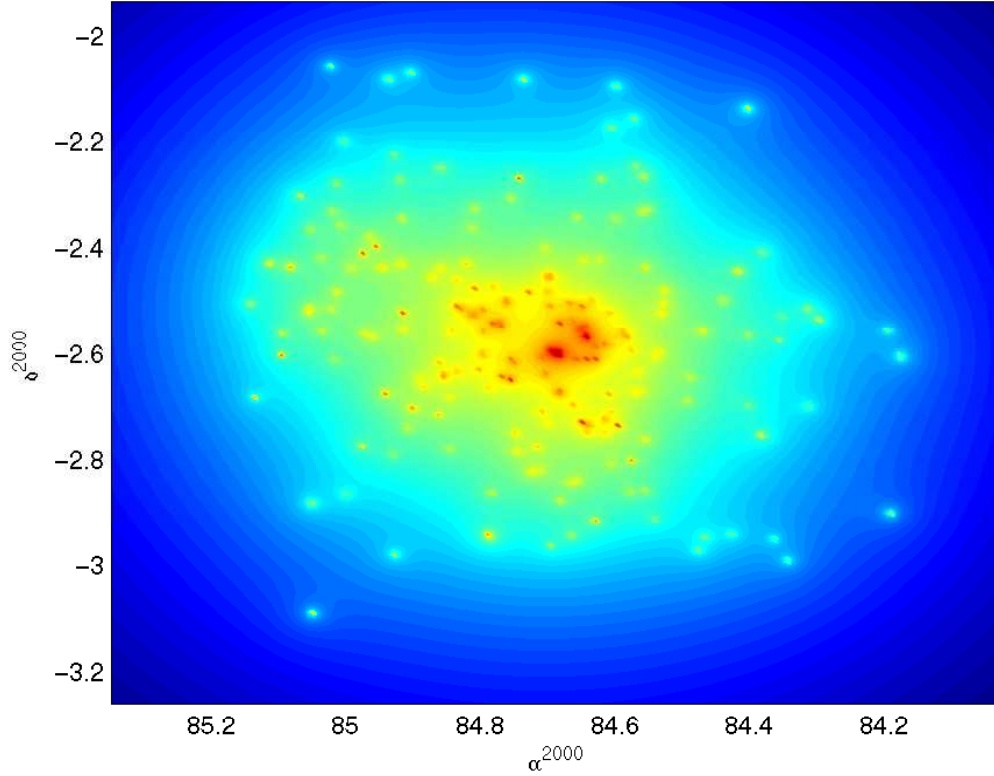


Figura 3.29: Variación del parámetro ζ^I en el cúmulo σ Orionis, en escala logarítmica. Los colores azules, amarillos y rojos se han asignado a valores de ζ^I bajos, intermedios y altos, respectivamente.

mente proporcional a la distancia entre el punto y el objeto e inversamente proporcional a la magnitud I . A su vez, I es inversamente proporcional a su masa con una ley de potencias. Es decir, $\zeta \sim \sum M^a/r$ (el exponente a puede variar de un rango a otro de magnitudes). La Figura 3.29 ilustra la variación del parámetro ζ^I en el cúmulo σ Orionis.

De la figura se extraen, al menos, dos conclusiones: (i) el máximo de ζ^I , el pseudopotencial gravitatorio fotométrico, se da en el centro del cúmulo, donde existe la mayor acumulación de masa (entre σ Orionis A, B, C, D y E suman por sí solas unas $55 M_\odot$); (ii) existen otros agrupamientos secundarios de masa alrededor del centro. Serían necesarios estudios estadísticos y de percolación para calcular la confianza de la detección de estas concentraciones, aunque algunos son fácilmente identificables. El más evidente es el formado por las estrellas HD 2974271 (B5V), el par HD 294272 AB (B8V+A0V) y BD-02 1324D (F temprana), a unos 3.2 arcmin hacia el noroeste de σ Orionis AB. Juntas suman unas $14 M_\odot$ (algo más de una cuarta parte de la masa en el minuto de arco central del cúmulo).

3.5 Sumario

Como resumen de esta investigación, se enumeran algunos de los resultados más importantes:

- Se realizó una búsqueda óptica *VRI* con seguimiento en la banda del infrarrojo cercano *J* para seleccionar candidatos fotométricos a miembros estelares del cúmulo σ Orionis. A esta lista se añadieron más objetos que por su magnitud (demasiado brillantes) o su localización (fuera del campo de visión) no habían sido seleccionados.
- En la región de Orión se obtuvieron 326 espectros de resolución intermedia, $R \sim 8000$ con el espectrógrafo multifibra de gran campo AUTOFIB2 + WYFFOS. Exceptuando solapamientos, espectros no útiles y otros descartados por su baja relación señal ruido, se observaron 143 objetos en el rango espectral entre 6400 y 6800 Å.
- Un total de 80 fuentes fueron seleccionadas como candidatos muy probables a miembros del cúmulo en base a la presencia del rasgo de Li I $\lambda 6707.8$ Å en sus espectros (tipos más tardíos que $\sim F5$) o a su posición en la secuencia espectrofotométrica del cúmulo y su movimiento propio (tipos más tempranos que $\sim F5$). Del total, 56 objetos habían sido establecidos como miembros de σ Orionis en trabajos anteriores, pero sólo en 19 casos se habían confirmado mediante el test de litio. Se han determinado tipos espectrales en 11 estrellas, entre $\sim F4$ y $\sim K4$, por comparación de la profundidad de líneas de Ca I y Fe I en espectros de estándares espectroscópicas obtenidos con la misma configuración instrumental. El grado de contaminación por objetos con colores $I - J \sim 1$ mag de primer plano y de fondo a partir de nuestra búsqueda fotométrica multibanda fue alto.
- Se ha estudiado la variación de la pseudoanchura equivalente de Li I con el tipo espectral y se han comparado los valores medidos con otros previos de la bibliografía. Algunos objetos muestran debilidad del rasgo de litio para su tipo espectral, en especial la fuente de objeto Herbig-Haro BG Orionis, que probablemente posee un intenso exceso de continuo en el óptico.
- Gran parte de los miembros del cúmulo muestran emisión $H\alpha$. Muchos de ellos presentan el perfil de la línea variable, ensanchado, asimétrico y/o bilobulado. Dos objetos, RX J0538.9-0249 y OriNTT 429, muestran las variaciones de emisión $H\alpha$ más extremas, en escalas de años. El objeto T Tauri de tipo F intermedio HD 290772 posee una fuerte emisión binaria. Se han determinado las frecuencias de acretores entre objetos de tipos espectrales K y M en 46%, la de objetos con emisión $H\alpha$ asimétrica en 45% y bilobulada en 25%. Se han encontrado correlaciones entre acreción, emisiones prohibidas por [N II] y/o [S II] y asimetría de la línea de $H\alpha$. También hay correlación entre $pEW(H\alpha) > 100$ Å y emisión $H\alpha$ simétrica muy ancha (se han detectado tres “intensos acretores simétricos”: Kiso A-0976 322, Kiso A-0904 71 y Haro 5-32).
- Existen fuertes correlaciones entre existencia de rasgos espectrales típicos de acreción y excesos de flujo en el infrarrojo (cercano y/o medio), así como entre emisión en rayos X y pertenencia al cúmulo de los objetos con las zonas convectivas más desarrolladas.

- Al menos cinco objetos poseen líneas fotosféricas ensanchadas. Las elevadas velocidades $v \sin i$ medidas, de más de 70 km s^{-1} en algunos casos pueden deberse a multiplicidad no resuelta.
- Se han medido velocidades radiales de 25 objetos. Se han determinado el promedio de la velocidad radial de los miembros del cúmulo, $+30.2 \text{ km s}^{-1}$, y la dispersión de velocidad corregida de sistematicidad, 2.4 km s^{-1} .
- Se ha realizado un estudio piloto de medir las metalicidades de seis miembros del cúmulo. La abundancia de hierro es solar con un error de 0.1 dex.
- Mediante el estudio de la distribución radial de objetos del cúmulo separándolos por rangos aproximados de masa se ha llegado a la conclusión de que *las estrellas y los objetos subestelares se forman en el mismo lugar*. La relajación gravitatoria del cúmulo σ Orionis aún no es evidente.
- A partir del estudio estadístico de la distancia al más próximo vecino en función de la distancia al centro del cúmulo, se han presentado diez pares de objetos que posiblemente formen sendos sistemas binarios ligados gravitatoriamente. Sus separaciones físicas proyectadas son menores de 5000 AU. Interesantemente, tres (posiblemente, cuatro) sistemas estelares contienen una candidata a enana marrón.
- Se ha estudiado la existencia de agrupamientos de masa por medio del cálculo de un “pseudopotencial gravitatorio fotométrico”, ζ . En particular, se ha comentado la posible existencia de un agrupamiento de masa a unos 3 arcmin al noroeste de σ Orionis AB que podría contener más de un cuarto de la masa contenida en el núcleo del cúmulo.
- Se ha recopilado una nueva lista muy completa de 191 miembros de σ Orionis con rasgos espectroscópicos de juventud extrema y se ha preparado otra, más amplia y en un área definida, de 373 candidatos fotométricos a miembros.
- Seis estrellas estudiadas con AUTOFIB2 + WYFFOS con tipos espectrales muy tempranos caen cerca de la secuencia espectrofotométrica del cúmulo, pero poseen movimientos propios diferentes de los del promedio de las estrellas de σ Orionis. Podrían pertenecer a una población subyacente de estrellas jóvenes del Cinturón de Orión.
- Se han proporcionado las coordenadas de 57 objetos no miembros del cúmulo que por sus magnitudes y colores contaminaron la selección fotométrica inicial.

3.6 Apéndice: tablas y espectros

3.6.1 Tabla 3.18

Lista de miembros del cúmulo σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS: nombres, coordenadas y notas. Para cada objeto se proporciona (numeración por columnas):

1. Denominación general para los miembros del cúmulo σ Orionis usada en esta memoria de Tesis.

2. Ascensión recta, coordenadas J2000.0.
3. Declinación, coordenadas J2000.0.
4. Nombre más común catalogado por SIMBAD.
5. Notas SIMBAD importantes encontradas en los trabajos que los citan (masa, peculiaridad química, variabilidad en la línea de $H\alpha$, otras posibles correspondencias...). Se menciona también si el objeto es una fuente del infrarrojo medio o de radio a partir de los catálogos *IRAS* y 1.4 GHz NRAO VLA Sky Survey (NVSS) (Condon et al. 1998)
6. Número SO identificativo.

Notas a Tabla 3.18:

- ^a: [W96] 4771–899 AB. $E(H-K_s)$, $E(K-L')$, sistema binario a 7.6 arcsec de S Ori J053847.5–022711 (SO111122).
- ^b: [W96] 4771–1097. 2E 0536.0–0232, ¿Haro 5–13?, ¿NSV 2510?.
- ^c: [W96] rJ05384–0230. $E(H-K_s)$, $E(K-L')$, ¿Haro 5–13?, ¿NSV 2510?.
- ^d: Haro 5–39. $E(H-K_s)$, $E(K-L')$, asoci.: HH 447, $H\alpha$ variable (Fuerte/Ausente), Clase II, ¿V608 Ori?.
- ^e: ς J053926.5–022616. A 4.7 arcsec de S Ori J053926.8–022614; HR1>0.99, HR2=0.46±0.22.

3.6.2 Tabla 3.19

Datos previamente conocidos o catalogados de miembros de σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS. Los datos para construir la Tabla 3.19 se han extraído de artículos previamente citados en el Capítulo 2, especialmente de ZO02a.

1. Número SO identificativo.
2. Tipo espectral.
3. (Pseudo)anchura equivalente de la línea de $H\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ o medidas comparativas de Wiramihardja et al. (1989, 1991) basadas en observaciones con prisma-objetivo. Estos autores ofrecían como datos básicos las coordenadas celestes (B1950.0), la magnitud fotográfica V (con una precisión de 0.1 mag) y la intensidad de la emisión $H\alpha$ relativa al continuo adyacente en varias épocas y placas (oct. 1984, mar. 1985, ene., feb., dic. 1986). Esta intensidad se estimó visualmente en seis grados, desde 0 (ausente o dudosa) a 5 (muy fuerte). Cuando era oportuno, también indicaron los grados de intensidad de emisión $H\alpha$ máximo y mínimo medidos por Haro & Moreno (1953) durante sus observaciones en 1949–1952.
4. (Pseudo)anchura equivalente de la línea de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ o abundancias en su defecto.
5. Velocidad radial heliocéntrica.
6. Tipo de objeto T Tauri de acuerdo con Barrado y Navascués et al. 2003b.

7. Tipo de variabilidad fotométrica.
8. Fuente de rayos X, objeto detectado por *ROSAT* (Rö) o *ASCA*.
9. Catálogo con cuyos datos se ha confirmado que su movimiento propio es consistente con pertenencia al cúmulo.

3.6.3 Tabla 3.20

Espectroscopia AUTOFIB2 + WYFFOS de miembros de σ Orionis. Para cada objeto, se ofrecen su número SO identificativo, las pseudoanchuras equivalentes de una línea fotosférica de hierro neutro y cuatro de calcio neutro, las de $H\alpha$ $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ y $\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}$, si posee los dobletes prohibidos de $[\text{S II}] \lambda\lambda 6716.4, 6730.8$ y/o $[\text{N II}] \lambda\lambda 6678.0, 6717.7$ en emisión y la anchura a 10% de la altura máxima de la línea de $H\alpha$, en km s^{-1} . Entre corchetes se indica si el perfil de la línea de $H\alpha$ es asimétrica simple ($[a]$) o asimétrica binaria ($[b]$).

3.6.4 Tabla 3.21

Fotometría $BVRIJHK_s$ de miembros de σ Orionis. Origen de la fotometría: B de Hipparcos/Tycho Catalogues o USNO-B1. VRI de este trabajo (VR con dos puntos, no correctamente calibrada; I con barra de error, calibrada), excepto (i) sin dos puntos ni barra de error: USNO-B1 o USNO-B1/GSC2.2; (ii) datos V con barras de error: Hipparcos/Tycho Catalogues. También (k) Kiso (Wiramihardja 1989, 1991) y (w) Wolk (1996). JHK_s de Two-Micron All Sky Survey. La primera columna da el “grupo” del espectro, que facilita encontrarlo en las siguientes Figuras.

3.6.5 Figuras 3.30 a 3.33

Espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de los 80 miembros y candidatos a miembros seleccionados. Se muestran las regiones espectrales completa (izquierda; $6400\text{--}6780 \text{ \AA}$), aproximadamente centrada en $H\alpha$ (centro; $6540\text{--}6590$). Rasgos visibles más interesantes: $H\alpha$ –línea discontinua vertical–, $[\text{S II}]$ y aproximadamente centrada en $\text{Ca I } \lambda 6717.7$ (derecha; $6700\text{--}6740$). Rasgos visibles más interesantes: Li I – línea discontinua verical–, $[\text{N II}]$, Ca I). Aparecen dos “grupos” de espectros en cada página.

3.6.6 Tabla 3.22

Lista de no miembros del cúmulo σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS. Se proporcionan sus coordenadas J2000, magnitudes I y J y denominación SO. Se han añadido notas en la última columna.

Tabla 3.18: Lista de miembros del cúmulo σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS: nombres, coordenadas y notas.

Denominación	α (J2000)	δ (J2000)	Nombre (SIMBAD)	Notas (SIMBAD/ALADIN)	SO
ς J053845.6-023559	05 38 45.62	-02 35 58.9	sigma Orionis D	8 $M_{\odot}$, comp. D	000003
ς J053901.5-023856	05 39 01.50	-02 38 56.4	HD 37525	6 $M_{\odot}$, Quím. peculiar (He Fld.)	000012
ς J054013.1-023053	05 40 13.09	-02 30 53.1	HD 37686	¿Envoltura de polvo?, 3.5 $M_{\odot}$	000037
ς J053946.2-024032	05 39 46.20	-02 40 32.1	V1147 Ori	Quím. peculiar (Eu-Si), 3.5 $M_{\odot}$	430635
ς J053827.5-024333	05 38 27.53	-02 43 32.6	HD 294273		000018
ς J053646.0-025407	05 36 46.03	-02 54 07.2	HD 294241		341312
ς J053806.5-022849	05 38 06.49	-02 28 49.4			210457
ς J053831.4-025503	05 38 31.38	-02 55 03.2	HD 294279		420632
ς J053940.6-022547	05 39 40.57	-02 25 46.8	HD 294299	¿Gigante enrojecida de fondo?	110417
ς J053642.2-023622	05 36 42.22	-02 36 22.0	HD 294228		331340
ς J053814.4-021959	05 38 14.43	-02 19 58.7			120532
ς J053736.9-020818	05 37 36.86	-02 08 17.7	HD 290772	T Tauri / IRAS	230838
ς J054012.1-030528	05 40 12.09	-03 05 28.4	HD 294308		410305
ς J054027.6-022543	05 40 27.55	-02 25 43.1	HD 294297	log(ϵ): (Li), (B), (O), (Fe)	000041
ς J053745.6-022958	05 37 45.57	-02 29 58.5			210868
ς J053859.6-024508	05 38 59.55	-02 45 08.1			420039
ς J053753.0-023334	05 37 53.04	-02 33 34.4	2E 0535.3-0235	X-ray source	210734
ς J053715.4-023053	05 37 15.37	-02 30 53.4			211394
ς J053856.8-020454	05 38 56.81	-02 04 54.5			131161
ς J053807.8-023131	05 38 07.85	-02 31 31.4	2E 0535.6-0233	X-ray source	210434
ς J053711.6-023209	05 37 11.61	-02 32 08.8	OriNTT 429 AB	SB2 ($P...$); log(ϵ): (Li), (Ca), (Fe), (Ni)	211474
ς J053848.0-022714	05 38 48.04	-02 27 14.2	[W96] 4771-899...	(Notas en el texto) ^a	111112
ς J053854.1-024930	05 38 54.11	-02 49 29.8	RX J0538.9-0249	$v \sin i = 28 \text{ km s}^{-1}$	420316
ς J053945.2-020454	05 39 45.15	-02 04 53.9	RX J0539.8-0205	Triple espectroscópica	130452
ς J054022.6-023347	05 40 22.56	-02 33 46.9	Kiso A-0904 105...	[YKK2000] A1, X-ray flares	430136
ς J053838.2-023638	05 38 38.23	-02 36 38.4	[W96] rJ053838-0236		000005
ς J053823.9-020542	05 38 23.88	-02 05 42.0			230062
ς J053835.9-023043	05 38 35.87	-02 30 43.3	[W96] 4771-1097...	(Notas en el texto) ^b	121137
ς J053932.6-023944	05 39 32.57	-02 39 44.0			430847
ς J053859.1-024713	05 38 59.11	-02 47 13.3			420176
ς J053844.2-023234	05 38 44.24	-02 32 33.6			111155
ς J053925.2-023822	05 39 25.20	-02 38 22.0	BG Ori	A 21''7 de HH 446	430967
ς J053954.7-024634	05 39 54.66	-02 46 34.1	V606 Ori...	Kiso A-0976 361, Haro 5-34	440660
ς J053849.2-023822	05 38 49.17	-02 38 22.2	[W96] rJ053849-0238		000006
ς J053839.8-025646	05 38 39.82	-02 56 46.2			420742
ς J054005.1-021959	05 40 05.11	-02 19 59.1	GSC 04771-00672	X-ray source	140159
ς J053905.4-023230	05 39 05.41	-02 32 30.3	[W96] 4771-1075		110882
ς J053911.6-023603	05 39 11.63	-02 36 02.9	[W96] 4771-1038		431166
ς J053840.3-023018	05 38 40.27	-02 30 18.5	[W96] rJ053840-0230	(Notas en el texto) ^c	121112
ς J053827.3-024510	05 38 27.26	-02 45 09.7	V505 Ori	$E(H - K_s)$, $E(K - L')$, Clase II	420040
ς J053852.0-024644	05 38 52.01	-02 46 43.7	RU Ori		420147
ς J054003.6-021646	05 40 03.65	-02 16 46.1	Haro 5-35	Emission-line star	140187
ς J053829.2-021616	05 38 29.16	-02 16 15.7	Kiso A-0904 70...	Haro 5-9?	120321
ς J054003.4-022901	05 40 03.38	-02 29 01.4			110129
ς J053901.4-021828	05 39 01.37	-02 18 27.5	V597 Ori	H α variable (Fuerte/Ausente)	141453
ς J053937.2-020409	05 39 37.19	-02 04 09.1	IRAS 05371-0205	IRAS	130577
ς J054005.9-020327	05 40 05.93	-02 03 27.2	IRAS 05375-0204	IRAS	130160
ς J053926.4-021504	05 39 26.40	-02 15 03.5	Haro 5-22...	V600 Ori?	140960
ς J053940.2-022048	05 39 40.17	-02 20 48.0	RV Ori		140690
ς J054017.0-021811	05 40 17.02	-02 18 11.2	Haro 5-37	H α variable (Fuerte/Ausente)	000044
ς J053722.6-025936	05 37 22.55	-02 59 36.3	Haro 5-6?		310827
ς J053908.5-025147	05 39 08.53	-02 51 46.6			441371
ς J053813.2-024551	05 38 13.16	-02 45 51.0	Kiso A-0976 322...	Haro 5-8?	000028
ς J053731.5-022427	05 37 31.54	-02 24 27.0	Haro 5-5	Emission-line Star	211125
ς J053920.4-022737	05 39 20.44	-02 27 36.8	S Ori J053920.5-022737		110683
ς J053858.3-021610	05 38 58.32	-02 16 10.1			141522
ς J053911.5-023106	05 39 11.51	-02 31 06.5	Kiso A-0904 78		110810
ς J053825.5-021023	05 38 25.50	-02 10 22.9	2E 0535.8-0211	X-ray source	230034
ς J054008.9-023334	05 40 08.89	-02 33 33.7	Haro 5-39...	(Notas en el texto) ^d	110056
ς J053914.5-021937	05 39 14.53	-02 19 36.7	V956 Ori		141204
ς J053847.6-022712	05 38 47.55	-02 27 12.0	S Ori J053847.5-022711	A 7.6 arcsec de 4771-899AB	111122
ς J053808.3-023556	05 38 08.27	-02 35 56.3	Kiso A-0976 316		000020
ς J053813.2-022609	05 38 13.20	-02 26 08.8			210324
ς J053831.4-023634	05 38 31.41	-02 36 33.8	Kiso A-0904 71...	Haro 5-11?	000007
ς J054002.0-022133	05 40 01.96	-02 21 32.6	Haro 5-36	X-ray, $E(K - L')$	140217
ς J053902.8-022956	05 39 02.77	-02 29 55.8			110910
ς J053818.2-024814	05 38 18.25	-02 48 14.3			420229
ς J053958.3-022619	05 39 58.26	-02 26 18.8	S Ori J053958.1-022619	¿Radio?	110181
ς J053818.9-025139	05 38 18.86	-02 51 38.8	Kiso A-0976 326		420452
ς J053922.9-023333	05 39 22.87	-02 33 33.1	[W96] rJ053923-0233		431006
ς J053917.2-022543	05 39 17.18	-02 25 43.4	Kiso A-0904 80	H α variable (Medio/Ausente)	110730
ς J053951.7-022247	05 39 51.73	-02 22 47.2	S Ori J053951.6-022248...	$E(K - L')$, Haro 5-30?	110269
ς J053837.4-025024	05 38 37.45	-02 50 23.6			420367
ς J053953.6-023343	05 39 53.63	-02 33 42.7	Haro 5-32...	V604 Ori?	430532
ς J053736.7-023400	05 37 36.67	-02 34 00.3			330493
ς J054023.0-023610	05 40 23.01	-02 36 10.1			430130
ς J053926.5-022616	05 39 26.47	-02 26 15.5		(Notas en el texto) ^e	110611
ς J053908.9-025705	05 39 08.94	-02 57 05.0		A 30 arcsec de HD 37545 (B9)	411321
ς J053926.8-024258	05 39 26.77	-02 42 58.3			430929
ς J053905.2-023301	05 39 05.24	-02 33 00.6			431269

Tabla 3.19: Datos espectroscópicos previamente conocidos de miembros de σ Orionis.

SO	Tipo Esp. (SIMBAD)	pEW(H α) (Å)	pEW(Li I) (Å)	V_r (km s $^{-1}$)	T Tauri	Variable fotom.	Rayos X	μ
000003	B2V						Rö.	HIP
000012	B5-6V						Rö.	HIP
000037	B9Vn							TYC
430635	B9.5IIIp					α^2 CVn	Rö.	TYC
000018	A3							USNO
341312	A0							TYC
210457								TYC
420632	A5							TYC
110417	F2							USNO
331340	G:							TYC
120532								TYC
230838	F6V	-7.0	+0.06		CTT			TYC
410305	G0:							TYC
000041	F8:V?-G0:		$A=2.56$	+25.0				USNO
210868								—
420039								USNO
210734							Rö.	USNO
211394								USNO
131161							Rö.	USNO
210434							Rö.	USNO
211474	K3,K4:	+0.7	+0.42,+0.42				Rö.	USNO
111112	K7.0	-3.1 $\pm$ 0.5	+0.48 $\pm$ 0.07	+31 $\pm$ 10	WTT		Rö.	USNO
420316	K2-3	-0.01	+0.40		WTT		Rö.	USNO
130452	K6	-4.70 ^a	+0.53	+27.8 $\pm$ 0.9	WTT		Rö.	USNO
430136		Débil/Ausente					Rö., ASCA	USNO
000005	K8.0	-2.9 $\pm$ 0.5	+0.53 $\pm$ 0.05	+42 $\pm$ 20	WTT		Rö.	—
230062							Rö.	USNO
121137	K6.0	-2.2 $\pm$ 0.8	+0.47 $\pm$ 0.07	+35 $\pm$ 7	WTT		Rö.	USNO
430847							Rö.	USNO
420176							Rö.	USNO
111155							Rö.	USNO
430967		Fuerte				Orión (V4)	Rö.	USNO
440660		Medio				V3	Rö.	USNO
000006	M0.5	-2.6 $\pm$ 0.3	+0.55 $\pm$ 0.05	+29 $\pm$ 10	CTT+		Rö.	—
420742							Rö.	USNO
140159							Rö., ASCA	USNO
110882	K7.0	-0.7 $\pm$ 0.1	+0.59 $\pm$ 0.09	+30 $\pm$ 7	WTT		Rö.	USNO
431166	K7.0	-2.0 $\pm$ 0.5	+0.58 $\pm$ 0.09	+39 $\pm$ 10	WTT		Rö.	USNO
121112	M0.0	-6.7 $\pm$ 0.6	+0.52 $\pm$ 0.05	+46 $\pm$ 10	CTT+		Rö.	USNO
420040	K7.0	-54 $\pm$ 9	+0.50 $\pm$ 0.16	+48 $\pm$ 10	CTT+	Orión (V4)	Rö.	USNO
420147						Orión (V4)	Rö.	USNO
140187		Medio/Débil						USNO
120321		Fuerte					Rö.	USNO
110129							Rö.	USNO
141453		Variable				V3	Rö.	USNO
130577		Muy débil?					Rö.	USNO
130160								USNO
140960		Débil				V3?	Rö.	USNO
140690		Débil				Orión (V4)	Rö.	USNO
000044		Variable					Rö.	USNO
310827						Var.		USNO
441371							Rö.	USNO
000028		Fuerte				Irregular		USNO
211125						Var.		USNO
110683	M2.0	-3.2 $\pm$ 0.7	+0.65 $\pm$ 0.10	+33 $\pm$ 7	WTT		Rö.	USNO
141522							Rö.	USNO
110810		Media					Rö.	USNO
230034							Rö.	USNO
110056	M:	Variable				V3?		USNO
141204						Var.	Rö.	USNO
111122	M5.0	-7.8 $\pm$ 1.0	+0.53 $\pm$ 0.08	+40 $\pm$ 10	WTT			—
000020		Muy débil					Rö.	USNO
210324							Rö.	USNO
000007		Fuerte/Muy fuerte						USNO
140217	M4.0	-46 $\pm$ 9	+0.65 $\pm$ 0.15	+42 $\pm$ 10	CTT+		ASCA	USNO
110910							Rö.	USNO
420229							Rö.	USNO
110181	M3.0	-4.0 $\pm$ 0.8	+0.73 $\pm$ 0.10	+47 $\pm$ 7	WTT		Rö.?	USNO
420452		Muy débil						USNO
431006	M2.0	-4.1 $\pm$ 0.5	+0.54 $\pm$ 0.08	+31 $\pm$ 10	WTT		Rö.	USNO
110730		Variable					Rö.	USNO
110269	M5.5	-60 $\pm$ 7	+0.35 $\pm$ 0.10	+40 $\pm$ 20	CTT-			USNO
420367							Rö.	USNO
430532		Fuerte/Muy fuerte				Var.?		USNO
330493								USNO
430130								USNO?
110611							Rö.	USNO
411321								USNO
430929								USNO
431269								USNO

Tabla 3.20: Nuestra espectroscopia de miembros de σ Orionis.

SO	pEW [Å] Fe I λ6400.0	pEW [Å] Ca I λ6439.1	pEW [Å] Ca I λ6449.8	pEW [Å] Ca I λ6462.6	pEW [Å] Hα λ6562.8	pEW [Å] Li I λ6707.8	pEW [Å] Ca I λ6717.7	[S II] / [N II]	10%-Width Hα (km s ⁻¹) [asim.]
000003	—	—	—	—	+3.8±0.5	—	—	No/No	[a]
000012	—	—	—	—	+4.5±0.5	—	—	No/No	[a]
000037	—	—	—	—	+8.5±0.5	—	—	No/No	
430635	—	—	—	—	+6.0±0.5	—	—	No/No	
000018	—	—	—	—	+1.4±0.2	—	—	No/No	
341312	—	—	—	—	+2.5±0.2	—	—	No/No	
210457	0.16±0.02	0.15±0.01	0.09±0.01	0.19±0.01	+5±1	0.07±0.01	0.07±0.01	No/No	
420632	0.10±0.01	0.14±0.01	0.20±0.02	0.15±0.02	+6.5±1.5	0.03±0.01	0.04±0.01	No/No	
110417	—	—	—	—	+8.0±1.0	—	—	Sí/Sí	[a]
331340	0.05±0.01	0.10±0.02	0.12±0.02	—	+1.04±0.06	—	—	No/No	
120532	0.12±0.02	0.18±0.01	0.09±0.01	0.31±0.02	+5.5±0.5	0.01±0.01	0.07±0.02	No/No	
230838	0.16±0.01	0.13±0.01	0.08±0.01	0.19±0.01	-8.0±0.2	0.08±0.02	0.08±0.02	No/No	570 [b]
410305	0.14±0.02	0.13±0.01	0.11±0.02	0.15±0.01	+3.5±0.5	0.032±0.005	0.060±0.005	No/No	
000041	0.16±0.02	0.14±0.01	0.12±0.02	0.18±0.01	+3.5±0.5	0.04±0.01	0.08±0.01	No/No	
210868	—	0.17±0.01	0.11±0.01	0.18±0.01	+3.0±0.4	0.08±0.02	0.08±0.02	No/No	
420039	0.18±0.02	0.21±0.02	0.13±0.02	0.18±0.01	+2.9±0.5	0.12±0.02	0.08±0.01	Sí/Sí	[b]
210734	0.42±0.03	0.36±0.02	0.44±0.03	0.44±0.04	-0.8±0.1	0.46±0.02	0.20±0.03	No/No	370
211394	0.15:	0.18±0.02	0.19±0.02	0.29±0.02	+1.0±0.5	0.21±0.02	0.12±0.02	No/No	
131161	0.41±0.02	0.36±0.02	0.39±0.02	0.43±0.02	-0.10±0.04	0.41±0.01	0.18±0.02	No/No	
210434	0.44±0.02	0.36±0.02	0.38±0.02	0.43±0.03	-0.85±0.05	0.45±0.01	0.20±0.01	No/No	
211474	—	—	—	—	-0.24±0.02	—	—	No/No	
111112	0.48±0.02	0.35±0.02	0.56±0.04	0.38±0.02	-4.3±0.3	0.47±0.02	0.20±0.02	No/No	470 [b]
420316	0.40±0.01	0.31±0.01	0.40±0.02	0.36±0.02	-0.74±0.03	0.44±0.02	0.17±0.02	No/No	
130452	0.60±0.05	0.53±0.03	0.50±0.05	0.76±0.10	-4.4±0.7	0.48±0.02	0.20±0.01	Sí/Sí	340 [a]
430136	0.46±0.04	0.44±0.03	0.60±0.07	0.46±0.07	-1.2±0.2	0.52±0.03	0.20±0.02	Sí/Sí	[b]
000005	0.38±0.02	0.44±0.02	0.52±0.04	0.47±0.03	-2.1±0.2	0.53±0.02	0.20±0.02	No/No	[a]
230062	0.40±0.05	0.36±0.02	0.49±0.03	0.48±0.02	-0.6±0.1	0.47±0.01	0.21±0.02	No/No	
121137	0.46±0.04	0.44±0.04	0.53±0.03	0.60±0.04	-3.7±0.2	0.46±0.03	0.19±0.04	No/No	380 [a]
430847	0.33±0.01	0.46±0.02	0.58±0.03	0.49±0.02	-1.20±0.06	0.60±0.01	0.23±0.01	No/No	
420176	0.2:	0.2:	0.4:	0.3:	-3.5:	0.7:	0.3:	Sí/No	340 [a]
111155	0.25±0.10	0.20±0.10	0.30±0.10	0.20±0.10	-1.7±0.3	0.15±0.10	0.15±0.10	No/No	
430967	0.26±0.05	0.14±0.03	0.40±0.04	0.24±0.02	-45±5	0.36±0.03	0.17±0.02	Sí/No	420 [b]
440660	0.29±0.02	0.36±0.03	0.40±0.02	0.38±0.02	-25±2	0.53±0.02	0.21±0.02	No/Sí	290 [a]
000006	0.45±0.05	0.28±0.02	0.28±0.04	0.32±0.08	-2.2±0.4	0.74±0.01	0.31±0.02	Sí/Sí	350 [a]
420742	0.36±0.03	0.46±0.03	0.49±0.04	0.50±0.03	-5.5±0.5	0.64±0.03	0.25±0.02	No/Sí	[a]
140159	0.29±0.03	0.35±0.03	0.48±0.03	0.35±0.05	-1.1±0.2	0.51±0.03	0.19±0.02	Sí/Sí	290 [a]
110882	0.20±0.06	0.15±0.05	0.28±0.04	0.17±0.07	-1.0±0.1	0.27±0.05	—	No/Sí	
431166	0.2:	0.2:	0.2:	0.2:	-0.5:	0.2:	—	No/No	
121112	0.31±0.02	0.40±0.03	0.37±0.03	0.47±0.04	-4.0±0.5	0.58±0.02	0.20±0.02	Sí/Sí	350 [b]
420040	0.40:	0.29±0.03	0.35±0.02	0.33±0.06	-32±3	0.39±0.02	0.15±0.03	No/Sí	530 [b]
420147	0.32±0.02	0.32±0.04	0.50±0.05	0.38±0.02	-6.5±0.5	0.57±0.02	0.23±0.02	Sí/No	[b]
140187	0.30±0.04	0.23±0.05	0.45±0.06	0.33±0.05	-21±1	0.57±0.07	0.18±0.02	Sí/No	410 [b]
120321	0.07±0.03	0.14±0.03	0.23±0.03	0.13±0.03	-36±5	0.17±0.03	0.21±0.02	No/Sí	530 [b]
110129	0.18±0.02	0.18±0.02	0.27±0.03	0.33±0.04	-1.7±0.2	0.39±0.03	0.18±0.02	Sí/No	[b]
141453	0.08:	0.08:	0.05:	0.15±0.05	-21±2	0.33±0.03	0.22±0.03	No/Sí	380 [b]
130577	0.50:	0.33±0.03	0.46±0.03	0.74±0.04	-3.7±0.4	0.54±0.04	0.22±0.02	Sí/Sí	460 [b]
130160	0.10:	0.10:	0.16±0.03	0.26±0.05	-0.7±0.3	0.32±0.03	0.13±0.02	Sí/Sí	
140960	0.27±0.05	0.19±0.02	0.49±0.03	0.27±0.03	-19±3	0.53±0.03	0.19±0.03	Sí/Sí	[a]
140690	0.16±0.03	0.19±0.05	0.1:	0.19±0.03	-16±1	0.44±0.03	0.18±0.02	No/No	530 [b]
000044	0.19±0.03	0.16±0.03	0.53±0.05	0.38±0.05	-41±3	0.55±0.04	0.24±0.04	Sí/No	290 [a]
310827	0.26±0.03	0.10±0.05	0.15±0.10	0.35±0.05	-2.5±0.3	0.45±0.02	0.22±0.03	Sí/No	300 [b]
441371	0.24±0.03	0.25±0.05	0.50±0.05	0.50±0.03	-1.8±0.3	0.62±0.03	0.27±0.05	Sí/Sí	
000028	—	0.39±0.03	0.20±0.03	0.22±0.04	-115±10	0.48±0.03	0.15±0.07	Sí/Sí	450
211125	0.50:	0.50:	0.50:	0.40:	-0.18±0.03	0.27±0.05	0.16±0.05	No/No	
110683	—	—	0.30±0.05	—	—	0.70±0.05	0.3:	Sí/No	
141522	—	—	0.43±0.04	—	-5.4±0.4	0.74±0.02	0.28±0.02	No/No	310 [b]
110810	0.8:	0.6:	1.5:	1.4:	-18±3	0.33±0.05	—	No/No	600
230034	—	0.19±0.04	0.40±0.10	0.20:	-1.4±0.4	0.25±0.05	—	No/No	
110056	0.4:	0.4:	0.4:	0.4:	-35±5	0.45±0.07	—	Sí/Sí	540 [b]
141204	—	0.3:	—	—	-1.0±0.2	0.53±0.07	0.3:	Sí/Sí	
111122	—	—	—	—	-0.6±0.2	0.1:	—	No/No	[b]
000020	—	—	—	—	-72±20	0.25±0.10	—	No/No:	[b]
210324	—	—	—	—	-5±1	0.26±0.05	—	No/No	410 [a]
000007	—	—	—	—	-300±100	0.25±0.10	—	No/Sí	360
140217	—	0.37±0.05	—	0.3:	-50±5	0.11±0.02	—	No/Sí	460 [b]
110910	0.5:	0.5:	0.4:	0.7:	-0.4±0.10	0.45±0.05	—	No/No	
420229	—	0.6:	—	0.5:	-0.15±0.10	0.35±0.05	0.35±0.05	No/No	
110181	—	—	—	—	-0.5:	0.1:	—	No/No	
420452	0.2:	0.5:	0.2:	—	-5±1	0.35±0.05	—	No/Sí:	[a]
431006	0.5:	1.8:	—	0.5:	-4±1	0.25±0.06	0.25±0.07	No/No	
110730	—	—	—	—	-0.2:	0.1:	—	Sí/Sí	
110269	—	—	—	—	-25±2	—	—	No/Sí	570 [a]
420367	—	—	—	—	-1:	0.1:	—	No/No	
430532	—	0.3:	—	—	-280±30	0.36±0.05	—	Sí/Sí	350
330493	—	3.0:	—	—	-0.1:	0.40±0.10	—	No/No	
430130	—	—	—	—	-40±10	1.10±0.20	0.6:	No/No	350
110611	—	—	—	—	-0.7±0.1	0.26±0.06	0.19±0.06	No/No	
411321	—	—	—	—	-6±2	1.20±0.20	—	No/No	
430929	—	3.0:	—	—	-0.7:	0.70±0.10	—	No/No	
431269	—	—	—	—	-10:	4:	—	No/No	

Tabla 3.21: Fotometría de miembros de σ Orionis.

Grupo	SO	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K_s</i>
A	000003	6.418±0.015	6.573±0.015	6.64	6.98 ^{HIP}	7.12±0.03	7.22±0.03	7.26±0.02
	000012	7.978±0.015	8.068±0.013	8.12	8.13 ^{HIP}	8.13±0.03	8.10±0.04	8.09±0.02
	000037	9.20±0.02	9.18±0.02	9.17	9.18	9.21±0.04	9.20±0.02	9.16±0.02
	430635	9.047±0.018	8.985±0.018	8.96	8.94	8.88±0.02	8.89±0.06	8.800±0.019
	000018	10.9±0.2	10.8±0.2	10.79	10.77	10.18±0.03	10.10±0.03	10.10±0.03
	341312	11.10±0.06	10.84±0.06	10.69	10.55	10.20±0.02	10.11±0.03	10.019±0.018
	210457	11.72±0.11	11.39±0.11	11.2:	10.52±0.04	10.09±0.03	9.83±0.02	9.75±0.02
	420632	11.02±0.06	10.64±0.06	10.40	10.20	9.87±0.03	9.73±0.02	9.68±0.03
	110417	12.02	11.48	11.12	10.93	10.31±0.02	10.14±0.02	10.033±0.019
	331340	11.89±0.10	11.39±0.10	11.08	10.81	10.29±0.02	10.04±0.03	9.957±0.019
B	120532	12.70	—	11.40	11.24	11.12±0.03	10.96±0.03	10.84±0.02
	230838	10.40±0.03	9.85±0.03	9.50	9.20	8.69±0.03	8.14±0.04	7.57±0.03
	410305	11.38±0.06	10.85±0.06	10.51	10.23	9.90±0.03	9.63±0.02	9.61±0.02
	000041	10.73±0.08	10.13±0.08	9.74	9.42	9.06±0.03	8.87±0.08	8.78±0.02
	210868	—	—	—	11.47±0.10	10.92±0.03	10.62±0.02	10.52±0.02
	420039	12.5	—	11.94	11.72	11.22±0.03	10.98±0.02	10.89±0.03
	210734	12.6	12.2:	11.0:	10.62±0.05	9.99±0.03	9.60±0.02	9.47±0.02
	211394	13.54	13.5:	12.16	11.80±0.07	11.36±0.02	11.01±0.02	10.88±0.02
	131161	13.3	12.7:	11.6:	11.30±0.08	10.33±0.03	9.76±0.02	9.62±0.02
	210434	13.5	13.3:	11.51	11.25±0.07	10.57±0.03	9.93±0.02	9.77±0.02
C	211474	13.6	13.4:	12.0:	11.10±0.07	10.88±0.03	10.29±0.02	10.07±0.02
	111112	12.9	14.0:::	11.5	10.74	10.16±0.02	9.46±0.03	9.187±0.019
	420316	13.45	13.5:	12.1:	11.80±0.05	10.83±0.03	10.31±0.02	10.126±0.019
	130452	14.5	14.1:	12.5	11.74	10.69±0.03	9.96±0.04	9.56±0.03
	430136	14.5	14.4:	12.9:	12.38±0.05	11.16±0.03	10.53±0.02	10.36±0.02
	000005	—	14.05 ^w	13.23 ^w	12.37 ^w	11.16±0.03	10.46±0.02	10.31±0.02
	230062	14.20	—	12.80	12.31	11.45±0.02	10.87±0.03	10.72±0.02
	121137	14.70	14.2:	12.8	12.14±0.05	11.24±0.03	10.59±0.02	10.42±0.02
	430847	14.70	14.2:	12.7	12.05±0.04	10.82±0.03	10.10±0.02	9.917±0.019
	420176	14.6	16.8:	13.4	12.44	11.32±0.03	10.69±0.02	10.36±0.02
D	111155	—	14.5:	13.8:	11.98±0.06	10.88±0.03	10.16±0.02	10.01±0.02
	430967	14.9	13.5:	13.5	12.63±0.04	11.31±0.03	10.45±0.02	10.00±0.02
	440660	15.37	14.6:	13.8:	12.42±0.05	11.05±0.03	10.25±0.02	9.83±0.02
	000006	—	14.84 ^w	13.88 ^w	12.88 ^w	11.39±0.03	10.66±0.02	10.51±0.02
	420742	15.39	15.0:	13.45	12.60±0.02	11.41±0.03	10.74±0.02	10.44±0.02
	140159	15.51	15.1:	13.30	12.61±0.04	11.46±0.03	10.77±0.02	10.54±0.02
	110882	14.76	15.1:	13.08	12.57±0.06	11.55±0.03	10.86±0.02	10.67±0.02
	431166	14.86	15.2:::	13.18	12.88±0.04	11.62±0.03	10.97±0.03	10.75±0.02
	121112	15.21	15.4:	13.2	12.81±0.05	11.51±0.03	10.76±0.02	10.40±0.02
	420040	14.87	15.2:	13.38	12.94±0.02	11.96±0.03	10.79±0.02	9.94±0.03
E	420147	15.1	15.1:	13.2	12.91±0.02	11.52±0.03	10.77±0.02	10.42±0.02
	140187	15.56	15.3:	14.5:	12.80±0.04	11.61±0.03	10.86±0.02	10.585±0.019
	120321	15.36	15.0:	13.21	12.80±0.05	11.70±0.02	11.02±0.02	10.759±0.019
	110129	15.88	15.5:	13.2	12.89±0.05	11.72±0.03	11.03±0.02	10.81±0.02
	141453	15.17	15.5:::	13.95	12.96±0.04	11.73±0.03	10.84±0.02	10.34±0.02
	130577	15.20	15.3:::	14.6:	12.98±0.05	11.81±0.02	11.16±0.03	10.925±0.019
	130160	15.5–16.9	15.1:	12.8–14.2	12.98±0.06	11.81±0.03	11.13±0.02	10.926±0.019
	140960	15.26	15.1:	12.5–13.8	12.99±0.04	11.84±0.03	11.11±0.03	10.59±0.02
	140690	15.92	15.3:	13.0	13.13±0.04	11.50±0.02	10.63±0.02	10.03±0.02
	000044	15.51	15.2±0.2 ^k	11.4–15.3	13.19	11.89±0.03	11.11±0.02	10.90±0.02
F	310827	16.05	15.7:	13.71	13.34±0.05	11.73±0.02	11.03±0.02	10.74±0.02
	441371	16.25	15.7:	14.14	13.23±0.04	11.95±0.02	11.20±0.02	11.03±0.02
	000028	15.8	15.8±0.2 ^k	14.29	13.50	12.07±0.03	11.26±0.02	10.77±0.02
	211125	16.52	16.6:::	14.65	13.39±0.06	12.11±0.03	11.36±0.02	11.17±0.02
	110683	16.07	16.6:::	14.57	13.40±0.05	12.15±0.03	11.42±0.03	11.17±0.02
	141522	15.81	15.6:	13.7	13.28±0.04	12.34±0.03	11.56±0.03	11.28±0.02
	110810	15.5	16.9:::	14.52	13.82±0.05	11.99±0.03	11.19±0.02	10.734±0.019
	230034	16.24	—	14.65	13.54±0.11	12.11±0.03	11.40±0.03	11.18±0.03
	110056	16.2	16.6:	15.8:	14.08±0.08	11.50±0.03	10.55±0.02	9.91±0.02
	141204	16.4	16.3:	14.41	13.60±0.04	12.16±0.03	11.47±0.02	11.25±0.02
G	111122	19.0:	18.2:	16.8:	13.95±0.05	12.14±0.03	11.50±0.04	11.27±0.03
	000020	14.8–16.7	16.0±0.2 ^k	15.0	13.58	12.14±0.03	11.38±0.02	11.047±0.019
	210324	17.32	17.7:::	15.20	13.96±0.06	12.48±0.03	11.82±0.03	11.55±0.02
	000007	—	15.1±0.2 ^k	14.6	14.67	12.17±0.03	11.47±0.02	10.99±0.02
	140217	16.9	17.4:::	15.0	14.00±0.04	12.34±0.03	11.58±0.02	11.25±0.02
	110910	16.3–17.9	17.8:	15.46	14.16±0.06	12.61±0.03	12.00±0.02	11.69±0.02
	420229	17.58	17.3:	15.74	14.10±0.02	12.76±0.03	12.02±0.02	11.80±0.02
	110181	17.4	17.5:::	15.4	14.18±0.05	12.78±0.03	12.05±0.02	11.83±0.02
	420452	17.28	17.4:::	15.56	14.17±0.05	12.81±0.03	12.04±0.02	11.73±0.02
	431006	15.9–17.1	16.9:	15.45	14.10±0.04	12.83±0.03	12.13±0.02	11.87±0.03
H	110730	16.8	17.1:::	15.07	14.12±0.06	12.90±0.03	12.12±0.03	11.93±0.02
	110269	18.24	18.6:::	15.77	14.45±0.06	12.60±0.02	12.01±0.02	11.68±0.02
	420367	18.62	18.4:	16.23	14.48±0.02	12.81±0.03	12.18±0.02	11.92±0.02
	430532	16.53	17.6:::	15.1	14.42±0.04	12.82±0.03	12.06±0.03	11.59±0.02
	330493	17.48	—	15.72	14.47±0.06	13.00±0.03	12.30±0.02	12.05±0.02
	430130	18.2	18.0:	16.3	14.69±0.05	13.19±0.03	12.50±0.02	12.24±0.02
	110611	16.7–18.1	17.7:	15.61	14.70±0.05	13.40±0.03	12.67±0.03	12.46±0.03
	411321	17–20	18.3:	15.95	14.78±0.04	13.26±0.02	12.59±0.02	12.32±0.02
	430929	18.0	18.5:::	16.28	14.95±0.04	13.18±0.03	12.40±0.03	12.12±0.02
	431269	18.42	18.4:	16.64	14.99±0.04	13.39±0.03	12.72±0.02	12.46±0.03

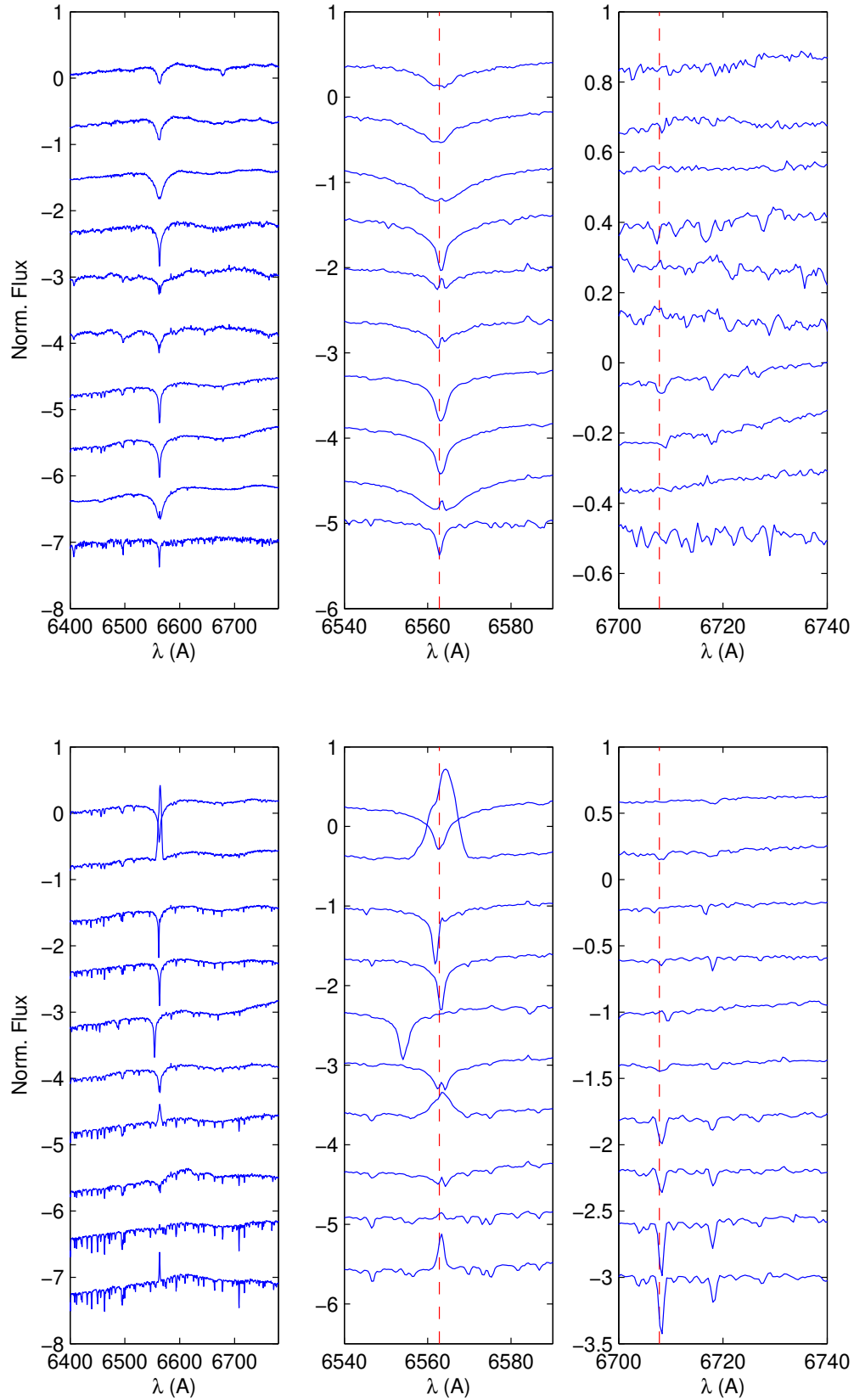


Figura 3.30: Espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis de los grupos A (arriba) y B (abajo).

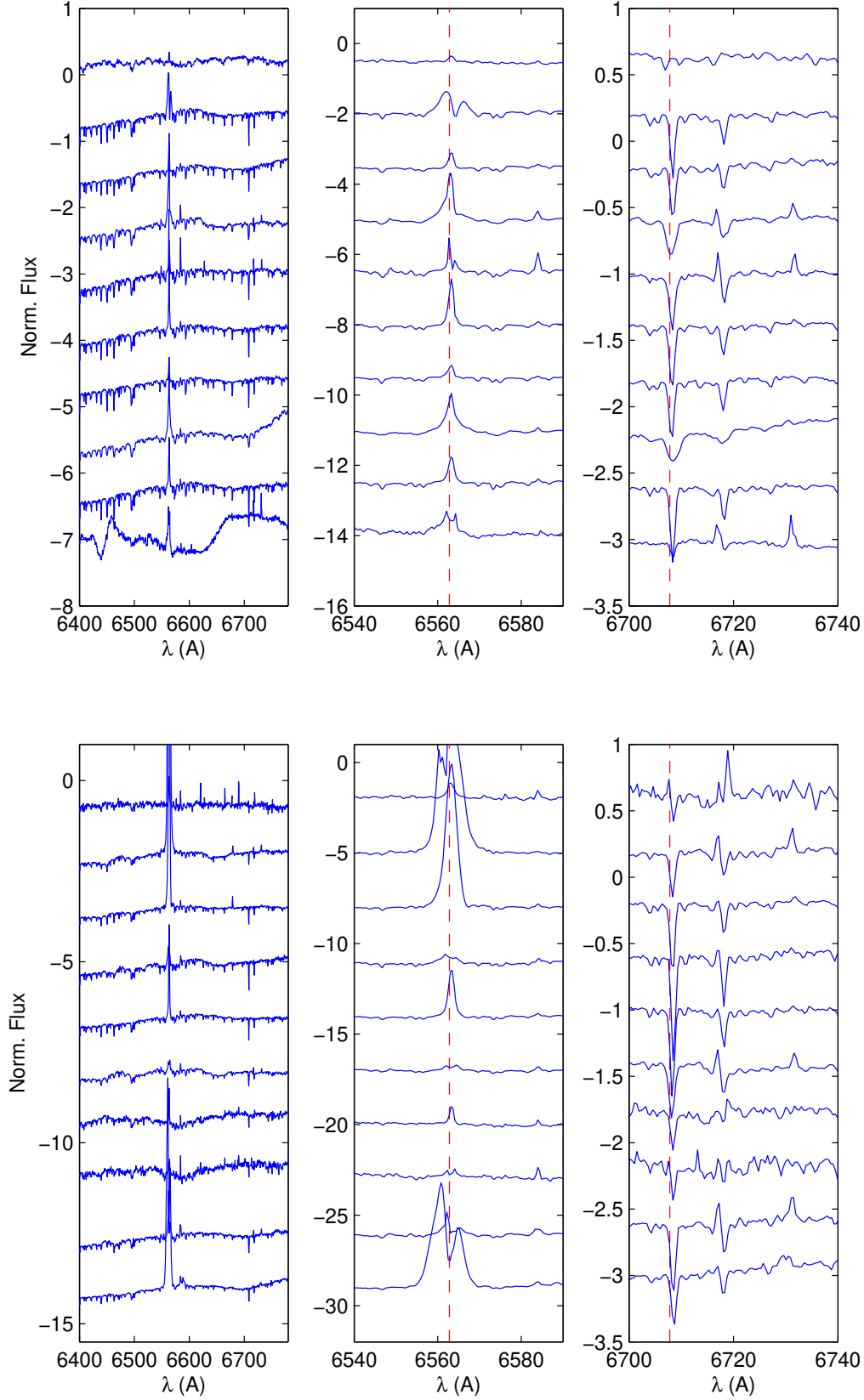


Figura 3.31: Espectros AUTOFIB2 + WYFOS de los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis de los grupos C (arriba) y D (abajo).

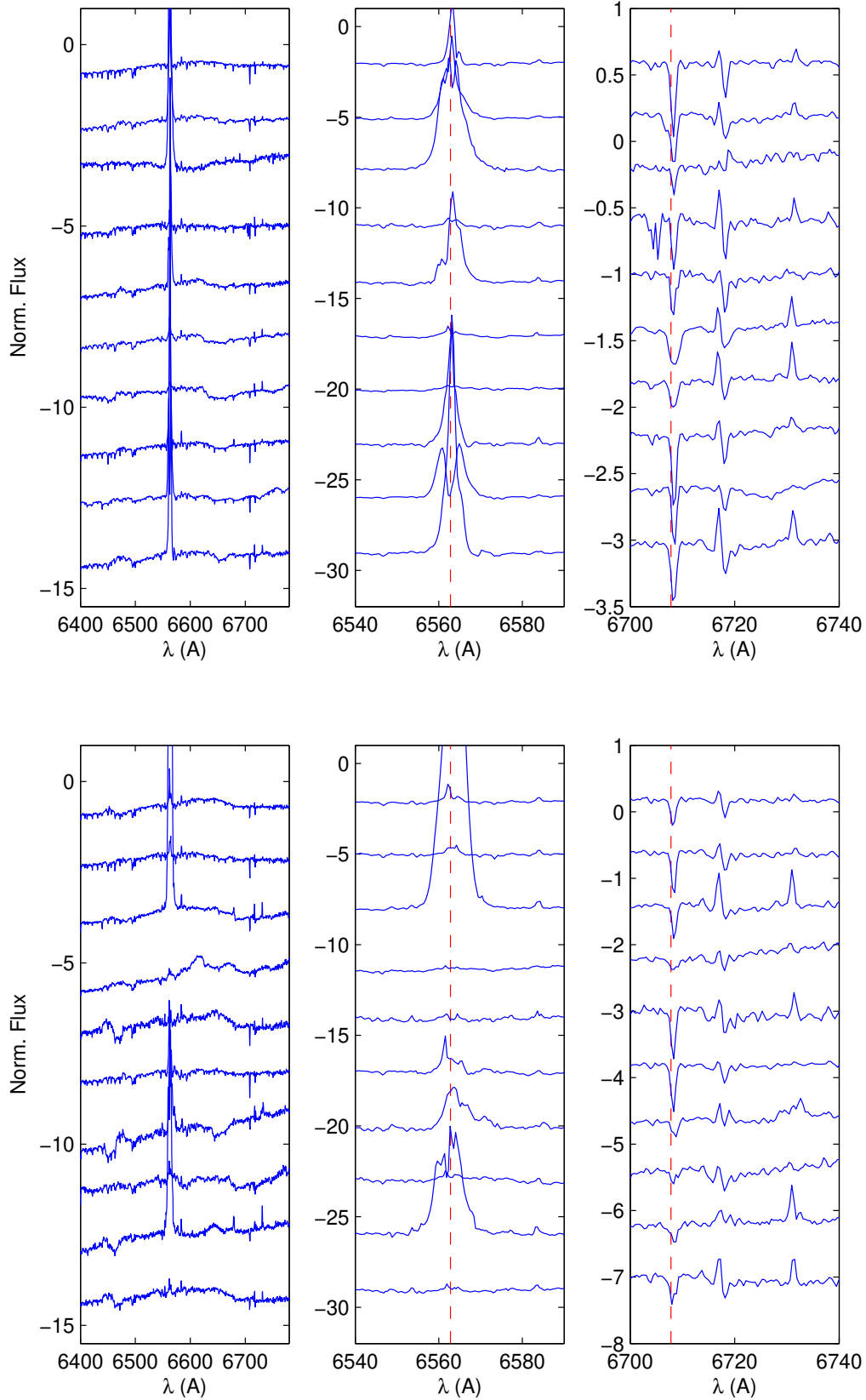


Figura 3.32: Espectros AUTOFIB2 + WYFFOS de los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis de los grupos E (arriba) y F (abajo).

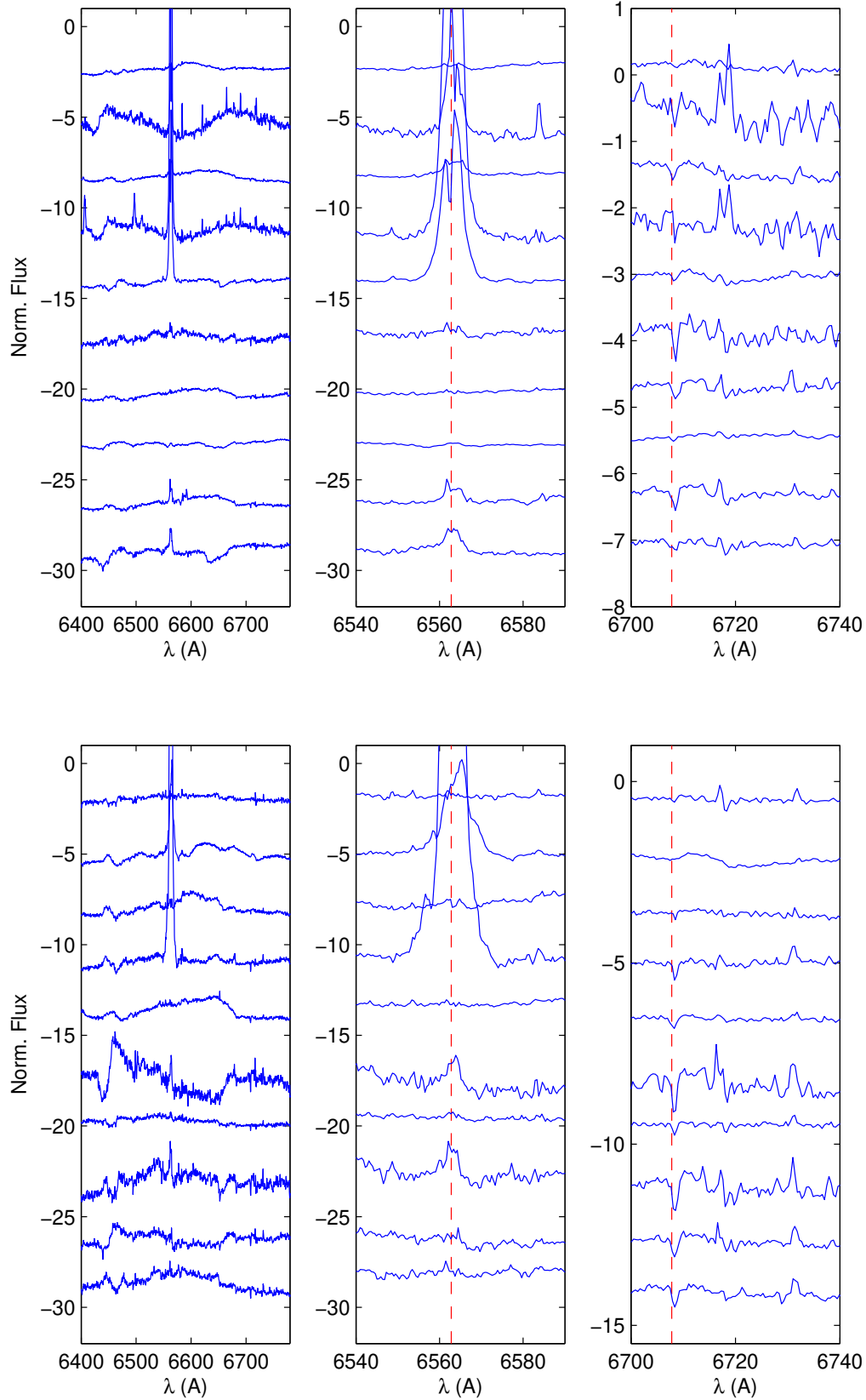


Figura 3.33: Espectros AUTOFIB2 + WYFOS de los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis de los grupos G (arriba) y H (abajo).

Tabla 3.22: Lista de no miembros del cúmulo σ Orionis observados con AUTOFIB2 + WYFFOS.

α (J2000)	δ (J2000)	I	J	SO	Nombre/nota
05 37 16.60	-02 10 24.2	9.26	7.858	231212	
05 39 51.12	-02 32 25.7	11.04	9.379	110270	
05 38 55.88	-03 01 26.3	10.73	9.638	421031	
05 39 23.49	-02 16 49.9	11.27	10.169	141016	$V_r = 66.4 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$
05 39 50.61	-02 53 00.7	11.55	10.275	440728	
05 37 54.25	-02 14 00.2	11.77	10.474	240546	
05 39 19.03	-02 21 38.1	11.43	10.478	141110	
05 37 37.85	-02 50 09.5	11.64	10.506	340502	
05 37 13.51	-02 15 59.2	11.43	10.535	241225	
05 37 10.35	-02 19 33.1	11.27	10.540	241273	
05 37 59.70	-02 51 03.3	11.93	10.690	340096	
05 39 00.84	-02 09 32.7	11.99	10.903	131108	
05 39 07.41	-02 00 18.6	11.31	10.945	131013	
05 37 24.98	-02 52 02.3	12.06	11.047	340709	
05 40 20.33	-02 54 08.3	11.80	11.088	440218	
05 37 14.07	-02 21 09.0	11.72	11.178	241215	
05 37 50.47	-03 00 43.4	12.29	11.190	310322	
05 38 39.62	-02 26 49.7	12.02	11.223	120908	
05 39 08.29	-02 49 46.3	12.14	11.258	441377	
05 39 24.02	-02 57 48.6	12.30	11.263	411068	
05 37 30.94	-02 36 21.8	11.73	11.272	330584	
05 38 00.68	-03 03 40.4	11.67	11.280	310099	
05 39 31.36	-02 52 52.2	12.06	11.303	441034	
05 39 34.64	-02 12 35.5	12.37	11.306	140804	
05 40 23.61	-02 43 07.7	12.37	11.366	430116	
05 37 26.93	-02 21 54.1	12.39	11.413	241003	
05 38 26.40	-02 34 28.6	12.33	11.417	210038	
05 39 55.72	-03 00 23.8	12.65	11.420	410551	
05 38 23.24	-02 12 48.5	12.65	11.482	240078	
05 36 54.67	-02 32 07.0	12.01	11.504	221028	
05 38 37.71	-03 03 13.1	12.63	11.507	421148	
05 39 31.85	-03 06 33.9	12.01	11.514	410936	
05 39 38.32	-02 33 05.4	12.22	11.555	110437	ζ Haro 5-28?
05 38 56.99	-02 31 25.7	11.99	11.567	110979	
05 37 14.41	-02 07 53.7	12.56	11.647	231249	
05 39 19.98	-02 08 29.3	12.34	11.657	130817	
05 38 29.93	-02 23 38.2	12.36	11.666	120731	
05 37 49.82	-02 46 03.2	12.45	11.693	340266	
05 40 00.75	-02 39 52.4	12.34	11.742	430425	
05 37 33.16	-02 53 36.0	13.05	11.772	340567	
05 39 29.08	-01 59 23.1	13.09	11.779	130681	
05 39 24.21	-02 55 28.6	13.04	11.792	441143	
05 38 27.01	-03 04 54.1	12.62	11.796	421275	
05 39 00.09	-02 18 38.2	12.59	11.805	141474	
05 39 44.77	-03 01 11.1	12.53	11.859	410744	
05 37 51.61	-02 35 25.7	13.21	11.894	330240	H α emis.
05 39 03.86	-02 07 08.6	12.77	11.980	131061	
05 38 12.13	-02 09 20.2	12.77	11.983	230292	
05 38 19.07	-02 32 01.5	12.76	11.992	121216	
05 39 40.30	-02 43 40.2	13.07	12.026	430718	ζ RW Ori?
05 40 13.25	-02 12 56.7	12.79	12.030	140030	
05 39 07.78	-02 05 47.3	13.10	12.199	131005	
05 39 45.01	-02 53 48.9	13.74	12.267	440823	
05 39 29.71	-02 27 22.7	13.40	12.268	110557	"Kiso A-0976 351 B" ζ 1RXS J053924.0-030010?
05 39 24.92	-03 00 33.1	12.92	12.366	411053	
05 37 57.79	-02 55 00.2	13.40	12.407	340124	
05 38 59.78	-02 53 57.5	14.32	13.155	420586	