

Part II

Población de objetos subestelares en el cúmulo σ Orionis y su relación con la población estelar

2

El cúmulo σ Orionis

I've seen things you people wouldn't believe.
Attack ships on fire off the shoulder of Orion...
I watched C-beams... glitter in the dark near Tannhäuser Gate.

Roy Batty (Blade Runner)

La constelación de Orión, el cazador, es una de las más bellas del firmamento y una de las más interesantes desde el punto de vista astrofísico: en el corazón de la Nebulosa de Orión se encuentra el Trapecio, uno de los conjuntos de estrellas de tipo OB mejor estudiado del cielo; a su alrededor se encuentra una burbuja de gas ionizado, una región H II y un cúmulo de estrellas y objetos subestelares con masas que se extienden hasta el dominio planetario (p.e., Hillenbrand 1997; Lucas & Roche 2000; Muench et al. 2002); en la cabeza del Cazador se encuentran tres cúmulos estelares, Barnard 30, Barnard 35 y λ^1 Orionis, en el último de los cuales se conocen objetos con masas desde varias decenas de $M_{\odot}$ a una decena de M_{Jup} (Duerr et al. 1982; Barrado y Navascués 2004b); en el Cinturón se localizan tres estrellas masivas, perfectamente alineadas, Alnitak (ζ Orionis), Alnilam (ϵ Orionis) y Mintaka (δ Orionis); alrededor de la estrella central se encuentra un rico cúmulo abundante en estrellas masivas y enanas marrones (Collinder 1931; Béjar et al. 2003); cerca de Alnitak, en las proximidades de la Nebulosa de Caballo, cuyas crines están iluminadas por la estrella σ Orionis, aún se están formando estrellas...

La constelación está dominada por los componentes estelares del complejo Orion OB1, un conjunto de cuatro subgrupos de asociaciones de estrellas OB, cada una de edades (entre 1 y 10 Ma), distancias (entre 300 y 500 pc) y localizaciones ligeramente distintas. Blaauw (1964), Warren & Hesser (1978), Goudis (1982), Brown, de Geus & de Zeeuw (1994) y otros autores han descrito los límites de los subgrupos, bautizados Ori OB1a, b, c y d. Este complejo está posiblemente asociado al bucle de Barnard, un rasgo de gran tamaño con emisión H α y que se extiende hasta Erídano, y a un agujero en la distribución de gas H I, a su vez resultado de varios sucesos de supernova que ocurrieron hace unos 4 Ma (los frentes de choque-ionización, como los originados durante los fenómenos de supernova, son las protagonistas de la propagación a gran escala de la formación secuencial estelar en el escenario de Elmegreen & Lada 1977).

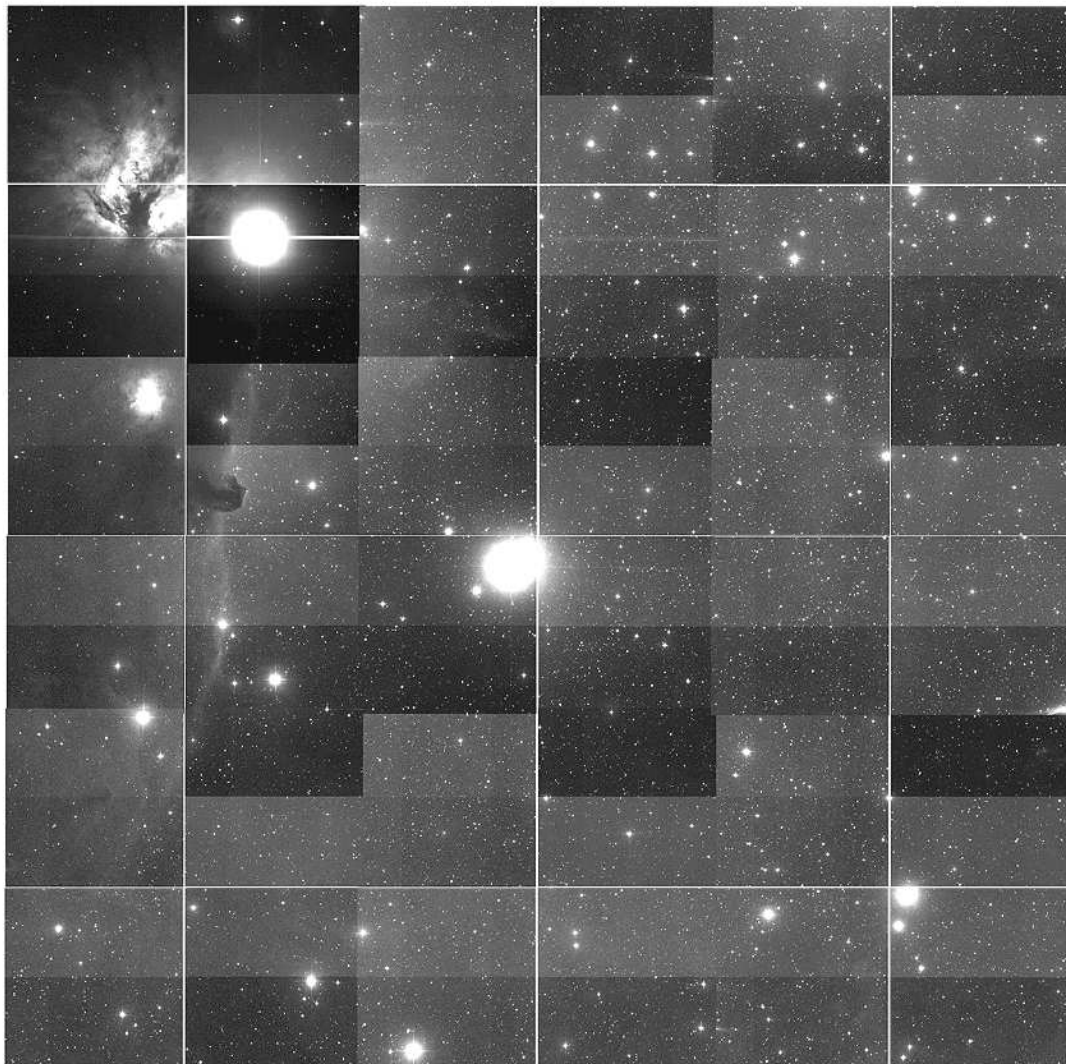


Figura 2.1: Mosaico en luz blanca de la región alrededor de σ Orionis. El sistema OB estelar σ Orionis ABCDE se encuentra en el centro del mosaico; Alnitak y NGC 2024 (la Nebulosa de la Llama) se encuentran al noreste; la Nebulosa de Cabeza de Caballo al este; y la región H II IC 434 al noreste de la Cabeza. Las imágenes fueron tomadas con la 1.0 m Orbital Ground Station de la Agencia Espacial Europea y la cámara ESA-CCD en el Observatorio del Teide (excepto que se mencione lo contrario, en todas las imágenes de esta memoria de Tesis el norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda, como es el convenio habitual).

2.1 La cuarta estrella del Cinturón de Orión y su cúmulo

El subgrupo de las estrellas del Cinturón de Orión, conocido como la Asociación Ori OB1b, es en el que se encuentra el cúmulo estelar abierto σ Orionis. Se ha sugerido en repetidas ocasiones que existe una estructura fina en la dispersión de edades, distancias y velocidades

radiales de los componentes estelares de la asociación (Hardie et al. 1964; Warren & Hesser 1977a,b; Guetter 1981; Giesekeing 1983; Genzel & Stutzki 1989). La parte este del Cinturón parece ser la más alejada y joven. σ Orionis se encuentra precisamente al este de la asociación, cerca de Alnitak, la Nebulosa de Caballo, NGC 2024, la región H II IC 434 y la nube Orion B, y es la región de mayor densidad estelar de la Asociación. En alguna ocasión se ha llegado a proponer que la estrella σ Orionis pertenecía a IC 434 (p.e., Cruz-González et al. 1974).

El cúmulo σ Orionis ha resultado ser una de las regiones de la Vía Láctea más interesantes de estudiar de cara a comprender la formación de objetos subestelares. A pesar de no ser tan extremadamente joven como la región del Trapecio al sur de la Espada de Orión o no ser tan cercano como las ricas regiones de formación estelar del Hemisferio Sur (en Camaleón, Ofiuco...), tiene las ventajas de poseer una moderada juventud, una relativa cercanía y, sobre todo, una casi total ausencia de extinción. Esto podría deberse a los intensos vientos que generaría la estrella O central, que limpiarían su entorno de gas y polvo. Algunos autores han llegado a sugerir que σ Orionis es en realidad una región H II (Reipurth et al. 1998). La inyección de energía al medio, sea a través de radiación ultravioleta ionizante directamente o a través de la formación indirecta de turbulencias, podría ser uno de los ingredientes necesarios para explicar porqué se forman muchos objetos subestelares en ricos cúmulos con gran cantidad de estrellas masivas, como σ Orionis, y no tantos en otros¹.

Garrison (1967) y Lyngå (1981; en la primera edición del Lund Observatory Catalogue of Open Clusters) fueron los primeros en reconocer el cúmulo de σ Orionis como tal. Wolk (1996) y Walter, Wolk & Sherry (1998) detectaron una sobredensidad de fuentes de rayos X alrededor del centro del cúmulo y una población de estrellas de baja masa de presecuencia principal (también: Walter et al. 1997; Wolk & Walter 1998). Posteriores trabajos han investigado parcialmente las poblaciones de estrellas de muy baja masa y objetos subestelares.

2.1.1 Región central

La estrella σ de la constelación de Orión (05 38 44.76 –02 36 00.2 J2000), exactamente en el centro del cúmulo al que da nombre, se conoce desde tiempos pretéritos, al ser visible a simple vista ($V \approx 3.8$). Desde mediados del siglo XIX se sabe que σ Orionis es en realidad un sistema múltiple. De hecho, la separación de los componentes se suele utilizar para probar el poder resolutorio de un instrumento telescópico de pequeña abertura por los astrónomos aficionados. Hasta mediados del siglo XX se le consideró como un probable miembro del grupo de velocidad radial de β Cephei. En la actualidad se cree que el sistema es al menos quintuple. σ Orionis A es la estrella primaria más brillante, de tipo O9.5V y con una masa de entre 20 y 25 $M_{\odot}$. Separada tan sólo 0.265 arcsec de la componente A, se encuentra σ Orionis B, una estrella de tipo B0.5V de $\sim 15 M_{\odot}$ (parámetros de la órbita respecto a la primaria: $P = 158$ a, $e = 0.06$, $i = 153$ deg; Heintz 1997). Frost & Adams (1904) fueron los primeros autores en considerar el par AB y estudiarlo en detalle. Bolton (1974) midió

¹Se había propuesto que en el Toro, por ejemplo, había un déficit de enanas marrones en un factor dos respecto al Trapecio de Orión (Briceño et al. 1998; Luhman 2000; Luhman et al. 2003). Sin embargo, estos resultados son discutibles a raíz de los resultados de Luhman (2004b) y, especialmente, de Guieu et al. (2005), quienes han detectado una población apreciable de estrellas de muy baja masa y enanas marrones.

velocidades radiales de los componentes A y B de -88 y $+197$ km s $^{-1}$, respectivamente. El elevado valor de $v \sin i$ de σ Orionis AB, de 96 km s $^{-1}$, encontrado por Morrell & Levato (1991) se debe probablemente al efecto de la binariedad no resuelta en sus espectros (en otras palabras, quizá no pudieron separar las líneas dobles de la binaria espectroscópica $-SB2-$ AB).

Los componentes σ Orionis C (A0V, $\sim 3 M_{\odot}$) y D (B2V, $\sim 8 M_{\odot}$) se encuentran a 11 arcsec hacia el suroeste y 13 arcsec hacia el este, respectivamente. El quinto componente del sistema, σ Orionis E ($\sim 8 M_{\odot}$), es una estrella rica en helio, fuertemente emisora en raxos X y de tipo espectral peculiar B2Vp. Se encuentra a 42 arcsec al este-noreste de la primaria, a una distancia física proyectada de unas $15\,000$ AU. La tremenda luminosidad de estas cinco estrellas de tipos tempranos es la razón del relativo desconocimiento de la población de estrellas de baja masa y objetos subestelares en la zona central del cúmulo, ya que las búsquedas ópticas están fuertemente afectadas por su resplandor.

van Loon & Oliveira (2003) propusieron que una fuente infrarroja a 3.3 arcsec al noreste de σ Orionis AB, σ Orionis IRS1, podría ser una nube de gas asociada al sistema. En esta memoria de Tesis se presentan datos apoyando la idea de que en realidad se trata de una estrella de tipo intermedio embebida en una densa concha. Más miembros del sistema múltiple central pueden haber esquivado su detección, como se comentará más adelante.

2.1.2 Distancia

Existen diferentes estimaciones de la distancia a la asociación Ori OB1b y, por ende, al cúmulo σ Orionis (Brown, de Geus & de Zeeuw 1994; Perryman et al. 1997; de Zeeuw et al. 1999; Brown et al. en prep.). Las distancias publicadas varían entre los 352^{+166}_{-168} pc medidos por *HIPPARCOS* (a σ Orionis AB) y los 473 ± 33 pc publicados por de Zeeuw et al. (1999) y Brown, Walter & Blaauw (1999). Las determinaciones de distancias más recientes son las de Hernández et al. (2005), que determinaron 443 ± 16 y 392 ± 20 pc como distancias a partir de la paralaje y de los diagramas color-magnitud, respectivamente.

En esta memoria de Tesis se va a utilizar como valor de la distancia al cúmulo σ Orionis $d = 360^{+70}_{-60}$ pc (Brown et al. 1994), calculada a partir del módulo de distancia promedio de varias estrellas de la Asociación. Este valor ha sido contrastado mediante el estudio de los datos de la paralaje medidos por *HIPPARCOS* de varias decenas de estrellas de la Asociación Ori OB1b. Seleccionando y promediando los valores de la paralaje no negativos (el catálogo de *HIPPARCOS* hace denotar así las medidas de distancia poco fiables) y con errores menores del 50% del valor de la paralaje ($\delta\pi/\pi < 0.50$) de estrellas que por su localización (en la región del Cinturón de Orión), por sus colores muy azules ($B - V < -0.05$ mag) o por su velocidad tangencial (que se desvíe menos de 10 mas a $^{-1}$ de la de σ Orionis AB) pertenecen con seguridad a la Asociación Ori OB1b, se obtiene una distancia a la misma de 350 ± 90 pc, muy similar a la medida por Brown et al. (1994).

2.1.3 Edad

También existen distintas determinaciones de la edad, basadas en distintas metodologías (a partir de la comparación de espectros de resolución intermedia y síntesis espectrales alrededor de Li I $\lambda 6707.8$ Å, presencia de estrellas de tipos muy tempranos, frecuencia de

discos o mejores ajustes a isocronas), pero todas convergen a un rango muy estrecho de edades. En la Tabla 2.1 se resumen algunas de estas determinaciones. En esta memoria de Tesis se utilizarán 3, 1 y 8 Ma como valores más probable, mínimo y máximo de la edad del cúmulo, respectivamente.

Tabla 2.1: Distintas determinaciones de la edad de σ Orionis.

Edad (Ma)	Fuente
8	Blaauw (1964)
$<5.1^a$	Warren & Hesser (1978)
7	Blaauw (1991)
1.7 ± 1.1	Brown et al. (1994)
$4.2^{+2.7}_{-1.5}$	Oliveira et al. (2002)
$2-4^b$	Zapatero Osorio et al. (2002b)
2.5 ± 0.3	Sherry, Walter & Wolk (2004)
3.5 ± 3.0	Hernández et al. (2005)
3-5	Briceño et al. (2005)

^a: Edad sin corregir de rotación; este valor debe entenderse, por tanto, como valor superior.

^b: Límite de edad superior de 8 Ma; límite inferior de 1 Ma.

2.1.4 Movimiento propio y velocidad radial

Orión se encuentra en el antápex, alejándose de nosotros en la dirección de movimiento del Sol, por lo que su velocidad tangencial es muy pequeña. Brown et al. (1999) y de Zeeuw et al. (1999) mostraron que el 96% de los candidatos fotométricos de la Asociación Ori OB1 seleccionados por Brown et al. (1994) verificaban:

$$(\mu_\alpha \cos \delta - 0.44)^2 + (\mu_\delta + 0.65)^2 \leq 25, \quad (2.1)$$

donde las unidades son mas a^{-1} . El movimiento propio de σ Orionis AB es $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+4.61 \pm 0.88, -0.40 \pm 0.53)$ mas a^{-1} . De una forma muy conservadora, es esta memoria de Tesis se van a descartar como miembros del cúmulo σ Orionis aquellos objetos cuya velocidad tangencial que se diferencie en más de 10 mas a^{-1} de la de σ Orionis AB. Un objeto que poseyera tal velocidad tangencial diferencial, en un millón de años (la edad mínima del cúmulo) tendría una separación con σ Orionis AB de hasta 2.8 deg (unas tres veces el diámetro máximo del cúmulo; véase a continuación). En coordenadas galácticas, los movimientos propios son $\mu_l \cos b \approx 0.8$ mas a^{-1} y $\mu_b \approx 0.1$ mas a^{-1} .

La velocidad radial, V_r , de miembros del cúmulo, en promedio o de un objeto en particular, ha sido medida en repetidas ocasiones, focalizándose tanto en estrellas de alta masa como en las de baja masa y enanas marrones. En la Tabla 2.2 se recopilan casi todas las determinaciones de la velocidad radial de miembros de σ Orionis publicadas en la bibliografía.

Algunos objetos de muy baja masa con rasgos de juventud extrema, pertenecientes al cúmulo, poseen V_r significativamente distintas de las del promedio. Estos objetos, como S Ori 45 (Zapatero Osorio et al. 2002a, 2003b) u otros cuatro detectados por Kenyon et al. (2005) (entre ellos S Ori 20 y 36), son posiblemente sistemas binarios no resueltos en modo imagen. No se conocen muchos sistemas múltiples espectroscópicos estelares de masa alta e

Tabla 2.2: Distintas determinaciones de la velocidad radial de σ Orionis a partir de medidas de uno o varios miembros.

V_r (km s $^{-1}$)	Objeto(s)	Fuente
+22.3	σ Orionis AB	Frost & Adams (1904)
+30.6	σ Orionis AB	Frost, Barrett & Struve (1926)
+24.6	σ Orionis AB	Plaskett & Pearce (1931)
+27.8	σ Orionis AB	Heard (1949)
+29.2 $\pm$ 2.0	σ Orionis AB	Wilson (1953)
+29.1	σ Orionis AB	Evans (1967)
+25.9 $\pm$ 0.8 ^a	σ Orionis E	Bolton (1974)
+27	σ Orionis AB	Cruz-González et al. (1974)
+31.6 $\pm$ 1.6	σ Orionis AB	Conti, Leep & Lorre (1977)
+38 $\pm$ 3 ^b	σ Orionis AB	Bohannon & Garmany (1978)
+43.8	σ Orionis AB	Garmany, Conti & Massey (1980)
+27	σ Orionis AB	Morrell & Levato (1991)
+25–30	Varios	Walter et al. (1998)
+37.3 $\pm$ 5.8	Varios	Zapatero Osorio et al. (2002a)
+27 $\pm$ 5	Varios	Muzerolle et al. (2003)
+29.5	Varios	Burningham et al. (2005)
+31.2 $\pm$ 0.2	Varios	Kenyon et al. (2005)
+32 $\pm$ 13	S Ori J053825.4–024241	Caballero et al. (2006)

^a: También midió la diferencia de velocidad radial de los dos componentes de σ Orionis AB.

^b: También determinaron la velocidad del viento de σ Orionis AB en 27 $\pm$ 6 km s $^{-1}$.

intermedia en σ Orionis (se podrían citar σ Orionis AB, HD 294272 AB, OriNTT 429 AB y RX J0539.8–0205 ABC). Tal vez este hecho resida en que hasta la fecha no se ha realizado ningún trabajo sistemático de búsqueda de binarias espectroscópicas en el cúmulo.

2.1.5 Tamaño

Sherry, Walter & Wolk (2004) y Béjar et al. (2004a) estudiaron la distribución espacial de miembros del cúmulo. Los primeros ajustaron la distribución a un modelo de King, descrito por tres parámetros: la densidad central ρ_0 , el radio de King r_0 (o radio del núcleo) y el radio de marea r_t . Varias combinaciones paramétricas se ajustaban a la distribución radial medida. Los autores propusieron como valores razonables de los parámetros $\rho_0 = 3$ pc $^{-3}$ (aunque podría ser mayor debido a la incompletitud de su búsqueda en la región central), $r_0 = 1.6$ pc y $r_t \sim 20$ pc. A 30–40 arcmin la densidad de miembros es menor que la densidad de contaminantes fotométricos en su búsqueda, por lo que el valor de ~ 30 arcmin (unos 3 pc a la distancia del cúmulo) parece adecuado como radio proyectado del cúmulo.

La forma funcional expuesta por Béjar et al. (2004a) para explicar la distribución de la densidad de objetos de muy baja masa por unidad de área era aún más sencilla. Estos autores, a partir del estudio de la distribución espacial de la población subestelar en el cúmulo de σ Orionis detectada con una amplia búsqueda *IZ*, descubrieron que la distribución podía ajustarse a una ley exponencial en función de la distancia al centro r con sólo dos parámetros: densidad central ρ_0 y radio efectivo r_0 (o característico; distancia a la que la densidad de objetos cae e^{-1} respecto a la densidad central): $\rho(r) = \rho_0 e^{-r/r_0}$. Sólo estudiaron la distribución espacial de miembros estelares de muy baja masa y subestelares en una corona alrededor del centro del cúmulo. El centro de masas de todo el cúmulo coincide

con gran precisión con σ Orionis AB, (O9.5V+B0.5V; $\sim 20+15 M_{\odot}$). Encontraron que, para el mejor ajuste, los parámetros de la distribución eran $\rho_0 = 0.26 \pm 0.03$ objetos/arcmin² y $r_0 = 8.8 \pm 0.6$ arcmin⁽²⁾. Apreciaron un aumento en la densidad respecto a la esperada a más de 30 arcmin hacia el noreste, que atribuyeron a la posible existencia de otro cúmulo alrededor de la estrella O9.5Ib Alnitak. Aparte de esta desviación, no detectaron ninguna otra aglomeración de objetos subestelares, comprobándolo mediante la comparación de las distribuciones de distancias al próximo vecino medidas y simuladas por métodos de Monte Carlo. Más adelante se utilizarán los resultados de este estudio.

Más allá del radio estimado del cúmulo de 30 arcmin no sólo existe la contaminación de miembros del hipotético cúmulo de Alnitak al noreste, sino también la de la Asociación Ori OB1c al sur y la de una aglomeración de estrellas masivas entre Alnitak y Alnilam, al noroeste de σ Orionis, evidente en la digitalización de placas de DSS, pero no estudiado todavía. Además, a unos 30 arcmin al este de σ Orionis se encuentra la Nebulosa de Cabeza de Caballo, con una fuerte extinción en el óptico y en el infrarrojo cercano (véase la Figura 2.1).

2.1.6 Masa total y función de masa

Sherry et al. (2004) catalogaron en su búsqueda fotométrica 140 candidatos a miembros del cúmulo con masas en el rango $0.2 M_{\odot} \leq M \leq 1.0 M_{\odot}$ y una docena de estrellas de Brown et al. (1994) con $M \geq 3 M_{\odot}$ (tipo espectral más temprano que A0) y a una distancia menor de 30 arcmin del centro. A partir de esta lista y teniendo en cuenta binariedad y la incompletitud de su búsqueda predijeron que el cúmulo posee unas 400 estrellas ($0.072 M_{\odot} \leq M \leq 50 M_{\odot}$) y unas 200 enanas marrones (con $M \geq 0.010 M_{\odot}$). El número de estrellas masivas (13 estrellas OB en un radio de 30 arcmin), aunque muy elevado, no es inconsistente con el número de estrellas de masas intermedia y baja.

Sherry et al. (2004) también estimaron una masa total de $225 \pm 30 M_{\odot}$. Esta masa total es relativamente pequeña si la comparamos con la de otros cúmulos (por ejemplo, la masa total de las Pléyades es superior a $1000 M_{\odot}$), lo que podría provocar que el cúmulo no estuviera ligado gravitatoriamente. Se espera que su dispersión de velocidades sea similar a la del Cúmulo de la Nebulosa de Orión (ONC, *Orion Nebula Cluster*), con dispersiones promedio de velocidad entre ~ 1.5 y ~ 2.8 km s⁻¹ en varios intervalos de masa (creciendo hacia masas menores – van Altena 1988; Jones & Walker 1988; Tian et al. 1996; Hillenbrand & Hartmann 1998). Walter et al. (1998) impusieron un límite superior a la dispersión de velocidades de los miembros de σ Orionis en 5 km s⁻¹. Asumiendo la masa total indicada y un radio de 3 pc, la velocidad de escape en el borde del cúmulo sería de ~ 0.8 km s⁻¹. A menos que la dispersión de velocidades sea mucho menor que los ~ 2 km s⁻¹ esperados por comparación con ONC, el cúmulo no puede estar ligado gravitatoriamente.

Ha habido pocos estudios de la función de masa subestelar, como la aproximación estadística usando datos de Two Micron All Sky Survey y Guide Star Catalogue (2MASS y GSC) de Tej et al. (2002). El estudio más completo hasta la fecha ha sido el realizado por Béjar et al. (2001). Encontraron que el espectro de masa se podía representar por una ley de potencias, $dN/dM \propto M^{-\alpha}$, aumentando hacia masas menores con un exponente

²Béjar et al. (en prep.) han determinado de nuevo los parámetros en $\rho_0 = 0.24 \pm 0.02$ objetos/arcmin² y $r_0 = 9.9 \pm 0.7$ arcmin.

$\alpha = +0.8 \pm 0.4$. Zapatero Osorio et al. (2003a) y Béjar et al. (2004a) propusieron que el dominio de masas planetarias, aunque incompleto, extrapola suavemente los resultados del dominio de las enanas marrones. Los objetos subestelares en σ Orionis son muy comunes, aunque su contribución en masa no es significativa en comparación con la de las estrellas. Sorprendentemente, el número de estudios de la función de masa estelar también es muy bajo. Sherry et al. (2004) apuntaron que la función inicial de masa en el rango $0.2\text{--}1.0 M_{\odot}$ es consistente con la IMF de las estrellas de campo de Kroupa (2002).

2.1.7 Extinción

Una de las diferencias entre σ Orionis y otros cúmulos ligeramente más jóvenes es su baja extinción. Ésto tiene la gran ventaja de que durante la selección fotométrica de candidatos a miembros no es necesario realizar ningún desenrojecimiento, con lo que se evitan los problemas que ello acarrea. Sin embargo, tiene la desventaja de que los objetos de fondo no están fuertemente extinguidos y pueden contaminar las búsquedas fotométricas. El inconveniente de la contaminación obliga no sólo a tomar espectroscopia para demostrar que los blancos seleccionados caen en la secuencia espectrofotométrica del cúmulo, sino que los espectros obtenidos deben mostrar además rasgos de juventud (como por ejemplo Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción, como se verá más adelante). Lee (1968), Guetter (1979), Brown et al. (1994), Béjar et al. (2001), Béjar et al. (2004b), Hernández et al. (2005) y otros autores han cuantificado la extinción visual A_V de varias decenas de componentes confirmados del cúmulo (o bien, los excesos de color $E(B - V)$ o $E(I - J)$, que se pueden relacionar con la extinción visual usando las fórmulas de Rieke & Lebofski (1985), y ninguno de los valores es mayor que 1.0, y al menos el 90% de los valores de A_V son menores que 0.25).

Brown et al. (1994) determinaron que las nubes Orion A y B, extensos emisores en $100 \mu\text{m}$ detectados por *IRAS* y que engloban la Nebulosa de Cabeza de Caballo, NGC 2023/2024 y la región de S Monocerotis (NGC 2064), se encuentran a unos 410 pc, con una profundidad aproximada de 180 pc. Su extensión tangencial es bastante similar, de tan sólo 120 pc. A pesar de la presencia de estas nubes, la correlación entre extinción visual y regiones de mayor densidad en la nube no es muy fuerte. A_V parece depender más de aumentos de densidad locales o de las distintas profundidades en las nubes a las que se encuentran las estrellas.

El cúmulo se encuentra lo suficientemente alejado del plano galáctico como para que la contaminación por gigantes rojas enrojecidas de fondo sea inapreciable. Sin embargo, la presencia de galaxias rojas muy lejanas impondrá, como veremos, serios problemas durante la identificación de los candidatos fotométricos más débiles. Las coordenadas galácticas de σ Orionis son $(l, b) = (207, -17)$ deg.

2.1.8 Excesos infrarrojos, discos y chorros

El grupo de Astrofísica de la Keele University está realizando un estudio sobresaliente acerca de la presencia de discos alrededor de miembros estelares y subestelares del cúmulo σ Orionis. Utilizan datos en las bandas JHK_s (Oliveira et al. 2002), L' (Oliveira, Jeffries & van Loon 2004), $N1$ y $Q1$ y espectroscopia en el rango de $8\text{--}13 \mu\text{m}$ (Oliveira & van Loon 2004) para estudiar las distribuciones espectrales de energía de los objetos e inferir

la presencia de envolturas de polvo y/o discos de acreción. Oliveira et al. (2004) derivaron una frecuencia de discos en el rango 46–54% en una muestra representativa de miembros de σ Orionis usando información en las bandas JHK_sL' . Compárense estos valores con la frecuencia de discos en estrellas de masa intermedia y baja y enanas marrones a partir de información sólo JHK_s , en el rango 5–12% (Tej et al. 2002; Barrado y Navascués et al. 2003b; Caballero et al. 2004). Estos valores son muy similares también a los encontrados por Jayawardhana et al. (2003), que detectaron una estrella de baja masa con exceso L' en una muestra de seis candidatos a miembros del cúmulo. La frecuencia de discos a partir de colores infrarrojos parece ser del mismo orden que a partir de la presencia de líneas de emisión y $H\alpha$ muy intensa en espectros de resolución intermedia (p.e., Zapatero Osorio et al. 2002a). Recientemente, Hernández et al. (2005) derivaron una frecuencia de 3.8–5.1% de estrellas de la (súper)Asociación Ori OB1bc con disco a partir del número de estrellas Herbig Ae/Be. Sin embargo, usando su criterio de extinción HK , la frecuencia de discos en estrellas masivas de Ori OB1bc era de $17.4 \pm 3.6\%$, intermedia entre los resultados de Oliveira et al. (2004) y los obtenidos para los objetos de menor masa.

El análisis de fuentes de objetos Herbig-Haro y de sus chorros en la región (Reipurth et al. 1998; Mader et al. 1999; López-Martín et al. 2001; Andrews et al. 2004) también ha cobrado especial atención de los especialistas en magnetohidrodinámica. Reipurth et al. (1998) identificaron cuatro chorros Herbig-Haro en el cúmulo σ Orionis (HH 444, 445, 446 y 447). Estos flujos se originan en estrellas T Tauri con baja extinción y no embebidas en el núcleo de una nube molecular. Dos de las fuentes de los chorros (HH 445 y 446) parecen estar asociadas a débiles colas de nebulosidad en emisión que apuntan en dirección opuesta al centro del cúmulo. Los autores propusieron que estas estructuras cometarias de varios segundos de arco de tamaño (varios miles de AU) son reminiscencias de las colas asociadas a los discos protoplanetarios (*proplyds*) embebidas en el Cúmulo de la Nebulosa de Orión (O'Dell et al. 1993; Bally et al. 1998, 2000), y podrían indicar indirectamente la presencia de fotoablación en discos circunestelares (Johnstone et al. 1998). Los cuatro chorros son altamente asimétricos, con el haz principal unas diez veces más brillante en $H\alpha$ que el contra-chorro.

Addendum. Durante la fase de arbitraje de esta memoria de Tesis se han liberado datos fotométricos en las bandas infrarrojas 3.6, 4.5, 5.8 y 9.0 μm obtenidos con Spitzer Space Telescope en la región de σ Orionis. Desafortunadamente, estos datos sólo se han podido utilizar en casos muy puntuales. El potencial de estos datos de cara a detectar excesos de flujo a longitudes de onda debidos a discos de acreción es enorme y comienza a ser explotado.

2.1.9 Emisión de rayos X

El trabajo presentado en la memoria de Tesis de Scott Wolk (1996) fue el pionero en el estudio de fuentes de rayos X en la región de σ Orionis. Utilizó datos de *ROSAT* (*Röntgensatellit*), fotometría *VRIJHK* y espectroscopia óptica para detectar y estudiar contrapartidas visuales de fuentes de rayos X y nuevas estrellas de presecuencia principal seleccionadas a partir de diagramas color-magnitud. Nakano et al. (1999), usando datos tomados con *ASCA* (Astro-D) de la asociación Ori OB1b, derivaron luminosidades y temperaturas en el rango X de una veintena de estrellas del cúmulo. Usando también datos de

ROSAT, Mokler & Stelzer (2002) propusieron la detección en rayos X de tres candidatos fotométricos de σ Orionis con tipos espectrales M5–6. Finalmente, Sanz-Forcada, Franciosini & Pallavicini (2004) observaron con una profundidad superior a la de trabajos anteriores gran parte del cúmulo, usando *XMM-Newton*. Estudiaron con detenimiento los espectros X en el rango de energías entre 0.5 y 5 keV de σ Orionis AB, σ Orionis E y de otras dos intensas fuentes X en las cercanías del centro del cúmulo. Los mismos autores preparan un estudio de contrapartidas ópticas de fuentes X de miembros del cúmulo hasta casi el límite de combustión de hidrógeno (Sanz Forcada, com. priv.; se avanzaron resultados preliminares en Sanz-Forcada et al. 2004). En capítulos posteriores de esta memoria de Tesis se describirán adecuadamente las observaciones y los resultados de Wolk (1996) y de Sanz-Forcada et al. (2004) y su relación con los datos aquí presentados. Aún no se ha realizado un estudio riguroso de frecuencia de emisión X entre los miembros conocidos del cúmulo, tanto estelares como subestelares, y sólo se conocen bien unos pocos de los emisores más intensos.

Addendum. Durante la fase de arbitraje de esta memoria de Tesis ha sido aceptado para publicación el análisis espacial y espectral de todo el campo estudiado por Sanz-Forcada et al. (2004). A partir de sus datos de *XMM-Newton*, Franciosini, Pallavicini & Sanz-Forcada (2005) han identificado 88 miembros del cúmulo de entre las 175 fuentes que detectaron, han propuesto 11 nuevos candidatos, y estudiaron el cociente $\log(L_X/L_{\text{bol}})$, la variabilidad, la frecuencia de fulguraciones, las temperaturas quiescentes T_1 y T_2 y la metalicidad.

2.1.10 Emisión $H\alpha$

Las búsquedas Kiso de estrellas con líneas de emisión, especialmente $H\alpha$, en el complejo de Orión (Kogure et al. 1989; Wiramihardja et al. 1989, 1991; Nakano et al. 1995) confirmaron como fuertes emisores a decenas de candidatos a miembros del cúmulo σ Orionis y de regiones anexas detectados previamente por Haro & Moreno (1953) y otros autores, y detectaron otros tantos nuevos objetos del complejo. Unas dos docenas de fuentes en estos catálogos se encuentran a menos de 30 arcmin del centro del cúmulo σ Orionis. Posteriormente se han publicado otros estudios a partir de datos tomados con prisma-objetivo y placas Schmidt similares a los anteriores, como los de Weaver & Babcock (2004). Este tipo de estudios tienen la ventaja de reconocer de forma sencilla aquellos objetos con intensa emisión $H\alpha$, pero ésta se puede medir sólo cualitativamente y por comparación.

Algunos estudios espectroscópicos han hecho especial hincapié en el análisis de la emisión $H\alpha$ de algunos objetos, sean dentro de una muestra de estrellas de baja masa de presecuencia principal o estrellas T Tauri de líneas débiles detectadas por *ROSAT* (Alcalá et al. 1996, 2000; Zapatero Osorio et al. 2002a) u objetos –subestelares– en particular (Béjar et al. 1999; Zapatero Osorio et al. 2002b; Barrado y Navascués et al. 2002a; Caballero et al. 2006).

A la joven edad de σ Orionis, la mayoría de las estrellas de tipos K y M temprano-intermedio y algunas enanas marrones M tardías mostrarán actividad cromosférica, detectable en forma de líneas de emisión en los espectros, especialmente $H\alpha$. Sin embargo, algunos objetos presentan esta línea en emisión muy intensa, ancha y/o con claras asimetrías, incluso bilobulada. Estos casos se explican por la acreción y la transferencia de masa entre el cuerpo principal y un disco (o un compañero de menor masa).

2.1.11 Metalicidad

Se ha realizado el estudio de la abundancia de litio y/o de la metalicidad de sólo algunas estrellas interesantes, entre las que se encuentran el análogo joven solar HD 294297 (Cunha, Smith & Lambert 1995, 1998; Cayrel de Strobel et al. 1997; Cunha et al. 2000) y la K3 doble OriNTT 429 (Lee, Martín & Mathieu 1994; Mathieu 1994). En particular, Cunha y colegas determinaron las abundancias NLTE (no equilibrio térmico local) de cuatro elementos en la estrella $\sim$ G0 ($T_{\text{eff}} = 6\,150$ K) HD 294297: $\log N(\text{Li}) = 2.56$, $\log N(\text{B}) = 2.65$, $\log N(\text{O}) = 8.61$ y $\log N(\text{Fe}) = 7.32$ ($\rightarrow [\text{Fe}/\text{H}] = -0.2$). Lee et al. (1994) midieron $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.43$ en la primaria y -0.24 ± 0.10 en la secundaria. Por otro lado, a partir de espectros en rayos X entre 0.5 y 5 keV, Sanz-Forcada et al. (2004) midieron la abundancia $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ de σ Orionis A+B+IRS1. También le determinaron abundancias de C, N, O y Ne respecto a Fe. En resumidas cuentas, no hay un estudio específico de la metalicidad del cúmulo; las medidas actuales sugieren una metalicidad ligeramente inferior a la solar.

Addendum. Franciosini et al. (2005), en su nuevo análisis espectral de datos *XMM-Newton*, han derivado abundancias $Z/Z_{\odot} \sim 0.1\text{--}0.3$, que se corresponden aproximadamente con el rango de metalicidades entre -0.5 y -1.0 . Algunas de sus estrellas presentan metalicidades propias de objetos del halo galáctico, lo que está claramente en contradicción con otras medidas en la Asociación Ori OB1b.

2.1.12 Variabilidad fotométrica

La mayoría de los trabajos de variabilidad fotométrica en el cúmulo se habían centrado en estrellas muy masivas o de tipo solar (p.e., Fedorovich 1960; Landstreet & Borra 1978). Sólo los trabajos de Bailer-Jones & Mundt (2001), Zapatero Osorio, Caballero & Béjar (2003b), Caballero et al. (2004, 2006) y Scholz & Eislöffel (2004) se han dedicado hasta ahora a estudiar la variabilidad de objetos de tan poca masa como las enanas marrones.

Scholz & Eislöffel (2004) presentaron los resultados de dos campañas de monitorización fotométrica en σ Orionis, centrándose en el estudio de estrellas de baja masa y enanas marrones (con masas entre 0.7 y 0.03 $M_{\odot}$). Detectaron 23 objetos con variabilidad periódica, de los que 16 presentaban variabilidad de baja amplitud (<0.2 mag en la banda *I*) que se podía aproximar por un senoide. La variabilidad en estos objetos estaba probablemente causada por manchas fotosféricas corrotantes con el objeto. Para los otros 7 objetos, con amplitudes entre 0.25 y 1.1 mag, sus variabilidades consistían en una variación periódica sobre la que se superponían fluctuaciones de pequeña escala. Tomaron espectroscopia de tres objetos extremadamente variables y de un objeto no variable de comparación, todos ellos con tipos espectrales en el rango M4.0–M5.5 (lo que hacía clasificarlos como estrellas de muy baja masa, cerca del límite de combustión de hidrógeno). Los tres primeros objetos presentaban indicaciones de procesos de acreción, como intensas emisiones $\text{H}\alpha$ y del triplete del calcio en 8 500–8 600 Å. También detectaron otras líneas prohibidas en emisión. A partir de estos resultados, concluyeron que un 5–7 % de sus blancos mostraban discos, y que la vida media de estos discos es de unos 3–4 Ma, un tiempo significativamente más corto que para las estrellas de masa solar. Propusieron tanto el escenario de bloqueo gravitatorio del objeto central con el disco para explicar los lentos periodos de rotación de los cuerpos más variables, como el acortamiento de la vida media de los discos o la atenuación de los campos magnéticos al disminuir la masa del cuerpo central.

Anteriormente al trabajo de Scholz & Eislöffel (2004), ya se había estudiado la variabilidad fotométrica de objetos ultrafríos de σ Orionis. El trabajo pionero fue el de Bailer-Jones & Mundt (2001), en el que, entre otros blancos del campo y de otros cúmulos, se observaron seis candidatos a enanas marrones de σ Orionis (de las que sólo una se ha confirmado espectroscópicamente como miembro del cúmulo y otras dos o tres han resultado ser contaminantes fotométricos). Zapatero Osorio et al. (2003b) profundizaron en el estudio de S Ori 45, una enana marrón de unas 20–25 M_{Jup} con Li I en absorción y H α en emisión variable. Presentaron resultados sobre el análisis de las curvas de luz del objeto subestelar obtenidas con una plétora de instrumentos y telescopios (MAGIC en el 2.2 m Calar Alto Teleskop, WFC en el Isaac Newton Telescope, CAIN-2 en el Telescopio Carlos Sánchez y ALFOSC en el Nordic Optical Telescope). En capítulos posteriores de esta memoria de Tesis se detallarán adecuadamente las observaciones y los resultados de los trabajos de Bailer-Jones & Mundt (2001) y de Zapatero Osorio et al. (2003b), particularizando cada objeto observado. Asimismo, en los Capítulos 7 y 8 se tratarán en profundidad sendas investigaciones de variabilidad de enanas marrones en el cúmulo (el segundo estudio se particulariza en el análisis de S Ori J053825.4–024241, en el que también se detallan nuevos resultados espectroscópicos). Estas dos investigaciones se expondrán en la Parte IV de la memoria de Tesis, dedicada a actividad y meteorología de enanas ultrafrías.

2.2 Nuestros estudios

La primera búsqueda de estrellas de muy baja masa y enanas marrones en el cúmulo σ Orionis fue la realizada por Béjar, Zapatero Osorio & Rebolo (1999 – a partir de ahora Be99). Seleccionaron 49 objetos a partir de diferentes diagramas color-magnitud utilizando información fotométrica en las bandas *RIZ*. Ocho de los objetos sirvieron para trazar la secuencia espectrofotométrica en el rango de masas entre ~ 0.1 y $\sim 0.02 M_{\odot}$, tras obtener espectroscopia óptica de baja resolución en el intervalo 6 350–9 200 Å. S Ori 45 (M8.5, $I \approx 19.5$) resultó ser el candidato subestelar de más baja masa detectado hasta entonces.

Los tres objetos más débiles de la búsqueda de Be99 sólo poseían fotometría *IZ*. Zapatero Osorio et al. (1999b) presentaron fotometría en la banda *J* y espectroscopia de baja resolución entre 6 000 y 10 000 Å de uno de ellos, S Ori 47. Dados su tipo espectral, L1.5, su rojo color $I - J$, 3.3 ± 0.1 mag, y la detección de litio en absorción, se derivaron su pertenencia al cúmulo y su masa, en la frontera entre las enanas marrones menos masivas y los objetos de masa planetaria. Más detalles sobre S Ori 47 se darán en el Capítulo 6.

El mismo área cubierta por Be99, pero con una profundidad mayor, se reobservó en las bandas *IZJ* (Zapatero Osorio et al. 2000 – ZO00). Se detectaron una veintena de objetos con colores típicos de enanas de tipos L tempranos e intermedios, para muchos de los cuales se presentaron también medidas fotométricas en la banda *K*. Las masas derivadas de los objetos más brillantes en esta publicación eran candidatos a enanas marrones cerca de la masa límite de combustión de deuterio. Los más débiles podían ser apropiadamente llamados objetos aislados de masa planetaria. Se tomó espectroscopia en el óptico de dos y en el infrarrojo en las bandas *H* y *K* de otros dos, incluyendo S Ori 47. El candidato con espectroscopia más débil, S Ori 60, de pertenecer al cúmulo, tendría una masa de unas 8 M_{Jup} .

De nuevo, haciendo uso de la fotometría *IZJ* de la búsqueda de ZO00, Béjar et al. (2001

– Be01) identificaron 64 candidatos a miembros de baja masa del cúmulo, en el rango de los objetos de masa planetaria, las enanas marrones y de estrellas de muy baja masa, de los que 17 poseían también fotometría en la banda K y 14 espectroscopia. Derivaron un exponente del espectro de masa ($\Delta N/\Delta M \propto M^{-\alpha}$) $\alpha = +0.8 \pm 0.4$ válido para masas menores de $0.2 M_{\odot}$. Con este resultado, se sugirió que el número de objetos de masa planetaria podría ser similar al de enanas marrones, y que la suma de las contribuciones de ambos tipos de objetos subestelares podría ser también tan numerosa como la de todas las estrellas del cúmulo.

Barrado y Navascués et al. (2001b) y Martín et al. (2001b) obtuvieron espectroscopia óptica e infrarroja, respectivamente, de un total de 16 candidatos fotométricos a miembros de masas planetarias del cúmulo. La mayoría de las observaciones confirmaron la pertenencia de los objetos a la hipotética secuencia espectral de σ Orionis.

La detección de rasgos espectrales de juventud en un objeto de masa planetaria (aunque muy cerca del límite subestelar), S Ori 55, fue un espaldarazo para nuestros estudios. Este miembro, de tipo espectral M9 y de unas $12 M_{\text{Jup}}$, presentó variaciones enormes de la pseudoanchura equivalente de la línea de emisión $H\alpha$. Mientras que aproximadamente un mes antes de las observaciones descritas por Zapatero Osorio et al. (2002b) la pEW($H\alpha$) era de $5 \pm 5 \text{ \AA}$ (Barrado y Navascués et al. 2001b), los primeros autores midieron pEW de 180 ± 80 y $410 \pm 100 \text{ \AA}$ en dos espectros separados entre sí 43 min. Aunque las fulguraciones o *flares* no son raros en las estrellas de campo de tipo M intermedio, sí lo son en las de tipo tan tardío como M9. Estas variaciones tan grandes muy posiblemente estén asociadas a actividad (cromosférica o de disco) debido a la juventud del objeto. La corta edad de S Ori 55 está apoyada además por la debilidad de los rasgos de absorción de los metales alcalinos Na I y K I, a la vez que un fortalecimiento de las bandas de absorción de los óxidos de titanio y de vanadio, en comparación con estrellas de campo evolucionadas con el mismo tipo espectral. La debilidad de las líneas de Na I y K I es distintiva de objetos jóvenes de baja gravedad superficial (Martín, Rebolo & Zapatero Osorio 1996; Martín, Delfosse & Guieu 2004).

Barrado y Navascués et al. (2002a) detectaron S Ori 71, un objeto de tipo espectral muy similar al de S Ori 55, $L0.0 \pm 0.5$, pero con una emisión $H\alpha$ mucho más intensa, $700 \pm 80 \text{ \AA}$, y asimétrica. Su emisión es persistente en el tiempo (Barrado y Navascués, com. pers.), y es una de las más grandes detectadas hasta la fecha en objetos jóvenes de tipo tan tardío.

Zapatero Osorio et al. (2002a – ZO02a) atacaron de nuevo el problema de la juventud, presentando una colección de espectros de resolución baja e intermedia para 25 estrellas de baja masa y 2 enanas marrones del cúmulo. Los espectros estaban centrados alrededor de $H\alpha$ y de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. El rango de tipos espectrales estudiados varió entre K6 y M8.5. Midieron velocidades radiales para todos los objetos, consistentes en general con pertenencia al cúmulo, y detectaron otras líneas de emisión, aparte de $H\alpha$, en algunos de ellos, como [O I] $\lambda\lambda 6300, 6364$, [N II] $\lambda\lambda 6548, 6583$, He I $\lambda 6678$ y [S II] $\lambda\lambda 6718, 6731$. A partir de la comparación de sus observaciones con las curvas de crecimiento de Li I, derivaron el rango de edad más probable del cúmulo.

La detección de S Ori 70 (Zapatero Osorio et al. 2002c), un objeto cuya masa más probable es del orden de $3 M_{\text{Jup}}$, marcó un nuevo hito en las búsquedas de objetos de muy baja masa y en la confrontación de las observaciones con los modelos (tanto para explicar la formación de objetos de tan baja masa como para comparar las magnitudes y

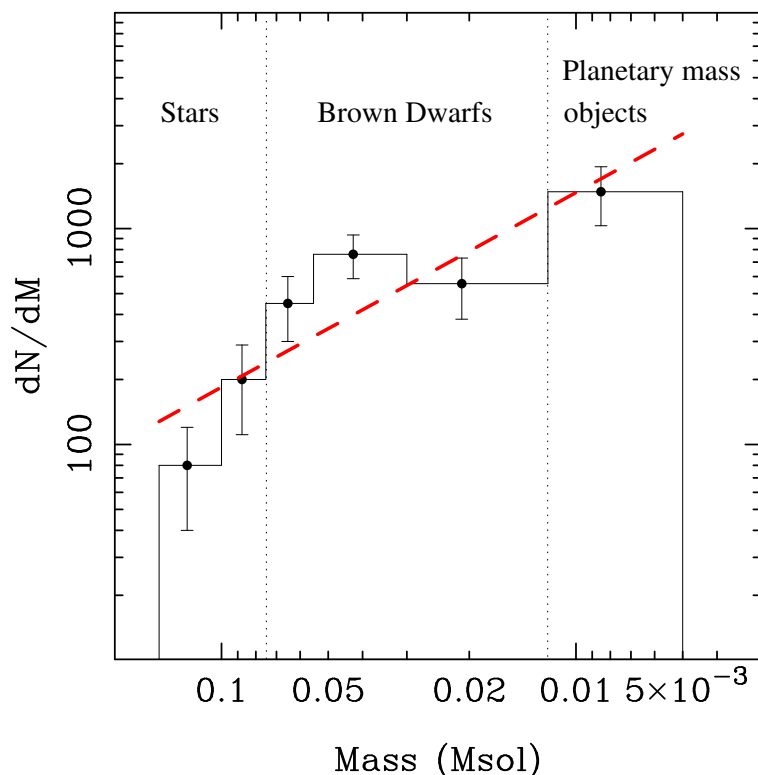


Figura 2.2: Espectro de masa de σ Orionis desde las estrellas de baja masa hasta unas $5 M_{\text{Jup}}$. Se ha adoptado una edad de 3 Ma y la relación masa-luminosidad de Baraffe et al. (2002). La línea discontinua marca el ajuste de la ley de potencias $\Delta N/\Delta M \propto M^{-\alpha}$, con $\alpha = +0.9 \pm 0.4$. Las barras de error provienen de la estadística poissoniana (Zapatero Osorio et al. 2003a).

los flujos espectrales medidos con los predichos). Dada la importancia de este objeto³ y la participación del doctorando en su detección, análisis y estudio posterior, éstos serán tratados en una próxima sección.

Barrado y Navascués et al. (2003b) presentaron espectroscopia óptica de 24 objetos ultratráns, para los que derivaron tipos espectrales (entre M5.0 y M8.5) y midieron la anchura equivalente de la línea de $H\alpha$, $pEW(H\alpha)$. Estudiaron la variabilidad espectroscópica de la emisión $H\alpha$ de diez objetos, detectando variaciones temporales en al menos dos (S Ori 39 y S Ori J053826.1–024041). Recopilaron datos fotométricos infrarrojos (de 2MASS, principalmente) y espectroscópicos ópticos para detectar excesos de emisión en la banda K_s , intensas emisiones $H\alpha$ y líneas prohibidas también en emisión. Con estos datos, clasificaron tentativamente una lista de 54 estrellas de baja masa y enanas marrones en objetos en la fase T Tauri de líneas débiles (actividad coronal-cromosférica) o clásica (actividad acrecional). Estimaron que la frecuencia mínima de discos era de 5–12%.

Béjar, Zapatero Osorio & Rebolo (2004b – Be04b) presentaron otra búsqueda fotométrica RI y posterior seguimiento en el infrarrojo $J(K_s)$, en la que cubrieron 430 arcmin^2 y se-

³Durante 2003 existió una página web dedicada al estudio de la civilización de los habitantes de S Ori 70, los sorianos: www.sori70.com. No es broma.

leccionaron 50 objetos a miembros del cúmulo (la mayoría de los cuales ya habían sido detectados en búsquedas anteriores). Aproximadamente $\sim 6\%$ de los objetos presentaba exceso en la banda K_s .

Finalmente, Béjar et al., a partir de datos presentados en la memoria de Tesis de Víctor Javier Sánchez Béjar (2001), preparan un nuevo estudio a partir de una búsqueda IZ muy extensa (1.12 deg^2) y profunda ($I_{\text{compl}} \sim 22$). Han seleccionado 160–180 objetos del diagrama I vs. $I - Z$, de los que aproximadamente el 70% sigue la secuencia infrarroja del cúmulo. A partir de la localización espacial de los candidatos a miembros subestelares, han estudiado la distribución espacial radial del cúmulo. Parte de esta investigación fue avanzada en Béjar et al. (2004a).

Un objeto “metano” aislado de masa planetaria en Orión

S Ori 70 (nombre UAI/IAU: S Ori J053810.1–023626) es un objeto aislado de tipo espectral T descubierto en una pequeña (55.4 arcmin^2) y profunda ($JH_{3\sigma} \sim 21$) búsqueda en la dirección del cúmulo estelar σ Orionis. La búsqueda se realizó en las bandas JH con la cámara infrarroja INGRID del William Herschel Telescope en noviembre del 2000. La calibración se efectuó en abril de 2002 con la cámara infrarroja CAIN del Telescopio Carlos Sánchez. Se inspeccionaron también imágenes ópticas Iz tomadas con la cámara-espectrómetro de baja resolución LRIS del Keck II Telescope en diciembre de 1998. Sus colores en el infrarrojo cercano eran azulados ($J - H = -0.14 \pm 0.15 \text{ mag}$) y muy enrojecidos en la parte roja del óptico ($I - J = 4.8 \pm 0.4 \text{ mag}$), característicos de las enanas de tipo T. Un espectro infrarrojo HK de baja resolución tomado en el Keck I Telescope con la cámara de infrarrojo cercano NIRC en diciembre de 2001 confirmó la presencia de bandas de metano. En la misma noche y con el mismo instrumental se tomó también imagen en K_s . El espectro infrarrojo de S Ori 70 tomado con NIRC/Keck I y suavizado con cajas de 5 píxeles se puede encontrar en la Fig. 2.3. Como comparación, se muestran encima los espectros de dos enanas marrones estándares del campo, una L8V (SD0857+57) y una T6V (2M0243–24), tomados con la misma instrumentación y en la misma noche. Todos los espectros se han normalizado por el pico en el flujo en la banda H y se han desplazado en una unidad para mayor claridad. Las características espectrales más relevantes aparecen en la parte superior de la figura.

El espectro infrarrojo obtenido se comparó con espectros sintéticos proporcionados por France Allard y se realizó un ajuste por mínimos cuadrados variando los parámetros. El mejor ajuste fue para $T_{\text{eff}} = 800^{+200}_{-100} \text{ K}$, $\log g = 4.0 \pm 1.0 \text{ (cm s}^{-2}\text{)}$. Asumiendo una edad para el cúmulo de σ Orionis de entre 1 y 8 Ma y utilizando los modelos evolutivos más avanzados (Burrows et al. 1997; Chabrier et al. 2000b; Baraffe et al. 2002), la masa de S Ori 70 era de $3^{+5}_{-1} M_{\text{Jup}}$. La detección de un objeto tan liviano en una búsqueda que ha cubierto tan poca área apunta a la existencia de un espectro de masa creciente en σ Orionis, incluso para las masas en el rango planetario. S Ori 70 no es sólo el objeto aislado de menor masa descubierto por ahora, sino un desafío a los modelos de formación. En Zapatero Osorio et al. (2002c) se pueden encontrar más detalles sobre S Ori 70.

Posteriormente, Martín & Zapatero Osorio (2003) ajustaron un nuevo espectro ($1.17\text{--}1.37 \text{ }\mu\text{m}$) tomado con NIRSPEC/Keck II Telescope a espectros teóricos, obteniendo una gravedad superficial $\log g = 3.5 \pm 0.5$ y una temperatura efectiva $T_{\text{eff}} = 1100^{+200}_{-100} \text{ K}$. Independientemente de la distancia del objeto y asumiendo una edad de 3 Ma, de los valores

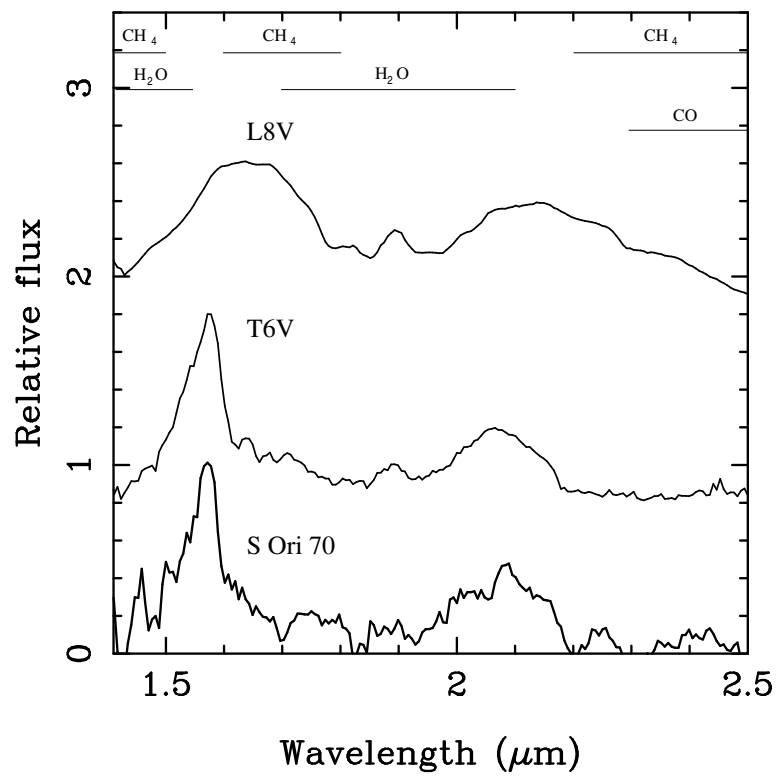


Figura 2.3: Espectro infrarrojo de S Ori 70 tomado con NIRC/Keck I (Zapaterio Osorio et al. 2002c). Véase el texto para más detalles.

Tabla 2.3: Nombre UAI/IAU de S Ori 70, coordenadas, datos fotométricos $IzJHK_s$ y parámetros físicos (temperatura efectiva, gravedad, edad, masa y tipo espectral).

Nombres	UAI/IAU Abreviado	S Ori J053810.1-023626 S Ori 70
Coordenandas	α^{J2000} δ^{J2000}	05 38 10.1 −02 36 26
Fotometría	I z J H K_s	25.0±0.4 22.8±0.3 20.28±0.10 20.14±0.11 19.78±0.17
Parámetros ^a	T_{eff} (K) $\log g$ Edad (Ma) Masa (M_{Jup}) Tipo espectral	800^{+200}_{-100} / 1100^{+200}_{-100} 4.0 ± 1.0 / 3.5 ± 0.5 3^{+5}_{-2} / ~ 3 3^{+5}_{-1} / 3^{+5}_{-2} T / T5–6:

^a: Zapatero Osorio et al. (2002c) / Martín & Zapatero Osorio (2003).

anteriores se obtuvo una masa más probable de $3 M_{\text{Jup}}$. Burgasser et al. (2004) sugirieron que S Ori 70 podría tratarse de una enana marrón de campo en la línea de visión del cúmulo. Argumentaron que el objeto de comparación observado no fue la enana T 2M0559–14, como se refería en el texto, sino una estrella de fondo cercana a ella, y que los ajustes de modelos espectrales a espectros de enanas de tipo T de campo tienden a dar bajas gravedades superficiales ($\log g = 3.0\text{--}3.5$) y, por tanto, edades jóvenes y masas bajas. Sin embargo, las bajas gravedades superficiales para las enanas T aparecen a partir del tipo espectral T7 (S Ori 70 es $\sim T6$). El color $H - K_s$ de S Ori 70 apoya, además, su baja gravedad (Knapp et al. 2004; Martín, com. pers.). La averiguación de su naturaleza real requiere de nuevas observaciones en telescopios de gran tamaño, como el Gran Telescopio Canarias.

2.3 Una recopilación de miembros confirmados espectroscópicamente

En el Apéndice A.2.1 se ofrece una lista de miembros de σ Orionis confirmados mediante espectroscopia (en base a tipos espectrales muy tempranos y absorción por Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$, especialmente, y emisión ancha y/o asimétrica de H α $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$, líneas débiles de metales alcalinos o excesos de emisión en la banda L' en algunos casos). Los objetos han sido extraídos de listas recogidas de otras publicaciones, como Haro & Moreno (1953), Warren & Hesser (1978), Guetter (1981), Wiramihardja et al. (1989, 1991), Brown et al. (1994), Lee et al. (1994), Cunha et al. (1995), Wolk (1996), Alcalá et al. (1996, 2000), Zapatero Osorio et al. (1999, 2002a,c), Covino et al. (2001), Barrado y Navascués et al. (2001b), Muzerolle et al. (2003), Oliveira, Jeffries & van Loon (2004), Oliveira & van Loon (2004), McGovern et al. (2004), Kenyon et al. (2005), Caballero et al. (2006), Hernández et al. (2005) y la Sección 3 de esta memoria de Tesis. La mayoría de los objetos se han representado en el diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ de la Fig. 2.4. Nótese que no se han incorporado a la lista los objetos con espectroscopia de baja resolución que

siguen la secuencia espectrofotométrica del cúmulo, pero cuyos rasgos de juventud no se han detectado todavía. En capítulos posteriores se usarán los datos de esta lista recopilatoria.

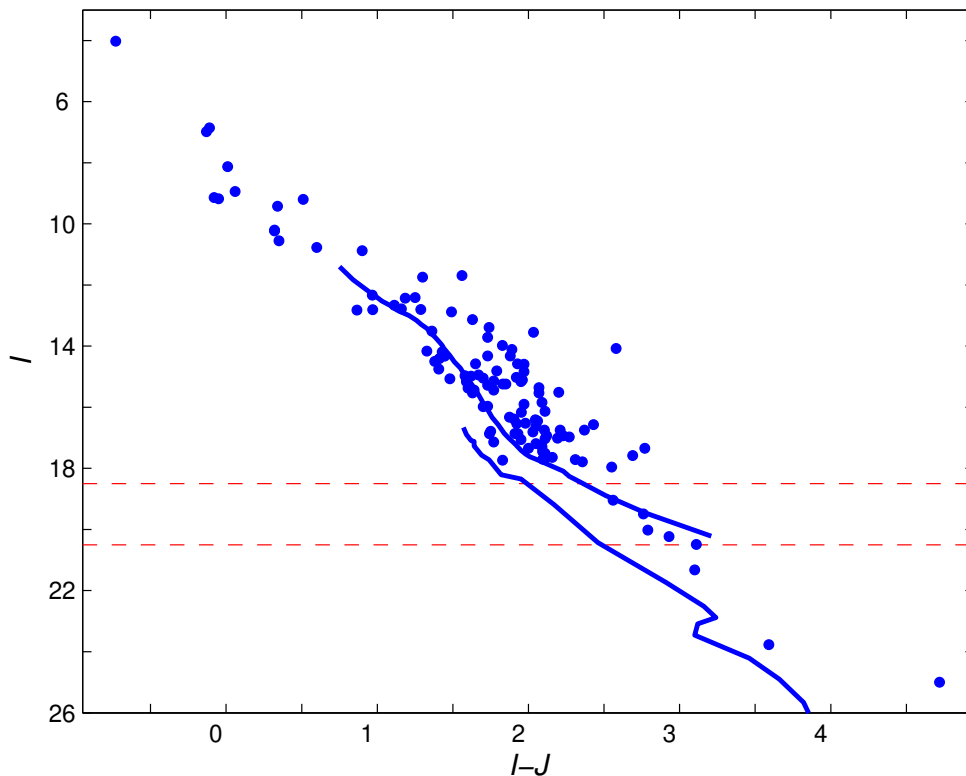


Figura 2.4: Diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ de algunos miembros de σ Orionis confirmados espectroscópicamente (no se han incluido en esta figura objetos seleccionados Haro o Kiso sin detección del rasgo de Li I). Cubre 21 mag en la banda I o cuatro órdenes de magnitud en masa, desde $\sim 20 M_{\odot}$ hasta $\sim 3 M_{\text{Jup}}$. Las líneas discontinuas horizontales denotan los límites de combustión de hidrógeno (arriba) y de deuterio (abajo). También se muestran en líneas continuas las isocronas NextGen y Cond para 3 Ma, aproximadamente válidas en los regímenes estelar de muy baja masa y subestelar (Baraffe et al. 1998, 2003).



Figura 2.5: Gran parte de la Asociación Ori OB1, con las regiones del Trapecio, el Cúmulo de la Nebulosa de Orión, el oriente del Cinturón del Cazador, la Nebulosa del Caballo, NGC 2024 y parte del Bucle de Barnard. Mosaico de unos 8 grados de campo de visión creado por Steve Cannistra a partir de las placas azules y rojas de POSS2 del Digitized Sky Survey y de un mosaico del mismo autor de la Gran Nebulosa (copyright 1998–2006; <http://www.starrywonders.com>).

