

6

La función de masa hasta el dominio planetario: la búsqueda Anaga

*Hemos adornado el cielo del mundo con candilejas
que hemos colocado como piedras
para lapidar a los demonios
Demasiada luz, demasiada luz
La luz oculta estrellas
Mi cielo está vacío con demasiada luz*

(Lagartija Nick)

6.1 Observaciones y análisis

Anaga¹ es el nombre dado a una búsqueda fotométrica profunda realizada en el óptico y en el infrarrojo cercano al sureste del centro del cúmulo σ Orionis. En la búsqueda Anaga se han utilizado instrumentos ópticos e infrarrojos de última generación en telescopios de clase 2.5 a 8 metros, en particular Isaac Newton Telescope (INT), Very Large Telescope UT1 (Antu) y 3.5-m Calar Alto Teleskop (3.5 m CA). También se han utilizado William Herschel Telescope (WHT), Canada-France-Hawai'i Telescope (CFHT) y Telescopio Carlos Sánchez para ciertos estudios puntuales.

La búsqueda ha consistido en la toma de imágenes en las bandas IJ , la selección de candidatos fotométricos en un diagrama color-magnitud óptico-infrarrojo y la verificación de su pertenencia al cúmulo σ Orionis en base a la información adicional proporcionada por sus magnitudes H y K_s , tomadas en apuntados específicos, o por datos espectrofotométricos de búsquedas anteriores. En particular, en la búsqueda Anaga se ha podido cubrir con ISAAC/VLT en la banda J algo más del 80% del área cubierta en I con WFC/INT. Como parte del seguimiento puntual posterior, se tomó imagen H del 95% del área IJ , cubriendo por completo el rango de masas de las enanas marrones, y en H y K_s en un área que solapaba al 50% con la misma región con una profundidad suficiente para caracterizar gran parte de la población planetaria. Se consiguió realizar apuntados específicos centrados en

¹El Parque Rural de Anaga es uno de los principales enclaves de biodiversidad de Tenerife. En él se dan los hábitats de la laurisilva de cumbres, el fayal-brezal, los sabinars de medianías y los cardonales-tabaibales. Declarado como Zona Especial de Protección de Aves, contiene en su interior las Reservas Naturales Integrales de Ijuana, El Pijaral y Los Roques de Anaga.

algunos de los candidatos más débiles usando telescopios de clase 4 m (cubriendo sólo unos ~ 100 arcmin²). Además, las enanas marrones más masivas en el área no cubierta en K_s están catalogadas por 2MASS, con lo que se dispone de prácticamente toda la fotometría infrarroja de los candidatos a miembros del cúmulo seleccionados.

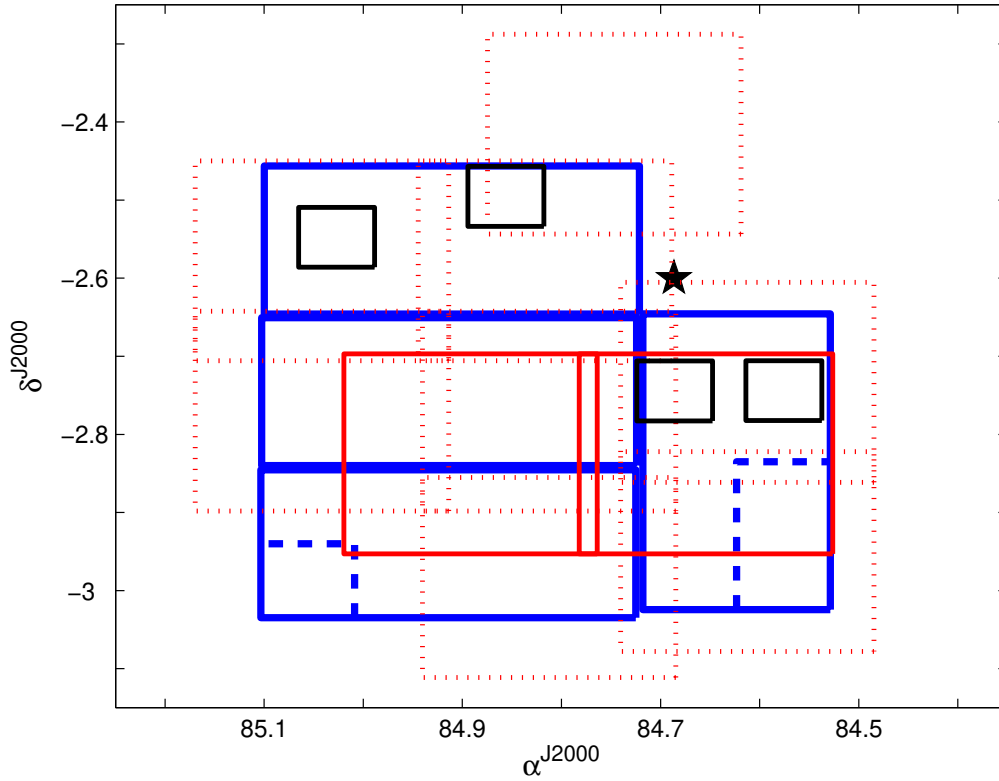


Figura 6.1: Pictograma con los apuntados de la búsqueda Anaga y de seguimiento en el infrarrojo cercano: WFC (líneas azules continuas gruesas), ISAAC (líneas azules discontinuas gruesas), $\Omega 2K$ 2003 (líneas rojas punteadas), $\Omega 2K$ 2005 (líneas rojas continuas), CFHT-IR (líneas negras continuas). La estrella negra marca la posición de σ Orionis AB.

En la Tabla 6.1 se proporciona un *log* esquemático de las observaciones llevadas a cabo para este estudio, en el que se muestran el telescopio, instrumento y filtros utilizados, las fechas de observación y los tiempos de exposición totales por cada campo (en la banda I hay que multiplicar por el número de repeticiones). A continuación se proporcionan los detalles observacionales y de reducción y análisis de los datos obtenidos en cada campaña. En el Apéndice C se pueden encontrar más detalles sobre los instrumentos utilizados durante la búsqueda IJ y el seguimiento HK_s posterior. El área cubierta, la FWHM promedio y las magnitudes de completitud y límite alcanzadas en cada campaña se muestran en la Tabla 6.2.

Tabla 6.1: Log de las observaciones Anaga.

Telescopio	Instrumento	Filtro/s	Fecha	Tiempo de exposición (s)	Metodología
INT	WFC	RGO I	2000 Dic 30 – 2001 Ene 01	1500	5+10+6 repeticiones
			2003 Ene 08	1200	12 repeticiones
Antu	ISAAC	J	2001 Dic 08, 09, 10, 18	240	7+10+10+2 bloques
3.5 m CA	$\Omega 2K$	H	2003 Oct 19, 22	variable ^a	2+7 campos
		HK_s	2005 Ene 27 – Feb 01	variable ^b	2 campos, 2 filtros
CFHT	CFHT-IR	HK'	2004 Feb 09, 17, 22	1800	4 campos, 2 filtros
WHT	LIRIS	HK_s	2004 Mar 09	1200	1 campos, 2 filtros

^a: Entre 1200 y 7200 s.^b: Campo O': 5100 s (H), 7080 s (K_s). Campo N': 5820 s (H), 11700 s (K_s).

Tabla 6.2: Más detalles de las observaciones Anaga.

Campaña	Área (arcmin ²)	FWHM (arcsec)	Magnitud completitud	Magnitud límite
I -WFC00	970	1.2–1.3	23.4	24.0
I -WFC03	970	1.0–1.1	~24.0	~25.0
J -ISAAC	790	<0.7	20.6	21.8
H - $\Omega 2K$ 2003	~1100	>1.5	16.8	18.1
H/K_s - $\Omega 2K$ O'	240/240	1.8/2.0	17.7/18.7	18.5/19.3
H/K_s - $\Omega 2K$ N'	240/240	1.3/1.3	18.7/19.5	19.0/20.0
H/K' -CFHT-IR	85/85	0.7–1.0/0.7–1.0	~20.5/20.0	~21.5/21.0
H/K_s -LIRIS	10/10	$\gtrsim 1.5$	~19.5/18.0	~20.5/19.0

6.1.1 Imagen I con WFC

Se realizaron dos campañas con la Wide Field Camera (WFC) en el Isaac Newton Telescope (véase la Sección C.7.1) durante las que se llevaron a cabo observaciones para la búsqueda Anaga. En la Tabla 6.1 se indican las noches utilizadas en este trabajo. Durante la primera de las campañas (WFC00) se tomaron 21 imágenes de 30 min de exposición en la banda I de un campo de unos 0.29 deg^2 al sureste del centro de σ Orionis, distribuidas a lo largo de tres noches centradas en la Nochevieja del año 2000. En la noche del 8 de enero de 2003 (WFC03) se tomaron otras 12 imágenes de 20 min en los mismos campo y banda, además de estándares de calibración fotométrica de Landolt (1992). Aunque las noches estuvieron despejadas, las condiciones de *seeing* variaron apreciablemente durante ambas campañas. El filtro usado fue el RGO I , muy similar al I de Johnson. Las coordenadas del campo observado se escogieron de manera que se aprovechara al máximo la asimetría en la disposición de los cuatro detectores de la WFC, colocando estrellas muy brillantes en los huecos entre chips o fuera del campo de visión. Entre los apuntados de las campañas WFC00 y WFC03 existió un desplazamiento relativo de 0.6 arcmin en sentido norte-sur.

Se utilizaron paquetes estándares (*imred.ccdred*) dentro del entorno IRAF para la reducción. Las imágenes brutas se corrigieron de *flat field* y su *bias* fue sustraído antes del alineado y la combinación. Se usó un patrón de *dithering*, con desplazamientos de varias

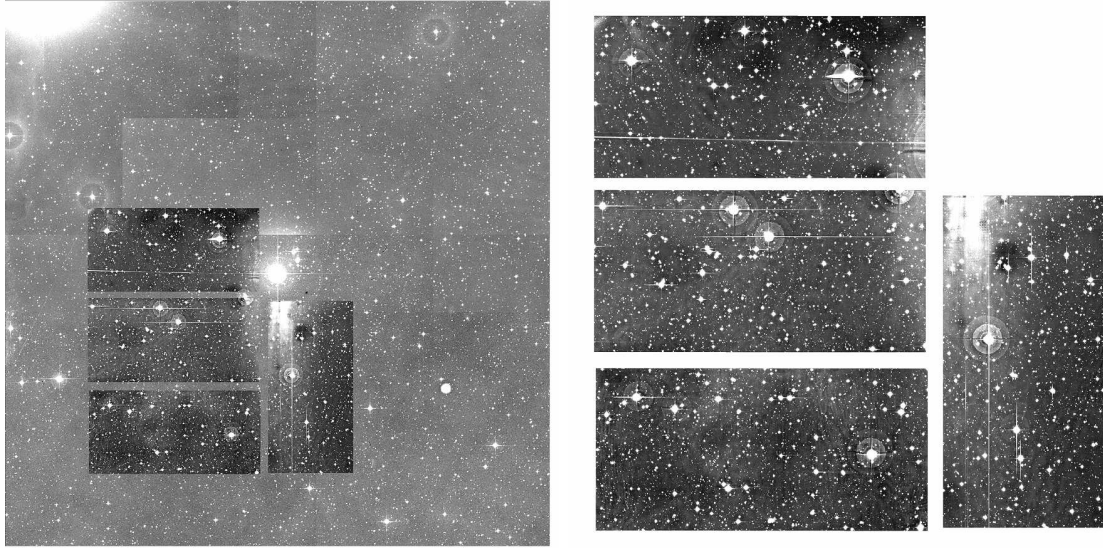


Figura 6.2: Mosaico de las imágenes I para la búsqueda Anaga en niveles de grises. *Izquierda*: sobreimpuesto sobre un mosaico DSS-2-IR de la región. *Derecha*: ampliado.

veces el *seeing*, para poder sustraer adecuadamente la contribución del *fringing*². Se creó una imagen de *flat field* para cada noche con imágenes científicas a las que se les había sustraído previamente el *bias*.

Cada una de las 33 imágenes individuales obtenidas tenía una magnitud límite $I_{\text{lim}} \sim 21.5$. El alineado y combinación de las imágenes de las dos campañas se hizo por separado. Ambas combinaciones ofrecían unas profundidades similares. La razón por la que la imagen combinada WFC03, con sólo 12 imágenes, alcance la misma profundidad o incluso mayor que la correspondiente a WFC00, con 21 imágenes individuales y un 50% de tiempo de exposición individual mayor, radica en la mejora notable del *seeing* durante la mayor parte de la noche del 8 de enero de 2003. Las medianas de la anchura a media altura, FWHM (*Full Width Half Maximum*), medida en todas las imágenes de los cuatro detectores durante WFC00 y WFC03 fueron de 1.2–1.3 y 1.0–1.1 arcsec, respectivamente. La desviación típica de las mismas medidas también es mayor en WFC00 que en WFC03 (~ 0.20 frente a ~ 0.15). La combinación de las 33 imágenes no daría un resultado apreciablemente mejor que la I_{lim} de WFC03, ya que la calidad de la combinación decrece al utilizar imágenes individuales con *seeing* promedio muy distintos. En realidad se ha trabajado con $4 \times (12 + 21) = 132$ subimágenes, ya que WFC posee cuatro subunidades que pueden tratarse por separado.

El campo de visión total cubierto fue de 973 arcmin². Nótese, sin embargo, que aproximadamente un 3–4 % de este área está en realidad inutilizada por las líneas de sangrado producidas por la saturación de estrellas brillantes y el desbordamiento electrónico en los chips, el resplandor de estrellas muy brillantes dentro y fuera del campo (incluyendo el

²A pesar de que se recomienda no usar un anglicismo si existe su contrapartida en castellano, sería peculiar leer: “Las imágenes brutas se corrigieron de *campo plano* y su *zócalo* o *pedestal* fue sustraído antes del alineado y la combinación. Se usó un patrón de *vacilación* o *difuminación*, con desplazamientos de varias veces la *visión* (o *tamaño de fuente puntual*), para poder sustraer adecuadamente la contribución del *flequeo* o franjas de difracción en el detector”.

efecto de difracción producido por la araña del secundario) y la incompleta sustracción de ciertas líneas muertas en los chips.

En la parte izquierda de la Figura 6.2 se representa la región cubierta por la WFC sobreimpuesta sobre una digitalización de placa de Digital Sky Survey-2 tomada en el filtro “N infrarrojo” (DSS-2-IR; equivalente al I de Johnson). Nótese el sistema estelar múltiple que da nombre al cúmulo de σ Orionis en el centro de la imagen DSS-2-IR y el resplandor de la estrella muy brillante en la esquina noreste, Alnitak (ζ Orionis). A la derecha se muestra una ampliación de la región WFC exclusivamente, el resultado de combinar todas las imágenes de la campaña WFC03 con *seeing* mejor que 1.5 arcsec.

La fotometría de los objetos se realizó de forma estándar, usando herramientas de los paquetes `digiphot.daophot` dentro del entorno IRAF. Con `daofind` se localizaron automáticamente las fuentes puntuales sobre las que `phot` hizo fotometría de abertura. Se usaron 4 veces la FWHM promedio de cada imagen combinada como radios de abertura e interno del anillo de cielo y 5 píxeles como anchura del anillo. Sobre la salida de `phot`, con `psf` y `allstar` se realizó la fotometría de PSF (*Point Spread Function*), usando 1 vez la FWHM promedio como radio de PSF.

Para realizar la fotometría en las imágenes de las dos campañas WFC00 y 03 por separado, se utilizó el mismo fichero de coordenadas espaciales en el detector. Este se obtuvo al ejecutar `daofind` sobre las imágenes de WFC00. Los datos fotométricos ofrecidos en este Capítulo y usados para la selección final provienen, sin embargo, de WFC03, calibrados con las estándares Landolt tomadas durante la campaña de enero de 2003.

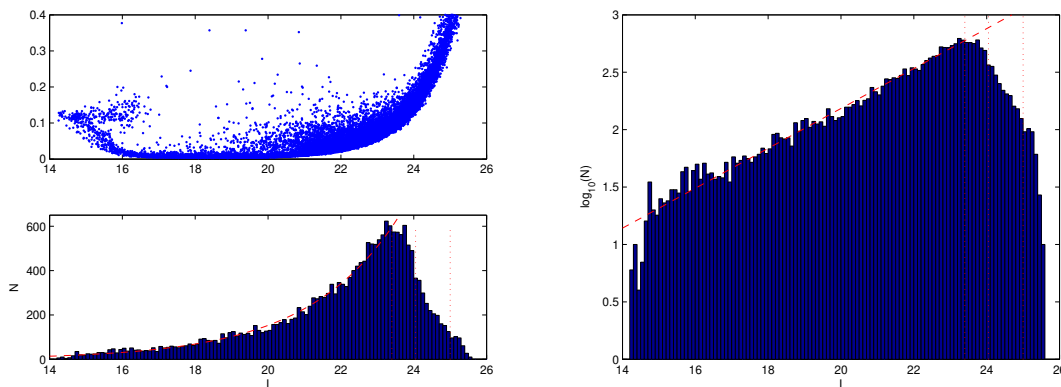


Figura 6.3: *Izquierda*: error de la magnitud instrumental (arriba) y número de objetos (abajo) en función de la magnitud I calibrada de WFC00. *Derecha*:, número de objetos en función de la magnitud I con el eje vertical en escala logarítmica decimal. En ambos histogramas se han indicado el ajuste de potencias I^p de la distribución de objetos y las magnitudes de completitud, límite y aquella a la que se detectan el 10% de las fuentes que se esperaba de seguir siendo válida la ley de potencias.

En un histograma lineal, el número de objetos N en función de la magnitud aparente en cierta banda se distribuye con una ley de potencias $N \propto m^p$. La magnitud de completitud es aquella a la que el número de objetos en función de la magnitud en un histograma logarítmico deja de crecer linealmente. Para WFC00 fue $I_{\text{comp}} \sim 23.4$. La magnitud límite es aquella a la que el número de objetos detectados ha descendido a la mitad del número esperado de objetos si la ley de potencias continuara siendo válida. En el caso de WFC00,

$I_{\text{lim}} \sim 24.0$. Los valores de las magnitudes de completitud y límite para las imágenes correspondientes a los cuatro detectores de la WFC por separado son idénticas con un error de 0.2 mag. Las magnitudes de completitud y límite son además similares a aquellas que poseerían objetos con cuentas en el pico unas 10–12 y 3–5 veces más que la desviación típica de fondo de cielo, respectivamente. La Figura 6.3 es ilustrativa de la forma en que se han calculado las magnitudes de completitud y límite³. Se muestran los histogramas de magnitud en escalas lineal y logarítmica, la ley de potencias de ajuste y las magnitudes de completitud y límite. Se ha calculado una tercera magnitud, “telelímite”, que es a la que se detectan únicamente el 10% de los objetos esperados de seguir siendo válida la ley de potencias. Esta magnitud telelímite, que es la que poseen aproximadamente los objetos al borde de la detección en la búsqueda óptica, resulta ser $I_{\text{tele}} \sim 25.0$. En la misma Figura también se muestra el error δI en función de la magnitud I .

Se ha estimado que las magnitudes de completitud y límite reales de la imagen obtenida durante la campaña WFC03 eran ligeramente más débiles que las de la WFC00. Esto se debió a las mejoras del *seeing* durante la observación (mencionado antes) y de la sustracción de las columnas muertas, de las líneas de sangrado y del *fringing* durante la reducción. Sin embargo, al haber utilizado el mismo fichero de coordenadas para ambas campañas (excepto la ligera diferencia del desplazamiento corregido entre apuntados), no se pueden calcular I_{compl} e I_{lim} de WFC03 con rigor. En este trabajo se va a tomar $I = 25.0 \pm 0.5$ como la magnitud del objeto más débil detectable en las imágenes WFC03.

Los datos de WFC00, junto con observaciones infrarrojas, se utilizaron para estudiar la variabilidad fotométrica de la enana marrón joven de baja masa S Ori 45 (Zapatero Osorio et al. 2003). Posteriormente, los datos de las campañas WFC00 y WFC03 fueron usadas para estudiar la variabilidad fotométrica de 28 enanas marrones del cúmulo (Caballero et al. 2004; véase Capítulo 7).

6.1.2 Imagen J con ISAAC

En diciembre de 2001, 11 meses después de la campaña WFC00, se utilizó el instrumento ISAAC (véase Sección C.1.1) en el Very Large Telescope UT1 Antu para tomar imágenes en la banda J . Se cubrieron 790 arcmin^2 , lo que representa un 81% del área de la WFC00.

Dada la geometría compleja de WFC y las restricciones observacionales con VLT, por la incapacidad de guiar de manera continuada al cubrir un área grande, el procedimiento de trabajo con ISAAC fue relativamente complejo, mediante bloques de observación⁴. El campo de visión de ISAAC es un cuadrado de 2.52 arcmin de lado, mientras que la WFC se

³La magnitud límite en escala logarítmica decimal es aquella a la que el logaritmo del número de objetos ha descendido en $\sim 0.30 \text{ dex}$ respecto al logaritmo del número esperado. Una aproximación a la magnitud límite que no necesita hacer el ajuste a una ley de potencias es tomar la magnitud a la que el número de objetos detectados cae a la mitad del número de objetos en el intervalo más poblado. El error al usar la definición alternativa para m_{lim} es del orden o menor que el cometido al medir m_{compl} en un histograma con anchura de las cajas discretas y tamaños típicos entre 0.1 y 0.5 mag. Se ha utilizado el método alternativo para calcular las magnitudes límite de las imágenes infrarrojas.

⁴Un bloque de observación cubría la cuarta parte de dos tiras adyacentes en 16 exposiciones, repitiéndose el ciclo dos veces. En cada porción de tira se tomaba una imagen tras haber desplazado el telescopio en la dirección adecuada la mitad del tamaño del detector. Este *dithering* de mosaico, añadido a la repetición del ciclo, provocaba que, excepto en los extremos de las tiras, se expusiese una región del cielo durante sólo cuatro veces. Se utilizó un tiempo de exposición de 60 s por imagen individual.

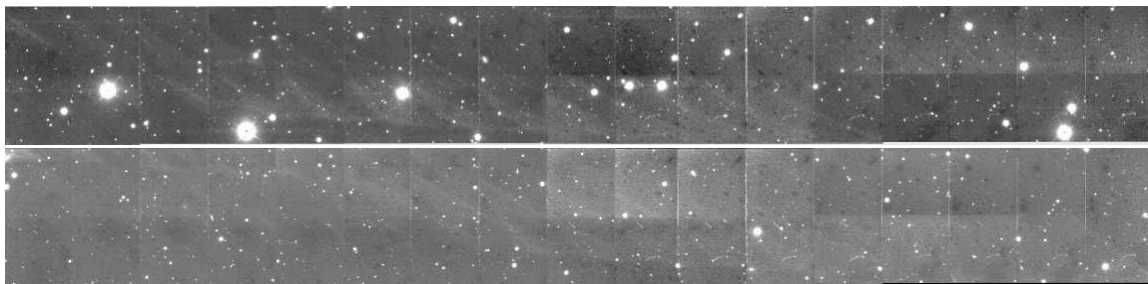


Figura 6.4: Tiras norte-norte (1-1) y norte (1-2) correspondiente al detector inferior izquierdo de la WFC (#1).

compone de cuatro rectángulos de 22.7×11.4 arcmin², tres de ellos en posición horizontal y uno vertical. La solución adoptada fue calcular los centros de apuntado de ISAAC de manera que a cada chip de la WFC le correspondiesen cuatro tiras (o escanes, si se sigue la nomenclatura inglesa para este procedimiento: *drift-scanning*), cada una de 2.52 arcmin de ancho. Después del *dithering* en el óptico, la anchura efectiva de la imagen WFC se veía reducida ligeramente, con lo que las cuatro tiras cubrían casi por completo el área *I*. Gracias al diseño del bloque de observación, el tiempo de exposición total en la banda *J* en todas las regiones excepto en los bordes fue de 240 s.

En la Tabla 6.1 aparecen las noches en que se observó con ISAAC y el número de bloques de observación por noche. El *seeing* fue excelente, siendo el promedio de la FWHM de las imágenes mejor que 0.7 arcsec. Algunas imágenes en particular se obtuvieron con *seeing* natural mejor que 0.5 arcsec.

Se desarrollaron *scripts* IRAF para la reducción, alineado y combinación de las imágenes infrarrojas. Se sustrajo la corriente de oscuridad (*dark*) y el fondo de cielo (restando una imagen de cielo combinando las 32 imágenes de cada bloque, en 16 posiciones del cielo). Se corrigió de la respuesta del detector y de la óptica del instrumento (dividiendo entre una imagen de *flat field*, una para cada noche, creada a partir de imágenes de cielo tomadas al atardecer y/o al amanecer). El alineado se realizó utilizando al menos tres fuentes puntuales con una PSF apropiada en común entre imágenes adyacentes (en una tira, dos imágenes adyacentes comparten la mitad de su campo de visión). En la Figura 6.4 se muestran dos tiras ISAAC adyacentes de las 16 obtenidas tras el alineado y la combinación.

Se realizó fotometría de abertura y de PSF en las 16 tiras. Se usaron los paquetes estándares *digiphot.daophot* de IRAF, con aberturas de 5 veces la FWHM promedio, anillos de cielo de 5 FWHM de radio interno y 10 píxeles de ancho y un radio de PSF de 1 FWHM como parámetros principales.

Las magnitudes instrumentales y las posiciones *X* e *Y* en el detector de todas las fuentes fueron transformadas a magnitudes aparentes⁵ y coordenadas α y δ J2000, respectivamente, mediante funciones MATLAB. Estas funciones buscaban en el catálogo de fuentes puntuales de 2MASS objetos que aparecían sin saturar en cada una de las tiras y los utilizaban como estándares fotométricos y astrométricos. Por medio de un bucle, las funciones escogían

⁵En realidad, hubo una calibración preliminar usando estrellas del catálogo Faint Standard Stars del United Kingdom Infrared Telescope, observadas al principio y al final de cada noche de la campaña con ISAAC. A pesar de que durante una noche hubo cirros finos, las calibraciones utilizando estrellas FS y la descrita arriba fueron muy similares.

recursivamente las estándares más adecuadas, con bajos errores fotométricos, y eliminaban sistemas múltiples visuales. Ambas calibraciones se hacían para cada tira por separado. Los errores en la calibración típicos fueron 0.060–0.090 mag y 0.025–0.035 arcsec en la fotometría y la astrometría, respectivamente.

A la izquierda de la Figura 6.5 se representan con puntos las posiciones en el cielo de más de 11 500 fuentes con fotometría J . Se pueden apreciar el perfil de la búsqueda óptica-infrarroja y la ausencia de tres bloques de observación, uno en la esquina sureste y dos en la esquina suroeste, que no pudieron realizarse. La estrella roja denota la posición del par estelar σ Orionis AB. A la derecha de la Figura, arriba, se muestra el error fotométrico en función de la magnitud aparente J . Debajo se ofrece el histograma correspondiente con el número de objetos en función de la magnitud. Claramente, hay un pico en el número de fuentes detectadas hacia 20.5–21.0. Un estudio detallado como el de la Sección 6.1.1 conduce a estimar las magnitudes de completitud y límite en 20.6 y 21.8, respectivamente.

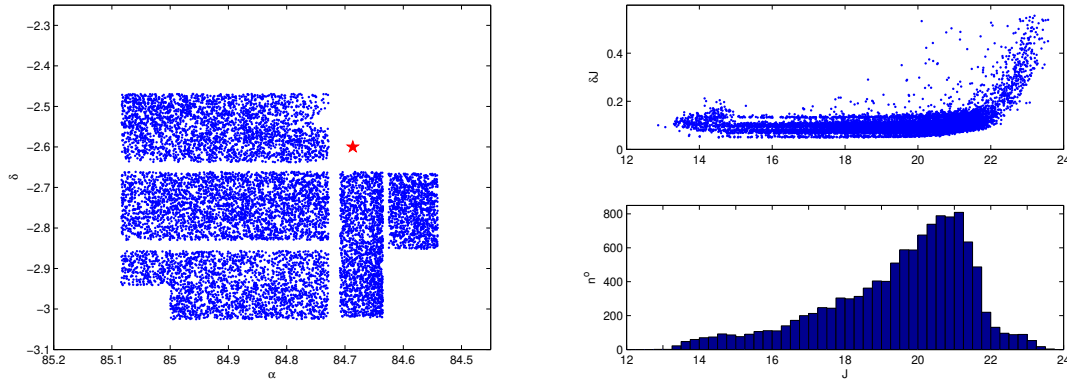


Figura 6.5: ISAAC. *Izquierda*: localización de las fuentes detectadas en J , representadas con puntos. La estrella roja indica la posición del centro del cúmulo. *Derecha*: error fotométrico y número de objetos en función de la magnitud J .

6.1.3 Imagen HK_s con $\Omega 2K$

Se realizaron dos campañas con el instrumento OMEGA-2000 ($\Omega 2K$; véase Sección C.5.3) en el 3.5 m CA para realizar seguimiento fotométrico en las bandas H y/o K_s . La primera campaña, a finales de octubre de 2003 (la primera en la que participaban investigadores que no pertenecieran al grupo de comisión de $\Omega 2K$) sufrió las inclemencias de la meteorología. Sólo se pudo observar durante 20% del tiempo, y en ningún momento de las observaciones hacia σ Orionis estuvo completamente despejado o el *seeing* bajó de 1.5 arcsec. Además, hubo ciertos problemas técnicos con la mayoría de los filtros anchos, que impedían usarlos. A pesar de todo, se logró observar en la banda H el 95% del área IJ con la profundidad suficiente como para cubrir todo el dominio de las enanas marrones.

Las observaciones se habían diseñado para cubrir algo más de 1.2 deg^2 en los filtros HK_s hasta profundidades adecuadas para detectar los objetos más débiles identificados en la búsqueda IJ y en otra búsqueda ICz' efectuada al norte del cúmulo con SUPRIME-CAM en el 8.3 m Subaru Telescope (Zapatero Osorio et al. en prep.). Se habían calculado 20

posiciones de apuntado (nombrados con las letras A a T), de las que sólo se pudieron realizar ocho. Se observaron dos campos la noche del 19 de octubre de 2003 (O y F), el último de ellos a través de nubes, y siete campos la noche del 22 (I, J, M, N, R, S y de nuevo O), con cirros finos. Se realizaban 20 integraciones de 3 s en cada posición y se sumaban al terminar la lectura del detector. Cada ciclo consistía en, generalmente, 20 posiciones distintas con un patrón de *dithering* aleatorio. No había un número fijo de ciclos por cada apuntado, ya que se ajustó el tiempo de exposición total de cada campo en función del *seeing* del momento y del espesor de la capa de cirros para que todas las imágenes finales tuvieran aproximadamente la misma profundidad.

La reducción se hizo de nuevo con *scripts* IRAF desarrollados para la ocasión. Se sustrajo el fondo de cielo y se corrigió de *flat field* antes de alinear y combinar. Se realizó fotometría de abertura con DAOPHOT (parámetros principales: abertura de 4 veces la FWHM promedio, radio interno del anillo de cielo de 5 FWHM, anchura del anillo de 2 FWHM). El análisis fotométrico y astrométrico se hizo con funciones MATLAB similares a las explicadas en la Sección anterior. Las precisiones astrométricas y fotométricas también eran muy parecidas (el mayor tamaño de píxel en $\Omega 2K$ que en ISAAC se ve contrarrestado por un mayor número de estrellas estándares en común con el catálogo 2MASS).

En la Figura 6.6 se muestra lo mismo que en la Figura 6.5, pero para la campaña 2003 con $\Omega 2K$. El número de fuentes detectadas fue de casi 10 000. Existía una sobredensidad de objetos en las esquinas inferiores derechas de todos los detectores, un artefacto asociado posiblemente a un intenso aumento del fondo en esa región del detector, debido al problema técnico con los filtros. Las magnitudes de completitud y límite fueron 16.8 y 18.1, respectivamente.

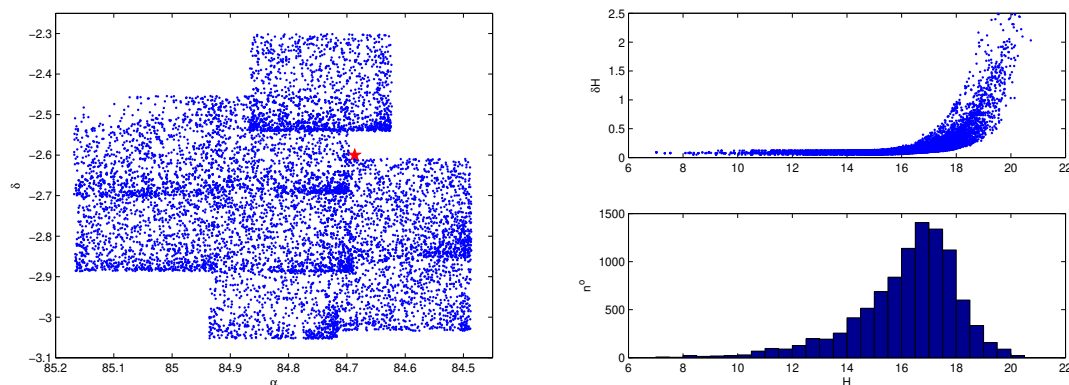


Figura 6.6: Campaña $\Omega 2K$ de octubre de 2003. *Izquierda*: localización de las fuentes detectadas en H , representadas con puntos. La estrella roja indica la posición del centro del cúmulo. *Derecha*: error fotométrico (arriba) y número de objetos (abajo) en función de la magnitud H .

Entre el 27 de enero y el 1 de febrero de 2005 se realizó otra campaña con $\Omega 2K$. Aunque los problemas técnicos ya se habían corregido, aparecieron otros asociados a las malas condiciones climatológicas⁶. La mejoría del tiempo al final de la campaña nos permitió tomar

⁶Hubo una noche *emocionante* en que se congelaron simultáneamente las conducciones eléctricas para la transmisión de información de las cúpulas de los telescopios 2.2 y 3.5 m CA. Ambas se quedaron abiertas

imágenes muy profundas en las bandas H y K_s de dos campos, ambos al sur-sureste del centro del cúmulo (O' y N', por su similitud en las coordenadas de apuntado de los campos O y N). Gracias al increíble tamaño del campo de visión de $\Omega 2K$, de 15.4 arcmin de lado⁷, con sólo dos campos se cubrió prácticamente el 50% del área IJ . Además, las coordenadas de apuntado se calcularon de forma que la mayoría de los objetos más interesantes preseleccionados en la búsqueda IJ cayeran en alguno de los dos campos.

La reducción y análisis se realizaron de forma similar a las efectuadas para la campaña de 2003, excepto que en esta ocasión también se hizo fotometría de PSF (radio de PSF de 3 veces la FWHM promedio). En la Figura 6.7 se muestra lo mismo que en la Figura 6.5, pero para los dos campos de la campaña 2005 con $\Omega 2K$. Sólo se muestran los gráficos correspondientes a las imágenes K_s . Se han conservado las mismas escalas horizontal y vertical que en las figuras anteriores al representar las posiciones de los objetos detectados en cada campo. Las magnitudes límite y de completitud fueron $H_{\text{comp}} \sim 17.7$, $H_{\text{lim}} \sim 18.5$ y $K_{s,\text{comp}} \sim 18.7$, $K_{s,\text{lim}} \sim 19.3$ para el campo O' y $H_{\text{comp}} \sim 18.7$, $H_{\text{lim}} \sim 19.5$ y $K_{s,\text{comp}} \sim 19.0$, $K_{s,\text{lim}} \sim 20.0$ para el campo N'. El *seeing* promedio de cada imagen, en el mismo orden, fue 1.8, 2.0, 1.3 y 1.3 arcsec.

6.1.4 Imagen HK con CFHT-IR

Durante tres noches de febrero de 2004 se observaron cuatro campos centrados en fuentes preseleccionadas en la búsqueda IJ con el instrumento CFHT-IR (véase Sección C.3.1) en el 3.6 m Canada-France-Hawaii Telescope. La obtención y reducción de los datos fue realizada por T. Forveille (responsable del instrumento). Se tomaron 30 imágenes de 60 s en los filtros H y K' , y se utilizaron un *flat field* de cúpula y una máscara de píxeles defectuosos para cada filtro. No se sustrajo la contribución de la corriente de oscuridad. Durante la calibración se asumió que la diferencia entre magnitudes K' y K_s de las fuentes 2MASS utilizadas como estándares en cada campo era menor o del orden del error típico de la fotometría K_s (~ 0.040 mag). La magnitud límite de todas las imágenes es la misma, $H_{\text{lim}} \sim K'_{\text{lim}} \sim 21.0$. En la Figura 6.8 se muestran las ocho imágenes obtenidas.

6.1.5 Observaciones auxiliares en el infrarrojo cercano

La noche del 9 de marzo de 2004, durante una campaña de comisión del instrumento LIRIS en el William Herschel Telescope, se observó un campo centrado en un objeto extremadamente rojo. Los tiempos de exposición totales en H y K_s fueron de 20 min. Se utilizó un patrón de *dithering* de 10 posiciones, integrando 2 min en cada posición, sumando exposiciones individuales de 10 s en H y 15 s en K_s . Las imágenes fueron tomadas por J. A. Acosta Pulido y A. Manchado y reducidas por duplicado usando *scripts* de IRAF idénticos a los utilizados durante la reducción de datos de $\Omega 2K$ (por el tesinando) y con las tareas del paquete LIRIS_QL de IRAF, desarrollado específicamente para la reducción de datos obtenidos con LIRIS (por J. A. A. P.). En la Figura 6.9 se muestran las dos imágenes tras el alineado y la combinación del tesinando. De nuevo, la calibración de las imágenes se realizó mediante

durante gran parte de la noche. Debido a las bajas temperaturas a la que se vio expuesta, el agua que se conducía por una tubería de refrigeración de la electrónica en la cúpula del 3.5 también se congeló. Cuando la tubería cedió, estallando, se inundaron varios niveles del edificio del telescopio...

⁷Posee el formato más grande del mundo hasta que WIR-CAM en el CFHT vea su primera luz.

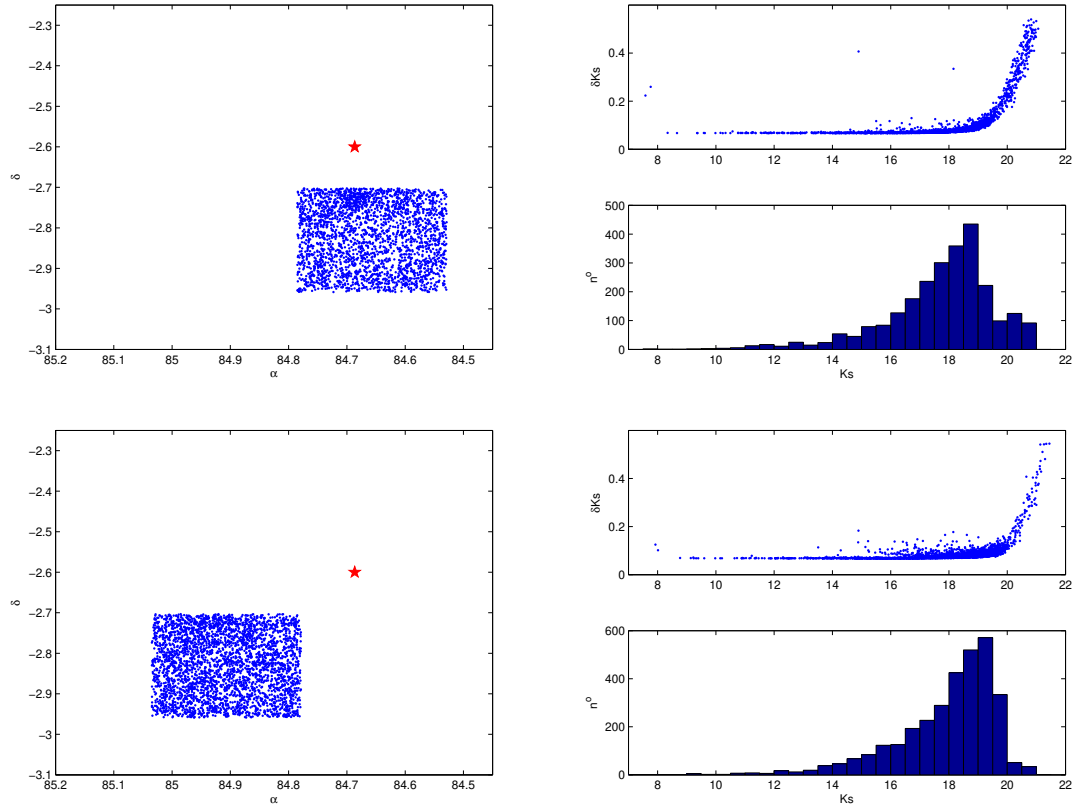


Figura 6.7: Campaña $\Omega 2K$ de enero-febrero de 2005. *Arriba*: lo mismo que en la Figura 6.6, pero para el campo O' en K_s . *Abajo*: lo mismo que en la Figura 6.6, pero para el campo N' en K_s .

funciones MATLAB y usando los datos del catálogo de 2MASS. Dado el modesto *seeing* ($\gtrsim 1.5$ arcsec) con que se tomaron las imágenes, su profundidad no es comparable a las de ISAAC o CFHT-IR.

Durante las noches de 2002 nov. 29 y dic. 02 se observaron diez campos centrados en objetos de la muestra Anaga con la cámara infrarroja CAIN-2 en el Telescopio Carlos Sánchez (véase Sección C.10.1). Tres objetos se encontraban en la muestra de objetos seleccionados como posibles miembros del cúmulo y otro era otra fuente infrarroja sin detección automática en la banda I , reobservada con LIRIS. Con el instrumento INGRID en el William Herschel Telescope (véase Sección C.2.1), se tomaron imágenes en la banda H de ocho campos que contenían nueve objetos débiles y rojos. La observación, reducción y una calibración preliminar fueron llevadas a cabo por D. Barrado y Navascués. Se dedicó un tiempo de exposición de 10 min a cada objeto, distribuido en 10 posiciones, 12 repeticiones por posición, 5 s por repetición. Además, uno de los objetos se observó con la misma técnica en la banda K_s . Debido a las malas condiciones meteorológicas reinantes, con nubes y *seeing* entre 2.0 y 2.5 arcsec, no se pudo alcanzar en ningún caso una magnitud límite mayor que 18.5 en H . Cinco de los ocho campos fueron observados posteriormente con CFHT-IR o LIRIS, con mucha mayor profundidad. Los tres restantes, lo fueron con $\Omega 2K$. Ninguno de

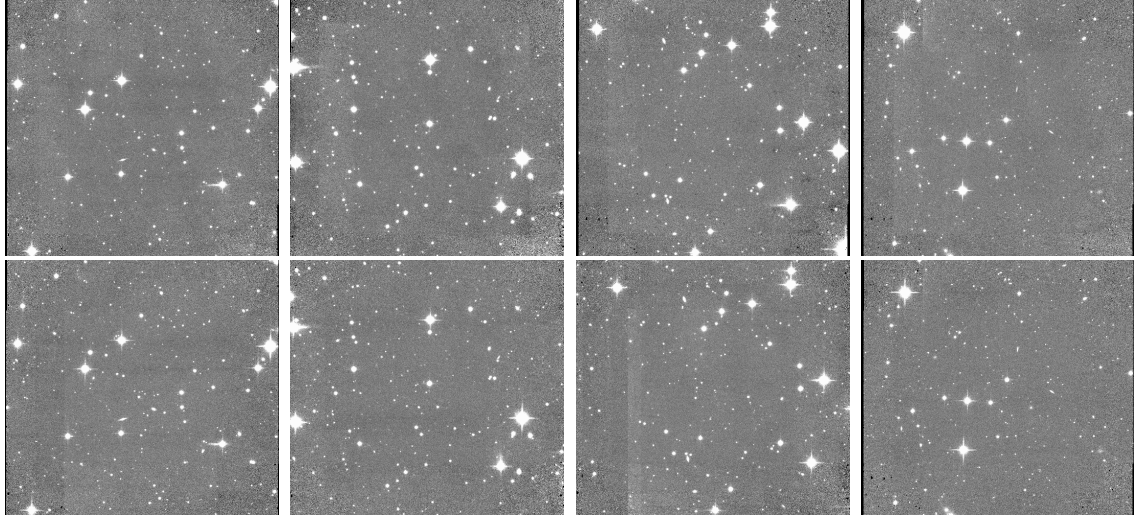


Figura 6.8: Imágenes tomadas con CFHT-IR. El lado aproximado de todos los campos es de 4.6 arcmin, incluyendo la región de viñeteo debido al patrón de *dithering* utilizado. Arriba: H . Abajo: K' .

los datos obtenidos con CAIN-2 o INGRID han sido utilizados finalmente.

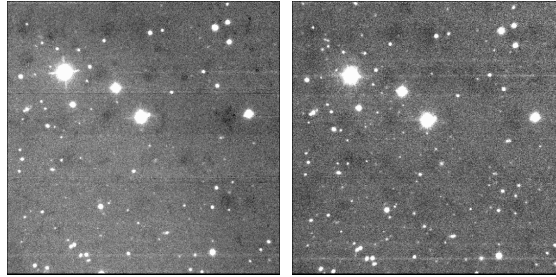


Figura 6.9: Imágenes del mismo campo tomadas con LIRIS en las bandas H (izquierda) y K_s (derecha). El lado aproximado de los dos campos es de 3.2 arcsec (no se muestra la región de viñeteo).

6.2 Selección de candidatos a miembros subestelares del cúmulo

Recapitulando la sección anterior, se dispone de imagen I muy profunda en unos 970 arcmin^2 al sureste del centro del cúmulo de σ Orionis e imagen J hasta $J_{\text{lim}} \sim 21.8$ de alrededor del 80% del área anterior. El área de solapamiento entre las imágenes I y J , de 790 arcmin^2 , es la que ha marcado el tamaño de la búsqueda Anaga. Se dispone, además, de imagen H y/o K_s de casi la entera totalidad del área IJ .

6.2.1 Correlación IJ

Como paso previo de la selección, se correlaron los objetos detectados con WFC (I) con los detectados con ISAAC (J). Las coordenadas X e Y de cada una de las $\sim 11\,500$ fuentes

detectadas en J en las 16 tiras infrarrojas (entre 700 y 900 objetos por tira) se transformaron a coordenadas X e Y en los detectores ópticos. Se buscaron las fuentes ópticas que coincidían dentro de un radio de tolerancia centrado en las coordenadas esperadas para cada fuente infrarroja. Se crearon ficheros de salida con información sobre los nombres de identificación, las coordenadas físicas, las magnitudes instrumentales y sus errores en cada una de las dos bandas. Se utilizaron programas FORTRAN creados por M. R. Zapatero Osorio (como CORREL).

Una vez terminada la correlación entre fuentes infrarrojas y ópticas, se transformaron las coordenadas físicas a ascensión recta y declinación y las magnitudes instrumentales a magnitudes IJ calibradas como se ha descrito en las Secciones 6.1.1 y 6.1.2.

6.2.2 Diagrama I vs. $I - J$

La selección de candidatos a miembros del cúmulo se realizó escogiendo los objetos con los colores $I - J$ más rojos para una magnitud I dada que una isocrona semiempírica en el diagrama color-magnitud mostrado en la Figura 6.10. Esta isocrona es similar a la de 10 Ma usada por Be04a en su diagrama I vs. $I - J$ (véanse allí más detalles sobre su construcción). En nuestro diagrama se muestran todos los objetos detectados en la banda J y con contrapartida en la banda I (en puntos pequeños). Las regiones que se corresponden con las magnitudes de completitud y límite están representadas con sendas líneas continuas finas. Con líneas rojas se muestran las isocronas para 10 Ma del grupo de Lyon que se corresponden con los modelos NextGen (punto-discontinua), Dusty (punteada) y Cond (discontinua). La línea gruesa roja indica el criterio de selección. Los candidatos a miembros de σ Orionis están representados en el diagrama mediante puntos negros con barras de error. Debe notarse la escasez de miembros del cúmulo más débiles que $I = 20$ con rasgos espectroscópicos de juventud extrema, lo que ha impedido marcar una envolvente lateral-inferior como se ha realizado en otros capítulos. Compárese este diagrama con otros del mismo cúmulo mostrados en esta memoria de Tesis.

Los objetos con magnitudes $I < 16.5$ y $J < 14.5$, estrellas de muy baja masa de pertenecer al cúmulo, no fueron tenidos en cuenta durante esta selección. La elección de estos valores se debe a: (i) la saturación o la entrada en el rango de no linealidad o bien de objetos más brillantes que $J \sim 14.5$ en el infrarrojo o bien de objetos con $I - J \sim 2.0$ mag e $I \sim 16.5$ en el óptico; (ii) la magnitud J de los objetos en el borde estelar-subestelar es $J \sim 14.5$. Por tanto, este estudio se ceñirá a enanas marrones y objetos de masa planetaria.

Finalmente, 39 objetos conformaron el conjunto de candidatos a miembros del cúmulo σ Orionis a partir de su correlación IJ . Hay, además, otros cinco objetos que no cumplen el criterio de selección de estar a la derecha de la isocrona semiempírica de Be04a, pero que están a la derecha de la isocrona teórica Cond de 10 Ma. Un estudio específico fuente a fuente sugirió la eliminación de uno de los objetos, ya que se trataba en realidad un sistema doble visual resuelto en las imágenes J de ISAAC, pero que de las imágenes I de WFC sólo se obtuvo su magnitud combinada. En la Tabla 6.3 se muestran las otras cuatro fuentes. Dos de ellas han sido seleccionadas como posibles miembros del cúmulo en la búsqueda IZ de Béjar et al. (en prep.). Los cuatro objetos podrían haberse seleccionado aquí de haber relajado el criterio de selección, por ejemplo, teniendo en cuenta las diferencias de distancias en profundidad de los objetos en el cúmulo, los errores en la propia distancia al cúmulo, la

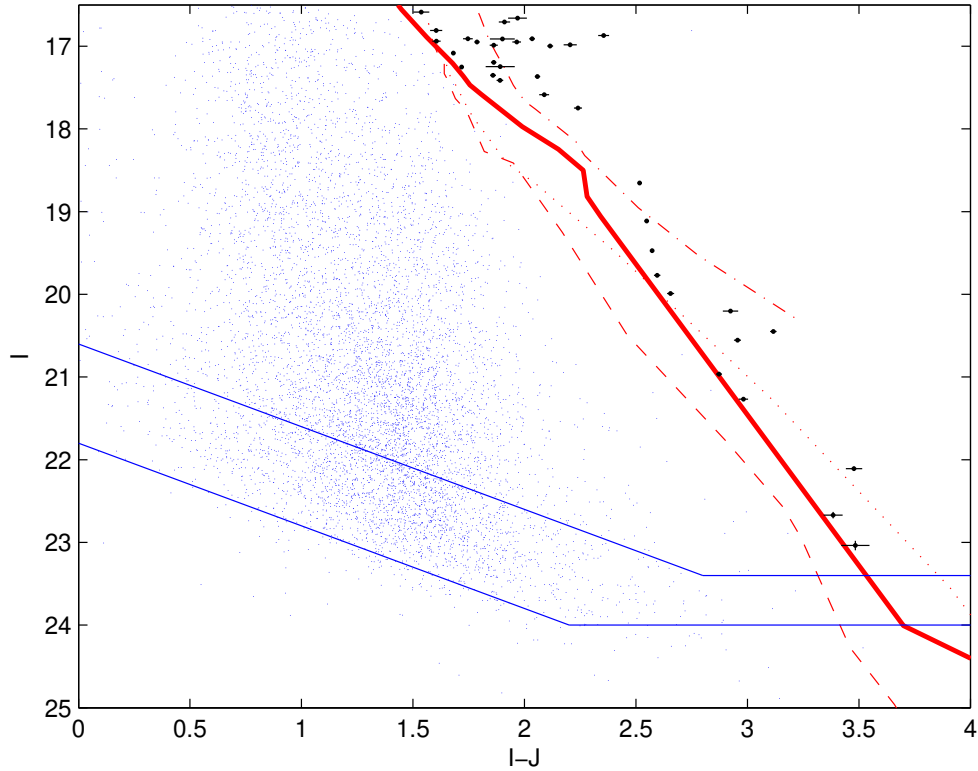


Figura 6.10: Diagrama color-magnitud I vs. $I - J$ de todos los objetos correlacionados entre WFC00 y las tiras de ISAAC (con puntos pequeños). Los detalles sobre las magnitudes de completitud y límite (en líneas continuas finas), las isocronas (en rojo) y los objetos seleccionados (en puntos gruesos negros *con barras de error*) se ofrecen en el texto. No se han representado los puntos pequeños correspondientes a las tiras 1 y 2 del detector #3 de la WFC.

fotometría y la determinación de la isocrona semiempírica o variabilidad intrínseca de los objetos (que hace desplazar ligeramente a los objetos en el diagrama color-magnitud –véase la reciente investigación de Burningham et al. 2005). Para denominarlos se ha utilizado el código identificativo X-Y-ZZZ, donde X es el número del detector WFC (de #1 a #4), Y es el número de la tira infrarroja (cuatro por cada detector óptico) y ZZZ es el número de identificación proporcionado automáticamente a cada fuente durante la fotometría (de 1 a 700–900)⁸.

6.2.3 Fuentes infrarrojas sin contrapartida óptica

Existía un especial interés por recuperar objetos detectados en J y no en I , ya que podría tratarse de objetos del cúmulo con masas extraordinariamente bajas. Se trataría de objetos

⁸Durante este capítulo se utilizará el número identificativo para designar a las fuentes que probablemente *no* pertenecen a σ Orionis, mientras que se usará el formato ζ Jhhmmss.s-ddmmss para designar a los candidatos a miembros subestelares de σ Orionis.

Tabla 6.3: Objetos rojos no seleccionados.

Identificación	$\alpha^{\text{J2000.0}}$	$\delta^{\text{J2000.0}}$	I	J	H	K_s
2-2-139	05 38 36.86	-02 42 54.9	17.91 $\pm$ 0.03	16.06 $\pm$ 0.09	15.36 $\pm$ 0.05	15.06 $\pm$ 0.07 ^{2M}
1-4-218 ^a	05 39 44.55	-02 59 58.9	20.74 $\pm$ 0.04	18.04 $\pm$ 0.08	17.1 $\pm$ 0.3 ^{trim}	>15.5
3-4-081 ^a	05 40 06.95	-02 36 04.7	21.16 $\pm$ 0.03	18.22 $\pm$ 0.07	17.49 $\pm$ 0.16	>15.5
2-2-275	05 38 34.62	-02 45 38.2	24.08 $\pm$ 0.19	20.80 $\pm$ 0.10	>18.5	>19.3

^a: Candidato *IZ* en Béjar et al. (en prep).

^{2M}: Fotometría extraída del catálogo 2MASS (*JHK_s*).

^{trim}: En la región de *trimming* en la imagen *H*.

similares a S Ori 70, con $J \sim 20$ e $I - J \sim 5$ mag. Con estas magnitudes, tales cuerpos serían detectados dentro de la completitud de las imágenes ISAAC, pero por su magnitud I , más allá de la magnitud telémito en la WFC, no se habrían detectado mediante la correlación IJ anterior.

De entre las 700–900 fuentes infrarrojas detectadas en cada una de las 16 tiras de ISAAC, entre 100 y 250 no tenían contrapartida en I . La inmensa mayoría de estas fuentes se pudieron englobar en algunos de estos conjuntos: (i) fuentes que, debido a la mucho mejor resolución espacial de ISAAC respecto a WFC (compárese la FWHM promedio de las imágenes de mejor calidad de cada uno de los dos conjuntos de datos: 0.5 arcsec para ISAAC y 1.0 arcsec para WFC) son únicamente resueltos como sistemas múltiples visuales en las imágenes en la banda J ; (ii) fuentes en las cercanías de estrellas brillantes (el halo de las estrellas brillantes es más extenso en el óptico que en el infrarrojo, tanto porque las estrellas más brillantes son en general “azules” como por los tiempos de exposición utilizados); (iii) fuentes localizadas bajo líneas de sangrado provocadas por estrellas brillantes en las imágenes I ; (iv) fuentes localizadas en las cercanías de columnas muertas en las imágenes I , no correctamente sustraídas en las imágenes de la WFC00; (v) fuentes débiles y con PSF no estelar en las imágenes J , posiblemente asociados a defectos en el detector de ISAAC y no corregidos completamente durante la reducción (el origen de la incompleta corrección está más asociado al método de observación, que no fue el óptimo debido a las limitaciones impuestas al escaneo continuo, que a la reducción en sí. Recuérdese que en cada posición del cielo sólo se tomaban cuatro imágenes individuales); (vi) y fuentes que por su magnitud y temperatura efectiva (es decir, color $I - J$) deberían ser detectados en J hacia magnitud 20, pero más allá de la completitud en I .

Con el fin de repescar este último tipo de objetos, que podrían pertenecer al cúmulo, de las casi 2000 fuentes infrarrojas sin contrapartida óptica se escogieron aquellas con las magnitudes J adecuadas ($J \sim 19.5$ – 21.0) para un estudio más detallado. Alrededor de 500 regiones en las imágenes WFC00 de unos pocos segundos de arco de tamaño fueron inspeccionadas visualmente en busca de objetos no detectados por los métodos de búsqueda automáticos de IRAF que fueran las contrapartidas ópticas de las fuentes J . Una gran cantidad de los objetos sin contrapartida óptica en I de WFC00 eran en realidad visibles en I al límite de detección de las imágenes WFC03, ligeramente más profundas. Cinco de los ocho⁹ objetos repescados se vislumbraban al límite de detección de las imágenes ópticas

⁹¡Sólo menos de un 2% de las contrapartidas ópticas resultaron ser útiles para la repesca!.

(con lo que se les ha estimado su magnitud tomando un error fotométrico conservador), mientras que tres no llegan a detectarse (con lo que se le ha impuesto un límite inferior a su magnitud). Las coordenadas y magnitudes de los objetos repescados se ofrecen en las Tablas 6.4 y 6.5. Se representan mediante símbolos en color verde en las Figs. 6.14 y 6.15.

Fuentes infrarrojas con PSF ensanchadas

De las ocho fuentes repescadas, tres poseían FWHM levemente más anchas que la FWHM promedio de las fuentes estelares en su inmediata vecindad en las imágenes ISAAC. La resolución de las imágenes de este trabajo no es suficiente para resolver discos circunestelares en Orión, ni siquiera los más extendidos, por lo que los objetos con PSF ensanchadas se tratarán probablemente de objetos extragalácticos. Ya que hay un error de aproximadamente 10% en la determinación de la FWHM promedio en una imagen, se tomará como “FWHM ensanchada” aquella que sea mayor o igual que 1.2 veces la FWHM promedio ($1+2\times 10\% \overline{\text{FWHM}}$). Las magnitudes disponibles, las coordenadas y los códigos identificativos de los tres objetos se muestran en la Tabla 6.4. El objeto con número identificativo 2-1-528 posee una PSF elongada en la dirección norte-sur. Nótese los colores del objeto 3-1-756, extraordinariamente anómalos para una estrella ($I - J > 2.3$ mag, $J - H = 1.55\pm 0.16$ mag, $J - K_s = 3.04\pm 0.16$ mag). Posiblemente el objeto sea una galaxia con envoltura de polvo y/o desplazada al rojo, una proto-nebulosa planetaria o alguna otra fuente exótica. Tanto 2-1-528 como 3-1-756 no son visibles en las imágenes WFC00, pero podrían relacionarse con sendos bultos a $\sim 2\sigma$ sobre el fondo de cielo en las imágenes WFC03.

Tabla 6.4: Fuentes infrarrojas con FWHMs ensanchadas.

Identificación	$\alpha^{\text{J2000.0}}$	$\delta^{\text{J2000.0}}$	I	J	H	K_s	$\times \text{FWHM}^a$
2-1-528	05 38 41.01	-02 52 02.2	>24.5	20.69 ± 0.11	>18.5	>19.3	1.3
1-3-144	05 39 14.00	-02 57 05.0	$\gtrsim 25.0$	20.79 ± 0.11	>19.5	>20.0	1.2
3-1-756	05 40 04.67	-02 29 26.9	$\gtrsim 24.5$	21.56 ± 0.10	$20.01\pm 0.12^{\text{LIRIS}}$	$18.52\pm 0.13^{\text{LIRIS}}$	1.2

^a: Cociente entre la FWHM del objeto y la FWHM promedio de la imagen.

^{LIRIS}: magnitudes a partir de datos LIRIS (HK_s).

Fuentes infrarrojas con color $I - J$ no rojo

Las otras cinco fuentes sin detección automática en la banda I y con PSF estelar han sido objeto de un estudio en profundidad. En los cinco casos, las fuentes no fueron seleccionadas durante la correlación automática IJ por encontrarse en las proximidades de fuentes más brillantes que ellas, de las que estaban separadas sólo entre 1.5 y 3 arcsec. Las diferencias típicas de magnitud J entre las fuentes débil y brillante eran de unas 2.5 mag (unas 10 veces menos luminosas). Fueron recuperadas durante la inspección visual porque, a pesar de no tener una magnitud I medida, las fuentes se resolvían de sus compañeras más brillantes. Sus números de cuentas en el pico en la imagen óptica sobrepasaban en todos los casos en cinco veces la desviación típica del fondo de cielo (en algunos casos, hasta diez veces). Dada la dificultad de realizar fotometría de abertura en las proximidades de fuentes luminosas, se han calculado las magnitudes I de cada uno de los cinco objetos por comparación del número

de cuentas en sus picos con los de otras fuentes cercanas, con PSF similar y magnitud I conocida. Las medidas en las bandas I y J , junto con las de H y K_s si son disponibles, se muestran en la Tabla 6.5.

Tabla 6.5: Fuentes infrarrojas con color $I - J$ no rojo.

Nombre	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	I	J	H	K_s	Comentarios
3-1-442	05 39 25.44	-02 29 42.9	23.11 ± 0.18	20.08 ± 0.10	$19.43 \pm 0.07^{\text{CFHT}}$	$19.07 \pm 0.07^{\text{CFHT}}$	i M-L?
2-1-215	05 38 44.57	-02 44 39.7	23.8 ± 0.5	20.64 ± 0.08	$19.90 \pm 0.09^{\text{CFHT}}$	$19.22 \pm 0.10^{\text{CFHT}}$	i L fondo?
2-1-494	05 38 45.23	-02 51 18.3	22.58 ± 0.18	20.73 ± 0.08	> 18.5	> 19.3	i M fondo?
1-1-385	05 39 59.26	-02 52 56.0	23.3 ± 0.3	20.82 ± 0.09	19.6 ± 0.2^a	18.65 ± 0.07	Radio
3-2-605	05 40 06.47	-02 32 51.3	22.80 ± 0.15	20.93 ± 0.10	$20.07 \pm 0.10^{\text{CFHT}}$	$19.96 \pm 0.10^{\text{CFHT}}$	M fondo

CFHT: magnitudes a partir de datos CFHT-IR (HK).

^a: fotometría interactiva por comparación de cuentas en los picos.

Las cinco fuentes están a la izquierda, incluso, de la isocrona teórica Cond de 10 Ma. El objeto con código identificativo 3-2-605, con colores $I - J = 1.87 \pm 0.18$ mag y $J - K_s = 0.97 \pm 0.14$ mag, a una magnitud I que se corresponde con las enanas L tempranas del cúmulo σ Orionis, parece ser una estrella M de fondo. Lo mismo parece ser el objeto 2-1-494, con $I - J = 1.8 \pm 0.2$ mag. Sin embargo, la ausencia de información en las bandas H y K_s impide afirmar con seguridad que se trate de una estrella de tipo M. El objeto 3-1-442 es más rojo que los anteriores, con $I - J = 3.0 \pm 0.2$ mag y $J - K_s = 1.01 \pm 0.12$ mag, lo que podría indicar que se tratase de una enana ultrafría en la transición entre tipos espectrales M y L. El objeto 2-1-215 posee una magnitud I más de 1 mag más brillante que la que le correspondería a un objeto del cúmulo con su magnitud J . Sin embargo, sus colores $I - J$ y $J - K_s$ son los que poseen las L tempranas-intermedias de campo. De ser una enana L2 contaminante del campo, se encontraría a una distancia mayor que la del cúmulo σ Orionis, a unos 430 pc (usando la relación M_J -tipo espectral de Dahn et al. 2002). Los cuatro objetos, no seleccionados como miembros del cúmulo, se ajustan a la secuencia de las enanas ultrafrías del campo en el diagrama color-color $I - J$ vs $J - K_s$ (véase la Figura 6.15 y su discusión correspondiente en la Sección 6.3.1). La última fuente se discute a continuación.

Un caso particular

El objeto restante, con código identificativo 1-1-385, no sigue la secuencia de las enanas ultrafrías y presenta una notable sobreluminosidad en la banda K_s para su color $I - J$ ($J - K_s = 2.17 \pm 0.11$ mag). La magnitud H se ha estimado comparando el número de cuentas en el pico del objeto con el de otras fuentes cercanas con la misma FWHM (la presencia de una fuente más brillante a unos 2.3 arcsec al suroeste y el empeoramiento del *seeing* respecto a la imagen K_s impidieron que la fotometría de PSF convergiera en el objeto). Su PSF en la imagen ISAAC no está ensanchada respecto a los objetos con apariencia estelar de su campo. Sin embargo, su naturaleza extragaláctica podría probarse por el hecho de que existe una radiofuente catalogada a 1.5 ± 1.0 arcsec al sureste de 1-1-385, denominada TXS 0537-029. En una circunferencia de radio 30 arcmin centrada en σ Orionis AB hay catalogadas 38 radiofuentes en el National Radio Astronomy Observatory Very Large Array Sky Survey (NVSS), lo que da una densidad de $0.0134 \text{ arcmin}^{-2}$. El

número esperado de radiofuentes detectadas en el área Anaga es de 10–11. La probabilidad de que de las 11 500 fuentes infrarrojas detectadas con ISAAC, al menos una de las ocho fuentes infrarrojas sin contrapartida óptica automática esté asociada a una radiofuente es del 0.8%. Esta probabilidad tan baja sugiere que la relación entre el objeto 1-1-385 y la radiofuente TXS 0537–029 puede no ser casual.

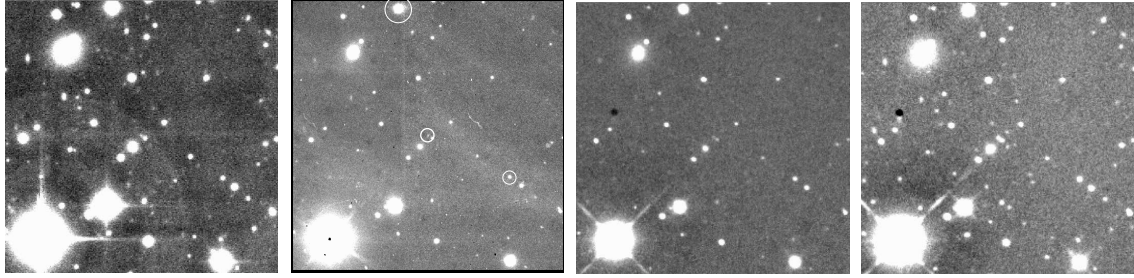


Figura 6.11: Imágenes de 2 arcmin de tamaño centradas en 1-1-385, en las bandas IJK_s (de izquierda a derecha). Su posición está marcada con un círculo en la imagen J (los otros objetos marcados en el campo son una estrella de muy baja masa y una enana marrón de baja masa del cúmulo –la segunda se encuentra en la muestra Anaga–).

La radiofuente TXS 0537–029, cuyos ejes ajustados (deconvolucionados) son de unos 20 arcsec, fue detectada en dos búsquedas. La que da nombre a la fuente fue la Texas Survey en 365 MHz (Douglas et al. 1996). A esta frecuencia, la fuente muestra una densidad de flujo de 208 ± 23 mJy. En la segunda, la NVSS (Condon et al. 1998), la fuente posee una densidad de flujo de 75.5 ± 1.3 mJy en 1 465 MHz. La pendiente de la distribución espectral de energía (λF_λ vs. λ , mostrada en la Figura 6.12) en la región radio es $-0.27^{+0.09}_{-0.07}$. Recuérdese que en esta representación, la pendiente de la distribución espectral de energía de un cuerpo negro con parámetros típicamente estelares en la región radio es -3 , mientras que la pendiente es -1 si el origen de la radioemisión no es térmico, sino por transiciones electrónicas libre-libre (Brehmsstrahlung).

Si 1-1-385 perteneciera al cúmulo, poseería una masa de tan sólo $0.004^{+0.005}_{-0.002} M_\odot$, lo que haría extremadamente difícil de explicar el origen de su no despreciable emisión radio. Esta emisión se puede explicar de una forma más sencilla: a tan sólo 6.2 arcsec al *sureste* de 1-1-385, se encuentra una galaxia no catalogada de apariencia simétrica y con una FWHM 1.4–1.5 veces más ancha que la FWHM promedio estelar en las imágenes I WFC03 y J ISAAC (coordenadas J2000 aproximadas: 05 39 59.7, –02 53 03). Ella podría ser en este caso la fuente en cuyo interior se generaría la energía necesaria para crear un chorro cuyo frente de ionización produciría, al interactuar con el medio intergaláctico, la radioemisión. El objeto 1-1-385 podría no estar asociado de ninguna forma con la galaxia. Sin embargo, dados su extraordinarios colores y la *alineación* del objeto, la radiofuente TXS 0537–029 y la galaxia, probablemente sea un nodo o nudo (*knot*) del chorro. Más aún, dado que las observaciones radio del Texas Survey se realizaron entre 1974 y 1983, 1-1-385 podría incluso tratarse de la radiofuente en sí; en 20–30 años, el extremo del chorro puede haberse desplazado 1.5 ± 1.0 arcsec hacia el noroeste (aunque tampoco está claro que haya una diferencia significativa entre las posiciones de 1-1-385 y de TXS 0537–029). El exceso de flujo en K_s en los extremos de los chorros puede no ser anómalo: por ejemplo, el objeto

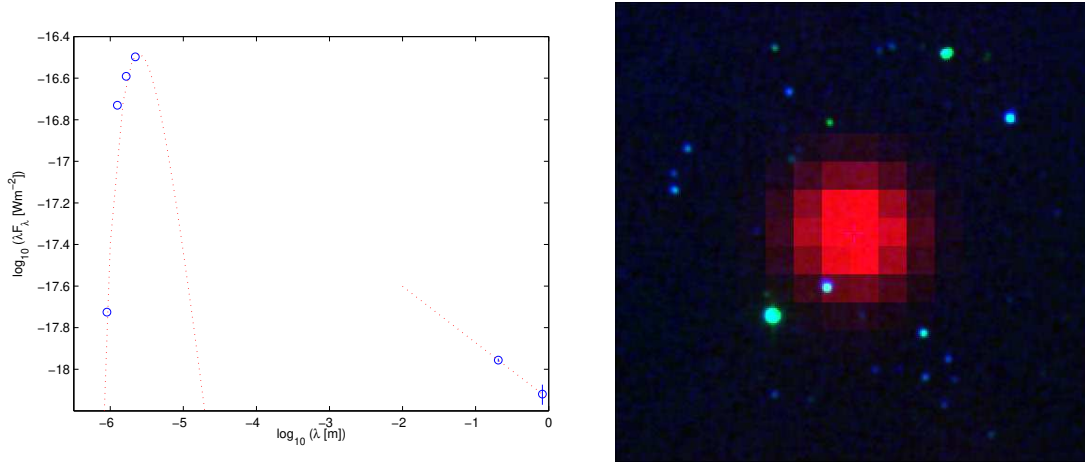


Figura 6.12: *Izquierda:* Distribución espectral de energía del objeto 1-1-385. Se indica, a la manera usual, los valores de λF_λ en función de λ en escala logarítmica y con unidades del Sistema Internacional correspondientes a las bandas $IJHK_s$ y a las frecuencias 1.4 y 0.365 GHz. Se indica *a modo ilustrativo* en línea punteada la distribución espectral de energía de un cuerpo negro de $0.2 R_\odot$, 1 500 K y localizado a 360 pc. La pendiente de λF_λ en la zona radio es $-0.27^{+0.09}_{-0.07}$. *Derecha:* Imagen en falso color combinando imágenes POSSI ópticas (azul), 2MASS J (verde) y NVSS radio (rojo), centrada en TXS 0537-029. El tamaño del lado es de unos 4 arcmin (el doble del mostrado en la Fig. 6.11).

Herbig-Haro HH 446 comentado en el Cap. 3 posee un color $J - K_s = 1.60 \pm 0.05$ mag (tómese sólo como valor comparativo, ya que HH 446 tiene una escala estelar, no galáctica).

6.2.4 Candidatos subestelares no seleccionados

Con el fin de comprobar la completitud de la muestra Anaga, se realizó un estudio de la región de solapamiento entre las imágenes IJ usando la herramienta de Astronomía Virtual ALADIN para localizar objetos en el mismo rango de magnitudes que en este trabajo ($I > 16.5$, $J > 14.5$), detectados en búsquedas anteriores y no seleccionados en este estudio. En la Tabla 6.6 aparecen tales objetos junto con sus astrometría y fotometría publicadas o medidas con mayor precisión en esta investigación.

Tabla 6.6: Objetos publicados no seleccionados^a.

Nombre	$\alpha^{J2000.0}$	$\delta^{J2000.0}$	I	J	H	K_s
S Ori J053838.6-024157	05 38 38.59	-02 41 55.9	16.41 ± 0.03	14.51 ± 0.10	13.91 ± 0.05	13.65 ± 0.04^{2M}
S Ori J053844.4-024037	05 38 44.48	-02 40 37.6	17.28 ± 0.06^{Be04b}	14.78 ± 0.08	14.21 ± 0.04^{2M}	13.94 ± 0.05^{2M}
S Ori 41	05 39 38.50	-02 31 13.4	18.49 ± 0.03	16.62 ± 0.10	16.24 ± 0.09	15.67 ± 0.24^{2M}
S Ori J054004.9-024656 ^b	05 40 04.92	-02 46 55.1	19.78 ± 0.03	17.71 ± 0.04^{Be01}	17.05 ± 0.05	16.62 ± 0.07
S Ori 69	05 39 18.1	-02 28 55	23.89 ± 0.22^{ZO00}	20.18 ± 0.35^{Ma01}	> 18.1	18.81 ± 0.20^{Ma01}

^a: $2M$ – fotometría extraída del catálogo 2MASS (JHK_s); $Be04b$ – fotometría extraída de Béjar et al. (2004b); $Be01$ – fotometría extraída de Béjar (2001); $Ma01$ – fotometría extraída de Martín et al. (2001); $ZO00$ – fotometría y astrometría extraídas de Zapatero Osorio et al. (2000).

^b: Binaria visual ($\rho < 0.8$ arcsec).

A continuación se enumeran cada uno de ellos ordenados por su magnitud J , comentando

las razones de su no selección:

- La magnitud en la banda I de S Ori J053838.6–024157 según Be04b es 16.52 ± 0.06 , muy cerca del límite impuesto para la selección de los objetos más brillantes ($I > 16.5$). En las imágenes WFC00 y WFC03, el máximo de sus cuentas se encuentra en el rango no lineal y la fotometría de PSF no está determinada con precisión. Al ser su magnitud I medida en nuestro trabajo más brillante que 16.5, no ha sido seleccionada para formar parte de la muestra Anaga. Caballero et al. (2006) determinaron su tipo espectral en $M5.5 \pm 1.0$ y le midió una pequeña emisión $H\alpha$ de -6 ± 1 Å, lo que indica que probablemente se trate de un miembro del cúmulo (más detalles en Cap. 8).
- S Ori J053844.4–024037 no fue detectado por los algoritmos automáticos al encontrarse en el halo óptico de las estrellas centrales del cúmulo, cerca del borde norte del detector vertical de la WFC (claramente visible en la Figura 6.2). Forma parte de un sistema triple visual junto con S Ori J053844.4–024030 y [W96] 4771–1051. La extrema proximidad entre los componentes del sistema fue discutida en el Cap. 3.
- S Ori 41 tampoco ha sido seleccionado a partir de sus magnitudes IJ . En este trabajo se presentan medidas precisas de sus magnitudes IJH . Ambas, además de su medida I publicada anteriormente por Béjar et al. (1999), muy similar a la mostrada en la Tabla 6.6 (de WFC) y de su medida K_s publicada por el catálogo 2MASS, indican que muy probablemente se trata de una enana M de fondo que no pertenece al cúmulo. Be01 llegó a la misma conclusión. Su color $I - J$ es 0.7 mag más azul y unas 2 mag más débil que las enanas M del cúmulo confirmadas espectroscópicamente de su misma magnitud y con su mismo color $I - J$, respectivamente.
- S Ori J054004.9–024656 también posee colores más azules que los de la secuencia marcada por los miembros del cúmulo con tipo espectral medido. Además, la fotometría de PSF de su imagen infrarroja tomada con ISAAC no era del todo fiable. Un estudio detallado del objeto indica que en realidad es un sistema doble visual, con una separación menor de 0.8 arcsec. La diferencia de magnitud en J entre los dos componentes del sistema es 0.09 ± 0.02 . Las fotometrías I de WFC00 y WFC03, RIJ publicada por Be04b y HK_s de $\Omega 2K$ no son capaces de resolver el sistema. Tampoco lo es fotometría J no publicada, extraída de una región estudiada en la Tesis de Béjar (2001). Be04b clasificaron a S Ori J054004.9–024656 como probable no miembro, a partir de fotometría RIJ . Gracias a la nueva fotometría infrarroja, que permite disponer de las magnitudes combinadas del sistema doble en cinco bandas (las mostradas en la Tabla 6.6 más $R = 22.55 \pm 0.27$, de Be04b), se puede descartar la pertenencia del objeto a σ Orionis. De entre los distintos escenarios posibles, se elige como más probable que en realidad se trate de un sistema binario físico de fondo consistente en dos enanas M tardías de masa muy similar. S Ori J054004.9–024656 tampoco ha sido seleccionado en la nueva búsqueda óptica IZ de Béjar et al. (en prep.).
- El caso del objeto restante no seleccionado, S Ori 69, es muy especial, ya que ZO00 lo presentaron como un objeto aislado de masa planetaria y Martín et al. (2001b) estimaron su tipo espectral en L tardío o T temprano (T0:). Sus magnitudes I , J y K_s publicadas, 23.9 ± 0.2 , 20.2 ± 0.4 y 18.8 ± 0.2 , respectivamente, hubieran permitido

su detección y selección en la búsqueda Anaga (la magnitud de completitud de nuestra búsqueda es $J_{\text{compl}} \sim 20.8$). En la Figura 6.13 se muestran nuestras imágenes IJH centradas en la posición esperada de S Ori 69. No se dispone de imagen K_s y la imagen H no es suficientemente profunda para su detección. En la imagen I el objeto parece vislumbrarse bajo el rayo de difracción de una estrella brillante cercana producido por la araña del secundario. Esto, además de su debilidad (hasta 24.1, si se tienen en cuenta las barras de error de la fotometría I publicada por ZO00), más allá de las magnitudes de completitud en I de WFC00 y WFC03, han impedido su detección mediante los algoritmos automáticos de IRAF. Sin embargo, en la banda J , su magnitud publicada es más brillante, aún teniendo en cuenta unas barras de error muy conservadoras, que la magnitud de completitud de la búsqueda Anaga. Se ha realizado un estudio detallado de la imagen combinada ISAAC en la que aparece S Ori 69. La FWHM promedio es de 0.73 arcsec, en ningún modo peor que otras imágenes de su serie (no se espera, por tanto, que su profundidad sea menor que las del resto de imágenes J). En la posición esperada se detecta un pequeño bulto sobre el ruido a $\sim 2\sigma$ (dos veces la desviación estándar de cielo en la región circundante), que poseería una magnitud $J \sim 22$. Este límite superior en la banda J impone severas restricciones a los colores $I - J$ y $J - K_s$ o en, incluso, la posible variabilidad fotométrica del objeto. La resolución de estas cuestiones sólo podrá obtenerse cuando se realicen observaciones aún más profundas en la región.

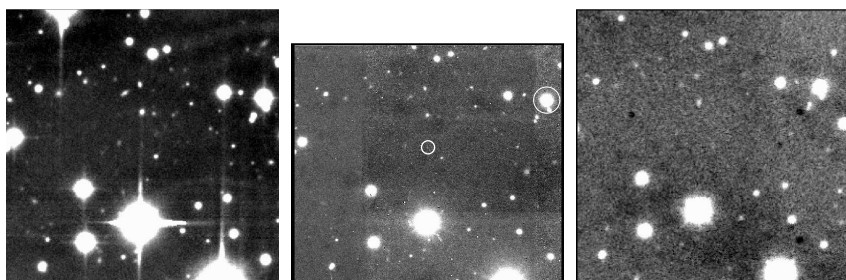


Figura 6.13: S Ori 69, objeto no detectado en la búsqueda Anaga. Imágenes I , J y H de 2 arcmin de ancho centradas en la posición del objeto (marcada con un círculo en el centro de la imagen J ; el objeto marcado con otro círculo al noroeste es una estrella de baja masa del cúmulo publicada en otro trabajo).

6.3 Resultados

Un total de 39 objetos han sido seleccionados a partir de las imágenes IJ para su posterior seguimiento espectroscópico y/o fotométrico en las bandas H y K_s . En la Sección 6.6, en las Tablas 6.15, 6.16 y 6.17 se proporcionan los datos básicos de la muestra final de objetos seleccionados a partir de la búsqueda Anaga.

6.3.1 Diagramas color-magnitud y color-color

En la Figuras 6.14, 6.15 y 6.16 se muestran los diagramas color-magnitud I vs. $I - J$ y color-color $J - K_s$ frente a $I - J$ y $J - H$ vs. $H - K_s$, respectivamente. En los tres diagramas se representan los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis con magnitudes $I > 16.5$

y $J > 14.5$ mediante puntos con barras de error azules. Los puntos rodeados por un círculo indican que el objeto posee un tipo espectral medido y que se ajusta a la secuencia espectral del cúmulo. Con puntos y barras de error verdes se representan otros objetos interesantes repescados, comentados en la Sección 6.2.3 (Tablas 6.4 y 6.5). En rojo se muestran la secuencia de las enanas ultrafrías del campo (sin barras de error) colocadas a la distancia de σ Orionis. Se pueden encontrar más detalles en el pie de las Figuras.

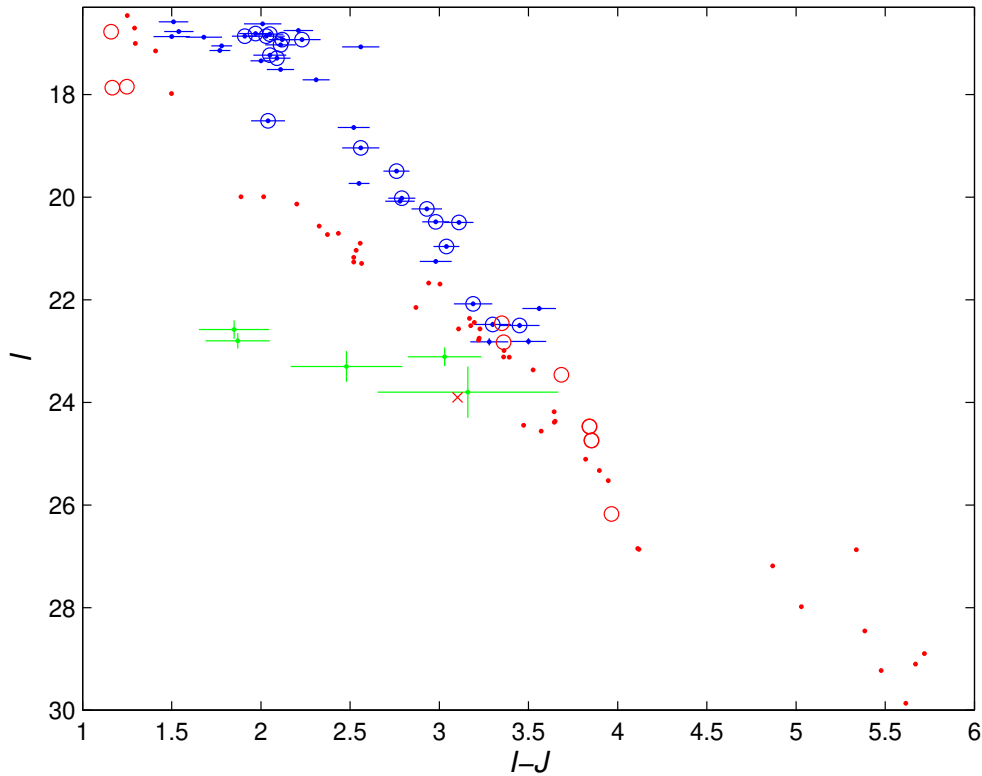


Figura 6.14: Diagrama I frente a $I - J$. Con puntos y barras de error azules se representan los objetos de la búsqueda Anaga seleccionados como candidatos a miembros de σ Orionis. Los objetos confirmados espectroscópicamente se muestran con un círculo adicional a la barra de error. Las fuentes infrarrojas sin detección automática de su contrapartida óptica y con PSF estelar se indican en verde. En rojo y sin barras de error se señalan las enanas ultrafrías del campo con el mismo criterio de símbolos que en la Figura 1.4, trasladadas a la distancia de σ Orionis.

Se puede trazar visualmente una secuencia definida por los miembros del cúmulo en el diagrama color-magnitud de la Figura 6.14. La relativa anchura de la secuencia tiene distintas explicaciones: (i) binariedad. Del orden del 10–20% de las enanas L y 30–40% de las enanas M de campo son sistemas binarios únicamente resueltos con sistemas ópticos de muy alta resolución espacial. Se espera que estas fracciones sean iguales o mayores en el cúmulo, ya que en menos de 10 Ma la disrupción gravitatoria de sistemas múltiples (que terminarán no siéndolo) puede no haber tenido lugar todavía; (ii) leves diferencias de edad entre objetos de la misma población. Una diferencia de edad de tan sólo 0.2 Ma (en 3

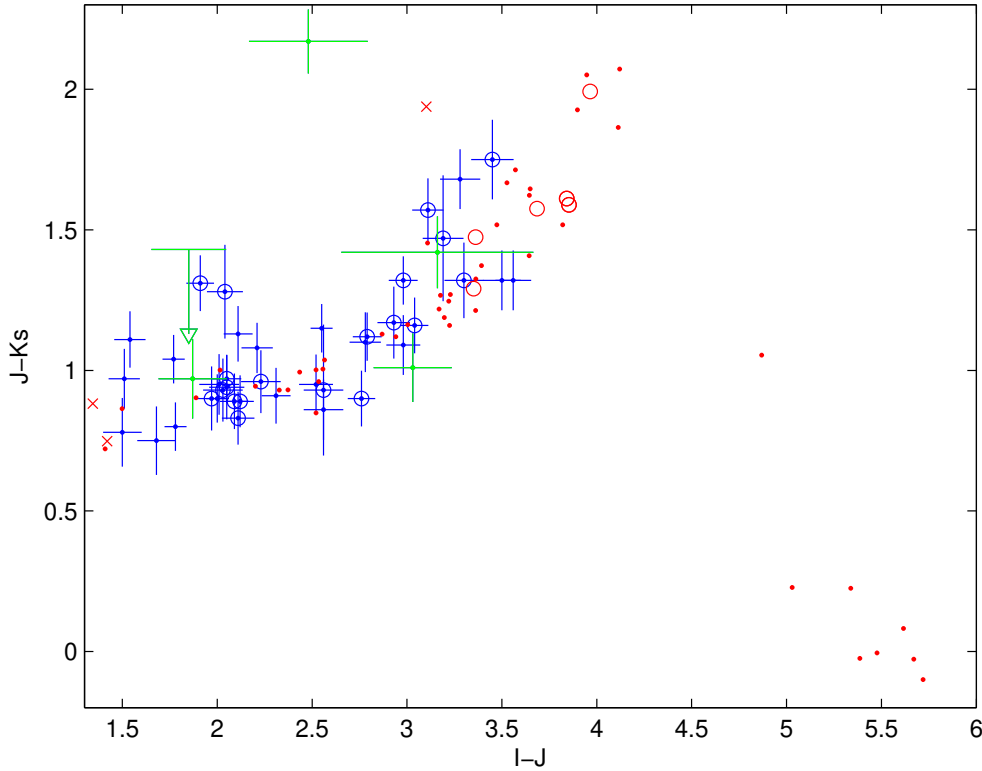


Figura 6.15: Lo mismo que la Fig. 6.15, pero en un diagrama $J-K_s$ frente a $I-J$. El pico en el color $J-K_s$ se produce en $I-J \sim 4.0$ mag, que coincide con los tipos espectrales L7-T0, aproximadamente.

Ma) podría explicar diferencias de hasta una décima de magnitud. Este efecto no es tan apreciable en cúmulos abiertos de edad “madura”, como las Híades, pero sí en cúmulos muy jóvenes; (iii) variaciones del radio y, por tanto, de la luminosidad, entre objetos de la misma edad, masa y temperatura efectiva. Con edades tan jóvenes, algunos de los objetos pueden tener una contracción más o menos rápida desde la fase de protoenana que sus compañeras de su misma luminosidad¹⁰; (iv) presencia de discos que pueden afectar a la distribución espectral de energía y, por tanto, a las magnitudes observadas. Hay claros indicios de este efecto en al menos uno de los objetos de la muestra (S Ori J053825.4–024241 –Cap. 8–); (v) variabilidad en el óptico. Caballero et al. (2004; Cap. 7) encontraron variabilidad fotométrica en distintas escalas temporales en la banda I en casi la mitad de los objetos de una muestra de 28 enanas marrones del cúmulo σ Orionis, todas ellas estudiadas en este Capítulo. De ellas, tres presentaban amplitudes mayores de 0.1 mag, de las que una

¹⁰En fases muy tempranas, algunas enanas marrones poseen discos que pueden afectar al momento angular total a través de la variación de velocidad de rotación del protobjeto. La variación de momento angular, a masa aproximadamente constante (excepto vientos y fenómenos de acreción intensos), se traduce en variación del radio. Los ritmos de acreción de objetos de la misma masa pueden variar de uno a otro debido a multitud de factores: la intensidad del campo magnético, la distribución de masa y el radio interno del disco...

(S Ori J053825.4–024241) las presentaba de casi 0.4 mag. Dada la distancia al cúmulo y su tamaño angular no se espera una variación apreciable en magnitud debido a las diferentes distancias a los objetos (no mayor de 6 pc).

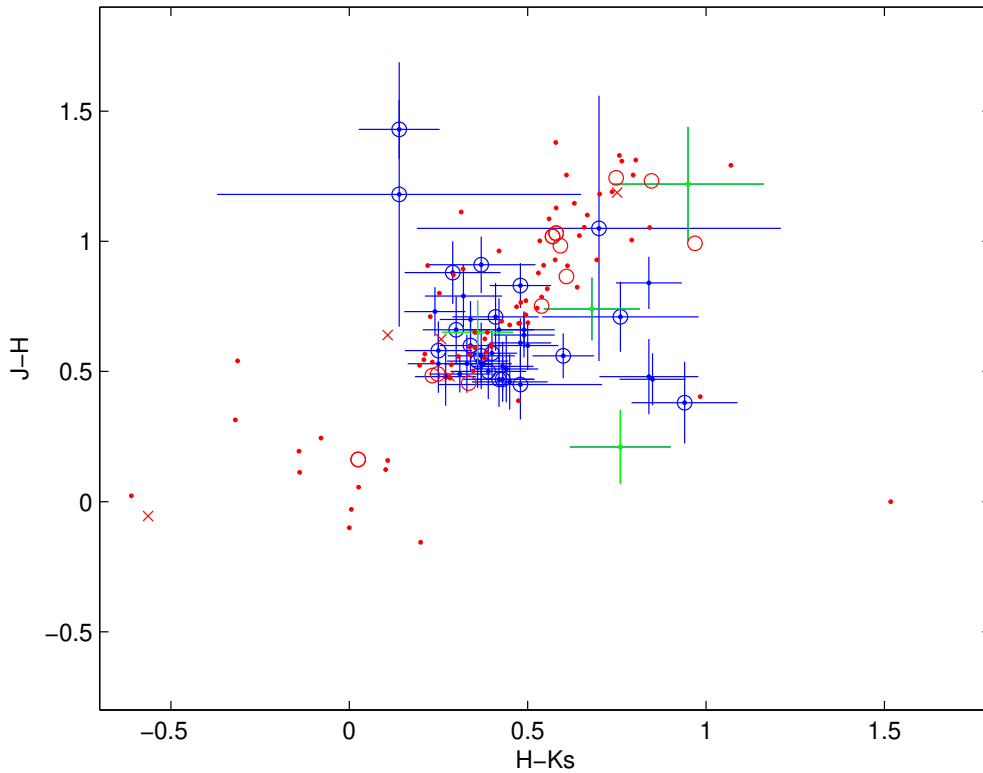


Figura 6.16: Lo mismo que la Fig. 6.15, pero en un diagrama $J - H$ frente a $H - K_s$.

Es interesante mencionar la sobreluminosidad, en general, de los miembros subestelares de σ Orionis en comparación con las enanas ultrafrías de campo de la misma temperatura efectiva colocadas a una distancia de 360 pc. La causa de la sobreluminosidad está en el mayor tamaño de los objetos de σ Orionis, que aún están en fase de contracción. Sin embargo, excepto dos objetos con espectroscopia y fuertes excesos infrarrojos (uno de ellos es, de nuevo, S Ori J053825.4–024241), todos los objetos subestelares de σ Orionis tienen unos colores óptico-infrarrojos muy similares a los de las enanas ultrafrías del campo y siguen la secuencia definidas por estas en el diagrama color-color $J - K_s$ frente a $I - J$ de la Fig. 6.15.

Por otro lado, la Fig. 6.16, típicamente usada para detectar objetos enrojecidos o con discos, muestra candidatos a miembros del cúmulo, algunos de ellos con espectroscopia, con colores infrarrojos que se separan bastante de la secuencia de las enanas ultrafrías del cúmulo. Todos los objetos con estas “anomalías” poseen magnitudes $I > 20.5$. Sería interesante investigar si estas diferencias provienen de variabilidad fotométrica (para objetos

tan débiles no hay fotometría JHK_s simultánea), de una infravaloración de los errores fotométricos en objetos débiles o de una diferenciación real entre los colores JHK_s de los objetos subestelares en cúmulos jóvenes respecto a los colores de las enanas ultrafrías del campo del mismo tipo espectral (Martín 2004).

6.3.2 Miembros conocidos, comparativa fotométrica y espectroscopia

De los 39 objetos seleccionados como candidatos a miembros de σ Orionis, 30 habían sido descubiertos en otras búsquedas fotométricas independientes por Be99, Be01, ZO00, ByN02, Be04b y Kenyon et al. (2005). Además, hay un objeto no publicado con información espectroscópica, ς J053949.5–023130 (sok4-908; Béjar et al., com. priv.). En la última columna de la Tabla 6.16 se proporcionan los nombres “S Ori” con que los objetos fueron publicados por primera vez. Los 28 candidatos a miembros subestelares de σ Orionis cuya variabilidad fotométrica en la banda I fue estudiada por Caballero et al. (2004), y que eran presentados allí por primera vez, fueron seleccionados usando los datos de la búsqueda Anaga.

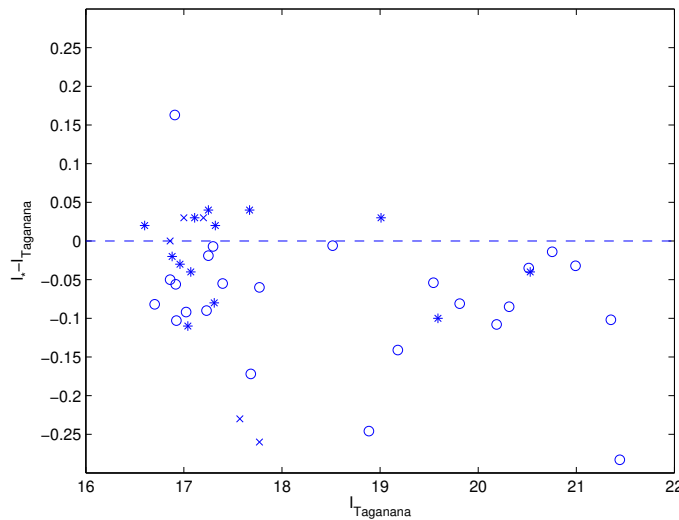


Figura 6.17: Comparación entre los datos fotométricos en las bandas I de la búsqueda Anaga y de fotometría I publicada con anterioridad. Se muestra la magnitud de este trabajo I_{Anaga} en el eje horizontal y la diferencia entre la publicada e I_{Anaga} en el vertical. Con asteriscos se muestra la comparación con los datos de Be99, con aspas los de Be04b y con círculos los de Béjar et al. (en prep.).

Las magnitudes I publicadas en los trabajos de Be99, ZO00/Be01 y Be04b de los objetos en común con la muestra Anaga son mostradas en la Tabla 6.7. Para cada objeto se señalan entre paréntesis las bandas para las que se proporcionaban datos fotométricos. Se han aprovechado las magnitudes I publicadas para realizar una comparación fotométrica y verificar la consistencia entre la fotometría Anaga y las de los estudios anteriores. En la Figura 6.17 se muestra la diferencia entre las magnitudes I presentadas en otros trabajos y la presentada aquí. Con asteriscos se muestra la comparación con los datos de Be99, con aspas los de Be04b y con círculos los de Béjar et al. (en prep.). Con línea discontinua

Tabla 6.7: La muestra Anaga: fotometría I previa^a.

Nombre	I (Be99)	I (ZO00/Be01/Ma01/Be05)	I (Be04b)	I (C04/Anaga)
ς J054014.0–023127		16.907 $\pm$ 0.000 (IZ)		17.07 $\pm$ 0.03
ς J053915.1–024048	16.60 $\pm$ 0.05 (RI)	16.702 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)		16.62 $\pm$ 0.03
ς J053909.0–023958	17.04 $\pm$ 0.05 (RI)	17.022 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)		16.93 $\pm$ 0.03
ς J053954.3–023719		16.923 $\pm$ 0.000 (IZ)		16.82 $\pm$ 0.03
ς J053826.2–024041	16.96 $\pm$ 0.04 [ByN03]			16.93 $\pm$ 0.02
ς J053829.0–024847		16.860 $\pm$ 0.000 ($IZJK$)		16.81 $\pm$ 0.02
ς J053817.4–024024	17.07 $\pm$ 0.05 (RI)	17.09 $\pm$ 0.04 (IJK)	17.00 $\pm$ 0.06 (RIJ)	17.03 $\pm$ 0.03
ς J053825.4–024241			16.86 $\pm$ 0.06 (RIJ)	16.86 $\pm$ 0.02
ς J053907.6–022906	16.88 $\pm$ 0.04 (RI)	16.916 $\pm$ 0.009 ($RIZJ$)		16.86 $\pm$ 0.03
ς J053820.9–024613	17.31 $\pm$ 0.05 (RI)	17.249 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)	17.20 $\pm$ 0.06 (RIJ)	17.23 $\pm$ 0.02
ς J053913.1–023751	17.25 $\pm$ 0.05 (RI)	17.297 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)		17.29 $\pm$ 0.03
ς J053923.2–024656	17.11 $\pm$ 0.05 (RI)	17.230 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)		17.14 $\pm$ 0.03
ς J053943.6–024732	17.32 $\pm$ 0.05 (RI)	17.395 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)	17.57 $\pm$ 0.04 (RIJ)	17.34 $\pm$ 0.03
ς J054004.5–023643		17.682 $\pm$ 0.000 (IZ)	17.77 $\pm$ 0.04 (RIJ)	17.51 $\pm$ 0.03
ς J053926.8–023656	17.67 $\pm$ 0.06 (RI)	17.770 $\pm$ 0.000 ($RIZJ$)		17.71 $\pm$ 0.03
ς J053918.1–025257		18.886 $\pm$ 0.000 (IZ)		18.64 $\pm$ 0.04
ς J053948.3–022914		18.516 $\pm$ 0.009 (IJZ)	18.67 $\pm$ 0.07 (RIJ)	18.51 $\pm$ 0.03
ς J053923.4–024058	19.01 $\pm$ 0.09 (RI)	19.181 $\pm$ 0.000 (IZ)		19.04 $\pm$ 0.03
ς J053825.6–024836	19.59 $\pm$ 0.06 (RI)	19.544 $\pm$ 0.009 ($RIZJK$)		19.49 $\pm$ 0.02
ς J053903.2–023021		20.315 $\pm$ 0.000 ($IZJK$)		20.23 $\pm$ 0.03
ς J053929.4–024636		19.811 $\pm$ 0.000 (IZ)		19.73 $\pm$ 0.03
ς J053849.6–024933		20.188 $\pm$ 0.000 (IZ)		20.08 $\pm$ 0.02
ς J053814.6–024016	20.53 $\pm$ 0.05 (RIZ)	20.53 $\pm$ 0.05 (IJK)		20.49 $\pm$ 0.02
ς J053910.8–023715		20.515 $\pm$ 0.000 ($IZJK$)		20.48 $\pm$ 0.03
ς J053825.1–024803		20.992 $\pm$ 0.000 ($IZJK$)		20.96 $\pm$ 0.02
ς J053956.8–025314		21.352 $\pm$ 0.000 (IZ)		21.25 $\pm$ 0.04
ς J053937.5–023042		22.75 $\pm$ 0.05 (IJK)		22.50 $\pm$ 0.05
ς J053942.0–023032		23.03 $\pm$ 0.06 (IJK)		22.48 $\pm$ 0.05

^a: Datos fotométricos publicados anteriormente de objetos de la muestra Anaga. No se proporcionan las magnitudes I de objetos únicamente publicados en C04. Fotometría extraída de Béjar et al. (1999) (Be99), Zapatero Osorio et al. (2000) (ZO00), Béjar et al. (2001) (Be01), Martín et al. (2001b) (Ma01), Béjar et al. (2004b) (Be04b), Béjar et al. (en prep.) (Be05) y Caballero et al. (2004) (C04). En la columna I (ZO00...) se muestra la fotometría de Be05 cuando está disponible (error nulo: aún no determinado). La magnitud I de ς J053826.2–024041, publicada por Barrado y Navascués et al. (2003b) (ByN03) proviene de los mismos datos presentados por Be99.

se ha marcado la posición de la diferencia nula de magnitudes. El ajuste con los datos de Be99 y Béjar et al. (en prep.), con mayor número de puntos que en la comparación con Be04b, es bueno: la diferencia media de magnitudes es -0.02 ± 0.05 y -0.08 ± 0.09 mag, respectivamente. Ya que las calibraciones son independientes (excepto Béjar et al. en prep.) e incluso algunas se han realizado con instrumentos distintos de la WFC en la configuración actual, se puede afirmar que la fotometría en la banda I de la búsqueda Anaga es fiable con un error de unas pocas centésimas de magnitud.

Se ha realizado el mismo estudio, pero esta vez comparando la fotometría obtenida a partir de los datos ISAAC y Ω 2K con la proporcionada por el catálogo 2MASS. Por la manera en que se calibraron las magnitudes instrumentales JHK_s , las diferencias medias entre las magnitudes calibradas en cada banda en la búsqueda Anaga y las de 2MASS es prácticamente nula. Sólo hay dos objetos discordantes, con diferencias en la banda J de más de 0.15 mag en la comparación 2MASS vs. Anaga. Son ς J053923.4–024058 (S Ori 42)

Tabla 6.8: La muestra Anaga: más fotometría^a.

Objeto	Banda	Valor	Fuente ^b
ς J053907.6–022906	I_C	16.42	SE04
ς J053948.3–022914	I_C	18.10	SE04
ς J053847.2–025756	I	17.05	K05
ς J053900.3–023707	I	20.02±0.10	ByN02
	J	17.14±0.10	ByN02
	J	17.38±0.06	ByN
	H	16.70±0.06	ByN
ς J053903.2–023021	K_s	16.11±0.05	ByN
	J	17.209±0.017	ZO00
	K	16.13±0.10	ZO
ς J053814.6–024016	J	17.38±0.08	ZO00
	K	16.18	ZO00
	K	15.81±0.08	Ma01
ς J053910.8–023715	J	17.533±0.016	ZO00
	K	16.18±0.05	ZO
ς J053825.1–024803	J	17.89	ZO00
	K	16.45	ZO00
ς J053949.5–023130	J	19.15±0.20	ZO
	K	17.42±0.20	ZO
ς J053937.5–023042	J	19.17±0.11	ZO00
	K	17.68	ZO00
	K	17.30±0.10	Ma01
ς J053942.0–023032	J	19.44±0.15	ZO00
	K	17.67	ZO00
	K	17.86±0.10	Ma01

^a: Otra información fotométrica diferente de la ofrecida por el catálogo 2MASS o la Tabla 6.7.

^b: SE04: Scholz & Eislöffel (2004); K05: Kenyon et al. (2005); ByN02: Barrado y Navascués et al. (2002b); ByN: Barrado y Navascués, comunicación personal, obtenidos con el instrumento PANIC en el Walter Baade Magellan Telescope (también, obtenidos con INGRID/WHT: $J=17.21\pm0.05$, $H=16.74\pm0.05$, $K_s=16.23\pm0.05$); ZO00: Zapatero Osorio et al. (2000); ZO: Zapatero Osorio, comunicación personal, obtenidos con NIR-SPEC/Keck; Ma01: Martín et al. (2001b).

y ς J053814.6–024016 (S Ori 47), que poseen marcas de calidad fotométricas (*photometric quality flags*) BBC y DCD, respectivamente, en el catálogo 2MASS¹¹, por lo que se han obviado ambas medidas y se ha utilizado únicamente las magnitudes J de ISAAC. En las bandas H y K_s no hay ningún objeto con magnitudes discordantes respecto al catálogo 2MASS.

Para completar el estudio comparativo, en la Tabla 6.8 se muestra toda la información fotométrica publicada sobre los objetos distinta de la publicada en los artículos citados en la Tabla 6.7 o catalogada por 2MASS. Se han añadido también algunas comunicaciones personales de datos no publicados. Algunos de los datos mostrados en esta tabla se han utilizado para confeccionar la Tabla 6.15, ya que no se disponía de fotometría HK_s de algunos de los objetos seleccionados en la búsqueda Anaga.

De los 39 candidatos a miembros de σ Orionis, 25 (sin contar sok4-908) poseen algún tipo de medida espectroscópica. En particular, 19 poseen determinación de su tipo espectral y 16 muestran rasgos espectrales de juventud, como son la presencia de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción, H α $\lambda 6562.8 \text{ \AA}$ en emisión intensa (con perfil asimétrico en un caso), presencia de

¹¹La marca de calidad fotométrica, una por cada banda JHK_s , proporciona un sumario de la calidad de la fotometría en cada banda. La marca AAA es la mejor posible.

Tabla 6.9: Espectroscopia disponible de la muestra Anaga^a.

Nombre	ZO99/00/02	Be01	Ma01	ByN01/02	ByN03	Ca06	Rasgos de juventud
ς J054014.0–023127							Li I, H α , baja g , [V_r]
ς J053847.2–025756							Li I, H α , baja g , [V_r]
ς J053909.0–023958		M6.5			M7.5		H α
ς J053954.3–023719						M6.0 $\pm$ 1.0	
ς J053826.2–024041					M8.0	M5.0 $\pm$ 2.0	Li I, baja g , [V_r]
ς J053829.0–024847					M6.0		
ς J053817.4–024024	M6.5 $\pm$ 0.5	M7.0			M7.0		Li I, baja g , [V_r]
ς J053825.4–024241						M6.0 $\pm$ 1.0	H α , emis., [V_r]
ς J053907.6–022906					M5.5		Baja g
ς J053820.9–024613					M7.0		
ς J053913.1–023751					M6.0		
ς J053923.2–024656							Li I, baja g , [V_r]
ς J053943.6–024732							Li I, baja g , [V_r]
ς J054004.5–023643							H α , baja g , [V_r]
ς J053926.8–023656							Li I, baja g
ς J053948.3–022914					M7.0		
ς J053923.4–024058					M7.5		H α
ς J053825.6–024836	M8.5 $\pm$ 0.5	M8.5			M8.5		Li I, H α , emis.
ς J053900.3–023707				L0.0 $\pm$ 0.5			H α (asim.)
ς J053903.2–023021				M9.0 $\pm$ 0.5			Baja g
ς J053814.6–024016	L1.5 $\pm$ 0.5		L1.5 $\pm$ 0.5	L1.0 $\pm$ 1.0			Li I
ς J053910.8–023715				M9.0 $\pm$ 0.5			
ς J053825.1–024803				M9.0 $\pm$ 0.5			
ς J053937.5–023042	L4.0 $\pm$ 1.0		L5.5 $\pm$ 1.0	L2.0 $\pm$ 0.5			
ς J053942.0–023032			L4.0 $\pm$ 1.0	L2.0 $\pm$ 1.5			

^a: Datos espectroscópicos básicos publicados sobre los objetos de la búsqueda Anaga. Tipos espectrales de: ZO99/00/02: Zapatero Osorio et al. (1999b, 2000, 2002a); Be01: Béjar et al. (2001); Ma01: Martín et al. (2001b) (infrarrojo); ByN01/02: Barrado y Navascués et al. (2001b, 2002a) (óptico); ByN03: Barrado y Navascués et al. (2003b); Ca06: Caballero et al. (2006). Rasgos espectroscópicos (última columna) de las mismas referencias, Gorlova et al. (2003) y Kenyon et al. (2005).

otras líneas de emisión (algunas de ellas prohibidas) o rasgos de baja gravedad detectados al medir la anchura equivalente de algunas líneas de metales alcalinos en el óptico (Na I $\lambda\lambda$ 8183,8195 débiles) infrarrojo cercano. La velocidad radial de ocho de ellos también es conocida y similar a la velocidad radial promedio del cúmulo. Nótese que los rasgos de juventud indicados se han detectado precisamente en los 16 espectros que poseían la calidad suficiente para ello. El resumen de toda la información espectroscópica disponible para el 64% de la muestra Anaga se ofrece en la Tabla 6.9.

6.3.3 Notas sobre algunos objetos

Algunos de los miembros y candidatos a miembros de σ Orionis han sido o serán mejor tratados en otras secciones de esta memoria de Tesis (p.e., ς J053820.9–024613 / S Ori 31, ς J053825.6–024836 / S Ori 45, ς J053825.4–024241 / S Ori J053825.4–024241 o ς J053900.3–023707 / S Ori 71). En esta Sección se ofrece información pormenorizada sobre otros objetos publicados anteriormente y seleccionados en la búsqueda Anaga.

ς **J053814.6–024016 (S Ori 47)**. S Ori 47 fue presentado por Zapatero Osorio et al. (1999b) como un objeto en la frontera entre las enanas marrones y los objetos de masa planetaria. Lucas et al. (2001) sugirieron que S Ori 47, junto con S Ori 60, podrían ser enanas L de campo. S Ori 47 se encuentra por encima de la secuencia espectral (*I* vs. tipo espectral), lo que podría indicar tanto que es levemente más joven que los otros miembros del cúmulo como que es un sistema que contiene dos componentes de aproximadamente la misma masa (p.e., ByN02). McGovern et al. (2004) clasificaron a S Ori 47 como una enana L1.5V de campo a partir de un espectro óptico de resolución intermedia. Sin embargo, la detección de Li I en el espectro óptico tomado por Zapatero Osorio et al. (1999) es contradictorio con que S Ori 47, con una temperatura de unos 2 100 K, posea la edad típica de las estrellas de muy baja masa del campo (de unos pocos Ga). La naturaleza real de S Ori 47 necesita de un estudio todavía más detallado¹².

ς **J053903.2–023021 (S Ori 51)**. McGovern et al. (2004) afirmaron que S Ori 51 (descubierto por ZO00) es, al contrario que S Ori 47, un objeto de tipo L0–L1 con rasgos de baja gravedad (= juventud) a partir de un espectro en la banda *J*. Mokler & Stelzer (2002) descartaron S Ori 51 como la contrapartida óptica de una detección en rayos X por el satélite ROSAT a 26.1 arcsec de la enana marrón. La contrapartida óptico-infrarroja real de la fuente de rayos X muy posiblemente sea ς J053902.8–022956 (*J* = 12.61±0.03), seleccionada en la búsqueda del Cap. 3 como posible miembro del cúmulo y en cuyo espectro se ha detectado Li I en absorción. La separación física proyectada, de 9 400 AU es casi el doble de la propuesta en el Cap. 3 como borde entre sistemas con pares ligados y alineados casualmente.

ς **J053948.3–022914 (S Ori J053948.1–022914)**. De los tres objetos del cúmulo que Mokler & Stelzer (2002) identificaron como fuentes de rayos X, uno, S Ori J053948.1–022914, ha sido detectado en la búsqueda Anaga (los otros dos no están en el área investigada). Su tipo espectral M7.0, determinado por Barrado y Navascués et al. (2003b), indica que la enana marrón pertenece al cúmulo y que se encuentra en el dominio subestelar. Su color *J*–*K_s* = 1.28±0.17 mag indica un exceso de flujo en la banda *K_s*, posiblemente debido a un disco. Moekler & Stelzer (2002) propusieron que los tres sucesos cercanos catalogados en el Second ROSAT Source Catalog of Pointed Observations estaban asociados a S Ori J053948.1–022914, único miembro conocido de σ Orionis en la región en el momento de su investigación. Determinaron $\log L_X = 29.54 \pm 0.09$ (c.g.s.), $\log L_X/L_{\text{bol}} = -1.49$ y unos cocientes de dureza *HR1* = 0.69±0.20 y *HR2* = 0.30±0.16. Sin embargo, Flesch & Hardcastle (2004), en su catálogo de medio millón de fuentes X y radio en busca de quásares, correlaron la fuente X con una fuente óptica más brillante, detectada también en la búsqueda APM/USNO-A. En el Cap. 3 se detectó un candidato fotométrico a estrella de muy baja masa del cúmulo a 10.2 arcsec de S Ori J053948.1–022914 (a unas 3 700 AU en separación física proyectada), en las mismas coordenadas que la fuente X de Moekler & Stelzer (2002) y la contrapartida óptica de Flesch & Hardcastle (2004) (ς J053948.9–022911). La emisión X detectada vendrá con mayor probabilidad de la estrella, y no de la

¹²El tesinando ha realizado unas medidas preliminares del movimiento propio de S Ori 47 que sugieren que éste es bastante elevado y mayor que el promedio de otros miembros subestelares del cúmulo.

enana marrón. De formar un sistema ligado, sería uno de los pares estrella-enana marrón más próximos detectados en el cúmulo¹³.

♠ **J053913.1–023751 (S Ori 30).** En la búsqueda de sistemas estrellas-enana marrón del Cap. 3 también se planteó que S Ori 30 (descubierto por Be99) podría formar uno de tales sistemas junto con el candidato fotométrico a estrella del cúmulo ♠ J053913.5–023739 (a 13.0 arcsec –4700 AU–). Sólo se dispone de su tipo espectral, M6.0. De ser fotométricamente variable en la banda *I*, la amplitud sería menor de 0.015 mag (Caballero et al. 2004).

♠ **J053909.0–023958 (S Ori 25).** Sanz-Forcada, Franciosini & Pallavicini (2004) identificaron a S Ori 25 (descubierto por Be99) como una fuente de rayos X a partir de sus observaciones con *XMM-Newton*. De acuerdo con Muzzerolle et al. (2003), no es un acretor si atendemos a la pseudoanchura equivalente de la línea de H α en emisión y a la no detección de otras líneas de emisión. Sin embargo, Barrado y Navascués et al. (2003b) la clasificaron como un posible análogo T Tauri Clásico en base a su relativamente intensa emisión H α , de unos 40 Å de pseudoanchura equivalente. La magnitud de S Ori 25 en la banda *L'*, medida por Jayawardhana et al. (2003a), no indica que posea un exceso infrarrojo *K* – *L'* debido a un disco circun(sub)estelar. Los recientes datos Spitzer entre 3.8 y 8.0 μ m tampoco lo indican (Caballero et al. en prep.). Pero la detección por parte de Caballero et al. (2004) de una periodicidad en la modulación de su curva de luz de 40 $\pm$ 8 h podría indicar que la rotación de S Ori 25 está bloqueada gravitacionalmente por un disco (Cap. 7). Este disco podría ser, asimismo, el responsable de la emisión en rayos X y la emisión H α . Utilizando la periodicidad indicada y una medida del parámetro *v* sin *i*, se obtuvo la velocidad rotacional *v* y el ángulo de inclinación *i*. Sería interesante profundizar en el estudio de este objeto de muy baja masa.

♠ **J053907.6–022906 (S Ori 20).** Una de las enanas marrones citadas anteriormente, S Ori J053948.1–022914, junto con S Ori 20 fueron monitorizadas fotométricamente por Scholz & Eisloffel (2004) dentro de una muestra mayor de objetos de muy baja masa del cúmulo de σ Orionis, y no detectaron en ellas ninguna variabilidad periódica. Kenyon et al. (2005) detectaron en S Ori 20 rasgos de baja gravedad al estudiar las pseudoanchuras equivalentes de Na I. Su única medida de velocidad radial indica una desviación clara respecto a la velocidad radial promedio del cúmulo. Los autores propusieron que S Ori 20 se trata en realidad de un sistema binario. En las imágenes ISAAC no se ha detectado ninguna asimetría de la PSF de S Ori 20 (FWHM = 1.0 arcsec).

♠ **J053817.4–024024 (S Ori 27).** S Ori 27 es quizá la enana marrón mejor estudiada de la muestra Anaga (tipo espectral M6.5, pEW(H α) = +5.7 $\pm$ 0.5 Å, pEW(Li I) = 0.74 $\pm$ 0.09 Å), log *L*_{bol}/*L*_☉ = –1.55 $\pm$ 0.15, log *L*_{H α} /*L*_{bol} = –3.89 $\pm$ 0.09, *T*_{eff} = 2850 $\pm$ 150 K,

¹³Hay al menos uno más cercano, con S Ori J053926.8–022614 como secundaria, recientemente confirmado por nuestro grupo usando datos espectroscópicos tomados con ESI en el Keck Observatory. Casualmente, S Ori J053926.8–022614 es la tercera identificación de emisores X en σ Orionis propuestas por Moekler & Stelzer (2002) (emisión asociada también posiblemente a la primaria).

$M = 0.069 \pm 0.035 M_{\odot}$, $\log g = 3.53 \pm 0.26$). Caballero et al. (2004) anunciaron la detección de un pico en 2.8 ± 0.4 h en el periodograma de su curva de luz, que Palla & Baraffe (2005a; 2005b) asociaron a pulsación inducida por combustión de deuterio (véase Cap. 7).

♄ **J053836.3–024405**. Esta enana marrón forma un sistema cuádruple junto con TX Ori, TY Ori y S Ori J053836.7–024414, muy interesante de estudiar con sistemas de imagen de alta resolución espacial. El sistema está bastante cerca del centro del cúmulo, por lo que no pudo ser estudiado durante la búsqueda del Capítulo 3.

♄ **J053829.0–024847 (S Ori J053829.0–024847)**. Posee un compañero visual de magnitud $J \sim 17.6$ a tan sólo 1.7 arcsec hacia el oeste. De este objeto sólo se posee información en la banda J . De pertenecer al cúmulo y estar ligados gravitatoriamente, formarían un sistema enana marrón-exoplaneta gigante separados unas 600 AU.

♄ **J053949.5–023130 (sok4-908)**. Se dispone de nueva información espectroscópica no publicada, obtenida con NIRSPEC en el Keck Observatory. Ha sido clasificado tentativamente como un objeto de tipo L (Béjar et al. com. priv.).

6.4 Discusión

6.4.1 Completitud y función de luminosidad

La búsqueda Anaga está limitada en la detección de los miembros más débiles del cúmulo por la inferior profundidad de las imágenes ópticas en la banda I respecto a las imágenes infrarrojas en la banda J . Haciendo uso de las magnitudes de completitud y límite de las imágenes WFC e ISAAC, se ha calculado el porcentaje de objetos detectados automáticamente sobre el número de objetos esperados en función de la magnitud I . A partir de los datos mostrados en la Tabla 6.10 se puede deducir que: (i) la búsqueda es completa en la detección de objetos del cúmulo hasta una magnitud $I \approx 23.4$, que poseerían magnitudes más brillantes que $J \approx 19.8$ de cumplir el criterio de selección en el diagrama color-magnitud de la Fig 6.10 (*todos* los miembros y candidatos a miembros seleccionados son más brillantes que estas magnitudes); (ii) el 50% de los objetos con $I \approx 24$ no han sido detectados en la búsqueda automática ($I \approx 24$ es la magnitud esperada de las enanas de tipo T más temprano del cúmulo, con una masa estimada de $\sim 0.004 M_{\odot}$); (iii) a la magnitud de $I \approx 25.0$, sólo el 10% de los objetos habría sido detectado.

La función de luminosidad es la representación funcional del número de objetos por intervalo de luminosidad que se encuentran en una determinada región. En general, se ofrece el número de objetos por intervalo de magnitud y por volumen para una banda dada, Φ (en $\text{pc}^{-3} \text{mag}^{-1}$). En la búsqueda Anaga se ha estudiado únicamente la frecuencia de miembros y candidatos a miembros en función de su magnitud, $V\Phi$ (en mag^{-1}), ya que el conocimiento del intervalo de volumen (debido a la indeterminación en la distancia a σ Orionis) es pobre y podría llevar a equívocos. Se han calculado el número acumulado de objetos en función de la magnitud aparente y el histograma del número de objetos por intervalo de magnitud absoluta para cada una de las cuatro bandas en las que se disponen datos (IJK_s). La Figura 6.18 ilustra estos cálculos.

Tabla 6.10: Completitud de la muestra Anaga^a.

I	$I - J$	J	% (I)	% (J)	% (IJ)
23.0	$\gtrsim 3.5$	$\lesssim 19.5$	100	100	100
23.4	$\gtrsim 3.6$	$\lesssim 19.8$	100	100	100
24.0	$\gtrsim 3.7$	$\lesssim 20.3$	50	100	50
25.0	$\gtrsim 4.5$	$\lesssim 20.5$	10	100	10
> 25.0	> 4.5	> 20.6	0	50–0	0

^a: Porcentaje de objetos detectados sobre el número de objetos esperados en función de la magnitud I en cada una de las dos bandas IJ . El color $I - J$ es el de objetos que verifican el criterio de selección.

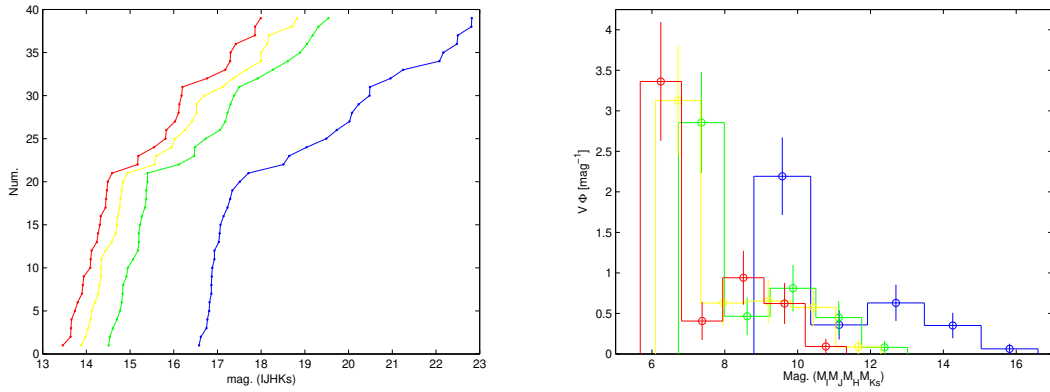


Figura 6.18: Número acumulado de objetos en función de la magnitud aparente en cada una de las cuatro bandas (izquierda) e histograma del número de objetos por intervalo de magnitud absoluta para cada banda, $V\Phi$ (derecha). Azul codifica para la banda I , verde para J , amarillo para H y rojo para K_s .

De los dos diagramas de la Figura, complementarios entre sí, se deduce que los perfiles de las representaciones funcionales, sean números acumulados o histogramas, son muy similares para las cuatro bandas. La función de masa se podrá calcular razonablemente a partir de los datos de cualquiera de las bandas. Por otro lado, y en primer orden de aproximación, el número de objetos débiles decrece con la magnitud. Sin embargo, existe cierta estructura en la función de luminosidad. De forma gráfica, en los cuatro histogramas, el segundo intervalo de magnitudes está mucho menos poblado que el primero y ligeramente menos, también, que el tercero. En la representación del número acumulado de objetos, hay un abrupto cambio de comportamiento en las cuatro bandas a partir del vigésimo objeto más brillante de la muestra, aproximadamente. Ello se traduce en una “ausencia” de objetos con magnitud $I \approx 18.0$ ($J \approx 15.5$, tipo espectral $\sim M7.5-8.5$; de hecho, de 39 objetos en la muestra Anaga, sólo dos poseen magnitud I en el rango 17.9–19.0).

Mediante la extrapolación de la función de luminosidad en la banda I , se ha estimado que pueden haber entre 2 y 5 miembros y candidatos a miembros en el área estudiada con magnitud entre $I \approx 23.8$ y 25.0. Sin embargo, corrigiendo de incompletitud en la detección automática de objetos muy débiles (véase la Tabla 6.10), sólo se esperaría detectar en ese intervalo de magnitud entre 0 y 2 objetos. Este rango coincide razonablemente con

lo observado (0 objetos). En resumen, todos los intervalos de magnitud en la función de luminosidad son *completos*.

6.4.2 Contaminación

Dados los colores de las enanas M y L de campo, éstas podrían contaminar la muestra Anaga si estuvieran a la distancia precisa. Se ha estimado el número de contaminantes fotométricos que verificarían el criterio de selección IJ en función de la magnitud. A cada tipo espectral se le ha asignado una magnitud absoluta M_J , un color $I - J$ y una densidad espacial (en pc^{-3}) extraídos de la bibliografía. Los valores y las referencias se indican en la Tabla 6.11. En la última columna de la Tabla se ofrece, además, la magnitud aparente que un objeto de un determinado tipo espectral tendría a la distancia más probable de σ Orionis. Las relaciones entre I , M_J e $I - J$ son a través de las expresiones $M_I = M_J + (I - J)$ e $I - M_I = 5 \log d - 5$, donde d es la distancia heliocéntrica al hipotético contaminante. Se ha estudiado sólo el rango de tipos espectrales más tardío que M2 ($I - J \geq 1.3$ mag). El número de contaminantes para cada magnitud I y color $I - J$ (tipo espectral) se ha calculado mediante el producto de la densidad en el vecindario solar del tipo espectral correspondiente por el volumen, V , de la concha en la que estuvieran. El volumen V se relaciona con las distancias mínima (d_{fore} , de *foreground*) y máxima (d_{back} , de *background*) a la que se encontraría un posible contaminante en el intervalo de magnitud:

$$V = \frac{A}{3}(d_{\text{back}}^3 - d_{\text{fore}}^3), \quad (6.1)$$

donde A es el área cubierta por la búsqueda IJ ($790 \text{ arcmin}^2 \cong 0.22 \text{ deg}^2 \cong 6.7 \times 10^{-5} \text{ rad}^2$). La distancia d y el área A debe expresarse en pc y rad^2 , respectivamente, si la densidad numérica de objetos en el vecindario solar se ofrece en pc^{-3} . Para los cálculos, no se ha tenido en cuenta la posible disminución de la densidad con la altura sobre el plano galáctico (σ Orionis se encuentra a unos 120 pc por debajo del ecuador galáctico).

La Figura 6.19 muestra el número de enanas L y M contaminates en el diagrama color-magnitud I vs. $I - J$. El efecto de no haber tenido en cuenta el alejamiento al plano galáctico es patente en los números muy elevados de contaminantes de tipo M temprano a muy larga distancia (con magnitudes $I \sim 25$). Se ha integrado el número de enanas a la derecha del criterio de selección hasta $I - J = 5.5$ mag entre $I = 16.5$ y 25.0 en intervalos de 0.25 mag. En la Tabla 6.12 se ofrecen los valores tras agruparlos en cajas de 1.5 mag. En el intervalo más débil se da entre paréntesis el número esperado de contaminates corrigiendo de incompletitud. El número total de contaminates esperados tras esta corrección es de 11.6 . El grueso de los contaminantes, 4.9 ($\sim 40\%$), aparecerían en el intervalo de magnitud más brillante, hasta $I = 18.0$. Este resultado es esperable del diagrama color-magnitud mostrado en la Figura 6.10, ya que la secuencia del cúmulo es más cercana en estas magnitudes a la localización de las fuentes de campo. Sin embargo, la selección de candidatos a miembros en este rango parece haberse realizado correctamente, ya que de los 21 miembros y candidatos a miembros hasta magnitud $I \approx 18$, se posee espectroscopia con resolución y calidad suficiente para detectar rasgos de juventud en 11 de ellos, y *en los 11* se han detectado tales rasgos. La sobreabundancia del número esperado de contaminates con $I < 18.0$ se debe probablemente a la no corrección por disminución de densidad espacial al separarse del plano de la Galaxia.

Tabla 6.11: Características de los posibles contaminantes ultrafríos en la muestra Anaga^a.

Tipo esp.	ρ (10^{-3} pc $^{-3}$)	M_J	$I - J$	J (@360 pc)
M3V	19.6	7.11	1.3	14.9
M4V	16.3	8.60	1.5	16.4
M5V	9.81	8.81	1.8	16.6
M6V	4.90	10.23	2.2	18.0
M7V	1.907	10.63	2.8	18.4
M8V	1.285	11.15	3.1	18.9
M9V	0.768	11.64	3.4	19.4
L0V	0.435	11.62	3.4	19.4
L1V	0.456	12.00	3.5	19.8
L2V	0.477	12.38	3.6	20.2
L3V	0.394	12.76	3.7	20.5
L4V	0.332	13.14	3.8	20.9
L5V	0.373	13.52	3.9	21.3
L6V	0.312	13.90	4.0	21.7
L7V	0.250	14.28	4.1	22.1
L8V	0.229	14.66	4.2	22.4
T0V	0.379	14.79	4.4	22.6
T1V	0.443	14.60	4.5	22.4
T2V	0.368	14.33	4.7	22.1
T3V	0.181	14.26	4.9	22.0
T4V	0.587	14.36	5.0	22.1
T5V	0.439	14.64	5.1	22.4
T6V	2.33	15.11	5.3	22.9
T7V	0.345	15.75	5.5	23.5

^a: Densidades de enanas ultrafrías de campo: M3–M6 (Kirkpatrick et al. 1994), M7–L4 (Cruz et al. 2003), L5–T7 (Nakajima 2005). Magnitudes absolutas M_J : M3–M9 (Kirkpatrick et al. 1994); L0–T7 (Vrba et al. 2004). Colores $I - J$: M3–M9 (Kirkpatrick et al. 1994); L0–T7 (Dahn et al. 2002).

Hasta la fecha, no se ha realizado ninguna medida de tal variación en objetos de tipos espectrales M tardío, L o T.

Tabla 6.12: Número en función de su magnitud I de posibles contaminantes ultrafríos, de miembros y candidatos a miembros seleccionados y de éstos con rasgos espectroscópicos de juventud.

ΔI	16.5–18.0	18.0–19.5	19.5–21.0	21.0–22.5	22.5–24.0	≥ 24.0	Total
Núm. cont.	4.9	0.9	1.2	2.5	2.0	0.4 (0.1)	11.9 (11.6)
Núm. detec.	21	4	7	3	4	0	39
Núm. detec. jóv.	11	2	3	0	0	0	16

Los otros 6.7 posibles contaminantes ultrafríos en la muestra poseerían una magnitud más probable mayor que $I \gtrsim 20$, y podrían representar hasta el 50% de los objetos seleccionados más débiles. En este rango de magnitudes, sólo S Ori 71, 51 y 47 (este último con dudas) poseen rasgos de juventud. Conocer realmente el número de contaminantes en la muestra es un trabajo que requiere nueva espectroscopia de alta resolución para los objetos que aún no disponen de ella.

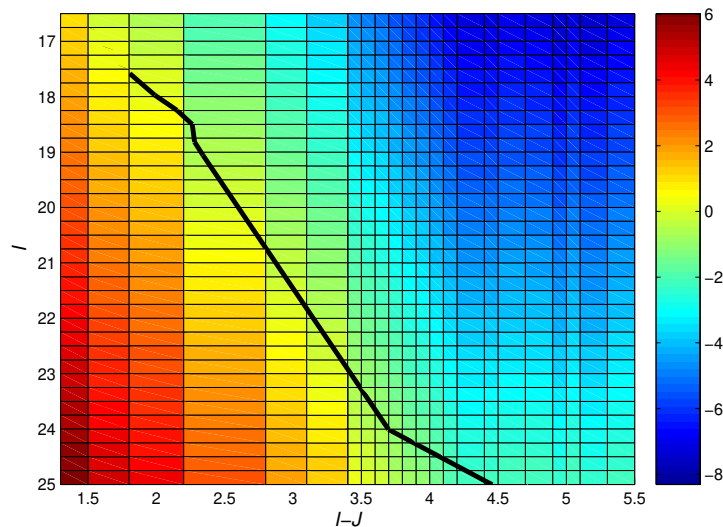


Figura 6.19: Número de enanas L y M contaminates en el diagrama color-magnitud I vs. $I - J$, en escala logarítmica. Los tonos azulados y rojizos denotan números próximos a cero y elevados, respectivamente. La línea negra denota la isocrona semiempírica de 10 Ma utilizada como criterio de selección (véase Fig. 6.10). Hay una escala de color logarítmica a la derecha del diagrama.

6.4.3 Masa de objetos subestelares

Como se mencionó en el Cap. 1, el interior de las enanas ultrafrías parece estar mejor modelado que sus capas más externas (en cuyo modelado intervienen distintos modelos de opacidad atmosférica y de absorción por líneas metálicas, bandas moleculares y polvo, cuyas eficacias aún se están contrastando mediante observaciones). El uso de las relaciones masa-luminosidad teóricas es más recomendable que de las relaciones masa-magnitud. En la derivación del espectro de masa en el área Anaga sólo se han utilizado los parámetros que se derivan del conocimiento del interior de los objetos subestelares, en particular la *luminosidad bolométrica*, la *masa* y la *edad*. Para la transformación de magnitudes, únicos observables para toda la muestra, a masas se ha usado la información que se dispone para enanas ultrafrías del campo. No se ha utilizado ningún modelo teórico en esta transformación.

Algunos de los objetos de la muestra Anaga disponen de espectroscopia, a partir de la que se podría haber derivado su temperatura efectiva, bien sea a partir de una relación T_{eff} -tipo espectral o de ajustes teóricos a espectros. Sin embargo, estas derivaciones de la T_{eff} son fuertemente dependientes del modelo usado y de las calibraciones realizadas (véase, p.e., Dahn et al. 2002, Golimowski et al. 2004a o Knapp et al. 2004), o necesitan espectros de calidad para *todos* los objetos. Se ha evitado el uso de cualquier T_{eff} para derivar la masa de los objetos. Tampoco se han usado las magnitudes absolutas en las bandas estándares, tras convolucionar el flujo teórico saliente con la función de respuesta del filtro correspondiente.

Llevando los pasos de atrás hacia delante, la masa individual se ha calculado a partir de la luminosidad a una edad fija y usando una relación masa-luminosidad derivada a partir de los modelos teóricos del grupo de Lyon; la luminosidad, a su vez, a partir de

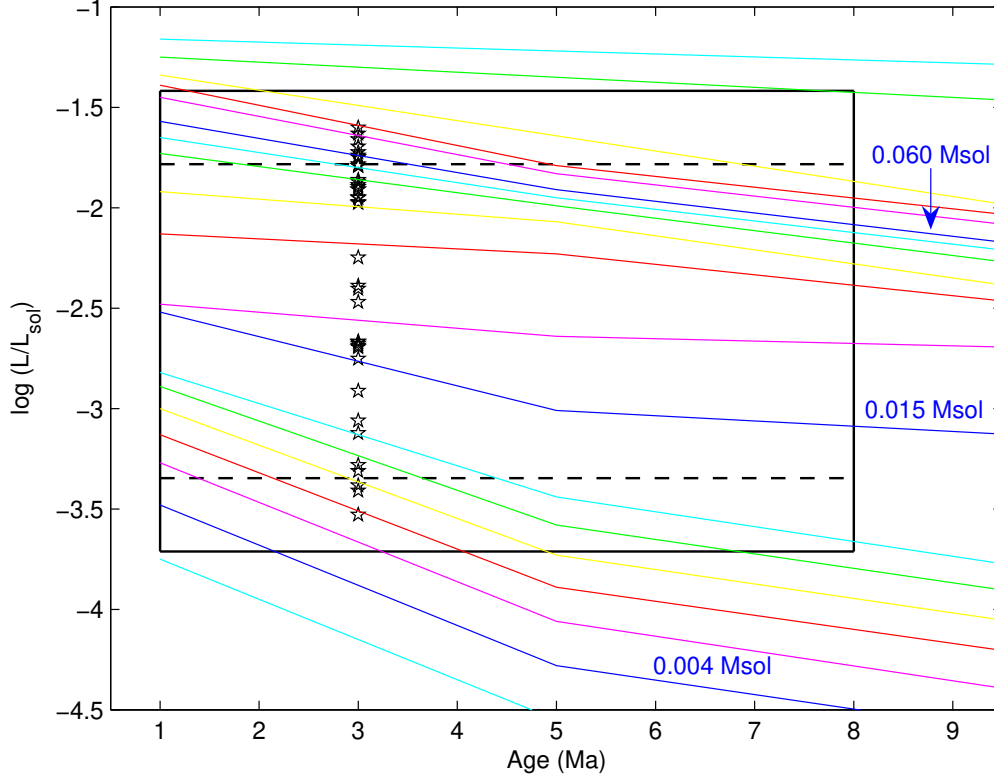


Figura 6.20: Diagrama $\log(L/L_{\odot})$ -edad en el que se muestran los modelos Dusty para distintas edades y masas (de arriba a abajo: 0.100, 0.090, 0.080, 0.075, 0.070, 0.060 –etiquetado en azul–, 0.055, 0.050, 0.040, 0.030, 0.020, 0.015 –etiquetado en azul–, 0.012, 0.010, 0.008, 0.007, 0.006, 0.005, 0.004 –etiquetado en azul– y 0.003 $M_{\odot}$). Las estrellas negras marcan las posiciones de los miembros y candidatos a miembros a la edad y distancia más probables. La caja negra con línea continua delimita los valores posibles de $\log(L/L_{\odot})$ -edad de todos los objetos de la muestra. Las cajas negras inferior y superior con líneas discontinuas delimitan los valores posibles de $\log(L/L_{\odot})$ -edad de los objetos más débiles y más brillantes de la muestra, respectivamente.

la magnitud bolométrica ($M_{\text{bol}} - M_{\text{bol},\odot} = -2.5 \log(L/L_{\odot})$, con $M_{\text{bol},\odot} = +4.74$); la magnitud bolométrica a partir de la magnitud absoluta M_J y de la corrección bolométrica BC_J ($M_{\text{bol}} = M_J + BC_J$); la magnitud absoluta M_J a partir de la magnitud aparente J conocida y de la distancia al cúmulo ($J - M_J = 5 \log d - 5 = 7.78 \pm 0.42$ mag usando $d = 360 \pm 70$ pc); y, finalmente, la corrección bolométrica BC_J a partir del color $I - J$ usando la relación $BC_J(I - J)$ estudiada en la Sección 1.1.4. Los datos en la banda J son los que poseen mayor precisión fotométrica y están disponibles para todas las fuentes seleccionadas.

En la Tabla 6.17 de la Sección 6.6 se muestran todos los valores necesarios para derivar la masa y su error para cada objeto. Se ofrecen los resultados para el modelo Dusty (Chabrier et al. 2000), cuyos pares $\log(L/L_{\odot})$ -edad se ajustan razonablemente con el modelo NextGen (Baraffe et al. 1998) en masas del orden de 0.1 $M_{\odot}$. Los modelos Dusty explican mejor que los NextGen o Cond (Baraffe et al. 2002) el flujo saliente de los objetos con tipos

espectrales M tardíos y L, con atmósferas ricas en polvo, que se corresponden en general con los cuerpos de σ Orionis con masas subestelares.

El método de derivación de la masa a partir de la relación masa-luminosidad, para una edad dada, se ilustra en la Figura 6.20. Las mayores contribuciones al error en la determinación de la masa vienen principalmente de la distancia al cúmulo, que se conoce con un error del 19%, y de la edad (3^{+5}_{-2} Ma). El error proveniente de la fotometría IJ es por completo despreciable frente a aquellos dos. Se han calculado las masas que se corresponden a la edad y distancia más probables, así como para las distancias mínimas y máximas y edades mínimas y máximas. En particular, las tres últimas columnas de la Tabla 6.17 indican las barras de error de la masa más probable para: (i) una edad fija, error proveniente de la indeterminación de la distancia (nota ^b en la Tabla); (ii) una distancia fija, error proveniente de la indeterminación de la edad (nota ^c en la Tabla); e (iii) error proveniente de las indeterminaciones de la distancia y de la edad (nota ^d en la Tabla). Las contribuciones al error total de las indeterminaciones de la edad y la distancia son ~ 60 y $\sim 40\%$, respectivamente.

El objeto más masivo de la muestra Anaga posee una masa de $0.074^{+0.017}_{-0.027} M_{\odot}$. Su masa más probable está justo en el borde entre las enanas marrones más masivas y las estrellas de más baja masa. En el caso menos favorable en que σ Orionis fuera tan viejo como 8 Ma y se encontrara a más de 400 pc, el objeto sería en realidad una estrella de $\sim 0.09 M_{\odot}$. Los objetos más débiles que $J \gtrsim 16.0$ son enanas marrones aún teniendo en cuenta las barras de error superiores. El dominio de los objetos de masa planetaria comienza en $J \sim 18.0$. ς J053825.1–024803 (S Ori 53) es el objeto de masa planetaria más masivo de la muestra, con $0.013^{+0.006}_{-0.007} M_{\odot}$. Ocho objetos presentan masas más probables por debajo de la masa límite de combustión de deuterio. El candidato más débil a miembro del cúmulo, ς J053932.4–025220, posee una masa de $0.006^{+0.007}_{-0.003} M_{\odot}$.

6.4.4 La función de masa estelar-subestelar

La formación de los objetos subestelares y la de las estrellas no pueden ser completamente independiente. Con el fin de estudiar cómo es la conexión entre las funciones de masa estelar y subestelar, se ha añadido a la lista Anaga (de 39 elementos) un conjunto de miembros y candidatos a miembros estelares del cúmulo con magnitudes más brillantes que $J = 14.5$ ó $I = 16.5$. Este conjunto se ha preparado recopilando información de: (i) las bases de datos SIMBAD y ALADIN. Se han tomado 59 estrellas de la bibliografía y de catálogos, cuyo nombre estándar, nombre IAU/UAI, magnitud J y algunas notas, si las hubiera, se muestran en la Tabla 6.18; (ii) la búsqueda $VRI + IJ$ del Capítulo 3. Se han tomado 47 candidatos fotométricos, algunos de ellos con espectroscopia, que no estaban detectados ni en la búsqueda Anaga (por ser demasiado brillantes) ni en la recopilación SIMBAD/ALADIN (por ser ésta incompleta en el área). Las localizaciones de las 145 estrellas, enanas marrones y exoplanetas gigantes se muestran en la ventana superior izquierda de la Fig. 6.21. La lista completa engloba objetos desde tipo espectral A temprano (HD 37564) hasta $\sim L5$, cubriendo unos tres órdenes de magnitud en masa (desde ~ 3 hasta $0.006 M_{\odot}$). *El cociente entre el número de estrellas y objetos subestelares (hasta $0.006 M_{\odot}$) se ha estimado en 8:3.* Nótese, sin embargo, que la muestra estelar no es completa (la búsqueda del Cap. 3 no se solapa por completo con la Anaga, y la lista de

estrellas de SIMBAD/ALADIN está sesgada a la detección de acretores o fuertes emisores de rayos X). Este hecho contrarresta parcialmente la existencia de posibles contaminantes fotométricos de entre los 47 objetos sólo con fotometría $VRI + IJ$.

Tabla 6.13: Las estrellas más masivas en el área Anaga.

Identificación	Nombre	Masa ($M_{\odot}$)
ς J053915.1–023138	HD 37564	3.8
ς J053936.2–024203	RX J0539.6–0242	3.0
ς J053946.2–024032	V1147 Ori	2.5
ς J053909.2–025635	HD 37545	2.1
ς J054012.5–025258	HD 294307	1.9
ς J053833.7–024414	TX Ori	1.5
ς J053835.9–024351	TY Ori	1.4
ς J053932.6–023944	—	1.1
ς J053947.8–023225	2E 0537.2–0233	1.0
ς J053954.7–024634	V606 Ori	1.0

Las masas de todos los miembros y candidatos a miembros estelares en el área Anaga se han determinado utilizando los modelos NextGen de Baraffe et al. (1998) para 3 Ma (proporcionados amablemente por Isabelle Baraffe), excepto para las estrellas más masivas que el Sol, para las que se han utilizado los modelos de Bertelli et al. (1994) para 4 Ma (log Edad = 6.6, el mínimo valor tabulado). La correspondencia entre ambos modelos en 1.4 $M_{\odot}$, máxima masa para los modelos NextGen, es muy buena. Las masas se han derivado de nuevo a partir de la magnitud J , ya que es la única banda de la que se disponen datos homogéneos (2MASS) y no está severamente afectada por la presencia de discos como la banda K_s (en la lista de estrellas hay T Tauri Cásicas con notables excesos infrarrojos). En la Tabla 6.13 se proporcionan los nombres y masas más probables de las diez estrellas más masivas que el Sol en el área investigada.

La ventanas inferiores de la Figura 6.21 muestran los números de estrellas y objetos subestelares por intervalo de magnitud J (izquierda) y de masa más probable (derecha). Se han utilizado ocho intervalos como compromiso entre mayor número de objetos en cada intervalo y resolución en el eje horizontal. El número máximo de objetos se da en el intervalo 0.15–0.35 $M_{\odot}$, que no se diferencia significativamente con el de otros cúmulos ($\sim 0.25 M_{\odot}$; Luhman et al. 2000; Moraux et al. 2003).

En la ventana superior derecha se muestra una parametrización lognormal de la función de masa junto con nuestros resultados (puntos con barras de error poissonianas) en la representación $\xi(\log M)$. La función de masa en esta representación se relaciona con la de Salpeter (1955) mediante:

$$\xi \log M = \frac{dN}{d \log M} = (\ln 10) M \xi(M) = (\ln 10) M \frac{dN}{dM}. \quad (6.2)$$

La parametrización lognormal utilizada ha sido:

$$\xi \log M = A e^{-\frac{(\log M - \log M_0)^2}{2\sigma_M^2}}. \quad (6.3)$$

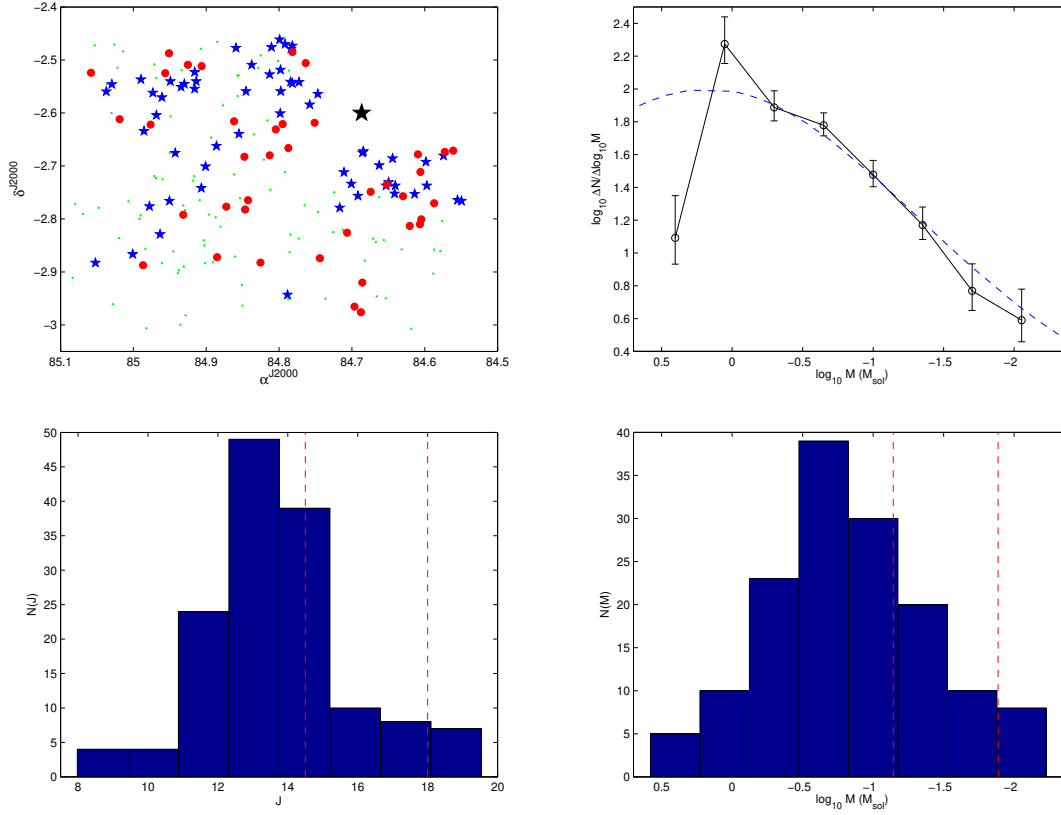


Figura 6.21: *Arriba, izquierda:* coordenadas ecuatoriales de los miembros y candidatos a miembros del cúmulo a partir de la búsqueda Anaga, en estrellas rellenas rojas, miembros estelares catalogados por SIMBAD/ALADIN, en círculos rellenos azules, y adicionales candidatos fotométricos a miembros estelares en la región estudiada a partir de la búsqueda presentada en el Cap. 3, en puntos verdes. La estrella grande rellena negra indica la posición de σ Orionis AB. *Arriba, derecha:* la función de masa con la masa en escala logarítmica, $\xi(\log M)$. A modo ilustrativo, con línea discontinua se muestra una parametrización lognormal con $M_0 = \sigma_M = 1.5 M_{\odot}$. *Abajo, izquierda:* histograma de miembros y candidatos a miembros estelares en función de la magnitud J (función de luminosidad). Las líneas verticales discontinuas rojas indican los límites aproximados de combustión de hidrógeno (izq.) y de deuterio (der.). *Abajo, derecha:* lo mismo que la anterior, pero en función de la masa (función de masa).

Los parámetros de la curva discontinua que sigue satisfactoriamente nuestros datos entre 0.5 y $0.01 M_{\odot}$ han sido $M_0 = \sigma_M = 1.5 M_{\odot}$. Estos valores son muy distintos de los de una parametrización lognormal típica. Por ejemplo, en la bibliografía se han mencionado $M_0 = 0.1 M_{\odot}$, $\sigma_M = 0.627 M_{\odot}$ (de Chabrier 2001 para el disco galáctico), $M_0 = 0.25 M_{\odot}$, $\sigma_M = 0.52 M_{\odot}$ (de Moraux et al. 2003 para las Pléyades) o $M_0 \sim 0.25 M_{\odot}$ (de Luhman et al. 2000 en ρ Ophiuchi, IC 348 y el Trapecio). Sería necesario estudiar la función de masa del cúmulo con un número estadísticamente alto de estrellas masivas para poder determinar el comportamiento del ajuste lognormal en los intervalos de masa alta y baja simultáneamente.

La última y definitiva aproximación al espectro de masa en la región Anaga se ilustra con la Figura 6.22. En ella se representa el espectro de masa $\Delta N / \Delta M$ en función de la

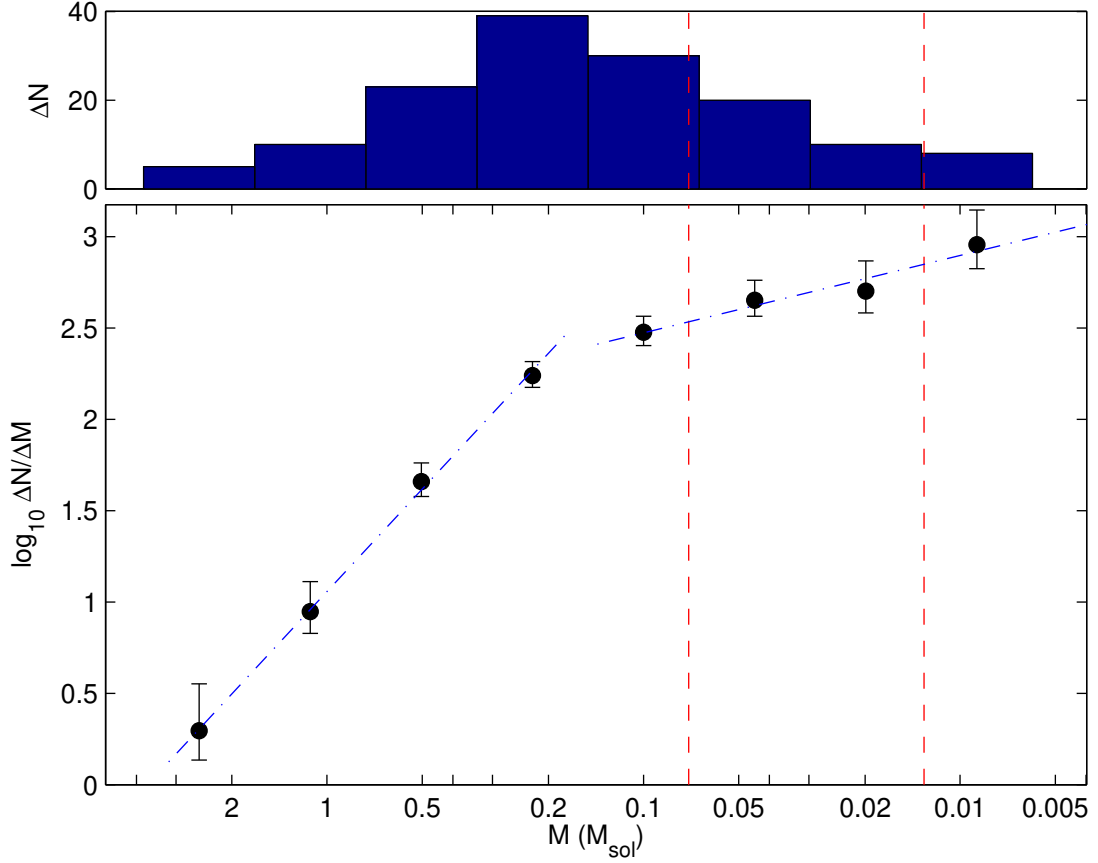


Figura 6.22: Espectro de masa desde 3.8 hasta $0.006 M_{\odot}$ en el área Anaga (en escala logarítmica). Los errores de los puntos negros son poissonianos. Las líneas verticales discontinuas rojas indican aproximadamente los límites de combustión de hidrógeno (izq.) y de deuterio (der.). Las diagonales discontinuas gruesas azules denotan los ajustes en la región de estrellas de masa alta e intermedia ($\alpha = +1.9 \pm 0.2$) y en la de estrellas de muy baja masa y objetos subestelares ($\alpha = +0.4 \pm 0.2$). La ventana superior muestra el número de objetos por unidad logarítmica de masa.

masa, ambos en escala logarítmica, repartiendo los objetos en ocho intervalos de masa (cinco estelares, dos de enanas marrones y uno de exoplanetas gigantes). Se cubre el intervalo de masa desde 3.8 a $0.006 M_{\odot}$. También se proporcionan los ajustes a la ley de potencias $\Delta N / \Delta M \propto M^{-\alpha}$ en los rangos $3.0 \gtrsim M \gtrsim 0.5 M_{\odot}$ y $0.1 \gtrsim M \gtrsim 0.006 M_{\odot}$. Los valores obtenidos han sido $\alpha = +1.9 \pm 0.2$ y $\alpha = +0.4 \pm 0.2$, respectivamente.

El intervalo de masa $3.0 \gtrsim M \gtrsim 0.5 M_{\odot}$ se corresponde en σ Orionis con el de tipos espectrales entre A temprano y M temprano. Posiblemente se extrapole este comportamiento hacia tipos OB. Es en este rango de masas donde el exponente de Salpeter en la función inicial de masa ($\alpha_3 \approx \alpha_2 \approx +2.3$) es aplicable (Kroupa 2001). Nuestro valor $\alpha = +1.9 \pm 0.2$ es ligeramente inferior al valor $\approx +2.35$ de Salpeter. Esta anomalía podría deberse a la incompletitud de las búsquedas en el dominio estelar. La estadística en este rango se ha

realizado con un número suficiente de estrellas (~ 70).

El valor $\alpha = +0.4 \pm 0.2$ en el intervalo de masas $0.1 \gtrsim M \gtrsim 0.006 M_{\odot}$ es inferior también al medido por Be01 en σ Orionis en un rango de masas ligeramente desplazado hacia el dominio estelar ($\alpha = +0.8 \pm 0.4$; entre 0.2 y $0.008 M_{\odot}$), pero similar al propuesto por Kroupa (2001) en el rango de masas entre 0.080 y $0.010 M_{\odot}$ ($\alpha_0 = +0.3 \pm 0.7$). La diferencia entre los índices subestelares de Be01 y propuesto aquí podría radicar en: (i) un probable déficit de objetos en los intervalos estelares de Be01, lo que hace aumentar la pendiente (el conocimiento de la población estelar del cúmulo era pobre previamente a esta Tesis); (ii) un superhábit de objetos en el intervalo de más bajo. Puede ser que la corrección por contaminación que aplicaron fuera insuficiente; y (iii) el ajuste con estrellas en intervalos más masivos de $0.1 M_{\odot}$. Kroupa (2001) propuso que en el intervalo $0.5 \gtrsim M \gtrsim 0.08 M_{\odot}$ el exponente de la ley de potencias es $\alpha_1 = +1.3 \pm 0.5$. En él se da una transición suave entre el intervalo de estrellas de masa alta e intermedia y el de objetos subestelares. El ajuste de Be01 es a su vez intermedio entre el subestelar (α_0) y el estelar de baja masa (α_1) de Kroupa (2001).

El valor positivo y no nulo del índice subestelar, $\alpha = +0.4 \pm 0.2$ ($\approx \alpha_0$) confirma las hipótesis de varios autores (p.e., Be01) de que la pendiente del espectro de masa de las enanas marrones se extrapola suavemente al dominio planetario. Se han calculado alrededor de dos docenas de espectros de masa para distintos tamaños de los intervalos y restringiéndolos a los 39 objetos de la muestra Anaga. Se han obtenido valores de α_0 en el rango 0.1 – 0.5 . Aunque el valor del índice es *muy dependiente de la elección de los intervalos de masa* cuando se dispone de una muestra tan poco numerosa, no se ha medido nunca una caída en el número de objetos en el último intervalo (que se solapa casi por completo con los objetos de masa planetaria). Esto sugiere que $\Delta N / \Delta M$ puede seguir creciendo incluso por debajo de $\sim 0.006 M_{\odot}$. Este hecho es de suma importancia, ya que impone importantes restricciones al límite de opacidad para la fragmentación en nubes moleculares frías como la que dio origen a σ Orionis. De ser extrapolable la ley de potencias $\Delta N / \Delta M \propto M^{-\alpha}$ por debajo de $0.006 M_{\odot}$, en el área Anaga existirían 2–3 objetos con masas $6 \gtrsim M \gtrsim 4 M_{\text{Jup}}$ (más allá de la completitud de la presente búsqueda) y 3–4 con masas $4 \gtrsim M \gtrsim 2 M_{\text{Jup}}$ (más allá de la magnitud límite).

La pendiente $\alpha = +0.4 \pm 0.2$ y, por tanto, la estimación del número de cuerpos con masas de unas pocas masas de Júpiter (superjúpiteres), podría verse afectada por la contaminación de objetos de fondo o de primer plano entre los candidatos a miembros sin confirmación espectroscópica. En particular, podría aumentar o disminuir ligeramente, dentro de los errores, si se sustrajeran los posibles contaminates con y sin corrección de separación del plano galáctico, respectivamente. La resolución de este dilema debe provenir de futuras investigaciones espectroscópicas que confirmen la juventud de los candidatos a miembros seleccionados.

6.4.5 ¿Objetos de tipo T en σ Orionis?

Como trabajos futuros, y continuación natural de la investigación descrita en este Capítulo, se plantean la adquisición de imagen I muy profunda (para contrarrestar el déficit de completitud de las imágenes WFC frente a las ISAAC), la búsqueda de compañeros subestelares en J y K_s en las proximidades de estrellas brillantes que saturan en I o la realización de una nueva correlación JHK_s en busca de objetos de tipo T intermedio o tardío (con magnitudes

$J \sim H \sim K_s$) en la dirección a σ Orionis. La masa esperada de estos objetos es similar a la de S Ori 70, en torno a unas $3 M_{\text{Jup}}$, mientras que la magnitud esperada debe ser alrededor de 20.5–21.0 en la banda J . S Ori 70 es el único miembro conocido del cúmulo con tipo espectral T (el caso de S Ori 69 ya se ha discutido en este Capítulo).

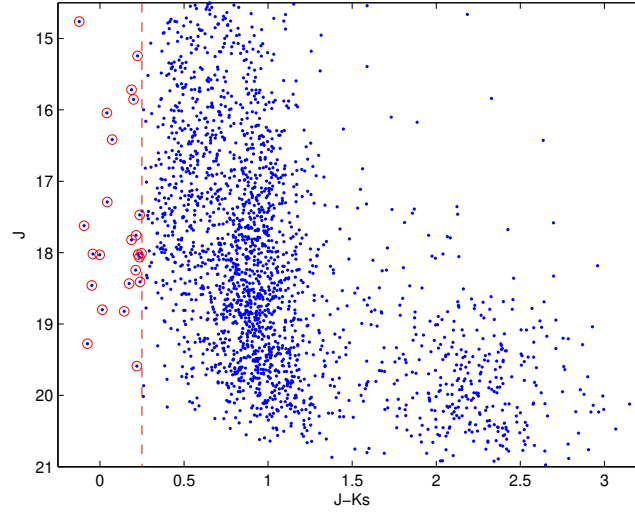


Figura 6.23: Diagrama J frente a $J-K_s$ de los objetos detectados en las bandas JHK_s . La línea discontinua vertical delimita los objetos con colores $J-K_s$ más azules que +0.25 mag (marcados con un círculo rojo).

Se ha realizado un pequeño programa piloto con las imágenes infrarrojas más profundas de las que se dispone, con el fin de investigar la posible detección de objetos T de σ Orionis. La Fig. 6.23 muestra el diagrama color-magnitud J vs. $J-K_s$ de todas las fuentes detectadas en las bandas J (ISAAC), H y K_s ($\Omega 2K$, apuntados O' y N'). El diagrama está limitado por la inferior profundidad de las imágenes en la banda H . Se pueden extraer interesantes conclusiones de cara a futuras búsquedas:

- La escasa frecuencia de objetos con colores $J-K_s$ más azules que +0.25 mag. De los ~ 2300 objetos correlados en las tres bandas infrarrojas, sólo 26 poseen un color más azul que este valor, de los que nueve lo tienen más azul que $J-K_s = 0.0$ mag. Ninguno de ellos posee las magnitudes esperadas (IJ) de un objeto de tipo T de σ Orionis. Se han estudiado en profundidad los nueve objetos más azules, y se ha comprobado que se pueden clasificar en tres grupos: (i) estrellas con tipos espectrales más probables en torno a A0, ya que han sido detectadas con magnitudes $I \sim J$; (ii) sistemas binarios resueltos en J (ISAAC) y no resueltos en HK_s ($\Omega 2K$); (iii) galaxias con PSF muy diferentes en las imágenes IJ (por la buena resolución espacial de las imágenes ISAAC). Por tanto, con imágenes profundas ($J \sim H \sim K_s \sim 21.5$) en JHK_s de alta resolución espacial e imagen I de profundidad intermedia ($I \sim 22.5$ ó 23.0 , relativamente sencillo de obtener) se puede discriminar entre objetos de tipo T intermedio o tardío y estrellas de tipo A/sistemas visuales no resueltos/galaxias no extremadamente lejanas. Los objetos de tipo T poseerán PSF estelar y magnitudes

infrarrojas $J \sim H \sim K_s$ y no serán detectados en las imágenes I .

- No es posible discriminar objetos de tipo M tardío, L o incluso T temprano de las fuentes de fondo a partir de un diagrama color-magnitud exclusivamente infrarrojo. La baja extinción hacia σ Orionis provoca que la población de galaxias muy lejanas de fondo sea visible en las imágenes más profundas. La mayor parte de las fuentes más débiles que $J \sim 19$ y con colores muy rojos en el rango $2.0 \text{ mag} \lesssim J - K_s \lesssim 2.5 \text{ mag}$ probablemente se tratan de galaxias con altos corrimientos al rojo o con envolturas de polvo.

6.5 Sumario

Se ha realizado una búsqueda IJ de objetos subestelares en 790 arcmin^2 al sureste del centro del cúmulo abierto σ Orionis ($\sim 30\%$ del área total). Gracias a un seguimiento en las bandas HK_s , se han seleccionado 39 candidatos a miembros fotométricos del cúmulo. De ellos, 30 objetos habían sido seleccionados previamente como candidatos a miembros en otras búsquedas fotométricas independientes. Se dispone de espectroscopia de 26 objetos (25 publicadas, una discutida aquí por primera vez). De los candidatos con datos espectroscópicos, 16 muestran rasgos espectrales de juventud extrema y el resto siguen la secuencia espectrofotométrica del cúmulo. De entre los objetos más débiles, cinco son nuevos candidatos a objetos de masa planetaria no detectados hasta ahora. Sus nombres y masas se dan en la Tabla 6.14.

Tabla 6.14: Nuevos candidatos a objetos de masa planetaria.

Identificación	M ($M_\odot$)	I	J
ς J053956.8–025314	$0.0110^{+0.007}_{-0.006}$	21.25 ± 0.04	18.27 ± 0.08
ς J053858.6–025227	$0.0101^{+0.007}_{-0.005}$	22.17 ± 0.05	18.61 ± 0.08
ς J053949.5–023130	$0.0076^{+0.007}_{-0.004}$	22.08 ± 0.04	18.89 ± 0.10
ς J053844.6–025512	$0.0067^{+0.007}_{-0.003}$	22.81 ± 0.06	19.31 ± 0.08
ς J053932.4–025220	$0.0059^{+0.007}_{-0.003}$	22.82 ± 0.07	19.54 ± 0.08

Se han determinado los grados de completitud y de contaminación de la búsqueda, y las masas más probables para cada uno de los miembros y candidatos a miembros a partir de modelos teóricos. La muestra final de objetos es completa entre la frontera entre estrellas y enanas marrones y hasta menos de $\sim 0.006 M_\odot$. La búsqueda hubiera permitido en potencia la detección de objetos aún menos masivos, de hasta unas $\sim 0.004 M_\odot$ (sea al límite de la detección automática o a través de la recuperación manual de fuentes infrarrojas sin contrapartida óptica detectada automáticamente).

En la región estudiada, hay aproximadamente tres objetos subestelares por cada ocho estrellas del cúmulo. El exponente de ley de potencias $\Delta N / \Delta M \propto M^{-\alpha}$ en el espectro de masa para estrellas con $M \gtrsim 0.5 M_\odot$ es $\alpha = +1.9 \pm 0.2$, que es razonablemente parecido al exponente típico de Salpeter. Se ha estimado un valor para el exponente $\alpha = +0.4 \pm 0.2$ en el intervalo $0.1 \gtrsim M \gtrsim 0.006 M_\odot$, que coincide dentro del error con el propuesto de carácter general por Kroupa (2001) en el rango subestelar. Se ha sugerido que el crecimiento

del espectro de masa podría ser notable aún a masas por debajo de $0.006 M_{\odot}$. De la extrapolación del espectro de masa, en el área investigada podrían encontrarse 5–7 cuerpos con masas entre 6 y $2 M_{\text{Jup}}$. Dada la caída de la función de luminosidad del cúmulo y la completitud de nuestra búsqueda, no era esperable que en el área estudiada se encontrara más de dos objetos con $M \lesssim 0.006 M_{\odot}$. De existir un posible efecto del límite de opacidad por fragmentación en la cola de la función inicial de masa, se daría por debajo de este valor.

Además, se han presentado una posible radiofuente y otros objetos rojos no seleccionados, algunos con apariencia galáctica, y se han discutido algunos de los candidatos a miembros del cúmulo en el área que han sido seleccionados o descartados. Finalmente, se ha comentado la búsqueda JHK_s profunda con seguimiento óptico de profundidad intermedia como herramienta para la detección de objetos de unas pocas masas de Júpiter.

6.6 Apéndice: tablas

6.6.1 Tabla 6.15

Nombre estándar, nota acerca de su espectroscopia (pertenencia a la secuencia espectrofotométrica del cúmulo o espectros con rasgos de juventud extrema), fotometría IJK_s y fuente de la fotometría de cada objeto si no es de esta búsqueda.

Por defecto, la magnitud I proviene de los datos de WFC, en particular de la fotometría automática de los datos de WFC03, y la fotometría J proviene en su totalidad de los datos tomados con ISAAC. Para cuatro objetos con error fotométrico automático mayor que 0.10 mag se ha realizado fotometría interactiva y el resultado se ha calibrado con fuentes 2MASS cercanas con PSF idéntica (la razón de poseer errores automáticos tan grandes proviene de que algunas tiras ISAAC se construyeron con datos provenientes de distintas noches y, por tanto, con *seeing* diferentes). Las magnitudes HK_s provienen, excepto si se indica lo contrario, de la fotometría $\Omega 2K$ (de una de las dos campañas). En la banda H , para dos objetos se muestra el promedio de dos medidas $\Omega 2K$, ya que ambas fueron tomadas muy próximas en el tiempo y daban resultados muy similares (los objetos caían en regiones de solapamiento entre campos adyacentes). El área Anaga no se cubrió por completo en la banda K_s . Por ello, para los objetos sin fotometría $\Omega 2K$ en K_s se muestran las magnitudes disponibles, catalogadas por 2MASS o publicadas anteriormente (véanse las notas al pie de la Tabla).

6.6.2 Tabla 6.16

Nombre estándar, coordenadas J2000.0, coordenadas polares tomando σ Orionis A como origen, código identificativo usado durante este trabajo y nombre dado en la primera publicación arbitrada si el objeto había sido detectado previamente en otra búsqueda fotométrica. Las coordenadas ecuatoriales, de las que se ha derivado el nombre estándar asignado a cada objeto (con el formato ς Jhhmmss.s-ddmmss), proviene de la astrometría comentada en la Sección 6.1.2.

6.6.3 Tabla 6.17

Se proporcionan todos los datos necesarios para la derivación de la masa de cada uno de los miembros y candidatos a miembros del cúmulo. Se ofrecen más detalles en la Sección 6.4.3 y en el pie de la Tabla.

6.6.4 Tabla 6.18

Recopilación de estrellas en el área Anaga localizadas en las bases de datos SIMBAD o de ALADIN. Se proporciona nombre estándar, nombre IAU/UAI, magnitud J y notas interesantes acerca de su naturaleza.

Tabla 6.15: La muestra Anaga: fotometría^a.

Identificación	Esp. ^b	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K_s</i>	Notas ^c
ς J054014.0–023127	★★	17.07±0.03	14.51±0.10	13.98±0.05	13.65±0.04	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053847.2–025756	★★	16.75±0.02	14.54±0.08	13.88±0.09	13.46±0.04	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053915.1–024048		16.62±0.03	14.61±0.10	14.10±0.08	13.66±0.04	<i>H</i> ^{2Ω} , <i>K_s</i> ^{2M}
ς J053909.0–023958	★★	16.93±0.03	14.70±0.10	14.04±0.08	13.74±0.05	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053954.3–023719	*	16.82±0.03	14.77±0.07	14.20±0.05	13.80±0.05	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053826.2–024041	★★	16.93±0.02	14.81±0.07	14.34±0.08	13.92±0.06	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053829.0–024847	*	16.81±0.02	14.84±0.09	14.30±0.05	13.94±0.07	
ς J053817.4–024024	★★	17.03±0.03	14.92±0.08	14.34±0.08	14.09±0.05	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053825.4–024241	★★	16.86±0.02	14.95±0.07	14.12±0.05	13.64±0.07	
ς J053907.6–022906	★★	16.86±0.03	14.83±0.10	14.27±0.08	13.90±0.05	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053841.8–024455		16.58±0.02	15.07±0.08	14.34±0.05	14.10±0.07	
ς J053820.9–024613	*	17.23±0.02	15.18±0.09	14.58±0.05	14.24±0.07	
ς J053836.5–024405		16.88±0.02	15.20±0.10	14.72±0.05	14.45±0.07	
ς J053913.1–023751	*	17.29±0.03	15.20±0.07	14.70±0.08	14.31±0.07	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053845.0–025834		16.77±0.02	15.23±0.08	14.44±0.09	14.12±0.06	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053922.2–024553		17.05±0.03	15.27±0.05	14.78±0.05	14.47±0.07	<i>J</i> [*]
ς J053943.6–024732	★★	17.34±0.03	15.34±0.05	14.81±0.05	14.44±0.07	
ς J053831.2–024525		16.87±0.02	15.37±0.10	14.84±0.05	14.59±0.07	
ς J053923.2–024656	★★	17.14±0.03	15.37±0.05	14.67±0.05	14.33±0.07	<i>J</i> [*]
ς J054004.5–023643	★★	17.51±0.03	15.40±0.07	14.76±0.05	14.27±0.07	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053926.8–023656	★★	17.71±0.03	15.40±0.07	14.94±0.08	14.49±0.07	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053918.1–025257		18.64±0.04	16.12±0.08	15.60±0.05	15.17±0.07	
ς J053948.3–022914	*	18.51±0.03	16.47±0.09	15.56±0.06	15.19±0.14	<i>K_s</i> ^{2M}
ς J053923.4–024058	★★	19.04±0.03	16.48±0.10	16.03±0.09	15.55±0.21	<i>H</i> ^{2Ω} , <i>K_s</i> ^{2M}
ς J053825.6–024836	★★	19.49±0.02	16.73±0.07	16.26±0.05	15.83±0.07	
ς J053929.4–024636		19.73±0.03	17.18±0.05	16.52±0.05	16.03±0.07	<i>J</i> [*]
ς J053900.3–023707	★★	20.02±0.03	17.23±0.07	16.52±0.11	16.11±0.05	<i>K_s</i> ^{ByN}
ς J053849.6–024933		20.08±0.02	17.30±0.08	16.70±0.05	16.20±0.07	
ς J053903.2–023021	★★	20.23±0.03	17.30±0.08	16.42±0.09	16.13±0.10	<i>J</i> [*] , <i>K_s</i> ^{ZO}
ς J053814.6–024016	★★	20.49±0.02	17.38±0.08	15.95±0.08	15.81±0.08	<i>K_s</i> ^{Ma01}
ς J053910.8–023715	*	20.48±0.03	17.50±0.07	17.12±0.14	16.18±0.05	
ς J053825.1–024803	*	20.96±0.02	17.92±0.07	17.36±0.05	16.76±0.07	
ς J053956.8–025314		21.25±0.04	18.27±0.08	17.66±0.05	17.18±0.07	
ς J053858.6–025227		22.17±0.05	18.61±0.08	18.14±0.06	17.29±0.07	
ς J053949.5–023130	[*]	22.08±0.04	18.89±0.10	18.18±0.09	17.42±0.20	<i>K_s</i> ^{ZO}
ς J053937.5–023042	*	22.50±0.05	19.05±0.10	18.00±0.50	17.30±0.10	<i>K_s</i> ^{Ma01}
ς J053942.0–023032	*	22.48±0.05	19.18±0.09	18.00±0.50	17.86±0.10	<i>K_s</i> ^{Ma01}
ς J053844.6–025512		22.81±0.06	19.31±0.08	18.4±0.3	17.99±0.07	<i>H</i> ^{CAIN}
ς J053932.4–025220		22.82±0.07	19.54±0.08	18.70±0.06	17.86±0.07	

^a: Nombre, fotometría *IJK_s* y la fuente de la fotometría de cada objeto si no es de esta búsqueda.

^b: Nota acerca de la espectroscopia de cada objeto: pertenencia a la secuencia espectrofotométrica del cúmulo (*) o espectros con rasgos de juventud extrema (**).

^c: Notas a la fotometría: *: fotometría interactiva por comparación de cuentas en los picos; ^{2M}: fotometría extraída del catálogo 2MASS (*JHK_s*); ^{2Ω}: promedio de dos medidas Ω2K. Su error es la media de las dos desviaciones estándares; ^{CAIN}: magnitud a partir de datos CAIN-2 tomados en 2002 dic. 03 (*H*). Fotometría interactiva por comparación de cuentas en los picos; ^{ByN}: fotometría proporcionada por D. Barrado y Navas-cués; ^{ZO}: fotometría proporcionada por M R. Zapatero Osorio.

Tabla 6.16: La muestra Anaga: coordenadas y otros nombres^a.

Identificación	$\alpha^{J2000.0}$	$\delta^{J2000.0}$	ρ (arcsec)	θ (deg)	Código identificativo	Nombre
ς J054014.0–023127	05 40 13.97	–02 31 27.2	1364.3	78.450	3-2-232	S Ori J054014.0–023127
ς J053847.2–025756	05 38 47.15	–02 57 55.7	1313.6	178.44	2-1-798	S Ori J053847.2–025756
ς J053915.1–024048	05 39 15.09	–02 40 47.7	537.74	122.32	4-1-334	S Ori 16
ς J053909.0–023958	05 39 08.95	–02 39 58.0	433.40	123.27	4-1-080	S Ori 25
ς J053954.3–023719	05 39 54.33	–02 37 18.6	1045.3	94.300	3-4-451	<i>S Ori J053954.3–023719</i>
ς J053826.2–024041	05 38 26.24	–02 40 41.4	395.11	224.64	2-3-044	S Ori J053826.1–024041
ς J053829.0–024847	05 38 28.96	–02 48 47.2	802.62	197.16	2-3-448	S Ori J053829.0–024847
ς J053817.4–024024	05 38 17.41	–02 40 24.4	487.68	237.20	2-4-047	S Ori 27
ς J053825.4–024241	05 38 25.44	–02 42 41.2	494.56	215.83	2-3-156	S Ori J053825.4–024241
ς J053907.6–022906	05 39 07.59	–02 29 05.8	537.43	39.534	3-1-269	S Ori 20
ς J053841.8–024455	05 38 41.83	–02 44 55.2	536.73	184.70	2-1-229	
ς J053820.9–024613	05 38 20.88	–02 46 13.2	709.82	210.29	2-3-341	S Ori 31
ς J053836.5–024405	05 38 36.52	–02 44 04.8	500.09	194.30	2-2-187	
ς J053913.1–023751	05 39 13.09	–02 37 51.4	438.81	104.68	3-4-576	S Ori 30
ς J053845.0–025834	05 38 45.04	–02 58 34.0	1351.1	179.82	2-1-824	
ς J053922.2–024553	05 39 22.25	–02 45 52.7	816.42	136.53	4-3-396	<i>S Ori J053922.2–024552</i>
ς J053943.6–024732	05 39 43.58	–02 47 31.6	1120.2	128.11	4-4-072	S Ori 32
ς J053831.2–024525	05 38 31.15	–02 45 25.4	591.70	197.22	2-2-264	
ς J053923.2–024656	05 39 23.20	–02 46 56.1	872.87	138.71	4-3-752	S Ori 28
ς J054004.5–023643	05 40 04.54	–02 36 42.7	1196.1	91.980	3-4-252	S Ori J054004.5–023642
ς J053926.8–023656	05 39 26.85	–02 36 56.4	633.12	95.090	3-4-332	S Ori 36
ς J053918.1–025257	05 39 18.14	–02 52 56.6	1132.7	153.80	1-1-387	<i>S Ori J053918.1–025257</i>
ς J053948.3–022914	05 39 48.26	–02 29 14.2	1034.5	66.889	3-1-301	S Ori J053948.1–022914
ς J053923.4–024058	05 39 23.43	–02 40 57.6	651.16	117.17	4-1-389	S Ori 42
ς J053825.6–024836	05 38 25.59	–02 48 36.3	808.83	200.81	2-3-438	S Ori 45
ς J053929.4–024636	05 39 29.38	–02 46 36.5	922.82	133.59	4-3-639	<i>S Ori J053929.4–024636</i>
ς J053900.3–023707	05 39 00.30	–02 37 06.7	424.11	105.92	3-4-380	S Ori 71
ς J053849.6–024933	05 38 49.59	–02 49 33.3	816.22	174.92	2-1-426	<i>S Ori J053849.5–024934</i>
ς J053903.2–023021	05 39 03.22	–02 30 20.7	437.9	39.15	3-1-624	S Ori 51
ς J053814.6–024016	05 38 14.62	–02 40 15.6	518.84	240.51	2-4-042	S Ori 47
ς J053910.8–023715	05 39 10.81	–02 37 15.1	397.31	100.86	3-4-433	S Ori 50
ς J053825.1–024803	05 38 25.12	–02 48 02.7	780.18	202.17	2-3-417	S Ori 53
ς J053956.8–025314	05 39 56.83	–02 53 14.4	1495.1	133.77	1-1-467	<i>S Ori J053956.8–025315</i>
ς J053858.6–025227	05 38 58.55	–02 52 26.7	1007.9	168.17	1-1-253	<i>S Ori J053858.6–025228</i>
ς J053949.5–023130	05 39 49.52	–02 31 29.8	1007.4	74.43	3-2-240	(sok4-908)
ς J053937.5–023042	05 39 37.50	–02 30 41.9	852.01	68.06	3-2-003	S Ori 60
ς J053942.0–023032	05 39 42.05	–02 30 32.3	918.93	69.09	3-1-669	S Ori 62
ς J053844.6–025512	05 38 44.56	–02 55 12.4	1152.2	180.15	2-1-672	
ς J053932.4–025220	05 39 32.42	–02 52 20.3	1212.5	143.93	1-1-231	

^a: En cursiva, objetos publicados únicamente por Caballero et al. (2004). En blanco, objetos no publicados anteriormente (ambos, detectados por primera vez en la búsqueda Anaga).

Tabla 6.17: La muestra Anaga: luminosidades y masas^a.

Identificación	$I - J$	M_J [± 0.4] (mag)	BC_J [± 0.15] (mag)	M_{bol} [± 0.5] (mag)	$\log(L/L_\odot)$ [± 0.18]	M ($M_\odot$)	δM^b 3 Ma, δd ($M_\odot$)	δM^c 1-8 Ma ($M_\odot$)	δM^d 1-8 Ma, δd ($M_\odot$)
ζ J054014.0-023127	2.56 $\pm$ 0.10	6.7	2.01	8.7	-1.60	0.0739	+0.010 -0.018 +0.011	+0.012 -0.016 +0.015	+0.017 -0.027 +0.019
ζ J053847.2-025756	2.21 $\pm$ 0.08	6.8	2.06	8.8	-1.63	0.0708	-0.017 +0.013 +0.014	+0.015 -0.017 +0.019	-0.025 +0.021 +0.024
ζ J053915.1-024048	2.01 $\pm$ 0.10	6.8	2.06	8.9	-1.66	0.0681	-0.017 +0.014 -0.016	-0.014 +0.019 -0.012	-0.024 +0.024 -0.022
ζ J053909.0-023958	2.23 $\pm$ 0.10	6.9	2.06	9.0	-1.70	0.0645	+0.016 +0.016 -0.015	+0.022 +0.022 +0.011	+0.026 +0.026 -0.021
ζ J053954.3-023719	2.05 $\pm$ 0.08	7.0	2.06	9.0	-1.72	0.0616	+0.017 -0.015 +0.017	+0.023 -0.010 +0.023	+0.027 -0.020 +0.027
ζ J053826.2-024041	2.12 $\pm$ 0.07	7.0	2.06	9.1	-1.74	0.0600	+0.017 -0.015 +0.018	+0.024 -0.010 +0.026	+0.028 -0.020 +0.030
ζ J053829.0-024847	1.97 $\pm$ 0.09	7.1	2.06	9.1	-1.75	0.0592	-0.014 +0.017 -0.014	+0.009 +0.026 +0.026	-0.018 +0.030 +0.030
ζ J053817.4-024024	2.11 $\pm$ 0.09	7.1	2.06	9.2	-1.78	0.0563	+0.017 -0.014 +0.017	+0.026 -0.009 +0.023	+0.030 -0.018 +0.027
ζ J053825.4-024241	1.91 $\pm$ 0.07	7.2	2.05	9.2	-1.79	0.0557	-0.012 +0.017 +0.016	+0.026 -0.006 +0.030	+0.030 -0.015 +0.034
ζ J053907.6-022906	2.03 $\pm$ 0.10	7.0	2.06	9.1	-1.75	0.0594	-0.012 +0.017 +0.016	+0.026 -0.006 +0.030	+0.030 -0.015 +0.034
ζ J053841.8-024455	1.51 $\pm$ 0.08	7.3	1.93	9.2	-1.79	0.0557	-0.014 +0.016 -0.012	-0.009 +0.031 +0.006	-0.018 +0.036 -0.015
ζ J053820.9-024613	2.05 $\pm$ 0.09	7.4	2.06	9.5	-1.89	0.0479	+0.016 -0.012 +0.016	+0.030 +0.006 +0.031	+0.034 -0.015 +0.035
ζ J053836.5-024405	1.68 $\pm$ 0.10	7.4	2.00	9.4	-1.87	0.0492	-0.012 +0.015 +0.015	-0.007 +0.031 +0.031	-0.016 +0.036 +0.036
ζ J053913.1-023751	2.09 $\pm$ 0.08	7.4	2.06	9.5	-1.90	0.0473	-0.012 +0.016 -0.013	+0.006 +0.030 +0.007	-0.015 +0.034 -0.016
ζ J053845.0-025834	1.54 $\pm$ 0.08	7.4	1.95	9.4	-1.86	0.0500	+0.015 -0.012 +0.015	+0.031 -0.006 +0.031	+0.037 -0.015 +0.037
ζ J053922.2-024553	1.78 $\pm$ 0.06	7.4	2.03	9.5	-1.91	0.0460	-0.012 +0.015 -0.012	+0.006 +0.031 -0.006	-0.015 +0.037 -0.015
ζ J053943.6-024732	1.50 $\pm$ 0.10	7.6	1.93	9.5	-1.91	0.0463	+0.014 -0.011 +0.014	+0.032 -0.005 +0.032	+0.039 -0.013 +0.039
ζ J053831.2-024525	1.77 $\pm$ 0.06	7.6	2.02	9.6	-1.95	0.0434	-0.011 +0.014 -0.011	+0.005 +0.032 +0.005	-0.013 +0.039 -0.013
ζ J053923.2-024656	2.00 $\pm$ 0.06	7.6	2.06	9.6	-1.95	0.0433	-0.011 +0.014 +0.014	+0.005 +0.031 +0.031	+0.013 +0.040 +0.040
ζ J054004.5-023643	2.11 $\pm$ 0.08	7.6	2.06	9.7	-1.98	0.0414	-0.010 +0.014 +0.010	-0.004 +0.031 +0.004	-0.012 +0.040 +0.040
ζ J053926.8-023656	2.31 $\pm$ 0.08	7.6	2.05	9.7	-1.98	0.0417	-0.010 +0.008 +0.005	-0.004 +0.015 -0.0016	-0.014 +0.034 -0.007
ζ J053918.1-025257	2.52 $\pm$ 0.09	8.3	2.02	10.4	-2.25	0.0282	+0.005 +0.005 -0.005	-0.0016 +0.005 +0.005	+0.007 +0.022 -0.010
ζ J053948.3-022914	2.04 $\pm$ 0.09	8.7	2.06	10.7	-2.40	0.0241	-0.005 +0.005 +0.005	-0.0019 +0.005 +0.005	-0.010 +0.023 -0.010
ζ J053923.4-024058	2.56 $\pm$ 0.10	8.7	2.01	10.7	-2.39	0.0245	-0.005 +0.005 +0.005	-0.0019 +0.005 +0.005	-0.010 +0.023 +0.017
ζ J053825.6-024836	2.76 $\pm$ 0.07	8.9	1.96	10.9	-2.47	0.0224	-0.005 +0.005 -0.003	-0.002 +0.003 -0.005	-0.010 +0.009 -0.008
ζ J053929.4-024636	2.55 $\pm$ 0.06	9.4	2.01	11.4	-2.67	0.0171	-0.003 +0.003 -0.004	+0.003 -0.005 +0.003	-0.008 +0.008 +0.009
ζ J053900.3-023707	2.79 $\pm$ 0.08	9.4	1.96	11.4	-2.67	0.0173	-0.004 +0.005 +0.005	-0.005 +0.003 +0.003	-0.008 +0.009 +0.009
ζ J053849.6-024933	2.78 $\pm$ 0.08	9.5	1.96	11.5	-2.70	0.0174	-0.004 +0.005 +0.003	-0.005 +0.003 +0.003	-0.008 +0.009 +0.009
ζ J053903.2-023021	2.93 $\pm$ 0.09	9.5	1.92	11.4	-2.68	0.0167	-0.003 +0.005 +0.003	-0.005 +0.003 +0.003	-0.008 +0.009 +0.009
ζ J053814.6-024016	3.11 $\pm$ 0.08	9.6	1.86	11.5	-2.69	0.0169	-0.003 +0.004 -0.003	-0.005 +0.004 -0.004	-0.008 +0.008 -0.007
ζ J053910.8-023715	2.98 $\pm$ 0.08	9.7	1.90	11.6	-2.75	0.0153	+0.003 +0.003 +0.003	+0.004 +0.004 +0.004	+0.007 +0.006 +0.007
ζ J053825.1-024803	3.04 $\pm$ 0.07	10.1	1.88	12.0	-2.91	0.0130	-0.003 +0.003 +0.003	-0.004 +0.004 +0.004	-0.007 +0.006 +0.007
ζ J053956.8-025314	2.98 $\pm$ 0.09	10.5	1.90	12.4	-3.06	0.0110	-0.003 +0.003 +0.003	-0.005 +0.004 +0.004	-0.007 +0.007 +0.007
ζ J053858.6-025227	3.56 $\pm$ 0.09	10.8	1.72	12.5	-3.12	0.0101	-0.003 +0.003 +0.003	-0.004 +0.006 +0.006	-0.005 +0.007 +0.007
ζ J053949.5-023130	3.19 $\pm$ 0.11	11.1	1.83	12.9	-3.28	0.0076	+0.003 -0.0013 +0.003	+0.006 -0.003 +0.006	+0.007 -0.004 +0.007
ζ J053937.5-023042	3.45 $\pm$ 0.11	11.3	1.75	13.0	-3.31	0.0074	-0.0013 +0.003 +0.0018	-0.003 +0.003 +0.006	-0.003 +0.007 +0.007
ζ J053942.0-023032	3.30 $\pm$ 0.10	11.4	1.80	13.2	-3.38	0.0069	-0.0012 +0.0015 -0.0012	-0.002 +0.006 -0.002	-0.003 +0.007 -0.003
ζ J053844.6-025512	3.50 $\pm$ 0.10	11.5	1.74	13.3	-3.41	0.0067	+0.0013 -0.0012 +0.0013	+0.005 -0.002 +0.005	+0.007 -0.003 +0.007
ζ J053932.4-025220	3.28 $\pm$ 0.11	11.8	1.80	13.6	-3.53	0.0059	-0.0011 +0.0013 -0.0011	-0.002 +0.005 -0.002	-0.003 +0.007 -0.003

^a: $I - J$ de esta búsqueda, M_J a partir de J usando $d = 360 \pm 70$ pc, BC_J a partir de $I - J$ usando la relación estudiada en la Sección 1.1.4, M_{bol} a partir de M_J y BC_J ($M_{\text{bol}} = M_J + BC_J$), $\log(L/L_\odot)$ a partir de M_{bol} usando $M_{\text{bol},\odot} = +4.74$, masa en $M_\odot$ a partir de la conversión masa-luminosidad de los modelos Dusty de Lyon para 3 Ma y errores asociados a la masa.

^b: Error de la masa proveniente de la indeterminación de la distancia (± 70 pc), con la edad fija a 3 Ma.

^c: Error de la masa proveniente de la indeterminación de la edad ($^{+5}_{-2}$ Ma), con la distancia fija a 360 pc.

^d: Error de la masa proveniente de las indeterminaciones de la distancia y de la edad.

Tabla 6.18: La población estelar en el área Anaga: recopilación en ALADIN/SIMBAD.

Identificación	Nombre	J	Notas ^a
♄ J053915.1-023138	HD 37564	7.98±0.02	RX, TYC
♄ J053936.2-024203	RX J0539.6-0242	8.46±0.03	RX, T Tau, TYC
♄ J053946.2-024032	V1147 Ori	8.88±0.02	rot.var. α^2 CVn, TYC
♄ J053909.2-025635	HD 37545	9.26±0.02	TYC
♄ J054012.5-025258	HD 294307	9.44±0.03	TYC
♄ J053833.7-024414	TX Ori	10.13±0.03	T Tau
♄ J053835.9-024351	TY Ori	10.44±0.03	RX, T Tau
♄ J053932.6-023944	—	10.82±0.03	*RX*
♄ J053947.8-023225	2E 0537.2-0233	10.97±0.03	*RX*, $M \approx 1.0 M_{\odot}$
♄ J053954.7-024634	V606 Ori	11.05±0.03	RX, em., var.
♄ J053907.6-023239	V507 Ori	11.30±0.03	RX, var. Orion
♄ J053925.2-023822	BG Ori	11.31±0.03	RX, var. Orion
♄ J053844.2-024020	[W96] 4771-1051	11.36±0.03	*RX*
♄ J054008.9-023334	Haro 5-39	11.50±0.03	em.
♄ J053852.0-024644	RU Ori	11.52±0.03	RX, var. Orion
♄ J053905.4-023230	2MASS J05390541-0232303	11.55±0.03	*RX*
♄ J053911.6-023603	[W96] 4771-1038	11.62±0.03	*RX*
♄ J053939.8-023122	V510 Ori	11.84±0.03	em., var. Orion, HH
♄ J053827.3-024510	V505 Ori	11.96±0.03	RX, em., var. Orion
♄ J053911.5-023107	Kiso A-0904 78	11.99±0.03	RX, em., $M \approx 0.50 M_{\odot}$
♄ J053813.2-024551	Kiso A-0976 322	12.07±0.03	em.
♄ J053939.8-023316	Haro 5-28	12.22±0.03	em., HH
♄ J053836.7-024414	S Ori J053836.7-024414	12.54±0.03	
♄ J053951.2-024944	S Ori J053951.1-024944	12.80±0.03	
♄ J053953.6-023343	Haro 5-32	12.82±0.03	em.
♄ J053922.9-023333	2MASS J05392287-0233331	12.83±0.03	*RX*
♄ J053907.6-022823	[W96] rJ053907-0228	12.88±0.03	RX
♄ J053952.4-023615	S Ori J053952.3-023615	12.89±0.03	
♄ J053859.2-023351	Haro 5-18	12.89±0.03	em.
♄ J053948.1-024557	S Ori J053948.1-024557	12.92±0.03	
♄ J053943.2-023243	S Ori J053943.2-023243	13.03±0.03	
♄ J053834.6-024109	S Ori J053834.5-024109	13.10±0.03	
♄ J053817.8-024050	S Ori J053817.8-024050	13.20±0.03	
♄ J053921.0-023033	S Ori 3	13.29±0.03	$M \approx 0.20 M_{\odot}$
♄ J053823.6-024132	S Ori J053823.6-024132	13.29±0.03	RX
♄ J053957.5-023212	S Ori J053957.5-023212	13.31±0.03	
♄ J053914.5-022833	S Ori J053914.5-022834	13.34±0.03	RX
♄ J053956.5-023803	S Ori J053956.4-023804	13.35±0.03	
♄ J053844.5-024030	S Ori J053844.4-024030	13.36±0.03	RX
♄ J054007.1-023245	S Ori J054007.1-023245	13.42±0.03	
♄ J053939.3-023225	S Ori 4	13.44±0.03	
♄ J053823.3-024414	S Ori J053823.3-024414	13.46±0.03	
♄ J053926.2-022838	S Ori 2	13.50±0.03	
♄ J053846.0-024523	S Ori J053845.9-024523	13.56±0.03	
♄ J053911.8-022741	S Ori J053911.7-022741	13.61±0.03	
♄ J053950.6-023414	S Ori J053950.6-023414	13.68±0.03	
♄ J053908.2-023228	S Ori J053908.1-023230	13.79±0.03	
♄ J053850.6-024243	S Ori J053850.6-024244	13.84±0.03	
♄ J053811.9-024557	S Ori J053811.9-024557	13.92±0.03	
♄ J053848.2-024401	S Ori J053848.1-024401	14.07±0.03	
♄ J054000.2-025159	S Ori J054000.2-025159	14.14±0.03	$M \approx 0.10 M_{\odot}$
♄ J053908.1-022845	S Ori J053907.9-022848	14.14±0.03	
♄ J053833.9-024508	S Ori J053833.9-024508	14.25±0.03	
♄ J053944.3-023303	S Ori 11	14.29±0.03	
♄ J053937.6-024430	S Ori 14	14.38±0.03	
♄ J053901.9-023503	S Ori J053902.1-023501	14.44±0.04	
♄ J053911.4-023333	S Ori J053911.4-023333	14.45±0.03	
♄ J053839.0-024156	S Ori J053838.6-024157	14.56±0.03	RX
♄ J053910.0-022812	S Ori J053909.9-022814	14.56±0.03	

^a: RX: emisor de rayos X detectado en los catálogos de *ROSAT*; *RX*: potente emisor de rayos X; TYC: fuente brillante del catálogo *TYCHO*; T Tau: estrella catalogada como de tipo T Tauri; var.: fotométricamente variable (a veces se da su tipo de variabilidad: de tipo Orión o de tipo α^2 CVn); em.: estrella con intensas líneas de emisión, especialmente H α ; HH: estrella asociada a objeto(s) Herbig-Haro.

