Part IV

Compañeros de muy baja masa en torno a estrellas jóvenes y enanas ultrafrías de la vecindad solar

9

Búsqueda de objetos de muy baja masa en torno a estrellas jóvenes cercanas

Kelly watch the stars

Air (Moon Safari)

9.1 Introducción

Mediante imágenes en el infrarrojo cercano de muy alta resolución espacial con coronografía en el Hubble Space Telescope y con sistemas de óptica adaptativa (OA) en telescopios terrestres de clase 4 m, se han estudiado los entornos cercanos ($\gtrsim$50 AU) de 51 sistemas estelares del vecindario solar con características de juventud. Mediante una búsqueda complementaria realizada con instrumentos sin OA y catálogos de todo el cielo, la investigación se ha extendido hasta más allá de 5 000 AU. Se pretende estimar la frecuencia de compañeros subestelares, enanas marrones o exoplanetas gigantes, en un rango de distancias complementario al de las búsquedas de velocidad radial. En realidad existe una región aún inexplorada entre $\sim$5 y $\sim$50 AU, inaccesible para la mayoría de los sistemas de OA y de velocidad radial (55 Cnc d, el candidato a exoplaneta más alejado de su estrella detectado hasta octubre de 2005, posee un semieje orbital de 5.257 AU).

Las estrellas jóvenes cercanas, especialmente las que poseen los tipos espectrales más tardíos (K y M), tienen una gran ventaja sobre el resto de estrellas para las búsquedas coronográficas y/o de OA: debido a la sobreluminosidad de los objetos de muy baja masa durante sus primeras etapas evolutivas, el contraste de magnitud entre tales estrellas y los hipotéticos compañeros subestelares es mucho menor que en sistemas evolucionados. Por ejemplo, la diferencia de magnitud bolométrica entre una estrella de 0.5 $M_\odot$ (aproximadamente una M0V cuando llegue a la secuencia principal) de 50 Ma y un objeto coetáneo de 0.013 $M_\odot$ es $\sim$7 mag. Sin embargo, la diferencia entre ambos a la edad del Sol es de $\sim$13 mag. La Fig. 9.1 ilustra la variación de magnitud bolométrica de estrellas, enanas, marrones y objetos de masa planetaria. El hecho de que la estrella principal esté localizada a distancias relativamente cercanas al Sol permite, además, investigar órbitas con semiejes de unas pocas decenas de AU.

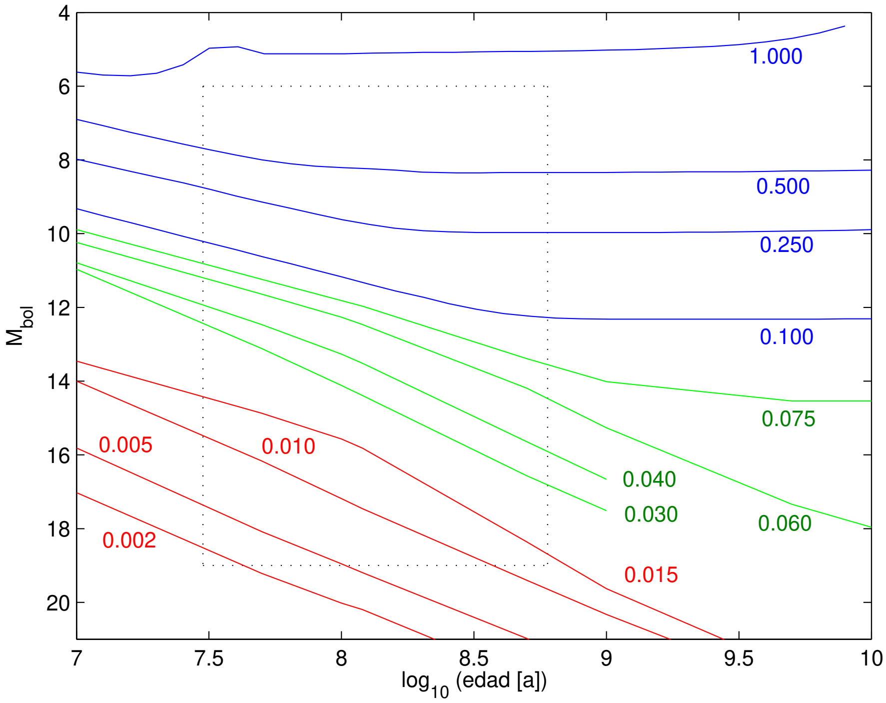


Figura 9.1: Diagrama magnitud bolométrica frente a edad, de acuerdo a los modelos del grupo de Lyon. Las líneas azules denotan las estrellas (NextGen; Baraffe et al. 1998); las verdes, las enanas marrones (Dusty; Chabrier et al. 2000); las rojas, los exoplanetas gigantes (Cond; Baraffe et al. 2003). Se han etiquetado con sus masas, en $M_{\odot}$. La caja punteada negra indica aproximadamente los rangos de edad ($\sim$30–600 Ma) y de magnitud bolométrica (6–19 mag) estudiados en este Capítulo.

Hasta la fecha (noviembre de 2005) se han realizado un buen número de búsquedas de objetos subestelares alrededor de estrellas usando sistemas de imagen de alta resolución espacial o rango dinámico elevado. Se han usado diferentes tipos de blancos estelares, para explotar una ventaja u otra: las estrellas más cercanas sin atender a su edad (Nakajima et al. 1995; Oppenheimer et al. 2001; Carson et al. 2005); estrellas muy jóvenes en cúmulos (Neuhäuser et al. 2002 –Chamaeleon I–; Kraus, White & Hillenbrand 2005, Costado et al. 2005, Kouwenhoven et al. 2005 –Upper Scorpius–; Guenther et al. 2005 –Híades–; Luhman, McLeod & Goldenson 2005 –IC 348–; Massarotti et al. 2005 –Taurus-Auriga y ρ Ophiuchi), enanas de tipos M8–9 (Close et al. 2002b, 2003 –estas búsquedas se solapan con las búsquedas de enanas ultrafrías binarias–), sistemas estelares con candidatos a planetas detectados por velocidad radial (Els et al. 2001; Luhman & Jayawardhana 2002; Mugrauer et al. 2005) e incluso enanas blancas (Farihi, Becklin & Zuckerman 2005). Algunas búsquedas alrededor de estrellas jóvenes cercanas se están efectuando aún, como las presentadas por Kaisler, Zuckerman & Becklin (2003), Chauvin et al. (2003, 2004, 2005b, 2005c), Metchev & Hillenbrand (2004), Neuhäuser et al. (2005a) o Itoh et al. (2005). Entre las completadas se pueden citar, por ejemplo, Neuhäuser et al. (2003), McCarthy & Zuckerman (2004), Masciadri et al. (2005) o Lowrance et al. (2005). Otras detecciones aisladas de objetos subestelares o ultrafríos han sido enumeradas en el Capítulo 1.

Neuhäuser et al. (2003) presentaron resultados de una búsqueda de objetos subestelares con el detector infrarrojo SofI y la cámara Speckle Sharp-I en el ESO 3.5m NTT alrededor de estrellas de las asociaciones Tucana/Horologium y β Pictoris. Midieron como frecuencias de enanas marrones y exoplanetas masivos ($\sim$10 $M_{\rm Jup}$) alrededor de estrellas los valores $\lesssim$5% ($\rho \gtrsim$ 75 AU) y $\lesssim$9% ($\rho \gtrsim$ 100 AU), respectivamente. Durante la búsqueda de McCarthy & Zuckerman (2004), se usaron coronógrafos en instrumentos infrarrojos en telescopios de clase 8–10 m y se investigaron un gran número de sistemas, con lo que las estadísticas fueron mejoradas. Los autores determinaron que la frecuencia de enanas marrones compañeras de estrellas G, K y M en órbita a separaciones entre 75 y 300 AU es de 1$\pm$1%, mientras que la frecuencia de planetas gigantes más masivos de 5 $M_{\rm Jup}$ no es mayor del $\sim$3%. Lowrance et al. (2005), usando el coronógrafo de NearInfraRed Camera and Multi-Object Spectrometer (nicmos) en el Hubble Space Telescope (HST), detectaron dos enanas marrones (TWA 5B y η Tel B) y una posible enana marrón binaria (IU Dra Bbc) como compañeros subestelares de las 45 estrellas estudiadas[1]. Sus observaciones fueron capaces de haber detectado cualquier compañero de más de 30 $M_{\rm Jup}$ a una distancia entre 15 y 200 AU de las primarias. En los casos más favorables, la masa mínima detectable era tan baja como 1 $M_{\rm Jup}$ (a más de 30 AU). Masciadri et al. (2005) obtuvieron resultados similares (aunque llegaron a mayores profundidades) usando el sistema de óptica adaptativa naos y la cámara infrarroja conica (naco) en el Very Large Telescope. En ninguno de los 28 sistemas observados encontraron objetos de 5 (o más masivos) y 10 $M_{\rm Jup}$ (o más masivos) a separaciones proyectadas de las primarias mayores que 65 y 36 AU, respectivamente. Podían haber detectado un planeta de 10 $M_{\rm Jup}$ a tan sólo 1 AU de la estrella más cercana al Sol de su lista.

En este Capítulo se va a describir una nueva búsqueda de exoplanetas gigantes y enanas marrones como compañeras de estrellas jóvenes cercanas. Se han estudiado cinco sistemas con nicmos+Coronography en el Hubble Space Telescope (HST) y 47 con los sistemas de óptica adaptativa en el William Herschel Telescope (WHT), 3.5 m Calar Alto Teleskop (3.5 m CAT) y Telescopio Nazionale Galileo (TNG) (un sistema se observó con HST y WHT).

Esta investigación es una extensión natural de un programa de búsqueda de enanas marrones alrededor de estrellas jóvenes del vecindario solar mediante telescopios ópticos e infrarrojos de clase 1–2 m iniciado en 1997. Dentro de este programa, se obtuvieron imágenes profundas (hasta $I \sim 19$) de cierto número de estrellas K y M con emisión en rayos X. Entre otra instrumentación, se usó la cámara CCD del telescopio IAC-80 y filtros estrechos centrados en 7400 y 9140 Å y con una anchura de banda de 100 Å. Estos filtros fueron propuestos por Martín et al. (1996) y diseñados por E. L. Martín. Los dos filtros permitían discriminar de forma efectiva objetos rojos débiles a distancias mayores que tres o cuatro veces la FWHM de la estrella primaria (la FWHM promedio era de $\sim$1.5 arcsec). Este programa llevó al descubrimiento de la primera enana marrón L alrededor de una estrella, G 196-3B (Rebolo et al. 1998).

[1]Anunciaron la detección de cinco compañeros estelares de baja masa, pero en dos de los casos, los de HD 155674 B y V368 Cep B, no se tratan más que "redescubrimientos" de objetos previamente catalogados y/o publicados en artículos arbitrados (Gliese & Jahreiss 1991 y otras tres referencias, y Gould & Chanamé 2004, respectivamente). No puedo evitar llamar la atención por la peculiar nomenclatura utilizada por Lowrance et al. (2005) (p.e., utilizaron HR 7329 para designar a η Telescopii).

9.2 Sistemas estelares observados

Nuestra búsqueda es similar a la proyectada con posterioridad por Chauvin y su grupo y que desembocó en la primera detección directa de un objeto de masa planetaria (Chauvin et al. 2004). Los miembros estelares de la Asociación TW Hydrae, estudiados por estos investigadores, son los blancos naturales para una búsqueda como la que da nombre a este Capítulo: sus estrellas están cerca (a unos 50 pc) y son muy jóvenes (unos 10 Ma). Desafortunadamente, la Asociación está en el Hemisferio Sur, lejos del alcance de los telescopios que se han utilizado en este trabajo (sólo dos objetos, observados con Hubble Space Telescope, poseen una declinación más negativa que –20 deg). Sin embargo, en el Hemisferio Norte hay identificadas alrededor de una centena de estrellas con edades del orden o menores que la de las Híades ($\sim$600 Ma) y a distancias menores que 50 pc (sin contar las propias estrellas de las Híades, que se encuentran a unos 46 pc).

Durante la preparación del programa que desembocó en la detección de G 196-3B, se elaboró una lista de estrellas potencialmente jóvenes en el vecindario solar a partir de su contenido de litio (por entonces disponible sólo para unos pocos objetos), su actividad cromosférica y, especialmente, sus emisiones ultravioleta y de rayos X (Favata et al. 1995, 1996; Jeffries 1995; Lampton et al. 1997; Zickgraf et al. 1997). Se prestó especial atención a estrellas de tipos espectrales K y M, cuyo contraste con objetos débiles es menor, aunque también se tuvieron en cuenta algunas estrellas de tipo G. Para la elaboración de la lista también se recolectaron blancos estelares de una versión preliminar del *Hamburg/RASS catalogue of optical identifications of ROSAT BSC X-ray sources* (publicado por Zickgraf et al. 2003). La emisión de rayos X de estrellas aisladas de baja masa está asociada a la actividad magnética y calentamiento de las capas atmoféricas más externas, resultado de la interacción entre la rotación estelar y los movimientos convectivos internos. Como las estrellas jóvenes rotan en general más rápido que las evolucionadas, producirán una mayor emisión X.

Tomando como base esta primera lista, se ha ido elaborando, depurando y engrosando una nueva lista de sistemas estelares jóvenes cercanos según aparecían en la bibliografía nuevas investigaciones más concluyentes acerca de la verdadera naturaleza de las estrellas (Gaidos 1998; Huensch et al. 1998; Strassmeier et al. 2000; Gaidos, Henry & Henry 2000; Montes et al. 2001a, 2001b; Christian & Mathioudakis 2002; Wichman et al. 2003; Song, Zuckerman & Bessell 2003; King et al. 2003; Fuhrman 2004; Zuckerman & Song 2004a,b; Carpenter et al. 2005). Finalmente, 51 de las estrellas seleccionadas pudieron ser observadas dentro de este programa. Los nombres, datos básicos, candidatos a compañeros detectados, rasgos de juventud, coordenadas, velocidades espaciales y fotometría de los sistemas estelares observados se muestran en las Tablas 9.13 a 9.18 al final de este Capítulo. En el Apéndice B se proporciona información auxiliar particularizada de cada uno de los sistemas.

Las distancias heliocéntricas se han tomado, cuando ha sido posible, del catálogo de *HIPPARCOS* (Perryman et al. 1997), medidas con un gran nivel de precisión hasta unos 50 pc. La mediana de las distancias medidas por el satélite de las estrellas observadas es de 22.0 pc. Las distancias varían entre los 5.74$\pm$0.13 pc de V1054 Oph y los 51$\pm$4 pc de V511 Lyr AabB. En seis casos no se disponía de la paralaje trigonométrica y las distancias se han extraído de la bibliografía o se han estimado a partir de otros datos estelares (con mayores

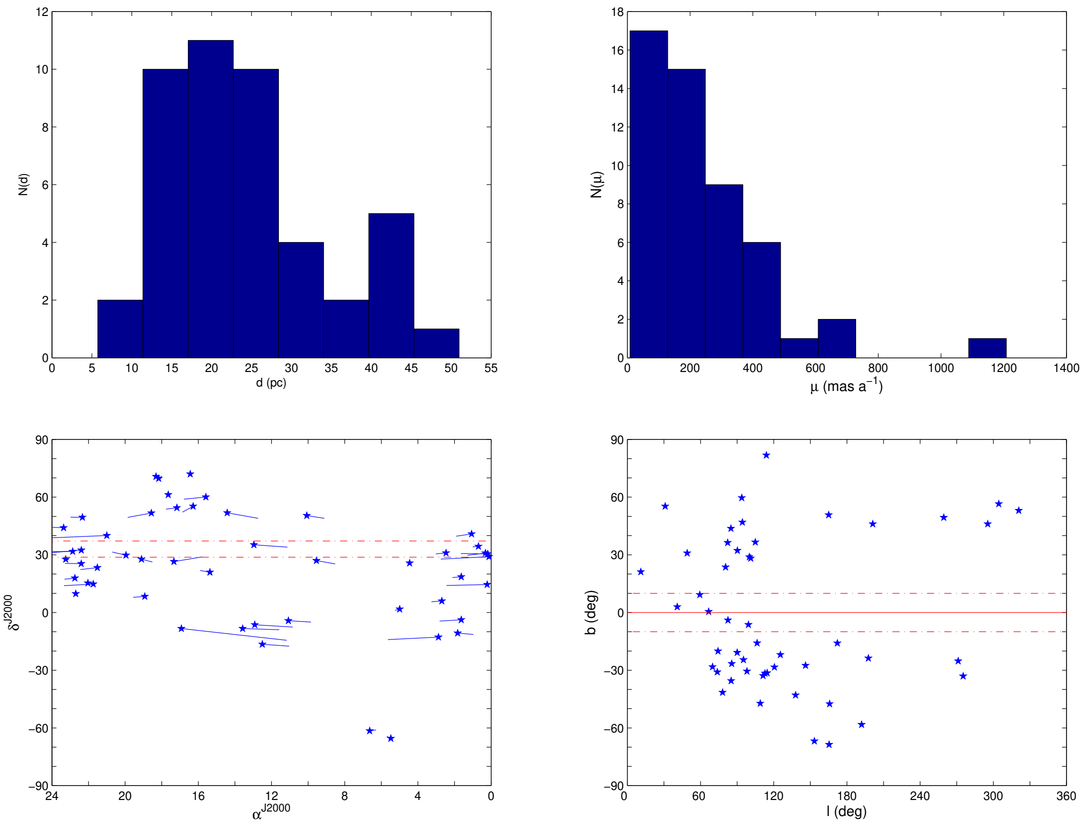


Figura 9.2: *Arriba a la izquierda:* histograma de las distancias heliocéntricas de cada sistema medidas con *HIPPARCOS*. *Arriba a la derecha:* histograma de los valores absolutos del movimiento propio de todos los sistemas observados. *Abajo a la izquierda:* coordenadas ecuatoriales de los sistemas. Los segmentos indican el valor y sentido de los movimientos propios. Las líneas punto-discontinuas indican las latitudes geográficas de los observatorios del Roque de Los Muchachos (WHT, TNG) y de Calar Alto (3.5 m CAT). *Abajo a la derecha:* coordenadas galácticas de los sistemas. La línea continua marca la posición del Ecuador Galáctico, y las punto-discontinuas los valores de latitud galáctica $b = \pm 10$ deg. La mayor densidad de objetos con longitudes galácticas en el rango 60–120 deg se debe a la acumulación de observaciones durante el verano del Hemisferio Norte.

indeterminaciones). Las distancias estimadas en este trabajo convergen en general con otras calculadas en otras investigaciones. Únicamente en el caso de SAO 8520 la indeterminación en la distancia es mayor del 20% (más detalles en el Apéndice B).

En general, las velocidades tangenciales de las estrellas son muy elevadas, lo que permite la confirmación como miembros de sus respectivos sistemas de los candidatos a compañero subestelar en un intervalo comprendido entre $\sim$6 meses y $\sim$2 años. La mediana del valor absoluto del movimiento propio, $|\mu|$ $(= \sqrt{(\mu_\alpha \cos\delta)^2 + \mu_\delta^2})$, de las 51 estrellas primarias es de 206 mas a^{-1}. Sólo en seis casos el valor $|\mu|$ es menor que 50 mas a^{-1}. Por debajo de este valor la confirmación astrométrica de fuentes con baja señal ruido en escalas temporales de unos pocos años se hace harto difícil. Los movimientos propios han sido extraídos, en general, de Tycho-2 Catalogue (Hog et al. 2000), el más preciso publicado hasta la fecha.

En el 90% de los casos, los sistemas estelares se encuentran a más de 10 deg del Ecuador Galáctico. En los campos de visión de los cinco sistemas de más baja latitud galáctica es patente la sobreabundancia de objetos de fondo. La Figura 9.2 ilustra los valores de distancia, coordenadas y movimientos propios de nuestra muestra de estrellas jóvenes observadas.

Tabla 9.1: Asociaciones y grupos de movimiento estelares jóvenes.

Grupo de movimiento, asociación o supercúmulo	ΔEdad[a] (Ma)	Edad[b] (Ma)
Taurus-Auriga	1–2	2
β Pictoris	10–30	20
IC 2391	35–75	50
AB Doradus	30–125	100
Asociación Local (Pléyades)	70–125	100
Ursa Major (Sirius)	300–500	500
Híades	600–800	600

[a]: Rangos de edades en la bibliografía.
[b]: Edad adoptada en esta memoria de Tesis.

Se ha realizado una recopilación intensiva de datos fotométricos (magnitudes en las bandas $UBVRIJHK_{\rm s}$), espectroscópicos (especialmente el tipo espectral y la abundancia de litio), de emisión de rayos X y radiación en el infrarrojo medio, y de pertenencia a grupos de movimiento, supercúmulos o asociaciones de todos los sistemas observados. Con esta información, se han podido derivar las edades más probables de cada uno de ellos. Si los sistemas pertenecen cinemáticamente a alguna de tales asociaciones, se les ha otorgado la edad de ésta. La pertenencia cinemática se basa en las medidas de las velocidades UVW galactocéntricas. Para calcularlas es necesario, a parte de conocer con precisión el Sistema de Referencia Local (centrado en el Sol), las velocidades tangenciales y radial de cada sistema. En esta memoria se están utilizando clasificaciones cinemáticas realizadas por otros autores (p.e., Montes et al. 2001a; Zuckerman & Song 2004a). En la bibliografía se ofrecen distintas determinaciones de edad para cada asociación, aunque en general varían en un rango estrecho de edades. En la Tabla 9.1 se muestran los nombres, los rangos de edades y la edad finalmente usada de las asociaciones y grupos de movimiento estelares jóvenes para las que se ha estudiado alguno de sus miembros. Las edades de AB Doradus y Ursa Major han sido motivo de debate en los últimos años. Para ambas asociaciones se han utilizado las edades recientemente propuestas por Luhman, Stauffer & Mamajek (2005) y King & Schuler (2005), respectivamente. A la Asociación Local, anteriormente llamado supercúmulo de las Pléyades, pertenecen el cúmulo del mismo nombre y los de α Persei, M34, δ Lyrae, NGC 2516 e IC 2602. Para las estrellas sin pertenencia a grupo de movimiento cinemático, se han estudiado otros rasgos de juventud, especialmente la abundancia de litio en función de su $T_{\rm eff}$.

A continuación se enumera la clasificación de los sistemas observados en grupos de edades (para todos los sistemas se dan más detalles en el Apéndice B):

- Estrellas pertenecientes a asociaciones y grupos de movimiento estelares jóvenes. Se han observado 1 sistema de Taurus-Auriga, 2 de β Pic, 4 de IC 2391, 6 de AB Dor,

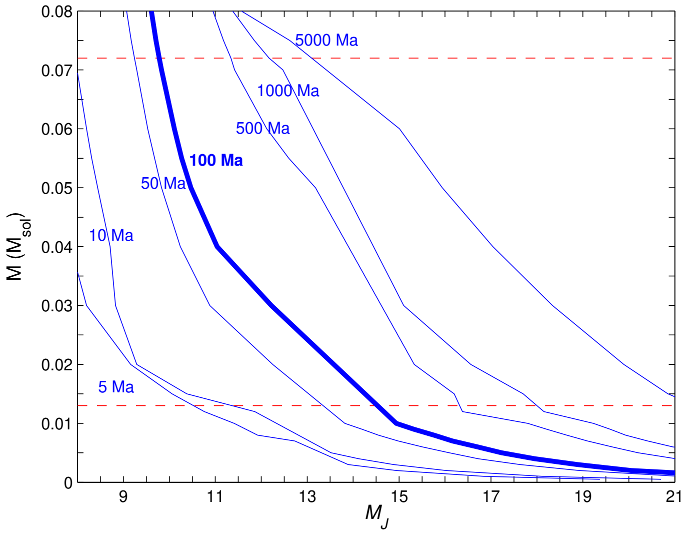


Figura 9.3: Diagrama masa frente magnitud absoluta (M_J). Se han etiquetado las edades en millones de años. La isocrona de 100 Ma, edad de gran parte de los sistemas de la muestra (de la Asociación Local y de AB Dor), se indica con un trazo más grueso. Se marcan también las masas límite para la combustión de hidrógeno (arriba) y de deuterio (abajo) con líneas horizontales discontinuas rojas. Los detalles acerca de las isocronas utilizadas se dan en el texto.

11 de la Asociación Local, 2 de Ursa Major y 2 del supergrupo de las Híades.

- QT And fue cautelosamente catalogada como miembro de la Asociación Local por Jeffries (1995). Sin embargo, su alta abundancia de litio indica que la estrella es bastante más joven. En esta memoria de Tesis se va a utilizar como valor más probable la edad de ~30 Ma.

- Estrellas no pertenecientes a las asociaciones anteriores y con abundancia de litio medida. Se han observado 8 sistemas de esta clase. Entre ellas se encuentran V344 And, clasificada por Montes et al. (2001a) como una estrella joven del disco, y SAO 8520 y HD 220182, dos estrellas con abundancias de litio y cinemática anómalas. La edad de BY Dra está pobremente determinada y posiblemente sea mayor que 1 000 Ma.

- G 196-3AB y θ Boo B. Se dispone de determinaciones fiables de su edad (~30 y ~3 000 Ma, respectivamente) en base a medidas distintas de la cinemática y la abundancia de litio.

- Estrellas fuertemente emisoras en rayos X probablemente jóvenes. Se ha otorgado una edad de ~500 Ma a 7 estrellas. Este valor es comparable a la de las Híades, aunque podría ser menor en algunos casos, y debe ser utilizado con cautela hasta que no se disponga de nuevos datos a partir de los que determinar con precisión su edad. Ninguna de ellas posee velocidad radial medida que, junto con el movimiento propio, habría permitido medir las velocidades galactocéntricas para poder determinar si pertenecen a alguna asociación de movimiento.

- Otras estrellas de edad solar o viejas. Se seleccionaron 5 estrellas con una intensa emisión de rayos X, pero con el resto de características indicando que se tratan de la población vieja del disco o incluso del halo. Los cinco casos se tratan de sistemas múltiples cuyas componentes estás muy próximas entre sí, originando actividad magnética y/o transferencia de masa y, por tanto, emisión a altas energías.

Las siete estrellas de edad intermedia o viejas (LN Peg ABC, CR Dra AB, V1054 Oph, V1285 Aql AB, V511 Lyr AabB, θ Boo B y BY Dra ABC), aunque estudiadas por su multiplicidad, no serán tenidas en cuenta en posteriores estadísticas. El resto de las estrellas jóvenes y candidatas a jóvenes, hasta un total de 44, poseen edades menores o iguales que 600 Ma (en 37 casos con una fiabilidad muy alta). De ellas, 32 (73%) poseen edades menores o iguales que 100 Ma.

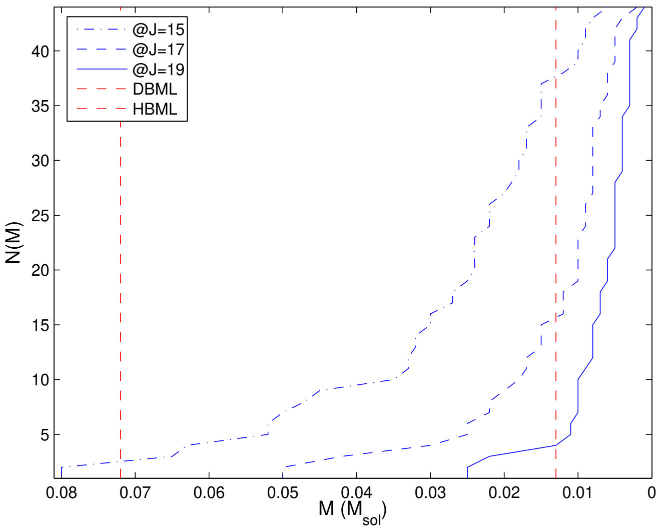


Figura 9.4: Número acumulado de la masa mínima detectable en cada sistema a las magnitudes $J = 15$ (línea punto-rayada), 17 (discontinua) y 19 (continua). Se marcan también las masas límite para la combustión de hidrógeno (izq.) y de deuterio (der.) con líneas verticales discontinuas rojas. Los detalles acerca de las isocronas utilizadas se dan en el texto.

Gracias a la extrema juventud y a la cercanía de la mayoría de los sistemas seleccionados, los rangos de magnitud estudiados han permitido investigar todo el dominio de las enanas marrones y gran parte del dominio planetario. Para estimar la menor masa detectable de un miembro del sistema, se han usado los modelos teóricos más recientes. En particular, se han utilizado los modelos Dusty00 (Chabrier et al. 2000) y Cond03 (Baraffe et al. 2003) en los rangos de temperatura efectiva en los que pueden ser aplicados con fiabilidad (3 000 K $\gtrsim T_{\rm eff} \gtrsim$ 1 500 K y $T_{\rm eff} \lesssim$ 1 000 K, respectivamente). La Figura 9.3 muestra la variación de la magnitud absoluta en la banda J (M_J) con la masa y la edad de un objeto subestelar. El valor de M_J ha sido interpolado lo más suavemente posible en el rango de temperaturas entre 1 000 y 1 500 K, donde el solapamiento entre los modelos Dusty00 y Cond03 indica que ni uno ni otro es el más adecuado (este rango de $T_{\rm eff}$ se corresponde básicamente con la transición L/T, donde se produce la "desaparición" de las nubes de polvo fotosféricas). Se han trazado las isocronas de 5 000, 1 000, 500, 100 (en trazo más grueso), 50, 10 y 5 Ma.

Conocidas la edad y la distancia heliocéntrica de cada sistema, y la conversión entre M_J y masa a una edad dada, las magnitudes aparentes de los hipotéticos compañeros subestelares se pueden convertir a masas teóricas. Como magnitudes aparentes J de referencia se han usado los valores $J = 15$ (profundidad típica de las imágenes de OA con los tiempos de exposición más cortos; también, magnitud máxima de fuentes 2MASS a las separaciones consideradas y con altas marcas de calidad fotométricas), $J = 17$ (límite inferior a la magnitud de completitud de la mayoría de las imágenes de OA) y $J = 19$ (magnitud límite de las imágenes de OA más profundas). La Figura 9.3 muestra el número acumulado de la masa mínima detectable en cada sistema a las tres magnitudes consideradas. El objetivo de la figura es ilustrar el número de sistemas en los que se estudiaría por completo el dominio de las enanas marrones y se entrase en el planetario al disponer de imágenes con las profundidades indicadas. Mientras que a $J = 15$ sólo se alcanzaría el dominio planetario en el 8% de los sistemas jóvenes, a $J = 17$ y 19 se alcanzaría en el 67 y en el 91% de los sistemas, respectivamente. Las medianas de las masas, incluyendo las correspondientes a los siete sistemas viejos o de edad intermedia, son de 0.024 (@ $J = 15$), 0.010 (@ $J = 17$) y 0.005 $M_\odot$ (@ $J = 19$).

La masa mínima detectable en cada imagen depende de su profundidad y del filtro utilizado, además de la edad y de la distancia heliocéntrica a la que se encuentra el sistema, y de la separación al cuerpo luminoso central. Si no se dispone de imagen J de alguno de ellos, se han transformado las magnitudes observadas a J mediante el uso de los colores esperados para objetos de la edad en cuestión y la magnitud observada. La profundidad de cada imagen depende, a su vez, de gran cantidad de factores, desde el tiempo de exposición total a la presencia de extinción debido a nubes, cirros o alta masa de aire, pasando por la calidad de la corrección de OA (dependiente de la magnitud V de la estrella sobre la que se cierra el bucle o lazo) o la técnica de adquisición de imágenes (variando el tiempo de exposición individual de las subimágenes, lo que hace saturar en mayor o menor medida los píxeles centrales de la primaria, o los parámetros del *dithering* –número de posiciones, número de repeticiones por posición, si se realiza promedio en cada posición...–). Al contrario de las observaciones con telescopios espaciales, obtenidas con los mismos tiempos de observación y sin condiciones atmosféricas o instrumentales cambiantes, las realizadas con OA desde tierra no son en absoluto homogéneas y cada una de las imágenes de los apuntados alcanzan profundidades variables.

9.3 Búsqueda con Hubble Space Telescope

9.3.1 Observaciones y análisis

Durante 1998 se usó NICMOS+Coronography en el 2.5 m Hubble Space Telescope (HST; véase Sección C.8.1) para tomar imágenes de muy alta resolución espacial en las proximidades de cinco estrellas jóvenes cercanas. En la Tabla 9.2 se dan los nombres de las estrellas observadas, la fecha y época de observación y orientación del telescopio. Nótese el error en el apuntado en la primera época de AB Dor.

Tabla 9.2: *Log* de las observaciones con NICMOS+Coronography[a].

Nombre	Fecha	Época	Orient. (deg)	Notas
V1005 Ori	19 feb. 1998	1	224.5070	
	21 sep. 1998	2	58.5069	
AB Dor ABabC	08 mar. 1998	—	216.5070	Mal apuntado[b]
	22 sep. 1998	1	72.7568	Sistema múltiple
HD 48189 AB	25 mar. 1998	1	234.5070	Sistema doble
	29 jun. 1998	2	313.5069	
δ Crv B	16 mar. 1998	1	93.5069	Coron. en secundaria
	13 may. 1998	2	247.5070	
LP Dra AB	07 mar. 1998	1	62.5070	Sistema doble
	10 sep. 1998	2	242.5070	

[a]: Para todos los objetos, se observó en las dos épocas en los filtros F110W, F160W, F180M, F207M con tiempos de exposición 128, 128, 128, 64 s, respectivamente.
[b]: Posición de la máscara: 05 28 44.85 −65 26 55.2 J2000 (desplazado ∼24.2 arcsec hacia el este).

La cámara NIC2 del instrumento NICMOS ofrecía un campo de visión aproximado de 19.4×19.4 arcsec^2, mientras que un agujero en el espejo *FDA* del instrumento junto con una máscara fría en la pupila proyectaban un radio coronográfico en el detector de unos 0.4 arcsec (no se posee, por tanto, información acerca de la región más interna). Las imágenes de las estrellas primarias en el detector se colocaron en todas las ocasiones dentro de este radio coronográfico (excepto en el caso de δ Crv, que se situó la secundaria). Al ser fija la posición del agujero, desplazada del eje óptico del instrumento, la luz difractada residual de las estrellas se localiza siempre en la parte superior izquierda del campo de visión. Cada una de las estrellas fue observada en dos ocasiones separadas entre 2 y 5 meses (se había impuesto una separación temporal mayor de 3 meses). En cada una de las ocasiones, se tomaron imágenes en cuatro filtros, dos anchos y dos intermedios. Las respuestas espectrales de los dos anchos, F110W y F160W, eran bastante parecidas a las de las bandas estándares J y H, respectivamente. Las longitudes de onda efectivas de los dos filtros intermedios eran 1800 (F180M) y 2070 Å (F207M). Los tiempos de exposición en los filtros F110W, F160W y F180M fueron de 128 s aproximadamente, mientras que para las imágenes tomadas en el filtro F207M el tiempo de exposición se rebajó a la mitad (64 s). La reducción de las imágenes, realizada automáticamente por Space Telescope Institute, fue la usual para NIC2. Las imágenes obtenidas poseen FWHM promedio de entre 1 y 2 píxeles (entre 0.075 y 0.150 arcsec), dependiendo del filtro. A partir de la separación conocida entre AB Dor AC y AB Dor Bab se determinó el tamaño del píxel de NIC2 (0.07478 arcsec píxel^{-1}). En la Figura 9.5 se representan las imágenes en falso color de cuatro de los blancos observados. La imagen en falso color del quinto sistema, AB Dor, junto con una imagen en escala logarítmica del sistema doble LP Dra AB en uno de los filtros intermedios, aparece en la Figura 9.6.

La orientación del detector proyectada en el cielo era variable de una época a otra, de forma que HST tuviera la inclinación correcta respecto al Sol, la Tierra y el blanco. Se impuso que los ángulos de orientación del telescopio se diferenciasen en más de 45 deg entre las dos épocas. Ésto permitió eliminar parte de la luz de la primaria dispersada por

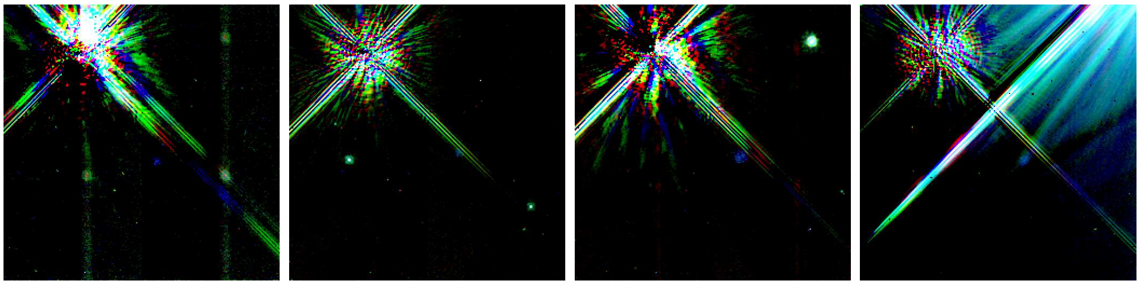


Figura 9.5: Imágenes en colores falsos, resultado de combinar las imágenes tomadas con NICMOS+Coronography con los filtros F110W, F160W y F207M tras la sustracción de luz dispersada. Estos filtros codifican azul, verde y rojo, respectivamente. Los colores "positivos" corresponden a la segunda época. De izquierda a derecha: LP Dra AB, V1005 Ori, HD 48189 AB y δ Crv B. El campo de visión es de 19×19 arcmin^2.

la máscara mediante la sustracción de las imágenes de primera y segunda épocas. Este método es idéntico al realizado por Lowrance et al. (2005), por el que rotaban el HST sobre su eje óptico un ángulo fijo (29.9 deg; lo bautizaron *PSF roll subtraction*), excepto que en nuestro caso el ángulo no era fijo (se usaron los valores 166, –79, 154 y 180 deg). Para el sistema AB Dor no se disponía imagen de segunda época por error en el apuntado y no se ha podido aplicar la sustracción de luz dispersada.

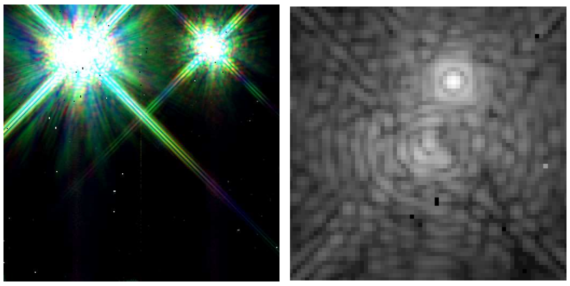


Figura 9.6: *Izquierda:* lo mismo que en la Fig. 9.5 pero para AB Dor ABabC (apuntado correcto) y sin sustracción de luz dispersada. *Derecha:* ampliación de una de las imágenes originales del sistema LP Dra AB, en escala logarítmica. La máscara coronográfica oculta la mayor parte de la luz de la primaria, mientras que la secundaria es perfectamente visible.

Debido al ángulo de rotación (*roll angle*) de las observaciones (con el fin de sustraer la PSF), se ha examinado en detalle un área con un radio de 5 arcsec alrededor de las cinco estrellas blanco. La búsqueda de posibles compañeros visuales se extiende hasta casi los 20 arcsec en algunas direcciones particulares, como muestra la Figura 9.7.

9.3.2 Resultados

Fuentes puntuales detectadas

Aparte de las cinco estrellas primarias, cuyas PSF están completamente deformadas por el enmascaramiento, se han detectado otras 11 fuentes adicionales en las imágenes HST. Sus PSF son simétricas y puntuales (FWHM $\lesssim$ 0.14 arcsec). Su denominación y flujo

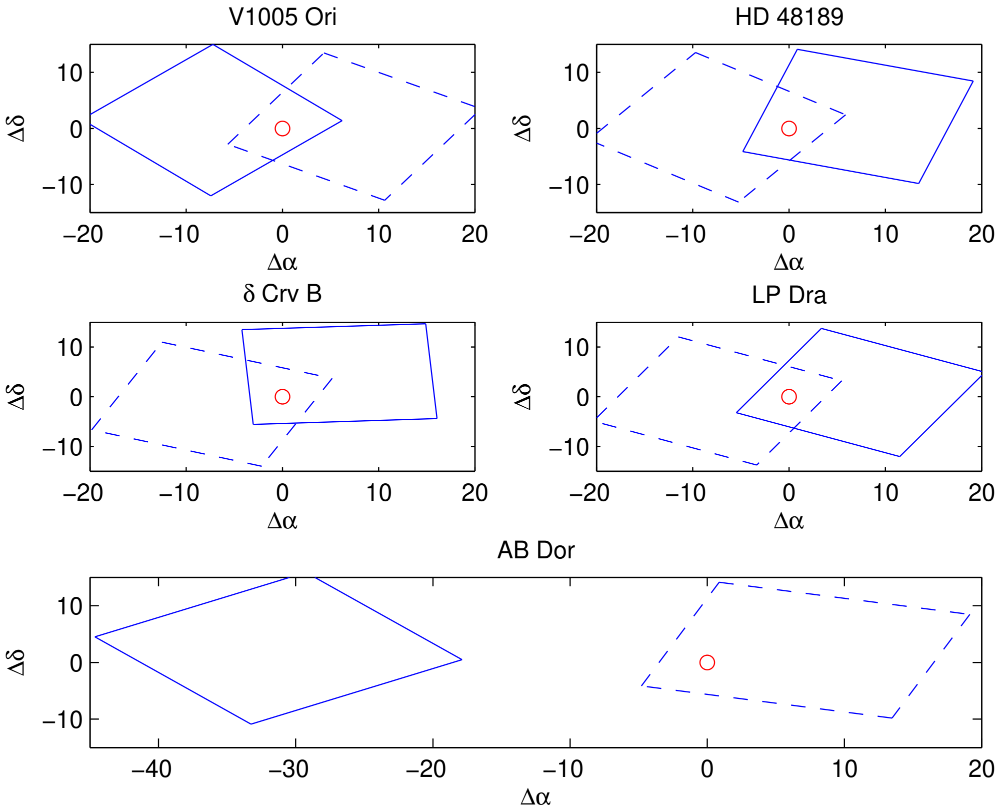


Figura 9.7: Áreas estudiadas en cada apuntado de primera (línea continua azul) y segunda épocas (línea discontinua azul). El del círculo rojo indica la posición de la máscara coronográfica en cada apuntado. Nótese el apuntado incorrecto de AB Dor.

(abertura de 0.5 arcsec) en cada uno de los cuatro filtros se dan en la Tabla 9.3. Uno de los compañeros visuales, AB Doradus Bab, era previamente conocido. La estrella doble, cuyas componentes están separadas únicamente 0.070 arcsec (Close et al. 2005), no es resuelto en nuestras imágenes NICMOS+Coronography. Nótese que tampoco se detecta AB Dor C, ya que caía en el radio de enmascaramiento coronogáfico (véase Apéndice B). Otro compañero visual brillante, la secundaria de LP Draconis A, fue detectado por primera vez en esta búsqueda y proporcionado como blanco de comisionado del instrumento INTEGRAL/WHT. La confirmación de que LP Dra AB es un par real y más detalles sobre él se encuentran más adelante y en Arribas et al. (1998). Una asimetría en el halo de la luz dispersada de HD 48189 AB provenía muy posiblemente de la estrella secundaria del sistema, a unos 0.36 arcsec de la primaria en el momento de la observación (oculta, por tanto, bajo la máscara coronográfica).

Cuatro de las nueve fuentes restantes aparecían en el apuntado erróneo de AB Dor. Ninguna de las componentes del sistema es visible. El campo estaba aproximadamente centrado en la fuente 2MASS J05284962−6526520 (“AB Dor” #2), a unos 30 arcsec al este de AB Dor A. Las marcas de calidad fotométrica de la fuente 2MASS son pobres (CUU). La

Tabla 9.3: Flujos de las fuentes puntuales detectadas con NICMOS+Coronography.

Identificación	Flujo F110W	Flujo F160W	Flujo F180M	Flujo F207M	J^a
AB Dor Bab	$>274\,000^b$	335 450	59 818	104 849	8.171±0.018
"AB Dor" #1	142	$-^c$	12.2	20.8	16.51±0.13
"AB Dor" #2	271	$-^c$	35.7	51.5	15.81±0.09
"AB Dor" #3	71.3	$-^c$	11.9	23.2	17.26±0.16
"AB Dor" #4	1 700	$-^c$	354	576	13.81±0.04
V1005 Ori #1	47.6	54.3	9.09	17.0	17.7±0.2
V1005 Ori #2	22.6	28.5	5.64	10.6	18.5±0.3
V1005 Ori #3	5.68	6:	1:	1:	20.0±0.4
LP Dra B	87 700	106 000	19 400	33 400	9.53±0.04
HD 48189 #1	360	422	78.4	127	15.50±0.09
HD 48189 #2	5.12	6.06	1:	1:	20.2±0.6

[a]: Magnitudes asumiendo que las funciones de transmisión del filtro F110W y J son similares. Se ha calibrado usando "AB Dor" #4 (2MASS J05284934−6526391) como estrella de referencia.
[b]: AB Dor Bab satura en las imágenes F110W.
[c]: Imagen F160W de baja calidad.

fuente 2MASS J05284934−6526391 ("AB Dor" #4), más brillante (con marcas de calidad AAA), también es visible en el campo y es incluso catalogada por USNO (USNO-B1.0 J0245−0056781) con un movimiento propio distinto del de AB Dor. Con este último objeto se ha podido hacer una calibración de primer orden independiente del color en la banda J usando los datos de 2MASS y los flujos medidos en nuestras imágenes, asumiendo que las funciones de transmisión de J y F110W son aproximadamente similares. Tal transformación no es completamente correcta, pero es válida dentro de cierto margen de error y suficiente para nuestros objetivos.

Las otras cinco fuentes detectadas se han localizado en los apuntados de V1005 Ori (tres) y HD 48189 (dos). Al no haber imágenes de segunda época del campo de AB Dor, tampoco se ha podido medir el movimiento propio relativo a la estrella de ninguna de las cuatro fuentes detectadas en el apuntado erróneo (aunque #4 lo tiene catalogado por USNO B-1). No se descubrió ninguna fuente adicional en el apuntado de δ Crv B o en el apuntado correcto del sistema AB Dor. El caso de V1005 Ori fue estudiado en detalle. Para comprobar la naturaleza de las tres fuentes presentes en el campo, el 28 de octubre de 1998 se obtuvo imagen en la banda I en el Nordic Optical Telescope con la máscara coronográfica de 5 arcsec de ALFOSC. Se tomaron dos imágenes de 20 min y *seeing* promedio de 1.6 arcsec. Debido a la presencia de las máscaras (tanto con HST como con NOT), no se pudo realizar astrometría respecto a la primaria. Sin embargo, se midieron las separaciones relativas entre cada uno de los candidatos, y no se detectaron variaciones significativas entre la época de HST y la de NOT (de ser alguno de ellos miembros del sistema, se esperarían variaciones de las separaciones relativas de casi 0.1 arcsec). Más interesantemente, se realizó fotometría en la banda I de los tres objetos. Los colores $I-J$ variaban entre $\sim$0.3 mag para el objeto más azul y sólo $\sim$1.4 mag para el objeto más rojo. Estos colores son mucho más azules que los esperados para un objeto de tipo L o T que poseyera las magnitudes I medidas y que perteneciera al sistema. Las precisas medidas indican, por tanto, que las tres fuentes son de fondo. Las imágenes fueron tomadas por R. Corradi y analizadas por M. R. Zapatero Osorio.

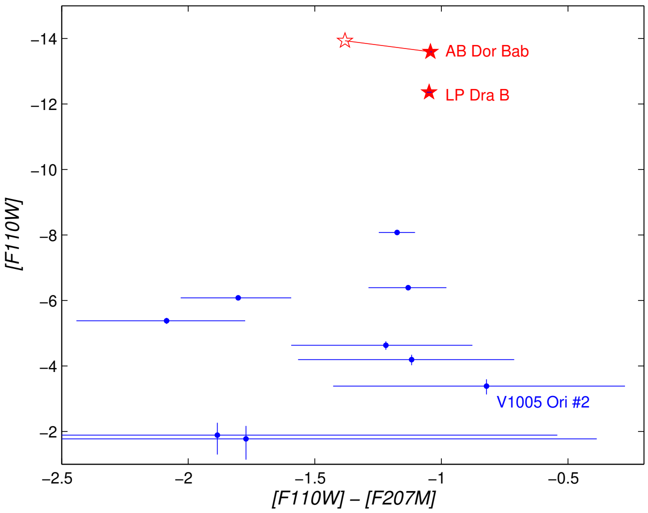


Figura 9.8: Diagrama color-magnitud $[F110W]$ frente a $[F110W] - [F207M]$. Las fuentes detectadas en la búsqueda se han representado con puntos pequeños y barras de error azules. AB Dor Bab (con rango de valores posibles, ya que satura en F110W) y LP Dra B se han representado también con estrellas rellenas rojas.

El diagrama color-magnitud $[F110W]$ vs. $[F110W] - [F207M]$ de las 11 fuentes detectadas se muestra en la Fig. 9.8 ([2]). El propósito del diagrama es demostrar la ausencia de objetos mucho más rojos que LP Dra B, una enana de tipo espectral M4Ve. Este diagrama sería sensible a la detección de cuerpos de tipo L, pero no a los de tipo T. El objeto HD 48189 #1, uno de los dos cuya naturaleza no se había podido determinar hasta ahora, con magnitud $J \sim 15.5$, es demasiado brillante para ser una enana T miembro del sistema. Por tanto, se trata de otra fuente de fondo. Queda por averiguar la naturaleza del objeto más débil detectado en esta búsqueda con HST, HD 48189 #2.

Detectabilidad de objetos de ultrabaja masa

Excepto en la imagen F160W del apuntado erróneo de AB Dor, las 11 fuentes han sido detectadas en los cuatro filtros. La presencia de rayos cósmicos en las imágenes del telescopio espacial, con FWHM similares a las de los objetos estelares, hace difícil asegurar que la detección de objetos débiles al límite de las imágenes no sea espuria. La detección de un

[2] El color y la magnitud instrumentales se han calculado mediante las ecuaciones:

$$[F110W] - [F207M] \equiv -2.5 \log \frac{\mathrm{Flujo}(F110W)}{\mathrm{Flujo}(F207M)}, \tag{9.1}$$

$$[F110W] \equiv -2.5 \log \mathrm{Flujo}(F110W). \tag{9.2}$$

objeto en los cuatro filtros asegura su existencia real y proporciona el máximo de información fotométrica.

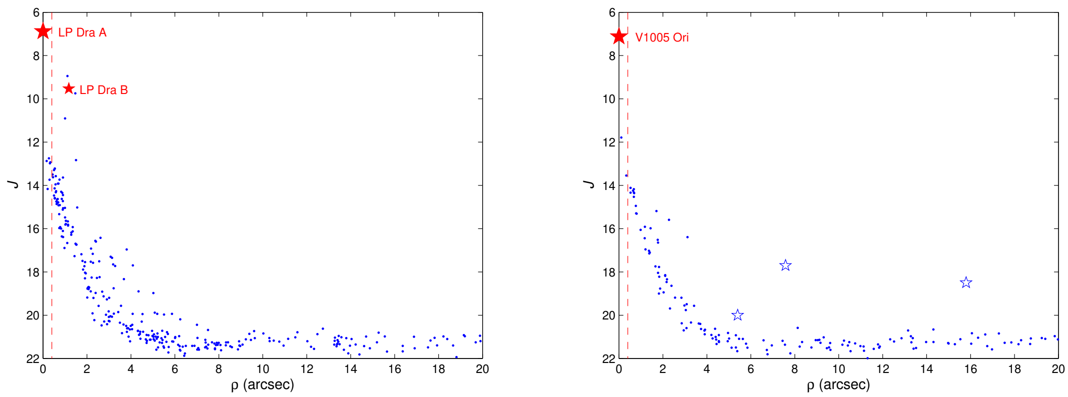


Figura 9.9: Magnitud aparente en la banda J de fuentes a 10σ sobre el fondo, en puntos azules, en función de la separación al centro de la máscara coronográfica (cuyo borde externo se denota por una línea vertical continua roja) para el sistema doble LP Dra AB (50 Ma, izq.) y para V1005 Ori (50 Ma, der.). Los tres componentes aparecen representadas por estrellas rellenas rojas. Las tres fuentes de fondo en el campo de V1005 Ori se han marcado con estrellas huecas azules.

Se han determinado las magnitudes aparentes a las que se habrían detectado fuentes a 10σ (aproximadamente magnitud de completitud) sobre el ruido de fondo en las imágenes F110W ($\approx J$) en función de la distancia a las estrellas primarias. Las fuentes con esa magnitud y colores típicos se habrían detectado a 8–10σ en F160W y 2–4σ (aproximadamente magnitudes límite) en las imágenes en los filtros intermedios más rojos y serían, por tanto, las más débiles que verificarían la restricción poseer magnitud medida en las cuatro bandas. La variación de la magnitud aparente máxima, $J_{10\sigma}$, con la separación, ρ, para dos campos se muestra en la Figura 9.9. En los diagramas de detectabilidad, cada punto representa una pequeña región cuadrangular de una imagen F110W de 5×5 píxel^2 donde se ha medido la desviación estándar del fondo de cielo. El número de cuentas de una fuente a 10σ sobre la desviación de fondo en esa región se ha transformado a magnitud $\approx J$ mediante comparación con el número de cuentas en el pico de 2MASS J05284934–6526391 obtenida con la misma configuración instrumental y mismo tiempo de exposición, y cuya magnitud J está tabulada por 2MASS. A separaciones del centro de la máscara coronográfica mayores de $\sim$5.0 arcsec, la magnitud aparente máxima de una fuente a 10σ es $J_{10\sigma} \approx 20.9$ mag para todos los sistemas salvo para AB Dor. Este sistema es de nuevo la excepción ya que, al no poderse sustraer la luz dispersada de la primaria, el valor promedio de $J_{10\sigma}$ disminuye ligeramente a 20.2 mag y se da a partir de una distancia ligeramente superior, $\rho \sim 7.0$ arcsec. El valor de $J_{10\sigma}$ no es aplicable en las regiones de los *spikes*, que ocupan hasta un $\sim$10% del área a 5–7 arcsec, e impiden la detección de fuentes tan débiles. Las magnitudes aparentes máximas y el rango de separaciones angulares en las que son válidas se han transformado a magnitudes absolutas (M_J) y separaciones físicas proyectadas, respectivamente, trasladándolas a la distancia de cada sistema. Los resultados se muestran en la Tabla 9.4.

Las magnitudes absolutas de los hipotéticos compañeros subestelares más débiles, coetáneos de las estrellas (50 o 100 Ma), se han transformado, a su vez, a masas teóricas usando

Tabla 9.4: Magnitudes absolutas y masas teóricas (Cond03) de exoplanetas gigantes detectables menos masivos a 10σ en las imágenes HST.

Sistema	$m - M$	ρ (AU)	$M_{J,10\sigma}$	$\mathrm{M}_{10\sigma}^{\mathrm{min}}$ ($\mathrm{M}_\odot$)
V1005 Ori	2.13	$\gtrsim$130	18.7	0.002–0.003
AB Dor ABabC	0.87	$\gtrsim$105	19.2	0.002–0.003
HD 48189 AB	1.68	$\gtrsim$110	19.2	0.003–0.004
δ Crv B	2.15	$\gtrsim$130	18.7	0.003–0.004
LP Dra AB	2.46	$\gtrsim$160	18.4	0.002–0.003

los modelos del grupo de Lyon como se ha descrito en la Sección 9.2. Las masas mínimas detectables se ofrecen en la última columna de la Tabla 9.4. Dependiendo ligeramente de la distancia heliocéntrica y la edad de cada uno de los cinco sistemas, se podrían haber detectado exoplanetas de tan sólo 2–4 $\mathrm{M_{Jup}}$ a distancias mayores que $\sim$5 arcsec ($\sim$130 AU) de las primarias, exoplanetas gigantes masivos (8–13 $\mathrm{M_{Jup}}$) a más de $\sim$2.5 arcsec ($\sim$65 AU) y cualquier enana marrón a más de $\sim$1.5 arcsec ($\sim$40 AU).

Durante esta búsqueda no se ha descubierto ningún exoplaneta o enana marrón. Tampoco ha sido posible detectar AB Dor C, un cuerpo en el borde entre estrellas y enanas marrones, extremadamente próximo a su primaria (ρ = 0.156 arcsec; Close et al. 2005 –véase Tabla 9.8–). Se ha anunciado la detección de LP Dra B, una estrella de $\sim$0.35 $\mathrm{M}_\odot$ que será tratada en detalle en próximas secciones. La detección negativa de objetos subestelares en los rangos de separaciones estudiados impone restricciones a la frecuencia de tales cuerpos alrededor de estrellas jóvenes cercanas. Sin embargo, una muestra de sólo cinco sistemas observados no es estadísticamente significativa. Gracias a nuevas observaciones con sistemas de Óptica Adaptativa en telescopios terrestres, el tamaño de la muestra de estrellas jóvenes cercanas estudiadas se ha visto incrementado de una manera considerable.

9.4 Búsquedas con sistemas de Óptica Adaptativa

9.4.1 Observaciones

Las observaciones se efectuaron en el quinquenio 1999–2004 usando los sistemas de OA NAOMI + INGRID (WHT; véase Sección C.2.1), ALFA + Ω-CASS (3.5 m-CAT; Sección C.5.2) y NICS (TNG; Sección C.4.2). Se han utilizado en general las bandas de infrarrojo cercano JHK_s (en ocasiones se han usado también K') para estudiar los entornos cercanos de 47 estrellas jóvenes del vecindario solar. En total, se llevaron a cabo 17 campañas. El grueso de la obtención de datos se realizó durante las nueve campañas que no eran de servicio, ya que durante estas sólo se pudieron observar unos pocos blancos definidos. Nótese que algunas de las noches durante las nueve campañas principales se perdieron completamente por las malas condiciones meteorológicas o se vieron severamente afectadas por ellas. Parte de las observaciones realizadas con NAOMI + INGRID se llevaron a cabo dentro del programa *JOVIAN* (*Jupiter-like Objects in the Visible/Infrared: Astrophysical Nature*) como preparación para futuros programas de búsquedas de planetas con el Gran Telescopio Canarias (Caballero & Béjar 2005). Las campañas de mayo, junio y agosto de 2001 con

AdOpt@TNG + NICS no se realizaron con correcciones de alto orden, sino sólo con la de *tip tilt*. Un *log* general con las fechas de las observaciones, el telescopio en que se realizaron y notas acerca de las datos obtenidos se encuentra en la Tabla 9.5.

El procedimiento observacional utilizado durante todas las campañas fue típico. Generalmente se realizaba un patrón de *dithering* de nueve posiciones con NAOMI + INGRID y al menos cuatro con ALFA + Ω-CASS y AdOpt@TNG + NICS, exponiendo entre 1 y 2 min en cada posición durante la obtención de imágenes profundas, y entre 5 y 15 s para imágenes cortas. El tiempo de exposición individual de cada subimagen variaba de una estrella a otra, ya que dependía del filtro, de la limitación del fondo y de si se quería saturar una veintena de píxeles de la primaria (imágenes muy profundas a más de 10 arcsec de la primaria, pero fuertemente afectadas por el halo a separaciones menores de 5 arcsec), ningún píxel de la primaria (imagen corta para resolverla en un sistema doble muy próximo) o saturar sólo los píxeles centrales (donde se encontraba un compromiso entre profundidad, resolución y menores residuos de la estrella brillante). Durante la reducción se utilizaron *scripts* IRAF desarrollados por el doctorando que realizaban la sustracción del fondo de cielo, la corrección de *flat field*, la alineación y la combinación de todas las imágenes.

El comportamiento de los sistemas de OA ha sido en líneas generales correcto y estable. Con *seeing* natural en el infrarrojo mayor de 1.2–1.5 arcsec la corrección no era eficiente (la FWHM de las imágenes corregidas era de hasta 0.6 arcsec), por lo que era recomendable pasar a un programa de reserva no tan restrictivo con otra instrumentación disponible. Por debajo de 0.9 arcsec de *seeing* natural y con estrellas suficientemente brillantes se podían obtener imágenes corregidas con FWHM por debajo de 0.4 arcsec y hasta 0.3 arcsec ([3]). Los datos de HIP 41277 (AC +05 63–391, 1RXS J082517.0+041519), de baja calidad debido a climatología adversa, no han sido considerados en la muestra final.

9.4.2 Análisis

En las imágenes de OA de primera época de los 47 sistemas estudiados[4], se han detectado visualmente 183 fuentes, además de los miembros conocidos de cada sistema (las mostradas en la tercera columna de la Tabla 9.14 exceptuando las cinco fuentes detectadas sólo con HST e incluyendo LP Dra B). En realidad, 116 fuentes (63%) son detectadas sólo en los campos de los cinco sistemas con el valor absoluto de la latitud galáctica más bajos ($|b| <$ 10 deg). El número promedio de fuentes adicionales en el campo de visión para los otros 42 sistemas es 1.5 fuentes. Para cada una de las 183 fuentes se ha estudiado su posible pertenencia al sistema observado. Debido a la variación del cociente de Strehl en el campo de visión de las imágenes obtenidas con sistemas de OA (discutida en el Capítulo 5), la fotometría por comparación con estrellas de magnitud conocida en el campo no es fiable a separaciones de estas mayores de unos pocos segundos de arco ($\gtrsim$ 2.0 arcsec). Como métodos para confirmar o eliminar una fuente como compañero real ligado gravitatoriamente se han utilizado la astrometría (para medir movimientos propios) y la fotometría *sin* sistemas de

[3]He de hacer notar, sin embargo, que los valores de FWHM cercanos al límite teórico impuesto por el diámetro de los espejos de telescopios de 4 m, alrededor de 0.15–0.20 arcsec, se consiguieron en muy pocas ocasiones ($\lesssim$10% del tiempo total) y gracias a excelentes *seeing* natural, estabilidad de las capas altas atmosféricas y con estrellas de guía muy brillantes.

[4]Se están tratando los sistemas SAO 9067 y SAO 9069 por separado, aunque en realidad forman un sistema de amplia separación.

Tabla 9.5: *Log* general de las observaciones con Óptica Adaptativa.

Instrumento	Fecha	MJD[a]	Calidad	Notas[b]
ALFA + Ω-CASS	22 sep. 1999	51 444	Muy mala	
	23 sep. 1999	51 446	—	*No data*
ALFA + Ω-CASS	29 oct. 1999	51 481	Muy mala	
	30 oct. 1999	51 482	Regular	
ALFA + Ω-CASS	02 nov. 2000	51 851	—	*Closed*
	03 nov. 2000	51 852	Muy mala	
	04 nov. 2000	51 853	Mala	
AdOpt@TNG + NICS	25 may. 2001	52 055	Regular	*Service, t-t*
	26 may. 2001	52 056	Regular	*Service, t-t*
AdOpt@TNG + NICS	04 jun. 2001	52 065	Regular	*t-t*
	05 jun. 2001	52 066	Regular	*t-t*
AdOpt@TNG + NICS	04 ago. 2001	52 126	Regular	*Service, t-t*
AdOpt@TNG + NICS	10 sep. 2001	52 163	—	*Service, t-t*
NAOMI + INGRID	03 jun. 2002	52 429	Buena	OSCA
	04 jun. 2002	52 430	Buena	
NAOMI + INGRID	15 jun. 2002	52 441	Buena	
	16 jun. 2002	52 442	Buena	
	17 jun. 2002	52 443	Buena	
	18 jun. 2002	52 444	Buena	
NAOMI + INGRID	03 jul. 2002	52 459	Buena	*Service*
ALFA + Ω-CASS	29 jul. 2002	52 484	Mala	
	30 jul. 2002	52 485	Muy buena	
	31 jul. 2002	52 486	Muy buena	
NAOMI + INGRID	22 ago. 2002	52 509	Buena	
	23 ago. 2002	52 510	Buena	
	24 ago. 2002	52 511	Mala	
AdOpt@TNG + NICS	24 sep. 2002	52 542	Mala	*Service, hi-o*
	25 sep. 2002	52 543	Regular	*Service, hi-o*
ALFA + Ω-CASS	19 dec. 2002	52 628	—	*Closed*
	20 dec. 2002	52 629	Mala	
NAOMI + INGRID	14 jun. 2003	52 805	Buena	*Service*
NAOMI + INGRID	08 sep. 2003	52 891	Muy buena	
	09 sep. 2003	52 892	Muy buena	*+Halo+Orion*
	10 sep. 2003	52 893	Muy buena	*+Halo+Orion*
NAOMI + INGRID	29 jul. 2004	53 216	Muy buena	

[a]: MJD = JD – 2400000.5.
[b]: *Service*: observaciones en modo tiempo de servicio; *Closed*: no se abre por mal tiempo; *t-t*: datos tomados con AdOpt@TNG + NICS y correcciones de bajo orden (*tip-tilt*); *hi-o*: datos tomados con AdOpt@TNG + NICS y correcciones de alto orden; OSCA: parte de los datos se obtuvieron usando NAOMI + INGRID y la máscara coronográfica OSCA; *+Halo+Orion*: programa compartido con observaciones de estrellas del halo (I.P.: Zapatero Osorio) y estrellas de σ Orionis (Capítulo 5).

OA para las más separadas. Las observaciones y el análisis relacionados con el último método se mostrarán en la Sección 9.4.3.

Para realizar una astrometría precisa con la que poder discriminar miembros del sistema de fuentes de fondo, es necesario conocer perfectamente la geometría de los detectores (tamaño del píxel y orientación del detector) en cada una de las campañas. Dadas las

Tabla 9.6: Gometría de los detectores.

Instrumento[a]	Píxel (arcsec)	α^a (deg)	Campo de visión (arcsec × arcsec)	Fechas	Año
NAOMI+INGRID	0.0385(5)	—	39.43 × 39.43	03–04jun02	J2002.42
	0.03857(12)	+0.284	39.50 × 39.50	15–18jun02	J2002.46
	0.039168(3)	+0.072(4)	40.11 × 40.11	22–24ago02	J2002.64
	0.03774(2)	+0.52(1)	38.65 × 38.65	14jun03	J2003.45
	0.03857(14)	−0.56(18)	39.50 × 39.50	08–10sep03	J2003.69
	0.039579(3)	−1.035(3)	40.53 × 40.53	29jul04	J2004.58
ALFA + Ω-CASS (HR)	0.0769(2)	+5.9(5)	78.77 × 78.77	29–31jul02	J2002.58
ALFA + Ω-CASS (vHR)	0.03838(4)	+5.29(4)	39.30 × 39.30	29jul02	J2002.58
AdOpt@TNG+NICS (SF)	0.0428(11)	variable	43.83 × 43.83	24–25sep02	J2002.75

[a]: (HR): high-resolution; (vHR): very high-resolution; (SF): small field + AdOpt.
[b]: Orientación del detector: $\alpha = \theta' - \theta$.

variaciones del tamaño del píxel de una campaña a otra con un mismo intrumento (de hasta el 5% con NAOMI + INGRID) y las no alineaciones perfectas del eje vertical del detector con el norte celeste (de más de 5 deg con ALFA + Ω-CASS), el hecho de conocer la geometría cobra vital importancia[5]. Los datos necesarios para calcular movimientos propios y distancias y orientaciones relativas se encuentran en la Tabla 9.6. La precisión de nuestras medidas se ha comparado con las realizadas independientemente por otros autores con micrómetro sobre sistemas binarios muy cercanos de la muestra. Algunos ejemplos se dan en el Apéndice B, y el acuerdo es excelente. El cálculo del tamaño del píxel y orientación del detector se realizó para cada campaña midiendo las separaciones y las orientaciones relativas entre pares de estrellas (A y B) con parámetros ρ y θ muy bien determinados, especialmente de sistemas dobles caracterizados por *HIPPARCOS*. La orientación del detector era $\alpha = \theta' - \theta$, donde θ' y θ son los ángulos que forman la línea que une los objetos A y B con el eje vertical del detector y con la línea de ascensión recta constante que pasa por el componente A, respectivamente. La orientación es positiva si el eje vertical del detector está desplazado hacia el *oeste*, y viceversa. En algunas campañas se han utilizado campos poblados, con un gran número de fuentes estelares en el campo de visión pero con una precisión astrométrica menor. La manera en que se han determinado los fotocentroides de cada estrella se describió en el Capítulo 5, mientras que algunos detalles sobre la caracterización de la geometría de los detectores se muestra en el Apéndice B.

Para lograr la detección de objetos muy débiles en la inmediata proximidad de las estrellas primarias en las imágenes de OA, se ha realizado un método de sustracción de la PSF idéntico al expuesto por Costado et al. (2005) y similar al descrito en la Sección 9.3. Básicamente, el método ha consistido en restar a la imagen original ella misma rotada cierto ángulo. En general, la rotación de 180 deg (imagen especular respecto al eje horizontal que pasa por la primaria) refleja bastante bien la simetría de la PSF, aunque se han utilizado también otros ángulos para estudiar regiones fuertemente afectadas por efectos de difracción y *spikes*. El centro de la rotación se determinaba iterativamente hasta que se minimizaban los residuos de la sustracción. La Figura 9.10 ilustra la metodología empleada.

[5]El texto labrado en el frontispicio de la Academia de Platón se leería ahora: "Que nadie que no sepa (la) geometría calcule movimientos propios".

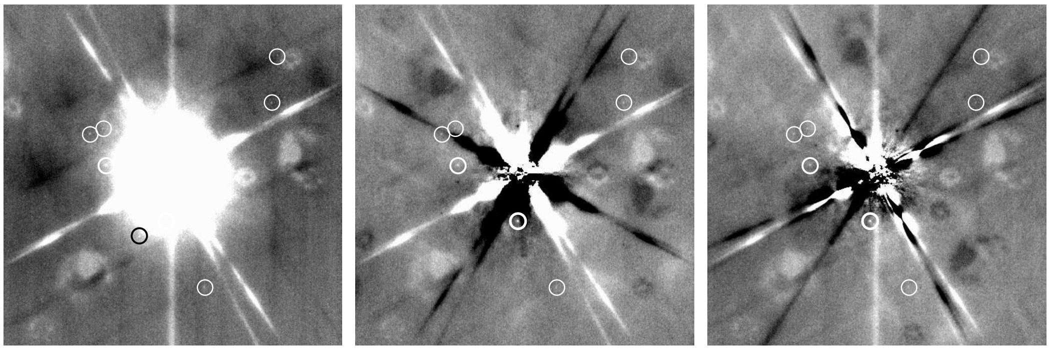


Figura 9.10: Ejemplo de sustracción de la PSF por rotación de la imagen original y diferencia con ella misma. Imágenes K' de DX Leo A obtenidas con ALFA + Ω-CASS el 2 de diciembre de 2002: original sin sustraer (izq.) y resultados tras la sustracción rotando 180 (centro) y 147 deg (der.).

Todas las magnitudes de fuentes proporcionadas a partir de imágenes de OA se han medido a menos de 2 arcsec de la estrella de referencia fotométrica. Las PSF de ésta y de la fuente son en general idénticas a estas separaciones, ya que el cociente de Strehl tiene una escala de variación espacial mayor, del orden del tamaño del campo de visión. Los calibradores fotométricos se han extraído del catálogo 2MASS.

9.4.3 Observaciones de apoyo: campo ancho

Otros instrumentos en modo imagen, montados en distintos telescopios, se han utilizado como apoyo a las observaciones con OA, tanto en el óptico como en el infrarrojo cercano. Los diámetros de los espejos primarios de estos telescopios cubren un amplio rango, desde los 0.8 m del IAC-80 hasta los 4.2 m del William Herschel Telescope. En uno de los casos de seguimiento se utilizó la máscara coronográfica del instrumento LIRIS en el WHT. La lista de los telescopios e instrumentos usados y la geometría de los detectores se muestra en la Tabla 9.7. Más detalles sobre los instrumentos se muestran en el Apéndice C.

Tabla 9.7: Instrumentos y telescopios usados en las observaciones de apoyo.

Telescopio	Instrumento	Píxel (arcsec)	α (deg)	Campo de visión (arcmin × arcmin)
4.2 m WHT	LIRIS	0.250	0.0	4.27 × 4.27
3.5 m CA	Ω-CASS (vHR)	0.1186	—	2.02 × 2.02
	Ω2K	0.452(8)	—	15.43 × 15.43
3.5 m TNG	NICS (LF)	0.2489(3)	+0.03±0.16	4.25 × 4.25
	NICS (SF)	0.129(3)	—	2.20 × 2.20
	ARNICA	0.359(8)	—	1.53 × 1.53
2.5 m NOT	ALFOSC	0.1897(11)	–0.9±0.4	6.48 × 6.48
1.52 m TCS	CAIN-2	1.02(2)	+0.6	4.27 × 4.27
1.0 m JKT	JAG	0.3317(16)	+2.0±0.3	11.32 × 11.32
0.8 m IAC-80	CCD	0.4325	—	7.38 × 7.38

Las observaciones de apoyo se han dedicado a: (i) confirmar o deshechar como compañeros físicos fuentes detectadas en las imágenes de OA suficientemente separadas de las primarias y (*ii*) complementar las búsquedas de OA a mayores distancias, hasta ∼10 000 AU. No se dispone aún de imagen de campo ancho de todos los sistemas estudiados con OA. Como suplemento a esta falta, se han utilizado también datos de búsquedas que cubren todo el cielo, como las del *United States Naval Observatory* (USNO-B1) o las del *2-Micron All-Sky Survey* (2MASS). Se ha dado especial énfasis al análisis fotométrico de las imágenes de campo ancho. Sin embargo, gracias a la larga base temporal y a pesar de la deficiente escala de los detectores en comparación con los de los sistemas de OA, se han podido reconocer también varias fuentes de fondo por movimiento propio con estas imágenes.

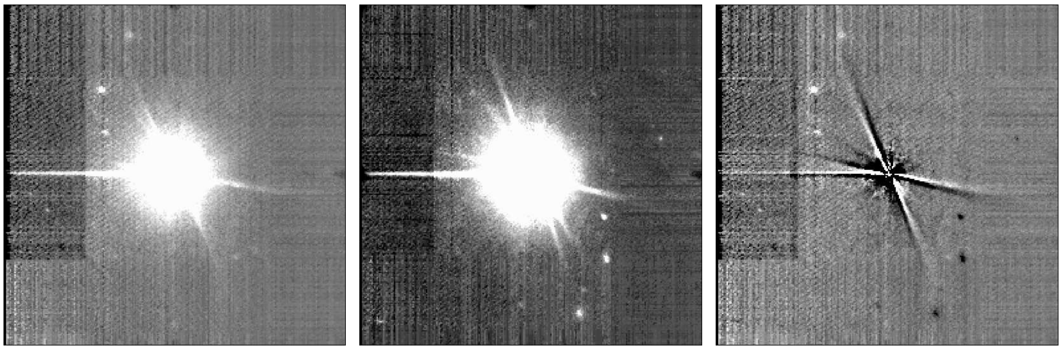


Figura 9.11: Ejemplo de sustracción de la PSF por rotación del telescopio y diferencia con la imagen sin rotar. Imágenes J de CR Dra AB obtenidas con ARNICA en 2000 abr. 25: originales con el rotador del telescopio a 0 (izq.) y 180 deg (centro) y resultado tras la sustracción de ambas.

El instrumento más útilizado dentro del programa de apoyo ha sido CAIN-2 en el Telescopio Carlos Sánchez. Con CAIN-2 se han obtenido imágenes profundas ($J \sim 19$) en las bandas $JHK_{\rm s}$ de una treintena de sistemas observados con OA. Otra decena más fueron observados con ARNICA en el TNG entre 1999 y 2000 con una resolución y un campo de visión intermedios entre el de CAIN-2 y los de OA. Con la montura alt-acimutal de TNG y los rotadores de sus focos Nasmyth se pudieron realizar observaciones que han permitido sustraer la PSF por el método de *roll subtraction* al igual que en Lowrance et al. (2005). Véanse más detalles en la Fig. 9.11.

9.4.4 Resultados

Objetos subestelares en torno a estrellas jóvenes cercanas

De existir exoplanetas alrededor de las estrellas estudiadas con OA y asumiendo que los modelos evolutivos teóricos que se han utilizado son correctos, esta búsqueda habría sido capaz de detectarlos en la mayoría de los sistemas. Sin embargo, no se ha detectado ningún objeto subestelar, aparte de la enana marrón ya conocida G 196-3B. Las separaciones máximas estudiadas han sido unos 27 arcsec con NAOMI + INGRID y AdOpt@TNG + NICS, y unos 60 arcsec con ALFA + Ω-CASS en el modo de alta resolución. La separación máxima típica que circunscribe un círculo centrado en la primaria ha sido 20 arcsec que, a la distancia mediana de los sistemas (22 pc), se corresponde con una separación física de 440 AU. La profundidad máxima en cada imagen tras la sustracción de la PSF se alcanza típicamente a unos 5 arcsec de la primaria (∼100 AU). La Figura 9.12 ilustra cuatro diagramas de detectabilidad representativos, similares a los mostrados en la Fig. 9.9.

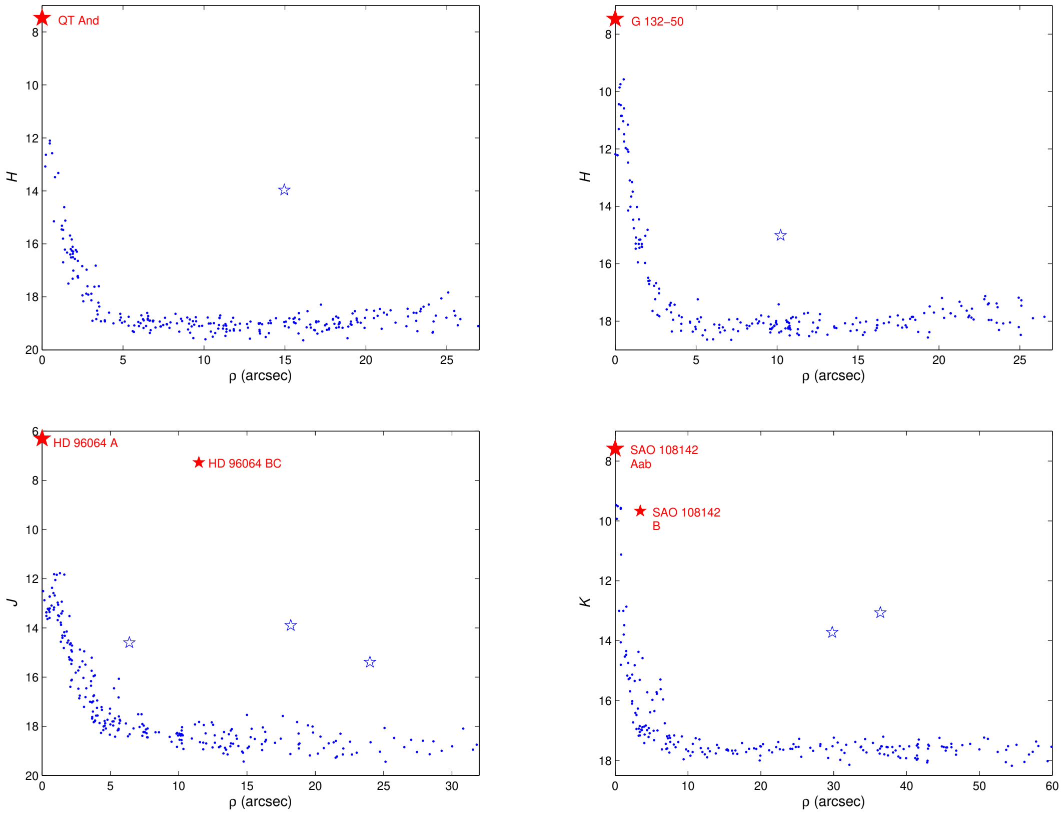
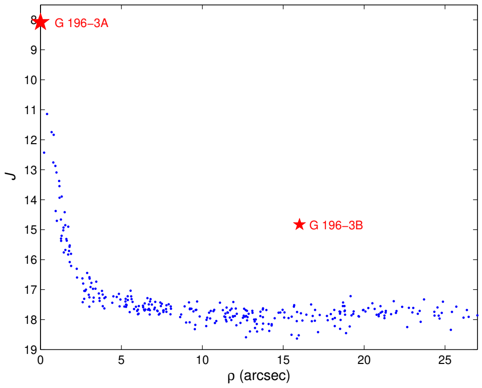


Figura 9.12: Diagramas de detectabilidad para QT And (arriba izquierda), G 132-50 A (arriba derecha), HD 96064 ABC (abajo izquierda) y SAO 108142 AabB (abajo derecha). Se representa la magnitud aparente en una banda infrarroja (JHK) de fuentes a 3σ sobre el fondo, en puntos azules, en función de la separación a la primaria. Los componentes conocidas aparecen representadas por estrellas rellenas rojas. Otras fuentes de fondo en los campos de visión se representan mediante estrellas huecas azules.

A partir de las distancias heliocéntricas y edades conocidas de cada sistema, se han calculado las masas de objetos que poseyeran magnitudes aparentes J = 15, 17 y 19 mag (tres últimas columnas de la Tabla 9.13; se ha usado la relación M_J-masa de la Sección 9.2). Las fuentes más débiles detectables en las imágenes de OA poseen unas tres veces más cuentas en el pico que la desviación típica del cielo próximo (3σ). Éstas no pueden ser confundidas con rayos cósmicos, como en las imágenes obtenidas con Hubble Space Telescope. La magnitud J típica de objetos a 3σ a larga distancia es entre 18.0 y 18.5 mag. Cuando no se disponía de imagen en la banda J, se ha estimado la profundidad en J a partir de las magnitudes H o K de los objetos de fondo más débiles y asumiendo valores típicos de los colores $J - H \sim 0.2$ mag y $H - K \sim 0.4$ mag. La profundidad alcanzada habría permitido la detección de objetos más masivos de ∼0.008 $M_\odot$ a más de 5 arcsec de una primaria promedio de la muestra. En los casos más favorables y/o con las imágenes más profundas, como BD+05 378, EP Eri, G 196-3, V1396 Cyg, GT Peg o especialmente

DF Tau, se podrían haber detectado cuerpos con masas por debajo de 0.005 $M_\odot$ y hasta $\sim$0.003 $M_\odot$. Salvo para unos pocos sistemas viejos o jóvenes alejados con imágenes poco profundas, se ha cubierto por completo el dominio de las enanas marrones. Se podían haber detectado enanas marrones masivas ($\gtrsim$0.050 $M_\odot$) en cualquier sistema, y enanas marrones livianas y exoplanetas gigantes masivos ($\gtrsim$0.008 $M_\odot$) en el 80% de los sistemas estudiados y a separaciones proyectadas superiores a $\sim$100 AU.



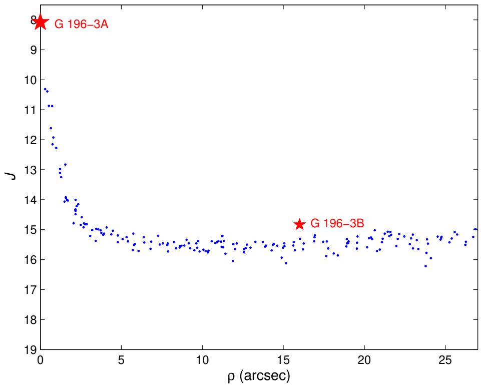


Figura 9.13: Lo mismo que la Figura 9.12, pero para G 196-3AB, imágenes profunda (izquierda) y corta (derecha).

Tomando imágenes con tiempos de exposición más cortos se ha podido estudiar la región más próxima hasta 2–3 arcsec de la primaria (40–60 AU). La Figura 9.13 compara los diagramas de detectabilidad correspondientes a imágenes profunda (izq.) y corta (der.) para G 196-3. Se dispone de imagen corta para aproximadamente el 80% de los apuntados, a partir de los que se podría haber detectado cualquier enana marrón masiva entre $\sim$2 y $\sim$5 arcsec de la primaria.

Sistemas múltiples de estrellas jóvenes cercanas

A falta de confirmar los candidatos a miembros de la búsqueda ancha, la frecuencia de sistemas múltiples en la muestra final ha sido de al menos el 63% (32/51). De entre los sistemas múltiples, un 75% (24/32) son binarios y un 16% (5/32) triples. Los restantes sistemas múltiples son χ Cet ABabc (cuádruple –o quíntuple si χ Cet A también es binaria–; sólo estudiados con OA los componentes Babc), AB Dor ABabC (cuádruple; sólo estudiado con NICMOS+Coronography) y el minicúmulo de V1054 (séxtuple; sólo estudiados con OA los componentes AB). Los componentes que no han podido ser resueltos mediante las observaciones de OA se muestran en la Tabla 9.8. También se ha añadido, por completitud, los sistemas de AB Dor y HD 48189, observados con HST. Excepto en el caso de HD 48189 AB, en que la máscara coronográfica jugó un papel fundamental, las no detecciones se han debido a las pequeñas separaciones, minúsculas en algunos casos, entre los componentes. Otros seis sistemas y los componentes más externos del minicúmulo V1054 Oph poseen separaciones muy amplias, mayores que los campos de visión con los sistemas de OA. Estos se mostrarán en el apartado dedicado a exponer los resultados de la búsqueda de campo ancho.

Tabla 9.8: Sistemas múltiples estelares no resueltos.

Nombre	Notas
LN Peg ABC	Triple espec. ($P_1 = 1.888$ d, $P_2 = 1564.4$ d)
χ Cet Bab	Doble espec. ($P \sim 1$–10 a)
DF Tau AB	$\rho = 0.137$ arcsec
AB Dor Bab	$\rho = 0.070$ arcsec
AB Dor AC	$\rho = 0.156$ arcsec
HD 48189 AB[a]	$\rho \approx 0.36$ arcsec
CR Dra AB	$\rho = 0.060$ arcsec
V1054 Oph AB	$\rho = 0.180$ arcsec
BY Dra AB	$\rho = 0.00440$ arcsec
V511 Lyr Aab	Doble espec. ($P \approx 2.7$ d)
V1396 Cyg Aab	Doble espec. ($P = 3.2762$ d)
SAO 108142 Aab	Doble espec. ($P \sim 1$–10 a)

[a]: Binaria caracterizada por *HIPPARCOS*. La separación entre los componentes en J1998.5, época de observación con NICMOS+Coronography, era de 0.36 arcsec, menor que el radio proyectado en el cielo de la máscara coronográfica.

De los sistemas resueltos con OA, nueve pares de estrellas se muestran en la Tabla 9.9. Son aquellos para los que la calidad de la astrometría medida por nosotros es menor que la catalogada por *HIPPARCOS* o 2MASS. Se proporciona el nombre de los objetos involucrados, la separación angular, el ángulo de orientación, la época de observación y la fuente de la astrometría. Algunos de los sistemas se han utilizado para el cálculo de la geometría de los detectores. De nuevo se presenta por completitud el sistema AB Dor, observado sólo con HST.

Tabla 9.9: Sistemas múltiples estelares resueltos con OA y medidos con *HIPPARCOS* o 2MASS.

Nombre	Componentes	ρ (arcsec)	θ (deg)	Época	Fuente ([a])
AG Tri AB	A–B	22.09±0.14	314±1	J1997.96	2M
AB Dor ABabC	AC–Bab	9.18±0.13	345.1±0.7	J1998.94	2M
G 196-3AB	A–B	16.01±0.14	209.4±0.5	J1999.05	2M
HD 96064 ABC	A–BC	11.480	220.400	J1991.25	HIP
GJ 488.2 AB	A–B	20.14±0.18	318.6±0.7	J1999.14	2M
BF CVn AB	A–B	15.990	225.800	J1991.25	HIP
HD 155674 AB	A–B	22.189	133.600	J1991.25	HIP
V647 & V639 Her	A–B	16.64±0.14	268.7±0.3	J1999.43	2M
HD 160934 AB	A–B	19.08±0.03	151.3±0.2	J1999.93	2M

[a]: 2M de 2MASS, HIP de *HIPPARCOS*.

Los 11 pares de estrellas en sistemas estelares resueltos y medidos con OA se muestran en la Tabla 9.10. En algunos casos muy favorables, como el de la binaria GJ 856AB, se han alcanzado precisiones de hasta 1/25 de píxel. Se ha podido confirmar el movimiento propio común de *cuatro nuevos compañeros estelares descubiertos en esta investigación*: χ

Cet Bc, LP Dra B, HD 189087 B y StKM 1-1960 B. En el Apéndice B se proporcionarán más detalles que los aquí expuestos sobre cada uno de los nuevos componentes detectados. Excepto StKM 1-1960 AB, los sistemas están bien caracterizados:

- LP Dra AB es un sistema binario muy joven (50 Ma) del grupo de movimiento de IC 2391. La componente secundaria, de unas 0.35 $M_\odot$, fue detectada con NICMOS+Coronography (Sección 9.3) y proporcionada como objeto a observar durante la comisión del espectrógrafo bidimiensional INTEGRAL en el WHT. Arribas, Mediavilla y Fuensalida (1998) determinaron tipo espectral M4Ve, detectaron Hα en emisión y midieron la separación espacial y la diferencia de magnitudes en las bandas R e I entre los componentes A y B. Gracias a las dos épocas de observación con NAOMI + INGRID,separadas 0.83 años, se ha podido medir la velocidad tangencial común de LP Dra A y B. Incluso se ha apreciado una variación de la orientación relativa debida a la traslación de ambos respecto al centro de gravedad común. La distancia física proyectada es de tan solo 36.4±0.8 AU.

- χ Cet Babc forma parte de un sistema múltiple jerarquizado del grupo de Ursa Major (500 Ma). Mientras que χ Cet Bab forman un sistema binario espectroscópico en una órbita muy cerrada, inviable de resolver con sistemas de OA, χ Cet Bc se encuentra a 147±13 AU de Bab. El sistema triple había sido clasificado como joven análogo solar por Gaidos (1998). En este sistema se ha podido medir también el efecto de variación orbital. De acuerdo con los modelos NextGen (Baraffe et al. 1998), χ Cet Bc se trata posiblemente de una estrella de tipo K tardío o M muy temprano de $\sim$0.6 $M_\odot$.

- HD 189087 A es una estrella K1Ve del grupo de movimiento de las Híades (600 Ma, $\sim$0.85 $M_\odot$), muy cercana al Ecuador Galáctico. El compañero detectado, HD 189087 B, a tan sólo $\sim$25.1 AU de la primaria, debe de tratarse de una estrella de tipo espectral K tardío o M muy temprano y de 0.45–0.50 $M_\odot$. El efecto de variación orbital en este caso es aún más evidente ($P \approx 110$ a).

- En el caso de StKM 1-1960 AB, en realidad, las medidas de segunda y tercera épocas para la confirmación de pertenencia provienen de imágenes de campo ancho y sus errores son compatibles en 1σ con el bajo movimiento propio del sistema doble. De pertenecer ambos componentes a la secuencia principal, las distancias fotométricas a las dos estrellas, una primaria K2±1V y una secundaria M1±1V, serían idénticas entre sí e iguales a unos 40–45 pc, lo que da mayor peso a la hipótesis de ligazón gravitatoria. Esta distancia fotométrica es mayor que la catalogada por *HIPPARCOS*, que posee un error del 45%. Se trataría de un sistema binario joven de $\sim$500 Ma, a partir de su emisión en rayos X, con sus componentes separadas unas 800 AU.

Excepto en el caso de V511 Lyr AabB, para los otros diez sistemas mostrados en la Tabla 9.10 se proporcionan las separaciones y orientaciones angulares más precisas publicadas hasta la fecha. En el Apéndice B se comparan nuestras medidas con las de otras de la bibliografía. En la mayoría de los casos las medidas mostradas en esta memoria de Tesis sirven para determinar una solución astrométrica fiable de la órbita relativa con la que poder determinar masas dinámicas. Se debe hacer notar: (i) la incompatibilidad entre

Tabla 9.10: Sistemas múltiples estelares resueltos y medidos con OA.

Nombre	Componentes	ρ (arcsec)	θ (deg)	Época	ΔH (mag)
BD+17 232 AB	A–B	1.688±0.003	25.02±0.04	J2002.64	0.03±0.03
χ Cet Babc	Bab–Bc	6.373±0.004	354.55±0.03	J2002.64	∼3.0
		6.360±0.018	354.01±0.03	J2004.58	
HD 96064 ABC	B–C	0.235±0.003	199.94±0.10	J2002.46	∼0.0
LP Dra AB	A–B	1.177±0.005	45.3±0.2	J2002.46	2.20±0.02
	A–B	1.174±0.004	43.84±0.19	J2003.29	
BY Dra ABC	AB–C	16.75±0.05	45.8±0.5	J2002.64	4.788±0.016
V511 Lyr AabB	Aab–B	11.24±0.12	69.1±1.0	J2002.64	1.90±0.04
HD 189087 AB	A–B	1.02±0.04	105±3	J2002.58	2.11±0.06
	A–B	0.987±0.004	101.7±1.3	J2004.58	
V1396 Cyg AabB	Aab–B	0.66±0.04	124±2	J2002.64	1.36±0.09
	Aab–B	0.40±0.02	158±4	J2004.58	
StKM 1-1960 AB	A–B	16.97±0.02	287.2±0.5	J2002.58	0.87±0.02
GJ 856AB	A–B	1.6497±0.0015	220.32±0.08	J2002.64	$\lesssim$0.08
	A–B	1.6312±0.0016	224.34±0.08	J2004.58	
SAO 108142 AB	A–B	3.440±0.011	253.0±1.0	J2002.37	2.08±0.02 (K_s)

las predicciones astrométricas publicadas de V1396 Cyg AabB y nuestras medidas (debido probablemente a la mala caracterización previa de la órbita cerca del periastro); y (*ii*) el interés de determinar las masas de al menos dos sistemas binarios jóvenes (100 Ma) de muy baja masa, para los que se disponen de medidas astrométricas obtenidas durante las últimas dos décadas. Éstos son HD 96064 BC (M4V+M4V, Asociación Local, $P \sim 25$ a) y GJ 856AB (M1V:e+M4V:e, AB Dor, $P \sim 90$ a).

Fuentes de naturaleza desconocida

De entre las 183 fuentes detectadas como candidatas a compañeras visuales, cuatro son compañeras físicas de estrellas de la muestra, 169 son de fondo y diez son de naturaleza desconocida. Estas diez fuentes, a las que no se ha podido descartar su posible ligazón gravitatoria a los sistemas estudiados, se muestran en la Tabla 9.11. Siete de ellas se encuentran a menos de 15 arcsec de DX Leo A. En distintas ocasiones se ha pretendido determinar la naturaleza de estas fuentes, pero por uno u otro motivo no se ha logrado. En la Tabla se ofrecen las separaciones angulares y separaciones relativas con el fin de ser estudiadas en próximas investigaciones. Más detalles sobre las diez fuentes se pueden encontrar en el Apéndice B.

Resultados de la búsqueda de campo ancho

Como complemento a las búsquedas con OA, las búsquedas de campo ancho ofrecen información sobre separaciones no estudiadas por aquéllas. Aparte de otros objetos interesantes comentados en el Apéndice B, en este apartado se van a discutir dos objetos que podrían pertenecer a sendos sistemas, a separaciones de varios miles de AU de las primarias. En el mismo Apéndice se encontrarán más detalles sobre ellos (fotometría, astrometría). Se

Tabla 9.11: Fuentes de naturaleza desconocida.

Primaria	ρ (arcsec)	θ (deg)	Época	Magnitud
G 132-50 A	21.07±0.04	225.27±0.10	J2003.69	$J \sim 18.9$, $H \sim 18.3$, $K_s \gtrsim 18.4$
DX Leo A	∼19.1	∼320	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼14.7	∼310	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼9.8	∼60	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼10.9	∼60	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼8.0	∼80	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼8.5	∼150	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
	∼14.2	∼200	J2002.97	$K' \sim$ 18–19
HD 96064 A	6.39±0.02	216.1±0.2	J2002.46	$J \sim 14.6$, $H \sim 14.3$, $K_s \sim 13.9$
GJ 856 A	10.55±0.04	111.7±0.3	J2002.65	$J \sim$ 18–19

necesitan observaciones astrométricas de muy larga base temporal (la velocidad tangencial de las primarias no es mayor de 60 mas a^{-1}) y/u observaciones espectroscópicas para confirmar la naturaleza de las hipotéticas secundarias.

- "QT And B". El objeto J004116.15+342649.1 está catalogado por USNO-B1, GSC2.2 y 2MASS. Posee un movimiento propio muy parecido, pero no idéntico, al de QT And (K7Ve, ∼30 Ma) y colores típicos de estrella de tipo M intermedio. De pertenecer a la secuencia principal, se encontraría una distancia fotométrica de 20–25 pc, igual que la estimada para QT And. La separación física proyectada sería de unas 5 000 AU.
- "TYC 2244 1123 1 B". También a partir de la búsqueda usando USNO-B1, GSC2.2 y 2MASS, se ha detectado J231456.03+273928.1, una fuente con colores rojos ($J - K_s$ = 0.84±0.03 mag, $B - K_s \sim 5.2$ mag) a 30.66±0.09 arcsec de TYC 2244 1123 1. Fue catalogado por Zickgraf et al. (2003) como un objeto puntual débil y con un continuo espectroscópico rojo. Las magnitudes y colores del objeto se corresponden con los de una enana M4±1V a una distancia heliocéntrica de 50–60 pc, idéntica a la estimada para TYC 2244 1123 1 (K5±1V). El movimiento propio de J231456.03+273928.1 catalogado por USNO-B1 también es bastante parecido al de la K5. De formar parte del sistema, se encontraría a unas 1 800 AU de la primaria.

Para completar la información proporcionada en las Tablas 9.8, 9.9 y 9.10, se proporciona la misma información para las componentes más ampliamente separadas de la muestra estudiada, con separaciones mayores que el campo de visión de las imágenes de OA, en la Tabla 9.12 (la época no es necesaria, ya que las separaciones son muy amplias y no se esperas variaciones de ρ y θ en escalas de decenas de años o más).

9.5 Sumario y discusión

Se ha realizado una búsqueda de compañeros subestelares de estrellas jóvenes del vecindario solar usando instrumentación infrarroja de alta resolución espacial. El coronógrafo en el Hubble Space Telescope y los sistemas de OA en telescopios terrestres de clase 4 m que

Tabla 9.12: Sistemas múltiples estelares en búsqueda de campo ancho.

Nombre	Componentes	ρ (arcsec)	θ (deg)	Fuente[a]
G 132-50 & G 132-51	A–B	25.90	120.3	2M
DX Leo AB	A–B	60.02	67.3	2M
δ Crv AB	A–B	24.04	215.20	TYC
θ Boo AB	A–B	69.46	181.6	2M
HD 139477 AB	A–B	42.33	97.3	2M
V1054 Oph ABCD[b]	AB–C	72.20	316.6	HIP
	AB–D	221	155	HIP
SAO 9067 & SAO 9069	A–B	29.68	264.62	TYC

[a]: 2M de 2MASS, HIP de *HIPPARCOS*, TYC de *TYCHO*.
[b]: Más detalles en la Tabla B.27.

se han utilizado habrían permitido resolver sistemas de alto contraste formados por una estrella primaria brillante y compañeros débiles hasta 14 (HST) y 10 mag (OA) más débiles separados más de 5 arcsec. Típicamente, se podrían haber detectado enanas marrones masivas (M $\gtrsim$ 0.050 $M_\odot$) a separaciones en el rango aproximado 50 AU $\lesssim \rho \lesssim$ 440 AU, y enanas marrones livianas y exoplanetas gigantes masivos (M $\gtrsim$ 0.008 $M_\odot$) en el rango 100 AU $\lesssim \rho \lesssim$ 440 AU. Las separaciones mayores, de hasta 10 000 AU, se han investigado mediante imágenes de campo ancho sin OA sensibles en general a todo el dominio de las enanas marrones. De los 51 sistemas estudiados, sólo uno posee un objeto subestelar a más de 50 AU (G 196-3B, previamente conocido y detectado por nuestro grupo –Rebolo et al. 1998–). Si se exceptúan los seis sistemas estelares viejos o de edad intermedia y los cuatro que poseen compañeros visuales cuya naturaleza real no se ha podido comprobar, *las frecuencias de enanas marrones a más de ∼50 AU y exoplanetas más masivos que ∼0.008 $M_\odot$ a más de ∼100 AU de estrellas de edades entre ∼50 y ∼500 Ma no son mayores del 5%.* Este resultado concuerda con resultados anteriores de la bibliografía, discutidos en la Sección 9.1.

Tomando todos los sistemas estelares observados por Neuhäuser et al. (2003), McCarthy & Zuckerman (2004), Lowrance et al. (2005), Masciadri et al. (2005) y los investigados en este Capítulo (teniendo en cuenta las frecuencias de objetos en común entre búsquedas y de estrellas contaminantes de edad madura), la frecuencia de compañeros subestelares a más de 50 AU y hasta casi 1 000 AU no es mayor del ∼1% para las enanas marrones y del ∼2% para los exoplanetas gigantes masivos. La frecuencia medida de enanas marrones coincide dentro de los errores con la determinada a partir de las medidas de velocidad radial alrededor de estrellas de tipos G y K y con periodos menores de 3 900 d, que es del orden del 0.5% (Udry, com. pers.). Por otro lado, la frecuencia de candidatos a exoplanetas (desde varias masas terrestres hasta el límite de combustión de deuterio –véase el Cap. 10–) por el mismo método es del 7.3±1.5% (Udry, com. pers.). La comparación entre las frecuencias de exoplanetas alrededor de estrellas a corta ($\lesssim$5 AU) y larga separación ($\gtrsim$50 AU) no es directa, ya que el método Doppler es sensible a la detección de cuerpos más ligeros que el de imagen directa. Sólo 13 de los 170 candidatos a exoplanetas alrededor de estrellas de la secuencia principal (7.6%; dicimebre de 2005) poseen masas mínimas mayores que 0.008

$M_\odot$, que es la masa mínima detectable promedio en las búsquedas de imagen directa. Por tanto, sólo *el $\sim$0.5% de las estrellas de tipo G y K poseen exoplanetas con $M_2 \sin i > 0.008$ $M_\odot$* (que es, precisamente, la frecuencia de enanas marrones como compañeras cercanas). Este valor coincide con el límite superior de $\sim$1% impuesto a más de 50 AU. La frecuencia a largas separaciones (>1 000 AU), a raíz de las detecciones tanto negativas (p.e., nuestra investigación de campo ancho o la de McCarthy & Zuckerman 2004) como positivas (véanse las referencias en el Cap. 1 o Gizis et al. 2001) de enanas ultrafrías como compañeras (las que no todas son enanas marrones, sino probablemente estrellas de muy baja masa), podría ser igual de baja.

Existe, sin embargo, un fuerte contraste al comparar las frecuencias de compañeros subestelares con los estelares. Como se menciona en el Capítulo 1, 70% de las estrellas OB, 57% de las G y 30–40% de las M poseen compañeros estelares cercanos. ¿Existe algún proceso que favorece la formación o la conservación de exoplanetas de unas pocas masas de Júpiter y estrellas dobles en órbitas muy próximas, mientras que las enanas marrones y los exoplanetas más masivos que se forman junto con la primaria son casi siempre expulsadas del sistema?. Algunas simulaciones hidrodinámicas y de N cuerpos de la fragmentación de nubes moleculares y la evolución posterior de los sistemas estelares formados también apuntan a la existencia de un "desierto cercano de enanas marrones" y a la infraabundancia de enanas marrones como compañeras de estrellas (p.e., Armitage & Bonnel 2002 –migración hacia dentro–; Delgado-Donate et al. 2004 –expulsión o no formación–). Ésta y otras preguntas necesitan nuevas y mejores búsquedas, tanto en profundidad de las observaciones como en cantidad de sistemas observados, para poder ser respondidas (especialmente en el intervalo de separaciones 5–50 AU). Se puede y se debe dar especial énfasis a la búsqueda de compañeros subestelares de estrellas muy jóvenes y muy cercanas, como las de las asociaciones de Taurus-Auriga o β Pictoris, en las que quizá no se ha alcanzado todavía el relajamiento gravitatorio del sistema estelar y las enanas marrones están aún en proceso de eyección.

Es posible realizar una última comparación, esta vez con la frecuencia de enanas marrones respecto a estrellas en σ Orionis. En el cúmulo estelar, de edad comparable a las asociaciones de Taurus-Auriga, se ha medido que el cociente entre estrellas y objetos subestelares (hasta $\sim$0.006 $M_\odot$) es 8:3 (Cap. 6). El efecto de la multiplicidad estelar no es apreciable (Cap. 3). E. L. Martín ha sugerido comparar esta frecuencia con el cociente entre el número total de sistemas múltiples estelares y el número de sistemas múltiples en el que alguno de sus componentes es un objeto subestelar, lo que daría una idea de cómo varía la función de masa con el tiempo y la evolución dinámica de los sistemas (asumiendo que la función de masa de objetos aislados se mantiene en los sistemas binarios). A partir de los resultados de nuestra búsqueda: 41 sistemas jóvenes estudiados (51 sistemas estelares excepto seis viejos y cuatro con compañeros visuales de naturaleza desconocida), de los que 21 son múltiples, y un compañero subestelar (G 196-3B) ofrecen un cociente 21:1. De acuerdo con estos valores, la fracción de objetos subestelares de más de 6–8 $M_{\rm Jup}$ respecto a las estrellas cae desde el $\sim$40% a los 2–4 Ma de σ Orionis hasta el $\sim$5% a la edad promedio de 100 Ma de nuestra búsqueda. Estos objetos subestelares, ¿son engullidos, expulsados o simplemente no detectados en las búsquedas de alta resolución espacial?, ¿o la formación en sistemas binarios no sigue la misma proporción que la función de masa de cuerpos aislados?.

Como subproductos de la búsqueda de compañeros subestelares, se han detectado tres compañeros estelares de baja masa (0.35–0.80 $M_\odot$), χ Cet Bc, LP Dra B y HD 189087 B, y se ha propuesto un cuarto, StKM 1-1960 B. Se han proporcionado medidas muy precisas de las separaciones angulares ρ y θ de diez de los sistemas estudiados, con las que se podrán derivar masas dinámicas de objetos de unas pocas décimas de masas solares y edades de unos 100 millones de años. Como resultado de la búsqueda complementaria a largas distancias sin OA, se han detectado dos estrellas que podrían ser compañeras a separaciones proyectadas 1 800–5 000 AU de TYC 2244 1123 1 y QT And, respectivamente.

La recopilación de datos realizada en este Capítulo permitirá, además, conocer mejor cuáles podrán ser los mejores blancos para estudiar con instrumentación futura, como CanariCam en el Gran Telescopio Canarias o la misión espacial *Darwin*, para detectar planetas de la masa de Júpiter a unas pocas decenas de unidades astronómicas de sus estrellas o incluso menos.

9.6 Tablas

- Tabla 9.13: datos básicos y masas mínimas detectables. Nombre del sistema, tipos espectrales de las estrellas que lo conforman (extraídos de la bibliografía), distancia heliocéntrica, edad finalmente usada y masas mínimas de hipotéticos compañeros con magnitudes J = 15, 17 y 19 mag.

- Tabla 9.14: candidatos a compañeros detectados en imágenes de alta resolución espacial. Sistema, instrumento y fecha de la primera época (H: NICMOS+Coronography, N: NAOMI + INGRID, A: ALFA + Ω-Cass, G: AdOpt@TNG + NICS), número de fuentes detectadas en la imagen de primera época descontando los miembros conocidos, instrumento y fecha de la segunda o tercera épocas (detalles en el Apéndice B), número de compañeros ligados (en cursiva) o fuentes de naturaleza desconocida (en interrogante) tras el análisis y método utilizado para confirmar o descartar las fuentes como compañeros.

- Tabla 9.15: rasgos de juventud. Sistema, fuente de rayos X (*RXS*, detectada por los satélites *ROSAT* y/o *High Energy Astrophysics Observatory 2 –HEAO-2, Einstein–*), fuente ultravioleta (*EUV*, detectada por el satélite *Extreme Ultraviolet Explorer*), fuente infrarroja (*IRAS*, detectada por el satélite *Infrared Astronomical Satellite*), estrella variable fotométricamente (*Var.*), estrella con fulguraciones (*Flare*), estrella activa con líneas de emisión (*Em.*, p.e., H&K Ca II, Hα), valor de la (pseudo)anchura equivalente de Li I, en mÅ (*pEW*(Li I); si existen varias medidas, se indican los valores extremos) y grupo de movimiento o asociación al que pertenece el sistema. Los campos con el símbolo "y", entre comillas, son denominaciones no correlacionadas en la bibliografía.

- Tabla 9.16: coordenadas y velocidades espaciales. Sistema, ascensión recta y declinación dadas en coordenadas ecuatoriales ICRS2000.0 (similares al equinoccio J2000.0. En general, extraídas del catálogo *HIPPARCOS*. En su defecto, de los catálogos Tycho-2 o 2-Micron All Sky Survey), latitud galáctica, movimiento propio (en general, extraídos de Tycho-2 Catalogue –Hog et al. 2000–) y velocidad radial heliocéntrica.

Si la primaria es una binaria espectroscópica, se indican los rangos de variación de V_r.

- Tablas 9.17 y 9.18: fotometría $UBVRIJHK_s$ de los componentes más importantes de cada sistema. La fotometría infrarroja JHK_s proviene de 2MASS. Las magnitudes en el óptico provienen de medidas JP11 y de Eggen (1986) en los casos de las estrellas más brillantes, o de *HIPPARCOS*, Tycho-2 o USNO-B1 en los casos de las más débiles[6].

[6]Para transformar las magnitudes B_T y V_T de Tycho-2 a B y V de Johnson se han utilizado las relaciones $V = VT - 0.090(BT - VT)$ y $B - V = 0.850(BT - VT)$.

Tabla 9.13: Sistemas estelares observados: datos básicos y masas mínimas detectables.

Nombre	Tipo espectral	Distancia[a] (pc)	Edad (Ma)	M_{min} @J=15 ($M_\odot$)	M_{min} @J=17 ($M_\odot$)	M_{min} @J=19 ($M_\odot$)
HD 166	K0V	13.7±1.4	100	0.015	0.008	0.004
V344 And	K0V	34.1±1.1	100	0.030	0.015	0.008
LN Peg ABC	G8–K0(SB2)+...	41±2	>1000	>0.073	>0.048	>0.023
PW And	G5–K2	22±5	100	0.022	0.009	0.005
QT And	K7Ve	(20–25)	∼30	∼0.010	∼0.005	∼0.003
G 132-50 A	M(+...)	31±2	∼500	∼0.065	∼0.030	∼0.013
HD 10008	G5	23.6±0.5	100	0.022	0.009	0.005
BD+17 232 AB	K3Ve+K3Ve	(40–45)	100	0.032	0.022	0.009
χ Cet Bab	(F3III+)G1V(k)(SB2)	23±2	500	0.050	0.022	0.010
AG Tri AB	K8+?	42±4	15	0.015	0.006	0.003
BD+05 378	M0:	41±4	15	0.015	0.006	0.003
EP Eri	K1V	10.38±0.08	100	0.010	0.005	0.003
DF Tau AB	M0+M3	39±10	2	0.006	0.002	0.001
V1005 Ori	M0.5V:e	26.7±1.8	50	0.015	0.007	0.003
AB Dor ABabC	K1IIIp+[b]	14.94±0.12	100	0.017	0.008	0.004
HD 48189 AB	G1.5V+K3	21.7±0.3	100	0.022	0.009	0.005
DX Leo A	K0V(+...)	17.8±0.3	100	0.018	0.008	0.004
G 196-3AB	M3V:e+L2	(21±6)	∼30	∼0.008	∼0.005	∼0.002
HD 96064 ABC	G5+M3V+M3V	24.6±0.9	100	0.024	0.010	0.006
δ Crv B	(B9.5V+)K0V	26.9±0.5	100	0.025	0.010	0.006
GJ 488.2 AB	K5+M4	41±3	100	0.033	0.017	0.008
BF CVn AB	M0.5e+M4	18.1±1.0	100	0.020	0.008	0.005
EQ Vir	K5Ve	19.8±0.4	50	0.012	0.006	0.003
θ Boo B	(F7V+)M2.5	14.57±0.12	∼3000	∼0.060	∼0.035	∼0.025
OT Ser	M0Ve	11.4±0.3	∼500	∼0.030	∼0.012	∼0.008
HD 139477 A	K3V+...	19.1±0.3	∼500	∼0.045	∼0.018	∼0.010
CR Dra AB	M1	20.7±0.5	>1000	>0.057	>0.027	>0.015
SAO 8520	K2	25±17	∼10	∼0.009	∼0.004	∼0.002
V1054 Oph AB	M3Ve(+[c])	5.74±0.13	∼5000	∼0.047	∼0.032	∼0.018
HD 155674 AB	∼K5+∼K7	21.2±0.8	500	0.047	0.020	0.010
V647 & V639 Her	M4Ve+M4.5	12.0±0.9	600	0.033	0.015	0.010
HD 160934 AB	K7e+M4	26±7	100	0.024	0.010	0.006
LP Dra AB	K2Ve+M	31.0±0.7	50	0.018	0.008	0.004
SAO 9067	G5V?	29±10	100	0.027	0.012	0.007
SAO 9069	G4V?	29±10	100	0.027	0.012	0.007
BY Dra ABC	K6Ve(SB2)+M5	16.4±0.2	∼1000	∼0.048	∼0.025	∼0.014
V1285 Aql AB	M3	11.6±0.3	>1000	>0.038	>0.019	>0.011
V511 Lyr AabB	G8–K0V+K3V+...	51±4	>1000	>0.080	>0.055	>0.027
HD 189087	K1Ve	25.5±0.6	600	0.052	0.025	0.011
V1396 Cyg AB	M1.5+M3:	15.1±0.6	100	0.017	0.007	0.004
LO Peg	K5–8	25.1±0.7	100	0.024	0.010	0.005
HN Peg	G0V	18.4±0.3	100	0.019	0.008	0.005
StKM 1-1960	K2:+M1:	20±9	∼500	∼0.052	∼0.025	∼0.011
V383 Lac	K0	24±4	100	0.024	0.010	0.005
GJ 856AB	M1V:e+M1V:e	16±3	100	0.017	0.008	0.004
EUVE J2223+25.3	K7V:e	(50–60)	∼500	∼0.080	∼0.050	∼0.025
HIP 112073	K4–5	44±7	∼500	∼0.063	∼0.042	∼0.022
SAO 108142 AabB	K0+M2Ve	(>38±7)	100	>0.032	>0.017	>0.007
GT Peg	M3	14.2±0.5	50	0.009	0.005	0.003
TYC 2244 1123 1	K5–7	(50–60)	∼500	∼0.080	∼0.050	∼0.025
HD 220182	K1V	21.9±0.4	300	0.035	0.015	0.008

[a]: Distancia entre paréntesis: derivada fotométricamente.
[b]: Tipos espectrales: K1IIIp+M3.5Ve+M3.5Ve+M7–9.
[c]: Tipos espectrales: M3Ve(+M4+...+M3.5+M7).

Tabla 9.14: Candidatos a compañeros detectados en imágenes de alta resolución espacial.

Nombre	1ª época	N(1ª)	2ª (y 3ª) épocas	N(2ª)	Método
HD 166	A 31jul02	2	N 22ago02, N 09sep03	0	Astrometría
V344 And	A 30jul02	1	TCS 19oct05	0	Fot. y astrom.
LN Peg ABC	A 31jul02	1	TCS 04oct04, LIRIS 23ene05	0	Fotometría, PSF
PW And	A 31jul02	2	TCS 03dic02, DSS	0	Fot. y astrom.
QT And	N 08sep03	2	TCS 05oct04, USNO	0	Fot. y astrom.
G 132-50 A	N 08sep03	3	N 29jul04, TCS 05oct04	¿0–1?	Fot. y astrom.
HD 10008	N 22aug02	0	...	0	...
BD+17 232 AB	N 23aug02	0	...	0	...
χ Cet Bab	N 22aug02	1	N 29jul04	*1*	Astrometría
AG Tri AB	N 23aug02	0	...	0	...
BD+05 378	N 08sep03	0	...	0	...
EP Eri	N 08sep03	0	...	0	...
DF Tau AB	N 09sep03	1	2MASS, USNO	0	Fotometría
V1005 Ori	H 19feb98	3	H 21sep98	0	Fot. y astrom.
AB Dor ABabC	H 01oct98	0	...	0	Fotometría
HD 48189 AB	H 25mar98	2	H 29jun98	0	Fot. y astrom.
DX Leo A	A 20dic02	8	H $\sim$ J1998.6	¿0–7?	Astrometría
G 196-3AB	N 03jun02	0	...	0	...
HD 96064 ABC	N 16jun02	3	2MASS, USNO	¿0–1?	Fotometría
GJ 488.2 AB	N 16jun02	0	...	0	...
δ Crv B	H 16mar98	0	H 13may98	0	...
BF CVn AB	N 04jun02	0	...	0	...
EQ Vir	N 17jun02	0	...	0	...
θ Boo B	A 31jul02	1	NOT 03jan05	0	Astrometría
OT Ser	G 25may01	0	...	0	...
HD 139477 A	N 17jun02	0	...	0	...
CR Dra AB	N 18jun02	0	...	0	...
SAO 8520	A 31jul02	3	G 25may01, NOT 03jan05	0	Fotometría, PSF
V1054 Oph AB	N 03jun02	0	...	0	...
HD 155674 AB	N 22ago02	0	...	0	...
V647 & V639 Her	N 17jun02	2	JKT 26jun03	0	Fotometría
HD 160934 AB	N 23ago02	2	N 29jul04, H $\sim$ J1998.6	0	Fot. y astrom.
LP Dra AB	H 11mar98	1	INTEGRAL 1998, N 08sep03	*1*	Astrom. y espec.
SAO 9067	N 17jun02	0	...	0	...
SAO 9069	N 17jun02	0	...	0	...
BY Dra ABC	G 04jun01	2	N 22ago02	0	Astrometría
V1285 Aql AB	N 18jun02	19	N 14jun03	0	Astrometría
V511 Lyr ABC	A 29jul02	9	N 14jun03, JKT 24jun03	0	Fot. y astrom.
HD 189087	A 30jul02	43	N 29jul04, TCS 05oct04	*1*	Fot. y astrom.
V1396 Cyg AB	N 23ago02	20	N 29jul04	0	Astrometría
LO Peg	N 03jun02	7	O2K 19oct03	0	Astrometría
HN Peg	N 22ago02	0	...	0	...
StKM 1-1960	G 26may01	5	A 31jul02, TCS 04oct04, USNO	*1*	Fot. y astrom.
V383 Lac	A 22sep99	25	A 30jul02, LIRIS 07jun04	0	Astrometría
GJ 856AB	G 25sep02	2	JKT 04jul03	¿0–1?	Astrometría
EUVE J2223+25.3	N 24ago02	9	G 17sep05, USNO,	0	Astrometría
HIP 112073	N 22ago02	1	O2K 18oct03, USNO	0	Fot. y astrom.
SAO 108142 AabB	A 30jul02	2	O2K 18oct03	0	Fotometría
GT Peg	N 08sep03	2	O2K 20oct03, USNO	0	Fot. y astrom.
TYC 2244 1123 1	G 30sep99	0	O2K 20oct03, USNO	0	Fot. y astrom.
HD 220182	N 23ago02	4	N 29jul04	0	Astrometría
Total		188		4+¿0–10?	

Tabla 9.15: Sistemas estelares observados: rasgos de juventud.

Nombre	*RXS*	*EUV*	*IRAS*	*Var.*	*Flare*	*Em.*	*pEW*(Li I) (mÅ)	Grupo mvto.[a]
HD 166	y	y	y	y?		y	71	LA
V344 And	y			y		y	110	YD
LN Peg ABC	y	y		y		y	—	Halo
PW And	y	y		y			271	AB Dor
QT And	y	y		y	y	y	127–158	LA?
G 132-50 A	y						?	?
HD 10008	"y"						88.7	LA
BD+17 232 AB	y	y				y	456–511	LA
χ Cet Bab	y			y			64±3	UMa
AG Tri AB	y			y			233	β Pic
BD+05 378	y						15	β Pic
EP Eri	y	y	y	y			197	LA
DF Tau AB	"y"		y	y		y	790±100	T-A
V1005 Ori	y	y		y	y	y	264–330	IC 2391
AB Dor ABabC	y	y	y	y		y	260	AB Dor
HD 48189 AB	y	y	y				133	AB Dor
DX Leo A	y	y	y	y			172–178	LA
G 196-3AB	y	y				y	<10	?
HD 96064 ABC	y	"y"					160	LA
δ Crv B	(y)		(y)	(y)			159–197	LA
GJ 488.2 AB	y						7	?
BF CVn AB	y	y		y	y	y	?	LA
EQ Vir	y	y		y	y	y	23–25	IC 2391
θ Boo B							?	OD
OT Ser	y	y		y	y		<40	?
HD 139477 A	y	y	"y"				?	?
CR Dra AB	y	y		y	y		—	old
SAO 8520		y					483–540	?
V1054 Oph AB	y	y	y	y	y	y	—	V1054 Oph
HD 155674 AB	y		"y"				<5	UMa
V647 & V639 Her	y	y	y	y	y	y	?	Hyades
HD 160934 AB	y	y	"y"		y		40	AB Dor
LP Dra AB	y		"y"	y			14	IC 2391
SAO 9067	"y"						230	?
SAO 9069	"y"						190	?
BY Dra ABC	y	y	"y"	y		y	7–8	?
V1285 Aql AB	y	y	y	y	y		—	old
V511 Lyr AabB	y	y		y			—	old
HD 189087	y					y	?	Hyades
V1396 Cyg AB	y	y		y		y	12	?
LO Peg	y	y		y	y		215–286	AB Dor
HN Peg	y	y		y	y		101–110	LA
StKM 1-1960	y						?	?
V383 Lac	y	y		y			277–302	LA
GJ 856AB	y				y	y	0	AB Dor
EUVE J2223+25.3	y	y				y	<40	?
HIP 112073	y					y	?	?
SAO 108142 AabB	y						244–309	LA
GT Peg	y	y		y	y		?	IC 2391
TYC 2244 1123 1	"y"						?	?
HD 220182	"y"						47.3	?

[a]: Grupo de movimiento, asociación o población: β Pic: grupo de movimiento de β Pictoris; T-A: grupo de movimiento Taurus-Auriga; IC 2391: supergrupo de IC 2391; AB Dor: grupo de movimiento de AB Doradus; LA: Asociación Local; UMa: grupo de movimiento Ursa Major; Hyades: supergrupo de las Híades; YD y OD: población joven y vieja del disco, respectivamente; V1054 Oph: minicúmulo de V1054 Ophiuchi; Halo: estrella vieja del halo galáctico; ?: desconocido.

Tabla 9.16: Sistemas estelares observados: coordenadas y velocidades espaciales.

Nombre	$\alpha^{J2000.0}$	$\delta^{J2000.0}$	b (deg)	$\mu_\alpha \cos\delta$ (mas a^{-1})	μ_δ (mas a^{-1})	V$_r$ (km s^{-1})
HD 166	00 06 36.78	+29 01 17.4	−32.83	+379.9±0.7	−178.4±0.5	−8.2±0.2
V344 And	00 11 22.44	+30 26 58.5	−31.63	+210.7±1.0	+35.3±0.5	−3.4±0.2
LN Peg ABC	00 12 30.31	+14 33 48.7	−47.25	+321.8±1.9	−71.3±1.0	−15.3/
PW And	00 18 20.90	+30 57 22.0	−31.38	+142±2	−177±2	−11.0±0.1
QT And	00 41 17.34	+34 25 16.9	−28.40	+45±3	−40±2	+5.9
G 132-50 A	01 03 40.12	+40 51 29.2	−21.95	+121.8±1.9	−167.2±1.5	—
HD 10008	01 37 35.47	−03 45 37.5	−66.87	+171.0±0.9	−97.7±0.6	+11.6±0.6
BD+17 232 AB	01 37 39.42	+18 35 32.9	−42.93	+70±4	−56±4	+3.2±1.0
χ Cet Bab	01 49 23.36	−10 42 12.8	−68.65	−123±5	−100±3	−2.5/
AG Tri AB	02 27 29.25	+30 58 24.6	−27.54	+80±2	−70.1±1.5	+6.7±1.2
BD+05 378	02 41 25.89	+05 59 18.4	−47.52	+82±4	−55±2	+10.0±1.0
EP Eri	02 52 32.13	−12 46 11.0	−58.25	+398.1±0.8	−189.5±0.6	+18.8±2.0
DF Tau AB	04 27 02.80	+25 42 22.3	−15.94	+14±6	−26±4	+15.8/
V1005 Ori	04 59 34.83	+01 47 00.7	−23.76	+37±2	−93.9±1.5	+39±5
AB Dor ABabC	05 28 44.83	−65 26 54.9	−33.05	+32.1±0.7	+151.0±0.5	+28.0±1.0
HD 48189 AB	06 38 00.36	−61 32 00.2	−25.20	−50.1±0.8	+72.7±0.6	+32.3±1.0
DX Leo A	09 32 43.76	+26 59 18.7	+46.06	−147.5±0.9	−246.3±0.5	+13.8±2.0
G 196-3AB	10 04 21.49	+50 23 13.6	+50.76	−138±5	−199±5	+15
HD 96064 ABC	11 04 41.47	−04 13 15.9	+49.42	−178.0±1.5	−104.1±1.0	+18.2±0.2
δ Crv B	12 29 50.91	−16 31 15.0	+46.04	−210.0±0.6	−139.3±0.4	+7±5
GJ 488.2 AB	12 54 56.01	−06 20 19.0	+56.52	−298.6±1.7	−174.9±0.9	—
BF CVn AB	12 57 40.26	+35 13 30.0	+81.79	−264±3	−176±2	−10±20
EQ Vir	13 34 43.21	−08 20 31.3	+53.01	−287.4±1.0	−91.0±0.5	−19±5
θ Boo B	14 25 11.60	+51 49 53.6	+59.65	−243:	−406:	−10.9±0.9
OT Ser	15 21 52.93	+20 58 39.9	+55.24	+78±2	+129.4±1.1	—
HD 139477 A	15 35 20.04	+60 05 13.2	+46.91	+172.2±0.9	−162.9±0.6	−8.9±0.4
CR Dra AB	16 17 05.39	+55 16 09.1	+43.71	+83.9±1.9	−442.6±1.2	−30.0/
SAO 8520	16 26 34.48	+72 02 38.9	+36.58	−5.7±1.9	+6.3±1.6	+15.81±0.07
V1054 Oph AB	16 55 28.76	−08 20 10.8	+21.14	−829±4	−879±2	+18.8±2.0
HD 155674 AB	17 10 10.51	+54 29 39.8	+36.31	+86±3	−105±2	+1.5±10.0
V647 & V639 Her	17 19 54.20	+26 30 03.1	+30.88	−221±6	+349±4	−28.0±2.0
HD 160934 AB	17 38 39.63	+61 14 16.1	+32.24	−22±3	+44±3	−26.7±0.1
LP Dra AB	18 09 55.50	+69 40 49.8	+28.90	−25.3±0.8	+193.9±0.7	−8.2±2.0
SAO 9067	18 18 31.90	+70 42 16.8	+28.19	+7.2±1.5	+36.8±1.6	—
SAO 9069	18 18 37.86	+70 42 19.6	+28.19	+8.0±1.5	+39.5±1.6	—
BY Dra ABC	18 33 55.77	+51 43 08.9	+23.58	+186.6±0.8	−324.9±0.7	−27/
V1285 Aql AB	18 55 27.41	+08 24 09.0	+2.93	+92±2	−69.6±1.4	−13.49/−3
V511 Lyr AabB	19 06 21.31	+27 42 47.8	+9.25	−85.7±1.4	−202.8±1.2	+35.3/−10.4
HD 189087	19 57 13.42	+29 49 26.5	+0.47	+107.7±0.7	+236.2±0.6	−26.2±2.0
V1396 Cyg AB	21 00 05.35	+40 04 13.0	−3.96	+614±3	−247±2	−57/
LO Peg	21 31 01.71	+23 20 07.4	−20.09	+134.1±1.0	−144.8±0.9	−12±7
HN Peg	21 44 31.20	+14 46 44.2	−28.27	+231.1±1.1	−113.4±0.7	−18.9±2.0
StKM 1-1960	22 02 13.96	+15 20 14.2	−30.94	+0.7±1.5	+24.5±1.4	—
V383 Lac	22 20 07.03	+49 30 11.8	−6.30	+94±2	+7±2	−20.19±0.12
GJ 856AB	22 23 29.10	+32 27 34.0	−20.80	+251±19	−208±9	−21±2
EUVE J2223+25.3	22 23 56.42	+25 23 36.2	−26.59	+128±3	+24±2	—
HIP 112073	22 42 01.64	+09 46 09.2	−41.57	+16±5	+22±3	—
SAO 108142 AabB	22 44 41.54	+17 54 18.3	−35.48	+82±2	−81±2	−20.2/−0.7
GT Peg	22 51 53.54	+31 45 15.2	−24.59	+527±3	−50.6±1.8	+0.0±2.0
TYC 2244 1123 1	23 14 55.86	+27 39 58.4	−30.51	−25±2	−36±2	–
HD 220182	23 21 36.51	+44 05 52.4	−15.86	+636.2±0.6	+219.2±0.5	+1.6±2.0

Tabla 9.17: Sistemas estelares observados: fotometría (I).

Nombre	U	B	V	R	I	J	H	K_s
HD 166	7.14	6.82	6.07	∼5.62	5.27	4.733±0.019	4.63±0.14	4.31±0.04
V344 And	9.06	8.70	7.95	∼7.48	7.15	6.58±0.02	6.257±0.018	6.18±0.02
LN Peg ABC	9.67	9.18	8.44	∼8.03	7.65	6.85±0.02	6.380±0.018	6.24±0.02
PW And	–	9.76	8.87	∼8.34	∼7.88	7.02±0.02	6.507±0.017	6.387±0.016
QT And	–	10.89	9.98	∼9.43	∼8.97	8.01±0.02	7.47±0.03	7.35±0.02
G 132-50 A	–	12.03	10.89	∼10.12	9.66	8.134±0.019	7.47±0.06	7.32±0.02
G 132-51 BC	–	13.9±0.4	13.6	∼11.7	∼10.32	9.37±0.04	8.84±0.05	8.51±0.03
HD 10008	–	8.46	7.66	∼7.18	6.82	6.22±0.02	5.90±0.04	5.753±0.018
BD+17 232 A	–	11.60	10.59	∼9.96	9.38	7.479±0.019[a]	6.861±0.018[a]	6.716±0.018[a]
BD+17 232 B	–	11.83	10.65	∼9.99	9.49	7.479±0.019[a]	6.861±0.018[a]	6.716±0.018[a]
χ Cet Bab	7.48	7.37	6.72	∼6.36	5.99	5.54±0.02	5.29±0.02	5.15±0.02
AG Tri A	12.34	11.32	10.12	∼9.28	8.78	7.87±0.03	7.235±0.018	7.08±0.03
AG Tri B	15.11	14.05	12.55	∼10.90	9.63	8.82±0.04	8.14±0.03	7.92±0.03
BD+05 378	–	11.74	10.28	∼9.67	8.81	7.90±0.03	7.23±0.03	7.07±0.03
EP Eri	7.46	6.91	6.05	∼5.52	5.14	4.8±0.2	4.2±0.2	4.2±0.2
DF Tau AB	–	13.43	11.96	–	10.36	8.17±0.03	7.26±0.02	6.73±0.02
V1005 Ori	12.55	11.44	10.05	∼9.27	8.21	7.12±0.02	6.45±0.03	6.261±0.017
AB Dor AC	8.03	7.71	6.88	∼6.46	5.94	5.316±0.019	4.84±0.03	4.686±0.016
AB Dor Bab	–	–	∼13.0	–	–	8.171±0.018	7.66±0.04	7.34±0.03
HD 48189 A	6.91[a]	6.80	6.27	5.93	5.46	5.1±0.3[a]	4.74±0.09[a]	4.54±0.03[a]
HD 48189 B	6.91[a]	9.83	8.65	∼7.96	7.38	5.1±0.3[a]	4.74±0.09[a]	4.54±0.03[a]
HIP 41277	–	11.42	10.39	∼9.40	9.31	8.24±0.03	7.71±0.04	7.538±0.016
DX Leo A	8.11	7.83	7.05	∼6.58	6.27	5.58±0.02	5.24±0.02	5.119±0.016
DX Leo B	–	∼16.6	∼14.7	∼14.4	12.07	10.36±0.02	9.86±0.02	9.472±0.018
G 196-3A	–	13.0±0.3	11.91±0.18	∼11.28	10.74	8.08±0.03	7.413±0.016	7.199±0.016
G 196-3B	–	–	–	∼21	∼18.0	14.83±0.05	13.65±0.04	12.78±0.03
HD 96064 A	8.74	8.36	7.60	∼7.12	6.83	6.30±0.03	5.90±0.04	5.80±0.02
HD 96064 B	12.78[a]	∼12.0	∼10.6	–	–	7.27±0.02[a]	6.62±0.04[a]	6.416±0.016[a]
HD 96064 C	12.78[a]	∼12.3	∼10.9	–	–	7.27±0.02[a]	6.62±0.04[a]	6.416±0.016[a]
δ Crv A	2.80	2.89	2.94	2.99	3.03	3.03	3.04	3.05
δ Crv B	10.21	9.46	8.51	–	–	6.79±0.03	6.370±0.018	6.235±0.016
GJ 488.2 A	12.70	11.60	10.41	∼9.75	9.11	8.28±0.02	7.71±0.06	7.58±0.02
GJ 488.2 B	–	∼17.2	∼13.4	∼15.2	–	11.38±0.03	10.83±0.02	10.53±0.02
BF CVn A	13.15	12.06	10.54	∼9.70	8.84	7.401±0.019	6.734±0.017	6.552±0.016
BF CVn B	15.91	14.77	13.16	–	–	8.87±0.04	8.28±0.02	8.02±0.02
EQ Vir	11.58	10.45	9.24	∼8.58	7.83	6.88±0.02	6.31±0.04	6.12±0.03
θ Boo A	2.82	2.91	2.95	2.99	3.03	3.03	3.04	3.05
θ Boo B	–	∼13.5	∼11.1	–	–	7.88±0.02	7.28±0.02	7.06±0.03
OT Ser	–	12.76	10.66	∼9.25	∼8.45	6.61±0.02	5.960±0.016	5.756±0.018