

B

Apéndice: sistemas estelares jóvenes ceranos

Kelly watch the stars
Kelly watch the stars
Kelly watch the stars
Kelly watch the stars
The stars, the stars, the stars
Air (Moon Safari)

Este apéndice está dedicado a proveer información auxiliar sobre los sistemas estelares jóvenes observados con Hubble Space Telescope y sistemas de óptica adaptativa (OA) en telescopios terrestres (Capítulo 9). Para cada uno de ellos, se ofrece: (i) un texto descriptivo sobre el sistema (nombre utilizado¹, otros nombres², tipo espectral, grupo de movimiento o asociación al que pertenece, posible binariedad, actividad, estimación de la edad y otros datos significativos); (ii) otro texto descriptivo sobre los compañeros visuales detectados; (iii) las imágenes más importantes que se han utilizado para el estudio; (iv) una tabla en que se muestran las observaciones realizadas con sistemas de OA (sobre la línea horizontal) y sin ella (debajo de ella), el nombre del instrumento, la fecha de observación y el filtro o los filtros que se utilizaron. No se indica si se tomaron imágenes con tiempos de exposición cortos y/o largos. Las fechas se nombran mediante el convenio DDmmAA (p.e., el 13 de agosto de 2005 será 13ago05).

Junto con las imágenes de OA se proporcionan, si son disponibles, algunas de las imágenes de campo ancho. No se muestran las imágenes CAIN-2/TCS tomadas con la óptica estrecha en campañas entre 1998 y 2000. En general, el norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda, como es el convenio habitual. Algunas imágenes obtenidas con

¹El nombre dado en esta memoria de Tesis es el en el que aparece la constelación a la que pertenece el sistema. En general, este suele ser el de estrella variable (p.e., LN Pegasi, V344 Andromedae...). En su ausencia, la jerarquía en la nomenclatura ha sido la siguiente: catálogo de Henry Draper (HD), catálogo de Gliese-Jahreiß (GJ), catálogo del Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO), catálogo de Bonner Durchmusterung (BD), catálogo de *HIPPARCOS* (HIP), catálogo de *TYCHO* (TYC), otros catálogos (del Extreme UltraViolet Explorer, etc.).

²Nombres distintos del usado en la memoria que pueden ayudar al lector a reconocer el sistema. En ocasiones también se suministran otros nombres de fuentes que aparecen en el catálogo electrónico de Simbad y que no han sido correlacionados hasta ahora con la fuente que da nombre al sistema.

NICS y el Telescopio Nazionale Galileo aparecen rotadas en ángulos no múltiplos de 90 deg. Los tamaños aproximados de las imágenes, a no ser que se indique lo contrario, son como se indican en la Tabla B.1.

Tabla B.1: Tamaño de las imágenes.

Instrumento con OA	Campo de visión (arcsec ²)
NAOMI + INGRID	40 × 40
ALFA + Ω -CASS (vHR)	40 × 40
AdOpt@TNG + NICS (SF)	40 × 40
ALFA + Ω -CASS (HR)	80 × 80
sin OA	(arcmin ²)
ARNICA	1.5 × 1.5
Ω -CASS (vHR)	2.0 × 2.0
NICS (SF)	2.2 × 2.2
LIRIS	4.3 × 4.3
NICS (LF)	4.3 × 4.3
CAIN-2	4.3 × 4.3
ALFOSC	6.5 × 6.5
CCD/IAC-80	7.4 × 7.4
JAG	11 × 11
Ω 2K	15 × 15

B.1 HD 166

HD 166 (GJ 5, HR 8, SAO 73743, NSV 33) es una estrella K0Ve joven de la Asociación Local, con emisión en rayos X, ultravioleta y en el infrarrojo medio y largo. Es variable y posee líneas de emisión en su espectro. En algunos catálogos (como *Bonner Durchmusterung* –BD– o *Components of Double and Multiple stars* –CCDM–), la estrella forma parte de un hipotético sistema doble e incluso cuádruple junto con otras estrellas entre dos y tres magnitudes más débiles. Sin embargo, una simple inspección de los movimientos propios catalogados por USNO-B1 de los candidatos a compañeros anula esta hipótesis de multiplicidad. La estrella es una de las más conocidas y estudiadas de la muestra. Otros parámetros de HD 166 extraídos de la literatura (p.e., Gaidos 1998) son: $\log N(\text{Li}) = 2.2$ (abundancia de litio), $L = 0.65 L_{\odot}$ (luminosidad bolométrica), $R'_{HK} = -4.33$ (índice de actividad a partir de las intensidad de las líneas de Ca II H&K), $\text{EUVE} = 0.024 \text{ cts s}^{-1}$ (flujo en el ultravioleta extremo en la banda del satélite espacial de EUVE), $R_X = -4.36$ (otro índice de actividad basado en la emisión de rayos X), $(U, V, W) = (-5.5, -11.2, -2.2) \text{ km s}^{-1}$ (velocidad espacial galactocéntrica).

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes de ALFA + Ω -CASS (high. res.) en 31jul02 y de NAOMI en 09sep03 se ven dos objetos débiles aparte de la K0V central, el más cercano de ellos a unos 10 arcsec al este de HD 166. En todas las imágenes de OA la primaria satura en gran medida y no se puede hacer astrometría precisa entre ella y los dos compañeros visuales. La separación proyectada y la orientación relativa entre los dos candidatos a

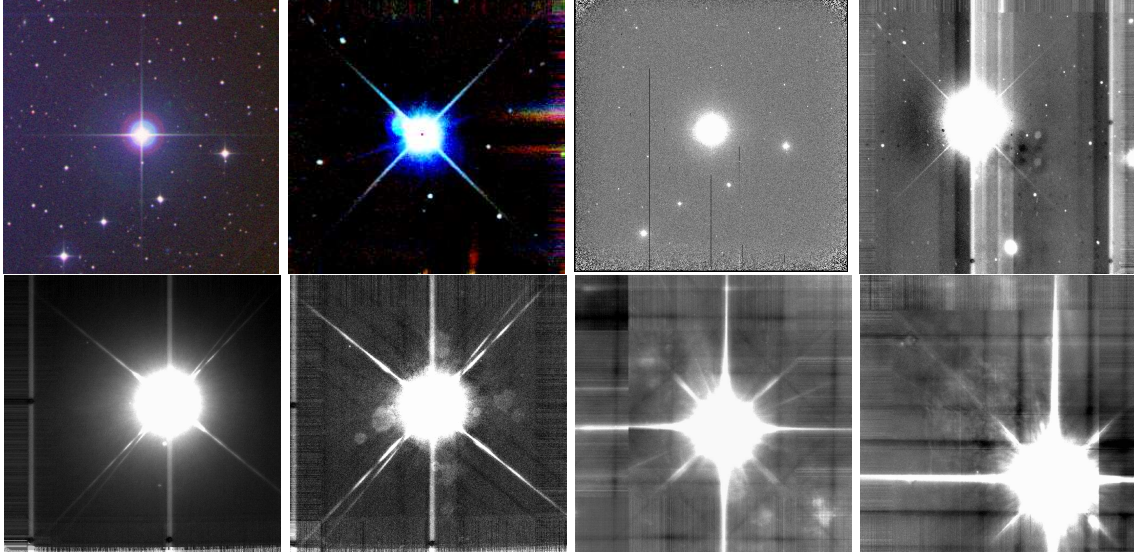


Figura B.1: **HD 166**. Arriba, de izquierda a derecha: Imagen en falso color, resultado de combinar las imágenes DSS-2 en los filtros *BRI*, 10×10 arcmin² — Lo mismo pero combinando las imágenes *JHK_s* tomadas con CAIN-2, 05oct04 — Imagen *I* de 60 s obtenida con JAG— Imagen *J*, Ω -CASS, campo ancho, 24sep99. Abajo, de izquierda a derecha: ALFA+ Ω -CASS, alta resolución, 31jul02, imágenes *J* (con un fantasma al sur de HD 166) y *K'* — NAOMI + INGRID, banda *H*, 22aug02 y 09sep03.

compañeros en la época J2002.581 (ALFA + Ω -CASS, 31jul02, promedio *JK'*) era de $\rho_1 = 21.09 \pm 0.07$ arcsec y $\theta_1 = 29.89 \pm 0.16$ deg. Teniendo en cuenta el movimiento propio de HD 166 medido por el satélite HIPPARCOS, en J2003.688 estos parámetros deberían haber sido $\rho_{2'} = 21.05 \pm 0.07$ arcsec y $\theta_{2'} = 28.89 \pm 0.16$ deg si el objeto más cercano a la K0 fuese compañero. Sin embargo, las medidas reales en J2003.688 (NAOMI, 09sep03) fueron $\rho_2 = 21.17 \pm 0.09$ arcsec y $\theta_2 = 30.09 \pm 0.18$ deg. Las diferencias en separaciones proyectadas y orientaciones medidas y esperadas en J2003.688 son $\Delta\rho_{2-2'} = 0.12 \pm 0.11$ arcsec y $\Delta\theta_{2-2'} = 1.2 \pm 0.2$ deg. Los mismos valores absolutos se obtienen si el candidato lejano fuese el comóvil con HD 166. Mientras que la diferencia $\Delta\theta_{2-2'}$ es no nula a 6σ , las diferencias $\Delta\rho_{1-2} = 0.08 \pm 0.12$ arcsec y $\Delta\theta_{1-2} = 0.2 \pm 0.2$ deg son nulas dentro de las barras de error (1σ). Por tanto, los dos objetos débiles conservan sus posiciones relativas. Aunque la deformación de la PSF de la primaria saturada afecta fuertemente a las medidas, se ha determinado que la separación entre ésta y el objeto más externo varía en el valor, dirección y sentido esperados de ser el objeto de fondo. Se concluye que ninguno de los compañeros visuales posee un movimiento propio común con HD 166.

B.2 V344 And

V344 Andromedae (HD 691, SAO 53703, RX J0011.3+3026) es una enana de tipo espectral K0 y clase de luminosidad V, clasificada como variable, probablemente de tipo BY Draconis. Strassmeier et al. (2000), Montes et al. (2001a) y Wichmann et al. (2003) han estudiado algunas de las características físicas que sugieren que V344 And se trata de una estrella joven del disco de unos 100 Ma. Estas características físicas son la emisión Ca II H&K, la

Tabla B.2: HD 166^a.

ALFA+ Ω -CASS ^b	31jul02: <i>J</i> , <i>K'</i>
NAOMI+INGRID	22ago02: <i>H</i>
NAOMI+INGRID	09sep03: <i>H</i>
Ω -CASS	24sep99: <i>J</i>
JAG	26jun03: <i>ubvyI</i>
CAIN-2	05oct04: <i>JHK_s</i>

^a: También observado en malas condiciones con: ALFA+ Ω -CASS el 04nov00 en banda *K'*.

^b High. res. (alta resolución).

gran abundancia de Li I (pEW = 110 Å) en comparación con estrellas de su temperatura (~ 5390 K) y la pertenencia al grupo cinemático de estrellas jóvenes del disco ((U,V,W) = (−30.8, −15.8, +1.0) km s^{−1}). Posee una rotación moderada ($v \sin i = 7.0$ km s^{−1}) y se le han medido velocidades radiales en el rango entre −3.7 y −2.8 km s^{−1} (se necesitan medidas más precisas para verificar si las variaciones de V_r son reales y se trata de un sistema binario cercano).

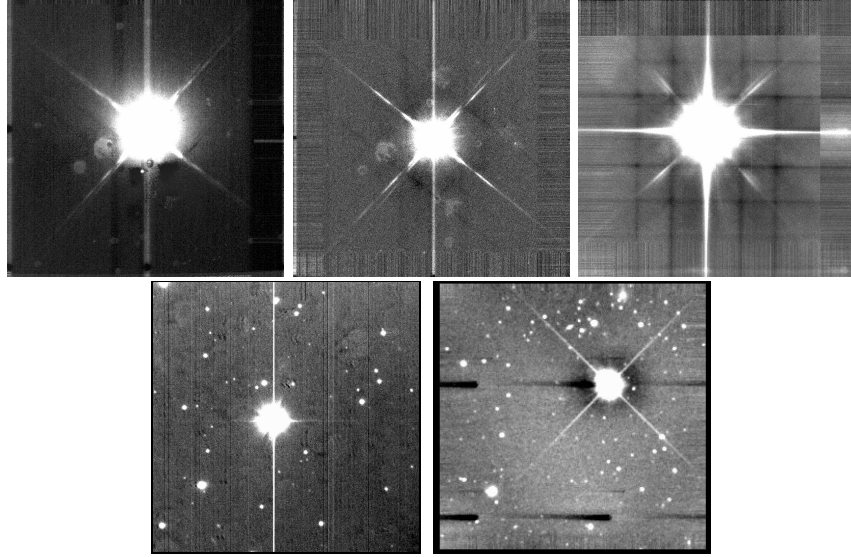


Figura B.2: **V344 And.** Arriba, de izquierda a derecha: ALFA+ Ω -CASS, alta resolución, *J* (se ve un fantasma al sur de la estrella) y *K'*, 31jul02 — NAOMI+INGRID, *H*, 10sep03 (imagen larga: 1 620 s –27 min– en 2 ciclos de 9 pos. $\times$ 3 rep. $\times$ 30 s) — Abajo, de izquierda a derecha: CCD/IAC-80, *I*, 17nov04 (1 500 s en 25 rep. $\times$ 60 s) — CAIN-2, *K_s*, 19oct05 (imagen obtenida y reducida por G. Bihain).

Nuevos compañeros: 0. Sólo se detecta un objeto al límite de detección en las imágenes *J* y *K'* obtenidas con ALFA + Ω -CASS a 24 arcsec al oeste de la K0V ($\rho \approx 23.3$ arcsec, $\theta \approx 261$ deg). El candidato a compañero sólo fue observado en una época de OA, ya que la separación entre la estrella y el objeto es mayor que la semianchura del campo de NAOMI + INGRID. No se ha realizado fotometría en las imágenes ALFA + Ω -CASS porque la fuente se encuentra a gran distancia de la región isoplanática. No fue detectado posteriormente en imágenes *R* e *I* de campo ancho de unos 25 min de exposición total cada una tomadas con

el IAC-80 (fraccionado en tiempos de lectura cortos). Debido a la intensidad del halo de la estrella en el óptico, sólo se ha podido restringir que la fuente es más débil que $I \sim 17.0$, $R \sim 16.5$. Se han tomado muy recientemente (19 y 31 de octubre de 2005, por Gabriel Bihain) imágenes infrarrojas de campo ancho con CAIN-2 en el Telescopio Carlos Sánchez, a partir de las que se ha estimado sus magnitudes $J \sim 18.7$ y $K_s \sim 17.4$. Su PSF es estelar. A la distancia del sistema, la magnitud J se correspondería con la de una enana ultrafría bastante más tardía que L8 (usando la relación M_J -T. esp. de Dahn et al. 2002) que poseería un color $J - K_s$ azulado, al contrario de lo que se ha medido. Se ha realizado astrometría comparando las posiciones relativas de V344 And y del objeto rojo en J2002.58 (ALFA + Ω -CASS) y J2005.80 (CAIN-2). Se han medido desplazamientos relativos en ascensión recta y declinación de $+0.76 \pm 0.10$ y $+0.18 \pm 0.10$ arcsec, respectivamente, iguales dentro de los errores a los esperados de ser el objeto rojo de fondo ($+0.678$ y $+0.114$ arcsec). El campo de visión está bastante poblado de estrellas y galaxias de fondo, por lo que el objeto discutido posiblemente forme parte de una de estas dos poblaciones.

Tabla B.3: V344 And.

ALFA+ Ω -CASS	30-31jul02: JK'
NAOMI+INGRID	10sep03: H
IAC-80	17nov04: VRI
CAIN-2	19oct05: K_s
CAIN-2	31oct05: J

B.3 LN Peg ABC

LN Pegasi (G 32-1, SAO 91772) es un sistema estelar muy peculiar: se cree que es en realidad un sistema triple, formado por un par espectroscópico con periodo orbital de 1.888 días y otro compañero astrométrico cuya solución orbital da un periodo de 1564.4 d. La espectroscopía más reciente otorga a la estrella más masiva del sistema el tipo espectral G8. La proximidad del par espectroscópico puede explicar que LN Peg sea una de las 100 estrellas más brillantes en rayos X en un radio de 50 parsecs alrededor del Sol. Su bajísima metalicidad, $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.10$, es un factor muy importante a tener en cuenta. La presencia de emisión de rayos X y radiación ultravioleta, líneas de emisión en su espectro y variabilidad fotométrica puede estar más bien relacionada con la actividad magnética del par de estrellas más próximo. No se ha encontrado ninguna referencia bibliográfica sobre la medida de la pEW de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$. Por tanto, parece que se trate en realidad de un sistema múltiple del halo galáctico, en el que uno de los componentes puede estar rellenando su lóbulo de Roche y transferir masa a su compañero más cercano (sistema de tipo RS CVn; si no rellenara sería de tipo BY Dra). No sería, pues, un sistema joven, sino todo lo contrario, un sistema de la población II.

La primaria fue objeto de estudio en la búsqueda por imagen CCD de binarias pobres en metales realizada por Zapatero Osorio & Martín (2004).

Nuevos compañeros: 0. En la imagen ALFA + Ω -CASS de 31jul02 se detectó un objeto débil a unos 36.5 arcsec al oeste-suroeste de la primaria (que se corresponderían con unas

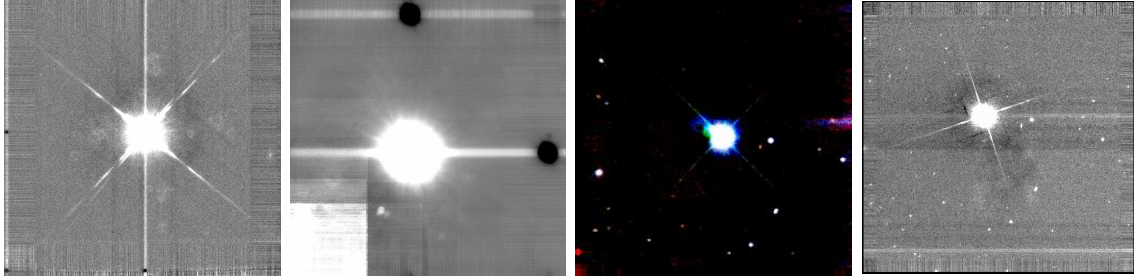


Figura B.3: **LN Peg.** De izquierda a derecha: ALFA+Ω-CASS, alta resolución, K' , 31jul02 — AdOpt@TNG+NICS, J , 25sep02 — CAIN-2, JHK_s , 04oct04 — LIRIS, H , 23ene05.

1 500 AU de separación física proyectada de pertenecer al sistema), en la región de *trimming*. Un estudio de los datos de USNO-B1+2MASS de la región indicó que a unos 7 arcsec del objeto débil se hallaba un objeto bastante azul ($B \sim 17.5$, $K_s = 13.92 \pm 0.05$) que no parecía estar relacionado con el sistema. El objeto azul había sido detectado previamente por Zickgraf et al. (2003) en su catálogo de contrapartidas ópticas de fuentes RASS/Hamburg; lo listó como objeto de naturaleza desconocida. El movimiento propio catalogado por USNO-B1 es $+12, +14$ mas a^{-1} , muy diferente del de LN Peg ($+322, -71$) mas a^{-1} . Imágenes de segunda época tomadas con CAIN-2/TCS en las bandas JHK_s aumentaron las expectativas acerca del objeto débil: se trataba de un objeto extremadamente rojo ($J \sim 19.5$, $H \sim 17.5$, $K_s \sim 16.6$; es el objeto *rojo* que se ve claramente hacia el oeste de LN Peg ABC en la imagen en falso color de CAIN-2). Sin embargo, el análisis de observaciones de calidad (FWHM ~ 0.9 arcsec) realizadas durante la comisión del instrumento LIRIS/WHT indicaron que el objeto poseía una estructura espacial extensa, y que muy posiblemente se trata de una galaxia inclinada vista casi de canto.

Durante el estudio con los datos de USNO-B1+2MASS, se detectó a unos 5 arcmin de LN Peg un objeto que por sus colores y movimiento propio parece ser una enana M5–6 a unos 70 pc con una velocidad de traslación muy alta, de unos 40 km s^{-1} . Este objeto tampoco está asociado al sistema LN Peg.

Tabla B.4: LN Peg^a.

ALFA+Ω-CASS	31jul02: K'
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: J
CAIN-2	04oct04: JHK_s
LIRIS	23ene05: HK_s

^a: También observado en malas condiciones con: ALFA+Ω-CASS el 22sep99 y el 30oct99 en banda J .

B.4 PW And

PW Andromedae (HD 1405, SAO 53799) es una estrella variable (RS CVn) muy joven perteneciente al grupo de movimiento de AB Doradus. Su metalicidad es relativamente baja ($[Fe/H] = -0.78$). Lowrance et al. (2005), en su búsqueda coronográfica con NICMOS/HST,

le derivó una distancia de 47.9 pc, mientras que el catálogo *HIPPARCOS*, de referencia en esta memoria, tabula 22 ± 5 pc. No detectaron ningún compañero de baja masa en el sistema.

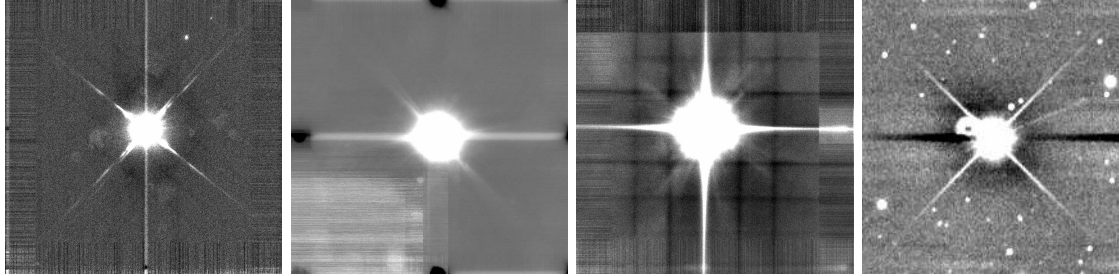


Figura B.4: **PW And.** De izquierda a derecha: ALFA+Ω-CASS, alta resolución, K' , 31jul02 — AdOpt@TNG+NICS, J , 25sep02 — NAOMI + INGRID, H , imagen larga, 10sep03 — CAIN-2, J , 03dec02.

Nuevos compañeros: 0. De nuevo, sólo es en la imagen K' de ALFA + Ω-CASS ($K'_{10\sigma} \approx 17.7$) donde se detectan dos objetos débiles, al norte de la estrella. Ambos están fuera del campo en las imágenes NICS (con fantasma incluido) y NAOMI + INGRID (sin ningún objeto adicional). Los dos objetos se ven claramente en imágenes J ($J_{10\sigma} \approx 19.2$) y HK_s tomadas con CAIN-2/TCS en 03dic02 y 05oct04, respectivamente. El compañero visual más brillante está catalogado tanto por USNO-B1 (movimiento propio nulo), GSC2.2 ($B \sim 17.0$) como por 2MASS ($K_s = 14.82 \pm 0.11$). Sus magnitudes, colores y astrometría le hacen ser un objeto de fondo. El restante compañero visual posee fotometría $JHK_s \sim 16.9, 16.7$ y 17.1 , respectivamente. Su posible naturaleza de enana T queda completamente descartada porque, aunque no aparece en ningún catálogo óptico, se detecta en la imagen POSSII DSS2/STScI F (Red) en la época 1990.808 (por lo que su magnitud R no es mucho mayor de 17–18, y su color $R - J$ es del orden de 1.0 o 2.0, propio de estrellas A tardías a G tempranas).

Tabla B.5: PW And^a.

NAOMI+INGRID	23ago02: H
ALFA+Ω-CASS	31jul02: K'
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: J
NAOMI+INGRID	10sep03: H
CAIN-2	03dec02: J
CAIN-2	05oct04: JHK_s (K_s largo)

^a: También observado en malas condiciones con: TCS el 02dec02 en banda J y el 03dec02 en bandas H, K_s .

B.5 QT And

QT Andromedae (BD+33 94) es una estrella variable con fulguraciones y emisión de Ca II H&K, a la que se le han medido tipos espectrales desde Ge a K7Ve, pasando por K3Ve. Carpenter et al. (2005) le determinaron una edad de entre 100 y 300 Ma, de acuerdo con

medidas milimétricas de su contenido de polvo. Jeffries (1995) la clasificó cautelarmente como posible miembro de la Asociación Local. La abundancia de litio ($\log N(\text{Li}) = 1.3$) para una estrella de tipo espectral más probable K7Ve, junto con su relativamente elevada velocidad de rotación ($v \sin i \sim 13 \text{ km s}^{-1}$) sugieren que QT And es en realidad más joven de 100 Ma. Se le va a considerar una edad de 30 Ma, como la que le dataron Lowrance et al. (2005). Estos autores también propusieron $d = 15 \text{ pc}$ como distancia heliocéntrica, pero es más probable que se encuentre en el rango entre 20 y 25 pc. Lowrance et al. (2005) no detectaron ninguna fuente puntual alrededor de QT And.

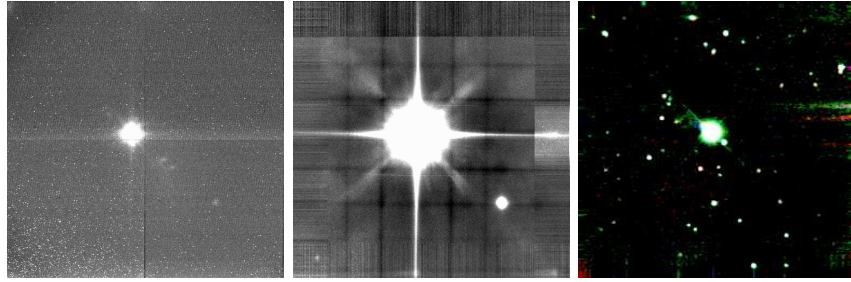


Figura B.5: **QT And**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, H , 08sep03, imágenes corta y larga — CAIN-2, JHK_s , 05oct04.

Nuevos compañeros: 0 (+ 1 campo ancho). La imagen NAOMI + INGRID en la banda H es bastante profunda ($H_{10\sigma} \approx 18.2$). En ella se detectan dos objetos, uno brillante y catalogado por 2MASS y USNO-B1 (con colores y movimiento propio no coherentes con pertenecer al sistema de QT And) y otro más débil al sureste de la primaria, en la región de *trimming*. Este último parece asociarse a una fuente débil y de movimiento propio nulo detectada en las bandas BRI fotográficas. La fotometría JHK_s realizada con CAIN-2/TCS ofreció $J \sim 19$, $J - K_s \sim 0.0\text{--}0.5 \text{ mag}$, lo que unido a los datos ópticos anteriores sugiere que en el objeto débil se trate posiblemente de una estrella de tipo AFG de fondo.

Interesantemente, de la búsqueda 2MASS+USNO+GSC, ha resultado el descubrimiento de un objeto a 1.56 arcmin de QT And con movimiento propio muy parecido al del blanco principal y con colores de estrella de tipo $\sim M4$. Posee magnitudes $B \sim 20\text{--}21$, $R = 18.1 \pm 0.4$, $I \sim 16\text{--}17$, $J = 15.27 \pm 0.06$, $H = 14.61 \pm 0.06$, $K_s = 14.40 \pm 0.06$ y movimiento propio $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+46 \pm 1, -24 \pm 7) \text{ mas a}^{-1}$ (compárese con los $(+45 \pm 3, -40 \pm 2) \text{ mas a}^{-1}$ de la primaria $\sim K7\text{Ve}$). La distancia heliocéntrica derivada fotométricamente de una M4V de la misma magnitud J es similar al rango de distancias propuesto para QT And. Las coordenadas de este candidato a compañero, “QT And B”, que estaría localizado a unas 5000 UA de la primaria, son 00 41 16.2 +34 26 49 J2000. Se necesita un estudio espectroscópico dedicado para verificar si realmente forman un sistema múltiple, ya que las imágenes CAIN-2 no permiten realizar una astrometría de precisión³.

³La fuente catalogada como USNO-B1.0 1244-0010123 (00 41 18.66 +34 25 45.2 J2000), con magnitud R fotográfica 15.72, a unos 30 arcsec al nor-noreste de QT And, es visible en la placa POSSI.E.DSS1.241 roja en J1951.756, pero no se detecta en otras placas rojas de 1989–1995 ni en la placa POSSI.O.DSS2.241 azul de J1951.756. Posiblemente se trate de un defecto de la película fotográfica.

Tabla B.6: QT And^a.

NAOMI+INGRID	08sep03: H
CAIN-2	05oct04: JHK_s

^a: Falta ALFA+ Ω -CASS el 23sep99 en bandas J y K' .

B.6 G 132-50.

G 132-50 (HIP 4967, CCDM J01037+4051A, 2E 0100.8+4035, NLTT 3478) es la componente más brillante de un sistema estelar doble poco conocido. Su tipo espectral no está muy bien determinado: sólo se sabe que es del tipo M. Sus colores $V - K_s$, $I - J$ y $J - K_s$ permiten ajustar un poco más su tipo espectral a M temprana (Tabla 9.17). El otro componente del sistema es G 132-51 (NLTT 3481), una estrella sin espectroscopia, separada 26 arcsec de la primaria hacia el sureste y con la misma velocidad tangencial. La magnitudes y los colores $I - J$ y $J - K_s$ indican que su tipo espectral es similar o algo más tardío que el de la primaria. El sistema binario no ha sido asociado a ningún grupo de movimiento. Las observaciones de *ROSAT* no pudieron discriminar si G 132-50 o G 132-51 o ambas fuentes eran las responsables de la emisión X.

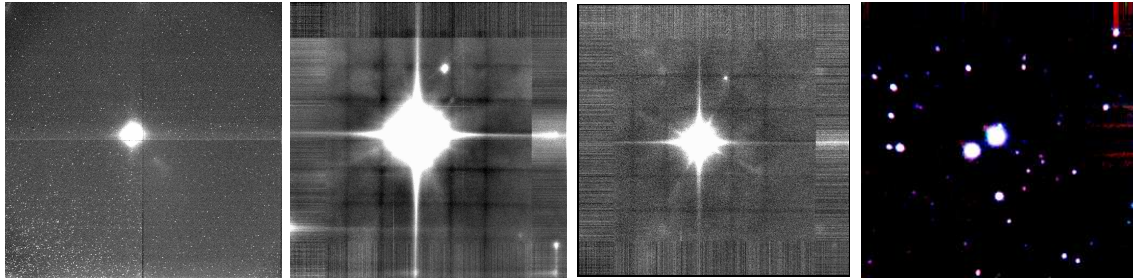


Figura B.6: **G 132-50**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, 08sep03, imágenes H corta y larga — NAOMI+INGRID, 29jul04, H — CAIN-2, JHK_s , 05oct04.

Nuevos compañeros: ¿0-1?. Sólo fue observada la región inmediata de la primaria G 132-50 con sistemas de OA. Se detectaron tres objetos, aparte de la estrella M. Uno (#1), al suroeste del campo, tiene fotometría $BRIJHK_s$ conocida y movimiento propio que no se ajustan al sistema. De los dos restantes, uno (#2) es brillante ($J = 15.84 \pm 0.11$), a $\rho = 10.22 \pm 0.05$ y $\theta = 336.6 \pm 0.2$ deg de la primaria. Con las dos imágenes NAOMI + INGRID tomadas en sendas épocas separadas 0.888 años, se realizó la astrometría relativa de #2 respecto a la primaria, y se midieron diferencias entre las separaciones angulares y los ángulos relativos $\Delta\rho = 0.22 \pm 0.05$ arcsec y $\Delta\theta = 0.1 \pm 0.2$ deg. Las medidas coinciden dentro de 1σ de los errores con los resultados esperados de ser #2 un objeto de campo, teniendo en cuenta el movimiento propio de G 132-50. El tercer objeto, #3, a unos 20 arcsec al suroeste de la primaria (a unos 4 arcsec de #1) y sólo visible al límite de detección en la imagen H profunda de 08sep03, posee una naturaleza desconocida. La exposición tomada con NAOMI + INGRID el 29jul04 fue insuficiente como para poder realizar una astrometría precisa. Por otro lado, la fotometría de CAIN-2/TCS es pobre, dada la debilidad del objeto

#3; se midieron magnitudes JHK_s de ~ 18.9 , ~ 18.3 y $\gtrsim 18.4$, lo que no permite restringir sus características. En la época J2003.69, el objeto #3 se encontraba a $\rho = 21.07 \pm 0.04$ arcsec y $\theta = 225.27 \pm 0.10$ deg de la primaria. La latitud galáctica de G 132-50 es de -22 deg, lejos del ecuador y polos galácticos, por lo que es difícil estimar el número de fuentes contaminantes en el campo. Queda para un trabajo posterior averiguar la naturaleza de #3.

Tabla B.7: G 132-50.

NAOMI+INGRID	08sep03: J, H
NAOMI+INGRID	29jul04: H
CAIN-2	JHK_s , 05oct04

B.7 HD 10008

HD 10008 (G 271-113, SAO 129411, 1RXS J013735.2-064540) es un análogo solar joven de la Asociación Local. Es una estrella cromosféricamente activa, localizada cerca del polo norte galáctico. Su T_{eff} (entre 5170 y 5272 K) y su metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}]$, entre -0.03 y $+0.00$) justifican la analogía. La estrella no muestra evidencias de duplicidad en observaciones Speckle de alta calidad (Horch et al. 2002). Su variabilidad fotométrica es demasiado pequeña como para medir algún período (Gaidos, Henry & Henry 2000). Otros parámetros estelares medidos son: $\log N(\text{Li}) = 1.96 \pm 0.12$, $L = 0.46 L_{\odot}$, $\text{RX} = -4.48$, $R'_{\text{HK}} = [-4.53, -4.38]$, $\text{EW}(\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}) = 89 \pm 2 \text{ m\AA}$, $v \sin i = 2.9 \text{ km s}^{-1}$, $\log g = 4.50$, $(U, V, W) = (-13.16, -18.13, -11.07) \text{ km s}^{-1}$.

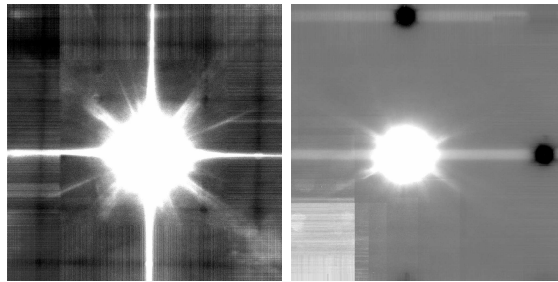


Figura B.7: **HD 10008**. Izquierda: NAOMI+INGRID, H , 22ago02 — Derecha: AdOpt@TNG+NICS, J , 25sep02.

Nuevos compañeros: 0. En ninguna de las dos imágenes obtenidas con NAOMI + INGRID y con AdOpt@TNG+NICS, separadas entre sí sólo un mes, se detecta algún objeto distinto de la primaria y con número de cuentas en el pico mayor que 2σ la desviación estándar del fondo de cielo.

Tabla B.8: HD 10008.

NAOMI+INGRID	22ago02: <i>H</i>
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: <i>J</i>

B.8 BD+17 232 AB

BD+17 232 AB (CCDM J01377+1836AB) es un sistema doble de dos enanas K3Ve de la Asociación Local. A pesar de conocer sus flujos ultravioleta, emisión H α y movimientos propios, su distancia al Sol no está bien determinada.

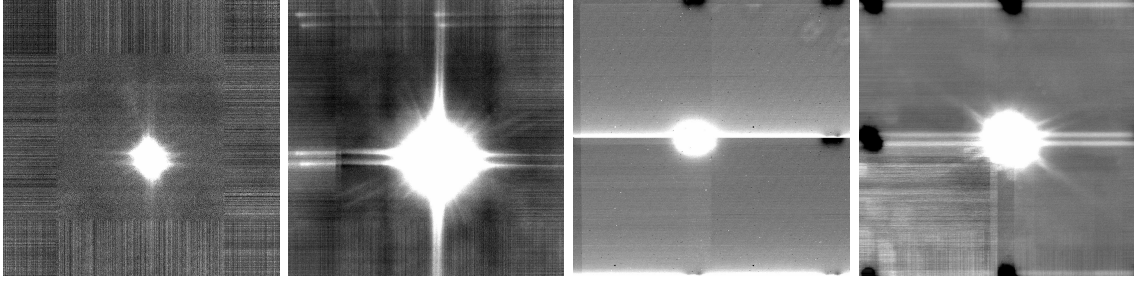


Figura B.8: **BD+17 232 AB**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, *H*, 23ago02, imágenes corta y larga — AdOpt@TNG+NICS, *J*, 24sep02, imágenes corta y larga.

Nuevos compañeros: 0. Únicamente se detecta el sistema binario tanto en las imágenes NAOMI + INGRID como en las AdOpt@TNG+NICS, tomadas con un mes de separación. Se midieron con gran precisión los parámetros ρ y θ del sistema doble en la época J2002.64: $\rho = 1.688 \pm 0.003$ arcsec, $\theta = 25.02 \pm 0.04$ deg (compárense con las medidas de HIPPARCOS para la época J1991.25: $\rho = 1.66 \pm 0.14$ arcsec, $\theta = 27 \pm 3$ deg o con las realizadas mediante interferometría Speckle –Douglass et al. 2000– o con micrómetro –Heintz 1998–). La separación física proyectada entre ambos componentes es de 10–11 AU. Las magnitudes de ambas estrellas son extremadamente parecidas. Se han medido $\Delta J \approx 0.0$ mag y $\Delta H = 0.03 \pm 0.03$ mag.

Tabla B.9: BD+17 232 AB^a.

NAOMI+INGRID	23ago02: <i>H</i>
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: <i>J</i>

^a: También observado en malas condiciones con: ALFA+ Ω -CASS el 04nov00 en banda *K'*.

B.9 χ Cet Bab

La binaria visual χ Ceti es un sistema múltiple jerarquizado. La estrella principal del sistema es una gigante F3 III a 23 ± 2 pc, mientras que la estrella secundaria es una G1V(k) que comparte su alto movimiento propio. Precisas medidas de velocidad radial indican que

el sistema es presumiblemente cuádruple: cada uno de los componentes del par visual es a su vez doble por velocidad radial (Fuhrmann 2004). En este trabajo se ha observado únicamente la componente más tardía G1V(k), χ Cet Bab (HD 11131, GJ 9061B, SAO 148033). Los períodos orbitales aún no se han estimado, pero dadas las variaciones de hasta 5 km s^{-1} en unos 4 años, la separación física esperada entre los componentes χ Cet Ba y χ Cet Bb es suficientemente pequeña como para no ser resuelta ni siquiera con sistemas de OA. Fuhrmann (2004) las definió como “una G1 de $\sim 0.9 M_{\odot}$ y un compañero cercano de baja masa más frío y que apenas contribuye a la luminosidad combinada”. El movimiento propio y la espectroscopia de resolución intermedia apuntan a que el sistema pertenece en realidad al grupo de Ursa Major (Montes et al. 2001a; King et al. 2003). La actividad cromosférica y la abundancia de litio ($\log N(\text{Li}) = [2.42 \pm 0.10, 2.48 \pm 0.06]$) apoyan la juventud del sistema. El sistema χ Cet Bab, tratado como una única estrella, ha sido estudiado profundamente, sobre todo por Fuhrmann (2004). Algunos parámetros estelares son (los corchetes indican los rangos de valores tabulados): $L = 0.92 L_{\odot}$, $\log g = [4.43, 4.53]$, $T_{\text{eff}} = [5790, 5820] \text{ K}$, $[M/H] = [-0.10, -0.01]$, $\zeta_t = [1.0, 1.13] \text{ km s}^{-1}$, $\log N(\text{Be}) = 1.25 \pm 0.06$, $V_r = -3.0$ (1938), -2.5 (1953), -4.2 ± 0.2 (1993), -2.1 (2000), $-7.1 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ (2004).

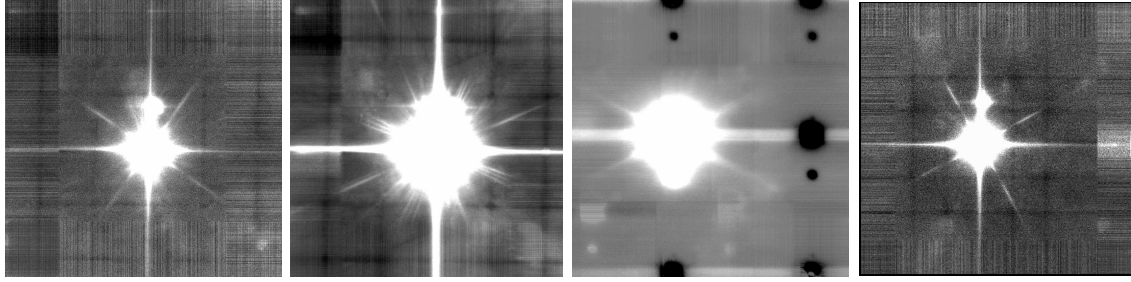


Figura B.9: χ Cet Bab. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, H , 22ago02, imágenes corta y larga — AdOpt@TNG+NICS, J , 24sep02 — NAOMI+INGRID, H , 29jul04.

Nuevos compañeros: 1. A unos 6 arcsec hacia el nor-noroeste de χ Cet Bab (doble por velocidad radial no resuelta) se detecta un objeto de apariencia estelar y unas 3 mag más débil en la banda H . De pertenecer al sistema χ Cet, la compañera sería una estrella de tipo K tardío de $0.55\text{--}0.65 M_{\odot}$ (y $T_{\text{eff}} \approx 3900 \text{ K}$, usando los modelos de Bertelli et al. (1994) para $\log(\text{Edad}) = 8.7$). Se tomaron imágenes de primera (J2002.64) y segunda (J2004.58) época en las que se midieron la distancia ρ y θ entre B y el candidato a compañero. Las diferencias medidas entre los parámetros orbitales, $\Delta\rho$ y $\Delta\theta$, fue de $0.013 \pm 0.018 \text{ arcsec}$ y $0.54 \pm 0.04 \text{ deg}$, respectivamente (los valores esperados de ser de fondo serían 0.17 arcsec y 2.2 deg). Aunque la diferencia $\Delta\theta$ es significativamente distinta de cero, es con gran probabilidad debida a la órbita real del sistema múltiple. La separación de $6.373 \pm 0.004 \text{ arcsec}$ ($\theta = 354.69 \pm 0.02 \text{ deg}$) medida en la primera época se corresponde con una distancia física proyectada de $147 \pm 13 \text{ AU}$ a la distancia al sistema χ Cet. Asumiendo algunas estimaciones sobre las masas de los componentes (una G1 doble y una K intermedia jóvenes), se puede derivar un período orbital de unos 1500 años ($\pm 500 \text{ años}$)⁴. En dos años, la separación entre las dos épocas de observación, el candidato a compañero recorrería una fracción de

⁴Se ha utilizado la relación: $P = \frac{2\pi a^{3/2}}{G^{1/2}(M_1 + M_2)^{1/2}}$.

la órbita que precisamente es el ángulo $\Delta\theta$ medido. Además, dado el elevado movimiento propio del sistema (de ~ 300 mas entre las dos épocas), la probabilidad de medir $\Delta\rho$ nulo y que el compañero visual no pertenezca al sistema es despreciable. No es esperable que esta K intermedia de $\sim 0.6 M_{\odot}$ sea la responsable de las variaciones de velocidad radial detectadas en χ Cet B, de hasta 5 km s^{-1} en sólo 4 años. Por tanto, todo apunta a que se ha detectado el quinto miembro estelar del sistema χ Cet, al que se le da el nombre de χ Cet Bc.

Además, 2MASS detecta tres fuentes con magnitudes $J \sim 14\text{--}15$ y colores $J - K_s \sim 0.5$ mag sin movimiento propio conocido a unos pocos minutos de arco de la estrella F3 III central, que por su fotometría no parecen pertenecer al sistema.

Tabla B.10: χ Cet Bab.

NAOMI+INGRID	22ago02: H
AdOpt@TNG+NICS	24sep02: J
NAOMI+INGRID	29jul04: H

B.10 AG Tri AB

AG Trianguli AB (BD+30 397AB) es un sistema doble formado por dos estrellas muy jóvenes de tipos espectrales K8 y M0. Se les considera miembros del grupo de movimiento de β Pictoris (Song, Zuckerman & Bessell 2003), aunque también se les ha considerado miembros del grupo de Castor (200 Ma; Montes et al. 2001a).

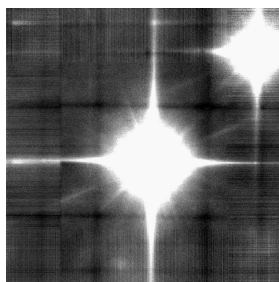


Figura B.10: **AG Tri AB**. NAOMI+INGRID, H , 23ago02.

Nuevos compañeros: 0. En la única imagen profunda en la banda H que se dispone, tomada con NAOMI + INGRID, sólo se detectan los dos miembros del par. La imagen está centrada en la componente más brillante del sistema, y la M0 cae en la región de *trimming*, por lo que su PSF aparece completamente deformada. Las distancias y separaciones angulares entre los dos componentes del sistema son $\rho = 22.09 \pm 0.14$ arcsec y $\theta = 314 \pm 1$ deg, respectivamente (medidos a partir de la astrometría 2MASS, época J1997.96).

Tabla B.11: AG Tri AB^a.

NAOMI+INGRID	23ago02: <i>H</i>
--------------	-------------------

^a: También observado con: ALFA+Ω-CASS el 23sep99 en bandas *J* y *K'*.

B.11 BD+05 378

BD+05 378 (1RXS J024126.0+055923) es otro candidato a miembro del jovencísimo grupo de movimiento de β Pictoris. Su tipo espectral (M...) está pobremente determinado. Favata et al. (2005) han medido recientemente la temperatura efectiva ($T_{\text{eff}} = 4058 \text{ K} \rightarrow$ tipo espectral M0:) y la abundancia de litio ($\text{EW}(\text{Li I}) = 15 \text{ m\AA}$, $\log N(\text{Li}) = -0.46$).

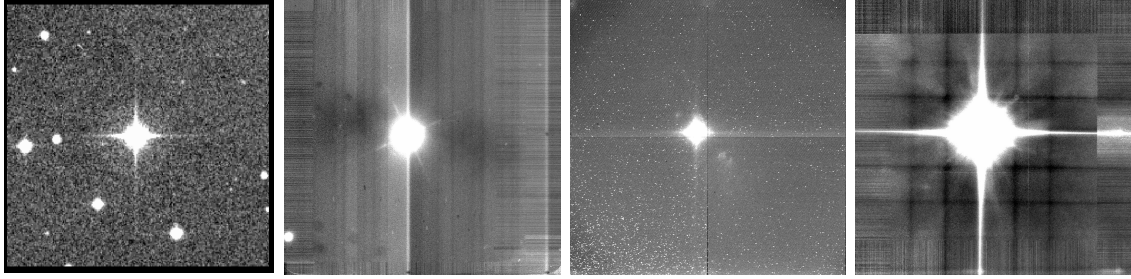


Figura B.11: **BD+05 378**. De izquierda a derecha: imagen DSS-2-Red de $4 \times 4 \text{ arcmin}^2$ — campo ancho con Ω-CASS, 24sep99, *J*, $2.0 \times 2.0 \text{ arcmin}^2$ — NAOMI+INGRID, *H*, 08sep03, imágenes muy corta y larga.

Nuevos compañeros: 0. En la imagen NAOMI + INGRID no se detecta otra fuente aparte de BD+05 378. En las imágenes *JK'* de campo ancho tomadas con Ω-CASS, bastante pobres en profundidad ($JK'_{10\sigma} \sim 17.2$), se detectan dos objetos muy brillantes ($J \sim 12$ y 14), catalogados por 2MASS+USNO-B1+GSC2.2, con movimiento propio muy diferente de la estrella M central.

Tabla B.12: BD+05 378.

Ω-CASS	24sep99: <i>J</i> , <i>K'</i>
NAOMI+INGRID	08sep03: <i>H</i>

B.12 EP Eri

EP Eridani (HD 17925, GJ 117, HR 857, SAO 148647, BD-13 544) es una estrella K1V variable (RS CVn) de la Asociación Local sin ningún compañero conocido (no detectado en búsquedas precisas de velocidad radial o profundas con sistemas de OA). La estrella es una de las más cercanas de la muestra y, por tanto, también una de las más estudiadas. Se le han medido los flujos en prácticamente todas las longitudes de onda del espectro electromagnético. A partir de medidas infrarrojas y submilimétricas, se le ha determinado que posee un disco de escombros (*debris disc*), similar al de Vega. El disco poseería un

radio de unas 14 AU y su temperatura sería de unos 60 K (Habing et al. 2001; Zuckerman & Song 2004b; Kessler-Silacci et al. 2005) Se le han determinado distintas edades en el rango entre 30 y 100 Ma.

Su metalicidad y las abundancias de muchos elementos químicos están muy bien conocidos, al formar parte de la muestra de comparación de estrellas *sin* planetas en los estudios del grupo de Ginebra (p.e., los más recientemente determinados son: $\log N(\text{Li}) = 2.82$, $\log N(\text{Fe}) = 7.70$; $[\text{Na}/\text{H}] = -0.03 \pm 0.05$, $[\text{Mg}/\text{H}] = +0.20 \pm 0.04$, $[\text{Al}/\text{H}] = +0.08 \pm 0.01$, $[\text{Fe}/\text{H}] = [+0.06, +0.15 \pm 0.08]$; otros elementos estudiados han sido C, O, Si, S, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Zn y Cu). Algunos parámetros astrofísicos tabulados en la bibliografía son: $T_{\text{eff}} = [5\,180, 5\,235]$ K, $\log g = [4.44, 4.67]$, $\xi_t = [0.60, 1.33]$ km s⁻¹, $v \sin i = 6.2$ km s⁻¹, $P_{\text{phot}} = 6.85$ d, $(U, V, W) = (-15.01 \pm 0.10, -21.80 \pm 0.18, -8.68 \pm 0.11)$ km s⁻¹, $\log L_X = 31.1$ (con $\log L_X/L_{\text{bol}}$ similar a las estrellas de tipo K temprano de las Pléyades), $M = 0.84 M_{\odot}$, $R = 0.73 R_{\odot}$, $L = 0.43 L_{\odot}$, índice espectral (SED) = +2.64.

En Montes et al. (2001b) se da un excelente repaso a sus rasgos de edad y se revisan los anuncios de posible multiplicidad a lo largo de la historia, que posteriormente han sido desmentidos. Masciadri et al. (2005) buscaron “planetas extrasolares masivos calientes” alrededor de EP Eri usando el sistema de OA NACO, junto con otros 27 blancos, pero no detectaron ninguno. Sin embargo, Lowrance et al. (2005) detectaron una fuente de magnitud $H = 17.47$ a $\rho = 15.36 \pm 0.08$ arcsec y $\theta = 294.6$ deg de la estrella.

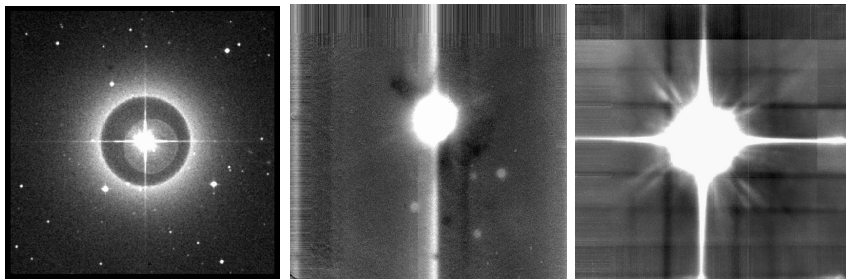


Figura B.12: **EP Eri**. De izquierda a derecha: imagen DSS-2-Red de 10×10 arcmin² — campo ancho con ALFA + Ω -CASS, 29oct99, K' , 2.0×2.0 arcmin² — NAOMI+INGRID, H , 08sep03.

Nuevos compañeros: 0. Ningún objeto, aparte de EP Eri, es visible ni en la imagen obtenida con NAOMI + INGRID (ni siquiera la fuente detectada por Lowrance et al. 2005, localizada en todo caso en la región de *trimming*) ni en la pobrísima ($K'_{10\sigma} \sim 12$) imagen con ALFA + Ω -CASS (se estaba observando a través de una espesa capa de nubes).

A partir del catálogo 2MASS se ha detectado un objeto a ~ 30 arcsec de la K1V con colores de estrella M ($J = 14.08 \pm 0.02$, $J - K_s = 0.81 \pm 0.04$). Se realizó astrometría entre las imágenes DSS-2-IR (J1986.37) y 2MASS (1998.75). De ser compañero de EP Eri, se esperaría que el objeto rojo se hubiera desplazado unos 5 arcsec entre varias épocas; sin embargo, se mueve menos de 0.4 arcsec, por lo que se descarta su pertenencia al sistema EP Eri.

Tabla B.13: EP Eri^a.

NAOMI+INGRID	08sep03: H
ALFA+ Ω -CASS ^b	29oct99: K'

^a: También observado en malas condiciones con: ALFA+ Ω -CASS el 29oct99 en banda J .

^b: Debido a las malas condiciones meteorológicas, no se podía cerrar el bucle de OA y se estaba utilizando la óptica *wide field* de ALFA + Ω -CASS, que da una escala de placa de 0.120 arcsec/píxel.

B.13 DF Tau AB

DF Tauri AB (HD 283654, 2E 0424.0+2535, CSI+25-04240, [H98] SBH-a 4) es una estrella variable (V4) T Tauri doble de la Asociación Taurus-Auriga. Sus dos componentes, con tipos espectrales M0.0–1.5 y M3.0–3.5, están separados tan sólo ~ 0.1 arcsec, resueltos con observaciones con Hubble Space Telescope (Ghez, White & Simon 1997)⁵ y con interferometría Speckle ($P = 92 \pm 3$ a, $e = 0.51 \pm 0.04$, $a = 0.137 \pm 0.010$ mas y el resto de parámetros orbitales y efemérides tabulados en Tamazian et al. 2002). La masa dinámica total del sistema está entre 0.5 y $0.8 M_{\odot}$.

Al igual que EP Eri, DF Tau AB es un sistema muy estudiado, especialmente en lo relacionado con su naturaleza T Tauri. Entre sus peculiaridades más interesantes se encuentra su extrema variabilidad, de hasta 6 mag en la banda B , la multitud de líneas de emisión, desde el ultravioleta hasta el infrarrojo cercano, cambios en el velado, un rasgo espectral de Li I muy intenso ($pEW = 790 \pm 100$ Å, $\log N(\text{Li}) = 2.0 \pm 0.2$) y posiblemente dependiente del velado, un viento estelar muy fuerte ($\dot{M} = 1.77 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$), gravedad típica de estrellas de clase gigante ($R = 3.4 R_{\odot}$ y $\log g \sim 3.0$) y un largo etcétera.

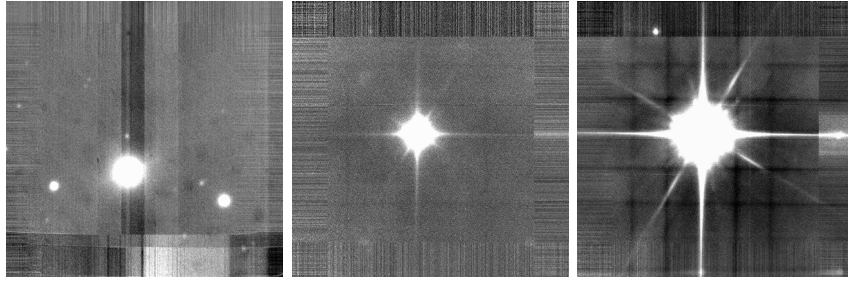


Figura B.13: **DF Tau AB**. De izquierda a derecha: ALFA+ Ω -CASS, campo ancho, J , 30oct99, 2.0×2.0 arcmin² — NAOMI+INGRID, H , 09sep03, imágenes corta y larga.

Nuevos compañeros: 0. El conjunto de observaciones de DF Tau AB también es muy similar al de EP Eri: una imagen ALFA + Ω -CASS de campo ancho muy pobre ($J_{10\sigma} \sim 15.5$) e imágenes de calidad obtenidas con NAOMI + INGRID usando dos tiempos de exposición distintos. En la imagen ALFA + Ω -CASS se detectan hasta nueve compañeros visuales de DF Tau, pero todos ellos poseen fotometría JHK_s de 2MASS y BRI y astrometría de USNO-B1. No hay ningún objeto que tenga probabilidad de pertenecer al sistema, tanto por sus magnitudes como por sus velocidades tangenciales tabuladas. En la imagen NAOMI + INGRID con el tiempo de exposición más corto, en que el sistema no satura, no se ha resuelto el sistema. Y, finalmente, en la imagen NAOMI + INGRID con el tiempo de exposición más largo se detecta un objeto a unos 15 arcsec al nor-noreste de DF Tau AB (previamente detectado con ALFA + Ω -CASS). Dados sus magnitudes y movimiento propio ($B \sim 19.3$, $R \sim 17.9$, $I \sim 17.8$, $J = 16.31 \pm 0.13$, $H = 16.3 \pm 0.2$, $K_s \sim 15$, $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (0, 0)$ mas a⁻¹), la fuente es de fondo.

⁵Diferencias en cinco bandas en todo el rango óptico: $\Delta(F336W) = 2.3 \pm 0.3$ mag, $\Delta(F439W) = 1.32 \pm 0.17$ mag, $\Delta(F555W) = 0.68 \pm 0.15$ mag, $\Delta(F675W) = 0.31 \pm 0.11$ mag, $\Delta(F814W) = 0.02 \pm 0.04$ mag.

Tabla B.14: DF Tau AB^a.

NAOMI+INGRID	09sep03: <i>H</i>
ALFA+Ω-CASS ^b	30oct99: <i>J</i>

^a: También observado en malas condiciones con: ALFA+Ω-CASS el 30oct99 en banda *K'*.

^b: Debido a la pésima meteorología, no se podía cerrar el bucle de OA y se estaba utilizando la óptica WF (de “campo ancho”) de ALFA + Ω-CASS, que da una escala de placa de 0.120 arcsec/píxel.

B.14 V1005 Ori

V1005 Orionis es una enana M temprana joven del supergrupo IC 2391, una de las estrellas coronalmente más activas del vecindario solar (Sterzik & Schmitt 1997; Montes et al. 2001a) y, por tanto, de las más estudiadas. Es una estrella fotométricamente variable, muy activa y emisora en ultravioleta extremo y rayos X, rápido rotador ($v \sin i = 8.7 \text{ km s}^{-1}$) y clasificada como de tipo BY Dra en la bibliografía.

McCarthy & Zuckerman (2004) y Masciadri et al. (2005) buscaron compañeros de masa planetaria a su alrededor, sin éxito. Los segundos autores impusieron límites superiores a las separaciones proyectadas a la estrella de planetas de 5 y 10 M_{Jup} en 19 y 11 AU, respectivamente.

Nuevos compañeros: 0. Observada con NICMOS+Coronagraph (véase Sección 9.3).

B.15 AB Dor ABabC

AB Doradus ABabC, como su nombre indica, pertenece al grupo de movimiento de AB Dor, y ha sido citada en 479 ocasiones desde 1983 hasta diciembre de 2005. La estrella primaria, AB Dor A, posee abundancia meteorítica de litio ($\log N(\text{Li}) = 3.1$), rápida rotación ($P = 0.51 \text{ d}$, $v \sin i = 90 \text{ km s}^{-1}$) y clase de luminosidad gigante o subgigante. La secundaria, AB Dor B (a unos 9 arcsec hacia el norte de A), es en realidad un sistema doble de dos estrellas M3–5 con líneas de emisión, separadas 0.070 arcsec ($\theta = 238.6 \pm 0.3 \text{ deg}$, $\Delta K_s = 0.67 \pm 0.06 \text{ mag}$). Close et al. (2005), usando Naos Conica Simultaneous Differential Imager (NACO SDI), resolvieron el sistema AB Dor Bab y detectaron una fuente adicional a $0.156 \pm 0.010 \text{ arcsec}$ de AB Dor A ($\theta = 127 \pm 1 \text{ deg}$), AB Dor C, una estrella de muy baja masa (dinámica, $0.090 \pm 0.005 M_{\odot}$) que momentáneamente desafió los modelos de evolución teóricos⁶.

Nuevos compañeros: 0. Observada con NICMOS+Coronagraph (véase Sección 9.3). *Nota importante:* debido al tamaño de la máscara coronográfica, de 0.4 arcsec, es imposible detectar AB Dor C en nuestras imágenes. Por otro lado, AB Dor Bab tampoco puede resolverse, ya que la mejor FWHM es de 0.140 arcsec (tamaño del píxel de NICMOS: 0.075 arcsec).

⁶Aunque se ha propuesto la binariedad de AB Dor C para explicar la aparente no correspondencia entre masa dinámica y masa teórica a partir de magnitudes absolutas o T_{eff} , la solución parece encontrarse en que el grupo de movimiento de AB Dor no es tan joven como se creía ($50_{-10}^{+20} \text{ Ma}$, de acuerdo con Close et al. 2005), sino de la edad de la Asociación Local (100–125 Ma; Luhman et al. 2005c. Incluso ambos grupos de movimiento podrían estar asociados).

B.16 HD 48189 AB

HD 48189 AB es un sistema binario de corta separación ($\rho = 0.762 - 0.055t$ arcsec, $\theta = 262.7 - 0.6t$ deg, con t en años empezando a contar desde J1991.25; Perryman et al. 1997) del grupo de movimiento de AB Dor (Zuckerman, Song & Bessell 2004; Montes et al. 2001a la habían asociado a la Asociación Local). Su metalicidad es aproximadamente solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.18$; Nordström et al. 2004), su abundancia de litio es meteorítica ($\log N(\text{Li}) = 3.30$; Favata et al. 1995) y es una de las cien estrellas más brillantes en rayos X a menos de 50 pc del Sol (Makarov 2003).

Nuevos compañeros: 0. Observada con NICMOS+Coronagraph (véase Sección 9.3). No se resuelve el sistema bajo la máscara, aunque se aprecia la asimetría provocada por la secundaria.

B.17 DX Leo A

DX Leonis A (HD 82443, GJ 354.1A, GJ 9301A, SAO 80897), de tipo espectral K0V, es la componente más brillante de un sistema binario. La secundaria, a 1.1 arcmin de la primaria, posee tipo espectral M5.5 y es una variable de tipo UV Cet con fulguraciones. Gaidos (1998) y Gaidos et al. (2000) consideraron a DX Leo A un análogo solar joven a partir de su elevada emisión coronal en rayos X, su actividad cromosférica, su alta abundancia de litio y su rápida rotación. Montes et al. (2001a, 2001b) confirmaron cinemática y espectroscópicamente su juventud y la consideraron miembro de la Asociación Local. Su muy estudiada variabilidad fotométrica ha dado lugar a multitud de investigaciones relacionadas con las manchas de origen magnético que se forman en su superficie.

La estrella secundaria, DX Leo B, fue observada por McCarthy & Zuckerman (2004) en su programa de búsqueda de enanas marrones entre 140 y 1 200 AU mediante coronografía en el Steward Telescope con resultados negativos. Lowrance et al. (2005) detectaron un objeto de magnitud $H = 16.9$ a $\rho = 6.86$ arcsec y $\theta = 195.3$ deg de la primaria.

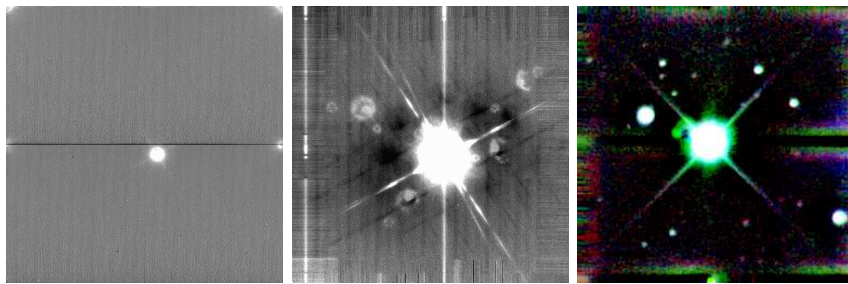


Figura B.14: **DX Leo A.** De izquierda a derecha: ALFA+ Ω -CASS, alta resolución, 20dec02, Br γ , imagen muy corta — Lo mismo pero K', imagen larga — CAIN-2, JHK_s, 12abr04+06dic04.

Nuevos compañeros: ¿0–7?. Las imágenes de OA obtenidas con ALFA + Ω -CASS fueron las únicas tomadas durante la campaña de diciembre de 2002 (se pudo abrir el telescopio sólo durante las últimas dos horas de la última noche). Se tomó una imagen con el tiempo de exposición mínimo (1.629 seg) en el filtro estrecho Bracket γ (para detectar una posible binariedad próxima de DX Leo A; no se resolvió con una FWHM de 0.26 arcsec), una imagen

combinada de 13.0 min en la banda ancha K' tras utilizar 450 imágenes individuales con el menor tiempo de exposición (para detectar objetos débiles muy cerca de la primaria –entre 2 y 5 arcsec de la primaria–) y otra imagen de 16.0 min en la misma banda, resultado de combinar 160 imágenes individuales de 6 s (para detectar objetos muy débiles a más de 5 arcsec de la primaria).

Se han detectado ocho fuentes puntuales en las imágenes K' con FWHM muy similares a la de la primaria en la imagen $\text{Br}\gamma$, a distancias inferiores a 15 arcsec de ésta. Todas las fuentes excepto una poseen un número de cuentas en el pico por debajo de 6 cts, por lo que poseen una relación señal-ruido típica de 10 o menor. Ninguna de ellas había sido detectada previamente. La localización de las fuentes se indica en la Fig. 9.10 del Cap. 9. Al disponer imagen en una única banda K' y sólo en una época, es imposible discriminar entre objetos de fondo y miembros reales del sistema DX Leo AB (no se dispone de información sobre sus magnitudes calibradas o sus movimientos propios, ni de la geometría precisa del detector). Las imágenes obtenidas con CAIN-2/TCS o pertenecientes a 2MASS o DSS son incapaces de detectarlos. La alta latitud galáctica del sistema, +46 deg, podría sugerir que las fuentes débiles detectadas sean galaxias lejanas de fondo. Para probar si alguno de los objetos pertenece al sistema, es necesario tomar imágenes de segunda época con una calidad idéntica o superior. Se solicitaron estas observaciones de segunda época y fueron aceptadas. Sin embargo, debido a un grave problema técnico con ALFA + Ω -CASS en primavera de 2003, no se pudieron realizar (!).

La fuente detectada restante alcanza una S/N de casi 20. Se encuentra a una separación $\rho \sim 5.7$ arcsec ($\theta \sim 180$ deg) de la primaria y es unas 10–11 mag más débil en la banda K' . Con gran probabilidad se trata de la fuente detectada por Lowrance et al. (2005): sería un objeto de fondo respecto al que DX Leo A se ha desplazado en algo más de 1 arcsec en los casi cinco años entre observaciones. Si el objeto poseyera un color $H - K$ típico de fuentes de fondo de ~ 0.2 mag, la magnitud de las fuentes detectadas a 3σ en la imagen combinada sería de $K' \sim 19.0$.

Tabla B.15: DX Leo AB

ALFA+ Ω -CASS	20dec02: K' , $\text{Br}\gamma$
CAIN-2	12abr04: H
CAIN-2	06dec04: JK_s

B.18 G 196-3AB

G 196-3AB (EUVE J1004+50.3) es, tal vez, el sistema más importante de esta muestra. Está compuesto por una estrella M3Ve con líneas de emisión y una enana marrón de tipo espectral L2 y rasgos de baja gravedad. Repasar la historia de la detección de G 196-3B es un resumen de los objetivos del proyecto de búsqueda de exoplanetas gigantes alrededor de estrellas jóvenes cercanas. G 196-3B, la primera enana marrón de tipo L detectada alrededor de una estrella, fue descubierta por nuestro grupo en 1998. De las 52 estrellas estudiadas por Rebolo et al. (1998) con el telescopio IAC-80, al menos una (G 196-3A)

demostró poseer un compañero subestelar. Estos autores derivaron una masa para G 196-3B de $25^{+15}_{-10} M_{\text{Jup}}$, y que podría estar muy cerca del límite de combustión de deuterio si el sistema fuese extraordinariamente joven (~ 20 Ma). Christian & Mathioudakis (2002) midieron $v \sin i$ (15 km s^{-1}) e intensas emisiones $H\alpha$ y $H\beta$ en la primaria, pero no detectaron Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción ($\text{pEW}(\text{Li I}) < 50 \text{ m\AA}$). Existen datos espectroscópicos de muy alta resolución a partir de los que se ha impuesto un límite a $\text{pEW}(\text{Li I})$ más restrictivo, de $10 \text{ m\AA}$ (Rebolo com. pers.)

Previamente, se conocía la existencia de la primaria, G 196-3A, por la correlación entre datos de todo el cielo en $100 \text{ \AA}$ obtenidos por el Extreme Ultraviolet Explorer, *EUVE* y en la banda de 0.25 keV por *ROSAT* realizado por Lampton et al. (1997). Polomski et al. (1997) la incluyó en su estudio de fuentes *EUVE* débiles y la catalogó como una estrella de tipo tardío con alto movimiento propio. Rebolo et al. (1998) le determinaron una edad aproximada de 300 Ma (más joven que las Híades y más vieja que 20 Ma), una luminosidad $\log(L/L_{\odot})$ entre -4.1 y -3.6 , una distancia de $21 \pm 6 \text{ pc}$. A posteriori del trabajo descubridor, se ha comprobado la extrema juventud tanto de la primaria como de la secundaria. McGovern et al. (2004) detectaron rasgos de baja gravedad en los espectros ópticos e infrarrojos de G 196-3B, y sugirieron que su edad y masa están en la parte inferior de las estimaciones previamente publicadas. G 196-3B aparece catalogada en USNO-B1 y 2MASS, con magnitudes ópticas al límite de detección ($BR \sim 20$ e $I \sim 18$) y un color $J-K_s$ extremadamente rojo, $2.05 \pm 0.06 \text{ mag}$. Este color anómalo para una L2 podría deberse a su juventud (¿por la existencia de un disco circunsubestelar o de escombros?). El movimiento propio de G 196-3B catalogado por USNO-B1 ($+34 \pm 64, +258 \pm 62 \text{ mas a}^{-1}$) es muy distinto del catalogado por Giclas, Burnham & Thomas (1966) y Salim & Gould (2003) ($-138 \pm 5, -199 \pm 5 \text{ mas a}^{-1}$) para la primaria. Sólo fue detectada tres veces y quizá alguna de las detecciones fuese espuria (¿en la banda B ?). Sin embargo, Rebolo et al. (1998) ya habían confirmado el movimiento propio común de G 196-3A y B.

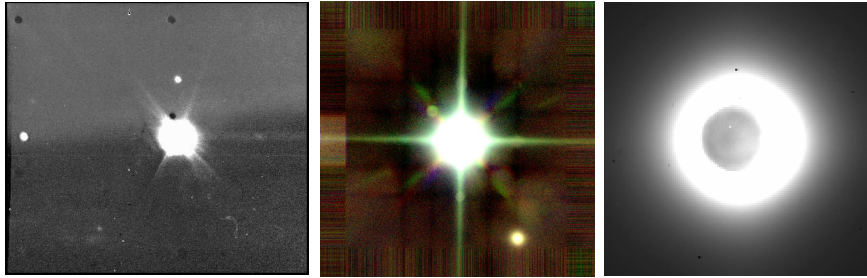


Figura B.15: **G 196-3AB**. De izquierda a derecha: NICS (LF), J_s , 25may01 — NAOMI + INGRID, JHK_s , 03jun02 — Ampliación de la zona central de la imagen NAOMI + INGRID, H , 04jun02, tomada con la máscara coronográfica OSCA.

Nuevos compañeros: 0. Las imágenes obtenidas con NAOMI + INGRID no se tomaron con condiciones de *seeing* natural buenas (la FWHM tras la corrección no era mejor que 0.7 arcsec en ningún caso), pero suficientes como para imponer severas restricciones a la posible “ternariedad” del sistema G 196-3AB. La enana marrón llega a detectarse en la imagen H con una relación señal-ruido de más de 120. Las magnitudes de los hipotéticos objetos a 10σ serían $16.8^{+0.2}_{-0.1}$, $16.4^{+0.2}_{-0.2}$ y $14.7^{+0.3}_{-0.2}$ en las bandas J , H y K_s , respectivamente.

La pobre resolución espacial de las imágenes impide dar un límite a la posible binariedad de G 196-3B, que no se resuelve con una FWHM peor que 0.7 arcsec.

Tabla B.16: G 196-3AB^a.

AdOpt@TNG+NICS (LFad)	25may01: J_s, K'
NAOMI+INGRID:	03jun02: JHK_s
CAIN-2	...

^a: También observado en modo imagen con: IAC-80 (25ene98), OGS (19mar98), TCS (24mar98), NOT (16feb98).

B.19 HD 96064 ABC

HD 96064 ABC (primaria: BD-03 3040A, ADS 8048 A, CCDM J11047-0413A, EUVE J1104-04.2, LTT 4075) es un sistema estelar triple de la Asociación Local formado por una estrella G5Ve y dos M3Ve. La primaria (A) posee Li I en absorción y fuertes emisiones ultravioleta y rayos X. Los otros dos componentes (BC), muy similares entre sí, forman un par muy cercano, unos 11 arcsec al suroeste de la primaria. Tanto la componente A como el par BC muestran actividad y líneas de emisión (BC: Ca II, H β , H γ , H δ en emisión; Gray et al. 2003). Gaidos et al. (1998) acotó la edad del sistema entre 200 y 800 Ma, pero posteriormente Montes et al. (2001a) catalogaron al sistema como miembro de la Asociación Local. Sus rasgos de juventud también han sido estudiados por Wichman et al. (2003) y Fuhrmann (2004).

El sistema BC (JSP 8048BC, BD-03 3040bc, ADS 8048 BC) está a $\rho = 11.480$ arcsec y $\theta = 220.4$ deg de la primaria. El par aparece en catálogos de órbitas de estrellas binarias visuales (Finsen & Worley 3rd Catalogue y otros; la referencia más antigua del sistema es la de Baize 1950). Fue resuelto por *Hipparcos* (J1991.25): $\rho = 0.380$ arcsec, $\theta = 82.0$ deg, $\Delta H_P = -0.3 \pm 0.6$ mag, pero estas medidas parecen no ser tan fiables como las realizadas con micrómetro (véase Tabla B.17). Starikova (1981) le midió los parámetros orbitales ($a = 0.284$ arcsec, P , $M_1 = M_2 = 0.50 M_\odot$), muy similares a los determinados por Heintz (1986) ($a = 0.280$ arcsec, $P = 23.56$ a) y por otros autores.

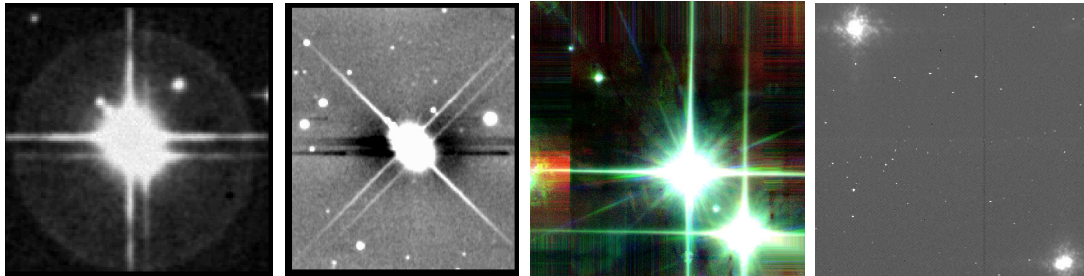


Figura B.16: **HD 96064 ABC**. De izquierda a derecha: Imagen 2×2 arcmin² DSS-2-IR — CAIN-2, H , 03dec02 — NAOMI + INGRID, JHK_s , 17jun02, imagen larga — NAOMI + INGRID, Fe II, 16jun02, ampliación de imagen corta (componente A arriba a la izquierda, BC abajo a la derecha).

Nuevos compañeros: ¿0-1? Se tomaron imágenes en los filtros JHK_s con tiempos de exposición cortos y largos. Las últimas, con tiempos de exposición totales de 10 min en cada banda, alcanzaron magnitudes $J_{3\sigma} \sim 19.4$, $H_{10\sigma} \sim 19.3$ y $K_{s,10\sigma} \sim 17.1$. A medio camino entre los componentes A y BC se ha detectado un posible cuarto miembro del sistema, 7–8 mag más débil que las M4 del sistema, que requiere seguimiento para confirmar su pertenencia al sistema a través del estudio de sus movimientos propios. De pertenecer al sistema, sus magnitudes absolutas se han estimado en $M_J = 12.8 \pm 0.6$, $M_H = 12.5 \pm 0.6$ y $M_{K_s} = 12.1 \pm 0.6$, y se trataría de una enana marrón de baja masa (usando los modelos de Baraffe et al. 2003 para 100 Ma). Sin embargo, Hammersley & Cabrera-Lavers (com. pers.) indicaron a partir de un espectro obtenido con DOLORES/TNG que el objeto se podría tratar en realidad de una estrella de fondo. Los otros dos objetos en las imágenes han sido catalogados por USNO-B1 y 2MASS, y sus magnitudes y movimientos propios son incompatibles con que sean compañeros de HD 96064 ABC.

Tabla B.17: Separación angular entre HD 96064 B y C.

Época	ρ (arcsec)	θ (deg)	Origen
J1978.24	0.21	258.5	Heinz (1980)
J1979.25	0.21	266.6	Heinz (1980)
J1985.33	0.13	46.5	Heinz (1987)
J1991.17	0.23	91.6	Heinz (1992)
J1991.25	0.380	82.0	HIPPARCOS
J2002.46	0.235 ± 0.003	199.94 ± 0.10	NAOMI + INGRID

A partir de las imágenes NAOMI + INGRID con los tiempos de exposición más cortos se ha estudiado la pareja de estrellas M3V. En el trabajo presentado en esta memoria de Tesis se presenta una nueva medida de los ángulos orbitales del sistema BC: $\rho = 0.235 \pm 0.003$ arcsec, $\theta = 199.94 \pm 0.10$ deg (J2002.46). Compárense estos valores con los proporcionados en la Tabla B.17 para otras épocas. La magnitudes en la banda K_s de ambas componentes son muy similares ($\Delta K_s \approx 0.0$ mag)

Además de las imágenes de OA se tomaron imágenes de campo ancho con CAIN-2/TCS. A través del estudio de imágenes JH profundas ($J_{10\sigma} = 18.2$, $H_{10\sigma} = 18.2$) se ha detectado un objeto muy rojo ($J - H = 1.3 \pm 0.2$ mag) a 53 arcsec al nor-noroeste de la G5V (que se correspondería con ~ 1300 AU a la distancia del sistema). Su magnitud H es 17.64 ± 0.12 y sus coordenadas aproximadas 11 04 40.0 –04 12 26 J2000. No se dispone de información de movimiento propio de la fuente. Es difícil determinar su naturaleza a partir de sólo sus magnitudes J y H (más allá de la completitud de la imagen en J). De pertenecer al sistema, estaría localizado a ~ 1300 AU de la G5V primaria. Sin embargo, su magnitud J es similar a la de enanas L detectadas recientemente en las Pléyades por Bihain et al. (2005), que poseen la misma edad (y, por tanto, la misma magnitud absoluta para una masa determinada) y se encuentran a una distancia unas cinco veces mayor. Es probable que se trate de algún objeto enrojecido de fondo.

Tabla B.18: HD 96064 ABC^a.

NAOMI+INGRID	16-17jun02: JHK_s
CAIN	30nov02: J
CAIN	03dec02: H

^a También observado en malas condiciones con CAIN el 29nov02 en banda H . Además, espectroscópicamente con DOLORES/TNG el 18jun02.

B.20 δ Crv B

δ Corvi B (K0V) forma, junto con δ Crv A (B9.5V), un sistema de Lindroos (sistema binario en el que la primaria es una estrella de tipo espectral temprano en la secuencia principal y la secundaria es una estrella tardía en la fase de presecuencia principal). Gerbaldi et al. (2001) calculó distintas edades del sistema en el rango 40–93 Ma utilizando diferentes métodos. Montes et al. (2001a) la catalogó como miembro de la Asociación Local. Martín, Magazzù & Rebolo (1992) determinaron una alta abundancia de litio en la secundaria ($\log N(\text{Li}) = 2.07 \pm 0.15$), una metalicidad aproximadamente solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0.11$) y estimaron su masa en $0.8 M_{\odot}$.

Nuevos compañeros: 0. Observada con NICMOS+Coronagraph (véase Sección 9.3).

B.21 GJ 488.2AB

El sistema doble GJ 488.2AB (GJ 9424, G 14-12) está compuesto por una estrella de tipo K5–8V y una compañera de tipo M4 separadas 20 arcsec ($\theta = 318$ deg), no asociadas a ningún grupo de movimiento. Favata et al. (1995) estudiaron la abundancia de litio, la actividad de rayos X y la rotación de la primaria, indicando una moderada juventud. Midieron $\log N(\text{Li}) = -0.33$, típica de estrellas de las Pléyades de su misma T_{eff} (4400 K). Schachter et al. (1996) indicaron otro rasgo de actividad, $H\alpha$ rellena, y cuantificaron su luminosidad en rayos X en $\log L_X = -29.02$. Halbwachs et al. (2003) no detectaron ningún compañero de baja masa en órbita muy cercana alrededor de la primaria a partir de sus observaciones con el método de velocidad radial. La M4 secundaria muestra fulguraciones, como el 60% de las estrellas de su tipo espectral (Reid et al. 1995; Hawley et al. 1996; Gershberg et al. 1999).

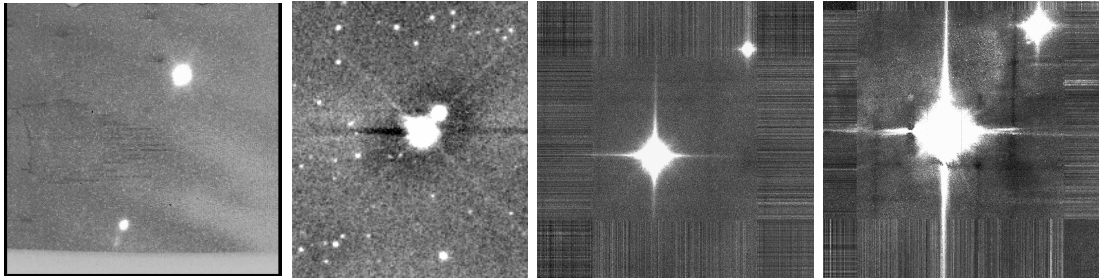


Figura B.17: **GJ 488.2AB**. De izquierda a derecha: ARNICA, K_c , 23abr99 (rotada) — CAIN-2, K_s , 10jun02 — NAOMI + INGRID, H , 16jun02, imágenes corta y larga.

Nuevos compañeros: 0. Las imágenes de OA, bastante pobres, sólo permiten detectar los dos componentes del sistema binario.

Tabla B.19: GJ 488.2AB.

NAOMI+INGRID	16jun02: H , K_s
ARNICA	23abr99: K_c
CAIN-2	10jun02: K_s
CAIN-2	11jun02: J

B.22 BF CVn AB

BF Canum Venaticorum AB (A: GJ 490 A, G 123-75; B: GJ 490 B, G 164-31; AB: [TSA98] J125740.45+351345.03)⁷ es otro sistema binario de una M0.5e y una M4.0e, ambas fotométricamente variables, separadas 15.990 arcsec ($\theta = 225.8$ deg). La presencia de manchas en las atmósferas de los componentes del sistema fue descubierta por Pettersen (1979) y Anderson (1979). Pettersen (1980) detectó actividad fulguracional en la primaria y le estimó un periodo rotacional de 3.17 d. Posteriormente, se les ha detectado intensa emisión en rayos X, H α y He I λ 6678. Eggen (1995) catalogó a los dos miembros del sistema como miembros estelares de pre-secuencia principal del supercúmulo de las Pléyades/Asociación Local (otros autores la habían clasificado como un sistema del disco viejo), pero no se ha encontrado en la bibliografía una determinación precisa de la edad del sistema. En ocasiones se ha sugerido que tanto la componente A como la B son binarias espectroscópicas (p.e., Stauffer & Hartmann 1986); no se ha confirmado ningún tipo de binariedad.

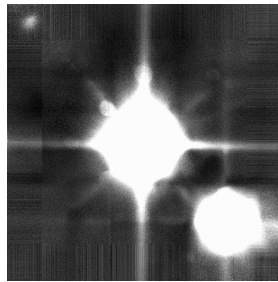


Figura B.18: **BF CVn AB**. NAOMI + INGRID, H , 04jun02.

Nuevos compañeros: 0. La imagen de OA es muy similar a la obtenida para el sistema GJ 488.2AB: sólo se detecta el sistema doble. En la esquina superior izquierda se puede ver un fantasma del sistema de OA.

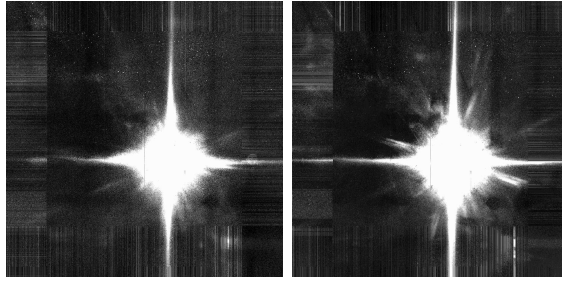
⁷El genitivo singular de Canes Venatici es Canum Venaticorum. No equivocar BF CVn (GJ 490) con la fuente infrarroja extremadamente joven GL 490 en la nube Cepheus A (22 56 18 +62 01 50 J2000).

Tabla B.20: BF CVn AB.

NAOMI+INGRID	04jun02: <i>H</i>
--------------	-------------------

B.23 EQ Vir

EQ Virginis (HD 118100, GJ 517, SAO 139419, 1RXS J133441.4-082255) es una estrella K5Ve del supercúmulo de IC 2391. Posee Li I en absorción, emisión en rayos X, actividad por fulguraciones, elevada rotación, variabilidad fotométrica, continuo en el ultravioleta cercano y líneas atómicas en emisión. Lowrance et al. (2005) no le detectaron ningún compañero visual en su búsqueda infrarroja coronográfica con *Hubble*.

Figura B.19: **EQ Vir**. NAOMI+INGRID, 17jun02, *J* (izq.) y *H* (der.).

Nuevos compañeros: 0. No se detectan en las imágenes ningún objeto aparte de EQ Vir.

Tabla B.21: EQ Vir^a.

NAOMI+INGRID	17jun02: <i>J</i> , <i>H</i>
--------------	------------------------------

^a: También observado en *J* el 15jun02 con bucle abierto (FWHM = 1.6 arcsec, $J_{10\sigma}$ = 14.4, tiempo total de exposición = 50 min -¡!-). Falta NAOMI+INGRID, *K_s*, 17jun02.

B.24 θ Boo B

θ Bootis B (HD 126660 B, GJ 549B, G 200-37, G 223-59) es una estrella de tipo espectral M2.5 que comparte movimiento propio con θ Boo A, una estrella F7V. La separación entre el par es 69.2 arcsec, θ = 182 deg. Jeffries & Jewell (1993) no asociaron a la primaria a ningún grupo de movimiento conocido. Lambert & Reddy (2004) determinaron que el sistema debería pertenecer a la población del disco fino de la Galaxia. Midieron la metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.05$), la temperatura efectiva ($T_{\text{eff}} = 6338$ K), la gravedad superficial ($\log g = 4.29$), la masa ($M = 1.45 M_{\odot}$), determinaron su abundancia de litio ($\log N(\text{Li}) = 2.28$) y derivaron la edad de la primaria en 2.47 Ga. Mediante observaciones submilimétricas, Habing et al. (2001) no detectaron en la primaria resto de disco (a pesar de que la F7V es

una fuente *IRAS*). Una recopilación de edades calculadas por distintos métodos es ofrecida por Lachauve et al. (1999): dieron los valores $2.95^{+0.36}_{-0.40}$ Ga (con isocronas de Bertelli et al. 1994), > 1.05 Ga (del componente de velocidad W) y < 9.33 Ga (de la datación por metalicidad).

Carson et al. (2005) observaron la F7V primaria dentro de su búsqueda Cornell (CHAOS) de enanas marrones con el Hale Telescope.

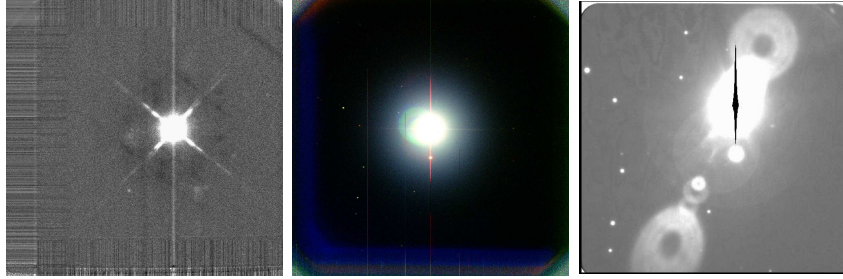


Figura B.20: θ Boo B. De izquierda a derecha: ALFA+ Ω -CASS, K' , 31jul02 — JAG, imagen en falso color centrada en θ Boo A, combinando datos en las bandas byI , 24jun03 — ALFOSC, I , 04ene05.

Nuevos compañeros: θ . Sólo se detecta un objeto débil en las imágenes de OA aparte de θ Boo B ($\rho = 21.6$ arcsec, $\theta = 138$ deg). La fuente se detectó a unos 5σ en la imagen ALFOSC resultado de promediar 24 imágenes de 10 s en la banda I , de donde se ha estimado una magnitud $I \sim 18.5$. La magnitud límite de la imagen K' no es más profunda que 20 mag. Por tanto, la fuente tiene un color $I - K' \lesssim 1.5$ mag, lo que indica que no es un cuerpo frío. Además, se realizó astrometría relativa entre las épocas de ALFA + Ω -CASS (J2002.58) y ALFOSC (J2005.01), comparando las posiciones de θ Boo B con las del compañero visual. Dado el movimiento propio de la M2.5, se esperaba un desplazamiento relativo entre las dos fuentes de $(-590, -990)$ mas si el compañero fuera de fondo; se midió $(-1400, -910)$ mas, lo que verifica que el compañero no pertenece al sistema (la medida en la dirección horizontal del fotocentroide de θ Boo B en la imagen ALFOSC estaba afectada por la línea de sangrado en el chip causada por la brillante θ Boo A).

Tabla B.22: θ Boo B.

ALFA+ Ω -CASS	31jul02: K'
JAG	24jun03: byI
ALFOSC	04ene05: I

B.25 OT Ser

OT Serpentis (GJ 9520, BD+21 2763), de tipo espectral no bien determinado (se la ha catalogado desde M0e a M9e), es una fuente ultravioleta y de rayos X, fotométricamente variable, con fulguraciones y actividad cromosférica (Herbst & Miller 1989). Las determinaciones de tipo espectral por Vyssotsky (1956) y Christian & Mathioudakis (2002) parecen ser las medidas más fiables: determinaron tipo espectral M0Ve. Christian & Mathioudakis

(2002) obtuvieron espectroscopia de alta resolución de la estrella activa. Impusieron un límite superior de 40 mÅ a la anchura equivalente de la línea de Li I $\lambda 6707.8$ Å en absorción y midieron una moderada velocidad de rotación, $v \sin i = 7 \text{ km s}^{-1}$. Sin embargo, presenta una de las emisiones UV más intensas de su muestra de estrellas activas K y M estudiadas. No se ha encontrado ninguna determinación precisa de la edad en la bibliografía.

McCarthy & Zuckerman (2004) también observaron la estrella con el coronógrafo en el Bok Telescope de Steward Observatory. Detectaron tres fuentes que resultaron no formar parte del sistema, al comparar sus imágenes con otras de segunda época extraídas de Digital Sky Survey.

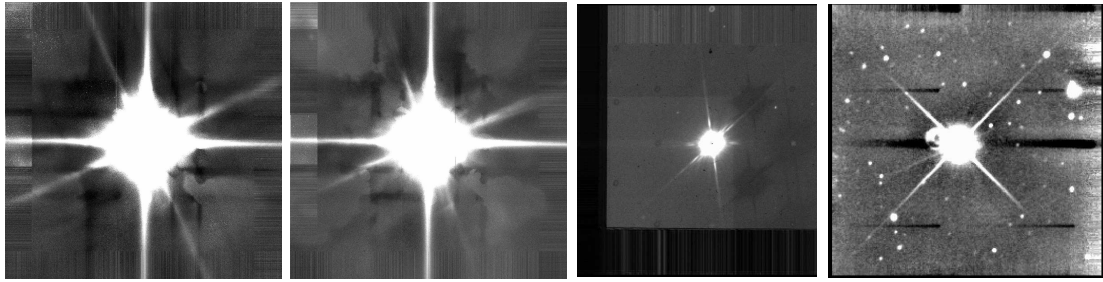


Figura B.21: **OT Ser.** NAOMI+INGRID, J — NAOMI+INGRID, H — NICS (SF), K' , 04jun01 ($2 \times 2 \text{ arcmin}^2$) — CAIN-2, J , 11jun02.

Nuevos compañeros: 0. No es visible ningún compañero visual de OT Ser en las imágenes de OA.

En las imágenes de campo ancho con NICS se detectan dos fuentes a menos de 1 arcmin de OT Ser (también se detectan en una imagen J obtenida con ARNICA el 26jul00). El objeto hacia el noroeste tiene movimiento propio y magnitudes BRI azules que lo hacen inadecuado para pertenecer al sistema. También es detectado en las imágenes JK_s obtenidas con CAIN-2 en junio de 2002 ($J_{5\sigma} \approx 20.4$). Zickgraf et al. (2003) en su estudio de identificaciones ópticas del Hamburg/RASS Catalogue también tuvo en cuenta este objeto. De la segunda fuente sólo se poseen medidas en una única banda ($K' \sim 17\text{--}18$) y una única época (2001.4), ya que la araña del secundario del TCS se difracta en la posición esperada del objeto en las imágenes CAIN-2 tomadas un año después ($\rho \sim 21 \text{ arcsec}$, $\theta \sim 45 \text{ deg}$).

Tabla B.23: OT Ser^a.

NAOMI+INGRID	03jun02: J , H
NICS (SF)	25may01: K'
NICS (SF)	04jun01: K'
CAIN-2	11jun02: J
CAIN-2	13jun02: K_s

^a: Las observaciones con NICS se realizaron con corrección de *tip-tilt* y con la cámara SF. También observado en malas condiciones con: NAOMI+INGRID+OSCA el 03jun02 en banda H y modo coronográfico, con AdOpt@TNG+NICS el 25may01 en bandas J_s (SF), K' (LF). Falta imagen AdOpt@TNG+NICS el 04jun01 en banda K' .

B.26 HD 139477 A

HD 139477 A (SAO 16775, EUVE J1535+60.0, IRAS 15343+6015), de tipo espectral K3V, es el miembro más brillante de un sistema doble estelar. La componente secundaria es 2.8 mag más débil en la banda J y no posee determinación de su tipo espectral (su color $V - K_s = 5.05$ mag, muy rojo, sugiere que sea una M intermedia-tardía). Ambas componentes están separadas 43.0 arcsec ($\theta = 97$ deg). La primaria fue observada por ser una fuente de rayos X, de radiación ultravioleta y de infrarrojo medio. No se le ha determinado la abundancia de litio o su edad.

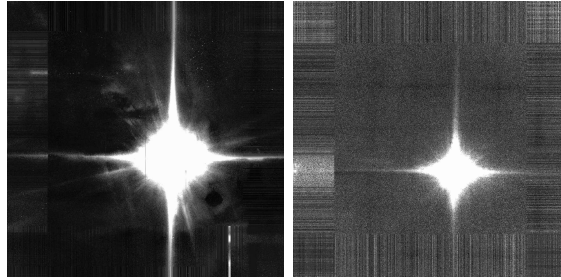


Figura B.22: **HD 139477 A**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, 17jun02, H , imagen larga — K_s , imagen corta.

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes con tiempos de exposición cortos la K3V no se ha resuelto en un posible sistema binario próximo, ni se han detectado otras fuentes en la imagen profunda en la banda H .

Tabla B.24: HD 139477 A.

NAOMI+INGRID	17jun02: HK_s
--------------	-----------------

B.27 CR Dra AB

CR Draconis AB (GJ 616.2, GJ 9552, G 225-55, G 202-36, EF B1616+5522) es una estrella M1Ve variable (UV Cet) con fulguraciones. En realidad, es un sistema binario muy próximo (~ 60 mas) sólo resuelto con interferometría Speckle y astrometría con micrómetro. Sus líneas de He I D₃, Ca II $\lambda 8542$ y H α están en emisión (variable la de la última). Batalha et al. (1996) llegó a considerar al sistema como una estrella T Tauri. No se le han detectado líneas corales en el ultravioleta cercano. Zboril & Byrne (1998) no detectaron Li I en absorción en su espectro (a pesar de que sí lo detectaron en las otras 17 enanas K y M estudiadas en su muestra). Crespo-Chacón et al. (2004) no la asociaron a ningún grupo de movimiento conocido. Su gravedad superficial, $\log g = 4.9$, no se corresponde con la de un objeto extraordinariamente joven. Todo apunta a que la significativa emisión ultravioleta y de rayos X de CR Dra AB tiene su origen en la proximidad entre sus dos componentes (del orden de 1 AU), y que el objeto no es más joven de 1 Ga.

CR Dra fue observada con el radiotelescopio de 100 m de Effelsberg dentro de un programa de observación multifrecuencia de contrapartidas ópticas de fuentes detectadas por *ROSAT*. Neumann et al. (1994) midieron flujos significativos en la región de gigahertzios⁸. Con su tamaño de haz no resolvieron la fuente e impusieron límites superiores al grado de polarización de la radioemisión, entre 13 y 4% dependiendo de la longitud de onda. La determinación del índice espectral en radio, $\alpha \sim -0.5$, estaba muy afectada por los errores en la medida de los flujos.

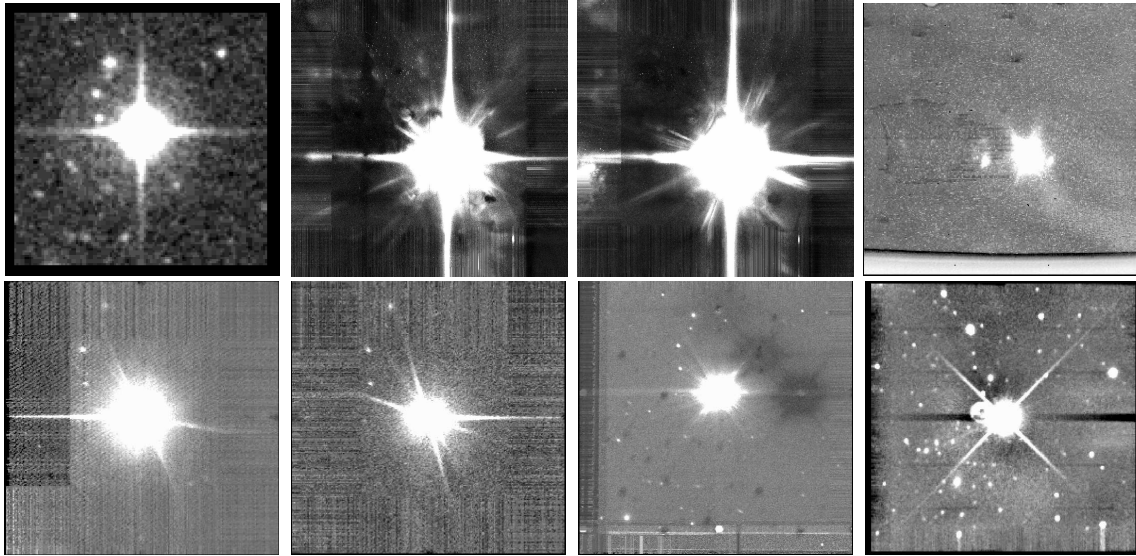


Figura B.23: **CR Dra.** Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-Red de 2.0×2.0 arcmin² — NAOMI+INGRID, *J*, 18jun02 — NAOMI+INGRID, *H*, 18jun02 — ARNICA, 23abr99, *K_c* — Abajo, de izquierda a derecha: ARNICA, 25abr00, *J* — ARNICA, 25abr00, *K_c* — NICS, 04jun01, *K'* — CAIN-2, *J*, 12jun02.

McCarthy & Zuckerman (2004) buscaron compañeros de CR Dra con una máscara

⁸Flujo en tres bandas: $F(2.695 \text{ GHz } [11 \text{ cm}]) = 69$ (error 14–23%) mJy, $F(4.75 \text{ GHz } [6 \text{ cm}]) = 66$ (error 14–23%) mJy, $F(10.55 \text{ GHz } [2.8 \text{ cm}]) = 35$ (error > 23%) mJy. CR Dra AB no fue detectada en 1.476 GHz [21 cm].

coronográfica en el instrumento GEMINI instalado en el 3.0-m Shane Telescope en el Lick Observatory. Los cinco objetos detectados en la primera época resultaron ser de fondo al comparar con imágenes de Digital Sky Survey.

Nuevos compañeros: 0. No hay ningún compañero visual en la imagen de OA obtenida con NAOMI + INGRID. De las imágenes de campo ancho, la pertenencia al sistema CR Dra de las tres fuentes más brillantes al noreste de la M1 (visibles con ARNICA, NICS y CAIN-2) se ha descartado por comparación imágenes DSS-1 y 2 (véase también Fig. 9.11).

Tabla B.25: CR Dra.

NAOMI+INGRID		18jun02: J, H
ARNICA		23abr99: K_c
ARNICA	25abr00: J, K_c (+ rotador)	
NICS (SF)		04jun01: K'
CAIN-2		12jun02: J

B.28 SAO 8520

SAO 8520 (BD+72 732, RX J1626.4+7203) es una estrella gigante K2III con una sola referencia en la bibliografía y movimiento propio bajísimo. Zickgraf et al. (1997) presentaron este objeto por ser la contrapartida óptica de una fuente X del catálogo de *ROSAT* All-Sky Survey (RASS). Le tomaron también un espectro óptico, en el que midieron $EW(\text{Li I}) = 540 \text{ mÅ}$. Además, ha sido catalogada en los catálogos Hipparcos, Tycho, Position and Proper Motion Star, Smithsonian Astrophysical Observatory y Bonner Durchmusterung.

Sestito et al. (en prep.)⁹ le han medido una anchura equivalente de la línea de Li I $\lambda 6707.8 \text{ Å}$ de 483 mÅ , confirmando la medida de Zickgraf et al. (1997). Dada su temperatura efectiva, de $\sim 4400 \text{ K}$, la $EW(\text{Li I})$ medida se traduce en una abundancia de litio prácticamente meteorítica ($\log N(\text{Li}) = 3.18 \pm 0.19$). Ya que las estrellas de tipo K temprano destruyen apreciablemente el litio en unos pocos decenas de millones de años, SAO 8520 podría ser una estrella extraordinariamente joven. El dragado de litio desde el interior en las gigantes viejas no parece explicar la abundancia cósmica del elemento. Por el contrario, la clase espectral III de la estrella, un rasgo de baja gravedad evidente, podría deberse a que se encuentra aún descendiendo por su traza de Hayashi en el diagrama H-R. Como Sestito et al. han apuntado, SAO 8520 necesita estudios más detallados para determinar su naturaleza.

Se ha derivado una distancia más probable de $43 \pm 2 \text{ pc}$ a partir de su posición en el diagrama color-magnitud V vs. $V - K_s$ y la comparación con los modelos de Bertelli et al. (1994) si la estrella se encontrase en la secuencia principal o muy cerca de ella en las últimas fases de contracción. Por el contrario, si estuviera alejada de la secuencia principal (lo que indicaría que la estrella sería *muy* joven, o *muy* vieja con abundancia anómala de litio), la distancia podría ser incluso mayor de 100 pc , lo que explicaría su bajo movimiento propio. *HIPPARCOS* midió una distancia heliocéntrica de $25 \pm 17 \text{ pc}$, aunque el valor de la paralaje era poco fiable (marcado con un signo “-”).

⁹Sestito, García López, Rebolo, Béjar & Caballero, en preparación.

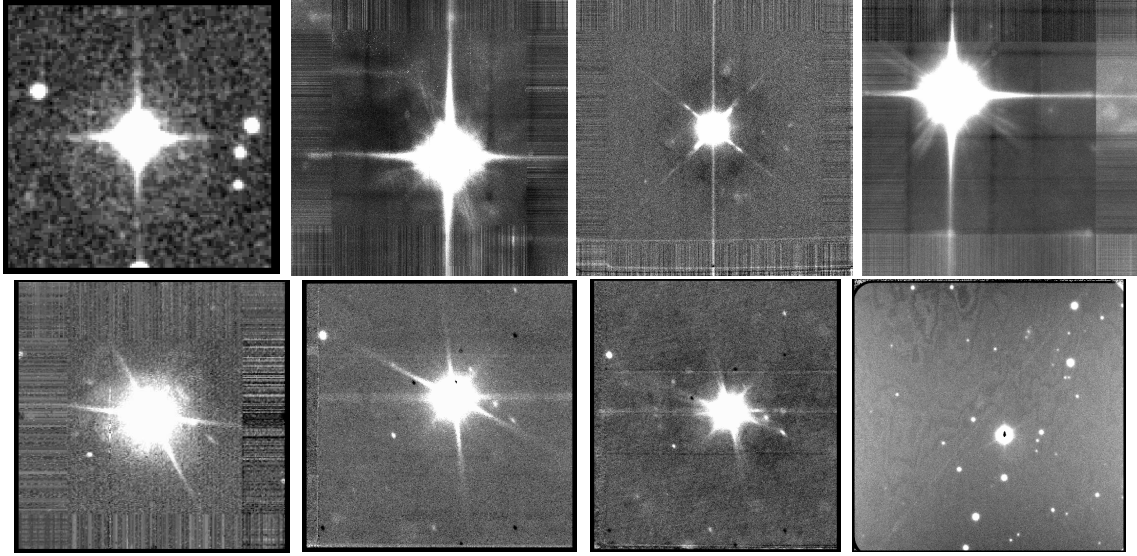


Figura B.24: **SAO 8520**. Arriba, de izquierda a derecha: imagen DSS-2-Red de 2×2 arcmin² — NAOMI+INGRID, 17jun02, H — ALFA+Ω-CASS, K' , 31jul02 — NAOMI+INGRID, 14jun03, H (imagen larga) — Abajo, de izquierda a derecha: ARNICA, J , 20abr00 — NICS, J_s , 25may01 — NICS, K' , 25may01 — ALFOSC, I , 04ene05.

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes de OA obtenidas con ALFA + Ω-CASS (J2002.58) y NAOMI + INGRID (J2003.45) se detectan tres fuentes con cuentas unas pocas veces mayores que la desviación estándar del fondo de cielo. Los mismos objetos se detectan en imágenes obtenidas con ARNICA y NICS varios años antes para la búsqueda de objetos a grandes separaciones, y en las imágenes I tomadas con ALFOSC (pero con una señal ruido muy baja, $S/N \sim 2$, en la imagen de sólo 60 s). Dado el bajísimo movimiento propio de SAO 8520 (< 9 mas a⁻¹), no se puede realizar astrometría suficientemente precisa con los datos de que se disponen. Sin embargo, a partir de las imágenes $J_s K'$ de NICS e I de ALFOSC y por comparación con las magnitudes de otros objetos en el campo extraídas de los catálogos 2MASS y USNO-B1, se han estimado los colores $I - J$ y $J - K$ de los tres objetos. Ninguno de ellos posee un color más rojo que $I - J = 1.0$ mag, típico de estrellas de tipo K (como la primaria), por lo que se descarta que se traten de objetos mucho más fríos compañeros de SAO 8520. Además, uno de los tres objetos posee una PSF galáctica evidente.

Tabla B.26: SAO 8520^a.

NAOMI+INGRID	17jun02: H
ALFA+Ω-CASS	31jul02: K'
NAOMI+INGRID	14jun03: H
ARNICA	20abr00: JK_c
NICS (SF)	25may01: J_s, K'

^a: También observado en malas condiciones con NAOMI + INGRID en banda H el 15jun02.

B.29 V1054 Oph AB

V1054 Ophiuci AB (HD 152751, GJ 644AB, SAO 141439, IRAS 16527-0815, RE J1655-081) es la estrella binaria más masiva de un *minicúmulo* estelar, el más cercano conocido (Kuiper 1934; Joy 1947). Eggen (1965) lo llegó a considerar un grupo de movimiento. A una distancia de tan sólo 5.74 ± 0.13 pc, el minicúmulo está formado por seis componentes estelares, denotados por A, B, Ca, Cb₁, Cb₂ y D en la Tabla B.27, con tipos espectrales entre M3V y M6.5V y masas entre ~ 0.5 y $\sim 0.08 M_{\odot}$. A pesar de que se ha indicado la posible juventud del sistema, por la elevada luminosidad X, el alto índice R'_{HK} , la posición de V1054 Oph AB en el plano M_I vs. $(R-I)$ y la presencia de estallidos, el resto de medidas astrofísicas (velocidad espacial, características y magnitudes de los otros componentes del sistema) indican que su edad es más parecida a la del Sol. Véanse más detalles en, p.e, Pettersen, Evans & Coleman (1984; clasificaron a V1054 Oph como una estrella vieja) y D'Antona (1986; de edad solar). A este minicúmulo pertenece van Biesbroeck 8, una estrella de muy baja masa que por un tiempo se consideró enana marrón y que poseía un compañero detectado por interferometría Speckle (vB 8B), que resultó ser erróneo (véase Cap. 1). Carson et al. (2005) no detectaron ninguna fuente puntual cercana en su búsqueda CHAOS.

Tabla B.27: Minicúmulo de V1054 Oph.

Componente ^a	Tipo Esp.	α^{J2000}	δ^{J2000}	ρ (arcsec) ^b	θ (deg) ^b	Época	Notas
AB							
A	M3V	16 55 28.757	-08 20 10.92	—	—	—	$H_p = 9.73(10)$
B	M4V	16 55 28.753	-08 20 10.75	0.180	340	J1991.250	^c , $H_p = 9.81(11)$
Cab ₁₂		16 55 25.225	-08 19 21.27	72.20	316.6	J1991.250	$P = 627.232(14)$ d
Ca	M4V	—	—	—	—	—	$M_V = 10.62(2)$
Cb ₁₂	SB	—	—	0.198	301	J1990.353	$P = 2.965522(14)$ d
	Cb ₁	—	—	—	—	—	$M_V = 11.29(2)$
	Cb ₂	—	—	—	—	—	$M_V = 11.79(2)$
D	M6.5V	16 55 35.29	-08 23 40.1	221	155	J1991.250	

^a Algunos nombres de cada componente encontrados en la bibliografía (evitando los que llevan a malinterpretación): AB: V1054 Oph; A: GJ 644A, BD-08 4352A, Wolf 630A, KPR 75A; B: GJ 644B, BD-08 4352B, Wolf 630B, KPR 75B; Cab₁₂: LHS 427, GJ 643, BD-08 4352C, Wolf 629 (Wolf 629C); Ca: GJ 643A; Cb₁₂: GJ 643B; Cb₁: GJ 643Ba; Cb₂: GJ 643Bb; D: GJ 644C, BD-08 4352D, vB 8.

^b: Respecto al componente A, excepto en el caso de Cb₁₂, que se dan respecto al componente Ca.

^c: El plano de la órbita de los componentes AB es casi perpendicular a nuestra línea de visión (Mazeh et al. 2001 impusieron un límite en la amplitud de velocidad radial de 0.5 km s^{-1}).

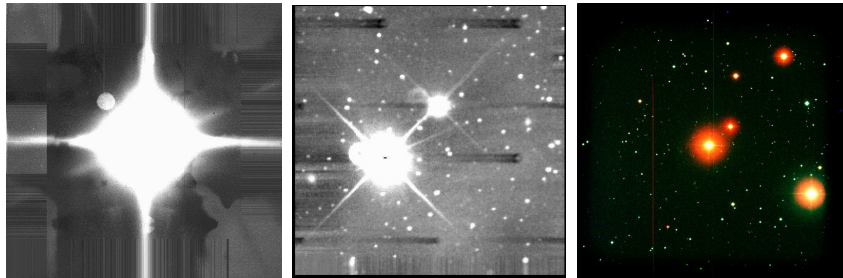


Figura B.25: **V1054 Oph AB**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, J , 03jun02 — CAIN-2, J , 13jun02 — JAG, VRZ , 04jul03.

Nuevos compañeros: 0. No se han detectado fuentes adicionales a V1054 Oph AB en la imagen de NAOMI + INGRID, ni se ha resuelto el sistema.

Tabla B.28: V1054 Oph AB^a.

NAOMI+INGRID	03jun02: <i>J</i>
CAIN-2	10,13jun02: <i>J</i> (corto), <i>K_s</i>
JAG	24jun03: <i>I</i>
JAG	04jul03: <i>UBVRIZ</i>

B.30 HD 155674 AB

HD 155674 AB (GJ 659AB, HIP 83988, IRAS 17091+5433) es un sistema binario catalogado astrométricamente como posible miembro grupo de movimiento Ursa Major. Los tipos espectrales que se han determinado a los dos componentes son K0 y K8 para A y B, respectivamente. Sin embargo, dadas las diferencias de magnitudes entre las dos estrellas ($\Delta V = 0.51$ mag, $\Delta J = 0.23$ mag, $\Delta K_s = 0.16$ mag), relativamente pequeñas, los tipos espectrales verdaderos deben ser más parecidos entre sí (Soderblom, Duncan & Johnson 1991 catalogaron ambas estrellas como enanas K8).

Martín et al. (2002) determinaron a la primaria una abundancia de litio menor que +1.1 ($\text{EW}(\text{Li I}) < 5 \text{ m\AA}$). Su medida de $\text{EW}(\text{Li I})$ debe compararse con la de otros miembros del grupo de movimiento de UMa: 60 (V834 Tau; K3V), 92 m $\text{\AA}$ (GJ 503.2; G2V) y 106 (π^1 UMa; G1.5Vb) (Montes et al. 2002b). Se proponen varios escenarios para explicar la baja abundancia de litio: (i) que HD 155674 AB no pertenezca realmente al grupo de movimiento; (ii) que Martín et al. (2002) observasen la estrella secundaria del par, de tipo K8; (iii) que el tipo espectral de la primaria sea más tardío que K0. La explicación más plausible, que tiene en cuenta la alta actividad cromosférica del par y su elevada emisión en rayos X, es que el límite superior de 5 m $\text{\AA}$ para la primaria es correcto, pero no su tipo espectral. Los tipos espectrales derivados de los componentes a partir de sus colores $V-K_s$ son $\sim K5V$ y $\sim K7V$ para A y B respectivamente¹⁰. A las correspondientes temperaturas efectivas, las estrellas son casi completamente convectivas y pueden haber sido capaces de destruir casi todo su litio en 500 Ma, la edad esperada del grupo de movimiento.

Nuevos compañeros: 0. No se detecta ninguna fuente adicional al sistema binario en ninguna de las imágenes NAOMI + INGRID. Dado lo bien que está caracterizado dinámicamente el sistema a partir de datos HIPPARCOS, las imágenes del sistema en dos épocas distintas se han utilizado para calcular la escala de placa y la orientación del detector en algunas de las campañas. Los ángulos característicos de la órbita en J1991.25 eran: $\rho = 22.189 + 0.001t$ arcsec y $\theta = 133.600$ deg (t en años desde J1991.25).

¹⁰Se ha utilizado una relación color $V-K_s-T_{\text{eff}}$ descrita en Sestito et al., en prep.