

Figura B.26: **HD 155674 AB**. NAOMI + INGRID, H , 22ago02, (izq.; larga) y 29jul04 (der.; corta).

Tabla B.29: HD 155674 AB.

NAOMI+INGRID	22ago02: H
NAOMI+INGRID	29jul04: H

B.31 V647 Her y V639 Her

V647 Herculis (GJ 669A, G 170-35, IRAS 17178+2632, 1E 1717.8+2632) y V639 Herculis (GJ 669B, G 170-34, CCDM J17199+2630B) forman un sistema doble de dos enanas M4 del supercúmulo de las Híades (~ 600 Ma). Ambas estrellas están bien estudiadas debido a su multiplicidad y parecido astrofísico, sus emisiones en rayos X, variabilidades fotométricas de largo periodo, estallidos y otras indicaciones de actividad. Ninguno de los dos componentes parece estar relacionado con la radiofuente cercana FIRST J171949.3+263007 (aunque White, Jackson & Kundu 1989 presentaron una detección marginal del par estelar con Very Large Array, no confirmada en observaciones de segunda época).

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes NAOMI + INGRID se detecta una fuente doble (con componentes separadas 0.77 arcsec entre sí) a ~ 6.5 arcsec del miembro A. Se tomaron imágenes de segunda época con JAG/JKT un año después (tamaño de píxel 0.329 arcsec; compárese con los 0.413 arcsec a^{-1} de movimiento propio del sistema). A pesar de la elevada velocidad tangencial del sistema, no se ha podido determinar un movimiento relativo preciso entre el compañero visual y los dos componentes del sistema (se poseen errores astrométricos de 0.5 arcsec). Sin embargo, se ha podido descartar fotométricamente la pertenencia de aquél al sistema: el objeto es visible en 250 s en el filtro Strömgren b (aparte de Strömgren y , Harris I y $H\beta_{\text{wide}}$). Se han medido las diferencias de magnitud entre los componentes A y B y la fuente doble en las bandas b , I y H y se ha determinado que ésta es más azul en el óptico que las estrellas M intermedias (la componente más brillante de la fuente doble es 9.4 ± 0.3 mag más débil en la banda H y 8.4 ± 0.3 mag en la banda b —si perteneciera al sistema, $\Delta b > 17$, aproximadamente—). La fuente no se detecta en las imágenes de ARNICA o de NICS.

También se han medido las diferencias de magnitud entre los componentes A y B en las bandas estrechas $ubvy$ e I de Harris a partir de las observaciones JAG y JHK_s de 2MASS. Verificando algunos valores con magnitudes Johnson publicadas, se deduce que la componente B (V639 Her) presenta un exceso de flujo hacia el ultravioleta y el azul (ub ,

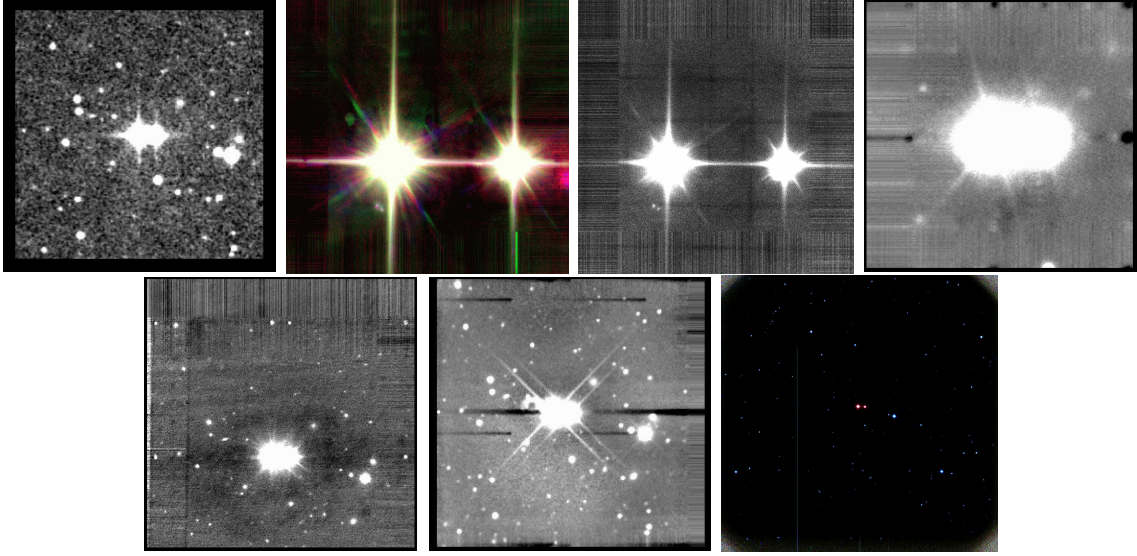


Figura B.27: **V647 y V639 Her.** Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-IR de 4×4 arcmin² — NAOMI+INGRID, JHK_s , 17–18jun02 — NAOMI+INGRID, H , 18jun02 — ARNICA, J , 01jun00 — Abajo, de izquierda a derecha: NICS, K' , 26may01 — CAIN-2, J , 12jun02 — JAG, byI , 26jun03.

UB). Mientras que la diferencia de flujos en el infrarrojo cercano se aplanan alrededor de 0.93 mag, ésta crece hacia el amarillo y el verde, marcando un máximo en la banda v ($\Delta v = 1.87 \pm 0.05$ mag) y después volviendo a bajar hacia el azul y el ultravioleta ($\Delta u = 1.60 \pm 0.15$ mag). De poseer la secundaria un comportamiento “normal”, se esperaría $\Delta u > 2.5$ mag. El origen de este azulamiento no parece estar relacionado con ninguna línea en emisión intensa, ya que la sobreluminosidad es apreciable en las bandas b y u simultáneamente.

Tabla B.30: V647 y V639 Her^a.

NAOMI+INGRID	17,18jun02: JHK_s
ARNICA	01jun00
NICS (LF)	26may01: K'
CAIN-2	12jun02: J
JAG	26jun03: $ubvyI$

B.32 HD 160934 A y B

HD 160934 A (GJ 4020A, EUVE J1738+61.2, AC +61 27026) y HD 160934 B (GJ 4021B) son los dos miembros conocidos de un sistema binario separado 19.1 arcsec ($\theta = 151$ deg). La componente A, de tipo espectral K7e, es una estrella cromosféricamente activa, con fulguraciones, variabilidad fotométrica y emisión significativa en ultravioleta y rayos X. La componente B, de tipo M4, también con fulguraciones, ha sido poco estudiada (dispone sólo de cuatro citas). Montes et al. (2001a) consideraron a la primaria (y, por tanto, el sistema) miembro de la Asociación Local. Sin embargo, en un estudio más reciente, Zuckerman,

Song & Bessell (2004) la catalogaron como posible miembro del grupo de movimiento de AB Doradus.

En su búsqueda de contrapartidas ópticas de fuentes *ROSAT*, Zickgraf et al. (2003) catalogaron un total de diez fuentes (incluyendo los dos componentes del par) a una distancia de HD 160934 A inferior a 1 arcmin. Todas están catalogadas por 2MASS. El sistema también fue estudiado en la búsqueda coronográfica de McCarthy & Zuckerman (2004) y Lowrance et al. (2005), con resultados negativos (los últimos confirmaron con *Hubble* el movimiento propio común de las componentes A y B).

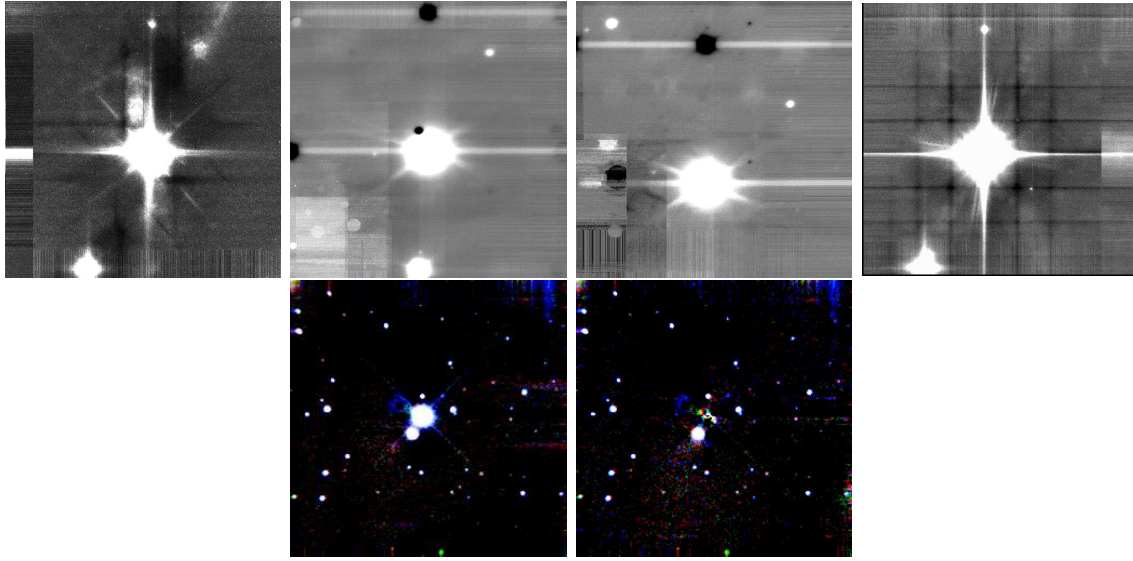


Figura B.28: **HD 160934 AB**. Arriba, de izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, *H*, 23aug02 — AdOpt@TNG+NICS (SFad), *J*, 25sep02 (dos imágenes para sendas posiciones del rotador) — NAOMI+INGRID, *H*, 29jul04 — Abajo: CAIN-2, *JHK_s*, 04oct04 (imágenes original y rotada+restada).

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes NAOMI + INGRID y AdOpt@TNG+NICS se detectan los dos miembros del sistema binario y un objeto más débil, 18.5 arcsec exactamente al norte de la estrella primaria (#1). Sólo en AdOpt@TNG+NICS y la segunda época de NAOMI + INGRID es visible un objeto aún más débil (#2), a 8.7 arcsec al oeste-suroeste de A. El objeto #1 había sido previamente detectado por Zickgraf et al. (2003), otorgándole magnitudes fotográficas $B = 19.8$ y $R = 17.2$ (con una nota de precaución). De los catálogos USNO-B1 y GSC2.2, este objeto posee magnitudes $B = 18.3 \pm 0.3$, $R = 16.6 \pm 0.3$ e $I \sim 15.7$, más fiables que los de Zickgraf et al. (2003) por ser más brillante que la magnitud de completitud de estas búsquedas. USNO-B1 también proporciona la velocidad tangencial de #1, $(-20, -16)$ mas a^{-1} , diferente de la del sistema, $(-31, +59)$ mas a^{-1} . Se han medido las magnitudes *JHK_s* a partir de las imágenes CAIN-2 para el programa de campo ancho (#1 no está catalogado por 2MASS). Con una magnitud $H \sim 14.45$ (casi 5 mag más débil que la M4), posee un color $J - K_s \sim 0.83$ mag (muy similar que el de la M4). Se ha realizado astrometría precisa comparando las posiciones relativas entre HD 160934 B (sin saturar) y #1 en las dos épocas NAOMI + INGRID, en J2002.64 y J2004.58, midiéndose $\Delta\rho = 113 \pm 16$ mas, $\Delta\theta = 0.37 \pm 0.02$ deg, por lo que se descarta que posean movimiento propio común. Todo apunta a que el objeto #1 es una estrella M intermedia a una distancia cuatro veces

superior a la del sistema considerado.

El objeto #2 queda como único candidato a compañero de baja masa del sistema. En la imagen NAOMI + INGRID (J2004.58), #2 se detecta a $\rho = 8.73 \pm 0.06$ arcsec y $\theta = 233.0 \pm 0.2$ de HD 160934 A ($\rho = 19.808 \pm 0.008$ arcsec y $\theta = 305.40 \pm 0.02$ de HD 160934 B). La comparación con la imagen AdOpt@TNG+NICS obtenida dos años antes (J2002.73) no lleva a resultados concluyentes, ya que se posee un error de 0.5 arcsec en la determinación del fotocentroide del objeto débil y no se puede proporcionar una medida de $\Delta\theta$ (durante las observaciones con AdOpt@TNG+NICS no se fijó la orientación del detector, en el foco Nasmyth de la montura alt-acimutal). Se han intentado estimar las magnitudes JHK_s de #2 a partir de la imagen CAIN-2/TCS restada y sustraída mostrada en la Fig. B.28, pero a menos de 2.5 veces la FWHM promedio de distancia a la K7, del orden de 10 mag más brillante, los resultados no son fiables. Se han usado los datos proporcionados por Lowrance et al. (2005) para determinar que la fuente #2 se trata de un objeto de fondo de magnitud $H = 16.4$. En la época $\sim J1998.6$ (observaron entre 18 de marzo y 18 de diciembre de 1998), midieron $\rho = 8.69 \pm 0.08$ arcsec y $\theta = 234.8 \pm 0.2$ deg, mientras que los valores esperados de ser de fondo son idénticos, $\rho' = 8.68 \pm 0.06$ arcsec y $\theta' = 234.9 \pm 0.2$ deg.

Hay un objeto adicional, visible sólo en una de las imágenes AdOpt@TNG+NICS, a 30 arcsec al oeste, pero con magnitudes de 2MASS inconsistentes con pertenencia.

Tabla B.31: HD 160934 AB.

NAOMI+INGRID	23ago02: H
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: J
NAOMI+INGRID	29jul04: H, K_s
CAIN-2	04oct04: JHK_s

B.33 LP Dra AB

LP Draconis A (HD 167605, SAO 17800) es una estrella K2V variable y magnéticamente activa, detectada con una plétora de satélites X: *Einstein*, *ROSAT*, *ASCA* y *EXOSAT*. Favata et al. (1993) midieron una abundancia de litio $\log N(\text{Li}) = +0.45 \pm 0.20$. Montes et al. (2001a) la catalogaron como miembro cinemático del supercúmulo IC 2391. Algunos parámetros astrofísicos medidos son: $T_{\text{eff}} = 4780 \pm 200$ K, $v \sin i < 14$ km s $^{-1}$, $\log \frac{f_X}{f_V} = -3.17$ y metalicidad a partir de fotometría $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.130$.

En marzo de 1998 se detectó un compañero visual de LP Dra A con observaciones realizadas con Near-Infrared Camera and Multiobject Spectrometer/HST en modo coronográfico, presentadas en esta memoria de Tesis por primera vez (Cap. 9). Arribas, Mediavilla y Fuensalida (1998) realizaron espectroscopia bidimensional del sistema, confirmando que las dos estrellas forman un sistema binario. Determinaron el tipo espectral de la secundaria, LP Dra B, M4Ve, y detectaron H α en emisión. Midieron la separación espacial entre ambos componentes ($\Delta\alpha, \Delta\delta = +0.80, +0.86$ arcsec $\rightarrow \rho = 1.17$ arcsec, $\theta = 43$ deg) y la diferencias de magnitudes en el óptico rojo ($\Delta R, \Delta I = 3.8 \pm 0.1, 3.1 \pm 0.1$).

Nuevos compañeros: 1. A pesar de la profundidad de las imágenes de OA ($K_{s,3\sigma} = 18.5^{+0.8}_{-0.5}$ tanto como para NAOMI + INGRID como para ALFA + Ω -CASS), no se ha detectado

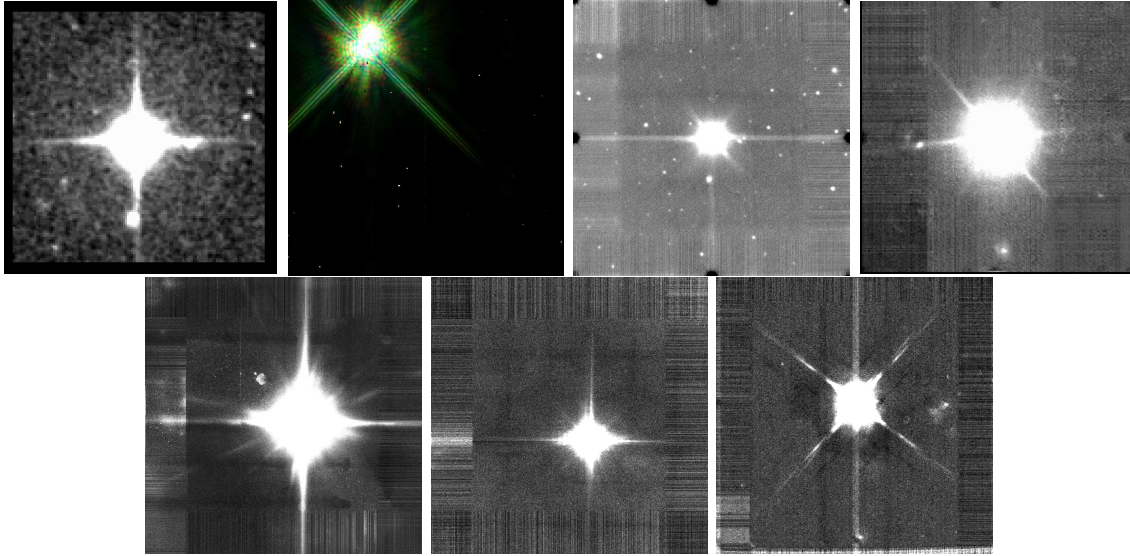


Figura B.29: **LP Dra AB**. Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-IR de 2×2 arcmin² — Imagen combinada F110W, F160W, F207W obtenida con NICMOS+Coronagraph en 1998 — ARNICA, *J*, 21abr00 — NICS, *K'*, 04aug01 — Abajo, de izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, *J*, 17jun02 — NAOMI+INGRID, *K_s*, 18jun02 — ALFA+Ω-CASS, *K'*, 30jul02.

ningún otro objeto aparte del sistema doble LP Dra AB. Tampoco se detectó ninguno más en las imágenes de Hubble Space Telescope.

Con las imágenes NAOMI + INGRID tomadas con filtros estrechos en dos épocas distintas se ha confirmado el movimiento propio común del par. Se midió: $\rho = 1.177 \pm 0.005$ arcsec, $\theta = 45.3 \pm 0.2$ deg (J2002.46) y $\rho = 1.174 \pm 0.004$ arcsec, $\theta = 43.84 \pm 0.19$ deg (J2003.29). La distancia física proyectada se corresponde con 36.4 ± 0.8 AU. La diferencia apreciable en el ángulo θ se debe con probabilidad a la órbita relativa entre los dos componentes. A partir de los modelos NextGen el grupo de Lyon y para 50 Ma, las masas de la primaria y de la secundaria son ~ 0.80 y ~ 0.35 $M_{\odot}$. Aplicando la Tercera Ley de Kepler, el periodo orbital del sistema es de unos 200 años (en 0.83 años, la separación angular relativa variaría en unos 0.4 deg, que es precisamente lo que se ha medido).

Se han medido las magnitudes aparentes infrarrojas para LP Dra A y B: $K_s(A, K2V) = 6.47 \pm 0.06$, $K_s(B, M4Ve) = 8.62 \pm 0.06$ ($K_s(A+B) = 6.326 \pm 0.017$, de 2MASS; se ha utilizado el promedio de las dos medidas K_s). La Tabla B.32 muestra las diferencias de magnitud medidas aquí y por Arribas et al. (1998). El subtipo espectral determinado por estos autores se ajusta a la diferencia de magnitud entre la K2V y la M4Ve. Nótese que existen diferencias de una época a otra en el mismo filtro, del orden de 0.1 mag, probablemente asociadas a la variabilidad fotométrica de la primaria.

De la imagen NICS de campo ancho ($K'_{10\sigma} = 17.2^{+0.4}_{-0.3}$), y tras estudiar catálogos de Simbad (2MASS, USNO-B1, GSC2.2), realizar astrometría comparativa con la imagen ARNICA con 11 objetos y fotometría, eliminando objetos con apariencia galáctica, con movimiento propio nulo catalogado o visibles en placas fotográficas tomadas en el azul sólo queda un objeto a 24.1 arcsec al noreste de la primaria con $K' = 17.3^{+0.4}_{-0.3}$ y velocidad tangencial marginalmente igual que la del sistema (con mucho error) como candidato a compañero

Tabla B.32: Diferencias de magnitud entre LP Dra A y B.

Filtro	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Fecha	Δ mag. (mag)
<i>R</i>	0.60	0.21	06abr98	3.8 ± 0.1
<i>I</i>	0.88	0.32	06abr98	3.1 ± 0.1
<i>Pa\beta</i>	1.283	0.020	16jun02	2.47 ± 0.04
<i>H</i>	1.635	0.290	16jun02	2.11 ± 0.03
			08sep03	2.20 ± 0.02
Fe II	1.642	0.024	08sep03	2.32 ± 0.07
<i>K_s</i>	2.150	0.310	16jun02	2.09 ± 0.05
			18jun02	2.17 ± 0.03
Br γ	2.170	0.032	16jun02	2.17 ± 0.10

lejano. Se le ha estimado un color $J - K \sim 0.6$ mag, con un error mayor del 50%. No se ha podido determinar su naturaleza. De acuerdo a la relación tipo espectral- M_J de Dahn et al. (2002), una enana L8 a 31.0 pc poseería una magnitud $J \sim 17.0$. Al ser aproximadamente igual de brillantes las enanas T muy tempranas que las L tardías, no se descarta que esta fuente se tratara de una enana T temprana a una separación física proyectada de ~ 750 AU.

Tabla B.33: LP Dra ABa.

NAOMI+INGRID	16–18jun02: JHK_s y Br γ , Pa β (cortas)
ALFA+ Ω -CASS	30jul02: K'
NAOMI+INGRID	08sep03: H , FeII (muy cortas)
ARNICA	21abr00: J
NICS	04ago01: K'

^a: También observado con NICS (SF) el 05jun01 en bandas J_s y K' en malas condiciones.

B.34 SAO 9067 y SAO 9069

SAO 9069 (A, BD+70 991, al este) y SAO 9067 (B, BD+70 990, al oeste) forman un sistema binario asociado a la fuente RX J1818.5+7042. Sólo han sido estudiadas una única vez, por Zickgraf et al. (1997), por ser la contrapartida visual de la fuente de rayos X. Tomaron imagen y espectroscopia ópticas, determinaron sus tipos espectrales y midieron la anchura equivalente de la línea de Li I. A SAO 9067, que parece ser la estrella secundaria por su menor brillo, otorgaron el tipo espectral K2V (aunque Simbad tabula “G5”) y 230 mÅ de EW(Li I), mientras que a SAO 9069 otorgaron el tipo G5V y 190 mÅ. Por sus colores $V-K_s$, los tipos espectrales más probables de cada una de las componentes están en el rango G5–6V y G4–5V, respectivamente. La media ponderada de las dos distancias determinadas por *HIPPARCOS* es de 29 ± 10 pc, valor que se encuentra en contradicción con los tipos espectrales determinados a partir de colores $V-K_s$ (en torno a 40–45 pc). Zickgraf et al. (1997) no realizaron una estimación cuantitativa de la edad del sistema binario. La mayor abundancia de litio en la componente más débil se explica por la ligera diferencia en temperaturas efectivas. Las EW(Li I) medidas son mayores que las de estrellas de tipo

G intermedio de las Híades y similares a las de estrellas del mismo tipo espectral de las Pléyades y de α Persei.

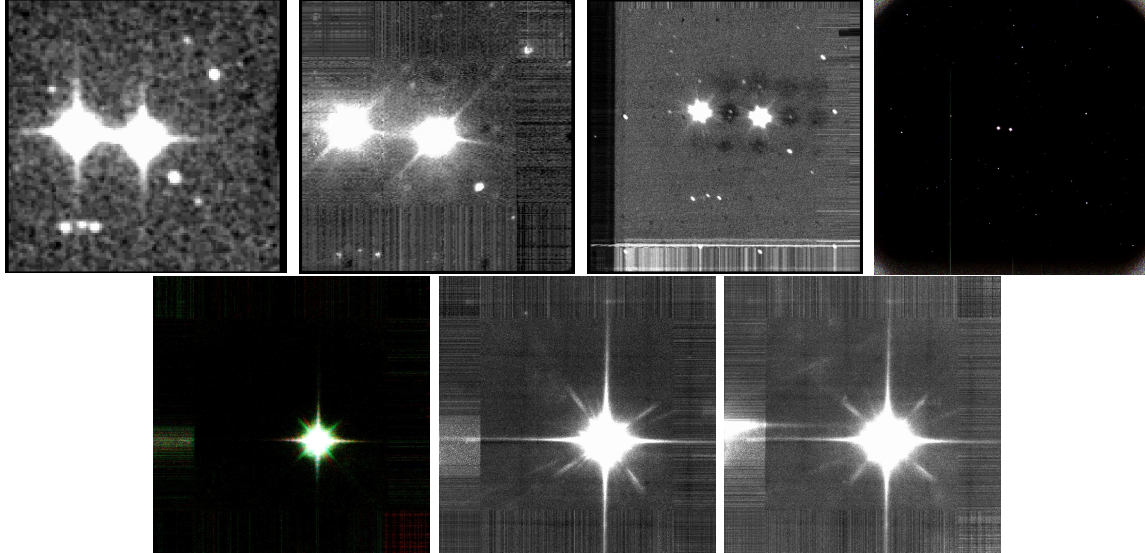


Figura B.30: **SAO 9067** y **SAO 9069**. Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-IR de 2×2 arcmin² centrada en SAO 9067 — ARNICA, J , 21abr00 (centrada en SAO 9067) — NICS (SF), K' , 05jun01 — JAG, byI , 26jun03 — Abajo, de izquierda a derecha: SAO 9069: NAOMI+INGRID, JHK_s , 18jun02 (imágenes cortas, K_s con FWHM = 0.15 arcsec) — SAO 9069: NAOMI+INGRID, J , 18jun02 (profunda) — SAO 9067: NAOMI+INGRID, J , 18jun02 (profunda).

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes NAOMI + INGRID de SAO 9069 se detecta a unos 20 arcsec al noreste una fuente muy débil. Su posición se corresponde con un objeto de fondo catalogado por USNO-B1 con movimiento propio nulo y magnitudes fotográficas $B \sim 19.5$ y $R \sim 18.5$. No se detecta ningún otro objeto en las imágenes de OA.

Tabla B.34: SAO 9067 y SAO 9069.

NAOMI+INGRID	17,18jun02: JHK_s (K_s sólo SAO 9069)
ARNICA ^a	21abr00: J
NICS (SF)	05jun01: K'
JAG	25jun03: $ubvyI$

^a: Se tomaron cuatro imágenes, dos centradas en cada una de las componentes, cada una de ellas en una posición del rotador giradas 180 grados entre sí.

B.35 BY Dra ABC

BY Draconis AB (HD 234677, GJ 719, 2E 4094, G 227-36, G 228-31, SAO 31048, IRAS 18327+5140) es la estrella binaria espectroscópica (SB2) más brillante de un sistema triple, y también una de las más conocidas: entre 1983 y diciembre de 2005 fue citada en 345 trabajos. El grueso de las investigaciones tratan sobre su actividad cromosférica y propiedades

derivadas (variabilidad fotométrica periódica debida a manchas -V2-, emisión coronal, rotación estelar rápida, radiaciones X, ultravioleta y radio, estudios teóricos sobre magnetohidrodinámica de dinamos estelares, fulguraciones). El periodo orbital del sistema binario es de tan sólo 5.975112 d (distinto del periodo fotométrico, 3.827 d, asociado a la rotación de la componente A). Se han determinado distintos tipos espectrales para BY Dra A y B, pero todos parecen converger en los tipos K4Ve+K7.5Ve. Boden & Lane (2001) presentaron una órbita visual preliminar del par central basándose en medidas interferométricas, confirmando la extrema proximidad entre ambos componentes, de tan solo 4.40 ± 0.05 mas. El sistema es el prototipo de un tipo de binarias en que las estrellas del par muestran actividad cromosférica y ambas permanecen aún en la secuencia principal, por lo que no rellenan su lóbulo de Roche.

Eker (1992) estimó su edad en ~ 5 Ga por su baja velocidad espacial. Barrado y Navascués et al. (1997) estudiaron la destrucción de litio en ambas componentes A y B de BY Dra, midiendo una abundancia de litio $\log N(\text{Li}) = -0.65$ ($T_{\text{eff,A}} = 4021$ K) y -0.42 ($T_{\text{eff,B}} = 4300$ K). La abundancia de litio es mucho menor que la medida en las estrellas de las Pléyades de la misma temperatura efectiva y similar o menor que la de cúmulos como las Híades. Sestito & Randich (2005) comentaron un *plateau* en la abundancia de litio por debajo de cierta temperatura y edades mayores de 1–2 Ga, lo que podría explicar simultáneamente una edad del orden de 1 Ga y la presencia de litio en ambos espectros. Zuckerman et al. (1997) detectaron un tercer componente del sistema, BY Dra C, a 17 arcsec al noreste (tipo espectral M5). Estos autores opinaron que el sistema posee tal vez una edad entre 0.3 y 1.0 Ga, basándose en la no circularización de la órbita de BY Dra AB ($e \approx 0.30$) y en la posición de BY Dra C en diagramas color-magnitud y su comparación con isocronas teóricas, llegando incluso a sugerir que el tercer componente del sistema se trataba de una enana marrón. Debe notarse, sin embargo, que las isocronas teóricas usadas entonces, de Stringfellow (1991), no son utilizadas en la actualidad por su imprecisión a bajas masas.

Boden & Lane (2001) estudiaron la hipótesis de un cuarto miembro del sistema con un periodo fotocéntrico orbital de 114 d a partir de datos HIPPARCOS. Esta hipótesis parece ser muy improbable porque la semiamplitud de velocidad radial esperada (≥ 3.95 km s $^{-1}$) es muy grande comparada con los residuos de los ajustes de la curva de V_r de A+B. Los estudios de Boden & Lane (2001) de los periodogramas de contraste de franjas interferométricas (o visibilidad, V^2) obtenidos no indican la presencia de ningún cuerpo luminoso a la frecuencia esperada. De ser cierta la hipótesis de la existencia de este objeto, poseería un semieje mayor unas 7.4 veces más grande que el relativo entre las componentes A y B, pero que no sería mayor entonces que el tamaño del píxel más pequeño en nuestras observaciones de OA (~ 40 mas) y no podría ser detectado en ningún caso.

Nuevos compañeros: 0. En la imagen NAOMI + INGRID profunda en la banda H (J2002.64), se detectan dos objetos débiles aparte de BY Dra ABC. Se ha realizado astrometría comparando con la imagen NICS tomada en la banda K' y la óptica SF (0.13 arcsec píxel $^{-1}$). Ninguno de los dos objetos comparte el movimiento propio del sistema, por lo que son fuentes de fondo.

BY Dra AB no se resuelve en la imagen NAOMI + INGRID con el menor tiempo de exposición. Una deformación peculiar de su PSF, no visible en BY Dra C en las mismas imágenes, podría sugerir la presencia de un compañero adicional.

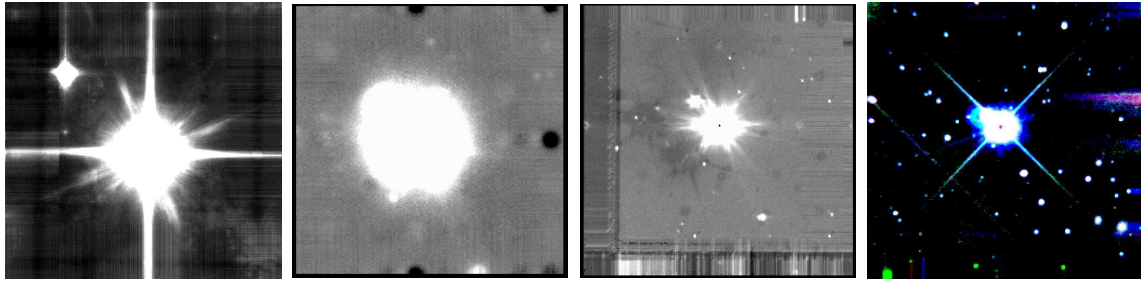


Figura B.31: **BY Dra ABC**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, H , 22ago02 (imagen larga) — ARNICA, J , 01jun00 — NICS, K' , 04jun01 — CAIN-2, JHK_s , 04oct04.

Tal y como Zuckerman et al. (1997) comentaron, es sorprendente que BY Dra C, con magnitud $K_s \sim 9.5$ y movimiento propio común con BY Dra AB claramente visible en las imágenes DSS, no se hubiera descubierto antes. Se ha medido el movimiento propio de BY Dra C asumiendo que los dos objetos débiles anteriores no poseen velocidad tangencial discernible: $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = +130 \pm 30, -390 \pm 50$ mas a $^{-1}$ (compárese con $186.6 \pm 0.8, -324.9 \pm 0.7$ mas a $^{-1}$ conocido de la primaria). También se han medido ρ y θ para distintas épocas, mostradas en la Tabla B.35. Estas medidas reafirman la velocidad tangencial común de BY Dra AB y C. En la imagen H de NAOMI + INGRID aparece un posible fantasma de la óptica a ~ 1.2 arcsec de BY Dra AB.

Tabla B.35: Separación angular entre BY Dra AB y C.

Época	ρ (arcsec)	θ (deg)	Origen
J1998.48	16.91	45.50	2MASS
J2000.42	≈ 16.6	≈ 45.8	ARNICA
J2001.42	≈ 17	≈ 50	NICS
J2002.64	16.75 ± 0.05	45.8 ± 0.5	NAOMI + INGRID
J2004.76	≈ 16.4	≈ 46.4	CAIN-2

Tabla B.36: BY Dra ABC.

NAOMI+INGRID	22ago02: H
ARNICA	01jun00: J
NICS	04jun01: K'
CAIN-2	04oct04: JHK_s

B.36 V1285 Aql AB

V1285 Aquilae AB (GJ 735) es posiblemente otro caso de sistema binario cromosféricamente activo. Las dos componentes de la binaria espectroscópica (SB2), de tipo espectral combinado M3Ve, poseen masas de 0.32 y $0.30 M_\odot$ y están separadas 0.07 AU. Su periodo orbital

es de tan sólo 10.32 d. Se trata de un sistema variable RS CVn. La M3 binaria es una fuente emisora en rayos X, ultravioleta, con flujo en Ca II variable y líneas de emisión. El rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ no era detectable en un espectro de alta resolución obtenido por Magazzù, Martín & Rebolo (1991; a su vez de datos no publicados de Rebolo et al. 1985–Rebolo, Beckman, Molaro & Isern–). Toda esta información apunta a que V1285 Aql AB no es un sistema joven, sino más bien que posee una edad similar a la del Sol. Su detección como fuente *iras* se debe muy probablemente a su proximidad ($11.6 \pm 0.3 \text{ pc}$).

McCarthy & Zuckerman (2004) observaron V1285 Aql en dos épocas en su búsqueda de enanas marrones con GEMINI en el 3 m Shane Telescope de Lick Observatory, con resultados negativos. En la imagen de primera época llegaron a detectar hasta 20 fuentes, que resultaron ser de fondo.

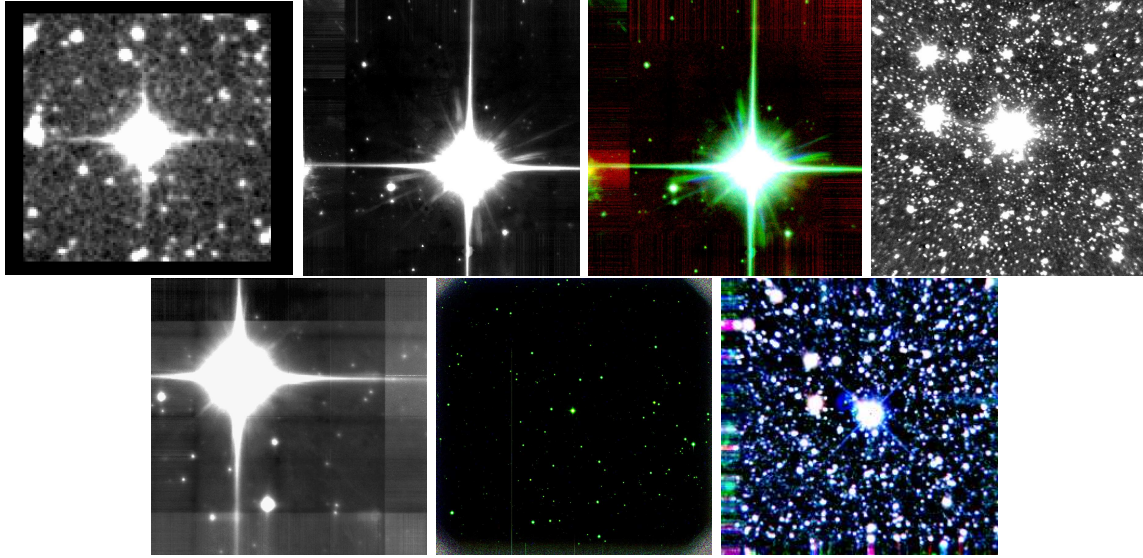


Figura B.32: **V1285 Aql**. De izquierda a derecha y de arriba a abajo: Imagen DSS-2-IR de $2 \times 2 \text{ arcmin}^2$ — NAOMI+INGRID, JHK_s , 18jun02 — NAOMI+INGRID, H , 18jun02 — NICS (LF), K' , 26may01 — JAG, uby , 26jun03 — CAIN-2, JHK_s , 05oct04.

Nuevos compañeros: 0. Debido a la profundidad de las imágenes OA tomadas con NAOMI + INGRID, $J_{10\sigma} = 17.5$ ($J_{3\sigma} = 18.8$) y $H_{10\sigma} = 18.3$ ($H_{3\sigma} = 19.7$), y a la bajísima latitud galáctica del sistema, $+3 \text{ deg}$, la densidad de objetos en el campo de visión es superior al promedio del resto de blancos de la muestra. Se ha realizado astrometría entre las imágenes de de OA en épocas separadas 1 año. Ninguno de los 20 objetos estudiados, sin contar la M3Ve, tiene un movimiento propio claro consistente con la velocidad tangencial de ella. La desviación típica del ajuste astrométrico es excelente, de tan sólo 0.023 arcsec (compárese con el valor absoluto del vector de movimiento propio, $0.115 \text{ arcsec a}^{-1}$).

En las imágenes de campo ancho se ha detectado un objeto muy rojo 1.6 arcmin al noreste de V1285 Aql ($J = 9.86$, $J-K_s = 1.93 \text{ mag}$, $I - J \sim 3.0 \text{ mag}$, $R - I \sim 3.1 \text{ mag}$), pero con movimiento propio nulo (catalogado por USNO-B1). Se tratará posiblemente de una gigante enrojecida por el polvo del disco galáctico.

Tabla B.37: V1285 Aql.

NAOMI+INGRID	18jun02: JHK_s
NAOMI+INGRID	14jun03: H
NICS (LF)	26may01: K'
JAG	26jun03: $ubvyI$
CAIN-2	05oct04: JHK_s

B.37 V511 Lyr AabB

V511 Lyr AabB (HD 337518, SAO 86811, G 207-15, IDS 19024+2733, 1RXS J190621.4+274247) es un sistema triple cuyos dos componentes más brillantes, K0V (Aa) y K3V (Ab), son los únicos estudiados. El tercero (V511 Lyr B) fue “descubierto por casualidad al exterior de la zona”¹¹ por Muller (1984), y no ha vuelto a ser referenciada en la bibliografía. Lyytinen et al. (2002) hicieron un repaso bibliográfico del sistema Aab (véanse allí las referencias), desde la detección de Ca II K en emisión débil (Bidelman 1983) hasta la periodicidad de su curva de luz de 2.67455 d, pasando por su emisión coronal y la determinación de las v sin i de las componentes Aa y Ab. Ambos forman un sistema espectroscópico de líneas dobles con periodo orbital muy parecido al fotométrico. Makarov (2003) clasificó al sistema doble entre las 100 estrellas de rayos X más brillantes a menos de 50 pc del Sol. Mulliss & Bopp (1994), que observaron H α en emisión, no detectaron el rasgo espectral de Li I. Posiblemente se trate de un sistema binario cromosféricamente activo de tipo BY Dra.

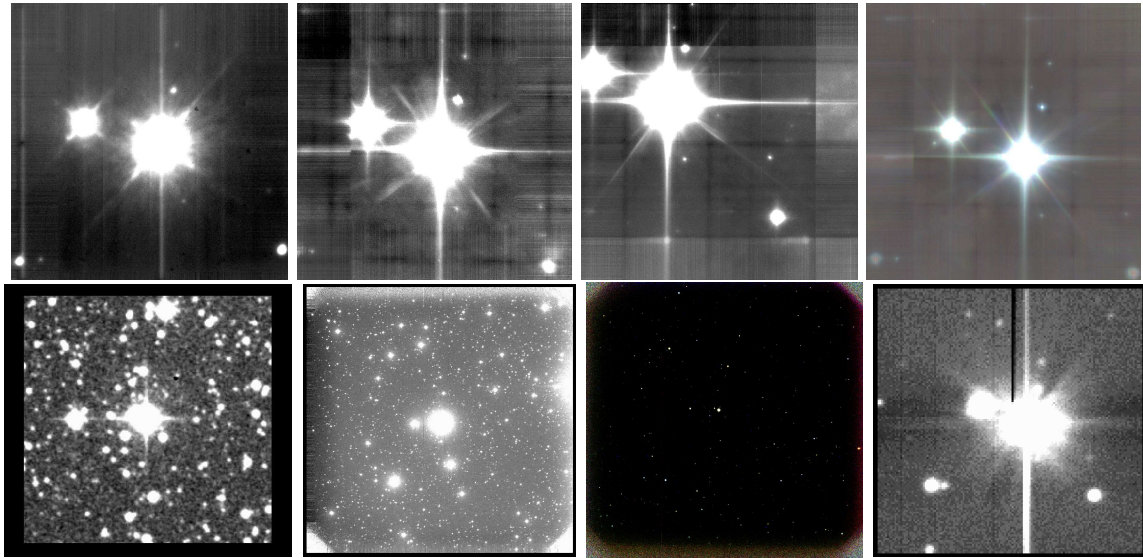


Figura B.33: **V511 Lyr AabB**. Arriba, de izquierda a derecha: ALFA + Ω -CASS, H , 29jul02 — NAOMI+INGRID, H , 22ago02 — NAOMI+INGRID, JHK_s , 23ago02 — NAOMI+INGRID, H , 14jun03 — Abajo, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-IR de 2×2 arcmin² — JAG, I , 24jun03 — JAG, uby , 25jun03 — CCD/IAC-80, I , 14may04, imagen de 1.0×1.0 arcmin².

¹¹ Trouvée par hasard hors zone.

Nuevos compañeros: 0. En las imágenes de primera época de OA se detectaron hasta nueve objetos en el campo de visión, aparte de V511 Lyr AabB. Todos ellos fueron deshechados astrométricamente como posibles miembros del sistema al medir los movimientos propios relativos utilizando imágenes NAOMI + INGRID de segunda época. Especial interés poseía una fuente con magnitudes $J \sim 16.1$, $H \sim 15.5$ y $K_s \sim 15.2$ a tan sólo ~ 3 arcsec de V511 Lyr B ($\theta \approx 125$ deg; a una separación física proyectada de unas 150 UA de pertenecer al sistema). Se midieron separaciones angulares entre B y la fuente interesante $\rho = 3.19$ arcsec y $\theta = 126.2$ deg y $\rho = 3.05$ arcsec y $\theta = 123.1$ deg en las épocas J2002.64 y J2003.45, respectivamente, distintas entre sí. El movimiento orbital de ambos respecto a su centro de gravedad común no puede explicar las variaciones $\Delta\rho$ y $\Delta\theta$ medidas.

La separación relativa entre los dos componentes principales del sistema AabB, aunque sólo citado por Muller, aparece catalogado por USNO-B1 e HIPPARCOS. Los movimientos propios de ambos son iguales, a partir de las medidas USNO-B1, con una precisión mejor que 7 mas a^{-1} . HIPPARCOS (J1991.25), aún más preciso, tabuló los ángulos $\rho = 11.320$ arcsec y $\theta = 69.400$ deg ($\partial_t \rho = \partial_t \theta = 0$). El sistema fue usado para medir la geometría de los detectores de ALFA + Ω -CASS el 29jul02 y de NAOMI + INGRID el 14jun03. En 23ago02 se midieron $\rho = 11.24 \pm 0.12$ arcsec y $\theta = 69.1 \pm 1.0$ deg, iguales a los de HIPPARCOS dentro de los errores (la mayor contribución de los errores provenía del cálculo del fotocentroide de la componente Aab, fuertemente saturada y con la PSF deformada). En esta memoria de Tesis se confirma, por tanto, la pertenencia de V511 Lyr B al sistema.

Tabla B.38: V511 Lyr AabB.

ALFA+ Ω -CASS	29jul02: H
NAOMI+INGRID	22-23ago02: JHK_s
NAOMI+INGRID	14jun03: H
JAG	24-25jun03: $ubvyI$
CCD/IAC-80 ^a	14,16may04: R,I

^a: Observaciones realizadas y reducidas por Carlos Gutiérrez.

B.38 HD 189087

HD 189087 (GJ 773.2, SAO 87976, G 125-48, 1RXS J195713.0+294921) es una estrella K1Ve activa con emisión Ca II H&K. Barry (1988) y Rocha-Pinto & Maciel (1998) le habían datado edades cromosféricas de 1.8 y 1.4 Ga, respectivamente. Sin embargo, estudios cinemáticos posteriores apuntan a que la estrella es hasta tres veces más joven, ya que comparte el movimiento espacial del del supercúmulo de las Híades (Montes et al. 2001a). Las determinaciones de la metalicidad hasta el año 2000 eran ligeramente inferiores a la del Sol ($[\text{Fe}/\text{H}]$ entre -0.3 y -0.2). Rocha-Pinto et al. (2004) propusieron una edad cromosférica de 1.17 Ga y una metalicidad más parecida a la solar, de -0.05 , mayor que las recientes y precisas medidas de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en torno a -0.15 de Soubiran & Girard (2005). Nótese que la edad cromosférica depende de la metalicidad de la estrella y que esta dependencia aún necesita refinarse. Tokovinin (1992) anunció que la estrella posee velocidad radial constante con una probabilidad del 99%. Halbwachs et al. (2003) llegaron a una conclusión similar

con medidas más precisas. Su velocidad rotacional es baja ($v \sin i = 3.8 \text{ km s}^{-1}$).

Creech-Eakman et al. (1999) realizaron observaciones *Vri* de más de 700 campos de estrellas cercanas, entre las que se encontraba HD 189087, en preparación para futuras búsquedas interferométricas en el óptico y en el infrarrojo. Catalogaron 47 objetos a distancias entre 20 y 120 arcsec de la K1Ve, y con magnitudes hasta $I = 17.55 \pm 0.26$. Dados los tamaños típicos de los campos de NAOMI + INGRID y ALFA + Ω -CASS, este catálogo sólo es útil para la región externa de ALFA + Ω -CASS.

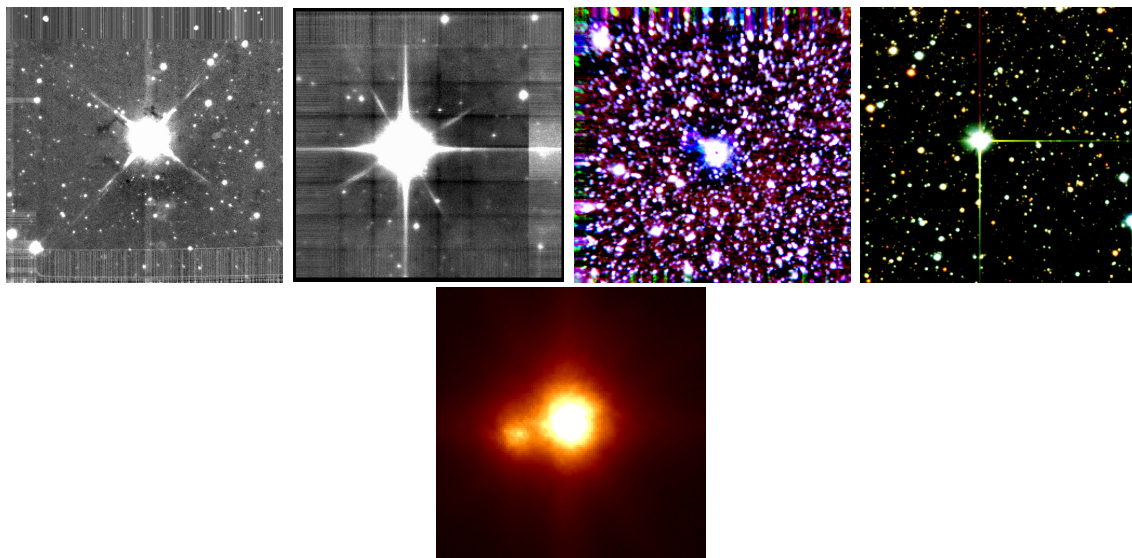


Figura B.34: **HD 189087**. Arriba, de izquierda a derecha ALFA+ Ω -CASS, K' , 30jul02 — NAOMI + INGRID, H , 29jul04 — CAIN-2, JHK_s , 05oct04 — CCD/IAC-80, VRI , 05oct04. Abajo: NAOMI + INGRID, H , 29jul04, ampliación de la región central de la imagen, en escala logarítmica, para poder visualizar HD 189087 B.

Nuevos compañeros: 1. A partir de las imágenes de OA obtenidas en dos épocas separadas dos años, 44 objetos fueron estudiados astrométricamente, de los que 29 también se estudiaron su fotometría JHK_s de 2MASS. De estas medidas y de las de Creech-Eakman et al. (1999) es apreciable la elevada densidad de objetos en el campo. La sobredensidad se debe, sin duda, a la bajísima latitud galáctica de HD 189087 y hacia el centro de la Vía Láctea ($l, b = 66.62, +0.47$). Todos los objetos excepto uno, precisamente el más cercano a la K1Ve y el segundo más brillante del campo después de ella, poseen movimientos propios casi nulos, por lo que se tratarán posiblemente de estrellas en dirección al centro galáctico.

El restante objeto, denominado a partir de ahora HD 189087 B, comparte el mismo movimiento propio que HD 189087. Las medidas de los ángulos orbitales en dos épocas OA separadas 1.96 años fueron $\rho = 1.02 \pm 0.04$ arcsec, $\theta = 105 \pm 3$ deg (J2002.58 — medidas afectadas por la saturación de las dos componentes) y $\rho = 0.987 \pm 0.004$ arcsec, $\theta = 101.7 \pm 1.3$ deg (J2004.58). A partir del movimiento propio de HD 189087 y asumiendo que el compañero fuese de fondo, debería haberse medido $\Delta(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+215.4, +472.4)$ mas; sin embargo, se ha medido $\Delta(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (-20 \pm 40, +60 \pm 40)$ mas.

Se ha medido también en la imagen NAOMI + INGRID la diferencia de magnitudes $\Delta H = 2.11 \pm 0.06$ mag entre ambas componentes. De este valor y de la magnitud combinada de 2MASS ($H_{A+B} = 5.96 \pm 0.02$) se derivan las magnitudes de cada componente, $H_A =$

6.10 ± 0.03 y $H_B = 8.21 \pm 0.06$. Se hipotetiza que HD 189087 B, a una distancia física proyectada de tan sólo ~ 25 AU, es una estrella de tipo K tardío o muy temprano. Este resultado se adelantó en Caballero et al. (2003a), pero sin la confirmación de segunda época. La razón de no haberse detectado en búsquedas anteriores de velocidad radial puede residir en que el plano de la órbita esté muy inclinado respecto a la visual.

Tabla B.39: HD 189087 AB.

ALFA+ Ω -CASS	30jul02: K'
NAOMI + INGRID	29jul04: H
CAIN-2	05oct04: JHK_s
CCD/IAC-80	17nov04: VRI

B.39 V1396 Cyg AabB

V1396 Cygni AabB (GJ 815, G 210-48, G 212-13, KUI 103AB) es un sistema triple de tres estrellas enanas de tipo espectral M temprano. Dos de ellas (Aa y Ab), en órbitas muy cerradas y formando un sistema de tipo BY Dra, poseen un periodo orbital de 3.27618800 d. La tercera componente (*aka* GJ 815B), resuelta por *hipparcos*, se encuentra en una órbita de periodo $P \approx 29.5$ a, semieje mayor $a \approx 0.59$ arcsec y excentricidad $e \approx 0.74$. La masa total del sistema es del orden de $\sim 1.4 M_{\odot}$. El sistema triple ha sido muy estudiado astrométricamente y por velocidad radial.

Barrado y Navascués et al. (1997) midieron una $EW(\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}) = 12 \text{ m\AA}$ y determinaron una $T_{\text{eff}} = 3752 \text{ K}$ para la primaria Aab ($\sim \text{M1V}$), de donde derivaron una abundancia de litio de -0.60 dex. La secundaria B, ligeramente más fría ($T_{\text{eff}} = 3370 \text{ K}$) y con líneas de emisión no fue estudiada en profundidad. Aunque el sistema no ha sido catalogado como miembro de ninguna asociación cinemática, la abundancia de litio indica una edad como la de las Pléyades.

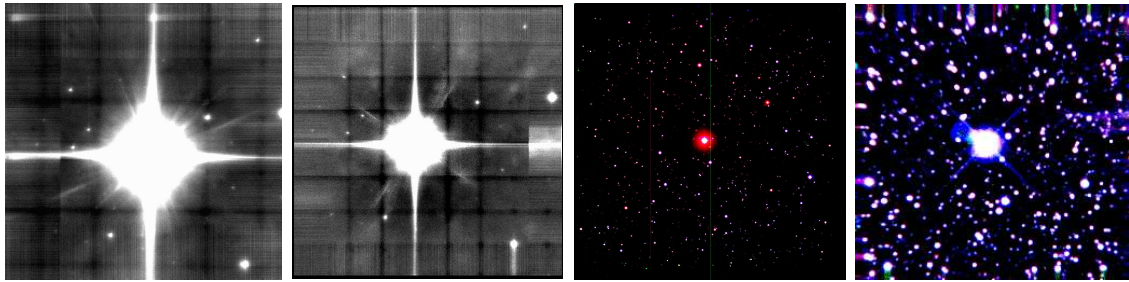


Figura B.35: **V1396 Cyg AB**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, H , 23ago02 — NAOMI+INGRID, H , 29jul04 — JAG, VRI , 04jul03 — CAIN-2, JHK_s , 05oct04 —

Nuevos compañeros: 0. Ninguno de los 20 objetos visibles en la imagen de primera época comparte el movimiento propio del sistema triple. Dada la enorme velocidad espacial del sistema (a 15.1 pc, recorrió entre las dos épocas de OA —separadas 1.93 a— una distancia angular de casi 1.3 arcsec, que representan unos 33 píxeles proyectados en el detector de NAOMI + INGRID), se pudo discriminar sencillamente entre miembros del cúmulo y objetos de fondo.

Se ha medido la diferencia de magnitud $\Delta H = 1.36 \pm 0.09$ mag entre los componentes Aab y B. Utilizando la magnitud H de 2MASS combinada para el sistema triple, se derivan las magnitudes de cada componente resoluble: $H(\text{Aab}) = 6.36 \pm 0.04$ y $H(\text{B}) = 7.72 \pm 0.09$. Se han medido la distancia ρ y el ángulo orbital θ para las dos épocas (mostradas en la Tabla B.40, junto con las medidas más recientes post-*HIPPARCOS*). Nótese que al ser estas medidas OA muy cercanas al periastro, la restricción que se puede hacer al calcular los elementos de la órbita y las masas de los componentes es mayor.

B.40 LO Peg

LO Pegasi (GJ 4199, G 145-43) es un rotor estelar rápido de tipo K5–8V del Grupo de Movimiento AB Dor (Zuckerman, Song & Bessell 2004; previamente había sido catalogada

Tabla B.40: Separación angular entre V1396 Cyg Aab y B.

Época	ρ (arcsec)	θ (deg)	Origen
J1991.25	1.015±0.019	76	<i>HIPPARCOS</i>
J1996.680	1.000	101.7	Gili & Bonneau (2001)
J1997.690	0.980	104.8	Gili & Bonneau (2001)
J1997.936	0.98	104.3	Gili & Bonneau (2001)
J1999.690	0.88	109.3	Gili & Bonneau (2001)
J2002.64	0.66±0.04	124±2	NAOMI + INGRID
J2004.58	0.40±0.02	158±4	NAOMI + INGRID

Tabla B.41: V1396 Cyg AB.

NAOMI+INGRID	23ago02: <i>J, H</i>
NAOMI+INGRID	29jul04: <i>H</i>
CAIN-2	30nov02: <i>H</i>
JAG	04jul03: <i>UBVRI</i>
CAIN-2	05oct04: <i>JHK_s</i>

^a: Falta AdOpt@TNG+NICS el 25may01 en banda *J*.

como miembro de la Asociación Local por Montes et al. 2001a). Es también una estrella variable de tipo UV Cet. El perfil de su emisión H α cromosférica es altamente variable y rotacionalmente ensanchada, y se le ha detectado directamente transferencia de plasma entre la cromosfera y la corona. Su abundancia de litio es alta, $\log N(\text{Li}) = 1.3\text{--}1.9$ (dependiente de la investigación), y posee una velocidad ecuatorial proyectada elevadísima ($69 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$). Barnes et al. (2005) hicieron un repaso de cómo se reconoció su extrema juventud, haciendo especial mención al trabajo pionero de Jeffries et al. (1994). Es interesante destacar que estos últimos autores midieron variaciones en la intensidad del rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ de $10 \pm 3\%$ en un intervalo de 7 h, debido posiblemente al efecto de las manchas magnéticas frías. Es una de las estrellas cuya rotación diferencial latitudinal (vía Tomografía Doppler, Inversión de la Matriz de la Curva de Luz o cualquier otra técnica) mejor estudiadas, y la única de su rango de temperaturas efectivas.

McCarthy & Zuckerman (2004), de nuevo, estudiaron esta estrella en su búsqueda Steward, sin confirmar ningún objeto como compañero de LO Peg usando imágenes de segunda y tercera épocas. Lowrance et al. (2005) tampoco detectaron ninguna fuente con HST.

Nuevos compañeros: 0. No se ha detectado ningún nuevo compañero en torno a LO Peg. En las imágenes de NAOMI + INGRID se detectan 2 objetos débiles, aparte de la primaria; en la imagen ALFA + Ω -CASS se detectan 7 objetos, incluyendo los 2 anteriores; en las imágenes $\Omega 2K$ de campo muy ancho, se detectan estos 7 objetos más otras 300 fuentes aproximadamente. Se ha realizado astrometría relativa de los siete objetos de ALFA + Ω -CASS (J2002.58), comparando esta imagen con las tomadas con $\Omega 2K$ 1.2 años después (J2003.80). El promedio de las desviaciones relativas entre los 7 objetos es de 80 mas, mientras que se esperarían desviaciones de hasta 650 mas si alguno de ellos compartiera el movimiento propio de LO Peg.

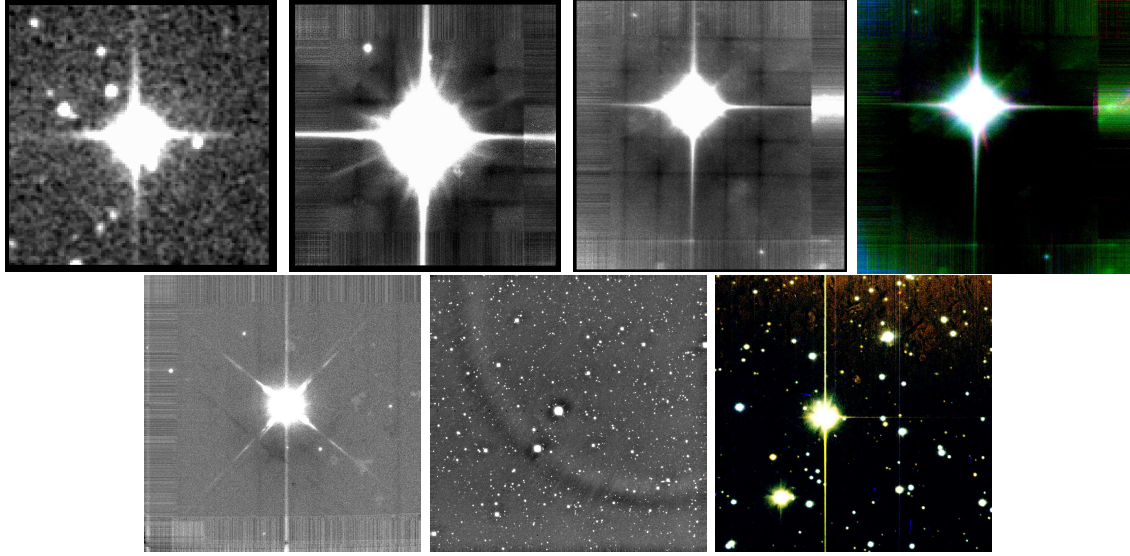


Figura B.36: **LO Peg**. Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-Red de 2×2 arcmin² — NAOMI+INGRID, *H*, 03jun02 (tiempo de exposición por imagen individual largo) — NAOMI+INGRID, *H*, 03jul02 (tiempo de exposición por imagen individual corto) — NAOMI+INGRID, *JHK_s*, jun–jul02 — Abajo, de izquierda a derecha: ALFA+Ω-CASS, *K'*, 31jul02 — Ω2K, *K_s*, 19oct03 — CCD/IAC-80, *VRI*, 17nov04.

Un error sistemático al cerrar el bucle en las imágenes con los tiempos de exposición más cortos en la campaña de junio 2002 provocaba la aparición de un fantasma a 0.15–0.30 arcsec al sur de LO Peg, al borde de la resolución.

Tabla B.42: LO Peg^a.

NAOMI+INGRID	03jun02: <i>J</i> , <i>H</i>
NAOMI+INGRID	17–18jun02: <i>J</i> , <i>K_s</i>
NAOMI+INGRID	03jul02: <i>H</i>
ALFA+Ω-CASS	31jul02: <i>K'</i>
Ω-2000	19oct03: <i>H</i> , <i>K_s</i>
CCD/IAC-80	17nov04: <i>VRI</i>

^a: Falta NICS el 25may01 en banda *J*.

B.41 HN Peg

HN Pegasi (HD 206860, HR 8314, GJ 9751, GJ 836.7, IRAS 21421+1432, 1AXG J214432+1446, RX J2144.5+1446) es un análogo solar joven de la Asociación Local. Paralelamente al caso de LO Peg, You & Duemmler (2005) hicieron un repaso bibliográfico de la estrella, dando especial importancia a la “variabilidad de su variabilidad” fotométrica ($P = 4.70$ d). Su abundancia de litio, $\log N(\text{Li}) = 2.73\text{--}3.08$, es alta si la comparamos con la de otras estrellas de esta muestra, pero típica para una G0V ($T_{\text{eff}} = 5\,798\text{--}5\,948$ K, $\log g = 4.25$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.20$) que no destruye apenas litio. Dada su luminosidad (su magnitud aparente

J es, junto con HD 166, la más brillante de esta muestra) ha sido estudiada en repetidas ocasiones. Se le ha investigado desde su emisión radio a la relación entre los rayos X y la actividad estelar, pasando por la abundancia de sus elementos metálicos y la constancia de su velocidad radial. McCarthy & Zuckerman (2004) tampoco detectaron ningún compañero de baja masa en su búsqueda Keck con NIRC y con LRIS y coronografía.

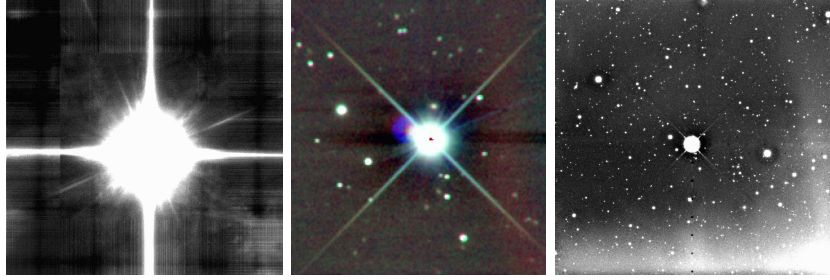


Figura B.37: **HN Peg**. De izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, *H*, 22ago02 — CAIN-2, *JHK_s*, 03dic02 — $\Omega 2K$, *H*, 22oct03.

Nuevos compañeros: 0. No se detecta ningún objeto en la imagen NAOMI + INGRID además de HN Peg.

Tabla B.43: HN Peg.

NAOMI+INGRID	22ago02: <i>H</i>
CAIN	03dic02: <i>JHK_s</i>
Ω -2000	22oct03: <i>H</i>

^a: También observado con CAIN-2 el 02dic02 en banda *J* en malas condiciones.

B.42 StKM 1-1960

StKM 1-1960 (RBS 1815, ¿1RXS J220220.2 +152036?) fue encontrada por Stephenson (1986) en su búsqueda espectroscópica de estrellas K y M de pequeño movimiento propio, determinándole el tipo espectral K5V. Schwöpe et al. (2000) la catalogaron como la contrapartida óptica de una fuente RASS de alta latitud galáctica con cuentas PSPC > 0.2 cts s⁻¹. SIMBAD cataloga una fuente adicional, TYC 1680 1993 1 (GSC 01680-01993), a una veintena de segundos de arco de las coordenadas de StKM 1-1960 propuestas por Stephenson (1986), de la que se conocen su velocidad tangencial (de sólo 24.5 mas a⁻¹) y su distancia (20 pc, con un error del 45%). La simple inspección de las imágenes del Digitised Sky Survey de la región muestra la presencia de dos estrellas relativamente brillantes muy próximas entre sí. La fuente localizada al este es unas 2.3 mag más brillante en la banda *V* que la otra. Zickgraf et al. (2003) propusieron ambas estrellas como posibles contrapartidas ópticas de una fuente X del Hamburg/RASS Catalogue. Ninguna de ellas ha vuelto a ser citada en la bibliografía, y el único rasgo de juventud que poseen es su emisión en rayos X. Teniendo en cuenta los errores en las coordenadas de trabajos anteriores, especialmente a partir de datos de *ROSAT*, podría darse el caso de que las referencias a TYC

1680 1993 1 y StKM 1-1960 se correspondan con un único objeto. La magnitud fotográfica tabulada por Stephenson (1986), 12.1, se corresponde más bien con la componente débil.

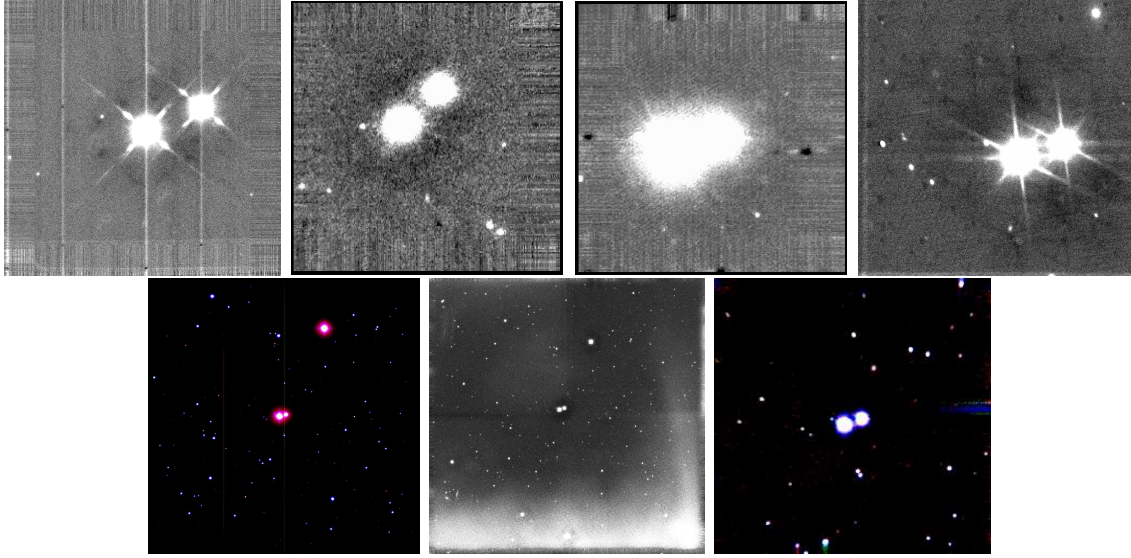


Figura B.38: **StKM 1-1960**. Arriba, de izquierda a derecha: ALFA + Ω -CASS, K' , 31jul02 — ARNICA, K_c , 30sep99 — ARNICA, J , 27jul00 — NICS, K' , 25may01. Abajo, de izquierda a derecha: JAG, VRI , 04jul03 — $\Omega 2K$, H , 22oct03 — CAIN-2, JHK_s , 04oct04.

Nuevos compañeros: 1. Se ha medido la separación angular entre las dos estrellas StKM 1-1960 en ocho épocas (las mostradas en la Tabla B.44 más 2MASS) entre J1998.74 y J2004.76. Tomando las mejores medidas (en dos épocas la primaria saturaba demasiado y había mucho error al calcular el fotocentroide), la separación promedio es $\rho_{AB} = 17.04 \pm 0.06$ arcsec, $\theta_{AB} = 286.3 \pm 0.9$ deg, estable durante los ~ 7 años. Las medidas astrométricas, con una precisión del orden de décimas de segundo de arco, son consistentes con movimiento propio común. Las diferencias de magnitud entre ambos componentes a partir de los datos JAG y 2MASS son: $\Delta U = 3.37$, $\Delta B = 2.76$, $\Delta V = 2.27$, $\Delta R = 1.88$, $\Delta I = 1.38$, $\Delta J = 1.04$, $\Delta H = 0.87$, $\Delta K_s = 0.82$. A partir de sus magnitudes V y $V - K_s$ se han estimado tipos espectrales $K2 \pm 1V$ y $M1 \pm 1V$. Las distancias fotométricas por comparación con las isocronas de Bertelli et al. (1994) en un diagrama color-magnitud M_V vs. $V - K_s$ son iguales dentro de los errores para “A” y “B”, ~ 45 pc (esta distancia es mayor que la determinada por *HIPPARCOS* incluso teniendo en cuenta las generosas barras de error en la paralaje). Se sugiere el descubrimiento de un nuevo sistema binario de baja velocidad tangencial, formado por un par $K2:M1$: separado unas 800 AU. La emisión X podría tener origen en la juventud del sistema.

Además del sistema binario, se detectan 4 objetos en la imagen OA de ALFA + Ω -CASS. Todos ellos son visibles en el resto de imágenes de distintas épocas y están catalogados por 2MASS, USNO-B1 y/o GSC2.2. Los errores en las medidas son compatibles con movimiento propio común debido a la bajísima velocidad tangencial del sistema, pero los colores de los objetos (más azules que los de la $K2$ primaria) son típicos de estrellas de fondo.

Tabla B.44: StKM 1-1960.

ALFA+ Ω -CASS	31jul02: K'
ARNICA	30sep99: K_c
ARNICA	27jul00: J
NICS (SF)	25may01: K'
JAG	04jul03: $UBVRI$
Ω -2000	22oct03: H
CAIN-2	04oct04: JHK_s

B.43 V383 Lac

V383 Lacertae (SAO 51891, 1RXS J222007.2+493014), a 6 deg al sur del Ecuador Galáctico, es una estrella K1Ve. Posee emisiones cromosférica, ultravioleta y de rayos X y Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción, variabilidad fotométrica ($P = 2.42 \text{ d}$) y rápida rotación ($v \sin i = 19.8 \text{ km s}^{-1}$). Se le ha medido EW(Li I) en el rango entre 250 y 302 mÅ, indicando que su edad es como la de las Pléyades o menor. Jeffries (1995), Montes et al. (2001a; 2001b), Wichman (2003) y otros han caracterizado espectroscópicamente su juventud. Montes et al. (2001b) hicieron un repaso bibliográfico sobre esta estrella. Su velocidad espacial es (U,V,W) = $(-7.1 \pm 1.4, -22.2 \pm 0.3, -3.9 \pm 0.9) \text{ mas a}^{-1}$, propia de objetos de la Asociación Local.

Kaisler, Zuckerman & Becklin (2003) presentaron una búsqueda con OA en Keck II Telescope usando varios instrumentos en el infrarrojo cercano. Sus estudios preliminares de un mosaico muy profundo en la banda K' centrado en V383 Lac ($K'_{5\sigma}(\rho > 7 \text{ arcsec}) \approx 21.5$) no han llevado al descubrimiento de ningún objeto de masa planetaria o más masivo.

Nuevos compañeros: 0. Se ha realizado astrometría de 25 objetos comparando las épocas de Ω -CASS con la óptica de campo ancho ($\sim 0.120 \text{ arcsec píxel}^{-1}$; 22sep99) y de ALFA + Ω -CASS ($\sim 0.080 \text{ arcsec píxel}^{-1}$; 30jul02). Todos ellos mantienen su posición con errores menores o iguales que 130 mas, excepto uno (#1), con mayor error en la determinación de los fotocentroides y a unos 11 arcsec de V383 Lac, que parecía moverse unos $200 \pm 150 \text{ mas}$ en 2.85 años (el movimiento propio esperado de pertenecer al sistema V383 Lac es $\sim 270 \text{ mas}$). Se realizó astrometría de nuevo de los 4 objetos en común entre Ω -CASS y LIRIS + máscara coronográfica ($\sim 0.250 \text{ arcsec píxel}^{-1}$; 07jun04). Los movimientos propios de los objetos son menores de $\sim 7 \text{ mas año}^{-1}$, incluido el candidato a compañero #1, que resulta ser de fondo.

Tabla B.45: V383 Lac.

NAOMI+INGRID	15jun02: H
ALFA+ Ω -CASS	30jul02: K'
Ω -CASS (Wide Field)	22sep99: J, K'
CAIN-2	13jun02: J
$\Omega 2K$	22oct03: H
LIRIS ^a	07jun04: J, K_s

^a: Con máscara coronográfica.

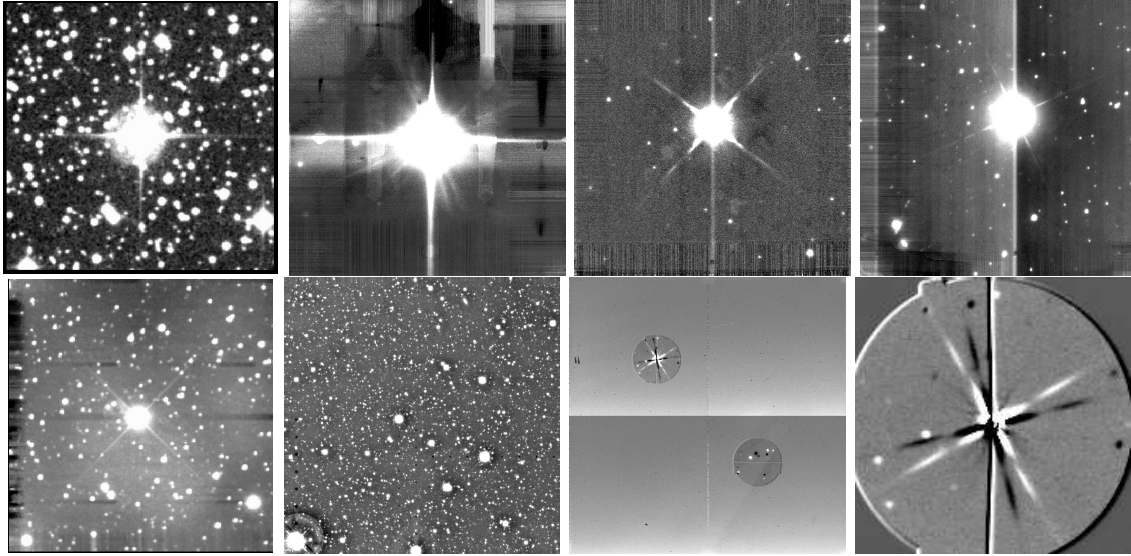


Figura B.39: **V383 Lac.** Arriba, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-Red de 4×4 arcmin² — NAOMI + INGRID, H , 15jun02 — ALFA + Ω -CASS, K' , 30jul02 — Ω -CASS (wide field), J , 22sep99 — Abajo, de izquierda a derecha: CAIN-2, J , 13jun02 — Ω 2K, K_s , 19oct03 — LIRIS con máscara coronográfica, J , 07jun04 — Zoom de la imagen LIRIS con máscara coronográfica, K_s , 07jun04.

B.44 GJ 856AB (WOR 11)

GJ 856AB (WOR 11, Wolf 1225, AC +31 68884, G 189-16) es un sistema binario del Grupo de Movimiento de AB Dor (Zuckerman, Song & Bessell 2004; Montes et al. 2001a la habían catalogado anteriormente como perteneciente al Grupo Local). Son una intensa fuente de ultravioleta y de rayos X detectada por *ROSAT*. Se les ha determinado tipo espectral combinado entre M0Ve y M3Ve. Mulliss & Bopp (1994) determinaron a partir de espectros ópticos en los que se detectan Ca II H&K y $H\alpha$ en emisión ($EW(H\alpha) = -3.35 \text{ \AA}$) que es un sistema cromosféricamente activo en extremo. Su periodicidad es del orden de 90 años (Seymour et al. 2002), pero los elementos orbitales no están bien determinados. La separación entre ambos componentes es de unos 1.7 arcsec (variable en pocos meses) que a la distancia del sistema representan unas 30 AU. A la edad de AB Dor, las dos componentes de GJ 856AB han destruido casi todo su litio ($EW(\text{Li I}) = 0 \text{ m\AA}$; Zuckerman et al. 2004).

Al-Shukri et al. (1996) y Fu et al. (1997) buscaron compañeros planetarios de menor luminosidad mediante interferometría Speckle con el 1.8 m Perkins Telescope alrededor de GJ 986AB, sin éxito.

Nuevos compañeros: ¿0-1? Además del sistema binario, se detectan otros dos objetos débiles en el campo de visión de las imágenes de OA (visibles en la imagen AdOpt@TNG + NICS en J2002.75; al límite de detección en la imagen NAOMI + INGRID en J2002.64; no visibles en la imagen NAOMI + INGRID en J2004.58, con un tiempo de exposición más corto). El más externo, #1, a unos 13 arcsec al suroeste del centro de masas del sistema, es visible en una imagen I (300 s) tomada con JAG/JKT en J2003.42, y se le estima una magnitud $I \sim 17.8$ (por comparación con estrellas del campo con magnitud I conocida). Este resultado contrastaría si el miembro perteneciera al sistema, ya que las magnitudes

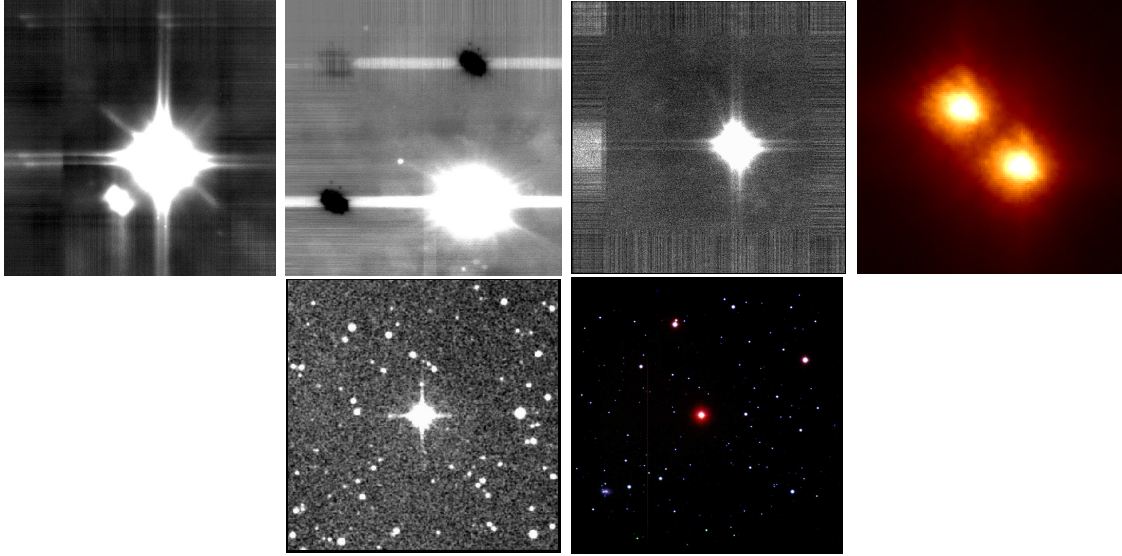


Figura B.40: **GJ 856AB** (WOR 11). Arriba, de izquierda a derecha: NAOMI + INGRID, H , 24ago02 (con fantasmas de la óptica) — AdOpt@TNG+NICS, J , 25sep02 — NAOMI + INGRID, H , 29jul04 — NAOMI + INGRID, H , 29jul04 (zoom de la región central) — Abajo, de izquierda a derecha: Imagen DSS-2-IR de 5×5 arcmin² — JAG, VRI , 04jul03.

J y H son del orden también de ese valor ($J \sim H \sim 17-18$). Además, se ha medido un movimiento diferencial de unas 250 mas entre J2003.42 y $\sim$ J2002.7, que es precisamente el movimiento propio esperado de GJ 856AB en un año. No hay información de color o de movimiento propio de el segundo objeto visible, #2, a unos 10 arcsec hacia el este-sureste ($J \sim 18-19$).

Tabla B.46: Separación angular entre GJ 856A y B.

Época	ρ (arcsec)	θ (deg)	Origen
< J1960	1.3	131	Worley (1960)
J1983.6337	1.761	186.4	Fu et al. (1997)
J1983.6365	1.767	186.9	Fu et al. (1997)
J1988.768	1.71	195.1	Worley & Mason (1998)
J1991.25	1.772 ± 0.011	199	HIPPARCOS
J1995.786	1.710	207.5	Gili & Couteau (1997)
J1997.780	1.61	207.3	Heintz (1998)
J2001.775	1.67	217.9	Morlet, Salaman & Gili (2002)
J2002.6415	1.650 ± 0.005	219.51 ± 0.05	Strigachev & Lampens (2004)
J2002.6463	1.6497 ± 0.0015	220.32 ± 0.08	NAOMI + INGRID
J2002.75	1.62 ± 0.04	—	AdOpt@TNG+NICS
J2003.42	≈ 1.5	≈ 230	JAG
J2004.5795	1.6312 ± 0.0016	224.34 ± 0.08	NAOMI + INGRID

Se han medido las separaciones angulares entre los componentes A y B. Se ha realizado también una recopilación de todas las medidas astrométricas de la bibliografía (excepto las de Seymour et al. 2002, no mostradas en su publicación). Todas las medidas se muestran

en la Tabla B.46; el ajuste de nuestras nuevas medidas con otras muy precisas, como las de Strigachev & Lampens (2004)¹², es excelente. Con estos valores numéricos se puede calcular con precisión la masa de las dos componentes $\sim M_{1Ve}$ de la edad de las Pléyades.

Tabla B.47: GJ 856 (WOR 11AB).

NAOMI+INGRID	24ago02: <i>H</i>
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: <i>J</i>
NAOMI+INGRID	29jul04: <i>H</i>
JAG	04jul03: <i>UBVRI</i>

Las diferencias de magnitud medidas entre A y B son menores que ~ 0.08 mag en todo el rango óptico e infrarrojo cercano (*UBVRIJHK_s*). En trabajos anteriores se ha manifestado que existía una diferencia de magnitud entre ambos componentes de hasta 0.4 mag. Aunque no se ha realizado un estudio intensivo, una o ambas de las dos componentes podrían ser variables fotométricamente.

B.45 EUVE J2223+25.3

EUVE J2223+25.3 (1RXS J222357.1+252337) fue catalogada por Lampton et al. (1997) como una fuente débil de ultravioleta extremo (100 Å) detectada por *EUVE* y de rayos X (50 Å) detectada por *ROSAT*. Vennes, Korpela & Bowyer (1997) y Christian et al. (2001), en sus campañas de identificación óptica de fuentes *EUVE/ROSAT* del hemisferio norte, la clasificaron como una enana K7–M0Ve con H α y Ca II H&K en emisión a 36 ± 9 pc (Vennes et al. 1998) y 48 pc (Christian et al. 2001). Finalmente, Christian & Mathioudakis (2002) realizaron espectroscopia óptica de alta resolución sobre el objeto, descubriendo alas anchas en la línea de H α . No detectaron el rasgo de Li I $\lambda 6707.8$ Å aunque lo detectaron en 12 estrellas de su muestra de 40 contrapartidas estelares de tipos tardíos de fuentes *EUVE*, con EW(Li I) tan bajas como 33 mÅ. Impusieron un límite superior a $v \sin i$ de sólo 5 km s^{-1} , por lo que la estrella no es un rotor rápido. La clasificaron como una estrella de tipo BY Dra “marginal” con un nivel intermedio de actividad.

A partir de su color $V-K_s$ se puede estimar tanto su tipo espectral ($\sim K7$, que se corresponde con las determinaciones espectroscópicas) como su magnitud absoluta visual, $M_V \sim 8.5$ mag. La estrella se encontraría a unos 55 pc, un valor mayor que los tabulados anteriormente. Además, de ser realmente un sistema binario, se podría encontrar hasta 14 pc más alejada.

Nuevos compañeros: 0. Se ha detectado un objeto (#1) localizado a ~ 4.3 arcsec al sureste de EUVE J2223+25.3. En las imágenes AdOpt@TNG+NICS el objeto posee un número de cuentas en el pico 20 veces mayor que la desviación típica del fondo de cielo. Se le estima una magnitud *J* más débil que 17.7 ($\Delta J > 8.1$ mag). De las imágenes NAOMI + INGRID, sin tener en cuenta la corrección de Strehl a ~ 4.5 arcsec, la magnitud del compañero sería $H \sim 17.1$. Aplicando la relación M_J -tipo espectral de Dahn et al. (2002) y si el sistema se encontrara a 55 pc, el compañero sería una $\sim L6.5$; de encontrarse a 69 pc (si la primaria

¹²¡Midieron ρ y θ 1.7520 días antes que una de nuestras medidas NAOMI + INGRID!.

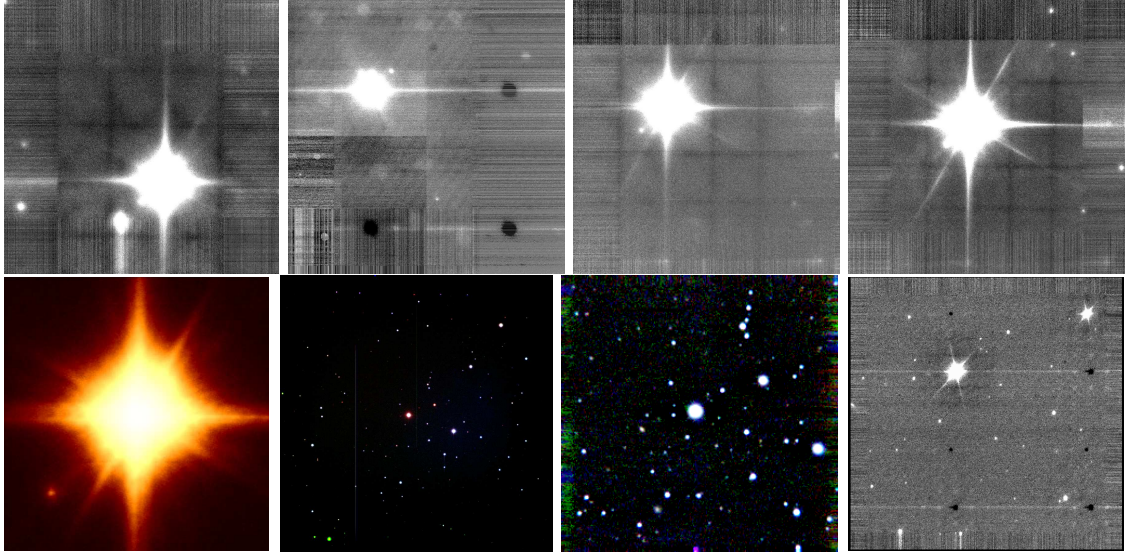


Figura B.41: **EUVE J2223+25.3**. Arriba, de izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, J , 24ago02 — AdOpt@TNG+NICS, J , 25sep02 — NAOMI+INGRID, H , 14jun03 (imagen corta) — NAOMI+INGRID, H , 14jun03 (imagen larga) — Abajo, de izquierda a derecha: NAOMI+INGRID, H , 14jun03 (zoom de la región central de la imagen larga) — JAG, VRI , 04jul03 — CAIN-2, JHK_s , 07dec04 — NICS, K' , SF, 17sep05.

es una estrella doble con cociente de luminosidades ≈ 1), sería una $\sim L5.0$. El objeto no es visible en las imágenes CAIN-2 o JAG. Tras realizar medidas astrométricas muy precisas en las imágenes de las dos épocas NAOMI + INGRID, separadas 0.81 años, y NICS (SF), más de tres años después de la primera época, se ha determinado que no comparten un movimiento propio común y que el objeto débil es de fondo. En la Tabla B.48 se muestran los valores de ρ y θ medidos.

Tabla B.48: Separación angular entre EUVE J2223+25.3 y #1.

Época	ρ (arcsec)	θ (deg)	Origen
J2002.64	4.35 ± 0.04	131.0 ± 0.8	NAOMI + INGRID
J2002.75	4.44 ± 0.11	—	AdOpt@TNG+NICS
J2003.45	4.34 ± 0.02	131.2 ± 0.4	NAOMI + INGRID
J2005.71	4.22 ± 0.19	135 ± 2	NICS (SF)

Hay otros ocho objetos en las imágenes OA en áreas que no solapan o sólo en la región de *trimming* y con una relación señal-ruido muy baja: cuatro están detectados y catalogados por USNO-B1, y dos de ellos también en 2MASS. Mientras que de los tres objetos más brillantes se ha podido medir la diferencia de magnitud ΔI a partir de las imágenes JAG (ninguno de ellos es más rojo que la K7V), para los otros cinco sólo se posee magnitud JHK_s de las imágenes CAIN-2. A partir de ellas, no hay indicaciones de que alguno de estos objetos pertenezca al sistema EUVE J2223+25.3

De la búsqueda USNO-B1/2MASS, se ha detectado un objeto muy rojo (#2, $J =$

Tabla B.49: Diferencia de magnitudes entre EUVE J2223+25.3 y objeto rojo #2.

Banda	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K_s</i>
Δ (mag)	4.57	3.90	3.43	2.51	1.958	1.971	1.905

11.56 $\pm$ 0.02, coordenadas J2000: 22 23 51.7 +25 24 04), a algo más de 1 arcmin al oeste-noroeste, y con movimiento propio parecido al de EUVE J2223+25.3: $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+150 \pm 1, +64 \pm 4)$ mas a⁻¹ frente a $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+128 \pm 3, +24 \pm 2)$ mas a⁻¹ de la primaria. Nótese que, por comparación de los movimientos propios catalogados por *HIPPARCOS* y *TYCHO* para varias decenas de sistemas estelares cercanos, las barras de error de los valores de $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)$ tabulados por USNO-B1 esán infravalorados en un orden de magnitud, aproximadamente. Sus colores $J-K_s = 0.90 \pm 0.03$ catalogado por 2MASS y $B-I \approx 5.07$ de USNO-B1 denotan un elevado enrojecimiento del objeto. Se han medido las diferencias de magnitud *BVRI* entre EUVE J2223+25.3 y el objeto rojo #2 a partir de las imágenes JAG. De sus colores y por comparación con enanas de campo de tipo M se deriva un tipo espectral de M5–6V. Las diferencias de magnitud en el óptico, junto con las del infrarrojo cercano (de 2MASS) se muestran en la Tabla B.49.

Se ha realizado también astrometría relativa entre EUVE J2223+25.3 y objeto rojo #2 en dos épocas separadas 5.81 años, midiéndose $\rho = 69.95 \pm 0.08$ arcsec, $\theta = 203.50$ deg (J1997.61; 2MASS) y $\rho = 70.2 \pm 0.3$ arcsec, $\theta = 199.6 \pm 0.3$ deg (J2003.42; JAG). La variación de separaciones relativas entre las dos épocas $\Delta\rho = 0.17 \pm 0.4$ arcsec, $\Delta\theta = 3.9 \pm 0.3$ deg, aunque un orden de magnitud menor respecto a otras variaciones con objetos que realmente son de fondo, es significativamente no nula. De pertenecer al sistema de EUVE J2223+25.3, el objeto rojo #2 se encontraría a unas 4000 AU (asumiendo $d = 55$ pc), y poseería un periodo de unos 3×10^5 años. La variación $\Delta\rho$, $\Delta\theta$ medida no puede achacarse al movimiento orbital de #2 en torno a la K7Ve. Se propone que el objeto rojo #2 es una enana M5–6V en primer término respecto a EUVE J2223+25.3, a tan sólo unos 30–35 pc del Sol, y que casualmente poseen velocidades tangenciales muy parecidas.

Tabla B.50: EUVE J2223+25.3.

NAOMI+INGRID	24ago02: <i>H</i>
AdOpt@TNG+NICS	25sep02: <i>J</i>
NAOMI+INGRID	14jun03: <i>H</i>
JAG	04jul03: <i>UBVRI</i>
CAIN-2	07dec04: <i>JHK_s</i>
NICS (SF)	17sep05: <i>K'</i>
NICS (LF)	18sep05: <i>K'</i>

B.46 HIP 112073

HIP 112073 (StKM 1-2038, HIC 112073, [ATZ98] F142) es una enana de tipo K intermedio descubierta por Stephenson (1986) en su búsqueda espectroscópica de estrellas K y M de

pequeño movimiento propio. Este autor anotó como nombre del objeto en otras listas “Robertson (K7)” y ofreció la magnitud visual fotográfica, además de determinar su tipo espectral en K4–5V. Beers et al. (1996) le detectaron fuerte emisión Ca II H&K durante sus búsquedas con filtro interferencial y prisma objetivo. Appenzeller et al. (1998) y Zickgraf et al. (2003) la catalogaron como la contrapartida óptica de una fuente detectada en el RASS. HIP 112073 no ha sido referenciada más veces en la bibliografía.

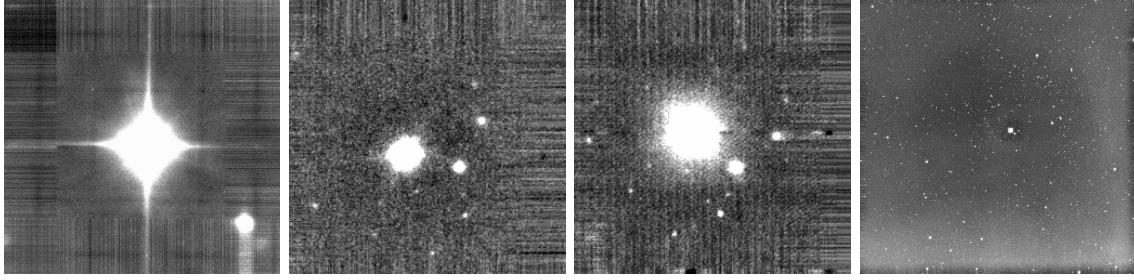


Figura B.42: **HIP 112073**. De izquierda a derecha: NAOMI + INGRID, H , 22ago02 — ARNICA, K_c , 30sep99 — ARNICA, J , 27jul00 — $\Omega 2K$, K_s , 18oct03.

Nuevos compañeros: 0. En la imagen OA de NAOMI + INGRID se detecta un objeto más débil que HIP 112073 a 17.8 arcsec al suroeste. El objeto también es claramente visible en imágenes infrarrojas tomadas con ARNICA y con $\Omega 2K$, así como que está catalogado por 2MASS, USNO-B1 y GSC2.2. Se conocen, por tantos, sus magnitudes $BRIJK_s$. Este objeto, a pesar de ser 4.45 mag más débil en H que HIP 112073, posee unos colores óptico-infrarrojos sólo ligeramente más rojos ($J - K_s = 0.89 \pm 0.03$ mag). Su velocidad tangencial catalogada por USNO-B1, $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (+38 \pm 6, +32 \pm 11)$ mas a^{-1} , es distinta de la de HIP 112073 $((\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{HIP} = (+16 \pm 5, +22 \pm 3)$ mas a^{-1} , $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{USNO} = (+18 \pm 0, +16 \pm 0)$ mas a^{-1}). Se debe tratar, entonces, de una estrella K6–7V de fondo a unos 100–120 pc.

Tabla B.51: HIP 112073.

NAOMI+INGRID	22ago02: H
ARNICA	30sep99: K_c
ARNICA	27jul00: J
Ω -2000	18oct03: H, K_s

B.47 SAO 108142 AabB

SAO 108142 AabB (BD+17 4799) es un sistema triple jerarquizado y cromosféricamente activo de la Asociación Local. Jeffries (1995) seleccionó a la primaria Aab como una estrella rica en litio por su actividad y su emisión en el ultravioleta extremo. La clasificó como una K0V/IV y le midió la velocidad radial, la velocidad rotacional ($v \sin i < 12$ kms $^{-1}$) y EW(Li I $\lambda 6707.8$ Å) = 286 mÅ y el cociente de luminosidades L_{EUV}/L_{bol} . Hizo notar la presencia de una secundaria de tipo M2Ve unos 2 arcsec al sur y 3 arcsec al oeste de la componente

A, con emisión $H\alpha$ y absorción de Li I (con $EW(\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}) = 211 \text{ m\AA}$). Jeffries et al. (1996) presentaron a la primaria como un ejemplo de estrella de campo rápidamente rotante. Fekel (1997) midió $v \sin i = 11.4 \text{ km s}^{-1}$ y la clasificó como binaria de tipo SB1 al medir una única velocidad radial distinta de la publicada por Jeffries (1995) en 17.8 km s^{-1} (Jeffries 1995 publicó variaciones de hasta 4.3 km s^{-1} en 20 h, pero no lo hizo notar en su trabajo). Montes et al. (2001a) la clasificaron cinemáticamente como miembro de la Asociación Local, y Christian & Mathioudakis (2001) le determinaron $\log N(\text{Li}) = +2.8$ y confirmaron su alta velocidad rotacional. Thomas et al. (1998), Schwobe et al. (2000) y Zickgraf et al. (2003) estudiaron el sistema SAO 108142 con menor detenimiento dentro de sus programas de contrapartidas ópticas de fuentes RASS. Fegan et al. (2005) propusieron a SAO 108142 AabB como posible contrapartida óptica de la fuente γ *EGRET* 3EG J2248+1745.

Montes et al. (2001a) derivaron para la primaria una distancia fotométrica de 38 ± 7 pc. Sin embargo, de ser correcta la hipótesis de binariedad de la componente A según Fekel (1997), el sistema triple debería encontrarse a una distancia mayor (ya que es un sistema SB1 y no SB2, el cociente de luminosidades se desvía de la unidad y la diferencia de distancias será menor que la máxima -14 pc), pero no a más de 60 pc. La medida de la paralaje de *HIPPARCOS* estaba muy afectada por la binariedad del sistema, y la distancia heliocéntrica derivada es claramente errónea ($-600 \pm 6\,000$ pc).

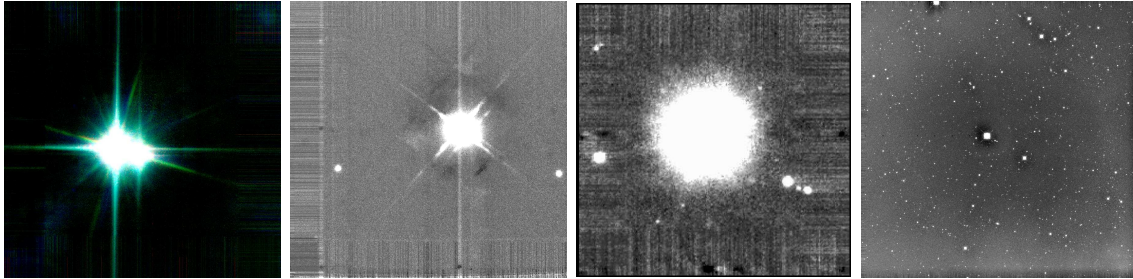


Figura B.43: **SAO 108142 AB**. De izquierda a derecha: NAOMI + INGRID, JHK_s , 16,18jun02 — ALFA + Ω -CASS, K' , 20jul02 — ARNICA, J , 27jul00 — $\Omega 2K$, K_s , 18oct03.

Nuevos compañeros: 0. Se dispone de imágenes JHK_s obtenidas con NAOMI + INGRID y K' con ALFA + Ω -CASS, tomadas en épocas separadas sólo un mes. Mientras que en las imágenes NAOMI + INGRID sólo se detectan las componentes Aab y B, en la imagen ALFA + Ω -CASS ($K'_{10\sigma} \sim 16.8$, $K'_{3\sigma} \sim 18.1$) se detectan también dos objetos al borde del campo. Ambos objetos están catalogados por 2MASS, USNO-B1, GSC2.2 y Zickgraf et al. (2003), presentando los dos colores demasiado azules (y movimiento propio nulo) para que pertenezcan al sistema.

En las imágenes $\Omega 2K$, con mayor profundidad ($H_{10\sigma} \sim 18.5$ y $K_{s,10\sigma} \sim 18.0$) y mucha menor resolución espacial, se ve al menos una docena de objetos débiles no detectados por 2MASS o USNO en las cercanías del sistema. Se ha realizado fotometría $H-K_s$ de 1200 objetos en las imágenes $\Omega 2K$ y construido el diagrama color-magnitud H vs. $H-K_s$. No hay ningún objeto con colores muy rojos o muy azules (de tipos L o T, respectivamente) que puedan pertenecer al sistema o poblar el campo.

No se ha resuelto el par Aab. Sin embargo, se ha podido estudiar el sistema más

separado, Aab + B. Las separaciones angulares en J2002.37 eran $\rho = 3.440 \pm 0.011$ arcsec (> 130 AU), y $\theta = 253.0 \pm 1.0$ deg. La diferencia de magnitud ΔK_s era de de 2.08 mag (la primaria saturaba en las imágenes *JH*). SAO 108142 B no puede ser el origen de las variaciones de velocidad radial detectadas por Jeffries (1995) en la componente Aab.

Tabla B.52: SAO 108142 AB^a.

NAOMI+INGRID	15,16,18jun02: <i>JHK_s</i>
ALFA+Ω-CASS	30jul02: <i>K'</i>
ARNICA	27jul00: <i>J</i>
Ω-2000	18oct03: <i>H, K_s</i>

^a: Falta ALFA+Ω-CASS el 23sep99 en banda *K'*.

B.48 GT Peg

GT Pegasi (GJ 9799, GJ 875.1, G 128-8, G 189-42) es una estrella M3Ve del supercúmulo de IC 2391 (Montes et al. 2001a). Fue identificada por primera vez en la lista de estrellas variables (V1) de Kukarkin et al. (1968). Desde entonces, GT Peg ha sido un modelo a la hora de estudiar la formación y evolución de manchas magnéticas en superficies estelares. Se ha comentado en muchas ocasiones en la bibliografía acerca de la relación entre su actividad cromosférica, su variabilidad fotométrica, sus líneas de emisión, sus fulguraciones, su emisión radio y su ausencia de binariedad (no presenta variaciones de V_r). Su emisión en rayos X fue de las primeras en ser descubierta (por el satélite *Einstein*) en estrellas de tipo Me (Jensen & Swank 1984).

GT Peg se encontraba en la lista de 70 estrellas de baja masa que fueron investigadas por primera vez mediante la técnica Doppler para buscar compañeros subestelares (Marcy & Benitz 1989). Posteriormente, McCarthy & Zuckerman (2004) buscaron sin éxito compañeros subestelares mediante coronografía con GEMINI en el 3 m Shane Telescope. Lowrance et al. (2005) detectaron una fuente puntual de magnitud $H = 20.2$ a $\rho = 5.42 \pm 0.08$ arcsec y $\theta = 250.4$ deg de GT Peg, que determinaron como objeto de fondo.

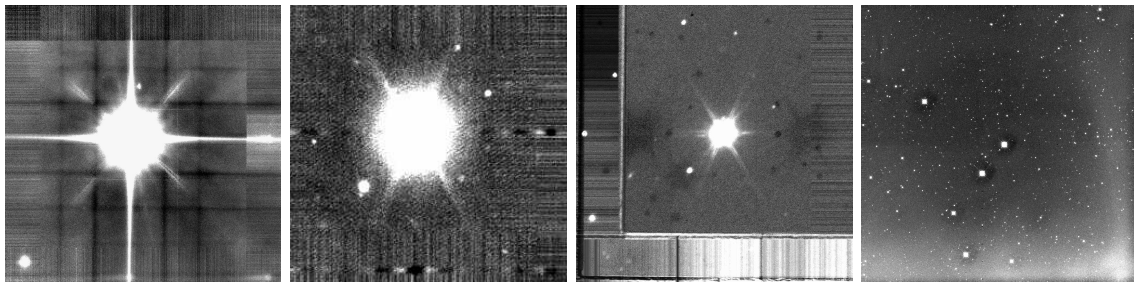


Figura B.44: **GT Peg**. De izquierda a derecha: NAOMI + INGRID, *H*, 08sep03 — ARNICA, *J*, 28jul00 — NICS (SF), *K'*, 04jun01 — Ω2K, *K_s*, 20oct03.

Nuevos compañeros: 0. En la imagen NAOMI + INGRID se detectan dos fuentes débiles aparte de GT Peg. Una (#1), localizada al sureste de la imagen, es un objeto muy azul (*J*

$= 14.13$, $B - K_s < 2$ mag) con movimiento propio nulo catalogada por 2MASS, USNO-B1 y GSC2.2; la otra (#2), a 7.8 arcsec al norte ($J \sim K_s \sim 17$) no es visible en las imágenes DSS-2 o 2MASS, aunque sí lo es en las de DSS-1. Ello es debido a la elevadísima velocidad tangencial de GT Peg. El objeto #2, presumiblemente de fondo, es visible en la imagen ARNICA en la época J2000.58. Entre esta época y la de NAOMI + INGRID (J2003.69), GT Peg se desplazó 1.6 arcsec respecto al objeto #1, mientras que el objeto azul #1 y el objeto #2 conservaron sus distancias relativas.

Al igual que en el caso de SAO 108142 AabB, en las imágenes $\Omega 2K$, con mayor profundidad ($H_{10\sigma} \sim 18.5$ y $K_{s,10\sigma} \sim 18.0$) y mucha menor resolución se observa una media docena de objetos débiles no detectados por 2MASS o USNO en las cercanías del sistema. Se ha realizado fotometría $H - K_s$ de 500 objetos en las imágenes $\Omega 2K$, y ningún objeto presenta un color muy rojo o muy azul respecto a los del fondo.

Tabla B.53: GT Peg.

NAOMI+INGRID	08sep03: H
ARNICA	28jul00: J
NICS (SF)	04jun01: J, K'
Ω -2000	22oct03: H, K_s

B.49 TYC 2244 1123 1

TYC 2244 1123 1 (GSC 02244-01123, RX J2314.9+2739) fue seleccionada para su observación de una versión preliminar del Hamburg/RASS Catalogue de contrapartidas ópticas de fuentes *ROSAT* del Bright Source Catalogue. Ha sido sólo una vez referenciada en la bibliografía, por Zickgraf et al. (2003), como la contrapartida de 1RXS J231456.5+273957. Le determinaron tipo espectral K, por la presencia de la banda G, Ca II H&K, continuo enrojecido e imagen puntual en un espectro de baja resolución tomado con un prisma azul Schmidt. De sus magnitudes V y K_s y por comparación con modelos de Bertelli et al. (1994) y con las relaciones color- T_{eff} de Alonso, Arribas & Martínez-Roger (1996) se han estimado tanto su tipo espectral ($K5 \pm 1$) como la distancia a la que se encuentra (50–60 pc).

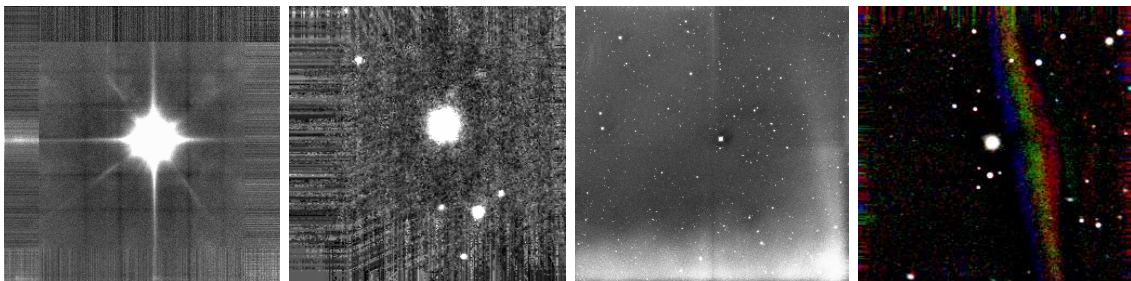


Figura B.45: **TYC 2244 1123 1**. De izquierda a derecha: NAOMI + INGRID, H , 08sep03 — ARNICA, K' , 30sep99 — $\Omega 2K$, K_s , 20oct03 — CAIN-2, JHK_s , 08dec04.

Nuevos compañeros: 0 (+ ¿1? campo ancho). En las imágenes NAOMI + INGRID de primera época no se detecta ningún objeto además de TYC 2244 1123 1. En 29jul04 se tomó una segunda imagen con un tiempo de exposición muy corto para verificar que un abultamiento de la PSF de la estrella en la primera época no era debido a un compañero muy próximo parcialmente resuelto, sino a un artefacto producido durante la toma de datos durante 08sep03 (el bucle de OA no estaba correctamente cerrado).

De la búsqueda a grandes distancias se ha detectado un objeto con magnitud $J \approx 13.2$ muy interesante (#1). Posee un movimiento propio similar al de TYC 2244 1123 1: $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) = (-32 \pm 3, -24 \pm 2)$ mas a^{-1} de USNO-B1 frente a $(-24.7 \pm 2.4, -36.2 \pm 2.4)$ mas a^{-1} de TYC 2244 1123 1 catalogado por *TYCHO-2* (compárense estas medidas con las más imprecisas de la primera generación del catálogo *HIPPARCOS*, $(-32 \pm 3, -24 \pm 2)$, o de USNO-B1, $(-26 \pm 0, -38 \pm 0)$ mas a^{-1}); tiene colores bastante rojos: $J - K_s = 0.84 \pm 0.03$ mag, $B - K_s \sim 5.2$ mag; y fue catalogado por Zickgraf et al. (2003) como un objeto puntual débil y con un continuo espectroscópico rojo. Sus coordenadas son $23\ 14\ 56.03\ +27\ 39\ 28.1$ J2000, y se encontraba a $\rho = 30.66 \pm 0.09$ arcsec, $\theta = 175.54 \pm 0.18$ deg (J1998.77; 2MASS). Las magnitudes aparentes, mostradas en la Tabla B.54, y colores de este objeto se corresponden con la de una enana $M4 \pm 1$ a 60 pc, que es precisamente la distancia que se había estimado para TYC 2244 1123 1. Por tanto, las probabilidades de que TYC 2244 1123 1 y el objeto rojo #1 formen un sistema binario, separado unas 1800 AU, son muy altas. Si la edad del sistema fuera similar a la de las Pléyades, el objeto secundario sería una estrella de muy baja masa cercana al límite de combustión de hidrógeno. Dado el escaso intervalo temporal entre nuestras imágenes (de hasta 5 años) en comparación con la pobre resolución espacial de las imágenes de campo ancho (con una escala de placa no mejor que 0.35 arcsec píxel^{-1}), no se ha podido confirmar con una precisión igualable a la catalogada por USNO-B1 el movimiento propio común de TYC 2244 1123 1 y del objeto interesante #1.

Tabla B.54: Magnitudes de TYC 2244 1123 1 “B”^a.

Banda	B_J	R_F	I_N	J	H	K_s
(mag)	17.56 ± 0.42	15.34 ± 0.42	≈ 13.93	13.237 ± 0.022	12.594 ± 0.023	12.364 ± 0.024

^a: En el rango visual se ofrecen las magnitudes fotográficas en las bandas J (azul), F (rojo) y N (infrarrojo). Las medidas de magnitud de objetos débiles en digitalizaciones de placas suelen estar afectados por errores importantes.

Tabla B.55: TYC 2244 1123 1.

NAOMI+INGRID	08sep03: H
NAOMI+INGRID	29jul04: H
ARNICA	30sep99: K'
Ω -2000	22oct03: H, K_s
CAIN-2	08dec04: JHK_s

B.50 HD 220182

HD 220182 (GJ 9823, GJ 894.4, G 190-20, G 216-42, SAO 52935, 1RXS J232136.9+440546) es un análogo solar joven. Precisas medidas de velocidad radial en distintas épocas eliminan la posibilidad de que se trate de una binaria espectroscópica. Se le han determinado tipos espectrales entre G9V y K1V y metalicidad muy parecida a la solar. Es una estrella activa emisora de rayos X, con un alto movimiento propio no asociado a ningún grupo de movimiento conocido y con un periodo corto de variabilidad fotométrica de sólo 7.66 ± 0.01 d. Gaidos, Henry & Henry (2000) determinaron una T_{eff} de 5 150 K, una abundancia de litio $\log N(\text{Li}) = 1.59 \pm 0.12$ y una elevada velocidad de rotación $v \sin i = 5.0 \text{ km s}^{-1}$ (también: $\text{EW}(\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}) = 47.3 \pm 3.6 \text{ m\AA}$, $L = 0.52 L_{\odot}$, $R_X = -4.59$, $R_{\text{HK}} = -4.34$). Estos autores le determinaron una edad de 200–300 Ma, aunque su verdadera naturaleza no ha sido confirmada: su movimiento espacial (con una velocidad de 60 km s^{-1} en el plano de la Galaxia) y su localización bien por encima de la secuencia principal de edad cero sugiere que, junto con otra estrella de su muestra (HD 152391), sean estrellas evolucionadas del disco viejo o de la población del halo (hecho comentado anteriormente por Gaidos 1998). Propusieron distintos escenarios para explicar el aumento de momento angular y de la abundancia de litio, dando especial énfasis a la acreción de un planeta de $1\text{--}2 M_{\text{Jup}}$ por parte de una estrella vieja de la secuencia principal. HD 220182 podría tratarse, por tanto, de otro caso de engullimiento planetario. Su metalicidad aproximadamente solar no sugiere que tal suceso de transferencia de masa haya ocurrido realmente. Se han medido las abundancias de Fe, C, Na, Mg, Si, Ca, Ti y Ni, y ninguna de ellas se desvía de la tendencia general. En realidad, la medida $[\text{C}/\text{H}] = +1.38 \pm 0.10$ se desvía en más de 1 dex del promedio de las $[\text{C}/\text{H}]$ de una muestra mediana de análogos solares jóvenes cercanos estudiada por Gaidos & González (2002). Sin embargo, la abundancia de carbono fue estimada a partir de una única línea de C I $\lambda 5687.720$, con lo que la imprecisión es alta. Además, la medida de HD 220182 parece estar afectada por líneas telúricas débiles cercanas (de vapor de agua atmosférico). Rocha-Pinto et al. (2004) también le determinaron a la K1V una edad cromosférica de 270 Ma, que se corresponde con la edad derivada de la abundancia de litio. Otro escenario propuesto para explicar las diferencias entre sus edades cinemática y cromosférica/litio es su expulsión a gran velocidad de una región de formación estelar. HD 220182 es, evidentemente, un objeto interesante de estudiar.

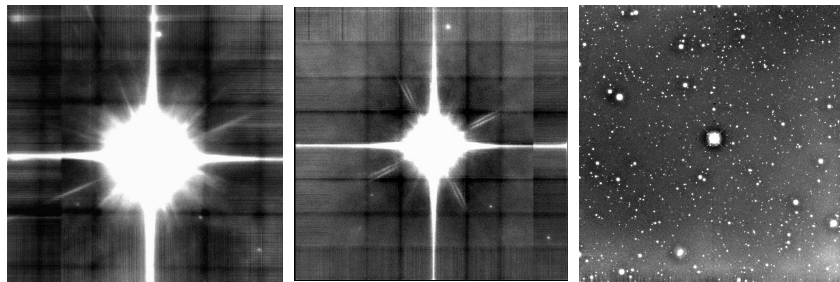


Figura B.46: **HD 220182**. NAOMI + INGRID, H , 23ago02 —NAOMI + INGRID, H , 29jul04 — $\Omega 2k$, K_s , 22oct03.

Nuevos compañeros: 0. En la imagen H de primera época de NAOMI + INGRID se detectan hasta cuatro objetos débiles aparte de HD 220182. Dada la separación temporal entre esta imagen y la de segunda época (23 meses) y el altísimo movimiento propio de la K1V (de casi 700 mas a^{-1}), ha sido sencillo comprobar que los cuatro objetos son de fondo: mientras que entre ellos conservan sus posiciones relativas con una precisión de 70 mas, HD 220182 se desplaza unos 30 píxeles respecto a aquellos.

Tabla B.56: HD 220182.

NAOMI+INGRID	23ago02: JH
NAOMI+INGRID	29jul04: H
Ω -2000	22oct03: H, K_s