

Parte IV

**EL ENTORNO SOLAR MÁS CERCANO:
MEDIO INTERESTELAR Y
ESTRELLAS JÓVENES**

*Welches Unholds List
liegt hier verhohlen?
Welches Zaubers Rat
regte dies auf?
Wo ist nun mein Wissen
gegen dies Wirrsal?
Wo sind meine Runen
gegen dies Rätsel?*

*¿Qué astucia malvada
se esconde tras todo esto?
¿Qué brujería lo provocó?
¿Dónde encontraré la sabiduría
que me permita
aclarar esta confusión?
¿Dónde están mis hechizos
que me aclaren este enigma?*

*Brünnhilde en **Götterdämmerung**
Tercera jornada de **Der Ring des Nibelungen***

9 El entorno solar más cercano: los primeros 100 pc

La parte IV¹ de esta memoria la dedicaremos al estudio del entorno solar más cercano. En este capítulo veremos cuáles son nuestros conocimientos actuales al respecto del medio interestelar y la componente estelar más joven que forman este entorno solar más cercano. En ambos casos, los descubrimientos realizados durante los últimos años han significado una auténtica revolución. Y esta revolución ha sido posible en gran medida gracias a los observatorios espaciales de rayos X, que han permitido la observación tanto de la emisión de fondo de rayos X blandos emitida por la Burbuja Local, que domina el medio interestelar local, como la emisión coronal de las estrellas jóvenes del entorno solar. Estas observaciones han sido completadas con otras en el UV (también gracias a satélites), fotometría infrarroja, espectroscopía óptica de baja y alta resolución (muchas veces utilizando telescopios de la gama 8 metros) y, entre otras, las observaciones astrométricas del satélite Hipparcos que han permitido obtener distancias precisas a algunas de las estrellas ahora reconocidas como jóvenes. Como veremos, esto ha abierto el camino al estudio de las más diversas materias, desde el origen de los sistemas planetarios, hasta la historia de la formación estelar reciente en el entorno solar más cercano.

El hecho de restringirnos a (aproximadamente) los primeros 100 pc de distancia al Sol es debido a que las nuevas asociaciones cinemáticas de estrellas recientemente descubiertas se sitúan, precisamente, dentro de este límite. En este trabajo hemos realizado un completo compendio de todas estas nuevas asociaciones, lo que ha permitido realizar un estudio de sus órbitas en el capítulo siguiente, que nos permitirá extraer conclusiones acerca de la historia de la formación estelar reciente

¹Unos resultados previos a los obtenidos en la parte IV de esta memoria fueron publicados en Fernández, Figueras y Torra (2003).

en el entorno solar. Aunque se halle a más de 100 pc, dedicamos la última sección de este capítulo a una breve revisión de los conocimientos actuales del complejo de Scorpius-Centaurus, que tanta relación tiene tanto con las asociaciones de estrellas jóvenes locales como, posiblemente, con la Burbuja Local.

9.1. El medio interestelar local: la Burbuja Local

El medio interestelar local representa el volumen de espacio que contiene el gas interestelar y el polvo en la vecindad solar. Hasta finales de los años 60 del siglo XX, las observaciones desde Tierra no parecían ser lo suficientemente sensibles como para detectar gas o polvo interestelar en este medio local (es decir, para distancias de ~ 50 -100 pc). Esto fue considerado normal, puesto que las observaciones de la línea de 21 cm del HI parecían indicar la existencia de un medio internube difuso caliente ($T \sim 10^4$ K) con una densidad de 0.1 átomos cm^{-3} . Si esto era cierto, la densidad columnar de HI existente para recorridos inferiores a 50 pc implicaba valores por debajo de los límites de sensibilidad de los instrumentos en tierra.

9.1.1. El descubrimiento de la Burbuja Local

La visión que se tenía del medio interestelar local cambió radicalmente a partir de finales de los años 60 del siglo XX. Por un lado, gracias a vuelos de cohetes equipados con aparatos de medida apropiados, se descubrió un fondo difuso de rayos X blandos (SXRb, del inglés *soft X-ray diffuse background*) a $\frac{1}{4}$ keV, cuya fuente no era conocida (Bowyer, Field y Mack 1968; Henry et al. 1968; Bunner et al. 1969). Por otro lado, el espectrómetro ultravioleta Princeton a bordo del satélite Copernicus (lanzado en 1973), descubrió la presencia generalizada de líneas de absorción en transiciones atómicas del O^{5+} , incluso en cuatro estrellas situadas a menos de 100 pc del Sol. A este nivel de ionización, la observación generalizada de este ión sólo podía explicarse por la presencia en la vecindad solar de un gas coronal a una $T \sim 10^5$ - 10^6 K y una densidad de 10^{-3} - 10^{-2} cm^{-3} .

Por lo que respecta a las observaciones en rayos X, enseguida se comprobó que existía una anticorrelación entre el fondo de $\frac{1}{4}$ keV y la densidad columnar del HI galáctico. Por tanto, todo parecía indicar la existencia de una absorción por parte

del HI de un flujo de rayos X de origen lejano, lo que podría explicar la estructura angular observada, con una mayor absorción en el plano galáctico (Bowyer, Field y Mack 1968; Marshall y Clark 1984). Sin embargo, la presencia de sombras en algunas estructuras de HI (Burrows et al. 1984), la poca profundidad de la absorción aparente, y la poca dependencia entre la energía y la absorción observada (McCammon et al. 1983), abrieron las investigaciones a nuevas posibles explicaciones para esta emisión de fondo. Los dos modelos principales propuestos fueron los denominados *modelo entremezclado* y *modelo de desplazamiento* o de la *Burbuja Local caliente*. El modelo entremezclado (Jakobsen y Kahn 1986; Kahn y Jakobsen 1988; Hirth et al. 1992) afirmaba que el material emisor y absorbente de rayos X estaban entremezclados. Entonces, la anticorrelación observada entre el SXRБ y la densidad columnar de HI podía explicarse de manera natural con alturas patrón y densidades adecuadas. Agrupando el material absorbente de manera que las acumulaciones individuales fueran ópticamente delgadas a $\frac{1}{4}$ keV, podía explicarse la debilidad y la independencia energética de la absorción. Sin embargo, algunos de los requisitos de este modelo no estaban de acuerdo con algunas observaciones, especialmente con las restricciones en las acumulaciones del gas absorbente (Burrows 1989; Burrows y Kraft 1993). Ya a finales de los años 80 del siglo XX, el modelo de desplazamiento (Snowden et al. 1990; ver su concepción inicial en Sanders et al. 1977 y Tanaka y Bleeker 1977) había probado ser el que mejor se adaptaba a los datos observacionales. El modelo supone que la cavidad irregular local (Knapp 1975; Frisch y York 1983) contiene un plasma emisor de rayos X, a una temperatura de $\sim 10^6$ K y con una densidad de $n_e \sim 0.005 \text{ cm}^{-3}$, que ha desplazado el gas neutro de su posición, extendiéndose más hacia los polos galácticos que hacia el ecuador. De esta manera, en una determinada dirección, contra mayor es la medida de emisión del plasma, menor es la densidad columnar observada de HI, obteniéndose la anticorrelación antes mencionada. Además, el modelo de desplazamiento explica de manera natural la debilidad y la independencia de la energía de la absorción aparente (ver revisión en McCammon y Sanders 1990). El modelo de desplazamiento no proporcionaba una explicación completa para el SXRБ observado, puesto que al plasma contenido en la cavidad local, o *Burbuja Local* (LB, del inglés *Local Bubble*), había que sumarle otros contribuyentes a este fondo, como remanentes de supernova, superburbujas y fuentes extragalácticas. Sin embargo, sí era generalmente admitido que la mayor parte del SXRБ es originado en la LB.

La situación se complicó algo más con el lanzamiento del satélite ROSAT. Entre otros datos, las observaciones de ROSAT pusieron en evidencia la existencia de pro-

fundas sombras en el SXRБ debidas a la nebulosa de Draco ($(l, b) \sim (90^\circ, 40^\circ)$; ver Burrows y Mendenhall 1991, y Snowden et al. 1991). Estas observaciones demostraban la existencia de una importante emisión de rayos X de $\frac{1}{4}$ keV en el halo galáctico (al menos en su región más cercana al plano galáctico): aproximadamente el 50 % del flujo observado del SXRБ se originaba a más de 300 pc del Sol, a unos 200 pc por debajo del plano galáctico. Estudios posteriores demostraron que las sombras no únicamente se producían en la región de Draco, sino que eran una característica común del SXRБ. Por tanto, no toda la emisión en rayos X de $\frac{1}{4}$ keV era local.

9.1.2. La visión actual de la Burbuja Local

El modelo de desplazamiento fue reexaminado por Snowden et al. (1998) a partir de los mapas de alta resolución del *survey* de todo el cielo de ROSAT (RASS, *ROSAT All-Sky Survey*; ver Snowden et al. 1997) y las intensidades en $100 \mu\text{m}$ de IRAS corregidas por DIRBE (Schlegel, Finkbeiner y Davis 1998). El flujo observado del SXRБ fue modelizado como una emisión de una componente local que no sufre absorción, una componente del halo galáctico con absorción y una componente extragaláctica isotrópica con absorción. Los autores comprobaron que la emisión debida a la LB domina el SXRБ observado a bajas latitudes galácticas, y sigue siendo muy importante a altas latitudes. La temperatura de emisión de la LB se situaba en el rango $10^{6.07 \pm 0.05}$ K, y la intensidad variaba entre ~ 250 y $820 \cdot 10^{-6}$ cuentas $\text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$. Para obtener la geometría de la LB a partir de este modelo era necesario fijar una escala de distancias. Los autores optaron utilizar la nube molecular MBM 12 como patrón de distancias. Hobbs, Blitz y Magnani (1986) situaron esta nube a 65 ± 5 pc, a partir de las distancias espectroscópicas a las estrellas HD 18404, HD 18519 y HD 18520. Sin embargo, la distancia para estas estrellas obtenida por el satélite Hipparcos fue de 32 pc para la primera y 90 pc para las dos segundas. Dadas estas discrepancias, los autores barajan diferentes extensiones para la LB: entre 20 y 65 pc para una escala pequeña de distancias, y entre 60 y 190 pc para una escala grande, en función de la dirección observada. Finalmente optan por una escala intermedia, que arroja una extensión de entre 40 y 130 pc, siendo mayor para altas latitudes galácticas y menor cerca del ecuador. Sin embargo, como se ha comprobado con posterioridad, la distancia a MBM 12 todavía no está bien definida. Hearty et al. (2000a) se basaron en las distancias Hipparcos a estas estrellas para afirmar que la nube molecular se halla a 65 ± 35 pc. Sin embargo, pocos meses después los mismos autores (Hearty et al. 2000b) revisaron su estimación y situaron la distancia a MBM

12 en el intervalo $58 \pm 5 \text{ pc} < d < 90 \pm 12 \text{ pc}$, a partir de la observación de líneas del NaI en estrellas con distancias Hipparcos. Luhman (2001b) fue un paso más allá y, a partir de un estudio del diagrama HR de la asociación MBM 12A, dedujo una distancia a la nube molecular de $275_{-31}^{+71} \text{ pc}$. Otros estudios recientes (Straižys et al. 2002; Andersson et al. 2002; Jayawardhana et al. 2002) apoyan una distancia de alrededor de 300 pc. De confirmarse esta distancia a MBM 12, la escala de la LB propuesta por Snowden et al. (1998) debería de modificarse. Este hecho podría explicar en parte que la extensión de la LB así calculada no coincida con la extensión de la cavidad local que se obtiene a través de observaciones de HI. Por ejemplo, en el tercer cuadrante galáctico, en la dirección de $\beta \text{ CMa } -(l, b) = (226^\circ, -14^\circ)$, la cavidad local se extiende a más de 200 pc del Sol (Paresce 1984; Welsh et al. 1994), mientras que la LB propuesta por Snowden et al. (1998) sólo alcanza $\sim 60\text{-}95 \text{ pc}$. También es cierto, no obstante, que parte de este aparente desacuerdo podría ser salvado si hubiera HII rellenando ese hueco entre la LB y la cavidad local de HI.

Sfeir et al. (1999) y Lallement et al. (2003) optaron por otra estrategia a la hora de determinar los contornos y la extensión de la LB. Ésta consistía en la observación de las anchuras equivalentes del doblete del NaI $\lambda 5890 \text{ \AA}$ en un conjunto de estrellas con distancias trigonométricas Hipparcos, situadas a distancias de hasta 350 pc del Sol. La utilización de este doblete se debe a que se cree que el NaI es un buen trazador del gas interestelar neutro en una determinada línea de visión, ya que se ha observado repetidamente en regiones frías ($T < 1000 \text{ K}$) y neutras del medio interestelar (Hobbs 1978; Welty, Hobbs y Kulkarni 1994; Vergely et al. 2001). Las observaciones de NaI son mucho más fáciles de obtener que las UV y las densidades columnares mucho más fáciles de deducir que las obtenidas a partir de HI (que tienen líneas más débiles y contaminadas por nuestra atmósfera y la heliosfera). Los resultados preliminares de este estudio fueron publicados en Sfeir et al. (1999), y unos más definitivos (basados en las líneas de absorción de 1005 estrellas, y que comentamos a continuación) en Lallement et al. (2003). Estas observaciones permiten realizar mapas de la distribución del gas neutro en el medio interestelar local y, en particular, trazar los contornos y extensión de la LB con una precisión de $\sim \pm 20 \text{ pc}$ en la mayor parte de las direcciones.

El estudio de Lallement et al. (2003) se puede resumir en un resultado principal: para distancias entre 70 y 90 pc (en la mayoría de las direcciones), la anchura equivalente del doblete del NaI se incrementa desde $< 5 \text{ m\AA}$ hasta $> 30 \text{ m\AA}$. La interpretación para este súbito incremento es la presencia de una envoltura de gas

neutro que rodea la cavidad local: es decir, la frontera de la LB. Óbviamente, este esquema general se ve alterado cuando fijamos nuestra atención en una dirección concreta del plano galáctico, pero ya da una idea de las dimensiones aproximadas de la LB que se deducen a partir de las líneas de absorción del NaI. En las figuras 9.1-9.3 mostramos los mapas de la LB (en el plano galáctico X - Y , el plano meridional X - Z y el plano Y - Z) obtenidos por Lallement et al. (2003), donde se muestran los contornos para anchuras equivalentes del doblete del NaI de 10 y 50 mÅ. Una anchura equivalente de 10 mÅ corresponde aproximadamente a una densidad columnar de HI de $\log(\text{HI}) = 19.3 \text{ cm}^{-2}$, mientras que para 50 mÅ tenemos $\log(\text{HI}) > 20 \text{ cm}^{-2}$. Mirando en estos mapas la *estructura fina* de los contornos de la LB, se hace evidente la presencia de *túneles* hacia la burbuja del Loop I (en el cuarto cuadrante, en la dirección del complejo de Sco-Cen), y hacia la *supershell* GSH238+00+09 (en el tercer cuadrante, en la dirección $l \sim 230^\circ$) descubierta por Heiles (1998). La presencia de dos túneles entre la LB y el Loop I de Sco-Cen (que también son visibles en el plano meridional Y - Z) podrían indicar alguna conexión importante entre las dos burbujas, posiblemente relacionada con los orígenes de ambas estructuras. También se observa con claridad que es en el primer cuadrante galáctico hacia donde la extensión de la LB es más limitada, hallándose el contorno de 20 mÅ a tan sólo 60 pc del Sol, en la dirección del complejo de Ophiuchus. En la figura 9.1 se observan diferentes estructuras, con contornos de 50 mÅ en el interior de la LB. Sin embargo, según los autores, estas condensaciones son parte del propio contorno de la LB y su aparente aislamiento es un artificio debido a los métodos de proyección utilizados (ver detalles en Lallement et al. 2003).

Lallement et al. (2003) afirman que, aparentemente, la LB está siendo presionada por las *shells* vecinas que se encuentran en expansión. Según los autores, esto sugiere que la LB es mucho más antigua y contiene un gas a menor presión que sus vecinas. Por otro lado, estudiando los contornos de la LB en el plano meridional (X - Z), se observa claramente una inclinación de la estructura, que coincide con la inclinación del Cinturón de Gould ($\sim 20^\circ$; ver capítulo 7). Esto podría ser debido a que precisamente son estructuras pertenecientes al Cinturón de Gould (CG) las que están presionando a la LB, formándose una *chimenea local* perpendicular al plano del CG. Esta chimenea local ya había sido detectada en el trabajo de Sfeir et al. (1999), y también a partir de un estudio sobre la detección en el entorno solar de estrellas emisoras en el UV extremo (Welsh et al. 1999).

Para situar a la LB en el contexto del medio interestelar existente alrededor de

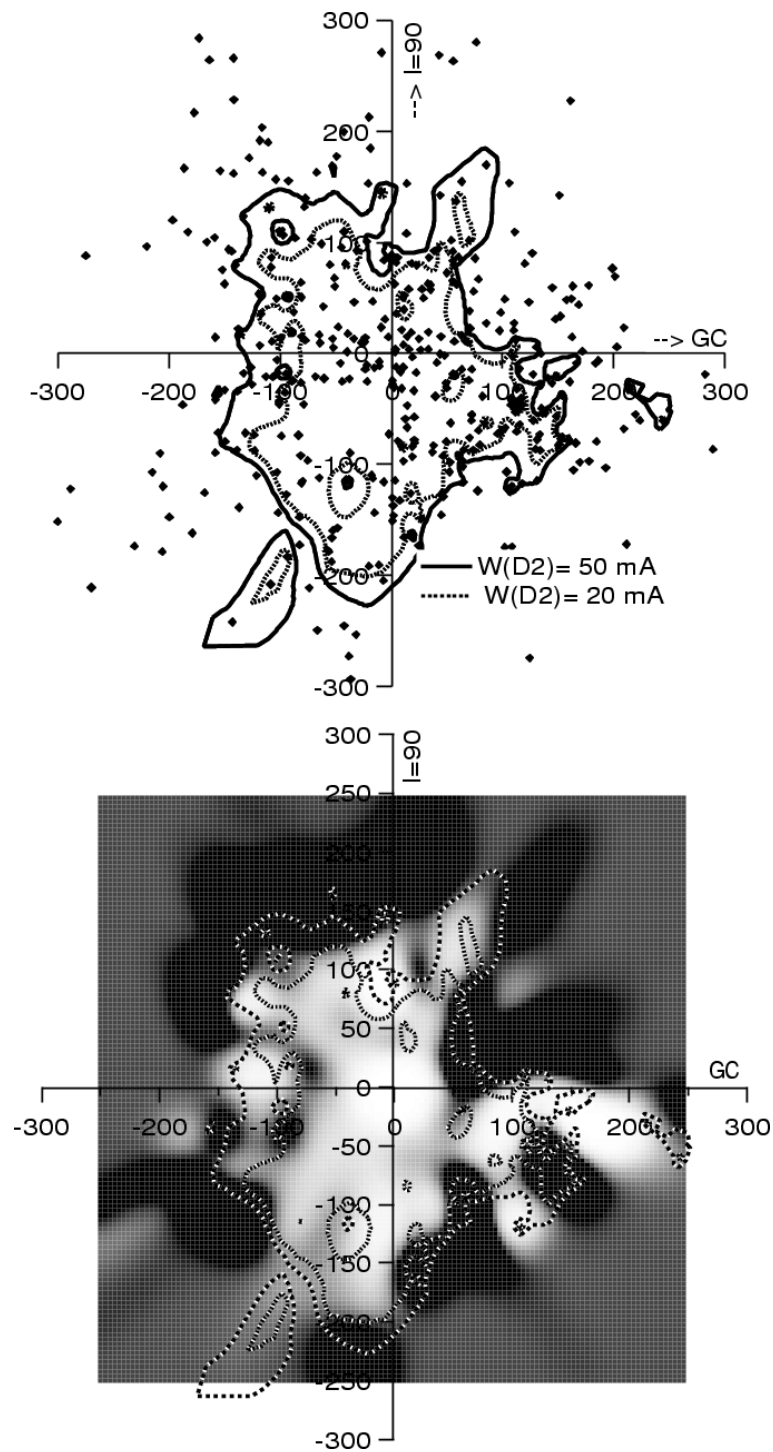


Figura 9.1: Contornos de la anchura equivalente del doblete del NaI (20 y 50 mÅ) en el plano galáctico X - Y (centro galáctico hacia la derecha y sentido de la rotación hacia arriba) calculados a partir de 426 estrellas seleccionadas (arriba) y corte en la densidad volúmica en 3-D obtenida a partir de la inversión global de las densidades columnares (abajo). Imagen extraída de Lallement et al. (2003).

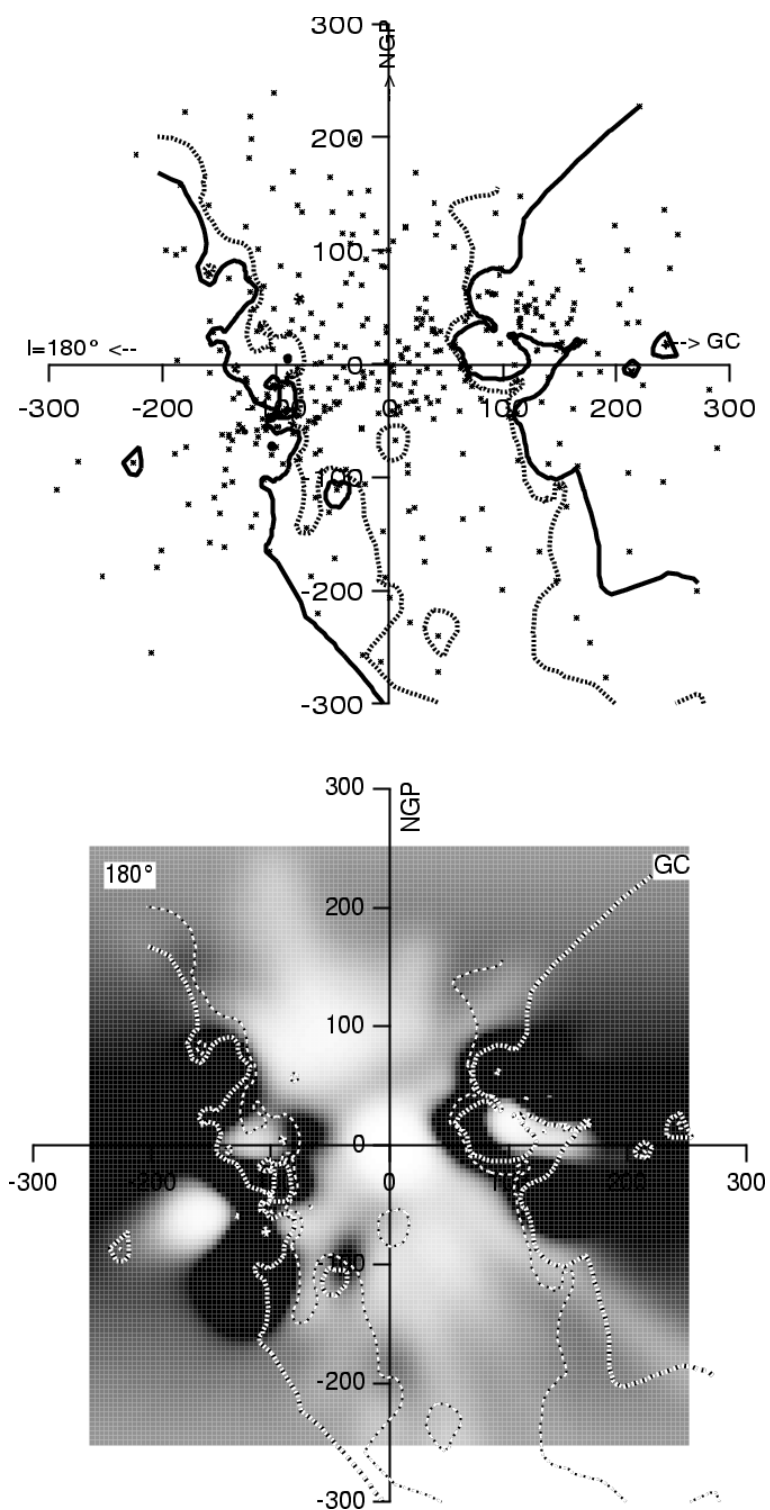


Figura 9.2: Igual que la figura 9.1, pero en el caso del plano meridional $X-Z$.

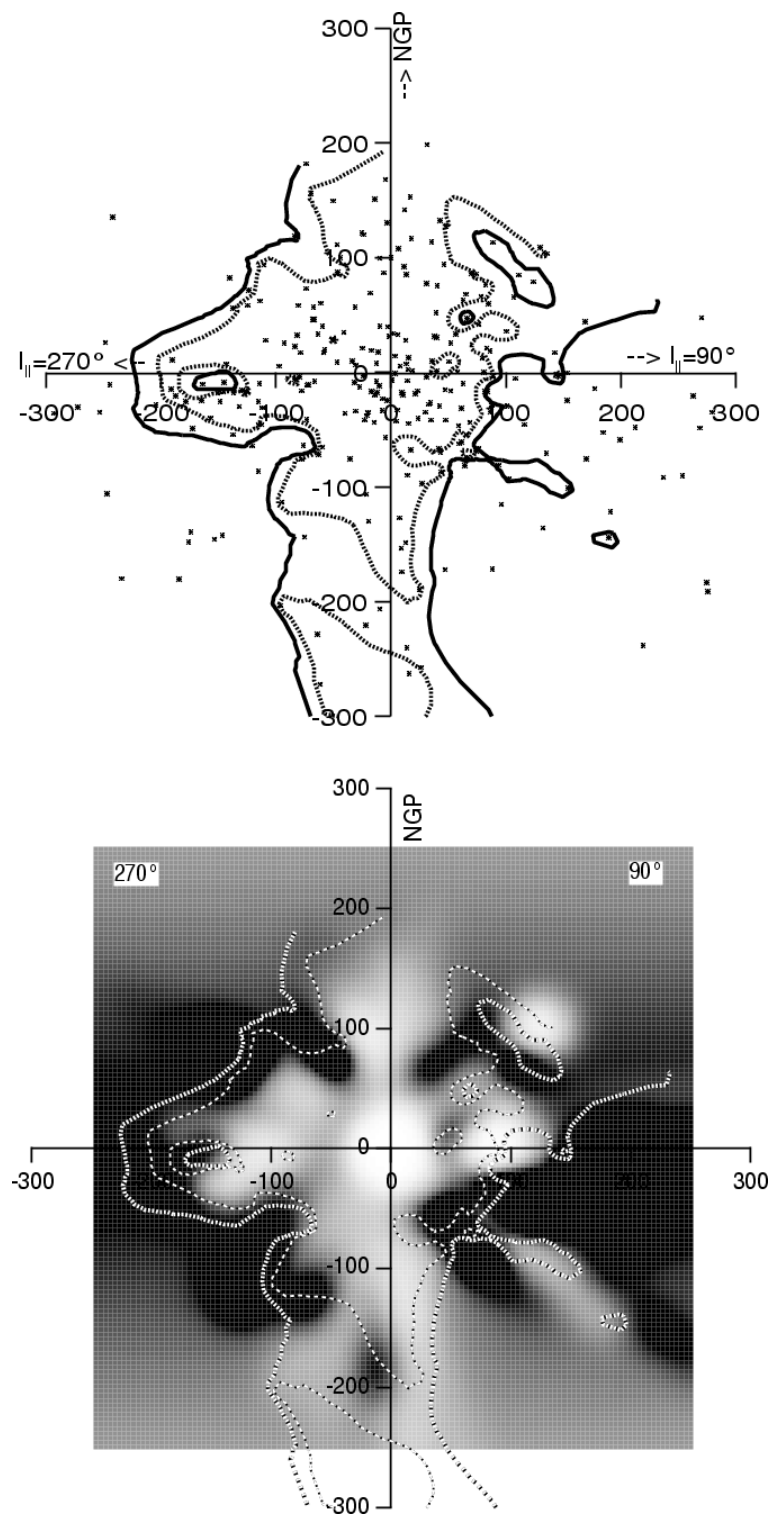


Figura 9.3: Igual que la figura 9.1, pero en el caso del plano rotacional $Y-Z$.

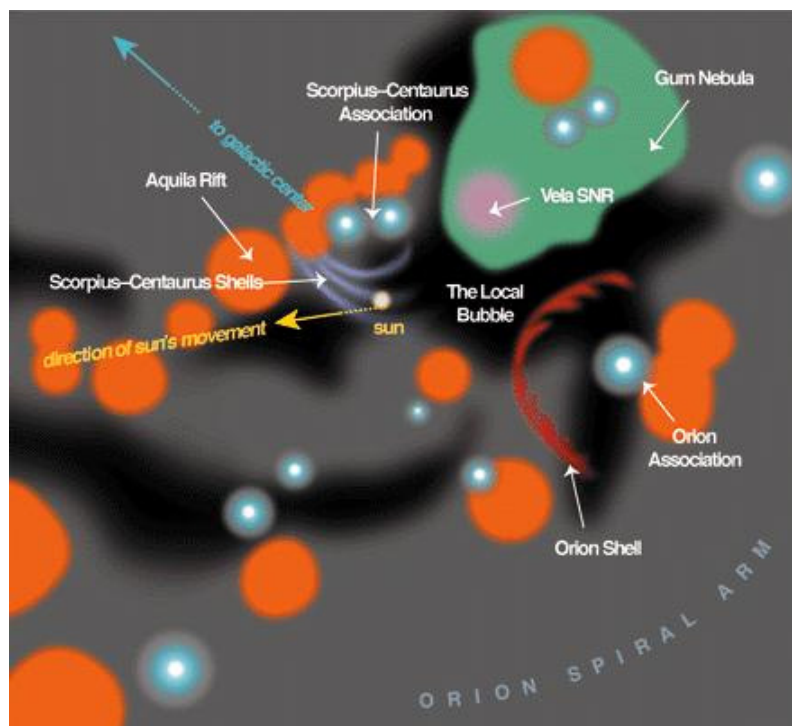


Figura 9.4: La Burbuja Local y la vecindad galáctica (Frisch 2002). La dirección hacia el centro galáctico está señalada arriba a la izquierda.

la posición del Sol, en la figura 9.4 mostramos una representación de los primeros 1500 años-luz (~ 460 pc; Frisch 2002). Es una representación algo sesgada hacia los conceptos que defiende su autora (por ejemplo, el Loop I parece tener muy poca entidad), pero da una idea aproximada del entorno en el que se sitúa el Sol y la LB. En la figura observamos, en el cuarto cuadrante galáctico, el complejo de Scorpius-Centaurus (Sco-Cen), la mayor concentración de estrellas masivas en las cercanías del Sol. Como ya hemos comentado con anterioridad, Sco-Cen está formado por las asociaciones Upper Scorpius (US), Upper Centaurus-Lupus (UCL) y Lower Centaurus-Crux (LCC), a unas distancias medias de entre 118 y 145 pc (de Zeeuw et al. 1999). También se muestran, en el primer cuadrante galáctico, las nubes moleculares de alta densidad de la región de Aquila-Ophiuchus, incluyendo el denominado *Aquila Rift*. El tercer cuadrante está dominado a largas distancias por la región de formación estelar de Orion, situada a varios centenares de pc del Sol, y a distancias cortas por la LB. También se puede observar el túnel hacia la *supershell* GSH238+00+09 y la denominada *Gum Nebula*, una región HII. En el interior de ésta se halla el remanente de supernova de Vela.

9.1.3. El origen de la Burbuja Local

En su revisión de los modelos existentes para explicar el origen de la LB, dentro del volumen de comunicaciones del Coloquio de la IAU dedicado a esta estructura (*IAU Colloquium 166: The Local Bubble and Beyond*, celebrado en 1997), Donald P. Cox escribió que "modelizar la Local Bubble es una de aquellas actividades cargadas de peligro". Lo cierto es que todavía no hay un acuerdo entre los especialistas dedicados al tema en lo que respecta al origen de la LB.

Como dijo Cox (1998), el punto fundamental que todo modelo debe cumplir es encontrar una fuente de unas $200 L_{\odot}$ de una radiación difusa de rayos X blandos en un volumen que contiene un millón de estrellas. Para ello, la posibilidad más aceptada actualmente es que un gas a unos 10^6 K y una presión normal para el medio interestelar esté relleno un volumen de unos 100 pc de extensión, coincidente más o menos con la cavidad local de HI. De esta forma, la radiación térmica del gas ópticamente delgado produciría la emisión observada. El tiempo de enfriamiento de este gas se ha estimado en unos $2 \cdot 10^7$ años, y la edad (y el tiempo de vida) de la LB se cree que puede ser una fracción modesta de este valor. Por otro lado, el contenido en energía térmica de la LB es aproximadamente el esperado para una supernova. Es más, una supernova que explote en una región con una presión normal del medio interestelar, produciría una burbuja de un radio aproximado de 100 pc, con una temperatura y una edad como las que acabamos de comentar. Por tanto, todo apunta a una supernova como la progenitora de esta estructura, si bien Cox (1998) precisa que este razonamiento podría estar muy influido por los prejuicios de los investigadores por lo que respecta a las condiciones ambiente del medio interestelar y los procesos físicos involucrados en el proceso descrito.

Cox (1998) describió cuáles son las cinco concepciones actuales de la LB en las cuales se han basado los diferentes modelos. Éstas son:

- **El modelo de fase caliente**

En este modelo se asume que la mayor parte del medio interestelar está relleno por un gas a unos 10^6 K y a una presión interestelar normal. Nuestra capacidad de observar la radiación emitida por este gas se ve limitada por la rápida absorción de los rayos X blandos por parte del gas denso, de manera que sólo podemos observar los primeros 100 pc, creando la falsa sensación de

que existe una LB como tal. Este modelo fue inicialmente propuesto por Cox y Smith (1974) y posteriormente revisado por Jakobsen y Kahn (1986) y Kahn y Jakobsen (1988).

■ **Un remanente activo de supernova en un medio de densidad baja**

Si el medio interestelar local tuviera una densidad de unos 0.01 cm^{-3} y hubiera explotado una supernova hace unos 10^5 años, el resultado habría sido una estructura muy similar a la LB actualmente observada. Este escenario fue propuesto originalmente por McKee y Ostriker (1977) y ha sido modelizado posteriormente por Cox y Anderson (1982), Arnaud, Rothenflug y Rocchia (1984) y Edgar (1986).

Este modelo de formación de la LB a partir de una única supernova ha sido puesto en duda debido a las irregularidades observadas en la distribución del plasma emisor de rayos X y a la posible existencia de regiones de la LB con temperaturas tan bajas como $\sim 10^4 \text{ K}$ (Gry et al. 1995; Welsh, Crifo y Lallement 1998). Ambos escenarios son difícilmente compatibles con una única explosión de supernova, cuya presión llenaría la *shell* expansiva resultante en su totalidad.

■ **Un escenario con varios remanentes de supernova antiguos**

Si la densidad del medio interestelar fuera un orden de magnitud superior, de unos 0.1 cm^{-3} , serían necesarias diversas supernovas más o menos localizadas en la misma región para construir una cavidad de baja densidad como la observada, y para calentarla hasta los valores de la temperatura antes citados. Este mecanismo de generación de la LB es similar a los propuestos para las superburbujas. Sin embargo, en este caso las explosiones de supernova serían menos numerosas y se hallarían más separadas en el tiempo (a intervalos de uno o unos pocos millones de años). Además, la más reciente tuvo que ocurrir hace suficiente tiempo como para que haya perdido su identidad y no sea observable como tal hoy en día. La presión de la LB sería en este caso comparable con la del medio interestelar y las velocidades de expansión (si la burbuja es joven) o de compresión (si es más vieja) serían pequeñas, del orden de 10 km s^{-1} , compatibles con las observadas por el satélite Copernicus en las líneas de absorción del OVI (Shelton y Cox 1994). La idea para este escenario surgió de un modelo propuesto por Innes y Hartquist (1984) y ha sido estudiado con posterioridad por Cox y Snowden (1986), Cox y Reynolds (1987), Edgar y Cox (1993) y Smith (1995).

Con posterioridad a la revisión de Cox (1998), Smith y Cox (2001) publicaron un trabajo, basado en simulaciones hidrodinámicas en 1-D, en el que concluyeron que la LB podía ser el resultado de la explosión de 2 ó 3 supernovas en el medio interestelar difuso, separadas unos pocos millones de años, y con la última hace unos 2-5 Myr. Por tanto, proponen que la explosión de estas supernovas tuvo lugar fuera de las nubes moleculares y asociaciones OB que rodean al Sol, en regiones de baja densidad estelar, pero con una alta presión ambiental de gas. El ritmo de ocurrencia de estas supernovas aleatorias en nuestra posición en la Galaxia ha sido estimada en $\sim 0.18-0.4 \cdot 10^{-13} \text{ pc}^{-3} \text{ yr}^{-1}$ (Ferrière 1998; Heiles 1987). Por tanto, en una esfera de 100 pc de radio, la tasa esperada es de $\sim 0.08-0.17 \text{ Myr}^{-1}$. A partir de esta tasa, los autores acaban calculando en aproximadamente 1 entre 30 la probabilidad de que se encadenen de manera casual y en el entorno solar 2 ó 3 supernovas aisladas, separadas temporalmente unos pocos millones de años.

Maíz-Apellániz (2001) hizo un estudio de las órbitas (en una aproximación elipsoidal) de las asociaciones de Sco-Cen y propuso que estas 2 ó 3 supernovas que generaron la LB podían pertenecer a LCC en lugar de ser aisladas. No obstante, su modelo tiene ciertos problemas geométricos, puesto que la órbita hacia atrás en el tiempo de LCC apenas roza los contornos actuales de la LB (ver su figura 1), y el propio autor reconoce que no es descartable que haya habido una contribución a este proceso de formación de la LB de, al menos, 1 ó 2 supernovas de la población difusa del disco.

Una aproximación parecida fue realizada por Berghöfer y Breitschwerdt (2002), pero considerando que las estrellas progenitoras de las supernovas que formaron la LB eran miembros del grupo móvil B1, una subestructura del grupo móvil de las Pleiades encontrada por Asiain et al. (1999). El grupo móvil B1 es un conjunto de 33 estrellas de tipos espectrales B, A y F, con una edad media de $20 \pm 10 \text{ Myr}$, situadas preferentemente en el cuarto cuadrante galáctico, a distancias inferiores a 200 pc (la distancia media de sus miembros es de $\sim 135 \text{ pc}$). Según comprobaron Berghöfer y Breitschwerdt, el grupo B1 está dominado por estrellas B1.5-B3 con masas entre 6 y $9 M_{\odot}$. Haciendo algunas suposiciones básicas, llegan a la conclusión que el grupo debió contar en el pasado con al menos 19 estrellas de masa suficientemente elevada como para dar lugar a una explosión de supernova. Este número, sin embargo, parece algo excesivo comparado con las 6, 13 y 1 supernovas esperadas para los casos de LCC, UCL y US, respectivamente (ver Maíz-Apellániz 2001), asociaciones mucho más ma-

sivas que B1. Los autores trazan la órbita de B1 atrás en el tiempo (consideran un punto coincidente con el centro de masas del grupo), en su aproximación epicíclica, y obtienen que hace 13 Myr se encontraba ligeramente en el interior del actual contorno de la LB. Dadas las incertidumbres en los contornos de la LB y el hecho de que se había trazado hacia atrás en el tiempo únicamente la órbita del *centro* de B1, los autores sostienen que es posible que algunas de las supernovas de B1 estallaran dentro de los límites actuales LB, originándola.

■ Una nube que explotó

En el marco de este modelo, un conjunto de unas 10 supernovas estalló cerca o dentro de una nube de alta densidad, calentándola a una muy alta temperatura y presión, de manera que la nube se expandió libremente en un medio de densidad mucho menor. Esta expansión redujo la temperatura, pero mantuvo una elevada ionización. Según este modelo, actualmente la LB debería de estar rellena por gas frío a densidad moderadamente baja. El modelo fue propuesto por Breitschwerdt y Schmutzler (1994).

■ Parte de la superburbuja de la asociación de Sco-Cen

Finalmente, el último escenario propuesto es que la LB es una parte de la superburbuja de Sco-Cen, que pudo haberse expandido preferentemente hacia una región interbrazo de menor densidad en la cual se situaba el Sol. La idea surgió de un trabajo de Bochkarev (1987) y fue propuesta por Frisch (1998). No acaba de quedar claro cómo es posible entonces que haya gas caliente en el entorno solar más inmediato, mientras que se observa una pared densa de HI a unos 70 pc de distancia en la dirección de Sco-Cen (el Loop I). No obstante, Cox (1998) encuentra suficientemente atractiva y realista esta propuesta como para no descartarla, y propone profundizar en su estudio. Para ello argumenta que Sco-Cen contiene la mayor parte de las estrellas O y B tempranas del entorno solar. Es decir, tiene la *materia prima* necesaria para generar explosiones de supernova. El reciente descubrimiento de los *túneles* entre Sco-Cen y la LB (ver, por ejemplo, Lallement et al. 2003) podrían favorecer este escenario. Frisch (1998) fue un poco más allá y afirmó que la naturaleza de la pared de HI entre el Loop I y la LB está todavía por ser definida con precisión, ya que hay estrellas situadas más allá de la pared (por ejemplo, λ Sco y β Cen, situadas a 216_{-35}^{+52} y 160_{-12}^{+17} pc, respectivamente) que muestran densidades columnares de HI de sólo $1\text{-}3 \cdot 10^{19} \text{ cm}^{-3}$, mientras que se cree que la pared debería de tener al menos una densidad de 10^{20} cm^{-3} . Sin embargo, Breitschwerdt, Freyberg

y Egger (2000) encontraron una súbita subida en la densidad columnar de HI en el espectro de las estrellas Hipparcos situadas a más de 60 pc en esa dirección, lo que les hace afirmar que la existencia de la pared de HI es un hecho demostrado.

Como se puede comprobar, entre las diversas posibilidades para el origen de la LB, predominan aquellas que involucran la explosión de una o varias supernovas. Actualmente, el mayor consenso parece encontrarse en un escenario donde unas 10-20 supernovas pudieron formar la cavidad local (libre de HI), aunque todo el SXR observable hoy en día (la LB) se podría explicar por la explosión reciente (hace unos pocos Myr) de 1 ó 2 supernovas que recalentaron la Burbuja (Breitschwerdt y Cox 2004). En este contexto, algunos autores han resaltado que hay evidencias directas de la explosión de una supernova a una distancia de ~ 30 pc hace ~ 5 Myr, a partir de medidas de la concentración del isótopo ^{60}Fe en la capa de ferromanganeso del fondo oceánico (Knie et al. 1999). Sin embargo, todavía faltan datos observacionales y modelos teóricos adecuados para poder discriminar entre uno u otro escenarios, a los que se aferran los respectivos partidarios (Sanders y Frisch 1998). Probablemente, la futura publicación de datos cinemáticos de los contornos de la LB obtenidos a partir de medidas del doblete del NaI (anunciada por Lallement et al. 2003) arrojará algo de luz sobre este asunto. No obstante, también será necesario avanzar mucho camino en la comprensión de los modelos de la emisión de rayos X (ver Breitschwerdt y Cox 2004), no únicamente de un plasma caliente como el que se supone contiene la LB, sino también de la heliosfera, que podría tener una sorprendente contribución al SXR, según se ha publicado recientemente (Lallement 2004).

9.2. Asociaciones locales de estrellas jóvenes

Hasta hace unos pocos años prácticamente no se conocían estrellas de pre-secuencia principal (PMS) a menos de 100 pc del Sol (ver, sin embargo, Jeffries 1995 y Eggen 1995a, 1995b). Todas las estrellas muy jóvenes conocidas se situaban a distancias mayores de 140 pc, en las nubes moleculares de Taurus, Chamaeleon, Lupus, Scorpius-Centaurus y R CrA, todas ellas regiones de formación estelar reciente. A partir de los años 90 del siglo XX, se comenzaron a descubrir muchas estrellas PMS y ZAMS (del inglés *Zero Age Main Sequence*) a partir de observaciones espectroscópicas de fuentes ROSAT no indentificadas, que permitían identificar rasgos de

juventud como la línea de absorción del litio en $\lambda 6708$ y la línea de emisión del $H\alpha$ (ver revisión en Neuhäuser 1997).

La publicación del catálogo Hipparcos en 1997 dio un vuelco a la situación, ya que de las 600 estrellas jóvenes ricas en litio detectadas por ROSAT, 21 habían sido observadas por Hipparcos (Neuhäuser y Brandner 1998). De ellas, 16 estrellas tenían paralajes trigonométricas con un error bajo, que permitieron situar a estas estrellas en el diagrama HR. Entonces, se encontró que todas estas estrellas se situaban por encima de la secuencia principal, confirmando su naturaleza de PMS. Además, resultó que algunas de estas estrellas se encontraban a menos de 100 pc de distancia del Sol, donde no hay nubes moleculares con regiones de formación estelar.

Se plantearon dos posibilidades para explicar la existencia de estas estrellas jóvenes alejadas de las nubes moleculares y regiones de formación estelar actualmente activas. Una primera teoría abogaba porque estas estrellas eran objetos eyectados de sus lugares de nacimiento (Sterzik y Durisen 1995). Otra posible explicación, propuesta por Feigelson (1996), proponía en cambio que estas estrellas se formaron en pequeñas nubes moleculares, que posteriormente fueron dispersadas. Los estudios cinemáticos posteriores parecen apoyar esta última hipótesis.

Con posterioridad, estas estrellas jóvenes alejadas de nubes moleculares y regiones de formación estelar han sido agrupadas en asociaciones de unas pocas decenas de estrellas. Este tipo de agrupaciones estelares (con un número de miembros de ~ 10 -100) están dominadas por unas pocas estrellas con masas entre 3 y $30 M_{\odot}$, acompañadas de un número mucho mayor de estrellas de baja masa. Después de su nacimiento, los miembros de estos grupos de estrellas se dispersan en el campo galáctico en unos pocos millones de años (Bonnell y Clarke 1999) y, por tanto, son difíciles de detectar. Sin embargo, actualmente se cree que una fracción significativa de estrellas nacen en este tipo de grupos y cúmulos pobres (Adams y Myers 2001; Elmegreen 2002).

El descubrimiento de estas agrupaciones estelares ha permitido establecer con bastante precisión la edad de algunas estrellas jóvenes de los tipos espectrales F y G, que de otro modo son difíciles de obtener. Esto es debido a que este tipo de estrellas llegan a la ZAMS muy rápidamente (~ 10 Myr) y, además, el resto de indicadores de juventud ya clásicos (línea del Li $\lambda 6708$, etc.) no son capaces de definir bien la edad en este rango de masas. Pero la existencia de estos nuevos grupos ha permitido relacionar cinemáticamente estas estrellas F-G con estrellas de

tipos espectrales K-M. Entonces, la determinación de la edad se hace posible, puesto que para estas últimas estrellas se pueden obtener edades precisas a partir de las trayectorias evolutivas en los diagramas color-magnitud o las anchuras equivalentes de la línea del Li $\lambda 6708$. Esto ha abierto un nuevo y prometedor campo en el estudio del selecto conjunto de estrellas muy jóvenes (< 50 Myr) de tipo solar, del que se conocían muy pocos miembros hace apenas 10 años. Todos estos descubrimientos están teniendo importantes consecuencias en los estudios del origen de los sistemas planetarios alrededor de estrellas de tipo solar, que precisamente se forman cuando estas estrellas se sitúan en este rango de edades. Pero también están siendo muy importantes en otro tipo de estudios, como es la mejor comprensión de la historia reciente de formación estelar en el entorno solar más cercano, y sus implicaciones en la formación y evolución de las estructuras estelares y del medio interestelar que observamos actualmente a nuestro alrededor.

En esta sección haremos una narración más o menos cronológica (dentro de cada agrupación) de cuál ha sido la secuencia de acontecimientos durante los últimos 7-8 años (como veremos, acompañada de copiosa bibliografía), que ha permitido el descubrimiento en el entorno solar más cercano de todo un conjunto de asociaciones, grupos móviles y cúmulos de estrellas cuyos miembros tienen unas edades menores a 50 Myr y una cinemática muy parecida.

9.2.1. La asociación de TW Hya

La estrella TW Hya (= HIP 53911; $(l, b) = (278.7^\circ, +23.0^\circ)$; $(U, V, W) = (-12.8, -18.8, -7.0)$ km s $^{-1}$) es el prototipo de las estrellas T Tau aisladas desde que Rucinski y Krautter (1983) constataran que muestra todas las características espectroscópicas para ser clasificada como una estrella T Tau clásica (CTTS), con una edad de unos 10 Myr. Sin embargo, se encuentra alejada de cualquier nube oscura o concentración de material molecular, e incluso de otras estrellas de pre-secuencia principal (PMS). Las observaciones del satélite Hipparcos (ESA 1997) fijaron la distancia de la estrella en 56_{-7}^{+8} pc.

Gregorio-Hetem et al. (1992) identificaron 33 candidatas a estrella T Tau basándose en espectroscopía del catálogo IRAS. Cuatro de ellas (HD 98800, CD $-33^\circ 7795$, CD $-29^\circ 8887$ y Hen 3-600) se encontraban a menos de 10° de TW Hya. La proximidad de estas cinco estrellas sugirió la posibilidad de que formaran un grupo con

un origen común. Sin embargo, el hecho de que no hubiera ninguna nube molecular cercana hizo que las distancias a las estrellas en aquel momento (previo a las observaciones de Hipparcos) fueran meras estimaciones y, por tanto, no se pudo asegurar la naturaleza de PMS para estas estrellas.

El primer intento con el objetivo de buscar compañeras estelares jóvenes alrededor de TW Hya a partir de observaciones en rayos X fue llevado a cabo por Hoff, Henning y Pfau (1998). Realizaron una búsqueda de objetos emisores de rayos X en un campo de $57'$ de radio alrededor de TW Hya a partir de observaciones ROSAT PSPC. Sin embargo, no encontraron contrapartidas ópticas que fuesen candidatas a ser estrellas de una edad similar a la estimada para TW Hya. Esto imponía un límite máximo a la densidad de estrellas jóvenes en los alrededores de TW Hya. No obstante, teniendo en cuenta la distancia a la estrella, el hecho de que no se encontrara ninguna estrella en un campo tan pequeño no era del todo de extrañar, ya que considerando las densidades típicas de las regiones de formación estelar en las cercanías del Sol, se esperaba que la estrella más cercana estuviera a una distancia de entre 1° y 5° .

Soderblom et al. (1998) estudiaron la estrella HD 98800 (= HIP 55505; $(l, b) = 278.4^\circ, +33.8^\circ$); $(U, V, W) = (-12.8, -20.8, -5.0)$ km s $^{-1}$), un sistema cuádruple con dos componentes visuales (HD 98800A y HD 98800B), que a su vez son binarias espectroscópicas. El satélite Hipparcos determinó una distancia de 47_{-6}^{+7} pc para este sistema. Sus componentes presentan una gran abundancia de Li $\lambda 6708$. Comparando las profundidades relativas de las líneas de litio y calcio de las componentes de este sistema con las de estrellas situadas en las Pleiades, se concluyó que HD 98800 es más joven que este cúmulo, asignándole una edad de unos 10 Myr. Soderblom et al. realizaron un estudio cinemático y propusieron una posible relación entre este sistema y el complejo de Sco-Cen. Suponiendo un movimiento rectilíneo, y extrapolando hacia el pasado las actuales velocidades de la estrella y los complejos US y UCL, Soderblom et al. comprobaron como hace 22 Myr las órbitas de HD 98800 y US pasaron a sólo 19 pc de distancia, mientras que hace 15 Myr HD 98800 se situaba a 30 pc de UCL. Dada la edad de 10 Myr estimada para la estrella y las incertidumbres asociadas a la extrapolación de las órbitas, Soderblom et al. concluyeron que era posible que HD 98800 hubiera nacido en el complejo de Sco-Cen y hubiera sido expulsada con posterioridad. Finalmente, los autores proponen que quizás HD 98800 puede tener alguna relación con TW Hya puesto que comparten edad (~ 10 Myr) y cinemática.

Basándose en datos ROSAT e Hipparcos, Jensen, Cohen y Neuhäuser (1998) realizaron una búsqueda de estrellas jóvenes en una esfera de 10 pc de radio alrededor de HD 98800 y CD $-33^{\circ}7795$, encontrando una estrella, CD $-36^{\circ}7429$, que era candidata a ser PMS (tiene una baja velocidad espacial, una emisión X comparable a la de HD 98800 y se observa absorción de litio en su espectro). Extrapolando hacia el pasado los movimientos propios de TW Hya, HD 98800 y CD $-36^{\circ}7429$ comprobaron que las posiciones no sólo no se acercaban, sino que se alejaban. La conclusión de los autores es que la mayoría de estas estrellas no deben ser jóvenes, siendo probablemente subgigantes o gigantes mal clasificadas, o sistemas triples no resueltos. Sin embargo, nosotros hemos obtenido, con medidas recientes de la velocidad radial, unas componentes de la velocidad heliocéntrica muy similares para estas tres estrellas: $(U, V, W)_{\text{TW Hya}} = (-12.8, -18.8, -7.0) \text{ km s}^{-1}$, $(U, V, W)_{\text{HD 98800}} = (-12.8, -20.8, -5.0) \text{ km s}^{-1}$ y $(U, V, W)_{\text{CD}-33^{\circ}7795} = (-11.5, -17.7, -7.6) \text{ km s}^{-1}$.

Estas dudas sobre la unidad del grupo quedaron finalmente despejadas con el descubrimiento de siete nuevos miembros (más una enana marrón) por parte de Webb et al. (1999). Estos nuevos miembros mostraban una emisión importante en rayos X, una gran abundancia de litio, una actividad cromosférica intensa y un movimiento propio muy similar al de los cinco miembros originales. El descubrimiento se hizo tras una preselección de candidatos con movimiento propio parecido a los miembros conocidos, según medidas del programa Southern Proper Motion (SPM; Platais et al. 1995, Girard et al. 1998). Posteriormente se hicieron espectros de las 50 estrellas candidatas con el telescopio Keck II, a partir de los cuales se determinaron la emisión en $H\alpha$ y la absorción en Li, y observaciones *speckle* con el *NASA Infrared Telescope Facility* (IRTF) de 3 metros, con el objetivo de encontrar compañeros estelares cercanos. A partir de estas observaciones se realizó el descubrimiento de los nuevos miembros del grupo, denominados TWA 6, 7, 8A, 8B, 9A (= CD $-36^{\circ}7429$ = HIP 57589), 9B y 10, además de una compañera de TWA 5 que parece ser una enana marrón de unas $20 M_{\text{Jup}}$ (ver también Lowrance et al. 1999). Webb et al. finalmente esgrimen tres razones para argumentar que los miembros de TW Hya forman una asociación física (la *asociación de TW Hya*, o TWA). La primera es que, si se considera la población de estrellas T Tau a una distancia inferior a 70 pc, alejadas de nubes oscuras y que exhiben un exceso substancial en emisión infrarroja, se observa que sólo seis estrellas cumplen estas características, siendo cuatro de ellas miembros de TWA (TW Hya, HD 98800, Hen 3-600 y HR 4791). Las otras dos son β Pic y 49 Cet. En segundo lugar, se ha demostrado en *surveys* de rayos X que en otras regiones del cielo alejadas de nubes moleculares no se producen concentraciones

similares de estrellas T Tau. Finalmente, argumentan que si las estrellas T Tau estuvieran ampliamente distribuidas alrededor del Sol, se esperaría observar muchas estrellas post-T Tau brillantes en rayos X, en el rango de edades comprendido entre 10 y 100 Myr. Sin embargo, hasta el momento, no hay evidencia de este hecho. Con las observaciones de los nuevos miembros, Webb et al. fueron capaces de realizar el diagrama color-magnitud de TWA más completo hasta la fecha, determinando una edad para el grupo de unos 8 Myr.

Las tres razones que según Webb et al. (1999) prueban la existencia de la TWA fueron parcialmente cuestionadas por Jayawardhana et al. (1999). Según estos autores, el primer argumento no es muy robusto, pues sólo existe una T Tau clásica fuera de toda duda en el grupo de TW Hya, y por tanto la estadística es pobre. Por lo que respecta al segundo argumento, Martín y Magazzù (1999) observaron que en una muestra de estrellas del RASS en la dirección de Taurus, si bien la mayoría de los sistemas tienen entre 50 y 100 Myr, hay una fracción apreciable (aproximadamente el 20%) con una edad de unos 10 Myr. Finalmente, tampoco el tercer argumento es determinante puesto que Briceño et al. (1997) constataron que muchas de las estrellas de baja masa brillantes en rayos X del RASS tienen edades de entre 50 y 100 Myr. Sin embargo, en el mismo artículo Jayawardhana et al. acaban admitiendo que sí parece haber una mayor densidad de estrellas jóvenes en la región de la TWA como para considerar que estas estrellas pueden formar una asociación real con un origen común.

Nuevas estrellas T Tau pertenecientes a TWA fueron descubiertas por Sterzik et al. (1999) a partir de datos del RASS en campos de $6^\circ \times 6^\circ$ centrados en cada una de las estrellas TW Hya, CD $-29^\circ 8887$ y Hen 3-600. De las 71 estrellas candidatas encontradas, se realizaron espectros con el telescopio ESO de 1.5 metros, observándose que sólo cuatro de ellas mostraban absorción de Li, tipo espectral tardío y/o emisión $H\alpha$ y, por tanto, podían ser clasificadas como candidatas a estrella T Tau. De estas cuatro estrellas se realizaron espectros de alta resolución a través del telescopio ESO de 3.6 metros, obteniéndose tipos espectrales (M1 y M2), temperaturas efectivas (entre 3600 y 3800 K), velocidades radiales (entre 16 y 21 km s^{-1}) y otros parámetros de interés. A partir de la velocidad radial se pudo comprobar como una de las estrellas no era miembro de TW Hya (además, la estrella se situaba ostensiblemente más alejada que el resto de miembros conocidos, a unos 80-100 pc). Los nuevos miembros eran RXJ 1121.1-3845, RXJ 1121.3-3447N y RXJ 1121.3-3447S, con *edades de litio* (calculadas a partir de las anchuras de las líneas

de este elemento) de entre 10 y 30 Myr.

Con todos estos datos encima de la mesa, Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) calcularon el movimiento hacia el pasado de TW Hya a partir de una aproximación lineal y sugirieron que los miembros de la asociación se formaron a partir de una nube pequeña que escapó de la gigante nube molecular que acabó formando el complejo de Sco-Cen.

El número de estrellas pertenecientes a TWA siguió aumentando tras el descubrimiento de seis nuevas estrellas T Tau cerca de HR 4796 por parte de Zuckerman et al. (2001b). Los nuevos miembros fueron descubiertos a partir de espectroscopía a través de los telescopios Keck-II de 10 metros (*Mauna Kea Observatory*) y Bok de 2.3 metros (*Steward Observatory*). Los nuevos miembros descubiertos por Zuckerman et al. (TWA 14, 15A, 15B, 16, 17, 18, 19A y 19B) son estrellas con tipos espectrales entre G5 y M2.

Una aproximación diferente para la identificación de candidatos a pertenecer a TWA fue emprendida por Makarov y Fabricius (2001), quienes identificaron 31 posibles miembros cinemáticos a partir del método del punto convergente. Los candidatos fueron seleccionados a partir de un conjunto de estrellas de la muestra RASS-BSC/Tycho-2, que abarcaba unos 3000 grados cuadrados en el cielo. Se seleccionaron las estrellas con un movimiento propio mayor a 30 mas año^{-1} y cuya prolongación sobre la esfera celeste cruzara un círculo de centro $(l, b) = (222.3^\circ, -27.9^\circ)$ y radio 5° . De esta manera, se obtuvo un conjunto de 31 posibles miembros (17 incluidos en el catálogo Hipparcos), 8 de los cuales ya eran miembros conocidos de TWA. Makarov y Fabricius ajustaron un modelo que tiene en cuenta un movimiento de expansión de las estrellas TWA desde un punto central, que encuentran situado a 73 pc del Sol, en la dirección $(\alpha_C, \delta_C) = (165.4^\circ, -32.1^\circ) \pm (2.4^\circ, 1.1^\circ)$. Este centroide se sitúa a 16 pc de TW Hya y se mueve a una velocidad heliocéntrica de $(U, V, W) = (-12.7, -20.6, -6.2)$. El ritmo de expansión encontrado para la asociación es de $0.12 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ –lo que arroja una edad dinámica de 8.3 Myr– y la dispersión de velocidades interna de 0.8 km s^{-1} . Basándose en datos de Torra, Fernández y Figueras (2000), relativos a la variación con la distancia heliocéntrica del ritmo de expansión de la población estelar masiva del Cinturón de Gould (presentados en el capítulo 8), Makarov y Fabricius acaban concluyendo que TWA forma parte de esta gran estructura presente en el entorno solar, como el resto de población de baja masa identificada por Guillout et al. (1998b).

Diversos candidatos a miembros propuestos por Makarov y Fabricius (2001) fueron observados por Torres, Neuhäuser y Latham (2001) con el objetivo de determinar sus velocidades radiales y así intentar confirmar su pertenencia a TWA. De un total de 4 candidatos observados, dos de ellos parecen tener velocidades radiales plenamente compatibles con su condición de miembros (HIP 50796 y HIP 53486) y otros dos no (HIP 48273 y TYC 6604-0118-1; en estos últimos casos las estrellas parecen ser binarias de doble línea).

Un estudio más detallado de los candidatos propuestos por Makarov y Fabricius (2001) fue realizado por Song, Bessell y Zuckerman (2002). Estos autores obtuvieron espectros de los 23 candidatos a través del telescopio de 2.3 metros de la *Australian National University*. La mitad de los candidatos fueron eliminados debido a su debilidad en la línea de absorción del Li $\lambda 6708$, por comparación con las observaciones realizadas en miembros de NGC 2264 (con una edad menor a 10 Myr) e IC 2602 (entre 10 y 30 Myr). Para los candidatos pertenecientes al catálogo Hipparcos, los autores obtuvieron estimaciones de la edad a partir de su localización en el diagrama color-magnitud. De esta manera, se eliminan todos los candidatos excepto HIP 47039 y HIP 57524 (= TWA 19, miembro ya reconocido por Zuckerman et al. 2001). Además, HIP 47039 puede ser desestimada debido a su debilidad en la línea del litio y su lenta rotación, ya que probablemente es una estrella post-ZAMS. Finalmente, únicamente quedan como posibles miembros HIP 57524 (= TWA 19) y tres estrellas del catálogo Tycho: TYC 7760-0835-1, TYC 8238-1462-1 y TYC 8234-2856-1. Estas últimas, teniendo en cuenta sus absorciones en litio, su posición en el cielo ($\alpha \sim 12\text{h}$, $\delta \sim -45^\circ$) y sus movimientos propios ($\mu_\alpha \sim -34 \text{ mas yr}^{-1}$ y $\mu_\delta \sim -12 \text{ mas yr}^{-1}$), probablemente son miembros de Lower Centaurus Crux (LCC). Asumiendo una edad de 10 Myr, se deducen unas distancias fotométricas de unos 130 pc, mientras que los anteriores miembros de TWA se sitúan todos ellos a menos de 100 pc. Por tanto, la única posibilidad para que estas tres estrellas sean miembros de TWA es que esta asociación tenga alguna relación física con el complejo de Sco-Cen, extremo que Song, Bessell y Zuckerman no pueden ni confirmar ni desmentir (ver también comentarios al respecto en Kastner et al. 2003).

Aprovechando la gran cercanía a TWA, Gizis (2002) utilizó el catálogo *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) para hacer una búsqueda de enanas marrones en la asociación. El único precedente hasta la fecha de enana marrón conocida en TWA era la compañera de TWA 5, de tipo espectral M8 y magnitud $H = 12.1$. Esta magnitud la convierte en mucho más brillante que el límite del 2MASS ($H \sim 15.1$ para

una relación señal-ruido de 10; Cutri et al. 2000). Por tanto, es claramente factible encontrar en el 2MASS enanas marrones aisladas pertenecientes a TWA. Para realizar la selección de candidatos Gizis utilizó dos criterios. En primer lugar, limitó la búsqueda a la región del cielo donde se encuentran el resto de miembros conocidos ($150 < \alpha < 205^\circ$, $-52 < \delta < -25^\circ$). Por otro lado, se realizó una selección fotométrica que incluyera estrellas que potencialmente fueran enanas M y L, basándose en sus colores $J - K_S$ (las enanas con tipos espectrales desde M8 hasta L tardíos se caracterizan por tener $J - K_S > 1.0$, lo que las distingue de la mayoría de estrellas de campo). Gizis realizó observaciones espectroscópicas a través del telescopio Blanco de 4 metros del *Cerro Tololo Inter-American Observatory* (CTIO), constatando que en su muestra había dos objetos de tipo M tardío que mostraban una gravedad superficial muy baja: 2MASSW J1207334-393254 y 2MASSW J1139511-315921, ambas de tipo espectral M8. La primera de ellas presenta un movimiento propio relativo al resto de estrellas de campo de unos 100 mas yr⁻¹ hacia el oeste y unos 30 mas yr⁻¹ hacia el sur, compatible con su posible pertenencia a TWA. Además, la principal característica de esta estrella es su extremadamente potente emisión persistente en H α , sólo comparable a la de otros tres sistemas de estrellas M tardías, dos de las cuales (ρ Oph 162349.8-242601 y CFHT-BD-Tau J043947.3+260139) son enanas marrones jóvenes conocidas. La tercera estrella (PC 0025+0447) quizás también lo es, aunque se necesitan más datos para confirmarlo (ver Martín et al. 1999). Por tanto, todo parece indicar que 2MASSW J1207334-393254 es una enana marrón joven y posiblemente perteneciente a TWA (ver también Gizis y Bharat 2004). Por lo que respecta a 2MASSW J1139511-315921, su emisión en H α es más débil, pero se observa una débil emisión en He λ 6678, típica de enanas marrones jóvenes. Su movimiento propio (unos 110 mas yr⁻¹ hacia el oeste y unos 110 mas yr⁻¹ hacia el sur) no es compatible con el movimiento de TWA. Sin embargo, según Gizis, las incertidumbres en el movimiento propio de esta estrella podrían ser suficientemente elevadas como para no descartar que pudiera ser miembro de TWA. Si ambas estrellas fueran realmente miembros de la asociación, sus masas serían de aproximadamente $0.025M_\odot$ (según modelos de Chabrier et al. 2000), el mismo resultado encontrado por Lowrance et al. (1999) para TWA 5B.

Torres et al. (2003) realizaron observaciones espectroscópicas de los miembros conocidos hasta la fecha y de otros 10 candidatos, pero sin lograr una confirmación de pertenencia (basada en la velocidad radial y en la absorción de la línea del Li λ 6708) para ninguno de estos últimos.

Reid (2003) presenta los resultados de observaciones espectroscópicas a través del telescopio Keck-I de 10 metros de 20 estrellas en 16 sistemas previamente conocidos de TWA y 16 estrellas identificadas como candidatas a ser miembros de TWA por Webb (1999). Estas observaciones permiten al autor obtener las velocidades radiales, velocidades de rotación y las anchuras equivalentes de emisión de las líneas del CaII (línea K), H β y H α . Estudiando las características espectroscópicas y las componentes de la velocidad de los candidatos a miembros, Reid considera que únicamente XACT 10 (= TYC 7697-2254-1) y HD 111265 tienen propiedades corales/cromosféricas y cinemáticas que no son incompatibles con la pertenencia a TWA. Por otro lado, el autor afirma que los niveles de actividad observados en la enana marrón candidata a ser miembro propuesta por Gizis (2002) no son suficientes para apoyar su pertenencia al grupo. De la misma manera, las tres estrellas del catálogo Tycho que Song, Bessell y Zuckerman (2002) no descartan como miembros de TWA, de entre la lista de posibles candidatos de Makarov y Fabricius (2001), tampoco parecen pertenecer a la asociación, según Reid (2003).

Tachihara et al. (2003) realizaron una búsqueda de nuevos miembros de TWA entre los objetos del catálogo de fuentes débiles de ROSAT (ROSAT-FSC, ver Voges et al. 2000) aún no identificados y cuyas contrapartidas ópticas tienen movimientos propios compatibles con los de los miembros de la asociación. Su búsqueda se restringió a la área del cielo delimitada por $10\text{h} < \alpha < 13\text{h}$ y $-23^\circ < \delta < -43^\circ$, donde se situaban todos los miembros de TWA citados por Webb et al. (1999). Sin embargo, como ya hemos visto, posteriormente Zuckerman et al. (2001) detectaron nuevos miembros más al sur de esta área. La búsqueda de miembros de Webb et al. (1999) se había restringido a los objetos contenidos en el catálogo de fuentes brillantes de ROSAT (ROSAT-BSC) y, por tanto, Tachihara et al. se limitan a buscar posibles miembros en el ROSAT-FSC. Limitándose a los miembros con relaciones de dureza HR1 y HR2 en rayos X superiores a 0.35 (ver, por ejemplo, Stelzer y Neuhäuser 2000 y Kastner et al. 2001), los autores preseleccionan 642 fuentes ROSAT en la área definida (de un total de 1100). Las contrapartidas ópticas de estas fuentes son buscadas en los catálogos Hipparcos (ESA 1997), PPM (Bastian et al. 1993), TRC (Høg et al. 1998), ACT (Urban et al. 1997), Tycho-2 (Høg et al. 2000) y STARNET (Röser 1996). Los autores obtienen movimientos propios para un total de 142 estrellas entre las 642 fuentes ROSAT preseleccionadas. Entonces, los autores seleccionaron las 8 estrellas que tenían movimientos propios comprendidos entre los 51.7 y 114.6 mas yr $^{-1}$, con un ángulo de posición entre 101.6 y 110.8°(en ambos casos, valores mínimo y máximo, respectivamente, de los miembros conocidos de

TWA), y otras 12 estrellas con $39.7 < \mu < 51.7$ mas yr^{-1} y $91.0^\circ < \text{A.P.} < 124.2^\circ$. De estos 20 candidatos fue realizada espectroscopía a través del telescopio de 1.52 metros del ESO en La Silla, determinándose la anchura equivalente del Li $\lambda 6708$ y la velocidad radial de las estrellas. Sólo 3 estrellas (GSC 7206-845, TYC 7216-55-1 y TYC 7247-12-1) mostraron una absorción significativa de Li (entre 0.12 y 0.16 Å), pero bastante débil para su tipo espectral (K temprano). Las distancias cinemáticas obtenidas a partir del método del punto convergente arrojan valores compatibles con el del resto de miembros de TWA (entre 65 y 108 pc). Su posición en el diagrama HR arroja edades de unos 20 Myr para las dos estrellas del catálogo Tycho y de unos 100 Myr para la estrella del catálogo GSC. Por tanto, las dos primeras parecen ser estrellas PMS, mientras que la última podría ser una estrella de la ZAMS. Las velocidades radiales obtenidas para estas 3 estrellas no caen dentro del intervalo 5.7-12.8 km s^{-1} obtenido por Torres et al. (2003) para las estrellas miembros de TWA. Este hecho quizás podría ser debido a que las estrellas son binarias espectroscópicas, pero todavía no hay confirmación de este extremo. Tras todo esto, los autores concluyen que la probabilidad de que estos 3 candidatos sean miembros de TWA es baja. No obstante, también ponen en duda algunas de las afirmaciones categóricas al respecto de la edad que se pueden leer en otros trabajos. Según Tachihara et al., no se debe perder de vista el hecho de que el diagrama HR muestra una dispersión patente en las edades determinadas a partir de las isocronas para las estrellas miembros de TWA con y sin distancias cinemáticas. Por tanto, se podría inferir que la estimación de distancias cinemáticas es todavía poco fiable y/o las estrellas de TWA tienen diferentes edades (no son coetáneas). Ambas cosas podrían ser compatibles con un escenario de estructura filamentosa en la dirección de LCC (Frink 2001). En todo caso, según los autores, parece claro que la estructura tridimensional y la historia de la formación estelar de TWA no son bien conocidas hasta la fecha, y que serán necesarios más estudios para acabar de perfilar nuestro conocimiento de la asociación.

Finalmente, Song, Zuckerman y Bessell (2003) han propuesto los últimos miembros de la asociación de TW Hya hasta la fecha, llegando hasta los 25 sistemas estelares con denominación TWA. La detección de estos nuevos miembros se enmarca dentro de una campaña observacional que están desarrollando el *Siding Spring Observatory* y el *Lick Observatory* para la búsqueda de estrellas jóvenes cerca de la Tierra (Song, Bessell y Zuckerman 2004). La identificación de los nuevos miembros se realizó a partir de la espectroscopía obtenida a través del telescopio de 2.3 metros de la *Australian National University*. Las observaciones permitieron obtener también

las anchuras equivalentes del Li $\lambda 6708$ y de la línea de $H\alpha$, así como las velocidades radiales de las estrellas. Los autores restringen su búsqueda de nuevos miembros de TWA a las estrellas más cercanas de 100 pc, para que no sean consideradas estrellas de LCC como miembros de TWA. De hecho, estudiando la distribución espacial de los 25 sistemas estelares que forman parte de TWA se observa que ésta parece alargarse en dirección radial respecto del Sol, hasta unos 80 pc. Por tanto, TWA es una especie de *dedo de Dios* que une la región de LCC con la vecindad solar (Frink 2001). Las nuevas incorporaciones al grupo también confirman la tendencia de que TWA está dominado por estrellas de tipos espectrales K tardío y M, lo que no sucede con la asociación de Tucana-Horologium/GAYA y el grupo móvil de β Pic, como veremos más adelante. Esto, unido al hecho de la juventud de la asociación (unos 8 Myr), hace que las anchuras equivalentes del Li $\lambda 6708$ sean muy importantes, del orden de 0.400 Å. De hecho, por esta razón Song, Zuckerman y Bessell (2003) dudan de la pertenencia de TWA 20 al grupo, según propone Reid (2003), ya que su anchura equivalente para esta línea es de sólo 0.160 Å. Finalmente, Song, Zuckerman y Bessell (2003) acaban calculando unas componentes de la velocidad para TWA de $(U, V, W) = (-11.4, -18.8, -6.5)$ km s⁻¹. Para ello, utilizan distancias fotométricas estimadas a partir de fotometría BVI_C y $JHK-2MASS$, para aquellas estrellas que no disponen de paralajes trigonométricas.

En la tabla 9.1 mostramos los datos de los 25 sistemas estelares que actualmente se consideran miembros de la asociación de TW Hya. Esta tabla ha sido adaptada de Torres et al. (2003), añadiendo los nuevos miembros hallados por Reid (2003) y Song, Zuckerman y Bessell (2003). Las posiciones y movimientos propios han sido extraídos preferentemente del catálogo Tycho-2 (Høg et al. 2000) o del catálogo UCAC1 (Zacharias et al. 2000). En el caso de 2MASSW J1207334–393254, los movimientos propios son relativos al resto de estrellas en el campo (Gizis 2002). Las paralajes trigonométricas son del satélite Hipparcos y las fotométricas (sin asignación de error) de Song, Zuckerman y Bessell (2003). Cuando sólo hay fotometría en las bandas R o K , en lugar de V , se indica. TWA 5A es una binaria visual con una separación de 0.0548" y una diferencia de magnitudes de $\Delta H = 0.09$ (Macintosh et al. 2001). En el caso del sistema TWA 15A/15B, aunque formalmente la diferencia de magnitudes indica que la secundaria es más brillante (Zuckerman et al. 2001), los errores observacionales en ambas magnitudes y los tipos espectrales de las estrellas sugieren que ambas son indistinguibles dentro de los errores. TWA 16 es una binaria visual con una separación de 0.67" y una relación de brillos de ~ 0.9 en H (Zuckerman et al. 2001).

Tabla 9.1: Estrellas actualmente consideradas miembros de la asociación de TW Hya.

TWA	Otras denominaciones	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R media (km s ⁻¹)
TWA-1	TW Hya	11h 01m 51.9s	-34°42'17"	K7e	10.92	0.97	-73.4 ± 2.3	-17.5 ± 2.3	17.72 ± 2.21	0.426	+12.66 ± 0.22
TWA-2A	CD -29°8887A	11h 09m 13.8s	-30°01'40"	M2e	11.07	1.42	-90.1 ± 4.3	-21.1 ± 4.0	19.23	0.494	+10.97 ± 0.12
TWA-2B	CD -29°8887B	+0''/3	+0''/5	M2	+0.81K						
TWA-3A	Hen 3-600A	11h 10m 28.0s	-37°31'52"	M3e	12.04	1.52	-96.5 ± 11.8	+16.3 ± 11.9	23.81	0.563	+11.2
TWA-3B	Hen 3-600B	-0''/8	-1''/2	M3.5	+0.52K					0.52	+14.0
TWA-4A	HD 98800A	11h 22m 05.3s	-24°46'40"	K4.5	9.41	1.15	-91.7 ± 1.6	-31.1 ± 1.4	21.43 ± 2.86	0.425	+12.75 ± 0.10
TWA-4B	HD 98800B	+0''/0	+0''/8	K7+M1	9.94	1.28				0.335+0.450	+5.73 ± 0.14
TWA-5A	CD -33°7795A	11h 31m 55.3s	-34°36'27"	M1.5	11.54	1.48	-81.6 ± 2.5	-29.4 ± 2.4	20.00	0.572	+9.5 ± 5.
TWA-5B	CD -33°7795B	-0''/1	+2''/0	M8.5	+4.6 K					0.56	+16.9 ± 5.
TWA-6	TYC 7183-1477-1	10h 18m 28.7s	-31°50'03"	K7	11.62	1.31	-57.0 ± 3.0	-20.6 ± 2.8	12.99	0.44	+11.80 ± 0.29
TWA-7	TYC 7190-2111-1	10h 42m 30.1s	-33°40'17"	M1	11.65	1.46	-122.2 ± 2.3	-29.3 ± 2.3	26.31	0.48	+7.5
TWA-8A	RXJ1132.7-2651	11h 32m 41.3s	-26°51'56"	M2	12.23	1.43	-99.0 ± 11.8	-38.0 ± 11.8	47.62	0.56	+7.8
TWA-8B		-1''/3	-13''/0	M5	+1.57K					0.47	+9.46 ± 0.38:
TWA-9A	CD -36°7429A	11h 48m 24.2s	-37°28'49"	K5	11.26	1.26	-55.4 ± 2.3	-17.7 ± 2.3	19.87 ± 2.38	0.46	+11.3 ± 2.0
TWA-9B		-5''/7	+0''/8	M1	14.00	1.43				0.46	+6.6 ± 2.0
TWA-10	IRXS J123504.4-413629	12h 35m 04.2s	-41°36'39"	M2.5	12.96	1.43	-69.2 ± 15.3	-37.6 ± 15.3	17.54	0.55	+9.4 ± 2.3
TWA-11A	HR 4796A	12h 36m 01.0s	-39°52'10"	A0	5.78	0.00	-53.3 ± 1.3	-21.2 ± 1.1	14.91 ± 0.75	0.55	+9.1 ± 1.
TWA-11B	HR 4796B	-5''/0	-4''/7	M2.5	13.3					0.530	+11.1 ± 2.4:
TWA-12	RXJ1121.1-3845	11h 21m 05.5s	-38°45'17"	M2	12.85		-38.3 ± 11.2	-10.7 ± 11.2	31.25	0.570	+12.57 ± 0.50
TWA-13A	RXJ1121.3-3447S	11h 21m 17.5s	-34°46'51"	M1e	11.46				26.32	0.650	+11.67 ± 0.64
TWA-13B	RXJ1121.3-3447N	-2''/8	+4''/3	M2e	12.00				21.74	0.60	+16.0 ± 2.0
TWA-14	IRXS J111325.1-452344	11h 13m 26.2s	-45°23'43"	M0	11.85R		-42.3 ± 3.1	-6.0 ± 2.8	8.40	0.65	+11.2 ± 2.0
TWA-15A	IRXS J123420.1-481514	12h 34m 20.7s	-48°15'15"	M1.5	13.51R					0.54	+9.0 ± 2.0
TWA-15B		-1''/0	-5''/0	M2	-0.10R					0.36	+4.6 ± 6.
TWA-16	IRXS J123456.1-453808	12h 34m 56.3s	-45°38'08"	M1.5	11.64R		-40.0 ± 10.5	-12.2 ± 10.5	15.15	0.49	+6.9 ± 3.
TWA-17	IRXS J132046.5-461139	13h 20m 45.4s	-46°11'38"	K5	11.69R		-20.0 ± 10.7	-3.7 ± 10.7	7.52	0.42	+13.1 ± 3.
TWA-18	IRXS J132137.0-442133	13h 21m 37.2s	-44°21'52"	M0.5	12.08R		-42.4 ± 10.7	-29.2 ± 10.7	10.20	0.40	+15.2 ± 2.0
TWA-19A	HD 102458	11h 47m 24.5s	-49°53'03"	G5	9.14	0.63	-33.7 ± 1.1	-9.1 ± 1.1	9.62 ± 1.39	0.19	+8.1 ± 4.
TWA-19B	IRXS J114724.3-495250	-37''/8	-1''/3	K7	11.06R		-34.9 ± 4.5	-7.6 ± 4.6		0.160	+17.5 ± 0.8
TWA-20	A2 146	12h 31m 38.1s	-45°58'59"	M2	13.40					0.290	
TWA-21	TYC 8599-0697-1	10h 13m 14.8s	-52°30'54"	K2	9.79	1.00	-59.8 ± 4.5	+14.1 ± 1.6		0.510	
TWA-22	SSS 101726.7-535428	10h 17m 26.9s	-53°54'28"	M1.8:	1.8:					0.460	
TWA-23	SSS 120727.4-324700	12h 07m 27.4s	-32°47'00"	M2	12.67	1.48				0.337	
TWA-24	TYC 8644-0802-1	12h 09m 41.9s	-58°54'45"	M2	10.26	0.95	-33.8 ± 3.1	-11.8 ± 2.8		0.494	+11.9 ± 0.9
TWA-25	TYC 7760-0283-1	12h 15m 30.8s	-39°48'42"	M8	11.36	1.40	-75.9 ± 2.2	-26.3 ± 2.3			+9.2 ± 2.1
	2MASSW J1207334-393254	12h 07m 33.4s	-39°32'54"		11.96K		-100	-30		0.30	
	TYC 7760-0895-1	12h 13m 07.0s	-40°56'32"		9.81	0.51	-30.8 ± 1.7	-10.9 ± 1.6		0.161	+10.0 ± 2.6
	TYC 8238-1462-1	12h 21m 55.7s	-49°46'12"		10.02	0.76	-37.4 ± 1.5	-14.2 ± 1.3		0.294	+12.0 ± 3.0
	TYC 8234-2856-1	12h 22m 04.3s	-48°41'25"		10.50	0.82	-30.0 ± 2.0	-12.1 ± 1.9		0.161	+13.2 ± 2.4

9.2.2. La asociación de Tucana-Horologium o gran asociación austral cercana y joven (GAYA)

Las asociaciones de Tucana y Horologium fueron anunciadas de forma independiente por Zuckerman y Webb (2000) y Torres et al. (2000), respectivamente. Al cabo de poco tiempo, Zuckerman, Song y Webb (2001) propusieron unir ambas en la denominada asociación de Tucana-Horologium. Unos meses más tarde, Torres et al. (2001) propusieron la gran asociación austral cercana y joven (GAYA, *Great Austral nearby Young Association*), que engloba las estrellas de Tucana-Horologium y algunas otras encontradas por Torres et al. A continuación veremos con más detenimiento toda esta secuencia de acontecimientos.

Cuando la asociación de Tucana fue descubierta por Zuckerman y Webb (2000), se convirtió en la más cercana ($r \sim 45$ pc) de todas las asociaciones locales de estrellas jóvenes descubiertas en los últimos años. La forma de proceder de los autores para realizar el descubrimiento consistió en realizar una búsqueda, alrededor de dos docenas de fuentes IRAS (con excesos en $60 \mu\text{m}$; ver Mannings y Barlow 1998; Backman y Paresce 1993), de estrellas Hipparcos con distancias y movimientos propios parecidos a los de las propias estrellas IRAS. Los radios de búsqueda fueron de 6° alrededor de las fuentes IRAS, las cuales se encontraban distribuidas a lo largo y ancho de todo el cielo. Para acabar de confirmar los movimientos comunes de las estrellas seleccionadas, se realizaron observaciones espectroscópicas de las 37 candidatas a través del telescopio de 1.5 metros del CTIO, a partir de las cuales se obtuvieron velocidades radiales con errores medios del orden de 2 km s^{-1} . Los criterios para la determinación de la juventud de una estrella se tomaron en base a la tenencia de una o varias de las siguientes características: fuente en el RASS-BSC, absorción fuerte en $\text{Li } \lambda 6708$, emisión o absorción débil en $\text{H}\alpha$, rotación rápida, exceso de emisión en el infrarrojo lejano (IRAS) y, finalmente, para estrellas A y B tardías, situación en el diagrama color-magnitud en o cerca de la ZAMS. De esta forma, entre 9 y 10 sistemas alrededor de la posición $\alpha \sim 0\text{h}$ y $\delta \sim -60^\circ$ se configuraban como miembros de una asociación similar a la previamente conocida TWA (las estrellas Hipparcos con números 1481, 1910, 1993, 2484, 2487, 2578, 2729, 116748 y 118121, más probablemente la estrella PPM 366328). Otra docena de estrellas eran clasificadas como miembros posibles y una quincena como miembros improbables (ver tabla 1 en Zuckerman y Webb 2000). Basándose en las líneas de emisión del $\text{H}\alpha$ de las estrellas HIP 1910, HIP 1993 y HIP 2729, Zuckerman y Webb dedujeron una edad para la

asociación de Tucana de unos 40 Myr. Las componentes medias de la velocidad heliocéntrica del conjunto que obtuvieron (excluyendo la estrella PPM 366328) fueron $(U, V, W) = (-10.5, -20.8, +0.3) \pm (2.3, 2.4, 3.0) \text{ km s}^{-1}$. Un dato que citan los autores, y que da una idea de las posibilidades de selección cinemática de este tipo de muestras, es que en el catálogo de estrellas cercanas de Gliese, únicamente el 2% de estrellas se sitúan dentro del intervalo $(-15, -23, -13) < (U, V, W) < (-9, -16, +3) \text{ km s}^{-1}$, en el cual están todos los miembros propuestos de la asociación de Tucana.

Stelzer y Neuhäuser (2000) realizaron un estudio de la emisión en rayos X de las estrellas de la asociación de Tucana, buscando contrapartidas de sus miembros en el RASS y en las observaciones PSPC de ROSAT. El 59% de los miembros probables y posibles de Zuckerman y Webb (2000) fueron detectados en el RASS, mientras que sólo uno de los improbables emite en rayos X. La comparación de las distribuciones de luminosidades X para las estrellas de Tucana con las de TWA, las estrellas T Tau de la región de Taurus-Auriga y las estrellas de los cúmulos IC 2602 y Pleiades, arrojó una edad para la asociación de Tucana de unos 10-30 Myr.

Torres et al. (2000) anunció el descubrimiento de la asociación de Horologium, formada por al menos 10 estrellas jóvenes alrededor de la posición $\alpha \sim 1\text{-}3\text{h}$ y $\delta \sim -(50\text{-}65)^\circ$, siendo algunas de ellas claros ejemplos de estrellas post-T Tau. Para su identificación, los autores no partieron de fuentes IRAS (que detectan fundamentalmente estrellas T Tau clásicas con edades menores a 10 Myr, debido a sus importantes discos de acreción), sino de fuentes ROSAT (que detectan estrellas T Tau de líneas débiles, que emiten rayos X producidos en sus coronas activas, ya que sus discos en general ya no contienen suficiente polvo; y estrellas post-T Tau, cuyos discos son todavía más evolucionados que los de las WTTSs) situadas alrededor de la estrella activa ER Eri, que al final resultó no ser un miembro de la asociación, sino un sistema de fondo tipo RS CVn. La estrategia consistió en buscar contrapartidas ópticas a las fuentes ROSAT (de los catálogos GSC y Tycho, más brillantes que $V \sim 13$) situadas en una área de $20^\circ \times 25^\circ$ alrededor de ER Eri. Los autores encontraron un total de 36 fuentes de rayos X con contrapartidas ópticas en esta región, y realizaron espectroscopía de baja y alta resolución con los telescopios de 1.52 m del ESO y 1.60 m del *Observatório do Pico dos Dias* (OPD, Brasil) y fotometría $UBV(RI)_C$ con el telescopio de 0.6 m del OPD. Las estrellas con tipos espectrales G0-K2 con anchuras equivalentes de Li superiores a 0.5 \AA fueron consideradas jóvenes por los autores. Para estrellas más tardías que K2, la simple presencia del Li ya era suficiente para indicar juventud. Para estrellas más tempranas que G0 el Li no es

un buen discriminador, por lo que los autores restringen su búsqueda de candidatas para estrellas más tardías que tipo espectral F.

Una vez realizados los espectros, los autores disponen de las velocidades radiales de las estrellas, las abundancias de Li y las anchuras equivalentes de H α . Todo ello, junto con los paralajes Hipparcos y los movimientos propios de los catálogos Hipparcos y Tycho-2, permite calcular las velocidades espaciales de las candidatas. Para las estrellas que no disponen de paralaje Hipparcos, se deducen unos paralajes cinemáticos (ver Torres et al. 2000 para más detalles). De esta manera, los autores encuentran 10 miembros probables de la asociación de Horologium (todos ellos estrellas post-T Tau), alejados de cualquier nube molecular, que tienen unas componentes de la velocidad heliocéntrica media de $(U, V, W) = (-9.5, -20.9, -2.1) \pm (1.0, 1.1, 1.9)$ km s $^{-1}$. Las medias de los paralajes Hipparcos arrojan una distancia de 46 ± 5 pc. Sin embargo, introduciendo en el cálculo los paralajes cinemáticos, la distancia media aumenta hasta los 60 pc. Los autores argumentan que este hecho es debido a que Hipparcos sólo observó las estrellas más brillantes (y cercanas) de la asociación, sesgando la distancia media a ésta. Teniendo en cuenta esto último, la dispersión en distancias de la asociación es de unos 50 pc, compatible con una dispersión de velocidades de ~ 1.8 km s $^{-1}$ y una edad de unos 30 Myr. Por tanto, la extensión espacial en el cielo podría ser también de unos 50°, mucho mayor que la región observada por los autores, tal y como ellos mismos reconocen. La edad cinemática de unos 30 Myr es a su vez compatible con la obtenida por comparación con las isocronas de Siess, Forestini y Dougados (1997), cuando se sitúa a las estrellas de la asociación sobre un diagrama HR. Por otro lado, el pico de la distribución de masas se produce para valores de 0.7-0.8 M_{\odot} , un valor superior al obtenido para la asociación de TW Hya. Esto es debido a que probablemente muchas estrellas de tipo espectral M de la asociación de Horologium están más allá del límite observacional de magnitud ($V \sim 13$). Otra diferencia importante entre ambas asociaciones es que, en el caso de Horologium, prácticamente no hay binarias, mientras que en TWA eran mayoría. Sin embargo, Chauvin et al. (2003) detectaron 4 candidatos a compañeros para una muestra de 24 estrellas de la asociación de Tucana-Horologium (2 estrellas de baja masa y 2 posibles compañeros de masa subestelar).

Zuckerman, Song y Webb (2001) realizaron fotometría *VRI* de las estrellas que posiblemente eran miembros de la asociación de Tucana (según el listado de Zuckerman y Webb 2000) a través del telescopio de 0.9 metros en el CTIO. Entre los miembros probables de la asociación, 6 son de tipo espectral K o M. Como todos

ellos tienen distancias Hipparcos, la fotometría permite situarlos en un diagrama color-magnitud. El resultado es que todos ellos se encuentran por encima de la secuencia principal, entre las isocronas de 10 y 40 Myr. En el otro extremo del rango de masas, los 6 miembros probables con tipos espectrales entre B9 y A5 se sitúan en o cerca de la ZAMS definida por las estrellas jóvenes de Jura et al. (1998) y Lowrance et al. (2000). Zuckerman, Song y Webb encontraron además otra docena de miembros potenciales de la asociación de Tucana, basándose en los valores de sus componentes de la velocidad (U, V, W), aunque admitieron que parte de ellos podrían pertenecer a la Asociación Local (Jeffries 1995), ya que se observa para ellos una mayor dispersión en las componentes de la velocidad que para el caso de los miembros más probables. Nosotros no hemos incluido estos miembros potenciales en la tabla 9.2.

Zuckerman, Song y Webb (2001) proponen la unificación de las asociaciones de Tucana y Horologium, dada su proximidad en el cielo y lo parecido de sus componentes de la velocidad y edad. Los autores dicen que los miembros ERX 14, 16, 45, 49 y 53 propuestos por Torres et al. (2000) como miembros de Horologium, pero que no tienen paralajes Hipparcos, probablemente se sitúan significativamente más lejos que cualquier otra estrella de Tucana y Horologium. Por tanto, no creen que estas estrellas sean miembros de la asociación. Por contra, abogan por incluir 5 candidatos de tipo espectral temprano propuestos por Torres et al. (2000) en base a su cinemática (HD 10144, 10269, 10472, 14228 y 20888) y las estrellas HD 10647 e HIP 12394. HD 10647 es una estrella de tipo espectral F9 mucho más cercana a la Tierra que cualquier miembro de la asociación (según Hipparcos, se sitúa a $17.4_{-0.2}^{+0.1}$ pc), pero con una cinemática compatible con su pertenencia al grupo. Sin embargo, la estrella no tiene contrapartida de rayos X en el catálogo de ROSAT, y, tal y como afirman Kastner et al. (2003), esto arroja ciertas dudas sobre su juventud y, por tanto, su pertenencia a Tucana-Horologium. Por ello, no la hemos incluido en la tabla 9.2. Teniendo en cuenta estos cambios en las listas de pertenencia al grupo, Zuckerman, Song y Webb (2001) estiman una distancia media a Horologium de unos 50 pc y un diámetro de unos 25 pc. Además, con estas substituciones de estrellas, el rango de tipos espectrales (de B tardío hasta M temprano) de Horologium es prácticamente el mismo que el de Tucana.

Torres et al. (2001) sugieren, como resultado del SACY (*Survey for Associations Containing Young stars*, que cubre aproximadamente el 30% del hemisferio sur celeste; ver de la Reza et al. 2001), el nombre de *gran asociación austral cercana y*

joven (GAYA, *Great Austral nearby Young Association*) para la formada por la unión de las asociaciones de Horologium y la parte este de Tucana, así como otro conjunto de estrellas jóvenes en esta misma región, que llega a abarcar un tamaño angular de unos 60° . GAYA, cuyos miembros se concentran en el intervalo de ascensiones rectas entre las 21h y las 9h, cerca del polo sur celeste, estaría formada por al menos 44 estrellas post-T Tau (con una edad de unos 30 Myr), escogidas en función de su cinemática (los autores no facilitan el listado de miembros). Las componentes medias de la velocidad para las 10 estrellas Hipparcos más centrales en el diagrama $U - V$ son $(U, V, W) = (-9.8, -21.7, -2.0) \pm (1.2, 1.1, 2.2) \text{ km s}^{-1}$. La paralaje media para estas estrellas es de $20.2 \pm 2.2 \text{ mas}$, lo que se traduce en una distancia media de 50_{-5}^{+6} pc . Torres et al. (2001) obtienen paralajes cinemáticas para el resto de estrellas (ver la metodología en Torres et al. 2000), hallando una dispersión en distancias radiales de unos 70 pc, comparable con la dispersión en la esfera celeste teniendo en cuenta la extensión angular del conjunto. Para una dispersión de velocidades en el momento de su nacimiento de unos 1.5 km s^{-1} , esta extensión espacial arroja una edad de unos 20 Myr para GAYA, similar a su edad evolutiva ($\sim 30 \text{ Myr}$).

Finalmente Song, Zuckerman y Bessell (2003) han encontrado 11 nuevos miembros de la asociación, en el marco de la campaña observacional que están desarrollando el *Siding Spring Observatory* y el *Lick Observatory* para la búsqueda de estrellas jóvenes cerca de la Tierra (Song, Bessell y Zuckerman 2004), que ya ha sido mencionada con anterioridad. Los nuevos miembros de la asociación de Tucana-Horologium/GAYA se sitúan en el rango de ascensiones rectas entre 2h-7h y en declinaciones tan altas como -3° , mientras que hasta este momento se conocían miembros dentro del rango de A.R. entre 19h-2h y en declinaciones siempre más al sur que -50° . Se observa una ligera diferencia en la velocidad espacial del núcleo de Tucana y la de estos nuevos miembros ($\Delta U \sim 4 \text{ km s}^{-1}$ y $\Delta W \sim 3 \text{ km s}^{-1}$). De hecho, esta dispersión de velocidades no sólo no supone un problema, sino que es una condición *sine qua non* para poder explicar simultáneamente un origen común y una distribución espacial tan amplia para esta asociación.

En la tabla 9.2 recopilamos los principales datos observacionales para las estrellas pertenecientes a esta asociación. En los dos primeros bloques, datos de Zuckerman y Webb (2000), y Zuckerman, Song y Webb (2001) para las estrellas originalmente asignadas a la asociación de Tucana (primer bloque con las estrellas del núcleo de la asociación). En el tercer, cuarto y quinto bloques, datos de Torres et al. (2000) para las estrellas originalmente asignadas a la asociación de Horologium (probables,

posibles y de tipos espectrales tempranos, respectivamente; se han tenido en cuenta los comentarios sobre la pertenencia a la asociación de Zuckerman, Song y Webb (2001). En el sexto bloque, la estrella propuesta por Zuckerman, Song y Webb (2001), habiéndose eliminado HD 10647, puesto que Kastner et al. (2003) dudan mucho de su pertenencia a la asociación. Finalmente, en el séptimo bloque, los 11 nuevos miembros propuestos por Song, Zuckerman y Bessell (2003).

9.2.3. El grupo móvil de β Pic-Capricornus

Desde que en 1984 Smith y Terile anunciaran la existencia de un disco alrededor de la estrella β Pic, éste se convirtió en el prototipo de discos protoplanetarios. Desde aquel momento, la determinación precisa de la edad de esta estrella de tipo espectral A5V ha sido de suma importancia para aumentar nuestro conocimiento en los procesos de formación de planetas. Dependiendo de su estado evolutivo, han sido propuestas edades de entre unos pocos de millones de años (Jura et al. 1993) hasta 300 Myr (Lanz, Heap y Hubeny 1995).

Agekyan y Orlov (1984) publicaron una primera lista de posibles compañeras de β Pic en su trabajo de búsqueda de grupos cinemáticos. Esta lista fue utilizada por Barrado y Navascués et al. (1999) como punto de partida para su trabajo, que tenía por objetivo identificar los miembros reales de este grupo móvil y determinar la edad de β Pic. Barrado y Navascués et al. añadieron a la lista de Agekyan y Orlov estrellas provenientes de Soderblom (1990), Poveda et al. (1994) y Tokovinin (1997). Para determinar las componentes galácticas de la velocidad utilizaron paralajes y movimientos propios de los catálogos Hipparcos (ESA 1997) y PPM (Bastian et al. 1993), y velocidades radiales de Duflot, Fignon y Meyssonier (1995). De esta manera, Barrado y Navascués et al. encontraron que sólo 6 estrellas comparten el movimiento de β Pic (dentro de un margen de error de 2σ). Una vez realizada esta selección, los autores situaron las estrellas sobre las isocronas de D'Antona y Mazzitelli (1997) y sobre un diagrama luminosidad X - $(B - V)$, y acabaron concluyendo que sólo 2 estrellas tienen una edad y una cinemática similar a la de β Pic (GL 799 = AT Mic, una binaria de $V = 10.27$ y tipo espectral M4.5e + M4.5e, y GL 803 = AU Mic, de $V = 8.81$ y tipo espectral M1Ve). Para estas 3 estrellas los autores encontraron una edad de 20 ± 10 Myr.

Zuckerman et al. (2001a) buscaron candidatas a pertenecer al grupo móvil de β

Tabla 9.2: Estrellas actualmente consideradas miembros probables y posibles de la asociación de Tucana-Horologium/GAYA.

Estrella	Otras den.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R media (km s ⁻¹)
HIP 1481		00h 18m 26.0s	-63°28'38''	F8	7.45	0.54	+90.37 ± 0.67	-58.98 ± 0.60	24.42 ± 0.68	0.125	+7.0 ± 2.0
HIP 1910		00h 24m 08.9s	-62°11'04''	M0	11.47	1.39	+92.71 ± 2.49	-45.92 ± 1.73	21.59 ± 2.22	0.210	+4.0 ± 2.0
HIP 1993		00h 25m 14.6s	-61°30'48''	K7	11.47	1.35	+84.59 ± 24.19	-63.40 ± 18.94	26.69 ± 24.06	<0.50	+7.0 ± 2.0
HIP 2484		00h 31m 32.6s	-62°57'29''	B9	4.38	-0.07	+82.48 ± 0.47	-54.37 ± 0.42	23.35 ± 0.52	...	+9.0 ± 10.0
HIP 2487		00h 31m 33.4s	-62°57'56''	A2+A7	4.55	0.15?	+87.95 ± 4.14	-45.79 ± 3.88	18.95 ± 4.35	0.018	+9.0
HIP 2578		00h 32m 43.8s	-63°01'53''	A0	5.06	0.04	+86.15 ± 0.46	-49.85 ± 0.39	21.52 ± 0.49	...	+7.0
HIP 2729		00h 34m 51.1s	-61°54'58''	K4	9.63	1.05	+87.33 ± 0.97	-53.14 ± 0.88	21.78 ± 1.01	0.350	-1.0 ± 2.0
HIP 116748 S		23h 39m 39.5s	-69°11'44''	G5/G8IV	8.49	0.78	+79.04 ± 1.25	-67.11 ± 1.09	21.64 ± 1.32	0.215	+7.7 ± 2.5
HIP 116748 N		23h 39m 39.5s	-69°11'44''		9.73		+79.04	-67.11	21.64	0.220	+6.0
HIP 118121		23h 57m 35.0s	-64°17'53''	A1	5.01	0.06	+78.86 ± 0.47	-61.10 ± 0.43	20.53 ± 0.51	...	+0.6
HIP 92680	PZ Tel	18h 53m 05.9s	-50°10'50''	K0	8.43	0.78	+16.64 ± 1.32	-83.58 ± 0.87	20.14 ± 0.87	0.260	+0.0 ± 10.0
HIP 93815	ρ Tel	19h 06m 20.0s	-52°20'27''	F7	5.17	0.53	+30.63 ± 0.84	-115.20 ± 0.62	19.07 ± 0.79	<0.70	+3. ± 10.0
HIP 95261	η Tel	19h 22m 51.2s	-54°25'26''	A0	5.03	0.02	+25.57 ± 0.75	-83.03 ± 0.49	20.98 ± 0.68	...	-2.0 ± 10.0
HIP 95270	HD 181327	19h 22m 58.9s	-54°32'17''	F5	7.04	0.48	+23.84 ± 0.89	-81.77 ± 0.57	19.77 ± 0.81	0.125	-0.5 ± 2.0
HIP 99803 SW	HD 191869	20h 14m 56.2s	-56°58'35''	F6.5	7.24	0.49	+38.22 ± 2.45	-96.11 ± 1.98	15.32 ± 2.20	<0.030	-18.0 ± 2.0
HIP 99803 NE	<0.045	-16.0 ± 2.0
HIP 100751	α Pav	20h 25m 38.9s	-56°44'06''	B2IV	1.94	-0.12	+7.71 ± 0.61	-86.15 ± 0.41	17.80 ± 0.70	...	+2.0 ± 10.0
HIP 104308	HD 200798	21h 07m 51.2s	-54°12'59''	A5	6.69	0.25	+26.56 ± 0.90	-81.50 ± 0.66	15.05 ± 0.80	...	-10.0 ± 10.0
HIP 105388	HD 202917	21h 20m 50.0s	-53°02'03''	G5	8.65	0.69	+30.00 ± 1.18	-94.36 ± 0.57	21.81 ± 1.17	0.205	-1.0 ± 2.0
HIP 105404	BS Ind	21h 20m 59.8s	-52°28'40''	K0	8.89	0.85	+30.75 ± 2.44	-107.93 ± 0.93	21.72 ± 1.45	0.150	+6.0 ± 2.0
HIP 107345		21h 44m 36.1s	-60°58'39''	M1	11.72	1.40	+41.20 ± 2.51	-91.61 ± 1.64	23.66 ± 2.85	<0.040	+2.0 ± 2.0
HIP 107947	HD 207575	21h 52m 09.7s	-62°03'09''	F6	7.22	0.51	+43.57 ± 0.54	-91.84 ± 0.42	22.18 ± 0.80	0.110	+3.0 ± 2.0
HIP 108195	HD 207964	21h 55m 11.4s	-61°53'12''	F3	5.92	0.39	+43.53 ± 0.45	-90.56 ± 0.35	21.49 ± 0.67	0.100	-3.0 ± 10.0
PPM 366328		23h 15m 01.1s	-63°34'25''	K0	9.58	0.80	+117.80 ± 2.70	-36.80 ± 1.80	+5.0 ± 2.0

Tabla 9.2: Continuación.

Estrella	Otras denom.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R media (km s ⁻¹)
HIP 6485	HD 8558	01h 23m 21.3s	-57° 28' 51''	G6V	8.53	0.71	+92.99 ± 0.98	-36.93 ± 0.79	20.29 ± 0.93	0.205	+9.2 ± 1.
HIP 6856	CC Phe	01h 28m 08.7s	-52° 38' 19''	K2V	9.49	0.95	+104.84 ± 1.41	-43.39 ± 1.17	26.92 ± 1.21	0.170	+7.7 ± 1.
HIP 9892	HD 13183	02h 07m 18.1s	-53° 11' 57''	G5V	8.64	0.70	+85.21 ± 0.76	-22.47 ± 0.68	22.47 ± 0.68	0.241	+9.9 ± 1.
CD-60 416	TYC 8480-1155-1	02h 07m 32.2s	-59° 40' 21''	K5Ve	10.43	1.1	+92.10 ± 3.80	-20.00 ± 3.20	22.2	0.268	+10.0 ± 1.
CD-53 544	TYC 8491-656-1	02h 41m 46.8s	-52° 59' 52''	K6Ve	10.28	1.1	+101.60 ± 4.70	-9.90 ± 4.70	25.0	0.27	+9. ± 1.
GSC 8497-0995	TYC 8497-995-1	02h 42m 33.0s	-57° 39' 37''	K6Ve	10.97	1.13	+86.20 ± 2.90	-6.00 ± 1.60	20.8	0.120	+12.4 ± 1.
CPD-64 120	TYC 8852-264-1	01h 13m 15.3s	-64° 11' 35''	K1Ve	10.19	0.83	+71.10 ± 2.40	-5.90 ± 2.00	17.1	0.330	+6.3 ± 1.
HIP 9685	HD 12894	02h 04m 35.1s	-52° 52' 54''	F4V	6.45	0.39	+75.79 ± 0.56	-24.72 ± 0.50	21.17 ± 0.56	0.08	+13.3 ± 1.
HIP 9902	HD 13246	02h 07m 26.1s	-59° 40' 46''	F7V	7.50	0.54	+93.05 ± 0.63	-18.82 ± 0.59	22.24 ± 0.63	0.145	+11. ± 1.
GSC 8056-1194		02h 36m 51.5s	-52° 03' 04''	M3Ve	12.11	1.48	24.	0.400	+16. ± 1.
GSC 8491-1194	AF Hor	02h 41m 47.3s	-52° 59' 30''	M3Ve	12.21	1.51	25.0	0.08	+14. ± 1.
HIP 7588	α Eri	01h 37m 42.8s	-57° 14' 12''	B3Vpe	0.45	-0.16	+88.02 ± 0.65	-40.08 ± 0.51	22.68 ± 0.57		+16. ± 5.
HIP 7699	HD 10269	01h 39m 07.6s	-56° 25' 46''	F5V	7.08	0.47	+91.46 ± 0.52	-30.56 ± 0.46	20.37 ± 0.61		...
HIP 7805	HD 10472	01h 40m 24.1s	-60° 59' 57''	F2IV/V	7.62	0.42	+61.60 ± 0.59	-11.11 ± 0.56	15.02 ± 0.69		...
HIP 10602	ϕ Eri	02h 16m 30.6s	-51° 30' 44''	B8IV-V	3.56	-0.12	+90.75 ± 0.55	-21.90 ± 0.53	21.06 ± 0.61		+10.2 ± 2.
HIP 15353	HD 20888	03h 17m 59.1s	-66° 55' 37''	A3V	6.03	0.13	+57.15 ± 0.62	+13.07 ± 0.46	17.24 ± 0.53		+21.4 ± 5.
HIP 12394	ϵ Eri	02h 39m 35.3s	-68° 16' 01''	B9III	4.12	-0.06	+87.40 ± 0.52	+0.56 ± 0.39	21.27 ± 0.50		+6. ± 5.
HIP 9141	DK Cet	01h 57m 49.0s	-21° 54' 05''	G3/G5V	8.07	0.65	+103.86 ± 1.10	-50.89 ± 0.56	23.61 ± 1.03	0.183	+7.5 ± 1.0
BD-15 705	TYC 5882-1169-1	04h 02m 16.5s	-15° 21' 30''	...	10.17	1.01	+61.30 ± 3.80	-24.50 ± 2.10	19.61	0.221	+18.8 ± 1.2
HIP 21965	HD 30051	04h 43m 17.2s	-23° 37' 42''	F2/F3IV/V	7.12	0.41	+50.00 ± 0.93	-13.28 ± 0.81	17.17 ± 1.24	0.118	+19.3 ± 2.9
HIP 24947	HD 35114	05h 20m 38.0s	-39° 45' 18''	F6V	7.39	0.51	+38.93 ± 0.69	+12.80 ± 0.49	21.91 ± 0.63	0.100	+23.9 ± 2.2
SAO 196024	TYC 7600-0516-1	05h 37m 05.3s	-39° 32' 27''	K0	9.58	0.84	+33.10 ± 6.30	+8.00 ± 2.60	18.87	0.242	+23.6 ± 0.9
CD-34 2406	TYC 7065-0879-1	05h 42m 34.1s	-34° 15' 43''	...	11.23	1.09	+24.60 ± 3.00	+9.40 ± 2.20	14.29	0.270	+26.3 ± 1.2
HIP 29236	HD 40216	05h 55m 43.2s	-38° 06' 16''	F6V	7.46	0.49	+20.61 ± 0.67	+9.90 ± 0.58	18.45 ± 0.64	0.117	+24.7 ± 0.8
HIP 30030	V1358 Ori	06h 19m 08.1s	-03° 26' 20''	G0	7.95	0.54	+10.65 ± 1.02	-42.47 ± 0.69	20.10 ± 0.99	0.166	+21.2 ± 3.2
HIP 30034	AB Pic	06h 19m 12.9s	-58° 03' 16''	K2V	9.13	0.86	+14.13 ± 0.96	+45.21 ± 0.84	21.97 ± 0.82	0.262	+21.9 ± 1.0
HIP 32235	HD 49855	06h 43m 46.2s	-71° 58' 36''	G6V	8.94	0.70	+7.27 ± 0.99	+60.59 ± 0.72	17.70 ± 0.79	0.216	+20.7 ± 1.1
HIP 33737	HD 55279	07h 00m 30.5s	-79° 41' 47''	K3V	10.11	0.96	+3.37 ± 1.07	+59.56 ± 0.93	15.60 ± 0.97	0.240	+18.1 ± 1.0

β Pic entre las estrellas del catálogo Hipparcos a distancias menores de 50 pc y con determinaciones de velocidad radial. Además, exigieron que estas candidatas tuvieran al menos uno de los siguientes rasgos de extrema juventud: cociente (L_X/L_{bol}) elevado, rotación rápida ($v \sin i$), elevada abundancia de litio, $H\alpha$ en emisión o relleno, enana de tipos A o F temprana sobre la ZAMS, variabilidad en el óptico, exceso de emisión en el infrarrojo cercano o medio y, para estrellas de baja masa, localización en un diagrama color-magnitud bien por encima de la secuencia principal. De esta manera, encontraron un total de 18 sistemas estelares (los autores llaman *sistema estelar* a aquél que tiene una entrada en el catálogo Hipparcos), todos ellos en el hemisferio sur, a una distancia media de 35 pc. Esta distancia convierte a este grupo móvil en el conjunto de estrellas jóvenes más cercano al Sol. Entre estos candidatos, hay tres que originalmente habían sido incluidos como componentes de la asociación de Tucana (HIP 92680, 95261 y 95270) por Zuckerman y Webb (2000) y los dos miembros de la posible *asociación de Capricornus* (HD 199143 = HIP 103311 y HD 358623 = BD -17°6128) encontrada por van den Ancker et al. (2000, 2001; ver también Kaisler et al. 2004). La baja dispersión de velocidades ($\sim 2 \text{ km s}^{-1}$) obtenida para los candidatos hace suponer a los autores en la plausibilidad de la formación del grupo móvil en una nube o un complejo de nubes moleculares. Sin embargo, su amplia distribución espacial y la existencia de binarias muy separadas (hasta 3000 UA) evidencia que el grupo nunca formó un cúmulo compacto como el de las Pleiades. A partir de la situación de las estrellas en el diagrama HR y las anchuras equivalentes de litio, los autores afirman que la edad de las estrellas del grupo es de 12_{-4}^{+8} Myr.

Ortega et al. (2002) integraron atrás en el tiempo las órbitas de las estrellas de β Pic utilizando un potencial galáctico realista, y obtuvieron una primera concentración máxima de las órbitas (es decir, una edad cinemática) hace 11.5 Myr. En aquel momento, las estrellas de β Pic se concentraban en una separación máxima de sólo 24 pc (actualmente es de 74 pc). Esta separación máxima es consistente con las dimensiones esperadas de la región de formación de un grupo cinemático nacido como un sistema desligado (ver, por ejemplo, el caso de la asociación MBM 12, de tan sólo 2 Myr de edad; Luhman 2001a, 2001b). Como vemos, esta edad cinemática es plenamente consistente con la edad evolutiva calculada por Zuckerman et al. (2001), que era de 12_{-4}^{+8} Myr, como acabamos de decir. Integrando hacia atrás en el tiempo las posiciones de los complejos de Sco-Cen LCC y UCL, Ortega et al. encuentran que hace 11.5 Myr los centros de ambos complejos se situaban a unos 45 pc del centro del complejo de β Pic. Si consideramos la periferia de LCC y UCL, esta distancia

se ve reducida a unos 26 pc. Según Preibisch y Zinnecker (2001), la formación de estrellas inducida por frentes de choque de supernovas puede producirse a distancias de 10-100 pc con velocidades de choque de unos 15-45 km s⁻¹. Ortega et al. creen entonces que una explosión de supernova en la periferia de LCC o UCL hace unos 12.5 Myr podría haber provocado la formación del grupo de β Pic aproximadamente 1 Myr después. Esto no estaría de acuerdo con la edad clásica para los complejos de LCC y UCL (11-12 Myr y 14-15 Myr, respectivamente; de Geus, de Zeeuw y Lub, 1989), ya que hace 12.5 Myr ninguno de los dos habría tenido tiempo suficiente para producir su primera supernova. Sin embargo, diversos estudios recientes abogan por edades más viejas para estos complejos, de unos 16-20 Myr (ver, por ejemplo, Sartori 2000; Sartori, Lépine y Dias 2001; Mamajek, Meyer y Liebert 2002). En este caso, desde el nacimiento de LCC-UCL hasta la explosión de la supernova que provocó la formación del grupo de β Pic, habrían transcurrido entre 3 y 8 Myr, tiempo suficiente para que los dos complejos de Sco-Cen generaran sus primeras supernovas (de hecho, únicamente son necesarios entre 3 y 5 Myr para que una estrella progenitora de tipo espectral O y unas 20 M_⊙ explote como supernova; ver Heger y Langer 2000).

En otro trabajo posterior, los mismos autores (Ortega et al. 2004) seleccionaron cuatro candidatas a ser la compañera binaria (y expulsada) de la supernova que originó la formación estelar del grupo móvil de β Pic entre la lista de estrellas *runaway* de Hoogerwerf, de Brujine y de Zeeuw (2001). De éstas, únicamente HIP 46950 cumplía las cuatro condiciones impuestas por los autores; a saber: (i) que la supernova explotara a una edad cinemática *runaway* mayor que la edad del grupo de β Pic (unos 11.2 Myr); (ii) que la edad *runaway* sea menor que la edad media de la asociación OB (LCC-UCL; unos 18 Myr) en unos 3-5 Myr; (iii) la localización espacial (en 3-D) de la supernova debe estar en una posición relativa concreta respecto el lugar de nacimiento del grupo de β Pic, tal que el resultado del movimiento del frente de onda que se expande isotrópicamente y el movimiento de los subgrupos de la asociación sea compatible con las direcciones de los movimientos actuales de las componentes de β Pic; (iv) el valor total de la energía de la supernova debe ser realista. Como decíamos, los autores encuentran que la única estrella que satisface todas estas condiciones es HIP 46950, asociada con el cúmulo abierto IC 2602 según Hoogerwerf, de Brujine y de Zeeuw (2001). En concreto, esta estrella se situaba a 91 pc y 87 pc de los centros LCC y UCL, respectivamente, hace 13 Myr. En aquel momento se movía con una velocidad de 75 km s⁻¹. A partir de las relaciones de Sedov para la velocidad y radio del frente de choque de la supernova (ver, por ejemplo,

Bowers y Deeming 1984), los autores estiman una energía para esta supernova de alrededor de 10^{51} erg, asumiendo un valor de $1 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$ para la densidad del medio interestelar por el que se desplaza el frente de onda. Por tanto, según Ortega et al., es plausible que una explosión de supernova de la compañera binaria de HIP 46950, hace unos 13 Myr y en la periferia de LCC-UCL, provocara un frente de ondas que indujera la formación estelar en el lugar de nacimiento del grupo móvil de β Pic, a la vez que convertía a HIP 46950 en una estrella *runaway*.

Como ya hemos visto en las secciones dedicadas a las asociaciones de TW Hya y Tucana-Horologium/GAYA, Song, Zuckerman y Bessell (2003) obtuvieron espectroscopía de estrellas candidatas a pertenecer a grupos estelares jóvenes a través del telescopio de 2.3 m de la *Australian National University*. Estas observaciones les permitieron detectar 5 estrellas binarias del catálogo Hipparcos que probablemente son miembros del grupo móvil de β Pic. Es de destacar que la mayoría de los nuevos miembros están en el hemisferio norte celeste, mientras que los anteriormente conocidos estaban todos en el hemisferio sur. Además, identificaron una compañera de un miembro ya conocido (V343 Nor). Con estas nuevas incorporaciones al grupo, la extensión espacial de β Pic aumenta hasta los ~ 100 pc. Song, Zuckerman y Bessell calculan hacia atrás en el tiempo la posición de las estrellas del grupo haciendo la simplificación de suponer trayectorias rectilíneas a velocidad constante. De esta manera, encuentran que todos los miembros (excepto HIP 25486, 79881 y 88726) se concentran espacialmente, alcanzando un mínimo en la dispersión espacial hace unos 12 Myr, en buen acuerdo con el resultado de Ortega et al. (2002). Debido a las incertidumbres de las trayectorias estelares calculadas, los autores no pueden discriminar entre dos escenarios posibles para el origen del grupo móvil; a saber: (i) el grupo se formó en una región de unos 30 pc de diámetro, o (ii) el grupo se formó en una región más compacta (de unos pocos pc), pero con una mayor dispersión de velocidades, de $\sim 8 \text{ km s}^{-1}$. Esta dispersión de velocidades es mucho mayor que la típica observada en regiones de formación vecinas (p.e., $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$ en la nube molecular de Taurus; ver Kleiner y Dickman 1985), pero similar a la propuesta por Binney, Dehnen y Bertelli (2000) para grupos de estrellas coetáneas en la vecindad solar.

En la tabla 9.3 presentamos el listado de miembros del grupo móvil de β Pic-Capricornus, según los datos presentes en los diferentes artículos repasados en esta sección. En el primer bloque, estrellas de la tabla 1 de Zuckerman et al. (2001), y en el segundo bloque, estrellas de la tabla 1 de Song, Zuckerman y Bessell (2003). Las

velocidades radiales de HIP 88726 e HIP 92024 se han obtenido de Bartkevicius y Gudas (2002), y Erspamer y North (2003), respectivamente. En el caso de HIP 79881, Ortega et al. (2004) encuentran una velocidad de rotación baja, lo que parecería indicar que la estrella no es muy joven y podría no pertenecer al grupo. Ver diversas notas al respecto de los datos presentados en esta tabla en Zuckerman et al. (2001) y Song, Zuckerman y Bessell (2003).

9.2.4. La asociación de ϵ Cha

El complejo de nubes de Chamaeleon (que se divide en las nubes Cha I, Cha II y Cha III) fue estudiado por primera vez por Hoffmeister (1962), quien identificó 26 estrellas variables del tipo RW Aur, algunas de las cuales mostraban emisión en $H\alpha$. Posteriores *surveys* con prisma-objetivos revelaron un número creciente de estrellas con líneas de emisión (ver, por ejemplo, Henize 1963, Henize y Mendoza 1973, Schwartz 1977 y Hartigan 1993). Gregorio-Hetem et al. (1992) y Torres et al. (1995) usaron colores IRAS en el infrarrojo lejano para preseleccionar estrellas sospechosas de ser T Tau, encontrando 8 buenas candidatas en la región de Chamaeleon.

Antes de la misión ROSAT se conocían un total de 14 estrellas que se sospechaba estaban conectadas con la región de Chamaeleon. De éstas, 2 eran estrellas de tipo espectral B (HIP 54413 y HIP 54557), 6 eran estrellas T Tau clásicas (HIP 53691, CS Cha, HIP 54365, VW Cha, CV Cha y BF Cha) y 6 estrellas T Tau de líneas débiles (CHXR 8, CXHR 11, CHXR 32, Sz 41, CHXR 56 y HIP 58285 = T Cha). De todas estas estrellas, sólo BF Cha está asociada a la nube Cha II, mientras que el resto se sitúan más cerca de Cha I. T Cha ha sido incluida en la lista, aunque su distancia Hipparcos indica que quizás se sitúa delante de las nubes de Chamaeleon. Las contrapartidas ópticas de las fuentes ROSAT identificaron 77 nuevas estrellas candidatas a ser estrellas de pre-secuencia principal (Alcalá et al. 1995, 1997), de las cuales más de la mitad resultaron serlo a partir de observaciones de la línea del Li $\lambda 6708$ (Covino et al. 1997). Estas estrellas no se hallaban localizadas únicamente cerca de las estructuras nebulares conocidas, sino que también se observaban a distancias angulares de más de 10° de éstas.

El origen de la formación estelar en esta zona no se cree que pueda ser debido a la explosión de supernovas cercanas, puesto que no hay ninguna asociación OB en la región. Lépine y Duvert (1994) propusieron un modelo para la formación del

Tabla 9.3: Estrellas actualmente consideradas miembros del grupo móvil de β Pic-Capricornus.

Estrella	Otras denomin.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	V-I	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π^{Hip} (mas)	Anch. eq. Li λ 6708 (Å)	V_R (km s ⁻¹)
HIP 560	HR 9	00h 06m 50.0s	-23°06'27"	F2IV	6.19	0.46	+97.30 ± 0.73	-47.09 ± 0.42	25.59 ± 0.75		+15.9 ± 0.5
HIP 21547	51 Eri GJ 3305	04h 37m 36.1s 04h 37m 37.3s	-02°28'24" -02°29'37"	F0V M0.5	5.22 10.59	0.34 1.90	+43.32 ± 0.81	-64.23 ± 0.61	33.60 ± 0.91		+21.0 ± 2.
HIP 23309	HD 35850	05h 00m 47.1s	-57°15'26"	M0/1	10.01	1.79	+35.64 ± 1.10	+72.80 ± 0.97	38.08 ± 1.07	0.294	+17.8 ± 0.8
HIP 25486	β Pic	05h 27m 04.7s	-11°54'03"	F7	6.30	0.62	+17.19 ± 0.77	-49.30 ± 0.54	37.26 ± 0.84		+18.8 ± 2.
HIP 27321	AO Men	05h 47m 17.1s	-51°04'00"	A3V	3.85	0.20	+4.65 ± 0.61	+81.96 ± 0.53	51.87 ± 0.51		+20.2 ± 0.4
HIP 29954	V343 Nor	06h 18m 28.2s	-72°02'42"	K6/7	9.77	1.34	-8.14 ± 1.16	+71.42 ± 0.97	25.99 ± 1.02	0.357	+15.0 ± 1.0
HIP 76629	HR 6070	15h 38m 57.6s	-57°42'27"	K0V	8.14	0.93	-52.87 ± 1.16	-105.99 ± 0.98	25.15 ± 1.09	0.261	+0.5 ± 0.9
HIP 79881	HR 6070	16h 18m 17.9s	-28°36'50"	A0	4.80	-0.01	-33.79 ± 0.86	-100.59 ± 0.59	23.23 ± 0.80		-13.0 ± 0.9
HIP 84586	V824 Ara HD 155555B HD 155555C	17h 17m 25.5s 17h 17m 25.5s 17h 17m 27.7s	-66°57'02" -66°57'02" -66°57'00"	G2IV K0IV/V M4.5	7.21 8.08 12.71	0.81 1.09 2.69	-21.84 ± 0.67	-136.47 ± 0.55	31.83 ± 0.74		+2.3 ± 0.9
HIP 88399	HD 164249	18h 03m 03.4s	-51°38'56"	F5V	7.01	0.53	+3.46 ± 0.90	-86.46 ± 0.49	21.34 ± 0.86	0.092	+0.1 ± 3.0
HIP 88726	HR 6749	18h 06m 49.9s	-43°25'30"	A5V	5.67	0.26	+9.49 ± 1.33	-104.72 ± 0.63	22.79 ± 1.12		-7.72 ± 0.67
HIP 92024	HD 172555 CD -64° 1208	18h 45m 26.9s 18h 45m 36.9s	-64°52'15" -64°51'48"	A7 K7	4.78 9.54	0.20 1.55	+32.67 ± 0.53	-148.72 ± 0.43	34.21 ± 0.68		+3.85
HIP 92680	PZ Tel	18h 53m 05.9s	-50°10'49"	K0Vp	8.25	0.85	+16.64 ± 1.32	-83.58 ± 0.87	20.14 ± 1.18		-0.1 ± 2.0
HIP 95261	η Tel HR 7329B	19h 22m 51.2s 19h 22m 51.3s	-54°25'25" -54°25'29"	A0Vn M7/8V	5.05 11.93	0.04 ...	+25.57 ± 0.75	-83.03 ± 0.49	20.98 ± 0.68		+13. ± 5.
HIP 95270	HD 181327	19h 22m 58.9s	-54°32'16"	F5.5	7.03	0.53	+23.84 ± 0.89	-81.77 ± 0.57	19.77 ± 0.81		-0.5 ± 2.0
HIP 102141	AT Mic, GJ 799	20h 41m 51.0s	-32°26'04"	M4.5e	11.02	2.90	+269.32 ± 6.56	-365.69 ± 4.63	97.80 ± 4.65		-3.5 ± 1.0
HIP 102409	AU Mic, GJ 803	20h 45m 09.3s	-31°20'24"	M1e	8.81	2.10	+280.37 ± 1.68	-360.09 ± 0.79	100.59 ± 1.35		-4.89 ± 0.02
HIP 103311	HD 199143 AZ Cap	20h 55m 47.7s 20h 56m 02.7s	-17°06'51" -17°10'54"	F8V K7/M0	7.34 10.6	0.62 ...	+59.21 ± 1.13	-61.55 ± 0.85	20.96 ± 1.00	0.120 0.400	-9. ± 16. -6.3 ± 0.9
HIP 10679	HD 14082B	02h 17m 24.7s	+28°44'31"	G2V	7.75	0.62	+98.15 ± 7.20	-67.41 ± 5.46	29.40 ± 5.39	0.162	+6.5 ± 0.7
HIP 10680	HD 14082A	02h 17m 25.2s	+28°44'43"	F5V	6.99	0.52	+94.34 ± 3.31	-72.17 ± 2.46	25.37 ± 2.84	0.138	+6.9 ± 1.4
HIP 11437A	AG Tri	02h 27m 29.3s	+30°58'25"	K8	10.12	1.21	+79.50 ± 2.26	-70.09 ± 1.53	23.66 ± 2.04	0.220	+7.0 ± 1.1
HIP 11437B		02h 27m 28.1s	+30°58'41"	M...	12.44	1.40				0.110	+4.7 ± 1.3
HIP 12545	BD+05 378	02h 41m 25.8s	+05°59'19"	M3V;	10.37	1.22	+82.32 ± 4.46	-55.14 ± 2.45	24.67 ± 2.41	0.425	+10.0 ± 1.0
HIP 24418AB	GJ 3322 V343 Nor B	05h 01m 58.8s 15h 38m 56.9s	+09°59'00" -57°42'18"	M4.5	11.50	1.50	+17.18 ± 8.79	-81.96 ± 5.36	31.20 ± 8.56	<0.020	+18.4 ± 3.0
HIP 112312A	WW Psa	22h 44m 57.8s	-33°15'01"	M4	12.16	1.51	+183.12 ± 2.84	-118.87 ± 1.74	42.35 ± 3.37	<0.030	+1.1 ± 1.2
HIP 112312B	TX Psa	22h 45m 00.0s	-33°15'26"	M4.5	13.43	1.58				0.290	+3.3 ± 2.0

complejo basado en el impacto de una nube de alta velocidad (HVC) que era capaz de explicar la geometría observada de las nubes con respecto al plano galáctico.

Lo que se conoce como *asociación de ϵ Cha* fue descubierta por Frink y colaboradores al realizar un estudio de la cinemática de las estrellas T Tau localizadas no únicamente en los núcleos de las nubes de Chamaeleon, sino también en regiones alejadas de éstos (Frink et al. 1998, Frink 1999; en estas publicaciones, la asociación de ϵ Cha figura como *subgrupo 2*). A partir de la lista de las 77 estrellas emisoras de rayos X descubiertas por ROSAT, Frink y colaboradores realizaron una búsqueda de sus movimientos propios en los catálogos Hipparcos (ESA 1997), PPM (Röser y Bastian 1991, Bastian et al. 1993, Röser, Bastian y Kuzmin 1994; este catálogo fue utilizado únicamente en el caso de estrellas dobles), ACT/TRC (Urban et al. 1997; Høg et al. 1998) y STARNET (Röser 1996). Un total de 31 estrellas tenían movimientos propios en alguno de estos catálogos, aunque únicamente 8 eran estrellas PMS de baja masa confirmadas, mientras que 23 eran clasificadas como estrellas ZAMS y otras.

A partir de un diagrama $\mu_l \cos b - \mu_b$ de estas 31 estrellas, más las 14 conocidas antes de ROSAT, Frink concluye que las estrellas PMS confirmadas tienden a agruparse en 3 subgrupos, con movimientos propios medios de $(\mu_l \cos b, \mu_b)_{\text{Sub.1}} = (-21.0, -6.8) \pm (1.8, 2.0)$ mas yr⁻¹ (6 estrellas), $(\mu_l \cos b, \mu_b)_{\text{Sub.2}} = (-40.5, -13.2) \pm (3.6, 3.0)$ mas yr⁻¹ (7 estrellas) y $(\mu_l \cos b, \mu_b)_{\text{Sub.3}} = (-38.9, 2.1) \pm (2.1, 1.9)$ mas yr⁻¹ (3 estrellas). Como se puede observar, los dos primeros subgrupos tienen movimientos propios medios dirigidos en la misma dirección, aunque con un módulo que en el segundo caso dobla al primero. Esto sería consistente con un escenario de movimiento común, en el que la distancia al primer subgrupo fuera el doble que al segundo. A partir de las distancias de las estrellas Hipparcos, Frink encontró que, efectivamente, esto era así, ya que las distancias a ambos subgrupos son de unos 170 pc (subgrupo 1) y 90 pc (subgrupo 2). Además, este escenario de movimiento espacial común también ha sido confirmado por la propia Frink a partir de las velocidades radiales de las estrellas.

El subgrupo 1 contiene 5 estrellas, dos de ellas estrellas de tipos espectrales tempranos (HIP 54413 y HIP 54557) y tres estrellas CTTS (HIP 53691, HIP 54365 y CV Cha = HIP 54738 + HIP 54744). CV Cha es un sistema doble con una mala solución orbital en el catálogo Hipparcos y una determinación de la paralaje con un error muy elevado (3.14 ± 7.39 mas). Las otras 4 estrellas tienen distancias

Hipparcos comprendidas entre 143 y 210 pc, pero sólo las dos estrellas de tipos espectrales tempranos tienen distancias fiables, con lo que desechamos este grupo para realizar cualquier tipo de estudio cinemático.

La existencia del subgrupo 2 fue confirmada por Terranegra et al. (1999), a partir de determinaciones de movimientos propios de estrellas en la región de Chamaeleon a partir de placas Schmidt del archivo del *Guide Star Catalogue II* y placas obtenidas a través del telescopio Schmidt del ESO. Terranegra et al. extendieron la lista de miembros de este subgrupo hasta 15 estrellas, añadiendo 4 estrellas ROSAT PMS confirmadas, 3 estrellas del estudio espectroscópico de baja resolución de Alcalá et al. (1995) y una estrella Herbig Ae/Be.

Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) recopilaron los datos publicados para el subgrupo 2 por Frink et al. (1998) y Terranegra et al. (1999), y unos datos no publicados de O.J. Eggen (1998), hallando un total de 6 estrellas con astrometría Hipparcos y velocidades radiales. A este conjunto de estrellas lo denominaron *grupo ϵ Cha*. Mamajek, Lawson y Feigelson no considera a T Cha como miembro de este grupo, debido a que se sitúa mucho más cerca del Sol que el resto de estrellas (66^{+19}_{-12} pc, según Hipparcos) y, además, su velocidad radial hace que la componente U de su velocidad difiera en unos 10 km s^{-1} respecto a la de los miembros del grupo. Por si esto fuera poco, la estimación de la edad para T Cha (unos 30 Myr, según Terranegra et al. 1999) también difiere mucho de la edad estimada para sus supuestos compañeros de grupo (entre 5 y 15 Myr, según Terranegra et al. 1999 -DW Cha y HIP 58490- y según ajustes de isocronas a partir de los modelos de pre-secuencia principal de D'Antona y Mazzitelli 1997 -EE Cha y ϵ Cha-).

Tanto Frink (1999) como Terranegra et al. (1999) discuten acerca del origen de la región de formación de Chamaeleon, a partir de los datos cinemáticos de sus estrellas. Los bajos valores de la componente W de la velocidad, junto con la proximidad de las estrellas al plano galáctico, no parecen favorecer un escenario de formación a partir de impactos de nubes de alta velocidad (HVC) como el propuesto por Lépine y Duvert (1994). Frink apuesta por un escenario de formación estelar a partir de pequeñas nubes (*cloudlets*) dispersas situadas en un ambiente turbulento, como el propuesto por Feigelson (1996), pero sin entrar en detalles acerca de cómo se desencadenaría el proceso. Terranegra et al. (1999) también abogan por un origen de este grupo a partir de una única nube molecular pequeña, ya que la dispersión en la velocidad tangencial de sus 12 estrellas ($\sigma_{V_T} = 2.4 \text{ km s}^{-1}$) no es compatible

con el modelo de estrellas T Tau de alta velocidad de Sterzik y Durisen (1995). Como novedad, Terranegra et al. apuntan, aunque sin entrar en detalles, que el desencadenamiento de la formación estelar pudo ser debido al brazo de Orion. Si se supone que la formación de toda la SFR de Chamaeleon se produjo a partir de una única nube molecular, la conexión con las tres nubes moleculares principales (Cha I, Cha II y Cha III) sería controvertida debido a la gran distancia que se supone hay entre ellas. Sin embargo, parece que este punto no está del todo confirmado, ya que Whittet et al. (1997) abogan por unas distancias de 160 ± 15 pc para Cha I y 178 ± 18 pc para Cha II, mientras que para Cha III se considera normalmente una distancia de 140-160 pc. En este caso, y según Terranegra et al., se podría pensar en un escenario donde las WTTS fueron formadas por una nube molecular turbulenta, para después escapar de la parte externa de la SFR hace al menos 10 Myr, y desplazarse hacia la actual situación, más cercana al Sol, a una velocidad media de unos pocos km s^{-1} respecto de la SFR. A partir de una aproximación lineal de las órbitas hacia el pasado de las estrellas pertenecientes al grupo, Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) concluyen que en el momento de su nacimiento se encontraban muy cerca del complejo de Sco-Cen, donde ϵ Cha puede tener su origen.

En la tabla 9.4 presentamos el listado actual de miembros de ϵ Cha, con datos de Frink (1999), Terranegra et al. (1999), y Mamajek, Lawson y Feigelson (2000). Para las estrellas Hipparcos ϵ Cha y DW Cha se han escogido los movimientos propios del catálogo Tycho-2 debido a su binariedad.

9.2.5. El cúmulo de η Cha

El descubrimiento de este cúmulo fue anunciado en 1999 en el 194 *Meeting of the American Astronomical Society* por parte de E. Mamajek, W.A. Lawson y E.D. Feigelson. Con una extensión de 0.2 grados cuadrados y tres estrellas de magnitudes visuales entre 5 y 7 (η Cha, RS Cha y HD 75505), η Cha es de momento el único cúmulo de estrellas descubierto a partir de observaciones de rayos X, y el más cercano al Sol ($R \sim 97$ pc) entre los descubiertos durante los últimos 100 años. De hecho, es el cuarto cúmulo abierto más cercano, sólo superado en este aspecto por Ursa Major (25 pc), Hyades (48 pc) y Coma Berenices (83 pc).

Mamajek, Lawson y Feigelson (1999a) explican que el descubrimiento se realizó a partir de diversas observaciones de la región realizadas por el *High Resolution*

Tabla 9.4: Estrellas actualmente consideradas miembros de la asociación de ϵ Cha.

Estrella	Otras denominaciones	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	V_R media (km s ⁻¹)
EG Cha	IRXS J083656.7-785643	08h 36m 56.2s	-78°56'46''	K1	10.68	1.34	-29.5 ± 2.1	+27.6 ± 1.6		+18.
VW Cha	RX J1108.1-7742	11h 08m 01.8s	-77°42'29''	?e...	13.36	1.24	-46. ± 8.	+8. ± 8.		
RX J1150.4-7704	GSC 09415-01685	11h 50m 28.9s	-77°04'38''	K4	12.0		-40.2 ± 5.1	-5.8 ± 1.3		
RX J1150.9-7411		11h 50m 54.8s	-74°11'27''	M4	14.4		-39.0 ± 4.2	+4.4 ± 2.9		
T Cha	HIP 58285, RX J1157.2-7921	11h 57m 13.5s	-79°21'32''	F5	11.86		-39.61 ± 5.08	-9.87 ± 3.79	15.06 ± 3.31	+17.4 ± 1.5
DW Cha	HIP 58400, RX J1158.5-7754a	11h 58m 28.2s	-77°54'30''	K2	10.61	1.35	-40.2 ± 2.6	-2.9 ± 2.4	11.64 ± 1.30	+13.1 ± 2.0
EE Cha	HIP 58410	11h 58m 35.2s	-77°49'32''	A7V	6.74	0.19	-42.00 ± 0.52	-9.22 ± 0.44	9.46 ± 0.52	+12.4 ± 1.0
ϵ Cha	HIP 58484	11h 59m 37.6s	-78°13'19''	B9Vn	4.90	-0.05	-39.4 ± 1.2	+0.2 ± 1.1	8.95 ± 0.58	+13. ± 5.
HIP 58490	RX J1159.7-7601	11h 59m 42.3s	-76°01'26''	K2	11.09	1.21	-39.90 ± 1.73	-4.74 ± 1.48	10.82 ± 1.72	+13.1 ± 2.0
DX Cha	HIP 58520	12h 00m 05.1s	-78°11'35''	A0	6.59	0.22	-39.13 ± 0.55	-5.58 ± 0.42	8.61 ± 0.53	
TYC 9420-1420-1	HD 104467, RX J1201.7-7859	12h 01m 39.1s	-78°59'17''	G5III/IV	8.65	0.65	-40.7 ± 0.8	-5.5 ± 0.8		
RX J1202.8-7718		12h 02m 50.8s	-77°18'36''	M0	14.4		-37.0 ± 7.1	+2.6 ± 4.7		
RX J1204.6-7731		12h 04m 35.1s	-77°31'40''	M2	13.8		-44.4 ± 7.9	-4.2 ± 6.0		
RX J1219.7-7403		12h 19m 43.5s	-74°03'57''	M0	13.1		-40.4 ± 6.9	-2.8 ± 0.2		
RX J1220.4-7407		12h 20m 24.5s	-74°07'26''	M0	12.7		-35.0 ± 4.2	-2.6 ± 4.6		
TYC 9412-59-1	RX J1239.4-7502	12h 39m 21.3s	-75°02'39''	K2	10.40	0.81	-45.9 ± 2.8	-13.6 ± 2.7		

Imager (HRI; ver Zombeck et al. 1995) del satélite ROSAT durante el año 1997, sumando un total de 12 horas de observación. En esta región ROSAT había detectado anteriormente cuatro fuentes de rayos X, que habían sido identificadas como estrellas T Tau de líneas débiles (WTTS; Alcalá et al. 1995; Covino et al. 1997). A partir de estas observaciones a través del HRI, se descubrieron 12 fuentes de rayos X con relaciones señal-ruido mayores que 3. Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) añaden un posible miembro adicional sin emisión en rayos X (HD 75505, una estrella AB con $V = 7.39$), pero con una paralaje Tycho compatible con la de η Cha y RS Cha, y una edad que podría ser consistente con la obtenida para el resto de estrellas del cúmulo. Cada una de las 12 fuentes de rayos X coincidía en posición (dentro de un radio de $\sim 4''$) con una estrella prominente: la estrella de tipo espectral B8V η Cha, la binaria eclipsante de tipo A8V RS Cha AB y 10 WTTS con tipos espectrales entre K3 y M5. Siete de las fuentes presentan variabilidad en rayos X en factores entre 2 y 7. Las características de esta variabilidad y las propiedades de dureza espectral son similares a las encontradas en estrellas WTTS en cúmulos jóvenes. El análisis completo de los datos de rayos X para estas fuentes se puede encontrar en Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) y los resultados de un *survey* en radio en Mamajek, Lawson y Feigelson (1999b).

Con el objetivo de obtener los tipos espectrales de las estrellas, así como la anchura del doblete del Li $\lambda 6708$ y la emisión en $H\alpha$, Mamajek, Lawson y Feigelson (1999a) realizaron observaciones espectroscópicas en el óptico a través del telescopio de 2.3 metros de los *Mount Stromlo and Siding Spring Observatories*. A partir de estas observaciones, los autores clasificaron las estrellas del cúmulo como de pre-secuencia principal (PMS) a partir de su localización en el diagrama T_{ef} - litio (ver figura 3 en Mamajek, Lawson y Feigelson 1999a). La mayoría de las estrellas se sitúan en la zona del diagrama correspondiente a las estrellas T Tau de líneas débiles.

La naturaleza de cúmulo para este conjunto de estrellas se acabó confirmando cuando los autores comprobaron que las estrellas más brillantes tienen paralajes y movimientos propios similares. En concreto, η Cha y RS Cha tienen estimaciones de la distancia proporcionadas por el satélite Hipparcos de 97_{-4}^{+4} pc y 98_{-4}^{+5} pc, respectivamente, mientras que la distancia a HD 75505 es de 84_{-15}^{+25} pc según Tycho. Estas tres estrellas, además de EG Cha (= TYC 9402-921-1), tienen movimientos propios compatibles con $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (-29.9, 27.5) \pm (1.3, 0.9)$ mas yr $^{-1}$. Mamajek, Lawson y Feigelson (1999a) suponen una distancia de 97 pc para todas las estrellas del cúmulo y construyen un diagrama HR, comprobando que todas las estrellas (excepto

las de los tipos espectrales más tempranos, que evolucionan más rápidamente) se sitúan entre 1 y 2 magnitudes por encima de la ZAMS, confirmando su naturaleza de estrellas PMS. A partir de los modelos evolutivos de D'Antona y Mazzitelli (1994), los autores estiman unas edades comprendidas entre 2 y 18 Myr. A pesar de la juventud de las estrellas que lo constituyen, el cúmulo no tiene restos de ninguna nube molecular en sus alrededores: no hay nubes de gas con densidades y masas superiores a 10^3 cm^{-3} y $2 M_{\odot}$, respectivamente, a menos de 10 pc del núcleo de η Cha (Mizuno et al. 1998). Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) consideran que la evaporación de la nube molecular que formó η Cha vino provocada por explosiones de supernova y vientos estelares de estrellas O-B del complejo de Sco-Cen, que formaron la burbuja del Loop I, dentro de la cual se situaría η Cha.

Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) encontraron que la función de luminosidad en rayos X para las estrellas de η Cha es anómala comparada con la de otras poblaciones de estrellas T Tau, puesto que hay una sobreabundancia de estrellas de elevada luminosidad. O, visto de otra manera, hay muy pocas estrellas de baja luminosidad X para el número de estrellas de alta luminosidad que se detectan. Mientras que para los cúmulos de estrellas PMS y ZAMS bien estudiados el número de estrellas crece con la inversa de $\log L_X$ (ver, por ejemplo, Lawson, Feigelson y Huenemoerder 1996 para el caso del cúmulo de estrellas jóvenes de Cha I; Randich et al. 1996 para el cúmulo de α Per; Stauffer, Hartmann y Barrado-Navascués 1995 para el cúmulo de las Pleiades), en el caso de η Cha la función de luminosidad se mantiene plana en el intervalo $28.5 < \log L_X < 30.5 \text{ erg s}^{-1}$. Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) sospechan que la explicación a este hecho podría ser que fuera del campo de visión del HRI (de unos $40'$) aguardan un considerable número de estrellas de baja masa con luminosidades X detectables que forman parte del cúmulo, pero que se sitúan en su región externa tras escapar del núcleo después de la dispersión de la nube molecular en la que se formó el complejo. Esto sería perfectamente compatible con la velocidad de escape calculada para el cúmulo, de entre 0.5 km s^{-1} (considerando las 12 estrellas conocidas hasta la fecha) y 0.7 km s^{-1} (doblado la masa del cúmulo, para tener en cuenta posibles estrellas de baja masa no detectadas). De hecho, a partir de una aproximación de la función de masa de Scalo (1998), Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) predicen la presencia de unos 31 ± 14 miembros estelares primarios con masas superiores a $0.08 M_{\odot}$, obteniendo una masa total para el cúmulo de $\sim 25 M_{\odot}$. A partir de una búsqueda en el catálogo USNO-A2.0, en un radio de 1° alrededor de la posición central del cúmulo, Mamajek, Lawson y Feigelson (2000) encuentran unas 50 estrellas candidatas fotométricas

a pertenecer al cúmulo, que están situadas dentro del campo de 40' del HRI.

Ya en el primer artículo publicado, Mamajek, Lawson y Feigelson (1999a) comentan que los miembros de η Cha se mueven en el cielo de manera muy similar a los de la asociación ϵ Cha, 9 estrellas de tipos espectrales A y B en las constelaciones de Musca y Chamaeleon y los miembros de la asociación LCC (Lower Centaurus Crux), perteneciente al complejo de Sco-Cen. En su segundo trabajo (Mamajek, Lawson y Feigelson 2000), los autores comparan el movimiento de las estrellas de η Cha con los tres subgrupos de Sco-Cen y las asociaciones de TW Hya y ϵ Cha. Asumiendo un movimiento balístico lineal hacia el pasado, los autores demuestran que estos conjuntos de estrellas se encontraban más próximos entre sí hace unos 10-15 Myr y, por tanto, sugieren un escenario de formación común. En concreto, tanto η Cha como las asociaciones de TW Hya y ϵ Cha parecen provenir de la asociación LCC. En todos los casos, si se consideran las edades estelares obtenidas a partir del diagrama HR, parece ser que la formación estelar tuvo lugar cuando las nubes moleculares que formaron los complejos ya se habían separado de LCC.

Las observaciones fotométricas en la banda V realizadas durante los años 1999 y 2000 permitieron a Lawson et al. (2001) obtener los periodos de rotación de 10 estrellas del cúmulo a partir de sus variaciones de brillo en el óptico, debidas a la presencia de manchas fotosféricas. Los periodos obtenidos fueron de entre 1.25 y 20 días, con un periodo de rotación medio de 5.5 ± 5.3 días (3.8 ± 2.3 días si excluimos a RECX 10, la estrella con una rotación más lenta). No es frecuente encontrar estrellas T Tau con periodos de rotación similares a los del Sol, ya sea porque las estrellas jóvenes con estos periodos tan largos son escasas, o bien porque hay un cierto sesgo debido a campañas de observación cortas, donde no se detectan. Sin embargo, Herbst et al. (2000) ya habían encontrado estrellas PMS con periodos de rotación superiores a 20 días en su muestra de estrellas en Orion, utilizando observaciones repartidas en varios años. Estas nuevas observaciones fotométricas realizadas por Lawson et al. (2001) permitieron resituar a las estrellas de η Cha en un diagrama HR, obteniendo edades individuales comprendidas entre 1 y 9 Myr. Los autores asignan la dispersión obtenida a la presencia de binarias no resueltas. De hecho, Köhler (2001) observó estrellas de η Cha usando el sistema de óptica adaptativa ADONIS del telescopio de 3.6 metros del ESO y encontró que RECX 1 y 9 son binarias con separaciones de unos 0.2'' (ver también Köhler y Petr-Gotzens 2002). Cuando los efectos de la binariedad se tienen en cuenta, las estrellas del cúmulo parecen tener la misma edad dentro de un margen de únicamente ± 1 Myr,

dependiendo de las trayectorias evolutivas para estrellas PMS adoptadas.

Por otro lado, Lawson et al. (2001) también comprobaron como las estrellas de η Cha violan la relación entre el periodo de rotación y la actividad X observada en otras muestras de estrellas de tipos espectrales tardíos, ya que todas ellas tienen $\log(L_X/L_{\text{bol}}) \sim -3$. Este valor es consistente con el nivel de saturación observado en otras muestras de estrellas PMS, incluso en estrellas con periodos de rotación tan cortos como 0.2 días (Wichmann et al. 1998). La violación de la citada relación podría poner en entredicho la teoría del mecanismo de dinamo como origen de la actividad cromosférica de las estrellas de tipos espectrales tardíos.

Lawson (2001) y Lawson et al. (2002) anuncian el descubrimiento de dos nuevos miembros de η Cha. El primero de ellos es una estrella T Tau clásica (CTT) con una magnitud visual de 14.0 y de tipo espectral M2. De confirmarse la naturaleza de esta estrella, denominada ECHA J0843.3-7905 (= IRAS F08450-7854), pasaría a ser la segunda CTT más cercana al Sol, tras TW Hya (y, como ella, un nuevo caso de estrella CTT *vieja*). El segundo nuevo miembro es la estrella ECHA J0841.5-7853, de magnitud $V = 17.1$ y tipo espectral M4. Ninguna de estas dos estrellas fue detectada por el HRI de ROSAT.

Finalmente, y hasta el momento, Song, Zuckerman y Bessell (2004), Ran Lyo et al. (2004), y Luhman y Steeghs (2004) han añadido, de manera casi simultánea e independiente, tres nuevos miembros al cúmulo (Ran Lyo et al. sólo detectaron dos de ellos; todos son estrellas WTT de tipo espectral M4.5/M5.5), hasta llegar a un total de 18 primarias y unas 9 secundarias (a menos de 100 UA de sus primarias).

Para su búsqueda de nuevos miembros, Song, Zuckerman y Bessell (2004) inspeccionaron una área de 1° de radio (~ 3.5 pc de diámetro) alrededor de η Cha $(\alpha, \delta) = (08^{\text{h}}41^{\text{m}}19.5^{\text{s}}, -78^\circ57'48'')$ – utilizando los datos de 2MASS y USNO-B1 (Monet et al. 2003). Los autores construyeron un diagrama $K_S - (I - K_S)$ que separa claramente los miembros conocidos y los candidatos del resto de estrellas de fondo. Esto es debido a la proximidad y extrema juventud del cúmulo. Los autores obtuvieron espectroscopía con los telescopios Magellan Clay de 6.5 m de *Las Campanas Observatory* y AAT de 3.9 metros del *Royal Greenwich Observatory*. Estas observaciones mostraron que las estrellas J0838.9-7916, J0836.2-7908 y J0844.2-7833 tenían importantes líneas de H α en emisión y Li $\lambda 6708$ en absorción. Además, el movimiento propio de J0838.9-7916 obtenido a partir del USNO-B1 era compatible con el movimiento propio medio de los miembros conocidos del cúmulo. De esta manera, estas 3 estrellas (con masas

$\sim 0.08 M_{\odot}$) fueron consideradas nuevos miembros del cúmulo de η Cha, situadas en su periferia. Haciendo un repaso de los miembros conocidos, se observa que no hay estrellas de tipos espectrales K o M temprano en la parte externa del cúmulo, donde se concentran las estrellas M tardías. Por tanto, parece que en el pasado ha tenido lugar una segregación de masas en este joven cúmulo. *Surveys* más profundos serán necesarios para poder confirmar o desmentir esta posibilidad.

El estudio de Ran Lyo et al. (2004) se basa en una búsqueda fotométrica de miembros en un campo de $45' \times 45'$ centrado en $(\alpha, \delta) = (8^{\text{h}}42^{\text{m}}06^{\text{s}}, -79^{\circ}01'38'')$ (la posición central definida por los tres sistemas de estrellas de tipos espectrales tempranos del cúmulo). Las observaciones fueron realizadas en enero de 2002 a través del telescopio de 1.0 metros del *South African Astronomical Observatory* (SAAO), con una cámara CCD y filtros de las bandas V e I de Cousins. La profundidad de las observaciones permitía detectar estrellas (con una edad de unos 10 Myr, situadas a una distancia de unos 100 pc) hasta de tipo espectral $\sim M6$, con $V \sim 18$ y $(V - I) \sim 4.5$. Ran Lyo et al. obtuvieron de esta forma las dos nuevas candidatas a miembros (denominadas ECHA J0838.9-7916 y ECHA J0836.2-7908; como ya hemos mencionado, coinciden con dos de los miembros encontrados independientemente por Song, Zuckerman y Bessell 2004), que fueron confirmadas gracias a espectroscopía óptica de resolución media obtenida con el telescopio de 2.3 metros del *Mount Stromlo and Siding Spring Observatories*, que demostró que ambas estrellas son objetos de tipo espectral tardío, activos y ricos en litio.

Finalmente, el codescubrimiento de los tres nuevos miembros por parte de Luhman y Steeghs (2004) se basó en una búsqueda de candidatos en una área de 0.7° cuadrados alrededor de η Cha, combinando fotometría JHK_S del 2MASS con fotometría i de DENIS. De esta manera, se hizo una preselección de 16 candidatos en un diagrama $H - (i - K_S)$, que fueron sometidos a observaciones espectroscópicas en el *Magellan Observatory*. A partir de estas observaciones, y utilizando los métodos de clasificación descritos en Luhman (2004), los autores descartaron 13 de estos candidatos por ser enanas de campo o gigantes de fondo. Los espectros de los 3 candidatos restantes (los mismos que los detectados por Song, Zuckerman y Bessell 2004) mostraban claros rasgos de juventud, como por ejemplo absorción débil en K I y NaI. Colocando estos nuevos miembros en un diagrama HR, y comparando con los modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998) y Chabrier et al. (2000), los autores estimaron unas masas para estas 3 estrellas de entre 0.08 y 0.13 M_{\odot} .

El actual listado de miembros (ver tabla 9.5) debería ser ya completo para primarias con masas superiores a $0.15 M_{\odot}$ (o tipo espectral hasta M6), según Ran Lyo et al. (2004). Extendiendo la IMF hacia estrellas de menor masa, los autores prevén la existencia de unas 10-14 estrellas con masas entre 0.08 y $0.15 M_{\odot}$ y unas 10-15 enanas marrones con masas entre 0.025 y $0.08 M_{\odot}$, que estarían esperando a ser descubiertas. Sin embargo, según Luhman y Steeghs (2004), el nivel de completitud de su método de búsqueda de nuevos miembros debería situarse en unas $0.015 M_{\odot}$, cerca del límite de masa de combustión del deuterio (Burrows et al. 1997). Para ello se basan en el hecho de que, según los modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998), el límite de completitud del catálogo 2MASS para objetos de la edad y distancia al cúmulo (6 Myr y 97 pc, respectivamente) estaría situado en una masa de $\sim 0.01 M_{\odot}$ y un tipo espectral $\sim L0$. No obstante, Luhman y Steeghs (2004) admiten que, debido a la segregación de masas observada en el cúmulo, es posible que algunas estrellas de baja masa hayan quedado fuera del campo estudiado por ellos (una área de 0.7° cuadrados). En todo caso, la posibilidad de que no existan más objetos con masa superior a $0.015 M_{\odot}$ por descubrir en el cúmulo no está en desacuerdo con resultados obtenidos para otros casos. Por ejemplo, para IC 338, en Taurus, la relación entre el número de enanas marrones de 0.02 - $0.08 M_{\odot}$ y el número de estrellas es de 0.13 (Briceño et al. 2002; Luhman et al. 2003a, 2003b). Si aplicásemos esta misma relación al caso que nos ocupa, obtendríamos únicamente 2.3 miembros subestelares en este rango de masas. Por tanto, el hecho de que no se haya detectado ninguna estrella de 0.02 - $0.08 M_{\odot}$ no significaría una diferencia estadísticamente significativa entre las funciones iniciales de masa de IC 338 y η Cha.

En la tabla 9.5 presentamos el listado de miembros de η Cha, con datos provenientes de Covino et al. (1997), Mamajek, Lawson y Feigelson (1999a, 2000), Lawson et al. (2001), Song, Zuckerman y Bessell (2004), y Ran Lyo et al. (2004). Los movimientos propios de RECX 1 se han obtenido del catálogo TRC (Høg et al. 1998; ver comentarios en Frink 1999). La estrella HD 75505 tiene datos astrométricos del catálogo Tycho (ESA 1997). Los movimientos propios de ECHA J0838.9-7916 se han obtenido del catálogo USNO-B1.0 (Monet et al. 2003).

9.2.6. El sistema HD 141569

Weinberger et al. (2000, 2001) estudiaron la estrella HD 141569, de tipo espectral B9.5Ve y situada a unos 99 pc de distancia, que ya en 1943 había sido identificada

Tabla 9.5: Estrellas actualmente consideradas miembros del cúmulo η Cha.

Estrella	Otras denomin.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	V-I	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R (km s ⁻¹)
ECHA J0836.2-7908		08h 36m 10.6s	-79° 08' 18"	M5.5	17.66	3.76				0.6	
RECX 1	EG Cha	08h 36m 56.2s	-78° 56' 46"	K4	10.61	1.42	-29.5 ± 2.1	+27.6 ± 1.6		0.52	+18. ± 2.
ECHA J0838.9-7916		08h 38m 51.5s	-79° 16' 14"	M5.2	16.82	3.54	-34. ± 3.	+24. ± 12.		0.3	
RECX 2	η Cha, HIP 42637	08h 41m 19.5s	-78° 57' 48"	B8V	5.46		-29.31 ± 0.44	+27.58 ± 0.39	10.32 ± 0.43	0.0	+14.
ECHA J0841.5-7853		08h 41m 30.6s	-78° 53' 07"	M4	17.07	3.25				0.9	
RECX 3	EH Cha	08h 41m 37.2s	-79° 03' 31"	M3	14.35	2.54				0.6	
HD 75505	TYC 9403-119-1	08h 41m 44.7s	-79° 02' 53"	A5	7.27	0.15	-29.90 ± 2.00	+27.90 ± 1.70	11.9 ± 2.6	0.6	
RECX 4	EI Cha	08h 42m 23.7s	-79° 04' 04"	M1	12.79	1.99				0.6	
RECX 5	EK Cha	08h 42m 27.3s	-78° 57' 49"	M4	15.20	2.81				0.6	
RECX 6	EL Cha	08h 42m 39.0s	-78° 54' 44"	M3	14.08	2.40				0.5	
RECX 7	EM Cha	08h 43m 07.7s	-79° 04' 52"	K4	10.84	1.40				0.46	+4.3 ± 2.
RECX 8	RS Cha, HIP 42794	08h 43m 12.2s	-79° 04' 12"	A8V+A8V	6.28		-30.83 ± 0.47	+28.12 ± 0.41	10.23 ± 0.46	0.0	+15.9 ± 0.5
ECHA J0843.3-7905		08h 43m 18.4s	-79° 05' 21"	M2	13.97	2.20				0.6	
ECHA J0844.2-7833		08h 44m 09.1s	-78° 33' 46"	M4.5/M5.5				0.48	
RECX 9	EN Cha	08h 44m 16.6s	-78° 59' 09"	M4	15.00	2.99				0.5	
RECX 10	EO Cha	08h 44m 32.2s	-78° 46' 32"	M0	12.53	1.78				0.52	+15.0 ± 2.
RECX 11	EP Cha	08h 47m 01.8s	-78° 59' 35"	K4	11.13	1.37				0.4	
RECX 12	EQ Cha	08h 47m 56.9s	-78° 54' 54"	M2	13.17	2.37				0.61	+18.0 ± 2.

por Rossiter (1943) como miembro de un posible sistema triple formado por la propia HD 141569 y otras dos estrellas de tipo espectral M, situadas a menos de $9''$. HD 141569 posee un disco protoplanetario (Silverstone et al. 1998) y, por tanto, la determinación de su edad es prioritaria. Dado que se trata de una estrella de tipo espectral temprano, su edad no se puede estimar con precisión a partir de su posición en el diagrama HR, de manera que las dos estrellas compañeras de tipo espectral tardío adquieren una especial relevancia.

Weinberger et al. comparan medidas de la separación entre las componentes A-B y B-C realizadas en 1938 con las que ellos realizaron en 1998 con la cámara NICMOS del *Hubble Space Telescope* y en 1999 a través del telescopio de 5 metros de Monte Palomar. Dado que las posiciones relativas han permanecido prácticamente inalteradas tras 60 años, y teniendo en cuenta el relativamente elevado movimiento propio de la estrella, los autores concluyen que se trata de un sistema triple real, aunque no necesariamente estable. Weinberger et al. también realizaron espectroscopía del sistema a través del instrumento LRIS del *Keck Observatory* y encontraron, para las componentes B y C, emisión en $H\alpha$ (que también presenta la componente A), absorción en la línea del Li $\lambda 6708$ y bandas de TiO a longitudes de onda de unos 7000 \AA . Estas observaciones espectroscópicas les permitieron clasificar ambas componentes (como M2V y M4V) y determinar sus velocidades radiales, que resultaron ser muy parecidas (ver tabla 9.6, junto con el resto de datos de las candidatas a pertenecer al sistema de HD 141569). Todos estos datos son compatibles con una situación en la que la componente B está orbitando la estrella principal (al menos a 760 UA), mientras que la componente C orbita alrededor de B (como mínimo a 140 UA). Sin embargo, de estos datos no se depende con claridad si el sistema es estable o no.

Weinberger et al. realizan una búsqueda de candidatas a pertenecer a este grupo entre las estrellas Hipparcos con paralajes iguales a la de HD 141569 (dentro de sus errores), a menos de 10° de esta estrella en el cielo y con movimientos propios que no difieran más de 9 mas yr^{-1} (equivalentes a unos 7 km s^{-1} a la distancia de HD 141569). Del total de 14 estrellas preseleccionadas, dos son de tipo espectral A y se sitúan debajo o a lo largo de la ZAMS (HD 141693 y HD 140574), donde se localizan las estrellas A jóvenes, como es el caso de β Pic y HR 4796A. Por tanto, son candidatas a ser estrellas jóvenes y pertenecer al grupo de HD 141569.

Por lo que respecta a la edad del sistema, posicionando las componentes B y C sobre un diagrama HR y ajustando las isocronas de Baraffe et al. (1998), los autores

encuentran una edad de entre 2 y 8 Myr para las componentes B y C. Para estas mismas componentes, los autores encuentran una anchura equivalente de 0.5 \AA en la línea del Li $\lambda 6708$, valor muy cercano a la frontera de 0.54 \AA encontrada por Martín (1998) entre las estrellas T Tau de líneas débiles (WTTS) y las estrellas post-T Tau. Esto define una cota superior de 10 Myr para la edad de las estrellas (Martín et al. 1994).

En cuanto al origen del sistema estelar, éste no parece asociado a ninguna de las nubes relativamente vecinas en el cielo (MBM 34-39) y los autores no se aventuran en ninguna hipótesis.

En la tabla 9.6 se muestran los datos más relevantes de los miembros del sistema de HD 141569 encontrados por Weinberger et al. (2000).

9.2.7. La asociación extensa de R CrA

La nube oscura cercana a la estrella R CrA, dentro del complejo de nubes moleculares de Corona Australis (Dame, Ungerechts y Cohen 1987), es el núcleo más denso de una nube que se conoce en los alrededores del Sol, con una extinción de hasta 45 magnitudes en el visible. Diversos *surveys* infrarrojos han puesto en evidencia la existencia de una gran población de fuentes IR en el interior de la nube (ver, por ejemplo, Taylor y Storey 1984; Wilking, Lada y Young 1984; Wilking, Taylor y Storey 1986; Wilking et al. 1992, 1997). La edad de la nube ha sido estimada entre menor a 1 Myr (Knacke et al. 1973) y 6 Myr (Wilking et al. 1992) a partir del tiempo de contracción de las estrellas de tipo espectral temprano R, T y TY CrA.

La distancia a la nube fue estimada en unos 129 pc por Marraco y Rydgren (1981). El satélite Hipparcos no pudo arrojar luz sobre este asunto, pues la paralaje que obtuvo para R CrA tenía asociado un gran error ($122 \pm 68 \text{ mas}$).

Desde la década de los 70 del siglo XX se han encontrado unas pocas estrellas T Tau clásicas asociadas con la nube oscura de CrA (Knacke et al. 1973; Marraco y Rydgren 1981; Wilking, Lada y Young 1984; Wilking, Taylor y Storey 1986; Wilking et al. 1992, 1997). Walter (1986) y Walter et al. (1997) encontraron otros 11 miembros a partir de la realización de observaciones en el óptico de fuentes de rayos X no identificadas detectadas por el *Einstein Observatory* (EO). Patten (1998) realizó fotometría y espectroscopía en el óptico de algunas fuentes no identificadas

Tabla 9.6: Estrellas actualmente consideradas miembros del sistema de HD 141569.

Estrella	Otras den.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{HIP} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R (km s ⁻¹)
HD 140574	HIP 77089	15h 44m 26.3s	-3°50'18''	A3	8.46	0.39	-27.16 ± 1.33	-30.22 ± 0.90	10.80 ± 1.15	...	-9.4 ± 6.5
HD 141569A	HIP 77542	15h 49m 57.7s	-3°55'16''	B9.5Ve	7.11	0.10	-16.86 ± 0.98	-21.11 ± 0.71	10.10 ± 0.83	...	-6. ± 5.
HD 141569B		-0.5s	-7''	M2V	12.0	0.50 ± 0.04	-1.5 ± 0.6
HD 141569C		-0.5s	-7''	M4V	12.0	0.50 ± 0.04	-2.4 ± 1.1
HD 141693	HIP 77570	15h 50m 11.9s	+5°57'17''	A0	7.11	0.15	-29.74 ± 1.23	-26.54 ± 0.70	8.96 ± 0.96

de la región, y clasificó algunas de ellas como miembros de la asociación por su fuerte emisión en $H\alpha$.

Además de todas estas estrellas de baja masa, en la asociación también hay varias estrellas de tipos espectrales tempranos, como TY CrA, HR 7169 y HR 7170, todas ellas binarias espectroscópicas detectadas por el EO gracias a la emisión en rayos X de sus compañeras de tipos espectrales tardíos. De hecho, la existencia de estas estrellas masivas sugiere que, si la nube tiene una función inicial de masa compatible con la de Miller y Scalo (1979) –como es de esperar–, deben existir varias decenas de estrellas de baja masa en la asociación (unas 70 estrellas T Tau, según Walter et al. 1997).

Neuhäuser et al. (2000) llevaron a cabo un programa de identificación óptica entre las fuentes del RASS (*Rosat All-Sky Survey*) no identificadas para encontrar estrellas de pre-secuencia principal (PMS) en y alrededor de la nube oscura de CrA. Teniendo en cuenta que las estrellas jóvenes asociadas a CrA que se habían descubierto hasta la fecha se concentraban en una región de unos 125 grados cuadrados alrededor de las coordenadas $(\alpha_{2000}, \delta_{2000}) = (19^{\text{h}}, -37^{\circ})$, los autores realizan la búsqueda en el área encerrada por los intervalos (18h35m, 19h38m) en ascensión recta y $(-41^{\circ}, -33^{\circ})$ en declinación. En esta región encuentran un total de 206 fuentes de rayos X, de las cuales 89 tienen una o varias contrapartidas ópticas potenciales más brillantes que $V = 16$. Entre éstas últimas hay cuatro estrellas PMS y otras cuatro viejas, todas ellas anteriormente conocidas, así como tres fuentes extragalácticas y una estrella de neutrones débil. Con el objetivo de identificar el resto de fuentes, los autores realizaron espectroscopía de 148 estrellas que eran contrapartidas ópticas potenciales de 56 de las 81 fuentes X todavía por identificar. Estas contrapartidas potenciales fueron clasificadas como estrellas PMS si cumplían las siguientes condiciones: (i) tipo espectral más tardío que F intermedio; (ii) línea del Li $\lambda 6708$ con una anchura equivalente superior o igual a 0.1 \AA ; (iii) más contenido en Li que las estrellas ZAMS del mismo tipo espectral; (iv) anchura equivalente del Li superior o igual a la del Ca (para estrellas de tipos espectrales F, G y K). Un total de 19 contrapartidas cumplen todos estos requisitos y, por tanto, fueron consideradas por los autores como nuevas estrellas PMS de CrA. De ellas, dos son estrellas T Tau clásicas (cTTS, puesto que tienen $W_{\lambda}(H_{\alpha}) \geq 10 \text{ \AA}$), mientras que el resto son T Tau de líneas débiles (wTTS).

La distribución espacial de estas nuevas estrellas PMS de CrA no mostraba la concentración hacia la nube observada en los antiguos miembros y, además, se

observaba un sesgo en dirección oeste. Las dos cTTS aparecían situadas en dos pequeñas nubes (donde seguramente se han formado; ver Fig. 1 en Neuhäuser et al. 2000).

Los autores también realizaron fotometría en el óptico y el infrarrojo, lo que les permitió calcular las edades y masas aproximadas de las estrellas a partir de los caminos evolutivos e isocronas de D'Antona y Mazzitelli (1994). Las edades obtenidas varían desde uno hasta varias decenas de millones de años. Esta dispersión en edades es superior a la encontrada por las contrapartidas de fuentes del EO ricas en Li (Walter et al. 1997), probablemente debido a la mayor dispersión en distancias de las contrapartidas ópticas de ROSAT, ya que Neuhäuser et al. (2000) estudiaron un área del cielo mucho más amplia que la de Walter et al. (1997).

Para hacer el estudio cinemático de la muestra de estas estrellas jóvenes (tanto de las nuevas como de las conocidas con anterioridad), Neuhäuser et al. (2000) tomaron los movimientos propios de las estrellas de los catálogos Hipparcos (ESA 1997), PPM (Röser y Bastian 1991; Bastian et al. 1993; Röser, Bastian y Kuzmin 1994), ACT (Urban, Corbin y Wycoff 1997), TRC (Høg et al. 1998), Tycho-2 (Høg et al. 2000) y STARNET (Röser 1996). De esta manera, un total de 24 estrellas tienen movimientos propios conocidos (9 estrellas conocidas antes de la misión ROSAT, 9 TTS identificadas por los autores, 4 estrellas ZAMS y 2 estrellas dKe/dMe). La propia R CrA no está incluida entre ellas debido a la pobre solución astrométrica obtenida por el satélite Hipparcos. Si exceptuamos las estrellas clasificadas como ZAMS o dKe/dMe, el movimiento propio medio obtenido parece bastante bien definido, ya que únicamente 3 estrellas parecen no seguir el movimiento del grupo. Para las 15 estrellas restantes se obtiene una media de $(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta) \sim (5.5, -27.0)$ mas yr⁻¹. En cuanto a las velocidades radiales, un total de 12 estrellas disponen de este dato, lo que permite a los autores calcular las velocidades espaciales, asumiendo una distancia de 130 pc para todas las estrellas. Exceptuando HD 176386, las componentes de la velocidad para el resto de estrellas son muy similares, siendo los valores medios $(U, V, W) = (4.8, -2.1, -2.7)$ km s⁻¹ para las estrellas conocidas antes de ROSAT y de $(U, V, W) = (4.4, -2.2, -0.7)$ km s⁻¹ para las nuevas TTS. En ambos casos, los autores habían corregido estas componentes del reflejo del movimiento solar y de la rotación diferencial galáctica. La dispersión de velocidades para el conjunto de la muestra es de $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (1.4, 1.2, 1.8)$ km s⁻¹, lo que descarta que haya en la muestra estrellas *runaway* expulsadas a muy alta velocidad de la región de la nube de CrA. De hecho, la teoría que proponen Neuhäuser et al. (2000) es que

las estrellas pudieron haberse formado por la caída de una nube de alta velocidad (HVC), cuyo impacto sobre la nube molecular de CrA podría haber provocado la formación estelar y la separación de las componentes gaseosa y estelar (Lépine y Duvert 1994). De esta forma, se explicaría de manera natural la relativa lejanía de las nuevas estrellas T Tau descubiertas a la nube de CrA.

El calificativo de *extensa* para esta asociación fue asignado por Quast et al. (2001), ya que encontraron otros 21 posibles miembros en un diámetro proyectado en el cielo de unos 35° . Este descubrimiento se realizó en el marco del proyecto SACY (*Survey for Associations Containing Young stars*; ver de la Reza et al. 2001), en el que se realizaron observaciones ópticas de fuentes ROSAT en una área que cubría aproximadamente el 30% del cielo del hemisferio sur. Aunque los autores no facilitan la lista de estos nuevos miembros, sí dicen que entre ellos están la estrella T Tau clásica y binaria espectroscópica V4046 Sgr (que no es una fuente ROSAT) y la estrella PZ Tel, que Zuckerman y Webb (2000) asignaron a la asociación de Tucana-Horologium. Los nuevos candidatos a miembros se sitúan en un intervalo de ascensiones rectas entre las 17h y las 21h, con declinaciones entre -25° y -55° , aproximadamente. Sin embargo, los autores reconocen que la extensión de la asociación podría ser incluso mayor, sobre todo en dirección oeste, debido a las limitaciones espaciales del SACY. A una distancia de unos 100 pc, una extensión angular de 35° corresponde a una extensión espacial de unos 60 pc. Esta extensión espacial es consistente con la dispersión en las distancias cinemáticas estimada para los 21 nuevos miembros, que es de unos 80 pc (con una distancia media de unos 100 pc).

Adoptando una distancia de 129 pc (Marraco y Rydgren 1981), los autores obtienen unas componentes heliocéntricas de la velocidad (para los 9 miembros mejor comportados y con velocidades radiales y movimientos propios conocidos) de $(U, V, W) = (-3.8, -14.3, -8.3) \pm (1.2, 1.7, 2.0) \text{ km s}^{-1}$. La dispersión de unos 3 km s^{-1} podría ser explicada a partir de los errores observacionales, pero los autores creen que también podría mostrar una alta dispersión de velocidades en el momento de formación de esta asociación. En este caso, los miembros de la asociación hubieran necesitado unos 10 Myr para separarse desde el lugar de formación común hasta sus posiciones actuales. Como los autores encuentran una distancia media para los nuevos miembros algo inferior ($\sim 100 \text{ pc}$), esta estimación de la edad de la asociación asciende a unos 15 Myr. Sin embargo, ambas estimaciones son compatibles dentro de los errores típicos de este tipo aproximaciones.

En la tabla 9.7 se resumen los principales datos de las estrellas miembros de la asociación extensa de R CrA conocidas hasta la fecha (datos de Neuhäuser et al. 2000, Quast et al. 2001 y de la base de datos de SIMBAD). En los dos primeros bloques se listan las estrellas PMS de CrA conocidas antes de la misión ROSAT y 4 estrellas de tipo espectral B que podrían estar también asociadas a la nube de CrA. El tercer bloque incluye las 19 nuevas estrellas T Tau en CrA descubiertas por Neuhäuser et al (2000). El último bloque incluye los dos nuevos miembros explícitamente citados por Quast et al. (2001), dentro de los 21 que estos autores encuentran. Para V4046 Sgr se da la paralaje cinemática encontrada por Quast et al. (2001).

9.2.8. La asociación de Pisces

La única referencia en la bibliografía a esta asociación viene dada en de la Reza et al. (2001), que anuncian el descubrimiento de un grupo de 5 estrellas (de las cuales no dan a conocer el listado) ricas en Li (todas con la misma abundancia) que comparten el movimiento de la T Tau clásica BP Psc. Las estrellas están localizadas al sur del complejo de nubes moleculares translúcidas MBM 53 y 55, aunque los autores no creen que tengan ningún tipo de relación con éstas. Las componentes heliocéntricas de la velocidad para este grupo son $(U, V, W) = (-6.6, -0.6, -13.7) \pm (0.5, 0.3, 2.5) \text{ km s}^{-1}$; por tanto, muy diferentes al del resto de asociaciones descritas en esta sección. Aunque ninguna de las estrellas del grupo está incluida en el catálogo Hipparcos, los autores estiman una distancia de entre 75 y 125 pc en base a diferentes supuestos. En cuanto a la edad de la asociación, la ausencia de estrellas de tipo espectral tardío impide realizar ni tan siquiera una estimación.

Los autores prometen una presentación detallada de esta asociación en una publicación posterior, pero no se tiene constancia de ella hasta la fecha.

9.3. El complejo de Scorpius-Centaurus

Como ya se ha dicho en la introducción de este capítulo, dedicamos una sección a hacer una breve revisión de nuestros conocimientos actuales acerca del complejo de Scorpius-Centaurus(-Lupus-Crux). Ello es una obligación tras haber comprobado como, en toda la literatura que acabamos de repasar en la sección anterior, se

Tabla 9.7: Estrellas actualmente consideradas miembros de la asociación extensa de R CrA.

Estrella	Otras denom.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{HIP} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R (km s ⁻¹)
S CrA	Hen 3-1731	19h 01m 08.7s	-36°57'20"	K6	10.70	...	+10. ± 4.6	-26. ± 4.6	...	0.39	-0.
TY CrA	TYC 7421-1126-1	19h 01m 40.8s	-36°52'34"	B9e	9.42	0.46	-5.30 ± 3.50	-30.80 ± 1.90	...	sf	...
R CrA	HIP 93449	19h 01m 53.7s	-36°57'08"	A5eII	11.50	0.88	-34.36 ± 102.69	+50.57 ± 40.95	121.75 ± 68.24	...	-36.0
DG CrA	Hen 3-1734	19h 01m 55.3s	-37°23'40"	K0	0.57	...
T CrA	Hen 3-1736	19h 01m 58.8s	-36°57'49"	F0e	11.80
VV CrA		19h 03m 06.7s	-37°12'51"	K1
HBC 673		18h 58m 51.9s	-37°19'25"	K	no	...
HBC 674		19h 00m 01.6s	-36°37'07"	M1	13.93	1.26	0.36	...
HBC 675		19h 01m 07.0s	-36°57'59"	G0	13.94	2.03	no	...
V709 CrA	HBC 676	19h 01m 34.3s	-37°00'55"	K1	11.24	1.12	+6.6 ± 2.5	-27.6 ± 2.6	...	0.39	-1.
HBC 677		19h 01m 41.7s	-36°59'54"	K8	0.47	...
V702 CrA	TYC 7421-493-1	19h 02m 02.0s	-37°07'44"	G5	10.5	0.7	+4.9 ± 1.8	-26.1 ± 1.8	...	0.28	-1.2
HBC 679		19h 02m 22.4s	-36°55'41"	K2	13.72	1.45	0.36	-1.2
CrAPMS 3/c				M4	0.64	...
HBC 680		19h 02m 27.2s	-36°58'10"	M3
(GP75) R CrA e2		19h 01m 26.6s	-36°59'08"	M3-5
(GP75) R CrA f2		19h 01m 09.7s	-36°47'48"	K4
(GP75) R CrA n			
(MR81) H α 12		19h 00m 01.7s	-36°27'58"	M3-5
(MR81) H α 13		19h 02m 00.1s	-37°02'22"	M3-5
(MR81) H α 15		19h 04m 17.3s	-36°59'03"	M3-5
V721 CrA	IRAS 19063-3709	19h 09m 45.8s	-37°04'26"	M1	13.17
(MR81) H α 17		19h 10m 43.2s	-36°59'09"	M3-5
CrAPMS 4NW		18h 57m 17.9s	-36°42'36"	M0.5	13.35	1.38	0.45	-2.2
CrAPMS 4SE	TYC2 7421-1242-1	18h 57m 20.8s	-36°42'59"	G5	10.95	0.88	+5.3 ± 2.6	-29.1 ± 2.7	...	0.36	-2.0
CrAPMS 5		18h 58m 01.8s	-36°53'44"	K5	12.30	1.11	+13. ± 6.1	-27. ± 6.1	...	0.44	-0.8
(MR81) H α 11NE		18h 59m 14.9s	-37°11'30"	M3	15.14	1.48	0.70	...
(MR81) H α 11SW		19h 00m 28.8s	-36°56'03"	M3.5	15.34	1.96	0.44	...
(GP75) R CrA g2		19h 00m 39.2s	-36°48'11"	M2	0.57	...
CrAPMS 9		18h 52m 12.0s	-37°53'52"	K3	13.22	1.1	0.5	...
RX J1855.1-3754	GSC 07916-00050	18h 57m 43.4s	-37°19'41"	M3-5	13.22	1.1	0.38	...
RX J1857.7-3719		18h 58.9m	-36°40'	M3-5	13.22	1.1
RX J1858.9-3640		18h 59m 45.5s	-36°55'59"	M3	13.22	1.1
RX J1859.7-3655				M3	13.22	1.1

Tabla 9.7: Continuación.

Estrella	Otras denom.	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)	TS	V	B-V	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)	π_{Hip} (mas)	Anch. eq. Li $\lambda 6708$ (Å)	V_R (km s ⁻¹)
HIP 93368	HR 7169	19h 01m 02.7s	-37° 03' 39"	B9	6.73	0.00	+10.1 ± 2.6	-28.8 ± 2.6	7.45 ± 7.69	0.64	+12. ± 10.
HIP 93371	HR 7170	19h 01m 03.9s	-37° 03' 43"	B8	6.44	0.02	+7.0 ± 2.6	-15.5 ± 2.6	12.92 ± 3.91	0.64	-15. ± 10.
HIP 93689	SAO 210888	19h 04m 44.4s	-36° 50' 41"	B9.5	8.13	0.13	+4.5 ± 1.6	-28.6 ± 0.8	5.40 ± 1.09	0.64	...
HIP 93425	HD 176386	19h 01m 38.9s	-36° 53' 27"	B9	7.22	0.12	+1.6 ± 1.8	-26.7 ± 0.9	7.35 ± 1.15	0.64	+7.3 ± 2.
RX J1836.6-3451		18h 36m 39.5s	-34° 51' 25"	M0	13.22	1.1	0.54	-1.6
RX J1839.0-3726		18h 39m 05.3s	-37° 26' 22"	K1	10.81	1.2	+0.6 ± 2.6	-29.1 ± 2.6	...	0.34	-4.8
RX J1840.8-3547		18h 40m 53.3s	-35° 46' 45"	M4	14.99	3.8	0.36	...
RX J1841.8-3525		18h 41m 48.6s	-35° 25' 44"	G7	9.7	...	+7.0 ± 1.9	-25.1 ± 1.9	...	0.25	-3.1
RX J1842.9-3532		18h 42m 58.0s	-35° 32' 43"	K2	12.28	0.0	+3. ± 4.8	-27. ± 4.8	...	0.38	-1.2
RX J1844.3-3541		18h 44m 21.9s	-35° 41' 44"	K5	11.3	...	-8. ± 4.8	-32. ± 4.8	...	0.41	-4.9
RX J1844.5-3723		18h 44m 31.1s	-37° 23' 34"	M0	13.1	1.2	0.52	...
RX J1845.5-3750		18h 45m 34.8s	-37° 50' 20"	G8	9.2	0.8	+4.6 ± 2.0	-25.9 ± 2.0	...	0.24	-1.3
RX J1846.7-3636 NE		18h 46m 45.6s	-36° 36' 18"	K6	11.16	0.47	-2.5
RX J1846.7-3636 SW		18h 46m 45.6s	-36° 36' 18"	K7	11.43	0.43	-2.6
RX J1852.3-3700		18h 52m 17.3s	-37° 00' 12"	K3	12.35	0.4	+1. ± 5.8	-28. ± 5.8	...	0.51	+0.0
RX J1853.1-3609	IRAS 18489-3703	18h 53m 06.0s	-36° 10' 23"	K2	9.6	1.4	+2.9 ± 1.8	-24.6 ± 1.7	...	0.39	...
RX J1856.6-3545	TYC 7420-774-1	18h 56m 44.0s	-35° 45' 32"	M2	12.9	2.0	0.25	...
RX J1857.5-3732 E		18h 57m 34.1s	-37° 32' 32"	M5	15.56	0.23	-3.1
RX J1857.5-3732 W		18h 57m 34.1s	-37° 32' 32"	M6	16.5	0.42	-2.9
RX J1901.1-3648		19h 01m 09.5s	-36° 47' 52"	K4	15.85	0.44	...
RX J1901.4-3422	HIP 93412	19h 01m 28.7s	-34° 22' 36"	F7	8.2	0.5	+9.9 ± 1.5	-46.8 ± 1.0	15.45 ± 1.18	0.09	-3.3
RX J1901.6-3644		19h 01m 40.5s	-36° 44' 32"	M0	14.27	1.2	0.54	...
RX J1917.4-3756	TYC 7918-222-1	19h 17m 23.8s	-37° 56' 50"	K2	9.9	0.9	+8.4 ± 1.5	-25.8 ± 1.5	...	0.48	...
V4046 Sgr	HD 319139	18h 14m 10.5s	-32° 47' 35"	K5	10.5	0.9	-7.6 ± 3.9	-55.7 ± 3.7	15.2
PZ Tel	HIP 92680	18h 53m 05.9s	-50° 10' 50"	K0Vp	8.43	0.78	+16.64 ± 1.32	-83.58 ± 0.87	20.14 ± 1.18	...	-0.1 ± 2.

apunta directamente a este complejo como el más firme candidato a estar vinculado con todas (o la mayor parte) de las agrupaciones de estrellas jóvenes y locales que acabamos de presentar.

Gran parte de lo que se expondrá a continuación se ha extraído de la revisión de de Zeeuw et al. (1999), que hizo un censo de las asociaciones OB cercanas cuyos miembros habían sido observados por el satélite Hipparcos, y que, obviamente, incluía el complejo de Sco-Cen.

Como ya se ha comentado con anterioridad, el cuarto cuadrante galáctico está dominado por el complejo de Sco-Cen, una gran región de formación estelar reciente que contiene una fracción muy importante de las estrellas más masivas del entorno solar. Este complejo ya fue reconocido por Kapteyn como un grupo móvil en tiempos tan tempranos como 1914, en un estudio que incluía 319 estrellas O-B más brillantes que la magnitud 6 (Kapteyn 1914). Blaauw (1960, 1964a) dividió la asociación en tres grupos diferenciados: Upper Scorpius (US), Upper Centaurus Lupus (UCL) y Lower Centaurus Crux (LCC), y obtuvo una edad cinemática de expansión de ~ 20 Myr para todo el complejo (Blaauw 1964b). Posteriormente, Blaauw (1978) estimó la edad cinemática de US en ~ 5 Myr. El medio interestelar relacionado con el complejo fue estudiado por de Geus (1992), quien encontró que había muy poca materia interestelar asociada con UCL y LCC, mientras que se observaban estructuras filamentosas que conectaban US con el complejo de nubes de Ophiuchus, lo cual fue también corroborado por las variaciones espaciales de la extinción en esta región. Las edades para las tres asociaciones que más han sido citadas en la bibliografía han sido las obtenidas por de Geus, de Zeeuw y Lub (1989) a partir del ajuste de isocronas en el diagrama HR: ~ 5 -6 Myr para US, ~ 14 -15 Myr para UCL y ~ 11 -12 Myr para LCC. Esta aparente progresión en edades llevó a Blaauw (1964a, 1991) a sugerir que una secuencia de diferentes eventos de formación estelar tuvo lugar en la ancestral nube molecular gigante que formó toda la región de Sco-Cen, donde los eventos posteriores fueron provocados por los frentes de choque e ionización producidos por las estrellas O-B de eventos anteriores (Elmegreen y Lada 1977). En fechas recientes, las edades propuestas por de Geus, de Zeeuw y Lub (1989) han sido puestas en duda a partir del estudio de la componente de baja masa de las asociaciones, que arroja edades de ~ 8 -10 Myr para US y ~ 16 -20 Myr para UCL y LCC (Sartori et al. 2001; Sartori 2002; Mamajek, Meyer y Liebert 2002; Sartori, Lépine y Dias 2003). Sin embargo, Preibisch et al. (2002) vuelven a obtener una edad de ~ 5 Myr para US a partir del diagrama HR de las estrellas de la asociación

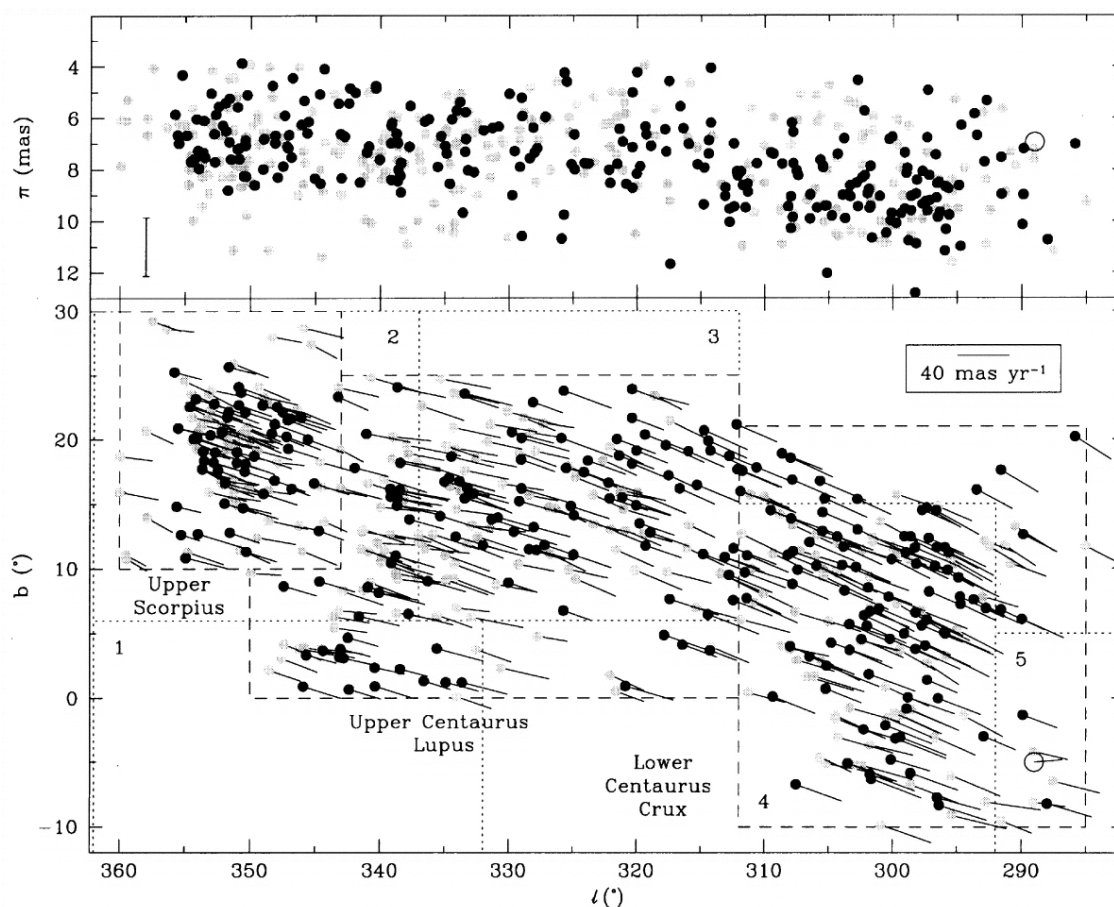


Figura 9.5: Posiciones y movimientos propios (abajo), y paralajes (arriba), para 521 miembros de Sco-Cen. Figura extraída de de Zeeuw et al. (1999). Ver comentarios de los autores en su pie de figura.

con masas comprendidas entre 0.1 y $20 M_{\odot}$.

De Zeeuw et al. (1999) encontraron, dentro del catálogo Hipparcos, 120 miembros de US, 221 de UCL y 180 de LCC, siendo las distancias medias trigonométricas de 145 ± 2 , 140 ± 2 y 118 ± 2 pc, respectivamente (ver figura 9.5). En las listas de miembros proporcionadas por los autores, predominan las estrellas de los tipos espectrales B-A-F, aunque también hay estrellas de tipos G-K-M. En cuanto a la cinemática, los tres subgrupos tienen una fuerte componente en el sentido de alejamiento del Sol, con $\mu_l \cos b \sim -(25-32)$ mas yr $^{-1}$ y $\mu_b \sim -(8-13)$ mas yr $^{-1}$, clásicamente asociada a la expansión del Cinturón de Gould (ver capítulo 8).

Según Preibisch y Zinnecker (1999), la historia de formación estelar del complejo

de Sco-Cen ha sido más o menos la que sigue (considerando las edades *clásicas* propuestas por de Geus, de Zeeuw y Lub 1989). El proceso de formación estelar en Sco-Cen habría comenzado hace unos 15 Myr en UCL. Hace unos 12 Myr, cuando se iniciaba la formación estelar en LCC, la estrella más masiva de UCL habría explotado como supernova, creando el más grande de los *shells* de HI que rodean a la asociación. Hace 5 Myr el frente de choque de esta supernova habría pasado por la nube progenitora de US, desencadenando allí la formación estelar. Poco después, los fuertes vientos estelares de las estrellas masivas de US comenzaron a barrer la nube molecular, deteniendo el proceso de formación estelar. Hace tan sólo 1.5 Myr, la estrella más masiva de US habría estallado como supernova, acabando de dispersar por completo la nube de US. Actualmente, el frente de ondas de esta supernova estaría atravesando la nube molecular de ρ Oph, provocando allí el inicio del proceso de formación estelar.

10 Estructura cinemática de la componente estelar joven más cercana al Sol

En este capítulo realizaremos un estudio cinemático de las asociaciones locales jóvenes presentadas en el capítulo anterior. Este estudio estará basado en la integración de las órbitas de las diferentes asociaciones, lo que nos permitirá estudiar su origen y su posible influencia sobre el medio interestelar más cercano durante los últimos millones de años.

La primera sección del capítulo está dedicada a detallar la metodología aplicada para el cálculo de las órbitas de las estrellas y asociaciones, basada en la integración de las ecuaciones del movimiento. Estas ecuaciones incluyen un potencial galáctico realista que da cuenta de la contribución del bulbo, disco y halo galácticos, así como de la estructura espiral y la barra central de la Galaxia.

A continuación, en una segunda sección, se exponen los resultados obtenidos a partir del estudio de las órbitas de las asociaciones locales y del complejo de Sco-Cen, derivando importantes conclusiones tanto por lo que respecta al origen y evolución de las primeras, como a la formación de la Burbuja Local.

10.1. Integración de las órbitas de las estrellas

En esta sección hemos utilizado el programa desarrollado por Asiain (1998) para la integración de órbitas estelares. El desarrollo que viene a continuación es básicamente el mismo que puede consultarse en los capítulos 4 y 6 del citado trabajo.

Comenzaremos planteando las coordenadas que se utilizarán en la integración de las órbitas y definiendo los diferentes sistemas de referencia utilizados, para pasar posteriormente a plantear las ecuaciones del movimiento y ver cuál ha sido la metodología utilizada para su resolución.

10.1.1. Coordenadas galactocéntricas y galácticas

Desde el punto de vista de la integración de las ecuaciones del movimiento de las estrellas alrededor del centro de la Galaxia, nos interesará expresar éstas en un sistema de coordenadas galactocéntrico. No obstante, las observaciones que nosotros realizamos desde tierra para determinar la posición y cinemática de las estrellas están normalmente expresadas en un sistema galáctico heliocéntrico. Por tanto, será imprescindible poder pasar de un sistema de coordenadas a otro.

Las coordenadas espaciales de una estrella en el sistema cartesiano galáctico heliocéntrico vienen dadas a partir de su distancia al Sol (r) y sus coordenadas galácticas (l, b) por las ecuaciones:

$$\begin{aligned}\xi &= r \cos b \cos l \\ \eta &= r \cos b \sin l \\ \zeta &= r \sin b\end{aligned}\tag{10.1}$$

donde ξ apunta hacia el centro de la Galaxia, η en dirección de la rotación galáctica y ζ hacia el polo norte galáctico.

Si ahora consideramos que el sistema de referencia (en cuyo origen definimos unas coordenadas (ξ, η, ζ)) está girando alrededor del centro de la Galaxia, describiendo una órbita circular con una velocidad angular constante Ω_{\odot} (es decir, el sistema de referencia del *Local Standard of Rest*, LSR; ver sección 10.1.2.2), entonces:

$$\Omega_{\odot} = \sqrt{\frac{1}{R_{\odot}} \left(\frac{\partial \Phi}{\partial R} \right)_{\odot}}\tag{10.2}$$

donde Φ es el potencial galáctico y el símbolo \odot indica que el valor de la variable es en la posición actual del Sol. Entonces, las coordenadas galácticas heliocéntricas se pueden expresar en función de las coordenadas cilíndricas galactocéntricas como

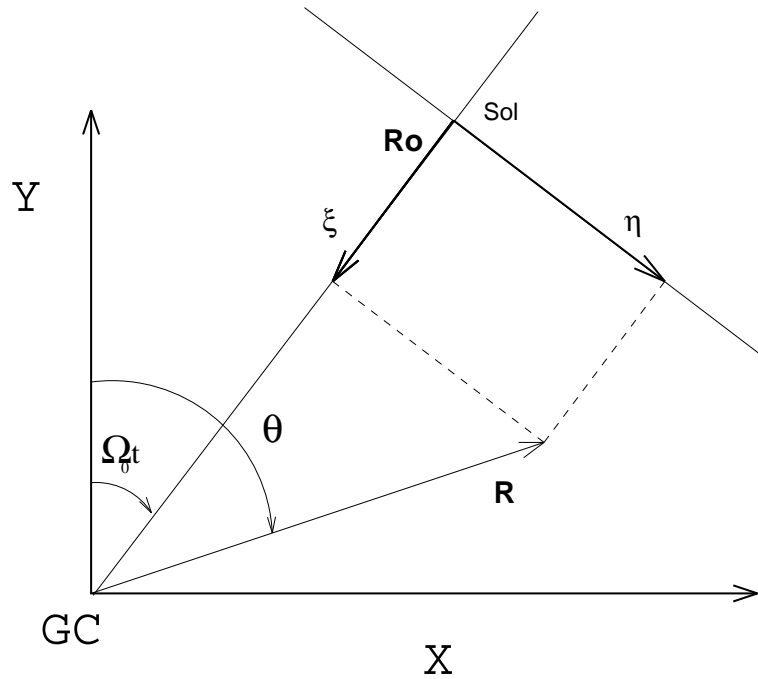


Figura 10.1: Coordenadas cilíndricas galactocéntricas (R, θ, z) y cartesianas heliocéntricas (ξ, η, ζ) . Figura extraída de Asiain (1998).

sigue (ver figura 10.1):

$$\begin{aligned}\xi &= R_{\odot} - R \cos(\theta - \Omega_{\odot} t) \\ \eta &= R \sin(\theta - \Omega_{\odot} t) \\ \zeta &= z\end{aligned}\tag{10.3}$$

o, invirtiendo las ecuaciones:

$$\begin{aligned}R &= \sqrt{(R_{\odot} - \xi)^2 + \eta^2} \\ \theta &= \Omega_{\odot} t + \arctan\left(\frac{\eta}{R_{\odot} - \xi}\right) \\ z &= \zeta\end{aligned}\tag{10.4}$$

A veces conviene definir un sistema de referencia donde los movimientos de las estrellas sean lo más pequeños posibles. Esto se consigue en un sistema (ξ', η', ζ') , centrado en el Sol en el presente y rotando alrededor del centro galáctico con una velocidad angular constante Ω_{\odot} (ver figura 10.2). En este sistema, ξ' apunta hacia el centro de la Galaxia y está definido como $\xi' = R - R_{\odot}$, η' es una coordenada

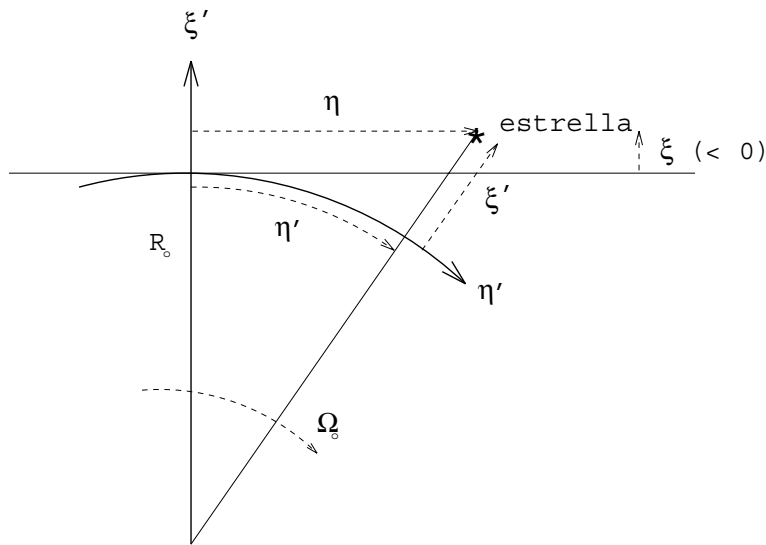


Figura 10.2: Coordenadas cartesianas heliocéntricas (ξ, η, ζ) y coordenadas cartesianas heliocéntricas curvilíneas (ξ', η', ζ') . Figura extraída de Asiain (1998).

lineal, medida a lo largo del círculo de radio R_{\odot} , siendo positiva en el sentido de la rotación galáctica, y ζ' es igual a ζ , de manera que:

$$\begin{aligned} \xi &= R_{\odot} - R \cos\left(\frac{\eta'}{R_{\odot}}\right) = R_{\odot} - (R_{\odot} + \xi') \cos\left(\frac{\eta'}{R_{\odot}}\right) \\ \eta &= R \sin\left(\frac{\eta'}{R_{\odot}}\right) = (R_{\odot} + \xi') \sin\left(\frac{\eta'}{R_{\odot}}\right) \\ \zeta &= \zeta' \end{aligned} \tag{10.5}$$

La relación inversa es:

$$\begin{aligned} \xi' &= \sqrt{\eta^2 + (R_{\odot} - \xi)^2} - R_{\odot} \\ \eta' &= R_{\odot} \arctan\left(\frac{\eta}{R_{\odot} - \xi}\right) \\ \zeta' &= \zeta \end{aligned} \tag{10.6}$$

10.1.2. Velocidades

10.1.2.1. Velocidad heliocéntrica en coordenadas cartesianas galácticas

La velocidad espacial de una estrella en coordenadas ecuatoriales heliocéntricas se puede calcular a partir de la distancia heliocéntrica r , la velocidad radial v_r y los movimientos propios μ_α y μ_δ de cada estrella, de la siguiente manera:

$$\vec{v} = \begin{pmatrix} v_r \\ k r \mu_\alpha \cos \delta \\ k r \mu_\delta \end{pmatrix} \quad (10.7)$$

donde $k = 4.741 \text{ km año (s pc arcsec)}^{-1}$ es una constante, la velocidad radial viene dada en km s^{-1} , los movimientos propios en arcsec año^{-1} y la distancia en pc.

En coordenadas cartesianas galácticas heliocéntricas, las componentes de la velocidad de una estrella son:

$$\begin{pmatrix} U \\ V \\ W \end{pmatrix} = T \cdot A \cdot \begin{pmatrix} v_r \\ k r \mu_\alpha \cos \delta \\ k r \mu_\delta \end{pmatrix} \quad (10.8)$$

donde las matrices T y A vienen dadas por (Johnson y Soderblom 1987):

$$T = \begin{pmatrix} \cos l_Q & \sin l_Q & 0 \\ \sin l_Q & -\cos l_Q & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} -\sin \delta_G & 0 & \cos \delta_G \\ 0 & -1 & 0 \\ \cos \delta_G & 0 & \sin \delta_G \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \cos \alpha_G & \sin \alpha_G & 0 \\ \sin \alpha_G & -\cos \alpha_G & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix}$$

$$A = \begin{pmatrix} \cos \alpha & \cos \delta & -\sin \alpha & -\cos \alpha & \cos \delta \\ \sin \alpha & \cos \delta & \cos \alpha & -\sin \alpha & \sin \delta \\ \sin \delta & 0 & \cos \delta & & \end{pmatrix} \quad (10.9)$$

En estas matrices, α_G y δ_G son las coordenadas ecuatoriales del polo norte galáctico (Murray 1989):

$$\begin{aligned} \alpha_G &= 12^{\text{h}} 51^{\text{m}} 26.27^{\text{s}} \\ \delta_G &= 27^\circ 07' 41.7'' \end{aligned} \quad (10.10)$$

$l_Q = 122^\circ 56'$ es la longitud galáctica del polo norte celeste (en el equinoccio J2000.0) y α y δ son las coordenadas ecuatoriales de la estrella en cuestión.

10.1.2.2. Local Standard of Rest (LSR)

Se define el *Local Standard of Rest* (LSR) como aquel localizado y orientado como el sistema de coordenadas (ξ, η, ζ) (ver figura 10.1), fijo en dirección, y cuyo origen describe una órbita circular alrededor del centro de la Galaxia, a una velocidad angular constante Ω_\odot . Para calcular las componentes de la velocidad de una estrella en este sistema de coordenadas, $(U_{\text{LSR}}, V_{\text{LSR}}, W_{\text{LSR}})$, se deben sumar las componentes de la velocidad peculiar del Sol a las componentes heliocéntricas halladas para la estrella, (U, V, W) :

$$\begin{pmatrix} U_{\text{LSR}} \\ V_{\text{LSR}} \\ W_{\text{LSR}} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} U \\ V \\ W \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} U_\odot \\ V_\odot \\ W_\odot \end{pmatrix} \quad (10.11)$$

Delhaye (1965) encontró el valor clásico $(U_\odot, V_\odot, W_\odot) = (9, 12, 7) \text{ km s}^{-1}$ a partir de diversas muestras de estrellas de Población I. Recientemente, Dehnen y Binney (1998) han obtenido valores sensiblemente diferentes, $(U_\odot, V_\odot, W_\odot) = (10.00, 5.25, 7.17) \pm (0.36, 0.62, 0.38) \text{ km s}^{-1}$, a partir de estrellas del catálogo Hipparcos, extrapolando para dispersión de velocidades nula.

10.1.2.3. Rotating Local Standard of Rest (LSR_R)

Se define el *Rotating Local Standard of Rest* (LSR_R) como aquel localizado y orientado como el sistema de coordenadas (ξ, η, ζ) (ver figura 10.1), pero con ξ apuntando siempre hacia el centro galáctico, para cualquier época t . La relación entre el LSR_R y el LSR viene dada por:

$$\begin{pmatrix} U_{\text{LSR}_R} \\ V_{\text{LSR}_R} \\ W_{\text{LSR}_R} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} U_{\text{LSR}} \\ V_{\text{LSR}} \\ W_{\text{LSR}} \end{pmatrix} - \begin{pmatrix} \Omega_\odot \eta \\ -\Omega_\odot \xi \\ 0 \end{pmatrix} \quad (10.12)$$

La transformación entre este sistema de coordenadas y las coordenadas curvilíneas

(ξ', η', ζ') definidas más arriba viene dada por las ecuaciones:

$$\begin{aligned}
 U_{\text{LSRR}} &= \left(\frac{\partial \xi}{\partial \xi'} \right) \dot{\xi}' + \left(\frac{\partial \xi}{\partial \eta'} \right) \dot{\eta}' = -\dot{\xi}' \cos \left(\frac{\eta'}{R_\odot} \right) + \dot{\eta}' \frac{R}{R_\odot} \sin \left(\frac{\eta'}{R_\odot} \right) \\
 V_{\text{LSRR}} &= \left(\frac{\partial \eta}{\partial \xi'} \right) \dot{\xi}' + \left(\frac{\partial \eta}{\partial \eta'} \right) \dot{\eta}' = \dot{\xi}' \sin \left(\frac{\eta'}{R_\odot} \right) + \dot{\eta}' \frac{R}{R_\odot} \cos \left(\frac{\eta'}{R_\odot} \right) \\
 W_{\text{LSRR}} &= \dot{\zeta}'
 \end{aligned} \tag{10.13}$$

o, invirtiendo las relaciones:

$$\begin{aligned}
 \dot{\xi}' &= \frac{\eta V_{\text{LSRR}} - (R_\odot - \xi) U_{\text{LSRR}}}{R} \\
 \dot{\eta}' &= \frac{R_\odot}{R^2} (\eta U_{\text{LSRR}} + (R_\odot - \xi) V_{\text{LSRR}}) \\
 \dot{\zeta}' &= W_{\text{LSRR}}
 \end{aligned} \tag{10.14}$$

10.1.2.4. Rotating Regional Standard of Rest (RSR)

Para estrellas muy alejadas del Sol se debe aplicar una corrección que tenga en cuenta la rotación diferencial galáctica para referir las velocidades observadas a sus propios *Standard of Rest* (ahora llamado *Rotating Regional Standard of Rest*, o RSR). Esta corrección es (ver desarrollo completo en Asiain 1998):

$$\begin{pmatrix} U_{\text{RSR}} \\ V_{\text{RSR}} \\ W_{\text{RSR}} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} U_{\text{LSRR}} \\ V_{\text{LSRR}} \\ W_{\text{LSRR}} \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} (\Omega_\odot - \omega)\eta \\ (\Omega_\odot - \omega)(R_\odot - \xi) \\ 0 \end{pmatrix} \tag{10.15}$$

$$\begin{pmatrix} U_{\text{RSR}} \\ V_{\text{RSR}} \\ W_{\text{RSR}} \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} U_{\text{LSR}} \\ V_{\text{LSR}} \\ W_{\text{LSR}} \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} -\omega\eta \\ \Omega_\odot R_\odot - \omega(R_\odot - \xi) \\ 0 \end{pmatrix} \tag{10.16}$$

donde ω es la velocidad circular (rotación galáctica) en la posición de la estrella considerada.

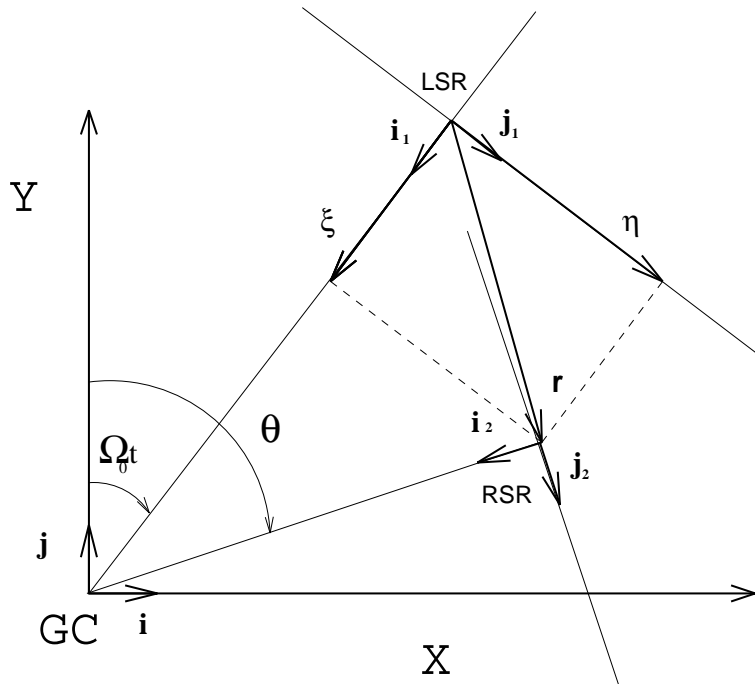


Figura 10.3: Coordenadas cartesianas heliocéntricas (ξ, η, ζ) y sistemas de referencia LSR y RSR. Figura extraída de Asiain (1998).

10.1.3. Ecuaciones del movimiento

El hamiltoniano por unidad de masa que gobierna la trayectoria de una partícula que se mueve bajo la influencia de un potencial general galáctico Φ puede ser expresado en función de las coordenadas cilíndricas galactocéntricas (R, θ, z) y los momentos (p_R, p_θ, p_z) como:

$$\mathcal{H}(R, \theta, z; p_R, p_\theta, p_z; t) = \frac{1}{2} \left(p_R^2 + \frac{p_\theta^2}{R^2} + p_z^2 \right) + \Phi(R, \theta, z, t) \quad (10.17)$$

donde $p_R = \dot{R}$, $p_\theta = R^2 \dot{\theta}$ y $p_z = \dot{z}$. Las ecuaciones canónicas del movimiento son:

$$\begin{aligned}
\dot{p}_R &= \frac{p_\theta^2}{R^3} - \frac{\partial\Phi}{\partial R} & \dot{R} &= p_R \\
\dot{p}_\theta &= -\frac{\partial\Phi}{\partial\theta} & \dot{\theta} &= \frac{p_\theta}{R^2} \\
\dot{p}_z &= -\frac{\partial\Phi}{\partial z} & \dot{z} &= p_z
\end{aligned} \tag{10.18}$$

Como es bien sabido, la integración de estas ecuaciones nos permite obtener la trayectoria de una partícula a partir de unas condiciones iniciales conocidas. En este punto se suelen realizar dos simplificaciones: que el potencial galáctico es independiente del tiempo y que la Galaxia tiene un eje y un plano de simetría. La independencia temporal del hamiltoniano implica que éste es una constante del movimiento, que además será igual a la energía E . Por tanto, podemos escribir:

$$E = \frac{1}{2} \left(p_R^2 + \frac{p_\theta^2}{R^2} + p_z^2 \right) + \Phi(R, z) \tag{10.19}$$

Por lo que respecta a la segunda simplificación, el hecho de que la Galaxia tenga un eje y un plano de simetría implica que las derivadas parciales respecto del ángulo θ son nulas, de manera que:

$$\dot{p}_\theta = -\frac{\partial\Phi}{\partial\theta} = 0 \quad \Rightarrow \quad p_\theta = R^2\dot{\theta} \equiv L_z \tag{10.20}$$

donde L_z es una constante, igual a la componente del momento angular alrededor del eje z .

Como las velocidades heliocéntricas de las estrellas se pueden transformar de una manera muy sencilla al sistema LSR_R , conviene expresar las ecuaciones del movimiento en este sistema. A partir de las ecuaciones 10.5 podemos encontrar la siguiente relación entre las componentes de la velocidad en el sistema de coordenadas cilíndricas galactocéntricas y en el LSR_R :

$$\begin{aligned}
\dot{R} &= \frac{1}{R} \left(\dot{\eta}\eta - \dot{\xi}(R_\odot - \xi) \right) \\
\dot{\theta} &= \Omega_\odot + \frac{1}{R^2} \left(\dot{\xi}\eta + \dot{\eta}(R_\odot - \xi) \right) \\
\dot{z} &= \dot{\zeta}
\end{aligned} \tag{10.21}$$

Entonces, introduciendo las ecuaciones 10.18 podemos obtener las siguientes ecuaciones del movimiento:

$$\begin{aligned}
 \ddot{\xi} &= -\frac{\partial\Phi}{\partial\xi} - \Omega_{\odot}^2(R_{\odot} - \xi) - 2\Omega_{\odot}\dot{\eta} \\
 \ddot{\eta} &= -\frac{\partial\Phi}{\partial\eta} + \Omega_{\odot}^2\eta + 2\Omega_{\odot}\dot{\xi} \\
 \ddot{\zeta} &= -\frac{\partial\Phi}{\partial\zeta}
 \end{aligned} \tag{10.22}$$

donde, en general:

$$\begin{aligned}
 \frac{\partial\Phi}{\partial\xi} &= \frac{\partial\Phi}{\partial R} \frac{\partial R}{\partial\xi} + \frac{\partial\Phi}{\partial\theta} \frac{\partial\theta}{\partial\xi} \\
 \frac{\partial\Phi}{\partial\eta} &= \frac{\partial\Phi}{\partial R} \frac{\partial R}{\partial\eta} + \frac{\partial\Phi}{\partial\theta} \frac{\partial\theta}{\partial\eta} \\
 \frac{\partial\Phi}{\partial\zeta} &= \frac{\partial\Phi}{\partial z}
 \end{aligned} \tag{10.23}$$

y, a partir de las ecuaciones 10.5:

$$\begin{aligned}
 \frac{\partial R}{\partial\xi} &= \frac{\xi - R_{\odot}}{R} & \frac{\partial R}{\partial\eta} &= \frac{\eta}{R} \\
 \frac{\partial\theta}{\partial\xi} &= \frac{\eta}{R^2} & \frac{\partial\theta}{\partial\eta} &= \frac{R_{\odot} - \xi}{R^2}
 \end{aligned} \tag{10.24}$$

En el sistema de coordenadas LSR_R, la energía cinética T y la componente z del momento angular L_z se pueden escribir como sigue:

$$\begin{aligned}
 T &= \frac{1}{2} \left[\dot{\xi}^2 + \dot{\eta}^2 + \dot{\zeta}^2 + R^2\Omega_{\odot}^2 + 2\Omega_{\odot} \left(\dot{\eta}(R_{\odot} - \xi) + \eta\dot{\xi} \right) \right] \\
 L_z &= R^2\dot{\theta} = R^2\Omega_{\odot} + \dot{\xi}\eta + \dot{\eta}(R_{\odot} - \xi)
 \end{aligned} \tag{10.25}$$

10.1.4. Integración de las ecuaciones del movimiento

La integración de las ecuaciones 10.22 proporciona la trayectoria de una estrella sometida a un potencial gravitatorio Φ , dependiente únicamente de la distancia

galactocéntrica. En la literatura hay diversos potenciales galácticos publicados, como los de Schmidt (1965) o Contopoulos y Strömberg (1965). Asiain (1998) escogió el potencial propuesto por Allen y Santillán (1991), debido a su simplicidad matemática y sus parámetros actualizados. Este modelo tiene tres componentes (un disco y un bulbo central esférico, ambos de la forma Miyamoto y Nagai (1975), y un halo masivo esférico), con una masa total de $9 \cdot 10^{11} M_{\odot}$. Allen y Santillán adoptaron los valores recomendados por la IAU (Kerr y Lynden-Bell 1986) para la distancia galactocéntrica del Sol ($R_{\odot} = 8.5$ kpc) y la velocidad circular en la posición del Sol ($\Theta_{\odot} = 220$ km s⁻¹), y una densidad total de masa local de $0.15 M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$.

Las componentes de la fuerza en las direcciones de R y z pueden ser determinadas de la siguiente forma:

$$\begin{aligned} F_R &= - \left(\frac{\partial \Phi}{\partial R} \right)_{z=ct} = - \frac{\partial \Phi_B}{\partial R} - \frac{\partial \Phi_D}{\partial R} - \frac{\partial \Phi_H}{\partial R} \\ F_z &= - \left(\frac{\partial \Phi}{\partial z} \right)_{R=ct} = - \frac{\partial \Phi_B}{\partial z} - \frac{\partial \Phi_D}{\partial z} - \frac{\partial \Phi_H}{\partial z} \end{aligned} \quad (10.26)$$

donde Φ_B , Φ_D y Φ_H son las contribuciones del bulbo, disco y halo al potencial galáctico, respectivamente, y:

$$\begin{aligned} \frac{\partial \Phi_B}{\partial R} &= \psi_1(R, z) R \\ \frac{\partial \Phi_B}{\partial z} &= \psi_1(R, z) z \\ \frac{\partial \Phi_D}{\partial R} &= \psi_2(R, z) R \\ \frac{\partial \Phi_D}{\partial z} &= \psi_2 [a_D + (z^2 + b_D^2)^{1/2}] \frac{z}{\sqrt{z^2 + b_D^2}} \\ \frac{\partial \Phi_H}{\partial R} &= \psi_3(R, z) R \\ \frac{\partial \Phi_H}{\partial z} &= \psi_3(R, z) z \end{aligned} \quad (10.27)$$

donde se ha definido:

$$\begin{aligned} \psi_1(R, z) &\equiv \frac{GM_B}{(R^2 + z^2 + a_B^2)^{3/2}} \\ \psi_2(R, z) &\equiv \frac{GM_D}{\left(R^2 + \left[a_D + \sqrt{z^2 + b_D^2} \right]^2 \right)^{3/2}} \end{aligned}$$

$$\psi_3(R, z) \equiv \frac{GM_H}{a_H} \frac{1}{R^2 + z^2} \frac{X}{1 + X} \quad (10.28)$$

y donde $X = \left[\frac{\sqrt{R^2 + z^2}}{a_H} \right]^{1.02}$, G es la constante gravitacional, $M_B = 1.4 \cdot 10^{10} M_\odot$, $M_D = 8.6 \cdot 10^{10} M_\odot$, $M_H = 1.1 \cdot 10^{11} M_\odot$ son las masas de cada componente, y $a_B = 0.39$ kpc, $a_D = 5.3$ kpc, $b_D = 0.25$ kpc y $a_H = 12.0$ kpc son las longitudes patrón del bulbo, disco y halo, respectivamente (ver Allen y Santillán 1991, y Palouš, Jungwiert y Kopecký 1993).

Introduciendo las ecuaciones 10.26 en 10.23, y asumiendo que $\left(\frac{\partial \Phi}{\partial \theta} \right) = 0$, las ecuaciones del movimiento 10.22 pueden ser integradas numéricamente. Asiain (1998) aplicó un método de Runge-Kutta de cuarto orden, con un paso de integración seleccionable (en nuestro caso, 10^5 años). Asiain comprobó que se cumplía la conservación de la energía total E y el momento angular a lo largo del eje z , L_z .

10.1.5. Contribuciones de la estructura espiral y la barra de la Galaxia

El potencial gravitatorio galáctico considerado en la sección anterior es una primera aproximación al potencial galáctico real. Éste viene determinado no únicamente por la contribución debida a la distribución de masa en el bulbo, el disco y el halo, sino también por otro tipo de contribuciones menores. Dentro de éstas, las más importantes son las perturbaciones debidas a la estructura espiral de la Galaxia (ver parte II de este trabajo) y a la barra galáctica. Estas dos contribuciones tienen el efecto de romper la simetría axial del potencial galáctico e introducen una dependencia temporal, implicando que tanto E como L_z dejan de ser constantes del movimiento.

En este caso, el potencial galáctico puede ser escrito de la siguiente forma:

$$\Phi_g(R, \theta, z; t) = \Phi_s(R, z) + \Phi_a(R, \theta; t) + \Phi_b(R, \theta, z; t) \quad (10.29)$$

donde $\Phi_s(R, z)$ es el potencial galáctico definido en la sección anterior, $\Phi_a(R, \theta; t)$ es la perturbación debida a los brazos espirales de la galaxia, y $\Phi_b(R, \theta, z; t)$ es la perturbación debida a la barra central ($\Phi_a, \Phi_b \ll \Phi_s$).

Como vimos en el capítulo 4, en el marco de la teoría de Lin y colaboradores (ver Lin y Shu 1964, y Lin, Yuan y Shu 1969), el potencial perturbador debido a los brazos espirales se puede escribir como:

$$\Phi_a(\mathbf{R}, \theta; t) = \mathcal{A} \cos [m(\Omega_p t - \theta) + \phi(\mathbf{R})] \quad (10.30)$$

donde:

$$\begin{aligned} \mathcal{A} &= \frac{(\mathbf{R}_\odot \Omega_\odot)^2 f_{r0} \tan i}{m} \\ \psi(\mathbf{R}) &= -\frac{m}{\tan i} \ln \left(\frac{\mathbf{R}}{\mathbf{R}_\odot} \right) + \psi_\odot \end{aligned} \quad (10.31)$$

siendo \mathcal{A} la amplitud del potencial perturbador, f_{r0} el cociente entre la componente radial de campo debido a los brazos espirales y el campo axisimétrico, Ω_p es la velocidad angular de rotación (constante) de la estructura espiral, m es el número de brazos, i es el ángulo de inclinación de éstos respecto de las curvas de radio galactocéntrico constante, ψ es la fase radial de la onda y ψ_\odot es su valor en la posición del Sol. El tiempo t es 0 en la época de las observaciones y positivo hacia el futuro. El valor utilizado para estos parámetros ha sido el que nosotros hemos obtenido en el capítulo 6, optando por el modelo con 2 brazos espirales (ver tabla 10.1).

Por lo que respecta a la perturbación debida a la barra de la Galaxia, el potencial utilizado es el modelo de elipsoide triaxial propuesto por Pfenniger (1984), con los parámetros de Palouš, Jungwiert y Kopecký (1993), cuya expresión es:

$$\Phi_b(\mathbf{R}, \theta, z; t) = -\frac{GM_{bar}}{\sqrt{q_{bar}^2 + x^2 + \frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2} y^2 + \frac{a_{bar}^2}{c_{bar}^2} z^2}} \quad (10.32)$$

donde $x = R \cos(\theta - \Omega_B t - \theta_\odot)$ y $y = R \sin(\theta - \Omega_B t - \theta_\odot)$, con $\theta_\odot = 45^\circ$ (Whitlock y Catchpole 1992). a_{bar} , b_{bar} y c_{bar} son los tres semiejes de la barra y q_{bar} es la longitud patrón, con $\frac{a_{bar}}{b_{bar}} = \frac{1}{0.42}$, $\frac{a_{bar}}{c_{bar}} = \frac{1}{0.33}$ y $q_{bar} = 5$ kpc. La masa total de la barra crece con el tiempo según la expresión:

$$M_{bar}(t) = e^{-(t_\odot/t)} M_{bar,f} \quad (10.33)$$

Tabla 10.1: Posición y velocidad del LSR, densidad local y parámetros del bulbo, disco y halo galácticos, la estructura espiral y la barra central utilizados en la integración de las órbitas estelares.

R_{\odot}	8.5 kpc
Θ_{\odot}	220 km s ⁻¹
ρ_{\odot}	0.15 M _⊙ pc ⁻³
M_B	1.4 · 10 ¹⁰ M _⊙
M_D	8.6 · 10 ¹⁰ M _⊙
M_H	1.1 · 10 ¹¹ M _⊙
a_B	0.39 kpc
a_D	5.3 kpc
b_D	0.25 kpc
a_H	12.0 kpc
m	2
i	-6°
ψ_{\odot}	330°
f_r	0.05
Ω_p	30 km s ⁻¹ kpc ⁻¹
a_{bar}/b_{bar}	2.381
a_{bar}/c_{bar}	3.030
q_{bar}	5 kpc
t_{\circ}	5 · 10 ⁸ años
θ_{\circ}	45°
Ω_B	70 km s ⁻¹ kpc ⁻¹

donde $M_{bar,f}$ es la masa de la barra para $t = +\infty$, $M_{bar,f} = 10^9 M_\odot$, t es la edad actual de la Galaxia y $t_o = 5 \cdot 10^8$ años (en la actualidad, $M_{bar} \sim M_{bar,f}$).

Todavía hemos de asignar un valor a la velocidad angular de rotación de la barra, Ω_B , que aparece en las expresiones de x e y . Palouš, Jungwiert y Kopecký (1993) escogen este parámetro de manera que la resonancia interna de Lindblad de la barra se sitúe cerca del punto de desmoronamiento de la curva de rotación galáctica, en $R \sim 2.8$ kpc. De esta manera, se asigna un valor $\Omega_B = 20 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$. Otros autores, sin embargo, han propuesto valores muy diferentes para este parámetro. Por ejemplo, Binney et al. (1991) obtuvieron que con un valor de $\Omega_B = 63 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ se obtenía un escenario coherente de las emisiones de H I, CO y CS en las regiones centrales de la Galaxia. Un valor semejante, $\Omega_B \sim 70 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, fue encontrado por Menzis (1990) a partir de un estudio con 26 estrellas miras observadas por IRAS. Asiain (1998) discutió la influencia de la asignación de diferentes valores para Ω_B sobre las órbitas de las estrellas, llegando a la conclusión de que no era una cuestión crítica, ya que su influencia en las órbitas estelares en el entorno solar es mucho menor a la de la estructura espiral. Como puede observarse, los valores de los parámetros de la barra galáctica distan mucho de ser conocidos con precisión. No obstante, ésta será una contribución menor en el caso de nuestros cálculos de órbitas, que siempre se restringirán al entorno solar más cercano y a intervalos temporales de unos pocos millones de años. Por tanto, utilizaremos los valores aquí propuestos (ver tabla 10.1) sabiendo que, aunque tengan un error importante, no afectarán a nuestros resultados de manera significativa.

Para poder integrar las ecuaciones 10.22 con el potencial gravitatorio galáctico $\Phi_g(R, \theta, z)$ (ecuación 10.29), se han de determinar las derivadas parciales respecto de R , θ y z . Para las perturbaciones debidas a los brazos espirales y la barra galáctica, estas derivadas son:

$$\begin{aligned} \frac{\partial \Phi_a}{\partial R} &= \frac{(R_\odot \Omega_\odot)^2}{R} f_{r,0} \sin(m(\Omega_B t - \theta_o) + \phi(R)) \\ \frac{\partial \Phi_a}{\partial \theta} &= (R_\odot \Omega_\odot)^2 f_{r,0} \tan i \sin(m(\Omega_B t - \theta_o) + \phi(R)) \\ \frac{\partial \Phi_b}{\partial R} &= \frac{GM_{bar} R \left(1 + \left(\frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2} - 1 \right) \sin^2(\theta - \Omega_B t - \theta_o) \right)}{\left(q_{bar}^2 + x^2 + \frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2} y^2 + \frac{a_{bar}^2}{c_{bar}^2} z^2 \right)^{3/2}} \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}\frac{\partial\Phi_b}{\partial\theta} &= \frac{GM_{bar}R^2}{2\left(q_{bar}^2 + x^2 + \frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2}y^2 + \frac{a_{bar}^2}{c_{bar}^2}z^2\right)^{3/2}}\left(\frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2} - 1\right)\sin 2(\theta - \Omega_B t - \theta_\circ) \\ \frac{\partial\Phi_b}{\partial z} &= \frac{GM_{bar}}{\left(q_{bar}^2 + x^2 + \frac{a_{bar}^2}{b_{bar}^2}y^2 + \frac{a_{bar}^2}{c_{bar}^2}z^2\right)^{3/2}}\frac{a_{bar}^2}{c_{bar}^2}z\end{aligned}\quad (10.34)$$

En la posición del Sol, las relaciones entre el valor máximo de las perturbaciones debidas a los brazos espirales y la barra galáctica respecto del potencial galáctico axisimétrico son $\Phi_s : \Phi_a : \Phi_b = 1 : 10^{-3} : 3 \cdot 10^{-5}$. Como vemos, la contribución debida a los brazos espirales de la Galaxia es mucho más importante que la de la barra galáctica, como era de esperar en el entorno solar.

10.2. Cinemática de las estrellas jóvenes más cercanas al Sol

Una vez descrito el método que vamos a utilizar para la integración de las órbitas estelares, en esta sección no aplicaremos al estudio de la evolución cinemática de las asociaciones jóvenes de estrellas presentadas en la sección 9.2. Antes de realizar la integración de las órbitas, veremos cuál es la distribución espacial de las estrellas miembros de estas asociaciones, así como su distribución de velocidades en las componentes U , V y W heliocéntricas.

10.2.1. Distribuciones espacial y cinemática

En las figuras 10.4 y 10.5 mostramos las distribuciones espaciales en los planos $(\xi'-\eta')$, $(\xi'-\zeta')$ y $(\eta'-\zeta')$ de las estrellas pertenecientes a las asociaciones, cúmulos y grupos móviles presentados en la sección 9.2 y que tienen una determinación de la distancia, ya sea trigonométrica (la mayor parte de ellas) o fotométrica (algunas estrellas de las asociaciones de TW Hya y Tuc-Hor/GAYA). Como podemos observar, en el plano galáctico $(\xi'-\eta')$ hay una gran superposición entre los miembros de las diferentes asociaciones, que se encuentran distribuidos dentro de la región encerrada por $-80 \lesssim \xi' \lesssim 40$ pc y $-100 \lesssim \eta' \lesssim 30$ pc. En el plano $(\xi'-\zeta')$ se separan con

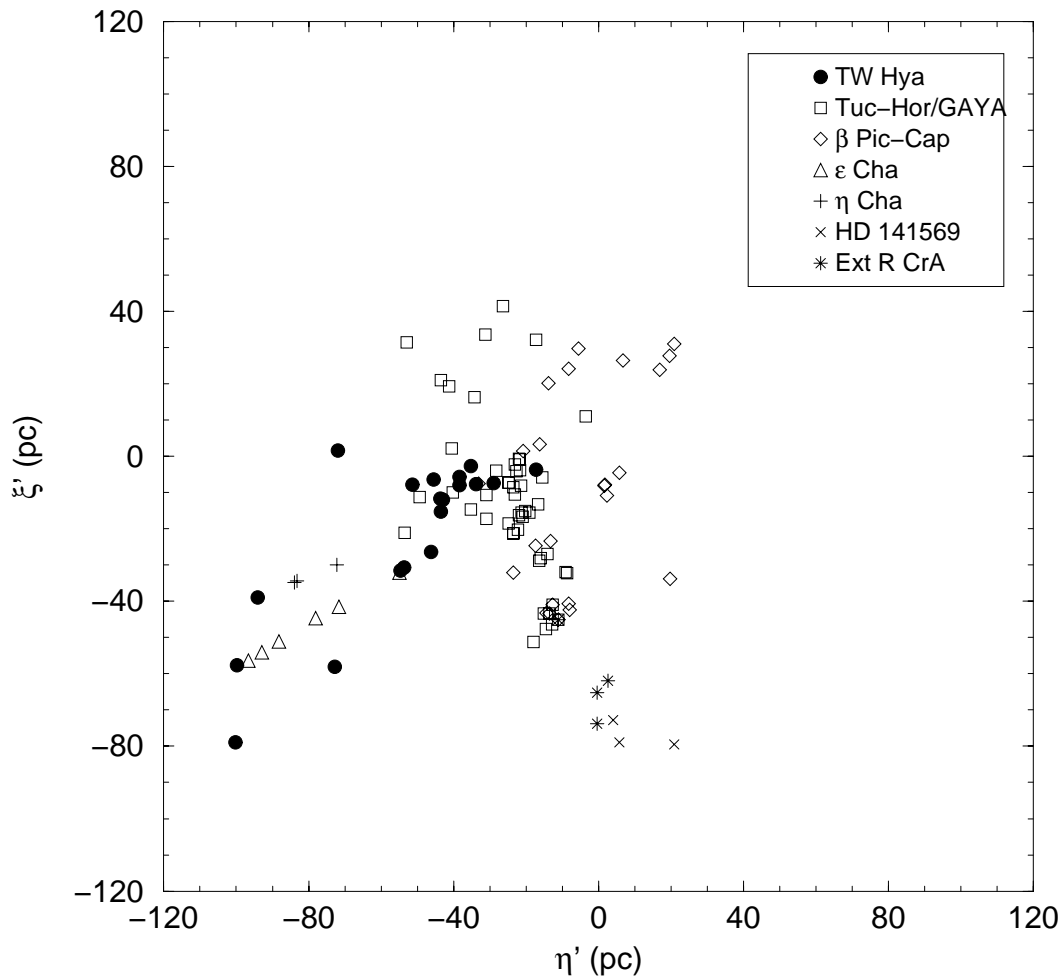


Figura 10.4: Distribución espacial en el plano galáctico (ξ' - η') de las estrellas jóvenes pertenecientes a las asociaciones de la sección 9.2.

mayor claridad los miembros pertenecientes a las diferentes asociaciones, debido a sus diferentes alturas respecto del plano galáctico. Vemos, por ejemplo, que la asociación de TW Hya y el sistema de HD 141569 se encuentran por encima del plano, mientras que el resto de asociaciones se sitúan por debajo de éste.

En la tabla 10.2 se presentan los promedios y las desviaciones estándar de las coordenadas (ξ' , η' , ζ') y la distancia r para los miembros pertenecientes a cada una de las asociaciones (en el caso de las asociaciones de Sco-Cen, se dan los errores en la distancia media extraídos de de Zeeuw et al. 1999). Aquí vemos de nuevo que, efectivamente, la coordenada ζ parece ayudar a discriminar entre una y otra asociación, puesto que las medias se hallan relativamente separadas y las dispersiones

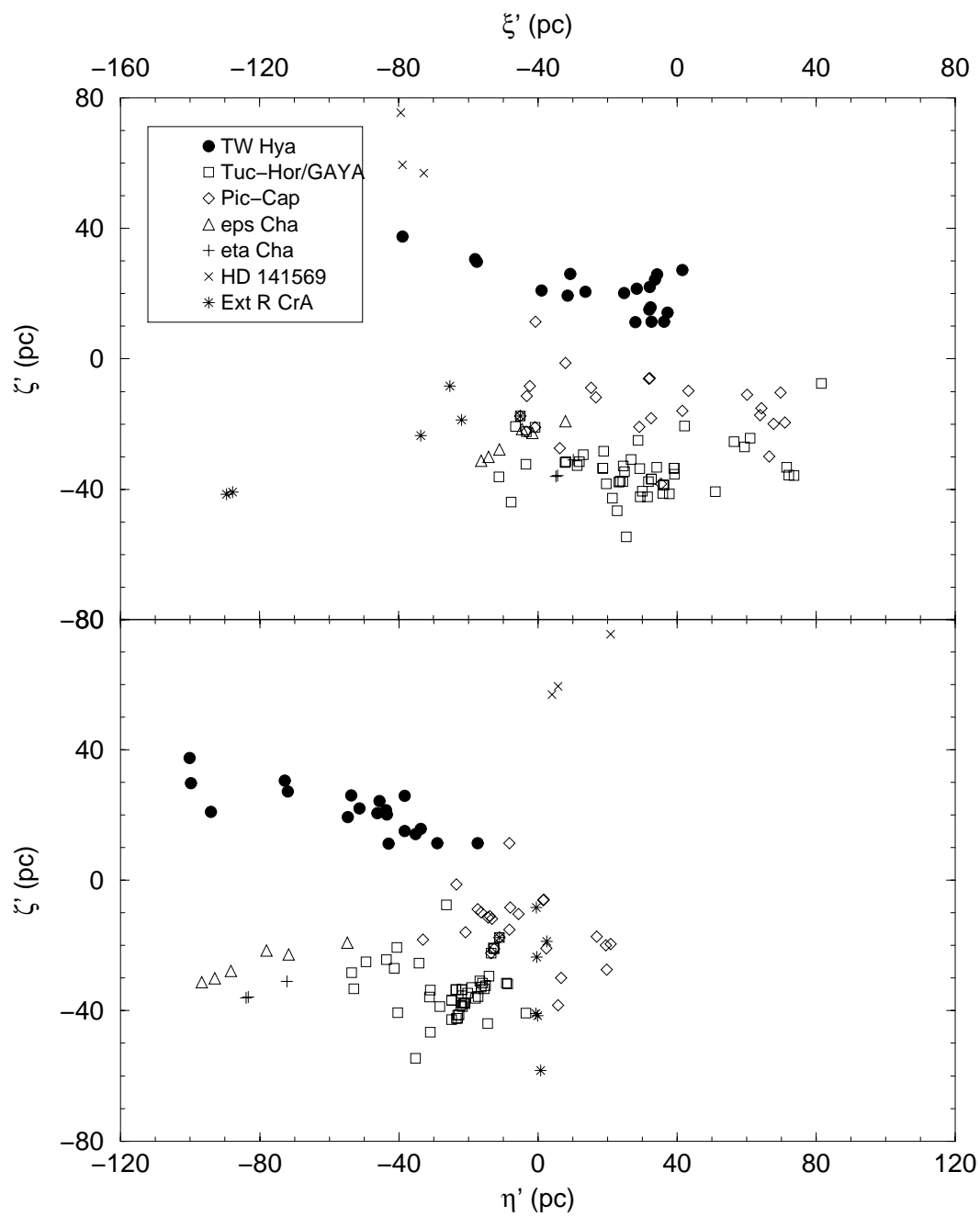


Figura 10.5: Distribución espacial en los planos meridional (ξ' - ζ') y rotacional (η' - ζ') de las estrellas jóvenes pertenecientes a las asociaciones de la sección 9.2.

estándar son bajas (iguales o inferiores a 10 pc, excepto para la asociación extensa de R CrA).

Además de gracias a la distribución espacial, también se puede intentar separar a los miembros de las diferentes asociaciones en función de su cinemática. En la figura 10.6 mostramos las distribuciones en los planos $(U-V)$, $(U-W)$ y $(V-W)$ de componentes heliocéntricas de la velocidad para las estrellas de las asociaciones. Como podemos comprobar, desde el punto de vista puramente cinemático, la separación de miembros es todavía más problemática que en el caso de la distribución espacial. Vuelve a ser la componente vertical la que más pistas arroja, aunque en este caso menos contundentes. De hecho, observando los promedios de las componentes U , V y W que presentamos en la tabla 10.2, podemos comprobar como la velocidad heliocéntrica de todas las asociaciones es muy similar, excepto para la asociación extensa de R CrA y, quizás, para el sistema de HD 141569. Exceptuando estas dos asociaciones, nos encontramos con valores de las componentes de la velocidad heliocéntrica de $(U, V, W) \sim [-(9-12), -(17-21), -(3-10)]$ km s⁻¹, muy similares a los de las tres asociaciones que forman el complejo de Sco-Cen (ver también tabla 10.2). La única diferencia destacable se observa en la componente U , que en el caso de Sco-Cen es de $\sim -(7-8)$ km s⁻¹ y para las asociaciones jóvenes tiene un valor, como acabamos de decir, de $\sim -(9-12)$ km s⁻¹ (exceptuando el sistema de HD 141569 y la asociación extensa de R CrA).

A la vista de todos estos resultados cabría preguntarse sobre el grado de arbitrariedad en la división en diferentes asociaciones y grupos móviles de las estrellas implicadas. De hecho, como ya vimos en la sección 9.2, varias asociaciones que nacieron como entidades independientes en la bibliografía han sido recientemente fusionadas por diversos autores (las asociaciones de Tucana y Horologium, por un lado, y las de β Pic y Capricornus, por otro). Teniendo en cuenta el grado de superposición observada, tanto en las distribuciones espaciales (figuras 10.4-10.5) como en las de componentes de la velocidad (figura 10.6), quizás estas fusiones deberían de seguir realizándose. Para ello, sin embargo, sería necesario tener un mayor conocimiento acerca de la posible existencia de miembros no detectados de las diferentes asociaciones y una mejor determinación de las edades. Hemos de tener en cuenta que la mayor parte de los listados de miembros se han ido construyendo a base de realizar observaciones en regiones alrededor de donde se situaban los miembros ya conocidos (excepto para el grupo móvil de β Pic-Cap, donde se hizo una búsqueda en todo el cielo, aunque limitándose en el radio de búsqueda alrededor de la posición del Sol;

Tabla 10.2: Promedios de las coordenadas espaciales y componentes de la velocidad heliocéntrica de las asociaciones de estrellas jóvenes de la sección 9.2 y del complejo de Sco-Cen (todos los datos de Zeeuw et al. 1999, excepto las nuevas edades de Sartori, Lépine y Dias 2003). N es el número de miembros actualmente identificados de cada asociación (N_r con determinación de la distancia y N_c con datos cinemáticos completos). Unidades: ξ', η', ζ', r en pc; U, V, W en km s^{-1} ; edad en millones de años.

Asociación	$\bar{\xi}$	$\bar{\eta}$	$\bar{\zeta}$	\bar{r}	\bar{U}	\bar{V}	\bar{W}	Edad	N	N_r	N_c
TW Hya	21 ₍₂₂₎	-53 ₍₂₃₎	21 ₍₇₎	63 ₍₃₀₎	-9.7 _(4.1)	-17.1 _(3.1)	-4.8 _(3.7)	~ 8	39	19	17
Tuc-Hor/GAYA	12 ₍₂₂₎	-24 ₍₁₁₎	-34 ₍₈₎	49 ₍₈₎	-10.1 _(2.4)	-20.7 _(2.3)	-2.5 _(3.8)	20-30	52	50	44
β Pic-Cap	9 ₍₂₇₎	-5 ₍₁₄₎	-15 ₍₁₀₎	35 ₍₁₁₎	-10.8 _(3.4)	-15.9 _(1.2)	-9.8 _(2.5)	~ 12	33	24	24
ϵ Cha	47 ₍₈₎	-80 ₍₁₄₎	-25 ₍₅₎	96 ₍₁₇₎	-8.6 _(3.6)	-18.6 _(0.8)	-9.3 _(1.7)	5-15	16	6	5
η Cha	33 ₍₂₎	-80 ₍₅₎	-34 ₍₂₎	93 ₍₆₎	-12.2 _(0.0)	-18.1 _(0.9)	-10.1 _(0.5)	~ 10	18	3	2
HD 141569	77 ₍₃₎	10 ₍₈₎	64 ₍₈₎	101 ₍₈₎	-5.4 _(1.5)	-15.6 _(2.6)	-4.4 _(0.8)	2-8	5	3	2
Ext. R CrA	97 ₍₄₄₎	-1 ₍₄₎	-30 ₍₁₆₎	102 ₍₄₇₎	-0.1 _(6.4)	-14.8 _(1.4)	-10.1 _(3.3)	10-15	59	7	4
US	134	-20	52	145 ₍₂₎	-6.7 _(5.9)	-16.0 _(3.5)	-8.0 _(2.7)	5-6 ¹	120		
								8-10 ²			
UCL	119	-67	31	140 ₍₂₎	-6.8 _(4.6)	-19.3 _(4.7)	-5.7 _(2.5)	14-15 ¹	221		
								16-20 ²			
LCC	62	-100	10	118 ₍₂₎	-8.2 _(5.1)	-18.6 _(7.3)	-6.4 _(2.6)	11-12 ¹	180		
								16-20 ²			

¹ Edades de de Zeeuw et al. (1999)

² Edades de Sartori, Lépine y Dias (2003)

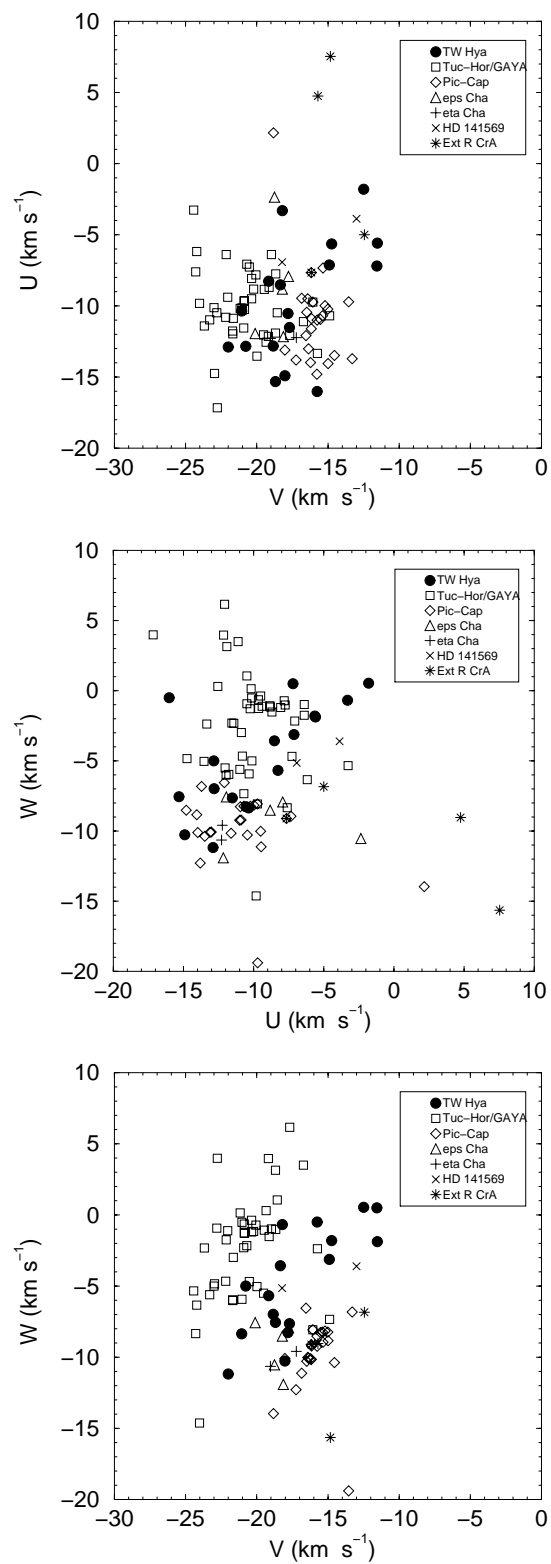


Figura 10.6: Distribución de velocidades cartesianas galácticas heliocéntricas en los planos $(U-V)$, $(U-W)$ y $(V-W)$ de las estrellas jóvenes pertenecientes a las asociaciones de la sección 9.2.

ver sección 9.2). Por tanto, es posible que todavía queden por descubrir estrellas jóvenes y poco masivas en los alrededores del Sol, que puedan constituir el nexo de unión entre las diferentes asociaciones actualmente propuestas. Nosotros, mientras tanto, seguiremos considerando estas entidades de forma independiente y estudiaremos sus órbitas hacia atrás en el tiempo, para ver en qué regiones de la vecindad solar se formaron y cuál es su relación con el complejo de Sco-Cen y la Burbuja Local, si es que la hay.

10.2.2. Órbitas hacia atrás en el tiempo: el origen de las asociaciones locales

En esta sección presentaremos los resultados obtenidos de la integración hacia atrás en el tiempo de las órbitas estelares y de las asociaciones (como un conjunto), según el método descrito en la sección 10.1.

Como vimos en la tabla 10.2, las asociaciones que tienen un mayor número de estrellas con datos cinemáticos completos son TW Hya (17 estrellas), Tuc-Hor/GAYA (44 estrellas) y β Pic-Cap (24 estrellas). El resto de asociaciones disponen de 5 o menos miembros con datos suficientes para poder realizar la integración de las órbitas. En las figuras 10.7-10.12 presentamos los resultados de realizar esta integración para las tres asociaciones mencionadas. En el caso de TW Hya y β Pic-Cap se ha realizado la integración atrás en el tiempo hasta la edad estimada para la asociación (8 y 12 Myr, respectivamente), pero también se muestra la trayectoria de las estrellas hasta $t = -20$ Myr. En el caso de Tuc-Hor/GAYA, mostramos las trayectorias hasta $t = -20$ Myr y $t = -30$ Myr (rango de edades estimado para dicha asociación). En las figuras se muestran las trayectorias en el plano galáctico (ξ' - η') y en los planos verticales (ξ' - ζ') y (η' - ζ').

Quizás el rasgo más destacado, en una primera observación de estas trayectorias, sea la confluencia de las órbitas estelares hacia el primer cuadrante galáctico. Esto lo podemos observar en las figuras 10.7, 10.9 y 10.11. En algunos casos hay unas pocas estrellas que parecen alejarse de este comportamiento general. En concreto, se observan 5 estrellas en el caso de TW Hya y 1 en el caso de β Pic-Cap, cuyas trayectorias hacia el pasado no se dirigen hacia el primer cuadrante galáctico (en el caso de TW Hya quizás influye el hecho de que varias estrellas tienen una determinación fotométrica de la distancia, lo que puede provocar una mayor dispersión

de las órbitas). Sin embargo, la tendencia a la concentración de las órbitas de las estrellas hacia el primer cuadrante galáctico es muy evidente para las tres asociaciones. El hecho de que se muevan hacia una misma región del plano galáctico no es sorprendente si se tiene en cuenta que las estrellas tienen una distribución espacial muy cercana al Sol y unas componentes de la velocidad heliocéntrica muy similares.

Algunos autores han utilizado trayectorias equivalentes para estimar una edad cinemática de algunas asociaciones. El método se basa en suponer que las estrellas estaban en el pasado más agrupadas espacialmente que en el presente, de manera que si se busca cuál fue el momento del pasado en el que la dispersión espacial fue la mínima, se puede considerar que aquel es el instante aproximado de formación del grupo. Por ejemplo, Ortega et al. (2004) obtuvieron que integrando las órbitas de una selección de estrellas del grupo móvil de β Pic-Cap atrás en el tiempo hasta $t = -11.2$ Myr, se obtenía un mínimo en la dispersión espacial de las estrellas, en buen acuerdo con la edad obtenida a partir de los diagramas HR (unos 12 Myr). Nosotros hemos ensayado este mismo método sin obtener resultados satisfactorios. Incluso eliminando las estrellas que más se alejan del comportamiento medio del grupo, se obtienen las menores dispersiones espaciales en momentos muy cercanos al presente, hace tan sólo entre 1 y 4 Myr. En la figura 10.13 mostramos la evolución de la dispersión espacial total (definida como $\sigma = \sqrt{\sigma_{\xi'}^2 + \sigma_{\eta'}^2 + \sigma_{\zeta'}^2}$) en función del tiempo. Haciendo una selección más restrictiva de las estrellas a considerar es posible, no obstante, obtener menores dispersiones espaciales. Por ejemplo, seleccionando las mismas estrellas utilizadas por Ortega et al. (2004) para estimar la edad cinemática de β Pic-Cap, obtenemos un mínimo de la dispersión espacial más claramente marcado para $t = -5.5$ Myr, con una dispersión de 27 pc (ver figura 10.13). Ortega et al. (2004) obtuvieron que las 14 estrellas consideradas se concentraban en una esfera de radio ~ 21 pc para $t = -11.2$ Myr, pero las 13 estrellas restantes se encontraban distribuidas alrededor de esta esfera, mostrando una mayor dispersión. Además, si se comparan sus resultados con los que habían obtenido apenas dos años antes (Ortega et al. 2002), se puede observar una gran diferencia en la órbita obtenida para β Pic-Cap, lo que parece indicar una gran dependencia en las estrellas seleccionadas.

Visto todo lo anterior, nosotros hemos optado por estudiar las órbitas de las asociaciones como un conjunto, sin seguir el movimiento particular de cada una de las estrellas que las forman. Por tanto, hemos utilizado los datos espaciales y cinemáticos promedio que figura en la tabla 10.2, y hemos integrado atrás en el tiempo

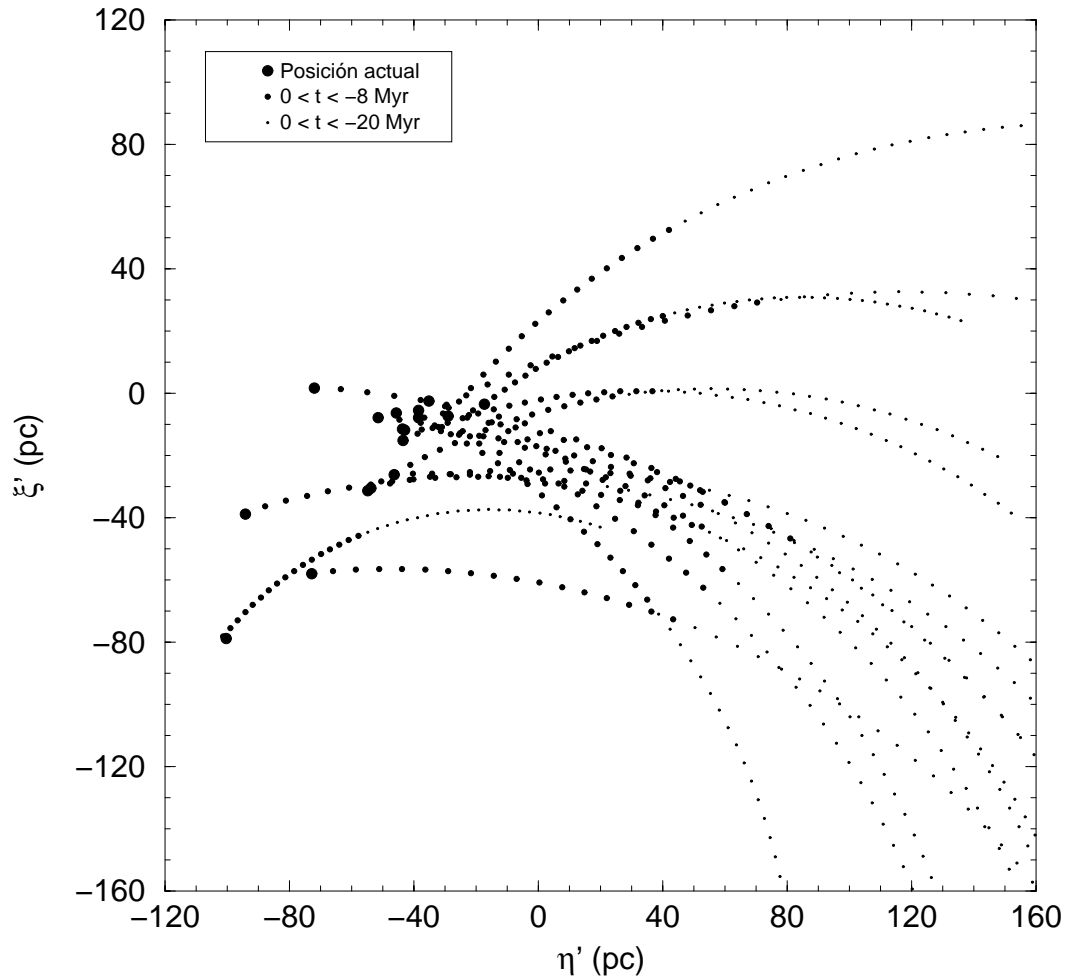


Figura 10.7: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -8 y -20 Myr) de las estrellas miembros de TW Hya en el plano $(\xi'-\eta')$, en el sistema de referencia del LSR_R . En esta figura, como en todas las que mostraremos en este capítulo el intervalo temporal entre dos puntos consecutivos de las trayectorias es de 0.5 Myr.

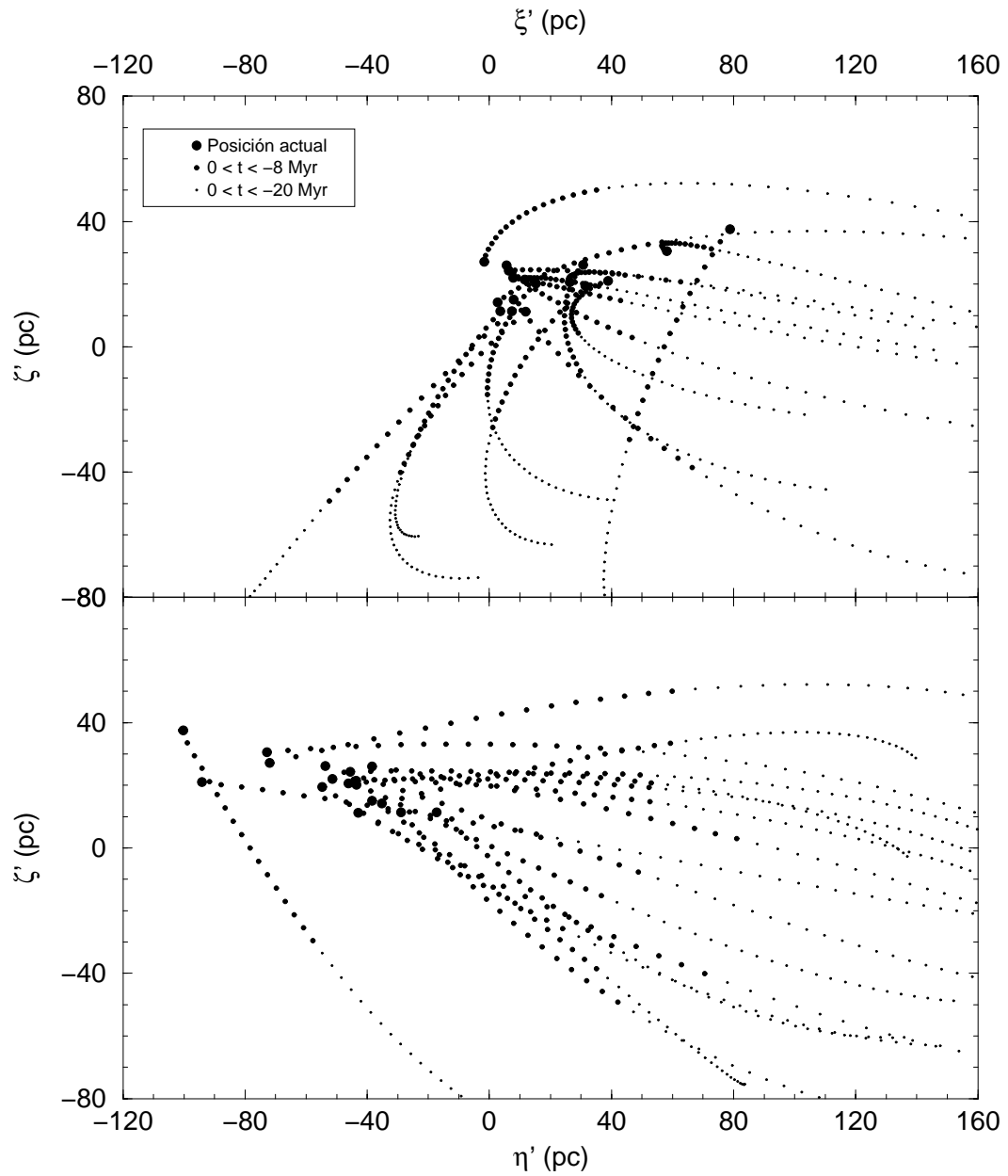


Figura 10.8: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -8 y -20 Myr) de las estrellas miembros de la asociación TW Hya en los planos $(\xi'-\zeta')$ (arriba) y $(\eta'-\zeta')$ (abajo). Ver notas en figura 10.7.

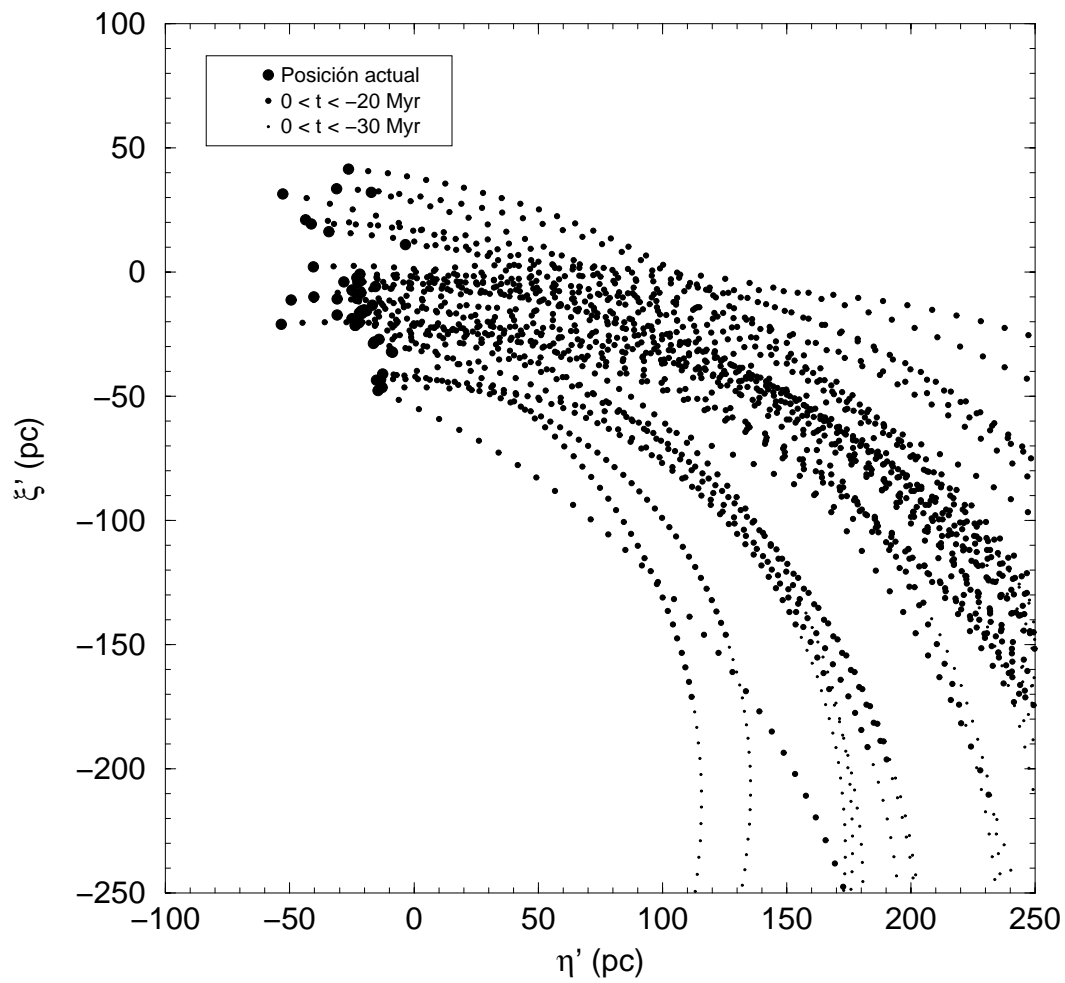


Figura 10.9: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -20 y -30 Myr) de las estrellas miembros de la asociación Tuc-Hor/GAYA en el plano $(\xi'-\eta')$. Ver notas en figura 10.7.

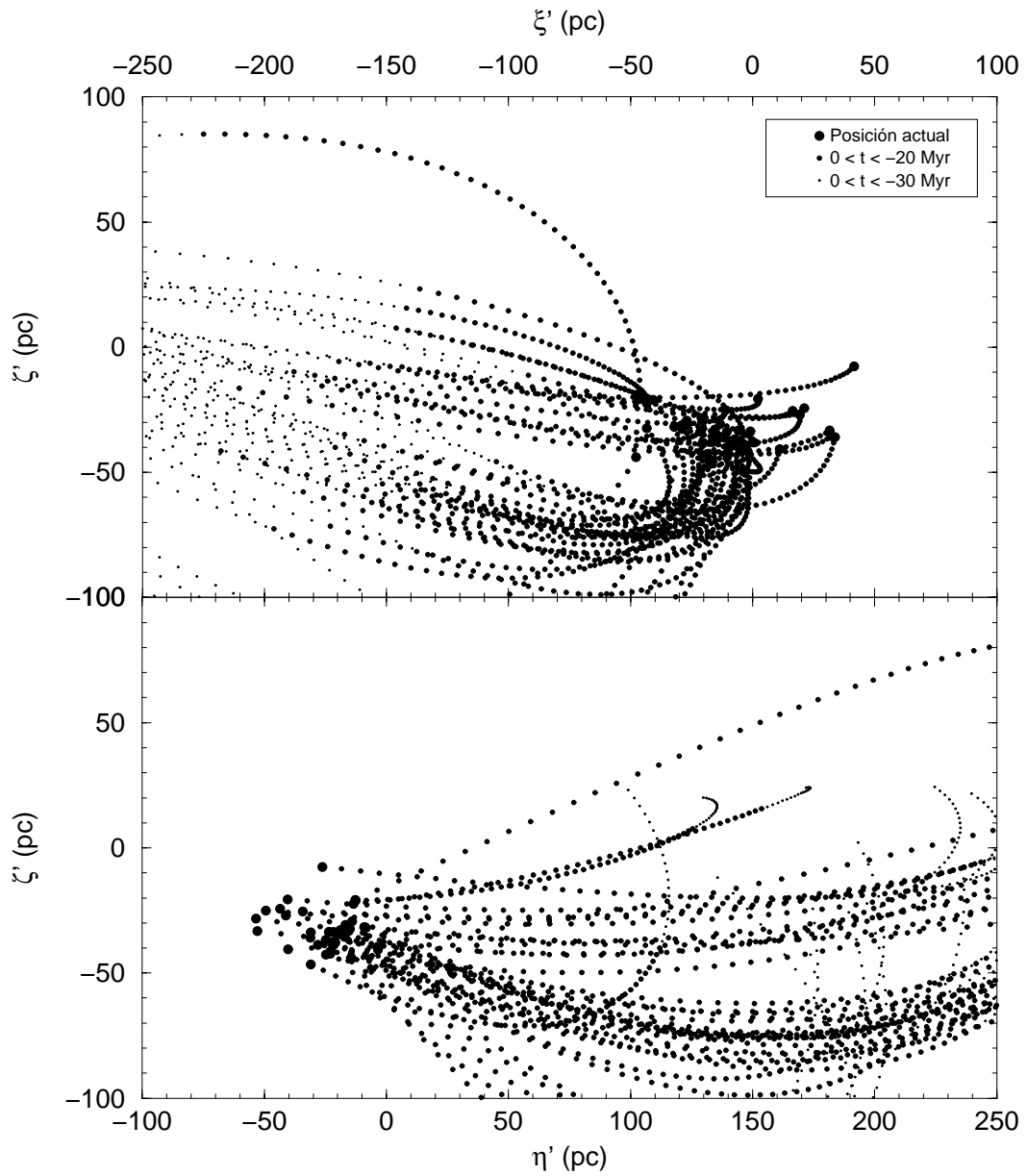


Figura 10.10: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -20 y -30 Myr) de las estrellas miembros de la asociación Tuc-Hor/GAYA en los $(\xi'-\zeta')$ (arriba) y $(\eta'-\zeta')$ (abajo). Ver notas en figura 10.7.

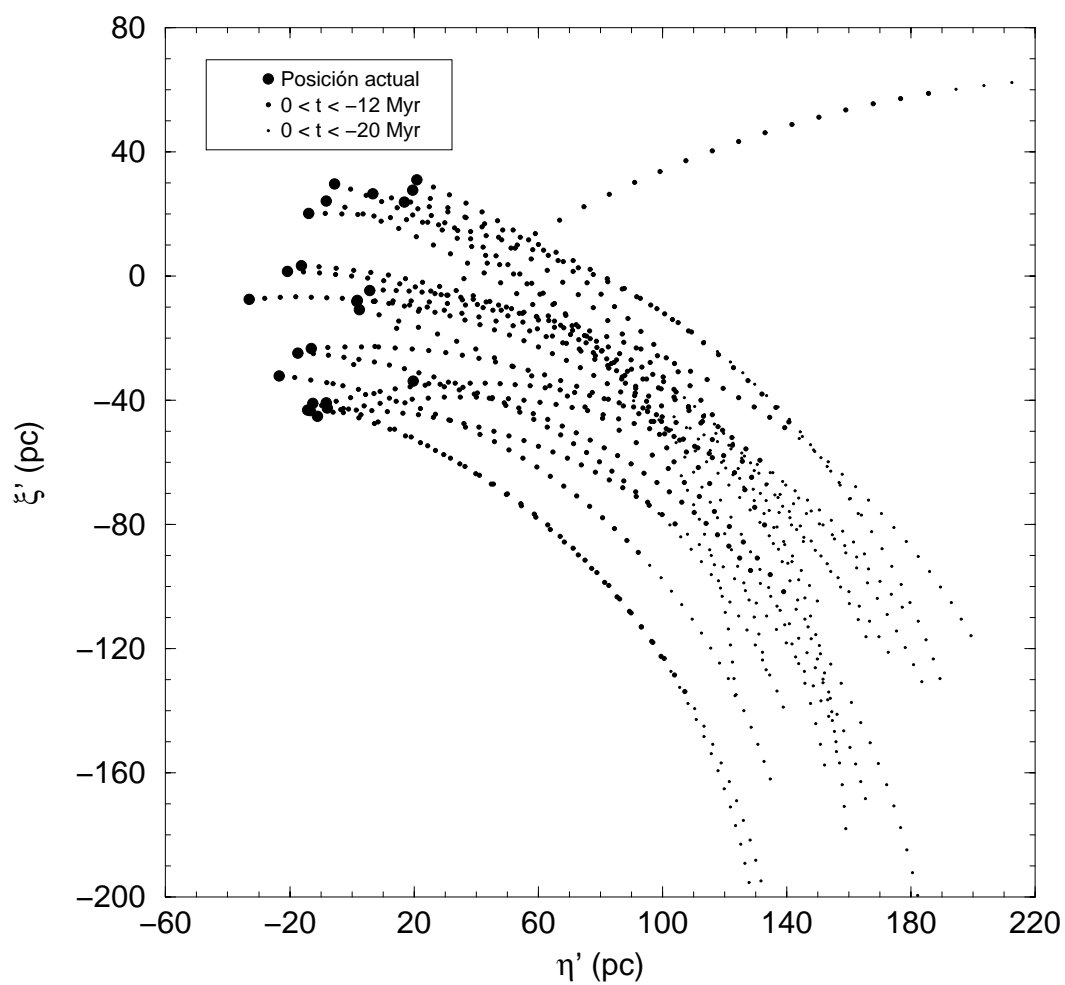


Figura 10.11: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -12 y -20 Myr) de las estrellas miembros del grupo móvil de β Pic-Cap en el plano $(\xi'-\eta')$. Ver notas en figura 10.7.

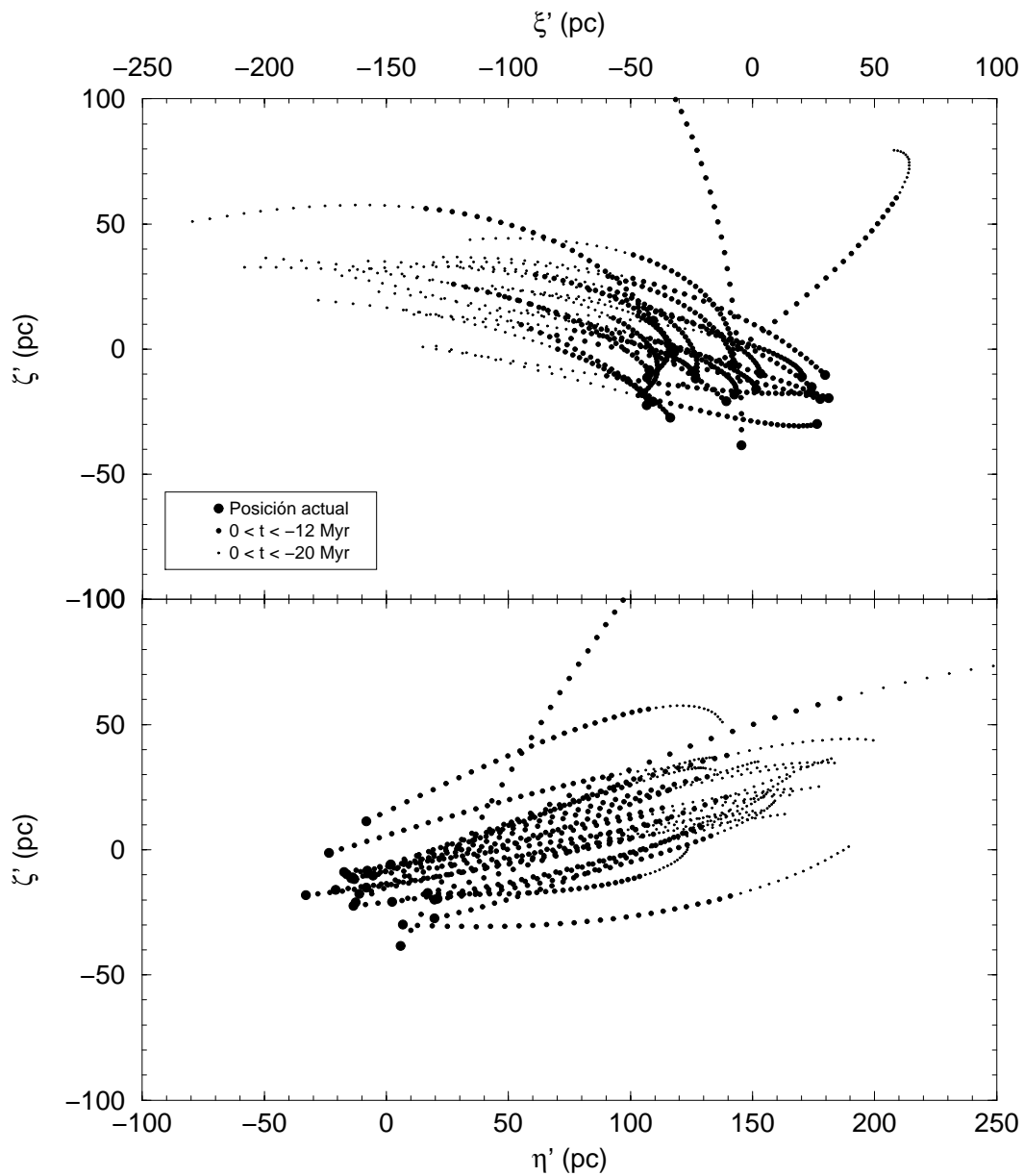


Figura 10.12: Órbitas hacia atrás en el tiempo (hasta -12 y -20 Myr) de las estrellas miembros del grupo móvil de β Pic-Cap en los $(\xi'-\zeta')$ (arriba) y $(\eta'-\zeta')$ (abajo). Ver notas en figura 10.7.

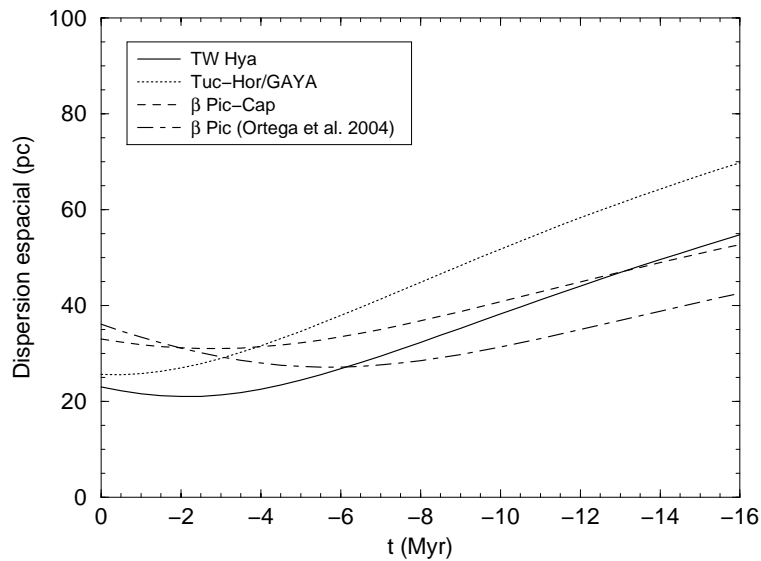


Figura 10.13: Dispersión espacial total en función del tiempo de las estrellas miembros de las asociaciones de TW Hya y Tuc-Hor/GAYA, y del grupo móvil de β Pic-Cap. Para este último, también se muestra el resultado obtenido teniendo en cuenta las estrellas seleccionadas por Ortega et al. (2004).

la trayectoria de cada una de las asociaciones. El resultado de estas integraciones se muestra en las figuras 10.14 y 10.15.

En la figura 10.14 se vuelve a observar, como característica más destacada a primera vista, una concentración de las trayectorias hacia el primer cuadrante del plano galáctico, excepto en el caso de la asociación extensa de R CrA. Incluso se observan agrupaciones espaciales entre asociaciones muy marcadas, como la existente para TW Hya, β Pic-Cap y ϵ Cha, que confluyen prácticamente en un punto del plano (ξ' - η') hace unos 21 Myr. No obstante, para ver si estas aparentes agrupaciones son reales o no, hemos de estudiar también las trayectorias en los planos verticales. Fijándonos en la figura 10.15 podemos comprobar que la agrupación anteriormente mencionada no es tal si se consideran las 3 dimensiones, ya que, por ejemplo, la distancia entre TW Hya y β Pic-Cap hace unos 21 Myr era de unos 50 pc en el plano (η' - ζ'). Por otro lado, la distancia entre β Pic-Cap y ϵ Cha en el plano (ξ' - ζ') en ese instante era de más de 60 pc. La observación de las trayectorias de las asociaciones en los planos verticales permite darse cuenta de que en todos los casos las localizaciones de éstas en el instante de su supuesto nacimiento eran más próximas al plano galáctico ($\zeta' = 0$) que en la actualidad (excepto, quizás, para

β Pic-Cap y Tuc-Hor/GAYA, que actualmente tienen una altura respecto al plano galáctico muy similar a la del momento de su nacimiento). Es más, todas excepto Tuc-Hor/GAYA (la más longeva de todas las estudiadas) se concentraban en la región $0 \lesssim \zeta' \lesssim 40$ pc. Por tanto, las asociaciones parecen haberse formado por encima o en el plano galáctico.

Si damos crédito a las edades asignadas para cada asociación en la tabla 10.2, todas ellas (de nuevo excepto Tuc-Hor/GAYA) se situaban en el momento de su nacimiento en la región del plano galáctico delimitada por $-70 \lesssim \xi' \lesssim -10$ pc y $40 \lesssim \eta' \lesssim 140$ pc. Por tanto, y teniendo en cuenta lo que acabamos de ver para ζ' , la región en la que se formaron todas estas asociaciones era un paralelepípedo de unos $60 \times 100 \times 40$ pc ($\xi' \times \eta' \times \zeta'$). Actualmente, como vimos en la sección 10.2.1, las estrellas se distribuyen en una región de unas dimensiones de aproximadamente $120 \times 130 \times 140$ pc ($\xi' \times \eta' \times \zeta'$). Por tanto, estas asociaciones de estrellas se han mantenido bastante ligadas desde su formación, lo que implica unas dispersiones de velocidades internas bajas.

Podemos afirmar, por tanto, que hace entre 5 y 15 Myr se desencadenó un proceso de formación estelar (quizás abarcando todo ese periodo temporal, como podría señalar el rango de edades observado en las diferentes asociaciones) en esa región del espacio del primer cuadrante galáctico, cercana a la actual posición del Sol. ¿Cuál fue el mecanismo que desencadenó ese proceso de formación estelar? Una de las posibilidades es que la explosión de una o varias supernovas cercanas iniciaran un proceso de compresión de las nubes, que llevó a la formación de estrellas. Estas posibles supernovas debieron de pertenecer con toda probabilidad a la mayor concentración de estrellas de los tipos espectrales O y B existente en nuestros alrededores: el complejo de Sco-Cen. Como hemos visto en la sección 9.3, y resumido en la tabla 10.2, este complejo está formado por varios miles de estrellas, de las cuales más de 300 son de tipo espectral temprano, y unas 35 son candidatas a estallar como supernova de Tipo II (tienen tipos espectrales O-B2.5, con masas superiores a $8 M_{\odot}$; ver Weiler y Sramek 1998, y de Zeeuw et al. 1999). Maíz-Apellániz (2001) calculó el número de supernovas pasadas en las tres asociaciones de Sco-Cen, a partir de los modelos Starbust99 (Leitherer et al. 1999), obteniendo 1 supernova para US, 13 para UCL y 6 para LCC. La primera supernova que explotó en cada asociación lo hizo cuando ésta tenía una edad de unos 3-5 Myr, y el resto han tenido y tendrán que ir explotando a un ritmo prácticamente constante durante los primeros ~ 30 Myr de vida del complejo. Incluso siendo conservadores en lo que respecta al número de supernovas

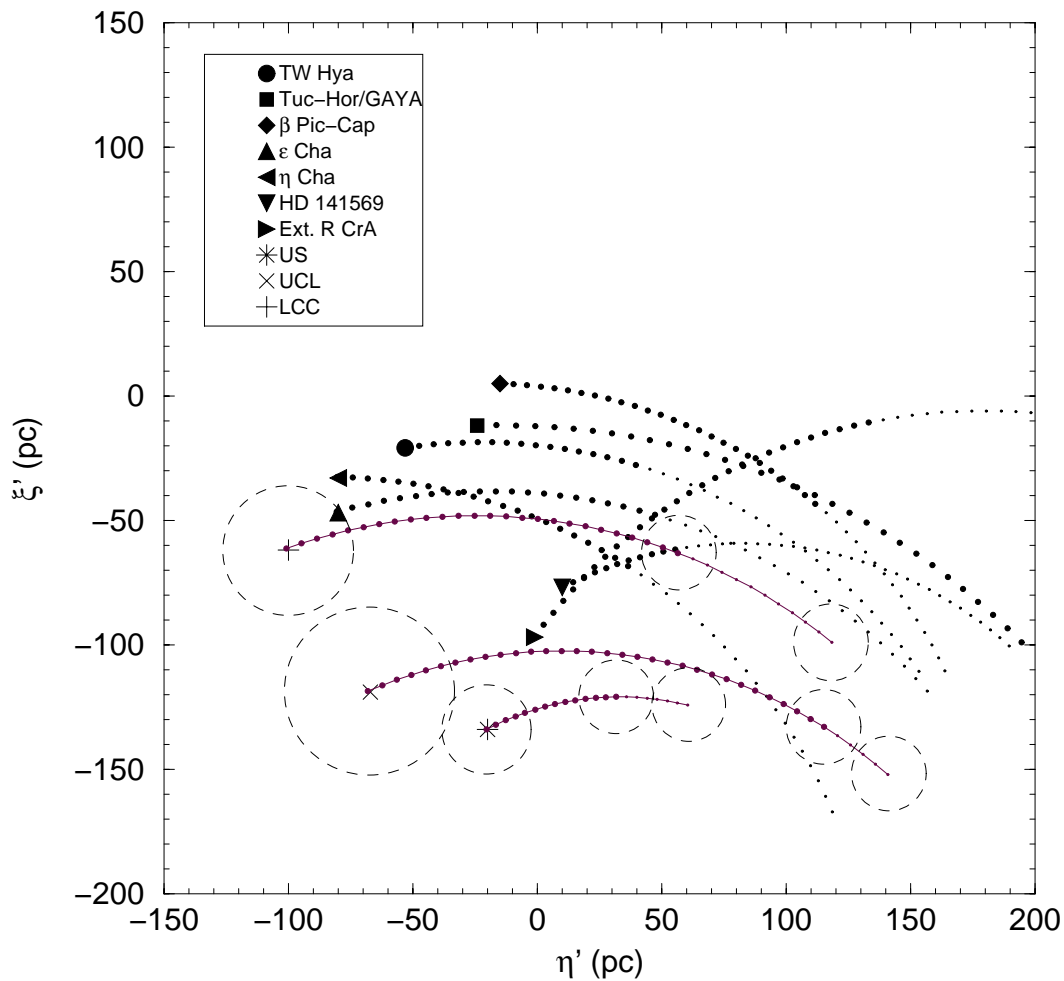


Figura 10.14: Órbitas hacia atrás en el tiempo en el plano galáctico (ξ' - η') de las asociaciones de estrellas jóvenes descritas en la sección 9.2 (ver también tabla 10.2) y de las tres asociaciones del complejo de Scorpius-Centaurus. Se marca la posición actual promedio, así como la trayectoria hacia atrás en el tiempo según la edad de cada asociación. Para las asociaciones de la sección 9.2, también se muestra la trayectoria atrás en el tiempo hasta -20 Myr (-30 Myr para Tuc-Hor/GAYA, dado que su estimación de edad es de 20 Myr). Para las asociaciones del complejo de Sco-Cen, se trazan las trayectorias atrás en el tiempo para las edades propuestas por de Geus, de Zeeuw y Lub (1989), y por Sartori, Lépine y Dias (2003) (ver tabla 10.2), y se muestra su extensión espacial actual. Para las posiciones de nacimiento propuestas, se ha dibujado una esfera de 15 pc de diámetro.

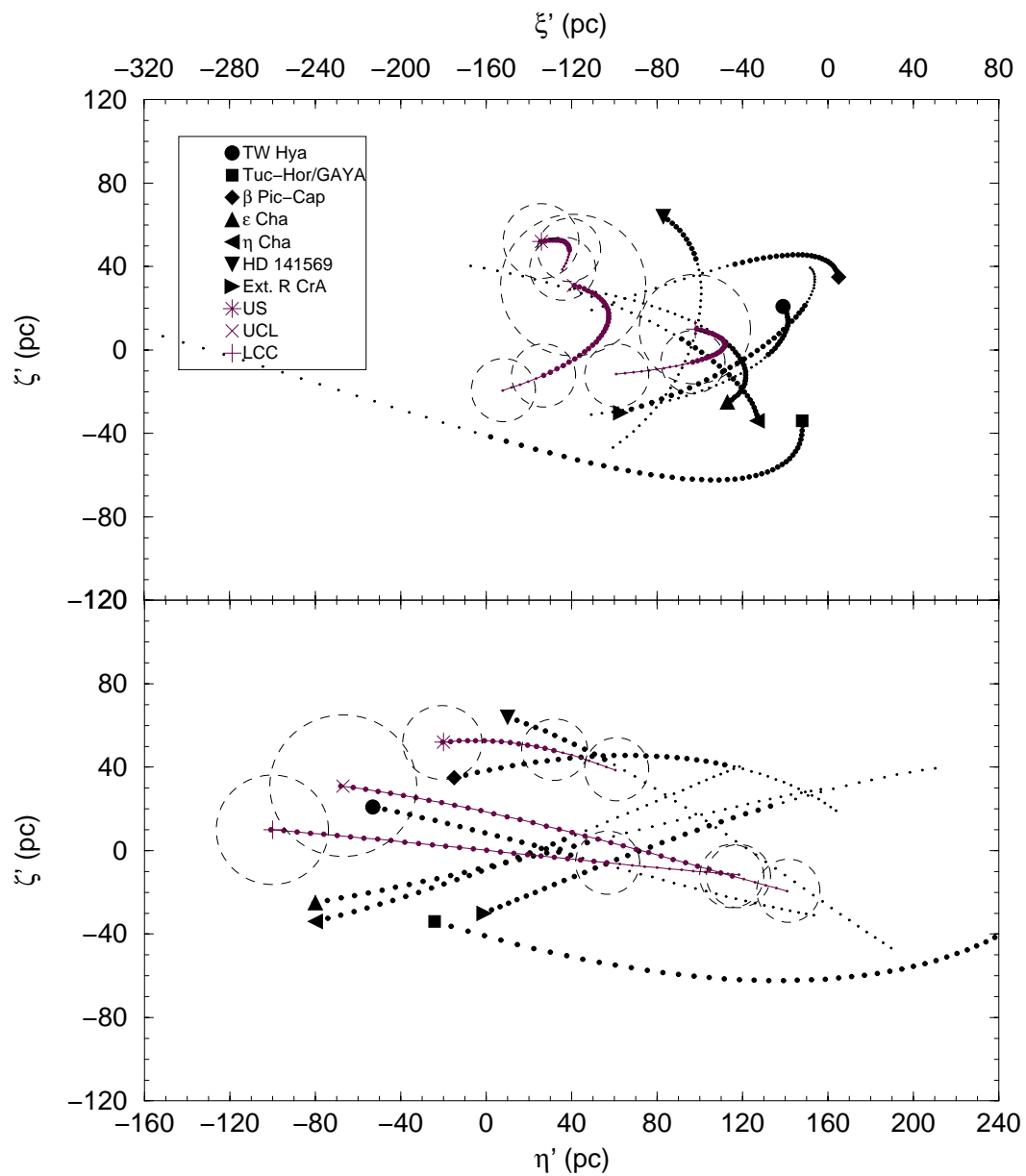


Figura 10.15: Órbitas hacia atrás en el tiempo en los planos $(\xi'-\zeta')$ (arriba) y $(\eta'-\zeta')$ (abajo) de las asociaciones de estrellas jóvenes descritas en la sección 9.2 (ver también tabla 10.2) y de las tres asociaciones del complejo de Scorpius-Centaurus. Ver comentarios en figura 10.14.

esperadas, si consideramos las edades clásicas para las asociaciones de Sco-Cen (de Geus, de Zeeuw y Lub 1989), unas 6 supernovas deberían de haber explotado en UCL en los últimos 10-12 Myr, otras 6 en LCC en los últimos 7-9 Myr y al menos una explosión de supernova habría tenido lugar en US (ver comentarios en Maíz-Apellániz 2001), como por otra parte parece haberse confirmado de manera indirecta (ver Hoogerwerf, de Brujine y de Zeeuw 2001). Si estas tres asociaciones son algo más viejas (especialmente UCL y LCC), como afirman, por ejemplo, Sartori, Lépine y Dias (2003), incluso deberíamos de incrementar en 5-10 el número de supernovas pasadas generadas por UCL y LCC. Por tanto, no parecen faltar supernovas en la vecindad solar en los últimos millones de años, aunque hace falta saber dónde se situaban las asociaciones de Sco-Cen en aquellos momentos para ver si pudieron originar las asociaciones jóvenes locales presentadas en la sección 9.2. Para ello, en las figura 10.14 y 10.15 también mostramos las trayectorias hacia atrás en el tiempo de US, UCL y LCC, hasta el momento de su formación (para las dos determinaciones de la edad que estamos considerando). En estas figuras mostramos la extensión actual de las tres asociaciones (según de Zeeuw et al. 1999), mientras que una esfera de 15 pc de radio señala la posición en el momento de su nacimiento (para las dos estimaciones de la edad anteriormente mencionadas: de Geus, de Zeeuw y Lub 1989, y Sartori, Lépine y Dias 2003).

En primer lugar, hay que destacar que, en el plano $(\xi'-\eta')$, las trayectorias hacia el pasado de las tres asociaciones vuelven a confluír a la misma región del primer cuadrante galáctico donde ya se concentraban las trayectorias de las asociaciones jóvenes locales. Esto se da especialmente para UCL y LCC. En el caso de US, la trayectoria parece provenir también de esa región, pero su juventud le impide *llegar* tan lejos cuando integramos la órbita atrás en el tiempo. En los planos verticales, sucede exactamente lo mismo: UCL y LCC se aproximan mucho en el espacio, mientras que US queda algo más alejada debido a su juventud.

¿Cuál de los miembros del complejo de Sco-Cen tiene más posibilidades de haber albergado las supernovas que pudieron dar origen a las asociaciones jóvenes locales? Para intentar averiguarlo, en la figura 10.16 presentamos la evolución temporal de la distancia (tridimensional) entre cada una de estas asociaciones jóvenes locales y los centros de las tres asociaciones de Sco-Cen. Como podemos comprobar, LCC es la asociación que más cerca se sitúa de estas asociaciones locales en diversos instantes del pasado.

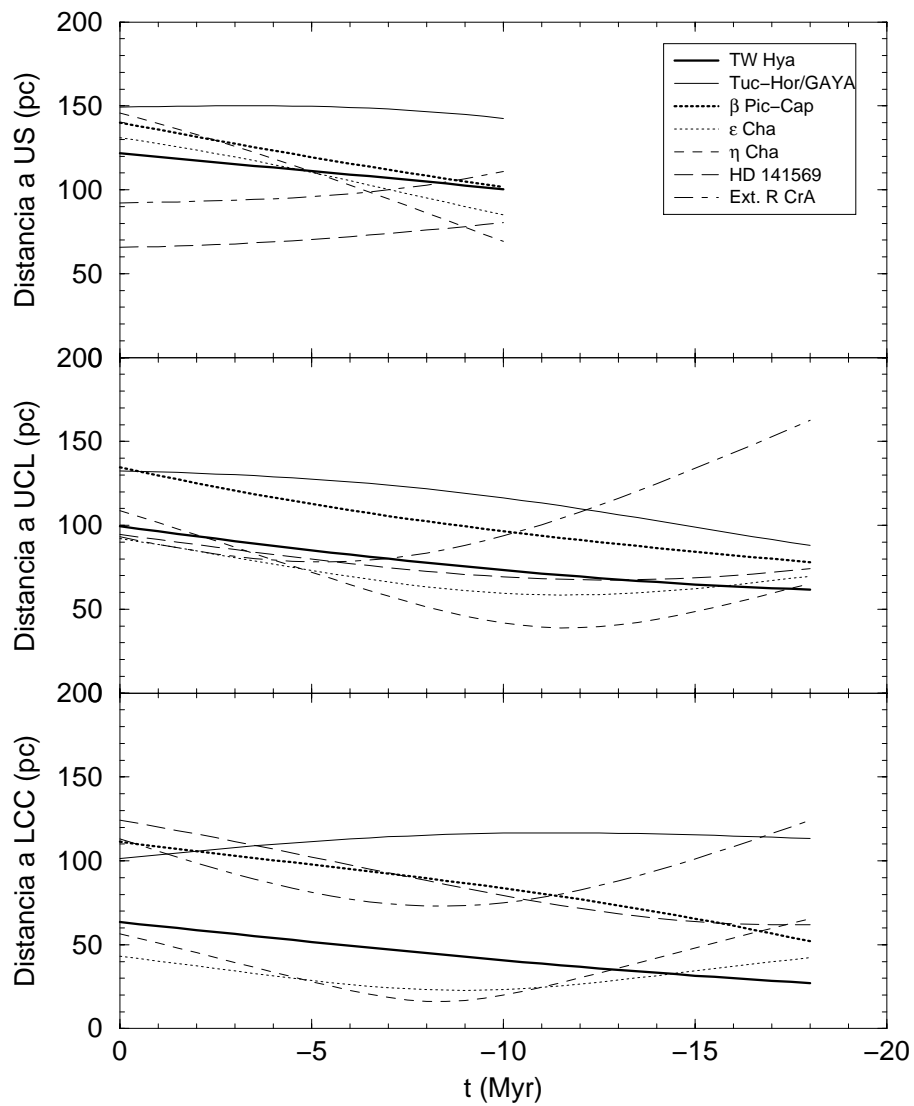


Figura 10.16: Distancia en función del tiempo entre los centros de las asociaciones de estrellas jóvenes y los centros de las asociaciones OB del complejo de Sco-Cen (ver tabla 10.2).

Es de sumo interés observar el momento en el que se producen estos mínimos en la distancia entre LCC y las diversas asociaciones jóvenes locales. En el caso del cúmulo de η Cha y las asociaciones de ϵ Cha y extensa de R CrA, se observan mínimos con distancias de $\sim 16, 23$ y 73 pc, respectivamente, para $t \sim -(8.5-9)$ Myr. Para las cuatro asociaciones locales restantes no se encuentran mínimos destacados en la distancia a LCC. TW Hya se situaba a 45 pc de LCC hace 8 Myr (la edad de la asociación, según la literatura), mientras que el grupo móvil de β Pic-Cap distaba unos 77 pc de LCC hace 12 Myr. Para el sistema de HD 141569, la distancia a LCC era de 102 pc hace 5 Myr, disminuyendo hasta 61 pc hace 18 Myr. La asociación de Tuc-Hor/GAYA ha mantenido una distancia a LCC superior a 100 pc durante los últimos 20 Myr, pero es que quizás ésta sea la única entre las asociaciones locales que no debe su origen a una supernova originada en LCC, ya que de hecho su estimación de la edad es igual o superior a la de la propia LCC.

Un frente de onda de una supernova se mueve típicamente a una velocidad de unas pocas decenas de pc cada millón de años¹. Por tanto, sería posible que una supernova en LCC hace unos $9-11$ Myr hubiera desencadenado la formación estelar, entre 1 y 3 Myr más tarde, en pequeñas nubes moleculares situadas a distancias de entre 15 y 75 pc del centro de LCC, que dieron lugar al cúmulo de η Cha y a las asociaciones de ϵ Cha y extensa de R CrA. Suponiendo que las primeras supernovas de LCC estallaron cuando la asociación tenía entre 3 y 5 Myr, este escenario sólo sería posible con una edad para LCC de al menos 12 Myr. Esto no supone ningún problema, ya que las edades estimadas para LCC en la literatura van desde $11-12$ Myr hasta $16-20$ Myr. De esta manera, si una única supernova pudiera explicar este brote de formación estelar hace $\sim 8.5-9$ Myr, fijaríamos ésta como la edad para η Cha, ϵ Cha y R CrA. Recordamos que las edades de estas asociaciones publicadas en la literatura son de $5-15$, $\lesssim 10$ y $10-15$ Myr, respectivamente. Por tanto, pudiera ser que todas ellas se formasen simultáneamente hace $\sim 8.5-9$ Myr, cuando sus trayectorias marcaban un mínimo de distancia a LCC, debido a una supernova localizada en esta asociación. De hecho, esta misma supernova podría haber provocado la formación de la asociación de TW Hya, cuya estimación de la edad es de precisamente ~ 8 Myr. En aquel momento, como hemos dicho, TW Hya se situaba a unos 45 pc de LCC, plenamente compatible con la distancia típica a la que un frente producido por una

¹El frente de onda de una supernova típica, tras frenarse fuertemente en los primeros $3-5$ pc de recorrido, se mueve a unos $\sim 15-45$ km s⁻¹ cuando se sitúa a una distancia de $\sim 10-100$ pc del lugar de la explosión de supernova (ver Vanhala y Cameron 1998, y Preibisch et al. 2002). Una velocidad de 30 km s⁻¹ equivale a 30.7 pc Myr⁻¹.

supernova puede desencadenar la formación estelar en una nube molecular pequeña. Hemos de reconocer, no obstante, que no necesariamente una única supernova de LCC tuvo que ser la responsable de la formación de estas cuatro asociaciones, ya que el ritmo de explosión de supernovas en LCC ha tenido que ser de $\sim 0.5 \text{ Myr}^{-1}$ y, por tanto, es posible que 2-3 supernovas en el intervalo $-8 \lesssim t \lesssim -10 \text{ Myr}$ desencadenaran la formación estelar que dio lugar a las asociaciones citadas. En todo caso, lo que sí queda claro es que estas asociaciones no se formaron en LCC para luego ser expulsadas, sino que directamente se originaron en regiones del espacio separadas de LCC, que debían ocupar pequeñas nubes moleculares que poco después se dispersaron gracias a los vientos estelares de las propias estrellas de las asociaciones recién formadas y/o los frentes de choque de posteriores supernovas de LCC. Por tanto, según nuestros resultados, nos encontraríamos en un escenario de formación estelar como el propuesto por Feigelson (1996), y no como el planteado por Sterzik y Durisen (1995). Estos últimos autores realizaron simulaciones numéricas para poder explicar la presencia de halos de estrellas T Tau aisladas alrededor de las regiones de formación estelar. Según estas simulaciones, un número significativo de estrellas eran expulsadas de las regiones de formación en el momento de su nacimiento a velocidades suficientemente elevadas como para poder alejarse unas decenas de pc en unos pocos millones de años. En cambio, Feigelson (1996) propuso otro escenario para la formación, no sólo de estos halos de estrellas T Tau alrededor de regiones de formación estelar, sino también de otras estrellas muy jóvenes que se encontraban completamente aisladas. Sin descartar que algunas estrellas de los halos anteriormente mencionados puedan provenir de las regiones de formación estelar, Feigelson propuso que las estrellas T Tau aisladas se habrían formado en pequeñas nubes de corta duración y rápido movimiento. El gas sobrante en estas nubes tras el proceso de formación estelar habría sido rápidamente dispersado por el viento estelar de las recién nacidas estrellas, de manera que en la actualidad no sería observable, dando la apariencia de que las estrellas se han formado alejadas de cualquier región de formación estelar. Como decimos, según nuestros resultados, para la mayoría de las asociaciones locales jóvenes que estamos tratando, nos encontraríamos en este segundo escenario. El caso del sistema de HD 141569 podría entrar o no en este esquema, ya que la distancia a LCC en el intervalo de edades propuesto para el grupo (2-8 Myr) es de entre 88 y 116 pc, disminuyendo progresivamente conforme vamos atrás en el tiempo.

10.2.3. Las asociaciones locales y la Burbuja Local

Si comparamos la figura 10.14 con la figura 9.1, donde se representaba esquemáticamente la Burbuja Local (LB), podemos comprobar como las trayectorias de diversas asociaciones locales pasan prácticamente por el centro de la LB. En concreto, las trayectorias de los centros de las asociaciones de TW Hya, Tuc-Hor/GAYA y β Pic-Cap han pasado muy cerca del centro geométrico de la LB durante los últimos ~ 5 Myr. Por tanto, podríamos preguntarnos si la presencia de estas estrellas jóvenes en el interior de la LB puede tener algún tipo de relación con su origen y/o evolución.

Como hemos visto en la sección 9.1.3, la teoría más aceptada actualmente para explicar el origen de la LB es la que propone un escenario de formación a partir de la explosión de unas 2-3 supernovas, separadas unos pocos millones de años, y con la última hace unos 2-5 Myr, que pudiera recalentar en interior de la LB para poder explicar su temperatura actual. Smith y Cox (2001) encontraron que uno de los problemas de esta teoría era que la estimación de las posibilidades de que 2 ó 3 supernovas aisladas estallasen de manera casual en el entorno solar era de sólo 1 entre 30. Para intentar salvar este problema, Maíz-Apellániz (2001) propuso que las 2-3 supernovas que originaron la LB pudieron estallar en LCC, pero sus resultados se enfrentaban a ciertos problemas geométricos debido a la situación periférica de LCC respecto de la LB. Berghöfer y Breitschwerdt (2002) propusieron que las supernovas provenían del grupo móvil B1 encontrado por Asiain et al. (1999), y formado por 33 estrellas de tipos espectrales B, A y F. Sin embargo, la distancia media de sus miembros es de ~ 135 pc y la trayectoria hacia atrás en el tiempo del grupo B1 transcurre por zonas muy periféricas de la LB (de hecho, el grupo B1 está formado por estrellas del complejo de Sco-Cen). Los problemas geométricos a los que se enfrentan estos dos trabajos podrían ser salvados si considerásemos que una o varias supernovas recientes han estallado en las asociaciones jóvenes locales. Si embargo, hemos de estudiar cuál es el contenido estelar de éstas para ver si esto es plausible.

En la tabla 10.3 presentamos la distribución en tipos espectrales de los miembros conocidos de todas las asociaciones locales. Como vemos, todas las asociaciones, excepto TW Hya y β Pic-Cap, contienen estrellas de tipo espectral B (13 estrellas, sobre un total de 223 miembros). De éstas, sólo una es candidata a estallar como supernova de Tipo II en un futuro: α Pav, una estrella de tipo espectral B2IV, perteneciente a la asociación de Tuc-Hor/GAYA. Según Straižys y Kuriliene (1981)

la masa de esta estrella es de $\sim 8.2 M_{\odot}$, en el límite inferior de masa de las estrellas que acaban sus días como supernova de Tipo II (ver Weiler y Sramek 1988). Otra estrella de esta misma asociación, α Eri, tiene un tipo espectral B3Vpe, justo al límite del esperado para una estrella con masa suficiente para poder estallar como supernova (aunque la masa estimada por Levenhagen y Leister 2004 para esta estrella, $5.7 \pm 0.4 M_{\odot}$, parece insuficiente). Tuc-Hor/GAYA tiene otras 3 estrellas de tipo espectral B5-B9. En este mismo rango de tipos espectrales, la asociación extensa de R CrA tiene 5 miembros, mientras que ϵ Cha, η Cha y HD 141569 tienen cada una de ellas 1 miembro.

Como no conocemos de manera precisa la masa de las estrellas que forman parte de las asociaciones jóvenes locales, no podemos hacer una estimación, a partir de una función inicial de masa, del número de estrellas de tipo espectral más temprano que B2.5 que podrían haber albergado. Sin embargo, el hecho de que actualmente se observe una candidata a estallar como supernova, y más de una decena de estrellas de tipos espectrales B5-B9, nos permite afirmar que es posible que alguna de estas asociaciones haya albergado una supernova en el pasado reciente (los últimos 10 Myr). Como ya comentamos en el capítulo 9, hay evidencias directas de la explosión de una supernova a una distancia de ~ 30 pc hace ~ 5 Myr. Dadas las trayectorias hacia atrás en el tiempo para las asociaciones de Sco-Cen que hemos calculado, es difícil pensar que esta supernova pudiera generarse en una de ellas, ya que ni siquiera LCC se ha acercado tanto en el pasado a la posición del Sol. Por tanto, diversas piezas de un mismo puzzle parecen apoyar la existencia de una explosión de supernova en la vecindad solar más cercana (~ 30 pc) hace ~ 5 Myr, a partir de una estrella progenitora perteneciente a una de las asociaciones jóvenes locales, probablemente Tuc-Hor/GAYA o la asociación extensa de R CrA (ya que son las que en la actualidad muestran un mayor contenido de estrellas de tipo espectral B). Esta supernova reciente y cercana habría sido la responsable del recalentamiento del gas de la LB necesario para poder registrar en el presente las temperaturas observadas de la radiación difusa de rayos X blandos. La cuestión de si esta supernova fue la responsable no únicamente del recalentamiento, sino también del origen de la LB, es más difícil de concretar. Esto es debido a que los estudiosos de la LB todavía no han llegado a un acuerdo total (ver sección 9.1.3) en el número de supernovas necesarias para formar la cavidad local, pudiendo ir desde una única supernova (poco probable) hasta 10 ó 20 (según se aboga en trabajos recientes). Caso de que una única supernova fuera suficiente, la nuestra sería la mejor candidata, ya que se situaría prácticamente en el centro geométrico de la LB, explicando sin muchas

Tabla 10.3: Tipos espectrales de los miembros de las asociaciones de estrellas jóvenes de la sección 9.2.

Asociación	B2-B4	B5-B9	A0-A4	A5-A9	F0-F4	F5-F9	G0-G4	G5-G9	K0-K4	K5-K9	M0-M2	M3-M5	M6-M9	?	Total
TW Hya			1					1	2	6	17	3	2	7	39
Tuc-Hor/GAYA	2	3	5	2	4	9	2	5	8	4	2	2		4	52
β Pic-Cap			3	2	2	5	2		3	4	4	6	1	1	33
ϵ Cha		1	1	1		1		1	5		4	1		1	16
η Cha		1		3					3		4	8			19
HD 141569		1	2								1	1			5
Ext. R CrA		5		1	1	1	1	4	14	7	8	15	1	1	59
Total	2	11	12	9	7	16	5	11	35	21	40	36	4	14	223

dificultades su estructura espacial actual. Si fueron necesarias más de una supernova, nos podríamos preguntar sobre las posibilidades de que una segunda supernova hubiera sido generada por las asociaciones jóvenes locales, o bien deberíamos recurrir a alguna estrella de la periferia de LCC. En este caso, la progenitora debería haberse situado relativamente cercana a la posición actual del Sol (a una distancia de unos 30-50 pc), y su explosión como supernova habría generado una primera cavidad local, modelada con posterioridad por la supernova propuesta en este trabajo.

10.2.4. La historia de la formación estelar más reciente en el entorno solar

Para completar el escenario esbozado en la sección anterior, deberíamos estudiar el origen de las asociaciones de Sco-Cen, lo que nos completaría la historia de la formación estelar en el entorno solar más cercano (~ 150 pc) durante los últimos ~ 15 -20 Myr. Para ello, es interesante hacer un rápido repaso de las estructuras presentes en los alrededores del complejo de Sco-Cen y que pudieran estar relacionadas con él.

Clásicamente se ha considerado que el gas asociado con el complejo de Sco-Cen era parte del denominado *Anillo de Lindblad*, una estructura toroidal de HI y nubes moleculares en expansión (Lindblad 1967) perteneciente al Cinturón de Gould (ver parte III de este trabajo). Las dimensiones de este Anillo elíptico serían de unos 160 x 330 pc, con su centro a una distancia de unos 140 pc en la dirección $l \sim 150^\circ$ (Lindblad et al. 1973). Formando parte de este Anillo también se encontrarían, más hacia el Este que Sco-Cen, las nubes de Lupus y ρ Oph, y el denominado *Aquila Rift*.

El complejo de nubes de Lupus se sitúa en la región comprendida entre $335^\circ \lesssim l \lesssim 341^\circ$ y $7^\circ \lesssim b \lesssim 17^\circ$, a una distancia de unos 200 pc, y tiene una masa de unas $3 \cdot 10^4 M_\odot$ (Murphy, Cohen y May 1986). La edad de sus estrellas, fundamentalmente de tipo espectral M, se estima en unos 3 Myr (Hugues et al. 1994). El complejo de ρ Oph es una nube compacta ($\sim 20'$ de diámetro) situada a una distancia de unos 160 pc, en la dirección $(l, b) \sim (354^\circ, 16^\circ)$, y que tendría una masa mayor que $2 \cdot 10^3 M_\odot$ (ver revisión en Klose 1986). Estudios más recientes cifran su contenido estelar en unas 100 estrellas de baja masa, con edades inferiores a 1 Myr (Luhman y Rieke 1999). Por otro lado, el *Aquila Rift* es un complejo de nubes moleculares que se extiende en la región comprendida por $18^\circ \lesssim l \lesssim 45^\circ$ y $-6^\circ \lesssim b \lesssim 14^\circ$ (ver, por

ejemplo, Dame y Thaddeus 1985). La zona más cercana al Sol de este complejo parece situarse a unos 225 ± 55 pc, mientras que el grosor del sistema de nubes se estima en unos 80 pc. La masa total del complejo se ha estimado recientemente en unas $2.7 \cdot 10^5 M_{\odot}$ (Straizys, Černis y Bartašiūtė 2003).

La suma de todos estos complejos moleculares es una estructura alargada unos 120° en longitud, que se extiende desde la región de Vela hasta el *Aquila Rift*. Sartori, Lépine y Dias (2003) han discutido recientemente diferentes escenarios de formación estelar para esta región. Nosotros los repasamos a continuación, ampliando el estudio en varios de ellos y aportando nuevos datos y conclusiones:

- **El modelo de formación estelar secuencial**

El modelo de formación estelar secuencial fue formulado por Blaauw (1964a, 1991) y propone que la formación estelar comienza en un extremo de una nube molecular gigante, y se propaga a regiones vecinas gracias a los vientos estelares y explosiones de supernova. Una variación de este modelo fue utilizada por Preibisch y Zinnecker (1999) para explicar la historia de la formación estelar en las tres asociaciones de Sco-Cen. Aunque Blaauw no realizó ningún tipo de predicción cinemática, según Sartori, Lépine y Dias (2003) es de esperar que un proceso de formación estelar de este estilo se traduzca en campos de velocidades estelares con componentes radiales respecto de los diversos focos y subfocos de generación de estrellas, lo que no se correspondería con los resultados que hemos obtenido en esta sección. Sin embargo, el problema puede ser algo más complicado, ya que las velocidades de las estrellas recién formadas no sólo dependen de la velocidad y dirección del frente de choque que comprimió la nube molecular en la que nacieron. La cinemática de las nuevas estrellas también depende de la velocidad previa de esta nube molecular, que puede ser del mismo orden, o incluso superior, a la velocidad de la propia onda de choque. Por tanto, los sucesivos subfocos de formación estelar no tienen porqué originar grupos de estrellas con componentes radiales de la velocidad claramente identificables. En todo caso, en este modelo de formación estelar secuencial faltaría por explicar el origen del primer foco de formación estelar.

- **El modelo del Cinturón de Gould basado en un anillo de gas en expansión**

Hemos comentado arriba que el modelo clásico del Cinturón de Gould incluye toda esta región como parte del mismo (ver revisión en Pöppel 1997 y parte

II de esta memoria). La cinemática de diversos conjuntos de estrellas del CG observada en la actualidad parece compatible con un modelo de expansión como el del anillo de gas propuesto por Olano (1982), cuyo centro se situaba a 166 pc en la dirección $l \sim 131^\circ$. Sin embargo, el complejo de Sco-Cen es precisamente uno de los que plantean problemas dentro del marco de este modelo, ya que los movimientos propios observados no se ajustan a los previstos por éste. Además, como ya hemos visto, las órbitas que hemos calculado en esta sección alejan las estrellas de Sco-Cen de la región central del Cinturón de Gould, situada en las inmediaciones de la asociación de Cas-Tau. Sartori, Lépine y Dias (2003) exponen otros problemas del modelo, como el hecho de que la edad de las estrellas de Sco-Cen sea una fracción muy importante de la edad del CG estimada a partir de este modelo (30 Myr), a pesar de la posición alejada de Sco-Cen respecto del centro de expansión.

Otros modelos basados en un evento explosivo han sido propuestos y perfeccionados recientemente. Moreno, Alfaro y Franco (1999) estudiaron la evolución cinemática de una *supershell* en expansión y con formación estelar asociada, ajustándola a la distribución espacial y a la cinemática del gas del Cinturón de Gould. En las conclusiones de su trabajo, los autores hacen notar que el complejo de Sco-Cen se comporta como una estructura peculiar, ya que las propiedades cinemáticas tanto de las estrellas como del gas se desvían de manera significativa de las previstas por un modelo que considera únicamente una expansión simple. Estos mismos autores sugieren que esta discrepancia quizás podría desaparecer utilizando un modelo que incluyera tanto una *superbubble* en expansión como una colisión (los autores apuntan la posibilidad de una colisión con una nube de alta velocidad).

Más recientemente, Pöppel y Marronetti (2000) han propuesto otro modelo cuyo origen es un evento explosivo. Éste habría tenido lugar hace 35 Myr, a una distancia de 121 pc en la dirección $l = 140^\circ$, y a una altura respecto del plano galáctico de +35 pc. Los autores compararon las posiciones y velocidades de unas partículas de prueba eyectadas balísticamente desde el lugar de la explosión con las obtenidas para unas *nubes frías observadas*. Éstas fueron identificadas como picos en los perfiles residuales de HI del medio neutro frío derivados de las observaciones de HI de Pöppel, Marronetti y Benaglia (1994). Para obtener un mejor ajuste a las observaciones, los autores se ven en la necesidad de incluir tres *centros perturbadores isotrópicos*, que tengan en cuenta los procesos expansivos provocados por los vientos estelares y supernovas

de las grandes asociaciones OB de Sco-Cen y Ori OB1. En el modelo, estos centros perturbativos producen una aceleración radial durante un determinado intervalo de tiempo, que altera los movimientos balísticos de las partículas de prueba. Los autores destacan que de esta manera el modelo se hace consistente con las observaciones. No obstante, la comparación del modelo con la cinemática de las nubes frías observadas sólo tiene en cuenta las velocidades radiales (único dato cinemático conocido de estas últimas). Sin embargo, en el resto de modelos que incluyen un evento explosivo, las discrepancias con el complejo de Sco-Cen precisamente se encuentran en los movimientos propios.

■ Formación estelar a partir del impacto de nubes de alta velocidad

Lépine y Duvert (1994) propusieron que el impacto de una nube de alta velocidad (HVC, del inglés *High Velocity Cloud*) sobre el plano galáctico pudo formar el complejo de Sco-Cen y la nube de ρ Oph. El modelo prevé que las estrellas se muevan actualmente en la misma dirección que la HVC, y también unos gradientes de edad y velocidades estelares en esta misma dirección, que no se han observado.

Con anterioridad al trabajo de Lépine y Duvert (1994), los impactos de HVC sobre el plano galáctico también habían sido estudiados por Comerón y Torra (1992), que concluyeron que un impacto oblicuo de una nube de tamaño y dimensiones medianas, proveniente del Sur del plano galáctico, era capaz de formar el Cinturón de Gould como un conjunto, incluyendo las principales asociaciones OB que se observan en él (Comerón y Torra 1994; ver también Comerón 1992). De acuerdo con su modelo, el plano inclinado del CG es la región post-choque formada tras el impacto, que contiene material inestabilizado del disco galáctico. El tiempo característico de destrucción de la nube es de unos 10^7 años. Esta destrucción tiene lugar antes de que la HVC alcance el plano galáctico, a alturas desde unas pocas decenas de pc hasta los 500 pc, en función de las características de la nube. Tras el impacto, y para HVC lo suficientemente masivas, las simulaciones hidrodinámicas prevén una gran concentración de material frío a una distancia considerable del plano galáctico. Para Comerón y Torra esta concentración correspondería a la observada en la región de Orion-Monoceros, que es el complejo molecular más masivo del entorno solar y está situado a unos 180 pc por debajo del plano galáctico (el triple de la altura de escala del gas molecular en el disco de la Galaxia).

La asimetría existente en el CG entre las latitudes positivas y negativas sería

explicada en este modelo como debida a que la zona situada por encima del plano galáctico correspondería a las regiones más antiguas de la región post-choque, con una menor densidad. Según las simulaciones hidrodinámicas, para distancias de unos 100 pc respecto del plano galáctico, las perturbaciones cizalladas inestables adquieren tamaños característicos de unos 50 pc. Según los autores, son estas perturbaciones las que podrían formar complejos permanentes ligados como el de Sco-Cen, con tiempos de crecimiento de varias decenas de millones de años. Como vimos en la tabla 10.2, las alturas respecto del plano galáctico de las asociaciones OB de este complejo se sitúan en la actualidad entre los 10 pc (para LCC) y los 52 pc (para US). Según la figura 10.15, en el momento de formación de los complejos, estas alturas eran todavía menores (de unos 20 pc para UCL y LCC, por debajo del plano galáctico, y de unos 50 pc para US). A estas distancias respecto del plano galáctico, y según el modelo de Comerón y Torra, las perturbaciones cizalladas inestables en principio serían capaces de formar estos grandes complejos. No obstante, hemos de advertir en este punto que los resultados obtenidos por estos autores dependen fuertemente, como ellos mismos admiten, del acoplamiento entre las líneas de campo magnético y rotación galáctica. Las líneas de campo magnético frenan la rotación de las regiones inestables al contraerse, de manera que éstas pierden momento angular, que es transferido a sus alrededores a través del acoplamiento magnético. El efecto del campo magnético es especialmente importante en la determinación del tiempo característico de crecimiento de las perturbaciones. Mientras la rotación galáctica tiende a aumentarlo, el campo magnético lo hace disminuir. Sin embargo, estas conclusiones sólo son válidas para un campo magnético galáctico local como el supuesto por Comerón y Torra (de $3 \mu\text{G}$ en el plano galáctico). Por ejemplo, si el campo magnético fuera un orden de magnitud superior, su efecto sería *aumentar* el tiempo característico de crecimiento de las perturbaciones inestables. Es un ejemplo más de la complicada interacción existente entre campo magnético y rotación.

■ Procesos puramente aleatorios

Sartori, Lépine y Dias (2003) analizaron en detalle la posibilidad de formación estelar debida a procesos aleatorios. A partir de cálculos numéricos simples, estimaron la probabilidad de que se den tres brotes de formación estelar independientes, en regiones vecinas del espacio y en un intervalo temporal pequeño. El resultado fue que esta probabilidad era menor al 10% y, por tanto, todo parece indicar que este mecanismo no es muy probable en el caso estudiado.

■ **Formación estelar a partir del paso de un brazo espiral**

Finalmente, toda esta región se podría haber formado a partir de la interacción de la nube molecular que dio origen al complejo de Sco-Cen con la onda de choque de un brazo espiral de nuestra galaxia. En este caso, el problema radica en que, como hemos visto en la parte II de este trabajo, según la visión clásica de la estructura espiral de nuestra galaxia, el Sol se encuentra en una región interbrazo. Por tanto, según esta visión, no hay ninguna onda de choque espiral en nuestra vecindad capaz de desencadenar la formación estelar en nubes moleculares. Ésta ha sido la razón por la cual este escenario ha sido normalmente rechazado en el pasado. Sin embargo, los resultados que hemos obtenido en este trabajo (ver capítulo 6) a partir de las muestras de estrellas jóvenes y alejadas más completas existentes hasta la fecha, indican que el pozo de potencial del brazo de Sagittarius-Carina se encuentra relativamente cerca del Sol, a unos 230 pc de distancia en dirección del centro galáctico. Este hecho nos obliga a replantearnos este escenario con más detenimiento.

En la figura 10.17 mostramos las órbitas de las asociaciones jóvenes locales y de las asociaciones OB de Sco-Cen para $0 > t > -30$ Myr en un sistema de referencia galactocéntrico (X', Y') , que se mueve con una velocidad angular de rotación $\Omega = \Omega_p$, igual a la velocidad de rotación de los brazos espirales de la Galaxia (de manera que, en este sistema de referencia, los brazos espirales permanecen fijos). El valor hallado para este parámetro en este trabajo ($\Omega_p \sim 30 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$) ha sido presentado en el capítulo 6 de esta memoria. Como podemos ver en la figura 10.17, las órbitas de todas estas asociaciones tienden a concentrarse en una región con una fase de la estructura espiral $0^\circ \lesssim \psi \lesssim 10^\circ$, muy próxima al pozo de potencial espiral, situado en $\psi = 0^\circ$.

Según la teoría no lineal de las ondas de densidad espiral, el movimiento de la estructura espiral sobre el plano galáctico genera una onda de choque que se sitúa justo por delante del mínimo de potencial del brazo para regiones externas al círculo de corrotación (Roberts 1969; ver también Bertin y Lin 1996). En el caso de nuestra galaxia, no se sabe con exactitud cuál es el desplazamiento en fase entre la posición de la onda de choque y el pozo de potencial (ver, por ejemplo, Gittins y Clarke 2004). Para cuantificar esta diferencia de posición, habitualmente se define la función de desplazamiento $\Theta(R) = m(\theta_{oc} - \theta_{mp})$, donde m es el número de brazos espirales de la Galaxia, y θ_{oc} y θ_{mp} son la longitud galactocéntrica de la onda de choque y el mínimo de potencial del brazo a una distancia galactocéntrica R , respectivamente. Roberts (1969) en-

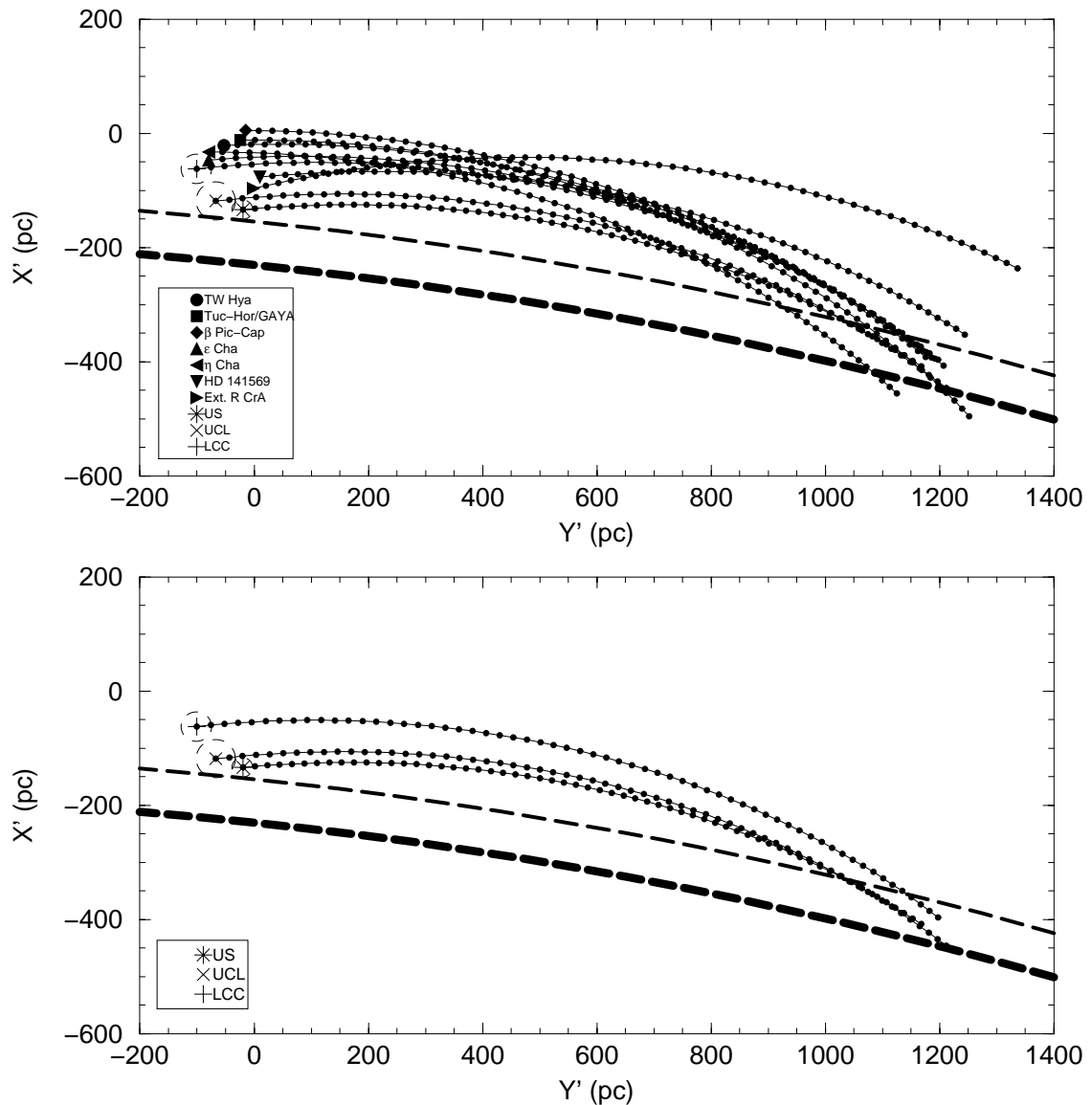


Figura 10.17: Órbitas hacia atrás en el tiempo en el plano galáctico (X' - Y') hasta $t = -30$ Myr de las asociaciones de estrellas jóvenes descritas en la sección 9.2 (ver también tabla 10.2) y de las tres asociaciones del complejo de Scorpius-Centaurus. Abajo sólo se muestran las órbitas de las tres últimas. A diferencia de la figura 10.14, en este caso las coordenadas galactocéntricas (X' , Y' ; el origen de X' ha sido desplazado para tener su cero en la posición del Sol) rotan con una velocidad angular constante e igual a la de giro de la estructura espiral de la galaxia ($\Omega_p = 30 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$; ver parte II), de manera que en este sistema de referencia los brazos espirales se mantienen inmóviles. Con un trazo discontinuo grueso marcamos la posición del pozo de potencial de la estructura espiral ($\psi = 0^\circ$) para el brazo espiral más cercano (brazo de Sagittarius-Carina, en un modelo de 2 brazos con una inclinación de -6°), según los resultados obtenidos en este trabajo (ver capítulo 6). También marcamos con otro trazo menos grueso la posición de la fase $\psi = 10^\circ$.

contró un valor pequeño, muy próximo a 0, para $\Theta(R)$. Sin embargo, Shu et al. (1972) obtuvieron $\Theta(R) = -72^\circ$, mientras que Yuan y Grosbøl (1981) adoptaron $\Theta(R) = -30^\circ$. Por tanto, parece claro que no hay un acuerdo en la determinación de este valor, aunque debe tener un valor absoluto de, como máximo, unas pocas decenas de grados. Cuando es alcanzado por la onda de choque, el gas del disco galáctico sufre una compresión en un factor $\sim 5-10$ en densidad. Por tanto, la onda de choque puede desencadenar el proceso de formación estelar si se encuentra a su paso con una nube molecular. El tiempo transcurrido entre el momento de la compresión del gas por la onda de choque y el nacimiento de las primeras estrellas puede ser de algunas (pocas) decenas de millones de años (Bertin y Lin 1996).

Cuando el gas alcanza a la onda de choque, la dirección del movimiento de aquel cambia de manera que, suponiendo que el choque es fuerte y suficientemente disipativo, la componente de la velocidad perpendicular al brazo se ve fuertemente reducida (ver, por ejemplo, Landau y Lifshitz 1982). Por tanto, tras la interacción con la onda de choque, el gas se mueve en una dirección prácticamente tangente al brazo espiral (ver figura 10.18). En función de si el choque se ha producido en la región interna o externa al círculo de corrotación, el vector velocidad del gas se inclina hacia el centro galáctico o en la dirección de alejamiento de éste, respectivamente.

Según nuestros resultados (ver capítulo 6), la velocidad de rotación de la estructura espiral de nuestra galaxia es $\Omega_p \sim 30 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$. Por tanto, el entorno solar se sitúa en una región externa al círculo de corrotación, donde la onda de densidad de la estructura espiral se desplaza más deprisa que el LSR ($\Omega_\odot = 25.9 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$), unos $4 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ (equivalente a unos 30-35 km s^{-1} , en función de la distancia galactocéntrica considerada), en dirección de la rotación galáctica. En este escenario, si la onda de choque de un brazo espiral alcanza a una nube molecular, la comprime, pudiendo desencadenar la formación estelar.

Este proceso es el propuesto por Sartori, Lépine y Dias (2003) para la formación del complejo de Sco-Cen. En su caso suponen que el Sol se sitúa en una región ligeramente *interna* al círculo de corrotación. En este caso, el gas y las estrellas que siguen el movimiento de rotación galáctica se desplazan más rápidamente que la onda de choque. Por tanto, el escenario que estos autores proponen es el que se muestra en la parte superior de la figura 10.18. En este caso, y respecto al sistema de referencia galactocéntrico que se mueve siguiendo a

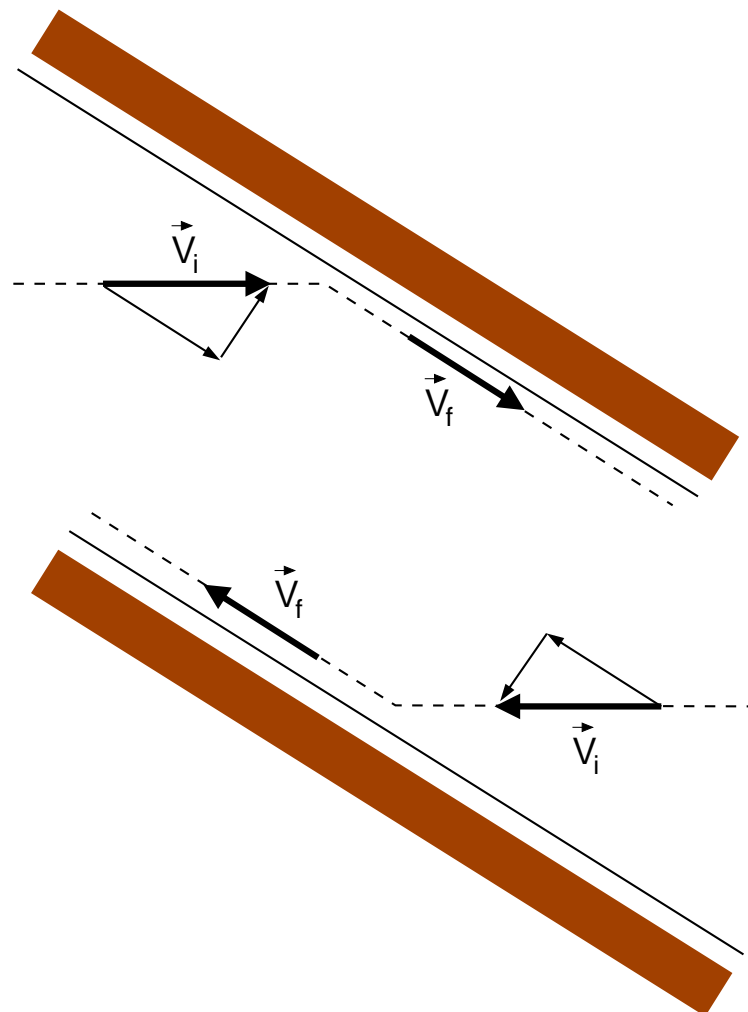


Figura 10.18: Representación esquemática de la variación del vector velocidad de una partícula de prueba cuando incide contra la onda de choque (línea continua), en las proximidades del centro de un brazo espiral (región sombreada). Se considera un sistema de referencia que mantiene inmóviles los brazos espirales. Arriba, cuando el suceso tiene lugar en regiones internas al círculo de corrotación. Abajo, en regiones externas a éste. Se puede observar que la partícula, que se movía con una velocidad inicial \vec{v}_i , conserva su componente paralela al brazo, mientras que prácticamente se anula la componente perpendicular, moviéndose con una velocidad final \vec{v}_f . En aras de la claridad, se ha exagerado el ángulo de inclinación de los brazos espirales.

los brazos espirales, el gas es frenado al alcanzar la onda de choque, pasando a moverse de manera prácticamente paralela al brazo espiral, en el sentido de aproximación del centro galáctico. Sin embargo, respecto del LSR, el gas comprimido y las nuevas estrellas que nacen a partir de él presentan velocidades dirigidas en el sentido contrario de la rotación galáctica y hacia el centro de la Galaxia. Ésta es precisamente la dirección de movimiento *actual* de las estrellas pertenecientes a Sco-Cen (ver, por ejemplo, figura 10.17). Sartori, Lépine y Dias (2003) argumentan que este hecho favorece su escenario de formación de Sco-Cen a partir del choque con un brazo espiral situado en una posición ligeramente interna al círculo de corrotación. No obstante, estos autores no consideran la variación en la orientación del vector velocidad de estas estrellas desde el momento de su nacimiento hasta la actualidad (ver, por ejemplo, figura 10.14).

A partir de las figuras 10.14 y 10.17 podemos comprobar como, de hecho, las asociaciones de Sco-Cen y las asociaciones locales jóvenes se movían en el momento de su nacimiento en dirección contraria al sentido de la rotación galáctica, *pero* en el sentido de alejamiento del centro galáctico. Este movimiento no es compatible con el esperado a partir de una interacción con un brazo espiral situado en una posición interna al círculo de corrotación y, por tanto, se contradice con el escenario propuesto por Sartori, Lépine y Dias (2003). Sin embargo, es perfectamente compatible con la velocidad esperada si el brazo se halla en una posición *externa* a este círculo (ver figura 10.18). El lugar de formación del complejo de Sco-Cen se situaría a una posición unos 400 pc más interna que el círculo solar (ver figura 10.17). En esa región, la diferencia de velocidades entre la onda de choque y la rotación galáctica es de unos $2 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ (ver figura 10.19), lo que supone una diferencia de velocidades en la dirección de la rotación galáctica de unos $12\text{-}13 \text{ km s}^{-1}$. Según simulaciones numéricas de colapsos de núcleos de nubes moleculares (Vanhala y Cameron 1998), una onda de choque de un brazo espiral puede desencadenar la formación estelar con velocidades relativas respecto del gas tan bajas como 10 km s^{-1} (aunque es más eficiente cuando las velocidades se sitúan entre $20\text{-}45 \text{ km s}^{-1}$) y, por tanto, este escenario es posible en nuestro caso. Además, y obviamente, la velocidad relativa entre la nube molecular y la onda de choque del brazo espiral dependerá de cuál era la velocidad inicial de la nube respecto de su RSR. Por tanto, a la diferencia de velocidades de $12\text{-}13 \text{ km s}^{-1}$ antes comentada, se le debería de sumar la diferencia de velocidades entre la nube

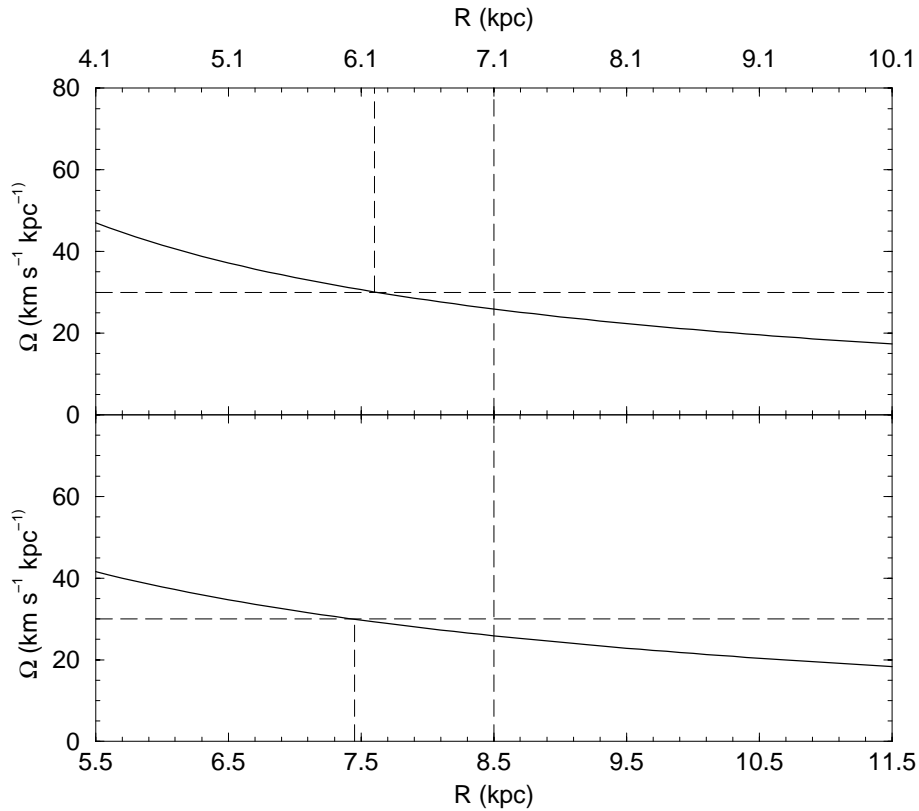


Figura 10.19: Curva de rotación galáctica para una distancia galactocéntrica del Sol de 7.1 kpc (arriba) y 8.5 kpc (abajo). La intersección de la curva de rotación galáctica Ω con la línea horizontal discontinua en $\Omega_p = 30 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ señala la posición del círculo de corrotación en cada caso (~ 6.2 y ~ 7.4 kpc, respectivamente; es decir, $R_\odot - R_{\text{cor}} \sim 1$ kpc en ambos casos). Comprobamos como para $R_\odot - R = 0.4$ kpc, $\Omega - \Omega_p \sim 2 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$.

y su RSR.

Con nuestro programa de cálculo de órbitas hemos determinado que, en el momento en que la nube molecular estaba generando las primeras protoestrellas de LCC y UCL (hace unos 16-20 Myr, según las últimas estimaciones aparecidas en la bibliografía), las componentes de la velocidad de la nube respecto de su RSR en el plano galáctico eran $(U, V)_{\text{RSR}} \sim (-20, -10) \text{ km s}^{-1}$. Este movimiento fue el resultante de la combinación del movimiento propio inicial de la nube y de la interacción con la onda de choque del brazo espiral sufrida hace unos 30 Myr. De esta manera, se podría explicar la velocidad actual observada para el complejo de Sco-Cen y, por tanto, es plausible que el

desencadenamiento de la formación estelar en toda esta región fuera realmente debido al impacto con la onda de choque del brazo espiral interno a la posición del Sol.

Tras este repaso a los posibles escenarios que han podido dar origen al complejo de Sco-Cen y a las asociaciones locales jóvenes, hemos comprobado que los dos que tienen más visos de realidad son la caída de una HVC y el paso de un brazo espiral (según los parámetros de la estructura espiral que determinamos en el capítulo 6) por la región del plano galáctico ocupada por la nube molecular que originó estas asociaciones. El modelo de la formación estelar secuencial también podría tener un papel destacado en el nacimiento de las asociaciones locales jóvenes, una vez desencadenado algún foco de formación estelar en la región por alguno de los dos mecanismos anteriores.

Si tomamos como hipótesis que el impacto con la onda de choque debida al potencial espiral fue el hecho que desencadenó el origen de la formación estelar que dio lugar al complejo de Sco-Cen, la historia de la formación estelar en el entorno solar más cercano durante los últimos millones de años se habría escrito como sigue. Hace unos 30 Myr, la nube molecular gigante progenitora de Sco-Cen se situaba en una posición del plano galáctico de coordenadas $(X', Y') \sim (-400, 1200)$ pc. La llegada del pozo de potencial del brazo espiral interno a la posición del Sol desencadenó la formación estelar en la región, a la vez que perturbaba el movimiento de la nube, que se empezó a desplazar con una velocidad dirigida en el sentido contrario a la rotación galáctica y de alejamiento del centro galáctico (justo el movimiento esperado tras una interacción con un brazo espiral para una posición externa al círculo de corrotación). Esta compresión debida al brazo no tuvo porqué desencadenar la formación estelar en toda la nube, sino quizás únicamente en aquellas regiones con una mayor densidad de gas. Esto sería favorecido por la baja velocidad relativa entre la onda de choque y el LSR (unos 12-13 km s⁻¹, como hemos visto). Las regiones en donde comenzase la formación estelar debieron ser las que posteriormente formaron las asociaciones de UCL y LCC, y probablemente la asociación de Tuc-Hor/GAYA, que nacieron prácticamente al mismo tiempo hace unos 16-20 Myr (si consideramos las edades más recientemente propuestas). Los vientos estelares de las primeras estrellas masivas comenzaron a presionar al gas de las regiones próximas, quizás produciendo su fragmentación en pequeñas nubes moleculares que se alejaron de las partes centrales de la gran nube molecular. Hace unos 9 Myr, una supernova de LCC pudo desencadenar la formación estelar en estas pequeñas nubes moleculares,

dando lugar a la mayor parte de las asociaciones locales, tal y como hemos visto en la sección 10.2.2. Los vientos estelares de las estrellas recién formadas rápidamente expulsaron todo el gas sobrante en estas pequeñas nubes (las *cloudlets* propuestas por Feigelson 1996), borrando por completo todo rastro de ellas y provocando que en la actualidad no observemos gas en estas regiones. Posteriormente, tal y como propusieron Preibisch y Zinnecker (1999), el frente de choque de una supernova de UCL habría desencadenado la formación estelar en US hace unos 6 Myr. Hace tan sólo 1.5 Myr, la estrella más masiva de US habría estallado como supernova y su frente de ondas estaría llegando en estos momentos a la nube molecular de ρ Oph, provocando allí el inicio del proceso de formación estelar.

De esta manera habríamos hallado un escenario coherente capaz de explicar la historia de la formación estelar reciente en el entorno solar más cercano.

10.3. Conclusiones del capítulo

En este capítulo hemos estudiado las trayectorias hacia atrás en el tiempo de las asociaciones locales de estrellas jóvenes y del complejo de Sco-Cen. La integración de las órbitas ha sido realizada a partir de las ecuaciones del movimiento, que incluyen un potencial galáctico realista que considera el bulbo, disco y halo galácticos, la estructura espiral y la barra central de la Galaxia. El estudio de las trayectorias hacia atrás en el tiempo de las asociaciones locales jóvenes nos ha permitido proponer un escenario para la historia de la formación estelar reciente en el entorno solar más cercano, así como la posible relación de estas asociaciones con el origen y/o evolución de la Burbuja Local.

Las principales conclusiones de este capítulo se pueden resumir en los siguientes puntos:

- En el entorno solar más cercano ($r < 100$ pc) hay un conjunto de asociaciones locales jóvenes ($\tau \lesssim 30$ Myr) que contienen estrellas de todos los tipos espectrales (excepto O), llegando a sumar más de 200 miembros conocidos hasta la fecha.
- La distribución espacial actual de estas estrellas se concentra en el tercer y cuarto cuadrantes galácticos, tanto por encima como por debajo del plano

galáctico. En concreto, las estrellas se encuentran distribuidas en la región definida por: $-80 \lesssim \xi' \lesssim 40$ pc, $-100 \lesssim \eta' \lesssim 30$ pc y $-60 \lesssim \zeta' \lesssim 80$ pc; es decir, un paralelepípedo con unas dimensiones de 120 x 130 x 140 pc.

- Las dispersiones espaciales de las diferentes asociaciones son de hasta unas pocas decenas de pc en las coordenadas ξ' y η' , y menores a 10 pc en la coordenada ζ' (excepto en un caso).
- Las componentes de la velocidad heliocéntrica de todas las asociaciones son muy parecidas, de $(U, V, W) \sim [-(9-12), -(17-21), -(3-10)]$ km s⁻¹ (excepto para la asociación extensa de R CrA y, quizás, el sistema de HD 141569). Estos valores son bastante cercanos a los obtenidos para las asociaciones del complejo de Sco-Cen: $(U, V, W) \sim [-(7-8), -(16-19), -(6-8)]$ km s⁻¹.
- Cuando se integran hacia atrás en el tiempo las órbitas de las estrellas individuales de cada asociación, se obtiene para todas ellas la máxima concentración espacial en instantes muy cercanos al presente ($t \gtrsim -5$ Myr). Por tanto, con los datos observacionales actuales no parece posible deducir una *edad cinemática* para estas asociaciones jóvenes.
- Las órbitas hacia atrás en el tiempo del centro de las asociaciones (posición y velocidad medias de las estrellas que forman la asociación) tienden a concentrarse (para $t \sim -20$ Myr) en una región del primer cuadrante galáctico, situada por encima del plano de la Galaxia, con unas dimensiones de unos 60 x 100 x 40 pc ($\xi' \times \eta' \times \zeta'$).
- En los instantes de formación de las asociaciones, teniendo en cuenta las determinaciones de la edad presentes en la literatura ($-15 \lesssim t \lesssim -2$ Myr para todas ellas, excepto Tuc-Hor/GAYA, que tiene una edad estimada de unos 20-30 Myr), éstas se situaban a distancias de entre 20 y 100 pc de las asociaciones de Sco-Cen (en concreto, de LCC). Por tanto, parece ser que las asociaciones locales no se formaron en el interior de la gran nube molecular que formó el complejo de Sco-Cen, para luego ser expulsadas, sino que se formaron en pequeñas nubes moleculares, cuyo material sobrante fue dispersado, hasta su total evaporación, por los vientos estelares de las recién formadas estrellas. Este escenario coincidiría con el modelo de *cloudlets* propuesto por Feigelson (1996) para la formación de estrellas poco masivas alejadas de regiones de formación estelar, en contraposición con el propuesto por Sterzik y

Durisen (1995), basado en la expulsión de estas estrellas de baja masa (tras su formación) de las grandes nubes moleculares.

- El proceso que desencadenó la formación estelar en las pequeñas nubes moleculares precursoras de las asociaciones locales (las *cloudlets* de Feigelson 1996) probablemente fue el estallido de una o varias supernovas en las asociaciones de Sco-Cen. Por geometría y contenido estelar, la candidata más natural a haber albergado las supernovas que iniciaron este proceso de formación es LCC, aunque no es descartable la posible contribución de alguna supernova de UCL.
- Las asociaciones locales jóvenes han podido tener una influencia decisiva en la historia de la Burbuja Local (LB). Estudiando la geometría de la LB, así como las órbitas hacia atrás en el tiempo y la componente estelar de las asociaciones locales, proponemos que probablemente una o dos supernovas generadas en estas asociaciones fueron las responsables del recalentamiento de la LB hace unos pocos millones de años. Este hecho parece verse reforzado por las pruebas de la existencia de una supernova muy cercana hace unos 5 Myr (Knie et al. 1999).
- Dadas las órbitas hacia atrás en el tiempo de las asociaciones locales jóvenes, probablemente las pequeñas nubes moleculares precursoras de éstas fueron expulsadas del complejo de Sco-Cen hace unos 30 Myr. Según indica la geometría y la cinemática del problema, la fragmentación y compresión de la gran nube molecular que dio origen al complejo de Sco-Cen y al citado conjunto de pequeñas nubes moleculares, pudo tener su origen en el impacto con el frente de onda asociado al brazo espiral interno (de Sagittarius-Carina). De ser este escenario correcto, se podría deducir que la existencia del complejo de Sco-Cen no se debe (al menos directamente) al Cinturón de Gould, lo que podría explicar las discrepancias a las que se enfrentan diversos modelos del CG cuando se comparan las predicciones cinemáticas con las observadas para esta región.

Una vez resumidas las principales conclusiones de este capítulo vemos como el descubrimiento en los últimos años de este conjunto de asociaciones locales jóvenes, junto con la utilización de unas herramientas adecuadas (principalmente, la integración de las órbitas hacia atrás en el tiempo), parece haber arrojado luz sobre diversos aspectos, aparentemente no relacionados. Como hemos visto, éstos abarcan

desde los mecanismos de formación estelar de las estrellas de baja masa alejadas de las grandes regiones de formación, hasta la historia reciente de la Burbuja Local, pasando por el origen del complejo estelar de Sco-Cen y su posible independencia del Cinturón de Gould. El posible descubrimiento, en los próximos años, de nuevos miembros de estas asociaciones, o incluso de alguna otra asociación, podrá ayudar a acabar de confirmar los resultados que hemos obtenido en este trabajo.