

UNIVERSITAT DE BARCELONA  
DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA

**Estructura espacial y cinemática  
de la componente estelar joven  
en el entorno solar**

*David Fernández Barba*



UNIVERSITAT DE BARCELONA

DEPARTAMENT D'ASTRONOMIA I METEOROLOGIA



Estructura espacial y cinemática  
de la componente estelar joven  
en el entorno solar

Memoria presentada por  
**David Fernández Barba**  
para optar al grado de  
Doctor en Física

Barcelona, 16 de diciembre de 2004



PROGRAMA DE DOCTORADO DE ASTRONOMÍA Y METEOROLOGÍA

BIENIO 1996–1998

Memoria presentada por **David Fernández Barba** para optar al  
grado de Doctor en Física

DIRECTORES DE LA TESIS

Dra. Francesca Figueras Siñol

Dr. Jordi Torra Roca



*A Montse*



# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. La Vía Láctea a lo largo de la Historia . . . . .	1
1.1.1. Los primeros modelos del sistema estelar basados en observaciones astrofísicas . . . . .	1
1.1.2. La astronomía galáctica a principios del siglo XX: descubrimiento de la rotación diferencial . . . . .	4
1.1.3. La estructura espiral de la Galaxia . . . . .	7
1.1.4. Irregularidades locales: el Cinturón de Gould . . . . .	9
1.2. Estudios recientes acerca de la estructura galáctica local . . . . .	10
1.3. Esquema de la memoria . . . . .	12

## I CATÁLOGOS DE ESTRELLAS

<b>2. Catálogo de estrellas O y B</b>	<b>19</b>
2.1. Distancias estelares . . . . .	20
2.2. Velocidades radiales estelares . . . . .	24
2.3. Edades estelares . . . . .	28
2.4. Muestras de trabajo . . . . .	30
<b>3. Catálogo de estrellas cefeidas</b>	<b>37</b>
3.1. Relaciones periodo-luminosidad . . . . .	38
3.1.1. Relación PL de Luri (2000): escala corta de distancias . . . . .	38
3.1.2. Relación PL de Feast, Pont y Whitelock (1998): escala larga de distancias . . . . .	40
3.2. Muestras de trabajo . . . . .	43

<b>LA ESTRUCTURA ESPIRAL DE LA</b>	
<b>GALAXIA EN EL ENTORNO SOLAR</b>	
<b>II</b>	
<b>4. Modelo cinemático de la Galaxia</b>	<b>51</b>
4.1. Coordenadas galácticas y galactocéntricas . . . . .	52
4.2. Movimiento peculiar del Sol . . . . .	54
4.3. Rotación de la Galaxia . . . . .	55
4.4. Cinemática asociada a los brazos espirales . . . . .	58
4.4.1. Teoría de las ondas de densidad . . . . .	60
4.4.2. Ecuaciones del modelo . . . . .	62
4.4.2.1. Morfología de los brazos espirales . . . . .	63
4.4.2.2. Ecuaciones básicas de la teoría de Lin y Shu . . . . .	65
4.4.2.3. Teoría asintótica de las ondas espirales altamente en- rolladas . . . . .	67
4.4.2.4. Respuesta del medio a una perturbación en forma de potencial espiral . . . . .	69
4.4.2.5. Campo de velocidades asociado a las ondas de den- sidad espirales . . . . .	71
4.4.2.6. Solución asintótica de la ecuación de Poisson . . . . .	73
4.4.2.7. La ecuación de dispersión . . . . .	74
4.4.2.8. Componentes del campo de velocidades generado por la onda de densidad . . . . .	75
4.5. Campo de velocidades en el modelo de galaxia propuesto . . . . .	79
4.5.1. Elección de los parámetros de la estructura galáctica . . . . .	80
4.5.1.1. La distancia galactocéntrica del Sol y la velocidad circular . . . . .	81
4.5.1.2. Número de brazos espirales de la Galaxia y su ángulo de inclinación . . . . .	83
4.6. Procedimiento de resolución de las ecuaciones de condición . . . . .	92
<b>5. Test del modelo: simulaciones</b>	<b>97</b>
5.1. Generación de las muestras simuladas . . . . .	98
5.2. Resultados y discusión . . . . .	102
5.2.1. Resultados para un modelo de la Galaxia con 2 brazos espirales	102
5.2.2. Resultados considerando posibles errores en la elección de los parámetros libres . . . . .	108

5.2.3. Conclusiones de las simulaciones . . . . . 110

**6. Parámetros de la estructura espiral de la Galaxia . . . . . 111**

6.1. Resultados para un modelo clásico de Galaxia . . . . . 111

6.2. Resultados incluyendo un término de expansión galáctica . . . . . 116

6.3. Discusión de los resultados . . . . . 119

6.3.1. La curva de rotación galáctica . . . . . 119

6.3.2. La estructura espiral de la Galaxia . . . . . 122

6.3.3. El término  $K$  . . . . . 127

**EL PRIMER KILOPARSEC:**

**III**

**EL CINTURÓN DE GOULD**

**7. Estructura espacial del Cinturón de Gould . . . . . 133**

7.1. Modelo para la determinación de la estructura espacial . . . . . 134

7.2. Simulaciones . . . . . 139

7.3. Resultados y discusión . . . . . 143

7.3.1. Parámetros de estructura del Cinturón de Gould . . . . . 143

7.3.2. La edad del Cinturón de Gould . . . . . 149

**8. Campo de velocidades de las estrellas jóvenes: cinemática del Cinturón de Gould . . . . . 151**

8.1. Modelo cinemático . . . . . 152

8.1.1. Procedimiento de resolución . . . . . 153

8.2. Simulaciones . . . . . 155

8.2.1. Generación de las muestras simuladas . . . . . 155

8.2.2. Resultados y discusión para las muestras simuladas . . . . . 157

8.3. Resultados y discusión . . . . . 161

8.3.1. Resoluciones para velocidades radiales, movimientos propios y solución combinada . . . . . 161

8.3.2. Dispersión cósmica de velocidades . . . . . 166

8.3.3. Visión global de la cinemática galáctica local a gran escala . . 168

8.3.4. Irregularidades locales: los efectos cinemáticos del Cinturón de Gould . . . . . 172

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

## IV

<b>9. El entorno solar más cercano: los primeros 100 pc</b>	<b>191</b>
9.1. El medio interestelar local: la Burbuja Local . . . . .	192
9.1.1. El descubrimiento de la Burbuja Local . . . . .	192
9.1.2. La visión actual de la Burbuja Local . . . . .	194
9.1.3. El origen de la Burbuja Local . . . . .	201
9.2. Asociaciones locales de estrellas jóvenes . . . . .	205
9.2.1. La asociación de TW Hya . . . . .	207
9.2.2. La asociación de Tucana-Horologium o gran asociación austral cercana y joven (GAYA) . . . . .	218
9.2.3. El grupo móvil de $\beta$ Pic-Capricornus . . . . .	223
9.2.4. La asociación de $\epsilon$ Cha . . . . .	229
9.2.5. El cúmulo de $\eta$ Cha . . . . .	233
9.2.6. El sistema HD 141569 . . . . .	240
9.2.7. La asociación extensa de R CrA . . . . .	243
9.2.8. La asociación de Piscis . . . . .	248
9.3. El complejo de Scorpius-Centaurus . . . . .	248
<b>10. Estructura cinemática de la componente estelar joven más cercana al Sol</b>	<b>255</b>
10.1. Integración de las órbitas de las estrellas . . . . .	255
10.1.1. Coordenadas galactocéntricas y galácticas . . . . .	256
10.1.2. Velocidades . . . . .	259
10.1.2.1. Velocidad heliocéntrica en coordenadas cartesianas galácticas . . . . .	259
10.1.2.2. <i>Local Standard of Rest</i> (LSR) . . . . .	260
10.1.2.3. <i>Rotating Local Standard of Rest</i> (LSR <sub>R</sub> ) . . . . .	260
10.1.2.4. <i>Rotating Regional Standard of Rest</i> (RSR) . . . . .	261
10.1.3. Ecuaciones del movimiento . . . . .	262
10.1.4. Integración de las ecuaciones del movimiento . . . . .	264
10.1.5. Contribuciones de la estructura espiral y la barra de la Galaxia	266
10.2. Cinemática de las estrellas jóvenes más cercanas al Sol . . . . .	270

10.2.1. Distribuciones espacial y cinemática . . . . .	270
10.2.2. Órbitas hacia atrás en el tiempo: el origen de las asociaciones locales . . . . .	276
10.2.3. Las asociaciones locales y la Burbuja Local . . . . .	292
10.2.4. La historia de la formación estelar más reciente en el entorno solar . . . . .	295
10.3. Conclusiones del capítulo . . . . .	307

**V CONCLUSIONES Y BIBLIOGRAFÍA**

<b>11. Resumen de la memoria y conclusiones</b>	<b>313</b>
11.1. Resumen de la memoria . . . . .	313
11.2. Conclusiones . . . . .	318
<b>12. Referencias bibliográficas</b>	<b>325</b>

**VI APÉNDICES**

<b>A. Construcción y contenido del catálogo de estrellas O y B</b>	<b>355</b>
A.1. Construcción del catálogo . . . . .	355
A.1.1. Fuentes para las velocidades radiales . . . . .	356
A.1.2. Fuente para la fotometría Strömngren . . . . .	356
A.1.3. Cálculo de parámetros físicos: distancias y edades . . . . .	358
A.2. Construcción de las muestras de estrellas O y B para el estudio cine- mático . . . . .	360
A.2.1. Eliminación de estrellas por peculiaridades fotométricas . . . . .	361
A.2.2. Elección de la distancia considerada . . . . .	361
A.2.3. Muestras de estrellas con velocidad radial y con velocidad tan- gencial . . . . .	362
A.2.4. Límites de completitud . . . . .	364
A.2.5. Distribuciones espaciales . . . . .	364
A.2.6. Distribuciones de velocidades . . . . .	372
A.3. Contenido del catálogo de estrellas O y B . . . . .	379
<b>B. Contenido del catálogo de estrellas cefeidas</b>	<b>393</b>



# 1 Introducción

## 1.1. La Vía Láctea a lo largo de la Historia

Desde la antigüedad, las características más evidentes de las estrellas han sido su posición en el cielo y su brillo aparente. Tanto es así, que los antiguos astrónomos dividieron el cielo en aproximadamente 100 constelaciones, basándose en las distribuciones sobre la esfera celeste de los astros más brillantes. De entre todos los antiguos astrónomos dedicados a esta labor, destaca la figura de Hiparco de Nicea (194-120 a.C.). En su *Catálogo de las estrellas fijas* describió la forma de las constelaciones y enumeró alrededor de 850 estrellas, dando para cada una de ellas sus coordenadas eclípticas. Las precisas mediciones de estas coordenadas le permitieron descubrir la precesión de los equinoccios (hacia el 128 a.C.), por comparación de sus coordenadas con las medidas por Timocárides hacia el 295 a.C.

### 1.1.1. Los primeros modelos del sistema estelar basados en observaciones astrofísicas

Sin embargo, no fue hasta finales del siglo XVIII cuando se proyectó por primera vez un estudio consistente en determinar la posición y la distribución espacial de las estrellas. William Herschel (1738-1822) llamó a este proyecto la *Construcción de los cielos*, que contrastaba con las especulaciones acerca de la naturaleza del Universo realizadas por Thomas Wright, Immanuel Kant y Johann Lambert entre 1750 y 1761. Estos modelos no se basaban en las posiciones y brillos estelares, sino en la idea de la existencia de una pluralidad de mundos. Por contra, William Herschel tuvo claro desde un primer momento que su proyecto sólo era posible a partir de la determinación de "la posición real de cada objeto celeste en el espacio" (Herschel

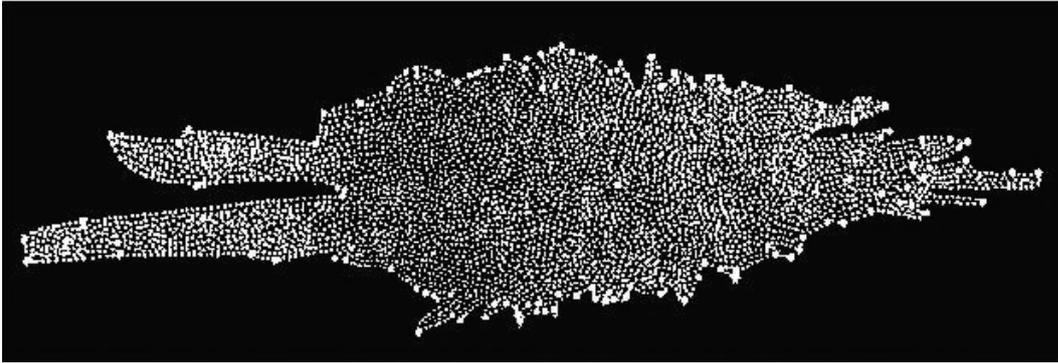


Figura 1.1: Representación de la Vía Láctea realizada por William Herschel (1785).

1811). Su incapacidad para medir las distancias a las estrellas le llevó a suponer que éstas eran inversamente proporcionales al brillo de la estrella. Además, también supuso que las estrellas estaban distribuidas cuasi uniformemente en el espacio, y que sus telescopios podían alcanzar los límites del sistema estelar. A partir de estos supuestos, y tras el recuento del número de estrellas presentes en unas determinadas zonas del cielo, Herschel produjo una representación tridimensional de su modelo del sistema estelar (Herschel 1785; ver figura 1.1), que es la primera representación de la Galaxia basada en observaciones astrofísicas de la Historia. Este modelo ya mostraba una clara concentración estelar hacia la Vía Láctea, sugiriendo que sus estrellas forman un sistema con forma de plano. Apenas dos años antes de la publicación de este modelo, en 1783, Herschel fue el primer astrónomo que calculó la dirección hacia la que se movía el Sol (conocida como *ápeX solar*), a partir de los movimientos propios de un conjunto de estrellas. Los primeros movimientos propios estelares habían sido medidos unos 70 años antes por Edmond Halley (1656-1742); en concreto, Halley detectó el movimiento propio en latitud galáctica de tres estrellas (Halley 1717-1719).

El problema del cálculo de las distancias estelares comenzó a resolverse –aunque muy lentamente– a partir de 1838, año de la determinación de la primera paralaje estelar. Friedrich G. W. Struve (1784-1846) utilizó la estrella 61 Cygni, conocida ya entonces por su inusualmente elevado movimiento propio, para esta primera medición exitosa de la paralaje trigonométrica de una estrella. A partir de aquel momento se comenzaron a elaborar diversos catálogos con información astrofísica relevante, como el catálogo de Piazzini (1814), la reducción efectuada por Bessel del catálogo de 3000 estrellas de J. Bradley (1818), el catálogo para la búsqueda de asteroides de K.L. Harding (1822), el atlas de estrellas visibles a simple vista de F.W.A. Arge-

lander (1843) y la reducción de las 32000 estrellas de la zona de Bessel realizada por M. Weisse (1846). En 1847, Struve realiza un análisis a partir de los catálogos de Bessel-Weisse y Argelander, del que deriva que el máximo de densidad numérica estelar tiende a estar asimétricamente distribuido alrededor del ecuador celeste. Esto le lleva a sugerir que el Sol no ocupa una posición central en el sistema estelar –como era norma creer hasta entonces– sino que se halla sobre el ecuador galáctico. De este estudio también se deducía la imposibilidad de mantener simultáneamente dos de las hipótesis de Herschel: la uniformidad en la distribución espacial de las estrellas, y su igual brillo. Para solventar este problema, Struve sugirió la idea de la existencia de la absorción interestelar, que había sido propuesta anteriormente por H.W.M. Olbers (1758-1840). J.E. Encke (1791-1865) se percató de que el sistema estelar propuesto por Struve implicaba que las estrellas no estaban uniformemente distribuidas en el espacio –aunque sí lo estaban aproximadamente sobre el plano de la Vía Láctea–, que la densidad estelar decrecía rápidamente en la dirección perpendicular al plano del sistema estelar –se podía considerar que las estrellas se distribuían uniformemente sobre planos paralelos al plano de la Vía Láctea– y que el brillo de las estrellas era una medida muy ruda de su distancia.

Durante estos mismos años, el hijo de William Herschel, John Herschel, se dedicó a examinar con detalle la nebulosa M51, y llegó a la conclusión de que su estructura se basaba en una región central brillante rodeada de un anillo de estrellas. Herschel propugnaba que nuestro sistema estelar era similar a M51, alejándose de las ideas de su padre. Otro trabajo muy interesante realizado por John Herschel fue la observación sistemática del hemisferio austral desde el cabo de Buena Esperanza, que llevó a cabo entre 1834 y 1838. Por ejemplo, Herschel fue el primer astrónomo en percatarse del agrupamiento de los cúmulos globulares hacia la región de Sagittarius. Las observaciones desde el Cabo constituyeron la base de su cosmología, que tenía como principios fundamentales que las estrellas más brillantes eran las más cercanas al Sol, que las estrellas se distribuían sobre el plano del sistema estelar, decreciendo su densidad de forma muy rápida en direcciones perpendiculares a este plano, y que la vecindad solar estaba muy desprovista de estrellas.

En 1845 Lord Rosse observó la nebulosa M51 a través de su telescopio *Leviatán* (ver figura 1.2), que con sus 1.8 m de diámetro era el mayor del mundo en aquellos momentos. El astrónomo irlandés fue el primer observador que se percató de la estructura espiral de esta galaxia, lo cual quedó plasmado en diversos dibujos (ver figura 1.3). Rosse y sus colegas afirmaron haber resuelto en estrellas M51, así como



Figura 1.2: Telescopio *Leviatán* de 1.8 m de diámetro, en una fotografía de finales del siglo XIX.

otras nebulosas. Sin embargo, en 1864 William Huggins (1824-1910) demostró, gracias a observaciones espectroscópicas, que algunas nebulosas eran gaseosas. Entonces se estableció un gran debate sobre la naturaleza de las nebulosas observadas en el firmamento. La aparición de una *nova* de mag. 6 en la nebulosa de Andromeda en 1885 hizo pensar, por comparación con las novae observadas en la Vía Láctea (como la aparecida pocos meses después en la constelación de Perseus), que las nebulosas pertenecían a nuestro sistema estelar. En concreto, diversos estudios situaron a la nebulosa de Andromeda a una distancia de tan sólo 2.5 kpc del Sol. Sin duda, las supernovas galácticas de Tycho, en 1572, y de Kepler, en 1604, eran dos casos muy particulares y lejanos en la memoria de la mayoría de astrónomos de aquella época.

### 1.1.2. La astronomía galáctica a principios del siglo XX: descubrimiento de la rotación diferencial

A finales del siglo XIX comienza la época de la astronomía estadística, con sus dos máximos exponentes: Jacobus C. Kapteyn (1851-1922) y Hugo von Seeliger



Figura 1.3: Dibujo de la galaxia M51 por Lord Rosse, observada a través del telescopio *Leviatán* en 1882.

(1849-1924). Los trabajos de ambos marcaron todo el primer cuarto del siglo XX. Dado que narrar todas sus aportaciones al campo de la astronomía galáctica nos supondría alargar en extremo esta introducción, remitimos al lector al libro de Paul (1993) y a Paul (1985). Sin embargo, no podemos pasar por alto el descubrimiento por parte de Kapteyn, en 1902, de dos *corrientes estelares* que parecían desplazarse en sentidos opuestos (publicado en Kapteyn 1905). En un principio se pensó que este efecto podía ser debido a la existencia de dos familias de estrellas con diferente comportamiento cinemático, pero hacia 1925 la mayoría de astrónomos se habían convencido de que la Galaxia rotaba de forma diferencial. Para este cambio de concepción fue fundamental el estudio de Harlow Shapley (1885-1972) sobre la distribución de 69 cúmulos globulares, que le llevó a afirmar en 1918 que el Sol estaba unos 15 kpc del centro de la Galaxia (Shapley 1918a, 1918b; ver figura 1.4). En 1925 Bertil Lindblad (1895-1965) anunció que el efecto de corriente estelar era explicable suponiendo a la Galaxia dividida en una serie de subsistemas, cada uno de los cuales tenía simetría rotacional alrededor de un eje común. Todos los subsistemas tenían la misma extensión ecuatorial, pero una velocidad de rotación diferente y, por tanto, un aplanamiento diferente. Este modelo explicaba la existencia de las

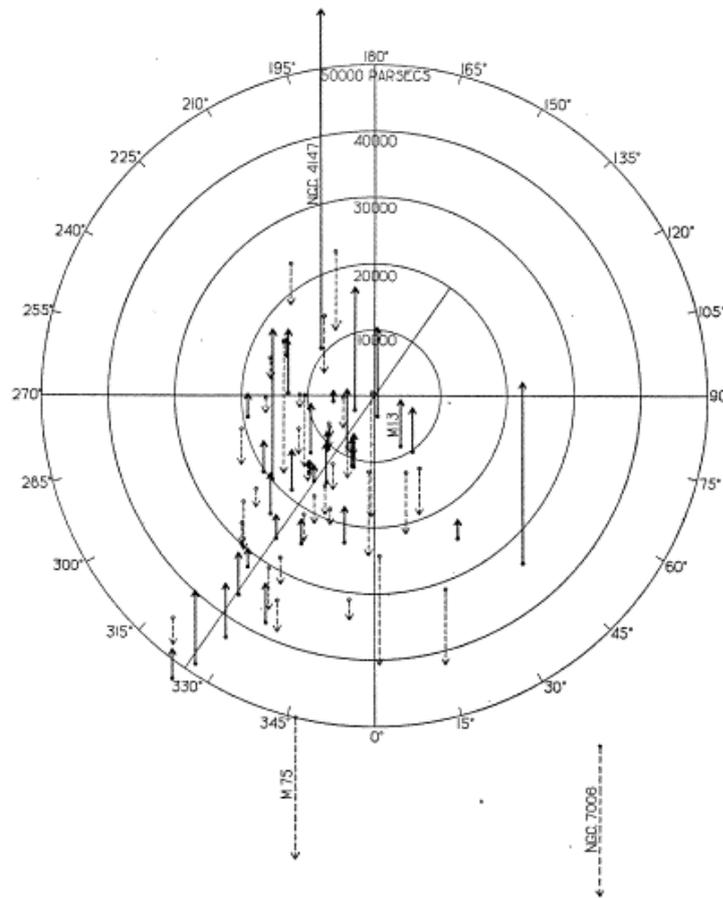


Figura 1.4: Distribución de los cúmulos globulares galácticos proyectada sobre el plano galáctico. El Sol se sitúa en el origen de coordenadas. Figura extraída de Shapley (1918b).

estrellas de alta velocidad, que no parecían pertenecer a ninguna de las dos corrientes estelares observadas. En 1927 Jan Oort (1900-1992) anunció haber encontrado evidencias observacionales favorables a la teoría de Lindblad: las velocidades radiales y los movimientos propios de las estrellas cercanas exhibían los pequeños pero apreciables efectos sistemáticos esperados para un sistema en rotación diferencial (ver figura 1.5). La coincidencia de la dirección del centro de rotación con la del centro del sistema de cúmulos globulares, detectada por Shapley, dispuso todas las dudas acerca de la nueva teoría. La única discrepancia era la distancia a este centro: si bien Shapley había estimado ésta en 15 kpc, las velocidades estelares indicaban una distancia de unos 6 kpc. El problema se solventó en gran medida cuando se introdujo el efecto de la absorción interestelar en el cálculo de la distancia al centro galáctico a partir de la distribución de cúmulos globulares.

BULLETIN OF THE ASTRONOMICAL INSTITUTES  
OF THE NETHERLANDS.

1927 April 14

Volume III.

No. 120.

COMMUNICATION FROM THE OBSERVATORY AT LEIDEN.

**Observational evidence confirming Lindblad's hypothesis of a rotation of the galactic system, by *J. H. Oort*.**

**1. Introduction.**

It is well known that the motions of the globular clusters and RR Lyrae variables differ considerably from those of the brighter stars in our neighbourhood. The former give evidence of a systematic drift of some 200 or 300 *km/sec* with respect to the bright stars, while their peculiar velocity averages about 80 *km/sec* in one component, which is nearly six times higher than the average velocity of the bright stars.

Because the globular clusters and the bright stars seem to possess rather accurately the same plane of symmetry, we are easily led to the assumption that there exists a connection between the two. But what is the nature of the connection?

members of a local cloud which is moving at fairly high speed inside a larger galactic system, of dimensions comparable to those of the globular cluster system. We must then postulate the existence of a number of similar clouds, in order to provide a gravitational potential which is sufficiently large to keep the globular clusters from dispersing into space too rapidly. The argument that we cannot observe these large masses outside the Kapteyn-system is not at all conclusive against the supposition. There are indications that enough dark matter exists to blot out all galactic starclouds beyond the limits of the Kapteyn-system \*).

LINDBLAD \*\*) has recently put forward an extremely

Figura 1.5: Fragmento de la primera página del artículo de Jan Oort de 1927, donde anunciaba el descubrimiento de evidencias observacionales de la teoría de rotación galáctica que había sido propuesta por Bertil Lindblad en 1925.

### 1.1.3. La estructura espiral de la Galaxia

Las observaciones de Edwin P. Hubble (1889-1953) desde Monte Palomar habían evidenciado que muchas de las supuestas *nebulosas* observadas en el firmamento eran en realidad sistemas estelares complejos similares al nuestro. Este descubrimiento acabó con una amplia controversia, que tuvo su punto álgido en el famoso debate entre Herber Curtis (1872-1942) y Harlow Shapley del 26 de abril de 1920. Muchas de estas galaxias presentaban brazos espirales, mientras que otras tenían una forma elíptica. Los estudios que acabaron con el descubrimiento de la naturaleza espiral de nuestra galaxia comenzaron en 1930-1940, utilizando métodos de recuento estelar. Sin embargo, no fue hasta 1951 cuando los trabajos con regiones HII de W.W. Morgan y colaboradores hicieron palpable la presencia de brazos espirales en el entorno solar (Morgan, Osterbrock y Sharpless 1952). Ese mismo año, el grupo de Harvard dirigido por Ewen y Purcell realizó la primera observación de la emisión a 21 cm de nuestra galaxia. El efecto Doppler observado en los perfiles de la línea de 21 cm permitió calcular la velocidad y la densidad del hidrógeno neutro a diferentes distancias. Los primeros mapas de la Galaxia obtenidos con esta técnica mostraban

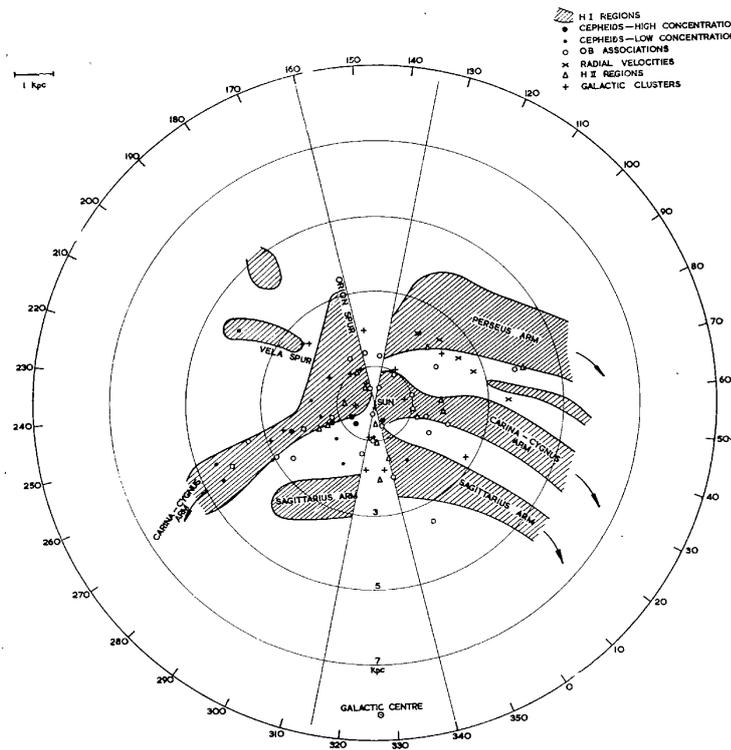


Figura 1.6: Estructura espiral de la Galaxia en el entorno solar a partir de observaciones en HI, mostrando también la distribución espacial de cefeidas, asociaciones OB, regiones HII y cúmulos abiertos. Figura extraída de Bok (1959).

con toda claridad los brazos espirales, extendiéndose a grandes distancias del Sol (ver, por ejemplo, Bok 1959; figura 1.6).

Los primeros modelos que intentaron explicar la estructura de brazos espirales observada en nuestra galaxia —y en muchas otras galaxias externas— se basaban en considerar que los brazos eran las regiones más densas del disco galáctico, conteniendo la mayoría de las estrellas, el gas y el polvo interestelar. Sin embargo, estos modelos se enfrentaban al dilema del enrollamiento: debido a la rotación diferencial de la Galaxia, la estructura espiral no podría mantenerse más que unos  $2 \cdot 10^8$  años. De ser esto así, observaríamos muy pocas galaxias espirales. Entre 1940 y 1962, B. Lindblad desarrolló una teoría según la cual la estructura espiral se podía generar a partir de una onda de densidad, provista de una velocidad angular de rotación constante, de igual manera que un sólido rígido (ver, por ejemplo, Lindblad 1962). Esta importante característica de las ondas de densidad resolvía el dilema del enrollamiento de forma natural. Sin embargo, diversos problemas (especialmente de

índole matemático) hicieron que esta teoría no fuera plenamente aceptada.

Este escenario cambió con los estudios de Lin y colaboradores durante el periodo 1964-1969. Su teoría prevé que, una vez formada la onda de densidad sobre el disco galáctico, aquella provoca un mínimo local en el campo gravitatorio de éste. Esta perturbación del campo gravitatorio modifica la velocidad de las estrellas, que se adapta a las nuevas condiciones del medio. La compresión del polvo y gas interestelar debido a la onda de densidad da lugar a la formación estelar en las regiones que en el óptico y en la banda radio se identifican como los brazos espirales. Si bien esta teoría no está exenta de problemas, actualmente es ampliamente aceptada por la mayoría de los astrónomos, siendo la herramienta más útil para el estudio de la estructura espiral de las galaxias.

#### 1.1.4. Irregularidades locales: el Cinturón de Gould

En paralelo a los estudios que tenían como objetivo la determinación de la estructura a gran escala de la Galaxia, también se dedicó gran atención a aquella región de nuestro sistema estelar que podemos observar con mayor facilidad: el entorno solar. John Herschel, desde el Cabo de Buena Esperanza, ya se había percatado en 1847 de la existencia de un conjunto de estrellas brillantes que describían un círculo máximo en el cielo inclinado respecto del ecuador galáctico. Este sistema era definido por las estrellas de la "brillante constelación de Orion, las estrellas brillantes de Canis Major, y prácticamente todas las estrellas más conspicuas de Argo [hoy día, Carina, Puppis y Vela] la Cruz, el Centauro, Lupus y Scorpio" (Herschel 1847). Tres décadas más tarde, Benjamin A. Gould se percataba de la misma circunstancia a partir de observaciones realizadas desde Argentina. Gould escribió que "Un cinturón o corriente de estrellas brillantes parece ceñir los cielos en un círculo máximo, que intersecta la Vía Láctea cerca de los puntos de su máxima declinación y forma con ella un ángulo de unos  $20^\circ$ " (Gould 1879). Gould realizó un detallado estudio de la distribución de las estrellas que formaban parte del Cinturón, que pasó a llevar su nombre. Posteriormente se ha comprobado que el Cinturón de Gould es la estructura más importante del entorno solar, con unas dimensiones de prácticamente 1 kpc de diámetro, y que incluye la mayor parte de las estrellas más jóvenes del entorno solar, así como nubes de polvo y gas.

## 1.2. Estudios recientes acerca de la estructura galáctica local

Es muy difícil resumir en unas pocas líneas la multitud trabajos, en los más diversos campos, que se han realizado durante las últimas décadas en el ámbito del estudio de estructura espacial y cinemática de la Galaxia. Por ello, nos limitaremos a un repaso muy superficial de los hechos más significativos que han tenido una gran influencia en el presente trabajo.

Las últimas décadas del siglo XX vinieron marcadas, en el estudio de la Galaxia en particular y en la astrofísica en general, por la ampliación de las ventanas observacionales a todo el espectro electromagnético, desde las ondas de radio hasta los rayos  $\gamma$  (ver figura 1.7). Este hecho ha sido posible gracias al lanzamiento de misiones astrofísicas espaciales, que han permitido la abertura de ventanas observacionales en la región del espectro de las altas energías, que son absorbidas por nuestra atmósfera.

Ya a finales de los años 60 del siglo XX, el lanzamiento de cohetes a la alta atmósfera había permitido descubrir un fondo difuso de rayos X blandos. El estudio de este fondo de rayos X llevó a la conclusión de que existía en el entorno solar más cercano una cavidad local, donde un plasma caliente había desplazado al hidrógeno neutro. Posteriormente, los observatorios de rayos X Einstein y ROSAT aportaron nuevos datos al respecto.

La misión ROSAT también permitió la observación de la emisión de rayos X de las estrellas de baja masa, que, entre otros muchos resultados, llevó a Guillout et al. (1998a, 1998b) a proponer que el Cinturón de Gould es una estructura más parecida a un disco que a un anillo.

Otra muy importante contribución al estudio de nuestra galaxia vino determinada por la misión astrométrica Hipparcos de la ESA. Dada la calidad sin precedentes de sus paralajes y movimientos propios, la publicación del catálogo Hipparcos (ESA 1997) supuso un antes y un después en los trabajos de la cinemática galáctica, entre otros muchos campos. Las calibraciones de distancias para diversas poblaciones de estrellas que se obtuvieron a partir de los datos Hipparcos se seguirán utilizando durante muchos años, probablemente hasta que la futura misión Gaia sea capaz de

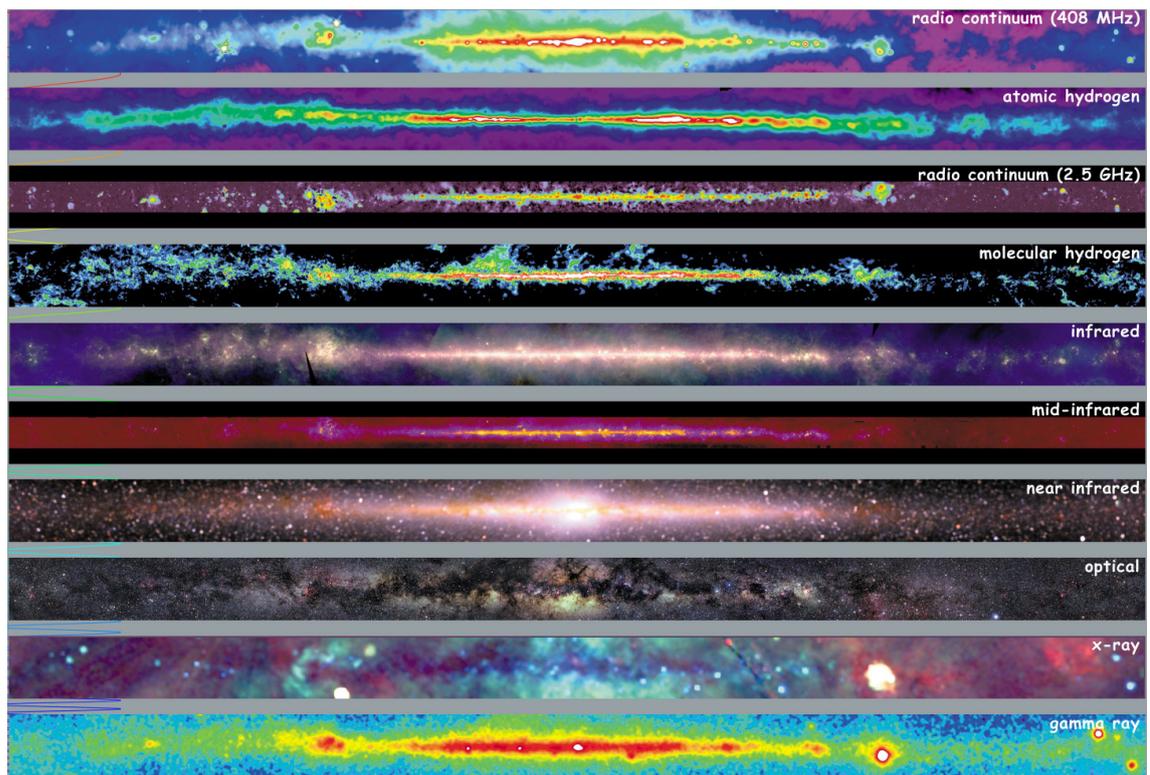


Figura 1.7: Visión multilongitud de onda de la Vía Láctea (NASA).

mejorarlas. Valiéndose de datos Hipparcos, por citar sólo algunos ejemplos (los más cercanos a este trabajo), se determinaron con una mayor precisión las constantes de Oort de la rotación galáctica a partir de la cinemática de las estrellas cefeidas (Feast y Whitelock 1997; Feast, Pont y Whitelock 1998), se estudió el sistema local de asociaciones OB (de Zeuuw et al. 1999), se obtuvieron nuevos e interesantes resultados acerca del Cinturón de Gould (ver, por ejemplo, Torra et al. 1997; Comerón 1999; Moreno, Alfaro y Franco 1999; Lindblad 2000) y se determinaron los parámetros cinemáticos de la estructura espiral de la Galaxia a partir de diferentes poblaciones de estrellas (ver, por ejemplo, Mishurov y Zenina 1999; Lépine, Mishurov y Dedikov 2001).

### 1.3. Esquema de la memoria

La presente memoria ha sido dividida en doce capítulos y dos apéndices, reunidos en un total de seis partes. La parte I está dedicada a la presentación de las muestras de estrellas que han sido construidas para su análisis espacial y cinemático. La primera de las muestras contiene estrellas de los tipos espectrales O y B (capítulo 2; ver también apéndice A), mientras que la segunda contiene estrellas variables cefeidas (capítulo 3 y apéndice B). Todas las estrellas de ambas muestras provienen del catálogo Hipparcos (ESA 1997).

En la parte II se obtienen los parámetros que definen, espacial y cinemáticamente, la estructura espiral de la Galaxia. En el capítulo 4 se expone el modelo de Galaxia propuesto, que incluye las contribuciones del movimiento solar, la rotación diferencial galáctica y la perturbación debida a la estructura espiral. Las simulaciones realizadas en el capítulo 5 nos permiten estudiar los sesgos y las incertidumbres en los parámetros cinemáticos calculados a partir de las muestras reales de estrellas. Finalmente, en el capítulo 6 exponemos nuestros resultados.

La parte III se ha dedicado a la principal estructura de estrellas jóvenes, gas y polvo del entorno solar: el Cinturón de Gould. Su estructura espacial y cinemática se estudia en los capítulos 7 y 8, respectivamente. En ambos casos se realizan simulaciones para una evaluación externa de los errores y para el estudio de la influencia de los posibles sesgos.

En la parte IV se estudia el entorno solar más cercano, definido como aquel

situado a menos de 100 pc del Sol. En el capítulo 9 se realiza una revisión de nuestros conocimientos actuales al respecto del medio interestelar local y la población estelar joven más cercana, dominada por la presencia de unas asociaciones locales de estrellas descubiertas durante los últimos años. En el capítulo 10 se estudia la cinemática de estas asociaciones, fundamentalmente a partir de la integración hacia atrás en el tiempo de sus órbitas. Esto nos permite proponer un escenario para narrar la historia de la formación estelar reciente en el entorno solar.

Finalmente, la parte V incluye el resumen de la memoria y conclusiones (capítulo 11) y las referencias bibliográficas (capítulo 12), mientras que la parte VI cierra esta memoria con los apéndices A y B, donde se detalla el contenido de los catálogos de estrellas O-B y cefeidas.



**Parte I**

**CATÁLOGOS DE ESTRELLAS**



*Nun halt'ich, was mich erhebt,  
der Mächtigen mächtigsten Herrn!*

*¡Ahora ya poseo lo que me alzaré  
como el más poderoso de los dioses!*

*Wotan en Das Rheingold*  
*Prólogo de Der Ring des Nibelungen*



## 2 Catálogo de estrellas O y B

La parte I de esta memoria estará dedicada a presentar el proceso de construcción de los dos catálogos de estrellas que serán utilizados para la determinación de la estructura espiral de la galaxia (parte II) y la estructura espacial y cinemática del Cinturón de Gould (parte III). En ambos casos, todas las estrellas proceden del catálogo Hipparcos (ESA 1997). En este capítulo presentamos el proceso de construcción y contenido del catálogo de estrellas de los tipos espectrales O y B, mientras que el capítulo siguiente estará dedicado al catálogo de estrellas variables cefeidas.

Nuestra muestra inicial de estrellas O y B (ver Fernández 1998 y el Apéndice A para más detalles) contiene 6922 estrellas de los tipos espectrales O y B (*Hipparcos Internal Proposal INCA060* completada con todas las estrellas O y B del *survey* de Hipparcos), de las cuales 5846 pertenecen al *survey* de Hipparcos. Los datos observacionales han sido obtenidos de las siguientes fuentes:

- Datos astrométricos del catálogo Hipparcos (ESA 1997): posiciones en coordenadas ecuatoriales, paralajes y movimientos propios, junto con sus errores estándar y las correlaciones existentes entre ellos. Dado el error estándar medio en la paralaje trigonométrica proporcionada por Hipparcos, sólo se obtienen distancias fiables a las estrellas hasta unos 200-400 pc.
- Fotometría Strömngren de la compilación de Hauck y Mermilliod (1998) para calcular las distancias y edades fotométricas individuales.
- Velocidades radiales de la compilación de Grenier (1997), entre otras fuentes.

En las siguientes secciones describiremos el procedimiento utilizado y las precisiones alcanzadas al calcular las distancias individuales, las velocidades espaciales y

las edades, junto con una discusión de los posibles sesgos observacionales presentes en las muestras de trabajo finales.

## 2.1. Distancias estelares

Para obtener la mejor estimación de la distancia a cada estrella de nuestra muestra hemos realizado un análisis de los errores individuales, los posibles sesgos observacionales y las diferencias sistemáticas entre las distancias calculadas a partir de las paralajes Hipparcos y a partir de las magnitudes fotométricas absolutas.

Sólo 3031 estrellas de nuestra muestra inicial tienen fotometría Strömrgren completa ( $b-y$ ,  $m_1$ ,  $c_1$ ,  $\beta$  y  $V$ ) en la compilación de Hauck y Mermilliod (1998). Kaltcheva y Knude (1998) comprobaron que las distancias fotométricas obtenidas a partir de las calibraciones de Crawford (1978) y Balona y Shobbrook (1984) muestran un buen acuerdo con las distancias trigonométricas de Hipparcos, y no se observan dependencias con la rotación estelar. Comparando las distancias calculadas usando la calibración de Crawford y la paralaje trigonométrica Hipparcos para las estrellas no binarias de nuestra muestra con  $\sigma_\pi/\pi < 0.15$  (ver figura 2.1), hemos comprobado que no se observan tendencias sistemáticas. También hemos verificado que el uso de otras calibraciones (Balona y Shobbrook 1984; Jakobsen 1985) no altera los resultados cinemáticos presentados a lo largo de este trabajo. Después de este análisis, la calibración de Crawford (1978) ha sido adoptada para calcular las distancias fotométricas. Se ha estimado el error relativo en la distancia fotométrica a partir de Lindroos (1981). Dependiendo del tipo espectral y de la clase de luminosidad de la estrella, este error varía entre el 14 y el 23 %.

Las distancias fotométricas sólo pueden ser obtenidas de manera fiable para estrellas aisladas, no variables y no peculiares. Por tanto, no se han calculado distancias fotométricas para estrellas clasificadas por Hipparcos como dobles o múltiples con una separación entre componentes  $\rho < 10''$  y una diferencia de magnitudes  $\Delta H_p < 3^m$ , para estrellas variables con una variación en el sistema de magnitudes Hipparcos  $\Delta H_p > 0.6^m$  y para estrellas clasificadas fotométricamente como peculiares (Jordi et al. 1997).

Para aquellas estrellas para las cuales hemos podido obtener tanto la distancia trigonométrica como la fotométrica, hemos utilizado finalmente la distancia con el

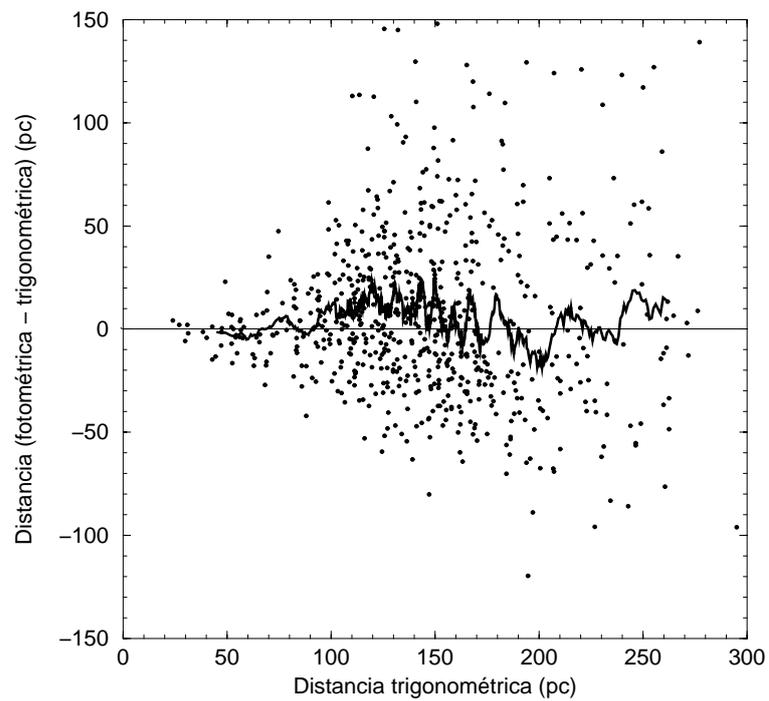


Figura 2.1: Representación de la diferencia entre la distancia fotométrica y la trigonométrica en función de la distancia trigonométrica para las estrellas de la muestra con  $\sigma_{\pi}/\pi < 0.15$ . La línea sólida es una media móvil de 25 puntos.

menor error relativo. Este procedimiento ha sido preferido a la obtención de una media pesada de ambas determinaciones de la distancia, ya que este último caso sólo reduciría sistemáticamente el error para aquellas estrellas a una distancia de unos 150-250 pc. Por otro lado, las paralajes trigonométricas negativas o el sesgo en la distancia trigonométrica que será discutido a continuación (no despreciable para estrellas con errores en paralaje elevados) podrían haber estado no controlados.

En el caso de estrellas para las cuales no disponemos de la distancia fotométrica, la distancia trigonométrica ha sido aceptada únicamente si el error relativo era menor al 25 %, con el objetivo de disminuir al mínimo los sesgos presentes en la muestra. Si las distancias son estimadas como  $r = 1/\pi$ , una distribución de errores sistemáticos simétrica para paralajes se convierte en una distribución sesgada y no simétrica para distancias. Según Arenou y Luri (1999), para errores relativos pequeños ( $\lesssim 25\%$ ), y asumiendo una ley gaussiana para el error en la paralaje observada, este sesgo puede ser aproximado por la expresión:

$$B(r) \approx \frac{1}{\pi_t} \left( \frac{\sigma_\pi}{\pi_t} \right)^2 \quad (2.1)$$

siendo  $\pi_t$  la paralaje *real*. No es posible realizar correcciones individuales en las paralajes observadas porque el sesgo es una función de la paralaje *real* (Brown et al. 1997). Sin embargo, se puede obtener una estimación del efecto de este sesgo en nuestras distancias trigonométricas considerando en la ecuación 2.1 la paralaje *observada* en lugar de la *real*. En la figura 2.2 mostramos la distribución del sesgo relativo ( $B(r)/r$ ) para las 858 estrellas de nuestra muestra para las cuales hemos escogido la distancia trigonométrica como la mejor estimación de la distancia a la estrella. Este sesgo relativo es siempre más pequeño que el 5.5 % y menor del 3 % para el 88 % de las estrellas. También hemos comprobado que el sesgo en distancia es menor que 5 pc para el 82 % de las estrellas (ver figura 2.3). Dada la imposibilidad de una corrección individual de los sesgos, y teniendo en cuenta su baja importancia relativa (comparándolos, por ejemplo, con el error relativo en distancia), podemos concluir que nuestra asunción de considerar directamente la distancia trigonométrica como dada por  $r = 1/\pi$  para estrellas con un error relativo en la paralaje menor al 25 % es una buena aproximación.

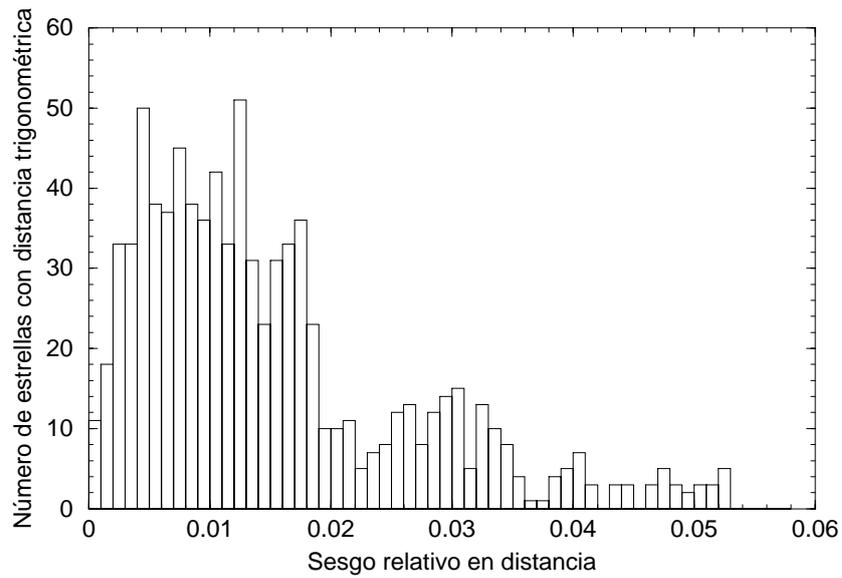


Figura 2.2: Distribución del sesgo relativo en distancia para las 858 estrellas de la muestra para las cuales hemos elegido la distancia trigonométrica como la mejor estimación de la distancia.

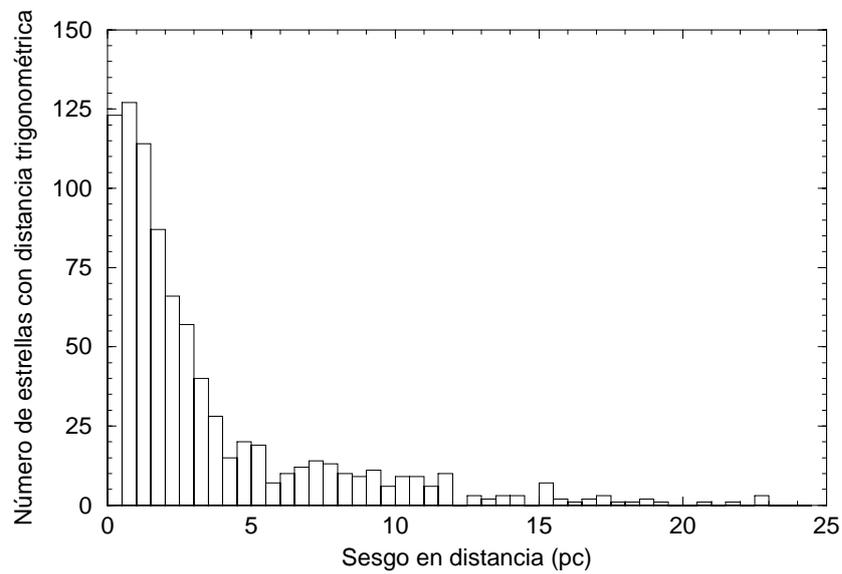


Figura 2.3: Distribución del sesgo en distancia para las 858 estrellas de la muestra para las cuales hemos elegido la distancia trigonométrica como la mejor estimación de la distancia.

## 2.2. Velocidades radiales estelares

Nuestra principal fuente de velocidades radiales ha sido la compilación de Grenier (1997), quien realizó una completa recopilación y revisión de las compilaciones de Barbier-Brossat (1997) y Duflot, Figon y Meyssonier (1995). Se ha dado prioridad a Barbier-Brossat, y únicamente han sido consideradas estrellas de Duflot, Figon y Meyssonier con calidades A, B o C. Utilizando estas fuentes, 3397 estrellas de nuestra muestra inicial tienen determinaciones de la velocidad radial. Hemos eliminado aquellas estrellas con un error individual en la velocidad radial mayor a  $10 \text{ km s}^{-1}$  (131 estrellas; es decir, el 3.9% de las estrellas con velocidad radial).

Binney y Merrifield (1998), trabajando con estrellas cercanas de todos los tipos espectrales, enfatizan que, debido a las características de los programas observacionales, la disponibilidad de velocidades radiales es mayor para estrellas de movimiento propio elevado. En nuestro caso, programas de observación específicos fueron llevados a cabo en paralelo a la misión Hipparcos para obtener datos de velocidad radial para las estrellas tempranas del *survey* de Hipparcos. Para evaluar los efectos de las limitaciones observacionales en nuestro estudio cinemático, en la figura 2.4 hemos representado la fracción de estrellas con velocidad radial conocida ( $q_{V_r}$ ) en función del movimiento propio total. Como podemos ver, esta fracción no es una función plana en  $|\mu|$ : decrece para  $|\mu| \lesssim 10 \text{ mas yr}^{-1}$  y crece para  $|\mu| \gtrsim 10 \text{ mas yr}^{-1}$ . Para entender este efecto, en la figura 2.5 mostramos  $q_{V_r}$  en función del movimiento propio y la distancia. En esta figura se observa un alto grado de completitud para estrellas lejanas. A partir de la figura 2.6, deducimos un límite de completitud de  $V \approx 6.5$  para las velocidades radiales, aunque prácticamente todas las estrellas más lejanas y débiles ( $r \gtrsim 1000 \text{ pc}$ , por tanto,  $|\mu|$  pequeño) tienen datos de velocidad radial. Un posible origen de este efecto puede ser debido a los programas observacionales centrados en cúmulos abiertos y asociaciones. A partir de este análisis podemos concluir que en nuestra muestra existe un sesgo cinemático y, aunque sus efectos en los diversos análisis realizados en el presente trabajo se espera que sean despreciables, debe ser evaluado a través de simulaciones numéricas (como se realizará más adelante, en los capítulos 5 y 8).

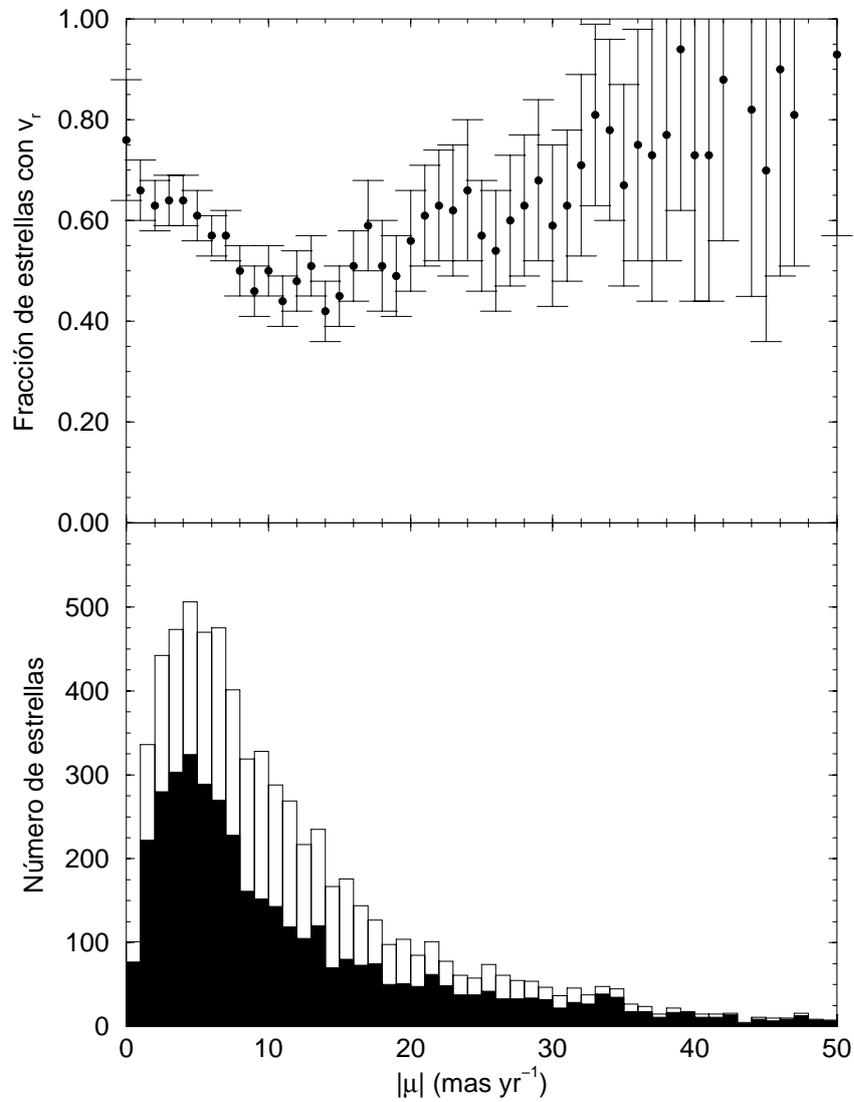


Figura 2.4: Fracción de estrellas con velocidad radial (arriba) y distribución de las estrellas con movimiento propio (histograma vacío) y velocidad radial (histograma relleno) en función del movimiento propio (abajo). Las barras de error han sido estimadas a partir de una distribución de errores poissoniana.

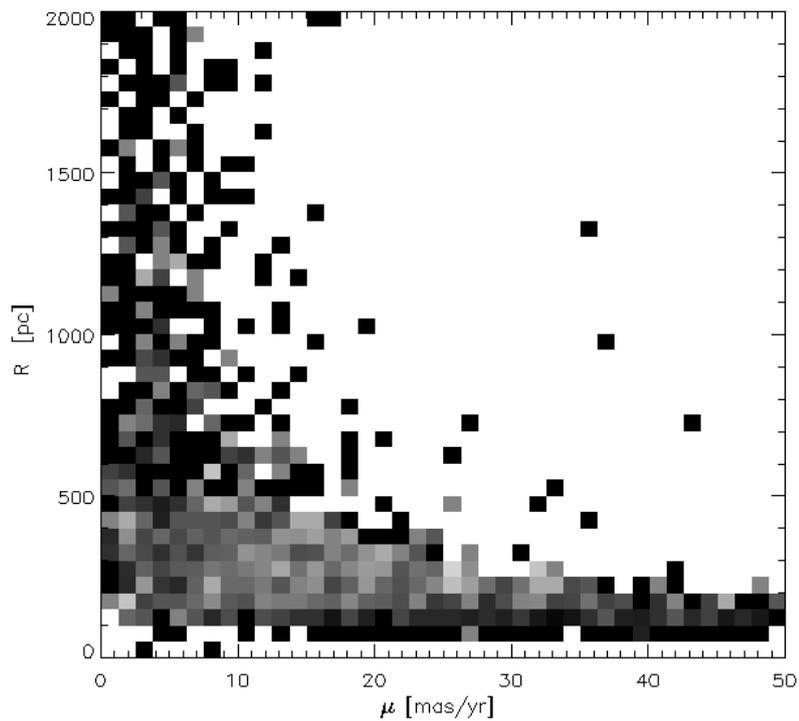


Figura 2.5: Fracción de estrellas con velocidad radial en función del movimiento propio y la distancia. La fracción se muestra en una escala de grises, desde 0 (blanco) hasta 1 (negro).

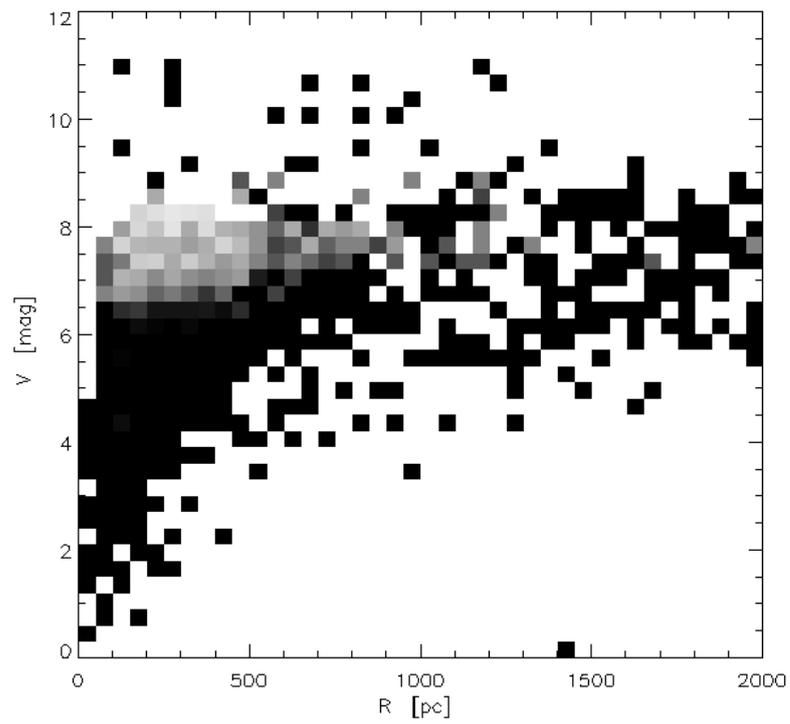


Figura 2.6: Fracción de estrellas con velocidad radial en función de la distancia y la magnitud visual aparente. La fracción se muestra en una escala de grises, desde 0 (blanco) hasta 1 (negro).

### 2.3. Edades estelares

Las edades individuales para las estrellas de la muestra han sido calculadas a partir de los modelos evolutivos de Bressan et al. (1993) para composición solar, siguiendo el algoritmo de interpolación de Asiain, Torra y Figueras (1997). Estos modelos consideran, como parámetros de entrada, la  $T_{\text{eff}}$  y el  $\log g$  obtenidos a partir de los índices fotométricos Strömgren (Moon y Dworetzky 1985; Napiwotzki, Schönberner y Wenske 1993).

El punto débil de este procedimiento recae en la imposibilidad de tener en cuenta los efectos de la rotación estelar. Figueras y Blasi (1998), analizando una muestra de estrellas B7-A4 de la secuencia principal, encontraron que las edades fotométricas de los modelos actuales están sobreestimadas en un 30-50 % cuando no se considera la rotación de la estrella. Como correcciones individuales de este efecto no son posibles, y una importante fracción de las estrellas O-B9 de la secuencia principal son rotadores rápidos, esta importante tendencia sistemática debe ser considerada cuando se utilice la edad de las estrellas para extraer resultados y conclusiones en el presente trabajo.

Para obtener las edades de nuestras estrellas hemos procedido como sigue. En primer lugar, las edades individuales han sido calculadas para todas las estrellas con datos fotométricos completos, sin tener en cuenta binariedad, variabilidad o peculiaridades fotométricas. La edad y el error relativo en la edad calculados para 2864 estrellas se presenta en las figuras 2.7 y 2.8, respectivamente. Con el objetivo de retener en nuestra muestra final tantas estrellas muy jóvenes como sea posible, hemos seguido un tratamiento cuidadoso para tener en cuenta los efectos de binariedad, duplicidad o peculiaridad en los cálculos de la edad:

- En el caso de estrellas dobles o múltiples para las cuales únicamente estaba disponible la fotometría conjunta (es decir, sistemas con  $\rho < 10''$  y  $\Delta H_p < 3^m$ ), la edad calculada es mayor que la real (Trimble y Ostriker 1981). Todos los sistemas dobles o múltiples con edades calculadas menores que 30 Myr tienen, por tanto, una edad real dentro del intervalo  $\tau \leq 30$  Myr. Estas estrellas han sido incluidas en nuestra muestra final sólo si tenían una paralaje trigonométrica Hipparcos fiable ( $\sigma_\pi/\pi < 0.25$ ), ya que los efectos de duplicidad hacen que las distancias fotométricas no sean precisas. Por otro lado, aproximadamente

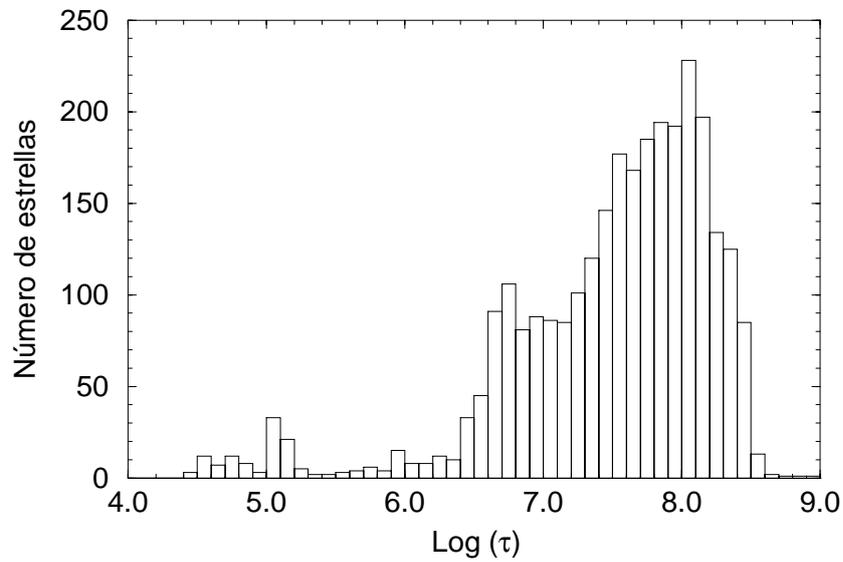


Figura 2.7: Distribución en edad de la muestra de estrellas O y B (2864 estrellas).

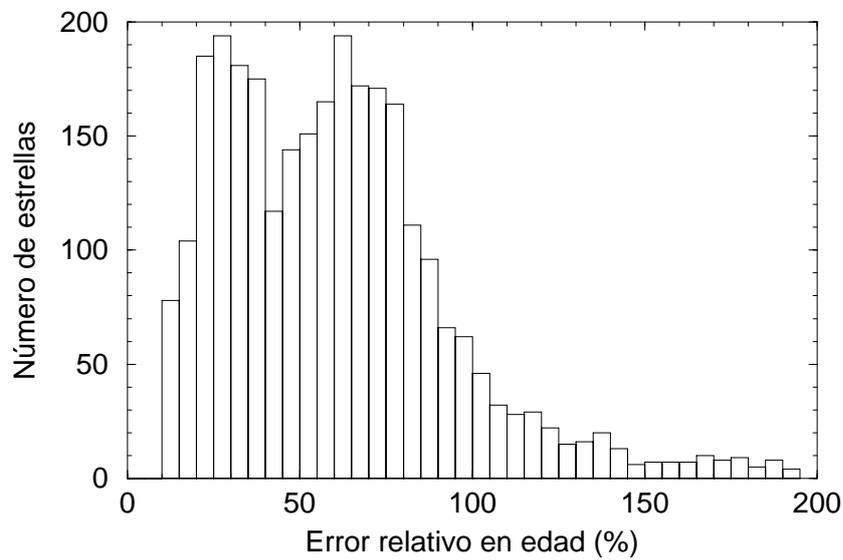


Figura 2.8: Distribución del error relativo en edad para las estrellas O y B de nuestra muestra. El 88 % de las estrellas tienen un error relativo en edad inferior al 100 %.

el 80% de estas estrellas tiene  $\tau + \sigma_\tau \leq 60$  Myr, por lo que existe una alta probabilidad de que pertenezcan al Cinturón de Gould, que será estudiado en los capítulos 7 y 8. Los sistemas dobles o múltiples con una edad estimada mayor que 30 Myr han sido eliminados de la muestra final.

- Hemos eliminado las estrellas con peculiaridades fotométricas o espectrales. Los índices fotométricos relacionados con la temperatura para estrellas de tipo Bp son más azulados debido a peculiaridades. Por tanto, provocan unas determinaciones de la edad inferiores a las reales (Hauck 1975). También han sido eliminadas las estrellas variables con  $\Delta H_p > 0.6^m$ .
- Como se observa en la figura 2.8, aproximadamente el 12% de las estrellas de la muestra tienen un error relativo en edad superior al 100%. De este conjunto de estrellas, aquellas situadas por debajo de la ZAMS (206 estrellas) son peculiares que ya han sido eliminadas o estrellas muy jóvenes. Hemos comprobado que las estrellas por debajo de la ZAMS tienen una edad calculada inferior a 30 Myr (116 estrellas). En cualquier caso, como se espera que estas estrellas sean muy jóvenes y, por tanto, de gran importancia para nuestro estudio del Cinturón de Gould (representan aproximadamente el 25% de las estrellas con  $\tau \leq 30$  Myr), hemos decidido mantenerlas en nuestra muestra final.

## 2.4. Muestras de trabajo

A partir del procedimiento descrito arriba, hemos construido dos muestras de estrellas:

- **Muestra 1:** Contiene 3915 estrellas con distancia y movimientos propios conocidos.
- **Muestra 2:** Es una submuestra de la muestra 1 que contiene 2272 estrellas con distancia, velocidades radiales y movimientos propios conocidos.

En la figura 2.9 mostramos la distribución en distancia de estas muestras de trabajo. Aunque la muestra inicial contiene todas las estrellas del *survey* de Hipparcos (completo hasta  $V = 7.9$ ), la falta de datos de fotometría y velocidades radiales

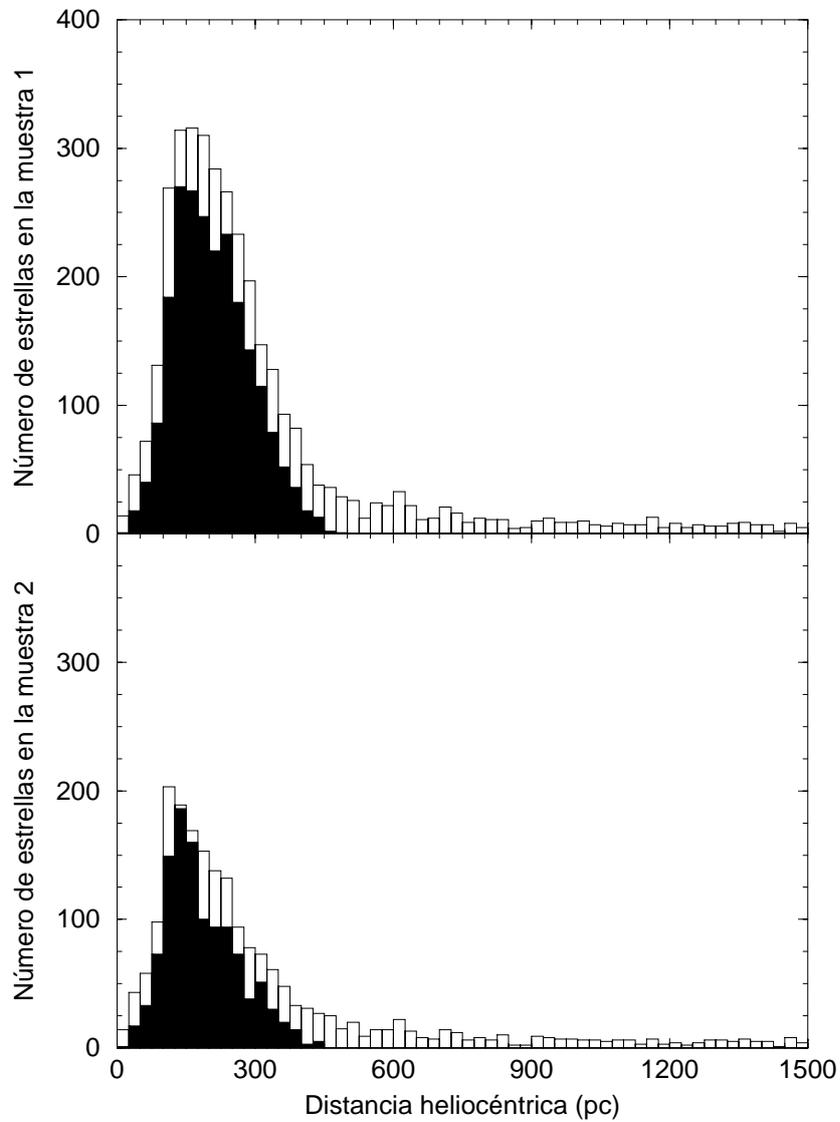


Figura 2.9: Distribución en distancia de las muestras 1 (arriba) y 2 (abajo) de estrellas O y B. Los histogramas rellenos muestran las estrellas para las cuales se ha utilizado la distancia trigonométrica de Hipparcos (56.3% y 50.2% de las estrellas pertenecientes a las muestra 1 y 2, respectivamente).

Tabla 2.1: Errores medios en las muestras de estrellas O y B.

Error	Muestra 1	Muestra 2
$\bar{\sigma}_\pi$	0.60 mas	0.57 mas
$\left(\frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)$	0.168	0.163
$\bar{\sigma}_{\mu_\alpha \cos \delta}$	0.83 mas yr <sup>-1</sup>	0.81 mas yr <sup>-1</sup>
$\bar{\sigma}_{\mu_\delta}$	0.70 mas yr <sup>-1</sup>	0.67 mas yr <sup>-1</sup>
$\bar{\sigma}_{v_r}$	—	3.44 km s <sup>-1</sup>

reduce la completitud de las muestras hasta aproximadamente  $V_{\text{lim}} \approx 6.3$  (es decir, hasta unos 150 pc en distancia para una estrella B9V, el tipo de estrellas intrínsecamente más débiles en nuestra muestra).

Los errores medios de diversas magnitudes se presentan en la tabla 2.1. En la figura 2.10 mostramos los errores medios en las tres componentes de la velocidad en función de la distancia heliocéntrica (calculadas teniendo en cuenta las correlaciones entre las diferentes variables proporcionadas por el catálogo Hipparcos).

El número de estrellas en las muestras 1 y 2 se reduce a 2468 y 1789, respectivamente, cuando se requieren las edades individuales. En las figuras 2.11 y 2.12 mostramos la posición de las estrellas proyectadas sobre los planos galácticos  $X$ - $Y$  y  $X$ - $Z$ , respectivamente ( $X$  positivo hacia el centro galáctico,  $Y$  en dirección de la rotación galáctica y  $Z$  hacia el polo norte galáctico), clasificadas en tres grupos de edad ( $\tau \leq 30$  Myr,  $30 < \tau \leq 60$  Myr y  $\tau > 60$  Myr). En la figura 2.12 el Cinturón de Gould se reconoce claramente como una estructura inclinada respecto al plano galáctico ( $Z = 0$ ), principalmente en la región con  $X < 0$  y  $Z < 0$ . Esta estructura es claramente visible para estrellas más jóvenes que 60 Myr. La presencia de algunas estrellas pertenecientes a esta estructura en el intervalo  $\tau > 60$  Myr está plenamente justificada por los grandes errores en la estimación de las edades individuales.

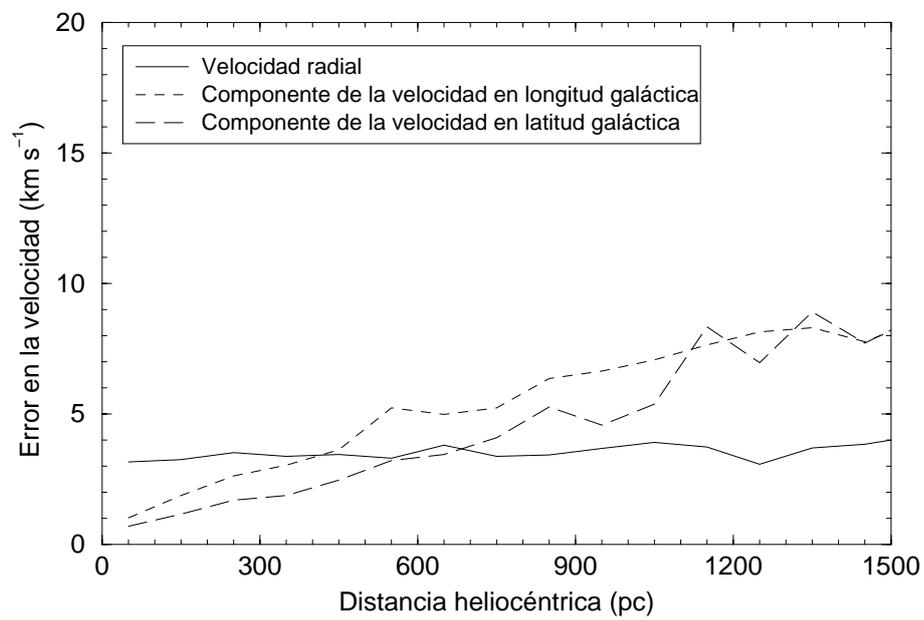


Figura 2.10: Errores medios en las tres componentes de la velocidad en función de la distancia heliocéntrica.

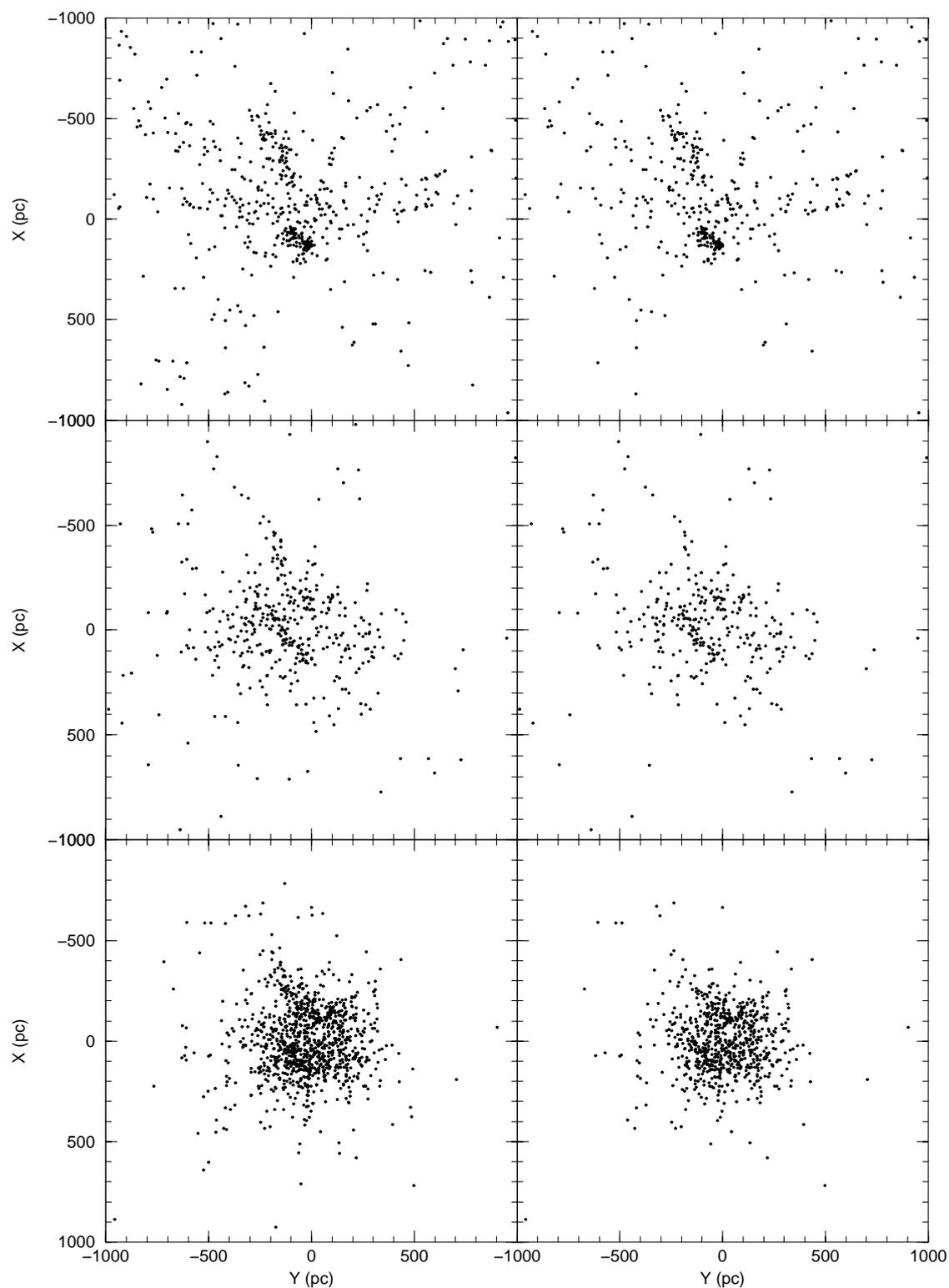


Figura 2.11: Distribución en el plano galáctico  $X$ - $Y$  para las estrellas de las muestras 1 (izquierda) y 2 (derecha). Arriba, las estrellas con una edad inferior que 30 Myr; en el centro, aquellas con una edad entre 30 y 60 Myr; y abajo, las estrellas con una edad superior a 60 Myr.

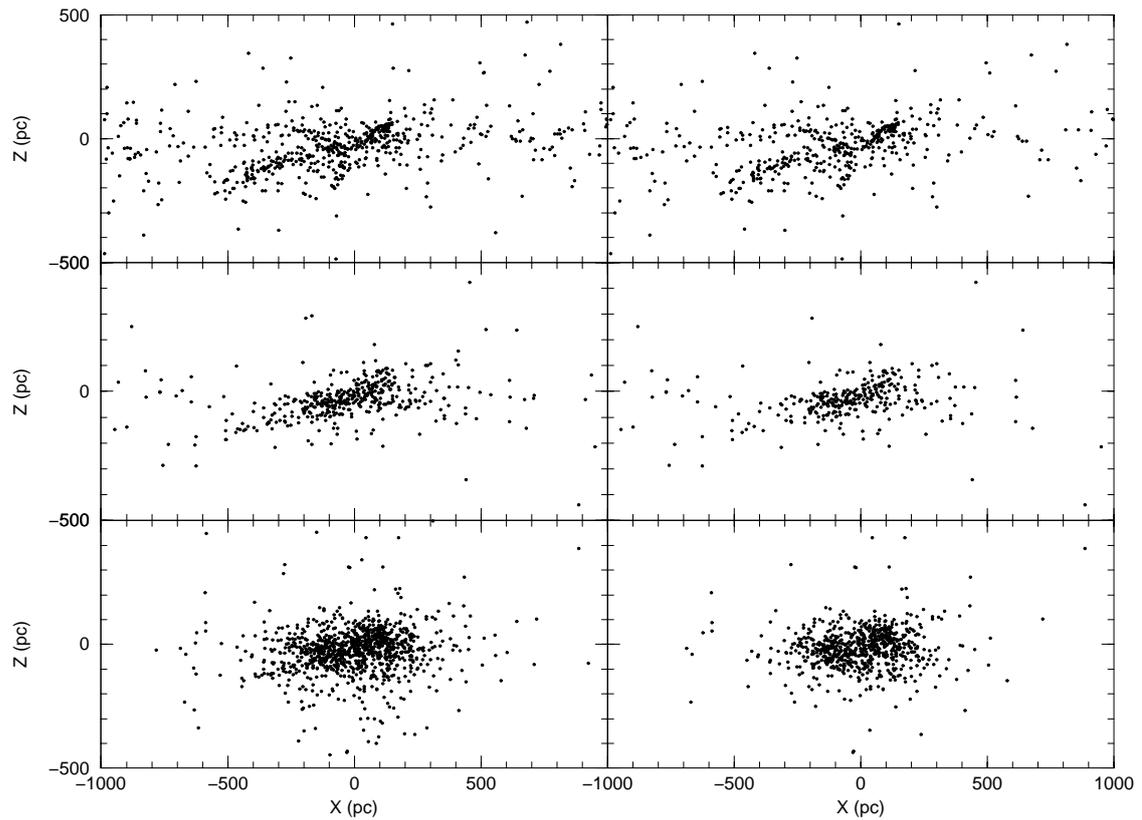


Figura 2.12: Distribución en el plano galáctico  $X$ - $Z$  para las estrellas de las muestras 1 (izquierda) y 2 (derecha). Arriba, las estrellas con una edad inferior que 30 Myr; en el centro, aquellas con una edad entre 30 y 60 Myr; y abajo, las estrellas con una edad superior a 60 Myr.



# 3 Catálogo de estrellas cefeidas

Una vez presentado en el capítulo anterior el catálogo de estrellas de los tipos espectrales O y B, dedicaremos el presente capítulo a presentar el procedimiento utilizado para la construcción del catálogo de estrellas variables cefeidas. Este catálogo será utilizado en la parte II de esta memoria, junto con el catálogo de estrellas O y B, para la determinación de los parámetros de la estructura espiral de la Galaxia en el entorno solar.

La muestra inicial contiene todas las cefeidas clásicas del catálogo Hipparcos (238 estrellas). Los datos astrométricos y los periodos de pulsación han sido extraídos del catálogo Hipparcos (ESA 1997), mientras que las velocidades radiales provienen en su gran mayoría de las compilaciones de Pont, Mayor y Burki (1994) y Pont et al. (1997).

Las distancias individuales han sido calculadas a partir de dos relaciones periodo-luminosidad (PL). En ambas, los periodos provienen del catálogo Hipparcos y los enrojecimientos individuales de la compilación de Fernie et al. (1995; continuamente actualizada). Para la absorción interestelar en nuestra galaxia se ha considerado la relación  $A_V = R_V E(B - V) = 3.1 E(B - V)$  (Schultz y Wiemer 1975; Snedden et al. 1978; ver también los comentarios en Binney y Merrifield 1998). Se ha adoptado una clasificación entre cefeidas fundamentales (que pulsan en el modo fundamental) y *overtone* (que pulsan en modos de orden superior) a partir de las curvas de luz y un análisis de los coeficientes de Fourier (Beaulieu 1999). Sólo las cefeidas que claramente pertenecían al primer tipo (186 estrellas) han sido utilizadas en el análisis cinemático, puesto que son las que tienen una mejor determinación de la relación PL.

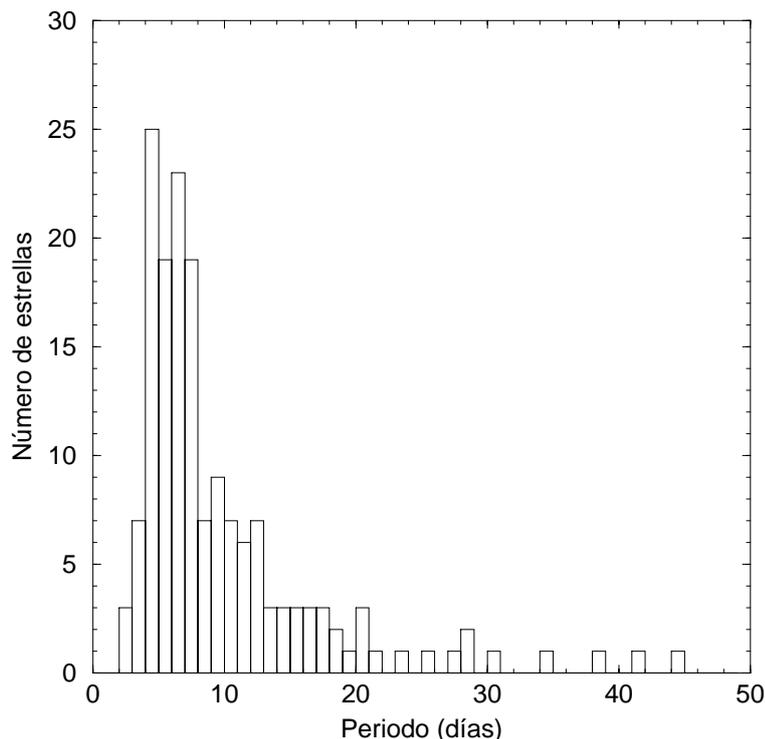


Figura 3.1: Histograma del periodo de las estrellas cefeidas de la muestra de trabajo de 164 estrellas. Observamos que no hay estrellas con un periodo superior a 50 días, las cuales se alejan del comportamiento lineal de la relación PL.

## 3.1. Relaciones periodo-luminosidad

### 3.1.1. Relación PL de Luri (2000): escala corta de distancias

La primera relación PL (Luri 2000) adopta el coeficiente  $\beta$  obtenido a partir del proyecto de *microlensing survey* EROS (*Expérience pour la Recherche d'Objects Sombres*; Sasselov et al. 1997), y corresponde a una escala corta de distancias cósmicas (ECD):

$$M_V^{\text{ECD}} = \alpha + \beta \log P = -1.08_{(\pm 0.25)} - 2.72_{(\pm 0.07)} \log P \quad (3.1)$$

El coeficiente  $\beta$  se obtiene, como hemos dicho, del trabajo de Sasselov et al. (1997), como un subproducto del *microlensing survey* de EROS. Sasselov et al. (1997) analizaron 3 millones de observaciones en dos colores de 481 cefeidas en las Nubes de

Magallanes, realizadas entre 1991 y 1995. Estas observaciones fotométricas fueron obtenidas a través de un telescopio reflector de 0.4 metros dotado de un mosaico de 16 chips CCD (2 x 8) en su foco. Los procedimientos de observación, reducción y calibración de EROS se pueden consultar en Grison et al. (1995). Posteriormente al trabajo de Sasselov et al. (1997), y a partir de la puesta en marcha a finales de 1996 del experimento EROS 2 (dotado de un telescopio Ritchey-Chrétien de 1.0 metros con dos mosaicos de cámaras CCD en su foco, que permiten la observación simultánea en los dos filtros utilizados), el grupo de EROS determinó una variación del coeficiente  $\beta$  para las cefeidas fundamentales de la Nube Pequeña de Magallanes (SMC) de periodo inferior a 2 días (Bauer et al. 1999). Los autores descartaron la influencia de diferentes tipos de sesgos en este resultado. La diferencia en  $\beta$  obtenida, de aproximadamente 0.7, provoca una diferencia de unas 0.2 magnitudes en la  $M_V$  de la estrella obtenida a partir de los dos valores de  $\beta$  ( $\beta_{P>2d} = 2.80 \pm 0.05$  vs.  $\beta_{P<2d} = 3.48 \pm 0.19$ , a partir del filtro  $V_{\text{EROS}}$ ). Sin embargo, en nuestra muestra hay una única cefeida fundamental con un periodo inferior a dos días (SU Cas, con 1.95 días de periodo, y que de hecho no será considerada en nuestro análisis cinemático debido a su cercanía al Sol; ver figura 3.1). Por tanto, como hemos dicho, hemos adoptado el valor del coeficiente  $\beta$  obtenido para el conjunto de estrellas cefeidas obtenido por Sasselov et al. (1997).

Por lo que respecta al punto cero (coeficiente  $\alpha$ ), en esta primera calibración se ha calculado a partir de método LM (Luri et al. 1996, Luri 2000). Este método, diseñado para explotar los datos Hipparcos en el campo de las calibraciones de luminosidades, se basa en la realización de una estimación de máxima verosimilitud a partir de toda la información disponible para cada estrella (magnitud aparente, posición, paralaje trigonométrica, movimientos propios, velocidades radiales y otros parámetros astrofísicos relevantes). Así mismo, también se tienen en cuenta los criterios de selección observacionales usados en la construcción de la muestra y los efectos de los errores observacionales (ver Luri et al. 1996 para una descripción detallada del método LM; ver también Luri et al. 1999 para una aplicación en el caso de la relación PL para estrellas cefeidas).

### 3.1.2. Relación PL de Feast, Pont y Whitelock (1998): escala larga de distancias

La segunda relación PL (Feast, Pont y Whitelock 1998) corresponde a una escala larga de distancias cósmicas (ELD):

$$M_V^{\text{ELD}} = \alpha + \beta \log P = -1.47_{(\pm 0.13)} - 2.81_{(\pm 0.06)} \log P \quad (3.2)$$

El coeficiente  $\beta$  de esta calibración se ha adoptado de los resultados obtenidos por Caldwell y Laney (1991) a partir de 88 cefeidas de la Gran Nube de Magallanes (LMC).

Por lo que respecta al punto cero de la calibración, Feast, Pont y Whitelock (1998) lo obtuvieron directamente de las paralajes trigonométricas de las cefeidas del catálogo Hipparcos, suponiendo para ello la relación periodo-color (PC) obtenida por Laney y Stobie (1994):

$$\langle B_0 \rangle - \langle V_0 \rangle = 0.416 \log P + 0.314 \quad (3.3)$$

A partir de esta relación PC, Feast, Pont y Whitelock (1998) calcularon los enrojecimientos de las estrellas cefeidas. Según Feast y Catchpole (1997), las desviaciones intrínsecas de las cefeidas individuales respecto de las ecuaciones  $M_V = \alpha - 2.81 \log P$  y 3.3 están correladas. Por tanto, si se usa la ecuación 3.3 para calcular los enrojecimientos, se consigue reducir la dispersión intrínseca en la relación PL observada. Es decir, se consigue una disminución en la dispersión intrínseca de los valores obtenidos para  $\alpha$  a partir de cefeidas con paralaje conocida. Según Feast y Catchpole (1997), esta reducción en la dispersión intrínseca también elimina los posibles problemas debidos a un sesgo por selección en magnitudes (sesgo de Malmquist). Para evitar sesgos de selección en la paralaje, Feast, Pont y Whitelock (1998) analizan los datos en la forma:

$$10^{0.2\alpha} = 0.01 \pi 10^{0.2(\langle V_0 \rangle - \beta \log P)} \quad (3.4)$$

donde  $\pi$  es la paralaje en milisegundos de arco. Las estimaciones individuales de  $10^{0.2\alpha}$  son pesadas proporcionalmente a la inversa del cuadrado de  $\sigma_\pi 10^{0.2(\langle V_0 \rangle - \beta \log P)}$  (o de una expresión ligeramente más complicada; ver Feast y Catchpole 1997). En la aplicación de este procedimiento, Feast, Pont y Whitelock (1998) obtuvieron los

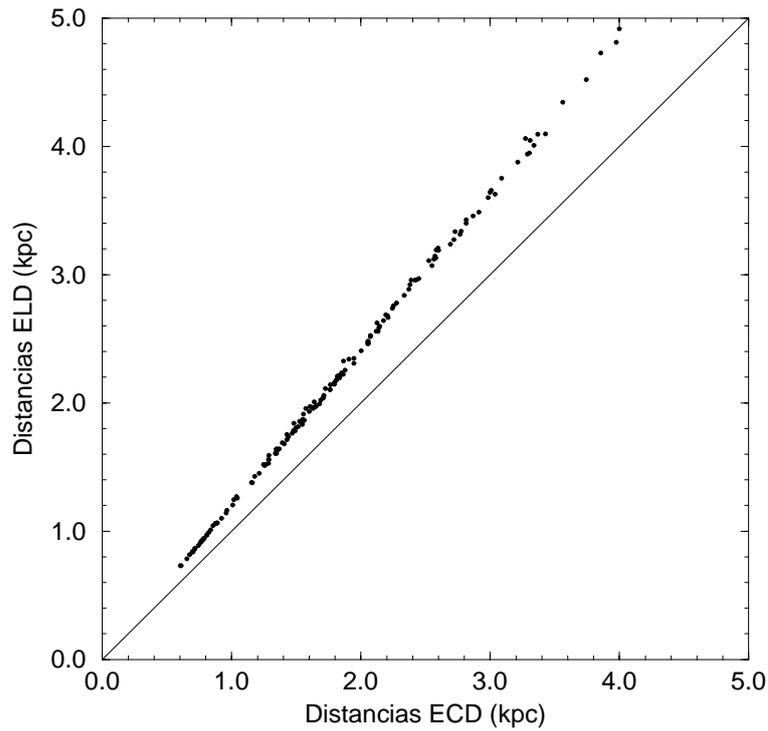


Figura 3.2: Comparación entre las distancias obtenidas con las calibraciones correspondientes a la escala corta de distancias (ECD; Luri 2000) y a la escala larga de distancias (ELD; Feast y Catchpole 1997).

periodos fundamentales de las cefeidas *overtone* a partir de la relación (Alcock et al. 1995):

$$\frac{P_1}{P_0} = 0.716 - 0.027 \log P_0 \quad (3.5)$$

donde  $P_0$  y  $P_1$  son los periodos fundamental y primer *overtone*, respectivamente.

En la figura 3.2 se comparan las distancias obtenidas a partir de las dos relaciones PL consideradas en este trabajo para las estrellas de nuestra muestra, mientras que en la figura 3.3 podemos observar los histogramas de las distancias heliocéntricas.

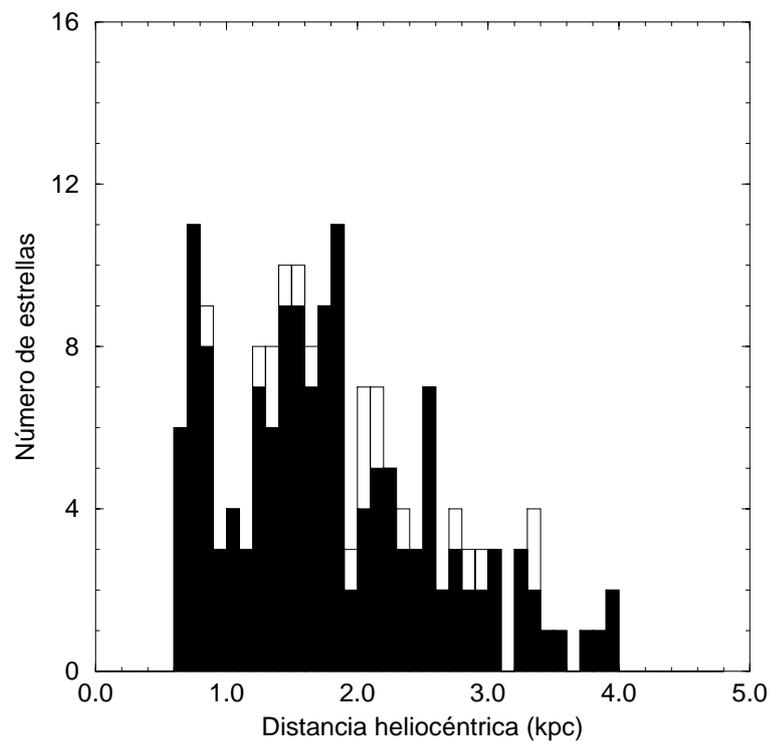


Figura 3.3: Histograma de distancia heliocéntrica (ECD) para las estrellas de las muestras 1 (histograma en blanco) y 2 (histograma relleno).

## 3.2. Muestras de trabajo

Al igual que en el caso de las estrellas O y B, hemos definido dos muestras de trabajo:

- **Muestra 1:** Contiene 186 estrellas con distancia y movimientos propios conocidos.
- **Muestra 2:** Es una submuestra de la muestra 1 que contiene 165 estrellas con distancia, velocidades radiales y movimientos propios conocidos.

Los errores medios de diversas magnitudes para las estrellas de ambas muestras se presentan en la tabla 3.1. En la figura 3.4 mostramos los errores medios en las tres componentes de la velocidad en función de la distancia heliocéntrica (calculadas teniendo en cuenta las correlaciones entre las diferentes variables proporcionadas por el catálogo Hipparcos). Como es de esperar teniendo en cuenta los procedimientos de observación, el error en la velocidad radial de la estrella se mantiene prácticamente constante en función de la distancia, con un valor de aproximadamente  $1 \text{ km s}^{-1}$ . En cambio, los errores en las componentes de la velocidad en longitud y latitud galáctica crecen continuamente, desde un valor de unos  $2 \text{ km s}^{-1}$  para las cefeidas más cercanas, hasta unos  $35 \text{ km s}^{-1}$  para estrellas a  $r \sim 4 \text{ kpc}$ . Sin embargo, como vemos en la figura 3.3, la mayoría de nuestras cefeidas se sitúan en la región  $0.5 \lesssim r \lesssim 2.5 \text{ kpc}$ , donde los errores medios en estas componentes de la velocidad son menores que  $15 \text{ km s}^{-1}$ .

En la figura 3.5 se muestra la distribución en coordenadas galácticas para las estrellas de ambas muestras. Podemos comprobar que, como es de esperar para este tipo de estrellas, todas se encuentran en las cercanías del ecuador galáctico. En la figura 3.6 se muestra la distribución en el plano galáctico  $X$ - $Y$  en el intervalo de distancias  $0.6 < r < 4 \text{ kpc}$  (en nuestro estudio cinemático nos restringiremos a este intervalo, como se verá en los capítulos 5 y 6). En esta región, nuestra muestra contiene 164 estrellas con distancia y movimientos propios, 145 de ellas con velocidad radial.

Tabla 3.1: Errores medios en las muestras de estrellas cefeidas. Se dan los errores medios en los datos astrométricos de Hipparcos y en la velocidad radial, así como los promedios en el error relativo en distancia para las dos relaciones PL consideradas.

Error	Muestra 1	Muestra 2
$\bar{\sigma}_\pi$	1.48 mas	1.43 mas
$\left(\frac{\sigma_{r_{\text{ECD}}}}{r_{\text{ECD}}}\right)$	0.128	0.127
$\left(\frac{\sigma_{r_{\text{ELD}}}}{r_{\text{ELD}}}\right)$	0.106	0.105
$\bar{\sigma}_{\mu_\alpha \cos \delta}$	1.39 mas yr <sup>-1</sup>	1.35 mas yr <sup>-1</sup>
$\bar{\sigma}_{\mu_\delta}$	1.21 mas yr <sup>-1</sup>	1.17 mas yr <sup>-1</sup>
$\bar{\sigma}_{v_r}$	—	1.06 km s <sup>-1</sup>

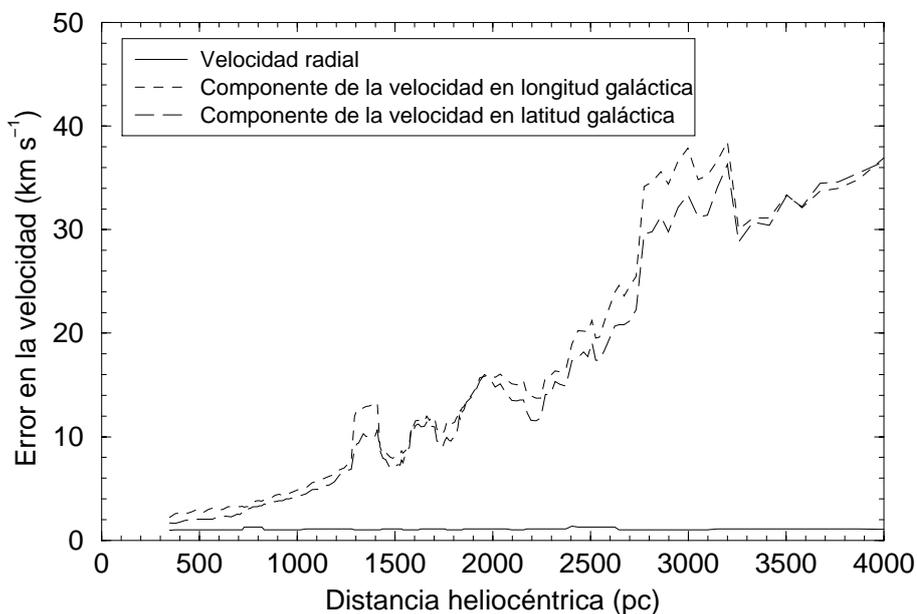


Figura 3.4: Errores medios en las tres componentes de la velocidad en función de la distancia heliocéntrica para las estrellas cefeidas de la muestra 2.

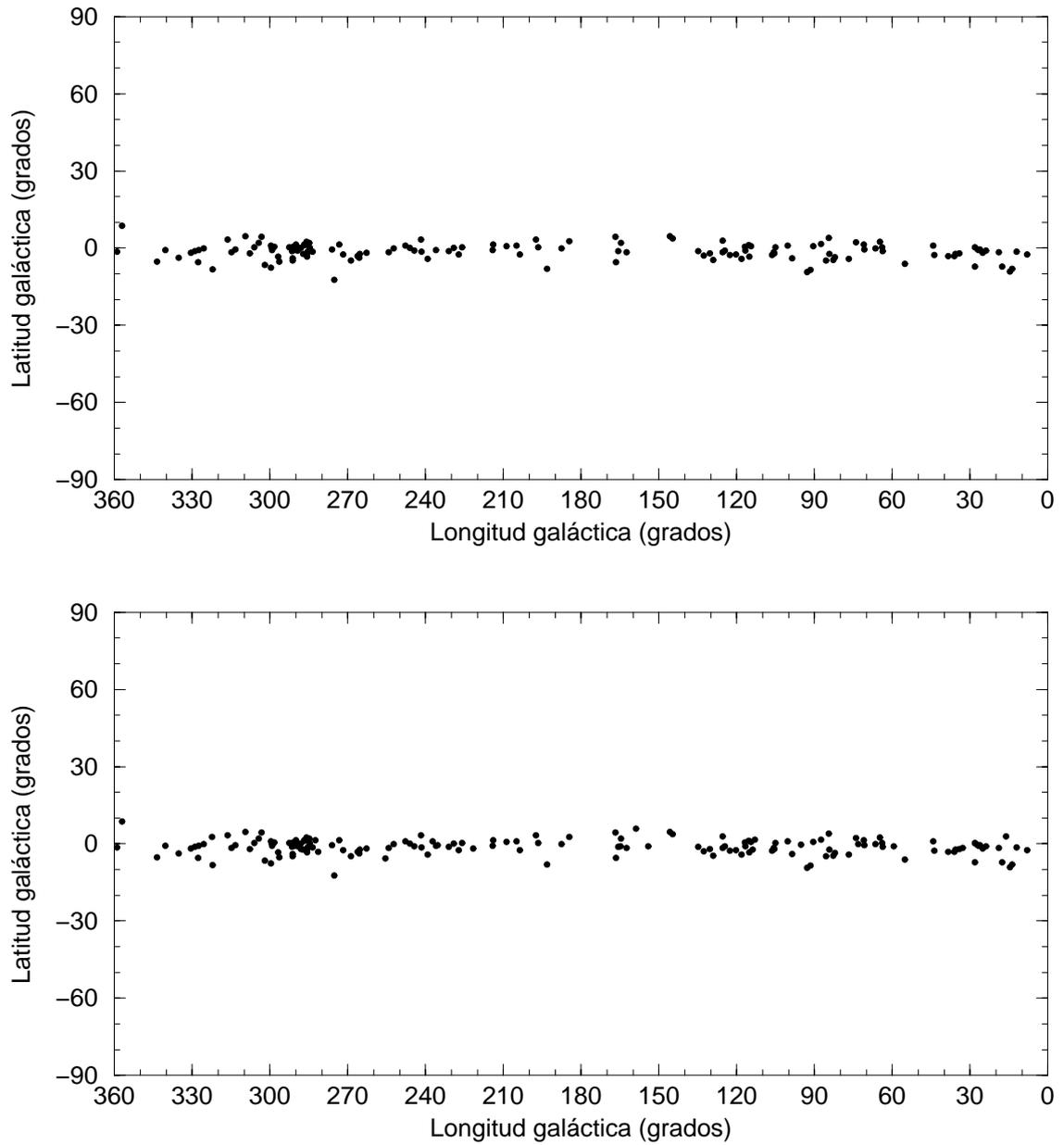


Figura 3.5: Distribución en coordenadas galácticas para las estrellas de las muestras con velocidad radial (arriba) y con velocidad tangencial (abajo).

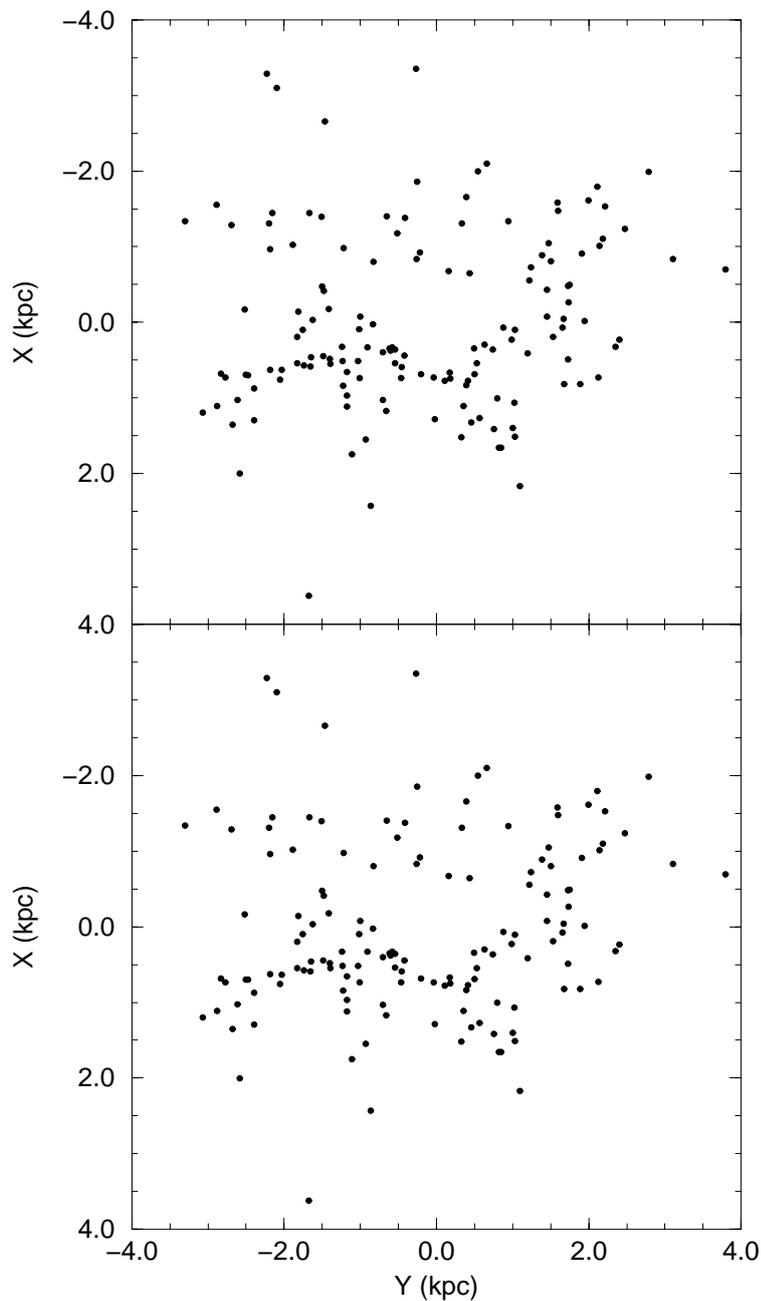


Figura 3.6: Distribución de estrellas en el plano galáctico  $X$ - $Y$  para las estrellas cefeidas con  $0.6 < r < 4$  kpc. Arriba, las estrellas con velocidad radial y abajo, las estrellas con movimientos propios. Las distancias han sido calculadas a partir de una escala cósmica de distancias corta (Luri 2000).