

T E S I S

"ESTUDIO CINEMATICO EN LA VIA LACTEA AUSTRAL Y
SU RELACION CON LA ESTRUCTURA ESPIRAL"

por Lilia Patricia Bassino

Director de Tesis: Dr. Juan Carlos Muzzio

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la
Universidad Nacional de La Plata.

- 1988 -

A mis padres

AGRADECIMIENTOS

Es mi intención agradecer a las siguientes personas e instituciones que, por distintos motivos, han contribuido a la realización de esta tesis:

al Dr. Juan Carlos Muzzio, por haber sugerido el tema de este estudio, por haberme facilitado el material observacional y por el eficaz apoyo científico y estímulo que me ha brindado desde mis primeros pasos en la investigación.

a la Calc. Científ. Griselda Ginestet, por su inestimable colaboración en la realización y ejecución de programas y el procesamiento de textos con la computadora HP 1000.

a la Sra. Silvia D. Abal de Rocha, por la transcripción y corrección de textos y tablas, control de resultados y muchas otras tareas de apoyo que lograron impedir que mi esfuerzo se dispersara.

al Sr. Roberto C. Leonardi por su asesoramiento sobre distintos aspectos relacionados con el manejo de la computadora HP 1000, en particular, la realización de gráficos con el plotter.

a los Sres. María Cristina Fanjul de Correbo, Alejandro Mateo y Eduardo Corti, por la realización de gráficos a mano.

a la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas (Observatorio Astronómico de La Plata), donde cursé mis estudios y llevé a cabo esta investigación.

al Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, por haberme otorgado las becas durante las cuales realicé la mayor parte de esta tesis.

Para finalizar, deseo expresar mi agradecimiento, en un nivel muy especial:

a Eduardo, por su infinita comprensión, su apoyo incondicional y su reflexión serena, siempre en el momento más oportuno.

a Ariel, nuestro hijo, que con su luz ayudó a sobrellevar los momentos más difíciles.

RESUMEN

Con la finalidad de realizar una comparación entre observaciones y teorías de estructura espiral, se determinan las velocidades radiales de 70 estrellas OB débiles en Vela, Centaurus, Circinus y Norma y, como parte de esta determinación, se obtiene una fórmula que permite corregir efectos sistemáticos en las velocidades radiales y que puede aplicarse a objetos cerca y lejos del meridiano.

Analizando dichas velocidades radiales con respecto a la rotación galáctica, se logran nuevas evidencias a favor o en contra de la existencia de algunos grupos y asociaciones y se encuentran apartamientos de la rotación pura, en particular en la zona de Vela.

Finalmente, agregando más datos observacionales, se comparan los residuos de velocidad radial con predicciones de la teoría de ondas de densidad de Lin y Shu y con el modelo de "partícula balística", concluyéndose que en ambos casos no muestran un buen acuerdo.

INDICE

CAPITULO I: INTRODUCCION.....	1
I.A- Teorías de estructura espiral.....	1
a) Hipótesis de Lin y Shu.....	2
b) Ondas de choque galácticas ("shocks").....	5
c) Modelo de formación estelar autopropagada esto- cástica (SSPSF).....	8
d) Coexistencia de distintas teorías.....	9
e) Otras hipótesis.....	11
I.B- Movimientos no circulares de rotación galáctica....	12
a) Consideraciones generales.....	12
b) Predicciones teóricas.....	13
c) Comparación con observaciones.....	15
CAPITULO II: OBSERVACIONES, MEDICIONES Y REDUCCIONES....	19
II.A- Observaciones.....	20
II.B- Estrellas patrones de velocidad radial.....	21
II.C- Medición y reducción de placas.....	22
II.D- Longitudes de onda para las líneas de compara- ción y estelares.....	23
II.E- Velocidades radiales de las estrellas patrones....	26
II.F- Velocidades radiales de las estrellas de programa.	27
CAPITULO III: ERRORES SISTEMATICOS EN LAS VELOCIDADES RADIALES.....	42

CAPITULO IV: CINEMATICA DE ESTRELLAS OB EN VELA, CENTAU- RUS, CIRCINUS Y NORMA.....	55
IV.A- Velocidades radiales de las estrellas de programa.	55
IV.B- Análisis de la distribución de velocidades res- pecto al movimiento circular.....	56
a) Vela I y Vela II.....	59
b) Centaurus (Artículo III).....	60
c) Centaurus (Artículo II).....	61
d) Circinus.....	61
e) Norma I y Norma III.....	62
 CAPITULO V: COMPARACION CON PREDICCIONES TEORICAS.....	77
V.A- Incorporación de datos de otros autores.....	77
V.B- "Pattern" espiral y movimientos sistemáticos de la teoría de ondas de densidad (QSSS).....	81
V.C- Comparación con datos observacionales.....	84
V.D- Modelo de "partícula balística".....	88
a) Cálculo de posiciones iniciales.....	90
b) Cálculo de velocidades iniciales.....	91
c) Integración numérica de las órbitas galácticas.....	94
d) Cálculo de los residuos teóricos y comparación con los observados.....	98
 CAPITULO VI: DISCUSION.....	113
 REFERENCIAS.....	118

CAPITULO I

INTRODUCCION

I.A- Teorías de estructura espiral.

La imagen de una galaxia espiral es, sin duda, una de las más bonitas y llamativas que puede ofrecer la Astronomía. Pero tan atrayente como contemplarla es estudiar qué tipo de materia forma esos brazos espirales, cómo se mueven, cómo se originan y mantienen, cuál es su relación con la formación estelar y muchos interrogantes más.

El primer problema a resolver al pretender analizar el comportamiento de los brazos espirales fue el enroscamiento de los mismos ("winding dilemma"): en la mayoría de los casos las zonas de las galaxias que contienen los brazos rotan en forma diferencial, es decir la velocidad angular de rotación $\Omega(R)$ varía con la distancia R desde el centro de la galaxia y, si el material que forma el brazo permanece en el mismo (brazos materiales), en un tiempo corto con respecto a la edad de la galaxia los brazos quedarían totalmente enroscados.

Este problema puede evitarse si se supone que los brazos espirales no están siempre constituidos por el mismo gas y las mismas estrellas, sino que corresponden a zonas en que hay un aumento de la densidad de las estrellas y el gas en el disco

pero en forma de una onda, ya que no se aplica continuamente al mismo material. Este concepto de "ondas de densidad" fue desarrollado primeramente por B. Lindblad (Lindblad y Langebartel, 1953; Lindblad, 1963 y referencias allí citadas), quien propuso una explicación en términos gravitatorios para la estructura espiral de las galaxias y, si bien no llegó a resultados totalmente exitosos, se lo debe reconocer como a un pionero en este tipo de estudios.

El paso siguiente correspondió a la teoría desarrollada por Lin y sus colaboradores a partir de 1964, basada en la hipótesis de "estructura espiral cuasi-estacionaria" (a la que llamaremos QSSS en forma abreviada), que veremos a continuación.

a) Hipótesis de Lin y Shu.

El concepto básico es la existencia de una estructura espiral en un disco con rotación diferencial, que es mantenida por ondas de densidad de modo tal que esta estructura ("pattern") permanece estacionaria durante un número considerable de períodos en un sistema de referencia que rota con la velocidad angular adecuada Ω_p .

Se encara el problema desde un punto de vista estadístico, trabajando para resolver las ecuaciones de Boltzmann (sin colisiones) y de Poisson. Se parte de la existencia de un disco estacionario, infinitamente delgado y con simetría axial, cuya densidad superficial corresponde aproximadamente a la densidad proyectada sobre el plano galáctico; se considera entonces una

perturbación que no es estacionaria ni tiene simetría axial, pero que es pequeña con respecto al estado inicial de equilibrio. Se demuestra (Lin y Shu, 1964, 1966) que existen soluciones del tipo de una onda de densidad que tiene forma espiral y que la densidad necesaria para mantener el campo gravitatorio (el básico con simetría axial sumado al de la perturbación) es la misma que resulta como respuesta del disco a este campo, lo que pone en evidencia que se trata de ondas de densidad auto-sustentadas.

El problema se puede resolver analíticamente para el caso de espirales muy apretadas, o sea en las que la longitud de onda radial es mucho menor que el radio, mediante la llamada aproximación asintótica (Lin, Yuan y Shu, 1969, por ejemplo). En principio, la solución admite tanto brazos "trailing" (en que el extremo de la espiral más alejado del centro apunta en dirección opuesta a la rotación galáctica) como "leading" (el caso opuesto); observacionalmente se ha comprobado que, en general, los brazos espirales son "trailing" (Binney y Tremaine, 1987). En lo que sigue utilizaremos las palabras inglesas citadas, ya que no hay un equivalente simple en castellano ("trailing" correspondería a "ir a la zaga" y "leading" a "conducir", pero no resulta claro su uso en este contexto).

Esta teoría predice la existencia de movimientos sistemáticos en el gas, y por ende en las estrellas jóvenes que se forman a partir de ese gas, que se interpretan como movimientos debidos a la presencia del campo gravitatorio espiral, aparte del movimiento circular correspondiente al

estado básico (Yuan, 1969; Lin et al., 1969). Comprende componentes tangenciales y radiales, con amplitudes del orden de 10 km/s; veremos estos apartamientos de la rotación pura con más detalle en I.B.

Una seria objeción fue presentada por Toomre (1964), quien mostró que la hipótesis QSSS tal como fue elaborada originalmente por Lin y Shu (1964) partía de un disco "congelado" (sin dispersión de velocidades) que es necesariamente inestable. Esto fue subsanado por los autores introduciendo algunas modificaciones (Lin y Shu, 1966; Lin, 1967). Posteriormente surgió otro inconveniente al cuestionarse la persistencia de las ondas de densidad según el planteo de la aproximación asintótica (Toomre, 1969 y 1977), lo que llevó a buscar complicados mecanismos para explicar el mantenimiento de las mismas por procesos de realimentación, propagación de ondas en distintas direcciones, reflexiones y otras (Lin, 1970; serie de trabajos de Mark, 1977 y referencias allí citadas; Shu, 1970a, 1970b; Toomre, 1981; Norman, 1983; Lin y Bertin, 1985 y referencias allí citadas; etc.)

A pesar de éstas y otras críticas, debe reconocerse que hay una considerable gama de observaciones que pueden explicarse con la teoría QSSS y, además, incluyendo el punto de vista teórico, esta teoría dio el impulso inicial para el desarrollo de muchas investigaciones en temas relacionados, como fue el de los "shocks" que sufre el gas en las zonas de máxima compresión y sus implicancias en la formación de estrellas.

b) Ondas de choque galácticas ("shocks").

En muchas galaxias espirales de brazos largos y regulares es notable la existencia de brazos en el gas mucho más angostos y con un mayor contraste de densidad entre brazo e interbrazo que la componente estelar. Más aún, una onda de densidad estelar no podría producir brazos tan angostos como los observados, dado que se extiende sobre una zona relativamente ancha. Así se llegó a la conclusión que la respuesta en densidad del gas interestelar a un campo gravitatorio espiral pequeño es, en realidad, muy grande. Este tema fue desarrollado por Roberts (1969), con algunos antecedentes de Fujimoto (1968), y se cuenta con un buen artículo de "review" de Roberts (1977).

Considerando como estado básico un disco de gas en equilibrio, en flujo puramente circular, se calcula la respuesta del gas ante un potencial gravitatorio espiral (del tipo de Lin y Shu), que define el estado perturbado. El gas, rotando más rápidamente que el "pattern" espiral "trailing", sufre al atravesar cada brazo una fuerte compresión en la cara interna del mismo, que puede actuar como mecanismo "de disparo" del colapso gravitatorio de nubes de gas, dando origen a formación de estrellas. El aumento de densidad se produce en un lapso muy breve, así como también su disminución al dejar el "shock"; esto explica los brazos angostos en el gas y también justifica las concentraciones de polvo que se encuentran en el lado interno de los brazos de algunas galaxias espirales (Lynds, 1970).

Otro aspecto notable es que, considerando campos espirales

de intensidades muy pequeñas y aumentando gradualmente dicha intensidad, la respuesta del gas pasa de la correspondiente a las ondas de densidad (lineal) hasta la totalmente no-lineal en que aparecen los "shocks" en los mínimos de potencial (Roberts, 1977). De esta manera, la onda de "shock" no es un factor agregado al modelo, sino es un miembro de la misma familia de ondas que la onda de densidad lineal.

Un punto débil de esta teoría es la suposición que el medio interestelar es un gas isotérmico, lo cual fue parcialmente subsanado por Shu et al. (1972), donde se considera la existencia de dos fases: nubes densas y frías sumergidas en un medio inter-nubes caliente y rarificado. Shu et al. (1973) muestran, además, que los "shocks" en el medio interestelar surgen necesariamente cuando el campo espiral gravitatorio supera un cierto valor crítico y que pueden producirse determinadas resonancias que darían lugar a compresiones secundarias y, en consecuencia, a brazos secundarios. Esto es interesante ya que podría justificarse la existencia de brazos como el de Carina y el Local (si es que realmente existen) y que no encajan en el "pattern" espiral de la teoría QSSS.

El problema de la persistencia de la onda de densidad vuelve a aparecer en este caso: la compresión y descompresión del gas produce disipación de energía a expensas de la onda y la amortigua. Kalnajs (1972) mostró que el tiempo de amortiguamiento es menor que una revolución galáctica; posteriormente Roberts y Shu (1972) obtuvieron valores de $6-9 \times 10^8$ años, lo que también motivó la búsqueda de distintos

mecanismos de regeneración o mantenimiento de las ondas, algunos de los cuales mencionamos previamente.

Antes de ocuparnos de otro tipo de teorías, hagamos una breve referencia al aspecto observacional de lo que hemos considerado hasta ahora. No haremos hincapié en los movimientos no circulares pues le dedicaremos posteriormente un ítem especial.

Son muy numerosas las distintas confrontaciones de teoría y observación que se han realizado. Parte de ellas han sido realizadas o comentadas por quienes han elaborado estas teorías, por ejemplo: Lin et al. (1969); Yuan (1969a, 1969b); Lin (1971); Shu et al. (1971); Roberts et al. (1975); Haass et al. (1982); etc. Se puede obtener, además, información general al respecto de los siguientes artículos de "review": Wielen (1974); Schmidt-Kaler (1977); Athanassoula (1984); Adams (1986), y en los simposios de la IAU números: 38 (The spiral structure of our galaxy), 77 (Structure and properties of nearby galaxies), 84 (The large-scale characteristics of the Galaxy), 100 (Internal kinematics and dynamics of galaxies) y 106 (The Milky Way galaxy). Podemos resumir el resultado de todos estos trabajos concluyendo que es mucho lo realizado y que hay buenas coincidencias, pero que las mismas no constituyen evidencias definitivas, sino que quedan muchos aspectos oscuros por dilucidar.

c) Modelo de formación estelar autopropagada estocástica (SSPSF)

Esta teoría propone un origen para la estructura espiral que nada tiene que ver con las ondas de densidad, apartándose de los planteos de tipo gravitatorio. La idea del modelo SSPSF fue desarrollada por Mueller y Arnett (1976), Gerola y Seiden (1978), Seiden, Schulman y Gerola (1979) y Seiden y Gerola (1979); propone que la formación estelar se produce en una zona al azar en el disco y desde allí se induce a otras zonas un tiempo después. Se supone que originalmente se forman estrellas masivas que explotan como supernovas y su detonación provoca ondas que comprimen el gas en regiones adyacentes, estimulando la formación de nuevas estrellas; algunas de ellas también serán masivas y podrían transformarse en supernovas, dando así lugar a un mecanismo de reacción en cadena. En el disco se producen varias "generaciones" de formación estelar en posiciones al azar. Finalmente, la rotación diferencial del disco distribuye las regiones en forma de espirales que persisten durante períodos de tiempo comparables al tiempo de vida de la galaxia.

En el contexto de la teoría, los términos "estrella" y "supernova" no significan simplemente una estrella y una supernova. Se considera el disco dividido en un número dado de celdas; una celda en que la SSPSF indujo formación estelar se dice que contiene una "estrella", pero en realidad, implica grupos de estrellas jóvenes, cúmulos abiertos y asociaciones con sus regiones H II; de igual modo una "supernova" corresponde a una estrella o un grupo de estrellas capaces de "disparar" el mecanismo de formación estelar en una celda adyacente.

Son muchas las objeciones que se plantean contra la teoría SSPSF (Kalnajs, 1983; Norman, 1983; Athanassoula, 1984; etc.), siendo las más comunes si es lícito no contemplar las fuerzas gravitatorias en un problema de estructura espiral, y la imposibilidad de reproducir galaxias con brazos regulares y simétricos (tipo "grand design"). A pesar de ello, se ha seguido trabajando en la teoría SSPSF e inclusive se ha ajustado un modelo a la Vía Láctea (Seiden, 1985), pero su futuro parece orientarse a que no se la considere en forma aislada sino en conjunto con otras teorías.

d) Coexistencia de distintas teorías.

No ha podido demostrarse fehacientemente el predominio de una teoría sobre las demás sino que, por el contrario, ha surgido la posibilidad de reunir las de distintos modos. Elmegreen (1979) propone que en cada galaxia espiral hay dos tipos de espirales: una simétrica y subyacente de estrellas relativamente viejas (que se observan en rojo o infrarrojo), cuyo origen se relacionaría con la teoría de ondas de densidad, y otra espiral con estrellas jóvenes y regiones H II con un "pattern" de tipo caótico, que podría explicarse con la teoría SSPSF. Feitzinger y Schwerdtfeger (1982) estudian el tiempo de vida de los "spurs" (espuelas), que son estructuras irregulares que se observan saliendo de brazos espirales y cuya extensión se limita a la zona inter-brazos. Su origen se atribuye al proceso SSPSF, pero se los analiza bajo la influencia de un campo gravitatorio que incluye una onda de densidad. Más aún, Smith

et al. (1984) ajustan a M33, una galaxia del tipo "grand design" (formación estelar en fase con un "pattern" espiral simétrico), un modelo SSPSF modulado por una onda de densidad subyacente.

Con respecto al gas, el modelo inicial del medio interestelar para el estudio de los "shocks" se fue complicando al tenerse en cuenta que las nubes pueden colisionar; por tal motivo se comenzó a trabajar con conjuntos de nubes que chocan en forma inelástica dando origen a los llamados modelos nube-partícula ("cloud-particle models"). En relación con esta idea se pueden mencionar los trabajos de Bash y colaboradores (Bash, 1979, y referencias allí citadas), que desarrollaron un modelo para calcular las órbitas galácticas de nubes moleculares; consideran las nubes como "partículas balísticas" que nacen en los "shocks" de una onda espiral de dos brazos y se mueven luego en la Galaxia incluyendo perturbaciones gravitatorias debidas a la onda de densidad.

Hay otra serie de modelos desarrollados por Roberts (1983, y referencias allí citadas), Roberts y Hausman (1984) y subsiguientes, que conjugan prácticamente todo lo que se ha considerado hasta aquí. Proponen unir los dos aspectos siguientes: en gran escala, la respuesta a un campo gravitatorio espiral, ondas de densidad globales y "shocks" galácticos, y en pequeña escala, un medio interestelar que responde al modelo de nube-partícula, con formación de asociaciones estelares y perturbado por explosiones de supernovas (relacionado a SSPSF). Es notable que los resultados del primer trabajo de esta serie

(Levinson y Roberts, 1981) son muy parecidos a los que se obtienen con el modelo simple de gas isotérmico y onda de densidad espiral, en especial con respecto a la ubicación de los "shocks". Otro aspecto interesante de estos modelos combinados, es que se obtiene un "pattern" global de ondas de densidad pero con irregularidades locales tales como "spurs" y otras agrupaciones que suelen encontrarse al estudiar en pequeña escala la población joven de galaxias espirales.

e) Otras hipótesis.

Hay otras posibilidades que se han explorado buscando explicar el origen y la persistencia de la estructura espiral en las galaxias. Una de ellas es la existencia de una galaxia satélite (Toomre, 1969, 1981; Sørensen, 1985, por ejemplo), con cuyos modelos se ha logrado obtener un "pattern" global de brazos espirales, pero transitorios. Otra posibilidad es que la estructura espiral se relacione con la presencia de barras o de algún tipo de asimetrías entre los componentes de la galaxia (Sørensen y Matsuda, 1982, por ejemplo). Como justificativo para estos casos puede citarse el trabajo de Kormendy y Norman (1979) donde observacionalmente se comprobó que de 33 galaxias con "patterns" espirales globales y rotación diferencial, 25 de ellas muestran barras y 8 tienen compañeras.

I.B- Movimientos no circulares de rotación galáctica.

a) Consideraciones generales.

Resulta evidente de lo que hemos visto en el ítem anterior, que hay una considerable variedad de teorías e hipótesis que intentan explicar la estructura espiral. Y también es evidente que la única manera de averiguar hasta qué punto explican fenómenos reales es compararlas con observaciones.

El propósito de este trabajo es determinar las velocidades radiales de estrellas OB en varias zonas de la Vía Láctea Austral para llevar a cabo un análisis de su comportamiento respecto a la rotación galáctica, agregar luego datos de otros autores y sobre otros trazadores de estructura espiral, y realizar finalmente una comparación de esos datos observacionales con las predicciones de algunas teorías, tratando de dilucidar si alguna de ellas los ajusta y, en tal caso, cuál los ajusta mejor. El estudio se enfocará entonces, en particular, sobre el comportamiento de las estrellas y desde el punto de vista cinemático, buscando la existencia de movimientos no circulares, lo cual cuenta con la ventaja que los problemas que introduce la absorción interestelar intervienen sólo indirectamente (en la determinación de las distancias estelares).

A continuación se hará una breve descripción de tales apartamientos de la rotación pura desde un punto de vista teórico y, concluyendo con la Introducción, se encarará una

reseña de algunos trabajos realizados sobre el tema.

b) Predicciones teóricas.

La existencia de movimientos no circulares se menciona ya en los primeros artículos que plantean la hipótesis QSSS (Lin et al., 1969; Yuan, 1969a), como una consecuencia de tipo dinámico de la existencia de un campo gravitatorio espiral correspondiente a un "pattern" en movimiento. Estos movimientos sistemáticos tienen una componente tangencial, cuyo origen se comprende teniendo en cuenta el momento angular de un brazo espiral en el que existe un exceso de masa: para balancear su campo gravitatorio el material debe moverse más rápidamente en la parte externa (o sea en el sentido de la rotación galáctica) y más lentamente en el lado interno (o sea contra la rotación galáctica). La componente radial para el caso de una onda "trailing" que rota a menor velocidad que el material en movimiento circular, se dirige hacia el centro galáctico en la zona del brazo y en sentido opuesto en la zona inter-brazos. Tales movimientos radiales son necesarios para el mantenimiento del "pattern" estacionario (hay una explicación simple de Yuan, 1969a, acerca de que estos movimientos aparecen necesariamente si hay una onda de densidad espiral).

En esta investigación se estudiarán ambas componentes, que son de tipo sinusoidal y afectan directamente a la curva de rotación. Como ya se ha mencionado, la magnitud de estos movimientos, de acuerdo con la teoría lineal, se estima del

orden de 10 km/s en los trabajos citados.

El planteo se complica al considerar la teoría no-lineal, o sea la que incluye los "shocks". En este caso la componente tangencial presenta una abrupta variación en la posición correspondiente al "shock", o sea cuando el gas es comprimido, ya que la densidad aumenta abruptamente y la velocidad disminuye (Roberts, 1969; Roberts y Yuan, 1970). Las estrellas que se forman en el "shock" mantienen sus velocidades, mientras que el gas que abandona la zona de mayor compresión retoma la velocidad del medio interestelar y la formación estelar cesa.

En los trabajos de Shu et al. (1972) y Shu et al. (1973) se ha desarrollado este aspecto en detalle, y se ha recurrido a sus cálculos frecuentemente como base para otros estudios. En particular, se presenta la incerteza de si la estrella recién formada llevará la velocidad del gas inmediata previa al "shock" o inmediatamente posterior (Wielen, 1979, por ejemplo). Si existen nubes interestelares densas en todo momento, entonces sus velocidades no se verán afectadas directamente por el frente de choque y las estrellas seguirán con la velocidad previa al mismo (caso "pre-shock"). Pero si las nubes se forman únicamente al atravesar el frente de choque, entonces las estrellas reflejarán el movimiento posterior al "shock" (caso "post-shock")

Una forma de realizar un análisis más completo es aplicar el modelo de "partícula balística", o sea estudiar el movimiento de las nubes considerándolas como partículas, cuyas velocidades

iniciales pueden ser las pre- o post-"shock", en el campo gravitatorio de la galaxia incluyendo el potencial de la onda espiral. Se supone que las estrellas se forman a partir de esas nubes transcurrido un lapso determinado.

Veremos estos planteos con mayor detalle en el capítulo V.

c) Comparación con observaciones.

Una de las primeras confrontaciones de los movimientos no circulares con observaciones fue realizada por Humphreys (1970) quien, como parte de un estudio sobre estrellas supergigantes, investiga el comportamiento de los residuos de velocidad radial, definidos como la diferencia entre la velocidad observada y la velocidad derivada de un modelo de rotación galáctica, siendo en general este último el de Schmidt (1965) o uno muy similar. Humphreys grafica los residuos positivos y negativos con respecto a una estructura de brazos definidos por las mismas supergigantes, y en el brazo de Perseo observa que los residuos positivos predominan en el lado externo y los negativos en el interno, lo cual también se ve en las cefeidas del trabajo de Kraft y Schmidt (1963). En la zona de Carina-Centaurus, donde en vez de ver el brazo a través se observa a lo largo del mismo, se tienen residuos negativos en el lado externo y positivos en el interno, y la magnitud de estos movimientos sistemáticos es del orden de 10 km/s. Estos residuos en velocidad radial se interpretan como proyecciones, en el sentido de la visual, de los movimientos en el sentido de la rotación galáctica en el

lado exterior del brazo y viceversa que predice la teoría QSSS, incluyendo también en algunos casos la componente radial.

Hay otros trabajos que confirmarían el efecto mencionado en Carina: Feast (1967) encuentra evidencia de movimientos peculiares con cefeidas y estrellas B; Humphreys (1972) realiza un estudio más completo entre $l=280^\circ$ y 305° , con mayor número de trazadores, y obtiene valores del orden de 6 km/s; Ardeberg y Maurice (1981) se concentran en una zona pequeña en $l \approx 295^\circ$ y estudian el comportamiento de los residuos de estrellas jóvenes con respecto a la distancia, encontrando un acuerdo global con Humphreys (1972) en lo que respecta al lado interno del brazo de Carina.

En cuanto al brazo de Perseo, Roberts (1972) ajusta un grupo de trazadores espirales con el modelo de los "shocks" para distintos valores de la inclinación del brazo y varios intervalos de longitud, obteniendo un buen acuerdo. Humphreys (1976) vuelve a trabajar en Perseo con un mayor número de objetos, pero en este caso obtiene valores para las amplitudes de las componentes de los movimientos no circulares que predice el modelo de QSSS, a través del método de mínimos cuadrados. Dichos valores oscilan entre 10 y 20 km/s para la componente radial y entre 7 y 15 km/s para la tangencial, que resultan algo mayores que los predichos por la teoría, lo cual se atribuye posiblemente al empleo de un ángulo de inclinación del brazo mayor que el teórico.

Jackson (1976) estudia estrellas OB en la zona $l = 305^\circ$ a

317° (Centaurus) y encuentra evidencias de movimientos no circulares, en particular alrededor de $l = 307^\circ$ (desde 2.5 kpc hasta más de 6 kpc del Sol), los que atribuye a las predicciones de la teoría QSSS aplicados a la rama de Carina del brazo de Sagitario, pero sus resultados no parecen demasiado concluyentes. Por otra parte, Grayzeck (1974) abarca la zona de Crux-Centaurus-Circinus-Norma con cefeidas de largo período, y obtiene residuos positivos grandes (hasta 20 km/s) en la zona de $l = 300^\circ$ a 316° y alrededor de 4 kpc de distancia, lo cual concuerda con otros resultados en la zona de Carina. También Lyngå (1977) obtiene residuos positivos en $l \approx 311^\circ$, entre 1 kpc y 4 kpc del Sol, pero su evidencia es escasa.

Un estudio global, aplicado a todas las longitudes galácticas, fue presentado por Burton (1973) y por Burton y Bania (1974). Ellos enfatizan las ventajas de realizar estudios de estructura espiral incluyendo aspectos cinemáticos, puesto que para las estrellas es menor la dependencia con la determinación de la absorción interestelar, mientras que la influencia de los efectos de completitud (algunas regiones han sido más estudiadas que otras) es menos significativa. Trabajaron con una recopilación de trazadores espirales jóvenes y, al estudiar su comportamiento con la longitud, surgieron evidencias de la existencia de la componente radial en la zona de brazos, dirigida hacia el centro galáctico y de la magnitud y dirección adecuadas. En el segundo artículo mencionado, se investigan los residuos observados respecto a los teóricos del modelo QSSS por distintos métodos estadísticos, variando algunos

de los parámetros del modelo para llegar al que mejor ajusta los resultados observacionales. Burton y Bania (1974) no obtienen evidencias de la existencia de un brazo local desde el punto de vista cinemático, el cual tampoco forma parte del "pattern" teórico.

En un trabajo reciente de Hron (1987), que determina una curva de rotación para la Galaxia en base a cúmulos abiertos jóvenes, se investigan los residuos en velocidad radial y se concluye que no aparece ninguna estructura sistemática en su distribución, en particular en los brazos espirales. La zona del brazo de Carina cuenta con pocos objetos para confirmar resultados anteriores, pero en Perseo no surge ninguna relación entre los residuos y la distancia al centro galáctico. Es importante aclarar que se utiliza una curva de rotación que en la zona de Perseo es más chata que la del modelo de Schmidt y, por ello, se atribuye la variación de los residuos a través del brazo de Perseo encontrados por Humphreys (1976) sólo a la combinación de las velocidades observadas, que son aproximadamente constantes, con la curva de rotación de Schmidt, que presenta una pendiente pronunciada con la distancia.

Habiendo completado un panorama sobre los apartamientos de la rotación galáctica pura, se encara en el próximo capítulo la parte observacional de este estudio.

CAPITULO II

OBSERVACIONES, MEDICIONES Y REDUCCIONES.

El estudio de las velocidades radiales de estrellas OB en Vela, Centaurus, Circinus y Norma fue encarado teniendo en cuenta la importancia de la cinemática de los trazadores espirales para una mejor comprensión de la estructura espiral de nuestra Galaxia.

Las estrellas seleccionadas pertenecen a zonas de la Vía Láctea que han sido previamente investigadas por: Muzzio y Forte (1975); Muzzio, Feinstein y Orsatti (1976) y Muzzio (1979), a los cuales nos referiremos como Artículos I, II y III, respectivamente. Dichas regiones son las siguientes: Norma I y Norma III del Artículo I, Centaurus del Artículo II y Vela I, Vela II, Centaurus y Circinus del Artículo III; en la tabla II.1 se dan las coordenadas aproximadas de sus centros. Se trata de estrellas OB débiles, de magnitudes hasta $B=13$ mag aproximadamente y que no muestran líneas de H en emisión; los números de cuatro cifras identifican objetos seleccionados del catálogo LS de Stephenson y Sanduleak (1971), y los restantes corresponden a las denominaciones adoptadas en los Artículos I, II y III recientemente mencionados. La lista de estrellas figura en la tabla II.2, donde se incluyen los números de LS o HD (si los tienen), las coordenadas galácticas (l,b) y el tipo espectral asignado a cada una por Bassino et al. (1982).

Las distancias de prácticamente todas estas estrellas (excepto dos de ellas) ya han sido determinadas por Bassino et al. (1982) mediante técnicas de fotometría fotoeléctrica y espectros, dado que es sabido que para realizar estudios de tipo cinemático se necesitan, además de velocidades radiales, distancias razonablemente confiables, y la combinación de datos fotométricos y espectroscópicos tiene claras ventajas sobre los resultados de análisis puramente fotométricos.

Cabe señalar que la utilización del tubo de imágenes permitió obtener espectros de estrellas de las magnitudes señaladas sin necesidad de aumentar demasiado los tiempos de exposición y manteniendo la precisión de las velocidades radiales dentro de los límites necesarios para un estudio de este tipo, como veremos más adelante.

II.A- Observaciones.

Los espectros fueron obtenidos por el Dr. Juan Carlos Muzzio durante dos turnos de observación concedidos por el Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (Chile). El primero abarcó nueve noches en Abril de 1979 y el segundo cinco noches en Abril de 1980. Se empleó el telescopio de 1-m junto con el espectrógrafo Cassegrain con tubo de imágenes; la dispersión elegida fue de 43 \AA/mm (segundo orden de la red No. 47 con una inclinación de $23^{\circ}.5$), extendiéndose aproximadamente el rango espectral desde el salto de Balmer hasta la línea $H\beta$.

Para todas las observaciones se utilizaron placas

fotográficas Kodak IIaO, horneadas en "forming gas" y reveladas en D-19 a 68° F; los espectros se ensancharon a 1 mm.

Para el espectro de comparación se utilizó la lámpara de He-Ar, tanto antes como después de cada exposición; en general, resultó apropiado un tiempo de exposición de 2 seg. para cada una de ellas.

Además de las estrellas de programa se observaron estrellas patrones (standards) de velocidad radial, cubriendo el rango de declinaciones de las estrellas OB seleccionadas. Fueron distribuidas en cada una de las noches y a distintos ángulos horarios, ya que se planeaba investigar si existía alguna relación entre los errores de las velocidades radiales y el ángulo horario.

II.B- Estrellas patrones de velocidad radial.

Las estrellas patrones de velocidad radial elegidas comprenden dos grupos: tres estrellas patrones de la IAU, de tipo tardío, y cuatro estrellas patrones secundarias, de tipo temprano y ubicadas en las zonas cercanas a las regiones bajo estudio. Las primeras fueron tomadas de la lista dada en IAU Transactions, Vol IX (Pearce, 1955), mientras que las secundarias se seleccionaron entre las recomendadas por Humphreys (1973) y Jackson (1976). En la tabla II.3 se da la lista de estrellas patrones, sus posiciones, tipos espectrales y velocidades radiales heliocéntricas adoptadas como patrones con sus errores; estas últimas fueron tomadas de Pearce (1955) para

las patrones primarias y de Jackson (1976) para las secundarias.

En total se obtuvieron 110 espectros de estrellas patrones, 75 de las correspondientes a la IAU y 35 de las secundarias. Esto corresponde, en promedio, a unos 10 espectros de estrellas patrones por cada noche de observación.

II.C- Medición y reducción de placas.

La totalidad de los espectros, tanto de las estrellas de programa como las patrones, fueron medidos en el comparador Grant del Observatorio Astronómico de la Universidad Nacional de La Plata. Este instrumento posee un osciloscopio, en cuya pantalla aparece el perfil de cada línea junto con su imagen especular, que se desplaza en sentido contrario. Llevando ambos perfiles a coincidir se determina la posición de las líneas de comparación en la placa, y conociendo sus longitudes de onda, se logra establecer una correlación entre ambas. A partir de ella, midiendo las posiciones de las líneas estelares se obtienen sus longitudes de onda que, comparadas finalmente con las longitudes de onda en reposo, permiten determinar la velocidad radial.

Cada espectro fue medido dos veces: en sentido directo (longitud de onda aumentando con la posición) y en sentido inverso, a fin de minimizar los errores en la coincidencia de las dos imágenes de cada perfil. Con el propósito que las medidas fueran homogéneas, se trató de mantener todos los parámetros del instrumento lo más invariables posible. Al finalizar cada espectro, sin mover la placa, se volvían a medir

las primeras líneas de comparación como control de que no hubiera habido salto o corrimientos. Cuando una línea presentaba dificultades para lograr la coincidencia, se agregaban comentarios junto al valor de su posición, a fin de ser tenidos en cuenta al calcular las velocidades radiales definitivas.

Para las reducciones se utilizó la computadora HP 1000, que desde 1982 tiene una terminal acoplada al Grant, lo que permitió agilizar la tarea. El programa de reducción ajusta un polinomio de tercer grado a los datos (longitudes de onda-posiciones para las líneas de comparación), dando también los residuos, de modo que se pueden descartar las líneas cuyos residuos sean mayores que un valor apropiado adoptado y se recalcula el polinomio.

Finalmente, el programa da los coeficientes del polinomio definitivo, las velocidades radiales de las líneas, su promedio y error, y el día juliano. Se trata de velocidades radiales heliocéntricas, corregidas por los movimientos de rotación y orbital de la Tierra. Este programa es el de uso habitual en el Observatorio Astronómico de la UNLP y fue facilitado gentilmente por el Dr. H. Levato.

II.D- Longitudes de onda para las líneas de comparación y estelares.

Se realizó un análisis preliminar para seleccionar las líneas de comparación del He- Λ , teniendo en cuenta las que daban residuos menores y que poseían perfiles bien simétricos y

angostos en lo posible, y tomando como base la lista de líneas recomendadas por el C.T.I.O. para este espectro de comparación. Se escogió finalmente el conjunto de líneas indicado en la tabla II.4, que fue mantenido para todas las mediciones, salvo los casos en que se descartaron algunas líneas de los extremos, que son las zonas en las que la calidad de los espectros de tubo de imágenes decrece notablemente.

En lo que respecta a las líneas estelares, para las estrellas patrones de velocidad radial de la IAU (tardías), las longitudes de onda en reposo fueron elegidas de la lista recomendada por Batten et al. (1971) para los correspondientes tipos espectrales y una dispersión de aproximadamente 62 \AA/mm (tabla II.5); se midió un promedio de 9 líneas por espectro.

Un punto delicado fue la selección de las longitudes de onda en reposo para las estrellas de programa y las patrones secundarias (de tipo OB). Existe abundante bibliografía respecto a dichas longitudes de onda para estrellas de tipo temprano y en distintas dispersiones. Algunos autores opinan que se debe adoptar un sistema determinado para cada espectrógrafo en particular (Batten, 1976), pero este proceso requeriría enormes cantidades de espectros tomados durante largos períodos de tiempo.

Se decidió analizar los valores dados por Petrie (1953), Jackson (1976) y Moore (1945), seleccionando en los dos primeros casos las dispersiones que se corresponden mejor con 43 \AA/mm con tubo de imágenes. En el caso de Petrie correspondió a 51 \AA/mm ,

y en el de Jackson a 78 \AA/mm . Es necesario aclarar que alrededor de la mitad de las longitudes eran coincidentes en dos o en tres de los citados trabajos.

Los valores elegidos fueron los de Moore (1945), y la decisión se basó en los siguientes puntos: a) por cuestiones de homogeneidad pareció más conveniente no mezclar datos de distintos autores, b) tanto Petrie (1953) como Jackson (1976) daban longitudes de onda en reposo que habían sido ajustadas según sus "propios" sistemas, y c) al pasar las diferencias entre las longitudes de uno y otro autor a unidades de velocidad, se obtuvieron valores que eran menores que los errores que surgen normalmente de la medición de espectros como los aquí considerados; la única excepción fue el caso de λ (Moore)= 4349.426 \AA y λ (Jackson)= 4349.700 \AA , cuya diferencia equivale a un $\Delta v=18.9 \text{ km/s}$, pero el valor de Jackson era el resultado de un ajuste en su sistema, por lo cual fue razonable tomar el valor de Moore.

En la tabla II.6 se dan los valores de las longitudes de onda en reposo utilizados para las estrellas patrones secundarias y las de programa; en los casos de transiciones múltiples se realizaron promedios pesados según la intensidad. Se midió un promedio de 10 líneas por espectro de las patrones secundarias, que son todas supergigantes de tipo B. En las estrellas de programa, se midió el mayor número posible de líneas estelares, según el tipo espectral y la clase de luminosidad.

II.E- Velocidades radiales de las estrellas patrones.

Como punto de partida se decidió descartar aquellas líneas que al ser medidas habían recibido comentarios como: "ancha", "muy débil", etc. ya que las estrellas patrones son más brillantes que las de programa, y la mayoría son además de tipo tardío, por lo que sus perfiles resultan ser considerablemente mejores. También se dejaron de lado las líneas cuyas velocidades se apartaban en más de 3σ del promedio del correspondiente espectro.

Al contarse con un buen número de espectros por estrella, se pudo realizar un análisis del comportamiento de las velocidades de las líneas, considerando todos los espectros de una misma estrella patrón, y se descartaron finalmente aquellas líneas cuyas velocidades daban una dispersión superior a 35 km/s o que habían sido medidas muy pocas veces.

Las velocidades radiales (heliocéntricas) correspondientes a los 110 espectros de estrellas patrones y las raíces cuadradas de los errores cuadráticos medios de los promedios se dan en la tabla II.7, junto con el día Juliano correspondiente al instante medio de la exposición y el ángulo horario en ese mismo instante. Los errores estimados para velocidades individuales son de aproximadamente 2.5 km/s para las patrones de la IAU y 4 km/s para las secundarias.

II.F- Velocidades radiales de las estrellas de programa.

En este caso, todas las líneas que durante la medición habían recibido comentarios por ser débiles, anchas, asimétricas, etc. fueron cuidadosamente analizadas antes de decidir incluirlas o no en los resultados finales. Las que eran de identificación dudosa fueron excluidas.

Para las estrellas con más de un espectro se calculó la diferencia entre las velocidades que se obtienen de cada uno, $v_1 - v_2$, y se descartan las estrellas en que:

$$|v_1 - v_2| \geq 2.5 \sqrt{e_1^2 + e_2^2}$$

donde e_1 y e_2 son los errores cuadráticos medios de las velocidades radiales promedio de cada espectro. Con este criterio se excluyeron las siguientes estrellas: LS 1199, LS 1204, LS 1216, LS 1218, LS 1234 y LS 3421.

Fue necesario dejar de lado la consideración de las líneas interestelares, ya que la línea K del Ca II interestelar se pudo medir sólo en algunos casos; el problema es que se encuentra muy cerca de uno de los extremos de los espectros (el de las longitudes de onda cortas) y la medición de su perfil resulta muy dudosa.

Para obtener las velocidades radiales definitivas es necesario corregir por los efectos sistemáticos que se

encontraron al analizar los resultados de las estrellas patrones de velocidad radial. Tales efectos se describen en el capítulo siguiente, y las tablas con los valores finales se dan en capítulo IV.

TABLA II.1

Posiciones aproximadas de los centros de las zonas consideradas.

Zona	l	b
Vela I	267. ⁰ 9	-1. ⁰ 5
Vela II	272.0	-0.1
Centaurus (Art.III)	304.6	+0.3
Centaurus (Art.II)	307.1	-1.3
Circinus	320.4	-1.3
Norma III	327.3	-0.5
Norma I	328.0	-0.8

TABLA II.2

Estrellas de programa.

	LS	HD	l	b	T.E.
Vela I					
LS	1190	75991	267 ^o .17	-2 ^o .07	B0.5 III*
	1203	76535	267.42	-1.52	09.5 III
	1215		268.00	-1.38	06 V
	1219	77207	268.96	-1.90	B0 V
	1224		269.20	-1.90	B2 IV
	1230	77718	267.61	0.00	B1 III*
	1231	77852	269.15	-1.20	B8 Ib:
	1241		268.81	-0.31	B1 V
	1242	78344	268.89	-0.37	09.5 Iab
	1243	78345	269.31	-0.73	B1 Ib
V	9		267.79	-2.38	B0.5 V
	20		267.48	-1.92	09.5 V
	56		267.98	-1.35	09.5 V
	60	1217	267.94	-1.25	07 V
	71	1221	267.95	-0.89	B1 Vn
	73	1223	268.06	-0.98	05 V
	84		269.17	-1.36	09.5 V
	88		269.20	-1.19	B0 V
	94	1238	269.21	-0.91	09.5 V

Vela II

LS	1279		272.43	-0.25	B0.5 V
	1285	297433	272.07	+0.44	O9 Ia
	1288		271.97	+0.68	B2 Ib
V	118		271.63	-0.77	O9.5 V
	122	1267	271.65	-0.70	O7 III
	124	1269	271.47	-0.52	O8 V
	148		272.44	+0.72	B9 Ib:

Centaurus (Artículo III)

LS	2868		304.04	+0.25	B1 V
	2873	113014	304.14	+0.67	B0.5 IV
	2878		304.18	+0.15	B0.5 V
	2899		304.42	-0.27	O7 III
	2926		304.70	-0.00	B0 IV
	2927	113754	304.71	-0.17	O5 III(f)
	2931		304.80	+0.44	B0.5 III
	2937		304.91	+0.63	B0 V
	2944		304.98	+0.69	B0.5 IV
	2945		304.95	-0.14	B2 Vn
	2946	114122	305.00	-0.07	B0 Ib

Centaurus (Artículo II)

Cen	A	117024	307.06	-1.31	B1 III	
	B	3079	116796	306.94	-0.95	O9:p
	C	3094	307.14	-0.95	B1 Ib	
	E	3076	306.88	-1.17	B1 Ib	

3 307.1 -1.3 B2 III

Circinus

LS 3320N 320.12 -1.61 09.5 V
 3320S 320.11 -1.61 08 III
 3324 320.28 -1.54 B1 II
 3325 320.42 -1.34 B0.5 Ia
 3330 320.37 -1.50 B0.5 Ia
 Cir 6 320.55 -1.37 B0.5 IV
 7 320.47 -1.29 B0.5 V
 8 320.44 -1.23 09.5 Ib
 9 320.48 -1.13 B0.5 Ia

Norma I y III

LS 3386 326.31 +0.74 06 If
 3401 327.02 +0.12 B1 II
 3404 327.08 +0.01 B1 IV
 3405 327.08 -0.19 B1 III
 3420 327.90 -0.28 B1 Ib
 NI- S1 3429 142468 327.95 -0.76 B1 Ia
 1 3430 328.20 -0.48 B1 V
 2 3437 328.32 -0.52 B1 V
 6 328.4 -0.7 08 V
 10 327.94 -0.54 B2 V
 13 3426 328.04 -0.49 B1 Ib
 15 3428 328.05 -0.51 B0.5 Iab
 66 3433 142565 327.96 -0.84 B0.5 Ib
 75 3440 142775 328.08 -0.97 B0 Ia

84	3443	328.22	-1.03	07 III
94	3432	327.85	-0.97	B0.5 III
116	3423	327.56	-0.83	09.5 III
120	3424	327.57	-0.93	B0 III
NIII-	12 3411	327.18	-0.52	B0.5 V

(*): Tipos espectrales tomados de Garrison, Hiltner y Schild (1977).

TABLA II.3

Estrellas patrones de velocidad radial.

	α (1950)	δ (1950)	T.E.	V_p (km/s)	Ref.
Primarias					
HD 80170	9 ^h 15 ^m .0	-39° 11'	K5	0.0±0.2	1
126053	14 20.7	+ 1 28	G3 V	-18.5±0.4	1
157457	17 22.1	-50 35	K1	17.4±0.2	1
Secundarias					
HD 79186	9 9.3	-44 40	B5 Ia	31.0±0.3	2
106343	12 11.6	-64 08	B1.5 Ia	- 7.0±1.0	2
116119	13 19.6	-61 45	B9 Iab	-22.0±2.0	2
142758	15 55.3	-58 35	B1.5 Ia	-63.0±4.0	2

1: Pearce (1955)

2: Jackson (1976)

TABLA II.4

Líneas de comparación del He-Ar.

3834.679	Å	4277.524	Å
3850.578		4300.101	
3875.264		4379.667	
3928.629		4387.929	
3964.729		4426.005	
4026.191		4448.880	
4044.419		4481.810	
4103.913		4510.734	
4120.815		4545.045	
4158.591		4579.346	
4181.884		4589.896	
4237.223		4657.893	
4272.169			

TABLA II.5

Líneas estelares (estrellas tardías)

λ_{rep}		Identificación
4005.59	Å	Fe I
4045.61		Fe I, Co I
4063.55		Fe I
4071.69		Fe I, V I
4101.69		H δ , Fe I
4143.50		Fe I
4187.37		Fe I
4226.64		Ca I, Fe I, Ti II
4260.44		Fe I, Ti I, CH
4271.63		Fe I, CH
4340.32		H γ , Cr I, Ti II
4383.82		Fe I
4404.74		Fe I, Ti I
4461.67		Fe I, Mn I

TABLA II.6

Líneas estelares (estrellas tempranas)

λ_{rep}		Identificación
3835.386	Å	H9
3889.051		H8
3933.664		K-Ca II
3964.727		He I
3968.470		H-Ca II
3970.074		Hε
3973.263		O II
3994.996		N II
4009.270		He I
4025.046		F II
4026.080		N II
4026.218		He I
4069.793		O II
4088.863		Si IV
4097.310		N III
4101.737		Hδ
4116.104		Si IV
4120.857		He I
4128.053		Si II
4130.884		Si II
4143.759		He I

4199.830	He II
4233.167	Fe II
4267.148	C II
4340.468	H γ
4349.426	O II
4387.928	He I
4414.909	O II
4471.507	He I
4481.228	Mg II
4552.654	Si III
4567.872	Si III

TABLA II.7

Velocidades radiales de las estrellas patrones.

DJ	t	V_r	DJ	t	V_r
(d)	(h)	(km/s)	(d)	(h)	(km/s)
2443000+			2443000+		
HD 80170			976.74	-3.03	8.0±2.9
			976.81	-1.32	11.4±2.5
974.53	0.00	-14.5±1.9	976.87	0.10	4.4±1.8
974.54	1.37	-11.4±2.2	976.87	0.18	7.7±2.4
975.55	0.63	-4.8±2.2	976.92	1.37	19.9±2.1
975.64	2.75	-3.8±2.6	977.80	-2.63	10.2±1.7
975.65	2.87	-7.9±2.2	977.90	0.97	16.3±3.0
976.55	0.53	-5.6±2.4	978.78	-1.77	11.8±3.4
976.66	3.23	-7.6±3.0	978.79	-1.67	14.3±2.7
976.67	3.37	-0.6±2.1	978.91	1.27	14.4±2.8
977.55	1.77	-8.4±2.2	980.78	-1.75	17.8±1.9
977.64	2.80	-8.7±1.7	980.85	0.20	1.5±2.9
977.68	3.80	-1.6±1.8	981.78	-1.53	9.1±2.1
978.54	0.40	-2.4±1.6	981.83	-0.43	11.1±2.4
978.54	0.50	-3.5±1.9	1332.87	-0.57	5.2±2.6
978.63	2.73	-3.5±2.3	1332.91	0.58	-0.7±2.6
979.50	-0.27	-5.7±2.8	1336.92	0.88	8.3±1.6
979.57	1.42	-9.8±1.8	1336.92	0.93	9.0±1.8
979.63	2.77	-4.1±2.2			

980.53	0.43	-9.5±2.8	HD 79186		
980.54	0.57	-8.3±1.1			
980.65	3.38	-3.6±2.2	979.51	-0.05	26.8±3.7
980.66	3.52	1.0±3.1	979.58	1.60	37.1±3.4
981.53	0.37	-7.6±2.2	979.64	2.97	33.7±4.7
981.62	2.70	-2.2±1.6	981.53	0.65	37.8±2.5
1332.56	0.30	-5.4±3.0	1335.54	0.07	27.5±3.2
1332.59	1.03	-6.6±2.2	1335.58	1.07	16.6±3.3
1332.67	2.77	-7.2±2.3	1335.69	3.60	25.9±3.7
1333.54	0.30	-6.0±2.0			
1335.53	-0.02	-6.6±2.8	HD 106343		
1335.58	0.82	-6.2±2.0			
1335.58	0.93	-11.2±3.2	976.69	1.03	-20.6±3.1
1335.67	3.00	-7.4±2.3	976.76	2.72	-13.2±5.6
1337.50	-0.85	-13.7±2.5	976.79	3.53	-1.4±4.2
1337.51	-0.75	-7.8±2.0	978.64	-0.03	-12.1±5.0
1337.58	1.07	-6.2±1.4	978.77	3.07	-21.8±3.8
1337.67	3.07	1.0±3.0	1332.70	0.53	-25.8±3.5
1337.69	3.67	-7.3±3.7	1332.75	1.93	-14.5±2.5

HD 126053

HD 116119

973.75	0.18	-36.5±2.6	973.76	1.43	-40.4±3.0
973.80	1.32	-30.9±2.1	973.76	1.57	-23.2±4.1
974.67	-1.63	-29.1±2.1	973.77	1.67	-26.8±4.2
974.68	-1.55	-30.1±2.6	973.77	1.73	-27.4±5.4
974.78	0.87	-29.3±2.3	1335.71	0.02	-34.6±4.4
975.66	-2.98	-33.1±3.2	1336.70	-0.05	-37.7±2.4

975.76	0.45	-25.7±2.1	1336.78	1.73	-48.4±3.8
975.76	0.50	-22.4±2.0	1337.70	-0.08	-30.5±2.2
976.73	-0.27	-34.6±2.8	1337.75	1.08	-31.3±4.2
976.73	-0.18	-34.1±1.8			
978.78	1.20	-32.2±1.8	HD 142758		
980.63	-1.40	-25.5±3.3			
980.69	-0.87	-25.2±4.4	976.74	-1.40	-81.9±3.3
981.68	-1.13	-21.6±1.8	976.80	-0.05	-75.6±5.7
			976.86	1.43	-75.8±3.3
HD 157475			976.91	2.65	-81.9±5.7
			980.70	-2.17	-59.2±3.1
973.85	-0.57	9.5±2.6	980.77	-0.47	-64.8±4.3
973.96	1.07	20.8±2.2	980.84	1.20	-74.6±6.5
974.79	-1.93	10.4±1.8	980.84	1.23	-77.3±4.2
974.79	-1.87	4.4±3.2	1333.76	-1.55	-78.0±5.1
974.89	0.57	12.7±2.5	1333.79	-0.87	-70.4±3.3
975.79	-1.73	12.0±1.9	1336.79	-0.58	-62.9±3.2
975.91	0.98	13.9±2.7	1336.89	1.77	-56.2±3.4

CAPITULO III

ERRORES SISTEMATICOS EN LAS VELOCIDADES RADIALES.

Con la finalidad de investigar la existencia o no de errores sistemáticos que afecten a las velocidades radiales medidas para las estrellas de programa, se analizó el comportamiento de los residuos de velocidad ΔV para las estrellas patrones con respecto a distintos parámetros. Tales residuos se calcularon como velocidad medida (observada) menos velocidad patrón adoptada (ver tabla III.1).

Shaw, Hesser y Meyer (1981) han encontrado que los residuos de velocidad para estrellas standards, medidas con el telescopio de 1-m y el espectrógrafo con tubo de imágenes de CTIO, parecen ser una función de la declinación estelar, aumentando al considerar declinaciones mayores. Como primer paso se decidió entonces estudiar la relación con la declinación: en la tabla III.2 se da la lista de las estrellas patrones primarias (de la IAU, de tipo tardío) y las secundarias (de tipo DB), sus declinaciones y los promedios de sus residuos $\overline{\Delta V}$ para las observaciones de 1979 y de 1980, respectivamente, indicando N el número de placas para cada caso. En la figura III.1 se graficaron estos residuos promedio $\overline{\Delta V}$ contra la declinación: los círculos y triángulos representan las estrellas patrones primarias y secundarias, respectivamente, y los símbolos llenos y vacíos identifican las observaciones de 1979 y

1980, respectivamente; las barras de error dan la raíz cuadrada de los errores cuadráticos medios de los promedios.

Tanto de la tabla como de la figura se puede concluir que los valores promedio para las primarias y las secundarias son similares, siendo obviamente menores los errores para las primeras; de modo que, a pesar de haber utilizado distintas líneas espectrales, los resultados están en el mismo sistema. No sucede lo mismo con las observaciones de distintos años, ya que hay evidencia que los residuos de 1979 son mayores (menores en valor absoluto) que los de 1980. Como comprobación, podemos agrupar los promedios de la siguiente manera:

Standards IAU	$\overline{\Delta V} = -7.30 \pm 0.54 \text{ km/s}$	(75 espectros)
Standards secundarias	$\overline{\Delta V} = -7.91 \pm 1.43 \text{ km/s}$	(35 espectros)
Observaciones de 1979	$\overline{\Delta V} = -6.95 \pm 0.67 \text{ km/s}$	(79 espectros)
Observaciones de 1980	$\overline{\Delta V} = -8.89 \pm 1.13 \text{ km/s}$	(31 espectros)

En la figura III.1 se observa que existe una relación entre los residuos promedio $\overline{\Delta V}$ y la declinación similar a la encontrada por Shawl et al. (1981), excepción hecha de la única estrella de declinación ligeramente positiva, HD 126053, que no sigue la tendencia del resto. Esta estrella está incluida en el diagrama de Shawl et al. (1981), donde no sólo no se aparta de la correlación sino que tiene un residuo $\overline{\Delta V}$ positivo, de +3 km/s (Hesser, 1983). Esta comparación llevó a sospechar que podía existir algún problema con la standard de la IAU HD 126053.

Buscando bibliografía al respecto se encontró que esta estrella ha sido eliminada de la lista de "standards primarias" e incluida en la de "standards secundarias" según la resolución de la Comisión 30 (Velocidades radiales) durante la 15^o Asamblea General de la IAU, ya que existe la probabilidad que su velocidad radial sea variable; puede utilizarse para bajas dispersiones, pero teniendo presente que causa problemas con dispersiones mayores que 30 Å/mm (Batten, 1983). Ante estas evidencias, y teniendo en cuenta que es la estrella patrón de la IAU con menos observaciones, y la única observada sólo en uno de los dos turnos, se decidió eliminar la estrella HD 126053 del análisis subsiguiente.

Derivando la recta de mejor ajuste para los ΔV vs. δ se obtiene un coeficiente de correlación lineal $r = 0.24$ para los 96 valores considerados, que de acuerdo con la distribución t de Student ($t=2.40$) corresponde a una probabilidad mayor del 98% que ese valor de r no surja por puro azar, lo cual implica que la correlación es muy significativa. Pero surge el siguiente inconveniente al tratar de explicar el origen de este efecto: si de acuerdo con la sugestión de Shawl et al. (1981) los residuos estuvieran relacionados con la proximidad del tubo de imágenes (enfocado magnéticamente) a la montura del telescopio, entonces debería también existir una correlación similar con el ángulo horario; recordemos que al trabajar con estrellas del hemisferio sur, el tubo de imágenes se acerca a la montura al observar al este del meridiano, y se aleja al observar cerca del meridiano o al oeste del mismo.

La figura III.2 muestra los residuos individuales contra el ángulo horario t correspondiente al instante medio de la exposición (datos en la tabla III.1), y se observa que la distribución es prácticamente simétrica a ambos lados del meridiano. Al derivar la recta de mejor ajuste de ΔV vs. t , el coeficiente de correlación resulta $r=0.17$, que de acuerdo con la distribución t de Student corresponde a una probabilidad menor del 90% que ese valor no se obtenga por simple azar; evidentemente tal correlación no es significativa. En cambio, calculando el coeficiente de correlación de los residuos contra el coseno del ángulo horario (o sea una función par del ángulo horario) se obtiene $r=0.24$, que corresponde a una probabilidad de más del 98% que ese valor no surja por puro azar, lo cual es muy significativo. De este modo comprobamos que nuestros resultados no apoyan la idea que los residuos de velocidad radial se relacionen directamente con la proximidad del tubo de imágenes a la montura, al menos como única causa.

Buscando otra explicación para la correlación entre los residuos y la declinación, surgió la posibilidad que esté involucrada la dispersión de la luz estelar en la atmósfera terrestre. En tal caso, debería haber una relación entre los residuos y la tangente de la diferencia entre la latitud del lugar y la declinación, según sugieren Catchpole et al. (1982), pero esto sería válido sólo para las observaciones realizadas cerca del meridiano. Siguiendo esta idea se estudió la correlación de los residuos con la tangente de la distancia cenital de la estrella en el momento de la observación (Feast y

Thackeray, 1963; Wallis y Clube, 1968), lo que permitía incluir observaciones más alejadas del meridiano. El ajuste obtenido fue muy pobre: la figura III.3 no muestra ninguna tendencia y el coeficiente de correlación lineal calculado a partir de los valores dados en la tabla III.1 resultó $r=0.06$ (probabilidad menor del 50%).

Una probable explicación de este último hecho es que cuando la estrella está lejos del meridiano, la dirección en que se desdobra su imagen debido a la dispersión atmosférica no es perpendicular a la ranura del espectrógrafo. La correlación buscada no se presentaría entonces con la tangente de la distancia cenital sino con la expresión:

$$L = \operatorname{tg} z \cos q$$

donde q es el ángulo paraláctico, y cuya inclusión permite además obtener automáticamente el signo adecuado de la corrección. Es posible calcular L a partir de los datos conocidos aplicando las fórmulas de los 5 elementos y del coseno al triángulo de posición correspondiente:

$$\begin{aligned} \operatorname{sen} z \cos q &= -\operatorname{sen} \varphi \cos \delta + \cos \varphi \operatorname{sen} \delta \cos t \\ \cos z &= \operatorname{sen} \varphi \operatorname{sen} \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos t \end{aligned}$$

Los valores calculados de L han sido incluidos en la tabla III.1, y están graficados en la figura III.4. Los coeficientes de correlación de allí derivados son $r=0.30$, 0.27 y 0.35 , para todas las observaciones en conjunto, para las de 1979 y para las de 1980, respectivamente. Las t de Student calculadas son,

respectivamente, $t=3.10$, 2.25 y 1.98 , que corresponden a probabilidades de más del 99.5%, 97% y 94% que tales coeficientes no surjan por puro azar.

De esta manera se obtuvo una expresión que mejora la originalmente empleada por Catchpole et al. (1982), ya que permite aplicarla también a estrellas observadas lejos del meridiano. Cabe aclarar que de esta manera se prueba que la dispersión atmosférica afecta las velocidades radiales, pero no se descarta la influencia de otros efectos, como por ejemplo la flexión.

Esta correlación de la forma $\Delta V = a + b.L$ se estima razonablemente buena para utilizarla para corregir las velocidades radiales de las estrellas de programa. Los valores obtenidos para los coeficientes "a" y "b" para el año 1979 y para el 1980 se dan en el capítulo siguiente.

(Los resultados de este capítulo han sido publicados en: Rev. Mexicana Astron. Astrof. 9, 165 (1984) en colaboración con el Dr. J.C. Muzzio. Los espectros fueron obtenidos por J.C. Muzzio, las mediciones las realizó L.P. Bassino y el análisis fue llevado a cabo en conjunto.)

TABLA III.1

Residuos de las estrellas patrones.

DJ(d)	ΔV (km/s)	t(h)	z	L
2443000+				
HD 80170				
974.53	-14.5	0.00	9.15	.161
974.54	-11.4	1.37	19.14	.131
975.55	-4.8	0.63	11.99	.155
975.64	-3.8	2.75	34.79	.028
975.65	-7.9	2.87	36.18	.014
976.55	-5.6	0.53	11.23	.157
976.66	-7.6	3.23	40.36	-.033
976.67	-0.6	3.37	41.98	-.055
977.55	-8.4	1.77	23.55	.110
977.64	-8.7	2.80	35.37	.022
977.68	-1.6	3.80	46.95	-.133
978.54	-2.4	0.40	10.39	.159
978.54	-3.5	0.50	11.02	.157
978.63	-3.5	2.73	34.55	.030
979.50	-5.7	-0.27	9.73	.160
979.57	-9.8	1.42	19.68	.129
979.63	-4.1	2.77	35.02	.026
980.53	-9.5	0.43	10.57	.158

980.54	-8.3	0.57	11.52	.156
980.65	-3.6	3.38	42.09	-.056
980.66	1.0	3.52	43.71	-.080
981.53	-7.6	0.37	10.22	.159
981.62	-2.2	2.70	34.21	.034
1332.56	-5.4	0.30	9.87	.160
1332.59	-6.6	1.03	15.61	.145
1332.67	-7.2	2.77	35.02	.026
1333.54	-6.0	0.30	9.87	.160
1335.53	-6.6	-0.02	9.15	.161
1335.58	-6.2	0.82	13.61	.151
1335.58	-11.2	0.93	14.64	.148
1335.67	-7.4	3.00	37.69	-.002
1337.50	-13.7	-0.85	13.89	.150
1337.51	-7.8	-0.75	12.99	.152
1337.58	-6.2	1.07	16.01	.143
1337.67	1.0	3.07	38.50	-.011
1337.69	-7.3	3.67	45.45	-.107

HD 126053

973.75	-18.0
973.80	-12.4
974.67	-10.6
974.68	-11.6
974.78	-10.8
975.66	-14.6
975.76	-7.2

975.76	-3.9
976.73	-16.1
976.73	-15.6
978.78	-13.7
980.63	-7.0
980.69	-6.7
981.68	-3.1

HD 157457

973.85	-7.9	-0.57	21.44	.368
973.96	3.4	1.07	23.72	.353
974.79	-6.9	-1.93	29.73	.307
974.79	-13.0	-1.87	29.26	.311
974.89	-4.7	0.57	21.44	.368
975.79	-5.4	-1.73	28.17	.320
975.91	-3.5	0.98	23.23	.357
976.74	-9.4	-3.03	39.36	.194
976.81	-6.0	-1.32	25.25	.343
976.87	-13.0	0.10	20.50	.373
976.87	-9.7	0.18	20.57	.373
976.92	2.5	1.37	25.58	.341
977.80	-7.2	-2.63	35.71	.243
977.90	-1.1	0.97	23.18	.357
978.78	-5.6	-1.77	28.47	.318
978.79	-3.1	-1.67	27.71	.324
978.91	-3.0	1.27	24.93	.345
980.78	0.4	-1.75	28.32	.319

980.85	-15.9	0.20	20.59	.373
981.78	-8.3	-1.53	26.69	.332
981.83	-6.3	-0.43	21.03	.370
1332.87	-12.2	-0.57	21.44	.368
1332.91	-18.1	0.58	21.48	.368
1336.92	-9.1	0.88	22.72	.360
1336.92	-8.4	0.93	22.97	.358

HD 79186

979.51	-4.2	-0.05	14.63	.261
979.58	6.1	1.60	23.85	.218
979.64	2.7	2.97	37.69	.098
981.53	6.7	0.65	16.51	.254
1335.54	-3.5	0.07	14.64	.261
1335.58	-14.4	1.07	19.32	.242
1335.69	-5.1	3.60	44.38	.002

HD 106343

976.69	-13.6	1.03	35.49	.655
976.76	-6.2	2.72	42.56	.505
976.79	5.6	3.53	47.26	.370
978.64	-5.1	-0.03	34.14	.678
978.77	-14.8	3.07	44.52	.453
1332.70	-18.8	0.53	34.50	.672
1332.75	-7.5	1.93	38.66	.594

HD 116119

973.76	-18.4	1.43	34.69	.575
973.76	-1.2	1.57	35.26	.566
973.77	-4.8	1.67	35.69	.559
973.77	-5.4	1.73	35.96	.555
1335.71	-12.6	0.02	31.74	.618
1336.70	-15.7	-0.05	31.74	.618
1336.78	-26.4	1.73	35.96	.555
1337.70	-8.5	-0.08	31.74	.618
1337.75	-9.3	1.08	33.45	.594

HD 142758

976.74	-18.9	-1.40	31.90	.504
976.80	-12.6	-0.05	28.51	.543
976.86	-12.8	1.43	32.04	.503
976.91	-18.9	2.65	39.21	.396
980.70	3.8	-2.17	36.08	.447
980.77	-1.8	-0.47	28.91	.539
980.84	-11.6	1.20	31.04	.515
980.84	-14.3	1.23	31.16	.513
1333.76	-15.0	-1.55	32.62	.495
1333.79	-7.4	-0.87	29.87	.528
1336.79	0.1	-0.58	29.12	.537
1336.89	6.8	1.77	33.76	.480

TABLA III.2

Promedios de los residuos de las estrellas patrones.

	δ (1979/80)	$\overline{\Delta v}$ (1979) (km/s)	N	$\overline{\Delta v}$ (1980) (km/s)	N
HD 80170	-39° 19'	-5.8 ± 0.8	23	-7.0 ± 0.9	13
126053	+1 21	-10.8 ± 1.2	14
157457	-50 38	-5.9 ± 1.1	21	-12.0 ± 2.2	4
79186	-44 47	2.9 ± 2.5	4	-7.6 ± 3.4	3
106343	-64 18	-6.8 ± 3.6	5	-13.2 ± 5.6	2
116119	-61 54	-7.5 ± 3.8	4	-14.5 ± 3.2	5
142758	-58 40	-10.9 ± 2.8	8	-3.9 ± 4.7	4

TABLA III.3

Promedios de los residuos "corregidos" de las estrellas patrones.

	δ (1979/80)	$\overline{\Delta V}$ (1979) (km/s)	N	$\overline{\Delta V}$ (1980) (km/s)	N
HD 80170	-39° 19'	-1.5 ± 0.7	23	0.0 ± 0.9	13
157457	-50 38	0.7 ± 1.1	21	-2.5 ± 2.2	4
79186	-44 47	8.4 ± 2.5	4	-0.1 ± 3.2	3
106343	-64 18	1.4 ± 3.5	5	-1.2 ± 5.3	2
116119	-61 54	1.0 ± 3.7	4	-2.8 ± 3.3	5
142758	-58 40	-3.0 ± 2.8	8	6.9 ± 4.7	4

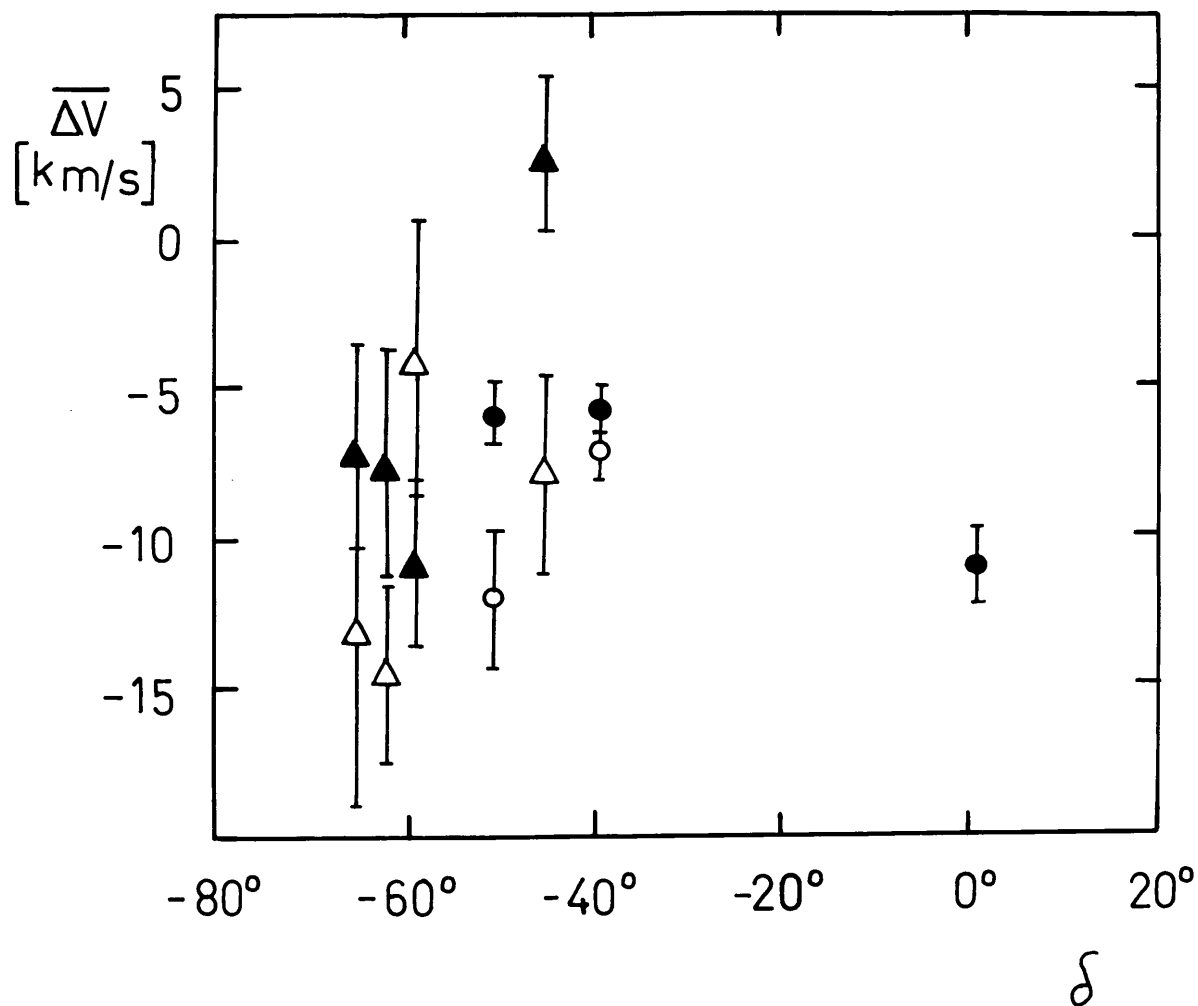


Fig. III.1. Residuos promedio de velocidad radial vs. declinación. Los círculos y triángulos representan estrellas patrones primarias y secundarias, respectivamente; los símbolos llenos y vacíos identifican observaciones de 1979 y 1980, respectivamente. Las barras de error corresponden a la raíz cuadrada de los errores cuadráticos medios de los promedios.

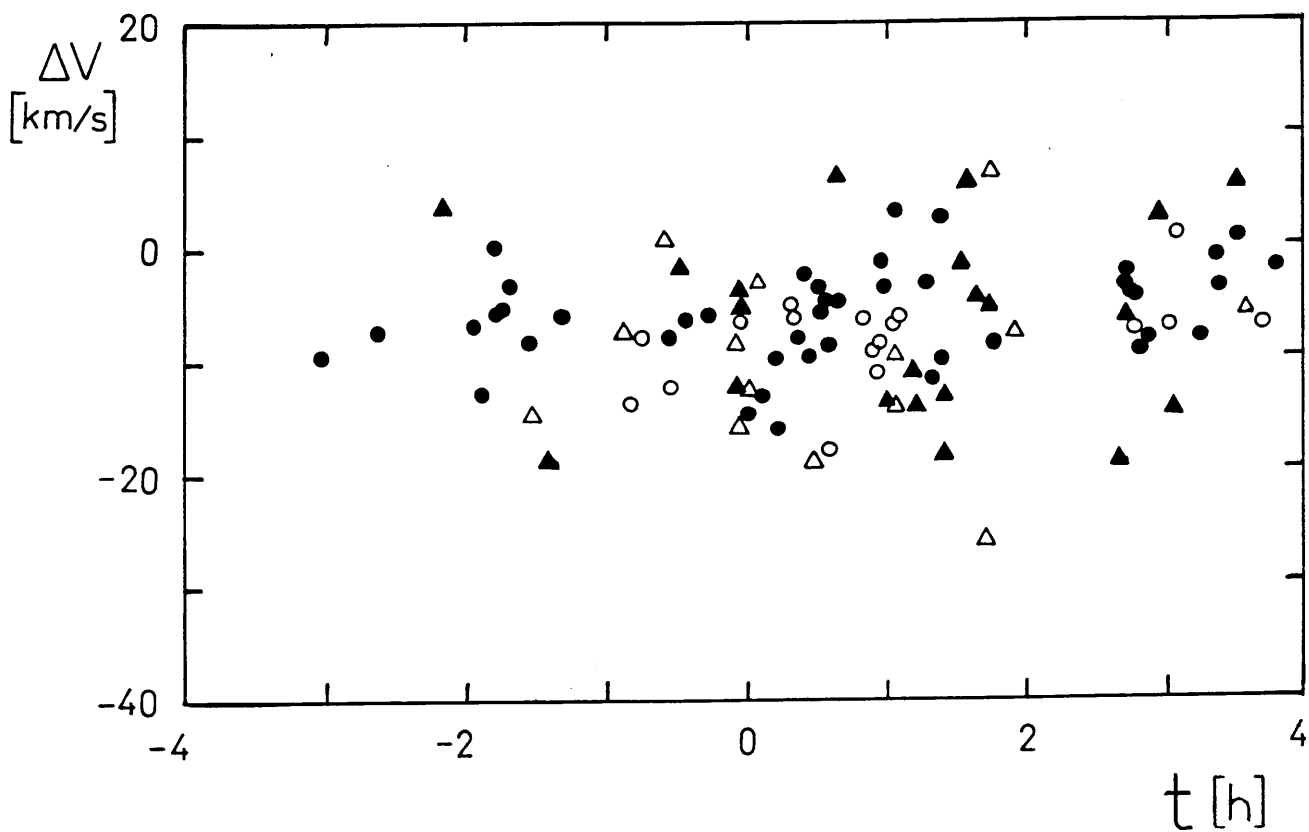


Fig. III.2. Residuos individuales de velocidad radial vs. ángulo horario en el instante medio de la exposición. Los símbolos son los mismos que en la fig.III.1.

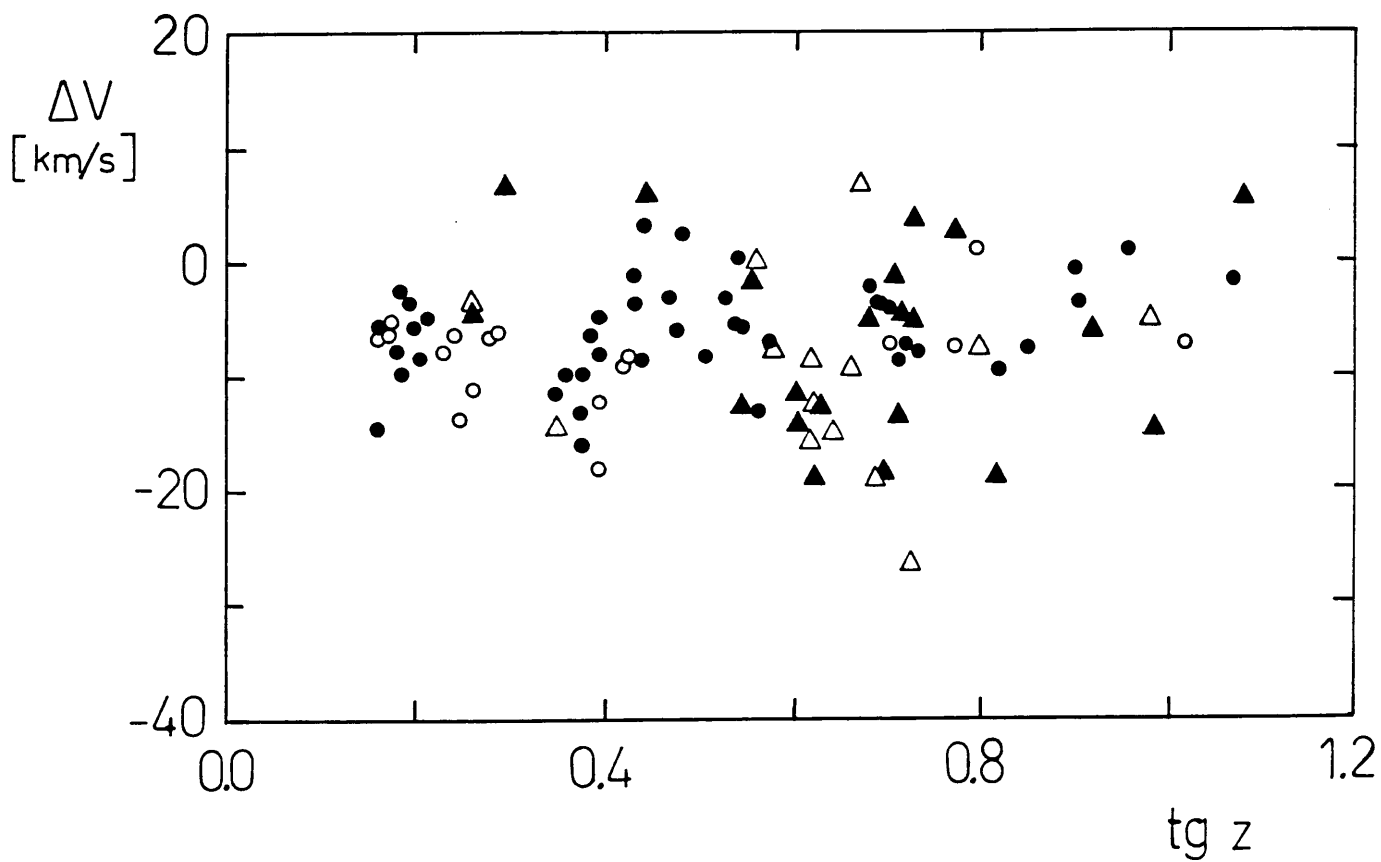


Fig. III.3. Residuos individuales de velocidad radial vs. tangente de la distancia cenital. Los símbolos son los mismos que en la fig. III.1.

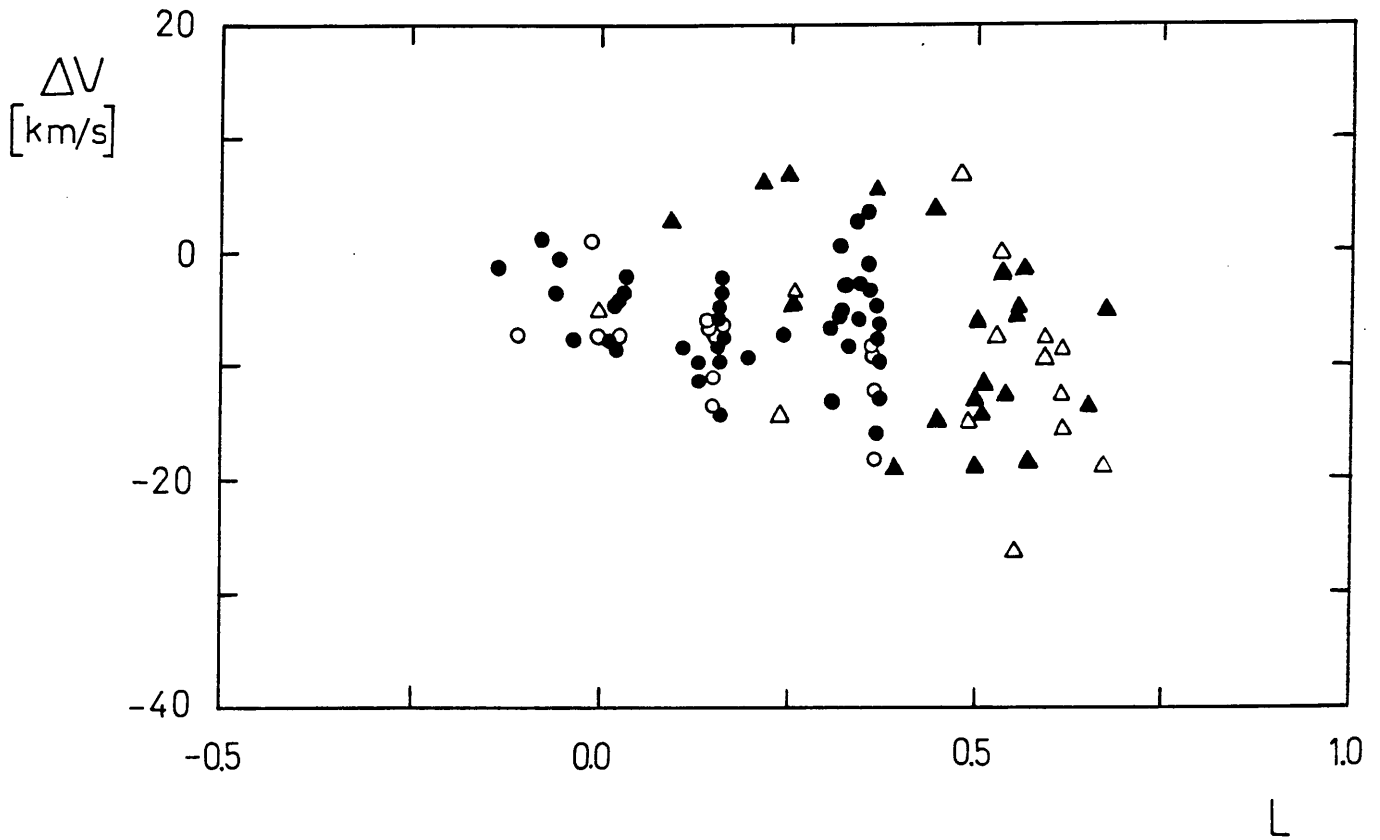


Fig. III.4. Residuos individuales de velocidad radial vs. la cantidad L . Los s\u00edmbolos son los mismos que en la fig. III.1.

CAPITULO IV

CINEMATICA DE ESTRELLAS OB EN VELA, CENTAURUS, CIRCINUS Y NORMA.

IV.A- Velocidades radiales de las estrellas de programa.

A fin de obtener las velocidades radiales definitivas V_R de las estrellas de programa, y, de acuerdo a lo analizado en el capítulo anterior, se aplicó una corrección de la forma:

$$\Delta V = a + b \cdot \text{tg } z \cdot \cos q$$

de modo que: $V_R = V_{\text{obs}} - \Delta V$

Los coeficientes "a" y "b" fueron calculados en forma independiente para las observaciones de 1979 y de 1980. Se cuenta además, con cuatro espectros de la estrella Cen B, que fueron gentilmente obtenidos por V. Niemela en 1981 (utilizando el mismo equipo instrumental); para corregir sus velocidades radiales se calcularon los coeficientes tomando las observaciones de 1979 y 1980 en forma conjunta. En la tabla IV.1 se dan estos coeficientes con sus errores, junto con el número de estrellas patrones que se consideraron en cada caso.

A fin de constatar la variación que introduce esta corrección se obtuvieron nuevamente los promedios de los residuos de las estrellas patrones (tabla III.2), pero calculados como velocidad medida (observada) corregida de acuerdo con lo indicado más arriba menos velocidad patrón

adoptada. Los resultados fueron incorporados al capítulo anterior, en la tabla III.3.

Las velocidades radiales (heliocéntricas) individuales y las raíces cuadradas de los errores cuadráticos medios de los promedios se dan en la tabla IV.2, junto con el día Juliano correspondiente al instante medio de la exposición, el ángulo horario en ese mismo instante y el número de líneas medidas en cada espectro. La última columna indica las referencias correspondientes a datos observacionales obtenidos por otros autores. El valor medio de las diferencias entre las velocidades radiales aquí presentadas y las encontradas en la bibliografía es:

$$\Delta \langle V_R \rangle = -3.3 \pm 3.0 \text{ km/s} \quad \sigma = 13.5 \text{ km/s}$$

calculado en base a 20 valores correspondientes a 16 estrellas en común.

El error estimado para las velocidades individuales de las estrellas de programa es de aproximadamente 5.5 km/s.

IV.B- Análisis de la distribución de velocidades respecto al movimiento circular.

En primer término se realizó un estudio del comportamiento de las velocidades de las estrellas de programa con respecto a la rotación pura. Para ello fue necesario corregir las velocidades radiales por efecto del reflejo del movimiento solar

respecto al standard local de reposo (LSR). Tal corrección se realizó en base al "movimiento solar standard" dado por Delhaye (1965), que es el siguiente:

$$V_0 = 19.5 \text{ km/s} \quad l_0 = 56^\circ \quad b_0 = 23^\circ$$

donde (l_0, b_0) definen la dirección del movimiento (coordenadas del apex del movimiento solar). De este modo, las velocidades corregidas por movimiento solar (V_{LSR}) se calcularon con la relación:

$$V_{\text{LSR}} = V_R + V_0 \cdot \cos \lambda$$

$$\cos \lambda = \sin \delta \cdot \sin \delta_0 + \cos \delta \cdot \cos \delta_0 \cdot \cos (\alpha - \alpha_0)$$

siendo λ la distancia angular entre la estrella y el apex.

Estos resultados se promediaron para cada estrella: la tabla IV.3 da la distancia desde el Sol, el promedio de las velocidades respecto al LSR y el error cuadrático medio del promedio y el número de espectros considerado en cada caso. Las distancias fueron tomadas de Bassino et al. (1982), excepto para dos estrellas que no están incluidas en ese trabajo: LS 1190 y LS 1230. Para estos objetos se tomó la clasificación espectral de Garrison, Hiltner y Schild (1977) y los datos de fotometría UBV de Klare y Neckel (1977), y se calcularon sus distancias con el mismo procedimiento empleado por Bassino et al. (1982).

Para comparar respecto al movimiento circular fue necesario adoptar una curva de rotación de la Galaxia. La elección recayó

sobre el modelo de distribución de masa de tres componentes propuesto por Sinha (1978), que presenta ciertas ventajas sobre el de Schmidt (1965), que ha sido tradicionalmente empleado. La curva de rotación de Sinha se deriva en base a observaciones de hidrógeno neutro más modernas que las utilizadas por Schmidt, y además no se restringen al plano ($b=0^\circ$) sino que abarcan latitudes galácticas entre -2° y $+2^\circ$. Este último hecho sería un punto decisivo en relación con la posible existencia de diferencias sistemáticas entre las curvas de rotación correspondientes al primer y cuarto cuadrantes de longitud galáctica, como sugieren resultados anteriores (Kerr, 1962; Kerr y Westerhout, 1965; etc). El aspecto general de las curvas que presenta Sinha para estos dos cuadrantes es muy similar, y las diferencias entre ambas pueden atribuirse únicamente a irregularidades locales.

Se calcularon entonces las velocidades radiales (respecto al LSR) del modelo: V_{Mod} para los rangos de distancia al Sol abarcados por las estrellas de programa y para las longitudes galácticas correspondientes al centro de cada zona (tabla II.1). Se aplicó la fórmula de rotación galáctica que da la V_{Mod} según la distancia R al centro galáctico:

$$V_{\text{Mod}} = R_0 \cdot \sin l \cdot [\omega(R) - \omega(R_0)]$$

donde $R_0 = 10 \text{ kpc}$ y $\omega(R_0) = 25.5 \text{ km.s}^{-1}.\text{kpc}^{-1}$ corresponden al Sol, r se calcula de: $R^2 = R_0^2 + r^2 - 2.R_0.r.\cos l$ y la velocidad angular $\omega(R) = V_{\text{rot}}(R)/R$ se obtuvo tomando la velocidad de rotación del modelo de Sinha mediante la fórmula de

interpolación de Lagrange para intervalos no equidistantes.

En las figuras IV.1 a IV.6 se ha representado la velocidad radial versus la distancia al Sol en las zonas bajo estudio. Las curvas corresponden al modelo citado y los datos de las estrellas de programa se obtienen de la tabla IV.3. Se analiza cada zona por separado, tratando además de ver la relación con los posibles grupos o asociaciones existentes en cada región.

a) Vela I y Vela II.

En los trabajos de Muzzio (1979) (Artículo III) y de Bassino et al. (1982) se sugiere la existencia de un grupo en Vela I a una distancia de alrededor de 2 kpc. Agregando aquí el aspecto cinemático, se ve que parte de las estrellas no se aparta demasiado de las velocidades predichas por el modelo, pero hay otras seis que tienen velocidades más negativas que el modelo con diferencias de más de 20 km/s, entre ellas las estrellas V71 y V73 que se encuentran en la región de la nebulosa RCW 38 (Rodgers, Campbell y Whiteoak, 1960). La estrella V20 ($r=5.5$ kpc) está evidentemente más lejos que el resto, como ya se señaló en Bassino et al. (1982).

La posibilidad que en Vela II hubiera un grupo también fue considerada en ambos artículos mencionados, pero con escasas evidencias. Por lo que se deduce de la fig. IV.2, no se puede considerar que estas estrellas formen parte de un grupo con velocidades similares, sino por el contrario nuevamente aparecen valores mucho más negativos que los deducidos del modelo.

Resulta claro, entonces, que en ambas zonas de Vela, hay evidencias de irregularidades cinemáticas, encontrándose velocidades prohibidas para esas longitudes de acuerdo con la rotación pura. En base a este hecho, se buscó en el catálogo de bibliografía de velocidades radiales de Abt y Biggs (1972) si había más estrellas OB con velocidades negativas en estas zonas, y se encontraron cuatro casos más que se detallan en la tabla IV.4.

b) Centaurus (Artículo III).

En este caso el análisis cinemático apoya la conclusión de Bassino et al. (1982) que estas estrellas pertenecen a la asociación Centaurus OB1 (Ruprecht, 1964), con un módulo de distancia promedio $\langle\langle V_0 - M_V \rangle\rangle = 11.8 \pm 0.2$ mag. El valor medio de las velocidades para las 11 estrellas incluidas en el presente trabajo resulta:

$$\langle V_{LSR} \rangle = -32.0 \pm 2.4 \text{ km/s} \quad \sigma = 8.1 \text{ km/s}$$

que es levemente inferior al valor que surge del modelo $V_{M00} = -25.9$ km/s calculado para la distancia promedio de dichas estrellas. Esta diferencia se debe, en gran medida, a dos estrellas que presentan velocidades radiales considerablemente más negativas que el modelo (LS 2873 y LS 2931), pero constituyen una cantidad pequeña (menos del 20% de los objetos de la zona) como para marcar una tendencia. Sería de utilidad ampliar el número de observaciones, lo que es factible ya que tanto en el catálogo de Stephenson y Sanduleak (1971) como en la

lista de Muzzio y Orsatti (1977) se dan otras estrellas OB de brillo razonable en la zona.

c) Centaurus (Artículo II).

De acuerdo con las conclusiones de Muzzio et al. (1976) (Artículo II) y de Bassino et al. (1982) en esta zona las estrellas se encuentran diseminadas a distintas distancias. De la fig. IV.4 vemos que no presentan anomalías desde el punto de vista cinemático, salvo la estrella Cen 3; en este caso podría existir un error en la distancia, ya que se obtuvo para ella, en el segundo de los trabajos citados, un valor de la pendiente de la curva de enrojecimiento α anormalmente pequeño.

d) Circinus.

Analizando las velocidades radiales en la fig. IV.5 se ve que hay un conjunto de estrellas más cercanas que se mantienen próximas a los valores del modelo (salvo la estrella LS 3320N que tiene velocidad muy negativa). Esto apoyaría la posibilidad dada en el Artículo III y en Bassino et al. (1982) sobre la existencia de una asociación OB en esta zona, a la cual pertenecería también el cúmulo abierto Pismis 20; la distancia de este cúmulo, calculada a partir de los resultados de Moffat y Vogt (1973) utilizando la constante de absorción selectiva $R = 3.0$, coincide con la atribuida a este conjunto: $\langle\langle V_0 - M_V \rangle\rangle = 11.9 \pm 0.3$ mag. De todos modos, se trata de pocas estrellas como para dar una evidencia concluyente.

En lo que respecta a las tres estrellas más lejanas: 8, LS 3325 y LS 3330, es notable que todas presentan velocidades menos negativas que las del modelo de Sinha; nuevamente se puede argumentar que el número de estrellas es bajo y además, al tratarse de supergigantes, pueden existir errores en sus distancias, pero también se ha encontrado un efecto similar en otra zona de Circinus. Lyngå (1977) ha estudiado la llamada ventana galáctica de Circinus ($l \approx 311^\circ$) y allí encuentra estrellas cuyas velocidades presentan una clara tendencia a ser más positivas que las predichas por el modelo, por lo que sugiere que ésto podría relacionarse con un efecto similar al encontrado por Roberts (1972) en el brazo de Perseo, debido a un "pattern" de ondas de choque, pero aplicado al brazo de Sagitario.

e) Norma I y Norma III.

Estas dos regiones se consideran en conjunto porque ambas se ubican dentro del campo de la asociación Norma OB1 (Bok, Bok y Graham, 1963), cuyo módulo de distancia obtenido por Bassino et al. (1982) es: $\langle (V_0 - M_v) \rangle = 12.3 \pm 0.1$ mag (calculado en base a 20 estrellas). La mayoría de las estrellas aquí consideradas pertenecen a esta asociación y, excluyendo las NI-10 y NI-15, la velocidad radial promedio que se obtiene de las 17 restantes es:

$$\langle V_{LSR} \rangle = -37.2 \pm 2.5 \text{ km/s} \quad \sigma = 10.2 \text{ km/s}$$

que muestra un buen acuerdo con el valor de -36 km/s dado por

Bok, Gollnow y Mowat (1967) para 10 estrellas en esta misma zona (la mitad de las cuales coincide con las aquí presentadas); también concuerda con el valor que se obtiene del modelo para la distancia promedio de las estrellas consideradas: $V_{\text{Mod}} = -38.6$ km/s, lo cual indica que estos objetos no presentan apartamientos de la rotación pura.

La distancia de la estrella NI-10 debe considerarse dudosa, ya que el valor obtenido para la pendiente de la curva de enrojecimiento α resulta extremadamente grande (Bassino et al., 1982). En lo que respecta a NI-15, Muzzio y Levato (1980) sugieren que se trata de una supergigante distante, pero su velocidad en la fig. IV.6 no lo confirma sino que, por tratarse justamente de una supergigante, es dable suponer que su distancia sea errónea y en realidad pertenezca a la asociación Norma OB1.

Aunque en este análisis no se ha considerado hasta ahora el comportamiento del gas interestelar, resulta de interés mencionar que si bien las estrellas de esta zona no parecen apartarse de la rotación pura, se han detectado movimientos turbulentos en el gas interestelar mediante estudios realizados desde el punto de vista óptico, como veremos a continuación.

Rickard (1974) estudió las velocidades radiales de líneas interestelares (línea K del Ca II) demostrando la existencia de movimientos peculiares del gas en el brazo de Sagitario, en longitudes galácticas $l > 340^\circ$. Posteriormente, Muzzio y Forte (1975) compararon velocidades radiales de estrellas de Norma OB1

con las de la línea K de Rickard (1974) encontradas en estrellas de esa asociación, así como con las correspondientes a las regiones HII RCW 97 y RCW 98, dadas por Georgelin y Georgelin (1970), que también pertenecerían a Norma OB1. Como resultado de esta comparación sugieren que los movimientos turbulentos del gas en el brazo de Sagitario también estarían presentes en $l < 340^\circ$, hasta aproximadamente $l = 328^\circ$. Finalmente, Lousto y Muzzio (1983) reexaminaron estrellas incluidas en Rickard (1974), entre $300^\circ < l < 340^\circ$, pero asignándoles distancias calculadas en forma más homogénea y confirmaron la sugerencia de Muzzio y Forte (1979).

Aquí se concluye con el análisis de las regiones en forma individual, y por lo que se ha visto hasta ahora, surge la posibilidad que existan irregularidades cinemáticas, entendiéndose por ellas apartamientos de la rotación pura, tanto en Vela como en Circinus.

Resulta claro, por otra parte, que como el conjunto de estrellas considerado no es demasiado numeroso, no puede realizarse un estudio sobre una zona suficientemente extensa. Por tal motivo, en el capítulo próximo se agregarán datos provenientes de trabajos de otros autores a fin de completar un rango más amplio de longitudes galácticas y poder luego comparar con las predicciones cinemáticas que se desprenden de las teorías de estructura espiral.

(Los resultados de este capítulo han sido publicados en Astron. J. 90, 2249 (1985)).

TABLA IV.1

Coeficientes de la fórmula para la corrección sistemática.

Año	a (km/s)	b (km/s)	N
1979	-3.8 ± 1.3	-8.3 ± 3.7	65
1980	-6.0 ± 1.8	-9.4 ± 4.7	31
Combinados	-4.4 ± 1.0	-9.1 ± 2.9	96

TABLA IV.2

Velocidades radiales individuales.

	DJ (d)	t (h)	V_R (km/s)	No. líneas	Ref.
2440000+					
Vela I					
LS 1190	4335.675	3.58	- 5.4 ± 3.4	3	5
	4337.601	1.93	- 9.6 ± 12.0	6	
1203	3974.594	1.88	44.0 ± 4.3	3	5
	3977.645	3.32	45.8 ± 6.5	4	
	3977.648	3.42	37.6 ± 4.3	4	
1215	3975.624	2.65	37.8 ± 3.1	4	
	3978.596	1.93	36.3 ± 8.2	3	
1219	4335.547	0.40	- 3.8 ± 5.8	4	
	4337.514	-0.30	-22.8 ± 11.9	6	
1224	4335.564	0.75	33.3 ± 3.7	6	
	4337.572	1.07	26.7 ± 3.4	6	
1230	4337.672	3.45	20.4 ± 7.1	4	4
1231	4332.657	2.77	45.7 ± 7.9	4	
	4335.609	1.82	38.8 ± 3.9	6	
1241	4332.577	0.82	10.6 ± 7.0	5	
	4335.592	1.37	24.3 ± 4.3	6	
1242	4332.586	1.07	- 6.7 ± 3.7	7	2
	4335.599	1.52	-12.2 ± 3.4	8	

	1243	4332.608	1.55	32.0 ± 3.3	7
V	9	3977.597	2.23	10.4 ± 7.9 ;	5
	20	3974.632	3.20	76.3 ± 4.9	4
		3981.593	2.40	73.8 ± 3.1	6
	56	3975.585	1.78	43.0 ± 6.2	5
	60	3976.577	1.58	25.5 ± 5.7	7
	71	3978.608	2.45	-17.4 ± 7.1	5
	73	3974.554	0.87	-2.8 ± 17.2 ;	6
	84	4333.579	1.97	23.9 ± 5.1	7
	88	4333.613	1.77	18.2 ± 14.2	5
		4335.638	2.50	9.2 ± 5.6	3
	94	4332.629	2.07	-3.2 ± 8.0	4

Vela II

LS	1279	3979.526	0.20	12.8 ± 7.3	7
	1285	3979.594	1.80	-3.0 ± 12.2 ;	5
	1288	3979.589	1.65	31.4 ± 3.7	8
V	118 ^a	3980.577	1.57	-15.7 ± 6.1	3
	122	3980.621	2.63	-16.9 ± 13.2	3
	124	3980.644	3.17	9.6 ± 6.1	7
	148	3979.604	1.97	-1.8 ± 1.3	4

Centaurus (Artículo III)

LS	2868	3975.697	0.33	-24.4 ± 1.4	5
	2873	3974.691	-0.87	-40.4 ± 3.1	5
	2878	3975.725	1.03	-24.9 ± 3.8	6
	2899	3975.745	1.45	-11.6 ± 6.6	4
		3977.747	1.63	-23.7 ± 5.1	2

2926	3973.663	-0.67	-13.9 ± 3.3	5
	3973.672	-0.47	-13.5 ± 1.8	4
	3973.687	-0.12	-15.6 ± 4.1	6
	3973.701	0.23	-14.5 ± 4.4	6
	3973.708	0.40	-25.0 ± 8.5	5
	3973.713	0.50	-13.4 ± 10.4	5
2927	3974.715	0.63	-17.6 ± 1.9	2
	3977.735	1.32	-20.8 ± 4.1	3
2931	3974.709	0.48	-41.1 ± 4.3	5
	3977.765	2.03	-31.2 ± 4.9	4
2937	3974.698	0.22	-35.2 ± 4.4	7
	3977.772	2.18	-32.4 ± 7.3	6
2944	3974.703	0.32	-17.1 ± 3.1	5
	3977.779	2.33	-22.9 ± 3.4	5
2945	3977.713	0.77	-27.8 ± 3.9	6
2946	3974.753	1.50	-19.4 ± 3.7	6
	3974.754	1.53	-14.0 ± 4.9	7
	3977.696	0.32	-23.9 ± 6.6	4
	3980.676	0.07	-16.5 ± 3.2	8
	3980.678	0.10	-17.1 ± 3.6	8
	3980.682	0.20	-30.4 ± 2.3	7

Centaurus (Artículo II)

Cen	A	4332.710	-0.37	-15.5 ± 3.6	5
		4336.742	0.65	-16.6 ± 2.2	7
	B ^b	4335.717	0.03	-23.6 ± 4.4	5
		4740.616	0.20	-27.6 ± 5.8	5
		4741.590	-0.37	-22.7 ± 7.1	7

	4742.677	1.80	-26.0 ± 10.1	4	
	4743.596	-0.77	-21.8 ± 2.8	4	
C	4335.731	0.33	-37.1 ± 4.0	7	6
E	4335.753	0.87	-16.2 ± 6.4	4	
	4336.724	0.23	-20.1 ± 3.5	8	
3	4336.761	1.13	-14.8 ± 4.2	3	

Circinus

LS 3320N	3975.772	0.80	-61.5 ± 10.8	5	
	3981.815	1.38	-62.3 ± 4.3	6	
3320S	3975.782	0.20	-36.1 ± 5.4	7	
	3981.797	0.97	-33.7 ± 10.0	3	
3324	3974.853	1.83	-27.2 ± 5.2	3	
3325	3974.865	2.13	-39.5 ± 4.9	5	
3330	3974.879	2.40	-17.8 ± 4.6	3	
	3974.886	2.60	-31.3 ± 2.9	5	
Cir 6	3977.822	1.27	-34.3 ± 3.5	9	
7	3977.863	2.27	-32.6 ± 5.2	6	
8	3981.865	-2.00	-33.3 ± 4.5	5	
9	3974.839	1.47	-46.5 ± 8.5	5	
	3981.847	-2.53	-44.2 ± 3.5	9	

Norma I y III

LS 3386	4336.813	0.13	-31.1 ± 4.7	6	7
LS 3401	4336.839	0.67	-31.2 ± 3.0	8	
3404	4336.858	1.13	-31.6 ± 5.5	6	
3405	4336.878	1.58	-52.6 ± 3.1	11	3
3420	4333.772	-1.28	-27.8 ± 3.2	6	

	4336.911	2.27	-23.9 ± 4.6	6	
NI - S1	3976.819	0.45	-48.7 ± 3.4	8	1,3
	3980.784	-0.15	-52.0 ± 4.6	8	
	3980.788	-0.07	-63.5 ± 3.3	10	
1	3978.819	0.60	-40.6 ± 4.2	6	
2	3978.840	1.05	-58.8 ± 2.5	7	
6	3978.871	1.80	-31.8 ± 2.4	5	
10	3976.892	2.20	- 2.4 ± 3.2	9	
13	3978.809	0.33	-41.5 ± 4.9	6	7
15	3978.799	0.10	-49.4 ± 4.6	9	
	3980.824	0.70	-46.0 ± 7.4	7	
66	3976.831	0.73	-30.7 ± 4.2	7	1,3
	3980.810	0.43	-41.3 ± 3.4	10	
75	3976.842	0.95	-31.2 ± 6.8	6	
84	3978.897	2.40	-24.6 ± 7.2 ;	4	7
94	3976.851	1.20	-37.5 ± 5.3	7	2,3
116	3975.807	0.10	-44.7 ± 4.6	8	5
120	3975.814	0.25	-36.0 ± 4.1	7	2,3
	3980.803	0.30	-42.4 ± 5.4	6	
NIII-12	3975.885	0.92	-27.5 ± 6.0	6	

a: Probable variable, ver Muzzio (1979).

b: Tipo espectral dudoso; ver Bassino et al. (1982).

Referencias de la Tabla IV.2.

1. Feast, M.W., Thackeray, A.D. y Wesselink, A.J. (1957). Mem.

- R. astr. Soc. 68, 1.
2. Feast, M.W. y Thackeray, A.D. (1963). Mem. R. astr. Soc. 68, 173.
3. Bok, B.J., Gollnow, H. y Mowat, M. (1967). The Observatory 87, 250.
4. Buscombe, W. y Kennedy, P.M. (1969). Mon. Not. R. Astron. Soc. 143, 1.
5. Crampton, D. (1972). Mon. Not. R. Astron. Soc. 159, 85.
6. Jackson, P.D. (1976). Ph.D. thesis, University of Maryland.
7. Drilling, J.S. y Perry, C.L. (1981). Astron. Astrophys. Suppl. 45, 439.

TABLA IV.3

Velocidades medias respecto al LSR y distancias.

	r (kpc)	V_{LSR} (km/s)	No. placas
Vela I			
LS 1190	2.8	-23.0 ± 2.1	2
1203	2.0	27.0 ± 2.5	3
1215	2.3	21.7 ± 0.8	2
1219	1.3	-28.6 ± 9.5	2
1224	1.0	14.8 ± 3.3	2
1230	0.9	5.2	1
1231	2.2	27.1 ± 3.5	2
1241	1.4	2.4 ± 6.8	2
1242	1.7	-24.6 ± 2.8	2
1243	2.1	17.0	1
V 9	2.9	- 5.1 :	1
20	5.5	59.6 ± 1.2	2
56	3.0	27.6	1
60	1.7	10.2	1
71	1.7	-32.7	1
73	3.3	-18.2 :	1
84	3.0	8.8	1
88	2.5	$- 1.5 \pm 4.5$	2

94	2.0	-18.3	1
----	-----	-------	---

Vela II

LS 1279	3.5	- 1.6	1
1285	2.8	-17.4 ;	1
1288	2.8	17.0	1
V 118	3.6 ^a	-30.4	1
122	3.6	-31.5	1
124	2.5	- 5.0	1
148	1.9	-16.1	1

Centaurus (Artículo III)

LS 2868	2.4	-31.0	1
2873	1.7	-47.0	1
2878	1.4	-31.5	1
2899	3.3	-24.3 ± 6.0	2
2926	2.3	-22.4 ± 1.8	6
2927	4.2	-25.7 ± 1.6	2
2931	1.7	-42.5 ± 4.9	2
2937	2.2	-40.1 ± 1.4	2
2944	2.6	-26.3 ± 2.9	2
2945	2.2	-34.2	1
2946	2.5	-26.6 ± 2.5	6

Centaurus (Artículo II)

CEN A	1.2	-22.0 ± 0.5	2
B	(3.0) ^b	-30.3 ± 1.1	5
C	3.8	-43.0	1

	E	11.0	-23.6 ± 1.9	2
	3	5.0	-20.7	1
Circinus				
	LS 3320N	1.9	-63.9 ± 0.4	2
	3320S	3.3	-36.9 ± 1.2	2
	3324	2.4	-29.1	1
	3325	9.1	-41.4	1
	3330	7.2	-26.5 ± 6.7	2
	Cir 6	1.4	-36.2	1
	7	2.8	-34.4	1
	8	5.8	-35.2	1
	9	3.6	-47.2 ± 1.2	2
Norma I y III				
	LS 3386	2.8	-30.9	1
	3401	3.2	-30.8	1
	3404	2.0	-31.2	1
	3405	2.6	-52.3	1
	3420	3.2	-25.2 ± 1.9	2
	NI - S1	3.3	-54.2 ± 4.5	3
	1	2.2	-40.0	1
	2	3.0	-58.2	1
	6	3.0	-31.1	1
	10	1.8	- 1.8	1
	13	2.6	-40.9	1
	15	7.9	-47.1 ± 1.7	2
	66	3.6	-35.5 ± 5.3	2

75	4.8	-30.6	1
84	3.0	-24.0 ;	1
94	3.3	-37.1	1
116	3.6	-44.3	1
120	3.0	-38.8 ± 3.2	2
NIII-12	2.1	-27.2	1

a,b: Ver las notas de la tabla IV.2.

TABLA IV.4

Estrellas con velocidad radial negativa en Vela I y II.

A.R.	Dec.	T.E.	Vel.Rad.	Referencias
(1900)	(1900)		(km/s)	
CPD-45°3145	8 ^h 47 ^m .2	-45° 11' B2	-19	Astrophys.J. <u>93</u> , 461 (1941).
HD 76968	8 54.3	-50 22 B0	- 7 ^a	Mem.R.astr.Soc. <u>67</u> , 51 (1955).
BD-47°4551	8 54.5	-47 21 07	-13	Astrophys.J. <u>100</u> , 94 (1944).
BD-47°2976	8 55.1	-47 54 B0 IV	- 2.1	Mem.R.astr.Soc. <u>68</u> , 173 (1963).

a: Velocidad radial variable.

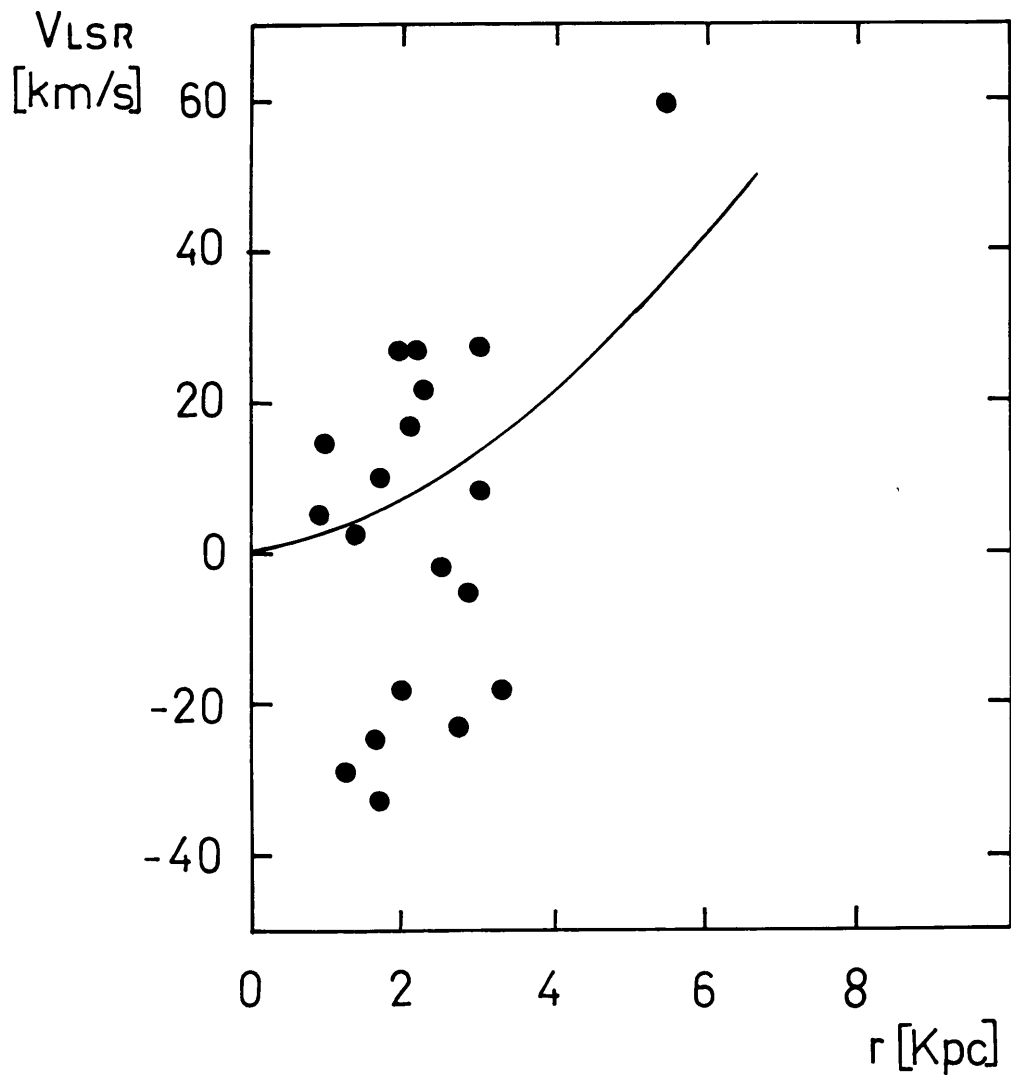


Fig. IV.1. Velocidades radiales respecto al LSR vs. distancia al Sol, para estrellas correspondientes a la zona Vela I. La curva es la que se obtiene a partir del modelo de Sinha (1978).

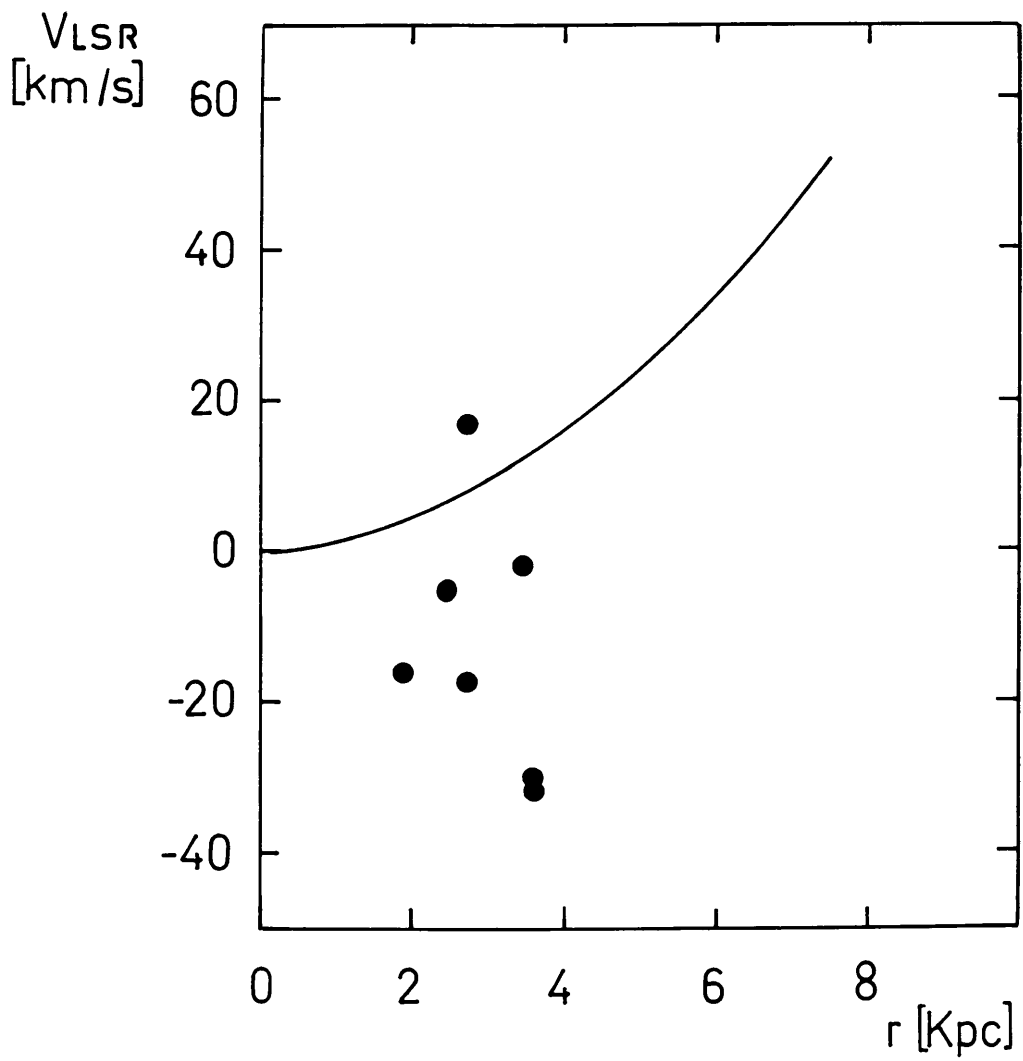


Fig. IV.2. Idem fig. IV.1, correspondiente a la zona Vela II.

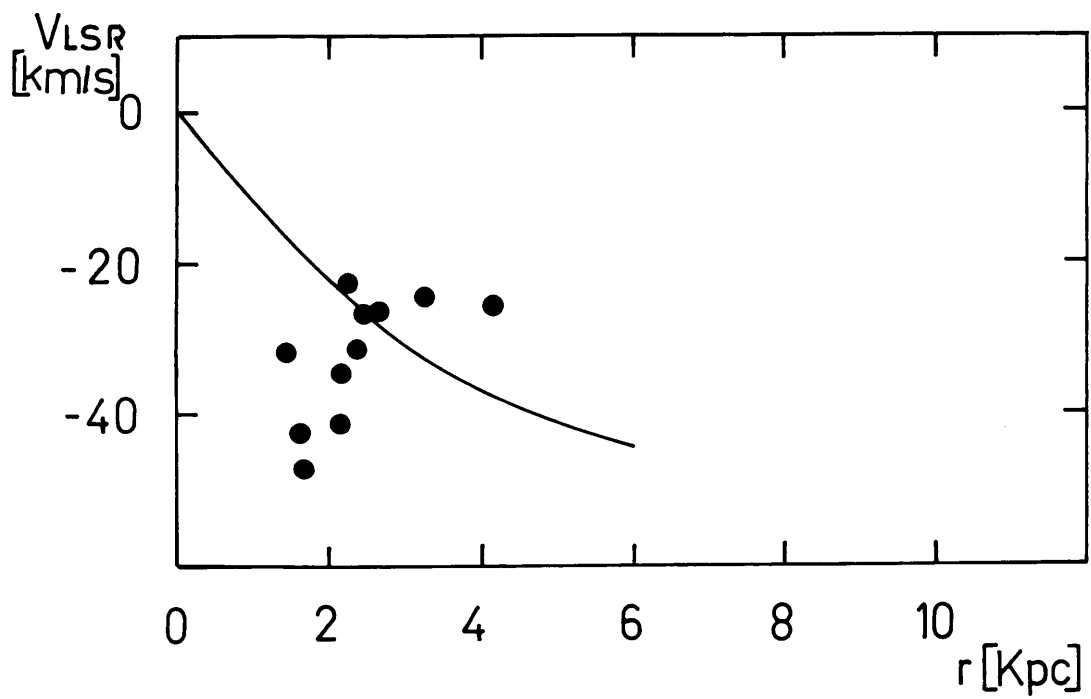


Fig. IV.3. Idem fig. IV.1, correspondiente a la zona Centaurus (Artículo III).

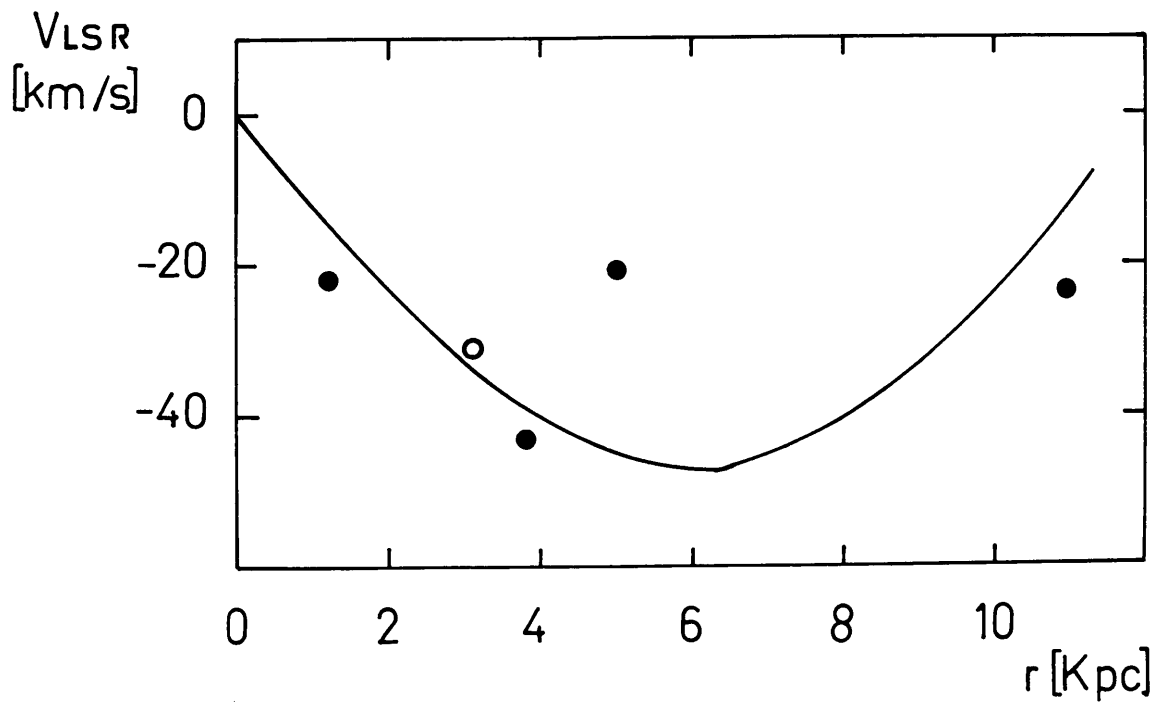


Fig. IV.4. Idem fig. IV.1, correspondiente a la zona Centaurus (Artículo II). El círculo vacío corresponde a la estrella Cen B (tipo espectral dudoso).

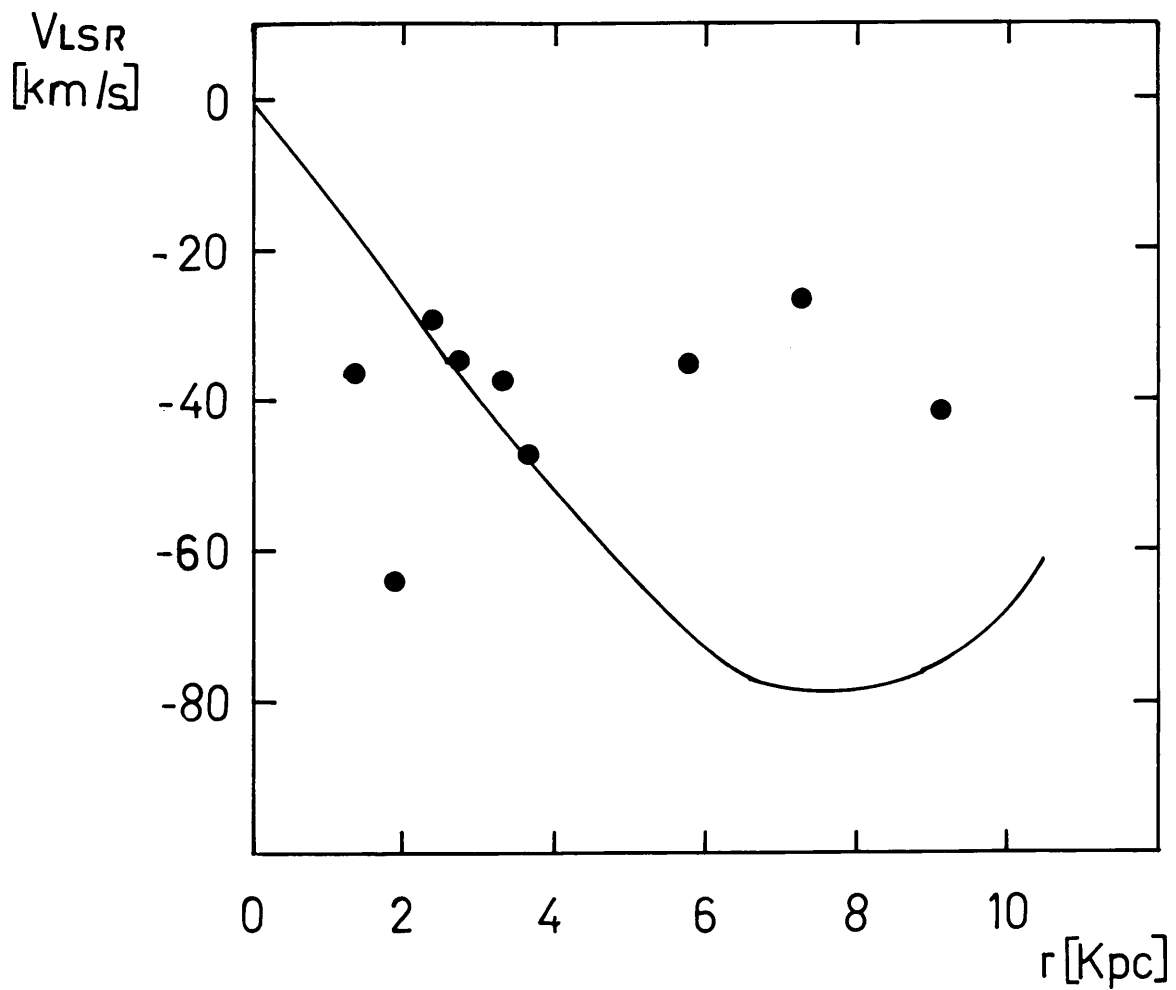


Fig. IV.5. Idem figura IV.1, correspondiente a la zona Circinus.

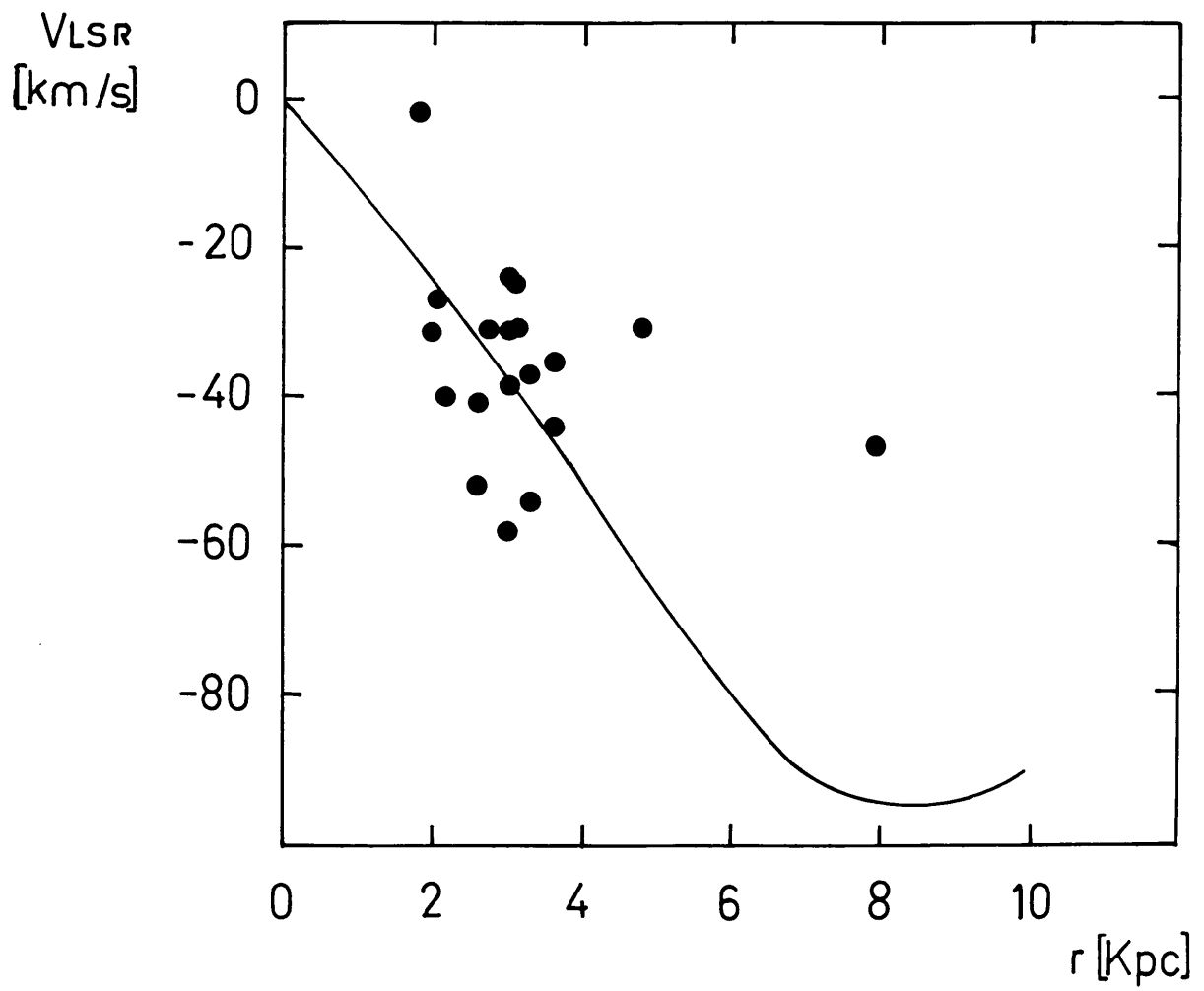


Fig. IV.6. Idem fig. IV.1, correspondiente a la zona Norma.

CAPITULO V

COMPARACION CON PREDICCIONES TEORICAS.

V.A- Incorporación de datos de otros autores.

Ante la conveniencia de trabajar con una muestra más completa de objetos, se optó por seleccionar de la bibliografía trazadores de estructura espiral que tuvieran datos de distancia y velocidad radial, para agregarlos a las estrellas OB con que ya se contaba. Se decidió tomar como base para el análisis la zona comprendida por $260^\circ < l < 340^\circ$ y $-5^\circ < b < 5^\circ$, que incluye las regiones consideradas en los capítulos anteriores.

En primer lugar se estableció qué tipo de objetos se iba a seleccionar. Es sabido que los indicadores de estructura espiral desde el punto de vista óptico deben cumplir los requisitos de ser jóvenes, intrínsecamente brillantes y, obviamente, tener calibraciones razonablemente buenas de distancia, a las que se suma la necesidad de contar con datos de velocidad radial para este caso en que se considera el aspecto cinemático. Entre los objetos que, en mayor o menor grado, cumplen con estos requerimientos se optó por las estrellas OB, las supergigantes y las cefeidas de largo período.

El motivo de elegir las OB fue porque son abundantes y ya se contaba con unas 70 de ellas con datos de distancia y velocidad radial, en tanto que las cefeidas y supergigantes se seleccionaron principalmente por tratarse de objetos

intrínsecamente brillantes que permiten alcanzar grandes distancias. No se incluyeron otros trazadores, como por ejemplo cúmulos abiertos o regiones HII, para evitar una mezcla de objetos cuyas distancias y velocidades se determinan por métodos de distinta índole. Por último, también con el fin de obtener un conjunto de datos lo más homogéneo posible, se decidió escoger aquellos objetos cuyas distancias y velocidades fueron determinadas por un mismo autor, en todos los casos en que fue posible.

Luego de una revisión bibliográfica, se eligieron los objetos que se enumeran a continuación junto con los artículos de cuyas listas se seleccionaron, dentro del rango de longitudes y latitudes galácticas mencionadas y de acuerdo a las pautas que se detallan en cada caso:

a) Supergigantes y otras estrellas OB luminosas, de Humphreys (1972): se utilizó este artículo para una primera selección y luego se conservaron sólo aquellas estrellas que tenían datos fotométricos y espectroscópicos observados por R.M. Humphreys misma, y no los de la literatura. Se descartaron las dobles y las estrellas con emisión. Los tipos espectrales se tomaron de las listas de Humphreys et al. (1972) y Humphreys (1973) y las distancias de Humphreys (1972). Para tener la seguridad de que son estrellas suficientemente jóvenes y que están aún en los brazos espirales (edades hasta 1.2×10^7 años), se adoptaron los siguientes límites de tipos espectrales según la clase de luminosidad, dados por Vega (1983): B2 V, B4 IV, B5 III, B6 II, B9 Ib y todos los tipos espectrales para Iab y Ia. Cabe aclarar

que las estrellas OB estudiadas en el capítulo anterior están dentro de esos límites.

La velocidad radial heliocéntrica observada se obtuvo de Humphreys et al. (1972 y 1974) y Humphreys (1973), y en aquellos casos en que fue necesario promediar sólo se consideraron valores observados por el mismo autor. Estos datos figuran en la tabla V.1-a.

b) Estrellas OB luminosas, de Jackson (1976): se seleccionaron 16 estrellas con datos de velocidad radial, sin incluir las que tenían alguna indicación de variabilidad, y con distancias calculadas a partir de observaciones en $H\beta$ (excluyendo las de emisión probable en $H\beta$). Las distancias se obtuvieron con los módulos de distancia sin modificar de acuerdo al tipo MK (que había sido determinado por otros autores) y que están dados en la tabla VI-3 de la citada publicación. De dicha lista también se tomaron los tipos espectrales, que se dan entre paréntesis porque habían sido calculados en base a fotometría únicamente. Los datos recopilados se adjuntan en la tabla V.1-b.

c) Estrellas O, de Conti et al. (1977): se escogieron 13 estrellas cuyas velocidades radiales no tuvieran indicaciones de variabilidad o binaridad. Se excluyeron las Of, en las que se sugiere que el viento estelar afecta la zona donde se forman las líneas de absorción; ésto no se extiende a las O, O(f) y O((f)) que fueron consideradas si además no presentaban indicios de ser estrellas "runaway". Las distancias se obtuvieron del catálogo de Cruz-González et al. (1974), y sólo se adoptaron las de

índices de calidad A o B. En la tabla V.1-c se dan los valores seleccionados.

d) Cefeidas de largo período, de Grayzeck (1974): las estrellas consideradas de este trabajo tienen datos de velocidad radial y distancia obtenidas por el mismo autor, y se descartaron las binarias (aún las probables). Los datos de velocidad radial corresponden a la velocidad \dot{V} que da el movimiento sistemático de la variable.

En lo que respecta al período, Grayzeck (1974) considera cefeidas de largo período a las de $P > 9$ días, pero toma las del rango 9-11.25 días sólo como "probables" indicadores de estructura espiral. Se decidió entonces tomar el límite de 11.25 días para la selección, que es el sugerido por Tammann (1970). Los datos de las 11 estrellas seleccionadas figuran en la tabla V.1-d.

e) Otras cefeidas de largo período: a fin de completar la muestra de cefeidas se recurrió a la lista de Tammann (1970) de donde se agregaron 7 estrellas en la zona de interés, con períodos mayores que 11.25 días y que no se habían seleccionado en el punto d). Sus velocidades se obtuvieron de Kraft y Schmidt (1963) y de Feast (1967), valores que a su vez están incluidos en el catálogo de Fernie y Hube (1968). Se listan en la tabla V.1-e.

V.B- "Pattern" espiral y movimientos sistemáticos de la teoría de ondas de densidad (QSSS).

La comparación de los movimientos no circulares que se deducen de las observaciones con los calculados que predice la teoría de ondas de densidad (Lin y Shu, 1964, 1966, y siguientes) es necesario realizarla teniendo como base el "pattern" espiral. Se comenzó entonces por trazar los brazos espirales de acuerdo a los resultados de dicha teoría.

Consideremos un sistema de coordenadas polares en el plano galáctico ($z=0$) dado por (R, θ) , siendo R la distancia en kiloparsecs desde el centro galáctico y θ el desplazamiento angular medido en grados, positivo en el sentido de las agujas del reloj, a partir del radio galáctico que pasa por el Sol (ver figura V.1).

Siguiendo el desarrollo de Yuan (1969b) y Wielen (1973), la componente espiral del potencial galáctico queda expresada por:

$$U_1(R, \theta, t) = A(R) \cdot \cos[m(\Omega_p \cdot t - \theta) + \bar{\phi}(R)]$$

donde la amplitud $A(R)$ varía lentamente con R , m es el número de brazos que se toma igual a 2, Ω_p es la velocidad angular del "pattern" y $\bar{\phi}(R)$ representa la fase en sentido radial. Considerando que el centro de los brazos corresponde a un mínimo de potencial, el "pattern" espiral para un instante dado ($t=0$) queda determinado por:

$$\cos[-2\theta + \bar{\phi}(R)] = -1 \quad \therefore \quad -2\theta + \bar{\phi}(R) = \pi$$

o bien, si n es un entero:

$$-2\theta + \bar{\phi}(R) + 2n\pi = \pi \quad (1)$$

Un "pattern" de la teoría QSSS que rota con una $\Omega_p = 13.5$ km/s.kpc se puede aproximar analíticamente muy bien con una espiral logarítmica, de modo que la fase resulta:

$$\bar{\phi}(R) = -2 \cdot \text{ctg } i \cdot \ln(R/R_0) + \bar{\phi}_0$$

cumpléndose, además, que el "pattern" pasa por el punto $(R, \theta) = (8.26 \text{ kpc}, 0^\circ)$, que corresponde a la posición del brazo de Sagitario en dirección hacia el centro galáctico, y que el ángulo de inclinación i se mantiene constante e igual a $6^\circ.2$. Estas dos últimas condiciones llevan a que $\bar{\phi}_0 = -0.377732$.

Aclaremos que la inclinación i del brazo a una distancia R es el ángulo entre la tangente al brazo y el círculo $R = \text{constante}$.

Finalmente, reemplazando la fase en (1), se llega a la expresión que permite trazar el "pattern" teórico, ya que da la posición del "centro" de los brazos espirales:

$$\ln(R/R_0) = \text{tg } i \cdot [(n-1/2)\pi - \theta + \bar{\phi}_0/2] \quad (2)$$

con la que se obtiene la estructura de la figura V.2, donde $n=0$ y $n=1$ corresponden a cada una de las ramas, los números indican los valores de θ en grados y las líneas rectas de trazos limitan la zona bajo estudio. De la figura se deduce que el interés recaerá sobre los llamados brazos de Norma, Sagitario y el más externo, que denominaremos "continuación de Perseo".

Veamos ahora el aspecto cinemático: la teoría QSSS predice movimientos sistemáticos radiales y tangenciales de la forma siguiente (Yuan, 1969a):

$$u_R = - u_R^0 \cdot \cos [-2 \theta + \Phi(R)]$$

$$u_T = - u_T^0 \cdot \sin [-2 \theta + \Phi(R)]$$

donde u_R^0 y u_T^0 son las amplitudes; u_R y u_T corresponden a la parte de la velocidad debida a la existencia del campo gravitatorio espiral, sin incluir el movimiento circular básico. La suma de las proyecciones de estas componentes en una dada dirección al LSR dará entonces el residuo teórico que se busca: la velocidad radial respecto al LSR en un punto dado menos la velocidad radial que resulta en ese punto por el disco estacionario y con simetría axial.

Para evitar confusiones, de aquí en adelante se denominará ρ a las velocidades radiales respecto al LSR; la comparación se realizará entre los citados residuos teóricos ($\Delta \rho_{teo}$) y los que calcularemos en el ítem siguiente a partir de observaciones ($\Delta \rho_{obs}$). Para el cálculo de los valores teóricos se adoptará un valor para las amplitudes de 8 km/s, que es el sugerido por Yuan

(1969a), y llamando γ al ángulo en un punto (R, θ) entre las direcciones al centro galáctico y al LSR, se llega a:

$$\begin{aligned} \Delta v_{\text{teo}}^{\rho} &= u_R \cdot \cos \gamma + u_T \cdot \sin \gamma = \\ &= -u_R^{\circ} \cdot \cos \gamma \cdot \cos[2\theta - \bar{\phi}(R)] + u_T^{\circ} \cdot \sin \gamma \cdot \sin[2\theta - \bar{\phi}(R)] \quad (3) \end{aligned}$$

Estos $\Delta v_{\text{teo}}^{\rho}$ se calcularon en la zona de $l = 260^{\circ}$ a 340° a intervalos de 5° en longitud y de 0.5 kpc en distancia al Sol a fin de armar una "grilla" que cubra la zona de interés. Se trazaron luego "curvas de nivel" delimitando las zonas con residuos de valores positivos y negativos, para comprobar si al superponer los observados, existe coincidencia entre los mismos o si ésta no se verifica.

V.C- Comparación con datos observacionales.

Los residuos que llamamos "observados" se calculan como la diferencia entre la velocidad radial observada referida al LSR menos la velocidad radial que surge de un modelo de rotación galáctica (también referida al LSR).

Los datos incorporados en el ítem A- corresponden a velocidades radiales heliocéntricas. La corrección por movimiento solar aplicada para obtener v_{obs}^{ρ} es la misma que se utilizó en IV.B para las velocidades medidas en este trabajo. Para calcular la velocidad del modelo v_{Mod}^{ρ} que le corresponde a cada objeto, según su distancia R y longitud l , se utilizó nuevamente la curva de rotación de Sinha (1978) y el método ya

explicado en IV.B. Los residuos $\Delta\rho_{obs} = \rho_{obs} - \rho_{teo}$ se dan en la tabla V.2, donde también se agregaron los $\Delta\rho_{teo}$ que corresponden a cada estrella según su posición, calculados con la fórmula (3).

En las figuras V.3 se han representado los residuos observados de los distintos objetos considerados en el sector de longitudes 260° a 340° , de acuerdo a sus posiciones. El símbolo "+" indica residuo positivo y el "-" negativo. En las mismas se han superpuesto además las "curvas de nivel" que señalan las zonas de residuos teóricos positivos y negativos (los signos "+" y "-" dentro de círculos identifican cada una de ellas).

La figura V.3-a corresponde a los datos de Humphreys de la tabla V.1.-a. Todas las estrellas caen en una zona de residuos teóricos negativos, y alrededor del 60% de ellas, presentan residuos observados del mismo signo. Se observa que las más lejanas (a más de 3 kpc del Sol) tienen residuos predominantemente negativos y corresponden a la zona de $l=290^\circ$ entre 3 y 7 kpc, donde la visual es tangente al lado externo del brazo de Sagitario; allí los movimientos sistemáticos tangenciales son en el mismo sentido que la rotación galáctica y por ende los residuos teóricos toman el valor mínimo posible: -8 km/s (en los bordes de los brazos los movimientos sistemáticos radiales son nulos). Esta coincidencia con las predicciones teóricas ya ha sido encontrada por otros autores en esta región de Carina (mencionada en el ítem I.B-c)), pero a distancias menores de 3 kpc no hay una coincidencia clara, sino una tendencia de los residuos negativos a ubicarse en la zona de longitudes menores (sobre $l=290^\circ$).

En la figura V.3-b se graficaron los datos de Jackson, que están centrados alrededor de $l=310^\circ$ (tabla V.1-b). La proporción de residuos observados y teóricos del mismo signo es similar a la de signos opuestos, pero al tratarse de pocos objetos es más razonable analizarlos en conjunto con todos los demás. El mismo comentario vale para la figura V.3-c donde se muestran los valores obtenidos de Conti (tabla V.1-c).

En la figura V.3-d se han reunido todas las cefeidas: datos de Grayzeck y los agregados en el ítem e), que corresponden a las tablas V.1-d y V.1-e. En este caso el porcentaje de coincidencias entre residuos observados y teóricos es superior al 70%, que resulta el mejor de los obtenidos para todos los objetos considerados.

Por último, en la figura V.3-e se grafican los datos de las estrellas OB estudiadas en los capítulos anteriores, cuyos residuos observados y teóricos se agregaron al final de la tabla V.2. En este caso nuevamente la proporción de coincidencias entre los residuos es similar a la de los residuos que no coinciden; además, se trata de estrellas bastante dispersas por lo que también conviene analizarlas en conjunto.

El total de los objetos se ha representado en la figura V.3-f. Se ha mantenido la preponderancia de residuos negativos en $l=290^\circ$ entre 3 y 7 kpc, y se observa una buena concordancia similar en el lado interno del brazo de Sagitario: en $l=310^\circ$ entre 5 y 7 kpc la visual es tangente a la parte interna de dicho brazo donde los movimientos sistemáticos tangenciales

son en sentido opuesto a la rotación galáctica (y los radiales son nulos), en consecuencia los residuos teóricos son máximos: +8 km/s y los residuos observados allí graficados son predominantemente positivos. Pese a estas coincidencias señaladas, el acuerdo general es en realidad bastante pobre, dado que, considerando el conjunto, hay sólo un 57% de residuos teóricos y observados del mismo signo y ésto no puede considerarse como una evidencia demasiado significativa.

En el trabajo de Burton y Bania (1974) se presenta un gráfico de residuos observados positivos y negativos correspondientes a trazadores espirales jóvenes, que abarca todo el plano galáctico. Si se toma de ese gráfico el sector comprendido entre las longitudes 260° y 340° y se superponen las "curvas de nivel" que se han utilizado previamente para separar zonas de residuos teóricos de distinto signo, se obtiene la figura V.3-g. Los triángulos identifican asociaciones, los cuadrados estrellas supergigantes y los rombos regiones HII; los símbolos llenos y vacíos corresponden a residuos observados positivos y negativos, respectivamente. De la figura se deduce que también en este caso el acuerdo entre residuos observados y teóricos es muy pobre.

Como un intento adicional se han graficado los residuos observados versus los teóricos para todo el conjunto de datos (figura V.4-a) y en la misma no se observa tendencia alguna en lo que respecta a los signos. En la figura V.4-b se ha realizado el mismo gráfico pero considerando sólo las estrellas más lejanas (de $r \geq 4$ kpc); teniendo en cuenta que las cinco

estrellas enmarcadas en un círculo son supergigantes (y, en consecuencia, pueden tener errores considerables en sus distancias) se podría decir que hay una tendencia a que los residuos tengan el mismo signo.

En definitiva, con el agregado de estos dos últimos gráficos el resultado de la comparación no varía. Hay algunas evidencias de coincidencia entre las predicciones teóricas de la teoría QSSS y las observaciones, pero éstas están lejos de permitirnos emitir un juicio claro y sin ambigüedades. En cambio, la conclusión a que se ha arribado después de trabajar con la teoría QSSS, es que ésta resulta un planteo demasiado simplificado y, sería de utilidad, realizar una nueva comparación de las observaciones incluyendo un modelo más realista, como el que veremos a continuación.

V.D- Modelo de "partícula balística".

Este modelo fue primeramente desarrollado por Bash y Peters (1976) y luego perfeccionado por Bash, Green y Peters (1977) y Bash (1979). Se plantea la siguiente situación: las estrellas de los brazos espirales se han formado a partir de nubes moleculares densas; tales nubes han partido (a determinadas velocidades) de una onda de densidad espiral que incluye el efecto de los "shocks" y, transcurrido un cierto lapso, se forman las estrellas. Tanto las nubes como las estrellas formadas de ellas se consideran como partículas (de allí el nombre del modelo) que se mueven en órbitas en el campo

gravitatorio de la Galaxia y que son perturbadas por el potencial correspondiente a los brazos espirales. Teniendo presente que las estrellas seleccionadas tienen edades de hasta 12×10^6 años y agregando el tiempo estimado que transcurre desde que la nube pasa por el "shock" hasta que se forma la estrella, se integran las órbitas para obtener sus velocidades y posiciones "finales", es decir "actuales", a partir de las cuales se podrán calcular nuevos residuos teóricos de velocidad radial para comparar con los residuos observados.

Se pueden esquematizar los pasos a seguir de la siguiente manera: a) cálculo de posiciones iniciales, b) cálculo de velocidades iniciales, c) integración numérica de las órbitas bajo un potencial perturbado por las ondas de densidad y d) cálculo de los residuos teóricos y comparación con los observados.

Antes de desarrollar los pasos indicados es necesario adoptar un valor para el tiempo transcurrido entre el paso por la onda de choque y la formación de la estrella: en general se considera que es del orden de $30-40 \times 10^6$ años (por ejemplo: Elmegreen, 1979); si se tiene en cuenta que Bash (1979) utiliza 25×10^6 años y que también se tomarán otros datos de este trabajo, resulta razonable emplear un tiempo total (sumando los 12×10^6 años de la edad de las estrellas) de 40×10^6 años.

Otra cuestión a tener en cuenta es que las ecuaciones de movimiento de la estrella (a integrar numéricamente) se plantean en un nuevo sistema de coordenadas cartesianas (ξ, η) cuyo

origen se mueve en una órbita circular en el plano de la galaxia, a la distancia $R_0 = 10$ kpc del centro galáctico y con una velocidad $\omega_0 = 25$ km/s.kpc (Wielen, 1973). El eje ξ apunta al centro galáctico y η en el sentido de la rotación (recordemos que se trabaja en el plano galáctico únicamente); la relación entre estas coordenadas y las galactocéntricas (R, θ) (figura V.1) queda definida por:

$$\xi = R_0 - R \cdot \cos(\theta - \omega_0 \cdot t) \tag{4}$$

$$\eta = R \cdot \sin(\theta - \omega_0 \cdot t)$$

de modo que para integrar las ecuaciones mencionadas necesitaremos valores iniciales de posiciones y velocidades expresadas en el sistema (ξ, η)

a) Cálculo de posiciones iniciales.

Se desea construir una "grilla" de posiciones iniciales, cubriendo la zona $l=260^\circ$ a 340° . Para ello se calculan posiciones en los tres brazos para valores de θ a intervalos de 5° , entre $\theta = 0^\circ$ y -90° para los brazos de Sagitario y "continuación de Perseo" y entre $\theta = 360^\circ$ y 270° para el de Norma. Esto implica 19 posiciones en cada brazo, que se calculan aplicando la fórmula (2) y conservando los valores de los parámetros ya mencionados, pero introduciendo dos modificaciones: 1- debido a que el "pattern" espiral se mueve con una velocidad angular $\Omega_p = 13.5$ km/s.kpc en el sistema

inercial (R, θ) , el origen del sistema (ξ, η) se mueve más rápidamente y al transcurrir el tiempo se "adelanta" al "pattern". Si deseamos volver "hacia atrás" un $\Delta t = 40 \times 10^6$ años, será necesario "adelantar" el "pattern" con respecto al sistema (ξ, η) en una cantidad dada por $\alpha = [(\omega_0 - \Omega_p) \Delta t] = 26^\circ.96$. Esta corrección se logra reemplazando en (2) a θ por $(\theta - \alpha)$.

La otra modificación es: 2- no tomaremos la posición del "shock" coincidente con el centro del brazo espiral sino ubicado a una diferencia de fase radial de 30° con respecto al centro, hacia la parte interna del mismo (ver, por ejemplo, Bash y Peters, 1976). Para ello reemplazamos en el segundo miembro de (1): π por $(\pi + \pi/6)$.

De este modo, la expresión que permite calcular las posiciones (R, θ) iniciales ($t=0$, siendo el $t_{final} = 40 \times 10^6$ años) resulta:

$$\ln (R/R_0) = \text{tg } i \cdot [(n-7/12) \pi - (\theta - \alpha) + \xi/2]$$

y posteriormente con las (4), tomando $t=0$, se obtienen las (ξ, η) iniciales que se necesitan para la integración de las órbitas.

b) Cálculo de velocidades iniciales.

Para el cálculo de las velocidades iniciales consideraremos dos casos posibles, ya mencionados en la introducción: que las estrellas formadas lleven la velocidad del gas inmediatamente

anterior o inmediatamente posterior al "shock", que denominaremos casos "pre-shock" y "post-shock", respectivamente. Estas velocidades se calculan realizando una interpolación lineal entre los valores correspondientes a $R = 5$ kpc y $R = 10$ kpc, que se obtienen del trabajo de Bash et al. (1977), quienes a su vez las toman de las calculadas para la onda de choque ("shock") de dos brazos espirales por Shu et al. (1972) y Shu et al. (1973). Dichas velocidades de la onda de choque están dadas en un sistema de coordenadas ortogonales referido a los brazos espirales: una componente V_{\parallel} que es paralela a los brazos y otra V_{\perp} que es perpendicular a los mismos.

Las componentes radiales para los casos "pre" y "post-shock" difieren, para los dos valores de R considerados, en un factor 10. En cuanto a la componente tangencial, se tomarán 3 valores para cada caso y para cada R a fin de tener en cuenta una posible dispersión de velocidades inicial (de 8 km/s para $R = 10$ kpc y de 11.5 km/s para $R = 5$ kpc). Así los pares de valores $(V_{\parallel}, V_{\perp})$ que serán la base de la interpolación son:

	"pre-shock"	"post-shock"
R=10 kpc	$(93, 25.5)_6$	$(93, 2.5)_5$
	$(101, 25.5)_4$	$(101, 2.5)_2$
	$(109, 25.5)_3$	$(109, 2.5)_1$
R=5 kpc	$(133.5, 40)_6$	$(133.5, 4)_5$
	$(145.0, 40)_4$	$(145.0, 4)_2$
	$(156.5, 40)_3$	$(156.4, 4)_1$

todos expresados en km/s (los subíndices son para identificación).

Veamos a continuación en qué sistema debemos expresar las velocidades iniciales requeridas para la integración. Las ecuaciones de movimiento corresponden al sistema (ξ, η) por lo que dichas velocidades serán las que se obtienen derivando las (4) y tomando luego $t=0$:

$$\begin{aligned}\dot{\xi} &= -\dot{R} \cos \theta + R \text{sen} (\dot{\theta} - \omega_0) \\ \dot{\eta} &= \dot{R} \text{sen} \theta + R \text{cos} (\dot{\theta} - \omega_0)\end{aligned}$$

Para poder calcularlas necesitamos \dot{R} y $R\dot{\theta}$ que están referidas al sistema inercial (R, θ) , por lo que debemos pasar de un sistema referido al brazo que rota con velocidad Ω_p y al que corresponden $(V_{\parallel}, V_{\perp})$, a un sistema galactocéntrico (R, θ) al que corresponden $(\dot{R}, R\dot{\theta})$. El nexo entre ambos sistemas será el ángulo de inclinación i , que definimos anteriormente. En sentido radial sólo es necesaria una proyección, y en sentido tangencial también hay que considerar la velocidad de rotación; se llega así a:

$$\begin{aligned}\dot{R} &= V_{\perp} \cdot \text{cos } i - V_{\parallel} \cdot \text{sen } i \\ R\dot{\theta} &= V_{\perp} \cdot \text{sen } i + V_{\parallel} \cdot \text{cos } i + \Omega_p \cdot R\end{aligned}$$

de modo que los valores para realizar la interpolación de las velocidades iniciales en el sistema adecuado son las dadas en la

tabla V.3 (los números de orden se corresponden con los subíndices de los pares $(V_{\parallel}, V_{\perp})$: 1, 2 y 5 para los casos "post-shock" y 3, 4 y 6 para los casos "pre-shock").

c) Integración numérica de las órbitas galácticas.

Las ecuaciones de movimiento de una estrella expresadas en el sistema (ξ, η) están dadas por (Wielen, 1973):

$$\ddot{\xi} + 2\omega_0 \dot{\eta} + \omega_0^2 (R_0 - \xi) = - \frac{\partial U}{\partial \xi} \quad (5)$$

$$\ddot{\eta} - 2\omega_0 \dot{\xi} - \omega_0^2 \eta = - \frac{\partial U}{\partial \eta}$$

donde U representa el potencial del campo gravitatorio galáctico, que está constituido por $U_0(R, z)$ que corresponde al estado estacionario y con simetría axial y la perturbación $U_1(R, \theta, z, t)$ de la onda de densidad. Conocemos las derivadas de U_0 y U_1 respecto a R y a θ , por lo que conviene expresar los segundos miembros de (5) como:

$$\frac{\partial U}{\partial \xi} = - \frac{R_0 - \xi}{R} \cdot \frac{\partial U}{\partial R} + \frac{\eta}{R^2} \cdot \frac{\partial U}{\partial \theta}$$

$$\frac{\partial U}{\partial \eta} = \frac{\eta}{R} \cdot \frac{\partial U}{\partial R} - \frac{R_0 - \xi}{R^2} \cdot \frac{\partial U}{\partial \theta}$$

donde $\frac{\partial U}{\partial R} = \frac{\partial U_0}{\partial R} + \frac{\partial U_1}{\partial R}$ y $\frac{\partial U}{\partial \theta} = \frac{\partial U_1}{\partial \theta}$

La derivada de U_0 respecto de R se puede obtener de la

fuerza radial F_R calculada por Contopoulos y Strömgen (1965), que es válida para $R < 14$ kpc:

$$-\frac{\partial U_0}{\partial R} = F_R = -73340 R^{-2} + 1518.8 - 3442.03 R + 402.621 R^2 - 12.9402 R^3$$

donde R [kpc], U [(km/s)²] y F [(km/s)²/kpc]. Recordemos que nos limitamos al plano $z=0$.

Las derivadas de U_1 se calculan a partir de:

$$U_1(R, \theta, t) = A(R) \cdot \cos[m(\Omega_p \cdot t - \theta) + \bar{\Phi}(R)]$$

donde la amplitud $A(R) = [(f/2) \cdot (R_0 \cdot \omega_0)^2 \cdot \text{tg } i]$, y llamamos f a la relación entre la componente radial del campo debido a la onda y el campo con simetría axial, que tomaremos igual a 0.05 (Yuan, 1969b). Se llega a:

$$\frac{\partial U_1}{\partial R} = (f/R) \cdot (\omega_0 \cdot R_0)^2 \cdot \text{sen} [2(\Omega_p \cdot t - \theta) + \bar{\Phi}(R)]$$

$$\frac{\partial U_1}{\partial \theta} = R \cdot \text{tg } i \cdot \frac{\partial U_1}{\partial R}$$

Para realizar la integración numérica se aplicará el método de Runge-Kutta, por lo que es necesario reducir el sistema (5) a ecuaciones de primer orden. Definiendo dos nuevas variables "u" y "v" obtenemos un sistema de cuatro ecuaciones:

$$\dot{\xi} = u$$

$$\dot{\eta} = v$$

$$\dot{u} = -2 \omega_0 v - \omega_0^2 (R_0 - \xi) + \frac{(R_0 - \xi)}{R} \cdot \frac{\partial U}{\partial R} - \frac{\eta}{R^2} \cdot \frac{\partial U}{\partial \theta}$$

$$\dot{v} = 2 \omega_0 u + \omega_0^2 \eta - \frac{\eta}{R} \cdot \frac{\partial U}{\partial R} - \frac{(R_0 - \xi)}{R^2} \cdot \frac{\partial U}{\partial \theta}$$

donde la variable independiente es el tiempo t , las incógnitas son ξ , η , $\dot{\xi}$ y $\dot{\eta}$, además en cada paso es necesario calcular R en función de ξ y η , lo cual se deduce de las (4):

$$R = +[(R_0 - \xi)^2 + \eta^2]^{1/2}$$

y expresar el seno de las $\frac{\partial U_1}{\partial R}$ y $\frac{\partial U_1}{\partial \theta}$ en función de ξ , η , t y R :

$$\begin{aligned} \sin[2(\Omega_p t - \theta) + \Phi(R)] &= \frac{(R_0 - \xi)^2 - \eta^2}{R^2} \cdot \sin[2(\Omega_p - \omega_0)t + \Phi(R)] - \\ &- \frac{2(R_0 - \xi)\eta}{R^2} \cos[2(\Omega_p - \omega_0)t + \Phi(R)] \end{aligned}$$

Las integraciones numéricas, al igual que todos los cálculos previos, se realizaron con la computadora HP1000. Se utilizó un programa con el método de Runge-Kutta-Fehlberg de orden 7 (8) cedido por el Dr. J.C. Muzzio; se tomó el núcleo y se adaptaron convenientemente la entrada y salida de datos y la subrutina que calcula las ecuaciones. A partir de las

posiciones y velocidades iniciales ($t=0$) se integró con un paso de 10^5 años y hasta un tiempo final de 40×10^6 años. No se efectuó el cálculo para todas las posiciones iniciales, sino para 4 posiciones en cada brazo (a intervalos de 30° en θ), y para cada una de ellas se consideraron los 6 posibles casos de velocidades iniciales (3 "pre-shock" y 3 "post-shock"). La salida del programa da los valores de ξ , η , $\dot{\xi}$ y $\dot{\eta}$ con sus errores de truncamiento a intervalos de 10^6 años. Los errores de truncamiento relativos son del orden de 10^{-10} o menores para las posiciones y del orden de 10^{-8} o menores para las velocidades.

Las figuras V.5 (casos 1 al 6) dan, para los 6 casos de velocidades iniciales, las posiciones iniciales representadas por puntos sin unir y la evolución de 4 posiciones en cada brazo; estas últimas se indican con puntos unidos por una línea, correspondiendo cada punto a intervalos de 5×10^6 años. Análogamente las figuras V.6 (casos 1 al 6) dan las velocidades iniciales, representadas por puntos sin unir, y la variación de velocidad para las 4 posiciones seleccionadas en cada brazo, indicadas por los puntos unidos por una línea, con el mismo intervalo de 5×10^6 años. En estas figuras las velocidades resultan distribuidas en tres "arcos" que corresponden a los siguientes brazos: el arco del centro a Sagitario, el superior (hacia la derecha) a Norma y el inferior (hacia la izquierda) a "continuación de Perseo".

d) Cálculo de los residuos teóricos y comparación con los observados.

Los residuos teóricos se calculan siguiendo el mismo criterio que para el caso de la teoría OSSH, esto es $\Delta \rho_{teo} = \rho_{LSR} - \rho_{NOB}$, donde ρ_{LSR} se obtiene a partir de las posiciones (\hat{l}, \hat{m}) y velocidades $(\dot{\hat{l}}, \dot{\hat{m}})$ que resultan de las integraciones y ρ_{NOB} se deduce de la curva de rotación de Contopoulos y Strömberg (1965). Aclaremos que se utiliza el modelo de Contopoulos y Strömberg y no el de Sinha (1978) como en los casos anteriores, porque es el que se utilizó como base para el cálculo de las integraciones y, por lo tanto, debemos utilizarlo también para ρ_{NOB} .

La velocidad ρ_{LSR} se obtiene directamente proyectando $\dot{\hat{l}}$ y $\dot{\hat{m}}$ en el sentido de la visual según sus posiciones respecto al Sol, puesto que ya son velocidades referidas al LSR. La velocidad ρ_{NOB} se calcula con:

$$\rho_{NOB} = \left(\frac{V_{ROT}}{R} - \omega_0 \right) \cdot R_0 \cdot \sin l$$

donde V_{ROT} se interpola de la fórmula de Contopoulos y Strömberg (1965) de acuerdo al valor de R en cada posición.

Estos residuos teóricos se calculan para el instante final: $t = 40 \times 10^6$ años y, como las estrellas observadas tienen edades de hasta 12×10^6 años, también los calcularemos para el instante $t = 30 \times 10^6$ años, que es aproximadamente el momento en que se formaron las estrellas a partir de las nubes. De este

modo, cubrimos todo el rango de edades y podremos analizar si los residuos varían considerablemente o no durante dicho lapso.

Debido a que las diferencias en velocidad entre los dos instantes considerados no varían demasiado entre los tres casos "pre-shock" y entre los tres casos "post-shock", calculamos los residuos solamente para el caso intermedio de velocidades iniciales "pre" y "post-shock", a fin de no complicar innecesariamente la comparación. De este modo, se utilizaron los resultados de las integraciones correspondientes a los casos 2 ("post-shock") y 4 ("pre-shock").

Tomando como base la distribución de la totalidad de los residuos observados de la figura V.3-f y manteniendo el mismo criterio respecto a los símbolos ("+" indica residuo positivo y "o" residuo negativo), superpusimos los residuos teóricos dando directamente sus valores en las posiciones que les corresponden en la figura V.7. Los números entre paréntesis corresponden al caso 4 ("pre-shock"), y las flechas indican el sentido de variación entre la posición de $t=30 \times 10^6$ años y la posición final. Vemos que, en la mayoría de los casos, el signo de los residuos no varía entre los dos instantes considerados. (Se han unido con líneas de trazos los residuos que corresponden a un mismo brazo en el instante inicial).

Evidentemente, la comparación entre residuos observados y teóricos resulta sumamente dudosa dada la falta de coincidencia entre las posiciones de ambos. Probablemente el único detalle que puede señalarse es la coincidencia de residuos positivos

entre $l = 300^\circ$ a 310° y $r = 4$ a 5 kpc, pero representa un caso aislado, y el resto de los residuos observados no sigue la tendencia que marcan los teóricos.

Además, analizando la distribución espacial de los residuos observados, resulta evidente que estos objetos no presentan una estructura en forma de brazos espirales, lo cual puede en parte deberse a la existencia de errores en las distancias, efectos de selección, etc.

Finalizaremos este análisis en el próximo capítulo, en conjunto con el resto de las conclusiones.

TABLA V.1-a

Datos de supergigantes y estrellas OB luminosas (Humphreys).

		T.E.	l	b	r[kpc]	V_R [km/s]
HD	90586	M2 Iab	282.5	3.1	1.8	1.5
	88606	A3 Iab	283.0	-1.5	3.2	-9.7
	89201	B1 Ia:	283.1	-0.6	2.2	-16.6
	88694	B8 Iab:	283.6	-2.2	3.4	0.0
	89925	G0 Iab	284.3	-1.2	4.1	0.6
	91093	M2 Iab	285.0	-0.1	2.0	-9.4
	302797	O9 Ib	285.1	-1.2	4.9	6.3
	90313	B1 III	285.2	-1.8	1.6	19.2
	EY Car	M4 Ia	285.3	-2.9	3.6	7.1
HD	302897	O9.5 I	285.4	-1.1	6.2	19.7
	CK Car	M3 Iab	285.6	-2.4	1.7	-11.4
CPD-57°3502		M0 Iab	285.8	0.1	2.1	-14.4
HD	92693	A2 Ia	286.3	0.7	1.9	0.5
	93619	B0.5 Ib	286.8	1.6	2.0	-13.2
	303250	M3 Iab	286.8	0.8	2.2	-6.5
CD-58°3538		M2 Ia	287.5	-0.4	3.4	-17.0
HD	93342	B1 Iab-Ib	287.5	-0.4	3.2	-8.8
	93890	B0.5 Iab	287.7	0.3	2.7	-5.2
	94304	B5 Iab:	287.8	0.9	1.9	3.0
	93873	B0.5 Iab	287.9	-0.2	2.4	-26.4
	93737	A0 Ia	288.0	-0.7	2.9	-16.4

	303492	09 Ia	288.1	0.4	2.9	8.2
	95862	B0 III	288.2	1.2	2.6	1.9
	305619	09 Ib	288.2	-1.0	4.6	-2.5
	93911	B2 II	288.3	-0.8	2.3	-8.6
	IX Car	M2 Iab	288.3	-0.5	1.7	-0.8
HD	94230	B0.5 Ib-II	288.3	-0.3	2.0	-19.8
	303508	B0 I:	288.4	-0.2	7.0	-0.3
	94599	M4 Iab	289.2	-1.4	2.7	7.2
	94559	B1 Ib-II	289.4	-1.9	3.0	-18.9
	94613	M2 Iab	289.6	-2.2	2.2	-16.6
	95880	B5 Ib	289.6	0.3	1.9	2.2
CPD-59°	2929	B0 II	289.7	-0.5	3.9	-20.9
HD	96248	B1 Iab	289.9	0.3	2.1	-26.9
	95687	M2 Iab	290.0	-1.0	1.8	-8.4
	96880	B1 Ib	290.1	1.0	1.8	-15.2
	95707	B8 Ib	290.3	-1.4	2.9	-12.7
	96139	B5 Ia:	290.3	-0.7	7.0	-3.8
	95733	B0 III	290.4	-1.7	3.8	1.0
	97222	B0 II	290.7	0.3	1.9	-4.6
	96829	B2 II	290.7	-0.4	1.4	-18.0
	97557	B2 II	290.7	0.8	1.9	-5.2
	96883	B8 Ib:	291.0	-1.2	2.8	-14.8
	97671	M3 Ia:	291.1	0.6	2.8	-12.0
	98817	M0 Iab	292.3	0.0	2.2	-3.4
	97522	B0.5 II	292.8	-4.3	1.7	2.9
	99316	B8 Ib	293.4	-2.2	2.6	6.6
	100930	M2 Iab	294.0	0.3	3.0	-19.3
	99857	(B1 Ib)	294.80	-5.0	2.9	-3.8

	101190	07	294.8	-1.5	2.1	-3.7
	101223	07	294.8	-1.5	2.2	0.1
	101436	07	295.0	-1.7	2.6	8.3
	101994	B1 V	295.2	-0.7	2.3	-9.0
	103052	M3 Ia-Iab	295.8	0.7	3.2	-7.1
	102878	A2 Ia-Iab	296.0	-0.6	2.7	-14.9
	104565	B0 Ia	296.5	4.0	5.4	-11.9
	103779	(B0.5 Ib)	296.8	-1.1	2.8	-9.0
	105071	B8 Ia-Iab	298.2	-3.1	3.2	-18.8
	106325	B1 Ib-II	298.6	0.3	3.4	-3.2
	106391	B3 Ia	298.6	0.7	3.5	-24.7
	106590	B1 Ib	298.6	1.4	2.8	-10.8
CPD-60°	3864	O9.5 Ia:	298.7	1.3	3.6	-36.6
HD	106343	B1.5 Ia	298.9	-1.8	2.6	-12.0
	106362	B0.5 Ib	299.3	-3.9	3.4	-0.6
CPD-59°	4193	B0.5 II	299.4	2.4	3.8	-14.9
HD	108170	B0 Ib-II	300.0	0.5	2.9	-39.0
	108659	B5 Ib	300.8	-4.1	2.3	-3.1
	109867	(B1 Ia)	301.7	-4.4	2.5	-15.5
	110639	B1 Ib	302.1	1.5	1.9	-5.7
CD-59°	4549	M2 Iab	303.2	2.5	1.7	-24.1
HD	112366	B9 Ia:-Iab	303.6	-0.6	2.7	-7.1
	112364	B0.5 Ib	303.6	3.1	2.4	-16.1
	113034	B1 Ib-II:	304.2	1.0	1.5	-23.6
	113432	B1 Ib:	304.4	-0.3	2.0	-13.9
	114011	B1 Ib	305.0	1.6	2.6	-27.1

TABLA V.1-b

Datos de estrellas OB luminosas (Jackson).

	T.E.	l	b	(V ₀ -M _v)	r[kpc]	V _R [km/s]	
LS	2958	(B0.5 Ia)	305.40	3.03	12.7	3.5	-44.7
	2971	(B1 II)	305.39	0.35	12.1	2.6	-34.0
	2995	(B0.5 Iab)	305.79	0.87	12.3	2.9	-21.3
	3026	(B1 III)	306.17	0.80	13.1	4.2	-21.6
	3043	(B2 II)	306.64	2.13	13.7	5.4	-47.5
S	584	(B6 Ib)	307.78	0.74	15.4	12.1	-9.9
HD	117707	(B1 Ia)	307.37	-2.50	14.1	6.6	-40.7
	118198	(O9.5 III)	307.95	-1.20	12.6	3.3	-14.4
S	722	(O9.5 III-IV)	307.78	-2.72	13.9	6.0	-30.6
LS	3139	(B8 Ia)	308.50	0.17	12.9	3.8	-37.5
	3148	(B8 Ib)	308.96	0.53	11.5	2.0	-6.3
	3166	(O9.5 Ia)	310.02	1.46	13.6	5.4	-18.2
	3206	(O8 I)	312.13	-0.66	13.0	4.0	-38.4
	3236	(A0 Ia)	315.38	3.45	14.2	7.1	-34.9
	3265	(O8 V)	315.37	-0.08	11.2	1.7	-40.0
	3287	(O5 III)	316.65	-1.90	12.9	3.8	-52.5

TABLA V.1-c

Datos de estrellas O (Conti).

		T.E.	l	b	r[kpc]	V_R [km/s]
HD	75211	09 Ib	263.95	-0.47	1.9	20.0
	93028	09 V	287.63	-1.18	2.4	-21.4
	93204	05 V((f))	287.55	-0.72	3.9	8.5
	93222	07 III((f))	287.73	-1.02	3.2	-2.3
CP-59°	2600	06 V((f))	287.60	-0.73	2.9	-46.0
HD	303308	03 V((f))	287.58	-0.60	4.9	-1.9
	93843	05 III(f)	288.25	-0.90	3.1	-9.9
	94963	06.5 III(f)	289.75	-1.80	2.5	-3.3
	97166	07.5 III((f))	290.67	0.20	2.8	-4.0
	101298	06 V((f))	294.93	-1.68	2.7	-0.7
	135591	07 III((f))	320.13	-2.63	1.1	-5.6
	149038	09.7 Iab	339.38	2.52	1.3	4.1
	150135	06 ((f))	336.72	-1.57	1.4	16.6

TABLA V.1-d

Datos de cefeidas de largo periodo (Grayzeck).

	P[d]	l	b	r[kpc]	V_R [km/s]
VY Car	18.94	286 ^o .6	1 ^o .2	1.9	-1
KK Cen	12.18	294.2	2.7	6.3	-21
UU Mus	11.64	296.8	-3.2	3.5	-14
SU Cru	12.85	299.2	-0.6	1.7	-18
VX Cru	12.21	300.9	1.6	4.8	-8
OO Cen	12.88	306.9	-0.6	3.9	-5
VW Cen	15.04	307.6	-1.6	4.1	-14
TX Cen	17.09	315.2	-0.6	3.1	-52
CD-59 ^o 5344	35.22	316.2	0.3	3.6	-27
U Nor	12.64	325.6	-0.2	1.6	-18
SY Nor	12.64	327.5	-0.7	2.4	-43

TABLA V.1-e

Datos de otras cefeidas de largo periodo.

	P[d]	l	b	r[kpc]	V_R [km/s]
U Car	38.73	289 ^o .1	0 ^o .1	1.6	0.4
WZ Car	23.01	289.3	-1.2	4.7	-13.0
XX Car	15.70	291.3	-4.9	4.3	-11.0
RZ Vel	20.42	262.9	-1.9	1.7	25.5
SV Vel	14.09	286.0	2.4	2.6	4.5
SW Vel	23.50	266.2	-3.0	2.8	(35.0)
EX Vel	13.24	274.1	-2.2	5.3	(37.0)

TABLA V.2

Residuos observados y teóricos (de la teoría QSSS).

	r	l	Δp_{obs}	Δp_{teo}
	[kpc]		[km/s]	[km/s]
HD 90586	1.8	282.50	-4.6	-2.9
88606	3.2	283.00	-16.8	-5.6
89201	2.2	283.10	-22.4	-4.2
88694	3.4	283.60	-6.9	-5.9
89925	4.1	284.30	-7.2	-6.5
91093	2.0	285.00	-13.2	-4.4
302797	4.9	285.10	-3.6	-6.7
90313	1.6	285.20	14.5	-3.0
EV Car	3.6	285.30	2.8	-6.8
HD 302897	6.2	285.40	1.6	-5.4
CK Car	1.7	285.60	-15.4	-3.5
CPD-57° 3502	2.1	285.80	-16.9	-4.8
HD 92693	1.9	286.30	-1.9	-4.5
93619	2.0	286.80	-14.9	-4.7
303250	2.2	286.80	-7.7	-5.3
CD-58° 3538	3.4	287.50	-16.9	-7.5
HD 93342	3.2	287.50	-8.5	-7.4
93890	2.7	287.70	-4.6	-6.8
94304	1.9	287.80	2.2	-4.7
93873	2.4	287.90	-26.0	-6.3
93737	2.9	288.00	-15.3	-7.2
303492	2.9	288.10	9.5	-7.2
95862	2.6	288.20	3.3	-6.9
305619	4.6	288.20	-4.0	-7.9
93911	2.3	288.30	-8.0	-6.3
IX Car	1.7	288.30	-1.9	-4.3
HD 94230	2.0	288.30	-19.9	-5.3
303508	7.0	288.40	-17.5	-6.6
94599	2.7	289.20	9.8	-7.3
94559	3.0	289.40	-15.9	-7.6
94613	2.2	289.60	-14.8	-6.4
95880	1.9	289.60	3.2	-5.4
CPD-59° 2929	3.9	289.70	-17.4	-8.0
HD 96248	2.1	289.90	-24.8	-6.1
95687	1.8	290.00	-7.8	-5.0
96880	1.8	290.10	-14.2	-4.9
95707	2.9	290.30	-8.4	-7.7
96139	7.0	290.30	-14.9	-7.8
95733	3.8	290.40	5.7	-8.0
97222	1.9	290.70	-2.4	-5.7
96829	1.4	290.70	-18.2	-3.6
97557	1.9	290.70	-3.2	-5.5
96883	2.8	291.00	-9.6	-7.7

	97671	2.8	291.10	-6.5	-7.7
	98817	2.2	292.30	1.6	-6.9
	97522	1.7	292.80	5.4	-5.3
	99316	2.6	293.40	14.2	-7.8
	100930	3.0	294.00	-9.2	-8.0
	99857	2.9	294.80	6.3	-8.0
	101190	2.1	294.80	3.2	-7.1
	101223	2.2	294.80	7.3	-7.3
	101436	2.6	295.00	18.0	-8.0
	101994	2.3	295.20	-0.4	-7.6
	103052	3.2	295.80	6.6	-7.4
	102878	2.7	296.00	-3.1	-8.0
	104565	5.4	296.50	4.3	-2.7
	103779	2.8	296.80	4.3	-7.8
	105071	3.2	298.20	-2.3	-6.8
	106325	3.4	298.60	15.6	-5.7
	106391	3.5	298.60	-5.6	-5.4
	106590	2.8	298.60	4.7	-7.6
	CPD-60° 3864	3.6	298.70	-16.8	-4.9
	HD 106343	2.6	298.90	2.4	-7.9
	106362	3.4	299.30	18.4	-5.6
	CPD-59° 4193	3.8	299.40	6.8	-3.8
	HD 108170	2.9	300.00	-21.2	-7.1
	108659	2.3	300.80	10.8	-8.0
	109867	2.5	301.70	1.2	-7.7
	110639	1.9	302.10	7.4	-7.7
	CD-59° 4549	1.7	303.20	-12.0	-7.2
	HD 112366	2.7	303.60	13.8	-6.6
	112364	2.4	303.60	2.8	-7.7
	113034	1.5	304.20	-13.1	-6.0
	113432	2.0	304.40	1.8	-8.0
	114011	2.6	305.00	-5.0	-6.5
	LS 2958	3.5	305.40	-15.0	-0.1
	2971	2.6	305.39	-12.0	-6.5
	2995	2.9	305.79	3.4	-4.7
	3026	4.2	306.17	12.8	4.6
	3043	5.4	306.64	-7.1	8.0
	S 584	12.1	307.78	-13.4	-0.6
	HD 117707	6.6	307.37	0.7	6.6
	118198	3.3	307.95	16.0	-0.2
	S 722	6.0	307.78	12.5	6.9
	LS 3139	3.8	308.50	-1.9	4.6
	3148	2.0	308.96	12.2	-8.0
	3166	5.4	310.02	29.3	6.4
	3206	4.0	312.13	3.6	7.6
	3236	7.1	315.38	29.3	-7.9
	3265	1.7	315.37	-21.3	-8.0
	3287	3.8	316.65	-7.9	8.0
	HD 75211	1.9	263.95	-5.3	3.2
	93028	2.4	287.63	-21.4	-6.2
	93204	3.9	287.55	7.7	-7.7
	93222	3.2	287.73	-1.8	-7.4
	CP-59° 2600	2.9	287.60	-45.6	-7.1

HD	303308	4.9	287.59	-6.2	-7.8
	93843	3.1	288.25	-8.5	-7.4
	94963	2.5	289.75	-0.5	-7.0
	97166	2.8	290.67	1.0	-7.7
	101298	2.7	294.93	9.3	-8.0
	135591	1.1	320.13	6.5	-4.4
	149038	1.3	339.38	20.2	-6.5
	150135	1.4	336.72	33.2	-7.0
	YY Car	1.9	286.60	-3.0	-4.5
	KK Cen	6.3	294.20	-15.1	-5.7
	UU Mus	3.5	296.80	1.7	-6.5
	SU Cru	1.7	299.20	-9.6	-6.5
	VX Cru	4.8	300.90	18.5	1.9
	OO Cen	3.9	306.90	28.8	3.8
	VW Cen	4.1	307.60	22.1	5.6
	TX Cen	3.1	315.20	-16.4	3.1
CD-59°	5344	3.6	316.20	15.2	7.4
	U Nor	1.6	325.60	1.8	-8.0
	SY Nor	2.4	327.50	-12.5	-0.9
	U Car	1.6	289.10	-0.2	-4.1
	WZ Car	4.7	289.30	-12.5	-8.0
	XX Car	4.3	291.30	-5.5	-7.7
	RZ Vel	1.7	262.90	0.6	3.1
	SV Vel	2.6	286.00	3.0	-6.1
	SW Vel	2.8	266.20	5.3	3.9
	EX Vel	5.3	274.10	-1.2	5.0
LS	1190	2.8	267.17	-35.4	3.4
	1203	2.0	267.42	19.8	2.1
	1215	2.3	268.00	13.3	2.2
	1219	1.3	268.96	-31.2	1.4
	1224	1.0	269.20	13.2	1.5
	1230	0.9	267.61	3.2	1.7
	1231	2.2	269.15	20.4	1.6
	1241	1.4	268.81	-0.7	1.4
	1242	1.7	268.89	-28.8	1.4
	1243	2.1	269.31	10.9	1.5
V	9	2.9	267.79	-17.8	3.3
	20	5.5	267.48	21.7	8.0
	56	3.0	267.98	14.1	3.5
	60	1.7	267.94	4.8	1.7
	71	1.7	267.95	-38.1	1.7
	73	3.3	268.06	-33.9	4.1
	84	3.0	269.17	-3.3	2.9
	88	2.5	269.20	-10.1	2.0
	94	2.0	269.21	-24.0	1.5
LS	1279	3.5	272.43	-12.7	1.7
	1285	2.8	272.07	-24.3	0.8
	1288	2.8	271.97	10.0	0.9
V	118	3.6	271.63	-43.7	2.5
	122	3.6	271.65	-44.8	2.5
	124	2.5	271.47	-11.2	0.9
	148	1.9	272.44	-18.6	0.3

LS	2868	2.4	304.04	-5.6	-7.6
	2873	1.7	304.14	-27.7	-7.3
	2878	1.4	304.18	-15.2	-5.9
	2899	3.3	304.42	8.7	-2.5
	2926	2.3	304.70	2.4	-7.8
	2927	4.2	304.71	12.7	3.4
	2931	1.7	304.80	-23.8	-7.1
	2937	2.2	304.91	-16.1	-7.9
	2944	2.6	304.98	1.8	-6.5
	2945	2.2	304.95	-10.1	-7.9
	2946	2.5	305.00	0.4	-7.0
Cen	A	1.2	307.06	-7.7	-4.3
	B	3.0	306.94	2.7	-3.0
	C	3.8	307.14	-3.6	3.3
	E	11.0	306.88	-11.2	4.2
	3	5.0	307.10	25.0	7.9
LS	3320N	1.9	320.12	-39.2	-7.6
	3320S	3.3	320.11	6.2	7.2
	3324	2.4	320.28	2.1	-3.1
	3325	9.1	320.42	33.4	3.5
	3330	7.2	320.37	52.4	-0.2
Cir	6	1.4	320.55	-18.5	-6.8
	7	2.8	320.47	1.4	1.6
	8	5.8	320.44	35.6	-8.0
	9	3.6	320.48	0.1	8.0
LS	3386	2.8	326.31	4.3	3.9
	3401	3.2	327.02	9.9	7.8
	3404	2.0	327.08	-6.4	-6.3
	3405	2.6	327.08	-18.9	2.5
	3420	3.2	327.90	15.2	7.9
NI-	S1	3.3	327.95	-11.6	7.9
	1	2.2	328.20	-12.9	-3.9
	2	3.0	328.32	-19.8	7.3
	6	3.0	328.40	7.2	7.3
	10	1.8	327.94	20.5	-7.5
	13	2.6	328.04	-7.9	2.8
	15	7.9	328.05	50.6	-3.1
	66	3.6	327.96	11.7	5.6
	75	4.8	328.08	33.3	-8.0
	84	3.0	328.22	14.4	7.3
	94	3.3	327.85	5.5	7.9
	116	3.6	327.56	2.9	5.8
	120	3.0	327.57	-0.2	7.2
NIII-	12	2.1	327.18	-1.1	-5.3

TABLA V.3

Velocidades iniciales en el sistema galactocéntrico (R, θ) .

R = 5 kpc

	\dot{R} [km/s]	$R\dot{\theta}$ [km/s]
1	-15.92	223.24
2	-14.46	211.83
3	19.79	227.81
4	21.25	216.41
5	-13.00	200.43
6	22.71	205.00

R = 10 kpc

	\dot{R} [km/s]	$R\dot{\theta}$ [km/s]
1	-10.14	243.56
2	- 9.21	235.61
3	12.71	246.22
4	13.63	238.27
5	- 8.29	227.66
6	14.56	230.33

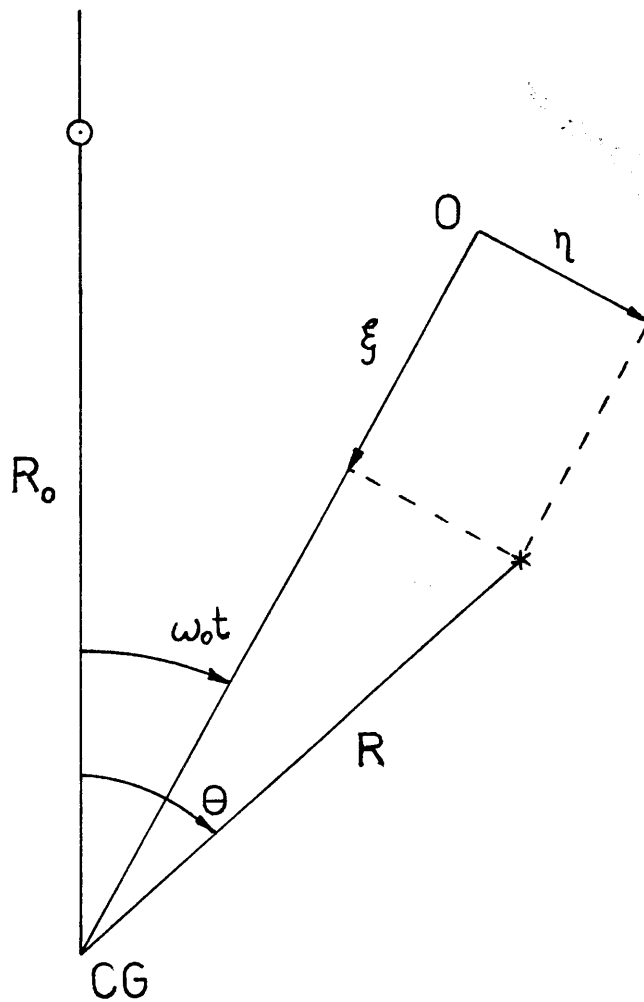


Fig. V.1. Sistemas de coordenadas en el plano galáctico: (R, θ) y (ξ, η) . El punto O es el origen del sistema (ξ, η) y la distancia $\overline{O - CG}$ es igual a R_0 .

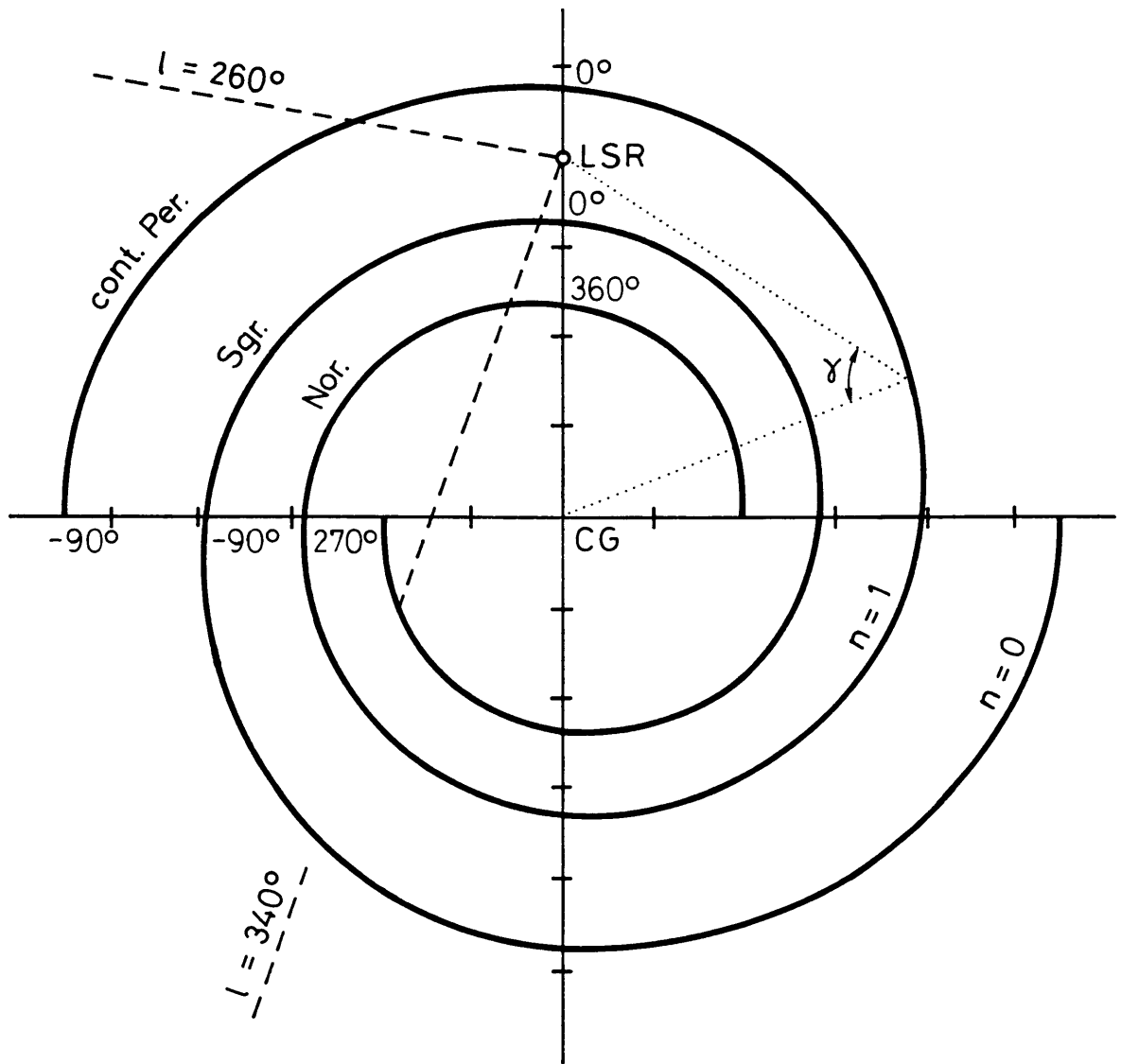


Fig. V.2. "Pattern" espiral de la teoría QSSS correspondiente a una velocidad de rotación $\Omega_p = 13.5 \text{ km/s.kpc}$. Las cantidades en grados indican los valores de θ ; $n = 0$ y $n = 1$ identifican las ramas de la estructura espiral.

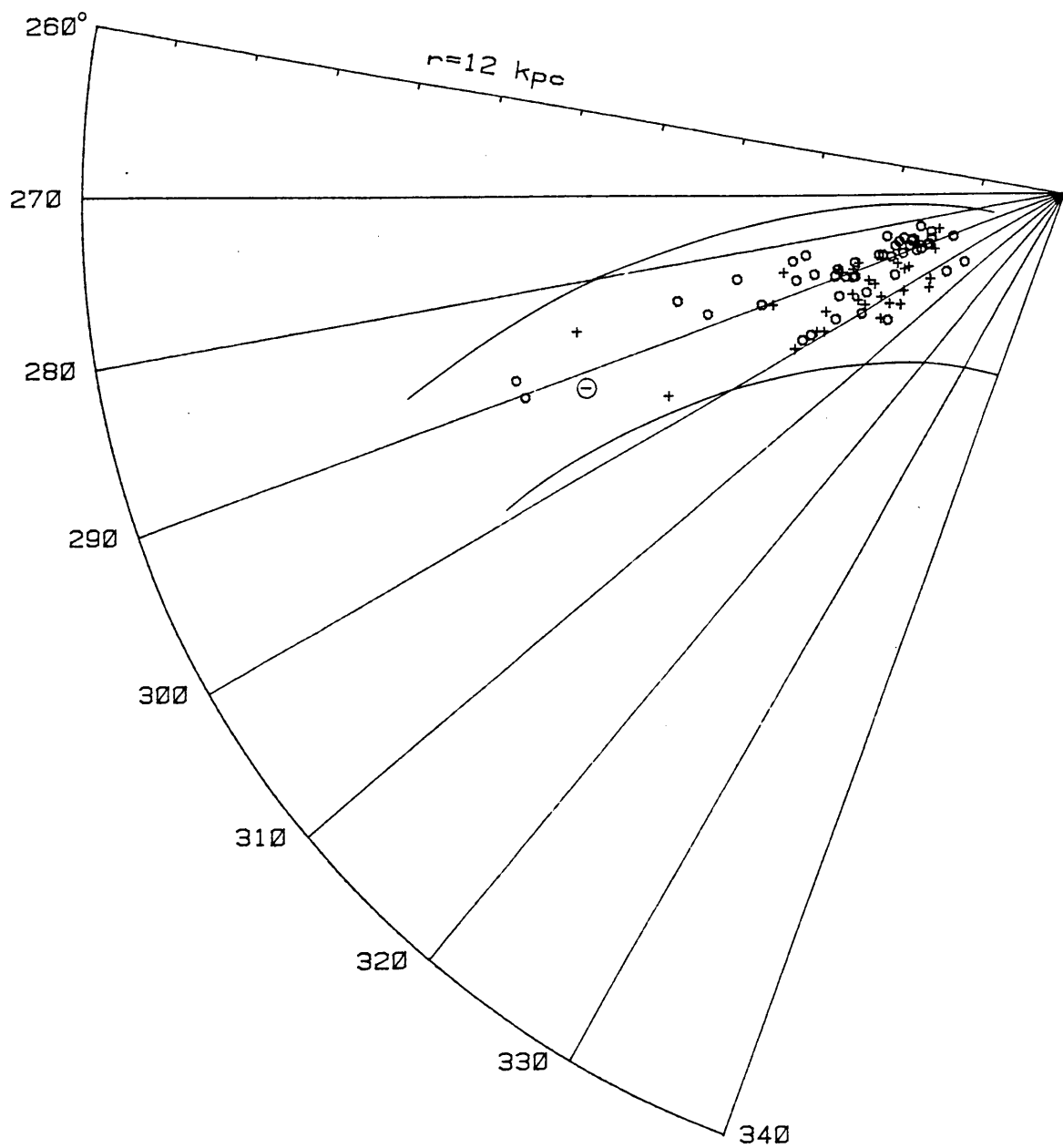


Fig. V.3-a. Residuos observados de velocidad radial representados según longitud galáctica y distancia al Sol, correspondientes a supergigantes y estrellas OB luminosas (datos de Humphreys). Los símbolos "+" identifican residuos positivos y los "o" negativos. Las curvas señalan las zonas de residuos teóricos (de la teoría QSSS) positivos y negativos, identificadas con \oplus y \ominus , respectivamente.

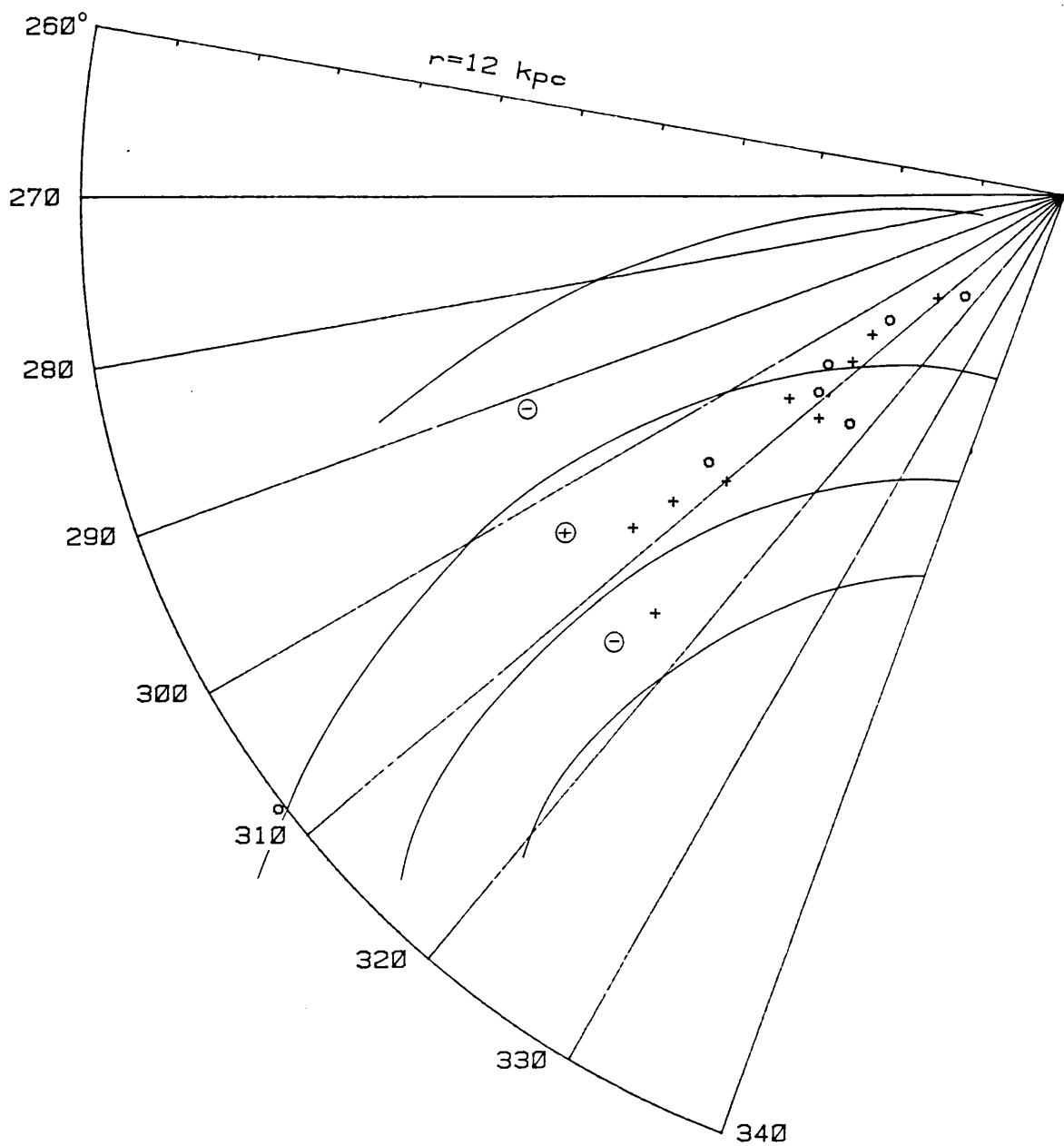


Fig. V.3-b. Idem fig. V.3-a, correspondiente a estrellas OB luminosas (datos de Jackson).

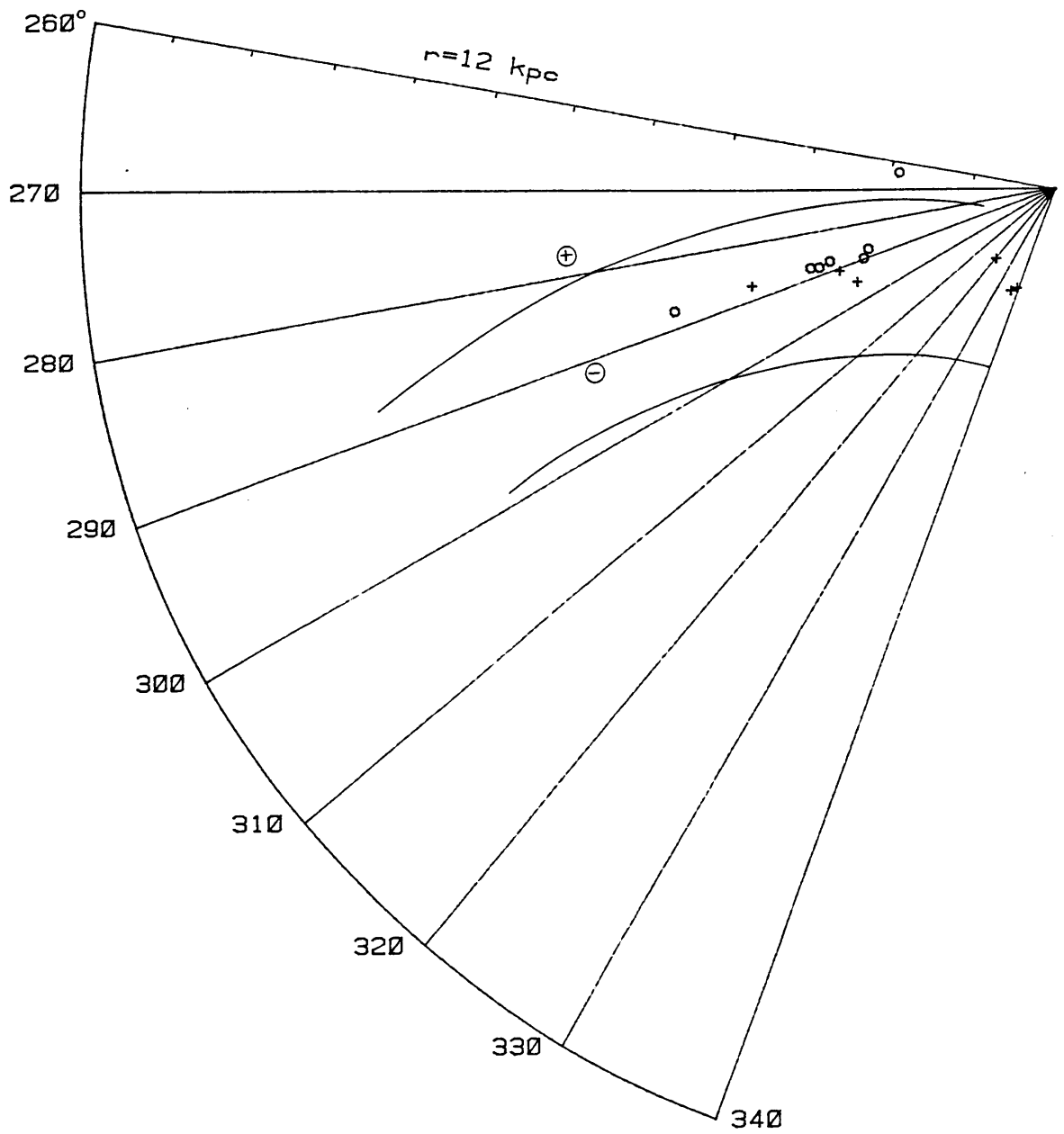


Fig. V.3-c. Idem fig. V.3-a, correspondiente a estrellas O (datos de Conti).

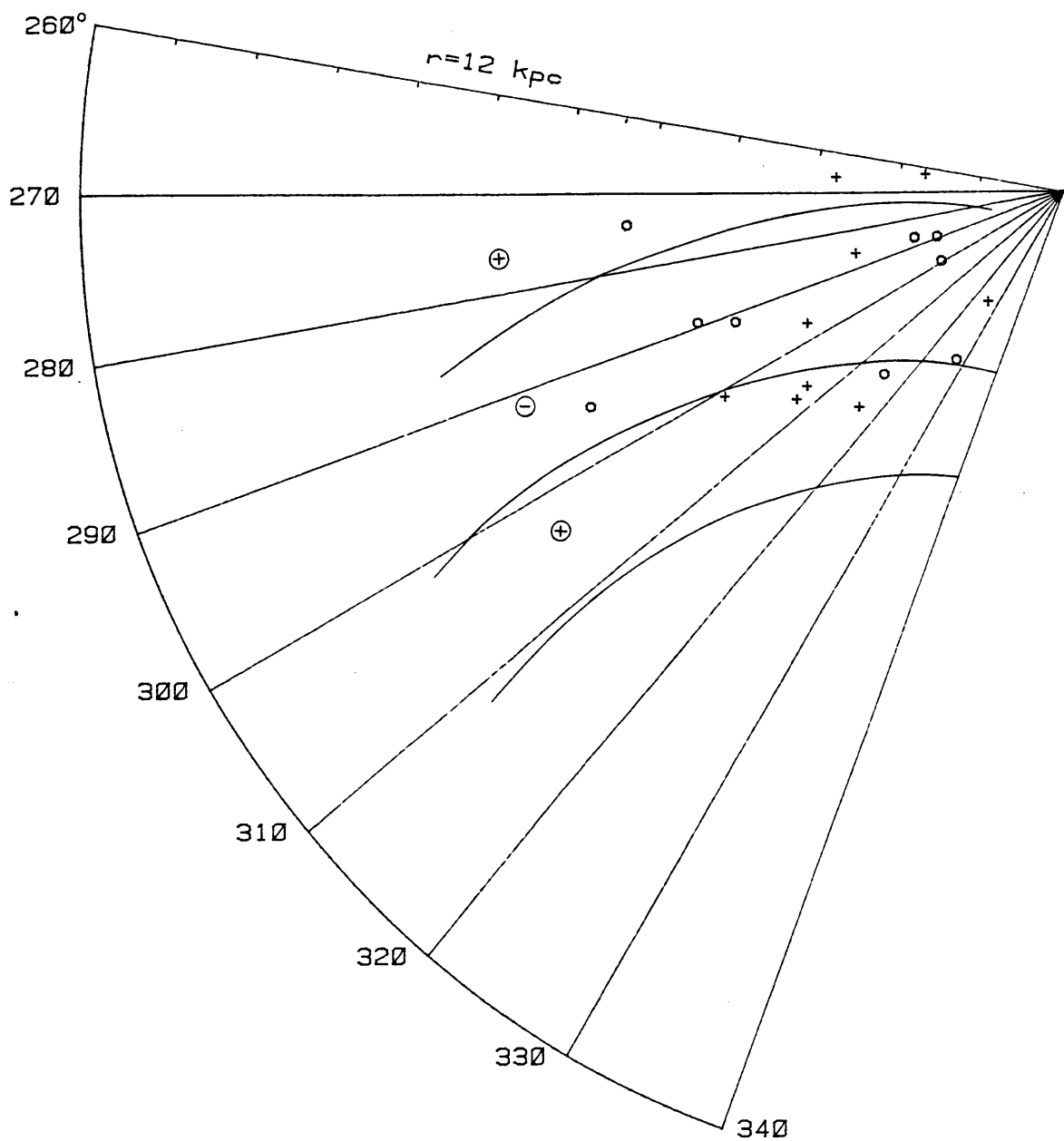


Fig. V.3-d. Idem fig. V.3-a, correspondiente a todas las cefeidas de largo período (datos de Grayzeck y otras agregadas).

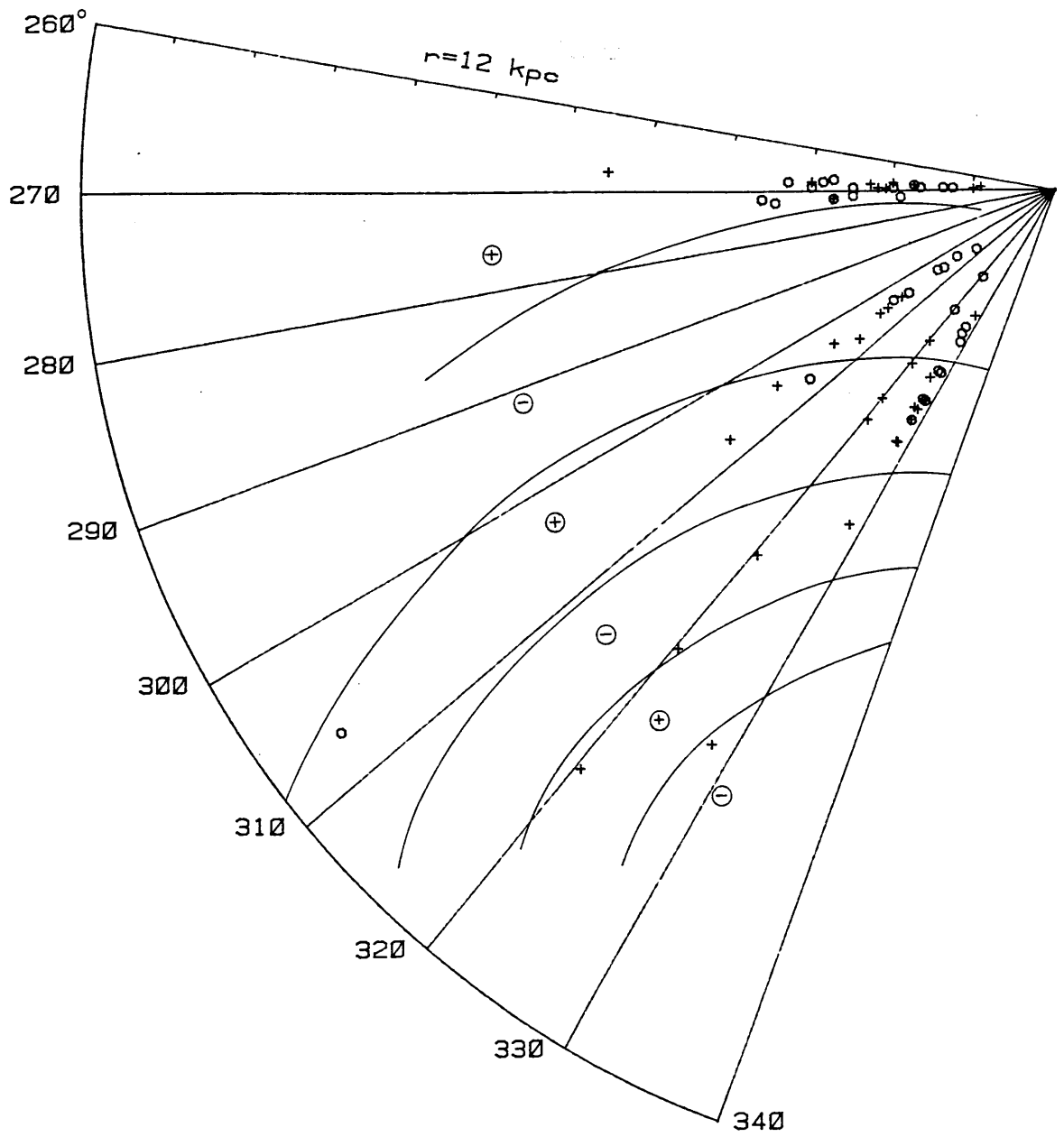


Fig. V.3-e. Idem fig. V.3-a, correspondiente a estrellas OB (estudiadas en los capítulos II, III y IV).

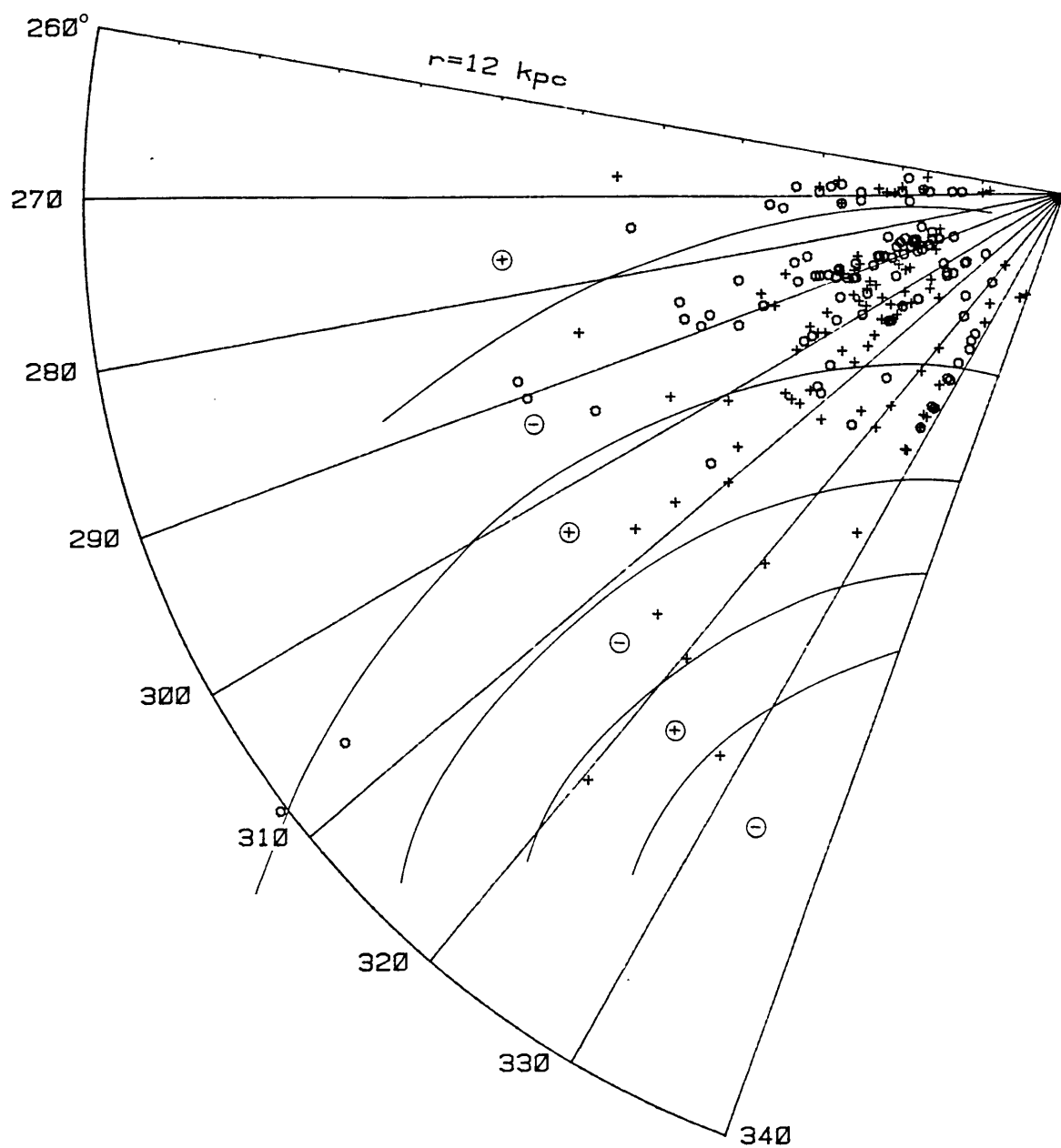


Fig. V.3-f. Idem fig. V.3-a, correspondiente al total de los objetos considerados.

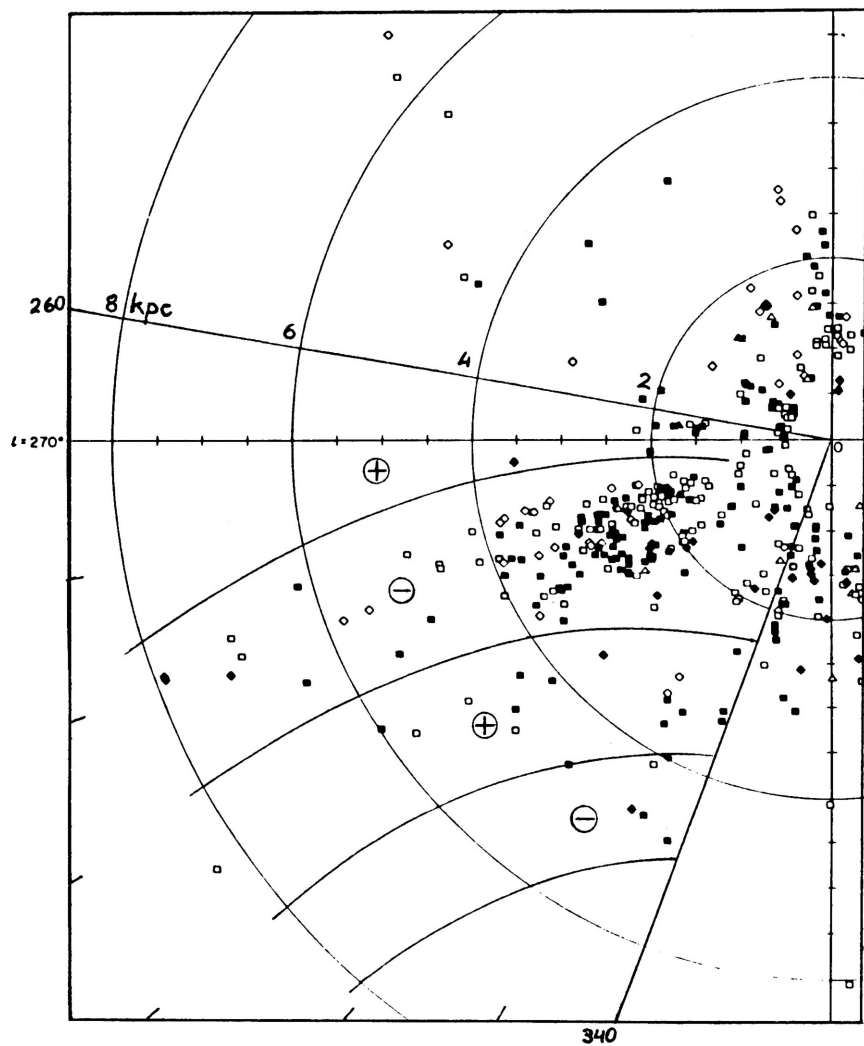


Fig. V.3-g. Idem fig. V.3-a, correspondiente a datos de Burton y Bania (1974): los triángulos identifican asociaciones, los cuadrados estrellas supergigantes y los rombos regiones HII; los símbolos llenos y vacíos corresponden a residuos positivos y negativos, respectivamente.

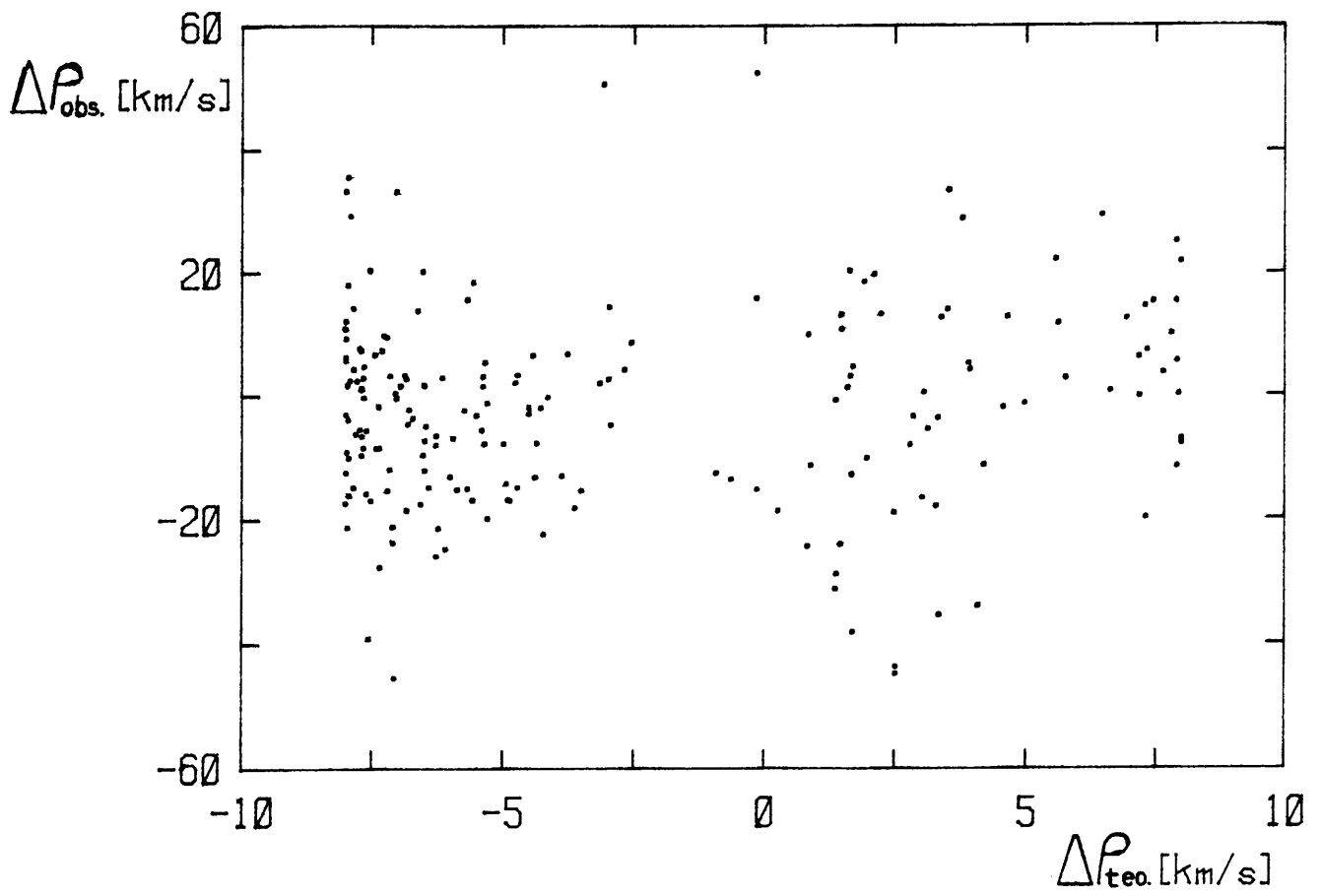


Fig. V.4-a. Residuos observados de velocidad radial vs. residuos teóricos (de la teoría QSSS) para todos los objetos considerados.

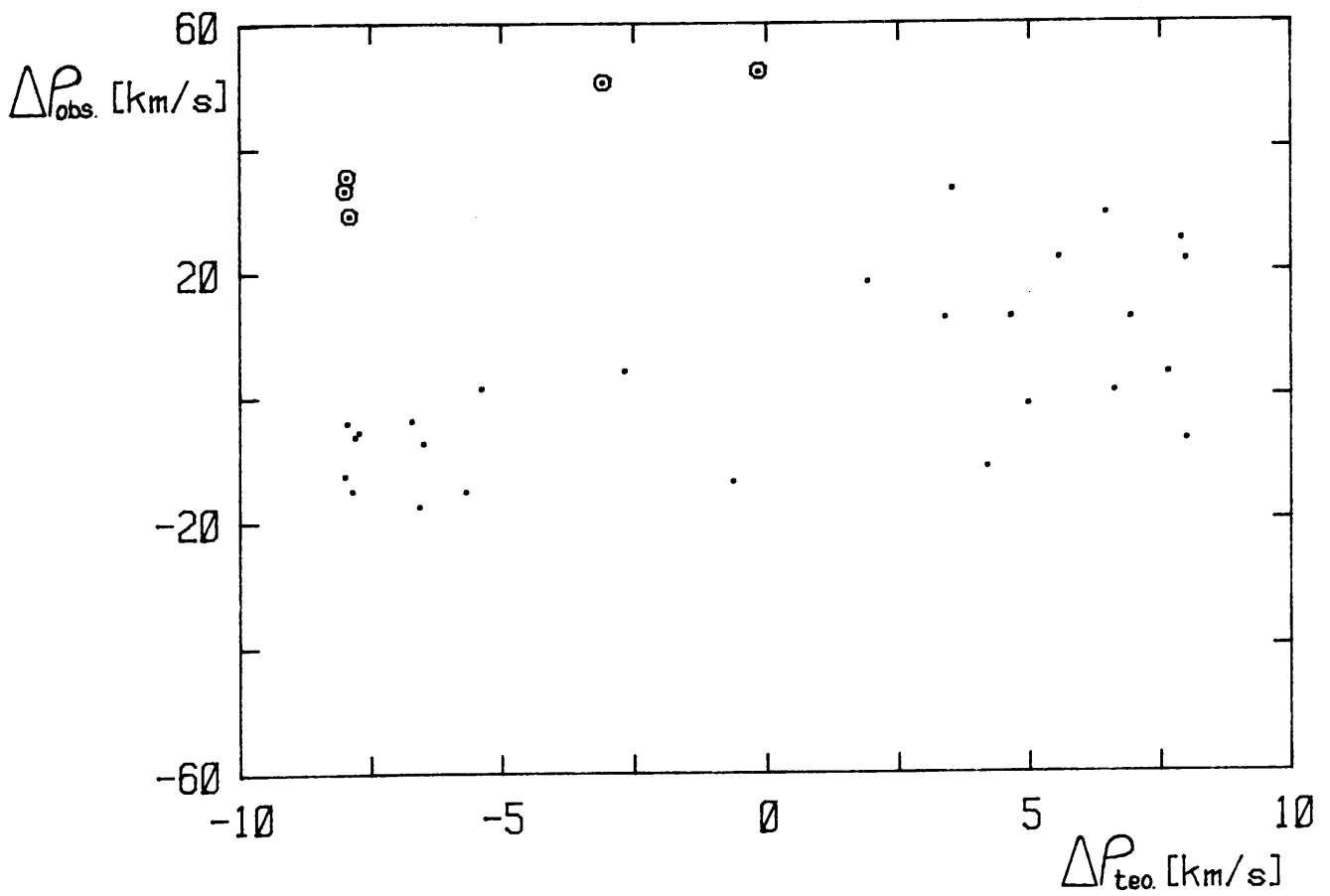


Fig. V.4-b. Idem fig. V.4-a, correspondiente a los objetos a más de 4 kpc del Sol. Los puntos enmarcados en un círculo identifican cinco estrellas supergigantes.

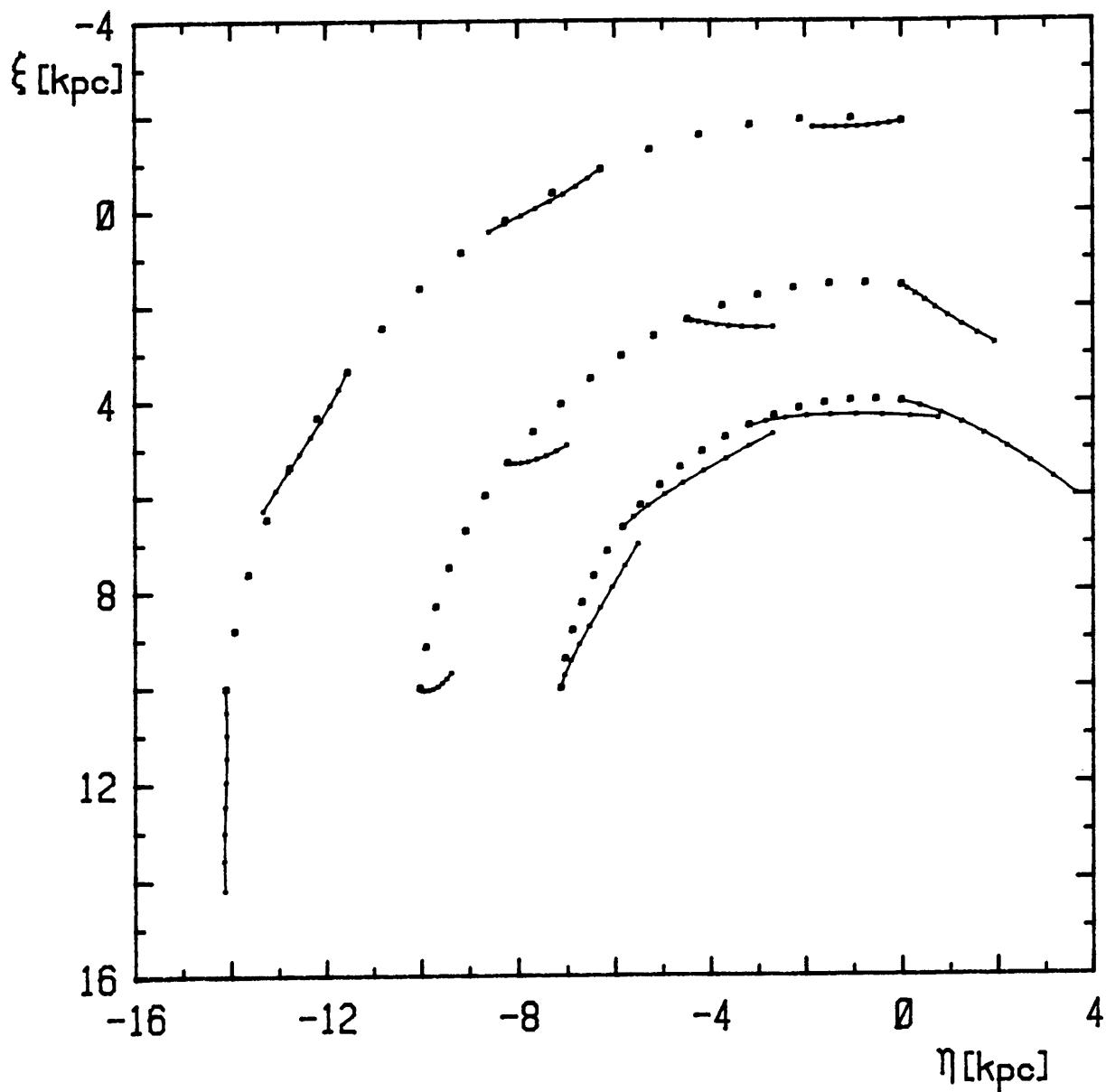


Fig. V.5-a. Posiciones en el sistema (ξ, η) para el "caso 1" de velocidades iniciales, de acuerdo al modelo de "partícula balística". Los puntos sin unir representan las posiciones iniciales. Los puntos unidos por una línea representan la evolución de cuatro de ellas en cada brazo, a intervalos de 5×10^6 años.

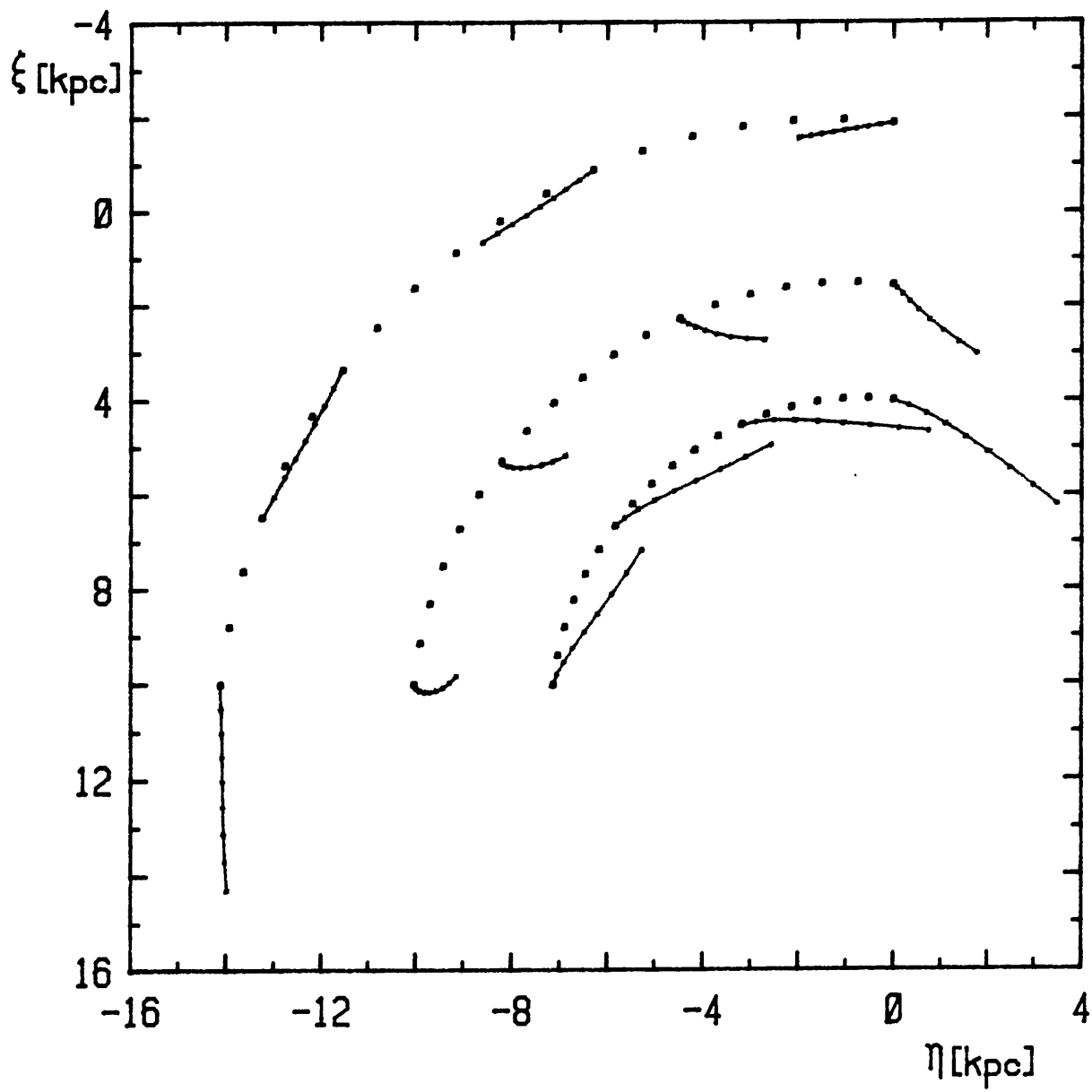


Fig. V.5-b. Idem fig. V.5-a, correspondiente al "caso 2" de velocidades iniciales.

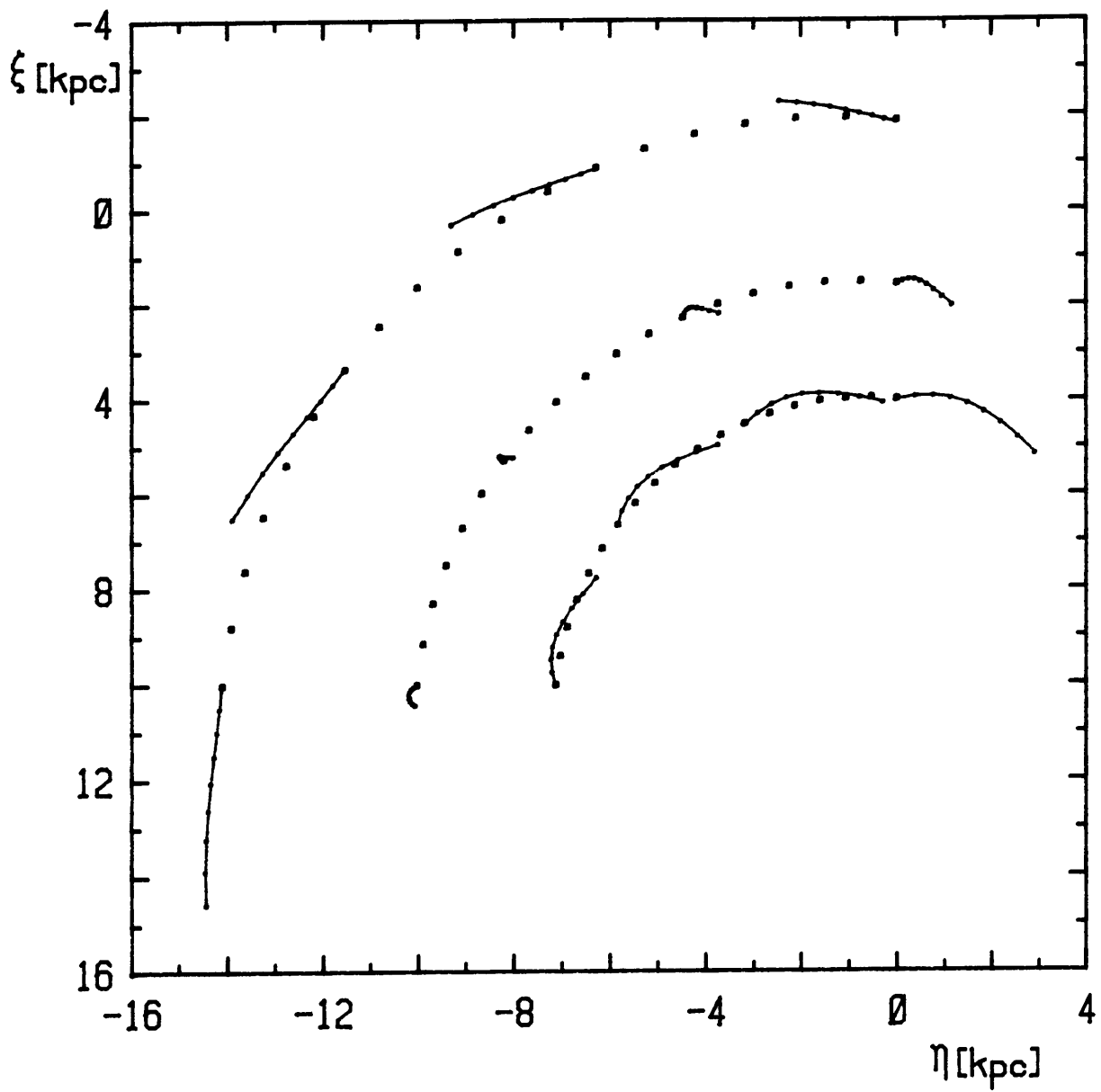


Fig. V.5-c. Idem fig. V.5-a, correspondiente al "caso 3" de velocidades iniciales.

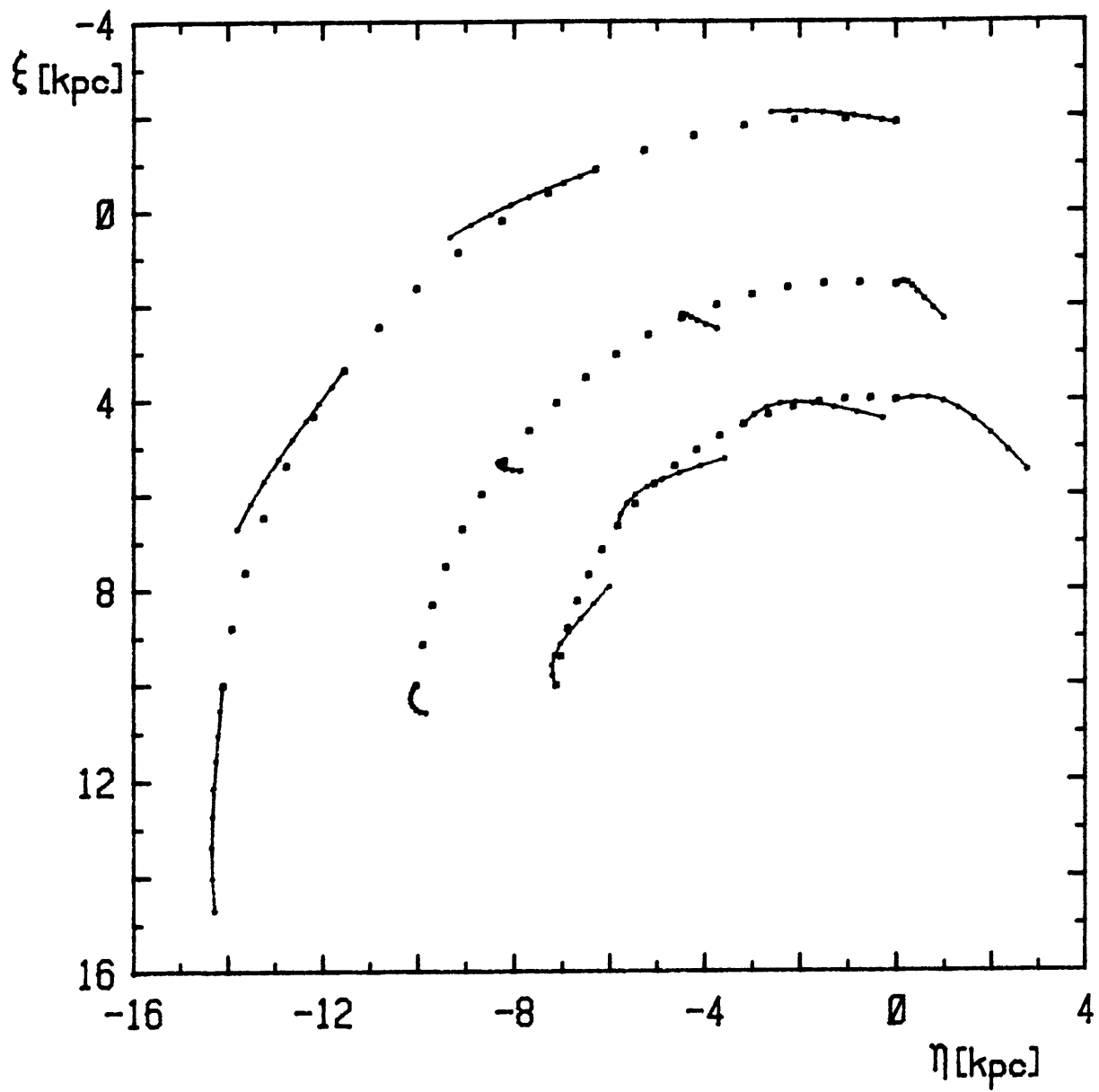


Fig. V.5-d. Idem fig. V.5-a, correspondiente al "caso 4" de velocidades iniciales.

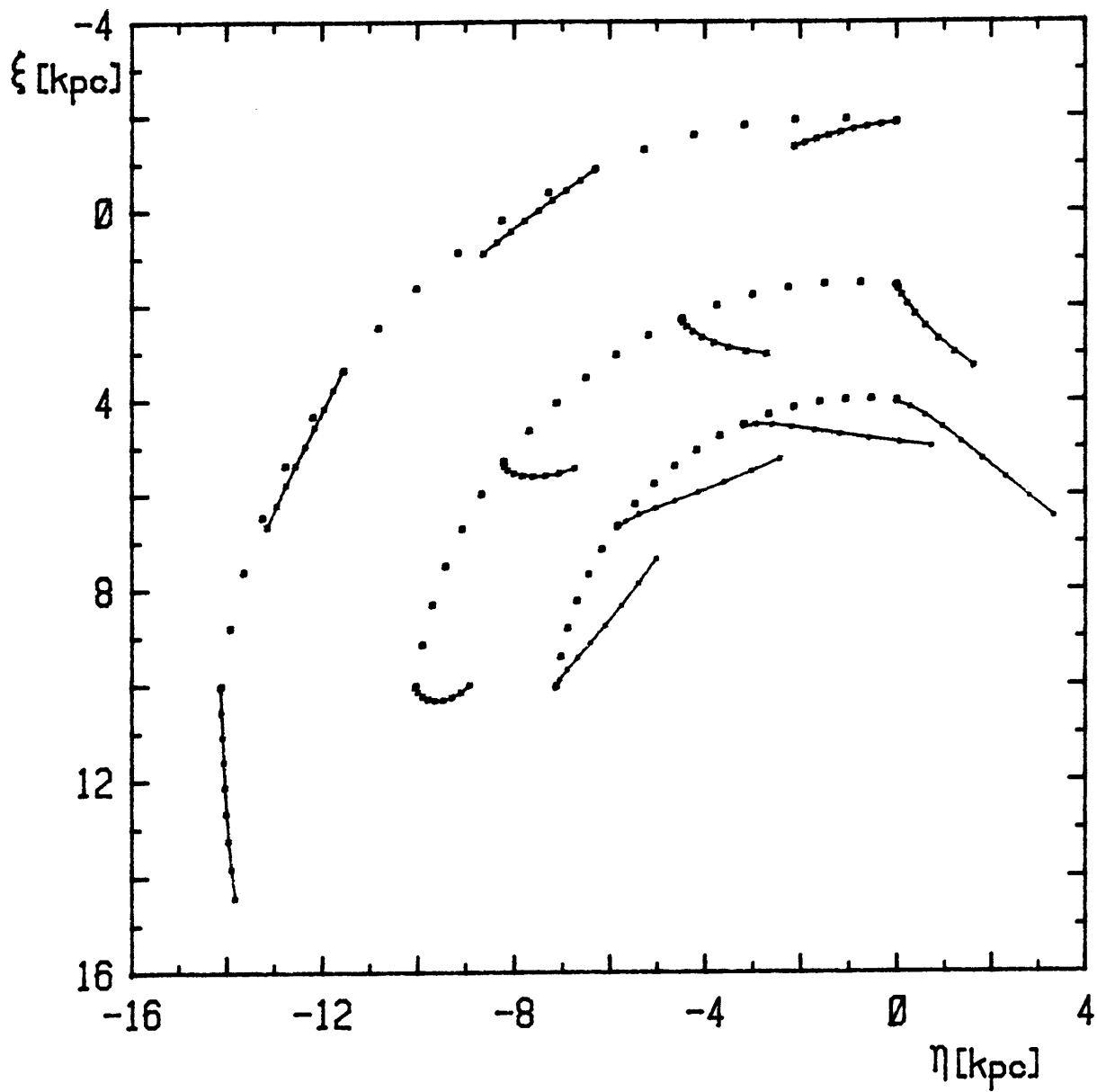


Fig. V.5-e. Idem fig. V.5-a, correspondiente al "caso 5" de velocidades iniciales.

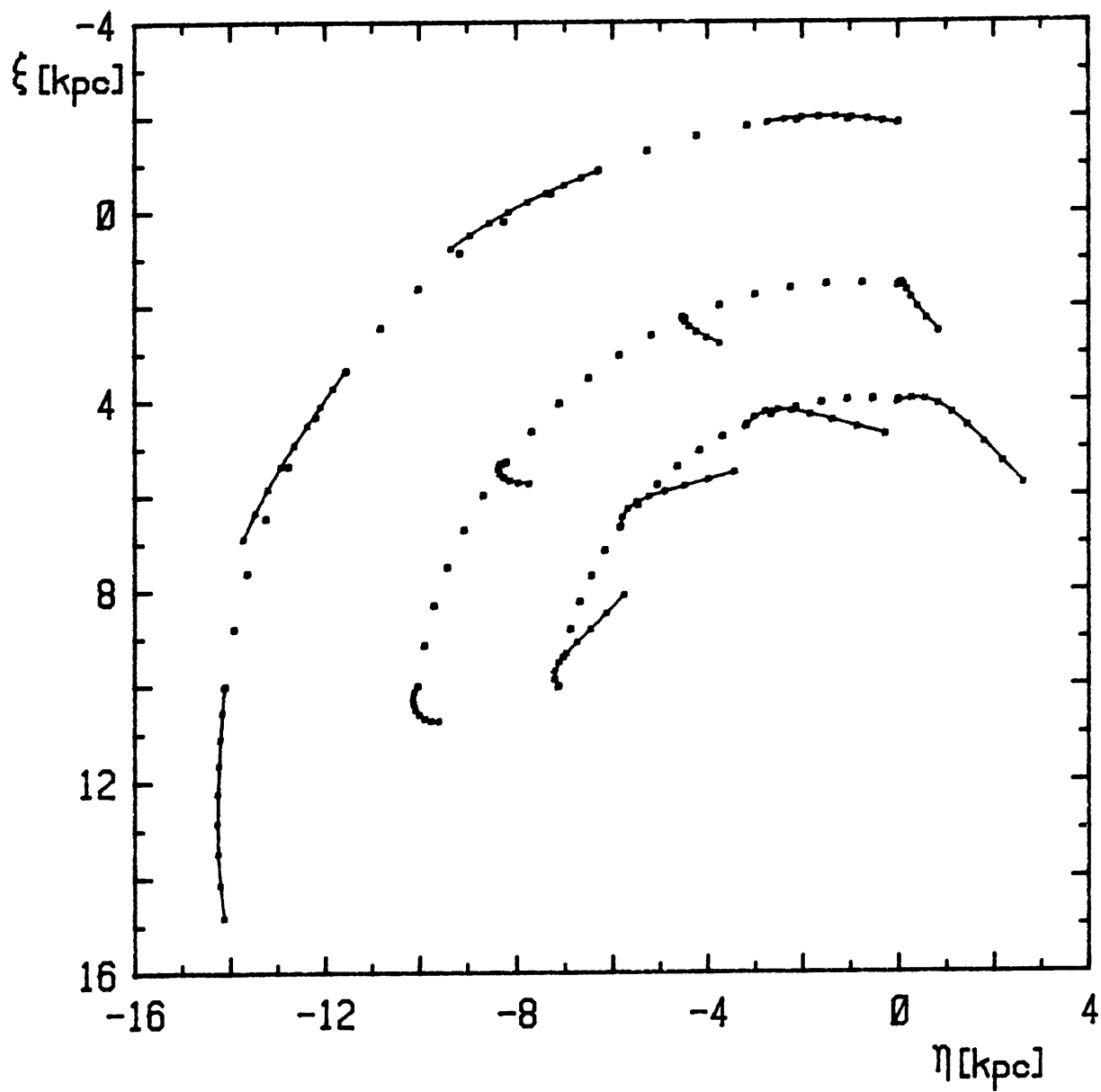


Fig. V.5-f. Idem fig. V.5-a, correspondiente al "caso 6" de velocidades iniciales.

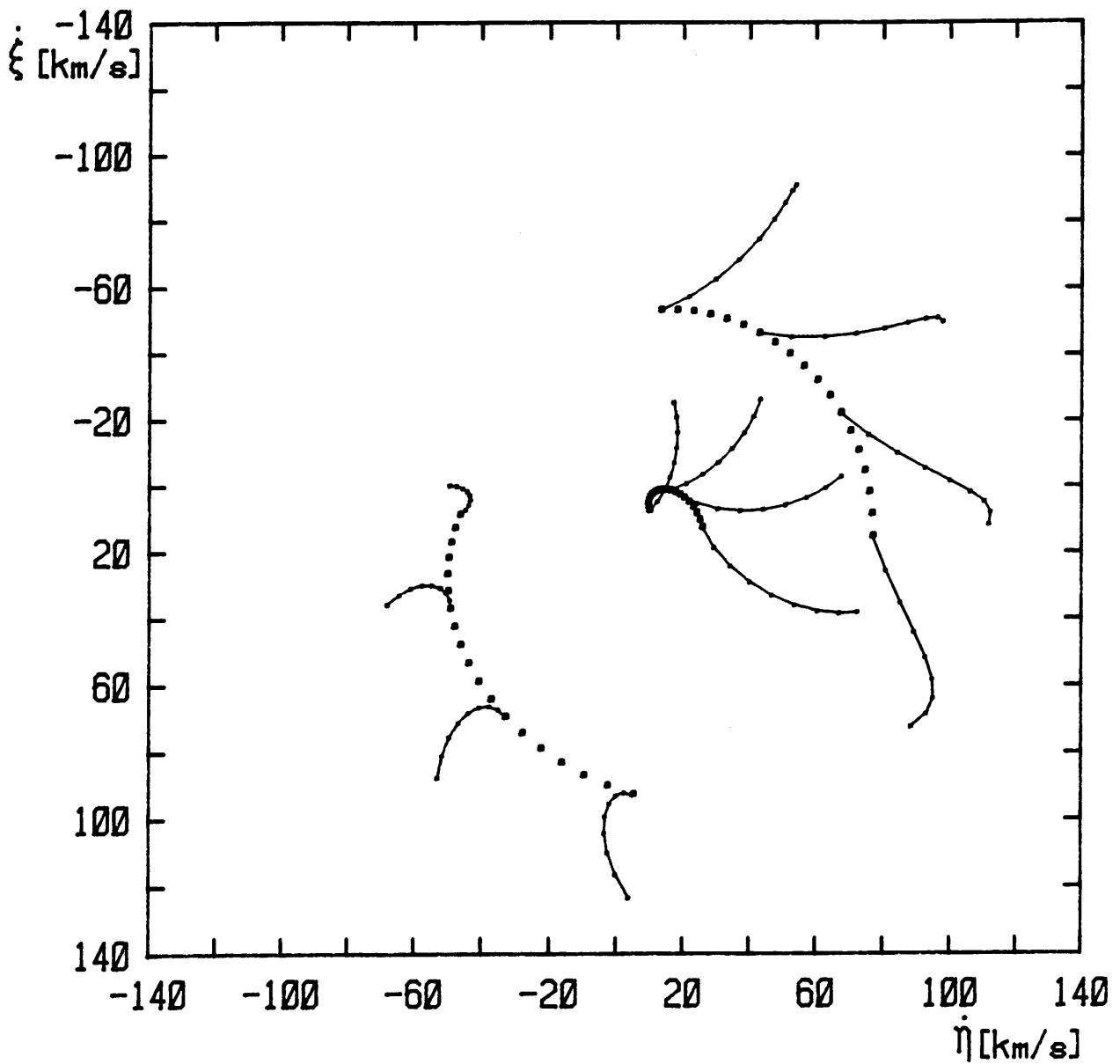


Fig. V.6-a. Velocidades en el sistema (ξ, η) para el "caso 1" de velocidades iniciales, de acuerdo al modelo de "partícula balística". Los puntos sin unir representan las velocidades iniciales. Los puntos unidos por una línea representan su variación para cuatro posiciones en cada brazo, respectivamente, a intervalos de 5×10^6 años.

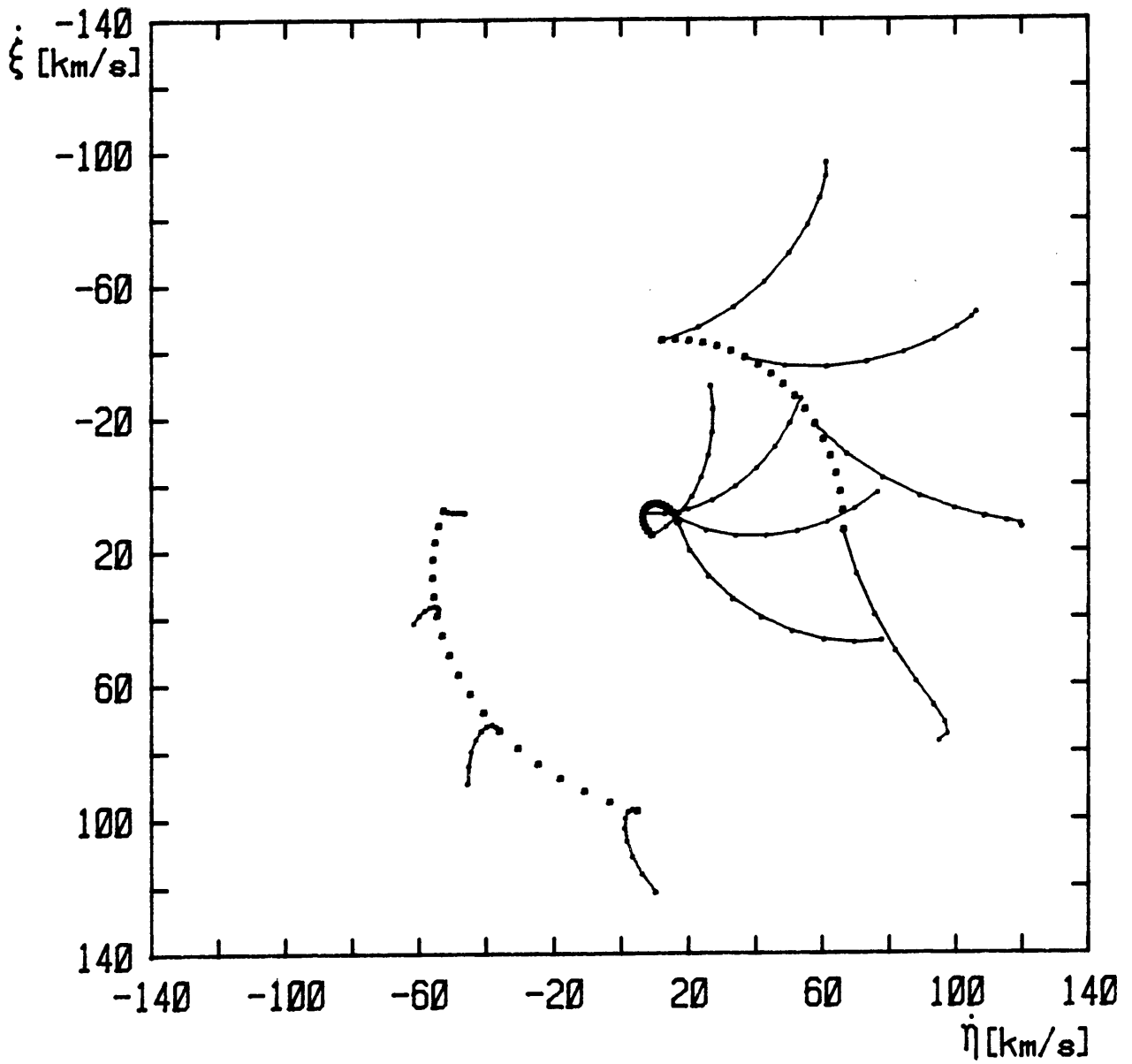


Fig. V.6-b. Idem fig. V.6-a, correspondiente al "caso 2" de velocidades iniciales.

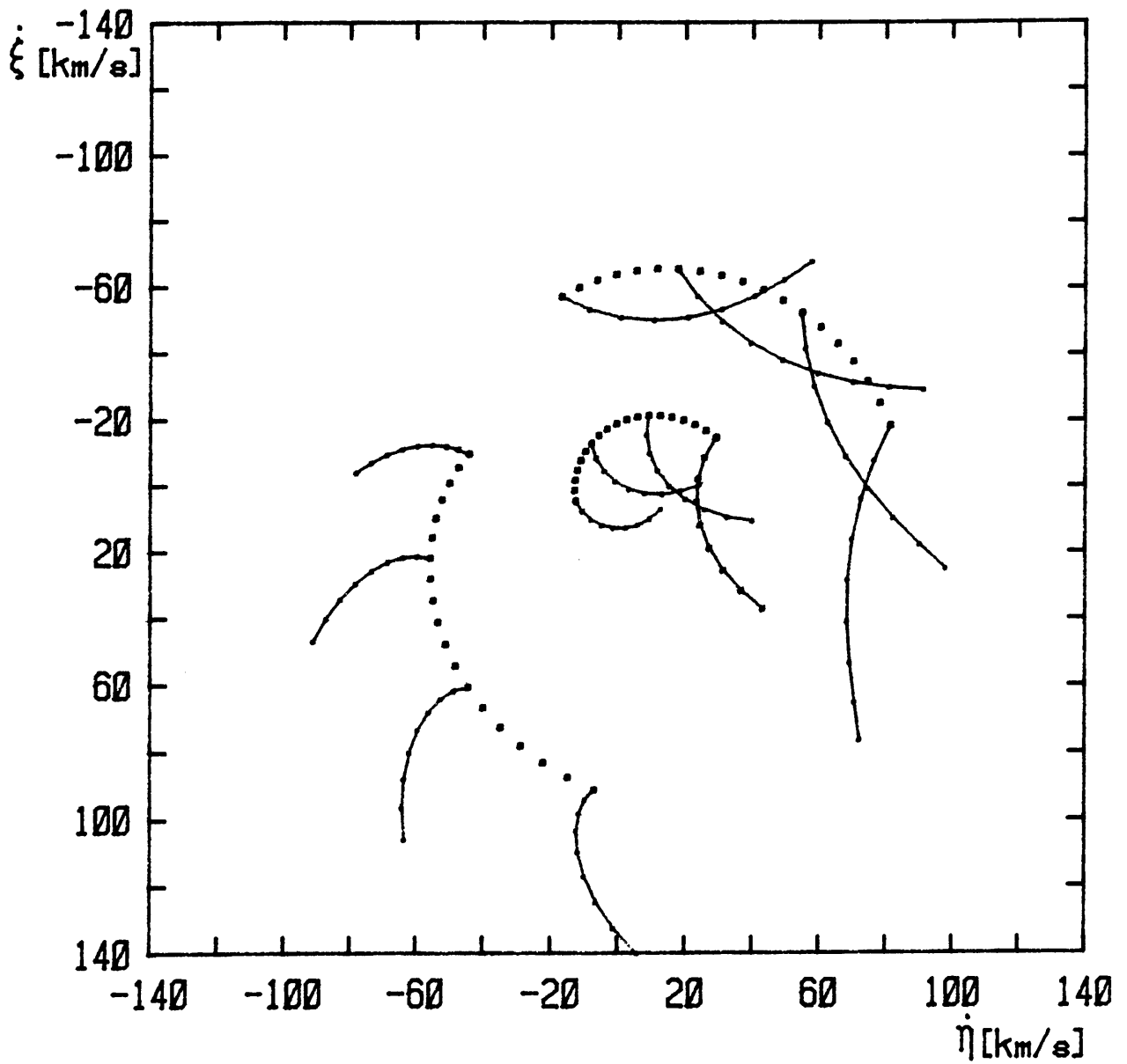


Fig. V.6-c. Idem fig. V.6-a, correspondiente al "caso 3" de velocidades iniciales.

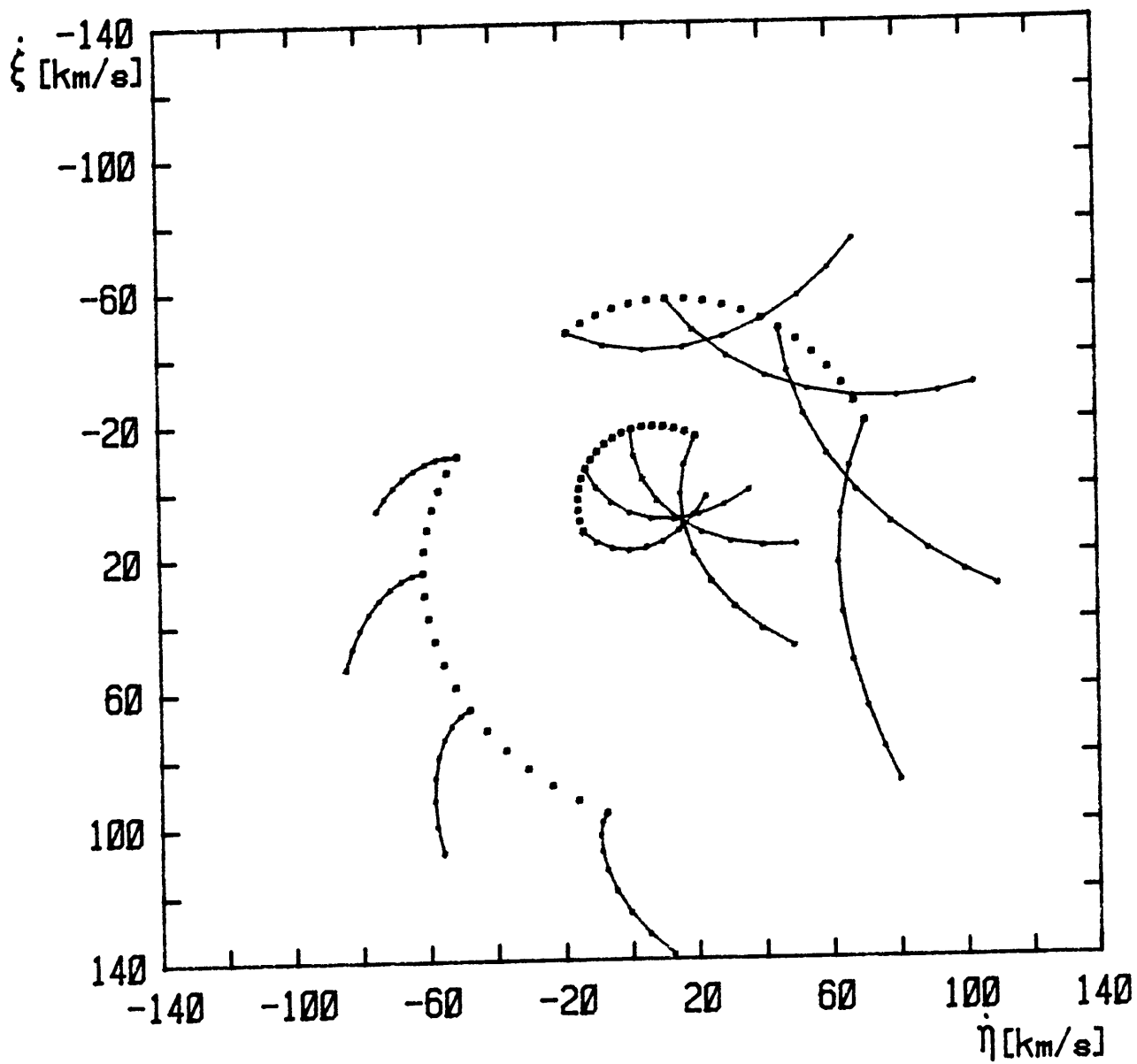


Fig. V.6-d. Idem fig. V.6-a, correspondiente al "caso 4" de velocidades iniciales.

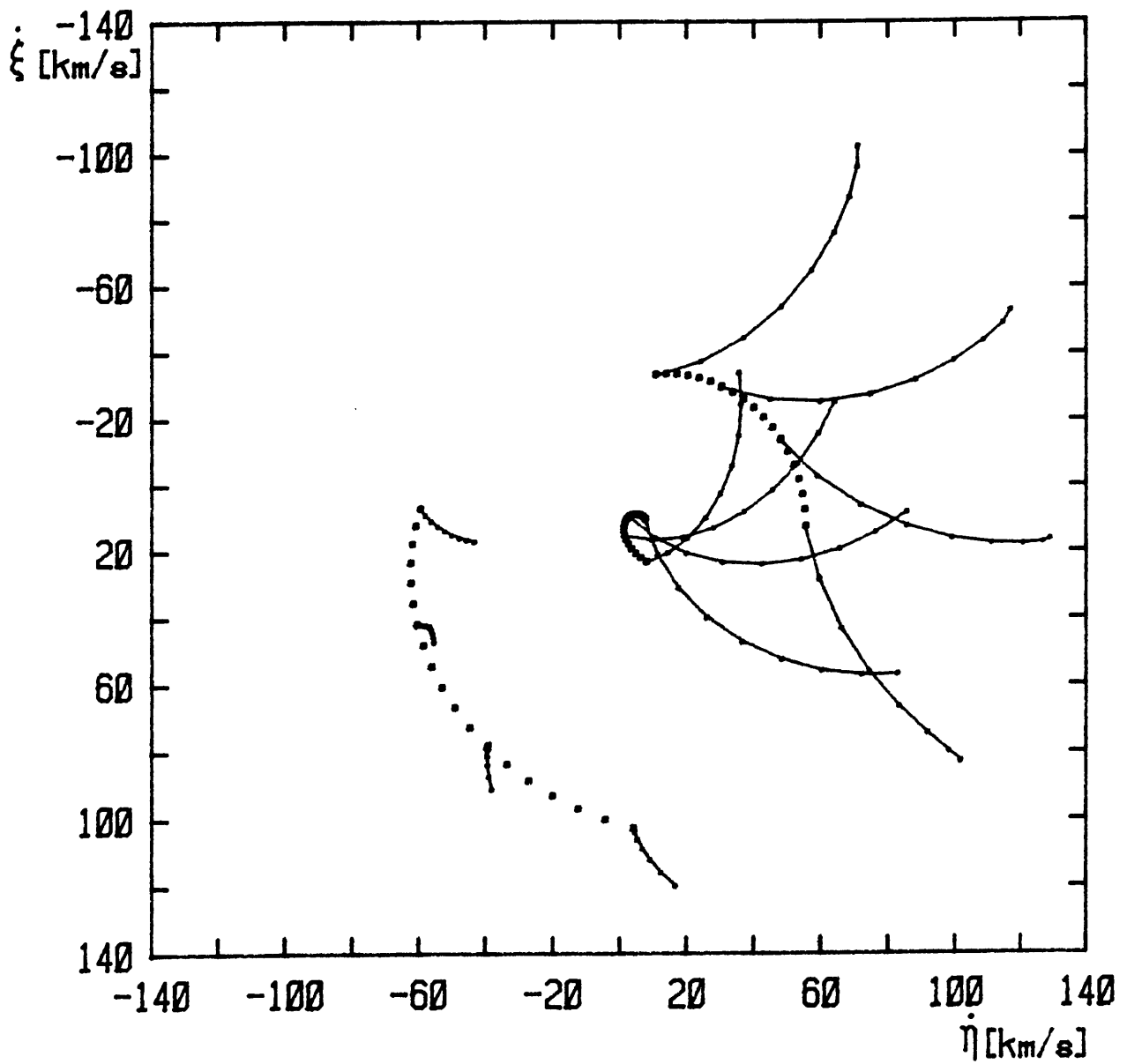


Fig. V.6-e. Idem fig. V.6-a, correspondiente al "caso 5" de velocidades iniciales.

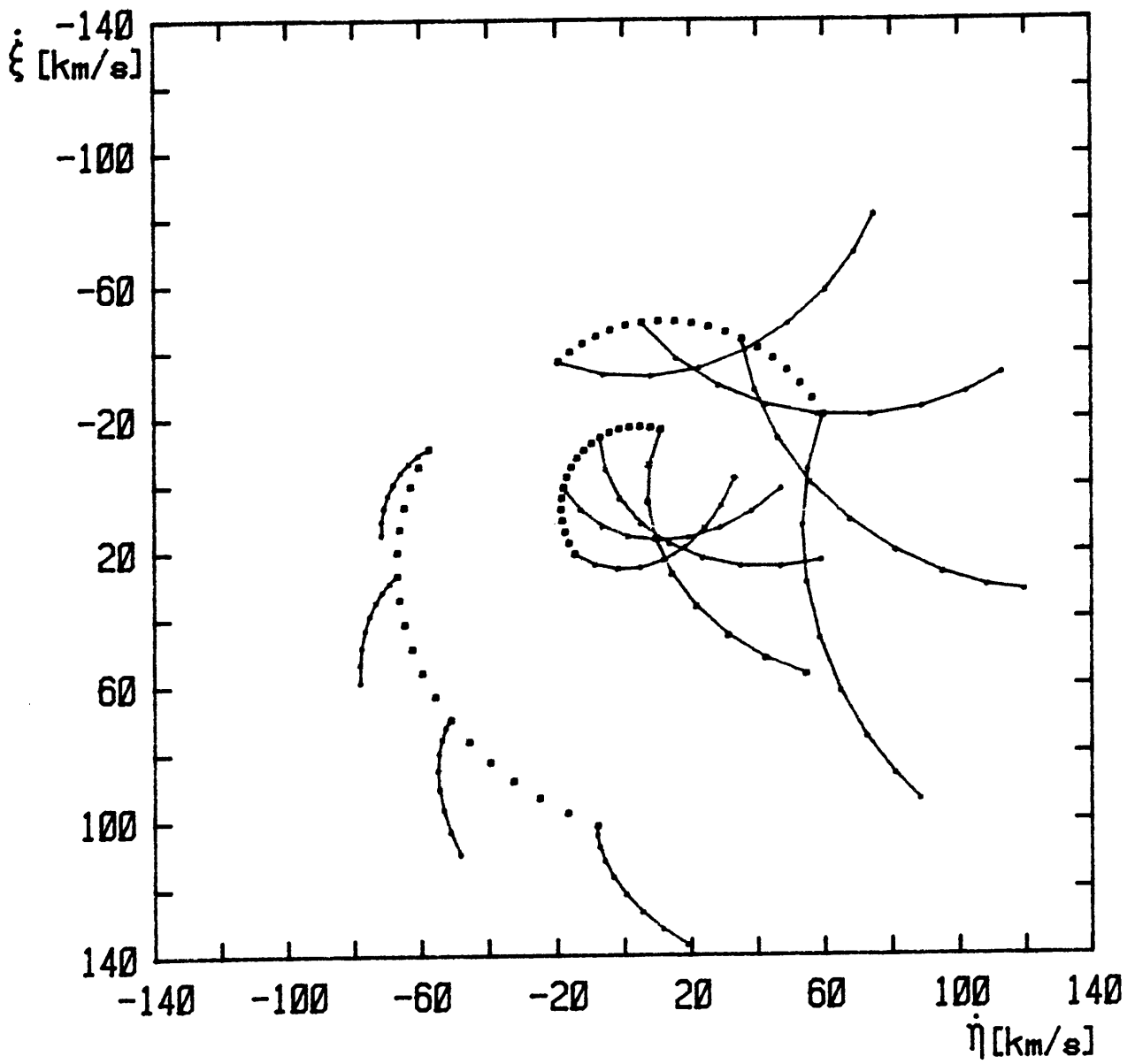


Fig. V.6-f. Idem fig. V.6-a, correspondiente al "caso 6" de velocidades iniciales.

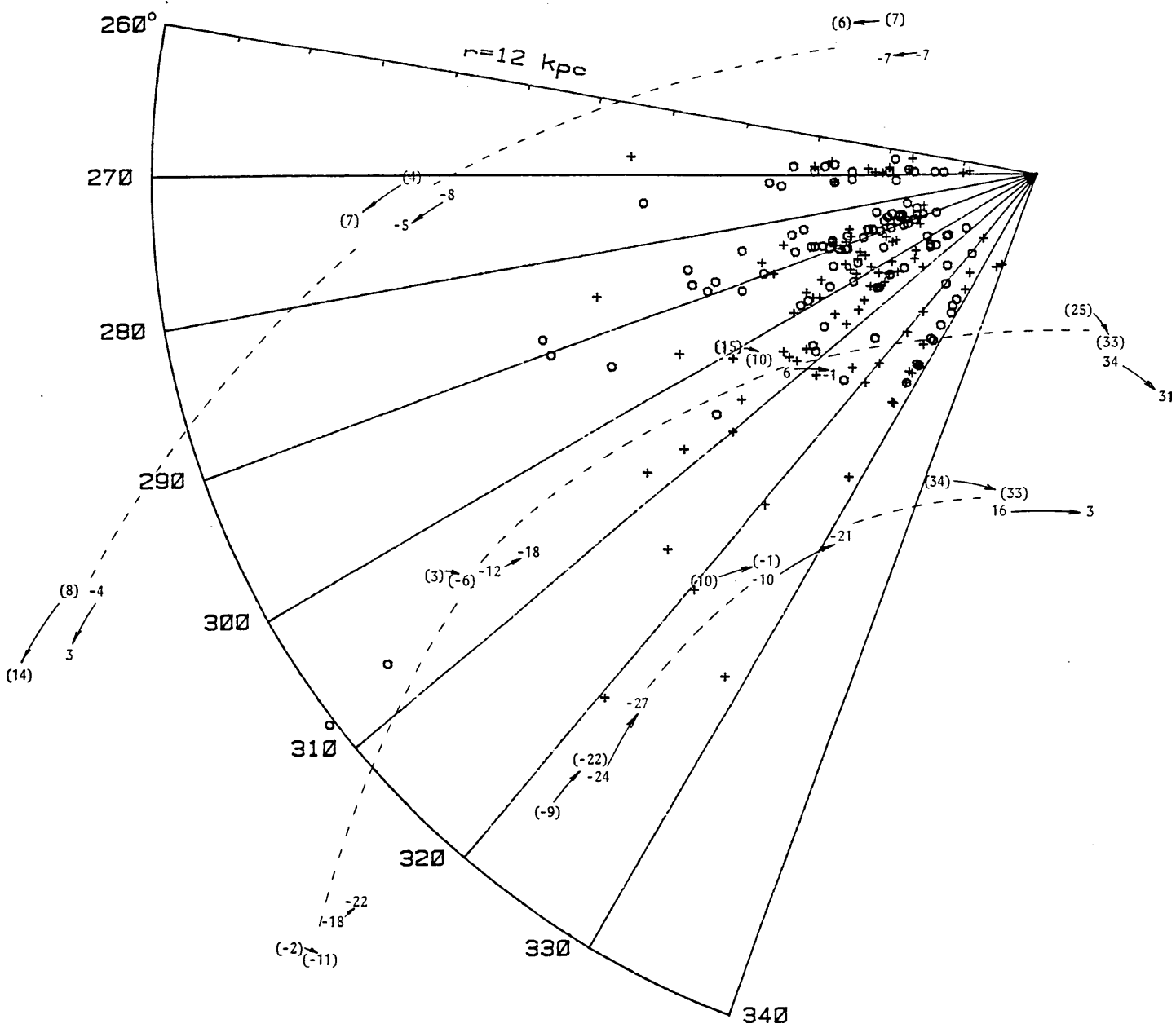


Fig. V.7. Residuos observados de velocidad radial representados según longitud galáctica y distancia al Sol (símbolos "+" identifican residuos positivos y "o" negativos). Los números superpuestos dan los residuos teóricos (del modelo "partícula balística"); los valores entre paréntesis corresponden al "caso 4" de velocidades iniciales ("pre-shock") y los restantes al "caso 2" ("post-shock"). Las flechas indican el sentido de variación entre el instante $t = 30 \times 10^6$ años y el instante final (40×10^6 años).

CAPITULO VI

DISCUSION

El presente trabajo se inspiró en buena medida en las investigaciones de Roberta M. Humphreys, ya citadas. Sin embargo, nuestros resultados ponen en duda la validez de este tipo de análisis.

Hay, ante todo, una cuestión puramente estadística. El trabajo de Humphreys (1976) en la zona de Perseo se refiere a una región donde la velocidad radial del modelo varía en forma continuamente decreciente con respecto a la distancia al Sol. Entonces, los errores accidentales en las distancias provocan sistemáticamente diferencias (velocidad observada - velocidad del modelo) que son positivas para las distancias mayores y negativas para las menores. Por otra parte, nuestros resultados de las Figuras V.3-a a V.3-f muestran que, al margen de que se puedan hallar bandas con residuos positivos y bandas con residuos negativos, es dudoso que tales bandas coincidan con las que predice la teoría. En otras palabras, aunque sea correcta la afirmación de Humphreys (1972) en el sentido de que hay residuos negativos en las longitudes menores y positivos en las mayores de la zona de Carina, la ubicación predicha para tales residuos por la teoría de Lin y Shu es diferente de la observada.

Lo que resulta más serio aún es que la misma idea de la comparación con la teoría elemental se ve ahora que es dudosa. En efecto, ya Wielen (1979) había indicado que los objetos jóvenes muestran un comportamiento no lineal y que no se pueden aplicar a ellos las ideas demasiado simples derivadas de la teoría lineal (por ejemplo, la supuesta estratificación en polvo, regiones H II y estrellas jóvenes que se buscaba en los primeros tiempos de la teoría de Lin y Shu es, en realidad, un fenómeno mucho más complicado). Esto resulta muy claro de nuestra simple aplicación del modelo balístico. Lo que muestran nuestras figuras V.5 y V.6 (casos 1 al 6) es que las estrellas jóvenes que ocupan una cierta posición pueden tener velocidades muy diferentes de las que se les asignaría en una aplicación directa del modelo elemental de Lin y Shu. Lamentablemente, aunque la idea original de Humphreys de comparar los residuos de velocidad con este último modelo no presentaba, en principio, mayores dificultades para su aplicación, la comparación con el modelo balístico requeriría, para disminuir la dispersión de los resultados, conocer las edades de los objetos individuales. Aunque la comparación de los resultados con este modelo parecía interesante y, en particular, ofrecía la posibilidad de auxiliar en una eventual decisión acerca de cual hipótesis ("pre-shock" o "post-shock") era la más adecuada, el resultado de aquella comparación resulta mas bien decepcionante. Por un lado, parece bastante difícil poder explicar con este modelo la distribución estelar observada. Las estrellas jóvenes se alinean, un tiempo después de su formación, en bandas más o menos estrechas. Sin embargo, las variaciones razonables de la velocidad inicial de

las estrellas no resultan suficientes para explicar la presencia de un gran número de ellas fuera de tales bandas. Por otra parte, ya se adopte una u otra hipótesis para la velocidad inicial, el acuerdo con las observaciones es igualmente pobre.

Dejando de lado cualquier teoría que se postule, lo cierto es que si se considera la distribución de los residuos de velocidad radial en el plano de la Vía Láctea no se observa ninguna tendencia bien definida. De alguna manera, ésto podría tomarse como una evidencia a favor de dos trabajos publicados recientemente (Elmegreen y Elmegreen, 1986 ; Elmegreen, 1987), en los cuales se muestra que no hay diferencias en la velocidad ("rate") de formación estelar entre galaxias con y sin estructura espiral y se cuestiona la veracidad de la hipótesis que involucra a las ondas de densidad como mecanismos de "disparo" de formación de estrellas.

Una evidencia que surge en forma clara del presente trabajo y, en particular, del capítulo IV, es que en ciertas regiones de nuestra Galaxia hay movimientos que se apartan de la rotación pura. Probablemente el caso más claro y seguro sea el de la región de Vela ya que allí, no importa el modelo que se elija (dentro de lo razonable), no es posible tener residuos de velocidad radial negativa como los observados. No parece probable un error sistemático en nuestras mediciones, en vista del buen acuerdo general observado con los resultados de otros autores y de la buena concordancia que muestran otras estrellas (incluso en esa misma zona). Es también destacable que haya unas pocas observaciones de otros autores que muestran el mismo

fenómeno; su escasez es seguramente debida a que la fuerte absorción presente en la región (Muzzio, 1979) obliga a estudiar, como en nuestro caso, objetos muy débiles y éstos no son abundantes en las listas publicadas de velocidades radiales. No se puede descartar, por supuesto, la posibilidad de que se trate de estrellas binarias, pero esto parece poco probable en vista de que el porcentaje de estrellas que se apartan de los valores del modelo en la zona de Vela es elevado, en tanto que en otras zonas son amplia mayoría las que presentan buen acuerdo con el modelo, sugiriendo un bajo porcentaje de binarias. Buena parte de las estrellas que tienen velocidades negativas en la zona de Vela I fueron observadas más de una vez; si bien el número de espectros por cada estrella es pequeño, es interesante enfatizar que las dispersiones de las distintas velocidades radiales son bajas, lo cual hace dudosa la presencia de un gran porcentaje de binarias. La posibilidad restante es que se trate de "runaway stars". Esto no parece probable porque las velocidades residuales son bajas; además, haría falta un porcentaje elevado de tales estrellas y, finalmente, aun si se diera semejante porcentaje en esta zona, sería de esperar que también hubiera estrellas con residuos más positivos en cantidad similar a las que presentan velocidades negativas, lo que no ocurre.

Los restantes casos de velocidades anómalas (ver Figuras IV-3 a IV-6) no son tan claros como el de Vela y, como ya se indicó en el capítulo correspondiente, podrían explicarse como errores de distancia o bien en términos de binarias o "runaway

stars" en vista de su bajo número.

Como conclusión, podemos resumir los resultados del presente trabajo en la siguiente forma:

1) Se han obtenido velocidades radiales para unas 70 estrellas OB, muchas de ellas muy débiles, con lo que se ha contribuido a completar la zona débil de las listas de velocidades radiales. Dado que estas estrellas cuentan con datos homogéneos de fotometría y clasificación espectral y, por ende, se pueden obtener para las mismas buenas distancias, se tiene una muestra significativa para estudios de la cinemática de las estrellas OB en varias regiones de la Vía Láctea Austral.

2) Las velocidades radiales obtenidas han resultado un auxilio eficaz para confirmar o rechazar la posible existencia de grupos estelares o asociaciones sugeridas por los datos previos. La comparación de dichas velocidades con las predichas por un modelo de rotación galáctica ha mostrado, en general, un buen acuerdo. Se presentan algunos casos de apartamientos de la rotación pura, el más seguro de los cuales corresponde a la región de Vela.

3) La comparación de los residuos de velocidad radial con las predicciones de la teoría de Lin y Shu no ha mostrado un buen acuerdo. Resulta discutible, incluso, si una comparación tan simple está o no justificada, pero la consideración de una hipótesis más razonable (el modelo balístico) no ha mejorado el acuerdo entre observación y teoría.

REFERENCIAS

- Abt, H.A. y Biggs, E.S. 1972, "Bibliography of stellar radial velocities" (Kitt Peak National Observatory, Tucson, Arizona).
- Adams, D.J. 1986, *Vistas in Astronomy* 29, 1.
- Ardeberg, A. y Maurice, E. 1981, *Astron. Astrophys.* 98, 9.
- Athanassoula, E. 1984, *Physics Reports* 114, 319.
- Bash, F.N. 1979, *Astrophys. J.* 233, 524.
- Bash, F.N. y Peters, W.L. 1976, *Astrophys. J.* 205, 786.
- Bash, F.N.; Green, E. y Peters, W.L. 1977, *Astrophys. J.* 217, 464.
- Bassino, L.P.; Dessaunet, V.H.; Muzzio, J.C. y Waldhausen, S. 1982, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 201, 885.
- Batten, A.H. 1976, *The Observatory* 96, 182.
- Batten, A.H. 1983, *Bull. d'Inform. Centre de Données Stellaires* 24, 3.
- Batten, A.H.; Crampton, D.; Fletcher, J.M. y Morbey, C.L. 1971, *Pub. Dominion Astrophys. Obs.* 13, 441.
- Binney, J. y Tremaine S. 1987, "Galactic dynamics" (Princeton Univ. Press, New Jersey, E.E.U.U.), 343.
- Bok, B.J.; Bok, P.F. y Graham, J.A. 1963, *Pub. Astr. Soc. Pacific* 75, 514.
- Bok, B.J.; Gollnow, H. y Mowat, M. 1967, *The Observatory* 87, 250.
- Burton, W.B. 1973, *Pub. Astr. Soc. Pacific* 85, 679.
- Burton, W.B. y Bania, T.M. 1974, *Astron. Astrophys.* 33, 425.

- Catchpole, R.H.; Evans, D.S.; Jones, D.H.P.; King, D.L. y Wallis, R.E. 1982, R. Greenwich Obs. Bull. No. 188.
- Conti, P.S.; Leep, E.M. y Lorre, J.J. 1977, *Astrophys. J.* 214, 759.
- Contopoulos, G. y Strömberg, B. 1965, "Tables of plane galactic orbits" (Institute for Space Studies, Goddard Space Flight Center, NASA).
- Cruz-González, C.; Recillas-Cruz, E.; Costero, R.; Peimbert, M. y Torres-Peimbert, S. 1974, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* 1, 211.
- Delhaye, J. 1965, *Stars and Stellar Systems*, ed. A. Blaauw y M. Schmidt (University of Chicago), Vol. V, 61.
- Elmegreen, B.G. 1979, *Astrophys. J.* 231, 372.
- Elmegreen, B.G. 1987, Simposio IAU No. 115, *Star forming regions*, ed. M. Peimbert y J. Jugaku, 457.
- Elmegreen, B.G. y Elmegreen, D.M. 1986, *Astrophys. J.* 311, 554.
- Feast, M.W. 1967, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 136, 141.
- Feast, M.W. y Thackeray, A.D. 1963, *Mem. R. Astron. Soc.* 68, 173.
- Feitzinger, J.V. y Schwerdtfeger, H. 1982, *Astron. Astrophys.* 116, 117.
- Fernie, J.D. y Hube, J.O. 1968, *Astron. J.* 73, 492.
- Fujimoto, M. 1968, *Astrophys. J.* 152, 391.
- Garrison, R.F.; Hiltner, W.A. y Schild, R.E. 1977, *Astrophys. J. Suppl.* 35, 111.
- Georgelin, Y.P. y Georgelin, Y.M. 1970, *Astron. Astrophys.* 6, 349.
- Gerola, H. y Seiden, P.E. 1978, *Astrophys. J.* 223, 129.

- Grayzeck, E.J. 1974, Ph. D. Thesis, University of Maryland.
- Haass, J.; Bertin, G. y Lin, C.C. 1982, Proc. Natl. Acad. Sci. USA 79, 3908.
- Hesser, J.E. 1983, comunicación privada.
- Hron, J. 1987, Astron. Astrophys. 176, 34.
- Humphreys, R.M. 1970, Astron. J. 75, 602.
- Humphreys, R.M. 1972, Astron. Astrophys. 20, 29.
- Humphreys, R.M. 1973, Astron. Astrophys. Suppl. 9, 85.
- Humphreys, R.M. 1976, Astrophys. J. 206, 114.
- Humphreys, R.M.; Strecker, D.W. y Ney, E.P. 1972, Astrophys. J. 172, 75.
- Humphreys, R.M. y Kerr, F.J. 1974, Astrophys. J. 194, 301.
- Jackson, P.D. 1976, Ph.D. Thesis, University of Maryland.
- Kalnajs, A.J. 1972, Astrophys. Lett. 11, 41.
- Kalnajs, A.J. 1983, Simposio IAU No. 100, Internal kinematics and dynamics of galaxies, ed. E. Athanassoula, 109.
- Kerr, F.J. 1962, Mon. Not. R. Astron. Soc. 123, 327.
- Kerr, F.J. y Westerhout, G. 1965, Stars and Stellar Systems, ed. A. Blaauw y M. Schmidt (University of Chicago), Vol. V, 167.
- Klare, G. y Neckel, Th. 1977, Astron. Astrophys. Suppl. 27, 215.
- Kormendy, J. y Norman, C.A. 1979, Astrophys. J. 233, 539.
- Kraft, R.P. y Schmidt, M. 1963, Astrophys. J. 137, 249.
- Levinson, F.H. y Roberts, W.W. 1981, Astrophys. J. 245, 465.
- Lin, C.C. 1967, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 5, 453.
- Lin, C.C. 1970, Simposio IAU No. 38, The spiral structure of our galaxy, ed. W. Becker y G. Contopoulos, 377.
- Lin, C.C. 1971, Highlights of Astronomy Vol. 2, 88.

- Lin, C.C. y Shu, F.H. 1964, *Astrophys. J.* 140, 646.
- Lin, C.C. y Shu, F.H. 1966, *Proc. Nat. Acad. Sci. USA* 55, 229.
- Lin, C.C.; Yuan, C. y Shu, F.H. 1969, *Astrophys. J.* 155, 721.
- Lin, C.C. y Bertin, G. 1985, *Simposio IAU No. 106, The Milky Way galaxy*, ed. H. van Woerden, R.J. Allen y W.B. Burton, 513.
- Lindblad, B. 1963, *Stockholm Obs. Ann.* 22, No. 5.
- Lindblad, B. y Langebartel, R.G. 1953, *Stockholm Obs. Ann.* 17, No. 6.
- Lousto, C.O. y Muzzio, J.C. 1983, *The Observatory* 103, 53.
- Lynds, B.T. 1970, *Simposio IAU No. 38, The spiral structure of our galaxy*, ed. W. Becker y G. Contopoulos, 26.
- Lyngå, G. 1977, *Astron. Astrophys.* 54, 71.
- Mark, J.W-K. 1977, *Astrophys. J.* 212, 645.
- Moffat, A.F.J. y Vogt, N. 1973, *Astron. Astrophys. Suppl.* 10, 135.
- Moore, C.E. 1945, "A multiplet table of astronomical interest", *Cont. Princeton Obs.* No. 20.
- Mueller, M.W. y Arnett, W.D. 1976, *Astrophys. J.* 210, 670.
- Muzzio, J.C. 1979, *Astron. J.* 84, 639.
- Muzzio, J.C. y Forte, J.C. 1975, *Astron. J.* 80, 1037.
- Muzzio, J.C.; Feinstein, A. y Orsatti, A.M. 1976, *Pub. Astr. Soc. Pacific* 88, 526.
- Muzzio, J.C. y Orsatti, A.M. 1977, *Astron. J.* 82, 345.
- Muzzio, J.C. y Levato, H. 1980, *Pub. Astr. Soc. Pacific* 92, 36.
- Norman, C.A. 1983, *Simposio IAU No. 100, Internal kinematics and dynamics of galaxies*, ed. E. Athanassoula, 163.
- Pearce, J.A. 1955, *Transactions IAU Vol IX*, 441.

- Petrie, R.M. 1953, Pub. Dominion Astrophys. Obs. 9, 297.
- Rickard, J.J. 1974, Astron. Astrophys. 31, 47.
- Roberts, W.W. 1969, Astrophys. J. 158, 123.
- Roberts, W.W. 1972, Astrophys. J. 173, 259.
- Roberts, W.W. 1977, Vistas in Astronomy 19, 91.
- Roberts, W.W. 1983, "Kinematics, dynamics and structure of the Milky Way", ed. W.L.H. Shuter (D. Reidel Publishing Company), 265.
- Roberts, W.W. y Yuan, C. 1970, Astrophys. J. 161, 887.
- Roberts, W.W. y Shu, F.H. 1972, Astrophys. Lett. 12, 49.
- Roberts, W.W.; Roberts, M.S. y Shu, F.H. 1975, Astrophys. J. 196, 381.
- Roberts, W.W. y Hausman, M.A. 1984, Astrophys. J. 277, 744.
- Rodgers, A.W.; Campbell, C.T. y Whiteoak, J.B. 1960, Mon. Not. R. Astron. Soc. 121, 103.
- Ruprecht, J. 1964, Transactions IAU Vol. XIIB, 347.
- Schmidt, M. 1965, Stars and Stellar Systems, ed. A. Blaauw y M. Schmidt (University of Chicago), Vol. V, 513.
- Schmidt-Kaler, Th. 1977, Vistas in Astronomy 19, 69.
- Seiden, P.E. 1985, Simposio IAU No. 106, The Milky Way galaxy, ed. H. van Woerden, R.J. Allen y W.B. Burton, 551.
- Seiden, P.E.; Schulman, L.S. y Gerola, H. 1979, Astrophys. J. 232, 702.
- Seiden, P.E. y Gerola, H. 1979, Astrophys. J. 233, 56.
- Shaw, S.J.; Hesser, J.E. y Meyer, J.E. 1981, Coloquio IAU No. 68, Astrophysical parameters for globular clusters, Ed. A.G. Davis Philip y D.S. Hayes, (Dudley Observatory Report No. 15), 193.

- Shu, F.H. 1970a, *Astrophys. J.* 160, 89.
- Shu, F.H. 1970b, *Astrophys. J.* 160, 99.
- Shu, F.H.; Stachnik, R.V. y Yost, J.C. 1971, *Astrophys. J.* 166, 465.
- Shu, F.H.; Milione, V.; Gebel, W.; Yuan, C.; Goldsmith, D.W. y Roberts, W.W. 1972, *Astrophys. J.* 173, 557.
- Shu, F.H.; Milione, V. y Roberts, W.W. 1973, *Astrophys. J.* 183, 819.
- Sinha, R.P. 1978, *Astron. Astrophys.* 69, 227.
- Smith, G.; Elmegreen, B.G. y Elmegreen, D.M. 1984, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 210, 399.
- Sørensen, S.-A. 1985, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 212, 723.
- Sørensen, S.-A. y Matsuda, T. 1982, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 198, 865.
- Stephenson, C.B. y Sanduleak, N. 1971, *Pub. Warner and Swasey Obs.* 1, 1.
- Tammann, G.A. 1970, *Simposio IAU No. 38, The spiral structure of our galaxy*, ed. W. Becker y G. Contopoulos, 236.
- Toomre, A. 1964, *Astrophys. J.* 139, 1217.
- Toomre, A. 1969, *Astrophys. J.* 158, 899.
- Toomre, A. 1977, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 15, 437.
- Toomre, A. 1981, "The structure and evolution of normal galaxies", ed. S.M. Fall y D. Lynden-Bell (Cambridge Univ. Press, Cambridge, England), 111.
- Vega, E.I. 1983, *Tesis, Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la UNLP.*
- Wallis, R.E. y Clube, S.V.M. 1968, *Mon. Not. Astron. Soc. South Africa* 27, 57.

Wielen, R. 1973, Astron. Astrophys. 25, 285.

Wielen, R. 1974, Pub. Astr. Soc. Pacific 86, 341.

Wielen, R. 1979, Simposio IAU No. 84, The large scale characteristics of the Galaxy, ed. W.B. Burton, 133.

Yuan, C. 1969a, Astrophys. J. 158, 871.

Yuan, C. 1969b, Astrophys. J. 158, 889.

6861

