

21/4



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS**

**« NUBES DE ALTA VELOCIDAD »**

**T E S I S**

Que para obtener el Título de

**F I S I C O**

p r e s e n t a :

**Cecilia Colomé Canales**

**México, D.F.**

**1987**



Universidad Nacional  
Autónoma de México



## **UNAM – Dirección General de Bibliotecas Tesis Digitales Restricciones de uso**

### **DERECHOS RESERVADOS © PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis está protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

## INDICE.

	página
Resumen.	1
Capítulo I. INTRODUCCION.	2
- Clasificación y nomenclatura de las Nubes de Alta Velocidad.	9
Capítulo II. TRABAJOS OBSERVACIONALES.	10
- Anchos de líneas.	10
- Distribución espacial.	14
- Tamaños angulares y estructuras.	17
- Intensidades de línea.	18
- Densidades de columna.	18
- Gradientes de Velocidad.	19
- Detalles de los complejos más estudiados.	22
- Las líneas de CaII y NaI.	39
- Emisión en H $\alpha$ .	45
- Emisión en rayos X suaves.	46
- Tipos espectrales de las estrellas en la dirección de la Corriente de Magallanes	47
Capítulo III. ORIGEN Y EFECTOS DE LAS NUBES DE ALTA VELOCIDAD. MODELOS TEORICOS.	
- Origen local.	50
- Origen extragaláctico.	62
- Conexión entre las NAV y otras estructuras observadas en el cielo.	70
Capítulo VI.	
a) DISCUSION. (Estudios Futuros).	81
b) CONCLUSIONES.	87
Apéndice A.	88
Apéndice B.	96
Referencias.	99

## RESUMEN.

Lo que en esta tesis de licenciatura presento es una revisión bibliográfica del tema llamado "Nubes de Alta Velocidad". He dividido el material en cuatro capítulos. El primer capítulo contiene una breve descripción del disco de nuestra Galaxia y de las propiedades del medio interestelar. Como se verá en este capítulo, la definición de las Nubes de Alta Velocidad (NAV), el tema central del trabajo, si bien es un poco ambigua, ha sido lo suficientemente atractiva como para estimular el desarrollo de una gran cantidad de trabajos teóricos y observacionales. En el segundo capítulo presento los datos observacionales de las NAV, acumulados desde hace más de dos décadas. El tercer capítulo contiene una descripción de los modelos teóricos que intentan explicar, tanto el origen como el efecto de la interacción entre las NAV y el disco galáctico. En el último capítulo anoto sugerencias de trabajos futuros y las conclusiones de este trabajo.

## Capitulo I. INTRODUCCION.

Las NAV estan definidas como nubes de hidrógeno neutro cuyas velocidades, medidas con respecto al estándar local de reposo (Ve.l.r., ver Apéndice A) son anómalamente grandes desde el punto de vista del modelo de rotación de nuestra Galaxia, La Via Láctea.

La Via Láctea está clasificada como una galaxia espiral gigante del tipo Sb y tiene asociadas, como satélites, a dos pequeñas galaxias irregulares denominadas las Nubes de Magallanes, La Nube Grande y La Nube Pequeña ; para una descripción de los diferentes tipos de galaxias ver el libro de Ferris (1980). La galaxia espiral más cercana es la Gran Nebulosa de Andrómeda (M31) y parece ser muy similar a La Via Láctea. A su vez, Andrómeda, nuestra Galaxia y por lo menos otras quince galaxias más, parecen estar unidas gravitacionalmente formando el llamado Grupo Local de galaxias.

La Via Láctea se formó hace unos  $1.5 \times 10^{10}$  años y está compuesta de estrellas y medio interestelar. Al hablar de medio interestelar nos referimos al medio que existe entre una estrella y otra. Este medio está constituido de gas, polvo, fotones, campos magnéticos y rayos cósmicos (partículas de muy alta energía). El gas, el polvo y la mayoría de las estrellas están concentrados en un disco, llamado disco galáctico. Prácticamente toda la masa del disco galáctico está condensada en estrellas y sólo una pequeña fracción se encuentra en forma gaseosa (ver Franco 1984).

El campo magnético promedio,  $\langle B \rangle \approx 3 \times 10^{-6}$  gauss, tiene una orientación paralela al disco pero desconocemos su estructura detallada. Los rayos cósmicos son partículas relativistas que parecen estar confinadas al sistema galáctico por las líneas de campo magnético. Para diferenciar a la parte material del medio interestelar, la que responde a las fuerzas

gravitacionales, usaremos el término "materia interestelar" como sinónimo de gas y polvo. La composición química y densidad promedio de la materia interestelar varía con la distancia al centro galáctico; la abundancia de elementos más pesados y la densidad disminuye con la distancia al centro galáctico. En la vecindad solar, con una densidad media de  $\sim 1$  partícula/cm<sup>3</sup>, las abundancias químicas son: 90% de partículas de hidrógeno, 9.9% de partículas de helio y 0.1% del resto de los elementos (C,N,O,etc.). Estas abundancias son consideradas como representativas del promedio y se les suele llamar "abundancias cósmicas" (ver Franco 1984).

El estudio de la distribución de hidrógeno en la Galaxia es importante, ya que siendo el principal constituyente de la materia interestelar proporciona un medio directo para determinar las características estructurales básicas del disco galáctico. El hidrógeno interestelar se ha detectado en todas sus formas: ionizado (comunmente llamado HII), atómico neutro (denominado HI) y molecular (H<sub>2</sub>, e incluso en su forma deuterada HD). La emisión del H<sub>2</sub> es muy difícil de detectar porque sus transiciones de dipolo eléctrico, las de mayor probabilidad, son disociantes y las transiciones no disociantes más favorables corresponden al cuadrupolo eléctrico, que a su vez tienen una probabilidad de transición muy baja y requieren una alta energía de excitación,  $kT \approx 2000^\circ K$ , (ver Shull y Beckwith, 1982). A pesar de estas dificultades, las transiciones disociantes han sido detectadas en absorción en el medio interestelar general, (ver Savage 1977) y las emisiones de cuadrupolo se han observado en regiones de formación estelar (ver Appenzeller 1980).

El hidrógeno atómico no presenta estas dificultades y puede ser observado en un rango muy amplio de longitudes de onda, desde el ultravioleta hasta las ondas de radio. Cerca de las estrellas calientes se encuentra ionizado formando las llamadas "regiones HII" y puede ser detectado en líneas de recombinación o en transiciones discretas generadas por recombinaciones (ver Osterbrock 1977). Sin embargo, la mayor parte del hidrógeno atómico interestelar de nuestra Galaxia está

en forma neutra y se observa en la línea de 21 cm., que corresponde a las radiofrecuencias (ver Apéndice A).

El descubrimiento de la emisión en radio en nuestra Galaxia fue hecho por Jansky, durante los años 1931 - 35, (ver Pawsey y Bracewell 1955) quien dió comienzo a la Radioastronomía. Originalmente no se sabía si la emisión en radio provenía de las estrellas o del medio interestelar. Observaciones posteriores de Reber (1940) confirmaron que se debía a la materia interestelar. Las observaciones en radio desde la superficie terrestre están restringidas al rango de longitudes de onda de 1mm. hasta unos 150m. Las ondas más cortas que 1mm. no se detectan debido a que caen en el rango de las bandas de absorción de los gases en la troposfera ( $H_2$  y  $O_2$ ), y longitudes mayores de 150m. no pueden penetrar debido a la opacidad de la ionosfera.

Espectroscópicamente, limitadas por las características de nuestra atmósfera, las ondas de radio cósmicas incluyen la línea de 21 cm del hidrógeno neutro, una gran cantidad de transiciones atómicas de diferentes elementos, bandas rotacionales de muchas especies moleculares y continuos generados por bremsstrahlung y magneto - bremsstrahlung (ver Osterbrock 1974).

La línea de 21 cm. ha sido fundamental para establecer la estructura del gas en La Vía Láctea y en otras galaxias. Dado que el medio interestelar es transparente a esta radiación, podemos estudiar los campos de velocidades y concentraciones del gas en casi todo el sistema galáctico. En particular, se puede investigar la velocidad de rotación del disco, así como el patrón de la estructura espiral. La dinámica del gas, al igual que la de las estrellas, está determinada por la distribución de masa galáctica y las curvas de rotación en galaxias espirales nos permite modelar su distribución de masa. Es claro, entonces, que el estudio de los campos de velocidades del gas nos permite conocer no sólo la estructura de la materia interestelar sino también la estructura misma de las galaxias.

La principal causa del ensanchamiento y desdoblamiento de los perfiles en la línea de 21 cm. observada en galaxias externas es la rotación galáctica. (Las velocidades de rotación son de

cientos de km/s, mientras que la dispersión de velocidades del disco es del orden de 10 km/s.) En general, la radiación generada por concentraciones de gas que estén localizadas en la misma línea de visión se recibirán a distintas frecuencias porque las concentraciones tendrán distintas velocidades radiales aparentes (ver Mihalas y Routly 1968). Otro aspecto interesante en la distribución del hidrógeno galáctico es que indica la variación del grosor de la capa gaseosa del disco, que va de unos 150 pc en la parte interna hasta unos  $10^3$  pc en las zonas externas. En la figura 1.1 se muestran unos ejemplos de curvas de rotación.

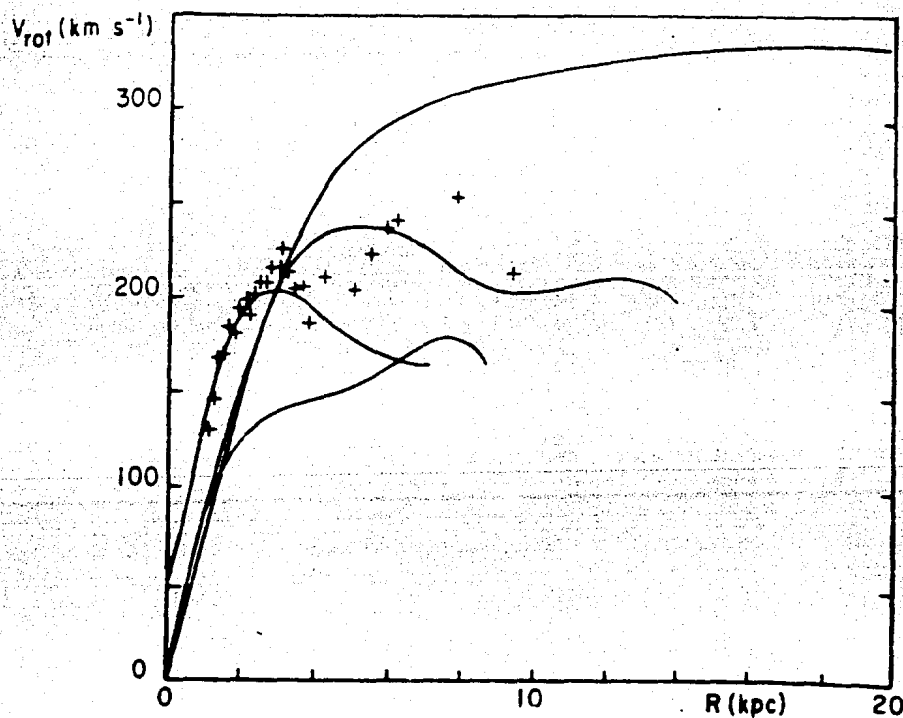


Figura 1.1. Tomada de Serrano (1984).



Como se puede observar en la figura 1.1, la parte central casi siempre rota como un cuerpo rígido en donde  $V_{rot}$  aumenta linealmente con  $r$  hasta alcanzar un máximo, típicamente entre 200 y 300 km/s. A radios mayores se observa una región en donde  $V_{rot}$  tiende a aplanarse, (i.e., en rotación diferencial). Para distancias galactocéntricas suficientemente grandes, uno esperaría que la mayor parte de la masa galáctica estuviera contenida dentro de dichos radios y que la curva de rotación variara de forma kepleriana,  $V_{rot} \propto r^{-1/2}$ . Sin embargo, se encuentra que  $V_{rot}$  decae mucho más lentamente con  $r$  e incluso se mantiene constante en algunos casos (ver Serrano 1984).

La distribución de hidrógeno neutro a lo largo de la línea de visión sólo puede ser derivada después de que se ha establecido una escala de distancias. Esto es factible hacerlo en galaxias externas. Sin embargo en La Vía Láctea el problema radica en derivar una escala de distancias en términos de la velocidad radial. La escala de distancias depende críticamente del modelo de rotación que se adopte, pero una vez que se ha escogido el modelo, la relación entre distancia y velocidad radial se sigue para cada línea de visión. El modelo más sencillo (Modelo de Schmidt) es el de órbitas circulares y, en términos generales, pareciera ser también el más adecuado para la mayor parte del disco gaseoso a distancias menores o iguales que la distancia del Sol al centro de nuestra Galaxia.

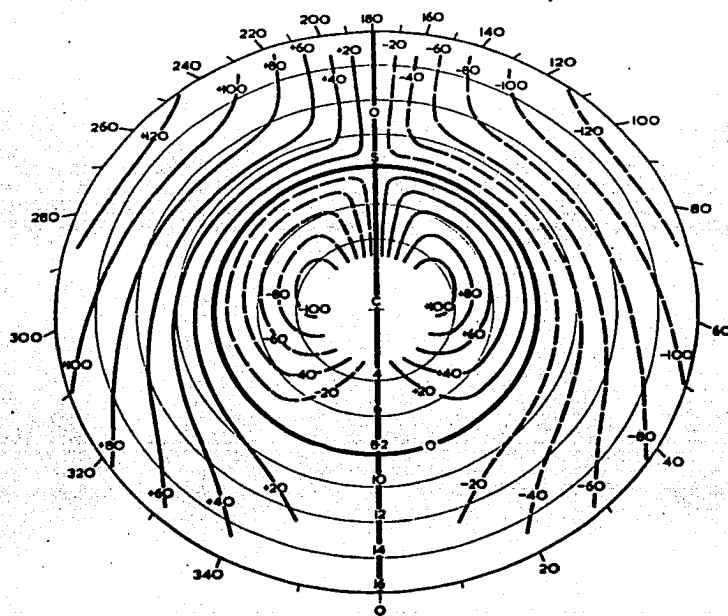


Figura 1.2. Contornos de la velocidad radial  $V_g$  en el plano galáctico. (Modelo de órbitas circulares y observaciones hechas desde el hemisferio norte). Tomada de Kerr y Westerhout 1965.

El modelo más sencillo supone que las nubes interestelares de hidrógeno neutro están concentradas en el plano galáctico, cuyo espesor no es mayor que algunos cientos de parsecs, moviéndose en órbitas circulares. Dado que la dispersión de velocidades es de 10 km/s, si todo el gas corrota con la Galaxia, las nubes a latitudes mayores de  $10^\circ$  no deberían presentar velocidades, con respecto al estándar local de reposo (e.l.r.), mayores de 10 km/s.

El descubrimiento de las NAV está relacionado con el modelo simple de disco gaseoso que se ha mencionado. Un grupo de astrónomos holandeses, Hulsbosch y Raimond entre otros (1966), iniciaron un programa observacional para establecer la distribución de nubes interestelares usando la línea de 21 cm. Dadas la estructura del disco y su distribución de velocidades de rotación, esperaban que las nubes se distribuyeran preferencialmente en un rango de latitudes y velocidades bien definido. El grueso de la emisión de HI efectivamente parecía seguir el patrón esperado, pero también observaron nubes con velocidades del orden de 100 km/s y a latitudes tan altas como  $65^\circ$ . Todas estas observaciones sugerían la posibilidad de estar estudiando un fenómeno totalmente nuevo y decidieron catalogar estos nuevos objetos, principalmente por las dos razones siguientes: 1) no pueden ser consideradas parte del medio interestelar galáctico sin que se adopte otro modelo de rotación para la Galaxia; 2) tampoco es "normal" que el gas interestelar se eleve a latitudes tan altas del plano galáctico.

## CLASIFICACION.

La clasificación usual de las Nubes de Alta Velocidad es la siguiente:

Nubes de Baja Velocidad (NBV) :  $0 < |Ve.l.r.| \leq 40$  km/s

Nubes de Velocidad Intermedia (NVI) :  $40 < |Ve.l.r.| \leq 80$  km/s

Nubes de Alta Velocidad (NAV) :  $80 < |Ve.l.r.| \leq 250$  km/s

Nubes de Muy Alta Velocidad (NMAV) :  $|Ve.l.r.| > 250$  km/s

NOMENCLATURA : NAV 132 + 23 - 211

significa una nube centrada en  $l=132^\circ$ ,  $b=23^\circ$  y con una velocidad radial igual a  $-211$  km/s (siempre con respecto al estándar local de reposo, a menos de que se especifique de otra forma).

## Capítulo II. TRABAJOS OBSERVACIONALES.

Prácticamente toda la información sobre las NAV ha sido obtenida de observaciones en la línea de 21 cm, que corresponde a la región del radio en el espectro electromagnético (ver Apéndice A). El poder estudiarlas en otras longitudes de onda nos proporcionaría gran información acerca de sus condiciones físicas, de sus distancias y de sus masas. Sin embargo, hasta la fecha, lo más que se ha logrado al respecto son "posibles" asociaciones, en algunos casos aislados, de la emisión en 21 cm con absorciones de NaI y CaII y emisión en rayos X.

### 1) ANCHOS DE LINEAS OBSERVADOS EN LAS NAV.

Una característica interesante, observada en casi todas las NAV, es que las líneas de 21 cm presentan dos tipos de componentes; i) componentes anchas, con un ancho a potencia media entre 15 y 35 km/s, cuyo promedio es de  $\sim 25$  km/s y ii) componentes delgadas entre 5 y 15 km/s y promedio de  $\sim 7$  km/s (ver Hulsbosch 1975; Gram y Giovanelli 1976; Mirabel 1981). Esta distribución bimodal en los anchos de las componentes pareciera estar relacionada con la estructura misma de las NAV. Las componentes delgadas solo aparecen en las condensaciones más prominentes, mientras que las componentes gruesas son características de las envolventes difusas que conectan a las condensaciones. Esto es, las componentes anchas con  $\langle \Delta V \rangle \gtrsim 25$  km/s se observan en de todas las nubes pero las componentes delgadas aparecen superpuestas únicamente en la dirección de las condensaciones con mayor densidad de columna. El único grupo de NAV que no presenta componentes delgadas es el llamado "Corriente de Magallanes". En las figuras 2.2 y 2.3 presentamos dos ejemplos

de detección de las NAV. En la figura 2.2 aparece una nube débil con velocidad E.L.R. de 320 km/s, mientras que en la figura 2.3 aparece emisión de alta velocidad sobrepuesta con la emisión del disco. En la figura 2.4 se muestra una línea brillante que presenta los dos tipos de componentes descritos y en la figura 2.5 se muestran ejemplos de líneas en la Corriente de Magallanes, que sólo tienen componentes anchas.

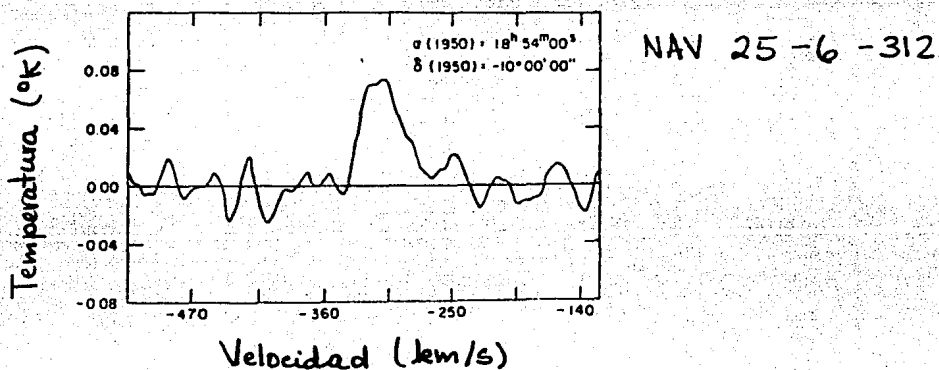
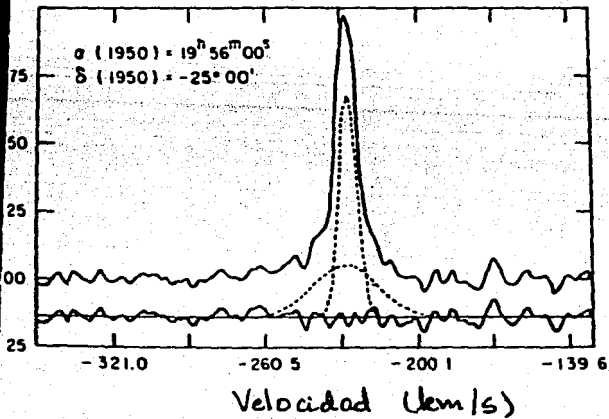
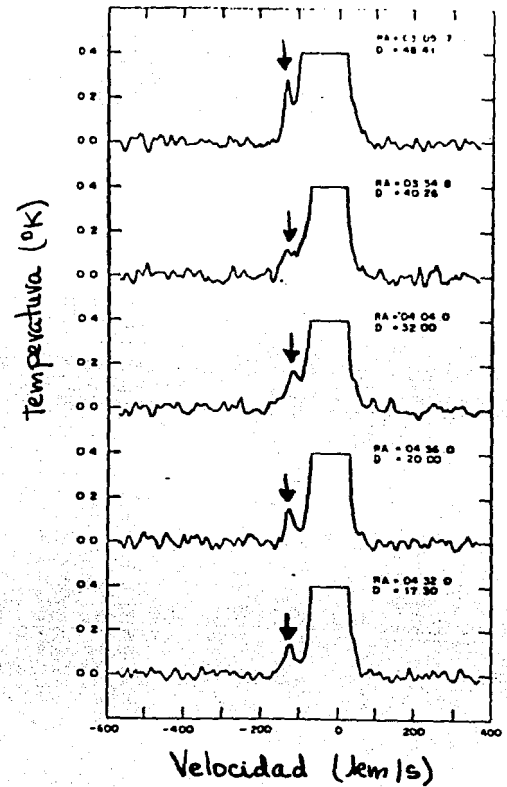


Figura 2.1. Ejemplo de un perfil en la línea de 21 cm en la posición de máxima emisión de la nube denominada NAV 25 -6 -312.

Figura 2.2. Ejemplo de los perfiles obtenidos por Giovanelli (1979) en 5 posiciones diferentes a lo largo de la cadena de nubes que se observan en la región del anticentro. Las flechas indican la emisión del gas de alta velocidad.



NAV 17-25-230

Figura 2.3. Un ejemplo del perfil en la posición más brillante de NAV 17-25-230. Las líneas punteadas muestran las componentes gaussianas que mejor se ajustan para reproducir tal línea, y la línea continua en la parte de abajo muestra el residuo del ajuste. Se observa claramente que en el mejor ajuste, aparecen una componente delgada con  $\langle \Delta V \rangle \sim 10$  km/s y una ancha con  $\langle \Delta V \rangle \sim 25$  km/s.

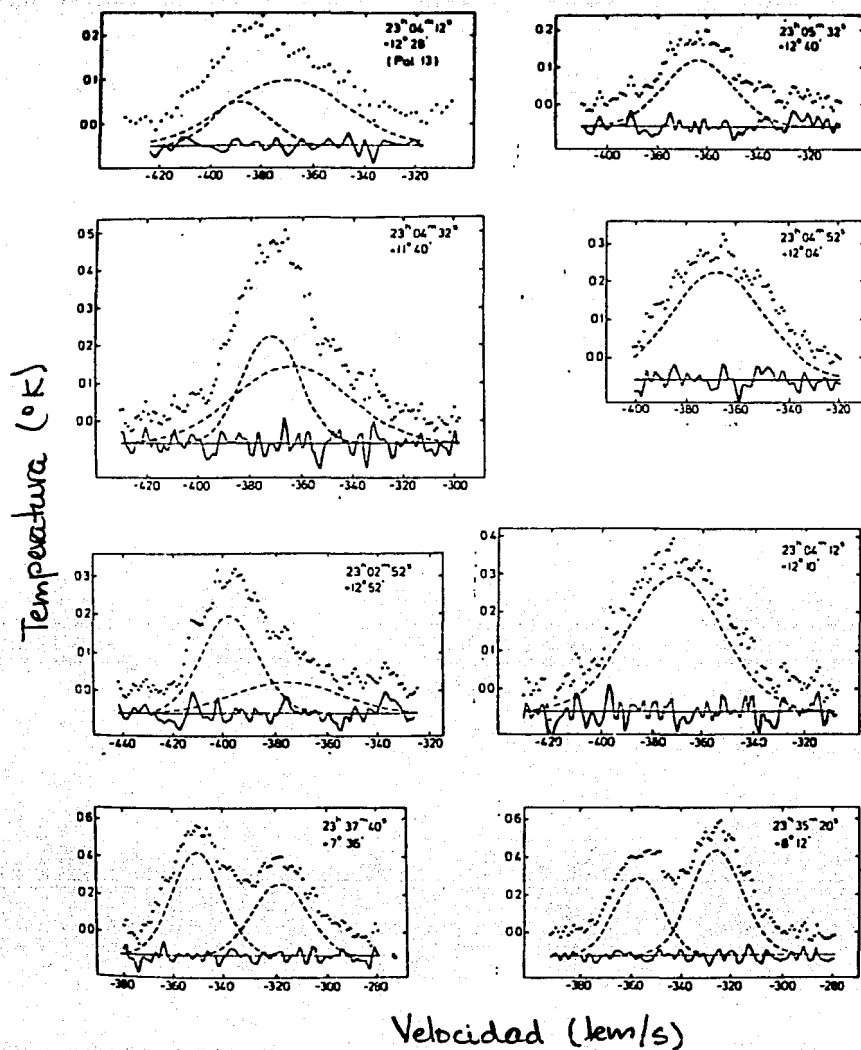


Figura 2.4. Ejemplos de los perfiles que se obtienen en la Corriente de Magallanes. La resolución en velocidad es de 3.7 km/s. Las líneas a trozos indican el mejor ajuste gaussiano que las reproduce, y las líneas continuas es el residuo del ajuste efectuado. Las temperaturas de antena pueden ser convertidas a temperaturas de brillo multiplicando por 1.2.



## 2) DISTRIBUCION ESPACIAL DE LAS NUBES DE ALTA VELOCIDAD.

Las Nubes de Alta Velocidad no son homogéneas, sino que presentan una distribución de densidades muy compleja. Dan la apariencia de ser conglomerados con "núcleos" más brillantes sumergidos en "envolventes" más extendidas. Los núcleos brillantes a veces se encuentran cerca de los bordes externos de la envolvente, pero nunca se observan sin la envolvente. A su vez, existen NAV en casi cualquier dirección del cielo pero no presentan una distribución uniforme. Por lo general se les encuentra aglomeradas en ciertas regiones, formando "complejos". Los grupos más importantes se encuentran aglomerados principalmente en un sector del cielo :  $60^\circ < l < 180^\circ$  y  $20^\circ < b < 60^\circ$ . Si se supone que todas las NAV se encuentran a la misma distancia, en esta región estaría concentrada el 90% de la masa de todos estos objetos. El área total del cielo cubierta por los principales grupos de NAV es de aproximadamente  $1 \times 10^3$  grados cuadrados, lo que significa que aproximadamente el 10% del cielo está cubierto por NAV. Existe un predominio de nubes con velocidades negativas en la región  $30^\circ < l < 120^\circ$ , mientras que en la región  $210^\circ < l < 330^\circ$  predominan las nubes con velocidades radiales positivas (ver figura 2.5).

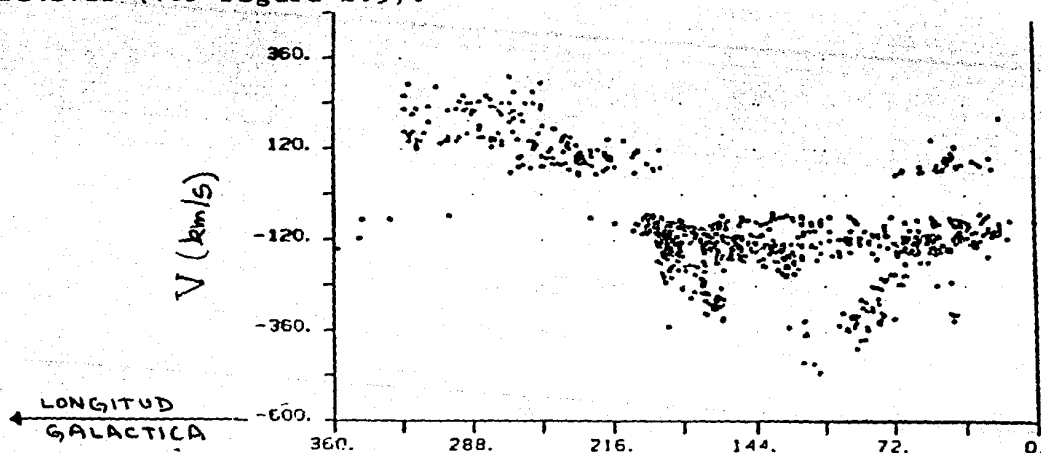


Figura 2.5. Tomada de Giovanelli (1980).

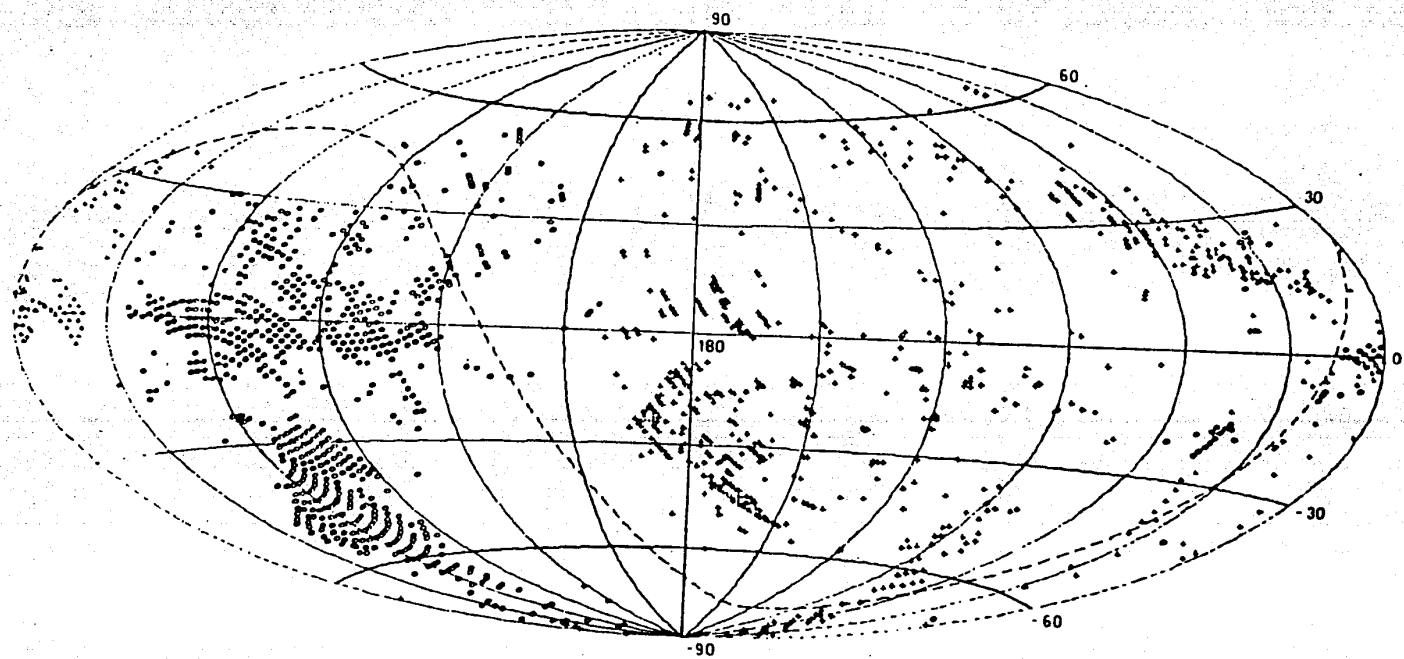


Figura 2.6. Distribución espacial de las NAV. Tomada de Giovanelli (1980).

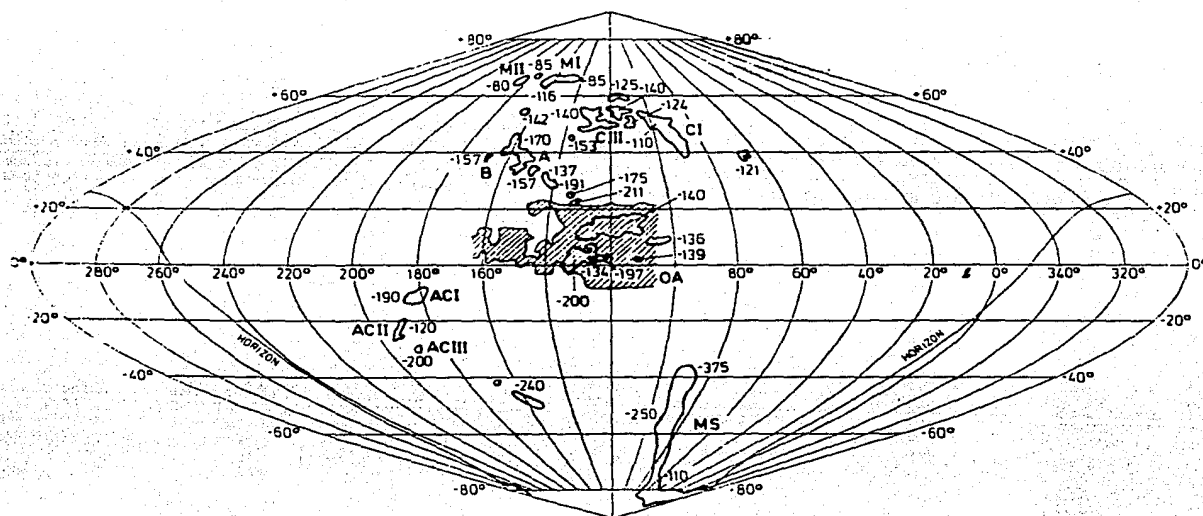


Figura 2.7. Localización de los complejos de NAV más conocidos.  
Tomada de Hulsbosch (1975).

3)

## TAMAÑOS ANGULARES Y ESTRUCTURAS.

Los complejos de NAV no tienen formas definidas, pero parecen mostrar una tendencia a aglomerarse en estructuras alargadas en forma de cadenas; muy buenos ejemplos de estas estructuras son los complejos A, C y la Corriente de Magallanes, de los cuales se darán más detalles en una próxima sección.

Dada la diversidad de tamaños y morfologías de los complejos, resulta muy difícil definir tamaños que puedan ser representativos, sin embargo se pueden mencionar ejemplos que nos ayuden a tener idea de las dimensiones tanto de los complejos como de sus componentes individuales. Por ejemplo, el complejo de NAV en la región de Sagitario se extiende sobre un área de  $20^\circ \times 15^\circ$ . En esta región las nubes con velocidades positivas tienen tamaños angulares mayores que las nubes con velocidades negativas. Observaciones recientes han revelado que complejos que se habían identificado separadamente, están conectados por gas de baja emisividad, como es el caso de secciones del complejo A y el complejo C (Giovanelli 1980).

Los valores típicos de tamaños angulares para las NAV son del orden de grados ( $2^\circ$  a  $3^\circ$ ).

En la región  $|b| < 10^\circ$  Mirabel (1981a) reporta que los tamaños angulares de las nubes son típicamente menores que  $2^\circ$ , y muy pocas tienen tamaños angulares medios mayores de  $3^\circ$ , mientras que en la región del anticentro las NAV presentan tamaños mayores. Por ejemplo, la nube del anticentro para la cual Mirabel reporta evidencia de una colisión con la Vía Láctea tiene un tamaño de  $9^\circ \times 3^\circ$  (ver pag. 76). Wannier et al. reportan una nube extendida, de  $2^\circ$  a  $4^\circ$  de ancho y  $60^\circ$  de largo, cerca del polo sur galáctico. Esta nube ya había sido reportada por Kuilenburg (1972) con  $35^\circ$  de largo.

Frecuentemente se observan concentraciones individuales con tamaños del orden de  $10^\circ$  a  $40^\circ$ , sobre todo en los filamentos de la parte norte de la Corriente de Magallanes y en la dirección del anticentro. A latitudes intermedias se encuentran nubes tan grandes como de  $100^\circ$  (paralelo al plano)  $\times 20^\circ$

(perpendicular a él).

El tipo de estructura filamentaria general se encuentra en todos los grupos, tanto en las nubes de baja velocidad como en las de velocidades intermedias, altas y muy altas.

#### 4) INTENSIDADES DE LINEA.

El límite de detección en la actualidad es de  $T_a = 0.1^\circ \text{K}$ . (Ver Apéndice A). En el hemisferio norte galáctico, el intervalo para la temperatura de brillo observada es  $0.4^\circ \text{K} < T_b < 28.9^\circ \text{K}$  con un valor promedio de  $\langle T_b \rangle \simeq 3.36^\circ \text{K}$ . En la región de Sagitario la temperatura de brillo promedio es  $0.15^\circ \text{K}$ . En la región del anticentro  $0.18^\circ \text{K} < T_b < 2.7^\circ \text{K}$  con un promedio de  $T_b \simeq 2.5^\circ \text{K}$ . A latitudes intermedias el intervalo para  $T_b$  se amplía considerablemente,  $1.0^\circ \text{K} < T_b < 100^\circ \text{K}$ . En el hemisferio sur galáctico también se tiene un amplio intervalo para las temperaturas de brillo observadas, que va desde  $0.18^\circ \text{K}$  hasta  $100^\circ \text{K}$  con un valor promedio de  $\langle T_b \rangle \simeq 18^\circ \text{K}$ .

En general, las temperaturas de brillo "típicas" son del orden de algunos grados Kelvin, y no pareciera existir correlaciones entre  $T_b$  y la posición de las NAV en el cielo.

#### 5) DENSIDADES DE COLUMNA.

Un estudio estadístico de las densidades de columna de un gran número de NAV observables desde el hemisferio norte

terrestre (Giovanelli, 1980), indica que :

- i) El rango de densidades va desde el límite de detección :  $3 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$  hasta varias veces  $\sim 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ . La densidad de columna más frecuente es  $N(\text{HI}) = 3 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ .
- ii) Pareciera haber un efecto sistemático entre  $N(\text{HI})$  y  $V_{\text{e.l.r.}}$ . Las nubes con velocidades mayores parecerían tener densidades de columna menores.
- iii) Existen asimetrías en la distribución de  $N(\text{HI})$  como función de la posición galáctica.

Recientemente Bajaja et al. (1985) hicieron un estudio desde el hemisferio sur. En esta región las densidades de columna están en el intervalo  $2.9 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2} < N(\text{HI}) < 6.12 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ . El valor promedio de  $N(\text{HI})$  es de aproximadamente  $\sim 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ .

## 6) GRADIENTES DE VELOCIDAD.

A pesar de que los grupos parecen presentar características uniformes, esto es, que las nubes se encuentran realmente agrupadas, su estructura de velocidades es muy compleja, y las velocidades radiales de cada componente son diferentes. Cuando observamos una nube que presenta núcleo y envolvente, por lo general el núcleo aparece a velocidades más negativas que la envolvente.

En general, no se observan gradientes de velocidad bien definidos dentro de los diversos grupos de NAV, pero existen casos particulares donde esto sí sucede. En particular se observan gradientes bien definidos en la Corriente de Magallanes y el complejo A. Los detalles a gran escala de estos gradientes de velocidad se darán en una próxima sección. Un gradiente observado en complejos adyacentes que vale la pena mencionar es el reportado por Habing en 1966.

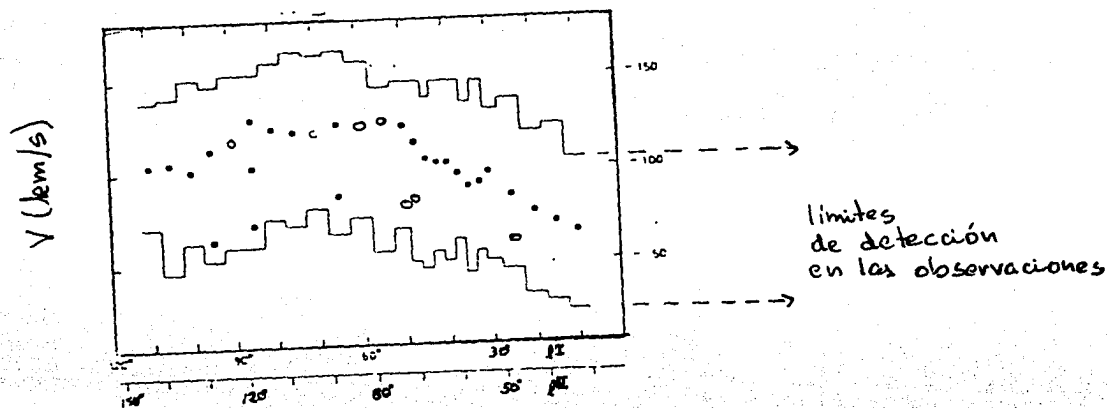


Figura 2.8. Gradientes de velocidad en NAV de complejos adyacentes a latitudes intermedias ( $|b| \approx 10^\circ$ ). Los círculos vacíos representan valores inciertos, mientras que los círculos negros representan valores confiables. Se observa que la distribución de velocidades con respecto a la longitud galáctica varía de una manera definida. La relación velocidad longitud galáctica sólo se ha observado en el tipo de nubes observadas por Habing, que se encuentran a latitudes intermedias.

Tomada de Habing (1966).

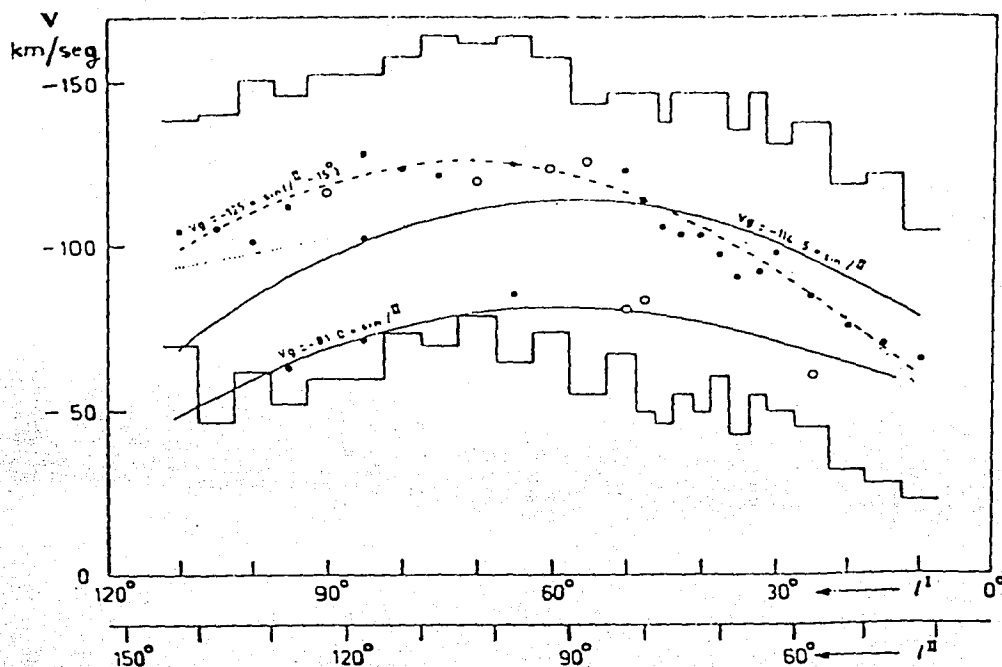


Figura 2.9.

La figura 2.9 es en realidad la figura 2.8 , simplemente añadiendo cuatro curvas para comparar. Las dos líneas continuas representan las velocidades radiales E.L.R. de tubos de gas, cada uno rotando en una órbita circular a una distancia uniforme del centro galáctico. La línea punteada corresponde al gas asociado al brazo Externo de nuestra Galaxia. La línea a trozos corresponde la relación  $V = -125 \sin(l-15^\circ)$ , que resulta ser el mejor ajuste encontrado por Habing (1966). De esta relación fenomenológica entre la longitud galáctica y la velocidad de las NAV de latitudes intermedias, Habing concluye que por lo menos éstas deben de estar íntimamente relacionadas con la estructura espiral externa de nuestra Galaxia.

Tomada de Habing (1966).



## 7) DETALLES DE LOS COMPLEJOS DE NAV MAS ESTUDIADOS.

En este inciso damos algunos detalles de los complejos más estudiados; Complejo "A", Complejo "C", Corriente de Magallanes y el Complejo del Anticentro. Existen otros complejos denominados "M" y "O" (Hulsbosch 1968) cuyas características no describiremos.

## COMPLEJO A.

Hulsbosch y Raimond (1966) definieron este objeto como si fuera una sola nube, con diámetro de  $3.5^\circ$  y una velocidad radial de  $-175$  km/s, centrada en A.R. =  $19^h 00$  y DEC. =  $62.5^\circ$ . En observaciones posteriores se ha podido detallar un poco más la estructura fina de este complejo.

Hasta la fecha, el complejo A ha sido resuelto en 11 componentes, localizadas en los rangos :  $135.5^\circ < l < 161^\circ$  y  $18^\circ < b < 46^\circ$  (Ver tabla 2.1). Este complejo tiene aproximadamente  $30^\circ$  de largo y rara vez se ensancha más de  $3^\circ$  en la dirección perpendicular. Tiene 3 regiones principales, denominadas : AI, AII y AIV donde se observan picos de temperaturas de brillo mayores de  $5^\circ$  K. Temperaturas de brillo menores se observan en estructuras secundarias, que han sido denominadas : AIII, AVI, como también en la ya clasificada AIV.

La distribución espacial del complejo A es muy irregular, (ver figuras 2.10 y 2.11) pero muestra una secuencia de nubes alineadas como un cordón en la región :  $132^\circ < l < 160^\circ$  y  $23^\circ < b < 43^\circ$ . Si trazamos un eje que pase por NAV 125 + 18 - 18 en la dirección  $l = 100^\circ$  y  $b = 0^\circ$ , la distancia media de las componentes con respecto a este eje de la cadena de nubes es aproximadamente  $\pm 0.8^\circ$ .

Se observan grandes variaciones en velocidad entre diferentes secciones del complejo, tan grandes como 50 km/s. Sin embargo, las variaciones no son azarosas, hay evidencia de un

patrón definido en los gradientes de velocidad a lo largo de su eje. La velocidad más alta se encuentra en AI,  $V = -195$  km/s, esta velocidad se hace menos negativa conforme la latitud galáctica aumenta y alcanza un mínimo absoluto entre las secciones AII y AIII. La velocidad aumenta de nuevo hasta alcanzar un máximo de  $-180$  km/s en AIV, después decrece pero más lentamente que en el caso anterior.

Se observa una baja emisión, del orden de  $0.1^\circ$  a  $0.2^\circ$  K entre las secciones AI y AII, y entre AII y AIII. Las densidades de columna más altas se observan en AI, AIII y AIV, y son del orden de  $2.0 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ .

En AI, AII y AIII se observan estructuras detalladas, con un gran número de pequeñas concentraciones de tamaños típicos de 20 min. de arco o menos, que pueden sugerir que la estructura no esté resuelta con el haz de 10 min. de arco usado en las observaciones.

Ninguna componente más brillante de  $0.7^\circ$  K presenta anchos de velocidad mayores de 25 km/s. Varias componentes tienen  $\langle \Delta V \rangle < 10$  km/s mientras que muy pocas presentan  $\langle \Delta V \rangle$  intermedias, de 10 a 12 km/s.

La cadena tiene 2 nubes principales con  $N(\text{HI}) > 2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$  y cierto número de nubes separadas en los extremos. Se encuentran más extensiones e interconexiones con densidades de columna menores ( $0.2 \times 10^{19}$  a  $0.5 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ ). Se ha encontrado un puente débil pero definido, entre la nube NAV 160 + 43 - 162 (parte del complejo A) y la pequeña nube NAV 162 + 38.5 - 157, la cual no pertenece al complejo. La existencia de un puente de alta velocidad entre el complejo A y otro, que ha sido designado complejo C, ha sido reportada por Encrenaz et al. (1971).

Giovanelli et al. (1975) han calculado límites superiores para la temperatura cinética de las nubes de este complejo. Suponiendo que todo el ancho de la línea es debido a ensanchamiento térmico, obtienen:

$$T_{\text{kin}} = mh (0.601 \times \Delta V)^2 / 2k = 21.88 (\Delta V)^2 \text{ Kelvins}$$

donde  $\Delta V$  está dado en km/s.

Para el complejo A obtienen :

$$T_{\text{kin.}} \approx 12,500 \text{ } ^\circ\text{K}$$

para las envolventes

$$T_{\text{kin.}} \approx 1,600 \text{ } ^\circ\text{K}$$

para los núcleos

Pero se cree que la temperatura cinética real de las nubes debe ser mucho menor pues no se espera que el ensanchamiento de las líneas se deba exclusivamente a ensanchamientos térmicos y que probablemente los efectos de turbulencia sean apreciables.

Las nubes AI y AIV tienen una estructura de "anillo" a determinadas velocidades. Los anillos no están completos, en el caso de AI se abre en la dirección de la continuación del complejo hacia AII, y en el caso de AIV se abre en la dirección de AV. No hay ninguna asociación, hasta ahora, con objetos de las placas Palomar (Giovanelli et al. 1973a).

El complejo A y el complejo C, del cual hablaremos a continuación, son los dos grupos de NAV más brillantes que se conocen.

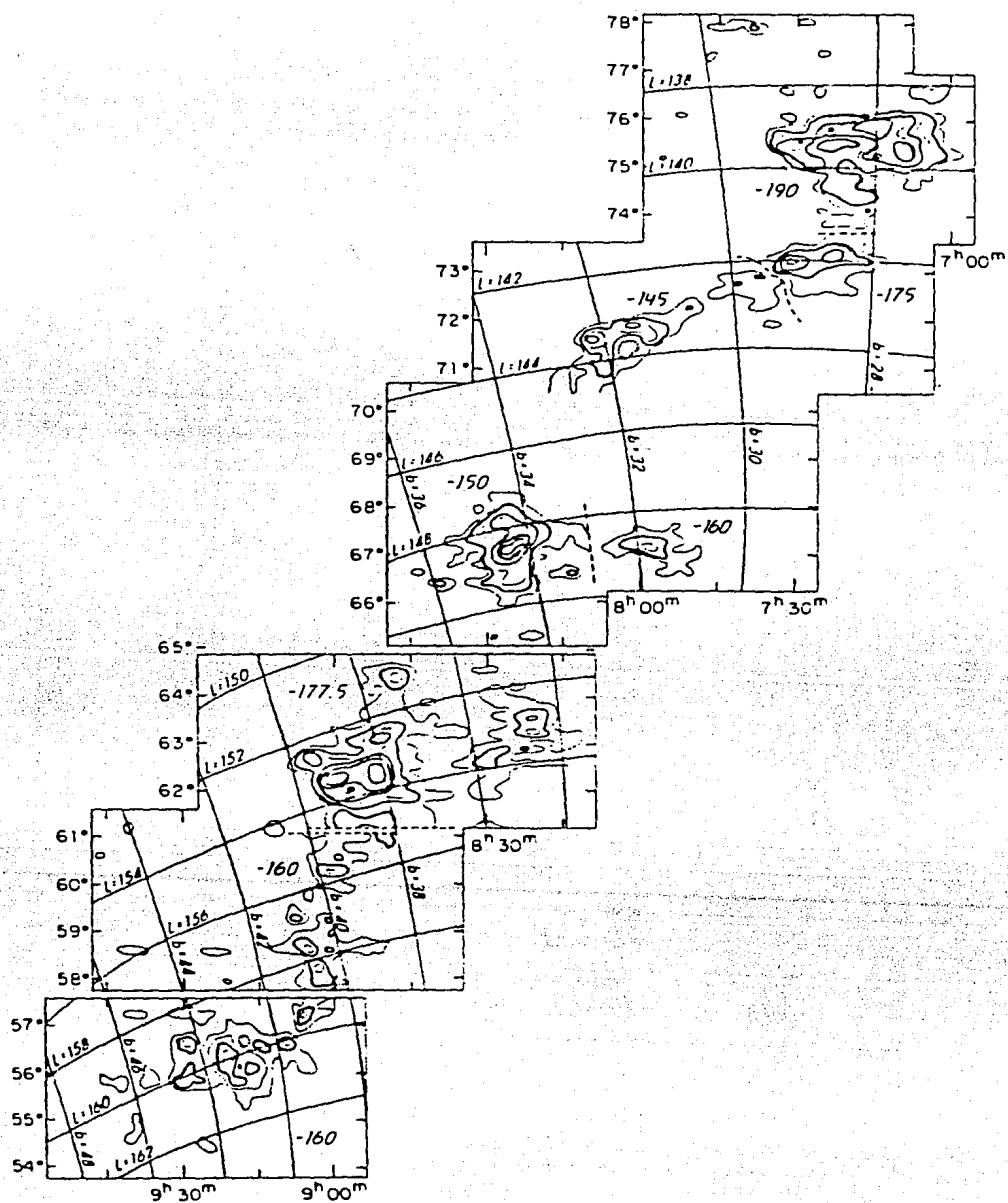


Figura 2.10. El Complejo A. Tomada de Giovanelli et al. (1973a).

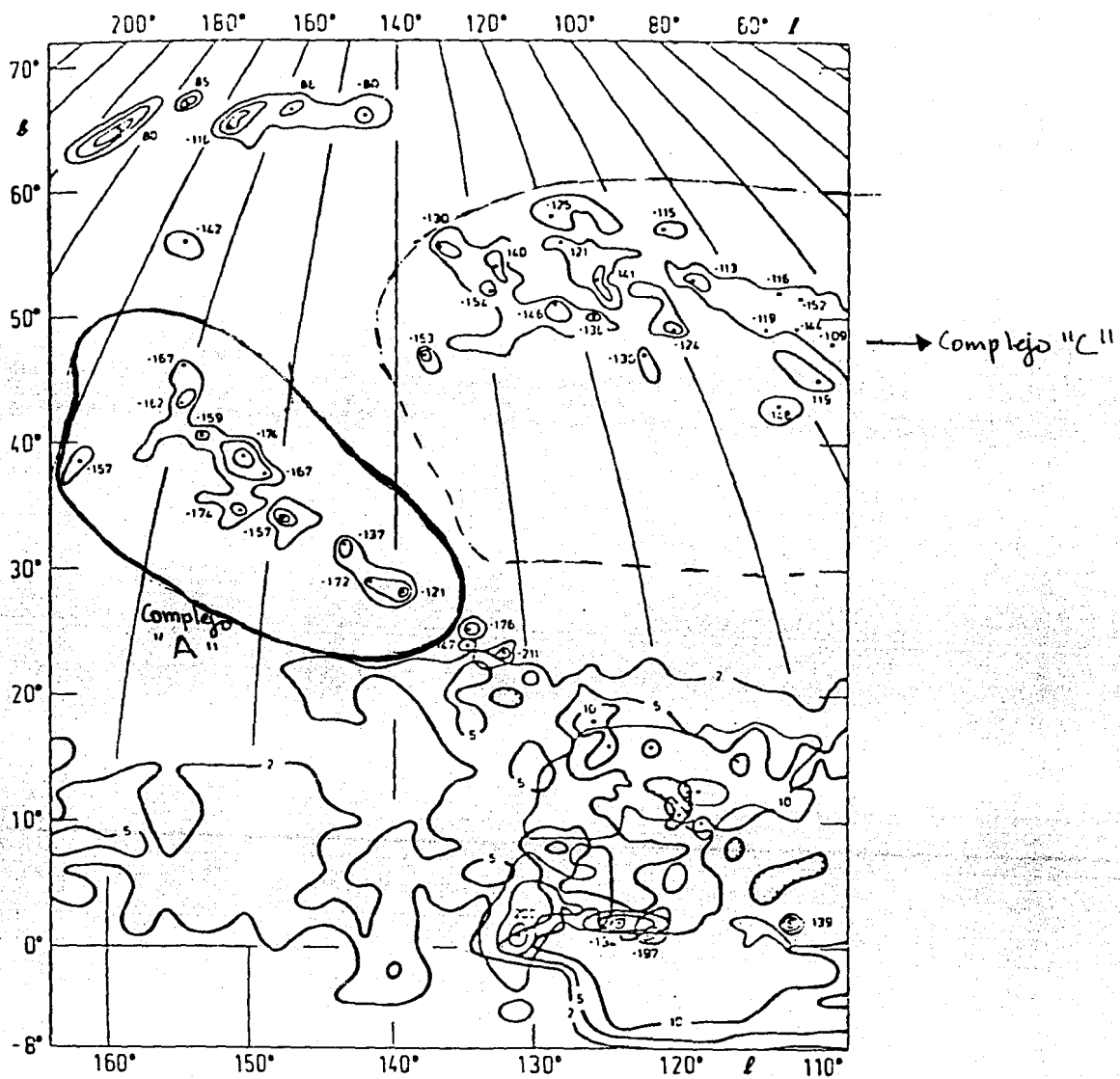


Figura 2.11. El Complejo A y el Complejo C. Tomada de Hulsbosch (1975).

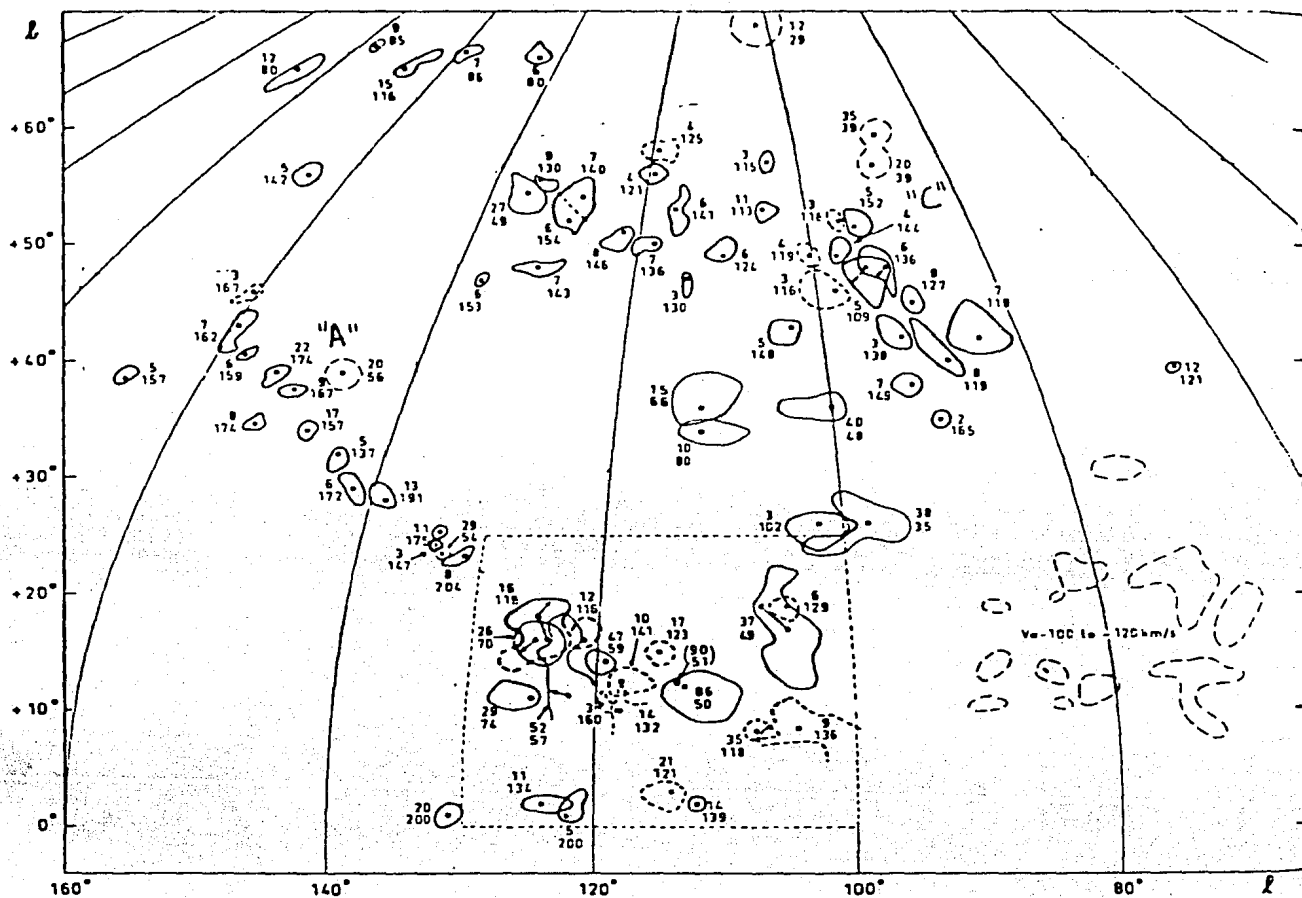


Figura 2.12. El Complejo A y el Complejo C. Tomada de Hulsbosch (1975).

## COMPLEJO C.

El complejo C, como fue originalmente llamado por Hulsbosch, es uno de los complejos más grandes de hidrógeno de alta velocidad que se conocen. Se extiende entre las longitudes  $65^\circ$  y  $135^\circ$  y las latitudes  $30^\circ$  hasta  $55^\circ$ . (Ver figuras 2.12 y 2.13).

Este complejo se ha clasificado en tres grupos principales: CI, CII y CIII. El subcomplejo CI tiene 20 componentes resueltas hasta la fecha, CII tiene 4 componentes y CIII tiene 11 componentes. El subcomplejo CI parece tener una extensión en  $l=65^\circ$ ,  $b=40^\circ$ , pero hasta ahora no se ha encontrado material que lo conecte al cuerpo principal de CI. Esta extensión ha sido designada CI ext.

El intervalo de velocidades radiales para CI y CIII es de 109 hasta  $-165$  km/s, mientras que para CII es de  $-35$  hasta  $-79$  km/s. Las componentes de CIII presentan velocidades más negativas que el resto del complejo.

Las nubes más interesantes de este grupo son NAV 137 + 47 -53, NAV 103 + 43 -148 (ambas aisladas del cuerpo principal), y NAV 132.5 + 55.5 -130. En estas nubes se observa un alto gradiente en la distribución de la densidad de columna.

En el complejo C se observan concentraciones de material con tamaños característicos de 30 min. de arco o menos, inmersas en áreas extendidas de apariencia difusa.

Los anchos angostos de velocidad (5 a 10 km/s) corresponden a las componentes más pequeñas y más brillantes.

El complejo C no es tan compacto como el complejo A y el número de concentraciones con  $\Delta V$  pequeños es relativamente bajo. En general, la emisividad del complejo C es más baja que en el complejo A. A diferencia de este último, en el complejo C no se ha podido encontrar conexión de material de baja emisividad entre sus componentes.

El intervalo de  $N(\text{HI})$  en CI es :  $2 \times 10^{19} - 11 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$

con  $\langle N(\text{HI}) \rangle \simeq 6 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$

en CII es :  $1.5 \times 10^{20} - 4.8 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$

con  $\langle N(\text{HI}) \rangle \simeq 2.8 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$

en CIII es :  $2.3 \times 10^{20} - 3.4 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$

con  $\langle N(\text{HI}) \rangle \simeq 2.7 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$

Giovanelli y Cram (1975) estiman las siguientes temperaturas para las componentes del complejo C :

$T_{\text{kin}} \simeq 12,200 \text{ } ^\circ\text{K}$       para las envolventes

$T_{\text{kin}} \simeq 1,200 \text{ } ^\circ\text{K}$       para los núcleos

y reportan que la densidad de columna promedio a lo largo de todo el complejo es de  $N(\text{HI}) \simeq 1.3 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ .



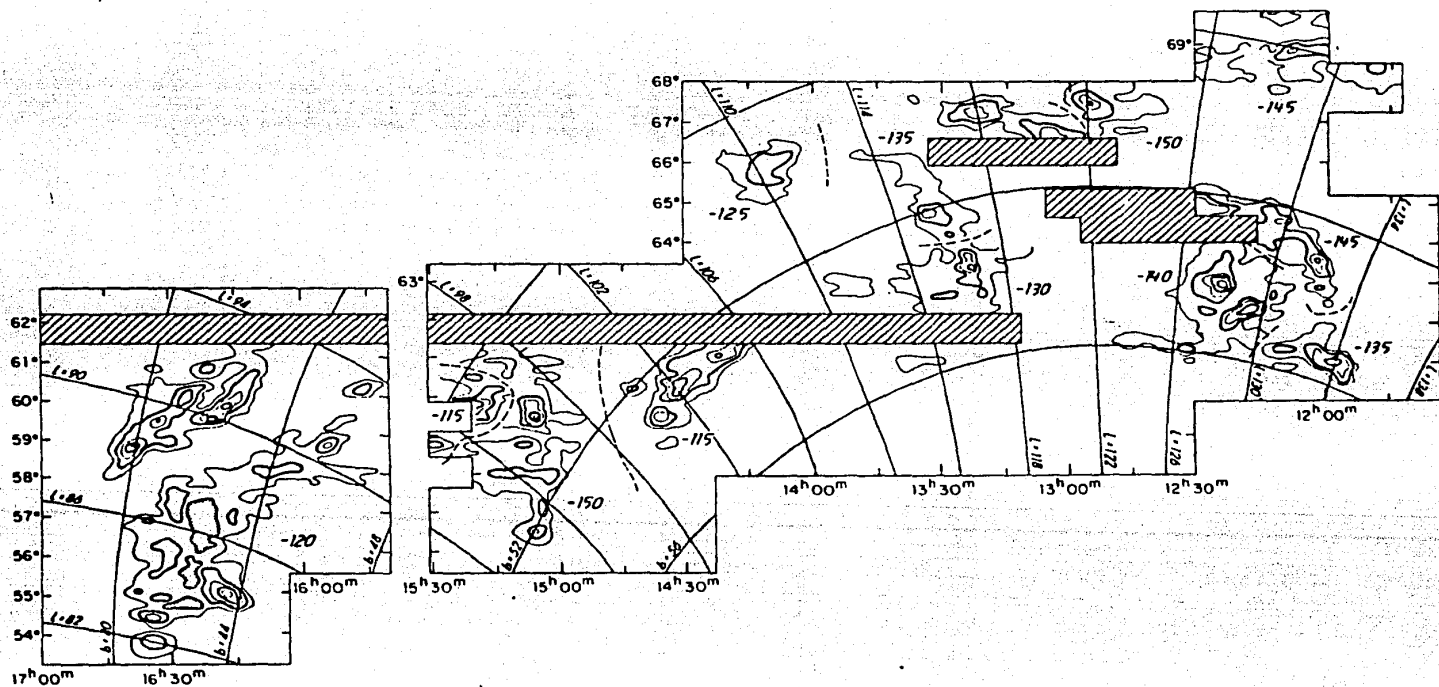


Figura 2.13. El Complejo C. Tomada de Giovanelli (1976).

## LA CORRIENTE DE MAGALLANES.

Dieter (1965) reportó una banda de gas de alta velocidad con  $V_{l.r.} = -80$  km/s cercana al polo sur galáctico. Estudios posteriores (Hulsbosch 1968 y van Kuilenburg 1972) mostraron una estructura alargada, con  $V = -250$  km/s en uno de sus extremos. Posteriormente, Wannier et al. (1972) estudiaron la misma región, notando que el gas de alta velocidad se extendía desde  $l=90^\circ$ ,  $b=-30^\circ$  hasta  $l=300^\circ$ ,  $b=-80^\circ$ , hasta desaparecerse por debajo de su horizonte.

Hulsbosch (1973) propuso que el origen de este complejo son interacciones del tipo de fuerzas de marea entre la Nube Mayor de Magallanes y nuestra Galaxia, y de ahí que se le diera el nombre de la "Corriente de Magallanes".

Esta corriente se extiende desde las Nubes de Magallanes, pasando por el polo sur galáctico hasta  $l=90^\circ$  y  $b=40^\circ$ . Se expande  $12^\circ$  en su parte más ancha y parece "romperse" hacia su extremo norte. Su extensión es de aproximadamente  $180^\circ$ . Sólo la mitad de este complejo es accesible a los observadores del hemisferio norte, (ver figura 2.14).

La figura 2.15 muestra la emisión integrada de la Corriente de Magallanes, en términos de densidades de columna de HI.

La Corriente tiene una estructura compleja, y contiene filamentos que van desde  $0.55^\circ$  (el ancho del haz utilizado) hasta  $10^\circ$ . Este grupo de nubes ha sido clasificado por Mathewson et al. (1977) en 6 subcomplejos: MSI, MSII, ..., MSVI. Sus componentes más brillantes son las nubes MSIII y MSIV. La primera está centrada en  $23^h 56^m$ ,  $\delta = -18^\circ$  y la segunda se extiende entre  $23^h 46^m$ ,  $\delta = -15^\circ$  y  $23^h 40^m$ ,  $\delta = -30^\circ$ .

Al igual que el complejo A, las componentes de la Corriente parecieran estar conectadas por filamentos de baja emisividad.

Una característica importante de este grupo de NAV es que la velocidad radial varía sistemáticamente, desde 300 km/s cerca

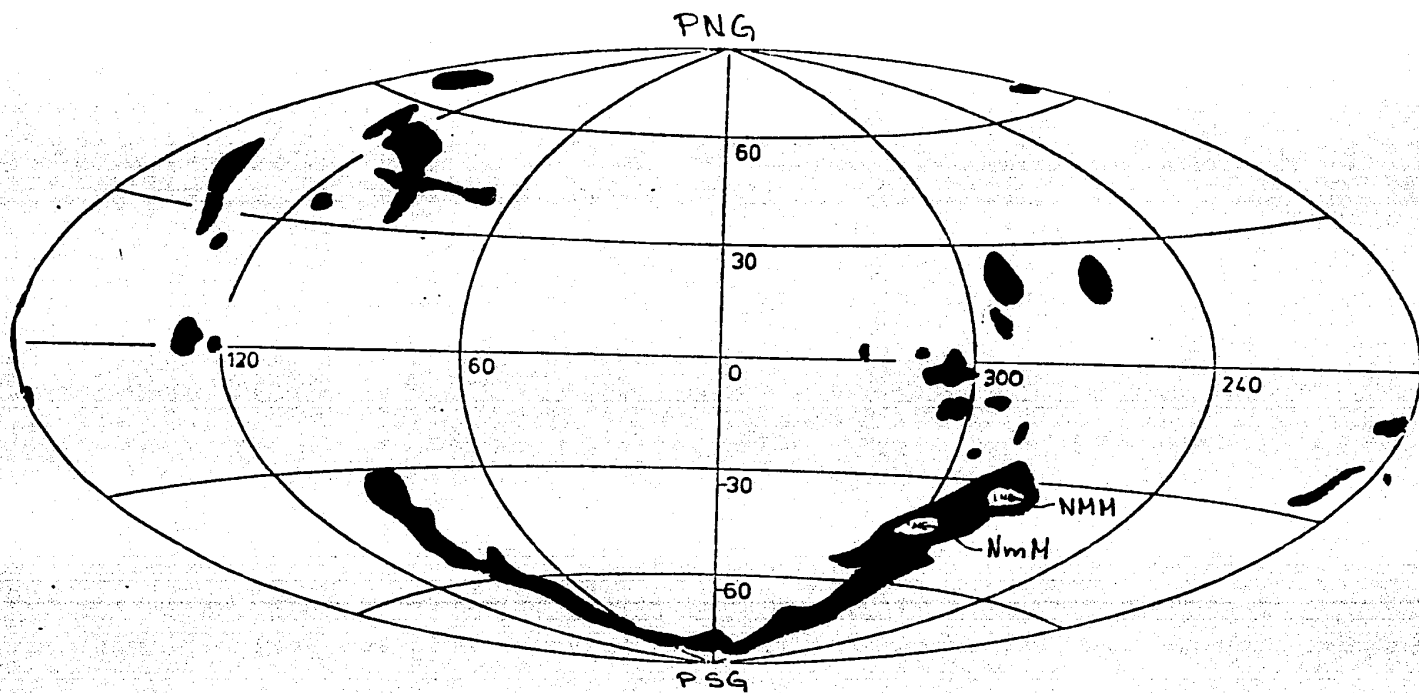


Figura 2.14. La Corriente de Magallanes proyectada en las coordenadas galácticas, junto con otras NAV descubiertas anteriormente en el hemisferio norte por Hulsbosch (1972). Tomada de Mathewson et al. (1974).

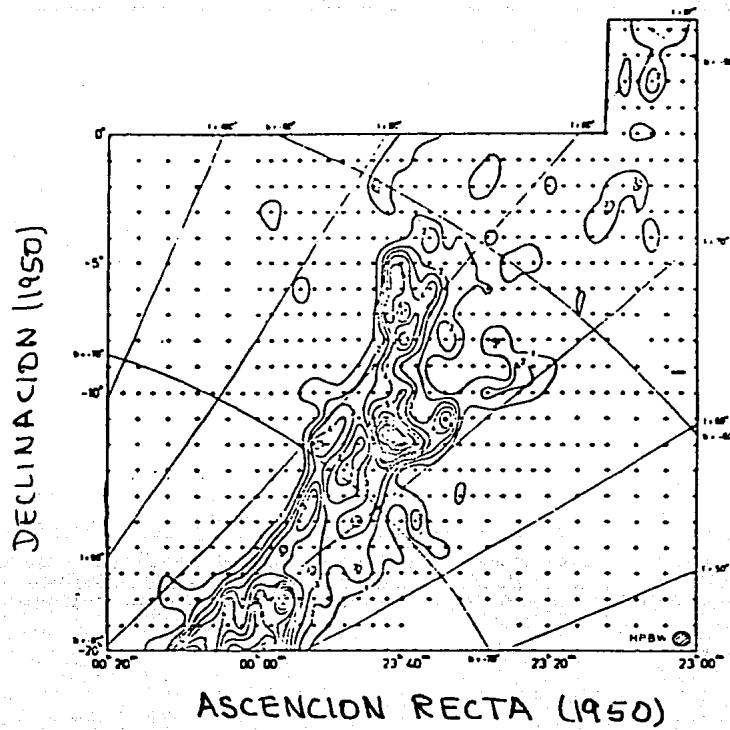


Figura 2.15. Emisión HI de la Corriente de Magallanes. Tomada de Cohen (1982).

de las Nubes de Magallanes hasta  $-400$  km/s cerca de su extremo norte.

Wannier et al. (1972) introdujeron una coordenada angular a lo largo de la Corriente y encontraron una variación de velocidad con respecto a esta coordenada de la forma :

$$V_{e.l.r.} = 429 \cos (\Theta + 83.5^\circ) \text{ km/s}$$

Introdujeron también una coordenada ortogonal a  $\Theta$ . Ver figura 2.16 . La relación entre las coordenadas magallánicas ( $\Theta, \phi$ ) y las coordenadas galácticas ( $l, b$ ) se incluyen en el Apéndice B.

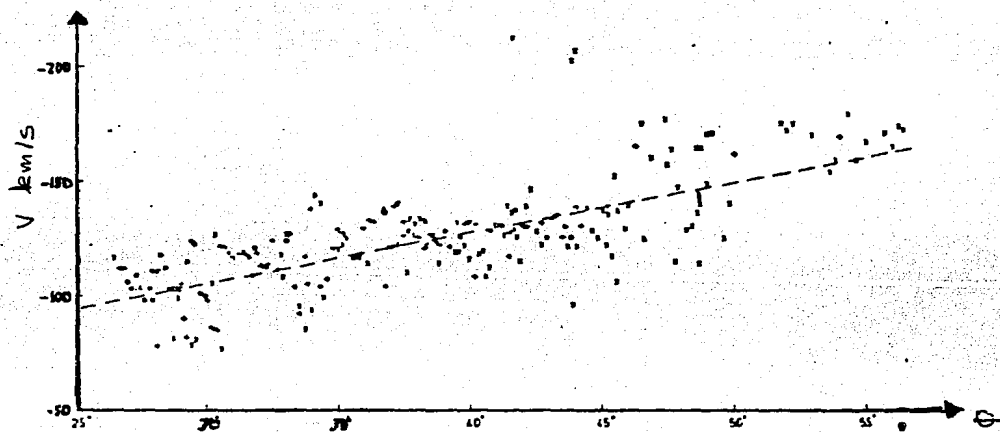


Figura 2.16.  $V_{e.g.r}$  graficada con respecto a la coordenada  $\Theta$ . La línea a trozos representa al mejor ajuste a los datos observacionales. Tomada de Cohen (1982).

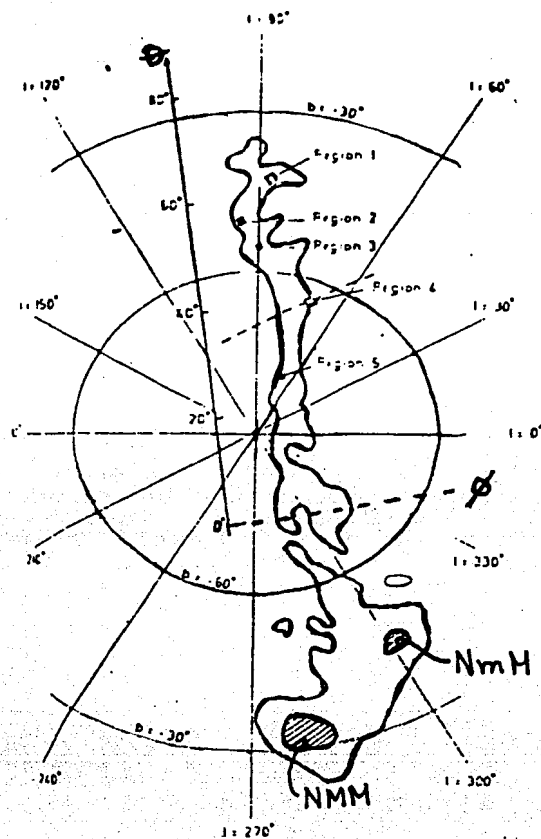


Figura 2.17. La Corriente de Magallanes con respecto a las coordenadas  $(\theta, \phi)$  y las coordenadas  $(l, b)$ . Tomada de Mirabel et al. (1979).

Existe un gradiente sistemático a lo largo de la Corriente:

$$\frac{dVe.g.r.}{d\theta} = -2.2 \text{ km s}^{-1} \text{ grado}^{-1}$$

y uno a través de ella :

$$\frac{dVe.g.r.}{d\phi} = 5.6 \text{ km s}^{-1} \text{ grado}^{-1}$$

Con las observaciones actuales la división de la Corriente en seis "nubes discretas", MSI...,MSVI, es arbitraria, y se cree que hay un traslape entre las componentes MSIII, MSIV y MSV.

El intervalo para  $\Delta V$  va desde 17 km/s hasta de 54 km/s. A diferencia de otros complejos, en la Corriente no se encuentran anchos angostos (5 a 10 km/s).

El intervalo para la densidad de columna es de  $6.4 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$  hasta  $1.28 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ . Para nubes de muy alta velocidad, posiblemente conectadas con la Corriente de Magallanes,  $100^\circ < l < 190^\circ$ ,  $b \sim -40^\circ$  presentan un intervalo mayor en las densidades de columna, desde  $0.9 \times 10^{19}$  hasta  $1.41 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$ .

El hecho de que líneas de visión adyacentes presenten picos de emisión que difieren en velocidad por 50 km/s, parece indicar que existen movimientos turbulentos dentro de la Corriente. Los gradientes de velocidad locales son muy altos.

#### EL COMPLEJO DEL ANTICENTRO (AC).

Este complejo se extiende unos  $50^\circ$  aproximadamente de forma casi continua en la región  $l = 140^\circ$ ,  $200^\circ$ ,  $b = -50^\circ$ ,  $+10^\circ$ . Se ha dividido en tres grupos: ACI, ACII y ACIII, centrados en  $(185^\circ, -11^\circ)$ ,  $(193^\circ, -25^\circ)$  y  $(189^\circ, -29^\circ)$  respectivamente.

La Ve.l.r. de este complejo permanece aproximadamente constante a lo largo de la longitud galáctica. El intervalo de velocidades que se había encontrado en este complejo era de -120 km/s hasta -210 km/s, pero últimamente se han detectado nubes de muy alta velocidad, con  $V \sim -300$  km/s en la región  $155^\circ < l < 175^\circ$ ,  $b \sim -45^\circ$ . Todas las nubes de muy alta velocidad en la región del anticentro se están acercando. Hasta la fecha no se han detectado NAV con velocidades positivas en esta región.

La parte más densa del complejo se encuentra en  $l = 170^\circ$  y  $b = -40^\circ$ , y se extiende hasta la región de ACIII. El rango para la densidad de columna es de:  $1.6 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$  hasta  $1.6 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$  con un valor promedio de  $7.0 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ . Se observa que N(HI) aumenta

casi en un orden de magnitud de un extremo a otro del complejo.

Los tamaños que se observan en sus componentes son del orden de 50 min. de arco.

El subcomplejo ACI contiene nubes de muy alta velocidad, y es el grupo de NAV que se encuentra a la menor distancia angular del plano galáctico. Este subcomplejo presenta un tamaño de aproximadamente  $16^\circ \times 3^\circ$ . Hulsbosch (1972) estima que su masa es del orden de  $4,800 M_\odot D^{-2}$ , donde  $D$  es su distancia en kpc.

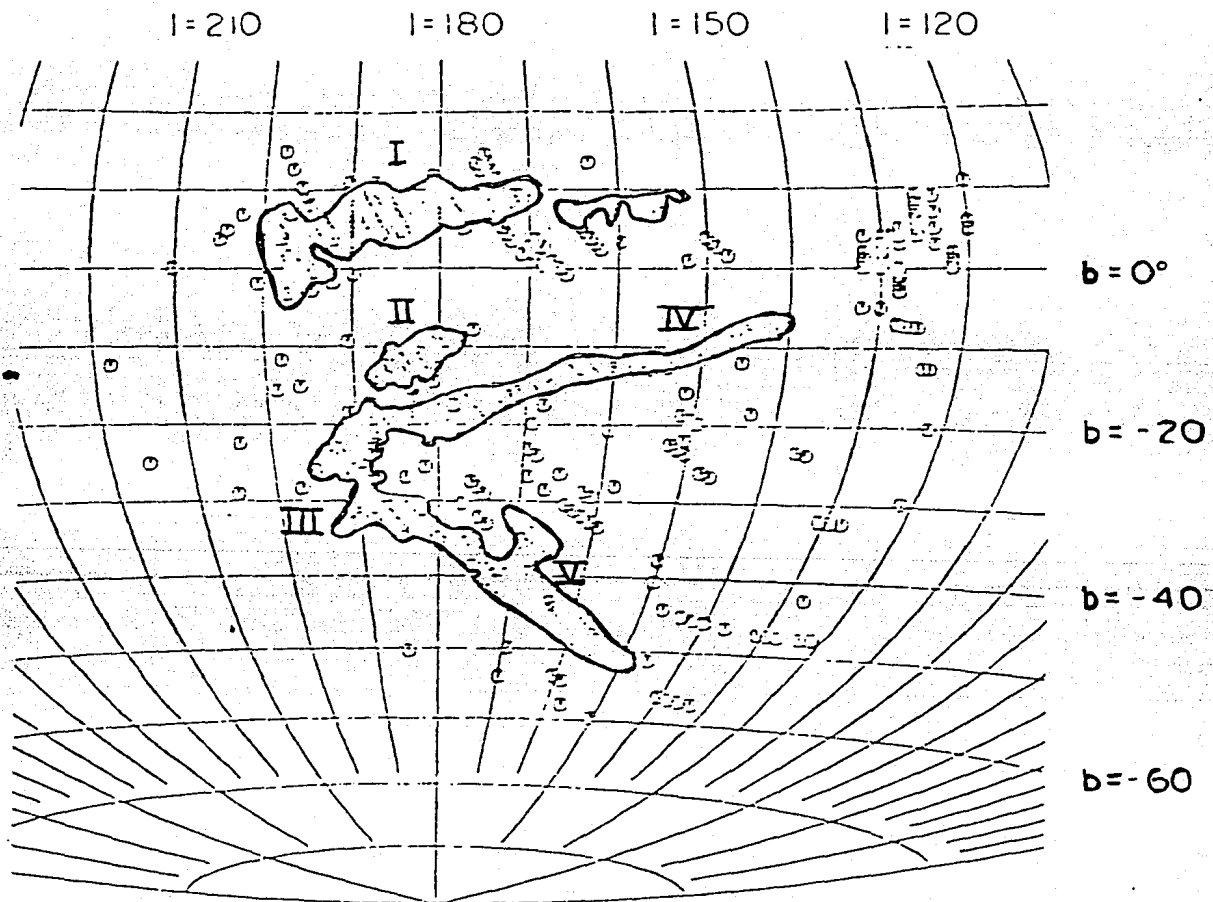


Figura 2.18. El Complejo del Anticentro (AC). Tomada de Giovanelli (1980).



Tabla 2.1.  
Características de los complejos de NAV más estudiados.

	Localización	Tamaño típico de sus componentes	Intervalo de temperatura de brillo observado. ( $^{\circ}\text{K}$ ). (Valor "promedio").	Anchos de líneas típicos. ( $\Delta V$ km/s).	Intervalo de densidades de columna observado. ( $\text{cm}^{-2}$ ). (Valor "promedio").	Intervalo de velocidades $V_{e.l.r.}$ observado. (km/s).
Complejo A	$135.5^{\circ} < l < 161^{\circ}$ $18^{\circ} < b < 46^{\circ}$	$1^{\circ}$	0.45 - 2.7 (1.4)	25 y 7	$0.2 \times 10^{18} - 5.0 \times 10^{20}$ ( $1 \times 10^{20}$ )	-190 - -47
Complejo C	$65^{\circ} < l < 135^{\circ}$ $30^{\circ} < b < 55^{\circ}$	30 min. de arco	0.9 - 3.9 (2.0)	21 y 7	$2.0 \times 10^{19} - 5 \times 10^{20}$ ( $4.0 \times 10^{20}$ )	-165 - -35
Corriente de Magallanes	$90^{\circ} < l < 300^{\circ}$ $-90^{\circ} < b < -30^{\circ}$	30 min. de arco	0.2 - 8.0 (3.0)	30	$6.4 \times 10^{18} - 1.4 \times 10^{20}$ ( $8.0 \times 10^{19}$ )	-380 - +140
Complejo AC	$140^{\circ} < l < 200^{\circ}$ $-50^{\circ} < b < 10^{\circ}$	50 min. de arco	0.2 - 12.0 (2.0)	25 y 7	$1.6 \times 10^{18} - 1.6 \times 10^{20}$ ( $7.0 \times 10^{19}$ )	-300 - -50

## 8) LAS LINEAS DE CaII Y NaI.

A la fecha se han reportado absorciones de CaII y NaI en la dirección de algunos grupos NAV : el complejo C, en las nubes NAV287.5 + 22.5 +240, la Corriente de Magallanes y en una región que se extiende en longitud desde  $l=79^\circ$  hasta  $l=183^\circ$ , y en latitud desde  $b=-50^\circ$  hasta  $b=+62^\circ$  donde se observan ciertas concentraciones de gas de alta velocidad. Para mayores detalles de las líneas de absorción del CaII y del NaI ver el Apéndice A. En casi todos los casos se infieren abundancias químicas típicas, la única diferencia es que el complejo C parece ser galáctico mientras que la NAV 287.5 + 22.5 +240 parece ser extragaláctica. De la región restante, Zinn et al. piensan que la coincidencia en abundancias químicas es fortuita; no existe evidencia suficiente para poder clasificar al gas de esa región como galáctico o extragaláctico.

De los primeros trabajos que cuentan con observaciones de NAV en otras líneas, a parte de la de 21 cm, está el trabajo de Zinn et al. (1960). Las observaciones corresponden a la región visible del espectro electromagnético, específicamente a la de los dobletes :

CaII	$\lambda\lambda$	3933.663 , 3968.468
NaI	$\lambda\lambda$	5889.950 , 5895.924

La tabla 2.2 contiene el resumen de sus datos más relevantes. La 1a columna identifica a la estrella de fondo observada, la 2a 3a columnas dan sus coordenadas galácticas, la columna Sp indica su tipo espectral, la columna z muestra la distancia de la estrella al plano galáctico. La columna HI muestra el intervalo de velocidades (E.L.R.) para el cual se encontró una densidad superficial de HI apreciable, añadiendo entre paréntesis la temperatura de brillo promedio. La última columna indica la velocidad (E.L.R.) y entre paréntesis el número de componentes que se observan en absorción.

Tabla 2.2.

	l(°)	b(°)	Sp	z(pc)	Emisión HI	CaII en en absorción
HD21891	79	-50	B5 pe	90	-20,-50(1.3°)	-
HD215733	85	-36	B1 II	1300	-30,-55( 2.5°)	-36(3),-50(2)
HD93521	183	62	O9 Vp	1800	-56 (1.0°)	-34(1),55(3)
HD100600	239	69	B3V	300	-20,-47( 2°)	-
HD97991	262	52	B2	600	-20,-35( 3°)	-
HD119608	320	43	B1 Ib	2700	+20 ( 5°)	+22 (3)

En tres de las estrellas estudiadas existen líneas de CaII en absorción en el mismo rango de velocidades que el que se tiene para la emisión de HI. En estos tres casos las componentes de CaII corresponden a un máximo en el perfil de HI.

Se piensa que esto mismo no se observó en las otras tres por estar detrás de las estrellas. Esto sitúa a las nubes de velocidades intermedias estudiadas por Zinn et al. a distancias entre 600 y 3000 pc sobre el plano. También encontraron que en las nubes de alta velocidad, la componente de CaII es mucho más fuerte que la línea de NaI, mientras que lo inverso es cierto para las nubes de baja velocidad. Para estas últimas,  $N(\text{Na})/N(\text{Ca})$  es del orden de 60, mientras que para las nubes de alta velocidad ese cociente es del orden de la unidad, igual a la abundancia cósmica. Sin embargo, Zinn et al. piensan que esta coincidencia es fortuita, y que la discrepancia entre las abundancias químicas entre el gas de baja y alta velocidad se debe al uso incorrecto del campo de radiación estelar, y de las estimaciones para las temperaturas de los gases de baja y alta velocidad.

Songaila (1981) ha reportado líneas ópticas de absorción en el gas de la Corriente de Magallanes. Los objetos de fondo, en cuyos espectros se detectaron líneas de absorción, fueron tres cúmulos globulares: NGC 362, 47 Tuc y NGC 2808, cuyas distancias desde el plano de nuestra Galaxia son -7.0kpc,

-3.5 kpc y 5.0 kpc respectivamente, y una galaxia Seyfert: Fairall-9 con un corrimiento hacia el rojo de 0.045. Las posiciones de estos cuatro fuentes con respecto a la Corriente de Magallanes se muestran en la figura 2.19.

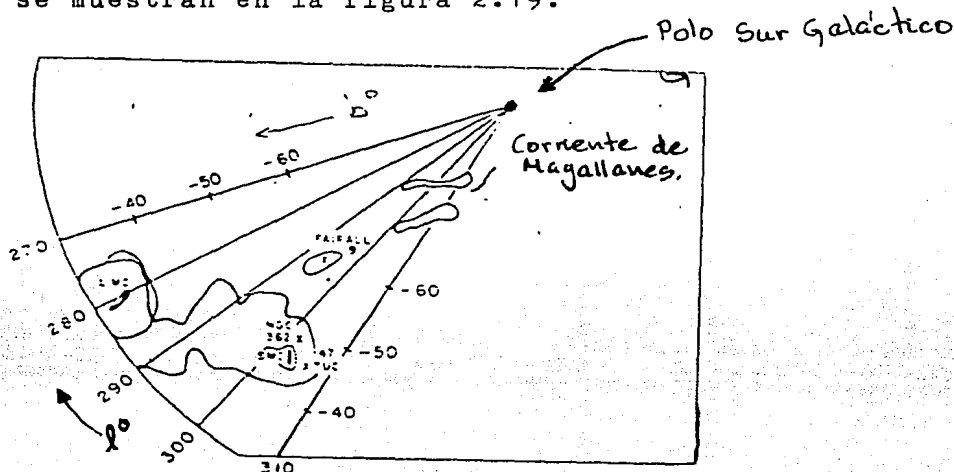


Figura 2.19. Aquí se muestran los objetos de fondo de estudio con respecto a las Nubes de Magallanes (NMM y NMc) y la Corriente de Magallanes, basado en los mapas de Mathewson et al. (1974). Tomada de Songaila (1981).

De las cuatro fuentes de fondo escogidas, sólo en la dirección de la galaxia Fairall-9 se puede afirmar con certeza que el gas de la Corriente se encuentra en absorción.

De las ecuaciones de equilibrio de ionización para el calcio y el sodio, suponiendo  $T_e \approx 10^4 \text{ K}$  y  $n_e \geq 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$ , Songaila encuentra límites para la metalicidad,  $Z$ , de la Corriente:  $10^{-2} \leq Z/Z_{\text{cósmica}} \leq 10^{1/4}$ . El límite inferior de la metalicidad es extremadamente bajo. Sin embargo, estos límites no proporcionan suficiente información para poder discernir sobre los posibles orígenes de la Corriente, ya que el suponer temperatura y densidad electrónica distintas pueden cambiar drásticamente los límites para la metalicidad. De todas maneras, el rango es consistente con los valores de baja metalicidad que se esperarían en material primordial y del gas de las Nubes de Magallanes. Por lo tanto, de estas observaciones no se pueden obtener

restricciones al origen de la Corriente.

West et al. (1985) realizaron observaciones de alta resolución y alta sensibilidad de la galaxia NGC 3783, una de las más brillantes galaxias Seyfert tipo I. Dado que su núcleo emite un flujo de radiación intensa en el continuo, NGC 3783 representa un buen candidato para el estudio de líneas de absorción en el gas interestelar. La localización de NGC 3783:  $l=287.46^{\circ}$  y  $b=22.95^{\circ}$  estimuló el interés por observarla, pues muy cerca de esa dirección se encuentra parte de un complejo de nubes de alta velocidad con velocidades positivas: NAV 287.5 +22.5 +240, que fue descubierto por Wannier et al. (1972) y estudiado con mejor resolución angular y espectral por Haynes et al. (1973).

Bajaja et al. (1983) reportan que la nube NAV 287.5 +22.5 +240 presenta una estructura de dos componentes, tanto en la distribución angular, como en los perfiles de velocidades. Se observan diámetros angulares pequeños ( $\Delta\theta_{1/2} < 1^{\circ}$ ), concentraciones brillantes con una dispersión de velocidad baja ( $\Delta V_{1/2} \leq 10$  km/s), dentro de una componente más difusa y extendida ( $\Delta\theta_{1/2} > 1^{\circ}$  y  $\Delta V \sim 20-30$  km/s).

West et al. (1985) encuentran en la línea de Ca IIR una componente en absorción, con un ancho equivalente  $50 \pm 15$  mÅ, centrada en  $V_{e.l.r.} = 240$  km/s, en excelente concordancia con la velocidad del complejo de HI localizado en esa posición.

Suponen que la distribución de velocidades a lo largo de la línea de visión corresponde a la suma de componentes gaussianas individuales, cada una definida por una velocidad central  $V(i)$ , un parámetro de dispersión de velocidad  $b(i)$  y una densidad de columna  $N(i)$  de los iones en absorción, y un perfil de absorción teórico es computado y ajustado de manera óptima al que se observa. Observan además que la distribución de Ca y H entre las componentes de la nube es diferente; el cociente Ca / H es más alto en la componente delgada. No pudieron concluir firmemente que la línea de Na I en absorción corresponda a la nube. Simplemente sugieren que existe una componente débil en absorción en la línea  $D_2$  (el miembro más intenso del doblete de Na I). Si existe algo de Na asociado a la nube, entonces sólo se

puede inferir un límite superior para la densidad de columna de NaI:  $N(\text{Na}^{\circ}) \leq 3 \times 10^{11} \text{ cm}^{-2}$ .

Todas las componentes en absorción para las cuales se midió  $N(\text{Na}^{\circ})$  o un límite superior para ella, tienen una razón  $N(\text{Ca}^{+})/N(\text{Na}^{\circ})$  mayor de 0.5. Este valor es típico de nubes interestelares difusas (Hobbs 1974). Típicamente sólo el 0.3 % del Ca interestelar está en la fase gaseosa, y una fracción muy grande normalmente está atrapado en granos de polvo. Comparando estas observaciones ópticas con las que ya se tenían en radio de la nube, se encuentra que el cociente  $\text{Ca}^{+}/\text{H}^{\circ}$  es  $4.6 \times 10^{-9}$ . Este valor es típico de nubes interestelares difusas de baja velocidad, pero el cociente aumenta con la velocidad de las nubes (ver Spitzer 1978, pag. 54-56). Esta correlación entre las densidades de columna y la velocidad de las nubes difusas es conocido con el nombre de "efecto Routly-Spitzer" y suele ser explicado en términos de la disociación de granos de polvo por colisiones. Si el calcio se encuentra dentro de los granos de polvo, las abundancias observadas en la fase gaseosa de baja velocidad serán menores a las "cósmicas" pero tenderán a sus valores "normales" en las nubes de alta velocidad, donde los granos son excitados y destruidos por colisiones. En base a esto West et al. concluyen que el origen de la NAV 287.5 + 22.5 + 240 debe ser extragaláctico.

Songaila et al. (1985) reportaron recientemente la absorción óptica de una parte del complejo C, en el espectro de la estrella BT Draconis, que es de tipo RR Lyra. Otienen cuatro espectros de BT Draconis, la cual está a una distancia de 2.1 kpc en la dirección del subcomplejo CIII:  $l = 99.4^{\circ}$  y  $b = 51.2^{\circ}$ .

El intervalo de velocidades en CIII es de -80 km/s hasta -130 km/s, con un pico en -115 km/s.

Songaila et al. reportan la detección de una línea de absorción de NaD con  $V_{\text{e.l.r.}} = -25 \text{ km/s}$ . Esta línea aparece a un lado del perfil de HI y es considerablemente más angosta. La densidad de columna de NaI está dominada por la componente que

corresponde a  $V_{e.l.r.} = 85$  km/s. El ancho que se observa en la línea  $D_2$  es de  $34 \text{ m\AA}$ , correspondiente a una densidad de columna  $N(\text{Na}^0) = 8 \times 10^{10} \text{ cm}^{-2}$ , mientras que la densidad de columna de HI en esa dirección está en el rango de  $10^{19} - 2 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ . Esto da un cociente  $N(\text{NaI})/N(\text{HI})$  de aproximadamente  $6 \times 10^{-9}$ , muy similar al valor estimado para el medio interestelar:  $4 \times 10^{-9}$ . Por lo tanto infieren que el subcomplejo CIII presenta una composición química similar a la cósmica.

9) TEMPERATURAS, DISTANCIAS Y MASAS QUE SE HAN ESTIMADO CON LAS LINEAS DE HI, NaI Y CaII.

Songaila (1981) usó la taza alta de  $\text{Ca}^+/\text{Na}^0$ , junto con cálculos de balance de ionización apropiados a la Corriente de Magallanes para estimar que la temperatura de la nube NAV 287.5 +22.5 +240 es de aproximadamente  $T = 10^4 \text{ K}$ . La dispersión en velocidad de la línea de emisión de HI implica  $T < 2 \times 10^3 \text{ K}$ , dentro de la condensación de NAV 287.5 + 22.5 +240. En realidad, suponen que la temperatura real debe ser aun más baja, pues la similitud en los anchos de las líneas de CaII y HI sugiere que la dispersión de velocidad sea de origen más turbulento que térmico.

Para estimar la distancia a la nube ya mencionada, suponen que dicha nube comparte la misma rotación diferencial que se observa en el disco de la Galaxia. Consideran dos casos: 1) la misma velocidad rotacional se aplica tanto al gas dentro que fuera del plano (una curva plana de rotación con  $V_{e.l.r.} = 220$  km/s para una distancia mayor de 4 kpc con respecto al centro galáctico, i.e., 8.7 kpc con respecto al Sol). 2) el halo rota cada vez más despacio conforme  $z$  aumenta (un decremento exponencial con una escala de altura de  $h = 4$  kpc). Tomando la primera consideración estiman que la distancia debe ser tan grande como 5.5 kpc arriba del plano (14 kpc desde el Sol). Si, en efecto, la nube es de origen extragaláctico, los contornos en

radio de Bajaja (1983) indican que la masa total de HI debe ser aproximadamente  $10^7 (D_{50})^{-2}$  masas solares, donde  $D_{50}$  es la distancia a la nube en unidades de 50 kpc.

Considerando su distancia igual 5.5 kpc, se encuentra que su masa es :

$$m = 1.1 \times 10^6 M_{\odot}$$

A una distancia menor, 1.8 kpc :

$$m = 3.6 \times 10^5 M_{\odot}$$

Para el caso del subcomplejo CIII, Songaila et al. encuentran un límite superior para la distancia de CIII 99.4 + 51.2 -85 de 2.1 kpc.

Hulsbosch (1968) calcula que la masa de CIII debe ser  $2 \times 10^4 M_{\odot} \text{kpc}^{-2}$ . o bien  $m = 4.5 \times 10^3 M_{\odot}$ , mientras que Giovanelli et al. calculan una masa de  $1.8 \times 10^3 M_{\odot} \text{kpc}^{-2}$ , o bien  $m = 408.16 M_{\odot}$ .

## 10) EMISION EN $H\alpha$ .

Minkowski et al. (1972) buscaron correlaciones, en posición aparente en el cielo, entre nebulosas brillantes y NAV. Proponen, como idea atractiva, que la coincidencia en posición puede ser el resultado de colisiones entre NAV y el disco gaseoso. Esta idea se basa fundamentalmente en el hecho de que se observan muy pocas estrellas tempranas a altas latitudes ( $b \geq 10^\circ$ ) y por lo tanto la excitación de muchas nebulosas brillantes pueda estar asociada al gas de alta velocidad, además de que un choque entre una NAV y el medio interestelar sería lo suficientemente energético como para poder ionizar una fracción considerable del medio interestelar. Sin embargo, trabajos más recientes no han podido corroborar esta idea. Reynolds et al. (1974) han reportado mapas de intensidades de la emisión difusa  $H\alpha$  galáctica. Realizaron observaciones en esta línea en 300 direcciones, entre las longitudes galácticas  $0^\circ$  y  $240^\circ$  y las latitudes galácticas  $-50$



hasta  $+40^\circ$ . Los mapas que obtienen, con medidas de emisión limitantes de menos de  $4 \text{ cm}^{-6} \text{ pc}$ , presentan una visión a gran escala de la componente ionizada del medio interestelar hasta una distancia de 2 kpc del Sol. Estos mapas han sido sobrepuestos a los mapas de velocidades de la línea de HI (Burton 1971) y no se encuentran correlaciones. De hecho, observaciones detalladas en la dirección de un grupo de NAV denominado MI (Giovanelli et al. 1980) indican que la medida de emisión en  $H\alpha$  es menor a  $2.7 \text{ cm}^{-6} \text{ pc}$ , el límite de detección del instrumento usado (Reynolds 1984, comunicación personal con J. Franco).

No se ha podido hacer la comparación con todos los mapas de NAV, pero la evidencia existente indica que la mayor parte del gas de las NAV es neutra. Esto implica un límite superior para las temperaturas de las nubes,  $T < 1.5 \times 10^4 \text{ K}$ , ya que a temperaturas mayores la ionización colisional produciría una fracción de hidrógeno ionizado considerablemente mayor.

#### 11) EMISION EN RAYOS X SUAVES.

No pareciera haber correlaciones entre los mapas de rayos X suaves de Mc Cammon et al. (1983) y los grupos de nubes de alta velocidad. Quizás la única excepción sea la nube de alta velocidad situada en la dirección de Nebulosa de Draco, donde pareciera existir un pequeño aumento en la emisión de rayos X de 0.15 Kev (Hirth et al. 1986). Ver pag.78.

## 12) TIPOS ESPECTRALES DE LAS ESTRELLAS EN LA DIRECCION DE LA CORRIENTE DE MAGALLANES.

Se han buscado estrellas de tipo espectral A0 y F0 en la dirección de la punta norte de la Corriente de Magallanes, (E. Recillas-Cruz 1982). Se pensó que era muy posible encontrar una densidad estelar alta en esta región; las magnitudes esperadas eran del orden de  $m_V = 18.5$  coexistiendo con la gran concentración de HI que se observa en la punta norte de la Corriente. (Ver también Hawkins y Bruck (1983)).

Se encontraron de 2 a 4 estrellas tipo A por  $(\text{grado})^2$  y alrededor de 15 estrellas F0 por  $\text{grado}^2$  en el intervalo de magnitudes  $m_B = 16.5$  y  $m_B = 18.5$ . Suponiendo que la densidad estelar fuera parecida a la solar en una esfera de de 100 pc, se esperaría una densidad para las estrellas de tipo A de 40 a 50 por  $(\text{grado})^2$ . La baja densidad de estrellas de magnitud  $m_B \approx 18$ , que corresponde a una distancia de 15 kpc la interpreta con tres posibles hipótesis: a) El gas y las estrellas en la Corriente no participan en el mismo movimiento, esto es, las estrellas están desplazadas con respecto al gas . . b) La parte de la Corriente no contiene estrellas ( $l = 90^\circ$ ,  $b = -60^\circ$  hasta  $b = -30^\circ$ ). c) La distancia al gas y a las estrellas es muy grande, y entonces se puede estimar un límite inferior para la distancia a la Corriente.

Si se supone que la edad de la Corriente es de 2 a  $3 \times 10^8$  años, entonces esta sería la edad de las estrellas más jóvenes, y por lo tanto se esperaría ver estrellas tipo A. Su magnitud aparente sería del orden de 17, pero hasta la fecha no hay evidencia de ellas.

La opción (a) no es muy probable pues se supone que la edad de la Corriente es pequeña, ya que es material que ha sido arrancado de las Nubes de Magallanes hace  $2 \times 10^8$  años, y las estrellas no tendrían tiempo para haberse alejado del gas. La opción (b) puede indicar la presencia de un halo gaseoso masivo en la Galaxia, dando apoyo al modelo de Murai y Fujimoto (1980) para el origen de la Corriente de Magallanes. En el modelo de

Murai y Fujimoto se estima que la distancia a la Corriente está en el intervalo de 30 a 60 kpc; esto explicaría la opción (c), el por qué no se observan estrellas tempranas, la distancia a la Corriente sería tan grande como la misma de las Nubes de Magallanes.

Resumiendo, las características principales de las Nubes de Alta Velocidad pueden ser enumeradas de la siguiente manera:

- 1 - No presentan distribución uniforme en el cielo, tanto en posición como en velocidad.
- 2 - En general presentan estructura filamentaria.
- 3 - Desde el estándar local de reposo, en la región  $30^\circ < l < 120^\circ$  predominan nubes con velocidades negativas, mientras que en la región  $210^\circ < l < 330^\circ$  predominan las de velocidades positivas. Sin embargo, con respecto al estándar galáctico de reposo la mayoría presentan velocidades negativas, indicando un flujo de HI hacia el disco galáctico.
- 4 - Generalmente las estructuras tienen dispersiones de velocidades definidas : núcleos con  $\langle \Delta V \rangle \sim 7$  km/s y envolventes con  $\langle \Delta V \rangle \sim 25$  km/s , a excepción de la Corriente de Magallanes donde no se encuentran las componentes delgadas.
- 5 - Las densidades de columna en HI varían desde  $10^{19}$  cm<sup>-2</sup> hasta  $10^{21}$  cm<sup>-2</sup>.
- 6 - Presentan fuertes fluctuaciones locales en velocidad, interpretadas como turbulencia.
- 7 - No hay evidencia clara de correlación entre los parámetros : N(HI), Ve.l.r., Ve.g.l., Tb, posición, tamaño angular, a excepción de la Corriente de Magallanes y del complejo A donde se pueden establecer gradientes de velocidad.

### Capítulo III. ORIGEN Y EFECTOS DE LAS NUBES DE ALTA VELOCIDAD. MODELOS TEORICOS.

No es nuestra intención presentar un desarrollo histórico de las ideas que diversos autores han sugerido para explicar el origen de las NAV, sino más bien agruparlas para mostrar un esquema coherente. Para ello, hemos dividido este capítulo en tres partes; la primera agrupa a los modelos que favorecen la hipótesis de un origen local, la segunda contiene varios modelos que argumentan a favor de que su origen sea extragaláctico. Finalmente en la tercera parte se discuten los posibles efectos de la interacción de las NAV y la Galaxia. Esta última sección contiene algunos trabajos donde se intenta relacionar a las NAV con otras estructuras observadas en el cielo.

#### 1) Origen Local.

##### a) LAS NUBES DE ALTA VELOCIDAD INTERPRETADAS COMO FRAGMENTOS DE LOS BRAZOS ESPIRALES MAS DISTANTES DE NUESTRA GALAXIA.

Considerando las posibilidades más simples sobre el origen de las NAV, podríamos interpretarlas como movimientos de HI galáctico con velocidades radiales anómalas. Esto es, lo que observamos como NAV serían en realidad partes muy lejanas de nuestra Galaxia, que corresponden a brazos espirales externos que se extienden a grandes distancias en la dirección Z. (Ver figura 3.1)

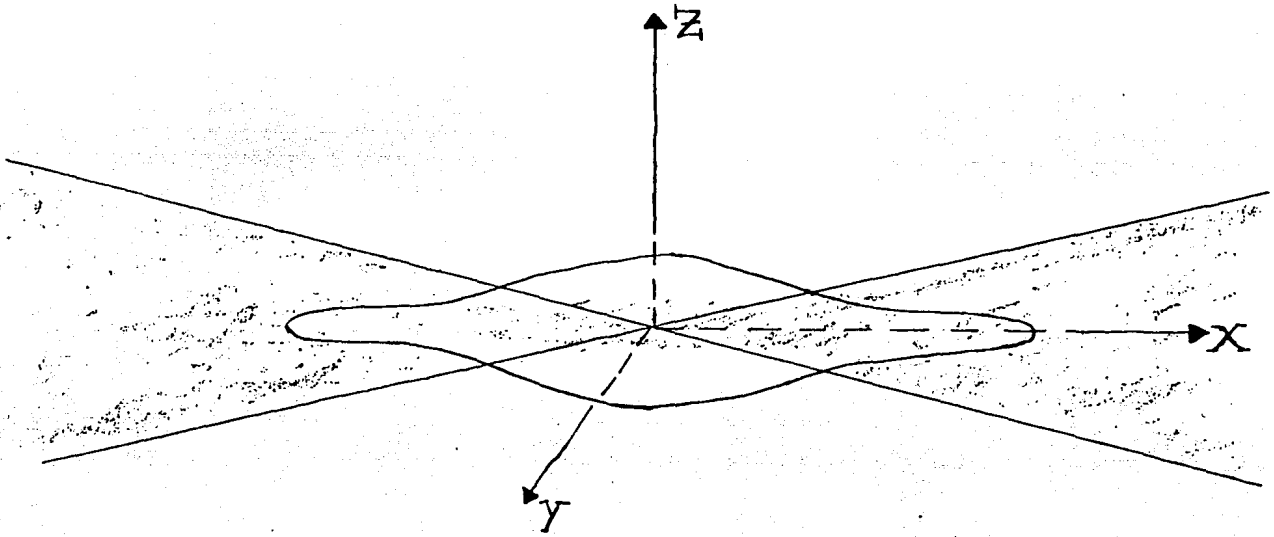
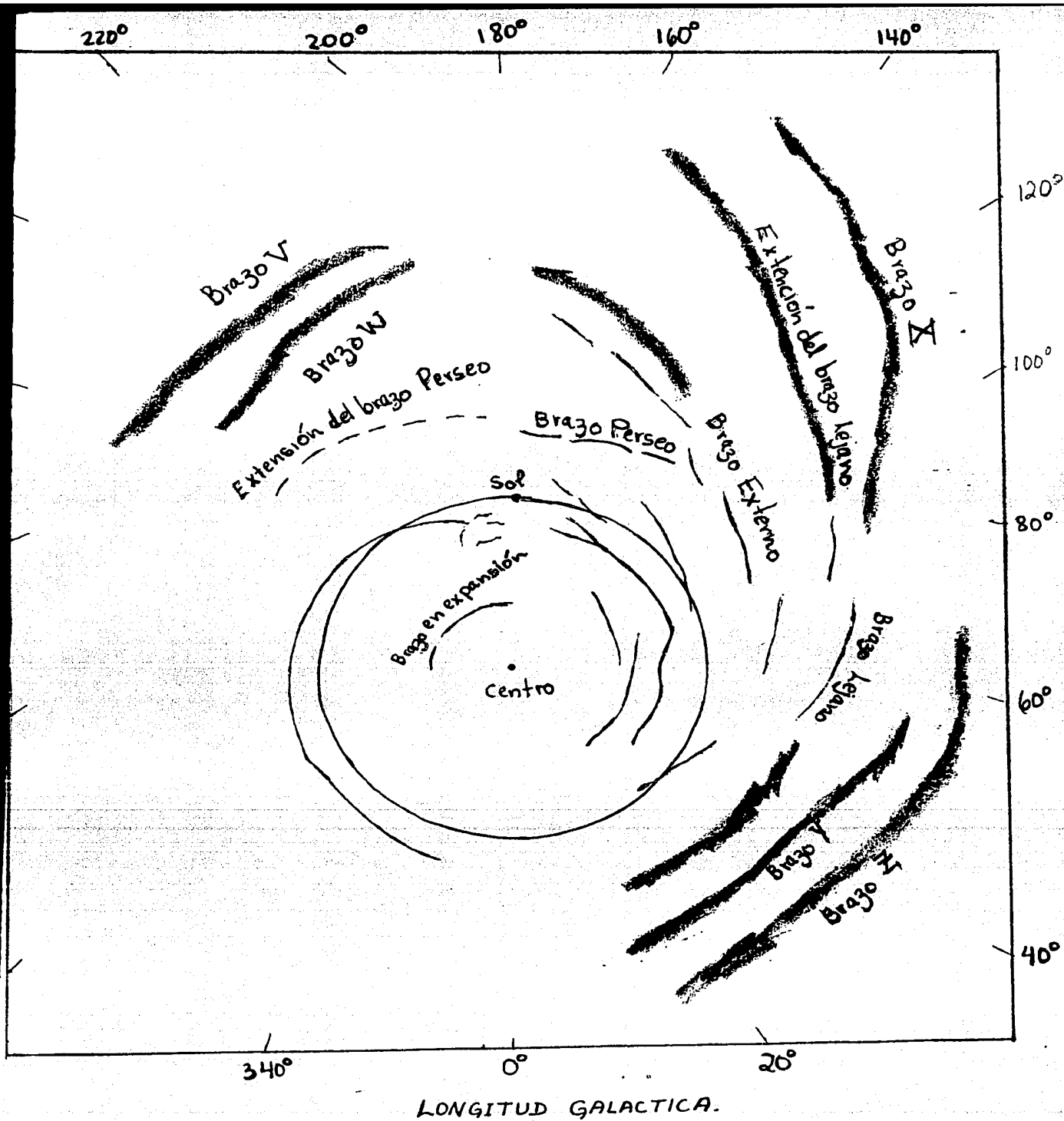


Figura 3.1. Representación de la variación del grosor de la capa gaseosa del disco, que va de unos 150 parsecs en la parte interna hasta unos  $10^3$  parsecs en las zonas externas.

Los brazos espirales galácticos son definidos en base a los siguientes criterios:

- 1) están restringidos a latitudes cercanas al plano galáctico,
- 2) se extienden fundamentalmente en direcciones paralelas al plano
- 3) muestran cambios en velocidad con la longitud que son consistentes con el modelo actual de la rotación galáctica.



LONGITUD GALACTICA.

Figura 3.2. La estructura espiral propuesta para la Galaxia. Las distancias fueron estimadas utilizando el modelo de rotación de Schmidt (1965), (ver Apéndice B). Tomada de Davies (1972a).

Las posibles conexiones entre las NAV y la estructura espiral externa pueden ser investigadas a partir de tres puntos fundamentales:

- 1) coincidencia en la distribución espacial
- 2) similitud en velocidades radiales
- 3) continuidad en la distribución de densidad superficial a lo largo de los brazos y de los complejos de NAV que a ellos se asocien.

Sobre los incisos (1) y (2) podemos mencionar que existen regiones donde coinciden parte de los brazos espirales y las NAV, y que los brazos más externos de La Vía Láctea presentan velocidades que cubren un amplio rango de las velocidades observadas en las NAV. En la tabla 3.1 se comparan las velocidades promedio de los brazos espirales y algunas NAV.

TABLA 3.1.

Comparación entre las velocidades promedio de los brazos espirales externos y las velocidades promedio de algunas NAV.

(a) POSICION	VELOCIDADES (E.L.R. en km/s)		
	Brazos Espirales (ver figura 3.2)	NAV (b) ( $V < -50$ )	NAV(b) ( $V < -80$ )
$l = 60^\circ \pm 10^\circ$	-98 Brazo Lejano -122 Brazo X	-92	-104
$l = 120^\circ \pm 10^\circ$	-129 (Extensión del Brazo Lejano) -154 Brazo X	-109	-139

(a) Las latitudes varían desde  $b = 0^\circ$  hasta  $b = 20^\circ$

(b) Meng y Kraus (1970)

Tomada de Davies (1972a)



Para el gas de velocidades intermedias ( $V = -50$  hasta  $-80$  km s<sup>-1</sup>) la asociación se hace con el brazo de Perseo y el brazo Externo. (Ver figura 3.2).

En lo referente al inciso 3) primero vamos a especificar de continuidad a lo largo de los brazos espirales:

En las regiones externas de la Galaxia la densidad superficial de HI en los brazos espirales disminuye en el sentido de su desenrollamiento con respecto al centro galáctico, indicado por la dirección de las flechas en la figura 3.3.

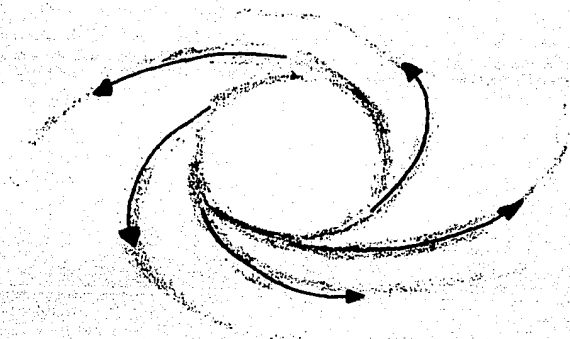


Figura 3.3. La densidad superficial de HI decrece en el sentido indicado por las flechas.

La masa de HI por kpc puede ser estimada utilizando distancias derivadas del modelo de rotación galáctica e integrando en latitud a través del brazo. Por ejemplo, el brazo Lejano en  $l = 20^\circ$  tiene una masa de  $1.1 \times 10^7 M_\odot \text{ kpc}^{-1}$ , disminuyendo a  $2.1 \times 10^6 M_\odot \text{ kpc}^{-1}$  y a  $5.5 \times 10^5 M_\odot \text{ kpc}^{-1}$  en las secciones centradas en  $l = 80^\circ$  y  $l = 120^\circ$  respectivamente (Davies 1972a). Esta última sección ha sido designada como la "Extensión del brazo Lejano", y Davies (1972a) ha sugerido que el grupo de NAV que pasa por  $l = 120^\circ$  y  $b = 15^\circ$  (ver tabla 3.1) es un "apéndice" del brazo Lejano o del brazo X. Si suponemos que este grupo de NAV está a la distancia de dichos brazos espirales su masa sería

de  $7 \times 10^5 M_{\odot}$ . Este valor es consistente con la masa derivada para una región del brazo cuyas dimensiones angulares sean similares a las del grupo de NAV. (ver figura 3.3). Una situación similar se observa en la banda irregular de NAV que pasa por  $l = 80^{\circ}$ ,  $b = 20^{\circ}$ , si se supone que esta banda es una extensión del brazo Z. La masa por unidad de longitud de este grupo en  $l = 60^{\circ}$  es aproximadamente la mitad de la que se observa en el brazo Z entre  $l = 20^{\circ}$  y  $l = 40^{\circ}$ . Lo mismo en los dos grupos de NAV del anticentro, la densidad de columna disminuye conforme la longitud galáctica aumenta (Davies 1972a).

Este modelo agrupa de manera muy satisfactoria a las nubes de velocidades baja e intermedia, así como a algunos grupos de nubes de alta velocidad, que se encuentran a latitudes entre  $-15^{\circ} < b < 15^{\circ}$ . Sin embargo tiene serias dificultades para englobar a las NAV con latitudes fuera de la franja de  $|b| \geq 15^{\circ}$ , y con velocidades muy grandes (Davies 1972a).

Si bien es cierto que existe evidencia suficiente para aceptar que el material gaseoso del disco se extiende cada vez en la dirección Z conforme nos alejamos del centro galáctico (ver figura 3.1), no se cree que el material gaseoso de temperaturas relativamente bajas se pueda extender más allá de las regiones con  $|b| \leq 15^{\circ}$ . Asimismo, ubicar a las NAV con latitudes intermedias ( $|b| \leq 15^{\circ}$ ) pero con velocidades radiales muy grandes ( $|V_{e.l.r.}| \approx 400 \text{ km/s}$ ) dentro de la estructura espiral galáctica presenta dificultades con el modelo actual de rotación galáctica (ver Capítulo I).

Algunos autores proponen que el plano galáctico tiene una cierta inclinación en los brazos espirales más externos, (ver por ejemplo Davies 1972a). Esta idea se puede apreciar más fácilmente en la figura 3.4. La supuesta inclinación o torción es más apreciable entre las longitudes de  $l = 40^{\circ}$  hasta  $l = 140^{\circ}$ . En general un gran número de NAV con velocidades negativas presentan el mismo tipo de orientación con respecto al plano galáctico y algunos grupos parecen hacerlo de forma más marcada. Las distorsiones ("warps") de la parte externa del disco pareciera ser un fenómeno común en galaxias espirales y en galaxias

elípticas que contienen gas. La figura 3.5 presenta tres ejemplos de galaxias donde se observa este tipo de torsiones. Un posible origen de esta distorsión pueden ser las interacciones de marea con galaxias cercanas (Davies 1972a).

Suponiendo que efectivamente, las nubes de alta velocidad estén conectadas con la estructura espiral de la Galaxia, de la figura 3.4 y una curva de rotación plana se infiere que en la dirección  $l=130^\circ$  existe una inclinación abrupta en  $R \approx 20$  kpc (Davies 1972a). Este efecto podría ser explicado si dicha inclinación es debida a una distorsión de marea producida por el acercamiento de una galaxia compañera, como por ejemplo, La Nube Mayor de Magallanes (Hunter y Toomre, 1969). En la figura 3.6 se muestran algunas NAV que pueden ser extensiones de los brazos externos.

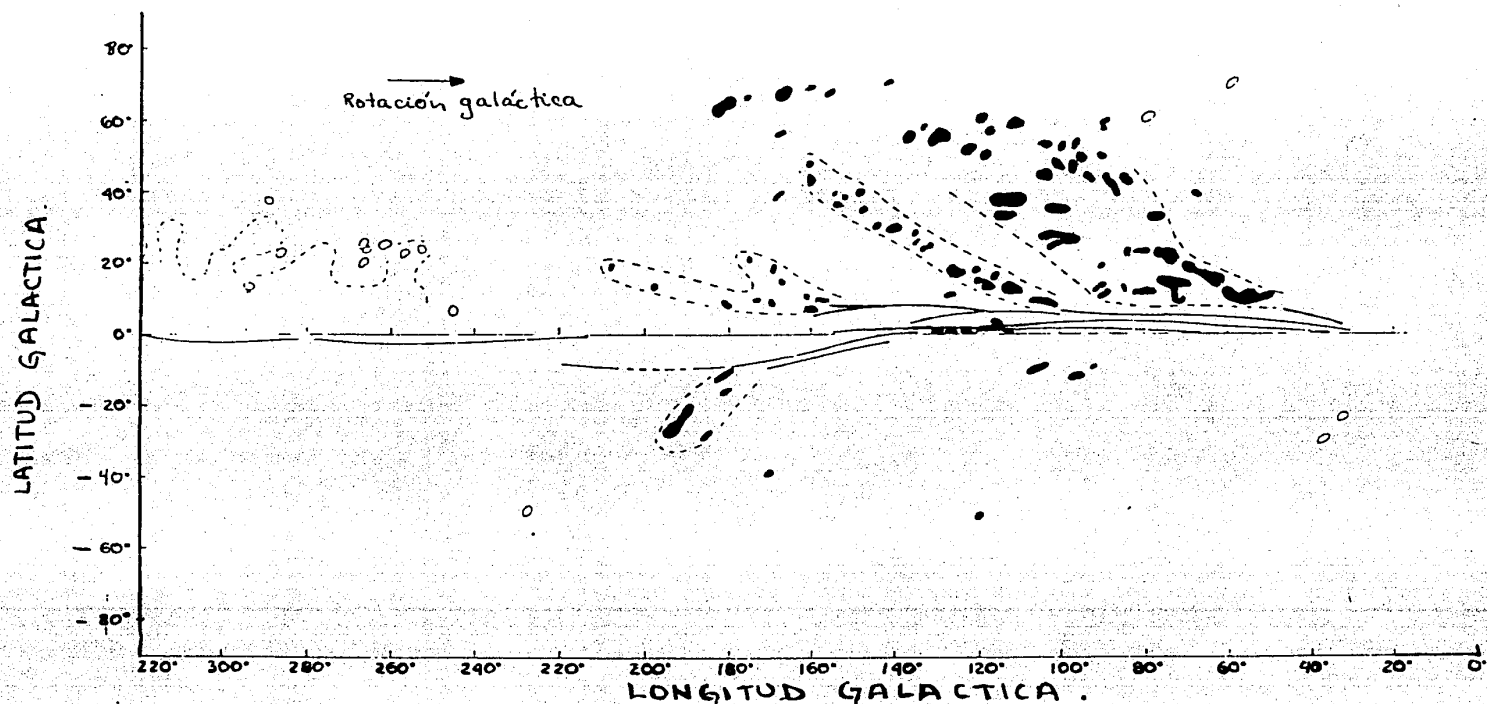


Figura 3.4. NAV y su relación con la estructura espiral galáctica. Cuatro bandas de NAV están señaladas con las líneas a trozos. Las NAV con velocidades negativas se indican como regiones oscuras, mientras que las nubes con velocidades positivas se muestran como figuras abiertas. Las líneas punteadas representan áreas de NAV descritas por Wannier et al. (1972). Tomada de Davies 1972a.

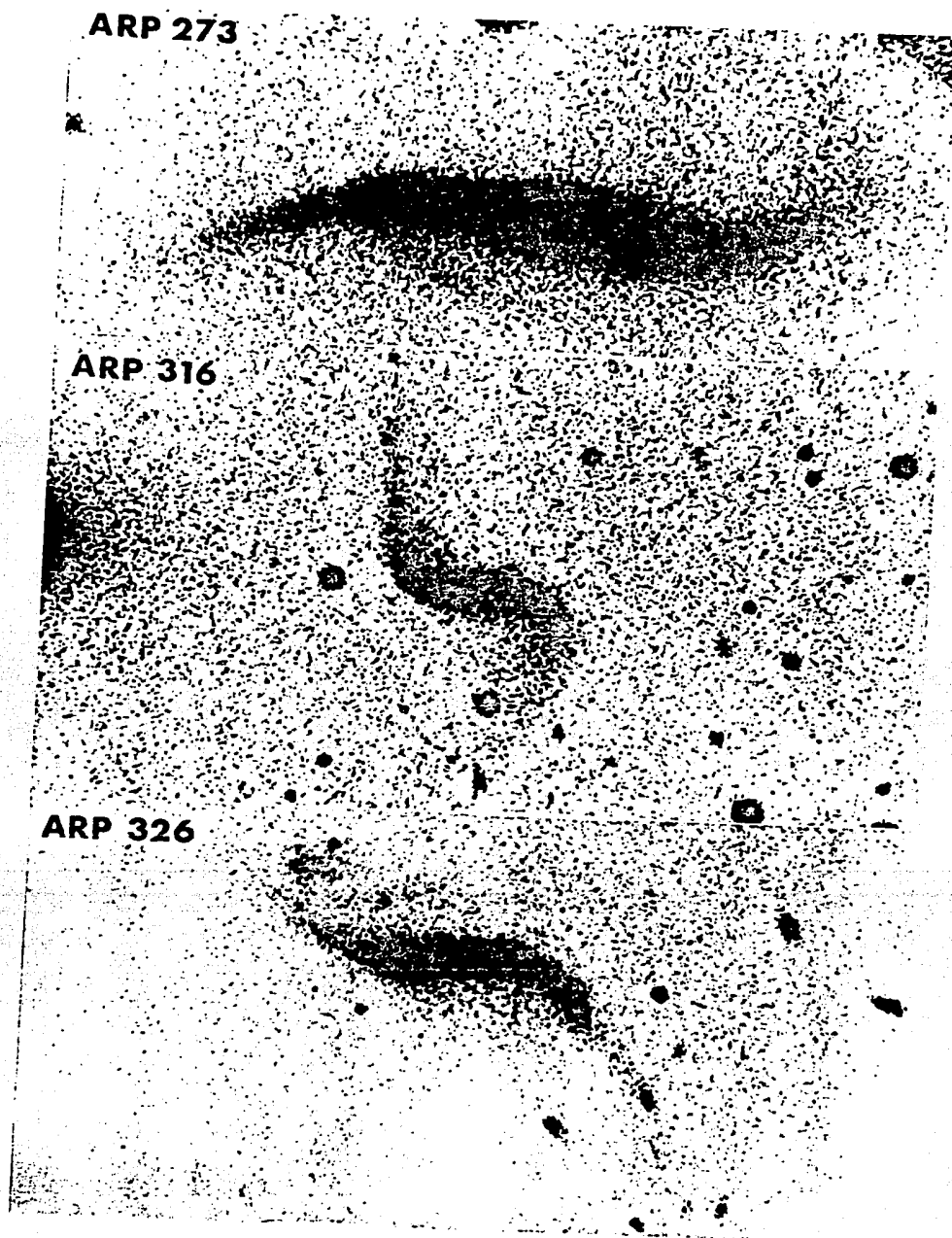


Figura 3.5. Ejemplos de distorsiones de discos galácticos ("warps"). Tomada de Davies (1972a).

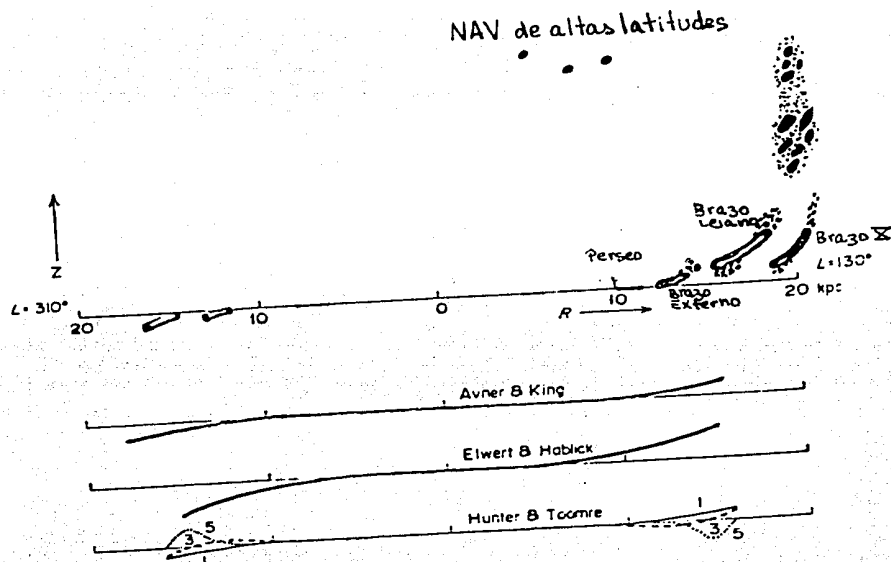


Figura 3.6. Sección transversal del plano galáctico a lo largo de la línea definida por las longitudes  $l = 130^\circ$  y  $l = 310^\circ$ . La inclinación del plano galáctico ha sido calculada por diversos autores: Avner y Ring (1967), Elwert y Hablick (1965) y Hunter y Toomre (1969). Los brazos espirales se muestran para indicar sus extensiones relativas en la dirección Z. También se muestran algunas NAV a  $R \approx 20$  kpc, distancia donde se localiza el brazo X, de donde se supone que emergen. La distancia a las NAV con altas latitudes no puede ser determinada directamente. Por simplicidad han sido situadas a distancias comparables a las NAV de latitudes intermedias. Tomada de Davies (1972a).

## (b) MODELO DE FUENTE.

La idea principal del modelo de fuente galáctica es la siguiente: el gas calentado por vientos estelares y explosiones de supernova sube a grandes distancias del plano galáctico y cuando se enfría, regresa atraído por la fuerza gravitacional del disco. Esto es, fuera del disco debe existir una corona galáctica con gas caliente ( $T \approx 10^6$  K) y en equilibrio dinámico con el material del disco, cuyo movimiento semeja el movimiento del agua en una fuente. Bregman (1980) hizo un modelaje detallado de la dinámica de este gas caliente, suponiendo que la corona corrota con el disco y que el gas se mueve en órbitas balísticas. De hecho, dependiendo de la temperatura del gas, la corona puede permanecer ligada al potencial gravitacional galáctico o expandirse indefinidamente al medio intergaláctico, formando así un "viento galáctico". Sin embargo, dado que no se pueden condensar nubes a partir de una corona en expansión, Bregman apoya la idea de que el proceso ocurre dentro de una corona en equilibrio dinámico. (Ver figura 3.7.)

El gas caliente que entra a la corona se comporta adiabáticamente hasta que las pérdidas radiativas se vuelven importantes. En este momento el gas coronal que se ha enfriado puede sufrir inestabilidades térmicas y se condensa en nubes neutras dentro de la corona. Las velocidades anómalas serían, entonces, producidas por efectos combinados de la rotación diferencial galáctica y de la velocidad de caída de las nubes. Bregman calcula la distancia que el gas expulsado debe viajar antes de formar nubes y esta resulta ser de 2 a 5 kpc, medidos desde su posición original.

Para obtener las trayectorias necesita asignar valores a varios parámetros del halo galáctico que son poco conocidos, por ejemplo, supone que existe un halo masivo ( $M_h = 1.35 \times 10^{11} M_\odot$ ) y considera que en la base de la corona, arriba del Sol, las densidades y temperaturas están en los intervalos:  $1.5 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3} < n < 5 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ , y  $1.6 \times 10^6 \text{ K} > T > 7 \times 10^5 \text{ K}$  respectivamente. Como valores centrales toma  $n_0 = 1 \times 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$  y  $T_0 = 1 \times 10^6 \text{ K}$ , y a la corona gaseosa le asigna una masa de  $7 \times 10^7 M_\odot$ . Con base en esto, calcula que el flujo de NAV hacia el plano es de  $2.4 M_\odot \text{ año}^{-1}$ , y las cadenas de nubes aparecen como resultado de la rotación diferencial.

El modelo es físicamente claro y predice varias de las propiedades observadas en las NAV. Sin embargo, como es reconocido por el autor, no puede explicar casos de cadenas muy largas y su alta velocidad ( $V \sim 200\text{-}300 \text{ km/s}$ ), como por ejemplo la Corriente de Magallanes. Un análisis estadístico reciente (Kaelble et al 1985) indica que una fracción importante de NAV, exceptuando a todos los grupos asociados a la Corriente de Magallanes, siguen el comportamiento esperado del modelo de fuente.

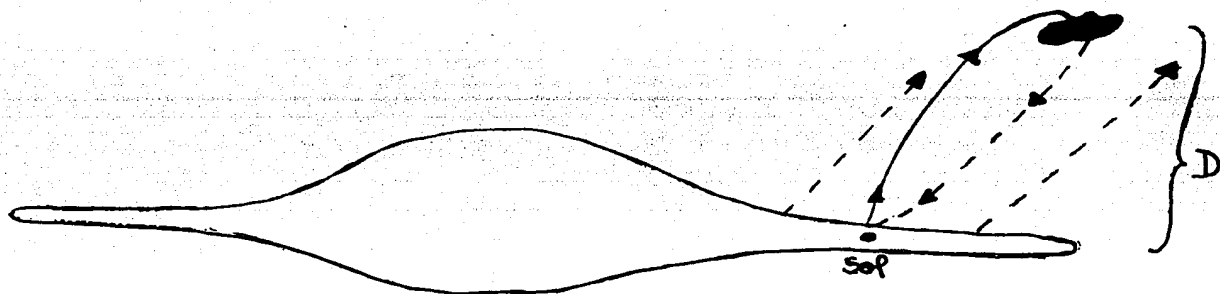


Figura 3.7. Modelo de fuente galáctica. En el modelo de Bregman (1980) la distancia  $D$  resulta ser del orden de 2 a 5 kpc.



## 2) Origen Extragaláctico.

## (a) LA CORRIENTE DE MAGALLANES. FUERZAS DE MAREA ENTRE GALAXIAS

Fujimoto et al. (1980) han modelado una serie de órbitas para la Nubes de Magallanes alrededor de la Galaxia y tratan de reproducir la distribución espacial y las velocidades observadas en la Corriente de Magallanes. Utilizan 600 partículas de prueba para simular al gas y las someten a la interacción de marea de un sistema triple. Suponen los siguientes parámetros dinámicos:

- 1) El plano orbital de la Nube Mayor es perpendicular al plano galáctico.
- 2) La masa de La Vía Láctea, a un radio galactocéntrico de 50 kpc, es de  $7 \times 10^{11} M_{\odot}$ .
- 3) La distancia perigaláctica de la Nube Mayor es de 50 kpc.
- 4) La rotación de las Nubes de Magallanes alrededor de la Galaxia es en el sentido opuesto al de las manecillas del reloj, vistas desde la posición presente del Sol.
- 5) Hace  $2 \times 10^8$  años la Nube Menor se acercó a una distancia de 3 kpc la Nube Mayor, medida desde sus centros.

En base a estas suposiciones lo que han logrado obtener es lo siguiente: con las partículas de prueba reproducen una banda estrecha de gas que emerge de la Nube Menor. Esta banda cubre una amplia región del cielo pasando por el polo sur galáctico y tiene una distribución espacial semejante a la de la Corriente (ver figuras 3.9 y 3.10). Las velocidades más negativas aparecen en la punta norte de la Corriente y son del orden de 220 km/s. Desafortunadamente dichas velocidades difieren mucho de las realmente observadas en la punta norte de la Corriente ( $\sim 400$  km/s). Al respecto, Lin y Lynden-Bell (1982) han sugerido que las diferencias puedan deberse a que la velocidad circular local de la Galaxia o su masa, son mayores a las que se han estimado. De esta manera la caída de las NAV hacia la Galaxia llegaría a producir velocidades tan altas como las observadas en la punta norte.

Las distancias derivadas de estos modelos para la Corriente de Magallanes están en el rango de 20 a 60 kpc. Esto implica una masa máxima de aproximadamente  $10^8 M_{\odot}$ . Watanabe (1981), suponiendo núcleos esféricos, estima teóricamente la distancia a algunas condensaciones particulares en la Corriente de Magallanes. Encuentra un límite inferior para su distancia, mientras que si las supone elongadas deriva un límite superior para la porción norte de la Corriente que es de 50 kpc (distancia galactocéntrica). Trabajando con el complejo A, encuentra que el límite inferior para su distancia al Sol es de 14 kpc.

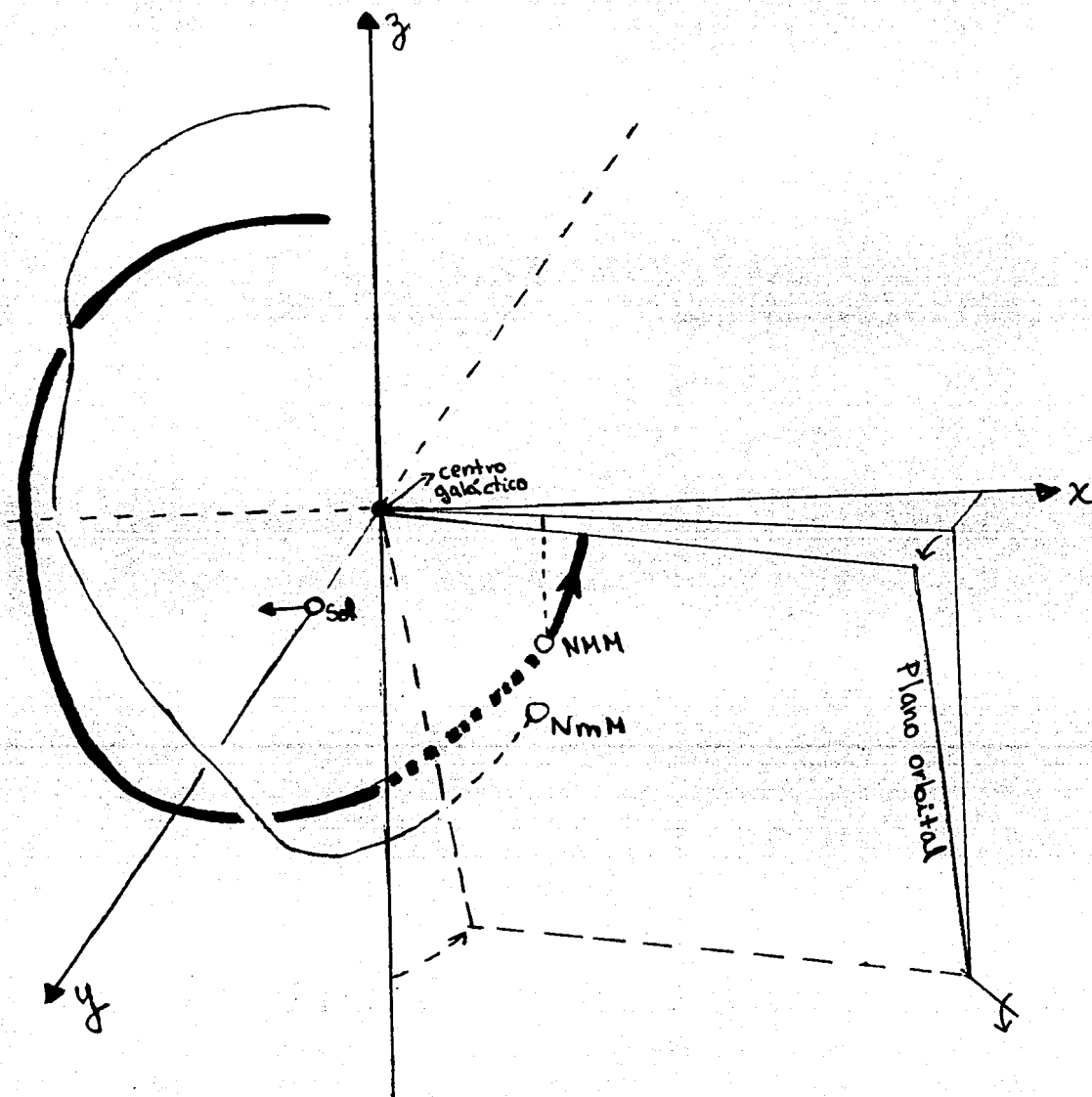


Figura 3.8. Representación esquemática del sistema triple: La Galaxia, La Nube Mayor de Magallanes (NMM) y La Nube Menor de Magallanes (NmM). Tomada de Fujimoto et al. (1980).

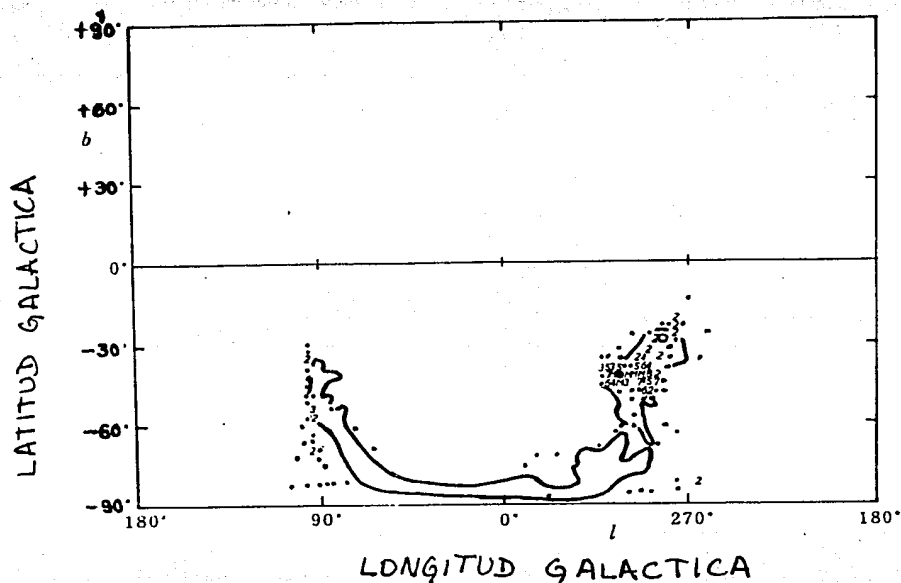


Figura 3.9. Las líneas continuas representan la Corriente de Magallanes (observada), los puntos indican la distribución espacial de las partículas de prueba del modelo de Fujimoto et al (1980).

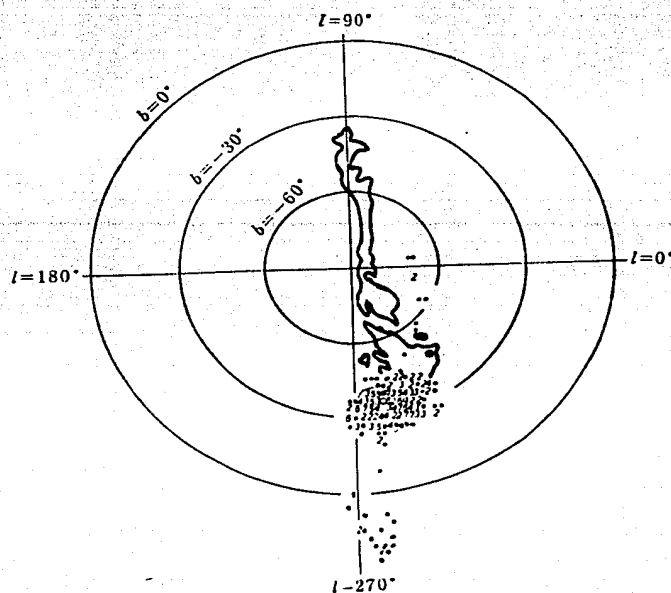


Figura 3.10. La Corriente de Magallanes (líneas continuas), y las partículas de prueba correspondientes a la Nube Mayor de Magallanes, donde se observa que éstas contribuyen poco a la estructura de la Corriente. Tomadas de Fujimoto et al (1980).

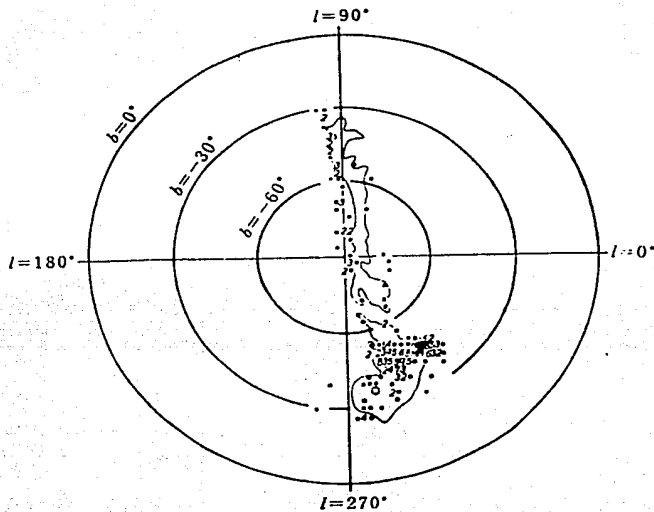


Figura 3.11. Lo mismo que en la figura anterior pero ahora los puntos indican las partículas de prueba correspondientes a la Nube Menor de Magallanes. Nótese la distribución asimétrica de las partículas con respecto al sistema de las Nubes de Magallanes. Tomada de Fujimoto et al. (1980).

(b) LAS NUBES DE ALTA VELOCIDAD COMO OBJETOS EXTRAGALACTICOS  
SITUADOS EN EL GRUPO LOCAL.

Oort (1966) fue el primero en proponer que las NAV pueden ser de origen extragaláctico, considerando la posibilidad de que sean miembros del Grupo Local. En particular sugirió que las NAV pueden ser restos del gas primordial del cual se formaron galaxias como la nuestra. Oort apoya la idea de que la Galaxia, al igual que la Nebulosa de Andrómeda, están aún en el proceso de condensación y lo que estamos viendo en forma de NAV es gas cayendo desde distancias del orden de  $10^6$  pc.

Si las galaxias se formaron a partir de "elementos turbulentos", es muy probable que gran parte del gas del universo no se haya condensado en galaxias sino que se haya mantenido como un medio intergaláctico. De hecho, existen evidencias, directas e indirectas, que indican la existencia de este medio entre las galaxias observables. Por un lado la emisión extendida de rayos X de varios cúmulos parece provenir de gas intergaláctico caliente. Por otro lado, es un hecho conocido que en varios grupos de galaxias, la dispersión de velocidades es mayor que la que se deduce de sus masas (Oort-1970); ésto sugiere que existe una gran cantidad de materia invisible cercana a ellas y una cierta fracción de esta materia podría estar en forma gaseosa. Otra posibilidad es que dichos cúmulos sean inestables, y por lo tanto, que las estimaciones de sus masas, hechas a partir de sus movimientos, sean incorrectas.

El grupo Local contiene 20 miembros conocidos. Sin embargo, debido a que las masas de Andrómeda y la Galaxia son dominantes, muchos de ellos no pueden ser considerados independientes. En realidad sólo podemos hablar de siete miembros "independientes" en el Grupo Local : Andrómeda (M31), la Galaxia, NGC 6822, IC 1613, Fornax, Leo I y Leo II. La masa total de últimos cinco es menor a  $10^{-3}$  de la masa combinada de M31 y la Galaxia y sus "satélites". Por lo tanto, si esta visión es correcta, el Grupo Local puede ser considerado como un sistema binario (Oort-1970).

La Nebulosa de Andrómeda tiene una velocidad radial  $Ve.l.r. = -301 \pm 3$  km/s . (Ve.g.r. = -102 km/s ). La incertidumbre en este valor se deriva de la incertidumbre en la velocidad de rotación de la Galaxia. Suponiendo que la curva de rotación usada sea la correcta, el Grupo Local debería de tener mucho más masa que la derivada de la suma de las masas de los miembros conocidos. De hecho, esta deficiencia en la masa observada del sistema también aparece en modelos dinámicos del Grupo Local y no es posible explicarla como debida a perturbaciones ocasionadas por grupos de galaxias cercanos. Oort propone que esta deficiencia de masa se resuelve justamente con las NAV. En este modelo no hay ninguna dificultad para explicar la distribución espacial de las NAV, pero cabe señalar algunos puntos en lo que se refiere a su distribución de velocidades. Supongamos que las nubes se mueven originalmente con velocidades al azar del orden de 50 km/s y que la Galaxia también tiene una velocidad relativa de ese orden. (A 1 Mpc la velocidad de escape para el sistema binario de M31 y la Galxia es de 77 km/s ; con velocidades extras del orden de 50 km/s la nubes que observamos podrian haber viajado distancias del orden de 0.5 a 1 Mpc ). En la vecindad solar, las nubes que se estén acercando al centro galáctico predominarían sobre las que se mueven en la dirección opuesta, porque estas últimas ya habrán cruzado el plano galáctico en una etapa anterior de su órbita, y esto las habrá desacelerado. Cualitativamente esto es consistente con el hecho de que se observan más NAV provenientes de longitudes opuestas al centro galáctico que de la dirección del centro mismo.

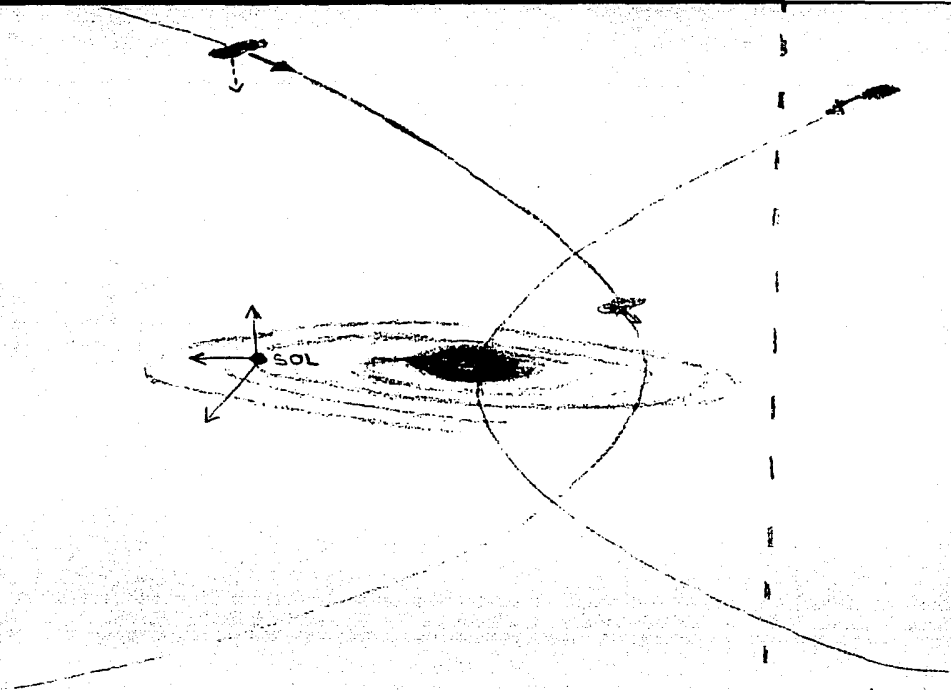


Figura 3.12. En el modelo de Oort las NAV describirían órbitas aproximadamente hiperbólicas alrededor del centro galáctico. Cualesquiera que sean los límites de detección (líneas punteadas) lo que se trata de mostrar en la figura 3.12. es que las nubes que veríamos provenientes del centro galáctico deben de estar más cercanos al plano y por lo tanto desaceleradas.

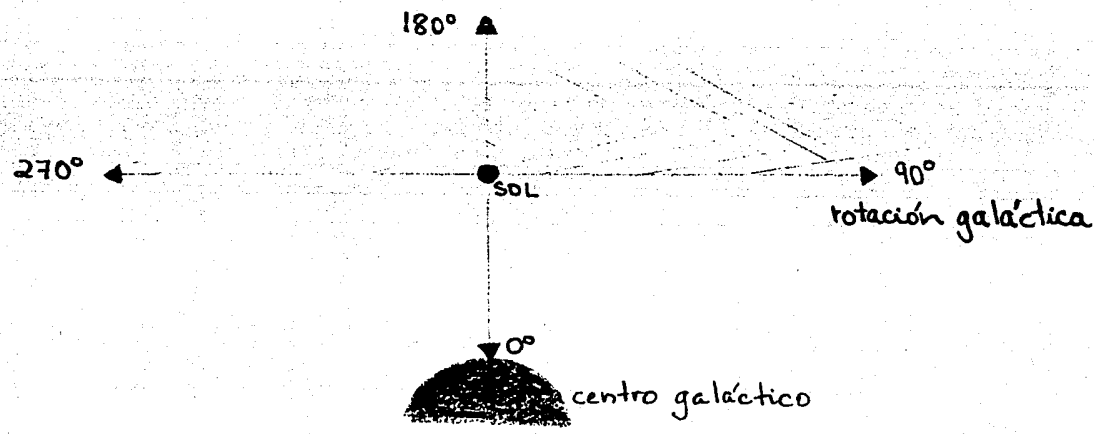


Figura 3.13. La preferencia marcada de las longitudes entre 90° y 180° sobre el rango de 180° y 270° es una consecuencia natural del hecho de que nosotros observamos en un sistema coordenado con una velocidad rotacional de la Galaxia en la dirección de 90° de longitud.



Existe una ligera variante del modelo anteriormente descrito. Como ya ha sido mencionado, Oort propuso que las NAV sean miembros del Grupo Local, localizadas a distancias comparables con 1 Mpc y, por lo tanto, describiendo órbitas aproximadamente hiperbólicas. Si ahora suponemos que esas órbitas son elípticas, lo que tendremos es material amarrado gravitacionalmente a la Galaxia. Kerr et al (1969) propusieron que las NAV podrían ser consideradas satélites de nuestra Galaxia. Para apoyar su hipótesis trabajaron con una muestra de 62 NAV. En el sistema de reposo galáctico la mayoría de las NAV presentan velocidades negativas y este resultado ha sido el principal estímulo para interpretarlas como gas que fluye hacia la Galaxia. La figura 3.14. muestra un aparente efecto rotacional en la velocidad residual, después de haber sido corregida por la rotación del Sol alrededor del núcleo de la Galaxia. Kerr et al. seleccionaron órbitas elípticas para las NAV alrededor de la Galaxia de forma que reprodujeran, lo más cercano posible, las distribuciones espacial y de velocidades galactocéntricas.

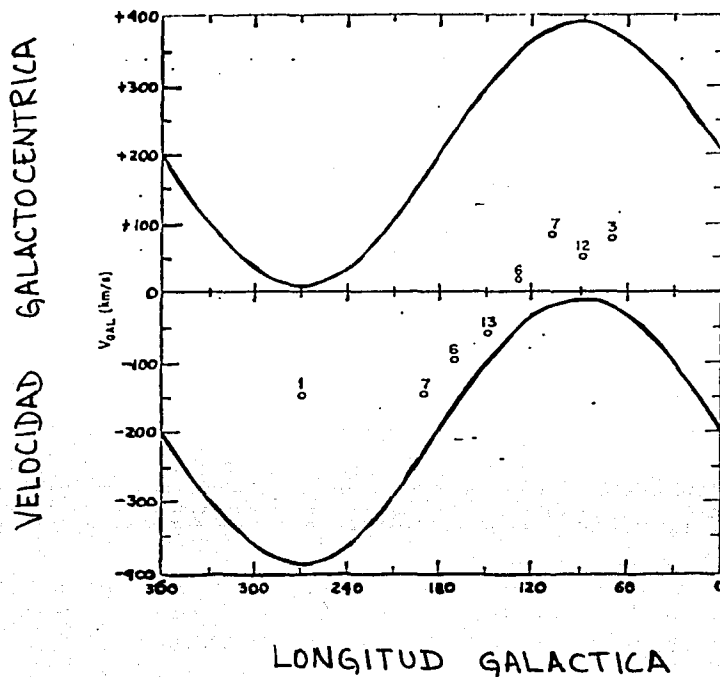


Figura 3.14. Velocidades galactocéntricas promedio de NAV con  $20^\circ < |b| < 75^\circ$  (corregidas por la rotación del Sol alrededor del núcleo galáctico). El número de condensaciones utilizadas para calcular los promedios se encuentran indicados arriba de cada círculo. Las curvas representan los límites de las observaciones en un intervalo de  $|V_{e.l.r.}| < 200$  km/s para una latitud típica de  $40^\circ$ . Tomada de Kerr et al. (1969).

Para minimizar cualquier tipo de interacción entre las NAV y la Galaxia, y poder aproximar a ésta como una masa puntual, Kerr et al. imponen restricciones a las dimensiones de las órbitas calculadas para las nubes. Las órbitas deben ser tales que la distancia galactocéntrica al punto donde intercepten al plano galáctico no sea menor de 15 kpc.

Encuentran que las órbitas más adecuadas para reproducir los grupos de NAV son aquellas con semiejes mayores en el intervalo de 30 -80 kpc, con excentricidades de 0.5 hasta de 0.8 e inclinaciones hacia el plano de  $40^\circ$  a  $70^\circ$ . Tres de estas órbitas elípticas se muestran en la figura 3.15.

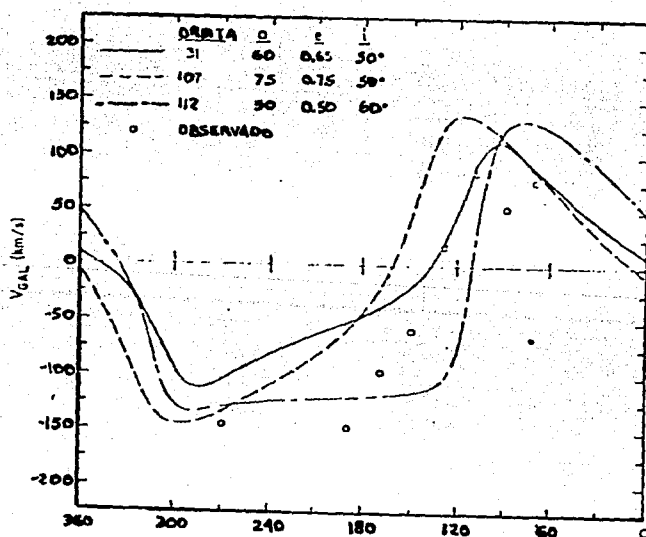


Figura 3.15. Tres ejemplos de órbitas elípticas alrededor de la Galaxia. Los círculos representan los promedios de posición y velocidad de NAV.

No existe un modelo único que pueda ser derivado solamente de las velocidades radiales de las NAV, sin embargo, pueden ser representadas como una familia de órbitas elípticas con una dispersión moderada de sus parámetros orbitales. Desde este punto de vista serían satélites a distancias comparables con las Nubes de Magallanes.

Suponiendo que la hipótesis de Kerr et al. sea correcta, la distancia típica de las NAV es del orden de 50 kpc. Al respecto, Burke (1967) comenta que las nubes serían inestables a dicha distancia, y que para que puedan ser satélites estables, su distancia galactocéntrica debe ser mucho mayor. (Del orden de varios cientos de kpc.)

La tabla 3.2 resume las distancias estimadas de las NAV que han sido publicadas por diversos autores. Como ya se ha podido apreciar en el contenido de este capítulo, diferentes modelos dan resultados drásticamente distintos en las estimaciones de las distancias de las NAV. La tabla 3.1 resume la información de la siguiente manera: nomenclatura convencional de la nube (ver página 9), distancia, método utilizado y la fuente de la estimación de su distancia (ver Referencias).

Tabla 3.2.

Nube	Distancia	Método	Ref.
80.7-50.5-320			
88.5-57.3-300			
88.7-35.2-390 (CM)	$D < 50$ kpc	3	20
93.1-39.7-80	$D > 46$ kpc	7	44
94.2-47.8-340	$35$ kpc $< D < 75$ kpc	6	82
126.8+2.1-180	$D > 36$ kpc	5	59
133.5+20.7-120	$490$ kpc $< r_{\beta}^{-1} < 3340$ kpc	4	37,38
139+28-190 (A)	$D < 300$ kpc	3	37,38,59
	$1$ kpc $< D < 2$ kpc	2	37,38,59
	$5$ kpc	1	37,38,59
	$15$ kpc	1	14,15
	$16$ kpc	1	27,28
	$25$ kpc	1	77
140.6+29.2-170 (C)	$7$ kpc	1	59
	$15$ kpc	1	77
	$200$ kpc $< r_{\beta}^{-1} < 3600$ kpc	4	36
150.7+2.0-120	$150$ kpc $< r_{\beta}^{-1} < 8500$ kpc	4	36
150.8+65.1-60 (M)	$18$ kpc $< D < 40$ kpc	6	82
164.8+65.6-120 (M)	$10$ kpc $< D < 50$ kpc	6	82
	$2000$ kpc $< D < 7500$ kpc	4	82
187.9+8.0-80	$14$ kpc $< D < 11.5$ kpc	2	52
282+17.8+230	$D < 50$ kpc	3	54
345-50.5+230	$57$ kpc o $115$ kpc	1	54

Las abreviaciones "CM", "A", "C" y "M" indican que las nubes forman parte de la Corriente de Magallanes, el complejo A, el complejo C y el complejo M respectivamente.

## Métodos.

1. Suponiendo que las NAV son parte de los brazos espirales.
2. Suponiendo que las NAV están cayendo e interaccionando con el disco galáctico.
3. Suponiendo que estas NAV se originan por interacciones de fuerzas de marea con las Nubes de Magallanes.
4. Distancia virial, distancia a la cual la fuerza aparente que se deduce de los anchos de líneas y que tendería a fragmentarlas (velocidades termales y turbulentas) es equilibrada por las fuerzas de amarre gravitacionales que se deducen de la distribución de densidades. El número está dado en la forma  $(r\beta^{-1})$  donde  $\beta$  es la fracción de la masa total de la nube en forma de HI y  $r$  es la distancia.
5. Ausencia o presencia de líneas de absorción o emisión en el espectro de alguna estrella cuya distancia es conocida.
6. Distancia que se deduce al aplicar la teoría de interacciones de marea.
7. Suponiendo una órbita hiperbólica alrededor de la Vía Láctea.

Tomada de York et al. (1986).

3) Conexión entre las NAV y otras estructuras observadas en el cielo.

(a) Corrientes de hidrógeno neutro en grupos de galaxias.

Haynes (1981) ha estudiado varios grupos de galaxias, con el objetivo de determinar apéndices de HI que se extiendan más allá de los discos galácticos. Su muestra contiene alrededor de 15 grupos de galaxias y dichos grupos contienen al menos a un par cuya separación es menor que 250 kpc. Nueve de los 15 grupos no presentan apéndices de HI, mientras que en los otros seis sí se han podido identificar.

En trabajos anteriores, todas las corrientes de HI detectadas estaban asociadas a galaxias espirales tardías. Últimamente este tipo de corrientes también se han encontrado en galaxias espirales tempranas.

De su trabajo, Haynes concluye que no hay evidencia hasta la fecha, de la existencia de nubes intergalácticas discretas de HI, pero que existe evidencia de interacciones de marea entre galaxias vecinas de diversos grupos, formándose corrientes de HI entre ellas, como es el caso de la Vía Láctea y las Nubes de Magallanes.

(b) "Evidencias observacionales de interacciones de las NAV con La Vía Láctea".

Mirabel (198 ) observó una nube de muy alta velocidad en la dirección del anticentro de la Galaxia, que pareciera estar interaccionando con el gas del disco galáctico. Esta nube ha sido denominada anteriormente como ACI; su velocidad radial es  $V_{e.l.r.} = -210$  km/s , y se encuentra a longitudes mayores de la corriente del anticentro (ver cap. II pag, 36 ).

En la posición más cercana al plano galáctico, la nube presenta un borde bien definido con un alto gradiente angular de

velocidades, lo cual sugiere una desaceleración abrupta. Dicha desaceleración es a su vez interpretada como debida a la colisión entre la nube y el disco gaseoso. Esta interpretación se ve reforzada por el hecho de que el gas del disco también parece estar perturbado en la posición de la interacción. La figura 3.16 muestra claramente el gradiente de velocidades de la nube y la figura 3.17 muestra la estructura del gas galáctico perturbado.

La masa total de ACI, reportada por Hulsbosch (1972), es  $4800 M_{\odot} D^{-2}$ , donde D es la distancia en kpc. La masa promedio y la energía promedio depositadas en el plano sobre una región del tamaño de la nube son  $0.3 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$  y  $1.5 \times 10^{47} \text{ergs pc}^{-2}$  respectivamente. La supuesta colisión entre ACI y el material galáctico se está llevando a cabo a una distancia angular de  $10^{\circ}$  del plano. Dado que se han reportado extensiones verticales de los brazos espirales hasta de varios cientos de parsecs, ACI probablemente esté chocando con material que se encuentra a una altura entre 0.25 y 2.0 kpc del plano galáctico. Los parámetros de ACI, suponiendo diversas distancias verticales están dados en la tabla 3.2.

Tabla 3.3.

Altura vertical (kpc)	Distancia (kpc)	Masa ( $M_{\odot}$ )	Energía cinética (ergs)	Tamaño (kpc)
0.25	1.4	$1.0 \times 10^4$	$4.4 \times 10^{51}$	$0.34 \times 0.07$
0.5	2.9	$4.0 \times 10^4$	$1.8 \times 10^{52}$	$0.8 \times 0.15$
1.0	5.8	$1.6 \times 10^5$	$7.0 \times 10^{52}$	$1.6 \times 0.3$
1.5	8.6	$3.6 \times 10^5$	$1.6 \times 10^{53}$	$2.39 \times 0.45$
2.0	11.5	$6.4 \times 10^5$	$2.9 \times 10^{53}$	$3.2 \times 0.6$

Tomada de Mirabel (1982).

Si una sola nube del complejo es capaz de depositar  $5 \times 10^{52}$  ergs, el complejo completo podría llegar a depositar energía del orden de  $10^{53}$  o hasta de  $10^{54}$  ergs.



(c) Colisión en la dirección de Draco.

La "Nebulosa de Draco" o "Drácula", centrada en  $l = 90^\circ$  y  $b = 38^\circ$  (Sandage 1976) es una nebulosa en emisión localizada en la misma dirección que el extremo de menor latitud del subcomplejo CI (ver pag. 28). Mebold et al. (1984) detectaron emisión de CO y absorción de  $H_2CO$  en esta misma dirección. Estas moléculas son indicadores de hidrógeno molecular y su coincidencia en velocidades radiales con la nebulosa y el subcomplejo CI, sugieren que existe una asociación física entre el gas de alta velocidad, una nebulosa de emisión y una nube molecular.

Al igual que en el caso del anticentro, la NAV parece desacelerarse bruscamente. Sin embargo, a diferencia de la del anticentro, esta nube parece estar asociada a una nebulosa de emisión y a una pequeña nube molecular. Esta asociación puede ser fortuita pero también podría indicar una relación causa-efecto entre los tres objetos. Esta región del cielo se hace aún más complicada e interesante al ser sobrepuesta a los mapas de rayos X suaves, los cuales indican que en esa misma dirección existe un ligero incremento en la emisividad, que puede ser interpretado como debido al gas caliente producido por la colisión de la NAV. Trabajos adicionales muestran que a) la nube molecular es pequeña pero se encuentra alejada del plano galáctico (Blitz et al. 1986) y b) la nube molecular también fue detectada por el IRAS (Infrared Astronomical Satellite) y contiene varios objetos infrarrojos (Johnson 1986).

- (d) Las Nubes de Alta Velocidad y la formación de grandes estructuras gaseosas.

La interacción NAV-Galaxia ya ha sido estudiada con un cierto grado de sofisticación. El primero en examinar el problema fue Tenorio-Tagle (1980,1981), con un cálculo aproximado (analítico) de la evolución de los choques. De estas aproximaciones sencillas se puede inferir que las colisiones pueden causar perturbaciones importantes en el disco gaseoso, incluso pueden estimular la formación de nubes moleculares y formación estelar (Franco 1986). Quizás el caso más interesante, es que las propiedades de los complejos moleculares de Orión y Monoceros pueden ser descritos por modelos de colisiones de NAV y el disco galáctico (Franco et al. 1986).

(e) Interacción entre las NAV y la Galaxia : El caso del Complejo Molecular de Orión.

El Complejo Molecular de Orión es una de las regiones más activas de formación estelar en nuestra Galaxia. Está localizado a 150 pc fuera del plano galáctico y a unos 500 pc del Sol. Se estima que la masa total de este complejo es de  $1 - 5 \times 10^5 M_{\odot}$ . Asociados a él, se encuentran varios grupos de estrellas OB. Se cree que esta región es relativamente joven y es una de las regiones más estudiadas en el presente siglo. Sin embargo se ha prestado poca atención a su localización tan alejada del plano galáctico. Franco (1986) ha estudiado dos posibles orígenes para su formación : 1) cáscaras en expansión de las asociaciones OB.

2) colisión entre una NAV y el disco.

Si Orión fue generado por una colisión que se llevó a cabo en el otro lado del plano es necesaria una cavidad cilíndrica de radio de 100 pc aproximadamente para poder coleccionar la masa gaseosa observada. La inyección de energía en una colisión de este tipo es similar a la actividad de supernovas o de vientos estelares de estrellas masivas, con la diferencia que en la colisión la inyección de momento es dirigida en una sola dirección.

Franco propone que la formación del Complejo Molecular de Orión y la cinemática de los grupos estelares en esa región sea el producto de la interacción de una NAV "típica" con el disco galáctico.

## Capítulo IV.

### a) DISCUSION. (Estudios Futuros).

Las Nubes de Alta Velocidad (NAV) fueron definidas en la línea de 21 cm del hidrógeno neutro, y salvo contadas excepciones (ver página 39), no han sido detectadas en otras regiones del espectro electromagnético. No podemos dar una definición exacta de las NAV, y por lo tanto, con ese nombre probablemente estemos agrupando diversos fenómenos en una misma categoría. Cuando hablamos de NAV nos referimos a nubes de HI cuyas velocidades son inconsistentes con el modelo más simple de la distribución galáctica de HI, un disco plano y delgado en rotación diferencial. Usando esta definición uno debe tener presente la existencia de distorsiones ("warps") de la capa de HI (Hénderon et al., 1982), de movimientos caóticos del gas (con una dispersión de velocidades unidimensional de  $\sim 7$  km/s) y de movimientos sistemáticos no-circulares en el medio interestelar (Clemens 1985). Con todas estas "perturbaciones" el intervalo de velocidades que puede ser observado a latitudes galácticas pequeñas ( $|b| \leq 10^\circ$ ) en el medio interestelar es muy amplio. Sin embargo para latitudes mayores,  $|b| > 10^\circ$ , la línea de visión se aleja lo suficiente del plano galáctico, facilitando la identificación de lo que se ha designado con el nombre de NAV.

En la página 49 se ennumeran las características generales de las NAV. Desafortunadamente, a veinte años de su descubrimiento, se ha avanzado poco en el problema fundamental de la determinación de sus distancias. Recientemente Verschuur (1986) ha publicado un trabajo donde propone un método indirecto para determinar distancias a las NAV. Si las nubes de HI

existen en equilibrio de presión en un medio ambiente donde la presión del gas y la densidad de la nube son funciones de la distancia "z" se puede demostrar que la cantidad "Medida Virial" es también función de la distancia "z". La Medida Virial es la distancia a la cual la nube estaría en equilibrio gravitacional si su temperatura cinética interna está indicada por el ancho de su línea. La distancia a la cual una nube de HI estaría en equilibrio gravitacional es mucho mayor que su distancia real. Esta distancia virial ( $D_v$ ) tiene diferentes valores para las diferentes poblaciones de nubes de HI (Verschuur 1986). Suponiendo que el ancho de las líneas observado en las nubes de HI es debido exclusivamente a ensanchamiento térmico, los anchos observados nos darían directamente la temperatura cinética de las nubes y con esta cantidad podemos determinar su distancia virial ( $D_v$ ). Verschuur encuentra una relación entre  $D_v$  y la distancia "z" a las nubes. Para calibrar esta relación recomienda utilizar a la Corriente de Magallanes. Para una de sus calibraciones, Verschuur supone que la distancia "z" efectiva de la Corriente es la misma para todas sus componentes y le asigna el valor estimado por Lin y Lynden-Bell (1982) que es de 60 kpc del Sol. La relación que obtiene es  $\log z = \log D_v - 2.71$ , donde z y  $D_v$  están en unidades de Mpc.

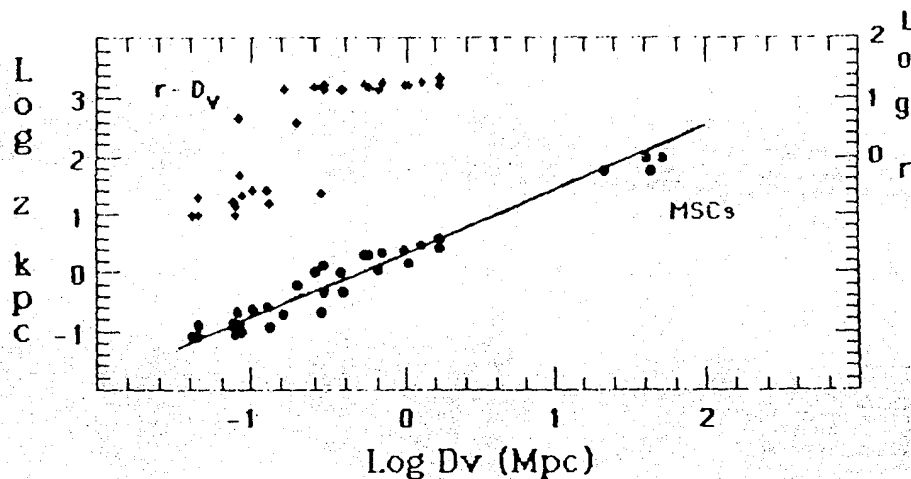


Figura 4.1. La calibración de la Medida Virial en términos de la distancia  $z$ . Los círculos representan nubes o promedios para grupos de hasta 120 nubes, cuyas distancias han sido estimadas por los autores originales o derivadas cinemáticamente en el trabajo de Verschuur (1986). Los signos + indican la distancia al Sol con el eje recorrido dos unidades. Las nubes de la Corriente de Magallanes están representadas por los cuatro círculos a la derecha, pero no fueron utilizadas para ajustar la recta. El mejor ajuste de la recta que aparece en la figura 4.1 es :

$$\log z = 1.1 \log Dv - 2.95,$$

que no difiere mucho de la que se obtiene al utilizar a la Corriente de Magallanes en calibración.

Los estudios que permitan identificar a las NAV en absorción son importantes, no sólo porque permitirán estimar sus distancias, sino también porque se podrá averiguar mucho acerca de su estado de ionización y de su composición química. York et al. (1986, preprint) compararon listas de NAV (Giovannelli 1980) con catálogos de estrellas RR-Lyra, objetos cuasi-estelares (OCE) y galaxias Seyfert. Estas listas pueden ser de gran utilidad para observar a las NAV en absorción. Las estrellas RR-Lyra posiblemente son el grupo de estrellas más útil para determinar distancias. Por su lado, los OCE y las galaxias Seyfert pueden ser de gran utilidad en estudios de ionización en las NAV usando las líneas de resonancia de 900 - 7000 Å.

Como se puede apreciar en la tabla 3.2, los modelos teóricos que diversos autores han sugerido para explicar el origen de las NAV proporcionan un intervalo muy amplio para la distancia a las mismas. Estas discrepancias no sólo se deben a las hipótesis utilizadas en los modelos sino además que la comparación de las propiedades de los diversos grupos de NAV se dificulta ya que las observaciones fueron realizadas con radiotelescopios de características diferentes (distintos anchos de haz y distinta resolución en velocidad) lo que significa que pueden existir diferencias en los máximos de las temperaturas de brillo de un factor de 4-5 y de un factor de 2 en los anchos de línea. Hasta la fecha no existe un modelo que agrupe a todos los complejos de NAV. En cambio parece existir un consenso en el sentido de que las NAV agrupan a nubes formadas por varios mecanismos. Para latitudes pequeñas  $|b| \leq 10^\circ$  y velocidades bajas e intermedias lo más factible parece ser ubicarlas en los brazos espirales externos. El modelo de Bregman agrupa, no sólo a esta categoría sino además a las nubes de latitudes intermedias con velocidades bajas e intermedias. Si las NAV están relacionadas con la estructura espiral externa entonces se podrían hacer nuevos mapas de la estructura espiral galáctica, sin embargo la existencia de movimientos no-circulares en las partes externas de nuestra Galaxia dificultaría mucho esta tarea y tales mapas sólo podrán ser útiles a la hora de comparar los resultados de

diversos autores, sin esperar que tengan validez absoluta. La ley de rotación de Schmidt ha sido usada hasta donde ha sido posible, esto es, hasta las regiones donde ha empezado a proporcionar distancias aparentemente sin sentido del HI observado.

El modelo de fuerzas de marea fue propuesto para reproducir las características observadas en la Corriente de Magallanes y explicar la aparente torsión del disco galáctico. El modelo ha tenido éxito relativo y en general, se ha aceptado que la Corriente de Magallanes es de origen extragaláctico, ya que el modelo de interacción Galaxia-Nubes de Magallanes reproduce las principales características de este fenómeno, pero ningún autor ha obtenido un tratamiento auto-consistente con los tres puntos siguientes :

1) La Nube Mayor y la Nube Menor de Magallanes están amarradas por lo menos durante los  $5 \times 10^8$  próximos años. 2) Al pasar las Nubes cerca de la Vía Láctea distorsionan el disco de ésta. 3) Las características observadas en la Corriente se reproducen. Lin y Linden-Bell (1982) predijeron en su modelo que el movimiento propio de la Nube Mayor sería de 0.0020 segundo de arco año<sup>-1</sup> hacia el este. Esto es observable si se usan muchas estrellas. Si el movimiento resulta ser 0.0015 segundo de arco año<sup>-1</sup> concluirían que la Galaxia no tiene halo.

Este tipo de corrientes también se observa en galaxias externas y nos muestra que las interacciones de marea entre galaxias es un fenómeno generalizado en el Universo. Más trabajos teóricos al respecto podrán dar luz sobre las interacciones de galaxias con sus alrededores en general.

El trabajo teórico fundamental del estado físico esperado en el gas de halos galácticos es el de Spitzer (1956). En este artículo se sugirió por primera vez la posible existencia de una corona interestelar caliente ( $T \sim 10^6$  °K). La motivación principal de esta sugerencia fue la aparente estabilidad de nubes de altas latitudes. Trabajos posteriores (Shapiro y Field 1976; Weisheit y Collins 1976; Chevalier y Oegerle 1979; Bregman 1980; Sturrock y Stern 1980) son extensiones de muchas de las ideas



originales de Spitzer. Una amplia gama de posibles estados físicos del gas en los halos galácticos están resumidos en el trabajo de Chevalier y Oegerle (1979). La existencia de esta componente del medio interestelar en la vecindad solar ha sido corroborada con las observaciones de rayos X suaves difusos (Sanders et al. 1977) y de la absorción interestelar de OVI (Jenkins 1978 a,b). Trabajos más recientes confirman la existencia de gas interestelar a grandes distancias del plano galáctico (Savage y de Boer 1981). Desde las sugerencias originales de Spitzer hasta la fecha, se han acumulado suficientes evidencias observacionales para apoyar la idea de la existencia de coronas galácticas. El problema de la estabilidad en las NAV aún no ha sido tratado con detalle, trabajos al respecto podrían dar gran información acerca de las condiciones del halo galáctico e incluso del medio intergaláctico (presión, campo de radiación). Los estudios del medio intergaláctico pueden ser útiles para estimar la tasa de acreción de gas en nuestra Galaxia.

La interacción de las NAV con el disco gaseoso sólo ha recibido atención en fechas recientes (Tenorio-Tagle et al. 1986 a,b ; Franco 1986; Franco et al. 1987). Esta interacción, independiente del origen de las NAV, puede producir distorsiones importantes en el disco, así como grandes estructuras de gas interestelar (que van desde "cascarones" de gas atómico hasta nubes moleculares). Los efectos globales del proceso dependen de las tasas de inyección de energía y momento de las colisiones integrados en toda la Galaxia. En la actualidad no es posible determinar estas tasas de acreción y será importante que estudios observacionales futuros intentaran atacar este problema. En particular estudios de  $H\alpha$  y rayos X en la dirección de las NAV de baja latitud podrían dar más información sobre las colisiones.

Finalmente las simulaciones de colisiones deben extenderse para considerar la interacción de nubes extragalácticas con las coronas galácticas. En principio, esta extensión podría ser de utilidad para imponer restricciones en los modos de acreción de gas intergaláctico.

## b) CONCLUSIONES.

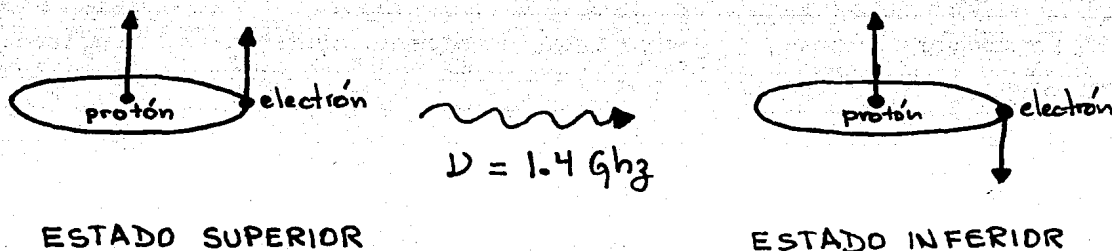
Las Nubes de Alta Velocidad están definidas como nubes de hidrógeno neutro cuyas velocidades, medidas con respecto al estándar local de reposo, son anómalamente grandes desde el punto de vista del modelo de rotación de nuestra Galaxia.

Hasta la fecha, salvo muy contadas excepciones, casi todo lo que se sabe acerca de las NAV ha sido obtenido en la línea de 21 cm. Este conjunto de objetos descubiertos en la línea de 21 cm. no presenta una distribución uniforme en el cielo, tanto en posición como en velocidad. Por lo general se les observa formando "complejos" de estructura filamentaria. Desde el estándar local de reposo, en la región  $30^\circ < l < 120^\circ$  predominan nubes con velocidades negativas, mientras que en la región  $210^\circ < l < 330^\circ$  predominan las de velocidades positivas. Sin embargo, con respecto al estándar galáctico de reposo la mayoría presentan velocidades negativas, indicando un flujo de HI hacia el disco galáctico. Generalmente las estructuras tienen dispersiones de velocidades definidas: núcleos con  $\langle \Delta V \rangle \approx 7$  km/s y envolventes con  $\langle \Delta V \rangle \approx 25$  km/s, a excepción de la Corriente de Magallanes donde no se encuentran las componentes delgadas. Presentan fuertes fluctuaciones locales en velocidad, interpretadas como turbulencia. No hay evidencia clara de correlación entre los parámetros:  $N(H)$ , Ve.g.r.,  $T_b$ , posición, tamaño angular, a excepción de las nubes a latitudes intermedias, la Corriente de Magallanes y del complejo A donde sí se observan gradientes de velocidad.

## APENDICE A.

### LA LINEA DE 21 CM.

La línea de 21 cm. del hidrógeno neutro se produce por la transición entre los niveles hiperfinos  $F=0$  y  $F=1$  del nivel base del átomo de hidrógeno ( $F$  es el momento angular total, incluyendo el spin del núcleo). Estos dos niveles corresponden a las dos posibles orientaciones del spin del electrón con respecto al momento nuclear magnético. En el nivel  $F=0$  los momentos magnéticos del protón y del electrón son antiparalelos, mientras que en el nivel  $F=1$  estos momentos son paralelos. La frecuencia de la línea emitida en la transición es 1420.4058 Mhz, que corresponde a una longitud de onda de 21.105 cm. El nivel superior ( $F=1$ ) es metaestable y la transición al nivel inferior ( $F=0$ ) es una transición de dipolo magnético, con una probabilidad de emisión espontánea de  $2.84 \times 10^{-15}$   $\text{seg}^{-1}$ , correspondiente a un tiempo de vida media de  $3.5 \times 10^{14}$  seg. o  $1.1 \times 10^7$  años.



En las condiciones típicas del medio interestelar, los intervalos de tiempo entre colisiones atómicas son más cortos que el tiempo de vida media del nivel superior y, por lo tanto, casi todas las transiciones entre estos dos niveles son colisionales y son muy pocas las desexcitaciones radiativas.

La población del nivel  $F=1$  en equilibrio es mantenida a expensas de la energía interna del medio interestelar; por esta razón se dice que la línea de 21 cm., entre otras, es térmica.

La población relativa entre los niveles  $F=1$  y  $F=0$  está dada por la función de Boltzmann:

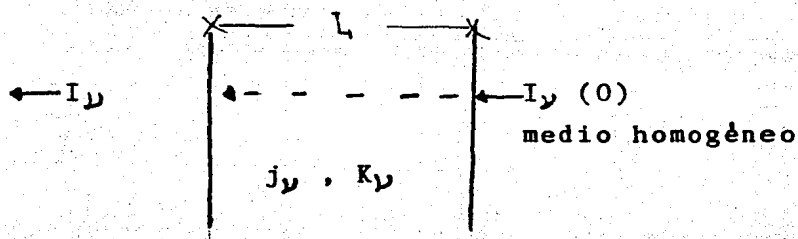
$$\frac{N_1}{N_0} = \frac{g_1}{g_0} \exp. [-\Delta E / kT]$$

donde  $T$  es la temperatura del gas,  $\Delta E$  es la diferencia de energía entre los niveles y  $g_1$  y  $g_0$  son los pesos estadísticos de los niveles  $F=1$  y  $F=0$  respectivamente ( $g_0=1$  y  $g_1=3$ ).

La línea de 21 cm. forma parte de la región del espectro electromagnético denominada "ondas de radio". Entre las principales contribuciones de la Radioastronomía se encuentran el descubrimiento y estudio de los Pulsares, la radiación de fondo de  $3^\circ$  K, el descubrimiento de un gran número de moléculas interestelares y las radiogalaxias.

LA ECUACION DE TRANSPORTE DE LA RADIACION EN LAS FRECUENCIAS DE RADIO.

Supóngase un gas confinado en una región plano- paralela que interacciona con radiación incidente :



- $I_\nu(0)$  - intensidad de la radiación incidente
- $I_\nu$  - intensidad de la radiación saliente
- $j_\nu$  - coeficiente de emisividad del gas
- $K_\nu$  - coeficiente de absorción del gas
- $L$  - espesor físico de la región

Obtenemos la siguiente ecuación de transporte:

$$\frac{dI_\nu}{dl} = -K_\nu I_\nu + j_\nu$$

Definiendo el espesor óptico como :  $\tau_\nu = K_\nu L$

sustituimos en la ec. de transporte :

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + \frac{j_\nu}{K_\nu}$$

Definimos la función fuente como :  $S_\nu = j_\nu / K_\nu$

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = -I_\nu + S_\nu$$

Expresándola en su forma integral :

$$I_{\nu} = I_{\nu}(0) \exp(-\tau_{\nu}) + S_{\nu} [1 - \exp(-\tau_{\nu})]$$

En la región del radio  $h\nu \ll kT$ , por lo tanto  $I_{\nu}$  puede aproximarse por :

$$I_{\nu} = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \quad (\text{aproximación de Raleigh-Jeans})$$

$$I_{\nu}(\text{calibrador}) = \frac{2kT_{\text{cal.}}\nu^2}{c^2}$$

y definimos la temperatura de brillo ( $T_b$ ) como:

$$\frac{I_{\nu}(\text{observada})}{I_{\nu}(\text{calibrador})} = \frac{T_b}{T_{\text{cal.}}}$$

$I_{\nu}(0)$  en general será de  $3^{\circ}$  K.

$$\frac{2kT_b\nu^2}{c^2} = I_{\nu}(0) \exp(-\tau_{\nu}) + S_{\nu} [1 - \exp(-\tau_{\nu})]$$

$$T_b(\nu) = T_{\text{cal.}} \frac{I_{\nu}(\text{observada})}{I_{\nu}(\text{cal.})}$$

$$T_b(\nu) = T_f \exp(-\tau_{\nu}) + T_{\text{ex.}} [1 - \exp(-\tau_{\nu})]$$

donde :  $T_f$  - temperatura de fondo, usualmente de  $3^{\circ}$  K,  
 $T_b$  - temperatura de brillo, medida por el radioastrónomo  
 $T_{\text{ex.}}$  - temperatura de excitación de los niveles involucrados en la interacción con la radiación.

En el radio se acostumbra medir haciendo primero una medición fuera (off) del objeto de estudio, y luego una segunda medición afocando el objeto de estudio (on), para obtener :

$$T_b(\nu) = T(\text{on}) - T(\text{off}) = (T_{\text{ex.}} - T_f) [1 - \exp(-\tau_{\nu})]$$

Por lo general  $T_e \gg T_f$  :

$$T_b = T_e \cdot [1 - \exp(-\tau_\nu)]$$

Para determinar densidades de columna, se hace lo siguiente :

Elegimos una función  $f(\nu)$  que reproduzca el perfil de la línea y que esté normalizada :

$$\int_0^{\infty} f(\nu) d\nu = 1$$

Escribimos el coeficiente de absorción como :

$$K_\nu = \frac{n_l B_{lu} h\nu}{4\pi} - \frac{n_u B_{ul} h\nu}{4\pi}$$

(absorciones)                      (emisiones inducidas)

Por otro lado :

$$B_{lu} g_l = B_{ul} g_u \quad \text{y} \quad B_{ul} = \frac{c^2}{2h\nu^3} A_{ul}$$

$$K_\nu = \frac{n_l h\nu}{4\pi} \frac{g_u}{g_l} \frac{c^2}{2h\nu^3} A_{ul} - \frac{n_u h\nu}{4\pi} \frac{c^2}{2h\nu^3} A_{ul}$$

$$K_\nu = \left( n_l \frac{g_u}{g_l} - n_u \right) \frac{h\nu c^2}{8\pi h\nu^3} A_{ul}$$

pero  $\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} \exp[-\Delta E_{ul}/kT_e]$  y  $\Delta E_{ul} = h\nu$

$$\Rightarrow K_\nu = \frac{h\nu n_l c^2}{8\pi h\nu^3} A_{ul} [\exp(h\nu/kT_e) - 1]$$

Utilizando el hecho de que  $h\nu \ll kT_e$ .

$$K_\nu = n_l A_{ul} \frac{hc^2}{8\pi\nu kT_e} f(\nu)$$

$$\int_0^{\infty} K_\nu d\nu = \int_0^{\infty} n_l A_{ul} \frac{hc^2}{8\pi\nu kT_e} f(\nu) d\nu$$

La profundidad óptica de una línea está dada por :  $\zeta_0 = K_0 L$

$$K_0 \Delta\nu \approx \int_0^{\infty} K_{\nu} d\nu$$

$$\zeta_0 \approx \frac{\int_0^{\infty} K_{\nu} d\nu}{\Delta\nu} L$$

$\zeta_0 \equiv$  espesor óptico en el centro de la línea

$$\zeta_0 = n_{\mu} A_{ul} \frac{hc^2}{8\pi\nu k_{\text{Tex}}} \frac{L}{\Delta\nu}$$

pero  $\Delta\nu/\nu = \Delta\nu/c$

$$\zeta_0 = n_{\mu} A_{ul} \frac{hc^3}{8\pi\nu k_{\text{Tex}}} \frac{L}{\Delta\nu}$$

Para una línea ópticamente delgada, medio transparente :

$$T_1 = (\text{Tex.} - T_f) \zeta_0$$

(temperatura de brillo en el centro de la línea)

Si  $\text{Tex.} \gg T_f \Rightarrow T_1 = \text{Tex.} \zeta_0$

Midiendo  $T_1$  y  $\Delta\nu$  y sustituyendo los valores de las ctes. atómicas podemos determinar  $n_{\mu}L$ . Esto es, la columna de densidad de los átomos en el estado superior  $u$  :

$$N_{\mu} = n_{\mu} L$$

Ahora tenemos que corregir para los restantes :  $N_l = n_l L$

Para la línea de 21 cm :

$$g_{\mu} = 3, \quad g_l = 1, \quad h\nu \ll k_{\text{Tex.}} \Rightarrow \frac{n_{\mu}}{n_l} \approx 3$$



$$n_{\text{TOTAL}} = n_u + n_l = 4/3 n_u$$

3/4 del total de átomos están en el estado u y 1/4 está en l.

$$T_l = 3/4 N(H) A_{ul} \frac{hc^3}{8\pi \nu^2 k \Delta\nu}$$

$$N(H) = T_l \Delta\nu \quad \times \quad \frac{32\pi \nu^2 k}{3hc^3 A_{ul}}$$

(observables)                      (constantes atómicas)

$$N(H) = 1.953 \times 10^{18} \times T_l \Delta\nu$$

LAS LINEAS DE NaI y CaII.

De todas las transiciones posibles del NaI, las que nos interesan en este momento son las llamadas líneas D.

La transición  $3P \rightarrow 3S$  no es una transición sencilla sino que en realidad es un doblete con longitudes de onda correspondientes muy cercanas :

$$\lambda_1 = 5889.9 \text{ \AA} \approx 5890 \text{ \AA}$$

$$\lambda_2 = 5895.9 \text{ \AA} \approx 5896 \text{ \AA}$$

La transición  $3^2 P_{3/2} \rightarrow 3^2 S_{1/2}$  corresponde al primer miembro de las series principales. El electrón de valencia tiene un momento angular orbital :  $L (= \sqrt{1(1+1)h})$ , dando como resultado un momento angular total,  $J (= \sqrt{j(j+1)h})$ . El número cuántico de momento angular total "j" puede tomar los valores :  $j = 1 + 1/2$  y  $j = 1 - 1/2$ , siempre y cuando  $l \neq 0$ .

El nivel "P" corresponde a  $L=1$ , por lo tanto, el electrón el desexcitarse o excitarse puede acoplarse de dos formas, una si su vector S es paralelo a su vector L, lo que nos daría  $j = 1 + 1/2 = 3/2$

y otra si su vector S es antiparalelo a L :  $j = 1 - 1/2 = 1/2$

$$5890 \text{ \AA} : 3^2 P_{3/2} \rightarrow 3^2 S_{1/2} \quad \Delta l = +1$$

$$5896 \overset{\circ}{\text{Å}} : 3^2 P_{1/2} \rightarrow 3^2 S_{1/2} \quad \Delta j = 0, +1$$

Para las transiciones ópticas del CaII tenemos algo similar; la transición  $4P \rightarrow 4S$  corresponde a un doblete, cuyas longitudes de onda correspondientes son :

$$3934 \overset{\circ}{\text{Å}} : 4^2 P_{3/2} \rightarrow 4^2 S_{1/2} \quad 3468 \overset{\circ}{\text{Å}} : 4^2 P_{3/2} \rightarrow 4^2 S_{1/2}$$

APENDICE B.

DEFINICION DEL ESTANDAR LOCAL DE REPOSO.

Supongamos que queremos especificar los movimientos de las estrellas de nuestra Galaxia. En la práctica estaremos limitados observacionalmente a adquirir información proveniente de un grupo reducido de estrellas en la vecindad solar. Una manera muy útil de describir los movimientos estelares es en términos de un movimiento "promedio" de la vecindad solar como un todo, junto con el movimiento neto de cada estrella relativo a ese "promedio". Escogemos como marco de referencia inercial a la Vía Láctea en conjunto y se define entonces el estándar local de reposo (E.L.R.) como aquel sistema de referencia cuyas componentes de velocidad son :

$$\langle u \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N u_i ; \quad \langle v \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_i ; \quad \langle w \rangle = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N w_i$$

donde  $u_i$ ,  $v_i$  y  $w_i$  son las componentes de la velocidad de la  $i$ -ésima estrella de un total de  $N$ . Esta es la definición cinemática del E.L.R. y existe una definición dinámica alternativa. Dinámicamente el E.L.R. se define como un punto en la vecindad solar que se mueve en una órbita circular perfecta alrededor del centro de la Galaxia con la misma velocidad orbital circular que se requiere para contrarrestar las fuerzas gravitacionales que actúan sobre ese punto. El valor aceptado hasta la fecha, para el movimiento del E.L.R. es :

$$\Theta_0 = 225 \pm 25 \text{ km/s}$$

en la dirección perpendicular a la dirección del centro galáctico. El valor comunmente utilizado es  $\Theta_0 = 250 \text{ km/s}$ .

### CURVAS DE ROTACION. Orbitas Circulares.

El modelo de Schmidt supone que, tanto las estrellas como la materia interestelar, se mueven en órbitas circulares alrededor de un núcleo pequeño o muy masivo. Esto como primera aproximación para modelar la rotación galáctica resulta ser correcto a distancias menores o iguales a la distancia del Sol al centro galáctico.

La velocidad radial promedio de un medio cercano al punto P (ver figura B.1.) con respecto al medio cercano al Sol (E.L.R.) está dado por :

$$V_r = R_0 [\omega(R) - \omega_0] \sin l''$$

donde  $R_0$  es la distancia del Sol al centro galáctico y  $\omega_0$  es la velocidad angular de la vecindad solar.

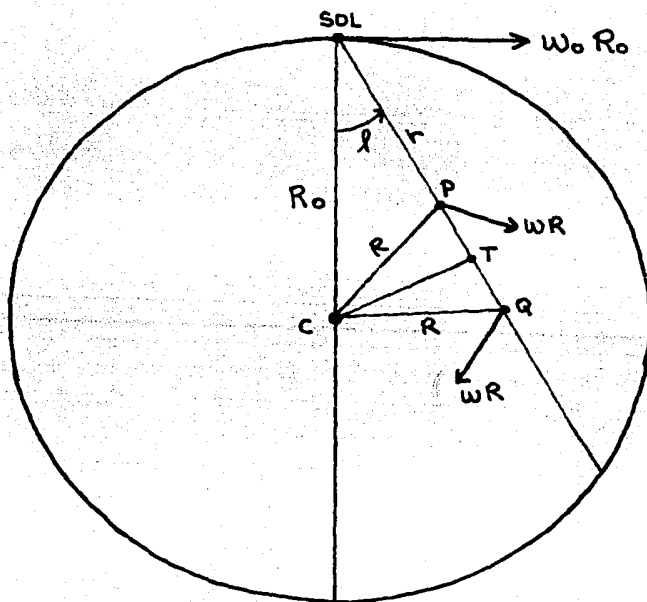


Figura B.1. Ilustración de la relación entre las velocidades radial y de rotación.

Los perfiles de las líneas HI galáctico han proporcionado los valores de la función  $R_0 [\omega(R) - \omega_0]$  para la región  $R < R_0$ . Para  $l^{\text{II}} < 90^\circ$  la velocidad máxima en la línea de visión ocurre en el punto T más cercano al centro C, y cerca de este punto la velocidad permanece casi constante sobre un largo tramo. Si T pertenece a algún brazo espiral, lo que se observa es una intensa radiación en ese punto que disminuye drásticamente hacia la dirección donde las velocidades aumentan (ver figura B.1.). Midiendo la velocidad radial del punto donde se observa una drástica disminución de la intensidad de la radiación se obtienen los valores de la función  $R_0 [\omega(R) - \omega_0]$  en T, i.e. a la distancia  $R = R_0 \sin l^{\text{II}}$  del centro. Y de esta manera se puede construir la curva  $\omega(R)$  para  $R < R_0$ . Su escala y su punto origen dependen de los valores de  $R_0$  y  $\omega_0$ .

Tenemos muy poca información confiable sobre la curva de rotación de nuestra Galaxia a distancias mayores del radio solar y la curva de rotación para radios internos al círculo solar aún es algo incierta debido a las incertidumbres en los valores de  $R_0$  y  $\omega_0$ .

#### COORDENADAS MAGALLANICAS.

Relación entre las coordenadas magallánicas  $(\Theta, \phi)$  y las coordenadas galácticas  $(l, b)$ .

Las relaciones que se utilizan para pasar de un sistema a otro son las siguientes :

$$\cos \phi \cos (\Theta - 106.5^\circ) = \cos b \cos (l - 100.4^\circ)$$

$$\cos \phi \sin (\Theta - 106.5^\circ) = \cos b \sin (l - 100.4^\circ) \cos 96.6^\circ + \sin b \sin 96.6^\circ$$

$$\sin \phi = - \cos b \sin (l - 100.4^\circ) \sin 96.6^\circ + \sin b \cos 96.6^\circ$$

## REFERENCIAS

- 1 - Appenzeller (1980) Star Formation. (10 Adv. Course of the SSAS-Saas Fee, Suiza. Observatorio de Ginebra).
- 2 - Ayra (1971) Fundamentals of ATOMIC PHYSICS. Allyn and Bacon, Inc.
- 3 - Bajaja, E. et al. (1985) The Ap. J. Supp. Series, 58, 143-165.
- 4 - Bok, B. (1981) The Milky Way. Harvard University Press.
- 5 - Bone, D. et al. (1983) Astrophys. and Space Science 89, 173.
- 6 - Bregman, J. (1979) The Ap. J., 229, 514-523.
- 7 - Bregman, J. (1980) The Ap. J., 236, 577-591.
- 8 - Clemens, D. (1985) The Ap. J., 295, 422.
- 9 - Cohen, R. et al. (1979) Mont. Not. R. astr. Soc. 186, 433-451.
- 10 - Cohen, R. (1981) Mont. Not. R. astr. Soc. 199, 281-293.
- 11 - Cohen, R. (1982) Mont. Not. R. astr. Soc. 200, 391-405.
- 12 - Chevalier, R. y Oegerle, W. (1979) The Ap. J., 227, 398.
- 13 - Daltabuit, E. et al. (1972) Astron. Astrophys. 20, 415-424.
- 14 - Davies, R. (1972a) Mont. Not. R. astr. Soc. 160, 381-406.
- 15 - Davies, R. (1972b) Nature 237, 88.
- 16 - Davies, R. (1977) Mont. Not. R. Astr. Soc. 180, 71
- 17 - de Boer, K. et al. (1983) The Ap. J. 265, 210-215.
- 18 - de Boer, K. et al. (1984) Astron. Astrophys. 136, L7-L8.
- 19 - Dieter, N. (1971) Astron. Astrophys. Vol. 12, No. 1
- 20 - Erkes, J. et al (1980) The Ap. J. 238, 546-553.
- 21 - Franco, J. (1984) Temas Selectos de Astrofísica. Universidad Nacional Autónoma de México.
- 22 - Franco, J. (1986) Rev. Mex. Astron. Astrofísica. 12, 287.
- 23 - Franco, J. et al. (1987) en preparación.
- 24 - Ferris (1980) GALAXIES. Stewart, Tabori and Chang, Publishers, New York. Sierra Club Books.
- 25 - Fujimoto, M. (1979) Copyright (c) by the IAU.
- 26 - Fujimoto, M. et al. (1980) Publ. Astron. Soc. Japan. 32, 581-603.
- 27 - Giovanelli, R. et al. (1973a) Astron. Astrophys. Suppl. 12, 209.
- 28 - Giovanelli, R. et al. (1973b) Astrophys. J. 182, 755.
- 29 - Giovanelli, R. et al. (1976) Astron. Astrophys. 48, 39-47.

- 30 - Giovanelli, R. (1980) *The Astron. J.* Vol. 85, No. 9.
- 31 - Gordon, C. et al. (1968) *The Ap. J.* , 154, 103.
- 32 - Habing, H. (1966) *Bull. Astr. Inst. Nether.* 18, 323-352.
- 33 - Haynes, M. (1981) *The Astron. J.* Vol. 86 No. 8.
- 34 - Hawkins, M. y Bruck, M. (1983) *Astron. Astrophys.* 124, 216.
- 35 - Hirth, W. et al. (1985) *Astron. Astrophys.* 153, 249-252.
- 36 - Hulsbosch, A. (1975) *Astron. Astrophys.* 40, 1-25.
- 37 - Hulsbosch, A. (1978a) *Astron. Astrophys. Suppl.* 33, 383.
- 38 - Hulsbosch, A. (1978b) *Astron. Astrophys. Suppl.* 66, L5.
- 39 - Jenkins, E. (1978a) *The Ap. J.* , 219, 845.  
(1978b) *The Ap. J.* , 220, 107.
- 40 - Kaelble, P. et al. (1985) *Astron. Astrophys.* 143, 408-412.
- 41 - Kerr, F y Westerhout, G. (1965) *Stars and Stellar Systems. Volumen V. Cap. 9* The University of Chicago Press.
- 42 - Kerr, F. (1969) *The Ap. J.* Vol. 158.
- 43 - Lin, D. (1982) *Mont. Not. R. astr. Soc.* 198, 707-721.
- 44 - Mathewson, D. et al. (1974) *The Ap. J.* 190, 291-296.
- 45 - Mc Cammon, D. et al. (1983) *Ap. J.* 269, 107.
- 46 - Meng, S. (1970) *The astron. J.* Vol. 75 No. 5.
- 47 - Mihalas y Routly (1968) W.H. Freeman and Company.
- 48 - Minkowski, R. et al. (1972) *The Ap. J.* 175, L123-L125.
- 49 - Mirabel, I. et al. (1985) *Pretiro.*
- 50 - Mirabel, I. (1981a) *The Ap. J.* 250, 520-533.
- 51 - Mirabel, I. (1981b) *The Ap. J.* 247, 97-103.
- 52 - Mirabel, I. (1982) *The Ap. J.* 256, 112-119.
- 53 - Mirabel, I. et al. (1984) *The Ap. J.* 279, 86-92.
- 54 - Morras, R. (1982) *Astron. Astrophys.* 115, 249.
- 55 - Morton (1983) et al. *Mont. Not. R. astr. Soc.* 205, 1191-1205.
- 56 - Munch, G. et al. (1960) *Astron. Astrophys.* 113, 11-28.
- 57 - Oort, J. (1967) *IAU Symposium No. 31*, 279-288.
- 58 - Oort, J. (1970) *Astron. Astrophys.* 7, 381-4404.
- 59 - Oort, J. et al. (1978) *Astronomical Papers Dedicated to Bengt Stroemgen*, editado por A. Reiz y T. Andersen (Observatorio de la Universidad de Copenagen, Copenagen). 469.
- 60 - Osterbrock (1977) *Astrophysics of Gaseous Nebulae.* W.H. Freeman and Company.

- 61 - Pawsey, J. y Bracewell, R. (1955). Radio Astronomy . Oxford at the Clarendon Press.
- 62 - Recillas-Cruz, E. (1982) Mont. Not. R. astr. Soc. 201, 473-478.
- 63 - Reynolds, R. et al. (1973) The Ap. J. 185, 869-875.
- 64 - Reynolds, R. et al. (1974) The Ap. J. 192, L53-L56.
- 65 - Reynolds, R. et al. (1986) Pretiro.
- 66 - Sanders, W. et al. (1977) The Ap. J., (Letters), 217, L87.
- 67 - Serrano, A. (1984) Temas Selectos de Astrofísica. Universidad Nacional Autónoma de México.
- 68 - Schneider, S. et al. (1983) The Ap. J., 273, L1-L5.
- 69 - Shapiro, P. y Field, G. (1976) The Ap. J., 205, 762.
- 70 - Songaila, A. (1981) The Ap. J. 243, L19-L22.
- 71 - Sturrock, P. y Stern, R. (1980) The Ap. J., 238, 98.
- 72 - Tenorio Tagle, G. (1980) Astron. and Astrophys. 88, 61-65.
- 73 - Tenorio Tagle, G. et al. (1986) Astron. Astrophys. 170, 107.
- 74 - Tenorio Tagle, G. (1987) Astron. Astrophys. en prensa.
- 75 - Verschuur, G. (1969) The Ap. J. Vol. 156.
- 76 - Verschuur, G. (1971) The Astron. J. Vol. 76 No. 2.
- 77 - Verschuur, G. (1971) The Astron. J. Vol. 76 No. 4.
- 78 - Verschuur, G. (1973) Astron. Astrophys. 27, 407.
- 79 - Verschuur, G. (1975) Annu. Rev. Astron. Astrophys. 13, 257.
- 80 - Verschuur, G. (1986) NASA Technical Memorandum 88342, 81.
- 81 - Wannier, P. et al. (1972a) Astrophys. J. Lett. 173, L119.
- 82 - Wannier, P. et al. (1972b) Astron. Astrophys. 18, 224.
- 83 - Watanabe, T. (1981) The Astron J. Vol. 86 No. 1.
- 84 - Wesheit, J. y Collins, L. (1976) The Ap. J., 210, 299.
- 85 - West, K. et al. Pretiro de Mont. Not. R. astr. Soc.
- 86 - York, D. et al. Pretiro.
- 87 - York, D. et al. (1985) The Ap. J. 293, L15-L18.