

Car OB2 y Ara OB1: Estudio del hidrógeno neutro en sus alrededores

José Ricardo Rizzo

CAR OB2 Y ARA OB1: ESTUDIO DEL
HIDRÓGENO NEUTRO EN SUS ALREDEDORES

CAR OB2 Y ARA OB1: ESTUDIO DEL
HIDRÓGENO NEUTRO EN SUS ALREDEDORES

José Ricardo Rizzo

Tesis para optar al grado de
DOCTOR EN ASTRONOMÍA

FACULTAD DE CIENCIAS
ASTRONÓMICAS Y GEOFÍSICAS

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

DIRECTOR: DR. E. MARCELO ARNAL

~ Año 1994 ~

A Nicolás Rizzo

Agradecimientos

Al Dr. Marcelo Arnal, por su condición de Director de esta tesis, por las responsabilidades profesionales asumidas, por brindarme la posibilidad de iniciarme en la investigación, guiándome en mucho más que eso y por algún que otro "tirón de oreja" cuando indiscutiblemente hizo falta.

Al Dr. Esteban Bajaja, quien actuó como co-director durante la ausencia del Dr. Arnal, habiendo concretado en ese período una importante fracción de la tesis. Además, he conocido su propia calidad humana y me he apoyado en varios de sus conceptos.

Al Dr. Raúl Colomb, Director del IAR, por haber consentido mi interés en realizar este trabajo en ese centro de investigación, y consecuentemente haber apoyado mis requerimientos.

A varios científicos del IAR, a los que he conocido y con quienes he tenido fructíferas charlas, no solamente sobre la investigación: Cristina Cappa, Wolfgang Pöppel, Ricardo Morras, Quico Testori, Ismael Azcárate, Carlos Olano y Cristina Martín.

Al Instituto Argentino de Radioastronomía en general y a mis amigos en particular, quienes han apoyado desde distintos frentes esta tarea: Amalia Bajaja, Cecilia Rozemblum, Nelva Perón, Lucía Bagnato, Carlos Cristina y Marcelo Fumagalli.

A lo largo de estos años, varias personas han estado a mi lado de una forma u otra y, en cierto modo, han sido importantes motores e innegable ayuda en la concreción de esta tesis. Es usual, en estos casos, referirse a los últimos momentos del trabajo, obviando posiblemente a personas que estuvieron presentes en otras etapas. Pecaría de injusto si así lo hiciese, por lo que, sin nombrarlos, les estoy sinceramente agradecido.

A mis padres, simplemente por serlo y por saber alentarme cuando lo necesité. A mi hijo Nicolás, que casi promete ser astrónomo "cuando sea grande", y a mi familia en general.

A Fernanda y Pedro Alterman, por haber ayudado activamente a la presentación final de esta tesis, tan considerable como la tesis misma.

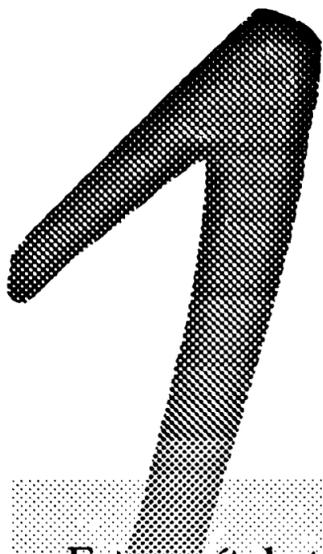
A todos aquellos que no menciono explícitamente y que, ofendidos, me harán su propio reclamo.

Contenido

Capítulo 1: INTRODUCCIÓN	1
1 Efectos de la evolución estelar sobre el medio	1
2 Principales modelos	3
2.1 <i>Vientos estelares en un medio homogéneo</i>	3
2.2 <i>Vientos estelares en un medio no homogéneo</i>	4
2.3 <i>Las explosiones de supernova</i>	6
2.4 <i>Los procesos no son independientes</i>	7
2.5 <i>Los modelos frente a agregados estelares</i>	7
3 Observación de cáscaras y burbujas de HI	9
4 Reseña de algunos casos analizados	13
5 Lineamiento general de la Tesis	15
Referencias	16
Capítulo 2: TRATAMIENTO DE LAS OBSERVACIONES	19
1 Introducción	19
2 Aplicación de un procedimiento sencillo	21
3 Desarrollo del método	23
3.1 <i>Consideraciones previas</i>	23
3.2 <i>Obtención del algoritmo</i>	24
4 Aplicación del método	26
5 Confiabilidad del procedimiento	27
5.1 <i>Los experimentos numéricos</i>	27
5.2 <i>Resultados</i>	29

6 Conclusiones	37
Referencias	40
Capítulo 3: EL HIDRÓGENO INTERESTELAR EN CAR OB2.....	41
1 Introducción	41
2 Material observacional analizado	44
<i>2.1 Relevamientos a gran escala en la región.....</i>	<i>44</i>
<i>2.2 Observaciones desde el IAR</i>	<i>45</i>
3 Resultados	46
<i>3.1 La cáscara de HI en la región de Carina OB2.....</i>	<i>46</i>
<i>3.2 Otro objeto de interés en la zona: IVC288.5+1.0-42</i>	<i>51</i>
4 Discusión	54
<i>4.1 Vinculación de la cáscara de HI con Car OB2</i>	<i>54</i>
<i>4.2 Aporte de energía de Car OB2 al gas circundante.....</i>	<i>54</i>
<i>4.3 Otros rasgos del material interestelar</i>	<i>59</i>
4.3.1 La irregularidad cinemática de Carina	59
4.3.2 El gas molecular en Carina	60
4.3.3 La nube de velocidad intermedia	64
<i>4.4 Panorama general.....</i>	<i>65</i>
5 Conclusiones	67
Referencias	68
Capítulo 4: EL HIDRÓGENO INTERESTELAR EN ARA OB1	71
1 Introducción	71
2 Material observacional analizado	73
3 Resultados	74
4 Discusión	80

4.1 Componente “A”	80
4.1.1 Origen de la estructura	80
4.1.2 Balance energético entre las estrellas y el medio interestelar	81
4.1.3 Formación estelar en Ara OB1	84
4.2 Componente “B”	87
5 Conclusiones	89
Referencias	90
 Capítulo 5: CONCLUSIONES	 93
1 Resultados obtenidos en esta Tesis	93
2 Comparación con estructuras similares	95
3 Comentarios finales	99
Referencias	100
 APÉNDICE	 103
1 Observación radioastronómica de una línea espectral	103
2 Parámetros obtenidos en la observación	104
3 Emisión de la línea de HI	105
3.1 Mecanismo de excitación de la línea de 21 cm	105
3.2 Ecuación del Transporte	106
3.3 Caso ópticamente delgado	106
Bibliografía recomendada	107



INTRODUCCIÓN

Este capítulo trata sobre la fenomenología analizada en la Tesis, tanto desde el punto de vista teórico como observacional. Se describen los procesos físicos vinculados a la evolución de estrellas O y B que perturban el medio circundante. La fotoionización, los vientos estelares y las posteriores explosiones de supernova ionizan y barren el gas en el que están inmersas las estrellas, generando ondas de choque y creando una burbuja central caliente y altamente ionizada, rodeada de una cáscara expansiva más fría. Se describe luego la evolución en el modelado de estas estructuras, contemplando vientos estelares, ionización y explosiones de supernova, para distintas distribuciones originales de la densidad del material interestelar. Posteriormente, se analiza la morfología que presentan estas cáscaras y burbujas en los mapas de 21 cm del hidrógeno neutro, así como las magnitudes físicas deducibles de las observaciones, y las dificultades más usuales en la detección de estas estructuras. Finalmente, se mencionan los principales resultados obtenidos en otros trabajos observacionales, incluyendo catálogos de cáscaras y agujeros de HI, burbujas en estrellas O y Wolf-Rayet, remanentes de supernova y cáscaras expansivas en asociaciones OB. El capítulo finaliza sintetizando los objetivos y el contenido general de la Tesis.

1 Efectos de la evolución estelar sobre el medio

Las estrellas O y B son las de mayor masa, las de mayor temperatura efectiva y las de “vida” más breve (menos tiempo en la fase de Secuencia Principal, SP) que se puedan encontrar en la Galaxia. Las condiciones físicas de estas estrellas hacen que sean las que más violentamente interactúan con el medio que las rodea. Los tres procesos que gobiernan esta interacción son: (a) **La elevada tasa de emisión de fotones en el continuo de Lyman ($\lambda < 912 \text{ \AA}$).** La misma es responsable de la fotoevaporación

de las estructuras del medio interestelar (MIE), y la creadora de regiones HII. El alto grado de ionización impartido al medio (por estrellas más tempranas que B1) produce una notable emisión térmica en el continuo de radio, así como una deficiencia en la distribución general del material atómico en la zona adyacente a la estrella. Se genera una diferencia de presiones muy grande entre la región ionizada y su entorno, originando una onda de choque que barre el material circundante. La extensión de la región ionizada puede ser evaluada mediante el radio de Strömgen (distancia a la estrella donde las ionizaciones y las recombinaciones se compensan, asumiendo una ionización con simetría esférica), que resulta proporcional a $L_c^{1/3} n_m^{-2/3}$ (L_c es la tasa de emisión de fotones ionizantes, y n_m es la densidad del medio). Para una estrella O6V típica ($L_c \sim 10^{49} \text{ s}^{-1}$) y en un medio con $n_m \sim 1 \text{ cm}^{-3}$, se tendría un radio de Strömgen de $\sim 10 \text{ pc}$ (Oort & Spitzer 1955). **(b) El viento estelar.** Todas las estrellas pierden masa, pero las estrellas O y B lo hacen con una tasa varias veces superior a las demás. Mientras que las estrellas B pierden masa a una razón de 10^{-7} a $10^{-9} M_\odot \text{ año}^{-1}$ (Snow 1982), las O lo hacen a $10^{-6} M_\odot \text{ año}^{-1}$ (Howarth & Prinja 1989; Blomme 1990). Esta “evaporación” de material se produce a velocidades supersónicas (1000 a 2000 km s^{-1}), lo que crea un frente de choque que se expande rápidamente al principio y barre el material circundante, sin discriminar su estado físico (tanto el polvo como el gas neutro, ionizado y molecular). Alrededor de estrellas inmersas en un medio con densidad cercana a 1 cm^{-3} , se forman cáscaras de hasta 30 pc, así como una burbuja en su interior. **(c) Las explosiones de supernova (SN).** Las estrellas O y B explotan como SN muy poco después de salir de la SP. El medio circundante, barrido por efecto del viento de la estrella durante la SP e ionizado por su radiación UV, recibe una violenta inyección de energía en escalas de tiempo relativamente breves (10^4 - 10^5 años), lo que acelera la expansión de las estructuras ya existentes y aumenta la magnitud de sus parámetros energéticos (Chevalier 1974).

En el caso de asociaciones OB (o cúmulos estelares ricos en este tipo de estrellas), el efecto combinado de estos fenómenos llegaría a formar espectaculares superestructuras en el MIE. La fotoionización y los vientos estelares están presentes desde el nacimiento de la asociación, y actúan en forma conjunta en una escala mucho mayor que para una estrella individual. De este modo, se crea una gran cavidad (en la que está inmersa la asociación), con gas ionizado y caliente (temperaturas de hasta 10^6 K), así como una supercáscara de material neutro y comprimido alrededor. Esta primer etapa ha sido bien estudiada analíticamente por Castor et al. (1975) y Weaver et al. (1977). En este medio previamente barrido es donde comienzan (10^6 - 10^7 años después) a explotar las SN de la asociación. Comienzan las estrellas O, pero como son numéricamente menos importantes, el mayor aporte de energía lo efectúan las B, hasta el tipo

espectral B4; debido al gran tiempo que permanecen las estrellas más tardías en la SP, el intervalo de masas más eficiente es $7 \leq M \leq 15 M_{\odot}$, correspondiente al intervalo espectral B0-B2 (de Geus 1991). Tenorio-Tagle et al. (1990) y Tomisaka (1991) elaboraron modelos basados en sucesivas explosiones de SN, teniendo en cuenta no sólo el medio previamente barrido, sino también la existencia de un gradiente de densidad, similar al disco de HI de nuestra Galaxia. Algunos cúmulos masivos y asociaciones OB podrían crear una cáscara expansiva lo suficientemente energética como para penetrar en las capas menos densas del plano galáctico, y aún romperlas, pudiendo de esta manera irrumpir en el halo de la Galaxia. Ambos modelos muestran que para las condiciones físicas del halo ($T \sim 10^6$ K, $n \sim 10^{-3}$ cm $^{-3}$; Kulkarni & Heiles 1988), y para un disco galáctico con una altura de escala cercana a los 100 pc, la supercáscara puede ser acelerada luego de unos 10^7 años. Por otro lado, Dickey & Lockman (1990), Heiles (1979, 1984) y Hu (1981) han identificado y catalogado supercáscaras de HI a altas latitudes, varias de las cuales con diámetros cercanos al kiloparsec. Si bien algunas pueden haberse originado a partir de colisiones de nubes de alta velocidad con el disco galáctico (Tenorio-Tagle et al. 1987), otras pueden haber sido impulsadas al interior del halo galáctico por sucesivas explosiones de SN en asociaciones OB, contribuyendo de este modo a la energía térmica del halo.

2 Principales modelos

Los tres procesos antes mencionados calientan, disocian, ionizan y barren el medio que rodea a las estrellas, dando lugar a las complejas estructuras brevemente descritas en el punto anterior. En éste, se hará una descripción somera de las características de varios modelos, así como las predicciones derivadas de éstos.

2.1 *Vientos estelares en un medio homogéneo*

Avedisova (1972) y Castor et al. (1975) construyeron los primeros modelos analíticos de vientos estelares. En éstos, se consideraba una tasa de pérdida de masa constante, en un medio homogéneo y sin pérdidas radiativas (modelo adiabático). De este modo, predijeron aproximaciones para el radio y la velocidad de expansión de la cáscara formada, como una función del tiempo.

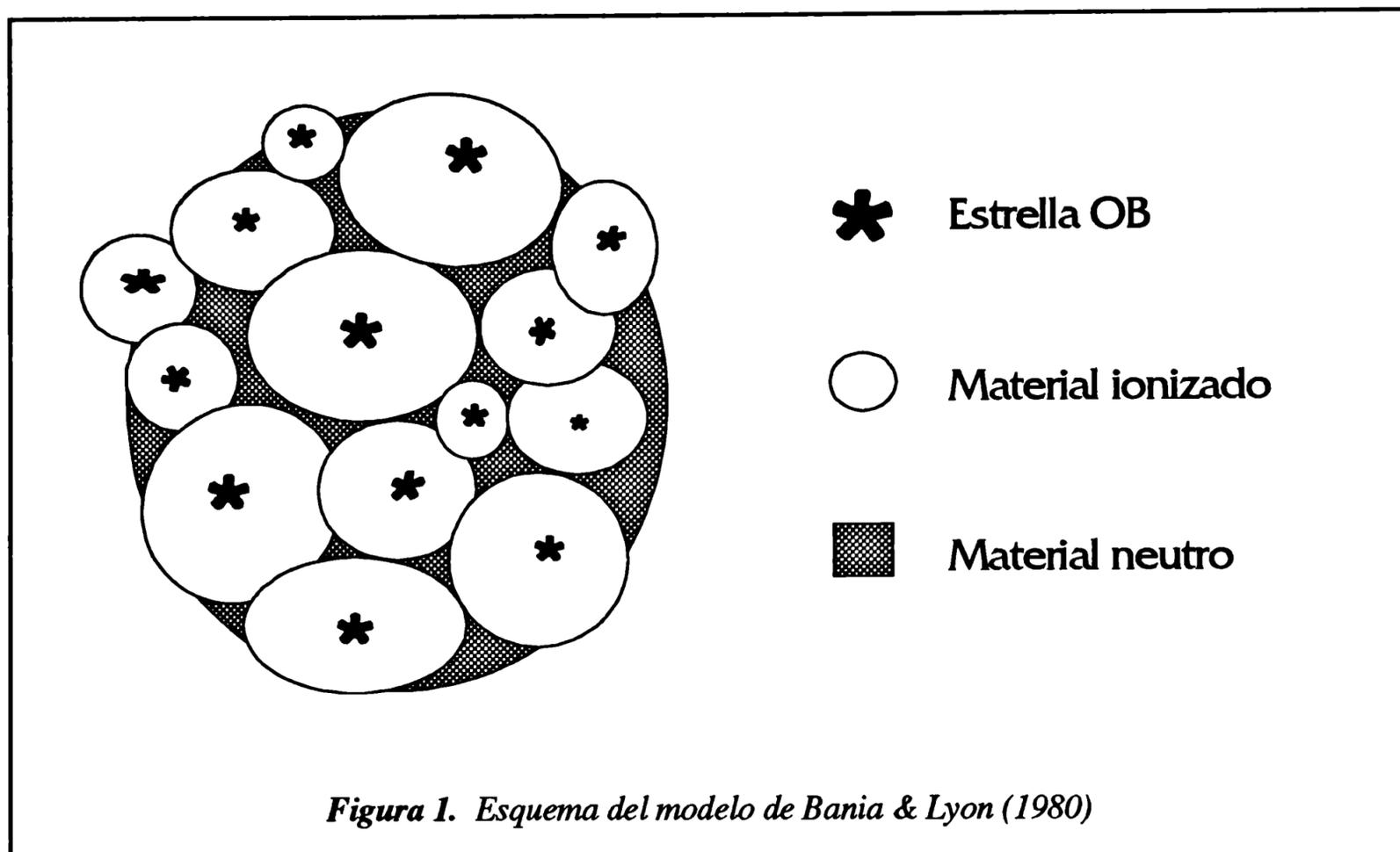
Las pérdidas radiativas fueron consideradas en el modelo de Weaver et al. (1977), aunque se retenía la uniformidad del MIE. Según este modelo, en las primeras etapas la

burbuja se expande muy rápido, y no hay pérdidas radiativas importantes; de este modo se forma una región, inmediatamente adyacente a la estrella, de algunos pc de diámetro, que contiene material ionizado a muy alta temperatura ($10^5 - 10^6$ K) y muy baja densidad ($10^{-2} - 10^{-3} \text{ cm}^{-3}$). Pero cuando el material barrido alcanza o sobrepasa cierta densidad crítica, el viento estelar es “shockeado”, y comienzan a influir las pérdidas radiativas. Si la radiación estelar es suficientemente intensa, la burbuja interior estaría contenida en una región más extendida (decenas de pc de diámetro) que contendría material parcialmente ionizado a temperaturas $\geq 10^6$ K. Por otro lado, el material barrido colapsaría en una fina cáscara en expansión, donde se podrían dar las condiciones físicas para la formación de átomos neutros y moléculas. Según este modelo y mientras dure la expansión, la energía entregada al medio por la estrella se reparte en partes casi iguales entre la burbuja y la cáscara; además, el 40 % de esta última se transforma en energía cinética de la cáscara (una cantidad deducible de las observaciones de HI).

2.2 Vientos estelares en un medio no homogéneo

Las estrellas OB nacen en nubes moleculares gigantes, altamente inhomogéneas, que contienen un gran número de concentraciones -“clumps”- en su interior. Por lo tanto, los vientos estelares en realidad actúan en un medio inicialmente no homogéneo. Este efecto fue tenido en cuenta por Elmegreen (1976), quien demostró que el medio que circunda a una estrella O se torna más uniforme debido a la fotoevaporación producida por ésta. Más tarde, Bania & Lyon (1980) investigaron el efecto de ionización de estrellas O y B en un medio homogéneo e isoterma. Así, demostraron que en el tiempo de vida de una estrella B1, la superposición de regiones HII da lugar a una distribución de nubes neutras en los “huecos” no ionizados (ver Figura 1); en otras palabras, la estructura grumosa -“clumpy structure”- aparece en el MIE al cabo de algunos millones de años.

Finalmente, McKee et al. (1984) consideraron los dos efectos en un sólo modelo, investigando la evolución de una burbuja en un medio inicialmente grumoso, y teniendo en cuenta los efectos de ionización de la estrella. En un ámbito más real, confirmaron los dos trabajos anteriores: en el tiempo de vida en SP de una estrella O, ésta homogeneiza el medio hasta distancias típicamente menores que 50 pc, dependiendo de la densidad promedio de éste y no del tipo espectral de la estrella. Además, definió luminosidades características del viento (L_w) y de la ionización (L_{St}), a fin de compararlas. Así, surgen tres casos posibles: (A) Si $L_w < L_{St}$, es más efectiva la homogeneización, por lo que la



burbuja se expande en forma casi adiabática en un medio uniforme. (B) Si $L_w > L_{St}$ hay pérdidas radiativas importantes, y la burbuja se expande en un medio no uniforme. (C) Si $L_w \approx L_{St}$, la burbuja se expande al mismo ritmo que la ionización, las nubes evaporadas se mezclan en la burbuja, hay pérdidas radiativas y la expansión se hace más lenta. Este modelo permitió, además, interpretar la clasificación morfológica de Chu (1981) como un esquema evolutivo de las burbujas alrededor de estrellas O.

En un trabajo reciente, Koo & McKee (1992) consideraron la evolución de burbujas formadas por vientos estelares (en un gran rango de velocidades y energías) en un medio uniforme, brindando expresiones analíticas para el radio y la masa de las burbujas, en términos de los parámetros del viento (velocidad y tasa de pérdida de masa) y la densidad del medio ambiente. Teniendo en cuenta la duración de la etapa de pérdidas radiativas consideradas por Weaver et al. (1977), introdujeron los conceptos de vientos lentos y rápidos. Los vientos *lentos* “shockeados” son radiativos hasta etapas evolutivas avanzadas de la burbuja, y son característicos de objetos estelares en estados tempranos de formación, y con masas considerablemente menores que las asignadas a estrellas OB. En cambio, los vientos estelares *rápidos* se convierten en no-radiativos en poco tiempo, por lo que este efecto no es dinámicamente importante; estos son los vientos característicos de las estrellas OB. En ambos casos (vientos lentos y rápidos en un medio homogéneo) las burbujas terminan confinadas por la presión exterior. También consideraron la evolución de burbujas en un disco plano-paralelo, analizando las situaciones en que la cáscara puede atravesar el disco de la Galaxia, y su posterior

evolución. Si la luminosidad mecánica es suficientemente baja, la burbuja puede evolucionar en forma de chorros (“jets”) irrumpiendo a través del disco, como podría ser el caso del “north polar spur”. En este caso, un campo magnético de moderada intensidad sería requerido para mantener confinado el “jet”. Por el contrario, si la luminosidad mecánica es suficientemente elevada, la burbuja fluye libremente por el halo de la Galaxia, contribuyendo de este modo a la energía térmica del mismo.

2.3 *Las explosiones de supernova*

Chevalier (1974) confeccionó los primeros modelos teóricos de explosiones y evolución de SNs, en un medio homogéneo, no afectado previamente por la acción de vientos estelares. En ese trabajo se analizan las propiedades observacionales, y la formación de una cáscara neutra y delgada. Provee asimismo expresiones para el radio y la velocidad del remanente, y el tiempo que tarda en alcanzar una configuración de equilibrio, para distintas densidades del medio e intensidades del campo magnético, pero con una única energía inicial de la explosión (3×10^{50} erg).

En el caso de conglomerados de estrellas, al cabo de pocos millones de años comienzan a explotar las estrellas O, seguidas luego por las B, que son más numerosas. Estas sucesivas explosiones tienen lugar en un ambiente previamente afectado por las explosiones anteriores. El efecto acumulado de estos eventos energéticos podría crear estructuras en el MIE de algunos cientos de pc de diámetro. Bruhweiler et al. (1980) contemplaron un medio previamente barrido por vientos estelares, pero simularon las explosiones como inyecciones ininterrumpidas de energía al medio. Según este modelo, se formarían enormes estructuras (con diámetros de hasta 750 pc) que poseerían una gran elipticidad. Tomisaka et al. (1981) desarrollaron un modelo unidimensional, con vientos previos y depósitos discretos de energía. Un cálculo bidimensional fue realizado por Tomisaka & Ikeuchi (1986), considerando además la estratificación; si la densidad es suficientemente baja, la burbuja se “pincha” y se forma una estructura casi cilíndrica abierta hacia el halo de la Galaxia. Mac Low & McCray (1988) aplicaron lo anterior con una estratificación más realista (modelo de Lockman et al. 1986). Según este trabajo, la cáscara penetra en el halo si el número de SN es mayor que 50. De este modo, la cáscara de HI se vería incompleta hacia altas latitudes. Por otro lado, existe la posibilidad de que, debido al mismo gradiente de densidad, la cáscara alcance una inestabilidad de Rayleigh-Taylor, se “rompa” y acelere algunos pedazos hacia afuera del disco (Mac Low et al. 1989).

2.4 *Los procesos no son independientes*

El incremento en la capacidad de cálculo ha permitido en estos últimos años modelar y analizar numéricamente situaciones cada vez más realistas. Los predecesores de las SNs son estrellas O y B que inyectan constantemente, a lo largo de su etapa de SP, una considerable cantidad de material, energía cinética y térmica y momento al medio que las circunda. Las SNs, por lo tanto, no explotan en un medio uniforme ni en un medio estratificado, sino más bien dentro de una burbuja formada por el propio viento de la estrella, la que podría estar confinada por una cáscara densa de material atómico o molecular, formada por un frente de choque. En este sentido, es interesante el trabajo de Tenorio-Tagle et al. (1990), quienes simularon numéricamente explosiones de SN en un medio previamente perturbado por el viento estelar. Dicho viento tiene características similares a los generados por las estrellas Wolf-Rayet, mientras que la explosión presenta una estratificación en la densidad y la velocidad, análogas a la observada en la supernova SN 1987A (Woosley et al. 1988). En este trabajo se analizan los campos de velocidades, la distribución de material (tanto el del viento estelar, como el eyectado en la explosión de SN y el medio circundante) y la emisión sincrotrónica, en $H\alpha$ y en rayos X. En todos los casos la onda de choque llega más lejos de la estrella que en los modelos que no consideran vientos., Aparecen varias ondas de choque (transmitidas y reflejadas), un campo de velocidades complejo y una notable variabilidad en la emisión X y $H\alpha$. Un efecto muy importante es que la duración del viento y el tamaño de la burbuja afectan notablemente la evolución del remanente.

Otro factor generalmente omitido es el campo magnético. La presencia de campos magnéticos en el medio donde se están formando una burbuja y una cáscara debería actuar sobre la componente ionizada del gas, pudiendo ésta transmitir esos efectos en forma mecánica al resto del gas. Ferrière & Zweibel (1991) discutieron la evolución de un remanente de SN en presencia de un campo magnético. Ellos notaron que la cáscara en expansión es mucho más gruesa que cuando no hay campo (hecho detectado en casi todos los casos observados) y que, en estados tardíos del remanente, se generan movimientos transversales en la cáscara.

2.5 *Los modelos frente a agregados estelares*

Los tres procesos físicos mencionados en la Sección 1 tienen lugar en estrellas O y B, las que en raras ocasiones se encuentran aisladas. Es usual, en cambio, hallar grupos de estrellas conformando cúmulos galácticos y/o asociaciones OB. Los modelos

antes descriptos han contemplado, en su mayoría, casos de estrellas individuales. En este punto se evalúan las consecuencias de esta simplificación.

A efectos de analizar la burbuja que se crea en el MIE como consecuencia de los vientos, la tasa de depósito de energía, masa y momento es simplemente aditiva, y como las distancias interestelares típicas en un cúmulo son bastante menores que los tamaños usuales de las burbujas, puede considerarse que se forma una única estructura, aunque de dimensiones y con energías mayores que las burbujas simples. Los efectos mencionados en la Sección 2.2 han sido someramente contemplados en el modelo de Bania & Lyon (1980) ya descrito; este modelo brinda un razonable esquema morfológico del medio circundante a grupos de estrellas, donde se tienen en cuenta la fotoevaporación y la estructura grumosa. Las estrellas de un cúmulo o asociación no explotan como SN simultáneamente sino en forma secuencial, desde las más a las menos masivas. Por lo tanto, modelos simples como el de Chevalier (1974) no reproducen la situación para agregados estelares. Los otros tres modelos mencionados en la Sección 2.3 (Bruhweiler et al. 1980, Tomisaka & Ikeuchi 1986 y Mac Low & McCray 1988) consideraron inyecciones discretas de energía, convirtiéndose en modelos útiles para este estudio en el caso de asociaciones estelares.

Finalmente, cabe contemplar el panorama general, a fin de mostrar las dificultades prácticas para el estudio teórico de este fenómeno. Desde su formación, las estrellas de una asociación (principalmente las estrellas de tipo O) calientan, ionizan y barren el medio que las circunda, inicialmente -en general- inhomogéneo. Esta continua acción perturbadora crea una burbuja interestelar de grandes dimensiones, dependiendo de las componentes del conglomerado estelar. Al final de su etapa de SP, estas estrellas comienzan a explotar como SN, iniciándose este proceso mediante las estrellas O tempranas. Estas inyecciones discretas de energía tienen lugar en un medio previamente “shockeado” por los vientos y las anteriores explosiones; en general este ambiente sería más complejo que el presentado por Tenorio-Tagle et al. (1990), el que ya muestra distintos frentes de choque y una morfolología compleja del medio. A su vez, las explosiones no se producen a intervalos regulares ni son energéticamente similares entre sí, ya que esto es dependiente de la composición estelar del grupo (en última instancia regida por la Función Inicial de Masas). Las primeras en explotar son las estrellas O, que son pocas aunque el lapso entre eyecciones es menor que en el caso de las estrellas B. Luego continúan las B tempranas, más abundantes pero con intervalos de tiempo entre explosiones sensiblemente mayores. Finalmente explotan las B tardías (hasta $7 M_{\odot}$, correspondiente a estrellas B4), más abundantes aún pero con tiempos característicos en explotar demasiado grandes, dado que permanecen varias decenas de millones de años en SP.

Estas enormes cantidades de energía y momento entregados al medio a lo largo de la existencia de una asociación OB o cúmulo galáctico, no sólo formarían estructuras de muy grandes dimensiones (centenares de pc), sino que también traerían consecuencias a escala galáctica. Se ha mostrado que algunas decenas de SN pueden romper la capa densa del disco galáctico e irrumpir en el halo (Heiles 1990, Koo & McKee 1992). Varios trabajos mencionan la posibilidad de que gran parte de la energía térmica del halo provenga de estos eventos, a través de efectos llamados “fuentes galácticas” y “chimeneas” (Bregman & Harrington 1986; Mac Low et al. 1989; Tenorio-Tagle et al. 1991).

3 Observación de cáscaras y burbujas de HI

La línea de 21 cm del HI es particularmente útil para la observación de los fenómenos recién descritos. En efecto, la burbuja central consiste en material ionizado y barrido, lo que implica una deficiencia en la distribución general del gas neutro. A su vez, la cáscara de material “shockeado” ubicada alrededor de la cavidad puede contener material atómico, detectándose como un exceso en la emisión de 21 cm. Las condiciones físicas en que se presentan estas estructuras hacen que esta línea sea ópticamente delgada, por lo que es posible detectar virtualmente todo el HI presente a lo largo de la visual.

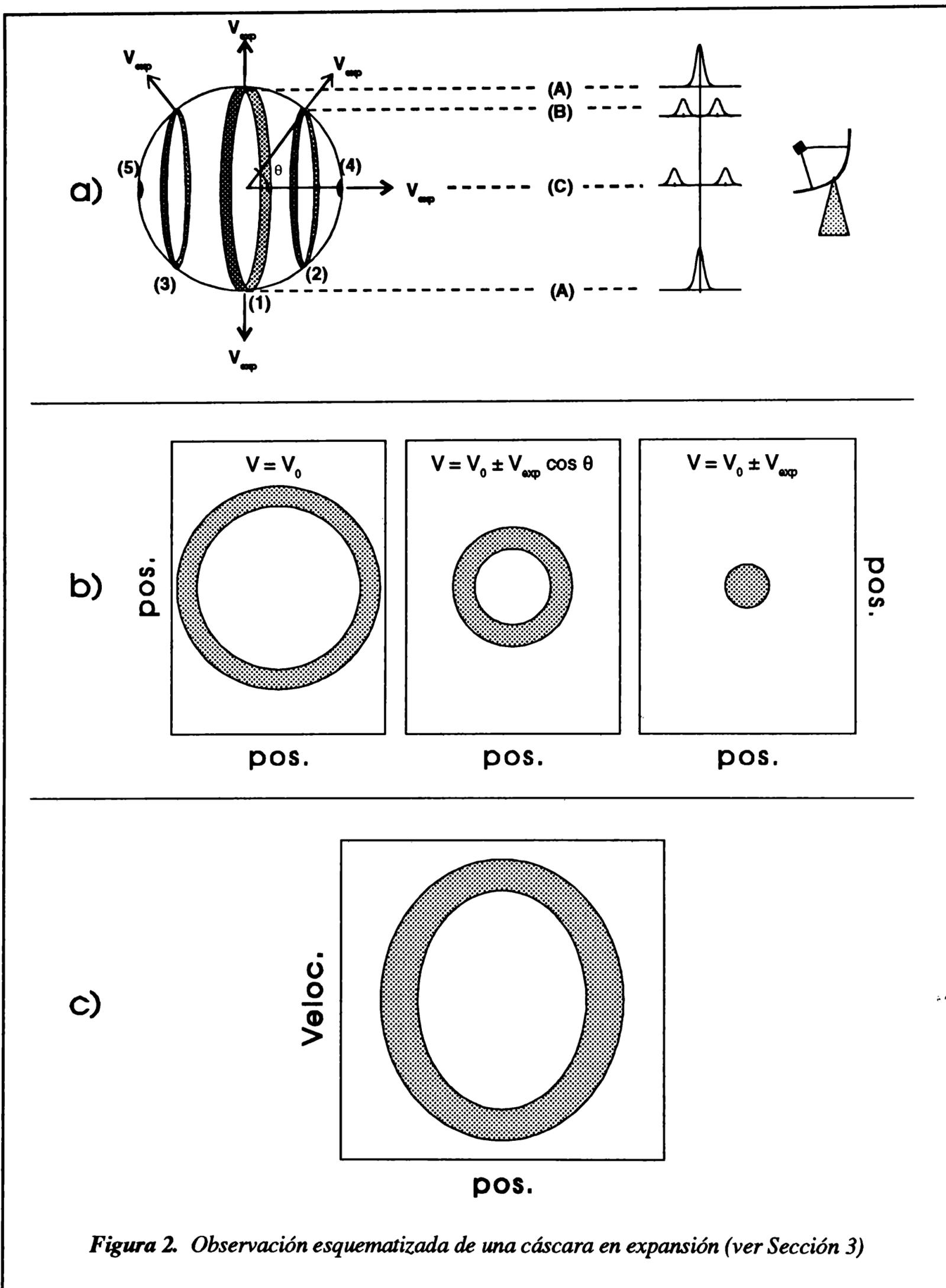
Las observaciones radioastronómicas de líneas espectrales (en particular la de 21 cm) en una cierta región del cielo suelen ser analizadas basándose en dos tipos de diagramas o *mapas*: (1) los *mapas posición-posición*: en ellos se grafica la distribución de la temperatura de brillo en el plano del cielo, en función de dos coordenadas celestes cualesquiera, para un cierto valor de la velocidad radial (el motivo por el que se expresa velocidad en lugar de longitud de onda, *via* Efecto Doppler, es que se brinda información física de una manera rápida y más evidente). Cuando se integran los perfiles de 21 cm en un cierto rango de velocidades, la magnitud representada es la densidad de columna de HI (N_{HI}); cuando la línea es ópticamente delgada, N_{HI} es proporcional a la masa del material detectado, la que queda determinada en términos de la distancia solamente. (2) los *mapas posición-velocidad*: en ellos se fija una coordenada celeste y se representa a la temperatura de brillo en función de la otra coordenada y de la velocidad radial.

Consideremos la presencia de una cáscara esférica y uniforme en expansión. Supongamos que la velocidad baricentral de la cáscara (la que tenía el material antes de

la perturbación) es V_O y su velocidad de expansión V_{exp} . La situación está esquematizada en la Figura 2a, situándose el observador a la derecha de la misma. Con un carácter orientativo, se indican tres direcciones en las que se podría observar. Todo el material contenido en el anillo (1) se movería a una velocidad radial V_O con respecto al observador, ya que se expande en el plano del cielo, y la componente radial de V_{exp} es nula. Los perfiles en la dirección (A) detectarían este material, presente en una única componente a la velocidad V_O . El material contenido en el anillo (2) se estaría acercando al observador a una velocidad radial $V_O - V_{exp} \cos \theta$ con respecto a éste; superpuesto en el cielo pero alejándose a una velocidad radial $V_O + V_{exp} \cos \theta$ se observaría el anillo (3). Cualquier perfil en la dirección (B) detectaría parte del material presente en ambos anillos, y tendrían dos componentes centradas en las velocidades mencionadas. Ambas componentes se irían separando hasta llegar a los discos (4) y (5), que se mueven a las velocidades radiales $V_O - V_{exp}$ y $V_O + V_{exp}$, respectivamente. Estos anillos serían detectados en perfiles observados en la dirección (C). La Figura 2b indica los mapas posición-posición que se obtendrían en las distintas velocidades.

Los mapas posición-velocidad que se obtendrían en un corte que pasa por el centroide de la cáscara -dirección (C), Figura 2c- mostrarían la presencia de dos componentes de velocidad en cada dirección. La máxima separación de estas componentes ($= 2 V_{exp}$) se daría hacia el centro de la estructura; hacia los extremos de la cáscara, en cambio, ambas componentes se fundirían en una sola a la velocidad radial V_O . En la práctica, sin embargo, es altamente dificultosa la identificación de todos estos rasgos, como se verá más adelante.

El análisis del HI a través de los mapas recién mencionados permite la obtención de varios parámetros de las estructuras que se hallen. Se pueden precisar dos tipos de parámetros observacionales: los *directos* y los *deducibles*. Los parámetros *directos* son aquellos que se pueden obtener **solamente** a partir de las observaciones de HI; son los de menor incerteza, ya que están afectados por la estimación directa de las observaciones. Se pueden distinguir los geométricos (centroide de la estructura, radio y espesor angulares de la cáscara, elipticidad y N_{HI} integrado sobre el ángulo sólido), que provienen del análisis de los mapas posición-posición, y los cinemáticos (velocidades baricentral y de expansión de las cáscaras), que se deducen de los mapas posición-posición y posición-velocidad. Los parámetros *deducibles*, en cambio, son aquellas cantidades físicas obtenidas a partir de los parámetros anteriores, adoptando un determinado valor de la distancia (usualmente se estima una distancia cinemática a partir de la velocidad radial baricentral) y una geometría dada. Dado que el conocimiento de las distancias es una gran fuente de incertezas, generalmente estos parámetros sólo toman



un carácter orientativo. Las mencionadas cantidades son: radio y espesor de la cáscara, masas y densidades de la cáscara y de la burbuja, energía cinética y momento de expansión de la cáscara y un tiempo característico.

Un paso importante en el análisis de estas estructuras es poder comparar algunos de estos parámetros con propiedades de las estrellas eventualmente responsables de la formación de estas estructuras, tales como número de miembros del agregado estelar, clasificación espectral y tasa de pérdida de masa de sus miembros, edad del grupo, etc. Así, la coincidencia entre las velocidades radiales de las estrellas y del gas aportarían otro elemento para la vinculación entre las estructuras halladas y la asociación, aparte de la mera coincidencia espacial. Finalmente, si se disponen de magnitudes relacionadas con los vientos estelares se pueden comparar energías, y así analizar la factibilidad de que la asociación haya formado la estructura. En este contexto, de Geus (1988) brinda un ejemplo muy completo en Scorpio-Centauro, donde no sólo contempló el aporte de energía de la población actual, sino que reconstruyó la población estelar original, a fin de tener en cuenta también la contribución de las posibles explosiones de SN.

La cantidad de cáscaras y burbujas detectadas y analizadas en detalle es pequeña. Los efectos de confusión en los mapas de 21 cm son generalmente motivados por la baja profundidad óptica. En el caso del HI ligado a asociaciones OB, son varios los factores que se combinan para dificultar la detección: (1) las asociaciones OB se encuentran en el plano de la Galaxia y sobre brazos espirales, aumentando la cantidad de HI presente en las inmediaciones; (2) hacia el interior del disco galáctico, la emisión de material proveniente de otra región (a velocidades radiales similares a la de la asociación y de la estructura buscada) se mezcla con la de la región investigada.; (3) el MIE local emite con moderada intensidad en un considerable rango de velocidades, y a escalas angulares grandes; (4) las inhomogeneidades propias de las cáscaras pueden causar una detección parcial de la misma, alterando así la morfología esperable en estos objetos. Además de estos efectos de carácter intrínseco, el sistema de adquisición de datos juega un importante papel. En este sentido, es de interés disponer de un haz de antena y un muestreo adecuados a las extensiones angulares de los objetos que se estudian, y contar con observaciones lo suficientemente sensibles como para distinguir aquellos rasgos que no sean de notoria intensidad.

Como consecuencia de los fenómenos antes citados, el aspecto que presentan estas estructuras en los mapas de distribución de N_{HI} es sensiblemente diferente al considerado en la Figura 2. Es necesaria como primera etapa la integración de los perfiles en algún rango de velocidades, a fin de detectar las estructuras esperadas. Así, la burbuja central es distinguida -en el mejor de los casos- como un mínimo en los mapas posición-posición, aunque su apariencia usualmente no es circular; en otros casos, sólo se advierte la perturbación de las isofotas, que aparecen “desviadas” en alguna dirección. Por otro lado, la envolvente de HI normalmente es detectada como una serie de máximos

rodeando al mínimo de N_{HI} . A efectos de distinguir mejor las cáscaras y burbujas eventualmente presentes, es de suma utilidad el poder separarlas de la contribución general del HI, tanto a escala local como galáctica. En este sentido, el Capítulo 2 de esta Tesis presenta y describe la metodología empleada para el tratamiento de las observaciones, incluyendo un mecanismo novedoso para la obtención del fondo de HI.

4 Reseña de algunos casos analizados

En mapas de HI de nuestra Galaxia las estructuras dominantes a gran escala son filamentos, cáscaras y supercáscaras. Stacy & Jackson (1982) realizaron un relevamiento en 21 cm en una región limitada de la Galaxia (la “Ventana de Puppis”), encontrando numerosas cáscaras y filamentos, algunos con características expansivas; asumiendo para estos objetos sus distancias cinemáticas, han realizado estimaciones de tamaños (desde decenas hasta algunos cientos de pc), densidades ($\leq 1\text{cm}^{-3}$) y masas (de 10^4 a $10^5 M_{\odot}$). Un relevamiento similar y más extendido fue realizado por Heiles (1979, 1984); en estos trabajos, se catalogan objetos de mayor tamaño, masa y energía cinética de expansión; los diámetros de estas cáscaras llegan hasta 2 kpc, las masas estimadas son de hasta $10^7 M_{\odot}$, y algunos tienen asociadas una energía cinética de expansión de 10^{53} erg. Hu (1981) también confeccionó un catálogo de este tipo de objetos, ubicados todos a alturas sobre el plano galáctico superiores a los 100 pc. Si bien los diámetros de estas estructuras son de centenares de pc, las masas calculadas y las energías cinéticas de expansión son sensiblemente menores que las consignadas en los relevamientos anteriores (las masas son de $10^2 - 10^3 M_{\odot}$, y las energías cinéticas de $10^{47} - 10^{48}$ erg). Los trabajos citados incluyen también alguna identificación de estos filamentos y cáscaras con otros objetos astronómicos conocidos, tales como los “loops” del continuo de radio, algunos remanentes de SN y cúmulos galácticos. También M31 presenta una organización similar a nuestra Galaxia, como lo muestran Brinks & Bajaja (1986); en base a un relevamiento de alta resolución en 21 cm, estos autores identificaron cavidades de HI con tamaños desde 100 pc (el límite de resolución) hasta 1000 pc, algunos de ellos con una cáscara de HI alrededor. El rango de masas (10^3 a $10^7 M_{\odot}$) y energía cinética ($10^{49} - 10^{53}$ erg) de estos objetos es mucho más amplio, englobando los valores calculados en los relevamientos de nuestra Galaxia. Es interesante notar que varios de los agujeros con tamaños menores que 300 pc están correlacionados con regiones HII y asociaciones OB.

No pocas de las mencionadas estructuras son generadas como resultado de colisiones de nubes de alta velocidad con el plano galáctico (los trabajos más recientes:

Mirabel & Morras 1990; Meyerdierks 1991, 1992). En casi todos los casos, los agujeros de HI y las cáscaras detectadas son los de mayor tamaño (cientos y hasta miles de pc) y energía cinética asociada (10^{52} a 10^{54} erg). Por otro lado, las estructuras vinculadas a estrellas tempranas, asociaciones OB, regiones HII y remanentes de SN son sensiblemente menores en tamaño y menos energéticas. Utilizando datos del satélite IUE, Cowie et al. (1981) llevaron a cabo una búsqueda de cáscaras alrededor de asociaciones OB de la Galaxia; mediante el corrimiento al azul de determinadas líneas de absorción interestelares, postularon en dos casos la presencia de cáscaras de ~ 100 pc, expandiéndose a ~ 100 km s⁻¹. Koo & Heiles (1991) hallaron nubes de HI a altas velocidades asociadas a 15 remanentes de SN conocidos, sobre un total de 103 observados; los tamaños de estas estructuras van desde 12 a 120 pc, y las energías involucradas llegan a 10^{49} - 10^{50} erg. Niemela & Cappa de Nicolau (1991) estudiaron la distribución del hidrógeno neutro en $302^\circ \leq l \leq 312^\circ$, para distancias menores que 10 kpc. En dicho trabajo, se identificaron cinco burbujas asociadas a estrellas WR, todas ellas a una latitud galáctica $|b|$ mayor que 2° ; los radios de estas burbujas van desde 40 hasta 180 pc, y las masas de 1 a $4 \times 10^4 M_\odot$. Un trabajo similar, pero con mejor resolución angular, fue llevado a cabo por Arnal (1992), quien realizó observaciones en 21 cm en campos adyacentes a seis estrellas WR, hallando -en todos los casos- deficiencias en la distribución del HI vinculadas a estas estrellas; las velocidades de expansión de estas cavidades son menores que 15 km s⁻¹, sus radios varían entre 20 y 100 pc, y tienen asociadas energías de hasta 4×10^{48} erg. Las cavidades son notablemente elongadas (el cociente entre semiejes es cercano a 2), y la posición de la estrella no coincide en general con el centroide de la elipse que proyecta el agujero de HI.

En cuanto a los objetos individuales investigados detalladamente, son pocos los casos en los que se identificaron estructuras en el medio vinculadas a estrellas O aisladas (ver, p. ej. van der Bij & Arnal 1987). Las estrellas WR, en cambio, son objetos algo más promisorios por su elevada tasa de pérdida de masa. Cappa de Nicolau et al. (1988) estudiaron el hidrógeno neutro asociado a la estrella WC7 HD 156385 y la región HII RCW 114, hallando una burbuja con su envolvente, cuyo radio, masa y energía cinética involucrada son 57 pc, $6200 M_\odot$ y 6×10^{48} erg, respectivamente. Es particularmente interesante el trabajo de Arnal & Mirabel (1991), quienes combinan observaciones de alta y baja resolución angular en la región adyacente a la estrella WR 125, lo que les permitió identificar una región altamente ionizada de 6 pc de diámetro, rodeada de una burbuja exterior de 25 pc, expandiéndose a 20 km s⁻¹. La energía cinética asociada a esta burbuja es del orden de 10^{49} erg. La línea de 21 cm también ha sido utilizada para la observación del material adyacente a remanentes de SN; Dubner & Arnal (1988) realizaron observaciones de HI y CO en dirección al remanente Puppis

A, estudiaron la dinámica del medio y correlacionaron sus datos con otros provenientes del rango óptico y rayos X. Un trabajo similar fue efectuado por Koo et al. (1993) en dirección al remanente CTB 80, quienes detectaron una cáscara expansiva de HI (a una velocidad de expansión de 72 km s^{-1}) y una serie de filamentos moleculares correlacionados. Trabajos observacionales similares fueron realizados en otros varios remanentes, tales como 3C 10 (Albinson et al. 1986), G160.9+2.6 (Leahy & Roger 1991) y CTA 1 (Pinealut et al. 1993).

El gas interestelar en regiones cercanas a cúmulos galácticos y asociaciones OB ha sido estudiado en pocos casos, y la mayoría de ellos ubicados en las cercanías del Sol (algunos cientos de pc de distancia). Kuchar & Bania (1993) identificaron una cáscara en expansión de hidrógeno neutro alrededor del cúmulo NGC 2244 (el cúmulo de la Nebulosa de Roseta), con una energía cinética asociada de 4×10^{48} erg. Cappa de Nicolau & Olano (1990) hallaron un agujero de HI muy bien correlacionado en posición y velocidad con Lac OB1, con indicios de una cáscara en expansión alrededor y una energía cinética asociada de 10^{49} erg. Es destacable el estudio realizado en la región de Scorpio-Centauro (de Geus 1988), donde se encuentran cáscaras asociadas a cada subgrupo de la asociación, con buena coincidencia en edades y balance energético entre las estructuras y la asociación estelar. La asociación Cep OB3 también muestra indicios de haber perturbado el medio circundante, tal como lo muestran el trabajo en HI de Simonson & van Someren Greve (1976), y la cáscara en el infrarrojo descubierta por Kun et al. (1987). Sancisi (1974) descubrió alrededor de Per OB2 indicios de una estructura de HI en expansión, cuyos parámetros energéticos pueden ser explicados por la acción de los vientos estelares de la única estrella O perteneciente a la asociación. Más recientemente, Chromey et al. (1989) vincularon una estructura expansiva de material atómico al subgrupo "b" de la asociación Ori OB1; la coincidencia espacial, las edades y el balance energético entre el conglomerado estelar y la estructura brindan evidencias acerca de un vínculo genético entre ambas.

5 Lineamiento general de la Tesis

El objetivo central de esta Tesis consiste en analizar la distribución del hidrógeno neutro en la dirección de las asociaciones OB Car OB2 y Ara OB1. Las estructuras halladas son además confrontadas con observaciones en otras frecuencias y con la componente estelar de cada agregado.

El Capítulo 2 presenta la metodología empleada para separar de las observaciones de HI las estructuras posiblemente vinculadas a las asociaciones OB. La sustracción del

fondo de HI se lleva a cabo mediante un algoritmo numérico desarrollado en este capítulo. Se analiza críticamente la confiabilidad del procedimiento a través de experimentos numéricos.

Los Capítulos 3 y 4 se refieren al análisis del HI en Car OB2 y Ara OB1, respectivamente. En la zona de Car OB2, se encuentra una estructura expansiva más energética que en Ara OB1, a velocidades similares a la de la asociación. Merced a datos espectro-fotométricos homogéneos, es posible cotejar el balance de energía entre las estrellas y el MIE. Se detecta además una nube de velocidad intermedia probablemente vinculada a la cáscara expansiva, y se discuten conjuntamente las distribuciones de HI y CO en la región. En Ara OB1, se encuentran dos estructuras expansivas, presumiblemente ligadas a dos agregados estelares en la misma dirección de la visual. Se estima asimismo la contribución energética de los vientos de estos agregados, a fin de compararlos con lo hallado en HI.

El Capítulo 5 discute acerca de los resultados hallados en el contexto general del problema, incluyendo un estudio comparativo con otros casos similares detectados en la Galaxia. Finalmente, se plantean las necesidades observacionales en este campo de investigación y posibilidades futuras en la misma línea.

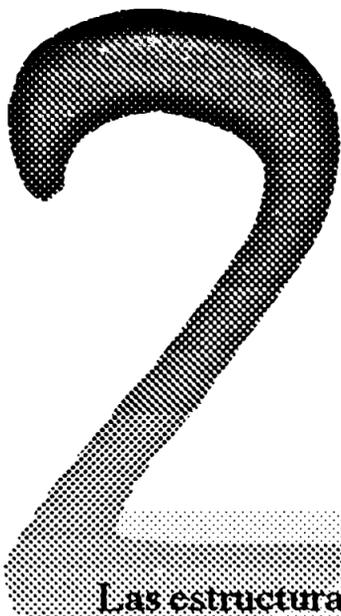
El trabajo finaliza con un apéndice que ilustra las definiciones básicas de los conceptos de índole radioastronómica mencionados a lo largo de la Tesis, tales como la observación de un perfil de hidrógeno neutro, la Ecuación del Transporte para la línea de 21 cm y los parámetros físicos deducibles.

Referencias

- Albinson J.S., Tuffs R.J., Swinbank E., Gull S.F., 1986, MNRAS, 219, 427
- Arnal E.M., 1992, A&A, 254, 305
- Arnal E.M., Mirabel I.F., 1991, A&A, 250, 171
- Avedisova V., 1972, Soviet Astronomy, 15, 708
- van der Bij M.D.P., Arnal E.M., 1986, Astrophysical Letters, 25, 119
- Bania T.M., Lyon J.G., 1980, ApJ, 239, 173
- Blomme R., 1990, A&A, 229, 513
- Bregman J.N., Harrington J.P., 1986, ApJ, 309, 833

-
- Brinks E., Bajaja E., 1986, *A&A*, 169, 14
 - Bruhweiler F.C., Gull T., Kafatos M., Sofia S., 1980, *ApJL*, 238, L27
 - Cappa de Nicolau C.E., Niemela V.S., Dubner G.M., Arnal E.M., 1988, *AJ*, 96, 1671
 - Cappa de Nicolau C.E., Olano C.A., 1990, *RMA&A*, 21, 269
 - Castor J.I., McCray R., Weaver R., 1975, *ApJL*, 200, L107
 - Chevalier R.A., 1974, *ApJ*, 188, 501
 - Chromey F.R., Elmegreen B.G., Elmegreen D.M., 1989, *AJ*, 98, 2203
 - Chu Y.H., 1981, *ApJ*, 249, 195
 - Cowie L.L., Hu E.M., Taylor W., York D.G., 1981, *ApJL*, 250, L25
 - Dickey J.M., Lockman, F.J., 1990, *ARA&A*, 28, 215
 - Dubner G.M., Arnal E.M., 1988, *A&AS*, 75, 363
 - Elmegreen B.G., 1976, *ApJ*, 205, 405
 - Ferrière K.M., Zweibel E.G., 1991, *ApJ*, 383, 602
 - de Geus E.J., 1988, Tesis Doctoral, Universidad de Leiden
 - de Geus E.J., 1991, *ASP Conf. Ser.*, Vol. 13, p. 40
 - Heiles C., 1979, *ApJ*, 229, 533
 - Heiles C., 1984, *ApJS*, 55, 585
 - Heiles C., 1990, *ApJ*, 354, 483
 - Howarth I.D., Prinja R.K., 1989, *ApJS*, 69, 527
 - Hu E.M., 1981, *ApJ*, 248, 119
 - Koo B.-C., Heiles C., 1991, *ApJ*, 382, 204
 - Koo B.-C., McKee C.F., 1992, *ApJ*, 388, 93
 - Koo B.-C., Yun M.-S., Ho P.T.P., Lee Y., 1993, *ApJ*, 417, 196
 - Kuchar T.A., Bania T.M., 1993, *ApJ*, 414, 664
 - Kulkarni S.R., Heiles C., 1988, *Galactic and Extragalactic Radio Astronomy*, eds. G.L. Verschuur y K.I. Kellermann, Springer-Verlag, p. 95

-
- Kun M., Balázs L.G., Tóth I., 1987, A&SS, 134, 211
 - Leahy D.A., Roger R.S., 1991, AJ, 101, 1033
 - Lockman F.J., Hobbs L.M., Shull J.M., 1986, ApJ, 301, 380
 - Mac Low M.-M., McCray R., 1988, ApJ, 324, 776
 - Mac Low M.-M., McCray R., Norman M.L., 1989, ApJ, 337, 141
 - McKee C.F., Van Buren D., Lazareff B., 1984, ApJL, 278, L115
 - Meyerdierks H., 1991, A&A, 251, 269
 - Meyerdierks H., 1992, A&A, 253, 515
 - Mirabel I.F., Morras R., 1990, ApJ, 356, 130
 - Niemela V.S., Cappa de Nicolau C.E., 1991, AJ, 101, 572
 - Oort J.H., Spitzer L., 1955, ApJ, 121, 6
 - Pineault S., Landecker T.L., Madore B., Gaumont-Guay S., 1993, AJ, 105, 1060
 - Sancisi R., 1974, IAU Symp., 60, 115
 - Simonson S.C., van Someren Greve H.W., 1976, A&A, 49, 343
 - Snow Th.P., 1982, IAU Symp., 98, 377
 - Stacy J.G., Jackson P.D., 1982, A&AS, 50, 377
 - Tenorio-Tagle G., Bodenheimer P., Franco J., Różyczka M., 1990, MNRAS, 244, 563
 - Tenorio-Tagle G., Franco J., Bodenheimer P., Różyczka M., 1987, A&A, 179, 219
 - Tenorio-Tagle G., Różyczka M., Franco J., Bodenheimer P., 1991, MNRAS, 251, 318
 - Tomisaka K., 1991, IAU Symp., 144, 407
 - Tomisaka K., Habe A., Ikeuchi S., 1981, A&SS, 78, 273
 - Tomisaka K., Ikeuchi S., 1986, PASJ, 38, 697
 - Weaver R., McCray R., Castor J., Shapiro R., Moore R., 1977, ApJ, 218, 377
 - Woosley S.E., Pinto P.A., Ensmann L., 1988, ApJ, 324, 466



TRATAMIENTO DE LAS OBSERVACIONES

Las estructuras del medio interestelar vinculadas a agregados estelares son difíciles de detectar y analizar en la línea de 21 cm del hidrógeno neutro, tanto por las condiciones físicas del medio como por su ubicación en la Galaxia. Este capítulo presenta la metodología empleada para aislar la contribución general del hidrógeno galáctico, y así poder separar las estructuras investigadas. Se desarrolla un algoritmo numérico para aproximar el fondo de HI a un polinomio de segundo grado en ambas coordenadas galácticas, que opera independientemente para cada velocidad. El método es comparado con otro más elemental aplicando ambos a una zona testigo. La confiabilidad del procedimiento es estimada mediante experimentos numéricos, en los que se superpusieron cáscaras y huecos a los mapas de 21 cm, se obtuvo el fondo y se recuperaron las estructuras. De este modo, se brinda una estimación de las incertezas y la estabilidad del método respecto a la morfología e intensidad de las estructuras, y de la elección de la zona a interpolar.

1 Introducción

El estudio de determinadas estructuras de HI en el medio interestelar (MIE) normalmente se ve afectado por la presencia de otros fenómenos no relacionados directamente al objeto de análisis. Las estructuras físicamente vinculadas a asociaciones OB y/o cúmulos estelares jóvenes usualmente aparecen mezcladas con otras que no lo están y que se detectan en el mismo lugar del cielo y a velocidades similares. Las condiciones físicas del MIE hacen que la línea de 21 cm sea ópticamente delgada, lo que físicamente significa que casi todos los fotones de 21 cm emitidos espontáneamente dentro de una nube emergen de ella sin ser absorbidos. En el cálculo de la densidad de columna de hidrógeno neutro (N_{HI}) se halla integrado todo el material a lo largo de la

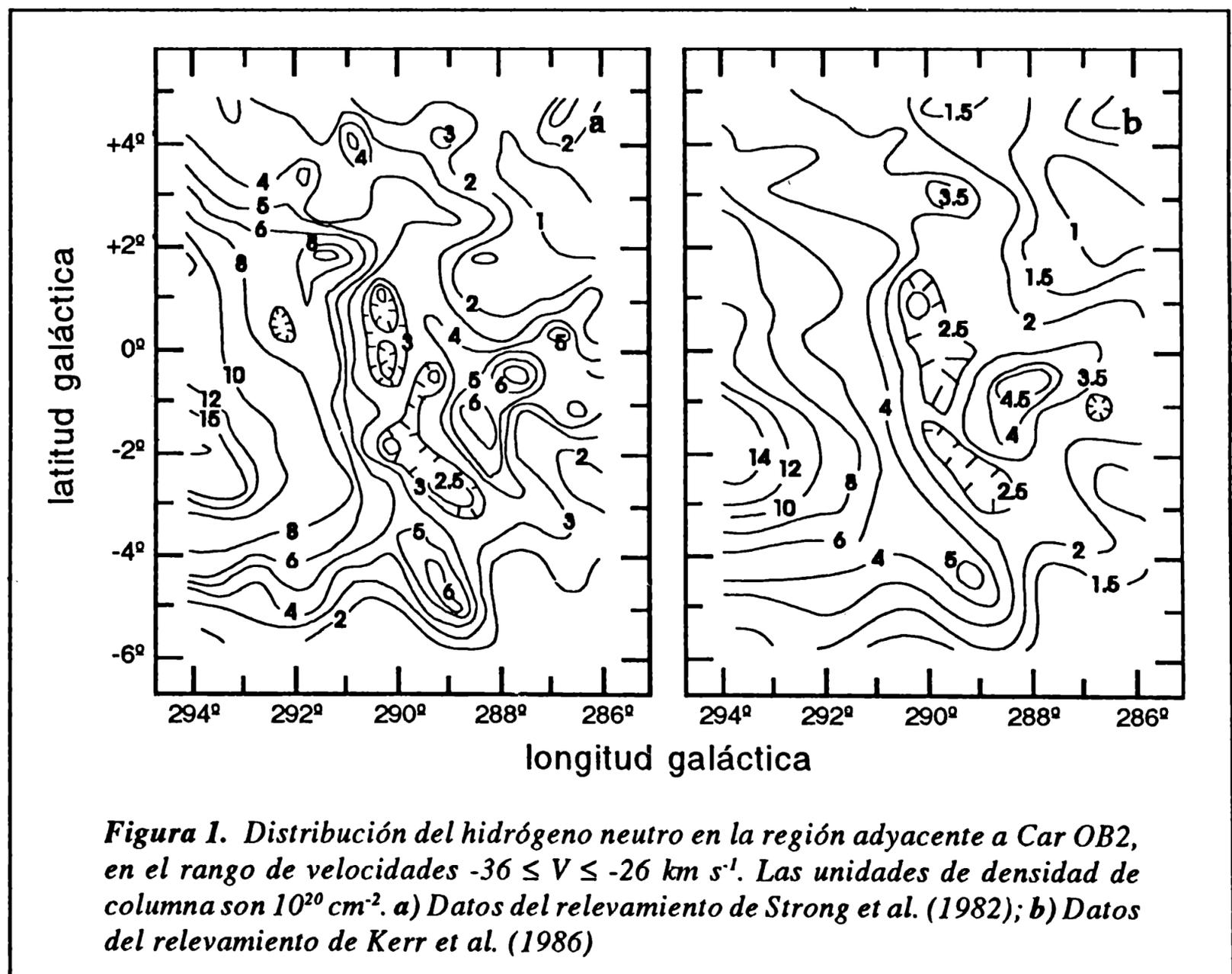
visual que se mueve en el rango de velocidades radiales en que se integra. Este hecho es crítico para la identificación y separación del HI relacionado con asociaciones OB por varias causas: *i)* las asociaciones OB se encuentran a menos de 100 pc de altura sobre el plano galáctico, y la mayoría pertenece a los brazos espirales, donde la densidad del gas neutro toma los mayores valores; *ii)* la presencia de otras estructuras espaciales en el mismo rango de velocidades (ya sea por la rotación diferencial galáctica como por la existencia de irregularidades cinemáticas) producen notorias perturbaciones en las isofotas de los mapas de distribución de N_{HI} , afectando sensiblemente la detección de los rasgos típicos de las estructuras buscadas; *iii)* el material local (cercano al Sol) emite con moderada intensidad en velocidades cercanas a cero (todas las velocidades están referidas al Sistema Local de Reposo -LSR-), constituyendo estructuras muy notorias en los mapas de distribución de N_{HI} .

Resulta así evidente la necesidad de determinar el comportamiento del hidrógeno general en cada región investigada, a fin de sustraer un fondo de los datos originales, separando de éstos las estructuras de interés que hubieren en la región. El análisis teórico requiere disponer de información detallada acerca de la distribución de densidad de HI en el plano galáctico y en la dirección perpendicular, y del campo de velocidades de la Galaxia. Aún así, la presencia de inhomogeneidades propias del medio podrían afectar seriamente la detección de las estructuras ya mencionadas. En el terreno experimental, Matthews (1956) y Girmstein (1963) estudiaron el hidrógeno en regiones cercanas a asociaciones estelares. Ambos autores descompusieron todos los perfiles de HI observados en gaussianas, y posteriormente analizaron la distribución espacial de cada componente; luego de considerar que aquellas que estuvieran presentes en todo un mapa correspondían a material general, pudieron ajustar las restantes componentes a un modelo de cáscara esférica en expansión. Raimond (1966) determinó la distribución de densidad del hidrógeno galáctico mediante ajustes polinómicos sobre circunferencias concéntricas alrededor del centro galáctico; de este modo, logró detectar los rasgos más sobresalientes del material interestelar alrededor de dos asociaciones estelares. Hu (1981) implementó un novedoso filtro en velocidad sobre los perfiles de HI, lo que le permitió destacar aquellas estructuras con poca extensión en velocidad (de 2 a 6 km s⁻¹), y confeccionar un catálogo de cáscaras de HI ubicadas a altas latitudes galácticas. Pöppel et al. (1994) tuvieron en cuenta las dos fases del hidrógeno interestelar mayormente presentes en la línea de 21 cm y pudieron así aislar las componentes tibia y fría, teniendo en cuenta sus anchos característicos en velocidad; de este modo, analizaron la distribución de ambas componentes a escala local (distancias menores que 1 kpc) y efectuaron un nuevo estudio del “*feature A*” del Cinturón de Gould (Olano 1982). En este trabajo, el hidrógeno general fue obtenido siguiendo un procedimiento

numérico, basado en una extrapolación cuadrática de la densidad de columna en la zona de interés, con datos provenientes de la región exterior, no afectada por la estructura que se pretende investigar. Este proceso numérico es efectuado para cada rango de velocidades independientemente.

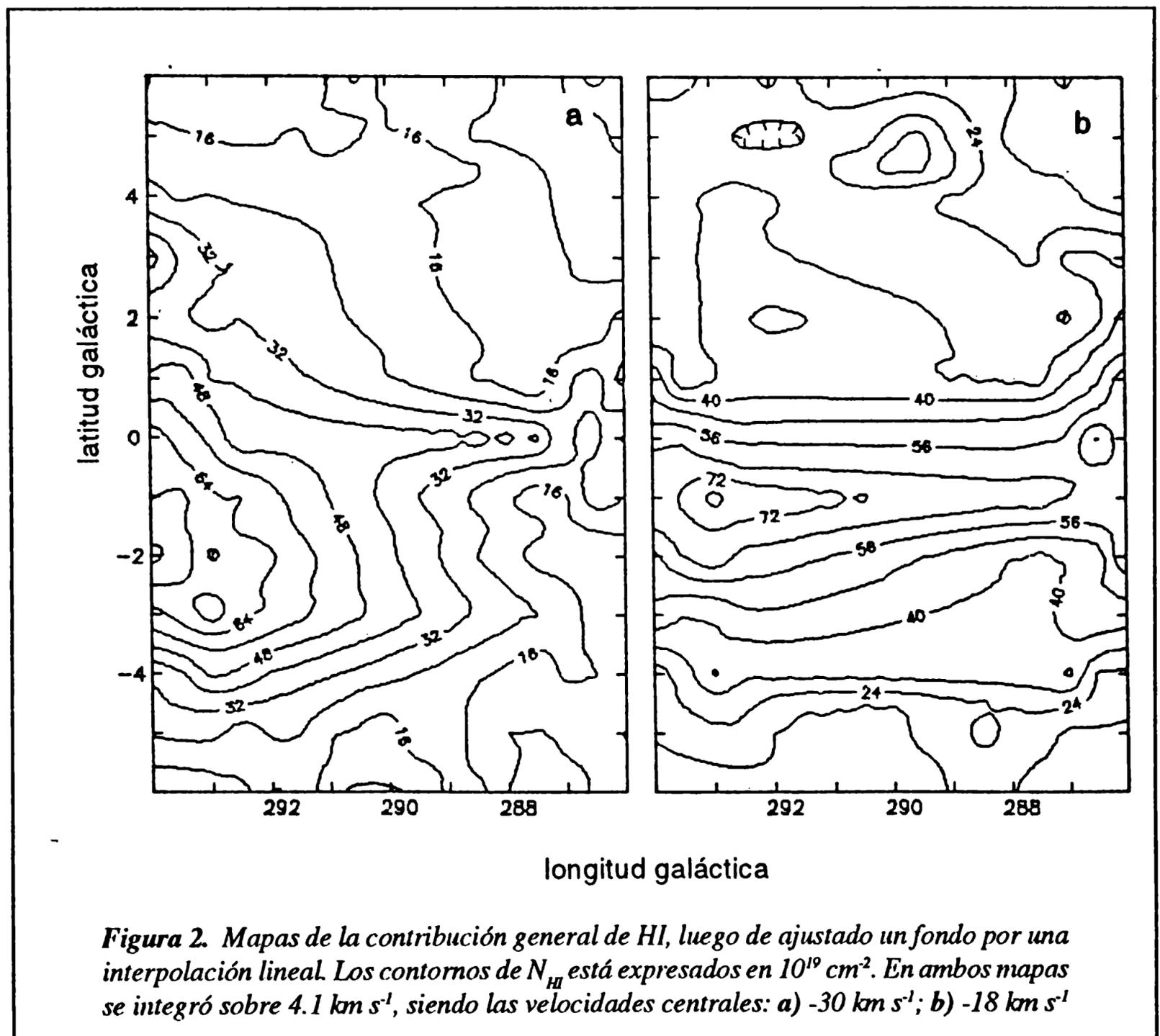
2 Aplicación de un procedimiento sencillo

Como fuera expuesto en el Capítulo 1 (Sección 3), la presencia de alguna cáscara y/o agujero de hidrógeno alrededor de agregados estelares jóvenes sólo se evidencia, normalmente, a través de una disminución de N_{HI} en los mapas “posición-posición” en un área dada, o simplemente mediante una perturbación de los contornos en los mapas. Un claro ejemplo de este fenómeno lo brinda la región adyacente a Car OB2, que será tomada como “modelo” en este capítulo, y rigurosamente analizada en el Capítulo 3. En la Figura 1 se muestra la distribución de N_{HI} en dicha zona, en el intervalo de velocidades $-36 \leq V \leq -26 \text{ km s}^{-1}$, de acuerdo a los relevamientos de Strong et al. (1982, en adelante SROM) y Kerr et al. (1986), en los mapas 1a y 1b, respectivamente.



A fin de poder juzgar el método que se propone en este capítulo, se aplicó previamente un procedimiento sencillo para el tratamiento del fondo. Utilizando los datos de SROM, se calculó N_{HI} integrando sobre 4.1 km s^{-1} (5 canales) a lo largo de dos rectas: $l = 287.5$ y $l = 292.5$, para $-6^\circ \leq b \leq +6^\circ$. Luego, se interpoló linealmente en la zona de interés, tomando como extremos los valores de N_{HI} correspondientes a la misma latitud galáctica. El fondo deducido por este procedimiento es mostrado en la Figura 2, para dos rangos de velocidades. En dichos mapas, es posible apreciar las fuertes discontinuidades o “saltos” en la distribución de N_{HI} . La estructura resultante al sustraer el mencionado fondo presenta algunos rasgos típicos de una cáscara, pero en forma más bien confusa, por las irregularidades del fondo mencionado antes, alisando los picos de N_{HI} por la integración sobre 5 canales y tornando poco claras algunas características de poca extensión en velocidad.

Aunque este método es de muy fácil implementación, ya que lo único que se requiere es el cálculo de N_{HI} sobre dos rectas, cualquier rasgo de pequeña extensión



angular en la zona externa (eventualmente sobre un punto del relevamiento), influye fuertemente sobre una vasta región interna (específicamente su recta correspondiente), como en el caso de la zona próxima a η Carina, con un notable pico en $(l, b) = (287^{\circ}5, 0^{\circ})$, que “levantó” el fondo sobre la recta $b = 0^{\circ}$. La segunda desventaja de este procedimiento es la disminución de la resolución en velocidad, fruto de tener que calcular N_{HI} sobre una cantidad relativamente grande de canales, para disminuir el error. Es de importancia, entonces, disponer de un método confiable, que ofrezca variaciones suaves en el fondo y la mejor resolución en velocidad posible.

3 Desarrollo del método

3.1 Consideraciones previas

La sección anterior pone en evidencia ciertos inconvenientes en el comportamiento del fondo que se obtiene a través de un proceso de interpolación lineal en las dos coordenadas galácticas. En virtud de ello, se propone y desarrolla en esta sección una expresión cuadrática en las mismas coordenadas que aproxime el andar del hidrógeno galáctico general en una dada región. En principio, este ajuste resultaría adecuado en la dirección perpendicular al plano galáctico, si se tienen en cuenta los estudios de distribución de densidad en dicha dirección. En efecto, Lockman (1984) realizó un análisis del hidrógeno galáctico basado en tres relevamientos de la línea de 21 cm, en el que representa la distribución de densidad volumétrica de HI en la mencionada dirección según un ajuste a dos gaussianas más una exponencial con alturas de escala de 106, 254 y 480 pc respectivamente, en el primer y segundo cuadrante. Hasta una altura $\cong 200$ pc, la principal contribución es de la primera gaussiana, mientras que la segunda gaussiana y la exponencial varían más suavemente. Cálculos elementales muestran que un ajuste cuadrático extendido sobre escalas de decenas hasta algunos cientos de pc aproxima satisfactoriamente a la función mencionada.

La elección de un polinomio de segundo grado como expresión interpolatoria se ve favorecida por ciertas ventajas, tales como: *i)* los coeficientes de un polinomio son obtenidos a través de operaciones elementales, reduciendo el volumen de cálculo con respecto a otro ajuste; *ii)* al tratarse de un polinomio de segundo grado, no se compromete una gran cantidad de datos, como sería el caso de un polinomio de grado mayor; *iii)* es posible elegir un polinomio tal que, para la interpolación, tome con mayor peso los datos provenientes de la zona no perturbada por las estructuras que se investigaren.

La metodología sería, entonces, la siguiente: (1) Identificar la región de interés, o sea aquella donde existen evidencias de la estructura que se desea investigar. (2) Identificar el rango de velocidades en el que se manifiesta dicha estructura. (3) Aplicar un algoritmo de interpolación conveniente, de variación cuadrática en ambas coordenadas galácticas, tomando como datos fuente los puntos de los alrededores de la región de interés.

3.2 Obtención del algoritmo

Sean x e y dos coordenadas rectangulares linealmente independientes, como podrían ser las coordenadas galácticas l y b ; sea también $h(x, y)$ una función de esas dos variables (por ejemplo, la temperatura de brillo en una dada velocidad), que es la que se desea conocer en la región de interés, y $p(x, y)$ el polinomio que aproxime a $h(x, y)$ en dicha región.

Sean además:

$\Delta x, \Delta y$	los espaciados en ambas coordenadas
$x_i = x_0 + i \Delta x; y_j = y_0 + j \Delta y$	las coordenadas donde se observa $h(x, y)$
$h_{ij} = h(x_i, y_j)$	los valores observados.

Ahora bien, la forma general de $p(x, y)$ será:

$$p(x, y) = \alpha_0 + \alpha_1 x + \alpha_2 y + \alpha_3 x^2 + \alpha_4 xy + \alpha_5 y^2 \quad (1)$$

por lo que, al haber seis coeficientes que determinar, se requerirán seis valores h_{ij} , siendo $p(x, y)$ exacto en dichos seis puntos. La situación está esquematizada en la Figura 3. En la misma se representa la grilla observada, para $x_0 \leq x \leq x_N, y_0 \leq y \leq y_M$, siendo el rectángulo central la región vinculada con la estructura investigada, enmarcada en trazos gruesos (región I). La función $h(x, y)$ representaría la contribución general o fondo de HI en la región II, y el fondo perturbado en la región I, mientras que $p(x, y)$ representaría el comportamiento del fondo en la región I. En la Figura 3 también se indica el punto sobre el que se desea interpolar con un símbolo "x". Los puntos elegidos como datos para la interpolación están denominados con las letras A-F.

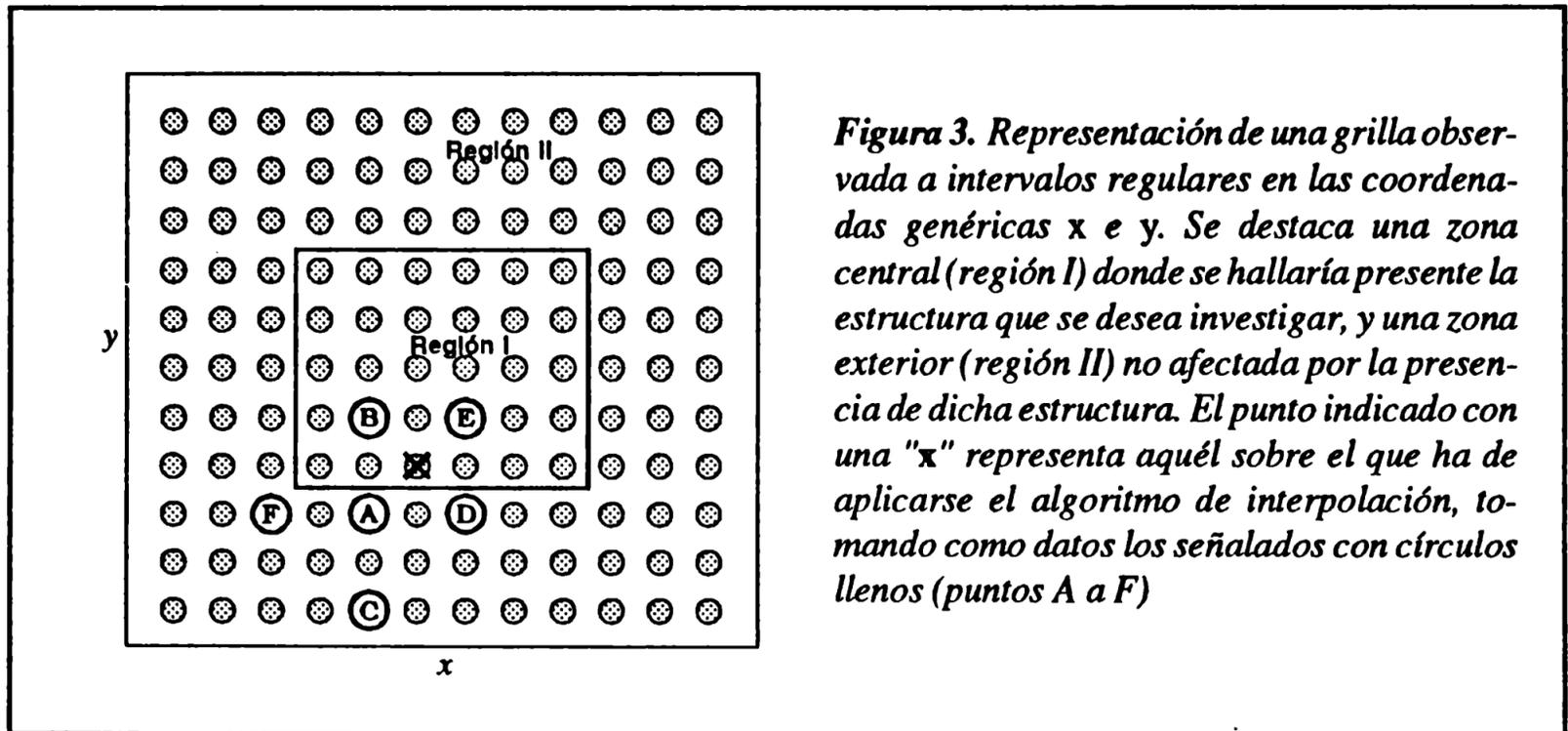


Figura 3. Representación de una grilla observada a intervalos regulares en las coordenadas genéricas x e y . Se destaca una zona central (región I) donde se hallaría presente la estructura que se desea investigar, y una zona exterior (región II) no afectada por la presencia de dicha estructura. El punto indicado con una "x" representa aquél sobre el que ha de aplicarse el algoritmo de interpolación, tomando como datos los señalados con círculos llenos (puntos A a F)

Sean (x_k, y_l) las coordenadas del punto que se desea interpolar. Se propone el cambio de variables:

$$\begin{cases} u = (x - x_k) / \Delta x \\ v = (y - y_l) / \Delta y \end{cases}$$

Con este cambio, las nuevas variables u y v toman valores enteros en los puntos observados, siendo los de los puntos indicados en la Figura 3 los siguientes:

- Punto A: $u = -1 \quad v = -1$
- B: $u = -1 \quad v = +1$
- C: $u = -1 \quad v = -3$
- D: $u = +1 \quad v = -1$
- E: $u = +1 \quad v = +1$
- F: $u = -3 \quad v = -1$

El polinomio interpolatorio es de la forma:

$$P(u, v) = \beta_0 + \beta_1 u + \beta_2 v + \beta_3 u^2 + \beta_4 uv + \beta_5 v^2 \tag{2}$$

donde los coeficientes β deben ser calculados resolviendo el sistema de seis ecuaciones que satisfacen la condición $P(u_i, v_j) = h_{ij}$. Dicho sistema queda:

$$\left\{ \begin{array}{l}
 \beta_0 - \beta_1 - \beta_2 + \beta_3 + \beta_4 + \beta_5 = h_{-1-1} \\
 \beta_0 - \beta_1 + \beta_2 + \beta_3 - \beta_4 + \beta_5 = h_{-11} \\
 \beta_0 - \beta_1 - 3\beta_2 + \beta_3 + 3\beta_4 + 9\beta_5 = h_{-1-3} \\
 \beta_0 + \beta_1 - \beta_2 + \beta_3 - \beta_4 + \beta_5 = h_{1-1} \\
 \beta_0 + \beta_1 + \beta_2 + \beta_3 + \beta_4 + \beta_5 = h_{11} \\
 \beta_0 - 3\beta_1 - \beta_2 + 9\beta_3 + 3\beta_4 + \beta_5 = h_{-3-1}
 \end{array} \right. \quad (3)$$

Resuelto este sistema, se evalúa $P(u_i, v_j)$ según la ecuación (2) para el punto de interés, de coordenadas $u = 0, v = 0$:

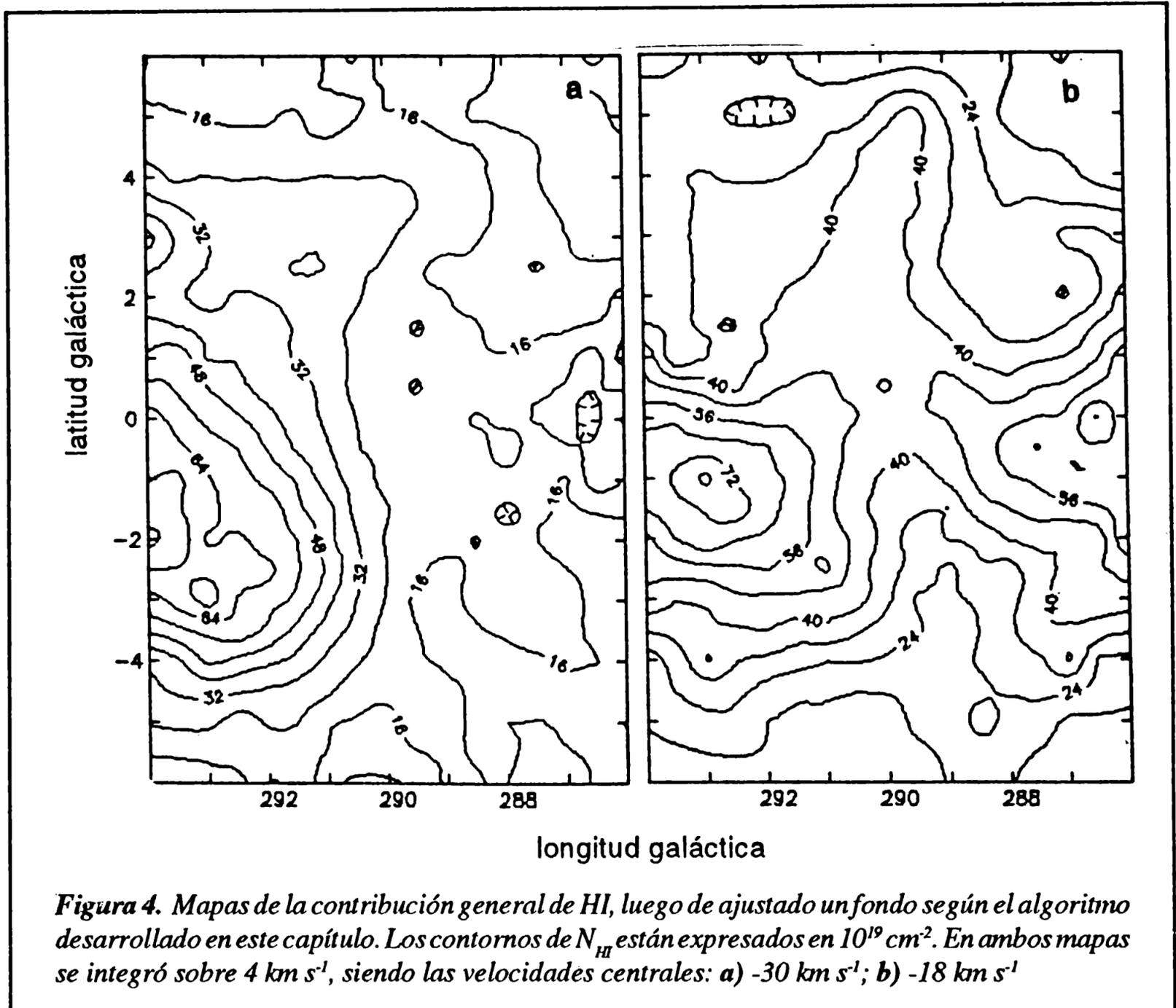
$$\begin{aligned}
 P(0, 0) &= \beta_0 \\
 &= 0.75 h_{-1-1} + 0.25 h_{-11} + 0.125 (h_{-1-1} + h_{-11}) - 0.125 (h_{-1-3} + h_{-3-1}) \quad (4)
 \end{aligned}$$

La región I de la Figura 3 se va completando en etapas, desde afuera hacia adentro. En cada etapa se incluyen también las interpolaciones de las anteriores como datos de entrada.

4 Aplicación del método

En este punto se presentan los resultados de la aplicación del procedimiento, para la estructura en $l = 290^\circ$ tomada como ejemplo en este capítulo. La región elegida fue $288^\circ \leq l \leq 292^\circ, -4^\circ \leq b \leq +4^\circ$, en el rango de velocidades $-50 \leq V \leq +5 \text{ km s}^{-1}$. La Figura 4 muestra el fondo obtenido mediante el procedimiento recién desarrollado, para dos intervalos de velocidad. Es importante notar que estos mapas presentan varios rasgos de interés, como la ausencia de “saltos” en la distribución de N_{HI} en los bordes de la zona elegida, la variación suave dentro de la región, y la tendencia a distribuirse simétricamente con respecto al plano galáctico, aumentando hacia éste. Si se comparan las Figuras 2 y 4, las bondades de este procedimiento resultan evidentes.

La estructura resultante al sustraer este fondo, es mostrada para varias velocidades en la Figura 5, donde se nota un mínimo central muy pronunciado, rodeado por una serie de máximos en forma de arco. El aumento del diámetro de la estructura hacia una

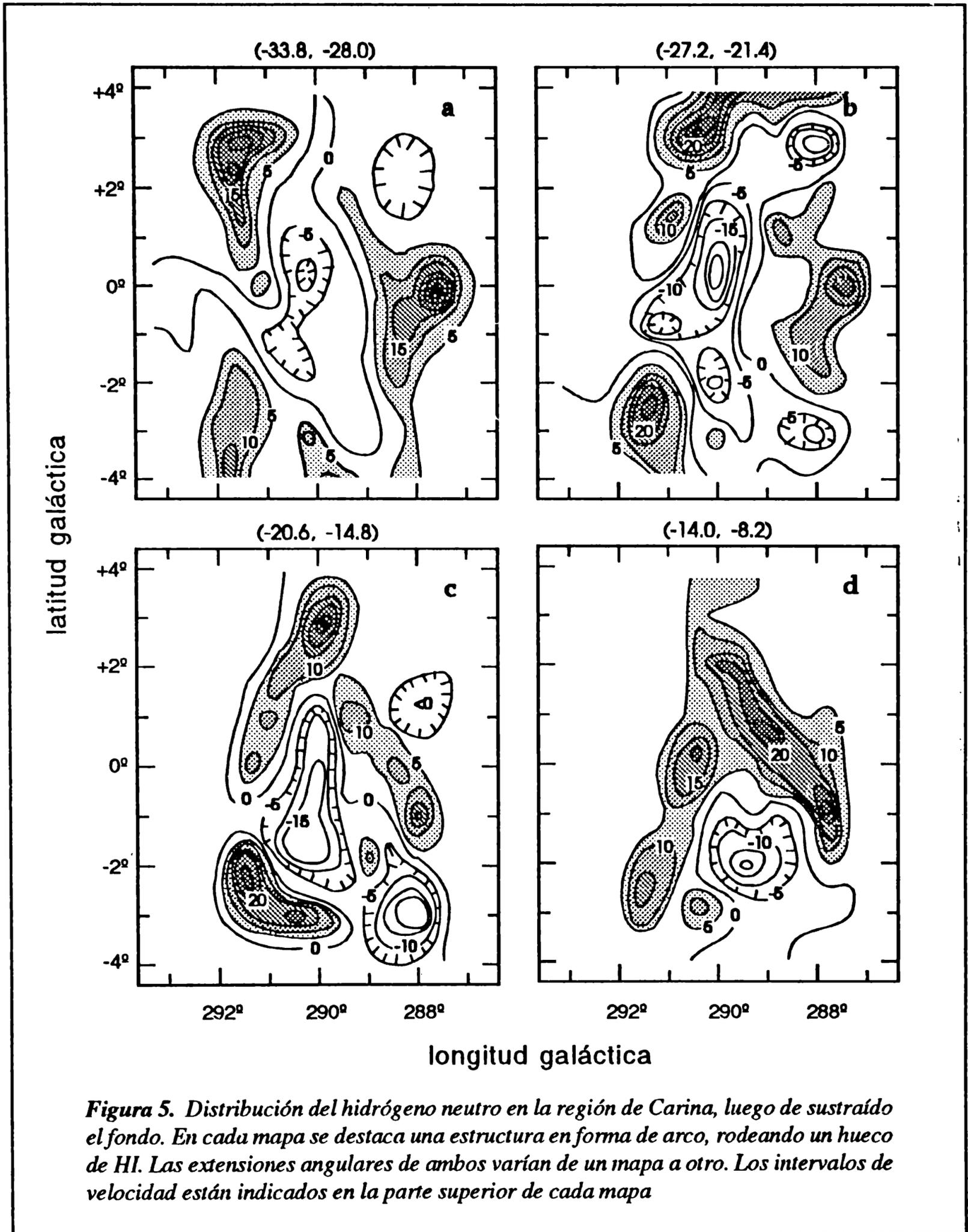


velocidad central es característico de una cinemática expansiva, lo que será analizado con más detalle en el Capítulo 3. Este hecho es corroborado en los diagramas “posición-velocidad” de la Figura 6, obtenidos en $b = 0^\circ$. La Figura 6a corresponde a los datos de SR0M, mientras que la Figura 6b a los mismos datos, una vez restado el fondo. Nuevamente aquí se aprecia la mejor definición de las estructuras, indicando además que no se pierde resolución en velocidad con este procedimiento.

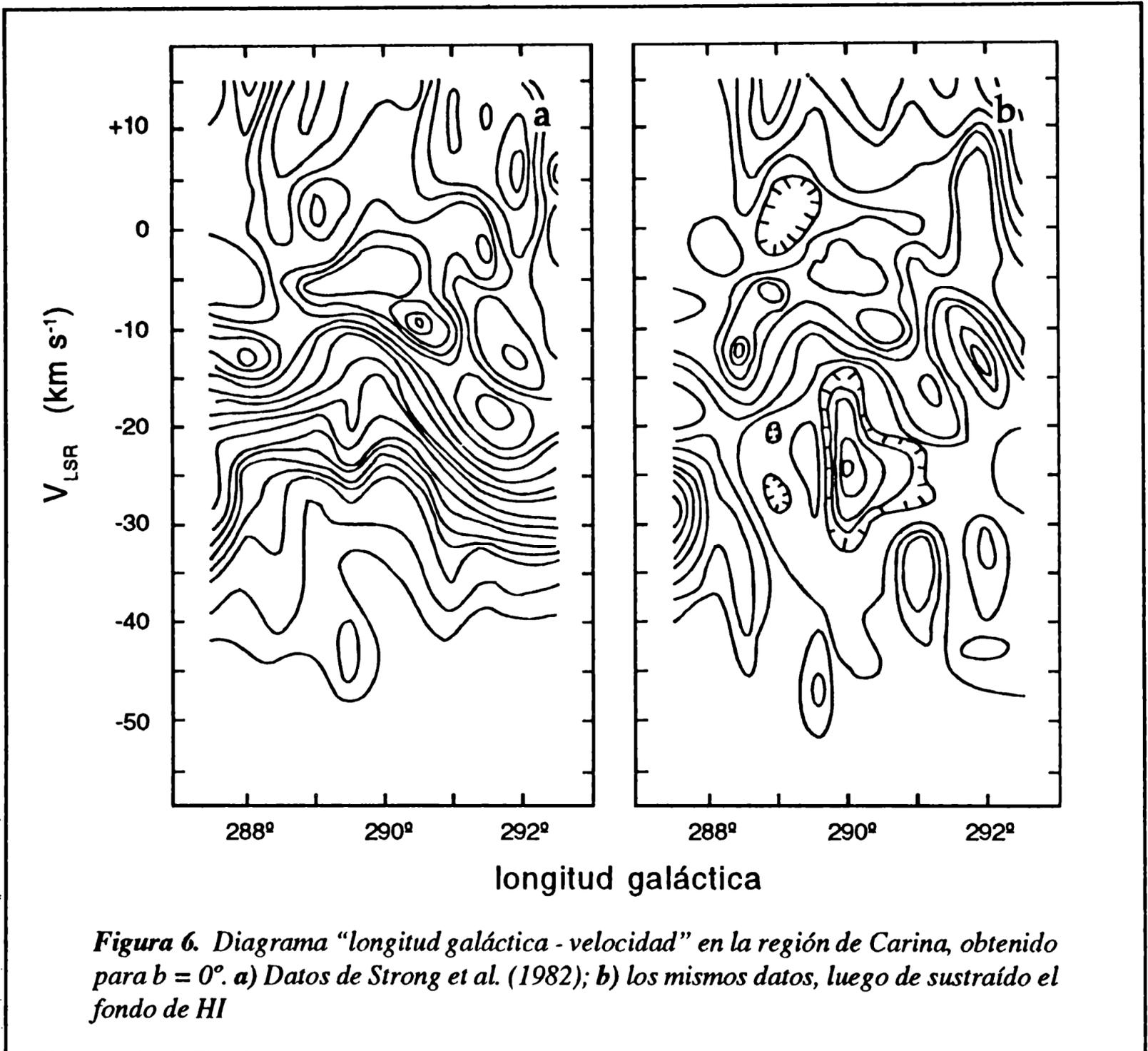
5 Confiabilidad del procedimiento

5.1 Los experimentos numéricos

La mejora cualitativa en la definición de las estructuras buscadas no debe ser el único motivo para adoptar el procedimiento. El mismo algoritmo podría generar artificialmente estructuras de este tipo o, aunque detecte las estructuras, podría sobre- o sub-



valuar sistemáticamente las temperaturas de las mismas. Es menester, por lo tanto, determinar la confiabilidad del método. Esta etapa fue llevada a cabo mediante experimentos numéricos sobre los mapas de SROM, a los que se les agregaron estructuras similares a las esperadas en los alrededores de agregados estelares jóvenes. Las zonas utilizadas para el desarrollo de los experimentos se ubican cercanas al plano galáctico,



con el objetivo de reproducir las regiones en las que se trabajará en esta tesis. Dicha zona es mostrada en la Figura 7, la que exhibe la distribución de la temperatura de brillo para $V = 13 \text{ km s}^{-1}$, que será tomada como referencia para todos los experimentos.

Se introdujeron dos tipos de perturbaciones, llamadas A y B de ahora en más. La perturbación A consiste en una depresión central rodeada por una cáscara, y la perturbación B está constituida por un arco, algo más intenso que la cáscara A. Estas perturbaciones fueron introducidas como gaussianas en cada punto muestreado, todas con la misma velocidad central (13 km s^{-1}) y dispersión en velocidad (25 km s^{-1}). La Tabla 1 detalla los parámetros de las perturbaciones, tales como coordenadas galácticas (columnas 1 y 2) y temperatura pico de la perturbación A (columna 3) y B (columna 4). La Figura 8 muestra los mapas correspondientes a cada perturbación, mientras que la Figura 9 muestra los mapas originales con las perturbaciones incluidas. En todos los experimentos, los perfiles de la región central fueron interpolados en el rango de velocidades $0 \leq V \leq 30 \text{ km s}^{-1}$.

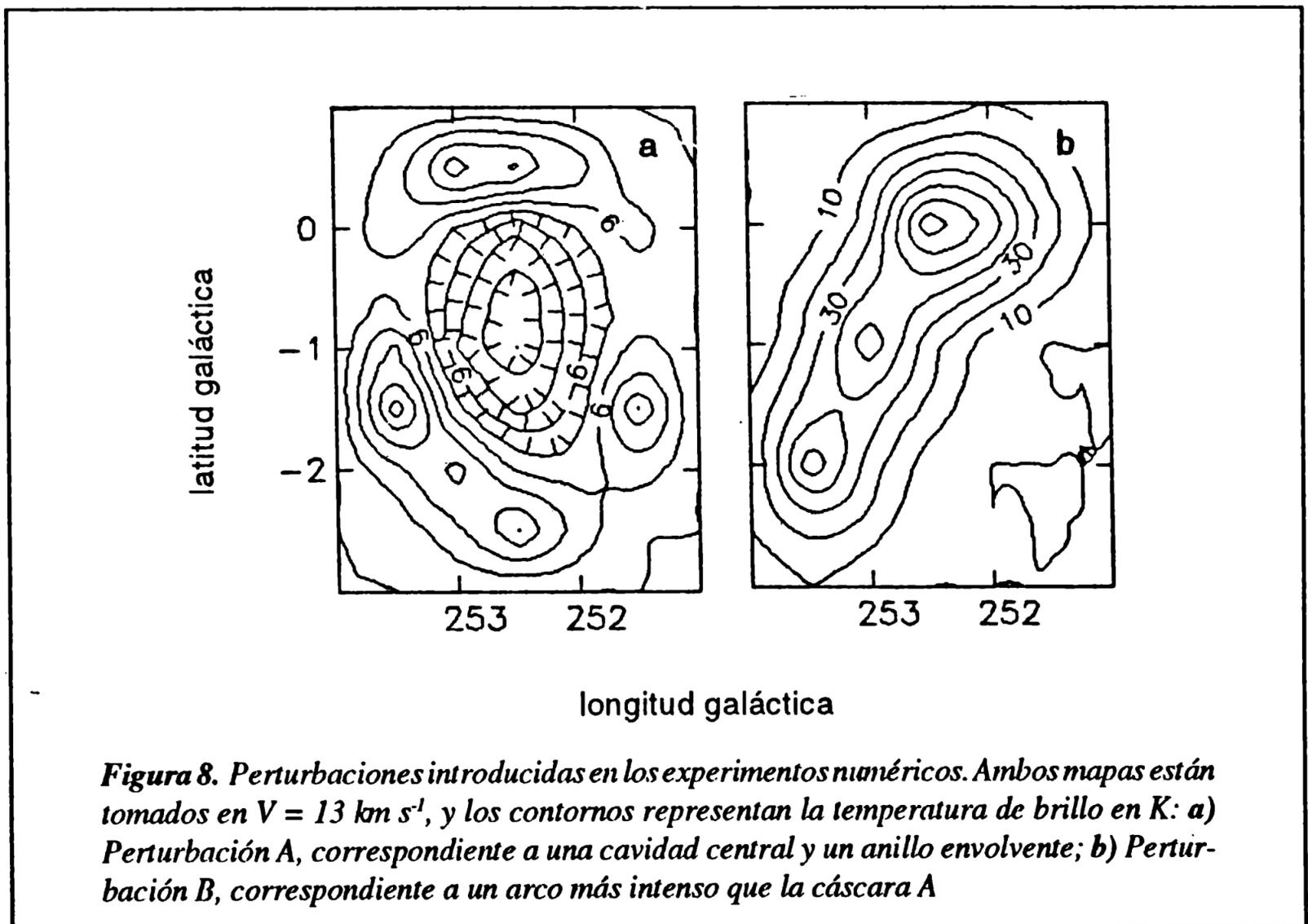
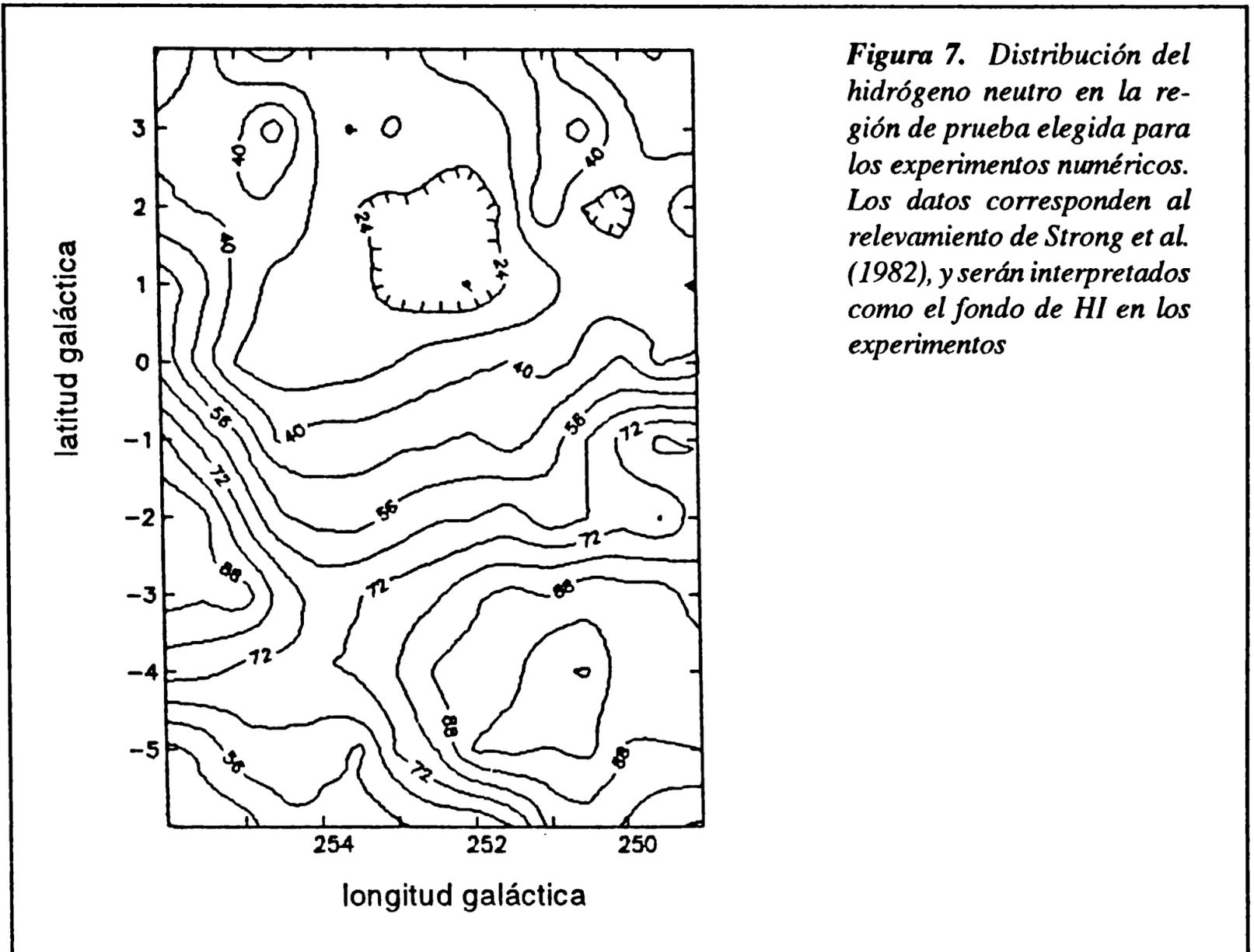


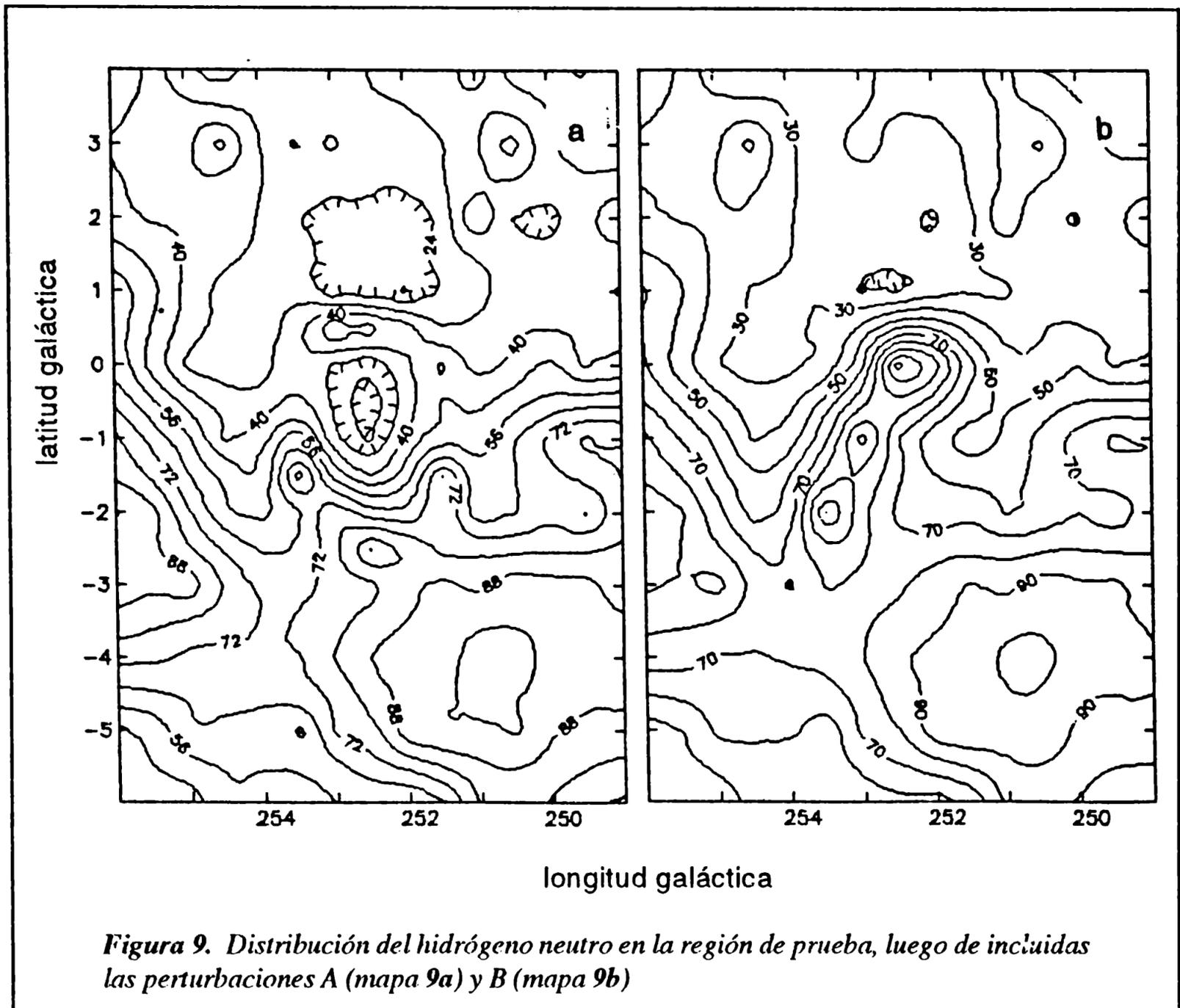
Tabla 1. Perturbaciones introducidas

l (°)	b (°)	T_A (K)	T_B (K)	l (°)	b (°)	T_A (K)	T_B (K)
(1)	(2)	(3)	(4)	(1)	(2)	(3)	(4)
251	0	0	5	252.5	-1	-25	25
251.5	-2.5	0	0	252.5	-0.5	-24	40
251.5	-2	10	0	252.5	0	-11	80
251.5	-1.5	25	0	252.5	0.5	26	45
251.5	-1	8	0	253	-2.5	12	5
251.5	-0.5	5	0	253	-2	21	25
251.5	0	9	25	253	-1.5	2	35
251.5	0.5	2	10	253	-1	-12	60
251.5	1	0	5	253	-0.5	-8	35
252	-2.5	11	0	253	0	0	25
252	-2	3	0	253	0.5	29	5
252	-1.5	-4	0	253.5	-3	0	10
252	-1	-8	5	253.5	-2.5	2	35
252	-0.5	-8	25	253.5	-2	11	60
252	0	0	60	253.5	-1.5	35	45
252	0.5	17	30	253.5	-1	20	25
252	1	0	10	253.5	-0.5	5	15
252.5	-2.5	26	0	253.5	0	12	5
252.5	-2	5	5	253.5	0.5	9	0
252.5	-1.5	-15	10				

5.2 Resultados

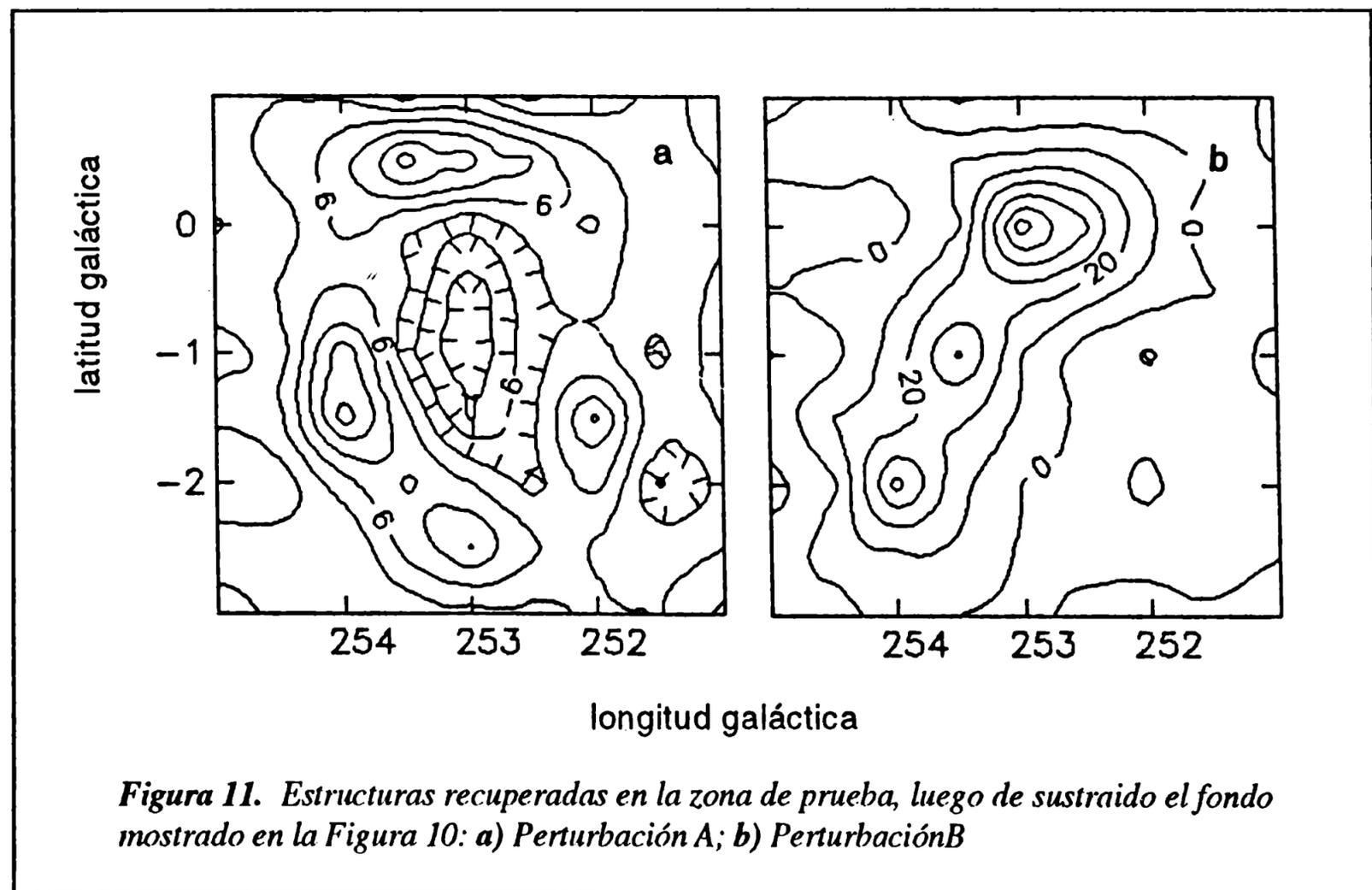
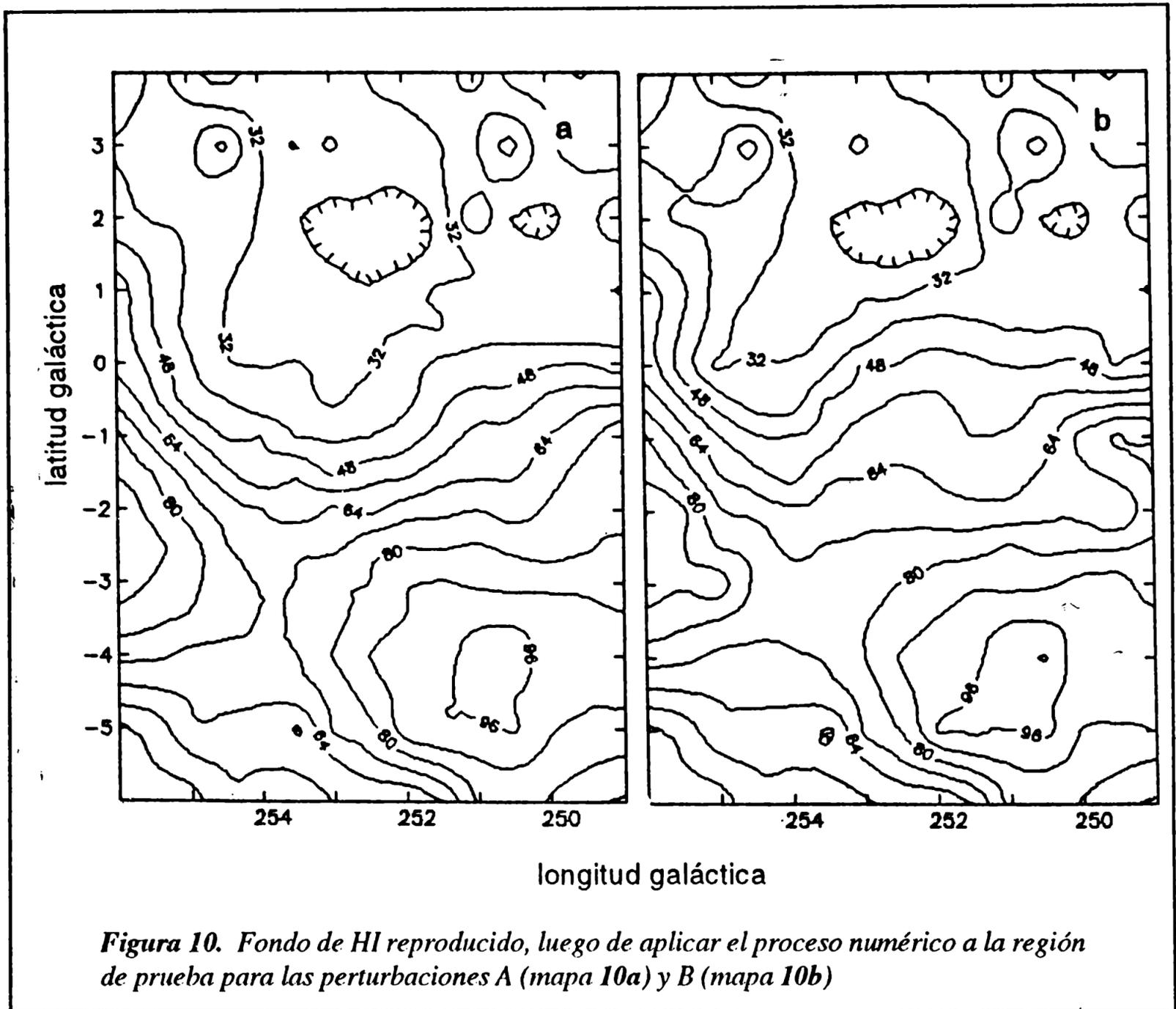
Los diferentes experimentos numéricos fueron realizados con la doble finalidad de: (1) analizar el comportamiento del fondo, y (2) tener una estimación de la incerteza del procedimiento. Siguiendo esta idea, las distintas perturbaciones y configuraciones para la elección de la región central fueron organizadas para analizar los siguientes factores:

- 1.- Dependencia del fondo deducido numéricamente con respecto a la *morfología de la estructura* detectada en la zona.
- 2.- Estabilidad del método en cuanto a la *elección de la región* donde se aplicará el algoritmo (región I de la Figura 3).
- 3.- Influencia de la *intensidad de las estructuras* sobre el fondo obtenido.



El primero de estos factores fue evaluado mediante el uso de los dos tipos de perturbación ya mencionados. Los fondos obtenidos en cada caso son mostrados en los mapas de la Figura 10, donde se puede apreciar cierto desvío de los contornos sobre la zona interpolada, aumentando la temperatura de brillo hacia la zona exterior en ambos mapas y disminuyéndola hacia la zona central de la Figura 10a. En otras palabras, las perturbaciones negativas (agujeros de HI) bajan el fondo y las positivas (cáscaras y arcos de HI) lo suben. En la Figura 11 se muestran las estructuras resultantes al sustraer el fondo. En ambos mapas se advierte que la morfología, la extensión angular y las intensidades relativas de ambas estructuras se reproducen satisfactoriamente.

A fin de cotejar el segundo de los factores antes mencionados, se sustrajo el fondo para las dos perturbaciones, eligiendo siete regiones diferentes para la interpolación. Las coordenadas extremas de las siete regiones elegidas son listadas en la Tabla 2. Los siete fondos obtenidos para las perturbaciones A y B son prácticamente idénticos a las Figuras 10a y 10b, respectivamente. Esta gran similitud muestra que el método es



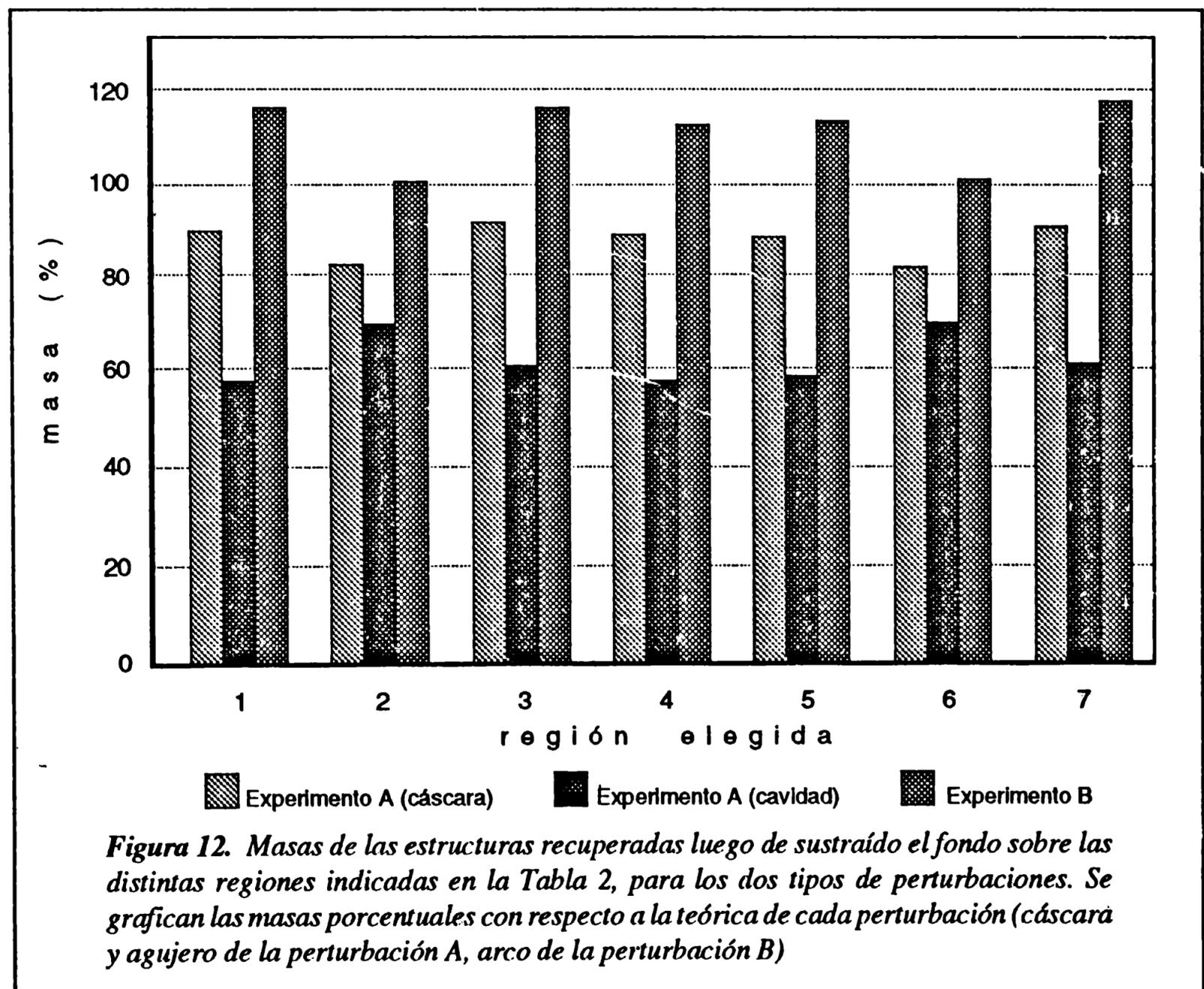
bastante estable con respecto a la elección de la región a interpolar, el punto probablemente más subjetivo en la aplicación del algoritmo.

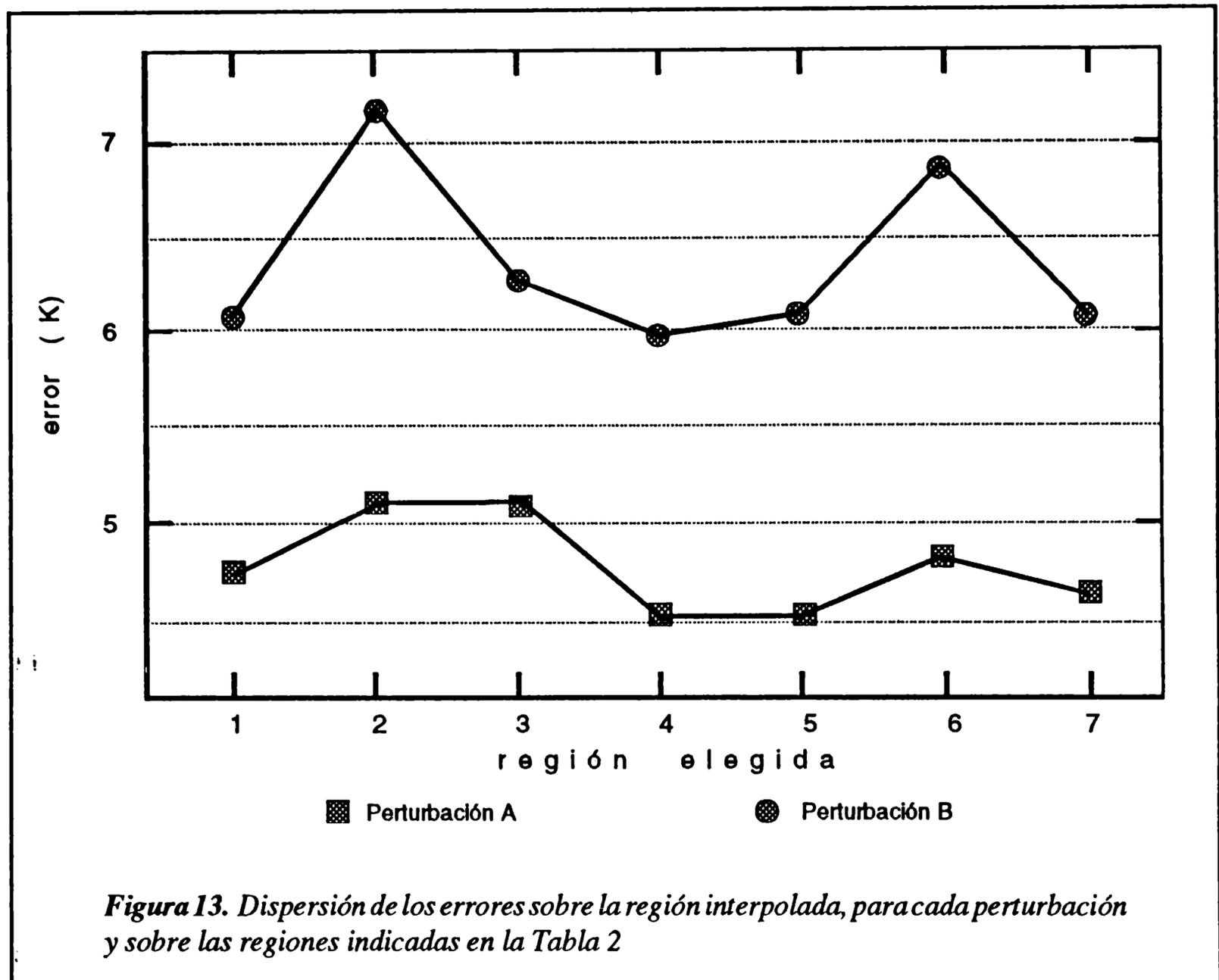
Las masas de cada estructura (la cáscara y el agujero en la perturbación A y el arco en la perturbación B) pueden ser calculadas integrando la densidad de columna sobre la región interpolada. La Figura 12 grafica

las masas estimadas en cada caso luego de sustraído el fondo, calculadas respecto a la que *exactamente* se introdujo en la perturbación. Este histograma muestra que las masas reproducidas no varían demasiado al elegir diferentes regiones de interpolación; otra importante observación es que las cáscaras y los arcos son mejor reproducidos que

Tabla 2. Regiones elegidas para la interpolación

Caso	$l_{mín}$ (°)	$l_{máx}$ (°)	$b_{mín}$ (°)	$b_{máx}$ (°)
1	250.5	254.5	-3.0	1.0
2	250.0	255.0	-3.0	1.0
3	249.5	255.5	-3.0	1.0
4	250.5	254.5	-3.5	1.5
5	250.5	254.5	-4.0	2.0
6	250.0	255.0	-3.5	1.5
7	249.5	255.5	-4.0	2.0





los agujeros, consecuencia del ensanchamiento angular de aquéllos, lo que disminuye la extensión angular del agujero. A pesar de estar tomados sobre regiones de distinto tamaño, los errores no muestran un cambio importante de un experimento a otro. Los errores de cada interpolación pueden obtenerse restando, punto a punto, los perfiles originales del relevamiento de SROM y los interpolados en cada región. La Figura 13 grafica la dispersión de estos errores sobre toda la zona interpolada, en cada experimento. Es de notar también que esta incerteza es mayor con la perturbación B, lo que también sugiere cierta dependencia con la intensidad, el tercer factor a ser analizado. Los errores porcentuales no superaron el 10% en ninguno de los puntos donde se sustrajo el fondo, estimándose el promedio entre 6 y 7%.

A fin de estimar la capacidad del método para reproducir estructuras de diferente intensidad con relación al fondo, se efectuaron cuatro experimentos adicionales. Cada caso difiere del otro en la intensidad de la perturbación, trabajándose con el 20%, 50%, 100% y 200% con relación a la perturbación A, denominados para su identificación como A020, A050, A100 y A200, respectivamente. Es interesante apreciar el mapa correspondiente a A020, mostrado en la Figura 14, donde se advierte solamente una

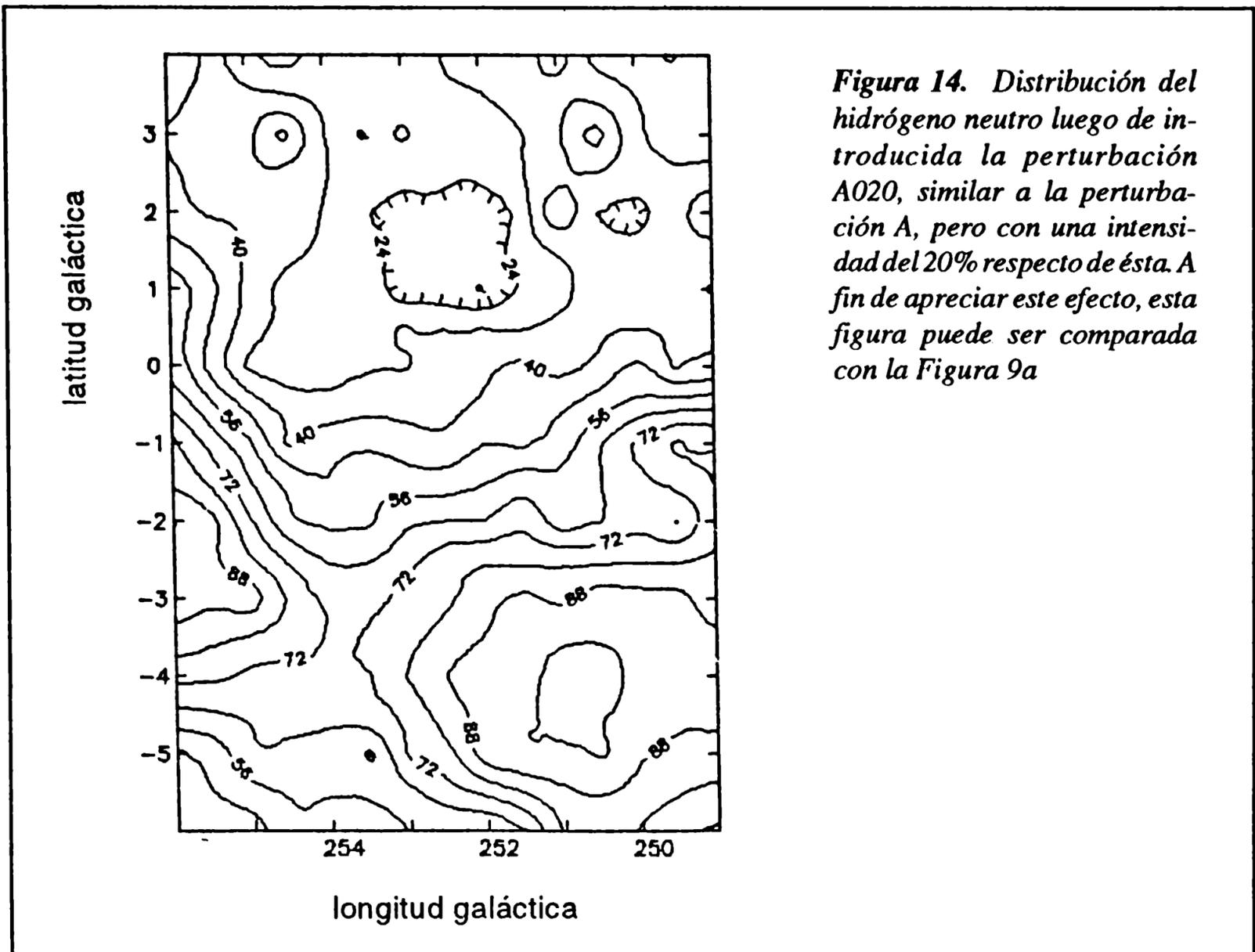
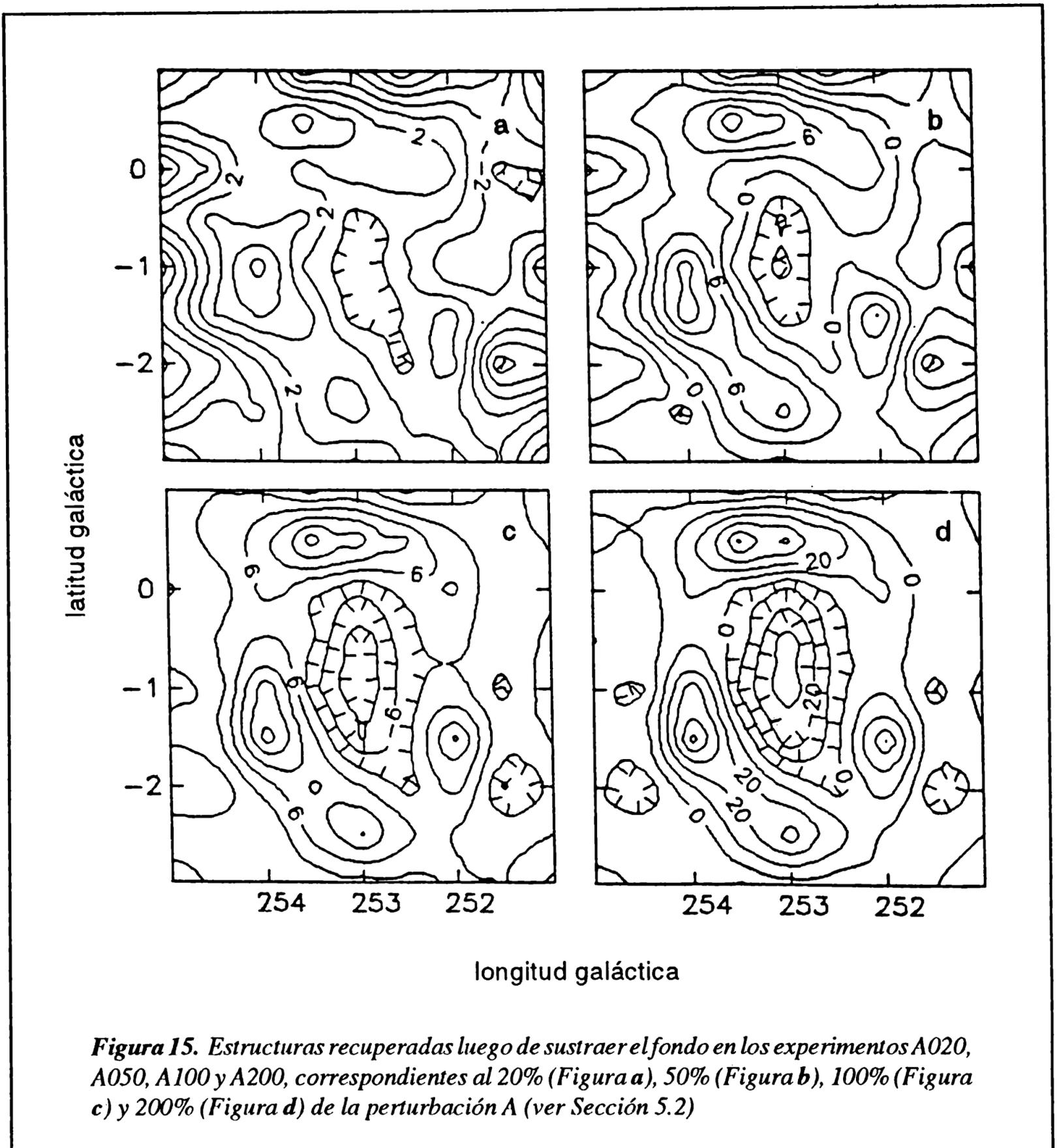


Figura 14. Distribución del hidrógeno neutro luego de introducida la perturbación A020, similar a la perturbación A, pero con una intensidad del 20% respecto de ésta. A fin de apreciar este efecto, esta figura puede ser comparada con la Figura 9a

ligera deformación en las isofotas. Los casos restantes muestran con claridad la perturbación introducida. Estos pueden ser ilustrados con el mapa de A100, ya exhibido en la Figura 9a. En cada caso el fondo fue obtenido de la misma manera, con la región elegida como en el caso 1 de la Tabla 2. La Figura 15 muestra las cuatro estructuras reproducidas en cada experimento, y se aprecia que los contornos en la zona central delinean bastante bien a la perturbación teórica, aunque aparecen estructuras de pequeña escala angular en la zona exterior, más notables cuanto más débil es la perturbación. Es meritorio el caso de A020, donde se alcanza a notar el agujero central y las partes más intensas de la cáscara, aunque no claramente definidas.

La Figura 16 grafica las masas porcentuales calculadas en cada experimento, tanto de la cáscara como de la burbuja. Se advierte que estas cantidades mejoran al aumentar el contraste, o la intensidad de la perturbación relativa al fondo; una estimación del contraste podría ser el cociente entre la temperatura de la perturbación más intensa y la temperatura media del fondo. Tal como se advierte cualitativamente en los mapas, las estructuras son mejor reproducidas en A100 y A200, donde este contraste es superior al 50%. La masa del agujero también es mejor calculada al aumentar el contraste, debido a la mayor profundidad o intensidad en la perturbación. Las incertezas aumentan al aumentar el contraste, tal como lo indica el gráfico de la Figura 17. Sin



embargo, lo hacen a un ritmo mucho menor que la intensidad de la perturbación, variando desde 3.7 K a 6.2 K.

Finalmente, se comparó este método (para el caso A100) con el procedimiento lineal explicado en la Sección 2, interpolando en la zona central (zona 1 de la Tabla 2) entre dos rectas a igual longitud y latitud galáctica. Aunque los contornos reproducidos también delimitan la estructura A, lo hacen más deprimidos, indicando la presencia de errores sistemáticos en el procedimiento. Las masas de la burbuja son de alrededor de 1.7 veces la masa teórica, mientras que la de la cáscara es poco más del 70% (ver Figura 18).

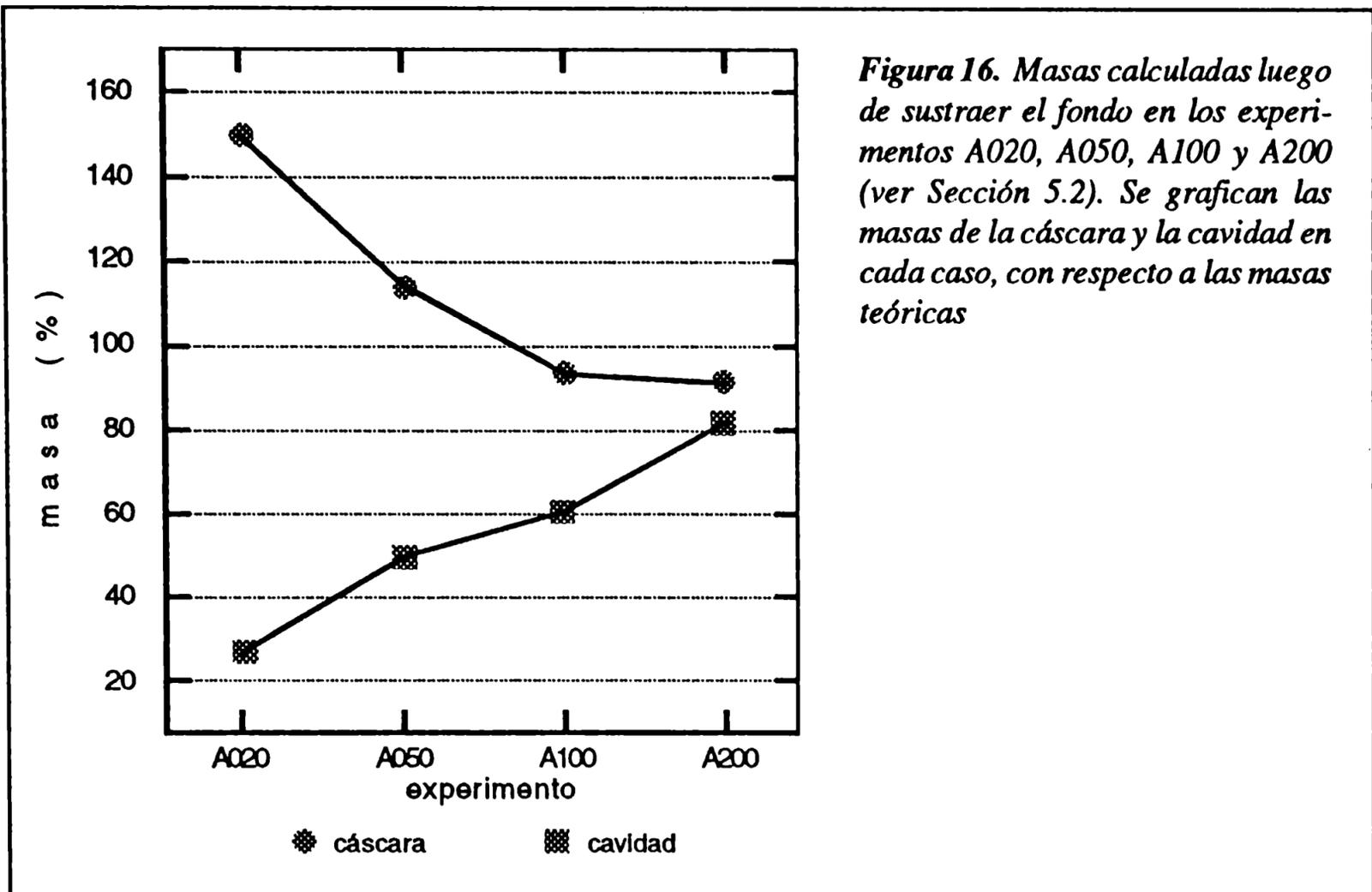


Figura 16. Masas calculadas luego de sustraer el fondo en los experimentos A020, A050, A100 y A200 (ver Sección 5.2). Se grafican las masas de la cáscara y la cavidad en cada caso, con respecto a las masas teóricas

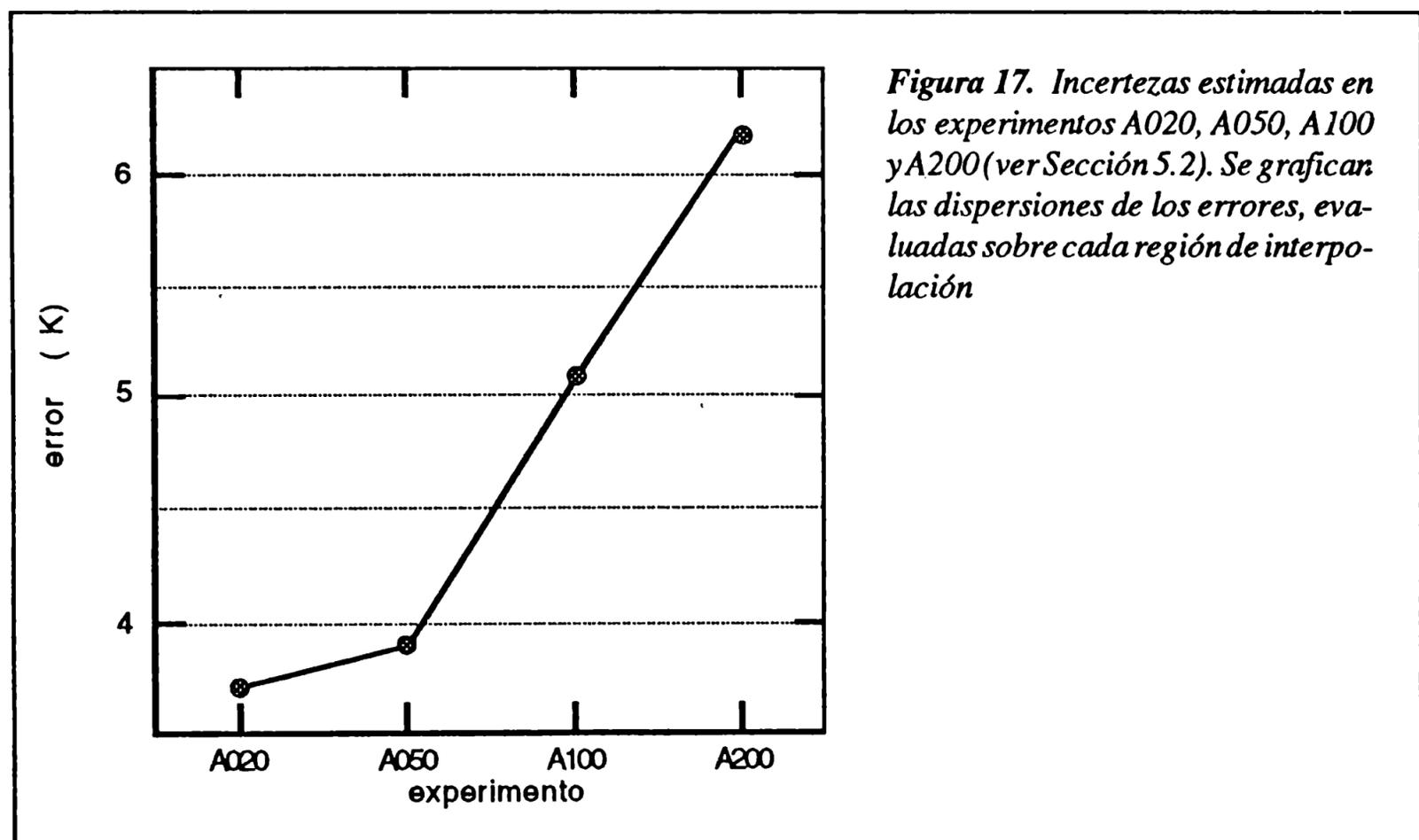
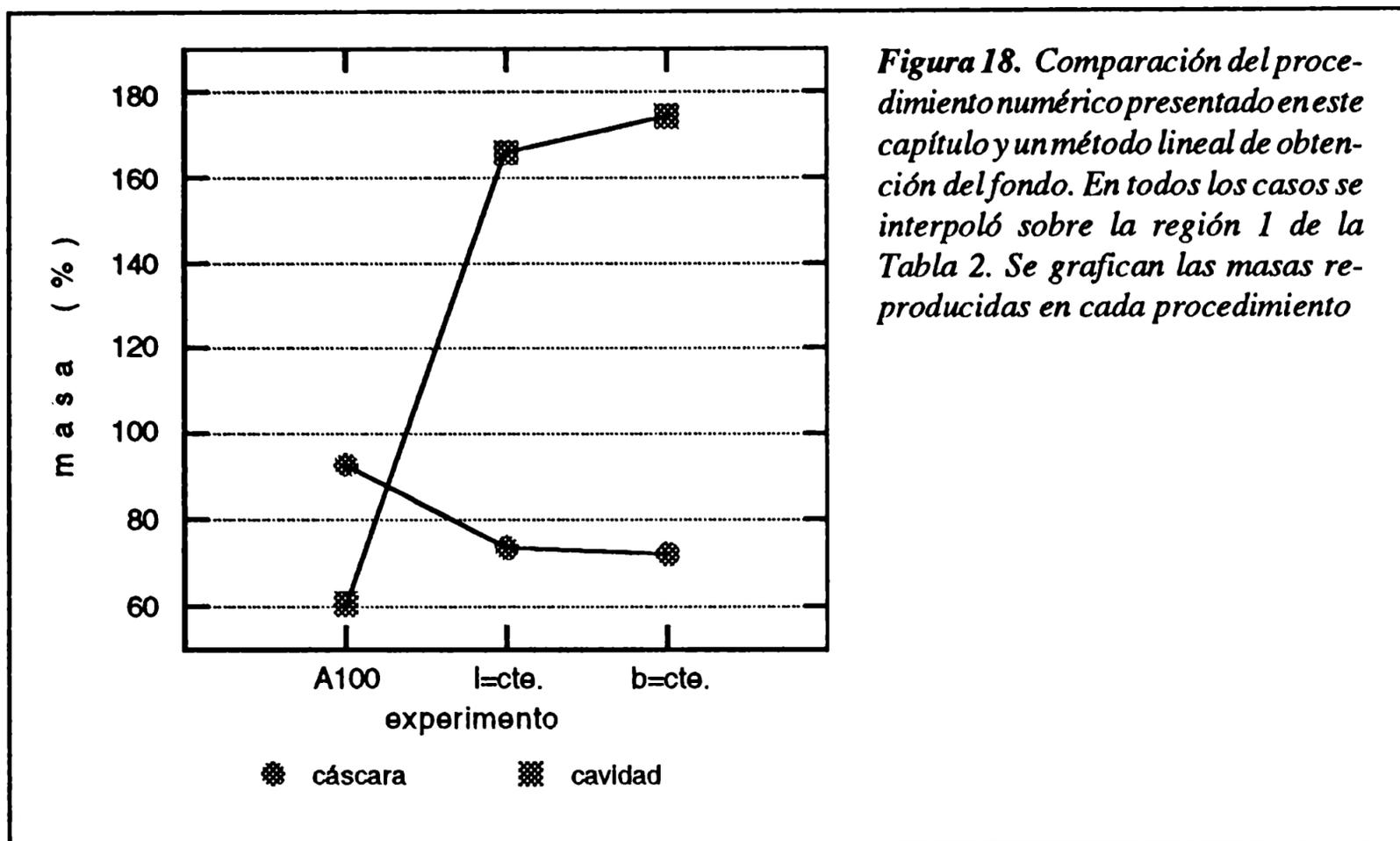


Figura 17. Incertezas estimadas en los experimentos A020, A050, A100 y A200 (ver Sección 5.2). Se grafican las dispersiones de los errores, evaluadas sobre cada región de interpolación

6 Conclusiones

A lo largo de este capítulo, se ha presentado un procedimiento numérico con la finalidad de eliminar la contribución general del HI galáctico, a fin de estudiar fenómenos de pequeña y mediana escala angular, en particular el comportamiento del HI



vinculado a asociaciones OB y cúmulos abiertos jóvenes. Existe una serie de factores, mencionados en la Sección 1 de este capítulo, que tornan muy dificultosos la detección y el análisis de las estructuras predichas por las teorías vigentes, en caso que las mismas sean correctas. Una vez identificadas la región de interés y el rango de velocidades en el que se presentan dichas estructuras, se aplica el algoritmo de interpolación. El mismo está implementado en forma tal que toma datos del exterior de la zona de interés, y opera independientemente en cada velocidad.

Como “zona testigo” se tomó la región cercana a Car OB2. En esta región se aplicaron tanto el procedimiento numérico presentado aquí como otro tradicional, de variación lineal en ambas coordenadas galácticas, a fin de poder compararlos. Con respecto al fondo deducido, el correspondiente al método lineal presenta fuertes discontinuidades en la distribución de N_{HI} , debido a la influencia (con mucho peso y sobre un gran número de puntos) de algunos rasgos de muy pequeña escala. En contraste, el procedimiento aquí presentado muestra variaciones suaves, y se orienta simétricamente con respecto al plano galáctico. Los diagramas “posición-velocidad” muestran a su vez una mejor definición en los rasgos, indicando que prácticamente no se pierde resolución en velocidad. Aunque requiere un número mayor de datos, la aplicación del procedimiento es bastante rápida, ya que el cálculo de los valores interpolados requiere solamente operaciones elementales.

Se realizaron una serie de experimentos numéricos, a fin de estimar la confiabilidad, ventajas y limitaciones del método. Se tuvieron en cuenta varios factores, como la

intensidad y morfología de la estructura detectada, la elección de la región a aplicar el algoritmo, y la comparación con un procedimiento tradicional. El método muestra una razonable capacidad de reproducir estructuras de tipo cáscara y agujeros de HI, en un gran rango de intensidades relativo al fondo de HI. No introduce estructuras espurias de importancia en la zona de interés. Debido al aumento de los espesores de las cáscaras, son mejor reproducidas las masas de los arcos y anillos que los agujeros de HI. Los errores porcentuales relativos al fondo interpolado casi no superan el 10%, siendo 6-7% el promedio en todos los experimentos. El valor medio del error no muestra evidente dependencia con la intensidad de la perturbación, pero sí la dispersión, que aumenta con ésta y varía entre 4 K y 6 K.

Este mecanismo de extracción del fondo puede ser aplicado a la búsqueda de otros fenómenos astronómicos en el medio interestelar, tales como las grandes cáscaras de HI mencionadas por Heiles (1979, 1984) y Hu (1981), las burbujas de HI vinculadas a estrellas jóvenes de tipo O y Wolf-Rayet, y el HI faltante (ionizado y/o expulsado) de regiones HII.

Referencias

- Girstein H.G., 1963, Veröff. Sternw. Bonn, N° 66
- Heiles C., 1979, ApJ, 229, 533
- Heiles C., 1984, ApJS, 55, 585
- Hu E.M., 1981, ApJ, 248, 119
- Kerr F.J., Bowers P.F., Jackson P.D., Kerr M., 1986, A&AS, 63, 373
- Lockman F.J., 1984, ApJ, 283, 90
- Matthews T.A., 1956, Tesis Doctoral, Universidad de Harvard
- Olano C.A., 1982, A&A, 112, 195
- Pöppel W.G.L., Marronetti P., Benaglia P., 1994, A&A, 287, 601
- Raimond E., 1966, B.A.N., 18, 191
- Strong A.W., Riley P.A., Osborne J.L., Murray J.D., 1982, MNRAS, 201, 495



EL HIDRÓGENO INTERESTELAR EN CAR OB2

La asociación estelar Carina OB2 constituye un rico agregado físico de más de cien estrellas O y B, extendidas sobre ~ 50 pc en el brazo de Sagitario-Carina. Estas estrellas podrían haber ionizado y barrido el medio interestelar a su alrededor, creando en el HI estructuras de gran tamaño, tales como una burbuja central y una cáscara expansiva. Este capítulo presenta los resultados del análisis observacional del HI en la región, donde se identifica el mencionado tipo de estructuras. Por otro lado, se presentan observaciones de una nube de velocidad intermedia (IVC288.5+1.0-42) descubierta en el transcurso de esta investigación. El centroide de la cáscara de HI y la velocidad baricentral de la misma son coincidentes con la posición y la velocidad radial de Carina OB2, lo que brinda un fuerte argumento observacional en favor de la vinculación de ambos objetos. Mediante estimaciones energéticas y análisis de modelos teóricos, se analiza la posibilidad de que Carina OB2 haya formado -a través de los vientos estelares y la fotoionización- la cavidad y la cáscara halladas en el HI. Finalmente, se discute sobre las distintas componentes del medio interestelar, considerando principalmente el hidrógeno general presente, la nube de velocidad intermedia ya mencionada y el análisis del CO observado en la región.

1 Introducción

La asociación Car OB2 recibió esta denominación de parte de la UAI en 1964 (IAU Trans., Vol. XII B, página 347) sin haber sido confirmada como tal, ya que hasta entonces no se habían realizado estudios sistemáticos a tal efecto. El primer trabajo estadísticamente importante fue de Seggewiss (1970), quien determinó magnitudes fotográficas y colores de 480 estrellas en la región. Posteriormente, un número creciente de publicaciones se dedicó a establecer un estudio observacional más exhaustivo de las

estrellas, tanto fotométrica como espectroscópicamente. En este sentido, García (1988) incluye una buena revisión de los trabajos presentes hasta entonces. Dicho trabajo constituye además el último y más completo relevamiento espectrofotométrico de Car OB2. En efecto, en esa tesis se confirmó la realidad de Car OB2 como asociación estelar y se identificaron casi cien miembros y cincuenta probables miembros, algunos con características espectroscópicas especiales y variables. Además se determinaron varios parámetros globales (tales como distancia, edad, velocidad radial del grupo, enrojecimiento medio y Función de Luminosidad) y algunos individuales (binaridad, velocidades de rotación axial, excesos de color, etc.). Según Clariá (1976) varios cúmulos abiertos, Cr 240, NGC 3572, NGC 3590, Hogg 11 y Tr 18, estarían ligados a la asociación, extendidos sobre un gran rango de distancias.

A priori, el medio interestelar (MIE) en la región circundante a Car OB2 podría estar bastante perturbado por la presencia de las componentes estelares anteriormente mencionadas. Como el brazo de Sagitario-Carina se extiende en la dirección $l = 290^\circ$ prácticamente en la dirección de la visual, las observaciones (tanto ópticas como de radio) muestran conjuntamente una gran cantidad de fenómenos que ocurren a lo largo del brazo, muchos de los cuales pueden ser ajenos a la región que interesa a este capítulo. En la zona del plano galáctico entre 288° y 292° en longitud galáctica, se pueden citar los siguientes relevamientos de continuo, así como las radiofuentes halladas: Mathewson et al. (1962) hallaron y clasificaron cuatro fuentes entre 85.5 y 1440 MHz (dos térmicas y dos no térmicas); Thomas & Day (1969) catalogaron veinte fuentes en 2650 MHz; en 5000 MHz, Goss & Shaver (1970) hallaron once fuentes y Haynes et al. (1979) treinta y seis, muchas de ellas asociadas a regiones HII y remanentes de supernova; en 408 MHz, Shaver & Goss (1970) detectaron diecinueve fuentes, a las que calcularon índices espectrales. Las velocidades radiales detectadas en líneas de recombinación confirman la gran dispersión en distancias recién mencionada. El relevamiento más exhaustivo es probablemente el de Wilson et al. (1970), realizado en la línea H109 α , en el que se observaron fuentes emitiendo en un amplio intervalo de velocidades radiales (desde -30 a $+40$ km s $^{-1}$), lo que permitiría concluir que las mismas se encuentran a muy distintas distancias cinemáticas; la tesis de Grabelsky (1986) incluye un buen detalle de otros estudios en líneas de recombinación de las fuentes detectadas por Wilson et al. (1970). Georgelin & Georgelin (1970, 1976), a partir de observaciones con un Fabry-Perot en esta zona, obtuvieron velocidades en H α entre -10 y -20 km s $^{-1}$. Dicha emisión correspondería a regiones HII ubicadas en la misma zona. Son dignas de mención dos conspicuas regiones HII que se hallan en el área, y que han sido profusamente estudiadas: la región HII extendida NGC 3372 o la “nebulosa de η

Carina” (Thé et al. 1980; Warren-Smith et al. 1980; Burgarella & Paresce 1991), y la región HII gigante NGC 3603 (Azcárate et al. 1987; Melnick et al. 1989; Clayton 1990). Si bien estos objetos constituyen la característica dominante en varios mapas de HI de la región circundante a Car OB2, no serán considerados en el análisis de este capítulo, ya que sus distancias (2700 y 7000 pc, respectivamente) permiten suponer que no están vinculadas físicamente a la asociación. Con respecto al gas molecular, tanto el OH en absorción (Caswell & Robinson 1974) o en emisión (Manchester et al. 1970), como el H₂CO (Whiteoak & Gardner 1970), presentan las mismas características que las líneas de recombinación, en el sentido de estar distribuidas en un gran rango de velocidades. Esto constituyó una temprana evidencia de que las nubes moleculares son buenos trazadores de brazos espirales. La molécula de CO, en particular el isótopo ¹²CO¹⁶, fue observada en numerosas ocasiones en el cielo austral, pero sin cubrir sistemáticamente la región que interesa a este capítulo. El más completo y reciente relevamiento corresponde a Grabelsky et al. (1987). El análisis individual de los complejos moleculares realizado en la Tesis de Grabelsky (1986) y publicados por Grabelsky et al. (1988) han sido de utilidad, ya que varias de estas nubes estarían relacionadas con la estructura de HI hallada, y con Car OB2 (como se verá más adelante).

Una característica cinemática de interés es mencionada por Humphreys & Kerr (1974) en el brazo de Carina. En base a una diferencia sistemática en las velocidades radiales entre el HI interestelar y las estrellas supergigantes en la dirección $l \approx 290^\circ$, ellos postulan la existencia de una irregularidad cinemática producida a lo largo del brazo espiral. El estudio realizado en este capítulo, en cambio, permite proponer otra explicación a tal “irregularidad”, sobre la base de la existencia de Car OB2, y de una cáscara de HI expansiva creada por la evolución de la asociación.

En base a los trabajos recién mencionados, el panorama en esta región se puede resumir como sigue: Car OB2 constituye un agregado físico con más de un centenar de estrellas O y B, extendido sobre ~ 50 pc. La presencia de varias regiones HII a distancias cinemáticas similares a la de Car OB2 muestra que las estrellas, durante su evolución, han ionizado el material circundante. Por otro lado, los estudios de absorción interestelar (García et al. 1988) revelarían que Car OB2 no está inmersa en una nube de polvo. En este contexto, y de acuerdo a lo señalado en el Capítulo 1, es de esperar que el material interestelar no ionizado haya sido expulsado de la región que circunda a la asociación. Así, se espera detectar una estructura expansiva en el HI, además de una burbuja de dimensiones considerables. Junto a éstos, el material molecular también podría verse afectado por la acción de las estrellas tempranas de Car OB2.

En el transcurso de esta investigación, se descubrió una nube de HI de velocidad intermedia, bautizada IVC288.5+1.0-42 en base a sus coordenadas galácticas y velocidad radial, la que fue luego observada en detalle desde el IAR. Los resultados de estas observaciones son también incluidos en este capítulo, así como la hipótesis de que se haya originado en un desprendimiento de la cáscara de HI, y esté siendo acelerada hacia afuera del plano galáctico.

2 Material observacional analizado

2.1 Relevamientos a gran escala en la región

Los relevamientos de Kerr et al. (1986, KBJK de acá en más) y de Strong et al. (1982, en adelante SROM) fueron utilizados paralelamente en la identificación de la estructura esperada. Las principales características de ambos relevamientos son presentadas en la Tabla 1. En esta etapa de la investigación, la utilización simultánea de los dos relevamientos fue provechosa, sobre todo teniendo en cuenta los diferentes haces y el muestreo de cada uno de ellos. El relevamiento de KBJK, con muestreo completo y mejor sensibilidad, pero con un haz muy grande, ha sido de utilidad para reconocer la continuidad a mediana y gran escala angular de las estructuras de HI menos intensas. Por el contrario, el relevamiento de SROM fue muy útil, a pesar de no poseer el muestreo espacial adecuado, para identificar las características a menor escala angular.

Tabla 1. Relevamientos de HI

Parámetro	Unidad	Strong et al. (1982)	Kerr et al. (1986)
Ancho del haz (HPBW)	minutos	16	48
Muestreo $\Delta l \times \Delta b$	grados	0.5×1.0	0.5×0.25
Temperatura de ruido	K	0.2	0.05
Resolución en velocidad	km s^{-1}	1.65*	1.00
Cubrimiento en velocidad	km s^{-1}	-211 a +161	-350 a +100

* Este valor para la resolución resulta de alisar los perfiles con un filtro de tipo "Hanning", a efectos de mejorar la relación señal/ruido.

Al comparar los dos relevamientos anteriormente mencionados, fue detectada una diferencia sistemática en las velocidades radiales entre ambos juegos de datos. Este corrimiento en velocidad fue advertido por primera vez por Cappa de Nicolau et al. (1988). Comparando sus perfiles con los de SROM y KBJK en la dirección de las posiciones *standard* S8 y S9, los mencionados autores mostraron que todos los perfiles de SROM sufrían un corrimiento en velocidad que variaba con la región analizada. En la región de Carina, este corrimiento es de 3.8 km s^{-1} , por lo que fue sumada dicha cantidad a todas las velocidades de los perfiles de SROM.

De esta manera, se detectaron un mínimo de HI y una serie de máximos alrededor, en la región $288^\circ \leq l \leq 292^\circ$, $-4^\circ \leq b \leq +4^\circ$, para $-50 \leq V \leq 0 \text{ km s}^{-1}$. Esta fue la zona elegida como región I para la obtención del fondo, según se describió en el Capítulo 2. Esta etapa fue desarrollada solamente con los datos de SROM.

2.2 Observaciones desde el IAR

Una pequeña región alrededor de IVC288.5+1.0-42 fue observada con una de las antenas de 30 m del Instituto Argentino de Radioastronomía. El haz de esta antena en 21 cm es de 34'. Se utilizó un banco de filtros de 112 canales, cada uno de 10 kHz de ancho de banda, lo que da una resolución en velocidad de 2 km s^{-1} a la frecuencia de la línea, 1420 MHz.

Las observaciones fueron realizadas en el modo de conmutación en frecuencia, con dos bandas de comparación, a 1.5 MHz por encima y por debajo de la frecuencia central. La velocidad del canal central fue elegida en -60 ó -80 km s^{-1} , de acuerdo con la extensión en velocidad del perfil de HI de cada punto observado. La línea de base de los perfiles (usualmente polinomios de tercer o cuarto grado) fue trazada solamente sobre las velocidades más negativas; ésto fue originado por la extensa emisión de la zona a velocidades positivas.

La región $287.5^\circ \leq l \leq 289.5^\circ$, $0^\circ \leq b \leq 2^\circ$ fue observada con un muestreo de 0.5° en ambas coordenadas galácticas. Posteriormente, el cuadrado central $288^\circ \leq l \leq 289^\circ$, $0.5^\circ \leq b \leq 1.5^\circ$ fue completado cada 0.25° . El tiempo de integración fue de 5 minutos para $b \leq 1^\circ$, y 4 minutos para $b > 1^\circ$. La temperatura de sistema fue de alrededor de 85 K, obteniéndose una temperatura de ruido *rms* de 0.07 K.

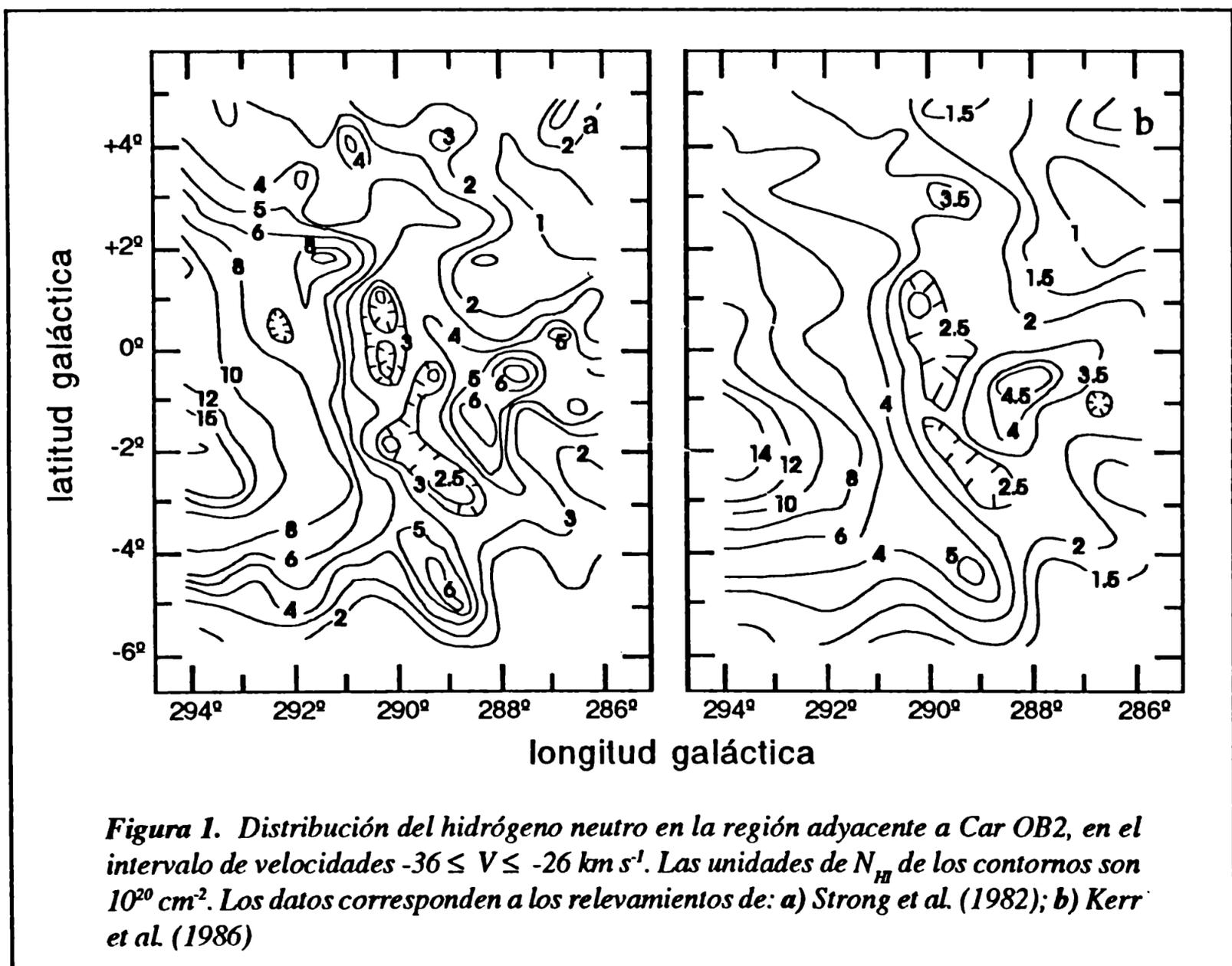
Se efectuaron dos tipos de calibración de las temperaturas de brillo, que se podrían denominar como interna y externa. La calibración interna permitió comprobar la

estabilidad del sistema, y fue referida al punto $(l, b) = (288^{\circ}5, 1^{\circ})$, observado dos o tres veces cada día. La calibración externa, en cambio, permite referir las observaciones en su conjunto a un sistema *standard* de temperaturas de brillo; para ésto, se utilizó el Polo Sur Celeste, que a su vez fue calibrado con la posición *standard* S9 (Williams 1973; Pöppel & Vieira 1973). Se estima una incerteza final de las observaciones inferior al 5%.

3 Resultados

3.1 La cáscara de HI en la región de Carina OB2

La Figura 1 muestra la distribución de densidades de columna (N_{HI}) en la región estudiada, para el rango de velocidades $-36 < V < -26 \text{ km s}^{-1}$. En ambos mapas (la Figura 1a corresponde a SROM y la 1b a KBJK) es destacable un mínimo en la zona central, en $l \cong 290^{\circ}$ que se extiende entre $\pm 2^{\circ}$ en latitud galáctica. En la Figura 1a es



posible identificar varios máximos disponiéndose en forma de arco alrededor del mínimo de N_{HI} .

Luego de sustraído el fondo de HI por el método descrito en el Capítulo 2, fue posible obtener mapas donde las estructuras se distinguen más claramente, como los

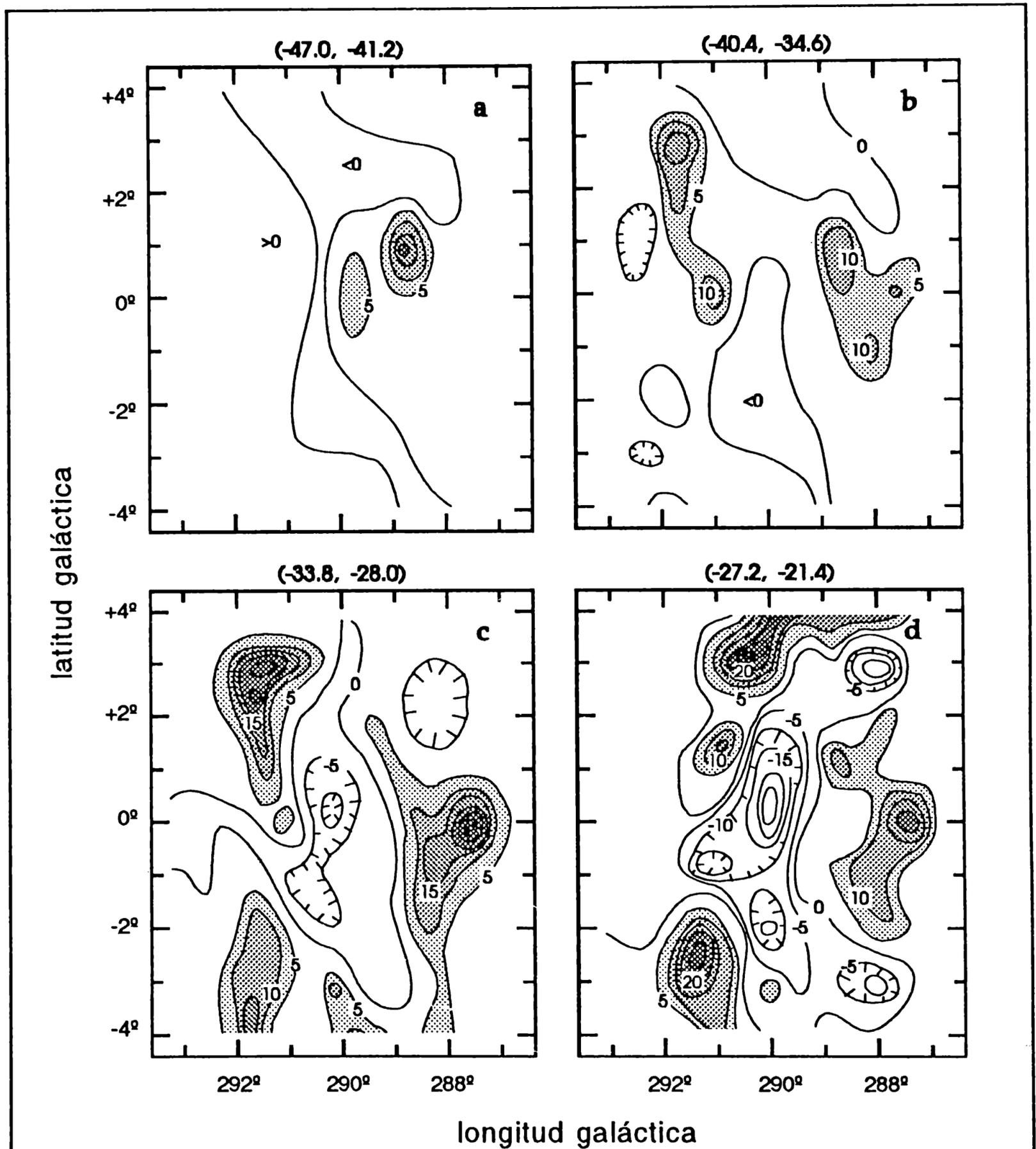
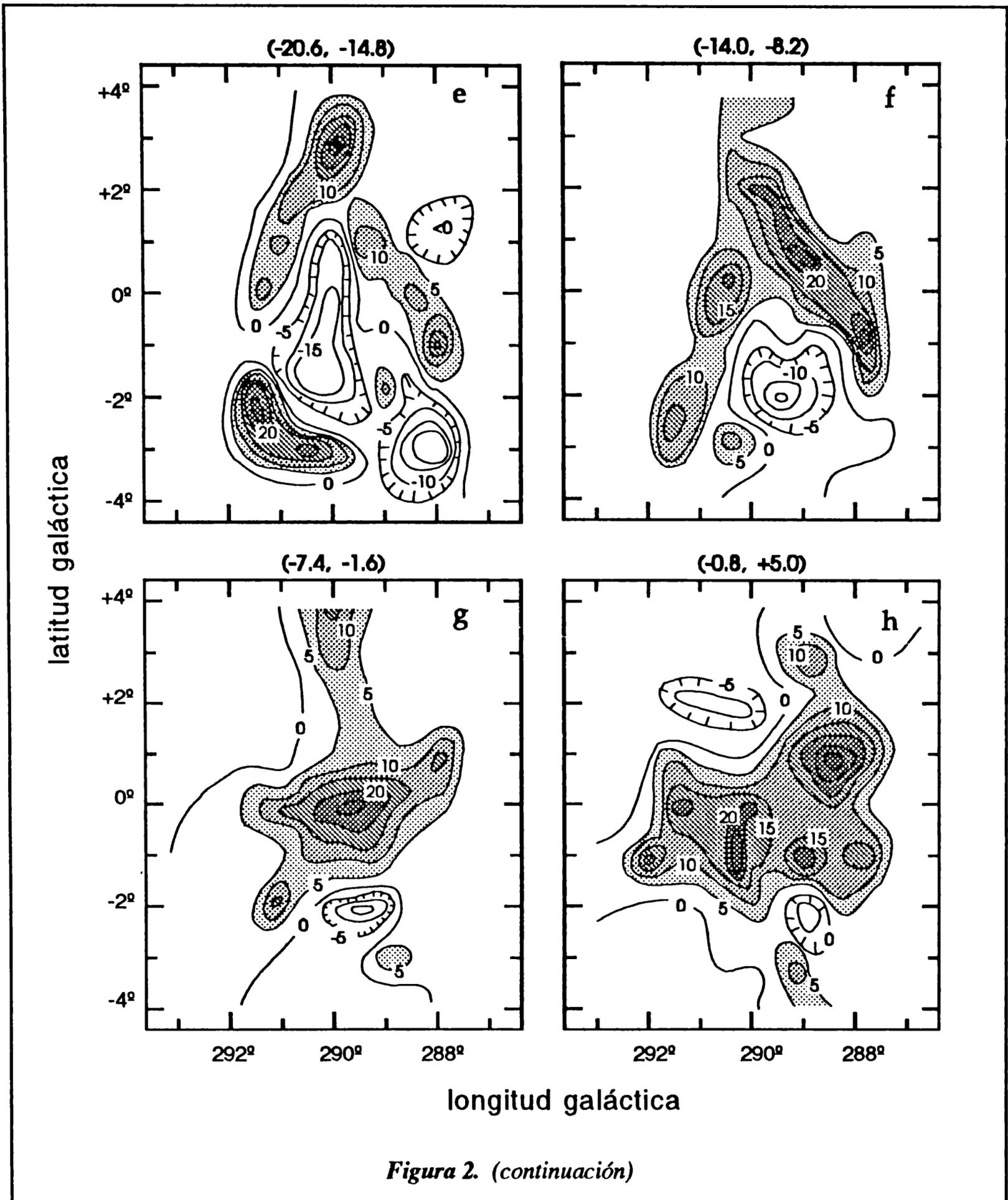


Figura 2. Estructura obtenida luego de la sustracción de la contribución general del HI galáctico. Los intervalos de velocidad de integración se indican en la parte superior de cada mapa. Las unidades de los contornos de N_{HI} son 10^{19} cm^{-2} . Las zonas sombreadas corresponden a regiones con emisión por encima del fondo y que conformarían una cáscara con características expansivas



que se muestran en la Figura 2, en los que se integró sobre 5.8 km s^{-1} . Con respecto al mínimo de HI, sólo se lo detecta de manera evidente en los cuatro mapas centrales (Figuras 2c a 2f), siendo más notorio en el cuarto, para $-27.2 \leq V \leq -21.4 \text{ km s}^{-1}$. En el primer mapa, sólo aparece un máximo en la zona central, pero luego los picos de N_{HI} van delineando un anillo, que crece angularmente en forma gradual, hasta alcanzar un diámetro máximo en el cuarto mapa; luego el anillo se va cerrando, hasta finalmente convertirse en otro disco en el último mapa. Esta estructura de disco-anillo constituye,

en este tipo de diagramas, un rasgo característico acerca de la presencia de una cáscara en expansión en la región. Si esta expansión tuviese simetría esférica, la cáscara se movería en su conjunto a una velocidad radial cercana a la correspondiente al máximo tamaño angular, mientras que la diferencia de velocidades entre los dos discos sería aproximadamente igual al doble de la velocidad de expansión. Finalmente, el primer mapa de la Figura 2 destaca otro máximo en $(l, b) = (288.5, 1^\circ)$, que corresponde a la nube IVC288.5+1.0-42, que posteriormente será descripta.

Los mapas posición-velocidad de la Figura 3 señalan también la presencia de la cáscara en expansión en la zona de Car OB2. Dicha figura corresponde a un barrido en l para $b = 0^\circ$, con los datos de SROM puros (Figura 3a) y con el fondo sustraído

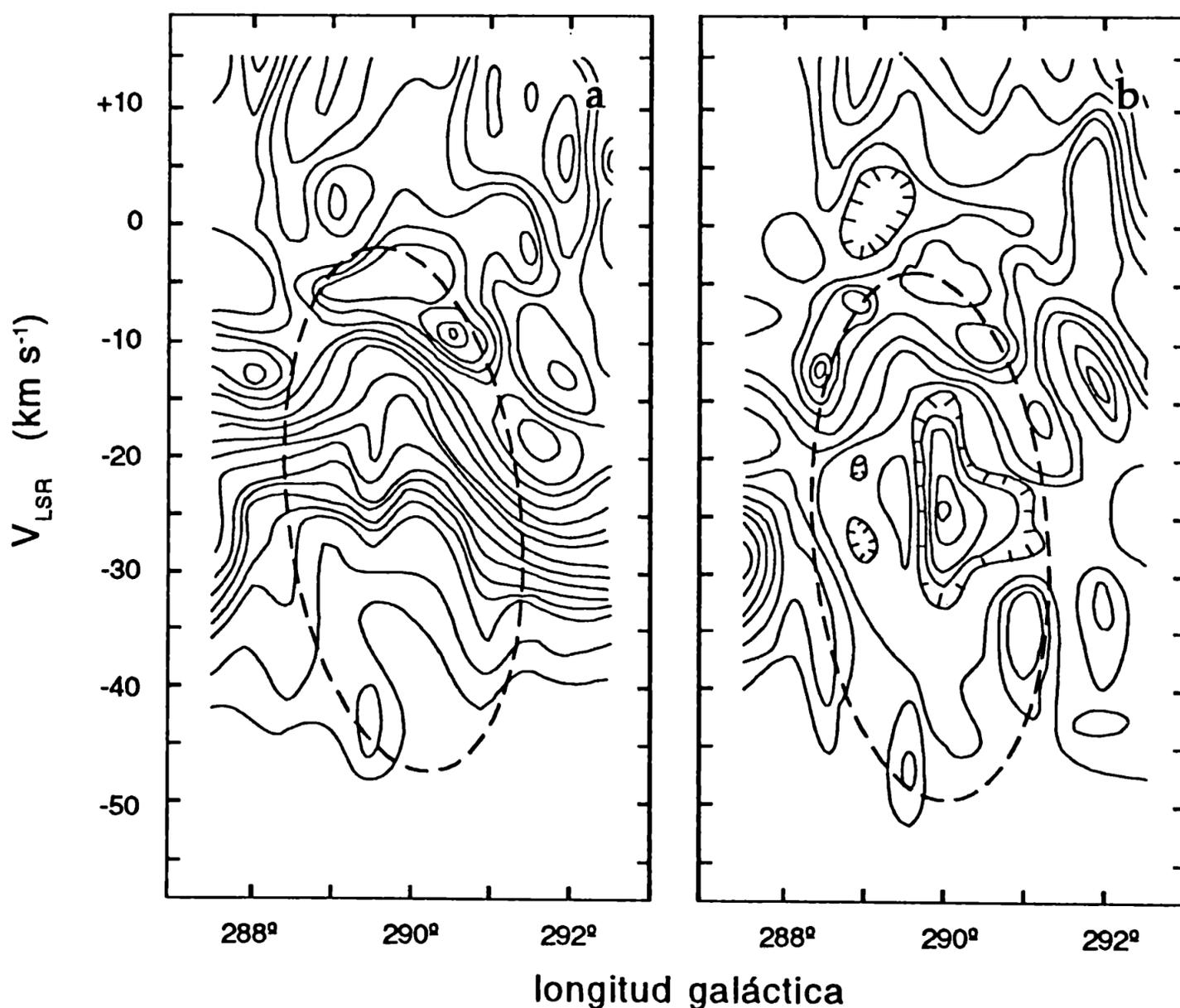


Figura 3. Mapas longitud galáctica vs. velocidad del hidrógeno neutro presente en la región adyacente a Car OB2, obtenido para $b = 0^\circ$. a) Datos de Strong et al. (1982); b) los mismos datos, luego de sustraído el fondo de HI. En ambos mapas se advierte una serie de picos, describiendo aproximadamente la elipse indicada con líneas de trazos. Esta topología en mapas posición-velocidad es característica de una estructura en expansión (ver Sección 3.1)

(Figura 3b). La mejora en la identificación de los máximos y el mínimo central es evidente. El mínimo más pronunciado y la máxima separación entre los picos se da para $V \approx -25 \text{ km s}^{-1}$; luego, los picos se van juntando, hasta mezclarse en una sola componente, en $l \approx 290^\circ$ y a las velocidades extremas (≈ -50 y 0 km s^{-1}). La elipse trazada en esta figura agrupa los máximos en el mapa vinculados a la cáscara.

Los parámetros observacionales de esta cáscara en expansión se listan en la Tabla 2, acorde a lo explicado en el Capítulo 1. Los parámetros geométricos se deducen a partir de un ajuste numérico de los contornos a elipses concéntri-

Tabla 2. Parámetros observacionales de la cáscara de HI de Car OB2

Parámetro	Unidad	
Centro l_0, b_0	grados	290.1, +0.2
Excentricidad		0.65
Inclinación respecto al plano galáctico	grados	90
Tamaño angular $\theta_M \times \theta_m$	grados	5×3
Espesor angular medio	grados	0.4
Velocidad baricentral	km s^{-1}	-25
Velocidad de expansión	km s^{-1}	24
Distancia cinemática	pc	3000
Tamaño lineal $r_M \times r_m$	pc	130×78
Radio efectivo	pc	100
Espesor medio	pc	20
Masa de HI	M_\odot	1.1×10^5
Densidad media	cm^{-3}	~ 1
Energía cinética de expansión	erg	6.4×10^{50}
Momento de expansión	$M_\odot \text{ km s}^{-1}$	2.6×10^6
Edad cinemática	años.	4.1×10^6

cas; ellos son: coordenadas del centroide, elipticidad, inclinación con respecto al plano galáctico, diámetros angulares mayor (θ_M) y menor (θ_m), y espesor angular. La velocidad media de la cáscara fue obtenida a partir de la Figura 3 y de mapas posición-posición, observando la velocidad correspondiente a la máxima extensión angular en ambos tipos de diagramas. La velocidad de expansión (V_{exp}) fue obtenida a partir de la Figura 3, entendiendo que la máxima separación en velocidad, en $l = 290^\circ$, corresponde al doble de la velocidad de expansión. A fin de estimar otros parámetros físicos, se adoptó un valor de la distancia cinemática (3000 pc) a partir del modelo de rotación galáctica de Fich et al. (1989), mostrando que esta estructura se encuentra prácticamente en el punto tangente correspondiente a $l = 290^\circ$. Con este valor de la distancia, se calcularon los radios lineales mayor (r_M) y menor (r_m), un valor del radio efectivo ($r_{ef} = (r_M \times r_m)^{1/2}$) y el espesor de la cáscara. Integrando N_{HI} en el ángulo sólido, se obtuvieron la masa de la cáscara de HI (M_{cas}) y un valor de la densidad media (es una cota inferior). A partir de éstos, se obtuvieron también la energía cinética ($= \frac{1}{2} M_{cas} \times V_{exp}^2$) y momento ($= M_{cas} \times V_{exp}$) involucrados en la expansión. Finalmente, una cota superior de la edad de la cáscara pudo ser calculada mediante r_{ef} / V_{exp} .

3.2 Otro objeto de interés en la zona: IVC288.5+1.0-42

La distribución de la temperatura de brillo (T_b) en la región circundante a IVC288.5+1.0-42, con observaciones tomadas en el IAR, es mostrada en la Figura 4 para velocidades entre -50 y -34 km s⁻¹. Esta figura (como la Figura 2a) también muestra un fuerte incremento en T_b hacia la posición $(l, b) = (288^\circ.5, +1^\circ)$. IVC288.5+1.0-42 se hace más intensa en -42 km s⁻¹, y tiene un aspecto algo elongado, estando su semieje mayor en la dirección perpendicular al plano galáctico.

La cinemática de esta nube puede ser analizada mediante el diagrama posición-velocidad de la Figura 5, tomado en $b = 1^\circ$. Esta figura también muestra el máximo en $V \cong -42$ km s⁻¹, además de una serie de contornos paralelos, correspondientes a la emisión galáctica general. El aspecto concentrado de la nube, la presencia de sólo una componente y la ausencia de algún gradiente en velocidad (al menos dentro de la resolución en velocidad de estos datos) son indicativos de una cinemática sencilla, sin movimientos sistemáticos a gran escala, tales como rotación, expansión o contracción.

Los principales resultados observacionales son resumidos en la Tabla 3. Esta tabla contiene: coordenadas galácticas del centro de la nube, extensión angular en l y b ,

velocidad de la máxima emisión, velocidad pesada por temperaturas y el ancho a potencia mitad (FWHM) promedio de todos los perfiles. Como la velocidad media es prohibida en esa dirección de la Galaxia, se supuso para IVC288.5+1.0-42 una distancia de 3000 pc (la misma que la de la cáscara de HI), para obtener tamaños lineales en l y b , la masa (restando un fondo considerado constante en cada mapa) y la densidad media de la nube.

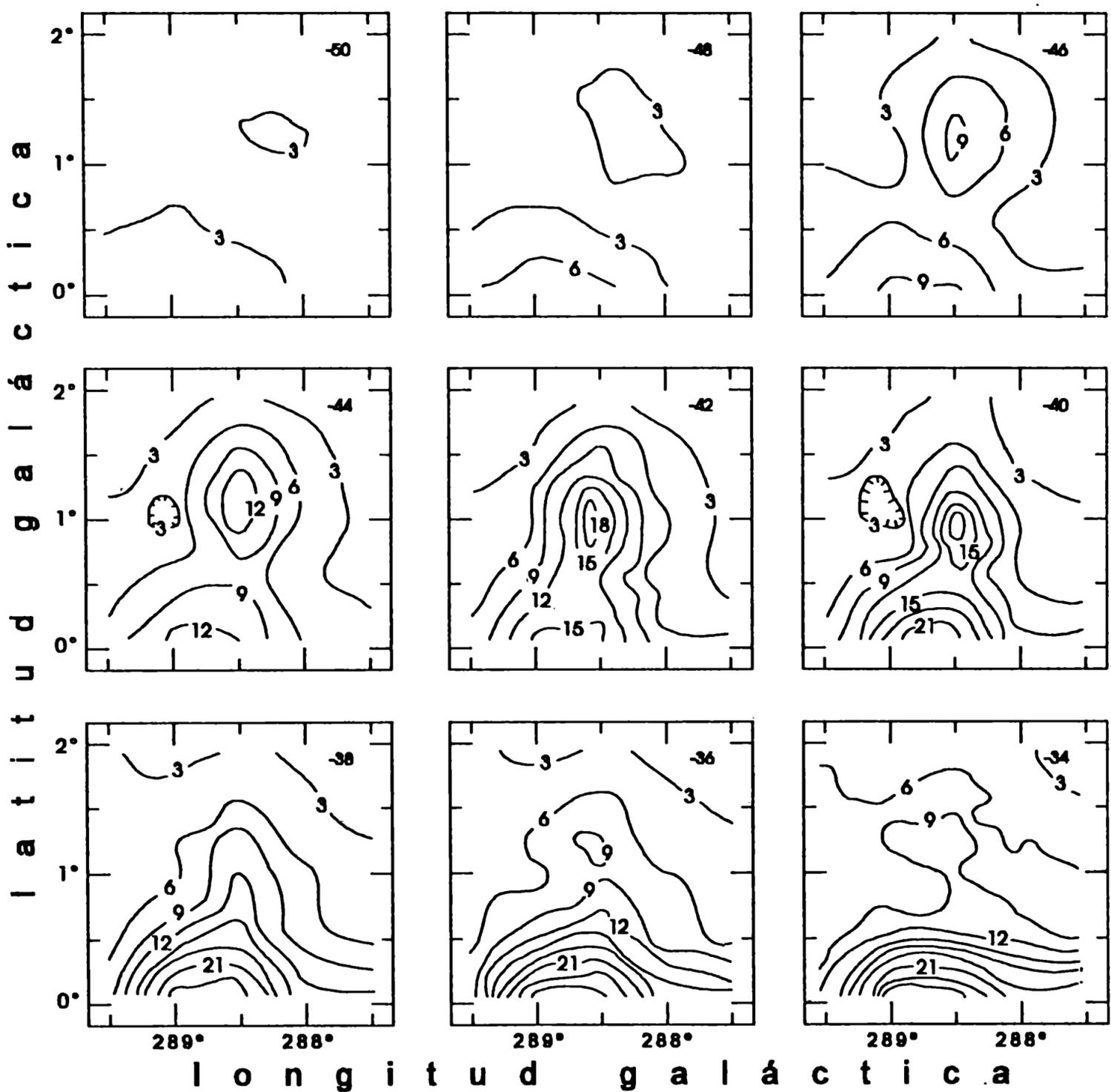


Figura 4. Distribución de la temperatura de brillo (en K) en la zona observada desde el IAR alrededor de la nube de velocidad intermedia IVC288.5+1.0-42. La velocidad radial es indicada en el ángulo superior derecho de cada mapa. La nube es más conspicua en el mapa correspondiente a $V = -42 \text{ km s}^{-1}$, en la posición $(l, b) = (288.5, +1.0)$

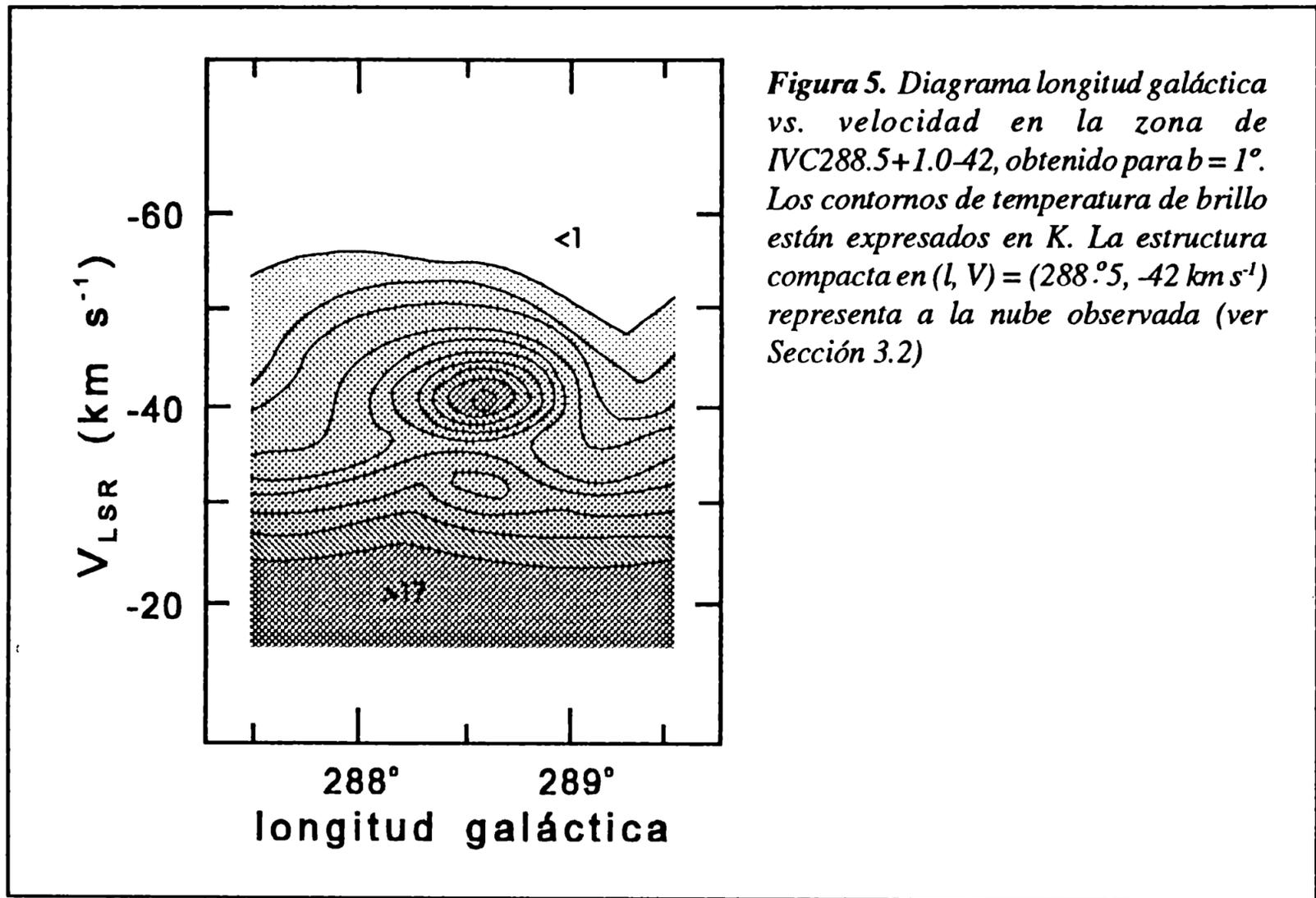


Tabla 3. Parámetros observacionales de IVC288.5+1.0-42

Parámetro	Unidad	
Centro l_0, b_0	grados	288.5, +1.0
Tamaño angular $\theta_l \times \theta_b$	grados	$< 0.6 \times 1.1$
Velocidad del máximo	km s^{-1}	-42
Velocidad pesada	km s^{-1}	-41.8
FWHM medio	km s^{-1}	9.6
Tamaño lineal $r_l \times r_b$	pc	$< 31 \times 58$
Masa de HI	M_\odot	2700
Densidad media	cm^{-3}	> 0.6

4 Discusión

4.1 Vinculación de la cáscara de HI con Car OB2

En la Sección 3.1 se mostró la presencia de una cáscara con características expansivas en la región de Carina. Dos argumentos fuertes permiten establecer una vinculación de tal cáscara con la asociación Car OB2. Primero, el centro de la cáscara y de la burbuja interior se proyectan en el cielo muy cerca de la asociación, a $(l, b) \approx (290^\circ, 0^\circ.2)$. Segundo, la velocidad radial media ($\sim -25 \text{ km s}^{-1}$) es prácticamente la misma que la de Car OB2, y la distancia cinemática correspondiente es casi igual a la obtenida para Car OB2 por métodos fotométricos.

Es razonable suponer, por otro lado, que la coincidencia espacial lleva implícito algún tipo de interacción entre el agregado estelar y el material interestelar que yace a su alrededor. Así, las estrellas más tempranas de Car OB2 habrían calentado, ionizado y barrido el medio circundante, originando la estructura de HI en expansión que se observa actualmente, por medio de los mecanismos detallados en el Capítulo 1. Los parámetros consignados en la Tabla 2 apoyan en principio esta idea, ya que las asociaciones OB típicas, durante la fase de Secuencia Principal de sus estrellas tempranas ($\leq 10^7$ años) crearían una cavidad de ≤ 100 pc en el medio, sólo a través de los vientos estelares (McCray & Kafatos 1987). Además, la energía cinética de expansión es algo mayor que la comúnmente observada en estructuras ligadas a estrellas O y WR individuales, pero menor que en las supercáscaras de Heiles (1984), muchas veces concebidas como el producto de colisiones de nubes de alta velocidad con el disco.

El análisis de observaciones en otras frecuencias refuerzan la vinculación sugerida entre las estructuras de HI y la asociación Car OB2. Algunas de las fuentes de continuo y las regiones con emisión en líneas de recombinación, mencionadas en la Sección 1, pueden estar asociadas a zonas de alta ionización circundantes a Car OB2, y consecuentemente ligadas a la burbuja de HI.

4.2 Aporte de energía de Car OB2 al gas circundante

La Sección anterior presenta un conjunto de argumentos generales, con el fin de relacionar la estructura de HI detectada en Carina con la asociación estelar Car OB2. Es de importancia, además, analizar si las estrellas O y B de Car OB2 constituyen una fuente de energía con la potencia mecánica suficiente como para soplar la burbuja y crear la cáscara observada.

Con el propósito de estimar la contribución de energía de Car OB2 al MIE (por medio de los vientos estelares), se analizó la población actual de dicha asociación. Para ello, se tomaron todas las estrellas identificadas por García (1988), tanto las “miembro” (91 estrellas) como las “probable miembro” (66 estrellas). Sólo 57 de estas estrellas tenían clasificación espectral, por lo que se utilizaron los colores intrínsecos y las magnitudes absolutas de las otras, a fin de asignarles un tipo espectral, calibrándolos con las tablas de Schmidt-Kaler (1982). La incerteza de este ajuste fue estimada mediante su aplicación a estrellas de este grupo con espectro conocido, y la posterior comparación entre los tipos espectrales ajustado y verdadero. Los resultados de esta comparación fueron altamente satisfactorios: con excepción de dos casos, todas las estrellas fueron clasificadas con su correcta clase de luminosidad, y con una diferencia menor que un subtipo espectral. Las dos excepciones son la estrella n° 193 (O7V(f)n, clasificada como O9III) y la n° 409 (B7Vp, clasificada como B4.5V).

Una vez completada la “clasificación espectral” de las 157 estrellas, se obtuvieron su luminosidad (L_*) y temperatura efectiva (T_{ef}) de acuerdo a la calibración de Schmidt-Kaler (1982). Finalmente, se obtuvieron la tasa de pérdida de masa (\dot{M}) y la velocidad del viento (V_w) de cada estrella mediante las relaciones

$$\dot{M} = 2 \times 10^{-13} L_*^{1.25} M_\odot \text{ año}^{-1} \quad (1)$$

$$\log V_w = -35.2 + 16.23 \log T_{ef} - 1.7 (\log T_{ef})^2 \text{ km s}^{-1} \quad (2)$$

dadas por Van Buren (1985), válidas para estrellas O y B de todas las clases de luminosidad. Estas relaciones son consistentes con los trabajos estadísticos de Howarth & Prinja (1989) para estrellas O, y de Snow (1982) para estrellas B. Sin embargo, se obtienen valores algo menores de \dot{M} si se comparan con las observaciones de Blomme & van Rensbergen (1988) y de Blomme (1990).

Con estos valores de \dot{M} y de V_w , se calcularon las tasas de inyección de energía cinética (luminosidad mecánica, L_{mec}) y de cantidad de movimiento (\dot{P}) para las 157 estrellas de la muestra. La Tabla 4 sintetiza los resultados de este análisis para las 26 estrellas con tipos espectrales más tempranos que B2. En dicha tabla se consignan su número de identificación (de acuerdo a García 1988), condición de pertenencia, tipo espectral adoptado, tasa de pérdida de masa, velocidad del viento, luminosidad mecánica y tasa de pérdida de cantidad de movimiento. Sumando las contribuciones de las 157 estrellas (miembro y probable miembro) se obtienen los siguientes parámetros globales:

Tasa de pérdida de masa	$\dot{M}_1 = 5.1 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$
Luminosidad mecánica	$L_1 = 8.8 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$
Tasa de pérdida de cant. de mov.	$\dot{P}_1 = 1.1 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$

Estas 26 estrellas efectúan casi toda la contribución tanto en la tasa de pérdida de masa (95.7 %) como en la de cantidad de movimiento (97.4 %). En esta lista, la única probable miembro es la estrella n° 335, y excepto la n° 231 todas tienen espectro observado. Para este agregado estelar, entonces, el problema de la pertenencia de estrellas y la falta de clasificación espectral no conducen a severas incertezas, en lo que a vientos estelares se refiere.

A lo largo de su vida, la población actual de Car OB2 habría entregado al medio interestelar $\sim 1.1 \times 10^{51}$ erg de energía, y $\sim 4.5 \times 10^4 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$ de cantidad de movimiento, a través de los vientos estelares. La energía cinética de expansión de la cáscara de HI representa el 60 % de dicha cantidad, mientras que la cantidad de movimiento observada es ~ 57 veces mayor que la entregada por las estrellas. Por lo tanto, se requiere una eficiencia cinética de 0.6 para considerar a la población actual de Car OB2 como única responsable de la creación de la estructura detectada observacionalmente. De acuerdo a la teoría, es de esperar que sólo el 20 % de la energía impartida por los vientos se transforme en energía cinética de expansión de este tipo de estructuras (Weaver et al. 1977). Por otro lado, el cociente entre las cantidades de movimiento observada y entregadas por Car OB2 es el esperable para cáscaras conducidas por vientos, donde se conserva la energía pero la cantidad de movimiento aumenta con el tiempo (McCray 1982).

Esta discrepancia numérica podría ser explicada mediante una de las siguientes causas, o una combinación de ellas: *i*) las incertezas en las magnitudes obtenidas son tan grandes que (a través de un error considerable) conducen a los resultados hallados; y *ii*) no se ha incluido la totalidad de estrellas presumiblemente responsables de una estructura de estas características.

Analicemos el primero de estos efectos. El error en la energía cinética de expansión de la cáscara de HI está afectado por el error en la masa y en la velocidad de expansión. Si estimamos un 20 % como error en la distancia cinemática y un 10 % en la integración en ángulo sólido, tenemos un 50 % en la masa. Esto, combinando con un 10 % de error en la velocidad de expansión, conduce a un ~ 70 % de error en la energía cinética de expansión. Sin embargo, lo más importante está en los parámetros de los vientos de las estrellas individuales. Al estar basados en un número no muy grande de

Tabla 4. Estrellas más tempranas de Car OB2

Nro.	m/pm	TE	\dot{M} $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	V_w km s^{-1}	L_{mec} erg s^{-1}	\dot{P} $M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ km s}^{-1}$
1	m	B1Ib	5.9×10^{-7}	1530	4.5×10^{35}	9.0×10^{-4}
2	m	B1.5Ve	2.2×10^{-8}	1840	2.4×10^{34}	4.1×10^{-5}
8	m	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
21	m	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
89	m	B0V	1.6×10^{-7}	2490	3.2×10^{35}	3.9×10^{-4}
180	m	O9.5V	2.5×10^{-7}	2580	5.3×10^{35}	6.4×10^{-4}
193	m	O7V(f)n	1.2×10^{-6}	2980	3.4×10^{36}	3.5×10^{-3}
227	m	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
231	m	B0V	1.6×10^{-7}	2490	3.2×10^{35}	3.9×10^{-4}
238	m	B1V	3.1×10^{-8}	2020	4.0×10^{34}	6.2×10^{-5}
243	m	B2IV	2.3×10^{-8}	1570	1.9×10^{34}	3.7×10^{-5}
244	m	B1.5V	2.0×10^{-8}	1680	1.8×10^{34}	3.3×10^{-5}
245	m	B1V	3.1×10^{-8}	2020	4.0×10^{34}	6.2×10^{-5}
246	m	B0.5IV	1.7×10^{-7}	2190	2.6×10^{35}	3.6×10^{-4}
248	m	O8V	6.9×10^{-7}	2860	1.8×10^{36}	2.0×10^{-3}
275	m	B1II-III	2.2×10^{-7}	1790	2.2×10^{35}	3.9×10^{-4}
276	m	B1IV	7.1×10^{-8}	1950	8.7×10^{34}	1.4×10^{-4}
284	m	B1.5Iab	4.9×10^{-7}	1400	3.1×10^{35}	6.9×10^{-4}
297	m	B1II-III	2.2×10^{-7}	1790	2.2×10^{35}	3.9×10^{-4}
309	m	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
314	m	B1II-III	2.2×10^{-7}	1790	2.2×10^{35}	3.9×10^{-4}
331	m	B2IV-V	1.6×10^{-8}	1610	1.4×10^{34}	2.6×10^{-5}
334	m	B2II-III	1.1×10^{-7}	1420	7.4×10^{34}	1.6×10^{-4}
335	pm	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
356	m	B1V	3.6×10^{-8}	2020	4.8×10^{34}	7.3×10^{-5}
400	m	B2III	3.9×10^{-8}	1480	2.7×10^{34}	5.7×10^{-5}

estrellas con distintas características espectrales, y ante la dificultad práctica en estimar \dot{M} y V_w , las calibraciones pueden estar afectadas incluso por un factor 2 (Van Buren 1985) que, combinados para obtener \dot{P} y L_{mec} , podría aún ser mayor. Entonces, *en lo que se refiere al balance energético* entre las estrellas y las estructuras del MIE, la

mayor parte del peso cae sobre las estimaciones de los vientos estelares, y no sobre los parámetros de las estructuras. Un breve análisis del modelo simple de Weaver et al. (1977) refuerza esta conclusión. Sus expresiones analíticas para el radio y la velocidad de expansión de las burbujas conducidas por vientos estelares son:

$$R_S(t) = 27 (L_{36} / n_0)^{1/5} t_6^{3/5} \text{ pc} \quad (3)$$

$$V(t) = 16 (L_{36} / n_0)^{1/5} t_6^{-2/5} \text{ km s}^{-1} \quad (4)$$

L_{36} es la luminosidad mecánica en unidades de $10^{36} \text{ erg s}^{-1}$, n_0 la densidad del medio ambiente inicial en cm^{-3} y t_6 la edad de la estructura en millones de años. Evaluando estas expresiones con los parámetros de Car OB2 ($L_{36} = 8.8$, $t_6 = 4$) y para densidades entre 0.1 y 1 cm^{-3} , se obtienen valores de R_S entre 95 y 150 pc , y de V variando entre 14 y 23 km s^{-1} . Estos valores no son muy diferentes de los hallados observacionalmente, lo que alienta la idea de considerar a Car OB2 como la responsable de la formación de la estructura descubierta.

Con respecto al segundo efecto, se buscó en la bibliografía la existencia de estrellas tempranas que pertenezcan a los cúmulos abiertos vecinos a Car OB2 (especialmente NGC 3572b, dada su proximidad espacial a Car OB2 y al centroide de la cáscara de HI). Los resultados de la búsqueda y posterior selección de estrellas están resumidos en la Tabla 5. Todas ellas se proyectan a menos de 0.7 (37 pc) del centroide de la cáscara, y la distancia promedio es de $2900 \pm 300 \text{ pc}$. Como se trata de nueve estrellas muy tempranas, los valores totales de \dot{M} , L_{mec} y \dot{P} son varias veces los de Car OB2:

Tasa de pérdida de masa	$\dot{M}_2 = 1.7 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$
Luminosidad mecánica	$L_2 = 4.8 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$
Tasa de pérdida de cant. de mov.	$\dot{P}_2 = 4.9 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$

Así, si se suman ambas contribuciones, se tiene:

Tasa de pérdida de masa	$\dot{M}_{\text{tot}} = \dot{M}_1 + \dot{M}_2 = 2.2 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$
Luminosidad mecánica	$L_{\text{tot}} = L_1 + L_2 = 5.7 \times 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$
Tasa de pérdida de cant. de mov.	$\dot{P}_{\text{tot}} = \dot{P}_1 + \dot{P}_2 = 6.0 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$

Con estos parámetros, se habrían entregado $\sim 7 \times 10^{51} \text{ erg}$ de energía (E_{tot}) y $\sim 2.5 \times 10^5 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$ de cantidad de movimiento (P_{tot}) al MIE. La energía cinética de expansión de la cáscara de HI es casi el 10 % de E_{tot} , y su cantidad de

Tabla 5. Posibles estrellas vinculadas a Car OB2

Nro.	TE	\dot{M} $M_{\odot} \text{ año}^{-1}$	V_w km s^{-1}	L_{mec} erg s^{-1}	\dot{P} $M_{\odot} \text{ año}^{-1} \text{ km s}^{-1}$
95461	B0.5Ib	8.46×10^{-7}	1800	8.9×10^{35}	1.5×10^{-3}
CP -59 2929	O9IV	6.40×10^{-7}	2630	1.4×10^{36}	1.7×10^{-3}
96669	B1.5Ib	4.94×10^{-7}	1390	3.1×10^{35}	6.9×10^{-4}
96715	O5V	4.71×10^{-6}	3240	1.6×10^{37}	1.5×10^{-2}
96945	B1.5III	3.88×10^{-8}	1680	3.5×10^{34}	6.5×10^{-5}
96946	O7V(f)	1.17×10^{-6}	2980	3.4×10^{36}	3.5×10^{-3}
97166	O7.5III(f)	1.95×10^{-6}	2850	5.1×10^{36}	5.6×10^{-3}
97253	O5.5III(f)	4.94×10^{-6}	3110	1.5×10^{37}	1.5×10^{-2}
97434	O7.5III(f)	1.95×10^{-6}	2850	5.1×10^{36}	5.6×10^{-3}

movimiento es casi 10 veces P_{tot} . En suma, si a la población actual de Car OB2 se le agregan estas estrellas, se obtienen parámetros energéticos suficientes para dar cuenta de la existencia de las estructuras de HI del MIE en Carina.

Debe hacerse un llamado de atención a la conclusión anterior. La región analizada es realmente muy compleja, y las distancias halladas en la literatura (e inclusive la realidad física de algunos cúmulos) es a menudo contradictoria. La falta de estudios espectrofotométricos sistemáticos, como el de García (1988) en Car OB2, conduce a resultados a veces ambiguos, tanto en lo que hace al balance energético como a la identificación de los objetos estelares responsables de la estructura.

4.3 Otros rasgos del material interestelar

4.3.1 La irregularidad cinemática de Carina

En un trabajo clásico, Humphreys & Kerr (1974) analizaron conjuntamente velocidades radiales de algunas estrellas, de regiones HII y del HI en el brazo de Sagitario-Carina. Ellos notaron una diferencia sistemática de 10 a 20 km s^{-1} entre las estrellas, el HI y las regiones HII, en el rango de distancias localizado entre 2 y 6 kpc del Sol. Las diferencias en el HI se manifiestan en los contornos de los mapas (b , V) del relevamiento de Kerr et al. (1976), que aparecen “desplazados” hacia velocidades positivas. Este desplazamiento tiene su máximo de notoriedad en $l = 290^\circ$. Además,

podría incluso estar presente una secuencia de edades, ya que las estrellas con residuo positivo (residuo = velocidad de la estrella - velocidad del gas) están ligadas a regiones HII y son de Secuencia Principal, mientras que las de residuo negativo son estrellas evolucionadas, principalmente supergigantes.

Intentando explicar este hecho observacional, Humphreys & Kerr (1974) analizaron la posibilidad de que el gas esté ionizado o que la profundidad óptica sea muy grande en la zona, y por eso no se detecte el HI. Ambas alternativas fueron descartadas, dado el gran volumen de gas involucrado, lo que requeriría un potencial de ionización muy elevado, o masas de HI inusualmente grandes y densas. Aceptada la realidad de esta anomalía, ellos postularon la presencia de movimientos a lo largo del brazo espiral, impartidos probablemente por la onda de densidad que hubiera formado el brazo.

Sin embargo, la diferencia sistemática en velocidades entre el gas y las estrellas podría ser interpretada, a la luz de los hechos observacionales detallados en este capítulo, como un problema de detección y no como una irregularidad a gran escala. En primer lugar, no se encuentra HI a la velocidad de las estrellas de la región ($\sim -20 \text{ km s}^{-1}$), porque éste ha sido ionizado y barrido por las mismas estrellas. Por otro lado, el HI que sí se detecta a otras velocidades (de -10 a 0 km s^{-1}) correspondería a la cáscara de HI, en particular el hemisferio opuesto al observador. En el trabajo de Humphreys & Kerr (1974), sin embargo, no se detecta HI a velocidades más negativas, que correspondería a la parte de la cáscara que se acerca al observador. Probablemente, esto sea debido a un problema de sensibilidad, ya que el nivel inferior en esos mapas corresponde a una temperatura de antena de 20K, y la emisión de HI en $-30/-40 \text{ km s}^{-1}$ es inferior a dicha cantidad.

La coincidencia en posición y velocidad de la estructura de HI podría avalar esta idea, la que explicaría la irregularidad cinemática de Carina como un fenómeno puramente local, y no un verdadero problema de estructura galáctica. Así, la diferencia en velocidades hallada en $l = 290^\circ$ podría deberse a la ausencia de gas a la velocidad de $\approx -25 \text{ km s}^{-1}$, la velocidad baricentral de la asociación. Este material podría haber sido fotoevaporado o barrido por las ondas de choque originadas en los vientos estelares o eventuales explosiones de SN en la región.

4.3.2 El gas molecular en Carina

La principal información sobre el material molecular en esta región proviene del relevamiento de Grabelsky (1986), en la línea de 115 GHz del monóxido de carbono

(CO). En los mapas “posición-posición” de ese trabajo, es destacable una marcada discontinuidad en la distribución del CO, en el rango de velocidades (-50, -9 km s⁻¹), donde es posible apreciar la falta de material sobre una región de $\sim 4^\circ \times 2.5$, alrededor de $(l, b) \approx (289.5, 0^\circ)$. En los mapas “posición-velocidad”, la cadena de nubes moleculares que trazan el brazo de Sagitario-Carina se interrumpe en $l \approx 288^\circ$, continuando luego en $l \approx 291^\circ$. En los mismos mapas, también se aprecia una nube molecular aislada en $(l, b) \approx (290^\circ, -0.2)$, moviéndose a una velocidad baricentral de -1.4 km s⁻¹. Integrando en latitud galáctica en $-2^\circ \leq b \leq +2^\circ$ (32 perfiles), los mapas (l, V) muestran una ausencia de material en $(l, V) \approx (290^\circ, -25 \text{ km s}^{-1})$. Es en esos mapas donde mejor se aprecia el brazo espiral trazado por el CO, interrumpido solamente en esta zona.

Estos mismos datos, pero convolucionados a una resolución angular de 0.5 y en velocidad de 1.3 km s^{-1} , han sido analizados aquí, en base a la versión disponible en CD-ROM (NRAO 1992). Fue posible, de esta manera, identificar siete complejos moleculares (identificados con las letras A-G) en la zona $287^\circ \leq l \leq 293^\circ$, $-5^\circ \leq b \leq +5^\circ$, dentro del rango de velocidades $-59.5 \leq V \leq +10.7 \text{ km s}^{-1}$. Las características morfológicas más notables de estos complejos son:

Complejo A: Es una nube aislada, de aspecto bastante circular, ubicada en $(l, b, V) = (290.5, +0.5, -38 \text{ km s}^{-1})$.

Complejo B: Es muy masivo, y se extiende en forma de arco desde $(l, b) = (288.5, +1^\circ)$ hasta $(291.5, +2^\circ)$, y en velocidad desde -36 km s^{-1} hasta -13 km s^{-1} . Las principales concentraciones están en $(l, b) = (289^\circ, +1^\circ)$ y $(290.5, +2^\circ)$.

Complejo C: Es otro conspicuo conjunto de nubes, extendidas en arco desde $(l, b) = (291.5, -0.5)$ hasta $(290.5, -3^\circ)$, y en velocidad desde -28 km s^{-1} hasta -16 km s^{-1} .

Complejo D: Es una nube molecular extendida sobre 1.5×0.5 , con el núcleo en $(l, b) = (288^\circ, -1^\circ)$, emitiendo el máximo en $V = -20 \text{ km s}^{-1}$.

Complejo E: Es una nube molecular de 0.5 de diámetro angular, ubicada en $(l, b, V) = (292.5, +2^\circ, -18 \text{ km s}^{-1})$.

Complejo F: Podría ser el núcleo de una estructura más extendida, ubicado en $(l, b, V) = (291^\circ, 0^\circ, -12 \text{ km s}^{-1})$.

Complejo G: Conspicua nube ubicada en $(l, b) \approx (290.5, -0.5^\circ)$, extendida sobre 1° de diámetro, y moviéndose a $-2/-1 \text{ km s}^{-1}$.

La Figura 6 muestra la distribución del CO, en el rango de velocidades comprendido entre -29.6 y -15.3 km s^{-1} , donde se aprecian algunos de los rasgos recién

mencionados (complejos B, C, D y E). Es posible también observar la disposición de algunos de los contornos de las estructuras de HI presentes en ese rango de velocidades, indicados con líneas de trazos. Los complejos B, C y D siguen la misma disposición geométrica que el HI, completando casi la elipse que traza éste. La Figura 7 también muestra una serie de correlaciones interesantes entre el HI y el CO. Esta figura corresponde a un mapa (l, V), para b integrado en el rango $(-0.5, +0.5)$. En este mapa es elocuente la forma en que se intercalan los máximos de ambos tipos de datos. Superpuesto a los datos de CO en líneas continuas, se han incluido algunos contornos de HI en líneas de trazos (tomados de la Figura 3).

En base a lo recién expuesto, es razonable considerar alguna relación entre ambos tipos de estructuras. Si, como hipótesis de trabajo, se supone que todos estos complejos moleculares están relacionados físicamente, su velocidad baricentral sería de $\sim -20 \text{ km s}^{-1}$ y conformarían una estructura de tamaño similar a la cáscara de HI (ver Tabla 2). Adoptando una distancia de 3000 pc y la razón de conversión de CO a H_2 de Bloemen et al. (1984), se obtiene una masa total de H_2 de $\sim 1 \pm 0.4 \times 10^6 M_{\odot}$, con densidades mayores a 30 mol. cm^{-3} . Si el CO detectado proviniese de una expansión similar a la del HI, ésta tendría los siguientes parámetros:

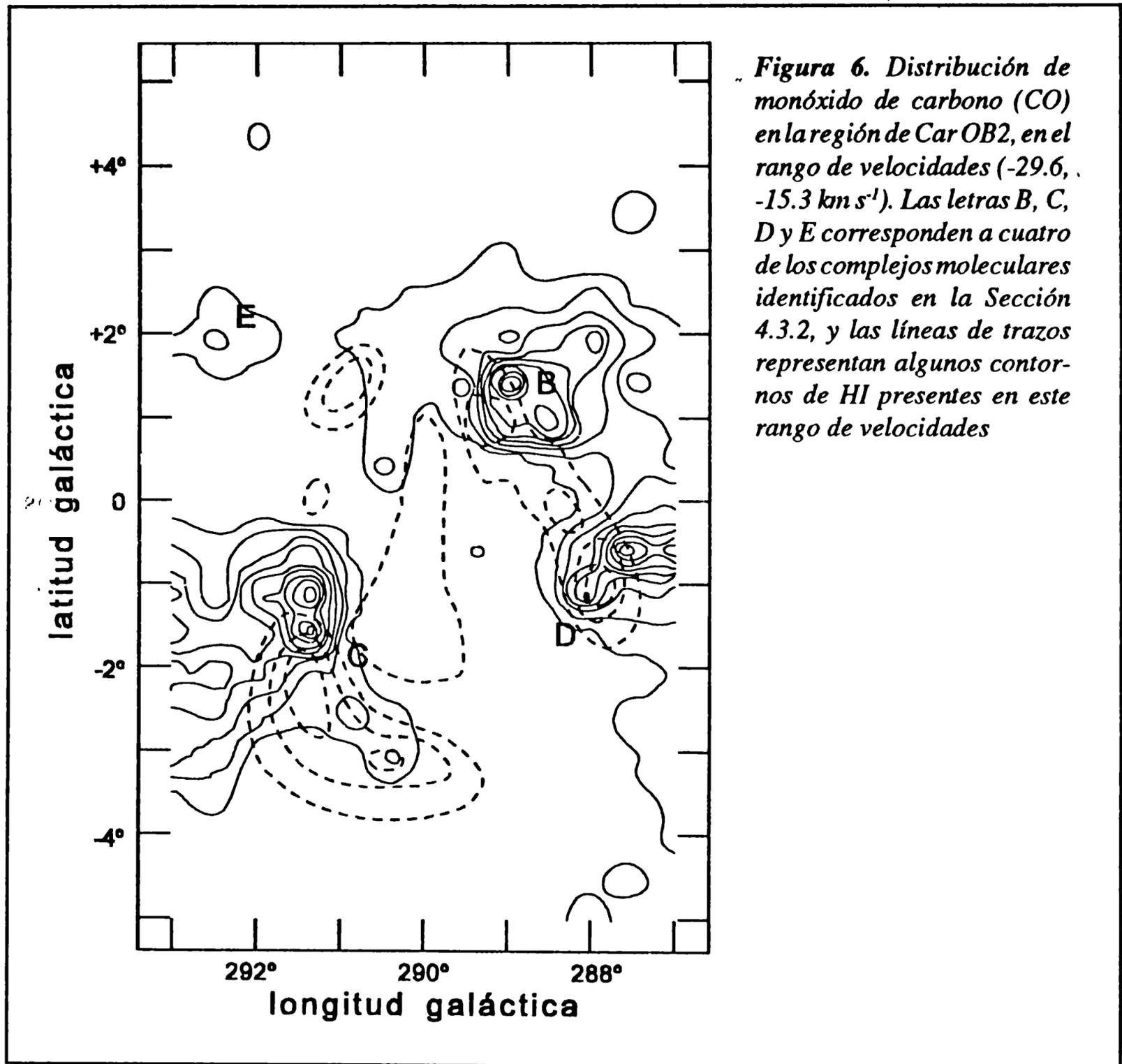
$$V_{\text{exp}} = 18 \text{ km s}^{-1}$$

$$T_{\text{car}} = 5.5 \times 10^6 \text{ años}$$

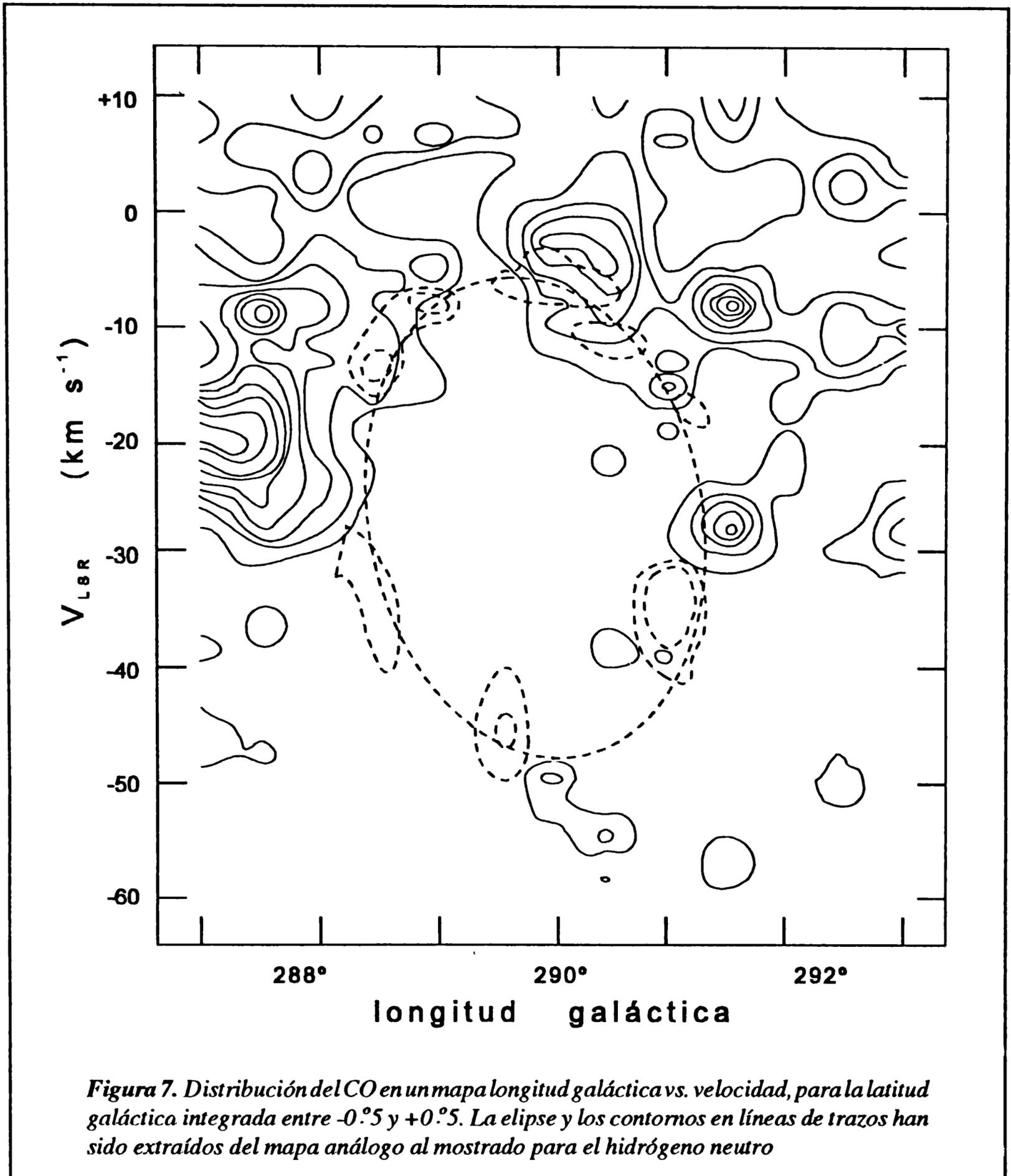
$$P = M(\text{H}_2) V_{\text{exp}} = 1.8 \times 10^7 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$$

$$E_{\text{cin}} = 0.5 M(\text{H}_2) V_{\text{exp}}^2 = 3.2 \times 10^{51} \text{ erg}$$

Si todo el CO detectado perteneciese a esta estructura, la masa de gas molecular y la energía involucrada en esta hipotética expansión serían un orden de magnitud superior que en el caso del HI, lo que descartaría un fenómeno similar al propuesto anteriormente, que explique la morfología y cinemática del CO. Desde el punto de vista teórico, también es difícil explicar esta morfología mediante una expansión similar a la del material atómico, ya que si el CO estuviese perturbado por una onda de choque con velocidades superiores a 20 km s^{-1} no podría sobrevivir en la fase molecular (Shull & Draine 1987). Recientemente, Junkes et al. (1992) detectó una cáscara de CO formada por una onda de choque en un remanente de supernova. Si bien es un caso morfológicamente similar, la masa total es del orden de $10^4 M_{\odot}$, la energía cinética de expansión de 10^{49} erg , con una velocidad de expansión de $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$.



Parece, por lo tanto, haber indicios sobre una relación entre el material neutro y el molecular en la región adyacente a Car OB2. Los complejos B, C, D, E y F siguen la misma morfología que el “anillo” de HI en mapas posición-posición, mientras que los complejos A y G están en clara coincidencia con los “discos” de HI en el mismo tipo de mapas. Sin embargo, es difícil explicar el comportamiento del CO por un origen similar al propuesto para la cáscara de HI, ya que requeriría una cantidad muy grande de energía (10^{51} - 10^{52} erg) para la eyección, y aún así probablemente la nube no hubiera permanecido en forma molecular. De todos modos, parece evidente que algún evento energético ha tenido lugar en esta región, donde se encuentra la mayor ausencia de material molecular del brazo de Sagitario-Carina, rodeada de varias nubes moleculares, alejándose de la zona vecina a Car OB2, y a una velocidad similar a ésta.



4.3.3 La nube de velocidad intermedia

IVC288.5+1.0-42 agrega más complejidad al panorama de la región de Carina. Su velocidad baricentral (-42 km s^{-1}) es prohibida en esa dirección de la Galaxia, lo que impide poder inferir alguna distancia cinemática. No presenta características dinámicas de expansión, rotación o algún otro movimiento a gran escala, ya que tanto en los mapas posición-posición como posición-velocidad presenta un aspecto compacto dentro de la resolución angular y en velocidad empleados.

Muchas nubes de velocidad intermedia son el resultado de colisiones de nubes de alta velocidad con el disco galáctico (Mirabel & Morras 1990; Meyerdierks 1991, 1992). Sin embargo, el relevamiento de Bajaja et al. (1985) no lista ninguno de estos objetos cerca de IVC288.5+1.0-42, y a velocidades negativas; por lo tanto, es poco probable que esta nube haya sido material del disco galáctico “arrancado” de éste luego de una colisión con una nube de alta velocidad.

Uno de los complejos moleculares de Grabelsky (1986) se proyecta en $(l, b) = (288^\circ 6, +1^\circ 5)$, pero tiene una velocidad de -20 km s^{-1} . Esta nube (numerada como 12 por Grabelsky y parte del complejo B mencionado antes) no tiene otro objeto asociado de manera fehaciente. Sólo la región HII RCW54b y una estructura en el continuo en 2.7 GHz (Day et al. 1972) están próximos a IVC288.5+1.0-42 en el cielo. Esto no necesariamente implica que se encuentren vinculados a la nube de velocidad intermedia, ya que en esta dirección la línea de la visual se dirige a lo largo de un brazo espiral.

Es particularmente interesante la ubicación relativa a la cáscara de HI mencionada en este capítulo. IVC288.5+1.0-42 tiene prácticamente la misma velocidad que una de las velocidades extremas de la cáscara. El diagrama “posición vs. velocidad” de la Figura 8 muestra a IVC288.5+1.0-42 más allá de la cáscara de HI. Dicho diagrama corresponde a los datos de SROM, una vez sustraído el fondo, en $b = 1^\circ$. La masa de esta nube (suponiendo para la misma una distancia de 3000 pc) es mucho menor que la de la cáscara de HI. Si ésta alcanzase una inestabilidad del tipo Rayleigh-Taylor, podría ser “expulsada” hacia afuera, como lo analiza Heiles (1990). La velocidad de lanzamiento sería, en ese caso, superior a la diferencia entre las velocidades radiales baricentrales de la cáscara de HI y de IVC288.5+1.0-42, alrededor de 20 km s^{-1} .

4.4 Panorama general

Las secciones anteriores detallan el análisis individual de varios de los objetos presentes en la región estudiada. Es destacable la coincidencia espacial y la similitud entre las velocidades radiales de Car OB2 y la estructura de HI, constituyendo ésto una fuerte evidencia observacional sobre una posible vinculación entre ambas. Car OB2 es una asociación bastante joven (3 a 5 millones de años), con más de un centenar de estrellas O y B. La potencia mecánica de sus vientos es suficiente, según las estimaciones efectuadas en este capítulo, para “soplar” una burbuja en el material circundante. Los parámetros geométricos y energéticos de la estructura de HI hallada coinciden razonablemente con esta idea. Algunas fuentes de continuo y regiones con emisión en líneas de recombinación, proyectadas dentro de la cavidad de HI, podrían también estar presentes en esta zona.

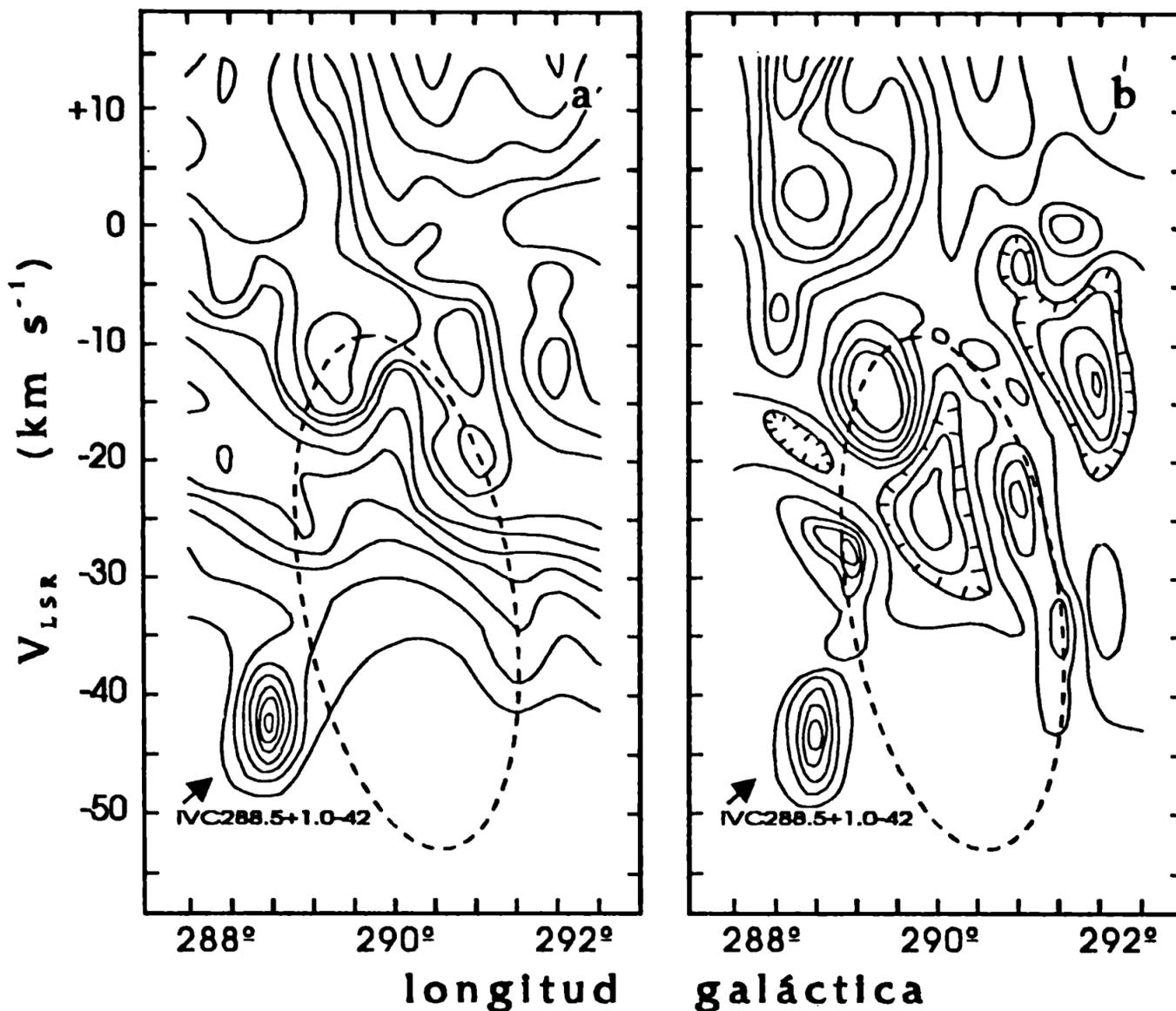


Figura 8. Mapas longitud galáctica vs. velocidad del hidrógeno neutro presente en la región adyacente a Car OB2, obtenido para $b = 1^\circ$. a) Datos de Strong et al. (1982); b) los mismos datos, luego de sustraído el fondo de HI. En ambos mapas es posible visualizar a la nube IVC288.5+1.0-42 y su posición relativa a la cáscara de HI

Considerando sólo estos elementos, es razonable suponer que Car OB2 ha ionizado y barrido el material circundante, mediante el flujo UV y los vientos de sus estrellas. La acción combinada de estos efectos en todas las estrellas habría “soplado” en el MIE una burbuja, que sería la detectada en $\lambda = 21$ cm a lo largo de este capítulo.

La presencia de IVC288.5+1.0-42 y el comportamiento del material molecular agrega más complejidad a este escenario. IVC288.5+1.0-42 es una nube de velocidad intermedia de pequeñas dimensiones angulares. Si estuviera ubicada en esta región, su masa representaría una fracción pequeña ($\sim 3\%$) de aquella asociada con la cáscara de HI. Esta nube no tiene una evidente vinculación a otro objeto astronómico. Una hipótesis interesante es que haya sido desprendida de la cáscara de HI, como se menciona en la sección anterior.

En cuanto al material molecular, la total ausencia de CO en la posición y a la velocidad de Car OB2 (coincidente también con el centroide de la cáscara de HI) es llamativa; además se detectan varios complejos moleculares alrededor, a latitudes galácticas mayores que las usualmente observadas en CO, que se correlacionan angularmente con la estructura de HI. La vinculación es altamente sugestiva, pero es difícil hallar un proceso físico que la explique.

Con el material observacional analizado, entonces, se puede concluir que Car OB2 habría calentado, ionizado y barrido el medio circundante, formando la burbuja detectada en 21 cm. Por otro lado, algún otro evento energético habría tenido lugar en esta zona, y sería el responsable de la morfología del CO analizado. Sería de interés, por lo tanto, un estudio más exhaustivo de esta región de la Galaxia, con observaciones de mayor resolución angular y mejor muestreo espacial en HI y CO.

5 Conclusiones

Dos relevamientos de HI en 21 cm fueron utilizados para el análisis del material neutro en la región vecina a la asociación Car OB2. Además, se realizaron observaciones desde el IAR de una pequeña región conteniendo una nube de velocidad intermedia. Los principales resultados son:

1. Se determinó la existencia de un agujero en la distribución de densidad de columna de HI, rodeado de una serie de nubes. El centroide y el rango de velocidades en que aparecen estos rasgos indicarían una coincidencia espacial con Car OB2.
2. Se sustrajo el fondo de HI en los datos de Strong et al. (1982), lo que permitió un análisis más cuidadoso de la cinemática y la morfología del material. De este modo, se determinó la existencia de una cáscara de $\sim 10^5 M_{\odot}$, expandiéndose a $\sim 24 \text{ km s}^{-1}$. Sus coordenadas galácticas y velocidad baricentral son similares a las de Car OB2. La distancia cinemática deducida, 3 kpc, está en buen acuerdo con la de la asociación.
3. Un análisis de las estrellas de Car OB2 permitió efectuar una estimación de la cantidad de energía y cantidad de movimiento que las mismas pudieron haber entregado al MIE desde su nacimiento, a través de sus vientos estelares. Comparados estos valores con los de la estructura de HI, y luego de analizar modelos teóricos, se estima como factible la responsabilidad de estas estrellas en la formación de la burbuja de HI, a través de la fotoionización y el viento estelar.

4. Se descubrió y analizó una nube de velocidad intermedia presente en la región. IVC288.5+1.0-42 tiene un aspecto muy concentrado hacia $(l, b) = (288^{\circ}5, +1^{\circ})$ y una masa de $\sim 2700 M_{\odot}$. Está proyectada en el cielo más allá de la cáscara de HI. Esta nube no tiene una vinculación evidente con ningún otro objeto astronómico. Una hipótesis interesante es que haya sido desprendida de la cáscara de HI, como consecuencia de alguna inestabilidad en ésta.
5. Se procedió al análisis morfológico del gas molecular a través de un relevamiento de CO en 115 GHz. Se aprecia en esta región (en clara coincidencia espacial y en velocidad con Car OB2) la mayor ausencia de material molecular del brazo de Sagitario-Carina. Además, una serie de complejos moleculares se disponen en anillo, bastante correlacionados con la cáscara de HI. Aunque no se puede proponer un origen análogo al de la estructura de HI, la vinculación se presenta como factible. Este “agujero” de CO y los complejos moleculares de alrededor debieron formarse, probablemente, a partir de algún otro evento energético presente en la región.
6. Se propuso una explicación alternativa a la irregularidad cinemática del brazo de Sagitario-Carina. La diferencia entre las velocidades de las estrellas y el gas pueden ser debidas simplemente a un problema de detección, ya que se estarían midiendo velocidades del HI sobre la parte de la cáscara que se acerca al observador. La velocidad baricentral de la estructura de HI y la de las estrellas de Car OB2 son similares, por lo que (al menos en esta parte del brazo) no existiría tal anomalía.

Referencias

- Azcárate I.N., Cersósimo J.C., Colomb F.R., 1987, RMA&A, 15, 3
- Bajaja E., Cappa de Nicolau C.E., Cersósimo J.C., Loiseau N., Martín M.C., Morras R., Olano C.A., Pöppel W.G.L., 1985, ApJS, 58, 143
- Bloemen J.B., Caraveo P., Hermsen W., 1984, A&A, 139, 37
- Blomme R., 1990, A&A, 229, 513
- Blomme R., van Rensbergen W., 1988, A&A, 207, 70
- Burgarella D., Paresce F., 1991, A&A, 241, 595
- Cappa de Nicolau C.E., Niemela V.S., Dubner G.M., Arnal E.M., 1988, AJ, 96, 1671

-
- Caswell J.L., Robinson B.J., 1974, *Aust. J. Phys.*, 27, 597
 - Clariá J.J., 1976, *AJ*, 81, 155
 - Clayton C.A., 1990, *MNRAS*, 246, 712
 - Day G.A., Caswell J.L., Cooke D.J., 1972, *Aust. J. Phys. Suppl.*, 25, 1
 - Fich M., Blitz L., Stark A.A., 1989, *ApJ*, 342, 272
 - García B., 1988, Tesis Doctoral, Univ. Nac. de La Plata
 - García B., Clariá J.J., Levato H., 1988, *A&SS*, 143, 317
 - Georgelin Y.M., Georgelin Y.P., 1976, *A&A*, 49, 57
 - Georgelin Y.P., Georgelin Y.M., 1970, *A&A*, 6, 349
 - Goss W.M., Shaver P.A., 1970, *Aust. J. Phys.*, 14, 1
 - Grabelsky D.A., 1986, NASA Tech. Memo. 87798
 - Grabelsky D.A., Cohen R.S., Bronfman L., Thaddeus P., 1988, *ApJ*, 331, 181
 - Grabelsky D.A., Cohen R.S., Bronfman L., Thaddeus P., May J., 1987, *ApJ*, 315, 122
 - Haynes R.F., Caswell J.L., Simons L.W.J., 1979, *Aust. J. Phys. Suppl.*, 48, 1
 - Heiles C., 1984, *ApJS*, 55, 585
 - Heiles C., 1990, *ApJ*, 354, 483
 - Howarth I.D., Prinja R.K., 1989, *ApJS*, 69, 527
 - Humphreys R.M., Kerr F.J., 1974, *ApJ*, 194, 301
 - Junkes N., Fürst E., Reich W., 1992, *A&AS*, 96, 1
 - Kerr F.J., Bowers P.F., Jackson P.D., Kerr M., 1986, *A&AS*, 63, 373
 - Kerr F.J., Harten R.H., Ball D.L., 1976, *A&AS*, 25, 391
 - Manchester R.N., Robinson B.J., Goss W.M., 1970, *Aust. J. Phys.*, 23, 751
 - Mathewson D.S., Healey J.R., Rome J.M., 1962, *Aust. J. Phys.*, 15, 354
 - McCray R., 1982, *High. of Astron.*, 6, 565
 - McCray R., Kafatos M., *ApJ*, 317, 190

-
- Melnick J., Tapia M., Terlevich R., 1989, *A&A*, 213, 89
 - Meyerdierks H., 1991, *A&A*, 251, 269
 - Meyerdierks H., 1992, *A&A*, 253, 515
 - Mirabel I.F., Morras R., 1990, *ApJ*, 356, 130
 - NRAO, 1992, *Images from the Radio Universe* (versión CD-ROM)
 - Pöppel W.G.L., Vieira E.R., 1973, *A&AS*, 9, 289
 - Schmidt-Kaler Th., 1982, *Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology. New Series, Group VI*, vol. 2b, Landolt-Bornstein, Springer-Verlag, Berlín
 - Seggewiss W., 1970, *IAU Symp.*, 38, 265
 - Shaver P.A., Goss W.M., 1970, *Aust. J. Phys. Suppl.*, 14, 133
 - Shull J.M., Draine B.T., 1987, *Interstellar Processes*, ed. D.J. Hollenbach y H.A. Thronson Jr. (D. Reidel), 283
 - Snow Th.P., 1982, *IAU Symp.*, 98, 377
 - Strong A.W., Riley P.A., Osborne J.L., Murray J.D., 1982, *MNRAS*, 201, 495
 - Thé P.S., Bakker R., Antalova A., 1980, *A&AS*, 41, 93
 - Thomas B.M., Day G.A., 1969, *Aust. J. Phys. Suppl.*, 11, 3
 - Van Buren D., 1985, *ApJ*, 294, 567
 - Warren-Smith R.F., Scarrot S.M., Murdin P., Bingham R.G., 1980, *MNRAS*, 187, 761
 - Weaver R., McCray R., Castor J., Shapiro P., Moore R., 1977, *ApJ*, 218, 377
 - Whiteoak J.B., Gardner F.F., 1970, *Ap. Lett.*, 5, 5
 - Williams D.R.W., 1973, *A&AS*, 8, 505
 - Wilson T.L., Mezger P.G., Gardner F.F., Milne D.K., 1970, *A&A*, 6, 364



EL HIDRÓGENO INTERESTELAR EN ARA OB1

La asociación estelar Ara OB1 constituye una rica aglomeración de estrellas tempranas, inmersa en una región de la Galaxia que contiene una interesante variedad de objetos astronómicos, varios de ellos vinculados a procesos de formación estelar. En el mismo campo, hay indicios de otro grupo de estrellas tempranas ubicadas a una distancia algo mayor. El análisis observacional de dos relevamientos de HI muestra dos estructuras expansivas (denominadas "A" y "B") presumiblemente ligadas a estos dos agregados estelares, principalmente por la posición en el cielo y la distancia cinemática de ambas (1400 y 2500 pc, respectivamente). Mediante estimaciones de los parámetros energéticos de los vientos de estos dos grupos de estrellas, y evaluando los modelos correspondientes, se concluye que NGC 6167 pudo haber formado la Componente "A", y desencadenado un proceso de formación estelar secuencial que involucra a otros objetos jóvenes, como NGC 6193, un cúmulo IR y una nube molecular muy comprimida. Asimismo, el segundo grupo de estrellas tempranas, puede dar cuenta de la Componente "B", aunque se evidencia la necesidad de un mayor conocimiento observacional de la zona a fin de obtener resultados concluyentes.

1 Introducción

Ara OB1 es la asociación estelar más conspicua en la dirección $l = 335^\circ$ del plano galáctico. El primer estudio espectroscópico y fotométrico de Ara OB1 pertenece a Whiteoak (1963). Mediante la observación de las 127 estrellas OB más brillantes del campo, Whiteoak encontró dos agrupamientos estelares, ubicados a ~ 1400 pc y ~ 2000 pc, respectivamente. El grupo más cercano fue vinculado con NGC 6193, el núcleo de Ara OB1. Según Whiteoak, NGC 6167, un cúmulo estelar mucho más disperso, podría hallarse a una distancia similar a la de NGC 6193..

Posteriormente, Moffat & Vogt (1973) y Herbst (1974) hicieron fotometría UBV del cúmulo NGC 6193 y determinaron para el mismo una distancia de 1360 pc. El trabajo observacional más exhaustivo en esta región pertenece a Herbst & Havlen (1977), quienes efectuaron observaciones fotométricas en los colores UBVR_I de 702 estrellas miembro y no miembro del cúmulo. Además de una nueva determinación de la distancia del cúmulo y de un estudio de la absorción del polvo interestelar, los mencionados autores hallaron indicios de una formación estelar reciente mediante los excesos en el IR de algunos de sus miembros más jóvenes. Arnal et al. (1988) efectuaron un estudio de velocidades radiales en NGC 6193, determinando velocidades baricentrales, de rotación y un alto porcentaje de binarias espectroscópicas en el mismo. Los trabajos más recientes de FitzGerald (1987) y Kaltcheva & Georgiev (1992) echaron luz sobre la existencia de un segundo grupo de estrellas tempranas en el mismo campo, pero algo más distante (2400 - 2500 pc) que el relacionado a NG 6193.

Algunos trabajos observacionales en el IR en esta región han puesto en evidencia la presencia de una formación estelar activa y reciente. Frogel & Persson (1974) descubrieron una región HII compacta, formada dentro de una nube oscura cercana a la nebulosa de emisión RCW108 (Rodgers et al. 1960), vinculada a NGC 6193. Straw et al. (1987) efectuaron observaciones de dicha región HII compacta con mayor resolución angular, en el rango 1.2 - 100 μm , revelando la existencia de un cúmulo estelar muy joven, que aún se encuentra inmerso en su nube molecular madre. También se encontraron objetos protoestelares y estrellas T Tauri. El IR lejano fue observado por Ghosh et al. (1989), quienes estimaron la temperatura del polvo y la luminosidad IR total de la región.

El gas interestelar presente en esta dirección de la Galaxia ha sido observado en diversas frecuencias: en la línea de CO ($J = 1 \rightarrow 0$) por Gillespie et al. (1977) y Phillips et al. (1986); en la línea de recombinación H109 α por Wilson et al. (1970); en H110 α por Cersósimo (1990); en la línea H166 α y el continuo en 1.4 GHz por Cersósimo (1982, 1990); en el continuo en 408 MHz por Haslam et al. (1982); en 5 GHz por Shaver & Goss (1970); y en la línea de absorción de 6 cm del H₂CO por Whiteoak & Gardner (1974). Caswell & Haynes (1987) combinaron resultados observacionales en 5 GHz, tanto en el continuo como en la línea de H₂CO y las líneas de recombinación H109 α y H110 α . Whiteoak & Gardner (1985) detectaron líneas de NaI interestelar en esta dirección, algunas de las cuales tendrían una distancia cinemática similar al segundo grupo estelar identificado por FitzGerald (1987). Esta región está también incluida en los relevamientos generales de HI de Strong et al. (1982) y Kerr et al. (1986). Arnal et al. (1987) observaron esta región en 21 cm y descubrieron una cáscara

de HI en expansión, sugiriendo una vinculación genética entre ésta y el cúmulo abierto NGC 6167.

Resumiendo, esta región del plano galáctico muestra una interesante cantidad y variedad de objetos astronómicos, varios de los cuales esperan aún un estudio más exhaustivo. NGC 6193 es un cúmulo abierto joven (3×10^6 años, Herbst & Havlen 1977) que conforma el centro de la asociación Ara OB1. Dentro del cúmulo se hallan dos estrellas O (HD 150135 y HD 150136) que excitan la nebulosa RCW 108. Esta zona central estaría altamente ionizada y con una temperatura elevada, como lo muestran las observaciones radioastronómicas ya mencionadas. A poco más de 1° en el cielo, se proyecta el cúmulo abierto NGC 6167, algo más viejo que NGC 6193 pero a una distancia similar (1300 - 1400 pc, Whiteoak 1963). Cercano a un borde de RCW 108 se encuentra una nube oscura, con una región HII compacta en su interior, formada por un cúmulo muy joven y estrellas aún en formación. Además, existen evidencias de un segundo grupo de estrellas tempranas en el mismo campo, pero a una distancia mayor (2500 - 3000 pc). Por lo tanto, hay razones suficientes para considerar que la región analizada en este capítulo constituye una zona rica en fenómenos astrofísicos vinculados a la evolución de estrellas jóvenes, en la que se espera que el hidrógeno neutro refleje, de alguna manera, el resultado de la interacción de los diferentes objetos considerados.

2 Material observacional analizado

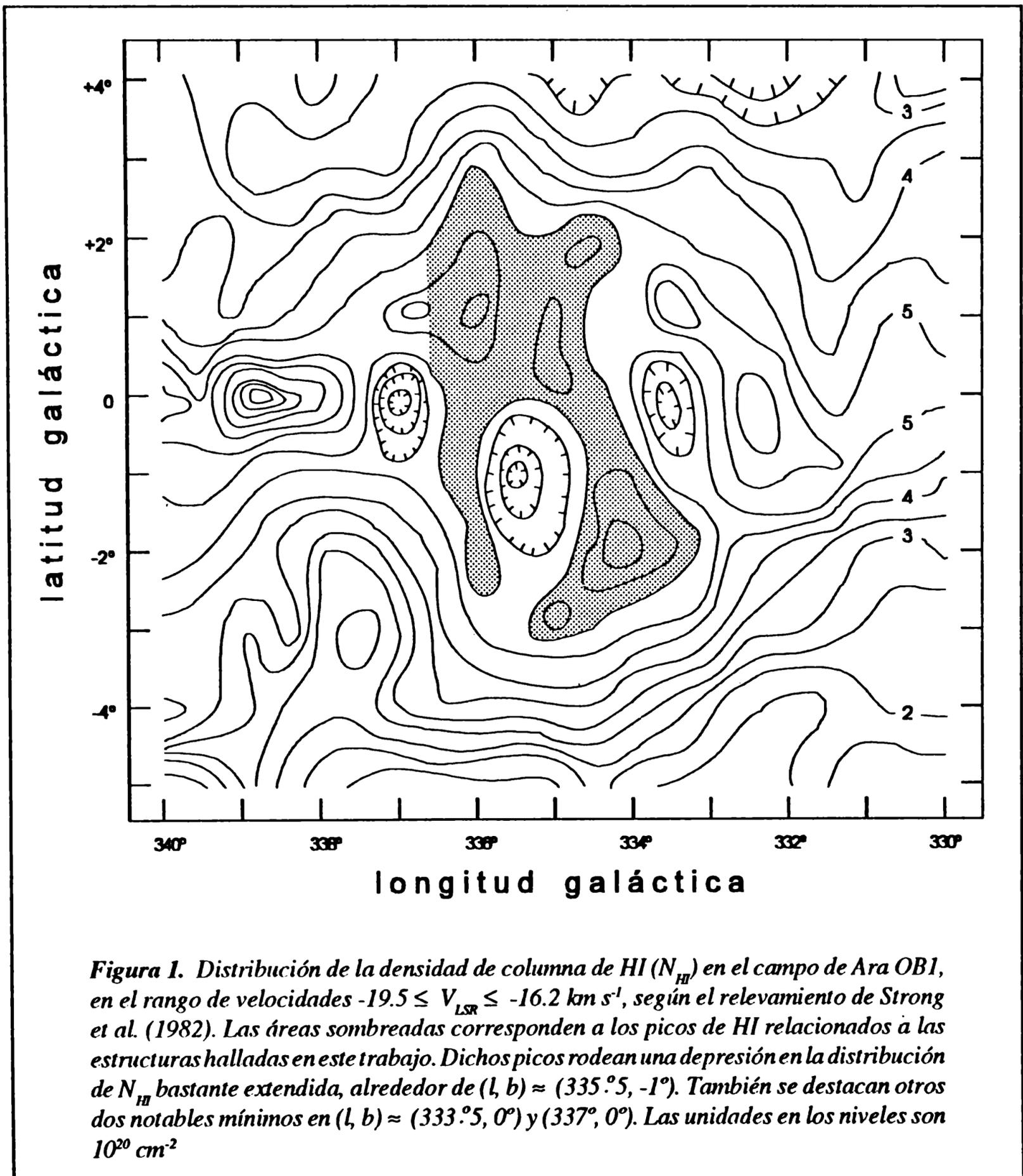
Una gran extensión en el campo de Ara OB1 ($330^\circ \leq l \leq 340^\circ$, $-6^\circ \leq b \leq +4^\circ$) fue analizada mediante los relevamientos de Kerr et al. (1986) y Strong et al. (1982), en forma análoga a Car OB2 en el capítulo anterior. Las características de mayor interés de ambos relevamientos han sido ya detalladas en la Tabla 1 del Capítulo 3.

En esta región también fue advertido el corrimiento en velocidad en los perfiles de Strong et al. (1982), tal como fuera detallado en el Capítulo 3. Se calculó que dicho corrimiento es de 3.2 km s^{-1} en esta zona, por lo que fue sumada esta cantidad a las velocidades de los perfiles de Strong et al. (1982).

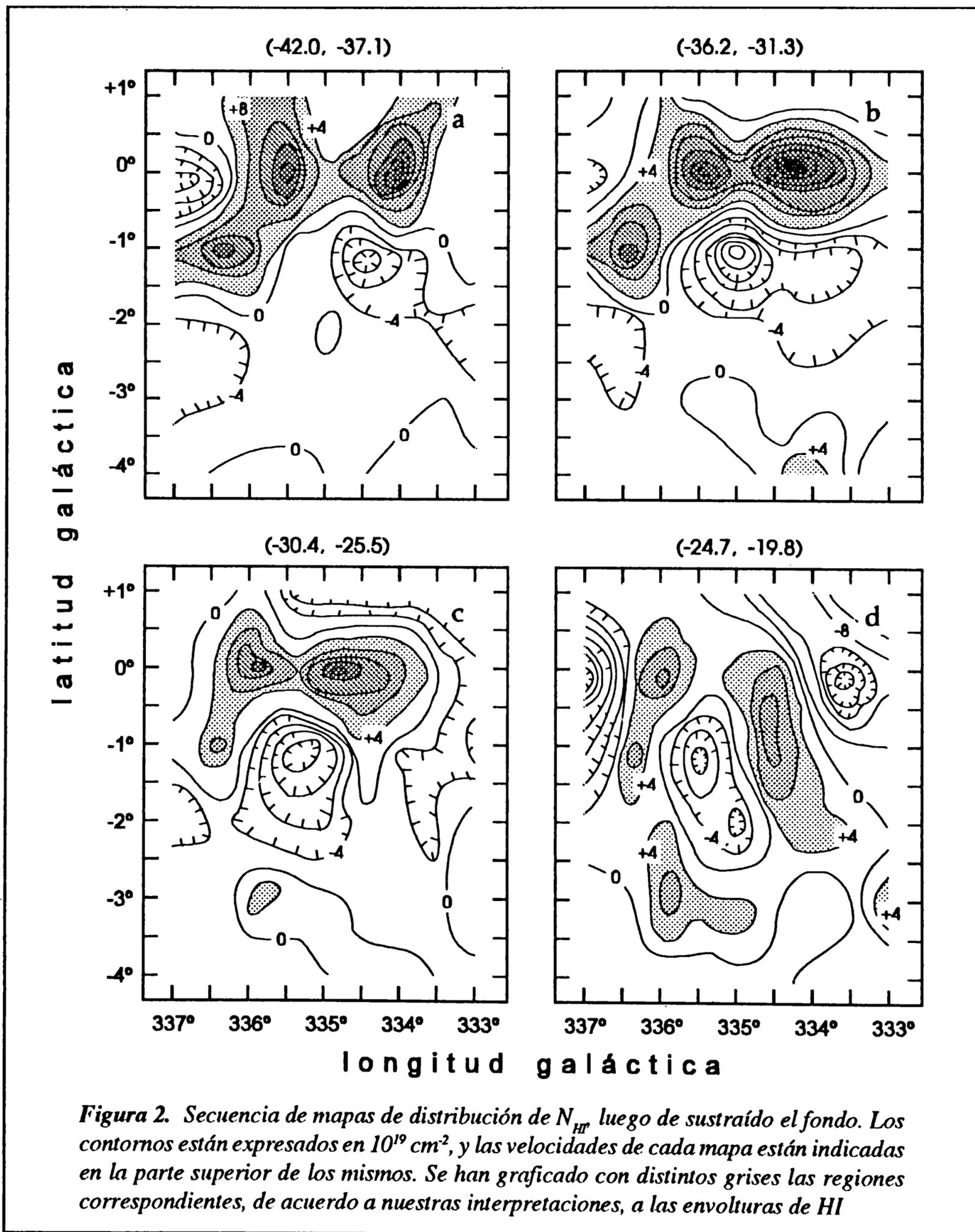
Fue inspeccionado un gran rango de velocidades, hallándose indicios de las estructuras esperadas entre -30 y -10 km s^{-1} , lo que será detallado en la sección siguiente. El fondo fue interpolado de acuerdo a la metodología explicada en el Capítulo 2, en la zona ($333^\circ \leq l \leq 337^\circ$, $-4^\circ \leq b \leq +1^\circ$), para $-55 \text{ km s}^{-1} \leq V \leq +10 \text{ km s}^{-1}$. Todas las velocidades están referidas al Sistema Local de Reposo (LSR).

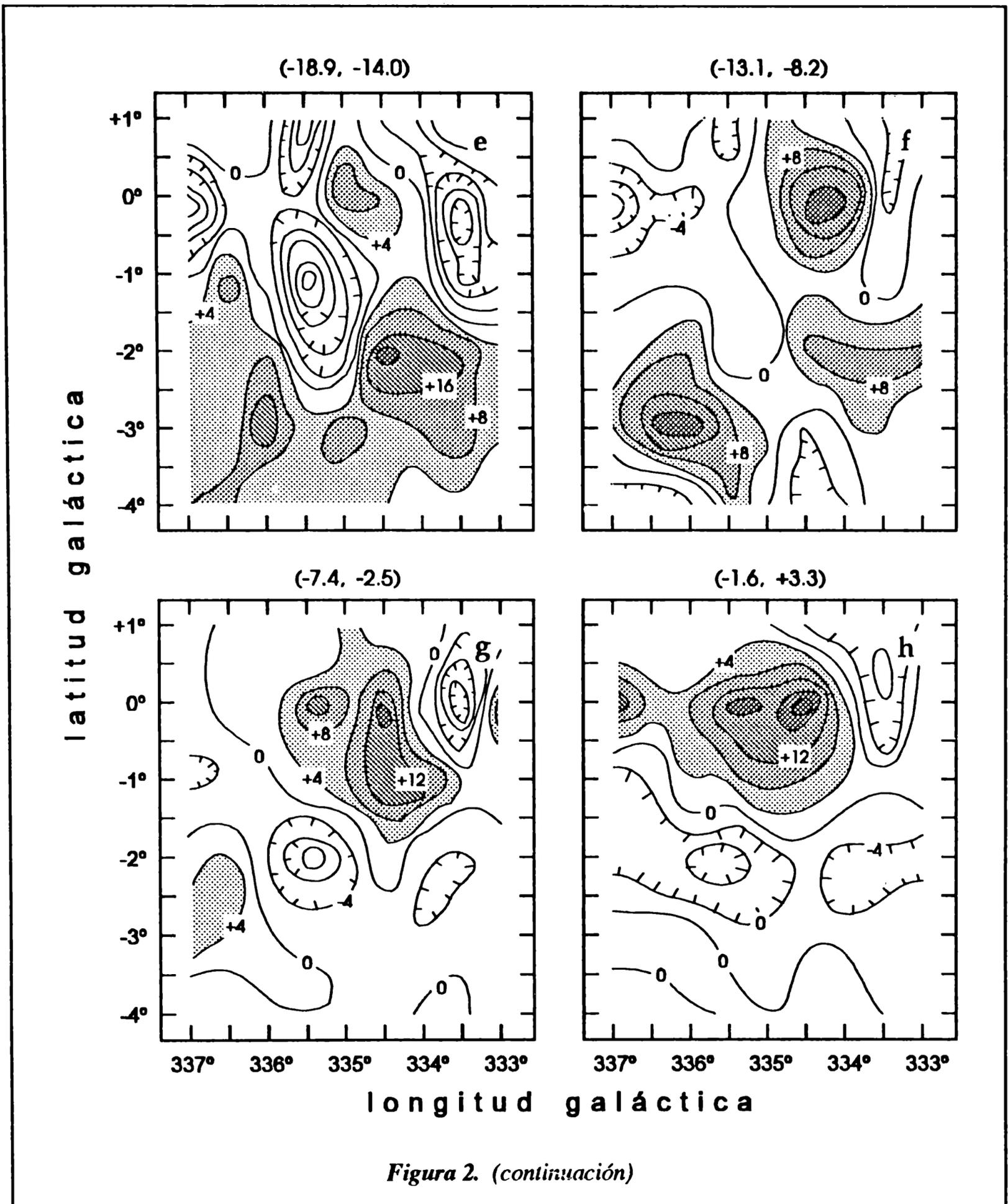
3 Resultados

La característica más sobresaliente en la distribución de densidad de columna de hidrógeno neutro (N_{HI}) de esta región está dada por un mínimo muy pronunciado en $(l, b) \cong (335.5, -1^\circ)$, rodeado por una secuencia de máximos. En la Figura 1 se muestra la distribución de N_{HI} , en el rango de velocidades $-19.5 \leq V \leq -16.2 \text{ km s}^{-1}$, según el relevamiento de Strong et al. (1982). Además de lo mencionado, es posible advertir dos mínimos con menor extensión angular, prácticamente sobre el plano galáctico, para $l \cong 333.5$ y $l \cong 337^\circ$.



Luego de sustraído el fondo, fue posible estudiar el comportamiento del HI a distintas velocidades. En la Figura 2 se muestran mapas de N_{HI} entre -42 y $+3 \text{ km s}^{-1}$, en ocho intervalos de velocidad de $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ de ancho cada uno. Varios de estos mapas muestran un mínimo central rodeado de máximos muy prominentes que parecen formar un arco de emisión de HI rodeando el mínimo central. La profundidad y extensión angular del mínimo varían de un mapa a

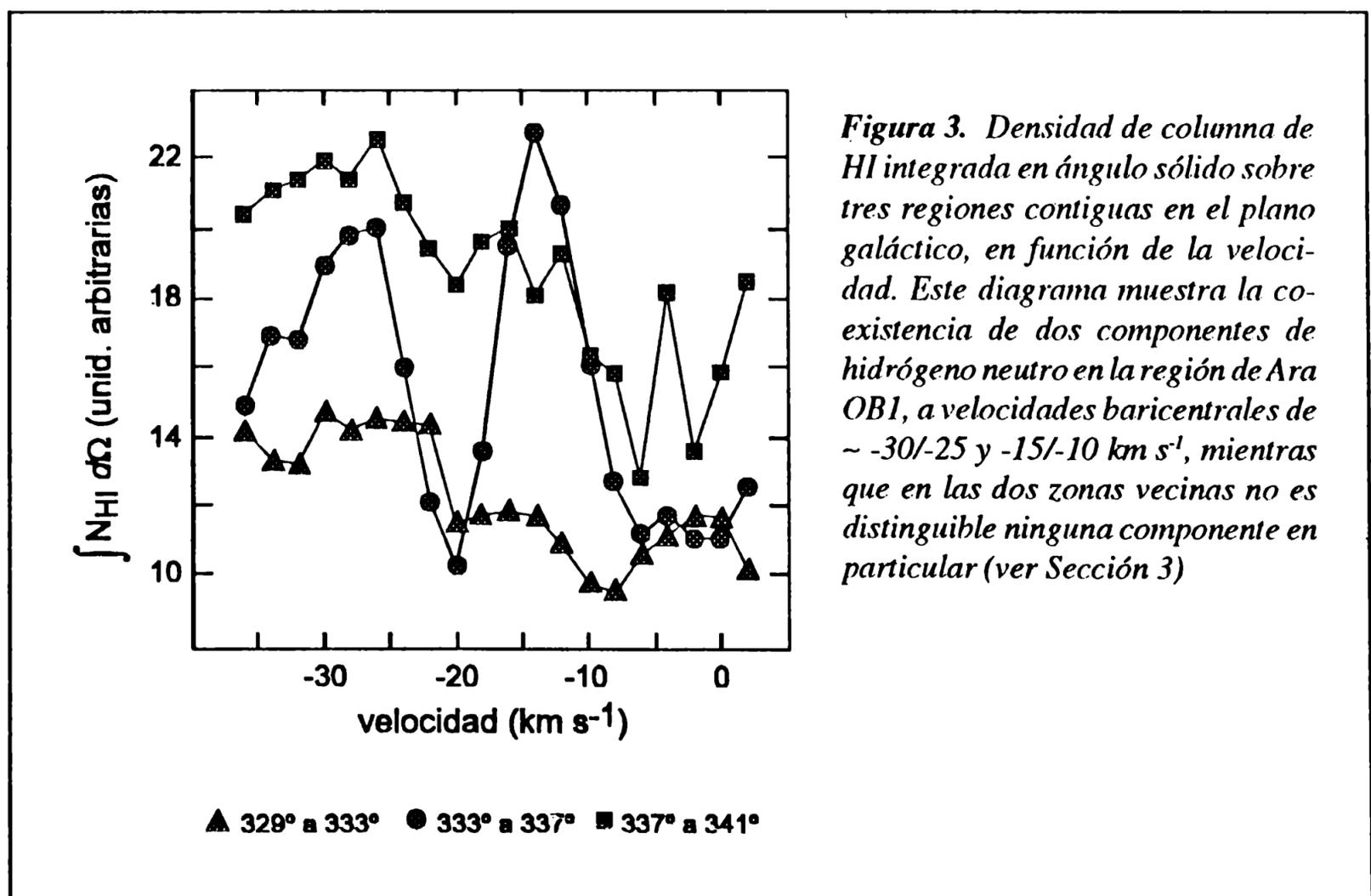


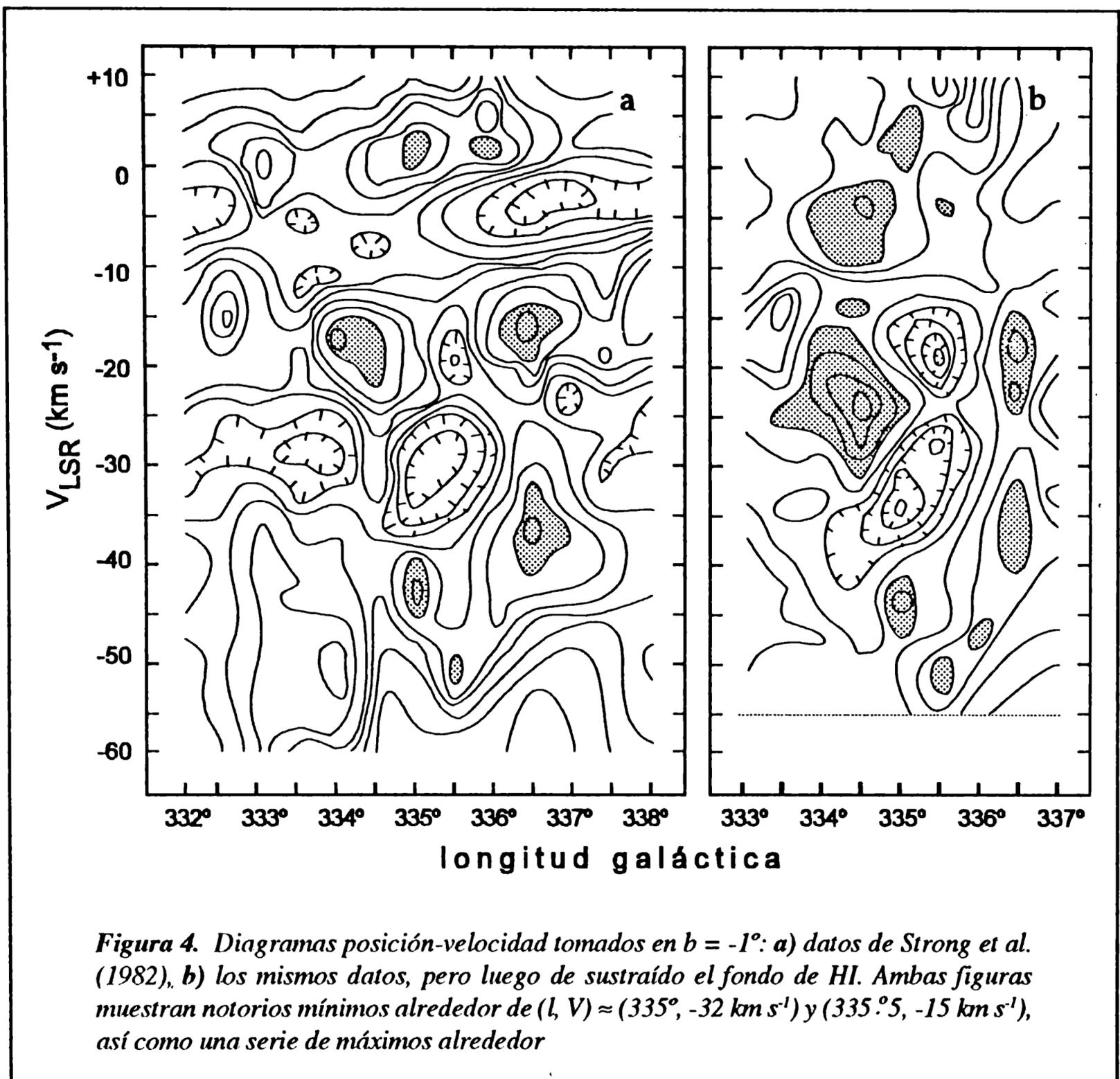


otro, siendo más acentuadas en los mapas 2b y 2e. Por otro lado, el anillo incompleto trazado alrededor de dicho mínimo crece angularmente del mapa 2a al 2b, alcanza su menor extensión en el 2d, y vuelve a crecer hasta el 2e, para cerrarse en un solo máximo a velocidades cercanas a cero (mapas 2g y 2h). Algunas de estas características cinemáticas no responden del todo a la idea de una *única* estructura expansiva, con los rasgos que se modelaran en el Capítulo 1.

Para aportar claridad a este problema, se sustrajo también el fondo de HI en las dos regiones adyacentes a la estudiada, en los rangos de longitud galáctica $329^\circ \leq l \leq 333^\circ$ (región "a") y $337^\circ \leq l \leq 341^\circ$ (región "b"), para la latitud galáctica variando como en la Figura 2, en el rango $-4^\circ \leq b \leq +1^\circ$. Luego, se obtuvieron mapas de distribución de N_{HI} cada 2 km s^{-1} en las tres regiones. Finalmente, se calculó la integral de N_{HI} en cada mapa, para aquellos puntos con N_{HI} por encima del fondo. La Figura 3 grafica estas cantidades en función de la velocidad central correspondiente, para las tres regiones consideradas. Si todo el HI del rango de velocidades analizado se hallase a la misma distancia, este gráfico mostraría la masa de HI presente en cada velocidad. En dicha figura, es posible notar un andar más o menos uniforme para las regiones "a" y "b", mientras que en la región de Ara OB1 se advierte claramente la presencia de *dos* componentes bien diferenciadas, una a $V \approx -15 \text{ km s}^{-1}$ y otra en un ancho rango de velocidades alrededor de -30 km s^{-1} . Nótese que estas velocidades están en acuerdo con la mayor extensión angular de los arcos y la mayor profundidad de los mínimos de la Figura 2.

Es posible, entonces, que coexistan dos estructuras distintas en la misma región. Los diagramas posición-velocidad de la Figura 4 también apoyan esta hipótesis, mostrando dos agujeros bien separados en ambos mapas. La Figura 4a muestra un mapa "longitud galáctica vs. velocidad" tomado a $b = -1^\circ$, según el relevamiento de Strong et





al. (1982); la Figura 4b es análoga, pero luego de sustraer el fondo. Los dos mínimos de estas estructuras están en $(l, V) \approx (335.5^\circ, -18 \text{ km s}^{-1})$ y $(335^\circ, -35 \text{ km s}^{-1})$. En adelante, se supondrá la existencia de dos componentes relacionadas con dichos mínimos, denominadas “A” y “B” respectivamente. Las zonas sombreadas de la Figura 4 resaltan la porción correspondiente a las cáscaras de ambas estructuras, solapadas en un amplio rango de velocidades, desde -30 hasta -20 km s^{-1} .

La Tabla 1 muestra los parámetros geométricos y físicos del análisis observacional, suponiendo que ambas estructuras se encuentran en expansión. Las coordenadas del centroide, la razón de ejes y las inclinaciones con respecto al plano galáctico fueron obtenidas a partir de un ajuste de elipses concéntricas para cada componente, en el intervalo de velocidades en los que aparecen con mayor notoriedad. Las velocidades baricentrales (V_0) y de expansión (V_{exp}) fueron obtenidas examinando las Figuras 3 y 4.

Tabla 1. Parámetros de las cáscaras de HI

Parámetro	Unidad	Comp. "A"	Comp. "B"
Coords. centroide l, b	grados	335.6, -1.1	335.1, -1.1
Cociente de ejes		0.6	1.0
Inclinación resp. al plano gal.	grados	60	0
Velocidad baricentral	km s ⁻¹	-16	-34
Velocidad de expansión	km s ⁻¹	12	10
Distancia	kpc	1.4	2.5
Radio	pc	24	35
Espesor	pc	10	18
Masa de HI en la cáscara	10 ³ M _⊙	7.9	22
Masa de HI faltante	10 ³ M _⊙	1.2	9.1
Densidad media de la envoltura	cm ⁻³	3.2	2.3
Densidad media de la cavidad	cm ⁻³	0.9	2.2
Energía cinética	10 ⁴⁹ erg	1.1	2.2
Momento	10 ⁴ M _⊙ km s ⁻¹	9.5	22
Edad dinámica	10 ⁶ años	2.0	3.5

Para las velocidades de expansión se tuvo en cuenta la extensión total en velocidad de ambas estructuras. Para derivar las distancias cinemáticas se adoptó el modelo de rotación galáctica de Fich et al. (1989), con la menor de las distancias posibles (en esta dirección del plano, los modelos de rotación galáctica asignan, a velocidades negativas, dos distancias cinemáticas). El radio interior (R_{int}) consignado es un promedio geométrico entre los semiejes mayor y menor de cada elipse, tal como se procedió en el caso de Car OB2. Debido a efectos de convolución, muestreo e interpolación y a la presencia de otras estructuras de HI, el espesor de cada cáscara debe ser considerado como un límite superior. También se consignan las masas en la cáscara (M_{cas}) y la masa faltante en cada estructura; las densidades medias son sólo estimativas. Suponiendo que ambas componentes se hallan en expansión, la Tabla 1 finaliza brindando estimaciones de la energía cinética involucrada en tal expansión ($= 0.5 M_{cas} V_{exp}^2$), momento asociado ($= M_{cas} V_{exp}$) y un tiempo característico ($= R_{int} / V_{exp}$), que constituye un límite superior para la edad de la cáscara de HI.

4 Discusión

4.1 Componente "A"

4.1.1 Origen de la estructura

En la sección anterior se sugirió la presencia de dos componentes diferentes de HI en expansión. La Componente "A" tiene asociada una distancia cinemática de 1400 pc, aunque la vinculación de esta estructura con los objetos estelares presentes en la región de Ara OB1 no es tan clara como en el caso de Car OB2. Gran parte de esto es por la falta de un estudio espectrofotométrico exhaustivo y homogéneo en toda la región, que posibilite la determinación de miembros, clasificación espectral completa y obtención de velocidades radiales. La Tabla 1 muestra que el radio y la energía cinética de la Componente "A" no son los usualmente hallados en estructuras vinculadas a asociaciones OB (McCray & Kafatos 1987; Mac Low et al. 1989; de Geus 1988; Capítulo 3 de esta tesis). En pocos millones de años, estas cáscaras alcanzan radios mayores a 100 pc y las energías involucradas en la expansión son de 10^{50} - 10^{51} erg. A pesar de estar a la misma distancia, NGC 6193 no puede considerarse como el progenitor de la Componente "A", debido a la posición excéntrica de sus estrellas más tempranas con respecto a la cavidad y la cáscara de HI; además las velocidades radiales consignadas por Arnal et al. (1988) son considerablemente diferentes de la baricentral obtenida para la Componente "A".

La Componente "A" podría representar la estructura descubierta por Arnal et al. (1987), ya que sus parámetros observacionales guardan cierto acuerdo con los de esta tesis. En ese trabajo, Arnal et al. (1987) estimaron que el viento proveniente de una estrella O7V podría inyectar suficiente energía al MIE para crear la cáscara en expansión; además, sugirieron una vinculación genética entre NGC 6167 y la estructura de HI. Esta posibilidad es ahora analizada más detalladamente.

Aún no existen claros argumentos para afirmar que NGC 6167 constituye un agregado físico real. Las distancias asignadas a este posible agregado estelar varían de un trabajo a otro entre 600 y 2400 pc. De todas maneras -y en base a los trabajos citados en la Sección 1- existe un grupo de estrellas O y B en una amplia zona alrededor de $l = 335^\circ$, a una distancia de 1300-1400 pc; muy probablemente este grupo sea más viejo que NGC 6193, ya que la estrella más temprana del grupo es una O9IV. Sería de interés, por lo tanto, analizar cuantitativamente la posibilidad de que los vientos

estelares de las O tardías y B tempranas de este grupo hayan creado la cavidad y formado la cáscara que se observa en el HI.

4.1.2 Balance energético entre las estrellas y el medio interestelar

Se efectuó una búsqueda de las estrellas miembro de NCG 6167 que pudieron haber creado la Componente "A". La pertenencia al cúmulo y la clasificación espectral de estas estrellas es fuente de profundas incertezas, ya que no se dispone de un estudio observacional completo y homogéneo para las estrellas de la región.

Se utilizaron las observaciones de FitzGerald (1987), Brück & Smyth (1966) y Whiteoak (1963), con magnitudes límite V de 13.4, 15.7 y 11.7 mag, respectivamente. Las observaciones de Brück & Smyth (1966) llegan a estrellas más débiles que los otros trabajos, pero no posee clasificación espectral. Los autores mencionados aplicaron el método "Q" a todas las estrellas brillantes, *suponiendo que todas ellas se encuentran a la misma distancia*. Consecuentemente, su diagrama color-magnitud no es demasiado claro, lo que resta solidez a sus conclusiones. Por otro lado, FitzGerald (1987) señaló la existencia de tres grupos estelares en la misma dirección. De este modo, y con el objeto de extender su muestra se procedió de una forma similar a la realizada por FitzGerald, pero usando los valores observados V, B-V, U-B de Brück & Smyth (1966) y Whiteoak (1963). Los datos de cada estrella temprana ($Q < -0.4$) fueron reducidos adoptando las magnitudes absolutas, los colores intrínsecos y las líneas de extinción de Schmidt-Kaler (1982). Cada estrella fue luego calibrada como de secuencia principal o supergigante; la elección entre una u otra posibilidad no ofreció dudas: cuando la estrella es de secuencia principal, el ajuste a supergigante la ubica a una distancia extremadamente grande y con muy poca absorción, mientras que cuando la estrella es una supergigante, el ajuste a secuencia principal la ubica a ~ 100 pc del Sol y con una gran absorción. Para determinar los tipos espectrales, se utilizaron los espectros observados cuando estuvieron disponibles, o las calibraciones "tipo espectral - color intrínseco" de Schmidt-Kaler (1982) cuando no se dispuso de espectros, tal como se hizo con Car OB2.

De este modo, se obtuvieron las paralajes espectroscópicas de cada estrella en forma independiente. Con excepción de una estrella, los resultados de Whiteoak (1963) coinciden con los de FitzGerald (1987); sin embargo, de las 30 estrellas tempranas de Brück & Smyth (1966), 12, 11 y 5 estrellas pertenecen a los grupos A, B y C de FitzGerald (1987), respectivamente, y 2 son estrellas de campo. Luego de este análisis se escogieron las 18 estrellas tempranas ubicadas a una distancia angular menor que $0^{\circ}3$ (correspondientes a ~ 8 pc a una distancia de 1400 pc) del centroide de la

Componente “A”, con módulos de distancia similares al de la misma. El módulo de distancia promedio para estas estrellas es $\langle V_O - M_V \rangle = 10.86 \pm 0.38$ mag, correspondiente a una distancia de 1480 pc. Los principales datos individuales son presentados en la Tabla 2. Las tres primeras columnas muestran los números de las estrellas, según sus autores, tomadas de Stephenson & Sanduleak (1971), Brück & Smyth (1966) y Whiteoak (1963), indicadas por SLS, BS66 y W63, respectivamente; la cuarta columna corresponde al espectro adoptado; desde la quinta hasta la octava, las columnas muestran: el exceso de color $E(B-V)$, el color intrínseco $(B-V)_O$, la magnitud visual corregida por absorción y el módulo de distancia, respectivamente. En la Figura 5 se despliega un diagrama color-magnitud para estas estrellas. En este gráfico, es posible apreciar una menor dispersión que en los correspondientes a Brück & Smyth (1966) y Whiteoak (1963). También se ha dibujado la Secuencia Principal de Edad Cero (“ZAMS”) para las estrellas O4-B3 (Schmidt-Kaler 1982), con un módulo de distancia de 10.86 mag, mostrando la consistencia de estos resultados. Adoptados los tipos espectrales para estas estrellas, se procedió en forma análoga a Car OB2 (Sección 4.2 del Capítulo 3), obteniendo la luminosidad y temperatura efectiva según la calibración de Schmidt-Kaler (1982), y la tasa de pérdida de masa y velocidad del viento (columnas 9 y 10 de la Tabla 2) según Van Buren (1985). Con estos valores, fue posible estimar también la tasa de inyección de energía cinética (luminosidad mecánica) y cantidad de movimiento, mostradas en las columnas 11 y 12 de la Tabla 2.

Sumando las contribuciones de cada estrella, se obtuvieron la tasa de pérdida de masa, la luminosidad mecánica y la tasa de pérdida de cantidad de movimiento de todo el grupo estelar. Sin embargo, debe destacarse el carácter estimativo de estos valores, ya que están afectados por grandes incertezas en los ajustes (hasta un factor 2 según Van Buren 1985) y por la posible incompletitud de la muestra, consecuencia del criterio empleado y de la absorción no homogénea de la región. Estos valores son:

$$\text{Tasa de pérdida de masa:} \quad \dot{M}_{\text{tot}} = 2.8 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$$

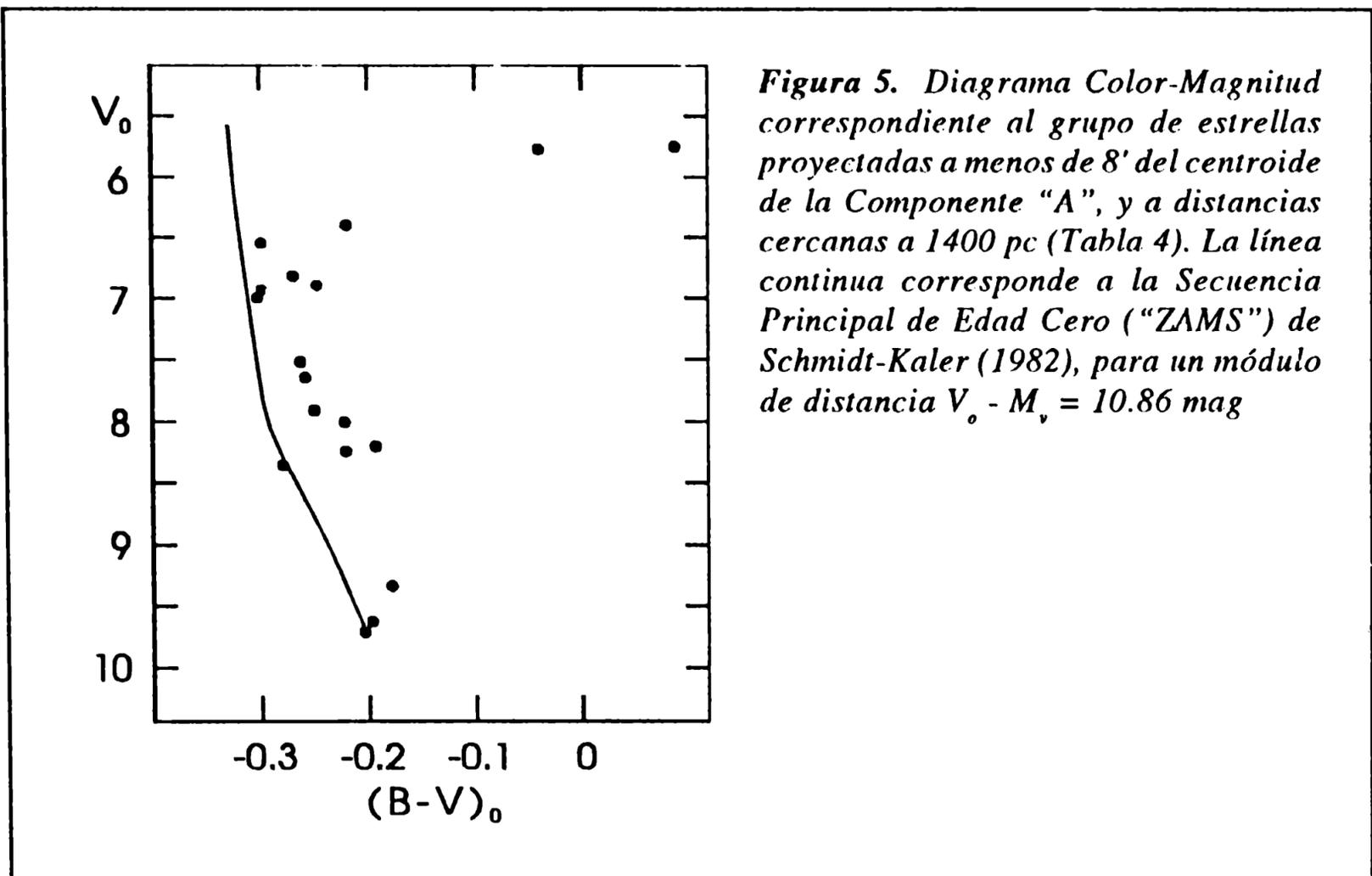
$$\text{Luminosidad mecánica:} \quad L_{\text{tot}} = 5.3 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$$

$$\text{Tasa de pérdida de cant. de mov.} \quad \dot{P}_{\text{tot}} = 6.5 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$$

Con estos parámetros físicos, este grupo estelar pudo haber entregado al medio durante un tiempo comparable a la edad dinámica de la cáscara (2×10^6 años) $\sim 3.3 \times 10^{50}$ erg de energía y $\sim 1.3 \times 10^4 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$ de cantidad de movimiento. La energía cinética de expansión constituye algo más del 3% de la entregada por estas estrellas, mientras que la cantidad de movimiento es ~ 7.3 veces mayor. Estas estimaciones muestran buen acuerdo con la fase de conservación de energía en el modelo de

Tabla 2. Estrellas probablemente vinculadas a la Componente "A"

Estrella	espectro	E(B-V)	(B-V) ₀	V ₀	V ₀ - M _V	log M	V _w	log L _{msc}	log P		
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
SLS	BS66	W63	mag	mag	mag	M ₀ año ⁻¹	km s ⁻¹	erg s ⁻¹	M ₀ km s ⁻¹ año ⁻¹		
253			B3IV	0.75	-0.19	8.20	10.60	-7.90	1190	33.8	-4.8
406			B3V	0.79	-0.20	9.71	11.31	-8.60	1280	33.1	-5.5
434			B3V	0.74	-0.20	9.61	11.22	-8.60	1280	33.1	-5.5
653			B5V	0.82	-0.18	9.34	10.55	-9.05	900	32.4	-6.1
724			B2III	1.16	-0.25	6.90	10.80	-7.41	1480	34.4	-4.2
826			B3III	1.18	-0.22	8.01	11.01	-8.08	1100	33.5	-5.0
H26	20		B2IV	0.24	-0.26	7.65	10.75	-7.63	1570	34.3	-4.4
3663	122	21	B3III	0.85	-0.22	8.24	11.24	-8.08	1100	33.5	-5.0
499	13		B0V	1.07	-0.31	7.00	11.00	-6.80	2490	35.5	-3.4
3635	5		B1V	0.77	-0.25	7.92	10.65	-7.44	2020	34.7	-4.1
3640	7		B2III	1.06	-0.22	6.39	9.60	-7.41	1480	34.4	-4.2
3645			A5Ib	0.57	0.09	5.75	10.90	-7.02	210	33.1	-4.7
3647	628	11	O9IV	1.13	-0.27	6.83	10.72	-5.73	2640	36.6	-2.3
3649			B0V	0.88	-0.28	8.36	11.52	-6.84	2490	35.5	-3.4
3657	452	18	B1Ve	0.79	-0.30	6.94	11.00	-7.44	1980	34.7	-4.2
3658			A1Ib	0.49	-0.04	5.78	11.25	-7.02	270	33.3	-4.6
3659		19	B0V	0.74	-0.30	6.55	10.54	-6.80	2490	35.5	-3.4
1105			B1V	1.82	-0.26	7.52	10.72	-7.44	2020	34.7	-4.1



Weaver et al. (1977). Sin embargo, las incertezas en estos parámetros son grandes, principalmente por la edad dinámica y por considerar solamente el material neutro, ya que el ionizado y el molecular pueden alterar considerablemente el balance energético final con su propia energía y cantidad de movimiento. Los modelos detallados en el Capítulo 1 para las burbujas en expansión conducidas por vientos estelares prevén una eficiencia cinética del 20% y un aumento de la cantidad de movimiento con el tiempo. En base a estas consideraciones, el grupo de estrellas seleccionadas podría dar cuenta, a través de sus vientos, de la morfología y los parámetros de la Componente "A".

4.1.3 Formación estelar en Ara OB1

Esta sección discute brevemente los procesos de formación estelar que han tenido lugar (y aún se están llevando a cabo) en la región de Ara OB1. Arnal et al. (1987) fueron los primeros en sugerir que Ara OB1 pudo haber nacido como consecuencia de la acción de eventos energéticos en el MIE. Las secciones precedentes parecerían confirmar la hipótesis de que las estrellas más tempranas de NGC 6167, o (más correctamente) varias de las pertenecientes al grupo A de FitzGerald (1987), pudieron haber creado la Componente "A". Dentro de dicha hipótesis, esta cáscara fue expandiéndose y acumulando material, hasta colapsar gravitacionalmente en alguna zona, y dar lugar a la formación de NGC 6193. En otras palabras, el proceso de formación estelar secuencial propuesto y evaluado por Elmegreen & Lada (1977) y revisado

recientemente por Elmegreen (1992), podría estar presente en esta región: La región HII RCW 108, excitada por las estrellas más calientes de NGC 6193, tiene una velocidad radial de -22 a -25 km s^{-1} (Whiteoak & Gardner 1974; Caswell & Haynes 1987), mientras que la Componente "A" tiene una velocidad baricentral de -16 km s^{-1} . Por lo tanto, no es demasiado probable que NGC 6193 haya creado esta estructura de HI.

Este proceso no habría finalizado con la formación de NGC 6193. Straw et al. (1987) descubrieron un cúmulo estelar muy joven, recientemente formado y cercano a NGC 6193. RCW108-IR (como denominaron al cúmulo) tendría menos de un millón de años y estaría aún rodeado por el material que le dio origen. Ellos sugirieron que una explosión de SN en NGC 6193 podría haber comprimido el material circundante e inducido el colapso de éste. Sin embargo, NGC 6193 también pudo contribuir a través de sus vientos estelares y presión de radiación a la expansión de la cáscara de HI asociada a la Componente "A", y permitido el colapso gravitatorio que formó este joven cúmulo.

Finalmente, existe cierta evidencia acerca de la formación de otra generación de estrellas en la misma zona. Phillips et al. (1986) descubrieron una nube molecular con velocidad radial muy similar a las ya citadas, en un estado de alta compresión y temperatura. La cáscara de HI de la Componente "A" pudo haber comprimido esta nube molecular y -si las condiciones físicas son las adecuadas- estaría induciendo la formación de un nuevo grupo estelar.

Más allá de la secuencia de edades de cada grupo mencionado, sus posiciones en el cielo constituyen otro fuerte argumento en favor de una formación estelar secuencial en esta región. La Figura 6 esquematiza las posiciones de los objetos mencionados en esta sección. La cruz ubicada en $(\alpha, \delta) \approx (16^{\text{h}} 30^{\text{m}}, -49^{\circ} 10')$ marca la posición aproximada del centroide de la Componente "A"; algunas de las estrellas de la Tabla 2 están indicadas cerca de esta posición (ver Sección 4.1.1). NGC 6193 está claramente ubicado en el interior de la cavidad. RCW108-IR se ubica cercano al borde interior de la cáscara de HI, mientras que la nube de CO de Phillips et al. (1986) está sobre un borde externo, donde la cáscara está presumiblemente comprimiendo el material barrido. Parece probable, entonces, que la Componente "A" haya sido el agente que produjo en el MIE las condiciones físicas necesarias para la compresión y el posterior colapso gravitatorio que diera origen a los diferentes grupos.

Sintetizando, se han hallado evidencias sobre la formación secuencial de los siguientes grupos de estrellas, basados en sus edades y sus posiciones en el cielo

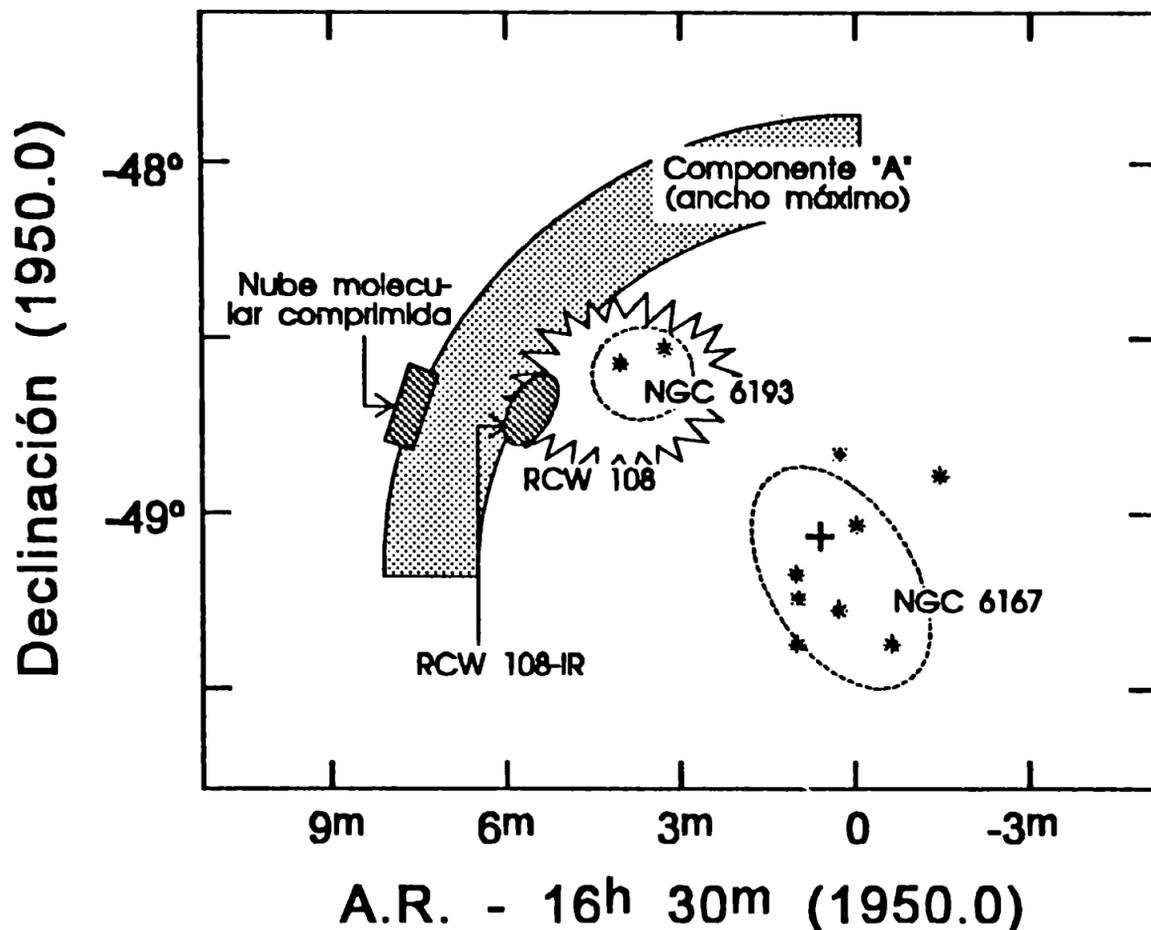


Figura 6. Ubicación esquemática de los objetos presumiblemente vinculados a la Componente "A". La cruz señala aproximadamente la posición del centroide de la cáscara de HI, rodeado de estrellas OB, indicadas con asteriscos. Esta estructura pudo haber formado el cúmulo NGC 6193 y, más recientemente, RCW 108-IR. También es probable que una nube molecular esté actualmente siendo comprimida por el frente de choque de la Componente "A" (ver Sección 4.1.3)

relativas a la Componente "A": (a) la primera generación ($\sim 10^7$ años de edad), constituida por un grupo bastante disperso de estrellas O tardías y B tempranas usualmente conocido como NGC 6167 (Whiteoak 1963; Brück & Smyth 1966; FitzGerald 1987); este grupo pudo haber formado la cáscara de HI, convirtiéndose en el progenitor de las siguientes generaciones; (b) la segunda generación ($\sim 3 \times 10^6$ años de edad), con varias estrellas OB, constituida por el cúmulo abierto NGC 6193 (Whiteoak 1963; Herbst & Havlen 1977); (c) la tercera generación (menos de un millón de años de edad), un cúmulo abierto recientemente formado, con estrellas T Tauri y de pre-secuencia, denominado RCW 108-IR (Straw et al. 1987); (d) la cuarta generación, que podría ser formada a partir del colapso gravitatorio de una nube molecular altamente comprimida (Phillips et al. 1986). Debe hacerse notar, sin embargo, que esta hipótesis merece un análisis observacional más minucioso, no sólo en el material interestelar (es deseable un buen muestreo y mejor sensibilidad en los relevamientos de HI, y un buen estudio de la emisión molecular), sino también en el conocimiento y caracterización de los diferentes grupos estelares.

4.2 Componente “B”

Adoptando su distancia cinemática de 2500 pc, la Componente “B” se muestra con mayor masa y energéticamente más conspicua que la Componente “A”. La velocidad radial baricentral del complejo es cercana a una componente observada por Whiteoak & Gardner (1985) en líneas de absorción de NaI interestelar. Caswell & Haynes (1987) consignaron la presencia de una línea de recombinación de hidrógeno cercana al centroide de la cavidad de HI, a una velocidad radial de -32 km s^{-1} . Por otro lado, Cersósimo (1990) detectó una región interbrazos en esta misma dirección, con una importante presencia de gas ionizado. La Componente “B” podría, por lo tanto, estar ubicada en esta región de la Galaxia y ser la contrapartida en HI de una zona caliente y altamente ionizada.

Siguiendo esta hipótesis, la Componente “B” podría estar rodeando a una cantidad considerable de estrellas tempranas asociadas a la componente B de FitzGerald (1987). Con el objeto de efectuar un cálculo similar al ya empleado en la Componente “A”, se utilizaron nuevamente las observaciones de Whiteoak (1963), Brück & Smyth (1966) y FitzGerald (1987), seleccionándose las 12 estrellas OB ubicadas a distancia similares a la componente B de FitzGerald (1987). Los parámetros más relevantes de estas estrellas son consignados en la Tabla 3, en forma análoga a la Tabla 2 (Sección 4.1.2). El módulo de distancia promedio para este grupo es $12.0 \pm 0.23 \text{ mag}$, correspondiente a una distancia de 2510 pc. Sumando las contribuciones de cada estrella, se obtienen los siguientes parámetros para la inyección de masa, energía y cantidad de movimiento en el MIE, a través de los vientos de las estrellas del grupo:

$$\text{Tasa de pérdida de masa:} \quad \dot{M}_{\text{tot}} = 7.5 \times 10^{-7} \text{ M}_{\odot} \text{ año}^{-1}$$

$$\text{Luminosidad mecánica:} \quad L_{\text{tot}} = 1.1 \times 10^{36} \text{ erg s}^{-1}$$

$$\text{Tasa de pérdida de cant. de mov.} \quad \dot{P}_{\text{tot}} = 1.5 \times 10^{-3} \text{ M}_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ año}^{-1}$$

Manteniendo estos parámetros durante un tiempo similar a la edad dinámica de la cáscara (3.5 millones de años) es posible entregar el MIE $\sim 1.2 \times 10^{50} \text{ erg}$ de energía y $\sim 5.3 \times 10^3 \text{ M}_{\odot} \text{ km s}^{-1}$ de cantidad de movimiento. La energía cinética de expansión conforma el 18% de esta cantidad, y la cantidad de movimiento estimada para la Componente “B” es 4.2 veces mayor. Estos valores alcanzan a explicar -con extrema justeza- la existencia de la Componente “B” mediante la acción de los vientos estelares, en la fase de conservación de energía de Weaver et al. (1977). De todos modos, estos resultados deben ser tomados solamente como estimaciones (como con la Componente

Tabla 3. Estrellas probablemente vinculadas a la Componente "B"

Estrella	espectro	E(B-V)	(B-V) ₀	V ₀	V ₀ - M _V	log M	V _w	log L _{msc}	log P		
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
SLS	BS66	W63	mag	mag	mag	M ₀ año ⁻¹	km s ⁻¹	erg s ⁻¹	M ₀ km s ⁻¹ año ⁻¹		
278			B3III	0.88	-0.22	8.70	11.70	-8.08	1100	33.5	-5.0
284			B1V	1.45	-0.26	9.21	12.41	-7.44	2020	34.7	-4.1
339			B3V	0.83	-0.19	10.49	12.09	-8.60	1280	33.1	-5.5
396			B1V	1.23	-0.27	8.50	11.90	-7.44	2020	34.7	-4.1
445			B1V	1.61	-0.27	8.51	11.91	-7.44	2020	34.7	-4.1
660			B4V	0.98	-0.19	10.62	12.02	-8.78	1080	32.8	-5.7
840			B2III	1.09	-0.23	7.87	11.77	-7.41	1480	34.4	-4.2
207	15		B1III	0.89	-0.28	7.99	12.39	-6.96	1890	35.1	-3.7
3651	H25	16	A1Ia	0.86	0.09	4.57	11.77	-7.02	270	33.3	-4.6
3634		6	B1V	0.77	-0.27	8.40	11.80	-7.44	2024	34.7	-4.1

“A”), habida cuenta que sólo se ha considerado el material atómico y por la posible incompletitud de la muestra estelar.

La Figura 2 (Sección 3, mapas *a* y *b*) permite visualizar un rasgo de interés en este complejo: la incompletitud de la cáscara de HI hacia latitudes mayores. A la distancia asignada de 2500 pc, $b = 3^\circ$ corresponde a una altura sobre el plano de algo más de 130 pc, donde la capa de HI general reduce su densidad en más del 50% (Lockman 1984, Lockman et al. 1986). MacLow et al. (1989) y Tomisaka & Ikeuchi (1986) modelaron numéricamente la evolución de estructuras expansivas en un medio estratificado; ambos trabajos concuerdan en que (cuando la capa de HI tiene densidades del orden de 0.1 cm^{-3}) las cáscaras pueden fracturarse, permitiendo que algunos fragmentos se aceleren e incluso transpasen la capa densa de HI del disco galáctico.

Heiles (1990) también analizó este fenómeno, proponiendo como alternativa la ruptura de la cáscara mediante explosiones de SN. Esta característica morfológica en la Componente “B” podría ser explicada por estos fenómenos, pero debe tenerse en cuenta que las energías involucradas y los tamaños considerados en esos trabajos son considerablemente mayores que los observados.

5 Conclusiones

1. Investigando los relevamientos de HI de Strong et al. (1982) y Kerr et al. (1986), se hallaron indicios de una estructura en forma de cáscara, en la zona $334^\circ \leq l \leq 337^\circ$ y $-3^\circ \leq b \leq +1^\circ$, en el rango de velocidades $-25 \leq V \leq -15 \text{ km s}^{-1}$.
2. Luego de sustraído el fondo en esta región, se descubrieron dos componentes en el hidrógeno neutro, moviéndose a velocidades radiales baricentrales de -16 (Componente “A”) y -34 km s^{-1} (Componente “B”). Esto les asigna una distancia cinemática de 1400 y 2500 pc, respectivamente, en coincidencia con dos concentraciones de estrellas tempranas proyectadas en la misma dirección de la Galaxia. El análisis de los distintos mapas sugiere una cinemática expansiva en ambas cáscaras, con velocidades de expansión de 12 y 10 km s^{-1} , respectivamente. Fueron determinados otros parámetros observacionales, tales como radio, espesor, masas de la cáscara y de cavidad de HI y edad dinámica.

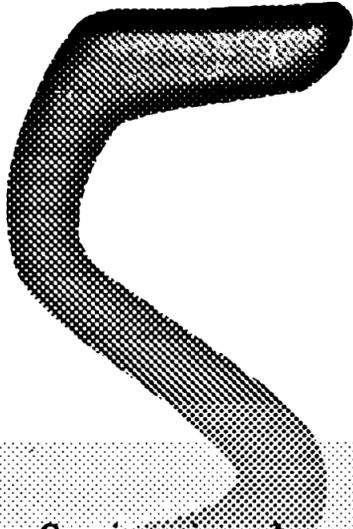
3. La Componente “A” tiene una energía cinética de expansión de 1.1×10^{49} erg. Es posible obtener dicha cantidad considerando la inyección de energía en el MIE, producida por los vientos de las estrellas más tempranas de NGC 6167, ubicado cerca del centroide de la estructura. Analizados los distintos grupos estelares de la misma zona, se sugirió el protagonismo de esta estructura de HI en la formación de NGC 6193 y del cúmulo infrarrojo RCW 108-IR, así como la compresión de una nube molecular en el borde externo de la cáscara. La secuencia de edades de estos objetos y sus posiciones relativas a la cáscara de HI de la Componente “A”, brindan apoyo a la idea de que la Componente “A” fue el agente que ha dado origen a estos cúmulos, por el mecanismo conocido como formación estelar secuencial.
4. La Componente “B” tiene una energía cinética de expansión de 2.2×10^{49} erg. Evaluando el aporte de energía y cantidad de movimiento de los vientos de las estrellas tempranas ubicadas en las cercanías de esta estructura, es posible explicar el origen de ésta, pero con un valor de la eficiencia cinética de 18%. El hecho de haber considerado sólo el material atómico, no disponer de datos espectroscópicos y fotométricos homogéneos de las estrellas, y las incertezas en el cálculo, obliga a considerar estos resultados como estimativos, y enfatiza la necesidad de un estudio observacional más completo en esta región.

Referencias

- Arnal E.M., Cersósimo J.C., May J., Bronfman, L., 1987, A&A, 174, 78
- Arnal E.M., Morrell N., García B., Levato H., 1988, PASP, 100, 1076
- Brück M.T., Smyth M.J., 1966, Publ. Roy. Obs. Edinburgh, 5, 195
- Caswell J.L., Haynes R.F., 1987, A&A, 171, 261
- Cersósimo J.C., 1982, Astrophys. Lett., 22, 157
- Cersósimo J.C., 1990, ApJ, 349, 67
- Elmegreen B., 1992, Star Formation in Stellar Systems, eds. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto y F. Sánchez, Cambridge University Press, p. 381
- Elmegreen B., Lada C.J., 1977, ApJ, 214, 725
- Fich M., Blitz L., Stark A.A., 1989, ApJ, 342, 272

- FitzGerald M.P., 1987, MNRAS, 229, 227
- Frogel J.A., Persson S.E., 1974, ApJ, 192, 351
- de Geus E.J., 1988, Tesis Doctoral, Universidad de Leiden
- Ghosh S.K., Iyengar K.V.K., Rengarajan T.N., et al ., 1989, ApJS, 69, 233
- Gillespie A.R., Huggins P.J., Sollner T.C.L.G., et al., 1977, A&A, 60, 221
- Haslam C.G.T., Salter C.J., Stoffel H., Wilson W.E., 1982, A&AS, 47, 1
- Heiles C., 1990, ApJ, 354, 483
- Herbst W., 1974, AJ, 79, 941
- Herbst W., Havlen R.J., 1977, A&AS, 30, 279
- Káltcheva N.T., Georgiev L.N., 1992, MNRAS, 259, 166
- Kerr F.J., Bowers P.F., Jackson P.D., Kerr M., 1986, A&AS, 66, 373
- Lockman F.J., 1984, ApJ, 283, 90
- Lockman F.J., Hobbs L.M., Shull J.M., 1986, ApJ, 301, 380
- MacLow M.M., McCray R., Norman M.L., 1989, ApJ, 337, 141
- McCray R., Kafatos M., 1987, ApJ, 317, 190
- Moffat A.F.J., Vogt N., 1973, A&AS, 10, 135
- Phillips J.P., de Vries C.P., de Graauw T., 1986, A&AS, 65, 465
- Rodgers A.W., Campbell C.T., Whiteoak J.B., 1960, MNRAS, 121, 103
- Schmidt-Kaler Th., 1982, Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology. New Series, Group VI, vol. 2b, Landolt-Bornstein, Springer-Verlag, Berlin
- Shaver P.A., Goss W.M., 1970, Aust. J. Phys. Suppl., 14, 133
- Stephenson C.B., Sanduleak N., 1971, Publ. Warner and Swasey Obs., 1
- Straw S., Hyland A.R., Jones T.J., et al., 1987, ApJ, 314, 283
- Strong A.W., Riley P.A., Osborne J.L., Murray J.D., 1982, MNRAS, 201, 495
- Tomisaka K., Ikeuchi S., 1986, Publ. Astron. Soc. Japan, 38, 697

- Van Buren D., 1985, ApJ, 294, 567
- Weaver R., McCray R., Castor J., Shapiro P, Moore R., 1977, ApJ, 218, 377
- Whiteoak J.B., 1963, MNRAS, 125, 105
- Whiteoak J.B., Gardner F.F., 1974, A&A, 37, 389
- Whiteoak J.B., Gardner F.F., 1985, Proc. Astron. Soc. Aust., 6, 164
- Wilson T.L., Mezger P.G., Gardner F.F., Milne D.K., 1970, A&A, 6, 364



CONCLUSIONES

Se sintetizan los resultados alcanzados en esta investigación, mencionando la finalidad perseguida, el método utilizado para el tratamiento de los datos y las conclusiones a las que se arribó en las dos regiones analizadas. Fueron descubiertas tres estructuras expansivas (presumiblemente vinculadas a Car OB2, Ara OB1 y una población de estrellas tempranas no demasiado estudiada) en el medio interestelar, y determinadas sus propiedades dinámicas y morfológicas. Luego se muestran los resultados de una búsqueda bibliográfica de este tipo de fenómenos en la Galaxia, describiendo cada objeto y analizando las propiedades globales de estas formaciones del medio interestelar. Finalmente, se incluyen algunos comentarios sobre las necesidades observacionales y el lineamiento a seguir en este campo de investigación.

1 Resultados obtenidos en esta Tesis

Se investigó el hidrógeno neutro en dos regiones del plano galáctico austral, en dirección a las asociaciones estelares Car OB2 y Ara OB1. Se estudiaron las propiedades dinámicas y morfológicas de las estructuras halladas, con el objetivo de establecer algún vínculo genético y/o alguna interacción entre los distintos agregados estelares y el material interestelar. Los datos principalmente analizados provinieron de dos relevamientos de HI en 21 cm. En la región adyacente a Car OB2, también fue utilizado un relevamiento de CO ($J = 1 \rightarrow 0$). El contenido estelar de cada grupo fue estimado mediante una revisión de la bibliografía disponible.

El hidrógeno neutro es ópticamente delgado en 21 cm, lo que dificulta la detección de las estructuras predichas teóricamente. Al analizarse regiones cercanas al plano galáctico, los mapas de distribución de densidad de columna aparecen contaminados por estructuras ajenas a las investigadas. Por ello, fue desarrollado un procedimiento

matemático de sustracción del fondo de HI, consistente en la aplicación de un polinomio variable en ambas coordenadas galácticas, y distinto para cada velocidad radial. Mediante experimentos numéricos, este método fue comparado con otros más elementales, y se determinaron sus incertezas. El procedimiento se muestra robusto para cavidades y cáscaras de HI, aún cuando el contraste (razón de intensidades entre la perturbación y el fondo) sea bajo, es decir, cuando las estructuras no son bien destacadas en los mapas generales. El fondo obtenido mostró no ser demasiado dependiente de la región elegida para la interpolación.

En la región adyacente a Car OB2, fueron identificadas y posteriormente analizadas una cavidad con su envoltura de HI. El centroide de esta estructura coincide con la posición de Car OB2 en el cielo; además, su velocidad radial baricentral es bastante similar a las de las estrellas de la asociación. Esta estructura presenta claros rasgos expansivos, y sus características energéticas pueden ser explicadas mediante la acción de los vientos de las estrellas más tempranas de Car OB2, posiblemente ayudadas también por estrellas del cúmulo NGC 3572b. Fue descubierta en los relevamientos existentes, y posteriormente observada, una nube de velocidad intermedia ubicada más allá del borde exterior de la cáscara de HI. El material molecular posee una distribución interesante: total ausencia de CO hacia la zona central, coincidente en posición y velocidad con la cavidad de HI, y presencia de una concentración inusual de nubes moleculares hacia el exterior, correlacionadas angularmente con la cáscara de HI.

En el campo de Ara OB1 fueron halladas dos estructuras en expansión (denominadas “A” y “B”), menos conspicuas y energéticas que la de Car OB2, proyectadas casi en la misma dirección de la visual. El análisis bibliográfico permite vincular dichas estructuras con agrupaciones estelares ubicadas a 1400 y 2500 pc del Sol. La estructura “A” pudo haber sido formada por los vientos de las estrellas más tempranas del cúmulo NGC 6167, desencadenando así un proceso de formación estelar secuencial, evidenciado por otras generaciones de estrellas (NGC 6193, RCW108-IR y una nube molecular muy comprimida), sus edades y sus posiciones relativas a la cáscara de HI. La estructura “B” estaría vinculada a una población interbrazos, aunque el pobre conocimiento de sus miembros y sus características espectrofotométricas relativizan posibles conclusiones respecto al balance energético y, consecuentemente, respecto del origen de la estructura.

Desde el punto de vista observacional, se ha presentado la detección de tres nuevas estructuras del MIE, presumiblemente relacionadas con agregados de estrellas jóvenes. En el caso de Car OB2, la estructura de HI fue creada por los vientos de la asociación,

mientras que en el caso de Ara OB1 la necesidad de un mejor conocimiento de la componente estelar se torna de importancia. Es de interés también disponer de una buena base estadística de este tipo de objetos, a fin de poder evaluar las teorías vigentes.

2 Comparación con estructuras similares

La línea de 21 cm del hidrógeno neutro ha sido observada en dirección a varias asociaciones OB y cúmulos estelares, hallándose en algunos casos cavidades y cáscaras expansivas de material neutro, fruto de la interacción entre los agregados estelares y el medio circundante. Se ha realizado una recopilación de los trabajos observacionales publicados, a fin de dar inicio a un estudio global de las propiedades de este tipo de objetos. En base a esta búsqueda, se hallaron en la Galaxia solamente ocho estructuras de HI similares a las descubiertas en dirección a Car OB2 y Ara OB1. A su vez, pudo ser identificada una contrapartida óptica en siete de estos casos, aunque en varios de ellos el conocimiento del contenido estelar no resulta satisfactorio a los efectos de evaluar cuantitativamente los procesos físicos involucrados. La Tabla 1 exhibe los parámetros recopilados y los calculados en esta Tesis (tales como distancia al Sol, altura sobre el plano galáctico, radio y espesor de la cáscara de HI, velocidad de expansión, masa de hidrógeno neutro, edad dinámica, energía cinética y cantidad de movimiento de la estructura, edad del cúmulo o asociación estelar, energía entregada por los vientos de las estrellas a lo largo de su vida, tipo espectral de la estrella más temprana y número de estrellas O y más tempranas que B3) para cada caso, descriptos brevemente a continuación:

- **Scorpio-Centauro:** Esta vasta región contiene tres subgrupos, los que han mostrado tener una contrapartida en HI y en CO. El más reciente y completo trabajo observacional de esta región corresponde a de Geus (1988), incluyendo observaciones fotométricas, un relevamiento de CO de las nubes oscuras de la zona y un relevamiento completo de HI. El material atómico y el molecular fueron correlacionados, y en base a las estrellas miembro de los distintos subgrupos, pudo ser reconstruida la Función Inicial de Masas (IMF). De este modo, se hallaron dos estructuras expansivas vinculadas a los subgrupos *Upper Scorpius (U-S)* y *Upper-Centarus Lupus (U-CL)*, y un arco de HI sin características expansivas en el subgrupo *Lower-Centaurus Crux*. La Tabla 1 consigna solamente las dos primeras, dado que no es posible estimar la energía cinética de la tercera. La reconstrucción de la población estelar desde su origen, permitió discriminar el aporte energético de: (1) los vientos estelares de las estrellas que

luego evolucionaron al estado de SN (1 en U-S y 6 en U-C L); (2) las mismas explosiones de SN; y (3) los vientos estelares de la población actual. La calidad de los datos, la completitud y la homogeneidad de la muestra estelar hacen de éste el caso mejor estudiado de la Galaxia, donde ha sido posible cotejar *de manera práctica* el balance energético entre los distintos procesos físicos que rigen la interacción entre los agregados estelares y el medio interestelar.

- **Cep OB3:** La cáscara de HI vinculada a esta asociación ha sido una de las primeras identificadas (Simonson & van Someren Greve 1976). Kun et al. (1987) descubrieron además una cáscara en 60 y 100 μm , correlacionada con el hidrógeno. Esta asociación está constituida por dos subgrupos, de 4 y 8 millones de años respectivamente, los que se encuentran hacia la zona central de la cáscara de HI. Moreno-Corral et al. (1993) incluyen una buena revisión de las estrellas más tempranas de la asociación. En base a sus tipos espectrales, fue evaluado el aporte energético de los vientos de ambos subgrupos de manera análoga a lo efectuado en Car OB2 y Ara OB1 (Capítulos 3 y 4). La energía cinética de la cáscara expansiva constituye el 4% de dicha cantidad, por lo que la existencia de la estructura de HI puede ser explicada mediante ese mecanismo, dentro de las incertezas de los parámetros consignados.

- **Per OB2:** La estructura de HI y sus características cinemáticas, así como la posible vinculación con la asociación fue investigada por Sancisi (1974). Este caso ha constituido uno de los prototipos para el estudio de la formación estelar secuencial (Elmegreen & Lada 1977; Elmegreen 1992), ya que en las partes más densas de la cáscara de HI también se hallarían importantes concentraciones de polvo y moléculas. Con respecto al contenido estelar, el aporte más importante proviene de las observaciones fotométricas de Borgman & Blaauw (1964); la gigante O7.5III ξ Per (Reynolds 1988) es el miembro dominante de la asociación. A efectos de evaluar el aporte energético de la componente estelar, solamente fue considerada dicha estrella, hallándose que la inyección de energía al medio a través de su viento es 60 veces superior a la energía cinética de la cáscara de HI.

- **NGC 2244:** Es el cúmulo central de la Nebulosa de Roseta. Contiene cuatro estrellas O como sus principales miembros (Pérez et al. 1987), y claros signos de una activa formación estelar aún en desarrollo, lo que deja abierta la posibilidad de que se trate de un cúmulo aún más joven que la edad consignada fotométricamente (4 millones de años). La cáscara expansiva de HI fue observada con muy buena resolución angular por Kuchar & Bania (1993); estos autores estimaron que solamente fue empleado el 2% de la energía entregada al medio por el cúmulo para formar esta estructura de HI, y los cálculos realizados aquí indicarían un porcentaje aún menor.

Tabla 1. Parámetros de las estructuras de HI y los agregados estelares vinculados a ellas

Cúmulo o asociación	Ref.	Distancia pc	Altura s/ pl. galáct. pc	Radio pc	Espesor pc	Veloc. de expansión km s ⁻¹	Masa de HI M _o	Edad dinámica 10 ⁶ años	Energía cinética erg	Cantidad de movimiento M _o km s ⁻¹	Edad del agregado 10 ⁶ años	Energía entregada erg	T. E. Miembros O / S B3
Car OB2	*	3000	26	100	20	24	1.1 × 10 ⁵	4.2	6.4 × 10 ⁵⁰	2.6 × 10 ⁶	5	7.0 × 10 ⁵¹	O5V 9/40
Ara OB1 "A"	*; 1	1400	-27	24	10	12	7.9 × 10 ³	2.0	1.1 × 10 ⁴⁹	9.5 × 10 ⁴	10	3.3 × 10 ⁵⁰	O9IV 1/15
Ara OB1 "B"	*	2500	-48	35	18	10	2.2 × 10 ⁴	3.5	2.2 × 10 ⁴⁹	2.2 × 10 ⁵	10?	1.2 × 10 ⁵⁰	B1V 0/8
U - S	2	160	47	40	-	10	8.0 × 10 ⁴	4.0	8.0 × 10 ⁴⁹	8.0 × 10 ⁵	5	3.4 × 10 ⁵⁰	O9.5V 1/25
U - CL	2	145	47	110	-	10	3.0 × 10 ⁵	11.0	3.0 × 10 ⁵⁰	3.0 × 10 ⁶	14	1.2 × 10 ⁵¹	B0.5V 0/25
Cep OB3	3; 4	830	58	40	-	10	5.3 × 10 ⁴	4.0	5.3 × 10 ⁴⁹	5.3 × 10 ⁵	4 y 8	1.3 × 10 ⁵¹	O7V 3/26
Per OB2	5; 6; 7	400	-90	20	5	5	1.4 × 10 ⁴	4.0	3.5 × 10 ⁴⁸	7.0 × 10 ⁴	4	2.1 × 10 ⁵⁰	O7.5III 1/12
NGC 2244	8; 9	1600	-56	18	-	5	6.6 × 10 ³	3.6	1.7 × 10 ⁴⁸	3.3 × 10 ⁴	4	5.3 × 10 ⁵¹	O4V 4/16
NGC 7538 "B"	9	2800	0	100	5	15	1.0 × 10 ⁴	6.7	2.2 × 10 ⁴⁹	1.5 × 10 ⁵	-	3.2 × 10 ⁵⁰	- SNR?
Orí OB1b	11; 12	450	-118	30	-	7	1.4 × 10 ⁴	4.3	6.9 × 10 ⁴⁸	9.8 × 10 ⁴	5.1	1.1 × 10 ⁵⁰	O9.5V 1/15
Lac OB1	13; 14	440	-165	35	-	10	5.0 × 10 ⁴	2.3	5.0 × 10 ⁴⁹	5.0 × 10 ⁵	2.5	8.3 × 10 ⁴⁹	O9V 1/12

Referencias: * Esta Tesis; 1: Amal et al. (1987); 2: de Geus (1988); 3: Simonson & van Someren Greve (1976); 4: Moreno-Corral et al. (1993); 5: Sancisi (1974); 6: Sargent (1979); 7: Reynolds (1988); 8: Kuchar & Bania (1993); 9: Pérez et al. (1987); 10: Read (1980); 11: Chromey et al. (1989); 12: Warren & Hesser (1978); 13: Cappa de Nicolau & Olano (1990); 14: Guetter (1976).

- **NGC 7538 “B”:** Read (1980) realizó observaciones con síntesis de apertura en 21 cm en dirección a este cúmulo, hallando dos estructuras expansivas. La primera de ellas es la ya identificada con Cep OB3, pero la segunda (a una distancia cinemática de ~ 2800 pc) no encuentra una clara contrapartida óptica, por lo que el autor considera a esta estructura como consecuencia de un viejo remanente de SN. Es digna de mención la similitud entre los parámetros energéticos de esta cáscara y los de Ara OB1 “B”.

- **Ori OB1b:** Warren & Hesser (1978) realizaron un minucioso estudio de los distintos subgrupos de Ori OB1, mostrando cuatro de ellos en una evidente secuencia cronológica y espacial. El hidrógeno neutro fue observado en esta región por Chromey et al. (1989), quienes vincularon al subgrupo “b” con la estructura expansiva detectada en 21 cm, basados principalmente en la coincidencia espacial y en las edades de ambos objetos. La compatibilidad entre la energía entregada al medio por Ori OB1b y la energía cinética de expansión de la cáscara de HI avalan también esta idea.

- **Lac OB1:** Guetter (1976) efectuó una clasificación espectral completa de la asociación, mostrando que está constituida por dos subgrupos. El más joven y compacto de ellos habría originado la estructura expansiva de HI descubierta por Cappa de Nicolau & Olano (1990), también correlacionada en $100 \mu\text{m}$. Aunque las edades de ambos objetos son similares, la energía cinética de expansión de la cáscara de HI constituye el 60% de la entregada al medio por los vientos de Lac OB1. Este valor tan alto de la eficiencia cinética (inaceptable teóricamente, ver Van Buren, 1986) puede ser motivado por no haberse considerado una posible explosión de SN, o por la incerteza en la determinación de la masa de HI presente en la cáscara.

Un análisis de la Tabla 1 permite visualizar varias propiedades observacionales de este tipo de objetos. Las masas de HI deducidas (M) no presentan una dispersión demasiado grande -están casi dentro del mismo orden de magnitud, $10^4 M_{\odot}$ -, los radios (R) varían entre 18 y 110 pc, y las velocidades de expansión (V) van de 5 a 24 km s^{-1} . Los parámetros físicos derivados de estas magnitudes observacionales no presentan tampoco una variación importante de uno a otro: las edades dinámicas (R / V) están entre 2 y 11 millones de años, las energías cinéticas de expansión ($0.5 M V^2$) entre 0.2 y 64×10^{49} erg, y las cantidades de movimiento ($M V$) entre 0.3 y $30 \times 10^6 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$. Con respecto a los agregados estelares, en esta muestra aparecen objetos con edades de algunos millones de años, excepto probablemente NGC 2244; ello podría ser indicativo de cierta dificultad en la detección de estas estructuras para edades mayores -debido a la influencia del medio circundante, que podría perturbar

fuertemente la dinámica de aquéllas- o menores -debido al tamaño de las estructuras o a la ausencia de material neutro en estados tempranos de evolución de las estrellas-. Deben considerarse además las dificultades prácticas en la observación de estas estructuras, en cuanto a la resolución angular, muestreo espacial y contaminación de los mapas por la contribución del hidrógeno general de la Galaxia.

Las tres estructuras expansivas de HI descubiertas en esta Tesis presentan, en líneas generales, parámetros geométricos y dinámicos similares a las ocho descubiertas en trabajos anteriores. Además, son algunas de las más lejanas detectadas en la Galaxia, y ubicadas a menor altura sobre el plano galáctico. La cáscara asociada a Car OB2 es una de las más grandes, y la de mayor velocidad de expansión y energía cinética de toda la muestra.

3 Comentarios finales

El estudio de los fenómenos de interacción entre agregados estelares y el medio circundante constituye un interesante campo de investigación astrofísica, con una clara vigencia en el aspecto observacional. Esta Tesis ha presentado la detección de tres nuevas estructuras en el medio interestelar, en las que muy probablemente hayan actuado mecanismos físicos ligados a la evolución de estrellas jóvenes, detallados en el primer capítulo, tales como la ionización por radiación, los vientos estelares y las explosiones de supernova.

Es de interés dotar a esta línea de trabajo de un conocimiento estadístico sobre las propiedades globales de las estructuras que las asociaciones OB y cúmulos estelares jóvenes crean en el medio circundante. Las dificultades en lograr este objetivo han sido detalladas en capítulos anteriores, pero están esencialmente ligadas a la ubicación de las asociaciones en la Galaxia (prácticamente sobre el plano galáctico, donde el hidrógeno neutro presenta una distribución general muy intensa, que debe ser eliminada de los datos originales). Por otro lado, es de suma utilidad disponer de un conocimiento exhaustivo del contenido estelar de la asociación analizada, y de la presencia de subgrupos -con sus correspondientes edades-, a fin de poder evaluar cabalmente la contribución de energía y cantidad de movimiento al medio, tanto por parte de la población actual como de las estrellas ya evolucionadas, que eventualmente hayan explotado como supernova. En este sentido, es digna de mención la tesis de de Geus

(1988), la que incluyó observaciones propias de los tres subgrupos de la asociación Scorpio-Centauro, un relevamiento completo de HI de la región, y observaciones de CO. De esta manera, pudo identificar tres cáscaras de HI vinculadas a cada subgrupo; además, en base a la Función de Masas Actual ("*Present Day Mass Function*"), pudo reconstruir la Función de Masas Inicial ("*Initial Mass Function*") con razonable certeza, y así estimar la cantidad posible de estrellas que han pasado por la fase de supernova. Esto le permitió evaluar el aporte de los vientos de las estrellas evolucionadas, las explosiones de supernova y los vientos de la población actual de cada subgrupo.

En un sentido práctico, es necesario un planteo observacional con ciertas exigencias, tanto desde el punto de vista radioastronómico como del óptico. En cuanto a las observaciones en 21 cm, es menester disponer de relevamientos con un muestreo completo y resolución angular acorde a la extensión del objeto que se investiga; resoluciones de fracciones de grado son adecuadas para objetos ubicados hasta algunos kpc, siendo entonces la resolución lineal del orden del parsec. Otro parámetro importante, aunque no tan "costoso" desde el punto de vista práctico, es la resolución en velocidad; dado que las estructuras se extienden por decenas de km s^{-1} en velocidad, sería suficiente en este sentido una resolución cercana a 1 km s^{-1} . El fondo de HI debe ser cuidadosamente tratado, ya que influiría no sólo en la detección de las estructuras, sino también en la determinación de sus propiedades, principalmente la masa. En cuanto a la componente estelar, es deseable disponer de observaciones espectrofotométricas homogéneas, a fin de poseer una clasificación espectral confiable para las estrellas más tempranas, las que efectúan el principal aporte a través de sus vientos. También es de suma utilidad una determinación de miembros completa, en un rango de masas lo más extendido posible, ya que permitiría reconstruir la Función de Masas Inicial, y así evaluar la contribución de miembros evolucionados que en la actualidad no es posible observar.

Referencias

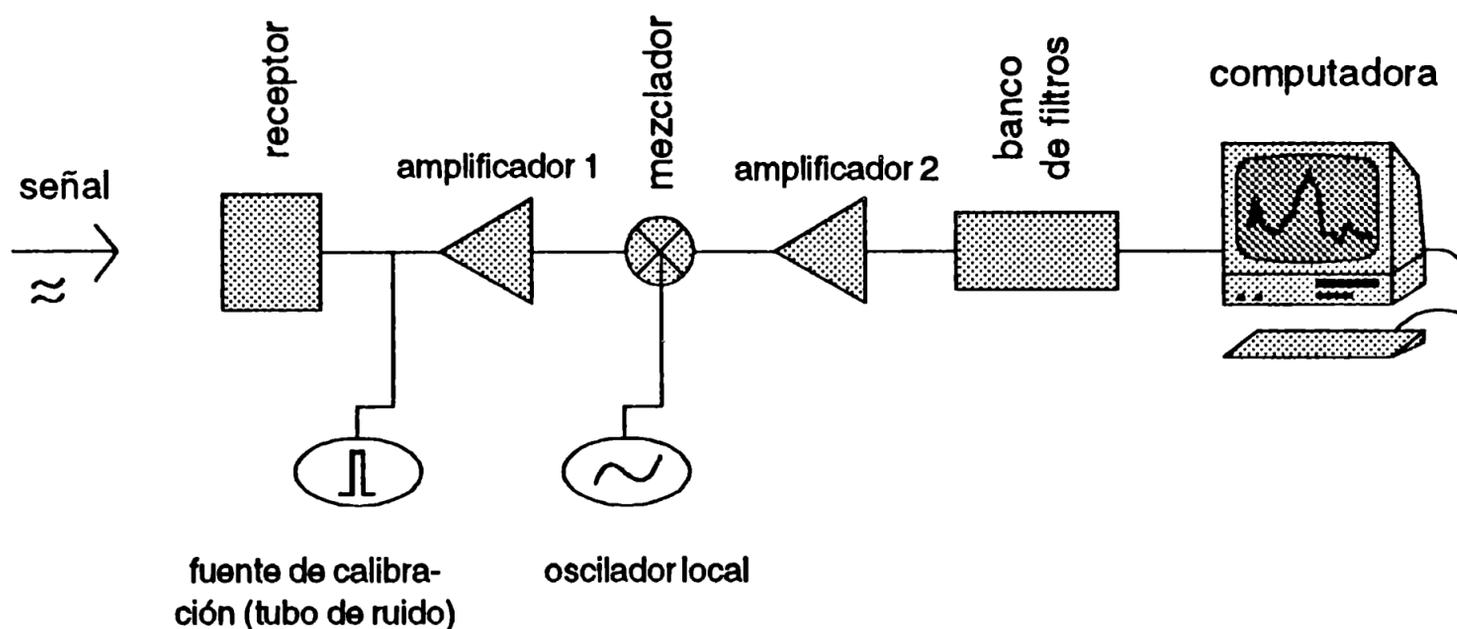
- Arnal E.M., Cersósimo J.C., May J., Bronfman L., 1987, A&A, 174, 78
- Borgman J., Blaauw A., 1964, B.A.N., 17, 358
- Cappa de Nicolau C.E., Olano C.A., 1990, RMA&A, 21, 269
- Chromey F.R., Elmegreen B.G., Elmegreen D.M., 1989, AJ, 98, 2203

-
- Elmegreen B., 1992, *Star Formation in Stellar Systems*, eds. G. Tenorio-Tagle, M. Prieto y F. Sánchez, Cambridge University Press, p. 381
 - Elmegreen B., Lada C.J., 1977, *ApJ*, 214, 725
 - de Geus E.J., 1988, Tesis Doctoral, Universidad de Leiden
 - Guetter H.H., 1976, *AJ*, 81, 1120
 - Kuchar T.A., Bania T.M., 1993, *ApJ*, 414, 664
 - Kun M., Balázs L.G., Tóth I., 1987, *A&SS*, 134, 211
 - Moreno-Corral M.A., Chavarria-K C., de Lara E., Wagner S., 1993, *A&A*, 273, 619
 - Pérez M.R., Thé P.S., Westerlund B.E., 1987, *PASP*, 99, 1050
 - Read P.L., 1980, *MNRAS*, 193, 487
 - Reynolds R.J., 1988, *AJ*, 96, 670
 - Sancisi R., 1974, *IAU Symp.*, 60, 115
 - Sargent A.I., 1979, *ApJ*, 233, 163
 - Simonson S.C., van Someren Greve H.W., 1976, *A&A*, 49, 343
 - Van Buren D., 1986, *ApJ*, 306, 538
 - Warren W.H., Hesser J.E., 1978, *ApJS*, 36, 497

APÉNDICE

1 Observación radioastronómica de una línea espectral

Se llama radiómetro al sistema integrado por varios componentes electrónicos, cuyo objetivo es medir la emisión en una cierta banda del espectro de radio proveniente del cielo. La siguiente figura esquematiza muy sucintamente las distintas etapas involucradas en la detección de una señal de radio.



La señal es recogida por el receptor ubicado en el foco del radiotelescopio. Antes de ser modificada es calibrada mediante la comparación con una fuente interna. Luego es amplificada y mezclada con una señal conocida de frecuencia menor, llamada *frecuencia intermedia*. De este modo, toda la banda observada es desplazada a la región de frecuencia intermedia para su posterior tratamiento.

Luego, la totalidad de la banda es dividida en intervalos de frecuencia pequeños a través de filtros o por una técnica de autocorrelación; cada uno de estos intervalos son los *canales* con los que se observa, y su ancho es indicativo de la *resolución espectral* de la observación. Es de utilidad referirse a este ancho en términos de velocidad, a través

del Efecto Doppler, a fin de disponer de una estimación más tangible desde el punto de vista físico, obteniendo así la *resolución en velocidad*.

Finalmente, la señal es digitalizada y almacenada por una computadora encargada de la observación. La línea que se observa aparece de este modo “montada” sobre la emisión en continuo en la misma banda. Esta emisión es sustraída mediante la observación alternada en bandas contiguas, una de las cuales debe contener el perfil. Esta técnica de “depuración” de la línea espectral se denomina *conmutación en frecuencia*, y puede ser realizada con una o dos bandas laterales.

2 Parámetros obtenidos en la observación

La tensión de ruido que una resistencia R produce en un ancho de banda $\Delta\nu$ depende de su temperatura T mediante:

$$\langle e^2 \rangle = 4 k T \Delta\nu R \quad (1)$$

donde k es la constante de Boltzman. De este modo, la potencia está dada por

$$\frac{\langle e^2 \rangle}{4 R} = k T \Delta\nu \quad (2)$$

Ahora bien, la señal que llega al receptor es detectada por éste como una tensión, que es recibida como una emisión de ruido, ya que la radiación es incoherente. Puede considerarse a la antena como una resistencia de carga R , y así aplicar la detección a un caso similar al planteado en la ecuación (2). La potencia por unidad de ancho de banda recibida sería, de acuerdo a dicha ecuación:

$$\omega = k T_a \quad (3)$$

que es una cantidad medible directamente por el radiómetro. Resulta con más sentido físico expresar la cantidad ω / k , que es una temperatura, denominada *temperatura de antena* (T_a). De este modo, la temperatura de antena puede ser interpretada como la temperatura física de una “caja” en la que estuviera una resistencia de carga con un valor igual a la impedancia del radiómetro.

La temperatura de antena, sin embargo, no guarda una relación sencilla con la temperatura física del objeto observado, ya que es dependiente del equipo, a través del diagrama de antena y el ancho de banda con que se observa. La magnitud física independiente de estos factores es la denominada *temperatura de brillo* (T_b), que podría definirse como la temperatura asociada a la potencia recibida por unidad de área y por unidad de ángulo sólido, en un dado ancho de banda.

Ambas temperaturas se relacionan mediante la ecuación:

$$T_b = \eta_b T_a \quad (4)$$

La cantidad adimensional η_b es denominada *eficiencia de antena*, y es un factor que tiene en cuenta el diagrama de antena, el área eficaz, el ancho de banda y la longitud de onda en que se observa. Físicamente, T_b es la temperatura de un cuerpo negro que emite la potencia detectada por el radiómetro en la frecuencia observada.

3 Emisión de la línea de HI

3.1 Mecanismo de excitación de la línea de 21 cm

En el átomo de hidrógeno, el momento magnético del protón interactúa con el campo magnético generado por el electrón al orbitar y con el momento magnético de éste. Como resultado de esta interacción, aparece el desdoblamiento hiperfino de todos los niveles de energía del átomo de hidrógeno. La línea de 21 cm es la correspondiente al desdoblamiento del nivel fundamental. La transición es a menudo llamada “cambio de spin” del electrón.

El coeficiente A de Einstein de esta transición es muy bajo ($2.85 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1}$), lo que quiere decir que cuando un átomo de hidrógeno es excitado, tarda ~ 12 millones de años en decaer espontáneamente. A pesar de ello, la línea de 21 cm del HI es fácilmente detectada en cualquier dirección en que se observe, dada la abundancia relativa de este elemento.

3.2 Ecuación del Transporte

La conocida Ecuación del Transporte

$$\frac{d I_\nu}{d s} = j_\nu - \kappa_\nu I_\nu \quad (5)$$

indica la variación de la intensidad específica a la frecuencia ν (I_ν) en términos de la distancia al observador s , teniendo en cuenta los procesos de emisión y absorción, a través de los coeficientes de emisión y absorción volumétrica, j_ν y κ_ν respectivamente.

Utilizando el concepto de profundidad óptica (τ_ν) y la aproximación de Rayleigh-Jeans, válida en ondas centimétricas, la ecuación (5) se transforma en:

$$\frac{d T_b(\nu)}{d \tau_\nu} = T_s - T_b(\nu) \quad (6)$$

donde T_s es la temperatura de excitación que caracteriza a la línea, y es llamada *temperatura de spin* para el caso de la línea de 21 cm. Descartando toda posible emisión de fondo, la solución de la ecuación (6) es:

$$T_b(\nu) = T_s (1 - e^{-\tau_\nu}) \quad (7)$$

3.3 Caso ópticamente delgado

La *densidad de columna* de hidrógeno (N_{HI}) se define como el número de átomos presentes a lo largo de la visual, en un cilindro de 1 cm^2 de base. Es una especie de densidad numérica proyectada en el plano del cielo. Se relaciona con τ_ν mediante:

$$N_{\text{HI}} = C T_s \tau_\nu \quad (8)$$

siendo $C = 1.823 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2} \text{ K}^{-1} (\text{km s}^{-1})^{-1}$.

Diversos trabajos observacionales han mostrado que el hidrógeno galáctico es en general ópticamente delgado, excepto en algunas nubes aisladas donde la línea de 21 cm se halla saturada. De esta manera, la ecuación (7) se transforma en:

$$T_b(v) = T_s \tau_v \quad (9)$$

Expresando la ecuación en términos de N_{HI} , se obtiene:

$$T_b(v) = N_{\text{HI}}(v) / C \quad (10)$$

Esto quiere decir que, si se integra un perfil de HI entre dos velocidades v_1 y v_2 , se obtiene la cantidad de átomos presentes en esa dirección (por unidad de área), que se mueven con velocidades comprendidas entre v_1 y v_2 :

$$N_{\text{HI}} = 1.823 \times 10^{18} \int_{v_1}^{v_2} T_b dv \quad (11)$$

Si se conoce la distancia del emisor, es posible deducir la masa de HI involucrada integrando sobre el área observada A . El número de átomos emisores es $\int N_{\text{HI}} dA$. Si la distancia a la nube es d , se tiene que $dA = d^2 d\Omega$, donde Ω es el ángulo sólido subtendido por la nube. Llamando m_{H} a la masa del átomo de hidrógeno, se tiene que la masa de la nube es:

$$M(\text{HI}) = m_{\text{H}} \times \text{Nro. de átomos}$$

$$M(\text{HI}) = m_{\text{H}} d^2 \int N_{\text{HI}} d\Omega \quad (12)$$

Bibliografía recomendada

- Radio Astronomy, 2da. edición, J. D. Kraus, Cygnus-Quasar Books
- Galactic and Extragalactic Radio Astronomy, 2da. edición, varios autores, eds. G. L. Verschuur y K. I. Kellerman, Springer-Verlag

