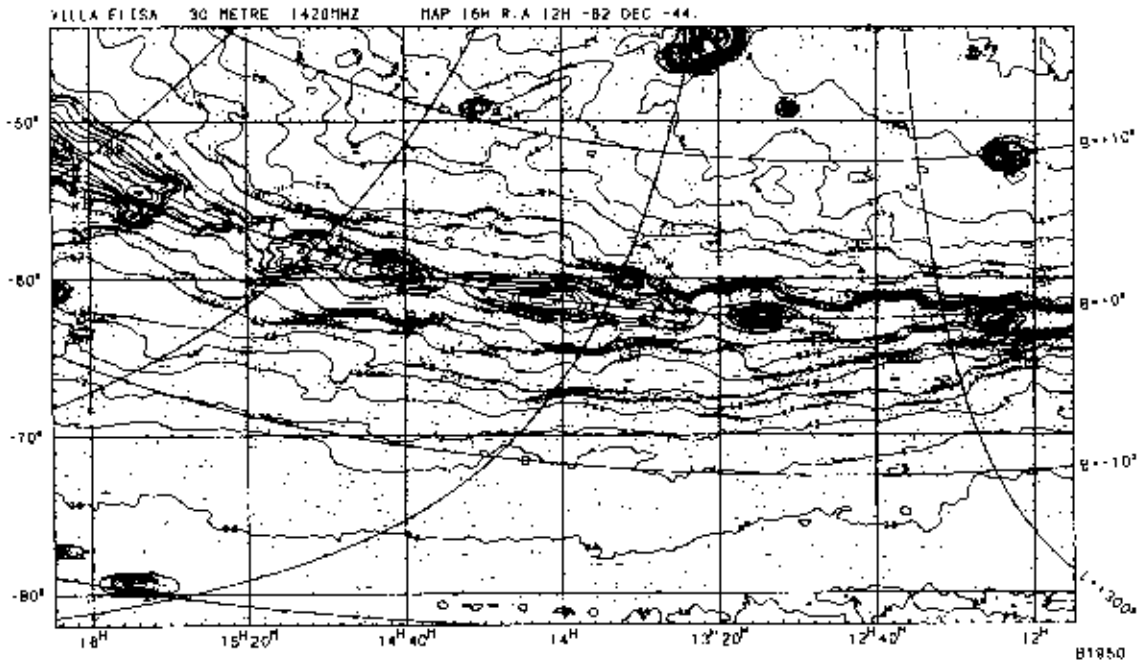


Relevamiento a gran escala del Hemisferio Austral en el continuo de radio en 1420 MHz y su aplicación al estudio en la región de la nebulosa de Gum



BIBLIOTECA
DEL
INSTITUTO ARGENTINO
DE
RADIOASTRONOMIA

RECIBIDO POR J.C. Testori

“Relevamiento a gran escala del Hemisferio Austral en el continuo de radio en 1420 MHz y su aplicación al estudio en la región de la nebulosa de Gum”

Juan Carlos Testori

Tesis para optar al grado de
Doctor en Astronomía

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Universidad Nacional de la Plata

Director: Dr. E.M. Arnal

- Año 2001 -

Contenido

Capítulo 1: Introducción

1. <i>La Nebulosa de Gum</i>	
1.1. <i>Introducción General</i>	1
1.1.1. <i>Descripción de los Objetos estelares de la región</i>	3
<i>a - Vela OB1</i>	3
<i>b - Vela OB2</i>	3
<i>c - Vela R2</i>	4
<i>d - Trumpler 10</i>	4
<i>e - γ Velorum</i>	4
<i>f - ζ Puppis</i>	4
<i>g - Pulsares</i>	6
1.1.2. <i>Descripción de los objetos no estelares</i>	7
<i>a - La Concentración Molecular de Vela (Vela Molecular Ridge (VMR))</i>	7
<i>Emisión en CO</i>	
<i>Emisión en Infrarrojo</i>	
<i>b - IRAS Vela Shell (IVS)</i>	7
<i>b-i) Características generales</i>	
<i>b-ii) Gas Molecular asociado al mismo Gas Molecular asociado al mismo</i>	
<i>c - Glóbulos Cometarios (GC) y Nubes Oscuras</i>	8
<i>d - Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO))</i>	8
<i>e - El Remanente de Supernova Vela XYZ</i>	9
<i>f - El Remanente de Supernova Puppis A</i>	11
<i>g - Regiones HII</i>	11
1.1.3. <i>Estudios a gran escala de la nebulosa de Gum</i>	12
<i>a - Hidrógeno Neutro</i>	12
<i>b - Gas Molecular</i>	14
<i>c - Infrarrojo</i>	14
<i>d - Continuo de radio</i>	14
<i>e - Rayos X</i>	15
1.2. <i>Cinemática del Gas Ionizado</i>	15
1.2.1. <i>Observaciones Ópticas</i>	16
1.2.2. <i>Observaciones de Líneas de Recombinación en radio</i>	16
1.3. <i>Modelos</i>	17
1.3.1. <i>Evaluación de los modelos</i>	20
2. <i>Lineamiento general de la Tesis</i>	20

Capítulo 2: Descripción del Instrumental

1. Introducción.....	1
2. Radiotelescopio para el Continuo.....	1
2.1. Alimentador.....	1
2.2. Turnstile.....	1
2.3. Receptor.....	3
2.4. Procesador del Polarímetro.....	4
2.5. Adquisición de Datos.....	4
2.6. Microcomputadora de Adquisición de Posición.....	5
2.7. Microcomputadora de Adquisición y Control.....	5
3. Procesamiento de los datos.....	6
3.1. Reducción on-line.....	6

Capítulo 3: Especificaciones de Antena

1. Introducción.....	1
2. Calibración de la Antena II.....	4
2.1. Método de Observación.....	4
3. Resultados.....	6
3.1. Cálculo de la constante C	6
3.2. Determinación del Área Efectiva A_{ef}	8
3.3. Eficiencia de Apertura η_A	9
3.4. Cálculo del Ancho del Haz a Potencia Mitad (HPBW).....	9
3.5. Ángulo Sólido Principal.....	11
3.6. Eficiencia del Haz η_B	11
3.7. Radiación Recibida por el Lóbulo Principal.....	11
3.8. Directividad D	11
3.9. Ganancia G	12
3.10 Determinación Experimental del Ángulo Sólido Total.....	12

Capítulo 4: Tratamiento de las Observaciones

1. Introducción.....	1
2. Observaciones.....	1
3. Tratamiento de los datos.....	1
3.1. Eliminación de Interferencias.....	1
3.2. Extrapolación al Polo.....	1
3.3. Precesión de Coordenadas.....	2
3.4. Offset y Promedio.....	2

3.5. Calibración.....	3
3.6. Contribución de Tierra.....	3
3.7. Método Iterativo para la Optimización de la Línea de Base.....	4
3.8. Corrección por Efectos de "Scan".....	8
3.9. Retabulación de los Datos.....	9
4. Mapas del continuo en 1435 MHz.....	10
4.1. Introducción.....	10
4.2. Temperatura de Brillo.....	11
4.3. Escala de Temperaturas.....	11
4.4. Mapa en Coordenadas Ecuatoriales.....	16
4.5. Interpolación a coordenadas Galácticas.....	17

Capítulo 5: La Radiación del Continuo en la Nebulosa de Gum

1. Introducción.....	1
2. El relevamiento en el continuo de radio en 408 MHz.....	2
3. El Índice Espectral.....	3
3.1. Resultados previos: Introducción.....	3
3.2. La distribución del índice espectral en la región de la nebulosa de Gum.....	3
3.3. Errores.....	4
3.4. Resultados.....	5
4. La Componente Térmica y No-Térmica en la Nebulosa de Gum.....	7
4.1. Introducción.....	7
4.2. La Componente Térmica en la Nebulosa de Gum.....	9
4.3. La Componente No-Térmica en la Nebulosa de Gum.....	12
5. Medida de Emisión.....	15
5.1. Introducción.....	15
5.2. Resultados.....	15
6. Filtrado de la Radiación de fondo.....	17
6.1. Introducción.....	17
6.2. Resultados.....	17
6.3. Comentarios sobre algunas de las estructuras halladas.....	17
7. Índice espectral aplicando el método temperatura vs temperatura.....	23
7.1. resultados.....	23
7.2. El índice espectral diferencial.....	27
7.3. Origen de la nebulosa de Gum y del IVS acuerdo a esta Tesis.....	31
7.3.1. La nebulosa de Gum.....	31
7.3.2. El IRAS Vela Shell.....	32

Capítulo 6: El Remanente de Supernova Vela XYZ y las regiones HII de la zona

1. Introducción.....	1
2. Propiedades de remanente de supernova Vela XYZ.....	1
2.1. Imágenes en potencia total.....	2
2.2. Las estructuras más importantes de la región.....	7

2.3. Espectro integrado.....	10
2.4. Distribución del índice espectral en Vela XYZ.....	11
3. La región $269^{\circ}.0 \leq l \leq 280^{\circ}.0$	14
3.1. Distribución del índice espectral diferencial.....	17
4. Regiones HII.....	19
4.1. Parámetros observacionales.....	19
4.2. Masa de total y densidad de hidrógeno ionizado.....	21
4.3. Imágenes de las regiones HII.....	23

Capítulo 7: El relevamiento en el continuo de radio del hemisferio sur en 1420 MHz

1. Introducción.....	1
2. Equipo receptor.....	1
3. Observaciones.....	1
4. Sistema de adquisición de los datos.....	2
5. Procesamiento de los datos.....	3
5.1. Análisis en tiempo real (on-line).....	3
5.2. Análisis posterior de los datos y formación de los mapas.....	3
6. Calibración Absoluta.....	4
7. Comparación de ambos relevamientos.....	5
8. Escalas y precisión de los mapas.....	11
9. Los mapas de contorno.....	11
10. flujo integrado de radiofuentes.....	12
10.1. fuentes compactas.....	12
10.2. Fuentes extendidas.....	12
11. Resumen.....	14
12. ANEXO: Atlas de los mapas de contorno del relevamiento del hemisferio Sur en el continuo de radio en 1420 MHz.....	15

Apéndice

1. Interpolación con el método de la parábola dual.....	A1-1
2. Sustracción de la radiación de fondo.....	A2-1
3. Programas de computación.....	A3-1

Referencias

Capítulo 1: La Nebulosa de Gum y el IRAS Vela Shell

Introducción:

El principal objetivo de esta tesis es el estudio en continuo de radio de la región de Vela-Puppis comprendida entre las coordenadas galácticas $240^{\circ}.0 \leq l \leq 280^{\circ}.0$ y $-20^{\circ}.0 \leq b \leq 20^{\circ}.0$. En esta región se encuentra el objeto con las mayores dimensiones conocidas en el cielo: la nebulosa de Gum. La misma es una estructura de aproximadamente 36° de diámetro detectada principalmente en la línea de emisión H α . Proyectadas sobre la misma hay un gran número de asociaciones OB y asociaciones R, tales como Vela OB1, Vela OB2, Tr 10 y Vela R2, las estrellas ζ Puppis, la estrella de tipo O más brillante del cielo, y γ^2 Velorum, la estrella Wolf-Rayet más cercana. En la misma región también se encuentran los remanentes de supernova (RSN) Vela XYZ y Puppis A. Esta región contiene además numerosos glóbulos cometarios (GC) y nubes oscuras.

La variedad de objetos y de fenómenos teóricos, fue una de las principales motivaciones para realizar un estudio de la región en el continuo de radio en 1435 MHz. Dentro del mismo se puso especial énfasis en la nebulosa de Gum.

A lo largo de este capítulo se brinda una reseña de todos los objetos de la región, incluyendo los estudios en gran escala que se realizaron en distintas frecuencias. El capítulo finaliza sintetizando los objetivos y el contenido general de esta Tesis.

1. La Nebulosa de Gum

1.1. Introducción General

Esta nebulosa fue descubierta por Colin S. Gum. Su tesis, que fue publicada en *Memories of the Royal Astronomical Society* (Gum, 1956), contiene imágenes en las líneas [NII] λ 6584 Å y H α λ 6563 Å de la Vía Láctea austral en las que se observa por primera vez el complejo nebuloso que hoy lleva su nombre.

Gum estimó, que la nebulosa cubre un área de $30^{\circ} \times 40^{\circ}$, y que se encuentra ubicada en dirección de las constelaciones de Vela y Puppis. Por sus dimensiones, es una de las estructuras más extendidas del cielo; dentro de sus límites se ven proyectados una gran variedad de objetos estelares y no estelares, lo que hace extremadamente interesante su estudio.

Los numerosos filamentos H α que se ven en la región delimitan una estructura con un diámetro de por lo menos 36° (Bok, 1971; Beuermann, 1973). El centroide de dichos filamentos se encuentran en $l = 258^{\circ}$, $b = -2^{\circ}$. Debido a que emite débilmente en longitudes de onda ópticas, la nebulosa no es visible a simple vista, sino sólo a través de fotografías de larga exposición (Figura 1). Las diferentes estimaciones de distancia van desde 300 pc (Franco, 1990) hasta 800 pc (Sahu, 1992).

Proyectados contra el complejo se encuentran el remanente de supernova (RSN) Vela XYZ, cuya edad fue estimada en aproximadamente 13000 años, el pulsar PSR 0833-45 (Gorenstein et al., 1974) y el remanente Puppis A (*).

Dos estrellas brillantes y potentes emisoras de radiación ultravioleta (UV) dentro del complejo son ζ Puppis y γ^2 Velorum, esta última es una binaria formada por una estrella Wolf-Rayet (WC8) y una O8III. Ambas estrellas están inmersas en las partes más densas de la nebulosidad. Las asociaciones OB y R como Vela OB1, Vela OB2 y Vela R2 (van den Bergh, 1966), también se encuentran proyectadas contra la nebulosa de Gum. Además de estos objetos mencionados, también es posible observar en la zona catorce regiones HII (Rodgers, Campbell y Whiteoak, 1960), una clase de objetos distintos, los denominados glóbulos cometarios

* A lo largo de esta tesis, se utilizará el punto para separar la parte entera de la decimal



Figura 1: Imagen de la nebulosa de Gum en la línea de emisión $H\alpha$ λ 6563 Å obtenida por Sivan (1974) (la imagen ha sido reproducida de la tesis doctoral de Reynoso, 1994).

y nubes oscuras, también son observados en la región (Sahu, 1992). Los glóbulos cometarios (ver descripción más detallada en 1.1.2.c) son nubes oscuras cuyas cabezas opacan la luz estelar de fondo y la proyección de sus colas, menos opacas, están dirigidas hacia un centro común a 4° aproximadamente del centro de la emisión H α de la nebulosa.

En el infrarrojo (con los datos del Infrared Astronomical Satellite (IRAS, 1985)) y utilizando los mapas del IRAS Sky Survey Supplement (ISSA, 1991), Sahu (1992) descubrió una cáscara de aproximadamente $7^\circ.5$ de diámetro, centrada en $l = 263^\circ$, $b = -7^\circ$ a la que denominó IRAS Vela Shell (IVS). Esta estructura fue interpretada como un objeto independiente de la nebulosa de Gum y posiblemente ubicada delante de ella. Sahu propuso que la nebulosa de Gum es una cáscara formada por la interacción de la asociación Vela R2 con el medio interestelar, sugiriendo que su distancia es de 800 pc, igual a la de la asociación. La nebulosa se encontraría en el borde de la Concentración Molecular de Vela (Vela Molecular Ridge (VMR)) (May et al., 1988).

Existe una gran controversia sobre la dinámica de la nebulosa. En efecto, Reynolds (1976) informó haber detectado velocidades de expansión del orden de 20 km/s en las líneas de emisión [NII] λ 6584 Å, [OIII] λ 5007 Å y H α λ 6563 Å. Los resultados anteriores no fueron confirmados por otros autores (Hippelien & Weinberger, 1975, Wallerstein et al., 1980). Por otro lado, basándose en datos ópticos de las líneas de absorción del Na I y Ca II, Sahu (1992) observó picos dobles en la línea [NII] sólo en la región del IVS.

Woermann et al. (2000), en base a las líneas de recombinación del hidrógeno H156 α y H139 α , encontraron indicios que sugieren una expansión sistemática neta del borde más cercano de la nebulosa de Gum. Como veremos más adelante, este borde pertenece al IVS.

1.1.1. Descripción de los Objetos estelares de la región

En la Figura 2 (extraída de Sahu, 1992) se representa esquemáticamente la región de Vela-Puppis. Los cuatro agregados estelares más importantes en la región son Vela OB1, Vela OB2, Vela R2 y el cúmulo abierto Trumpler 10. Las principales características de los mismos se detallan a continuación.

a) Vela OB1

Esta asociación se extiende aproximadamente desde $262^\circ < l < 268^\circ$ en longitud y desde $-2^\circ.7 < b < 1^\circ.4$ estando situada a una distancia de ~ 1.5 kpc. Los miembros de esta asociación incluyen cinco estrellas de tipo espectral O, once de tipo espectral B y dos supergigantes F (Humphreys, 1978). En la Figura 2 las principales estrellas de esta asociación están representadas por (Δ).

b) Vela OB2

Este grupo de estrellas de tipo espectral B fue identificado primeramente por Brandt et al. (1971). Todas las estrellas se encuentran ubicadas alrededor de γ^2 Velorum dentro de un área circular cuyo radio no excede los 3° .

Los valores de las distancias a estas estrellas fueron revisadas por Franco (1990). Suponiendo que estas estrellas estuviesen relacionadas con γ^2 Velorum su distancia estaría en el rango de 290 a 405 pc. Basándose en un análisis de movimientos propios y fotometría, Sahu (1992) puso en evidencia que esta asociación es muy vieja (2×10^7 años) y está al borde de su disgregación.

Recientes mediciones de movimientos propios realizadas con el satélite Hipparcos (de Zeeuw, 1997) indican que la asociación estaría constituida por 116 miembros, entre las que se cuentan 29 estrellas, cuyos tipos espectrales son más tempranos que B3, y se encuentra a una distancia de 415 ± 10 pc. Estos datos también reforzarían la idea de que es una asociación muy evolucionada, debido a la baja dispersión de velocidades de sus miembros, cuya edad es estimada en aproximadamente $\sim 10^7$ años (Schaefer et al., 1997). En la Figura 2 algunos miembros de esta asociación están representados por (O).

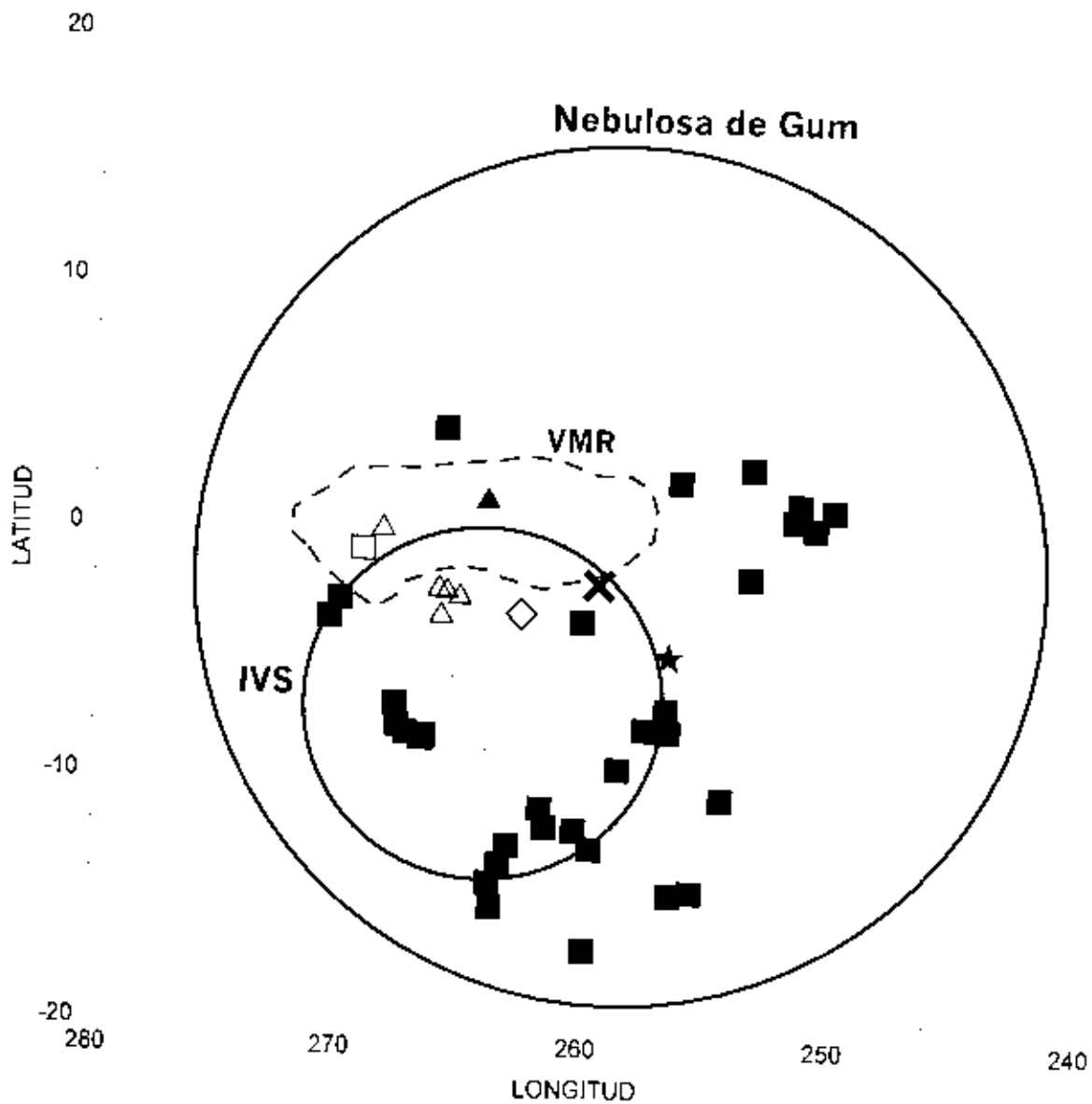


Figura 2. Figura esquemática extraída de Sahu (1992) de la región de Vela-Puppis, en la que se muestran la nebulosa de Gum, el IRAS Vela Shell (IVS) y el Vela Molecular Ridge (VMR) (graficado con línea discontinua). Además se muestran los diferentes objetos de la región : Vela OB1 (Δ), Vela OB2 (\circ), Vela R2 (\blacktriangle), Trumpler 10 (\square), Glóbulos Cometarios (GC) (\blacksquare). El centro de la nebulosa de Gum está indicado por una cruz (\times). La estrella ζ Puppis está identificada con (\star) y el pulsar de Vela por (\diamond).

c) Vela R2

La principal concentración de la asociación Vela R2, está ubicada aproximadamente en $l \approx 264^\circ.5$, $b \approx 1^\circ.5$ y se la ve proyectada sobre el máximo de emisión en el monóxido de carbono (CO) del VMR. El hecho de que algunos de sus miembros posean líneas de emisión en su espectro y de que la misma se encuentra en una región que posee una elevada absorción óptica, llevaron a Herbst (1975) a concluir que es una asociación muy joven (de 10^5 a 10^6 años). La distancia a la misma sería del orden de los 870 pc. Puesto que la asociación se ve en proyección sobre un máximo de CO, Murphy & May (1991) concluyeron que está ubicada sobre el lado más cercano del VMR. En la Figura 2 la localización promedio de esta asociación está representada por (\blacktriangle).

d) Trumpler 10

Basándose en los datos de movimientos propios de 29 estrellas, Lyngå (1959, 1962) identificó 19 probables miembros de este cúmulo abierto (Tr 10) centrado aproximadamente en $l \approx 268^\circ.8$, $b \approx 0^\circ.6$ a una distancia de ~ 420 pc y con una edad de $\sim 30 \times 10^6$ años. Levato & Malaroda (1975) derivaron una distancia de 440 ± 50 pc, mientras que Eggen (1980) derivó una distancia media de 468 ± 65 pc. Basándose en mediciones fotométricas de 11 miembros del grupo, Lyngå & Wrandemark (1984) derivaron una distancia de 363 ± 68 pc.

Determinaciones más recientes (de Zeeuw et al., 1999), usando datos del satélite *Hipparcos*, determinaron que Tr 10 estaría constituido de 23 miembros, de los cuales 22 son estrellas más tempranas que el tipo espectral B3 V, y la restante una estrella de tipo A0 V. De acuerdo con de Zeeuw et al., la distancia media de Tr 10 sería del orden de 366 ± 23 pc ocupando $\sim 8^\circ$ en el cielo. Tr 10 es visto en proyección sobre el VMR (ver Figura 1 y Capítulo 1.1.2-a). Los autores derivan una edad para este grupo de $\sim 15 \times 10^6$ años. En la Figura 2 la localización promedio de esta asociación está representada por (\square).

e) γ^2 Velorum

γ^2 Velorum (WR11) es la estrella Wolf-Rayet (WR) más brillante y cercana y, consecuentemente, ha sido la más estudiada durante más de un siglo. γ^2 Velorum es una estrella binaria espectroscópica compuesta por una estrella WR (WC8) y una estrella O (O8 III) de brillo comparable. Este sistema binario es parte de un sistema múltiple que incluye a γ^2 Velorum, HR 3213, HD 68157 y CoD-46° 3848. Se pensaba que este sistema es miembro de la asociación Vela OB2, cuya distancia media es del orden de 415 pc. La redeterminación de su distancia, en base en base a los datos de *Hipparcos* (Schaefer et al., 1997), ubican a γ^2 Velorum a una distancia de 258 pc, un valor significativamente inferior al de las estimaciones anteriores (400-450 pc).

La Tabla 1 muestra algunos de los parámetros más relevantes de la binaria γ^2 Velorum (O + WR) extraídos de De Marco et al. (2000) a saber: en la primer fila la magnitud visual absoluta de las componentes principales del sistema M_V (O+WR) y luego se dan para cada una de las estrellas (O y WR) la magnitud visual absoluta M_V , su temperatura efectiva T_{eff} , su luminosidad L , la tasa de pérdida de masa \dot{M} , la velocidad terminal del viento v_∞ y finalmente la edad de cada una de sus componentes.

M _v (O+WR)	-5.5 ± 0.3 mag
M _v (O)	-5.1 ± 0.1 mag
T _{eff}	35,000 ± 300 K
L (O)	(2.1 ± 0.3) × 10 ⁵ L _☉
M (O)	30 ± 2 M _☉
\dot{M} (O)	(1.78 ± 0.37) × 10 ⁻⁵ M _☉ /año
v _∞ (O)	2500 ± 250 Km/s
Edad	(3.59 ± 0.16) × 10 ⁶ años
M _v (WR)	-3.72 ± 0.2 mag
L (WR)	(1.7 ± 0.4) × 10 ⁵ L _☉
M (WR)	9.5 ± 1 M _☉
\dot{M} (WR) (*)	(2.8 ± 0.2) × 10 ⁻⁵ M _☉ /año
v _∞ (WR)	1550 Km/s
Edad	~5 × 10 ⁶ años

(*) Extraído de Shaerer et al. (1997).

Tabla 1

f) ζ Puppis

ζ Puppis es la estrella más brillante de tipo O del cielo. Es extremadamente luminosa, masiva (O4 Ia) y, por su alta velocidad espacial se la clasifica como una estrella OB "runaway".

Sahu (1992), basándose en mediciones de movimientos propios y velocidades radiales, calculó la trayectoria retrospectiva de esta estrella en el cielo para cuatro distancias diferentes al Sol. Independientemente de la distancia tomada, Sahu ubica a esta estrella sobre el máximo en CO del VMR, tal vez también relacionado con la asociación Vela R2.

Mediciones con Hipparcos (Shaerer et al., 1997), ubican a esta estrella a una distancia *d* de 429 pc. La **Tabla 2** es un resumen de algunos de los parámetros básicos de ζ Puppis y γ² Velorum extraídos de Sonneborn et al. (2000): sus coordenadas galácticas, tipo espectral, magnitud visual *V*, velocidad espacial *v*, corrección para reducir al LSR Δ*v*_{LSR} y distancia *d*.

Nombre	Longitud (°)	Latitud (°)	Tipo Espectral	<i>V</i> [mag]	<i>v</i> [km/s]	Δ <i>v</i> _{LSR} [km/s]	<i>d</i> [pc]
ζ Puppis (HD 68273)	255.98	-4.71	O4Iaf	2.25	62 ^(*)	-18.04	429 ⁽¹²⁾ ₍₁₇₎
γ ² Velorum (HD 66811)	262.81	-7.70	WC8-O8 III	1.78	---	-17.48	258 ⁽⁴⁾ ₍₅₎

(*) Calculada utilizando un movimiento propio total de 0^h02^m99 (Sahu, 1992) para la distancia tabuada (429 pc)

Tabla 2

g) Pulsares

En la **Tabla 3**, extraída de Manchester & Taylor (1981), se listan los pulsares de la región Vela-Puppis cuyas distancias son inferiores a 1 kpc.

En la **Figura 5** se representan los pulsares (■) de esta tabla que se ven proyectados sobre la región observada y con la numeración dada en la columna 1 de la **Tabla 3**.

	Pulsar	Longitud (°)	Latitud (°)	Distancia [kpc]	Edad [años]
1	PSR0818-41	258.7	-2.7	0.66	3.2×10^8
2	PSR0826-34	254.0	2.6	0.44	3.0×10^7
3	PSR0833-45	263.6	-2.8	0.50	1.2×10^7
4	PSR0844-35	257.2	-4.7	0.61	1.2×10^7
5	PSR0853-33	256.9	+7.5	0.58	3.1×10^9
6	PSR0905-51	272.2	-3.0	0.86	2.2×10^6
7	PSR0906-17	246.1	-19.8	0.51	1.0×10^7
8	PSR0923-58	278.4	-5.6	1.0	2.4×10^6

Tabla 3

En esta tabla se dan el número PSR (columna 2), sus coordenadas galácticas (columnas 3 y 4), su distancia (columna 5) y su edad (columna 6).

1.1.2. Descripción de los objetos no estelares

a) La Concentración Molecular de Vela (Vela Molecular Ridge (VMR))

a-i) Emisión en CO

Murphy & May (1991) realizaron un detallado análisis de sus observaciones de CO del Vela Molecular Ridge (VMR). En la **Figura 3** se muestra (extraído de Murphy & May, 1991) la emisión en CO del VMR.

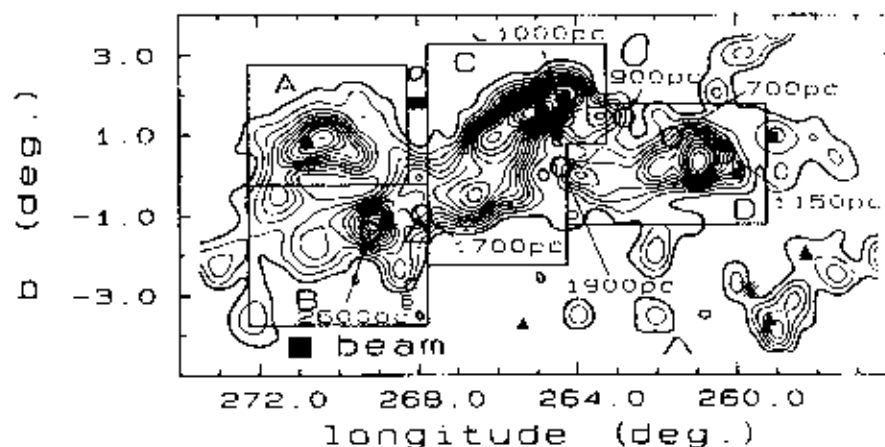


Figura 3: Emisión de CO del Vela Molecular Ridge (VMR) en el rango de velocidades de 5.9 a 9.8 km/seg (extraído de Murphy & May, 1991). En la figura se muestran los límites de las regiones A, B, C, y D, junto con la estimación de sus distancias.

La intensa emisión de CO observada en el intervalo de velocidad de 5.9 a 9.8 km/s, se encuentra confinada entre las longitudes galácticas $257^{\circ} < l < 272^{\circ}$ y entre latitudes $-2^{\circ} < b < 2^{\circ}$. El VMR es un gran complejo de Nubes Moleculares Gigantes (Giant Molecular Cloud (GMC)) ubicado a una distancia cinemática aproximada de 1 a 2 kpc. A $l > 257^{\circ}$, el VMR se inclina hacia latitudes negativas (región B, según nomenclatura utilizada por Murphy y May) y su distancia aproximada es de 2.6 kpc. Las regiones A, C y D (que son máximos de CO) se encuentran a aproximadamente 1 kpc. Una gran cantidad de asociaciones OB y R, cúmulos abiertos y regiones HII ópticas se ven proyectadas sobre el VMR. La proyección de la asociación R Vela R2 sobre el VMR coincide con uno de los máximos de CO. Utilizando la relación empírica entre la densidad de hidrógeno molecular y la intensidad de la línea de ^{12}CO , Murphy y May estimaron un valor para la masa del VMR del orden de 10^5 a $10^6 M_{\odot}$.

a-ii) Emisión en Infrarrojo

Las zonas de emisión en el infrarrojo en las bandas de 12, 25, 60 y 100 μm del satélite IRAS, en general coinciden con las de emisión en CO para las regiones A, B y D. Sahu (1992) no encuentra contrapartida infrarroja para la región C, la más intensa en CO. Esto es consistente con la baja temperatura cinética (10 a 15 K) derivada por Murphy y May. Con los flujos totales en 60 y 100 μm y la relación 1:100 de masa de gas a polvo Sahu estimó una masa del orden de $10^5 M_{\odot}$ para el VMR. Este método puede subestimar la masa de polvo hasta en un orden de magnitud. Teniendo en cuenta esta salvedad, la masa estimada en infrarrojo sería consistente con la masa estimada en CO.

b) IRAS Vela Shell (IVS)

b-i) Características generales

El IRAS Vela Shell (IVS) fue descubierto en los mapas del IRAS SKY SURVEY ATLAS (ISSA) por Sahu (1992) y es claramente visible en las bandas de 12, 25, 60 y 100 μm . Esta estructura en forma de anillo tiene un diámetro aproximado de $7^{\circ}.5$ y está centrada aproximadamente en $l = 263^{\circ}$, $b = -7^{\circ}$. Fue relacionada por la autora con Glóbulos Cometarios (GC), nubes oscuras y con la asociación Vela OB2 ($1-2 \times 10^7$ años) distante a 450 pc, a la cual envuelve y de la cual γ^2 Veforum sería uno de sus miembros. Esta cáscara infrarroja se ve proyectada contra la nebulosa de Gum como una región de emisión H α realizada en la parte sur de la nebulosa.

Se encontró para el gas ionizado una velocidad de expansión de 10 ± 2 km/s, basándose en perfiles de emisión del [NII] (λ 6584 \AA) con estructura de doble pico, observados en dirección de esta estructura. Esta cinemática para el gas no fue encontrada para otras posiciones de la Nebulosa de Gum. Por este motivo, Sahu concluye que el IVS y la zona con emisión H α (λ 6563 \AA) de la Nebulosa de Gum son estructuras separadas.

La temperatura derivada a partir de los perfiles de las líneas de [NII] y H α varía entre los 5,000 y los 12,000 K.

El IRAS Point Source Catalogue (IPSC) también revela esta estructura aunque con un pequeño desplazamiento respecto a la estructura infrarroja. Basándose en su emisividad en el infrarrojo y tomando el cociente gas-polvo estándar 100:1, Sahu estimó su masa total en $\sim 10^6 M_{\odot}$.

b-ii) Gas Molecular asociado al mismo

Observaciones del monóxido de carbono ^{12}CO en la transición $J=1 \rightarrow 0$ fueron realizadas por Rajagopal & Srinivasan (1998) en la dirección de una muestra de 100 fuentes puntuales seleccionadas del IRAS Point Source Catalogue (IPSC). Estas fuentes fueron seleccionadas en la zona de Vela-Puppis aplicándoles el mismo criterio de selección de Sridharan (1992a) y son candidatas a ser Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO)). Este criterio es menos restrictivo que el criterio de selección de YSO

utilizado por Prusti et al. (1992). Rajagopal & Srinivasan detectaron emisión de ^{12}CO en 42 de los 100 objetos seleccionados, encontrando que los mismos poseen una cinemática que es consistente con la expansión respecto a un centro común, el centro adoptado para el IVS ($l = 263^\circ$, $b = -7^\circ$). Consecuentemente el gas no estaría confinado a una delgada cáscara, sino que se encontraría distribuido en todo el volumen, con las regiones exteriores expandiéndose más rápidamente con una velocidad de ~ 13 km/s.

A partir del relevamiento general de nubes oscuras listadas en el Catalogue of Dark Clouds (Hartley et al., 1986) en el cielo sur realizado en ^{13}CO (Otrupcek, 2000) la distribución de nubes oscuras también sugiere una estructura tipo anillo y participa del movimiento sistemático mencionado anteriormente. Es decir, tanto los YSO, como los GC y las nubes oscuras son miembros de una familia de objetos que se expande desde un centro común. El gas ionizado también muestra evidencias de expansión con una velocidad aproximadamente similar (Sahu, 1992).

Rajagopal & Srinivasan (1998), basándose en sus observaciones de ^{12}CO concluyeron que el IVS es el remanente de una nube molecular gigante en la cual se formó Vela OB2, y no una cáscara formada por dicha asociación.

c) Glóbulos Cometarios (GC) y Nubes Oscuras

29 Glóbulos Cometarios (GC) y 7 nubes oscuras fueron ópticamente identificados en las placas del ESO-SERC IIIa), en la región de la nebulosa de Gum (Hawarden & Brand, 1976; Sandqvist, 1976; Zealey, 1979; Reipurth, 1983). En años posteriores, el número de GC descubiertos aumentó a 38 (Sridharan, 1992b). Los GC son objetos elongados, presentando una forma similar a cometas cercanos al Sol. Poseen una cabeza compacta la cual es casi o completamente opaca a la luz estelar de fondo, mientras que la cola, menos densa que la cabeza, es débilmente luminosa en fotografías ópticas y poseen longitudes aparentes que van desde aproximadamente $3'$ a más de 1° . La distribución de la temperatura del polvo en los GC obtenida con estudios IR, muestra temperaturas en el rango de 25 a 35 K con indicaciones de que la temperatura aumenta con la distancia a la cabeza. Los GC y las nubes oscuras son conocidos sitios de formación de estrellas de masas baja e intermedia. En efecto, estrellas T-Tauri y gran cantidad de objetos Herbig-Haro (H-H) fueron identificados en la zona (Sahu et al., 1988). Pettersson (1991) compiló una lista de objetos H-H y estrellas TT en esta región.

El sistema de GC y nubes oscuras forma un complejo en forma de anillo alrededor del IVS. Una particularidad importante de estos GC, es que la proyección de sus colas tienen un centro común en $l \approx 260^\circ$, $b \approx -4^\circ$, que coincide aproximadamente con el centro morfológico del IVS. En la Fig 2 se muestra en forma esquemática la distribución de GC (■). Pocos GC se ven en latitudes positivas y en general el sistema muestra una tendencia a ubicarse en regiones con escaso polvo y gas (Sahu, 1992).

Una velocidad de expansión de aproximadamente ~ 12 km/s para todo este sistema, fue estimado por Sridharan (1992b) en base a observaciones de la línea $J=1 \rightarrow 0$ de emisión del ^{12}CO . Estos valores están en un muy buen acuerdo con las velocidades sistemáticas de 10 km/s obtenidas por Sahu (1992) a partir de observaciones de la línea de [NII] (6584 Å). Este valor se aparta claramente de las predicciones realizadas por el modelo de rotación galáctica, indicando que se expanden bajo los efectos dinámicos de estrellas OB y/o explosiones de supernovas.

d) Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO))

Prusti et al. (1992), utilizando el IRAS Point Sources Catalog (IPSC), encontraron con su "criterio III" de búsqueda de Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO)), 25.986 posibles candidatos distribuidos en toda la Galaxia. Sahu (1992) encontró una estructura en anillo formada por un grupo de estos objetos que envuelven la asociación Vela OB2, distribuidos en forma similar al IVS. Los 1801 candidatos de esta clase, que no están completamente sumergidos en nubes oscuras se ubican preferencialmente en las regiones interiores del IVS. En la Figura 4 se muestra la distribución de los YSO extraída de Sahu que demarca claramente al IVS. Esto lleva a la hipótesis de que las regiones interiores del IVS han sido barridas de polvo y gas y por lo tanto son más fácilmente visibles ópticamente y en IR. Las mediciones fotométricas de las estrellas centrales de Vela OB2 realizadas por Brandt et al. (1971) confirmarían esta hipótesis, pues los valores promedio de extinción en el visual hallados son de sólo 0.1 mag.

utilizado por Prusti et al. (1992). Rajagopal & Srinivasan detectaron emisión de ^{13}CO en 42 de los 100 objetos seleccionados, encontrando que los mismos poseen una cinemática que es consistente con la expansión respecto a un centro común, el centro adoptado para el IVS ($l = 263^\circ$, $b = -7^\circ$). Consecuentemente el gas no estaría confinado a una delgada cáscara, sino que se encontraría distribuido en todo el volumen, con las regiones exteriores expandiéndose más rápidamente con una velocidad de ~ 13 km/s.

A partir del relevamiento general de nubes oscuras listadas en el Catalogue of Dark Clouds (Hartley et al., 1986) en el cielo sur realizado en ^{12}CO (Otrupcek, 2000) la distribución de nubes oscuras también sugiere una estructura tipo anillo y participa del movimiento sistemático mencionado anteriormente. Es decir, tanto los YSO, como los GC y las nubes oscuras son miembros de una familia de objetos que se expande desde un centro común. El gas ionizado también muestra evidencias de expansión con una velocidad aproximadamente similar (Sahu, 1992).

Rajagopal & Srinivasan (1998), basándose en sus observaciones de ^{13}CO concluyeron que el IVS es el remanente de una nube molecular gigante en la cual se formó Vela OB2, y no una cáscara formada por dicha asociación.

c) Glóbulos Cometarios (GC) y Nubes Oscuras

29 Glóbulos Cometarios (GC) y 7 nubes oscuras fueron ópticamente identificados en las placas del ESO-SERC IIIaJ, en la región de la nebulosa de Gum (Hawarden & Brand, 1976; Sandqvist, 1976; Zealey, 1979; Reipurth, 1983). En años posteriores, el número de GC descubiertos aumentó a 38 (Sridharan, 1992b). Los GC son objetos elongados, presentando una forma similar a cometas cercanos al Sol. Poseen una cabeza compacta la cual es casi o completamente opaca a la luz estelar de fondo, mientras que la cola, menos densa que la cabeza, es débilmente luminosa en fotografías ópticas y poseen longitudes aparentes que van desde aproximadamente $3'$ a más de 1° . La distribución de la temperatura del polvo en los GC obtenida con estudios IR, muestra temperaturas en el rango de 25 a 35 K con indicaciones de que la temperatura aumenta con la distancia a la cabeza. Los GC y las nubes oscuras son conocidos sitios de formación de estrellas de masas baja e intermedia. En efecto, estrellas T-Tauri y gran cantidad de objetos Herbig-Haro (H-H) fueron identificados en la zona (Sahu et al., 1988). Pettersson (1991) compiló una lista de objetos H-H y estrellas TT en esta región.

El sistema de GC y nubes oscuras forma un complejo en forma de anillo alrededor del IVS. Una particularidad importante de estos GC, es que la proyección de sus colas tienen un centro común en $l \approx 260^\circ$, $b \approx -4^\circ$, que coincide aproximadamente con el centro morfológico del IVS. En la Fig 2 se muestra en forma esquemática la distribución de GC (■). Pocos GC se ven en latitudes positivas y en general el sistema muestra una tendencia a ubicarse en regiones con escaso polvo y gas (Sahu, 1992).

Una velocidad de expansión de aproximadamente ~ 12 km/s para todo este sistema, fue estimado por Sridharan (1992b) en base a observaciones de la línea J-1 $\rightarrow 0$ de emisión del ^{13}CO . Estos valores están en un muy buen acuerdo con las velocidades sistemáticas de 10 km/s obtenidas por Sahu (1992) a partir de observaciones de la línea de [NII] (6584 Å). Este valor se aparta claramente de las predicciones realizadas por el modelo de rotación galáctica, indicando que se expanden bajo los efectos dinámicos de estrellas OB y/o explosiones de supernovas.

d) Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO))

Prusti et al. (1992), utilizando el IRAS Point Sources Catalog (IPSC), encontraron con su "criterio III" de búsqueda de Objetos Estelares Jóvenes (Young Stellar Objects (YSO)), 25,986 posibles candidatos distribuidos en toda la Galaxia. Sahu (1992) encontró una estructura en anillo formada por un grupo de estos objetos que envuelven la asociación Vela OB2, distribuidos en forma similar al IVS. Los 1801 candidatos de esta clase, que no están completamente sumergidos en nubes oscuras se ubican preferencialmente en las regiones interiores del IVS. En la Figura 4 se muestra la distribución de los YSO extraída de Sahu que demarca claramente al IVS. Esto lleva a la hipótesis de que las regiones interiores del IVS han sido barridas de polvo y gas y por lo tanto son más fácilmente visibles ópticamente y en IR. Las mediciones fotométricas de las estrellas centrales de Vela OB2 realizadas por Brandt et al. (1974) confirmarían esta hipótesis, pues los valores promedios de extinción en el visual hallados son de sólo 0.1 mag.

Con estos argumentos, Sahu concluye que el IVS es una Nube Molecular Gigante (Giant Molecular Cloud (GMC)) que envuelve a la asociación Vela OB2 y que fue formada por los efectos combinados de vientos estelares y explosiones de supernovas

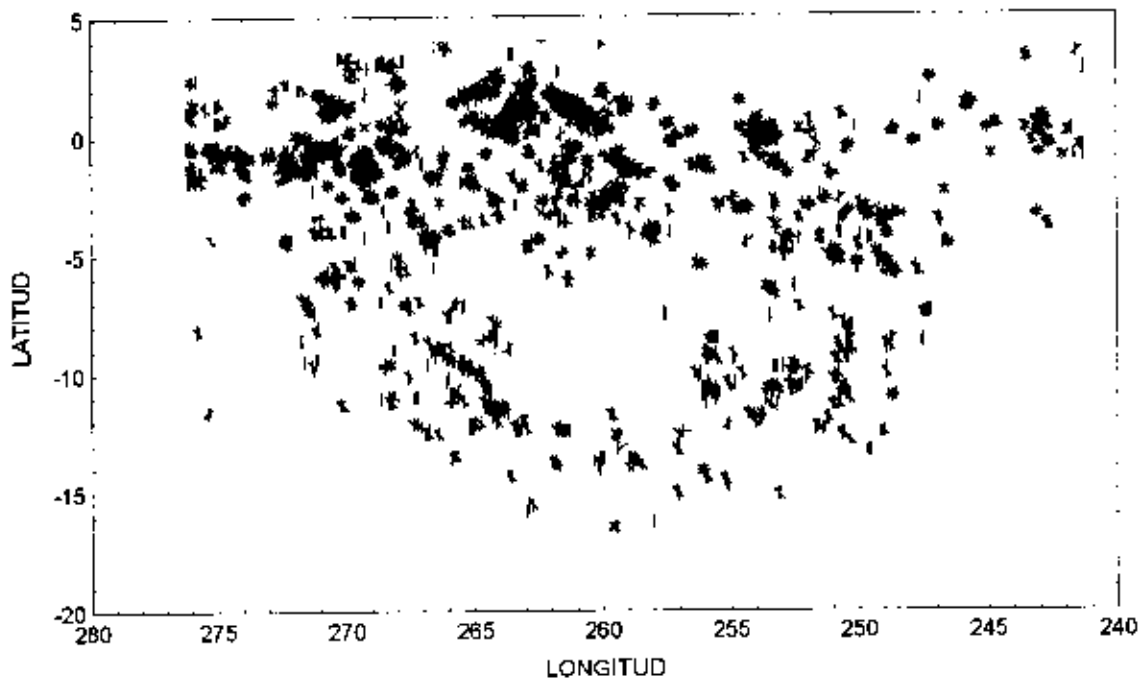


Figura 4. Los candidatos a YSO seleccionados en la región del IVS usando la "Clasificación III" del criterio definido por Prusti et al. (1992) y extraído de Sahu (1992). Los diferentes símbolos de la figura corresponden a : (•) fuentes detectadas a 12 μm , (○) detectadas a 25 μm , (□) detectadas a 60 μm y (◇) detectadas a 100 μm . Las (×) indican la detección tanto a 25 como a 100 μm .

e) El Remanente de la Supernova Vela XYZ

La radiofuente conocida como Vela XYZ (o RSN) de Vela, es uno de los remanentes de supernova (RSN) más grandes y brillantes de nuestra galaxia. La contrapartida óptica de la misma es la región de emisión H α , denominada STROMLO 16. Este RSN es el resultado de una explosión ocurrida hace aproximadamente $t \sim 13000$ años y es una de las pocas asociaciones comprobadas de un RSN con un pulsar (PSR 0833-45 o pulsar de Vela) (Gorenstein et al., 1974).

Vela XYZ	Longitud ($^{\circ}$)	Latitud ($^{\circ}$)
Vela X	264.04	-3.17
Vela Y	263.10	-0.80
Vela Z	265.29	-1.29

Tabla 4

El complejo Vela XYZ (**Figura 5**) comprende radiofuentes listadas separadamente como Vela X, Vela Y y Vela Z. En la **Tabla 4** se dan las coordenadas aproximadas de cada una de las radiofuentes que conforman este complejo.

Es visible en el rango de frecuencias que abarca desde la banda de radio hasta rayos X blandos (< 2 keV). El pulsar de Vela está localizado en el extremo norte de Vela X, a aproximadamente 40' del máximo de la emisión de radio y probablemente se encuentre asociado con el RSN (Large et al. 1968). Este RSN posee una elevada polarización en las bandas de radio (Milne, 1968).

La distancia adoptada para el RSN de 500 ± 100 pc (Milne, 1968), pero ha sido cuestionada por gran cantidad de nuevas determinaciones. En la **Tabla 5** se muestra una compilación de las diferentes determinaciones realizadas por otros autores (columna 1), la distancia obtenida (columna 2) y el método aplicado (columna 3). Los valores determinados en los últimos años, reducen la distancia a este RSN en un factor 2 y lo ubicarían en el borde más cercano de la nebulosa de Gum.

Referencias	Distancia [pc]	Método
Milne, 1968.	500 ± 100	Comparación del diámetro angular con Cygnus Loop e IC 443
Prentice & ter Haar, 1969.	410	Determinación de la medida de dispersión del pulsar
Davies, 1969.	600	Determinación de la medida de dispersión del pulsar
Wallerstein & Silk, 1971.	250	Consistencia con estimaciones de edad
Ogelman et al., 1989.	290 ± 80	Consistencia con el movimiento propio del pulsar
Oberlack et al., 1994.	230^{+20}_{-115}	Aproximación de Milne (1968) con nuevo diámetro angular
Jenkins & Wallerstein, 1995.	~250	Requerido para tener un valor aceptable de la energía total del RSN
Cha et al., 1999.	250 ± 30	Identificación espectroscópica de gas a alta velocidad del RSN

Tabla 5: Diferentes determinaciones de la distancia al RSN Vela XYZ.

En la **Tabla 6** se muestran los valores calculados por Cha et al. (1999) para algunas de las propiedades del RSN, adoptando para el mismo una distancia de 250 ± 30 pc.

Diámetro	32 ± 4 pc
Edad	$13,000 < t < 16,000$ años
Energía	$(1-2) \times 10^{51}$ ergs
Temperatura detrás del frente de choque	4.5×10^6 K

Tabla 6: Parámetros del RSN Vela XYZ recalculados por Cha et al. (1999) para una distancia de 250 pc.

Como parte del relevamiento en 2.4 GHz del plano Galáctico Sur, Duncan et al. (1996) detectaron una región de emisión débil que se extiende mucho más allá de los límites dados para el complejo por Milne (1968). La forma geométrica de esta emisión es razonablemente ajustada por una elipse con un eje mayor de $8^{\circ}.6 \pm 0^{\circ}.3$ y un eje menor de $7^{\circ}.4 \pm 0^{\circ}.5$ centrado en $l \approx 263^{\circ}.7$, $b \approx -3^{\circ}.2$ (**Figura 5**).

Hacia altas latitudes galácticas del remanente, el mismo está claramente delimitado, no ocurriendo lo mismo con el lado opuesto. El borde norte del RSN está interactuando con una nube de HI (Dubner et al., 1992) lo que provocaría el incremento de la emisión en esa región. Duncan et al. (1996) también notaron un incremento de la densidad que ellos sugieren estaría ligado a la presencia de una nube molecular en la misma zona.

Por su cercanía al plano galáctico, es difícil obtener una determinación precisa de su densidad de flujo y por lo tanto un índice espectral confiable. Por este motivo existe controversia acerca de la clasificación de este RSN. Por un lado, Harris (1962), deriva un índice espectral chato ($S \approx \nu^{\alpha}$) con un valor de $\alpha = 0.0 \pm 0.15$, utilizando los resultados en 85 MHz de Rishbeth (1958) y los de Wilson & Bolton (1960) en 960 MHz. Mathewson, Healey & Rome (1962), con su relevamiento en 1440 MHz, encontraron que Vela X posee un espectro térmico y que el resto de Vela XYZ un espectro no térmico.

Con argumentos basados principalmente en la variación del índice espectral en el remanente, Weiler & Panagia (1980), sugirieron que Vela X, al igual que la nebulosa del Cangrejo, posee un espectro "chato" y la

energía es suministrada continuamente por el pulsar. Vela XYZ es clasificado como una combinación de "plerión" (o de centro lleno) con un remanente normal.

Por otro lado, Milne & Manchester (1986) argumentaron que no existe una diferencia significativa entre Vela X y el resto del remanente, y que la absorción interestelar libre-libre afectaría los flujos obtenidos en 85 MHz utilizados para las determinaciones anteriores. Este argumento explicaría las posibles diferencias entre los diversos complejos. Estos autores concluyeron que Vela X es sólo una "zona realzada" de emisión y no una región que es potenciada por el pulsar.

En el **Capítulo 6** se analizarán nuestras observaciones de este RSN.

f) El Remanente de Supernova Puppis A

Este remanente de supernova (G260.4 -3.4) en el espectro óptico es rico en oxígeno, y se encuentra a una distancia aproximada de 2.2 kpc (Dubner & Arnal, 1988). Su diámetro aproximado es de 30 pc y su edad fue estimada en $t \sim 2,300$ años (Winkler et al., 1988).

En continuo de radio su diámetro es de 55' y está centrado aproximadamente en $l \approx 260^\circ.4$, $b \approx -3^\circ.4$ (Figura 5). Debido a su distancia este objeto no se encuentra vinculado a la nebulosa de Gum.

g) Regiones HII

Un total de 29 regiones HII se ven proyectadas sobre la región de Vela-Puppis entre las coordenadas galácticas $240^\circ < l < 280^\circ$, $-12^\circ.5 < b < -12^\circ.5$ identificadas como RCW 16 a RCW 44 en el catálogo de Rodgers et al. (1960). En la **Figura 5** se representan 14 de las regiones HII, numeradas de acuerdo a la **Tabla 7** (columna 1).

En esta figura sólo se han graficado las regiones HII de dimensiones superiores a los 5 minutos de arco en cualquiera de sus ejes ópticos, de acuerdo a Rogers et al. En la **Tabla 7** se dan los principales parámetros para estas regiones HII: en la segunda columna se da la denominación RCW, en la tercera columna otras denominaciones, en las cuarta y quinta columnas, sus coordenadas galácticas, en las sexta y séptima columnas, sus dimensiones ópticas máximas y mínimas (en minutos de arco), en la octava columna, su velocidad radial (V_{lsr}) en km/s obtenidas de observaciones en CO por Brand et al. (1984) y en la línea de recombinación H109 α (6 cm) por Wilson et al. (1970) y en la novena columna se muestra, cuando se encuentra disponible, su distancia cinemática extraída de Georgelin & Georgelin (1970) y Caswell & Haynes (1987).

Luego, en el **Capítulo 6** se obtendrán otros parámetros (densidad de flujo, medida de emisión, temperatura electrónica, densidad electrónica, etc) para aquellas regiones HII detectadas con nuestras observaciones.

	RCW	Otras Denominaciones	Longitud (Grados)	Latitud (Grados)	Eje Mayor (min. arc.)	Eje Menor (min. arc.)	V_{lsr} (km/s.)	D (kpc)
1	16	GUM 9-NGC 2467	243.16	0.35	33	33		3.8 ⁽¹⁾ 5.0 ⁽⁴⁾
2	19	GUM 10	253.67	-0.23	48	40		2.81 ⁽²⁾ 4.2 ⁽⁴⁾
3	20	BRAN 133	254.44	-0.11	10	10		
4	22	---	258.02	12.10	45	45		
5	27	BRAN 166	259.97	0.56	100	100		
6	32	BRAN 176	261.38	0.84	27	27	+6.3 ⁽¹⁾	0.26 ⁽³⁾
7	33	GRS 263.0+1.40	262.9	1.39	95	80	+6.7 ⁽¹⁾	
8	35	GRS264.6+00.10	264.6	0.1	30	30		
9	36	GUM 20	265.08	1.40			+5.4,+7.9 ⁽¹⁾ +2.8 ⁽²⁾	0.6 ⁽³⁾ 0.9 ⁽⁶⁾
10	37	GRS 267.0+00.10	267.0	0.1	13	3	+5.1 ⁽¹⁾	
11	38	G268.0-1.1	268.03	-0.98	40	40	-0.9,+5.2 ⁽¹⁾ +1.8 ⁽²⁾	0.6 ⁽³⁾ 0.6 ⁽⁴⁾
12	40	GUM 25-BRAN 224	269.19	-1.43	8	8	+6.1 ⁽¹⁾	
13	41	BRAN 246	270.31	0.85	8	4		
14	42	GUM 26-BRAN 263	274.01	-1.13	9	7	+40.8 ⁽¹⁾	7.1 ⁽⁴⁾

- (1) CO - Brand et al. (1984).
- (2) H109 α (6 cm) - Wilson et al (1970).
- (3) Georgelin & Georgelin (1970).
- (4) Caswell & Haynes (1987).

Tabla 7

1.1.3 Estudios a gran escala de la Nebulosa de Gum:

a) Hidrógeno Neutro

Basándose en mapas de la línea de emisión en 21 cm del hidrógeno neutro (HI), Reynoso & Dubner (1997) encontraron un gran disco de hidrógeno neutro a una distancia de ~ 500 pc, con un radio de ~ 150 pc y una edad dinámica de 6×10^6 años. El mismo está centrado aproximadamente en $l \approx 262^\circ$, $b \approx -3^\circ$ siendo visible en el rango de velocidades entre 0 km/s y + 10 km/s. Reynoso & Dubner proponen que este disco, formado por repetidas explosiones de supernovas producidas por las estrellas de la asociación Vela OB2, posee una razonable probabilidad de ser la contrapartida de la nebulosa óptica. El gran número de pulsares encerrados por esta supercáscara indicarían que ocurrió en la región un gran número de explosiones de supernovas. En este contexto la "cáscara gruesa" de III encontrada con anterioridad por Dubner et al. (1992), centrada aproximadamente en $l \approx 266^\circ.0$, $b \approx -2^\circ.5$, y el RSN Vela XYZ serían los residuos de dos de esas explosiones. La masa y la energía cinética de expansión son del orden de $1.4 \times 10^5 M_\odot$ y 3.4×10^{49} erg, respectivamente.

Los autores sugieren que la emisión H α es debida a la ionización del disco de III producida por radiación UV de las estrellas γ^2 Velorum y ζ Puppis.

Heiles (1998), analizó las observaciones de HI disponibles (Hartmann & Burton, 1997; Colomb et al., 1980) descubriendo una gran superburbuja, G238+00+09, que podría estar en una de sus "paredes", en interacción con la nebulosa de Gum.

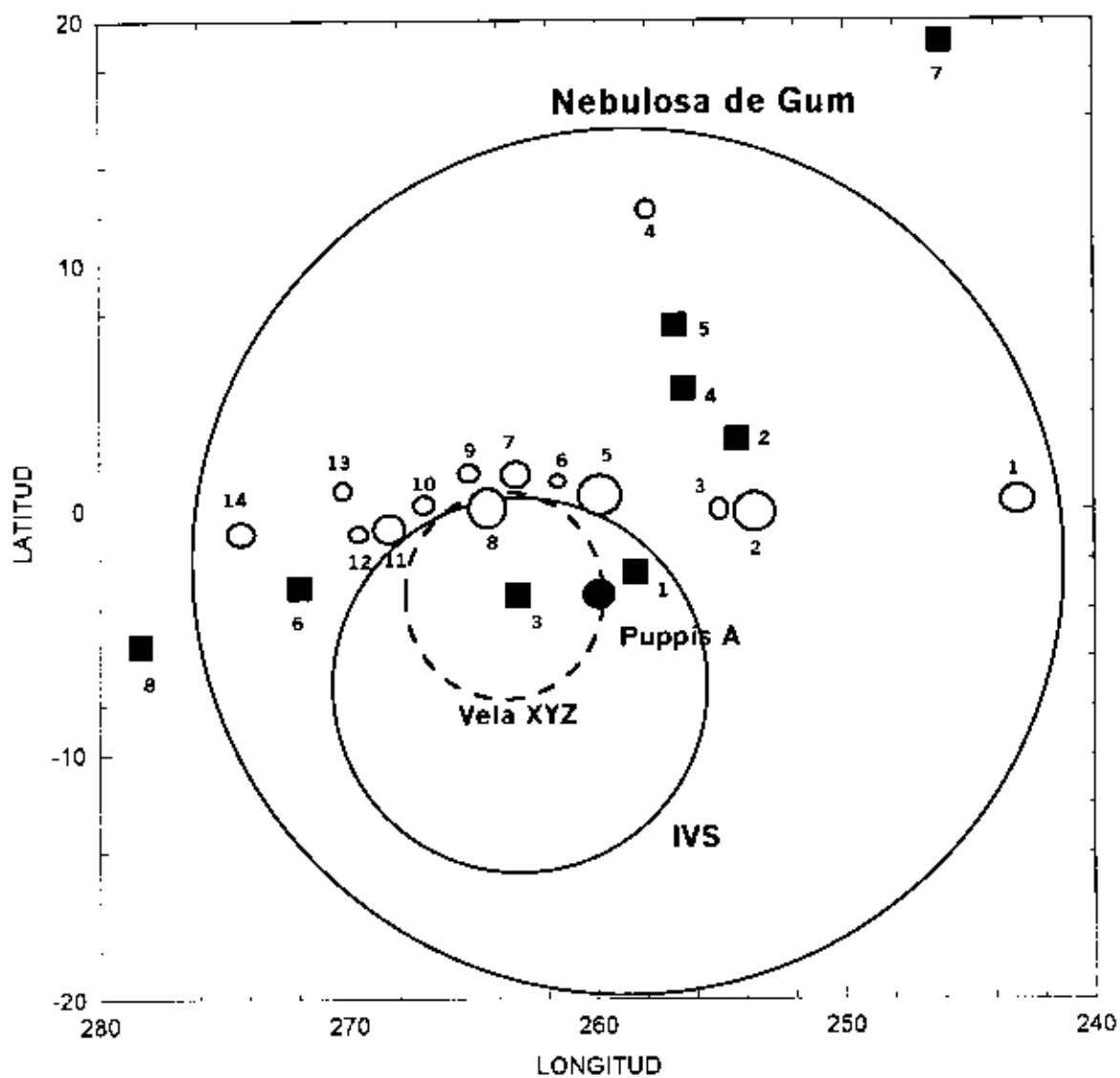


Figura 5: Esquema de la región de Vela-Puppis en la que se representan la nebulosa de Gum, el IVS (línea continua) y el RSN Vela XYZ (línea de trazos). Además se identifican el RSN Puppis A (●), las regiones HII con círculos en gris (○) y los pulsares (■) de la región. El tamaño de los círculos que representan a las regiones HII es proporcional a su tamaño angular.

b) Gas Molecular

La existencia de nubes moleculares (NM) en la nebulosa de Gum, es sugerida por el hecho de la gran cantidad de nubes oscuras y GC que se encuentran en la región. Observaciones de CO fueron inicialmente realizadas sólo en dirección de GC (Sridharan, 1992b) (ver **Capítulo 1.1.2-c**), y no existían hasta hace dos años relevamientos en gran escala de la región que fuesen apropiados para el estudio de la cinemática del gas molecular asociado a la nebulosa de Gum. Yamaguchi et al. (1999) realizaron una extensiva búsqueda de este gas molecular utilizando la antena de NANTEN. La búsqueda fue realizada en la línea de emisión en 2.6 mm del ^{12}CO con un HPBW de $2'.6$ y una resolución en velocidad de ~ 0.1 km/s en la región comprendida entre las coordenadas galácticas $248^\circ.0 < l < 272^\circ.0$ y $-16^\circ.0 < b < 12^\circ.0$. Identificaron 82 nubes moleculares con masas comprendidas en el rango de 22 a 1,900 M_\odot .

En el plano galáctico las nubes moleculares muestran anticorrelación con la emisión H α , a excepción de las regiones HII que están superpuestas con la nebulosa. Yamaguchi et al. sugieren que la anticorrelación para latitudes $b < -5^\circ$, es debida al aumento de densidad del gas ionizado, causada por la evaporación de las nubes moleculares por efectos de conducción térmica o efectos fotoionizantes.

Las nubes moleculares detectadas tienden a localizarse en las partes interiores de la estructura infrarroja conocida como IVS (ver **Capítulo 1.1.2-b**), lo que sugeriría que las nubes moleculares formarían parte del denso interior del IVS.

Las nubes moleculares que son asociadas por Yamaguchi et al. con la nebulosa, poseen un rango en velocidad (0 a +10 km/s) similar al del HI estudiado por Reynoso & Dubner (1997); la correlación espacial entre las NM y la nebulosa de Gum no es muy buena. La masa del gas molecular fue estimada en unos $\sim 1.7 \times 10^4 M_\odot$ para la región observada. Extrapolando este valor para toda la nebulosa óptica (factor 4), la masa total de gas molecular sería del orden de $\sim 6.8 \times 10^4 M_\odot$.

Yamaguchi et al. desarrollan un modelo para la nebulosa de Gum que consiste en una "cáscara" en expansión, en la que las nubes moleculares tienen un rango de velocidades de 10 -15 km/s, y se encuentran comprendidas dentro de radios que van de 70 a 130 pc. Estos radios son significativamente más pequeños que los valores adoptados para el radio de la nebulosa óptica (~ 160 pc) y para el radio del disco de HII (~ 150 pc). Esto indicaría que las nubes moleculares estarían localizadas en las partes interiores de la cáscara que forma la nebulosa de Gum. Estiman su masa total (considerando una masa para el HI de $\sim 1.4 \times 10^5 M_\odot$) en el orden de $\sim 2.1 \times 10^5 M_\odot$, por lo que su energía cinética de expansión sería del orden de $\sim (2.1-4.7) \times 10^{50}$ erg., adoptando una velocidad de expansión del orden de 10 a 15 km/s.

Basándose en estudios de los eventos energéticos producidos por los vientos estelares de la asociaciones Vela OB2 y Tr 10 y suponiendo la ocurrencia de múltiples explosiones de supernovas, los autores concluyen que los eventos más plausibles para la formación de la nebulosa de Gum fueron estas últimas.

c) Infrarrojo

No se encuentra contraparte de la emisión H α en la emisión del infrarrojo lejano en las bandas de 12, 25, 60 y 100 μm (Sahu, 1992). Sólo se identifica emisión infrarroja a latitudes galácticas negativas, en una estructura en forma de anillo de $\sim 7^\circ.5$ que fue identificada como el IVS, la cual fue tratada anteriormente (**Capítulo 1.1.2 sección b**).

d) Continuo de radio

Debido a la gran extensión angular de la región que ocupa la nebulosa de Gum ($36^\circ \times 36^\circ$), la mayoría de los estudios en el continuo de radio que se han realizado, sólo abarcan regiones particulares de la misma.

El hemisferio sur celeste, y por ende la región de Vela-Puppis, sólo fue incluido en algunos relevamientos del cielo a diferentes frecuencias. El primero de ellos, en la frecuencia de 200 MHz fue publicado por Drège & Pricster (1956) usando sus observaciones del hemisferio norte y combinándolos con

los datos de hemisferio sur obtenidos por Allen & Gum (1950). En 1968 fue publicado un relevamiento en la frecuencia de 85 MHz por Yates (1968), mientras que Landecker & Wielebinski (1970) presentaron su mapa en 150 MHz. Este último relevamiento posee datos en tres frecuencias con resoluciones diferentes. La escala de temperaturas para la emisión difusa galáctica fue corregida suponiendo un índice espectral $\alpha = 2.6$ ($T_b \approx \nu^{-\alpha}$), donde T_b es la temperatura de brillo medida y ν la frecuencia de observación. La resolución final del mapa es distinta para el hemisferio norte ($5^\circ \times 1^\circ.25$) y para el hemisferio sur ($3^\circ.5 \times 3^\circ.8$).

En la frecuencia de 30 MHz, Cane (1978) también combinó datos obtenidos a diferentes resoluciones y frecuencias. Para el hemisferio sur, la resolución final del mapa es de $11^\circ \times 11^\circ$. El autor utilizó un índice espectral de $\alpha = 2.55$ para combinar los datos de ambos hemisferios.

Todos estos mapas, además de su baja resolución y baja sensibilidad, no fueron calibrados absolutamente por lo que no se los pueden utilizar para poder obtener índices espectrales confiables. El primer relevamiento de todo el cielo calibrado absolutamente fue el de Haslam et al. (1982) en 408 MHz. Este atlas ofrece un considerable aumento en la resolución ($0^\circ.85 \times 0^\circ.85$) y sensibilidad sobre los estudios anteriores. Más detalles del mismo se dan en el **Capítulo 5.2**. Estos datos serán utilizados en parte de nuestro trabajo.

Otros dos relevamientos del hemisferio sur fueron los realizados por Alvarez et al. (1997) y Jonas et al. (1997). El primero cubre declinaciones $\delta < +19^\circ$ en la frecuencia de 45 MHz, con un HPBW de $4^\circ.6 \times 2^\circ.4$. El relevamiento de Jonas et al. fue llevado a cabo a frecuencias más elevadas (2326 MHz), con una resolución HPBW = $20'$. El mismo incluye la región de Vela-Puppis, pero posee muchos efectos de barrido (ver Capítulo 4). Hasta el presente ninguno de los relevamientos anteriores han sido usados para estudios globales de la región.

Duncan et al. (1995, 1996) realizaron observaciones del plano Galáctico en la frecuencia central de 2400 MHz, con una resolución de $8'.93 \times 8'.40$. Este trabajo observacional incluye determinaciones de polarización. El mismo, a pesar de su muy buena resolución y alta sensibilidad, sólo abarca el rango de latitud galáctica $|b| < 5^\circ$, por lo que los estudios de la región que nos interesa, fueron parciales.

El primer estudio global de la región que se realiza en el continuo de radio, se lleva a cabo en la presente tesis.

e) Rayos X

Con los datos en rayos X obtenidos por el satélite HEAO-1 (High Energy Astrophysical Observatory) Leahy et al. (1992) estudiaron parte de la nebulosa de Gum. La zona de emisión en X no coincide con la extensión de la nebulosa de Gum observada en la línea de emisión H α . Leahy et al. encuentran emisión sólo en una zona de unos 10° de diámetro, que se encuentra centrada en $l \approx 250^\circ$, $b \approx 0^\circ$. Estiman para la misma una temperatura de brillo de $T \approx 6 \times 10^5$. Los autores explican esta emisión como proveniente de un remanente de supernova ubicado en el centro de la nebulosa.

1.2. Cinemática del Gas Ionizado

1.2.1. Observaciones Ópticas

Diversos estudios cinemáticos fueron llevados a cabo mediante el análisis de transiciones ópticas observadas en dirección a la nebulosa de Gum, en un intento de determinar si la misma se encuentra o no en expansión. Los mismos fueron realizados en diferentes años y con diversos métodos, siendo los más notables aquellos realizados por Hippelein & Weinberger (1975), Reynolds (1976a), Wallerstein et al. (1980) y Sahu (1992). A continuación se da una breve reseña de los mismos:

a) Hippelein & Weinberger utilizaron un espectrómetro Fabry-Pérot con un campo de $3^\circ.5$ y una resolución en velocidad de 19 a 28 km/s. Las velocidades radiales fueron medidas en la región sur brillante de la nebulosa. No detectaron velocidad sistemática de expansión. Una desventaja de este trabajo, es que la resolución en velocidad de las observaciones fue muy baja.

b) Reynolds (1976a) midió la velocidad radial en ocho posiciones de la nebulosa (**Tabla 8**) mediante las líneas de emisión [NII] λ 6584 Å, [OIII] λ 5007 Å y H α λ 6563 Å utilizando un espectrómetro Fabry-Pérot

con campo de 5'.7 y una resolución en velocidad de aproximadamente 12 km/s. Seis de estas posiciones se localizaron a latitudes positivas sobre la nebulosa de Gum, y sólo un punto, el que denominaron (G), fue observado a latitudes negativas, sobre el IVS (ver la **Figura 6**) Reynolds observó una velocidad de expansión de ~ 20 km/s en los perfiles de [NII] en los puntos observados y en el punto G dos componentes: una a la velocidad $V_{lsr} = -20$ km/s y la otra a $V_{lsr} = 2$ km/s.

	Longitud	Latitud
A	246.2	+ 19.0
B	249.2	+ 12.2
C	253.3	+ 8.5
D	255.6	+ 6.4
E	263.8	+ 6.0
F	258.4	+ 1.1
G	255.8	- 4.4
H	263.7	- 7.0

Tabla 8: Denominación y coordenadas de las posiciones observadas por Reynolds (1976a) y graficadas en la **Figura 6**.

c) Wallerstein et al. (1980) estudiaron líneas ópticas de absorción de CaII y NaI en el espectro de 67 estrellas tempranas proyectadas sobre la nebulosa de Gum. Encontraron una velocidad media de 1 km/s con una dispersión r.m.s de 8 km/s, atribuyendo la misma a movimientos al azar del medio interestelar. Concluyen que la nebulosa no posee una expansión neta.

d) Sahu (1992) observó con alta resolución espectral las líneas de emisión [NII] $\lambda\lambda$ 6548, 6584 Å, [OIII] λ 5007 Å y H α λ 6563 Å en 18 posiciones diferentes de la nebulosa de Gum y el IVS (**Figura 6**). Utilizó un espectrógrafo Coudé Echelle con un campo de 1' x 1'.6 y una resolución en velocidad de 7.5 km/s. Sólo los perfiles de [NII] fueron utilizados en cálculos de la cinemática de la región, debido al ensanchamiento (por efecto Doppler y turbulencia) de los perfiles H α . En las regiones centrales del IVS (puntos 8, 16 y 17) encontró perfiles con doble pico (**Figura 6**). La velocidad de expansión derivada de estos perfiles es de aproximadamente 10 km/s. Este valor de la velocidad de expansión es el mismo que el hallado por Reynolds en el punto (H). Sridharan (1992b) estudió la cinemática de los glóbulos cometarios (GC) basándose en observaciones de CO y encontró una velocidad de expansión para el sistema del orden de los 12 km/s. Las velocidades sistemáticas obtenidas con las observaciones de CO son del orden de -12 a +10 km/s, valores en muy buena concordancia con los valores de -10 a +12 km/s obtenidos con los perfiles de [NII]. Esto último llevó a Sahu a concluir que tanto el gas ionizado detectado como emisión H α , como el gas molecular detectado como nubes oscuras y los GC están físicamente asociados formando el IVS. No se detectó el mismo comportamiento cinemático en los otros puntos observados en la nebulosa de Gum. Por este motivo Sahu concluyó que la nebulosa de Gum y el IVS son dos estructuras diferentes. No detectó OIII en ninguna de las 18 posiciones observadas, lo que indica el bajo grado de excitación tanto para la nebulosa de Gum como para el IVS.

1.2.2. Observaciones de Líneas de Recombinación en Radio

Las líneas de recombinación del hidrógeno en radio H156 α ($\nu = 1715.670$ MHz) y H139 α ($\nu = 2422.463$ MHz) fueron observadas en seis puntos en la dirección de la nebulosa de Gum (Woermann et al., 2000). Las líneas fueron detectadas en cuatro posiciones. En la **Figura 6** se muestran con (+) los puntos observados sin señal y con (⊕) las detecciones. En la **Tabla 9** se resumen los parámetros observacionales extraídos de Woermann et al., en las que se dan las coordenadas de los puntos y la línea de recombinación observada, las velocidades referidas al LSR (V_{lsr}), sus anchos en velocidad (Δv), la temperatura electrónica (T_e) y la medida de emisión (ME). Las velocidades encontradas en tres de ellas (G252.36-12.15, G264.0-12.8 y G270.65+10.4) concuerdan, dentro de los errores, con las observaciones realizadas en H α y [NII] por

Hippelien & Weinberger (1975) y Srinivasan Sahu & Sahu (1993), respectivamente. Woermann et al. derivan valores para la temperatura electrónica en el rango de 4200 a 8500 K y valores para la medida de emisión de 220 a 470 pc cm⁻⁴.

Coordenadas Galácticas	Línea	V _{lsr} [km/s]	Δv [km/s]	Te [K]	ME [pc cm ⁻⁴]
G252.36-12.15	H142α	+0.9 ± 3.5	31.5 ± 8.1	4200 ± 1400	220 ± 60
G255.60+06.40	H139α	-----	-----	> 3900	> 130
G264.00-12.80	H142α	+1.9 ± 1.1	16.4 ± 2.9	8500 ± 2400	400 ± 120
	H139α	+2.8 ± 1.2	14.6 ± 3.2	7800 ± 2300	470 ± 130
G265.00-08.00	H142α	-2.6 ± 2.5	42.9 ± 5.7	5700 ± 1400	440 ± 110
G270.65+10.40	H142α	-7.8 ± 2.6	30.3 ± 5.7	5800 ± 1700	310 ± 90
G274.00-11.00	H139α	-----	-----	-----	-----

Tabla 9 : Parámetros observacionales de las líneas de recombinación H139α y H142α determinados por Woermann et al.(2000). En la tabla se suministran las coordenadas de los puntos y la línea de recombinación observada, las velocidades referidas al LSR (V_{lsr}), sus anchos en velocidad (Δv), la temperatura electrónica (Te) y la medida de emisión (ME).

Sus observaciones sugieren una expansión, pero no cubren suficientes direcciones como para distinguir una expansión general tanto de la nebulosa como de la subestructura del IVS.

1.3. Modelos

Hasta el presente, cinco modelos diferentes han sido propuestos para explicar el origen de la nebulosa de Gum, a partir de los datos observacionales disponibles.

Ellos son:

- a- *Región III clásica*
- b- *Esfera fósil de Strömgren*
- c- *Remanente de supernova*
- d- *Burbuja Interestelar*
- e- *Súpercáscara*

a- *Región III Clásica*

Este modelo fue propuesto primeramente por Gum (1956) y posteriormente por Beuermann (1973). Los autores sugieren que la nebulosa es una región III clásica ionizada por las estrellas ζ Puppis y γ² Velorum. Para una región III clásica se prevé la formación de una cáscara de gas neutro expandiéndose a una velocidad de aproximadamente – 5 km/s

b- *Esfera fósil de Strömgren*

Brandt et al (1971) y Alexander et al. (1971) presentaron un modelo físico de la nebulosa de Gum en el cual la explosión de la supernova de Vela fue la causante de la mayoría de la ionización actualmente observada. Esta interpretación se origina en la incapacidad que tendría el campo de radiación UV de las estrellas ζ Puppis y γ² Velorum para producir la ionización observada. Pero estos autores derivaron un tamaño angular de 75°x40° para la extensión de la nebulosa, en lugar de los 36° actualmente aceptados y obtenidos por mediciones precisas realizadas por Sivan (1974).

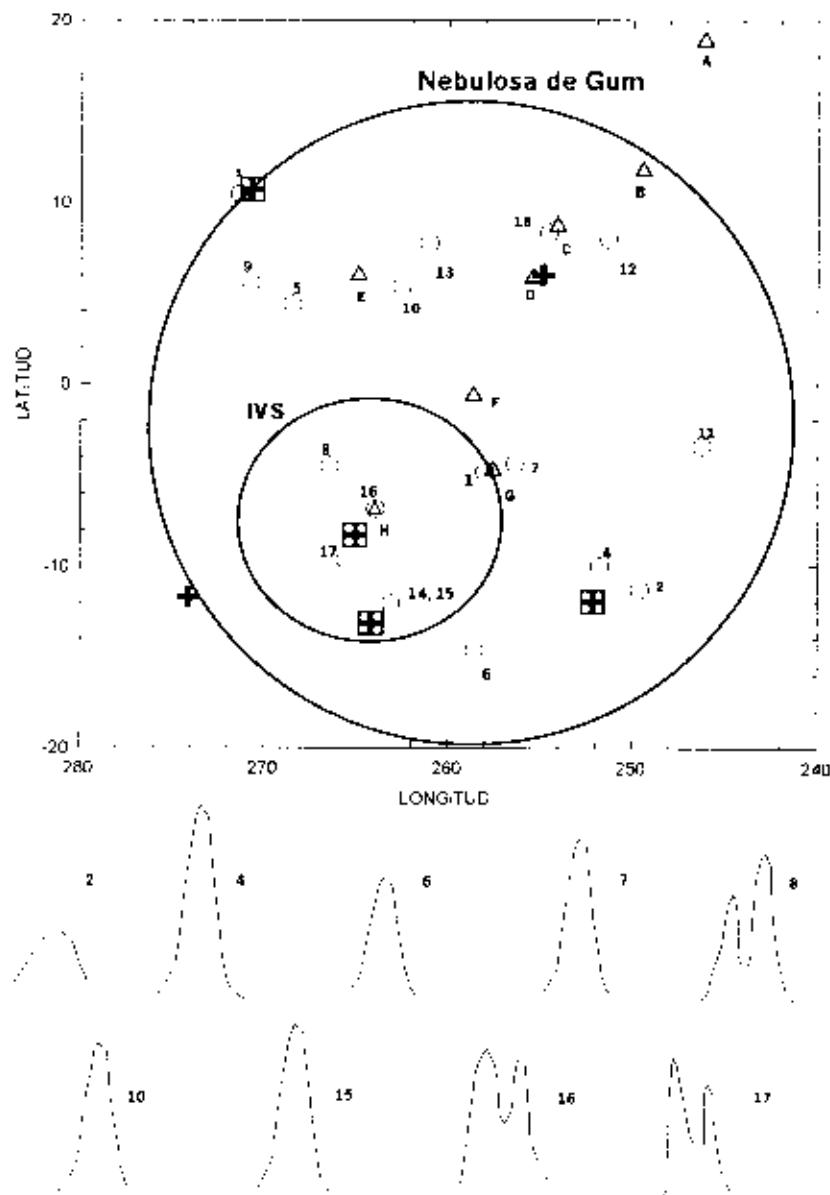


Figura 6: Gráfico esquemático de la región Vela-Puppis extraído de Sahu (1992). En el mismo se representa la emisión H α de la nebulosa de Gum y del IRAS Vela Shell (IVS) junto con las posiciones observadas por Reynolds (1976a) (Δ) y Sahu (\circ). En la parte inferior se muestran dibujos esquemáticos de los perfiles obtenidos en la línea [NII] por Sahu. Sólo los puntos de la región central (8, 16 y 17) del IVS mostraron líneas con doble pico y las mismas sugieren una velocidad de expansión aproximada de 10 ± 2 km/s. El mismo comportamiento es sostenido por las observaciones de Reynolds en el punto H. También se grafican con (+) las posiciones de las líneas de recombinación del hidrógeno (LRH) H156 α y H139 α que fueron detectadas por Woermann et al. Con (\boxplus) se indican aquellas posiciones en las que las LRH fueron detectadas.

Brandt et al. consideran en este modelo que el RSN Vela XYZ y su pulsar estarían localizados dentro de la nebulosa de Gum, que su edad es la misma que la de la nebulosa (20000 años) y que ésta no mostraría expansión neta.

c- Remanente de Supernova

Reynolds (1976a) encuentra que los modelos para RSNs de Chevalier (1974) pueden reproducir las propiedades deducidas observacionalmente para la nebulosa de Gum. Basándose en estudios de líneas de emisión de [NII], [OIII] y H α en las que encontró picos dobles de emisión, Reynolds sostiene que la nebulosa es una cascara que se expande con una velocidad de 20 km/s. Esta velocidad de expansión es difícil de explicar en los modelos de una región HII o de la esfera fósil de Strömgren. Reynolds propone que la nebulosa es un viejo remanente de supernova con una edad aproximada de 10^6 años y que actualmente está siendo calentada y ionizada por el flujo UV de ζ Puppis. Este modelo no tiene en cuenta la radiación UV de la estrella progenitora de la supernova.

d- Burbuja Interestelar

Weaver et al. (1977) sugieren que los potentes vientos estelares de los dos sistemas estelares ζ Puppis y γ^2 Velorum son suficientemente energéticos como para formar una cascara cuya velocidad de expansión sea del orden de 10-30 km/s. Estos autores suponen una pérdida de masa promedio de $\dot{M} = 3 \times 10^{-5} M_{\odot}$ / año y una velocidad terminal de 2000 km/s para cada una de las tres estrellas.

Suponiendo un periodo de 4×10^6 años y un medio con una densidad ambiente del orden de 0.2 cm^{-3} , calculan el radio R_s y la velocidad de expansión V_s de la cascara que se originarían en los vientos estelares utilizando las expresiones:

$$R_s = 27 n_T^{-1.5} L_{36}^{0.5} t_6^{3.5} \text{ pc}$$

$$V_s = 16 n_T^{-1.5} L_{36}^{1.5} t_6^{-2.5} \text{ km/s}$$

donde L_{36} es la luminosidad mecánica del viento estelar en unidades de 10^{36} erg/s , t_6 es la edad de la burbuja en unidades de 10^6 años y n_T es la densidad del medio ambiente en cm^{-3} antes de la explosión.

Aplicando esta teoría, estos autores encuentran que se formaría una nebulosa con un radio $R_s = 125 \text{ pc}$, cuya velocidad de expansión sería $V_s = 19 \text{ km/s}$.

Los valores obtenidos son muy similares a los obtenidos en el modelo de un viejo remanente de supernova encontrado por Reynolds (ver ítem c).

e- Supercáscara

Un cúmulo estelar OB típico contiene unas 20 estrellas capaces de explotar como supernovas (masas $> 7 M_{\odot}$). En los primeros 5×10^6 años la energía inyectada al medio interestelar es predominantemente la energía de la radiación ionizante y los vientos estelares de las estrellas O. Al cabo de 10^7 años las estrellas de mayor masa habrán explotado como supernovas, comprimiendo el gas interestelar y formarán una cascara gigante en expansión. El diámetro de dicha cascara sería del orden de 100 pc. La formación de estas "supercáscaras" formadas por la acción combinada de vientos estelares y explosiones de supernovas fue sugerida, aunque no aplicada directamente a la nebulosa de Gum, por Mc Cray (1988). La existencia de una supercáscara requiere de la presencia de una asociación OB salvo que los tiempos de evolución en juego sean tales que la asociación OB haya tenido tiempo suficiente como para "desaparecer" de escena como tal.

1.3.1. Evaluación de los modelos

Energéticamente los 5 modelos son posibles, aunque el modelo de la esfera fósil de Strömgen no es relevante, puesto que el mismo fue propuesto para explicar la gran extensión encontrada por Brandt et al. (1971). Dependiendo del modelo utilizado, la edad de la nebulosa se encuentra en el rango de 1×10^4 a 4×10^6 años.

Los modelos que tienen en cuenta vientos estelares y remanentes de supernova parecen ser los más plausibles. Sin embargo, el punto de controversia para ambos modelos es saber si la nebulosa de Gum se está expandiendo. Como veremos más abajo, Sahu (1992) presentó argumentos morfológicos y cinemáticos que demuestran la existencia de una estructura localizada asimétricamente con respecto de la nebulosa de Gum, el IRAS Vela Shell (IVS). También demostró que esta estructura no está cinemáticamente asociada con la nebulosa y concluye que ambos objetos son estructuras diferentes y también tienen historias diferentes.

2. Lineamiento general de la Tesis

El objetivo central de esta tesis es analizar la emisión en continuo de radio de la región Vela-Puppis, y principalmente de la nebulosa de Gum. Esta nebulosa ha sido estudiada en varias longitudes de onda, pero nunca en el continuo de radio, y en particular en 1435 MHz, una frecuencia adecuada para detectar tanto los fenómenos térmicos como no térmicos. En este capítulo se describieron los objetos estelares y no-estelares que se ven proyectados en la región y se mencionaron los estudios a gran escala que se realizaron en distintas frecuencias.

El **Capítulo 2** presenta una detallada descripción del receptor del continuo en 1435 MHz instalado en la antena II del IAR, utilizado para realizar las observaciones presentadas en esta Tesis. En este mismo capítulo se describen tanto el receptor como el sistema de adquisición y procesamiento de la señal recibida.

El **Capítulo 3** se refiere a las mediciones realizadas para la determinación de las características eléctricas de la antena II. En él se presentan las mediciones y los resultados de esta calibración.

En el **Capítulo 4** se detallan todos los procesos involucrados en la presente investigación, desde la observación, reducción, calibración de los barridos individuales, para luego pasar a la obtención del mapa final de la zona del cielo en la que se encuentra la nebulosa de Gum. Finalmente se obtiene el factor para la escala de temperaturas de brillo y el nivel cero. De esta forma se logra la calibración absoluta de nuestras observaciones.

El **Capítulo 5** se refiere al análisis de los datos obtenidos. Haciendo uso del relevamiento a 408 MHz (Haslam et al., 1982) se obtiene el índice espectral global de la región, lo que nos permite obtener las componentes de emisión térmica y no-térmica, y la medida de emisión de la nebulosa de Gum. Finalmente, por un proceso computacional, se filtra la radiación de fondo de la región, lo que nos permite aislar la débil emisión de la nebulosa de Gum, de la intensa radiación del fondo galáctico. Teniendo sólo la emisión de la nebulosa, calcularemos el índice espectral de esta emisión por el método gráfico Temperatura vs. Temperatura (TT-Plot), lo que nos permitirá hacer un aporte para tratar de conocer el posible y controvertido origen de la misma.

En el **Capítulo 6** se hace un estudio del remanente de supernova Vela XYZ, comparando nuestros datos, con los de 408 MHz y los de 2400 MHz de Duncan et al. (1996). En el mismo capítulo se analizan las regiones HII detectadas y se calculan entre otros parámetros sus densidades de flujo, la masa ionizada y la medida de emisión.

En el **Capítulo 7** se hace referencia al relevamiento del continuo de radio del Hemisferio Sur Celeste realizado en el IAR en la frecuencia de 1420 MHz. En este capítulo se describe el método de reducción de los datos obtenidos, lo que se realizó en el Max-Planck-Institut für Radioastronomie (MPIfR) de Bonn.

Finalmente en el **Capítulo 8** se discuten los resultados hallados en esta Tesis.

El trabajo finaliza con tres apéndices. En el **Apéndice 1** se detalla el método de interpolación ("parábola dual") utilizado en parte de la reducción de los datos. El **Apéndice 2** hace referencia al método utilizado para la extracción de la "radiación de fondo" de las observaciones. Finalmente, en el **Apéndice 3** se describen los programas computacionales específicos desarrollados para alcanzar los fines perseguidos en esta Tesis.

CAPITULO 2: Descripción del Instrumental

1. Introducción:

En el presente Capítulo se describe el equipo receptor de continuo de radio instalado en una de las antenas del Instituto Argentino de Radioastronomía (IAR). Dicho sistema se encuentra centrado en la frecuencia de 1435 MHz. El mismo fue realizado y desarrollado íntegramente en el IAR para llevar a cabo un relevamiento en el Hemisferio Sur Celeste. Con este relevamiento del continuo de radio que cubre el cielo a declinaciones inferiores a $\delta = -10^\circ$, se complementará el realizado en el Hemisferio Norte (Reich 1982; Reich & Reich 1986) con el radiotelescopio de 25 metros de diámetro de la Universidad de Bonn (Alemania), operado por el Max-Planck-Institut für Radioastronomie (MPIfR) en Stockert. En las siguientes secciones se describen el receptor y el sistema de adquisición y procesamiento de datos en tiempo real (On-line).

2. Radiotelescopio para el Continuo

Para llevar a cabo observaciones en el continuo de radio con muy alta sensibilidad se requiere un equipo receptor que posea un rango dinámico adecuado, a los efectos de permitir observar sin inconvenientes, y en forma casi simultánea zonas de muy bajo y muy alto brillo superficial. Los primeros podrían identificarse con regiones cuyo flujo se aproxima al esperado para el límite de confusión del telescopio, mientras que los segundos con las fuentes más intensas que puedan registrarse. Este aspecto es particularmente importante, pues dada la alta velocidad de barrido ($10^\circ/\text{min}$) necesaria para llevar a cabo relevamientos de grandes zonas del cielo, es imposible ajustar en forma adecuada la ganancia total del sistema, en especial cuando ambos tipos de fuentes, débiles e intensas, se encuentran presentes en el mismo barrido. Por ese motivo, el receptor debe contar con un adecuado factor de seguridad, y por lo tanto poseer un rango dinámico que exceda los 40 dB.

Un receptor que satisfaga estos requerimientos fue desarrollado e instalado en el foco primario de la Antena II. A 1435 MHz la resolución angular es de aproximadamente $35'$ (minutos de arco). Se decidió la construcción de un receptor polarimétrico, capaz de medir simultáneamente tanto la potencia total recibida como también los parámetros de Stokes Q y U que definen la polarización lineal de la radiación recibida. Una descripción más detallada del mismo fue dada por Bava et al. (1982).

A continuación se da una somera descripción del mismo, juntamente con el sistema alimentador y la adquisición de datos. En la **Figura 1** se muestra un diagrama en bloques del polarímetro.

Ubicado en el foco primario del paraboloide, se encuentra el "front-end" del receptor formado por:

2.1. Alimentador:

Es una bocina cónica corrugada, con iluminación uniforme, iguales diagramas del campo eléctrico y magnético, y con gran atenuación en los bordes del paraboloide, para reducir la posible contribución de tierra (también denominada Spillover). Este alimentador ilumina el reflector principal de la antena con un haz cuyo ancho a potencia mitad es de 60° con una atenuación al borde de la parábola de -17 dB. En la parte inferior de la **Figura 2** se muestra un esquema del mismo.

2.2. Turnstile:

Es un dispositivo pasivo de 5 puertos encargado de separar dependiendo de su ajuste eléctrico, la radiación recibida en sus componentes de polarización opuestas, ya sean éstas lineales o circulares. En nuestro caso, el mismo fue ajustado para medir polarizaciones circulares opuestas (izquierda y derecha). La



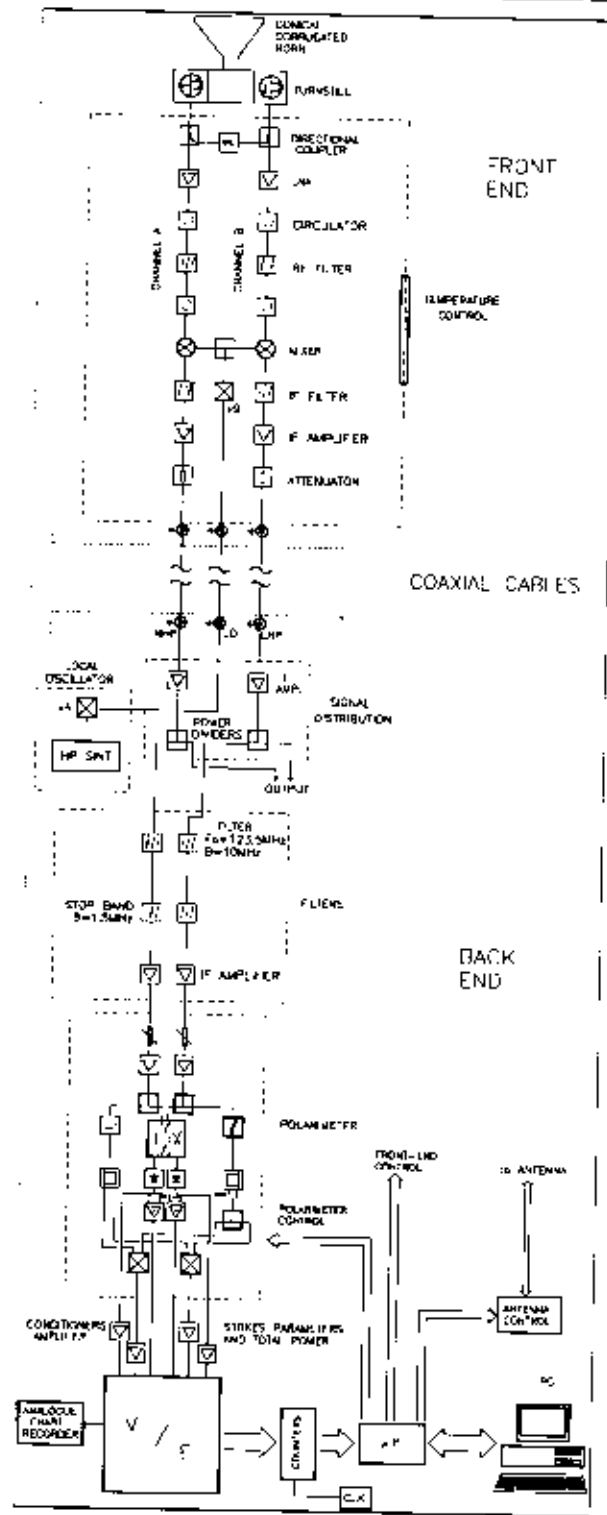


Figura 1: Diagrama en block del receptor polarimétrico instalado en la Antena II del IAR.

aislación entre ambas polarizaciones es ≥ 30 dB. En la parte superior de la **Figura 2** se dibuja un esquema del mismo.

La conexión con el alimentador se logra a través de una guía de onda circular mientras que la salida de las dos componentes de polarización se logra mediante adaptadores de guía de onda rectangular a cable coaxial

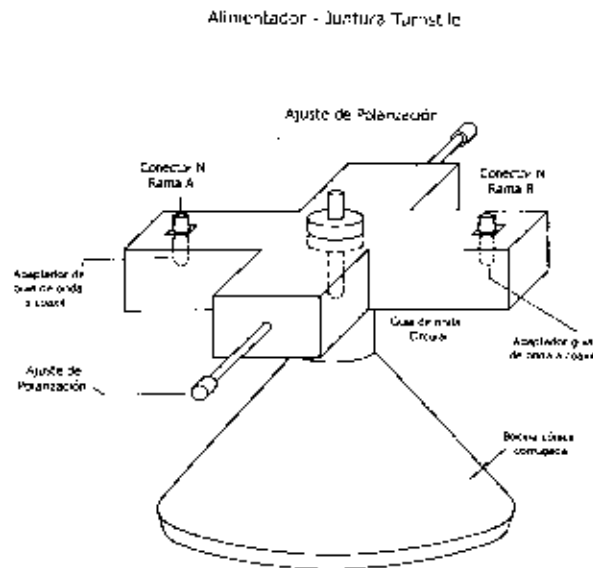


Figura 2 : Dibujo esquemático del alimentador (bocina cónica) y la junta Turnstile

2.3. Receptor:

El radiómetro está formado por dos receptores separados que trabajan en la denominada banda L, y tienen como función amplificar las componentes de polarización recibidas (ver **Figura 1**)

Cada receptor posee dos etapas cada una de las cuales posee un amplificador de bajo ruido (LNA) de Arseniuro de Galio (GaAs FET). La temperatura de ruido de los mismos es de aproximadamente 60 K a temperatura ambiente y una ganancia de 10 dB. La temperatura del sistema incluyendo al receptor y las contribuciones de tierra y del cielo es de aproximadamente 90 K.

Mediante un par de acopladores direccionales conectados entre el "turnstile" y los LNA, una señal de calibración proveniente de un generador de ruido calibrado, es inyectada a cada una de las ramas. Ambos canales del receptor son calibrados contrastando la intensidad de esta señal de calibración con dos niveles opcionales de 10K ó 50 K.

La banda de paso del receptor es acotada mediante un filtro interdigital de 60 MHz de ancho de banda (1390-1450 MHz), que a su vez rechaza la banda imagen.

El "front-end" del receptor está térmicamente estabilizado y a una temperatura de $20^{\circ}\text{C} \pm 2^{\circ}\text{C}$. Esto contribuye a mantener una estabilidad en ganancia de aproximadamente 0.1 dB durante 4 horas de observación, que es tiempo máximo de observación para un punto en la esfera celeste, ya que el radiotelescopio tiene un movimiento acotado en ángulo horario ($-2 \text{ h} < \text{AII} < 12 \text{ h}$).

Con un mezclador doble balanceado se realiza la conversión a frecuencia intermedia (FI) de la señal recibida (frecuencia central = 1435 MHz) y la señal del oscilador local OL. (1549.8 MHz). Esta FI de casi 115 MHz es amplificada por varios amplificadores, que a su vez excitan los cables estables en fase de 120 metros de longitud, que conectan el cabezal con la sala de control. Especial cuidado se ha tomado en ajustar las longitudes eléctricas de los cables que van desde la fuente de ruido y desde el oscilador local a los mezcladores. A los fines de minimizar un posible corrimiento en fase del polarímetro, debido a cambios para la FI y el OL entre el front-end y la sala de control; son cables Heliax. Los mismos son de baja atenuación y poseen una alta estabilidad en fase, y fueron instalados bajo tierra. Periódicamente se realiza una calibración en fase para asegurarse un error inferior a los $\pm 5^\circ$.

La **Tabla 1** resume las principales características del receptor.

Ganancia total en RF-FI	80 dB
Frecuencia Intermedia	114.8 MHz
Ancho de banda de FI	14 MHz
Rango Dinámico	40 dB
Componentes de polarización	Circular
Aislación de Polarización	> 30 dB
Temperatura de ruido del sistema	90 - 100 K
Estabilidad en ganancia (en 4 horas)	0.1 dB
Iluminación en los bordes de la antena	-17 dB
Nivel de lóbulos laterales al lóbulo principal	≤ 25 dB
Nivel del lóbulo trasero	≤ 30 dB
Estabilidad en temperatura en el front-end	$< 2^\circ$ C/1hora
Diferencia de fase entre canales (Máxima)	$< 5^\circ$

Tabla 1

Los datos para la iluminación en los bordes de la antena fueron dados por Bava & Sanz (1983), mientras que los niveles de los lóbulos laterales y del lóbulo trasero fueron estimados para la antena II a partir del informe presentado por Loiseau & Cersósimo (1980) para la antena I.

2.4. Procesador del Polarímetro:

Las dos señales de FI se introducen en el procesador analógico del polarímetro provisto por el MPIFR. Este dispositivo suministra cuatro canales de información analógica proporcionales a los parámetros de Stokes. Dos canales de correlación son proporcionales a los parámetros de polarización lineal Q y U. Luego de introducir un desfase de 90° en una de las señales (ver **Figura 5**). Los restantes parámetros, I y V, se obtienen como la suma y diferencia de las señales de entrada detectadas.

2.5. Adquisición de Datos:

La información analógica del procesador del polarímetro es digitalizada por un convertor tensión-frecuencia que entrega 2 bytes por canal, la cual es acumulada durante 60 mseg., o múltiplos de esa unidad, en acumuladores.

2.6. Microcomputadora de Adquisición de Posición:

Simultáneamente con la toma de datos de intensidad, la información correspondiente a la posición en la esfera celeste (α y δ) en la que la intensidad fue obtenida, es suministrada al sistema de computación por un "posicionador" de 14 bits que tiene a su cargo la lectura de las coordenadas de la antena.

El posicionador, es una microcomputadora, que se encarga de procesar las lecturas en ángulo horario (AH) de la antena y calcular la ascensión recta, tomando para ello la indicación digital de un reloj sidéreo.

2.7. Microcomputadora de Adquisición y Control:

Una microcomputadora Commodore 64 es la encargada de adquirir los datos de salida de los conversores analógico-digital (A/D) y de posición. La misma microcomputadora tiene a su cargo el control de los ciclos de conmutación de calibración y fase del polarímetro.

La inyección de la calibración y de la conmutación de fase (0° y 180°), es realizada para eliminar errores en el procesador del polarímetro. Los ciclos de calibración y de fase del polarímetro, pueden describirse como cuatro estados de 60 mseg de duración cada uno, en los que la fase y la señal de calibración se varía conforme al siguiente esquema:

A = Señal	:S	}	0°
B = Señal + Calibración	:S+C		
C = Señal - Calibración	:S-C	}	180°
D = Señal	:S		

Los valores de la señal y la calibración surgen de "demodular" estos cuatros estados. Por ejemplo, para obtener la señal hacemos:

$$A + B - C - D = S + (S+C) - (S-C) - S = 2 S$$

Y para los valores de calibración:

$$B - A + C - D = (S+C) - S + (S-C) - S = 2 C$$

Esta secuencia de adquisición de datos fue elegida porque permite compensar los efectos de variaciones en la ganancia del receptor, términos de segundo orden y los cambios temporales en el cero del correlador y de los conversores tensión-frecuencia.

La microcomputadora Commodore 64 está conectada con una IBM PC a través de un cable RS 232 que transmite los datos a una velocidad de 4800 bauds. Este sistema produce la demodulación de la señal y la calibración y, conjuntamente con los datos de posición de la antena, forma lo que se denomina "barrido tabulado". Dicho barrido corresponde a una ascensión recta determinada y posee valores de intensidad espaciados en declinación a un intervalo tabular constante, y que en nuestro caso corresponde

a $0^\circ.25$. Este intervalo tabular se obtiene utilizando una función 'sinc' interpolatoria $\frac{\sin X}{X}$, cuyo ancho

fue adoptado de acuerdo al ancho del haz del telescopio a los efectos de cumplir con el teorema del muestreo. Durante la pausa entre dos barridos consecutivos el barrido es "normalizado", o sea a los 4 canales (los 2 de potencia total más los dos parámetros Q y U) se le subtrae el valor mínimo del barrido. Los datos son luego grabados en el disco rígido de la PC.

El software y hardware desarrollado para este relevamiento fueron una adaptación del utilizado en el telescopio de 25 metros de diámetro de Stockert del MPIR de Bonn (Haslam, 1974).

3. Procesamiento de los datos

La descripción del procesamiento de los datos puede ser dividida en tres secciones:

- a) Lógica y análisis en tiempo real (on-line) realizado durante las observaciones.
- b) Análisis posterior (off-line) de edición y calibración de los datos.
- c) Construcción de los mapas.

Los puntos *b)* y *c)* serán tratados en el **Capítulo 4**.

3.1. Reducción en tiempo real (on-line)

Estos programas se dividen en dos niveles y están instalados en las dos microcomputadoras disponibles para esta tarea: la Commodore 64 y la IBM PC.

El primer nivel se realiza cada 60 mseg en la Commodore 64 y las tareas que se realizan durante su ejecución son:

- a) Suma de *n* conjuntos de las 4 fases del ciclo del receptor. El parámetro de integración *n*, es igual a 2, dando un tiempo de integración de 480 mseg (2x4x60 mseg).
- b) Detección y atenuación de las interferencias producidas por el radar de Fzeiza.
- c) Grabación de la hora sidérea ángulo horario y declinación del sistema de apuntamiento de la antena y cálculo de la demodulación de la señal y calibración para la potencia total y los canales Q y U.
- d) Transmisión de los valores grabados y calculados a la IBM PC a través del canal RS 232.

El segundo nivel de análisis suministra una visualización del barrido en la pantalla de la IBM PC y produce el denominado "barrido tabulado". Este nivel corre sobre la IBM PC y provee los datos de comienzo, final y un número de identificación para el barrido. Una vez formado el "barrido tabular", es grabado en disco rígido.

CAPITULO 3: Especificaciones de Antena

Resumen: En este capítulo se presentan las mediciones realizadas para la determinación de las características eléctricas de la antena II del Instituto Argentino de Radioastronomía. Es fundamental el conocimiento del diagrama de la antena, para encontrar la escala que nos convertirá la temperatura de antena observada en temperatura de brillo.

1. Introducción :

a) Para una antena transmisora, la potencia emitida en cada polarización en la dirección (θ, φ) en un sistema de coordenadas esféricas, está determinada por una función denominada "diagrama de antena" $f(\theta, \varphi)$. Cuando la misma antena es usada como antena colectora, la potencia recibida desde una fuente distante no polarizada en la dirección (θ, φ) , es proporcional al mismo $f(\theta, \varphi)$.

La función $f(\theta, \varphi)$ está normalizada con respecto al máximo. La distancia angular entre los puntos del diagrama donde la potencia recibida decrece a la mitad de su valor pico, se llama Ancho del Haz a Potencia Mitad (HPBW). La resolución angular de un radiotelescopio es aproximadamente igual a su HPBW.

b) La característica más importante de una antena es su integral sobre su diagrama de antena, llamado el ángulo sólido de antena Ω :

$$\Omega = \int_0^{2\pi} d\varphi \int_{\pi/2}^{\pi/2} f(\theta, \varphi) \cos \theta d\theta = \int_{4\pi} f(\theta, \varphi) d\Omega \quad (1)$$

c) Una medida directa del diagrama de antena completo es prácticamente imposible para un radiotelescopio de grandes dimensiones. La medida del diagrama de antena se debe realizar en su "campo lejano" que se encuentra ubicado a una distancia d muy grande, ya que está relacionado con su diámetro D a través de la relación :

$$d \gg 2D^2/\lambda$$

con λ la longitud de onda de la observación (LEE, 1979). Para nuestra antena donde $D = 30$ m y $\lambda = 0.21$ m; nos para el "campo lejano" da un valor de $d = 8.500$ m.

Sin embargo es posible utilizar una aproximación al diagrama real. El lóbulo principal de una antena puede aproximarse a una función gaussiana bidimensional (Kraus, 1986).

Si θ_E y θ_H son los HPBW en los planos eléctricos y magnéticos de la antena, la integración de $f(\theta, \varphi)$ sobre el diagrama principal, dará entonces el denominado ángulo sólido del haz (o lóbulo) principal Ω' :

$$\Omega' = 1.133 \theta_E \theta_H \quad (2)$$

d) La integral (1) puede ser separada en dos términos. Llamando la región fuera del ángulo sólido del lóbulo principal Ω' como región de pérdida (RP), la ecuación 1 queda:

$$\Omega = \Omega' + \int_{4\pi - \Omega'} f(\theta, \varphi) d\Omega = \Omega' + \int_{RP} f(\theta, \varphi) d\Omega$$

El cociente:



$$\beta = \int_{\Omega'} f(\theta, \phi) d\Omega \quad / \quad \int_{4\pi} f(\theta, \phi) d\Omega = \frac{1}{\Omega} \int_{RP} f(\theta, \phi) d\Omega \quad (3)$$

es llamado factor de pérdida del lóbulo principal, y nos da la fracción de la radiación total recibida por los denominados lóbulos laterales.

La fracción:

$$1 - \beta = \Omega' / \Omega \quad (4)$$

corresponde a la fracción de la radiación total recibida por el lóbulo principal.

e) La razón del ángulo sólido Ω con un radiador isotrópico de ángulo sólido 4π , es llamada Directividad, D :

$$D = 4\pi / \Omega \quad (5a)$$

También se puede definir la cantidad:

$$D' = 4\pi / \Omega' \quad (5b)$$

llamada directividad del haz, cantidades relacionadas por 4:

$$D = (1 - \beta) D' \quad (5c)$$

f) En un reflector ideal sin pérdidas se define la Ganancia de Antena G a través de la Directividad D . Para considerar las pérdidas en el reflector definimos la eficiencia de radiación $\eta_R < 1$. La Ganancia de Antena G será el producto de esta eficiencia y la directividad D :

$$G = \eta_R D = \eta_R 4\pi / \Omega \quad (6a)$$

que de acuerdo a (5c), será:

$$G = \eta_R (1 - \beta) D' = \eta_R (1 - \beta) 4\pi / \Omega' \quad (6b)$$

G comparada con la directividad D contiene sólo pérdidas en el cable; comparada con D' contiene ambas pérdidas: en el cable y por stray radiation. η_R es muy difícil de medir y en general se asume igual a la unidad.

Llamamos Eficiencia del Haz, η_B a la fracción de la potencia total incidente sobre Ω disponible en los terminales del receptor. Está definida por

$$\eta_B = \eta_R (1 - \beta) = \Omega' / \Omega, \quad (7)$$

tomando $\eta_R = 1$

g) El Área Efectiva A_{ef} de una antena con área geométrica A_g , se define como el cociente entre la potencia P (Watts/Hz) disponible en los terminales de entrada del receptor, cuando la antena es expuesta a una onda plana no-polarizada, y la densidad de flujo F_v (Watts/m² Hz) de esa onda:

$$A_{ef} = P/F_v$$

Para una antena con Área Efectiva A_{ef} y ángulo sólido Ω , la razón con un radiador isotrópico, cuyo ángulo sólido de antena es igual a 4π , será:

$$\frac{A_{ef}}{A'_{ef}} = \frac{4\pi}{\Omega}$$

A partir de consideraciones termodinámicas se puede demostrar que un radiador isotrópico tiene un Área Efectiva $A_{ef} = \lambda^2/4\pi$, que es directamente proporcional al cuadrado de la longitud de onda de la radiación. Por lo tanto:

$$\frac{1}{\Omega} = \frac{A_{ef}}{\lambda^2} \quad (8)$$

En todos los casos prácticos A_{ef} es menor que A_g . La razón de ambas áreas es llamada Eficiencia de Apertura η_A :

$$\eta_A = A_{ef} / A_g \quad (9)$$

Teniendo en cuenta (8) y reemplazando en esta ecuación, (4) y (7) queda para el Área Efectiva:

$$A_{ef} = \lambda^2 / \Omega \cdot (1 - \beta) = \lambda^2 / \Omega \cdot \eta_A = \eta_A \cdot \lambda^2 / \Omega \quad (10)$$

En un campo de radiación $I_r(\theta, \varphi)$, la potencia recibida por la antena es:

$$P = \frac{1}{2} A_{ef} \int_{4\pi} I_r(\theta, \varphi) f(\theta, \varphi) d\Omega \quad (k = \text{constante de Boltzmann}^{17}) \quad (11a)$$

El factor $1/2$ se debe a que sólo se recibe un estado de polarización. Puesto que la intensidad de la radiación está relacionada con la Temperatura de Brillo T_b (por la ley de Planck) como:

$$I(\theta, \varphi) = 2k T_b(\theta, \varphi) / \lambda^2 \quad (\text{para } h\nu/kT \ll 1)$$

A su vez, definimos la Temperatura de Antena T_a a través de $P = kT_a$

Reemplazando en las fórmulas anteriores y teniendo en cuenta (10) obtenemos:

$$P/k = T_a \int_{\Omega} \int_{4\pi} T_b(\theta, \varphi) f(\theta, \varphi) d\Omega \quad (11b)$$

Es decir, que cualquier potencia de radiación recibida y caracterizada por una Temperatura de Brillo T_b puede expresarse como una Temperatura de Antena T_a .

¹⁷ $k = 1.38 \times 10^{-23} \text{ J/K}$

2. Calibración de la Antena II

Para la calibración de la Antena II se utilizaron radiofuentes. Las mismas cumplen con los siguientes requisitos:

- Se conoce su posición exacta.
- Son radiofuentes aisladas, es decir alejadas de la fuerte emisión del plano galáctico.
- Son puntuales respecto del haz de antena.
- Densidad de flujo muy bien conocida.
- No son variables en el tiempo o en caso de serlo, se conoce muy bien cómo varían.
- Porcentaje de polarización conocido.

En la **Tabla 1** se muestra la lista de las calibradoras utilizadas, cada una con su posición en coordenadas ecuatoriales 1950.0, su flujo en Jansky [Jy] ¹, obtenido de Wills (1975), su porcentaje y ángulo de polarización, si son conocidos, de Gardner et.al. (1975), y su identificación.

Fuente	A.R. (1950.0) (h m s)	Dec. (° ' ")	Flujo [Jy]	Pol [%]	Ang [Grad.]	
0043-42	00 43 54.5	-42 24 01	8.14	10.4	140	F
0131-36	01 31 42.0	-36 44 36	7.10	10.0	124	SO
0408-65	04 07 59.4	-65 53 01	15.75	0.2	--	--
0410-75	04 09 59.2	-75 14 59	13.78	0.2	--	III
0518-458	05 18 34.5	-45 50 36	68.80	3.1	50	D
0521-36	05 21 12.9	-36 30 17	16.48	3.0	87	N
0625-53	06 25 20.0	-53 39 27	6.45	0.4	55	--
0915-11	09 15 41.3	-11 53 05	42.50	0.1	--	D
1938-155	19 38 24.5	-15 31 39	7.17	4.1	34	III
2211-17	22 11 42.6	-17 16 39	9.39	1.3	178	D
2331-41	23 31 45.4	-41 45 54	5.26	0.7	40	III

D : galaxia esférica con envoltura gaseosa

SO : galaxia elíptica con polvo

F : galaxia elíptica

N : galaxia compacta

III : sin galaxias en el límite de la placa

Tabla 1

2.1. Método de observación:

Una zona de 3° en declinación y de $1^\circ/\cos \delta$ en ascensión recta fue observada alrededor de cada una de las radiofuentes listadas en la **Tabla 1**. Se realizaron barridos en declinación con una velocidad de antena de $10^\circ/\text{min}$. Para cubrir la zona se realizaron cinco (5) barridos en declinación cada uno con ascensión recta constante y diferente. La separación en AR de los barridos fue de $0^\circ.25/\cos \delta$. A los efectos de disminuir el

¹ 1 Jy = 10^{-26} W/m²Hz

ruido, para una AR dada se realizaron $n=5$ barridos en declinación, los que posteriormente se promediaron. El intervalo tabular en declinación fue tomado como $\Delta\delta = 0^{\circ}.125$ para obtener más precisión en la determinación del máximo.

La Temperatura Mínima Detectable (Kraus, 1986) resulta ser:

$$\Delta T_{\min} = K \frac{T_{\text{sis}}}{\Delta\nu n t} \quad (12)$$

Donde T_{sis} es la temperatura del sistema del receptor, $\Delta\nu$ es el ancho de banda, t es el tiempo de integración y n es el número de medidas. La constante K depende del modo de observación, que toma el valor de la unidad para Potencia Total

En nuestro caso: $T_{\text{sis}} = 90 \text{ K}$, $\Delta\nu = 20 \text{ MHz}$, $t = 480 \text{ mseg}$ y $n=5$. Por lo tanto la temperatura mínima detectable según 12 será:

$$\Delta T_{\min} = \frac{0.03}{n} \quad 0.013 \text{ [K]}$$

Luego de promediar los barridos en declinación, se ajustó una línea de base.

El valor de la temperatura de antena máxima correspondiente a la fuente observada, se lo obtuvo utilizando el método detallado en el Apéndice I.

El mismo se aplica de la siguiente manera (**Figura 1**). En el barrido central (el tercero de los 5), que es el que se realiza en la coordenada α_0 catalogada para la radiofuente, se determina la coordenada δ_0 que posee el máximo de temperatura observada ($M_0(\alpha_0, \delta_0)$) para esa ascensión recta. Luego, se ubica el máximo (por supuesto menor que el anterior) que corresponde al intervalo tabular $\Delta\delta$ respecto de $M_0(\alpha_0, \delta_0)$. Este será $M_1(\alpha_0, \delta_0 \pm \Delta\delta)$. Al intervalo $\Delta\delta$ ubicado entre ambos máximos M_0 y M_1 , se lo divide

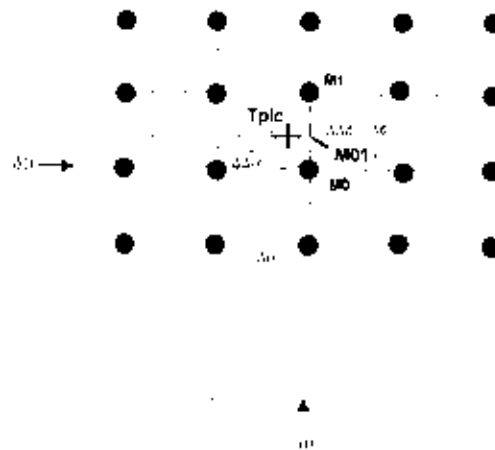


Figura 1

en pequeños subintervalos $\Delta\Delta\delta$ y se inicia el proceso interpolatorio hasta encontrar un nuevo máximo M_{0i} ($\alpha_{0i}, \delta_{0i} \pm n_i \Delta\Delta\delta$). Este será el máximo absoluto en las coordenadas ascensión recta: α_{0i} y declinación: $\delta_{0i} \pm n_i \Delta\Delta\delta$ de la observación, siendo n_i el número de subintervalos hasta hallarlo.

Debido a errores de apuntamiento de la antena, el máximo M_{0i} hallado, no será el máximo absoluto de la radiofuente. Este se hallará desplazado ahora sólo en el sentido de las ascensiones rectas, puesto que el valor de la declinación $\delta_{0i} = \delta_{0i} \pm n_i \Delta\Delta\delta$, ya es el correcto.

Para ubicar el máximo absoluto, que en este caso será la temperatura de antena máxima T_{pic} observada, se utiliza el mismo método aplicado para obtener el máximo M_{0i} , pero en este caso en el sentido de las ascensiones rectas: primeramente se ubica el máximo M'_{0i} ($\alpha_{0i} \pm \Delta\alpha, \delta_{0i}$) ubicado en el segundo o cuarto barrido. Nuevamente se inicia el proceso interpolatorio dentro del intervalo $\Delta\alpha$, que es dividido en subintervalos $\Delta\Delta\alpha$, hasta ubicar la temperatura máxima: T_{pic} ($\alpha_{abs}, \delta_{abs}$), donde $\alpha_{abs} = \alpha_{0i} \pm n_i \Delta\Delta\alpha$ y n_i es el número de subintervalos en ascensión recta.

En la **Figura 1** se muestra el "mapa" de una radiofuente y los diferentes valores nombrados anteriormente.

Con los valores de las coordenadas α_{abs} y δ_{abs} , es posible también hallar el error de apuntamiento de la antena:

$$\epsilon_{\alpha} = \alpha_{abs} - \alpha_{0i}$$

$$\epsilon_{\delta} = \delta_{abs} - \delta_{0i}$$

3. Resultados

A cada radiofuente i utilizada para la calibración se le asignó un peso P_i en las distintas medidas llevadas a cabo, de forma tal que se tuviera en cuenta:

- a) La cantidad de observaciones realizadas.
- b) El número de barridos realizados en cada ascensión recta, es decir que se tenga en cuenta el ΔT_{min} .
- c) El error porcentual en la determinación de la temperatura pico.
- d) La densidad de flujo de la radiofuente: tendrán mayor peso las radiofuentes con mayor densidad de flujo, debido a que la relación señal-ruído será mayor.

Es decir de acuerdo a (12), los pesos serán de la forma:

$$p_i = \frac{T_i}{\Delta T_{min}} = \frac{T_i(n)}{(0.03)}$$

donde T_i es la temperatura media observada de la i -ésima fuente y n es el número de observaciones realizadas.

3.1. Cálculo de la constante $C = F/T_a$

Teniendo en cuenta las ecuaciones (8), (11a) y que el flujo medido de una radiofuente es:

$F = \int_{\text{fuente}} U(\theta, \varphi) f_n(\theta, \varphi) d\Omega$, donde $f_n(\theta, \varphi) = 1$ para radiofuentes puntuales y cuando el haz de antena está centrado en ella, la integral se extiende sobre toda la fuente, la ecuación (11b) queda:

$$T_a = \frac{\lambda^2}{2k\Omega} F = \frac{A_{ef}}{2k} F \quad \text{ya que} \quad A_{ef} = \frac{\lambda^2}{\Omega} \quad \text{por (10)}$$

∴ el flujo de una radiofuente está relacionado con la temperatura de antena T_a medida a través de la fórmula fundamental:

$$F = \frac{2k}{A_{ef}} T_a = C T_a$$

Para la determinación de la constante C se utilizó el mismo método que el aplicado por Giacani-Lestori (1984) para la Antena I del IAR. El mismo consiste en ajustar por mínimos cuadrados una recta a los valores de F y T_a medidos, pero con la diferencia que en este caso se le aplica el peso P_i definido anteriormente.

El valor de la constante C (que será la pendiente de la recta) estará dado por:

$$C = \frac{\sum P_i T_i F_i}{\sum P_i T_i^2} \quad (13)$$

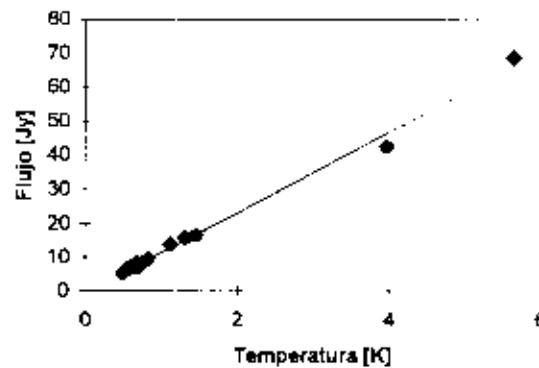
donde T_i es la temperatura de antena (T_a) de la i -ésima fuente con flujo F_i . El peso P_i se halla "normalizado" a N , que es el número de radiofuentes utilizadas. En la **Tabla 2** se detallan las radiofuentes utilizadas, la temperatura media medida, el número de observaciones, la densidad de flujo obtenida de la **Tabla 1**, los pesos P_i y por último los pesos normalizados P_i para cada una de ellas. En las columnas siguientes se dan las cantidades utilizadas para calcular los valores de las sumas de la fórmula anterior.

RADIOFUENTE	Temp. (T_i)	N	Flujos(F_i)	Pesos(P_i)	Pesos(P_i)	T_i^2	$P_i(T_i)^2$	$P_i T_i F_i$
0043-42	0.67	4	8.14	33.600	0.269	0.452	0.122	1.474
0131-36	0.70	12	6.85	60.189	0.483	0.483	0.233	2.298
0408-65	1.32	5	15.75	73.567	0.590	1.732	1.022	12.227
0410-75	1.12	3	13.78	48.411	0.388	1.250	0.485	5.981
0518-45 PICTOR	5.64	17	68.8	581.564	4.664	31.832	148.451	1810.253
0521-36	1.46	7	16.48	96.702	0.775	2.137	1.657	18.684
0625-53	0.57	4	6.55	28.500	0.229	0.325	0.074	0.853
0915-11 HYDRA	3.97	13	42.5	357.851	2.870	15.761	45.228	484.174
1938-15	0.61	6	7.17	37.355	0.300	0.372	0.111	1.310
2211-17	0.83	3	9.39	35.767	0.287	0.682	0.196	2.225
2331-41	0.49	2	5.26	17.466	0.140	0.244	0.034	0.364
SUMA				1370.971	10.894		197.614	2339.843

Tabla 2

El valor de C obtenido de acuerdo a la **Tabla 2** y aplicando 13 es: $C=11.84 \cdot 0.2$ [Jy/K].

a)



b)

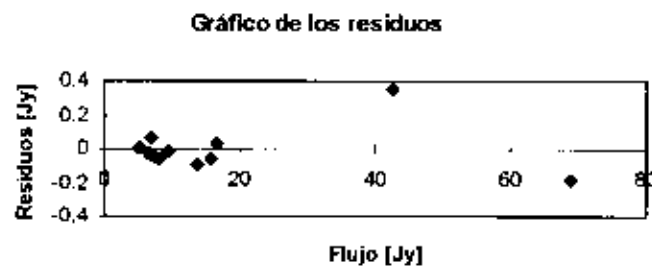


Figura 2: a) Gráfico de flujos catalogados contra los valores de la temperatura de antena medida T_a de acuerdo a la Tabla 1. La recta graficada tiene la pendiente $C=11.84$ obtenida con la fórmula 13. b) Gráfico de los residuos obtenidos en el cálculo de los flujos.

La **Figura 2-a)** muestra un gráfico de los valores de F y T_a medidos. La recta ajustada tiene una pendiente con el valor de C . La **Figura 2-b)** muestra los residuos del ajuste entre los valores catalogados y los calculados. Como vemos el valor que más se aparta es el perteneciente a la radiofuente Hydra A, con un valor (0.35 Jy), que representa un error máximo del orden del 8%.

3.2. Determinación del Área Efectiva A_{ef}

Una forma directa de hallar el Área Efectiva A_{ef} es utilizar el valor de la constante C hallada anteriormente.

$$A_{ef} = \frac{2k}{C}$$

El valor hallado es:

$$A_{ef} = 233.5 \pm 5 \text{ [m}^2\text{]}$$

3.3. Eficiencia de Apertura η_A

El Área Geométrica A_g de la Antena II con un diámetro $D = 30$ metros es:

$$A_g = \frac{\pi D^2}{4} = 706.9 \text{ [m}^2\text{]}$$

De acuerdo a (9) la Eficiencia de Apertura será:

$$\eta_A = \frac{A_{ef}}{A_g} = 0.33 \pm 0.007$$

Este es un valor de eficiencia demasiado bajo. Esto es debido a las irregularidades en la superficie que presenta la antena II.

3.4. Cálculo del Ancho del Haz a Potencia Mitad (HPBW)

Los HPBW fueron encontrados ajustando una gaussiana de dos dimensiones a radiofuentes calibradoras. En la **Tabla 3a** se muestran los resultados del ajuste:

Calibradora	Flujo [Jy]	N	Pi	θ_α [min.arc]	σ	θ_δ [min. arc]	σ
Hydra	42.5	21	194.759	33.76	1.35	31.9	0.3
Pictor	68.8	17	283.670	35.88	1.54	32.22	0.78
1730-13	6.2	12	21.477	36.08	1.83	32.23	1.3
1610-608	60	6	146.969	35.67	1.03	33.17	0.41
1938-15	7.17	18	30.420	35.28	1.78	30.55	1.96
2211-18	9.39	12	32.528	34.5	1.51	31.45	0.83

Tabla 3a

En la columna 1 se da el nombre de la radiofuente; columna 2: densidad de flujo en Jansky a la frecuencia de 1420 MHz; columna 3: número de observaciones; columna 4: pesos (P_i) calculados como el producto del flujo con el número de observaciones; columnas 5 y 6: HPBW en ascensión recta y su error medio debido al ajuste; columnas 7 y 8: similar a las anteriores pero en declinación.

Los valores para los HPBW en las dos coordenadas son calculados (Tabla 3b) como un promedio pesado de la forma:

$$\theta_\alpha = \frac{\sum P_i \theta_{\alpha_i}}{\sum P_i} \quad \text{y} \quad \theta_\delta = \frac{\sum P_i \theta_{\delta_i}}{\sum P_i} .$$

Calibradora	P _i	P _i ·θ _{αi}	P _i ·θ _{δi}
Hydra	194.759	6575.080	6212.827
Pictor	283.670	10178.068	9139.837
1730-13	21.477	774.906	692.218
1810-608	146.969	5242.398	4874.974
1938-15	30.420	1073.208	929.323
2211-18	32.528	1122.213	1023.003
Suma	709.824	24965.872	22872.181

Tabla 3b

De la **Tabla 3b** resultan:

$$\begin{aligned}\sum P_i &= 709.824, \\ \sum P_i \theta_{\alpha_i} &= 24.965.872, \\ \sum P_i \theta_{\delta_i} &= 22.872.181.\end{aligned}$$

Los valores obtenidos son: $\theta_{\alpha} = 35'.17$ y $\theta_{\delta} = 32'.22$.

Los valores de los errores de la media pesada se obtienen de la forma:

$$n_e = \frac{\sum P_i x_i^2}{\sum P_i (n-1)}$$

siendo $x_i = \theta_{\alpha_i} - \theta_{\alpha}$ y $n = 6$

De igual manera para el **HPBW** en la otra coordenada. Por la **Tabla 3c** tenemos: para el **HPBW** en ascensión recta:

$$\sum P_i x_i^2 = 599.697$$

y para declinación:

$$\sum P_i x_i^2 = 256.709$$

con lo que se obtiene:

$$n_{\alpha} = 0'.41 \quad \text{y} \quad n_{\delta} = 0'.27.$$

En definitiva los valores obtenidos son:

$$\theta_{\alpha} = 35'.17 + 0'.41$$

$$\theta_{\delta} = 32'.22 + 0'.27.$$

Es decir el haz elíptico, apartándose levemente de la simetría circular

Calibrador	$\theta\alpha$ [min.arc]	$X_i = \theta_i - \theta\alpha$	X_i^{**2}	$P_i \cdot X_i^{**2}$	$\theta\delta$ [min. arc]	$X_i = \theta_i - \theta\delta$	X_i^{**2}	$P_i \cdot X_i^{**2}$
Hydra	33.76	-1.41	1.988	387.201	31.9	-0.32	0.102	19.943
Pictor	35.88	0.71	0.504	142.998	32.22	0	0.000	0.000
1730-13	36.08	0.91	0.828	17.785	32.23	0.01	0.000	0.002
1610-608	35.67	0.5	0.250	36.742	33.17	0.95	0.903	132.640
1938-15	35.28	0.11	0.012	0.368	30.55	-1.67	2.789	84.838
2211-18	34.5	-0.67	0.449	14.602	31.45	-0.77	0.593	19.286
Suma				599.697				256.709

Tabla 3c

3.5. Angulo Sólido Principal

Suponiendo que el haz es gaussiano y de acuerdo a la fórmula (2) y para $\theta_E = \theta\delta$ y $\theta_H = \theta\alpha$ obtenemos:

$$\Omega' = 1.133 \theta_E \theta_H = (1.086 \times 10^{-4} \pm 3.26 \times 10^{-6}) \text{ [estereradianes]}.$$

3.6. Eficiencia del Haz η_B

De acuerdo a (7) y (10) y para $\eta_R = 1$, tenemos que la eficiencia del haz η_B , utilizando el valor de Ω' hallado en el § 3.5, es:

$$\eta_B = \Omega' / \Omega = \frac{\Omega' A_{ef}}{\lambda^2} = 0.575 \pm 0.017 \quad 57.5 \%$$

3.7. Radiación Recibida por el Lóbulo Principal

De acuerdo a la fórmula (4):

$$\beta = 1 - \Omega' / \Omega = 1 - \frac{\Omega' A_{ef}}{\lambda^2} = 0.425 \pm 0.013.$$

Es decir el 57.5 % de la radiación es recibida por el lóbulo principal y el 42.5 % se pierde por lóbulos laterales.

3.8. Directividad D

De acuerdo a (5a) y (5b), las directividades son:

$$D = \frac{4\pi}{\Omega} = \frac{4\pi A_{ef}}{\lambda^2} = 66536.22 = 48.23 + 3.3 \text{ dB}$$

$$D' = \frac{4\pi}{\Omega'} = \frac{4\pi}{1.133\theta_0 \theta_1} = 115712.44 = 50.63 \pm 3.5 \text{ dB}$$

3.9. Ganancia G

La Ganancia de la Antena, utilizando (6a) y (6b) y tomando un valor de $\eta_R = 1$ es:

$$G = \eta_R D = \eta_{\text{eff}} (1 - \beta) D' = 48.23 \pm 3.3 \text{ dB}$$

Los resultados pueden resumirse en la siguiente Tabla:

Constante	$C = 11.84 \pm 0.2$	[Jy/K]
Área Efectiva	$A_{\text{eff}} = 233.5 \pm 5$	[m ²]
Eficiencia de Apertura	$\eta_A = 0.33 \pm 0.007$	
Eficiencia del Haz	$\eta_H = 0.575 \pm 0.017$	
Ángulo Sólido Principal	$\Omega' = 1.086 \times 10^{-4} + 3.26 \times 10^{-6}$	[sterorad]
Directividades	$D = 48.23 \pm 3.3 \text{ dB}$	
	$D' = 50.63 \pm 3.5 \text{ dB}$	
Ganancia	$G = 48.23 \pm 3.3 \text{ dB}$	

3.10. Determinación Experimental del Ángulo Sólido Total

Una cantidad utilizada comúnmente en Radioastronomía, es el ángulo sólido total (Full Beam Solid Angle) Ω_{fb} .

Experimentalmente, es posible obtener este ángulo, por integración del haz, hasta un determinado nivel en decibeles (dB) y dentro de un área de varios grados cuadrados. Para la obtención de este ángulo, se utilizó la radiofuente puntual no polarizada Hydra A. Debido a que su diámetro es menor al minuto de arco, la misma se comporta como puntual para nuestra antena (HPBW $\cong 32'$) y se comporta desde el punto de vista de una convolución, como una delta de Dirac. La Figura 3, muestra la respuesta de la antena a esta radiofuente. El mapa es la convolución del haz de antena con esta "delta". Se la obtuvo promediando aproximadamente 10 mapas de la radiofuente.

Los diferentes niveles están dados en decibeles de atenuación respecto de la temperatura máxima; o sea que si T_p es esta temperatura, a una temperatura T_i la isoterma expresada en dB será igual a $10 \log (T_p/T_i)$.

Así, la isoterma del Ancho Potencia Mitad será la isoterma de 3 dB. El cálculo fue realizado hasta un nivel de 27 dB integrándolo gráficamente. Para ello desarrollamos la integral en una suma:

$$\int T d\Omega = \sum \Omega_i (T_i - T_{i-1}) = \Omega_1 (T_1 - T_2) + \Omega_2 (T_2 - T_3) + \Omega_3 (T_3 - T_4) + \dots$$

donde Ω_i es el ángulo sólido subtendido por la radiofuente entre las temperaturas T_i y T_{i-1} .

La Tabla 4 muestra los resultados obtenidos

Isoterma (dB)	$\Omega \times 10^{-4}$ (ster)	$\Delta T_i / T_{pic}$	$\Omega_i * \Delta T_i / T_{pic}$
3	0.724	0.5	0.362
6	1.636	0.249	0.407
9	2.274	0.125	0.284
12	3.032	0.0628	0.190
15	3.924	0.0315	0.124
27	4.814	0.0117	0.056
18	5.381	0.0041	0.022
20	1.993	0.0058	0.012
21	6.769	0.0021	0.014
22	0.008	0.0016	0.000
24	3.54	0.0023	0.008
27	0.7497	0.008	0.006
SUMA =			1.486

Tabla 4

Con la suma de estos valores se obtiene un valor para el ángulo sólido a 27 dB de:

$$\Omega_{0.27dB} = 1.486 \times 10^{-4} \text{ ster}$$

con un error estimado del 20 %.

Una cantidad también usada frecuentemente en radioastronomía, es la temperatura de brillo del ángulo sólido total T_{fb} .

Si definimos la eficiencia del haz η'_B utilizando este último ángulo sólido :

$$\eta'_B = \frac{\Omega_{0.27dB}}{\Omega'}$$

la relación entre la temperatura de brillo T_b (que se referirá al haz principal) y la temperatura de brillo del ángulo sólido total T_{fb} , una cantidad también usada frecuentemente en radioastronomía, será:

$$T_b = \eta'_B T_{fb}$$

$$\therefore T_b / T_{fb} = \eta'_B = 1.37 \pm 0.27$$

HYDRA A

I

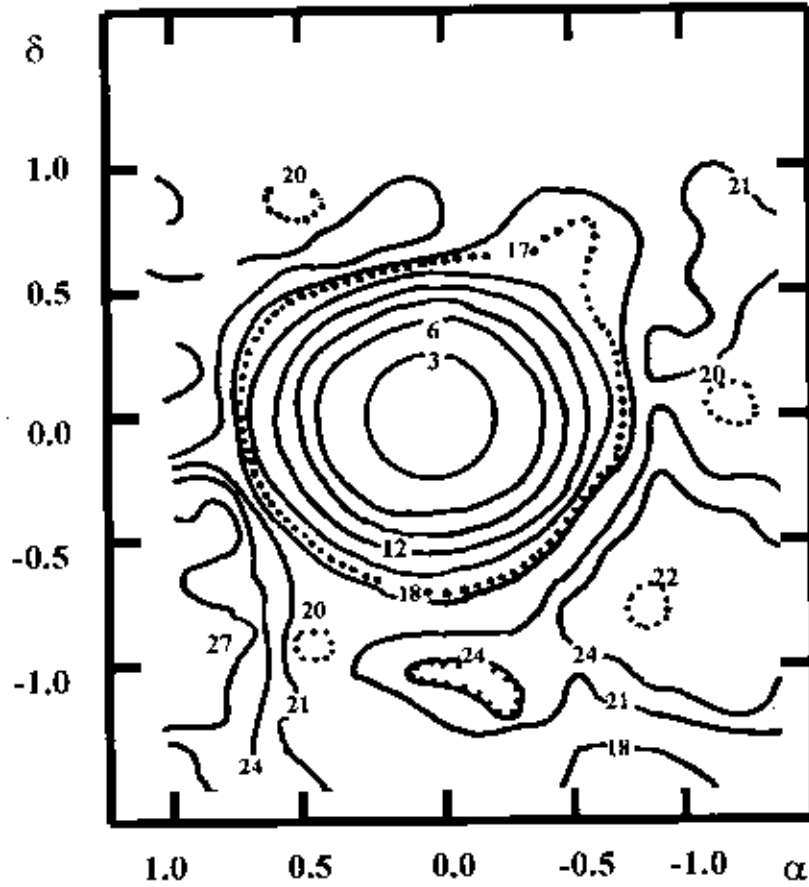


Figura 3: Radiofuente Hydra A. Los contornos están dados en decibeles. Las coordenadas están graficadas en grados y su origen es la posición de la radiofuente.

CAPITULO 4 : Tratamiento de las Observaciones

1. Introducción

En este capítulo se detallan los pasos seguidos para la obtención del mapa final de la zona del cielo que cubre la nebulosa de Gum. Se hace mención de todos los procesos involucrados desde la observación, hasta la obtención de un mapa, pasando por la reducción y calibración de los barridos individuales ^(*). El mismo será posteriormente corregido por los diferentes problemas que usualmente afectan a las observaciones de continuo.

Finalmente se obtiene el factor para la escala de temperatura y el nivel cero y de esta forma lograr la calibración absoluta del citado mapa.

2. Observaciones

Las observaciones se realizaron por el método NOD-SCAN (Haslam et al., 1974), que consiste en mover la antena solo en declinación mientras se la mantiene fija en el meridiano local, y se utiliza la rotación de la tierra para "barrear" en ascensión recta (Figura 1). Los barridos se realizaron moviendo continuamente la antena, a una velocidad de 10°/min, hacia el norte ("up-scan") o hacia el sur ("down-scan") entre las declinaciones $-90^{\circ}.0 \leq \delta \leq -10^{\circ}.25$. Cada día de observación comienza un minuto sidéreo más tarde, o sea $0^{\circ}.25$ en ascensión recta.

Las ventajas de este método de observación son:

- Cada "up-scan" intercepta en días sucesivos a 15 "down-scans" y viceversa. Estos puntos de intersección servirán para corregir la línea de base de todos los barridos, tal como se describirá más adelante.
- Debido a que las observaciones se realizan en el meridiano, la contribución de tierra (spillover) es la misma para todos los barridos y por lo tanto más fácil de corregir.

Las observaciones cubren el rango de ascensión recta de $7^{\text{h}} 11^{\text{m}}$ a $10^{\text{h}} 06^{\text{m}}$. Las ascensiones rectas fueron observadas cada $0^{\circ}.25$. Se realizaron más de 780 barridos.

3. Tratamiento de los datos:

3.1. Eliminación de Interferencias

Los barridos fueron tratados individualmente para eliminar las señales esporádicas, como así también los pulsos de interferencia producidos por el radar del aeropuerto Internacional de Ezeiza.

Fueron descartados todos aquellos barridos, en los que las interferencias los afectaban en tal grado que era imposible su recuperación.

3.2. Extrapolación al Polo

Debido a que el programa de observación permite obtener datos sólo hasta una declinación de $\delta = -89^{\circ}.75$, se extrapoló para cada barrido su valor de temperatura para el Polo Celeste. Para esto simplemente se ajustó por mínimos cuadrados una recta a los últimos 10 puntos (desde $\delta = -89^{\circ}.75$ hasta $\delta = -87^{\circ}.50$) y se extrapoló hasta el Polo.

* En el Apéndice 3 se muestran todos los programas desarrollados y utilizados en este y Capítulos posteriores.

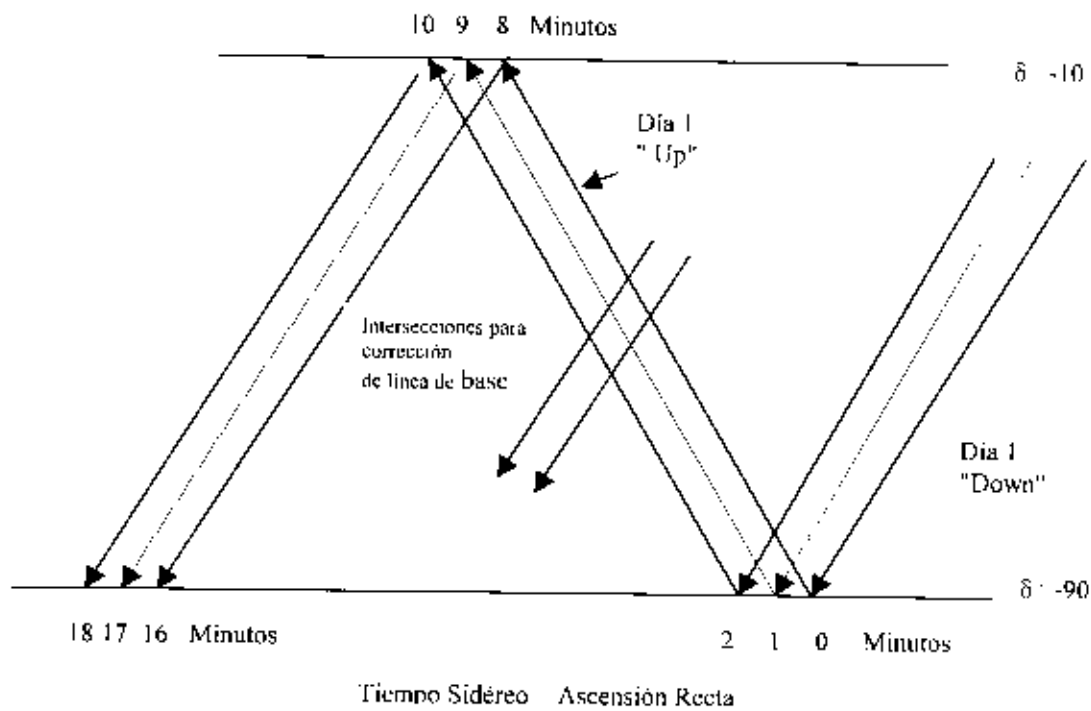


Figura 1: Representación esquemática del método de observación NOD-SCAN.

3.3. Precesión de Coordenada

Cada uno de los barridos fue precesado de la fecha de observación a coordenadas referidas al equinoccio 1950.0

3.4. Offset y Promedio

Una vez calibrados y extrapolados al polo, para que todos los barridos tuvieran un mismo offset, se tomó un valor arbitrario de $1\alpha = 12$ K para el Polo Sur Céfeste.

Luego se procedió a promediar todos los barridos con igual ascensión recta inicial, pero en forma separada para los "up" y los "down".

3.5. Calibración

Una vez eliminadas las interferencias, se procedió a la calibración de los barridos. La misma se realiza tomando el valor medio del diodo de ruido a lo largo del barrido, al que llamaremos CAL. Por un simple cómputo, realizado para cada dato del barrido, expresamos los mismos en temperatura de antena (T_a) mediante:

$$T_a = \frac{6.7 N_i}{Cal} [K]$$

donde N_i es el número de cuentas del i -ésimo, y 6.7 es el valor de la fuente de calibración, expresada en grados Kelvin. El valor de Cal es el número de cuentas del conversor analógico-digital que corresponde al diodo de ruido.

3.6. Contribución de Tierra

Como ya fue expresado, la ventaja de observar en el meridiano con el método NOD-scan, es que la contribución de tierra es la misma para todos los barridos y por lo tanto más fácil de corregir.

Para encontrar esta contribución, se promediaron todos los barridos entre $3^h \leq \alpha < 5^h$, la cual es una "zona fría", libre de fuertes emisiones de fuentes galácticas y extragalácticas. Previo al promedio, a cada barrido se le sustrajeron la contribución de fuentes puntuales y se lo extrapoló al Polo, dándole un valor

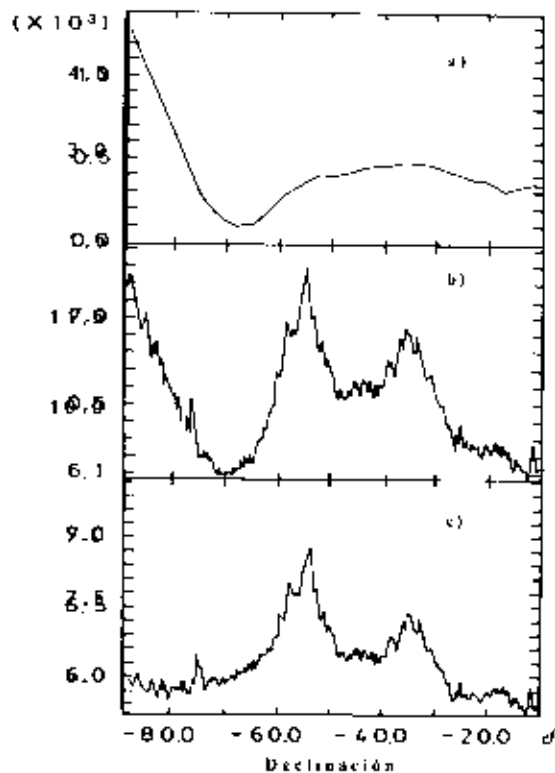


Figura 2: a) Contribución de la radiación promedio de fondo obtenida en la región $3^h \leq \alpha \leq 5^h$.
 b) Barrido típico observado.
 c) El mismo barrido (b) pero con la contribución de fondo restada.

provisoriamente, de 5 K (§3.4). El valor elegido es inferior al anterior (12 K) para evitar valores negativos al efectuar la resta. Luego de haber promediado y eliminado las radiofuentes, se aplicó un filtro triangular al barrido resultante para "alisar" aún más al mismo. Este filtro consistió en un promedio con diferente peso de 11 puntos, 5 a cada lado del dato. En la **Figura 2a)** se ve el barrido promedio que incluye la contribución de tierra, en la **Figura 2b)** se muestra un barrido típico de los observados (nótese la diferencia en el "ruido"

comparándolo con la figura anterior), y en la Figura 2c) se muestra el barrido que se obtiene luego de sustraer [Fig. 2b)-Fig 2a)] la contribución de tierra.

3.7. Método Iterativo para la Optimización de la Línea de Base

Debido al método de observación (NOD-SCAN), todos los barridos tienen, ya sea al principio o al final de los mismos, un punto en común, que es el Polo Sur Celeste.

La optimización de la línea de base es un proceso iterativo, que debe ser realizado para cada barrido. Primero se reducen todos los "up-scans" y luego los "down-scans".

Este proceso iterativo se puede resumir de la siguiente forma:

a) Primero se encuentran los puntos de intersección de cada "up-scan" ("down-scan") con todos los "down-scans" ("up-scans") que lo cortan. Debido a que este punto de intersección no tiene porqué ocurrir en un intervalo tabular, se interpola la intensidad en ese punto, utilizando el método interpolatorio explicado en el Apéndice 1, tomando 4 puntos como se indica en la Figura 3.

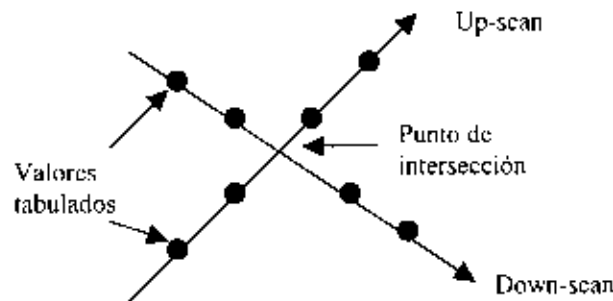


Figura 3: Método interpolatorio para obtener la intensidad en el punto de intersección de dos barridos.

Con los valores de las temperaturas en los puntos de intersección (15 en total para cada barrido) se construyen dos matrices, una para los "up-scans" y otra para los "down-scans", cada uno de los mismos contiene la información de las coordenadas de intersección y un número de identificación del barrido. De esta forma se reduce el volumen de datos con los que se trabajará, pues las matrices son de 15 filas (número de intersecciones) por N columnas (número de barridos).

Con estas matrices se calculan las diferencias en amplitud de las temperaturas interpoladas entre los "up-scans" y los "down-scans", se les ajusta por mínimos cuadrados una recta, para minimizar esas diferencias, y se corrige cada barrido con los valores obtenidos por ese ajuste. Debe tenerse en cuenta que todos los barridos tienen un punto en común (el Polo Sur Celeste), para el cual la diferencia en temperaturas debe ser nula.

La Figura 4 es una representación esquemática de un barrido, con los puntos de intersección (o corte) con los otros barridos. Si las diferencias de temperatura a una ascensión recta (α) y declinación (δ) dada entre el barrido a corregir, cuya temperatura es $T_i(\alpha, \delta)$, y la de los barridos que lo cortan, cuyas temperaturas son $T_j'(\alpha, \delta)$, las llamamos $\Delta T_i(\alpha, \delta)$:

$$\Delta T_i(\alpha, \delta) = T_i(\alpha, \delta) - T_j'(\alpha, \delta) \quad ,$$

y a estas diferencias $\Delta T_i(\alpha, \delta)$ le ajustamos por mínimos cuadrados una recta, tendremos nuevas diferencias $\Delta T_i(\alpha, \delta)$.

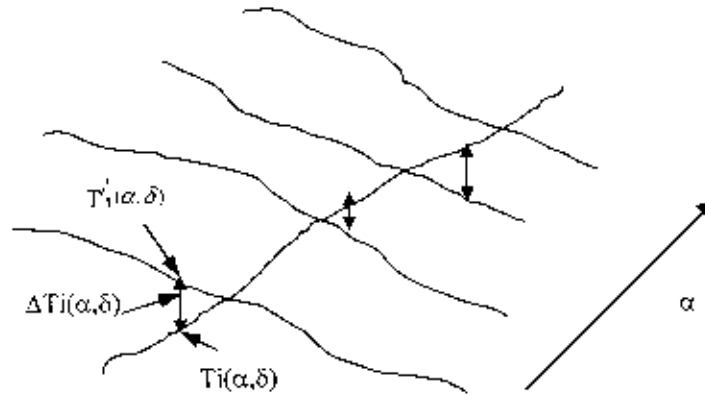


Figura 4: Representación esquemática de un barrido con sus intersecciones y las diferencias de temperatura $\Delta T_i(\alpha, \delta)$.

La nueva temperatura corregida $T_{ic}(\alpha, \delta)$ en función de las coordenadas será:

$$T_{ic}(\alpha, \delta) = T_i(\alpha, \delta) - \Delta T_i(\alpha, \delta)$$

En la **Figura 5** se muestra una representación esquemática de las diferencias originales y la resultante por el ajuste de la recta. Este proceso se va realizando barrido por barrido, tanto para los "up-scans" como para los "down-scans" y en forma iterativa hasta que las diferencias sean del orden del ruido teórico esperado para el mapa.

En la **Figura 6** se ven los histogramas que representan el número de puntos de intersección del mapa en función de las diferencias para los "up-scans" y "down-scans". Como se ve, luego de 3 iteraciones el número de puntos cuyas diferencias son inferiores a 50 mK (para la Potencia Total 1) supera los 3800

Una vez finalizado el proceso iterativo, cada barrido es "reconstruido" con los valores corregidos de sus puntos de intersección.

En la **Figura 7a)** se muestra una zona antes de aplicar el proceso iterativo. Todos los efectos de barrido que se ven en el mapa son debidos a que los mismos fueron realizados en días diferentes, y por tal motivo las condiciones del receptor pueden ser diferentes. La **Figura 7b)** muestra el mapa que se obtiene luego de 3 iteraciones.

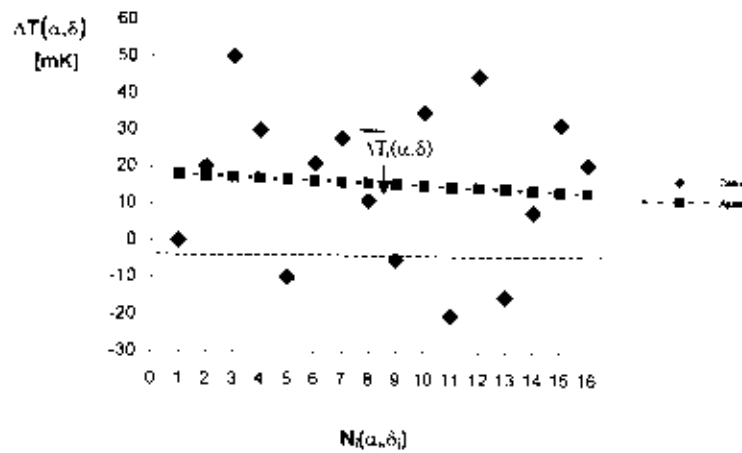


Figura 5: Representación de las diferencias $\Delta T_i(\alpha, \delta)$ en los puntos de intersección $N_{int}(\alpha, \delta)$ entre un "up-scan" con los 16 "down-scan". También se representa la recta ajustada y las diferencias $\bar{\Delta T}_i(\alpha, \delta)$.

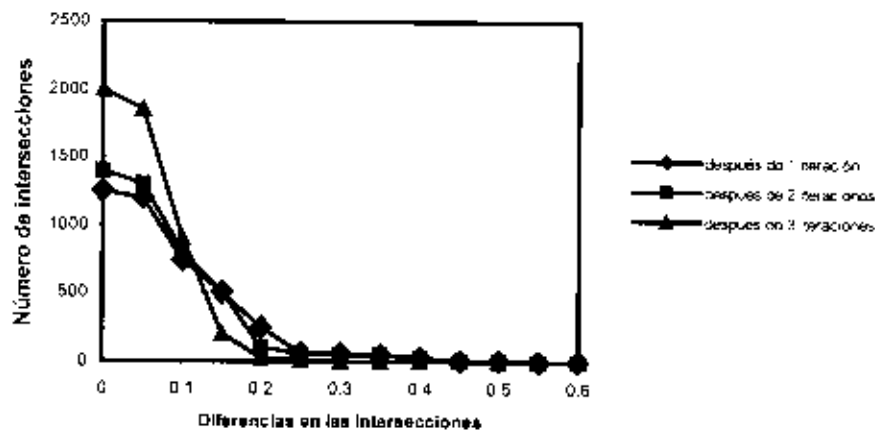


Figura 6: Optimización de la línea de base: histograma para los barridos "up-scan", donde se muestra la convergencia luego de 3 iteraciones. El número de puntos con $\Delta T < 0.05$ K supera los 3800.

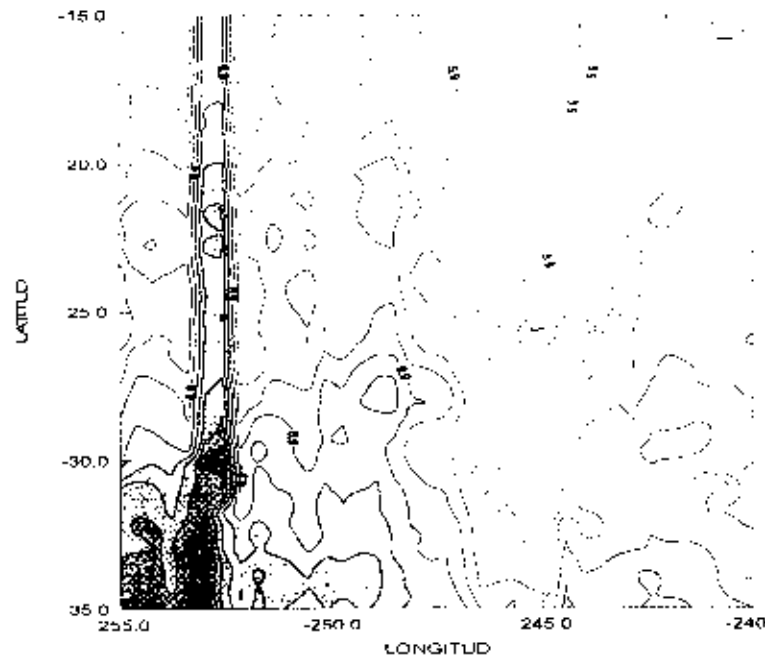


Figura 7 a: Mapa formado sólo con los "up-scans". Se ven claramente a $l \approx 246^\circ$ y a $l \approx 253^\circ$ los efectos de barrido producidos por las variaciones en las condiciones del receptor en los diferentes días de observación.

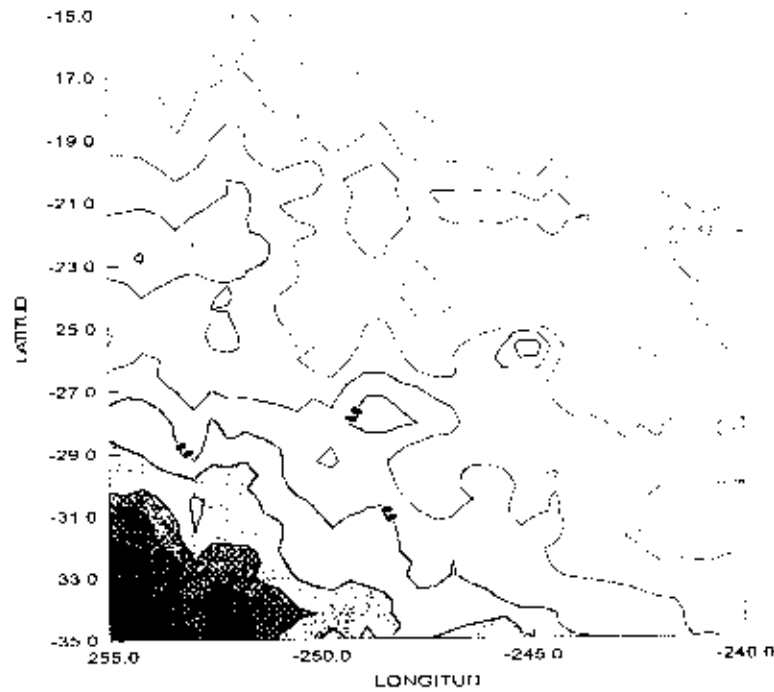


Figura 7 b: El mismo mapa de la figura 7 a) luego de aplicar el proceso iterativo detallado en el texto. Se realizaron 3 iteraciones.

3.8. Corrección por Efectos de "Scan"

Debido a pequeñas variaciones de ganancia, a problemas atmosféricos, etc., que pueden tener lugar cuando el radiotelescopio va barriendo la zona, el barrido se verá afectado parcialmente por variaciones temporales que modificarán su "offset". Estos efectos son minimizados por el proceso iterativo anteriormente descrito, aunque no corregidos totalmente.

Para una última corrección de los mismos se utilizó un método similar al desarrollado por Sofue y Reich (1979). El mismo consiste en degradar la resolución angular en la dirección perpendicular a la que se realizó el barrido. Este deterioro se logra mediante un proceso de convolución, y es recomendable que la resolución original sea "degradada", por lo menos, en un factor 2. Del mapa convolucionado, se extrae el barrido seleccionado y se le resta el barrido original y a estas diferencias se les ajusta un polinomio. Las emisiones intensas, especialmente en el plano galáctico o en sus cercanías, hacen que las diferencias entre el mapa original y el convolucionado sean grandes. Para evitarlo, a estas zonas se las excluye del ajuste. Este método se aplica también en forma iterativa, hasta que las diferencias sean del orden del ruido r.m.s del mapa.

Para la corrección de nuestros datos, los mejores resultados se obtuvieron utilizando un haz igual al doble del original (70'), un polinomio de grado 2 y un mínimo de 3 iteraciones.

La **Figura 8a)** muestra un barrido (indicado por una flecha) con una variación de ganancia antes de su corrección. La **Figura 8b)** muestra como el barrido es corregido con una sola iteración.

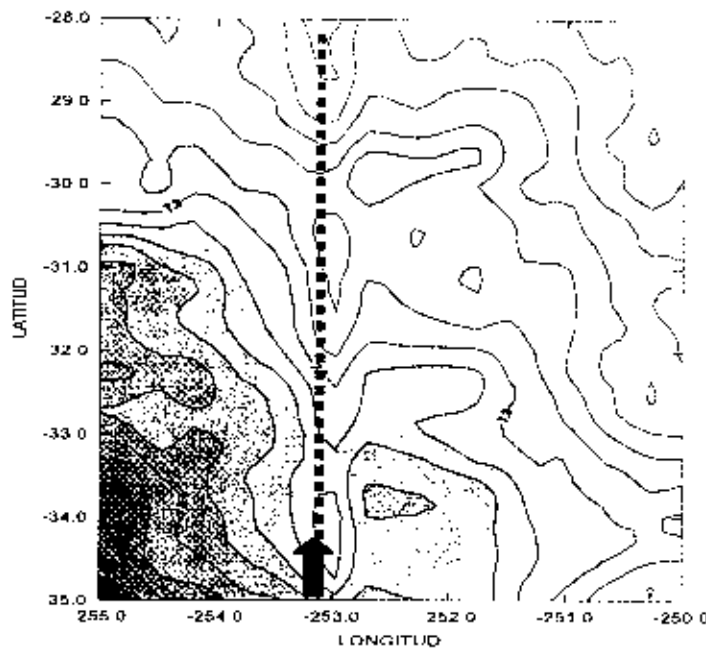


Figura 8 a

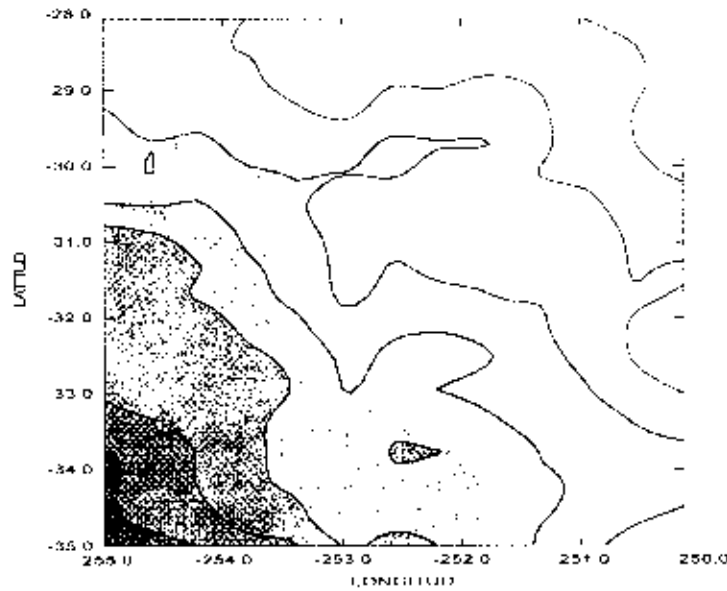


Figura 8 b

Detalles del proceso matemático se explicitan en el Apéndice 2.

3.9. Retabulación de los Datos

Una vez finalizado el proceso de optimización, tenemos dos mapas corregidos para la misma zona: uno para los "up-scans" y otro para los "down-scans".

Debido al método de observación, donde ambas coordenadas varían continuamente, estos mapas no serán coincidentes como para poder promediarlos directamente.

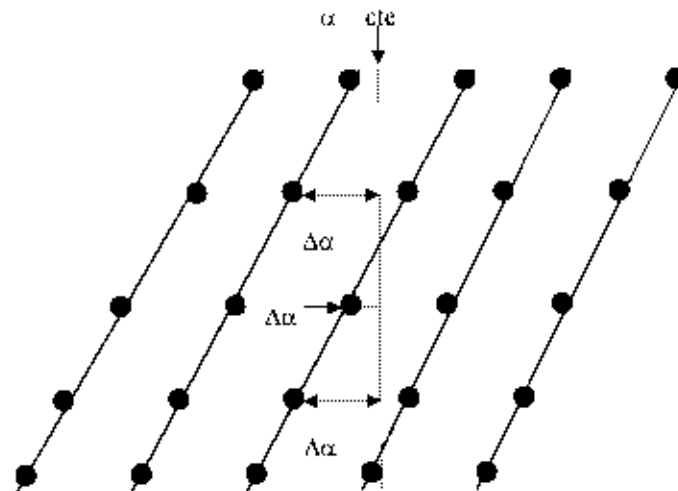


Figura 9: Proceso interpolatorio para obtener una ascensión recta constante.

Para obtener una grilla rectangular de espaciado uniforme, fue necesario interpolar las temperaturas de la grilla original. La interpolación se realizó utilizando el método descrito en el Apéndice 1. La Figura 9 muestra el proceso interpolatorio para obtener una ascensión recta constante.

Una vez retabulados los datos, tenemos dos mapas idénticos en coordenadas rectangulares (uno para los "up-scans" y otro para los "down-scans"), que se se promedian para obtener el mapa final.

4. Mapas del continuo en 1435 MHz

4.1 Introducción

Todos los procesos hasta esta etapa de la toma de datos fueron realizados con programas desarrollados en lenguaje Basic para una computadora IBM-PC.

Hasta esta etapa de la reducción, los datos estaban divididos en diferentes barridos, uno por cada ascensión recta observada y entre los límites originales en declinación: $-90^{\circ}.0 < \delta < -10^{\circ}.25$.

A partir de este momento a los datos se los tratará en forma de "mapas", es decir matrices conformadas por m puntos en α y n puntos en δ .

Para las siguientes etapas, la reducción se realizó con programas desarrollados para una computadora μ -VAX II.

Un ejemplo de esta matriz de puntos se muestra en la Figura 10, donde el encabezamiento del mapa (también llamado "Header") está constituido por una serie de parámetros que indican las condiciones en que se encuentran los datos a continuación del "Header". Los parámetros del "Header" serán leídos y actualizados en los sucesivos pasos de la reducción.

HEADER			
1) 1435.000	2) 1950.000	3) 60.000	4) 60.000
5) -999.000	6) 11.660	7) 1	8) 2
9) 76	10) 1.000	11) -20.000	12) .333
13) 76	14) 1.000	15) 240.000	16) .333

2.195	}	DATOS
1.975		
2.075		
1.824		
1.415		
1.601		
1.901		
2.116		
2.25		
2.099		
.....		

Figura 10

En la Figura 10, los datos del "Header" que se indican son:

- (1) Frecuencia en MHz
- (2) Equinoccio de Observación
- (3) Haz en Ascensión Recta (Longitud) en minutos de arco
- (4) Haz en Declinación (Latitud) en minutos de arco
- (5) Valor por defecto ("Dummy"). Uso eventual.
- (6) Factor corrección de T_a a T_b
- (7) Número de canal (1,2,3 ó 4)
- (8) Tipo de Coordenada (1= ecuatorial; 2=galáctica)
- (9) Número de puntos en declinación (Latitud)
- (10) Punto de origen de coordenadas
- (11) Declinación (Latitud) inicial
- (12) Intervalo tabular en declinación
- (13) Número de puntos en Ascensión Recta (Longitud)
- (14) Punto de origen
- (15) Ascensión Recta (Longitud) inicial
- (16) Intervalo tabular en declinación

4.2. Temperatura de Brillo

Todos los barridos son llevados de la temperatura de antena T_a observada a temperatura de brillo T_b . Para ello son divididos por la eficiencia del haz η_β :

$$T_a = \eta_\beta T_b \tag{1}$$

donde η_β fue obtenido en el **Capítulo 3** y tiene un valor:

$$\eta_\beta = 0.57$$

Por lo tanto la relación entre T_b y T_a resulta de acuerdo a (1) igual a:

$$T_a = 0.57 T_b \quad \text{ó} \quad T_b = 1.74 T_a \tag{2}$$

4.3. Escala de Temperaturas

a) Definiciones

Para obtener una escala absoluta de temperaturas es necesario conocer el "nivel cero" del mapa.

Una forma de hallar la corrección para la escala de temperaturas arbitrarias de nuestros mapas, es comparar nuestros mapas con mapas ya calibrados absolutamente, que hayan sido observados a frecuencias diferentes. Esta comparación se denomina gráfico Temperatura-Temperatura (o TT-plot). Extrapolando la recta obtenida al realizar el gráfico, es posible obtener la corrección buscada.

El espectro de radiación de continuo está usualmente ligado al concepto de índice espectral de temperatura β , que permite expresar la dependencia de la temperatura de brillo T_b con la frecuencia ν por medio de la relación: $T_b \approx \nu^{-\beta}$.

Para dos frecuencias de observación diferentes ν_1 y ν_2 , suponiendo que β se mantenga constante, es válida la relación:

$$\frac{T_b(\nu_1)}{T_b(\nu_2)} = \left[\frac{\nu_1}{\nu_2} \right]^{-\beta} \tag{3}$$

Según Reich & Reich (1988), las temperaturas $T(\nu)$ observadas se pueden expresar con :

$$\begin{aligned}
 T(\nu) &= T_{gal}(\nu) + T_{ref} + T_{ex}(\nu) - T_{zero}(\nu) (\equiv T_B(\nu)) \\
 T(\nu) &= T_{gal}(\nu) + T_{off}(\nu) \\
 \text{Siendo : } T_{off}(\nu) &= T_{ref} + T_{ex}(\nu) - T_{zero}(\nu)
 \end{aligned}
 \tag{4}$$

donde:

- $T_{gal}(\nu)$: es la temperatura de brillo de la galaxia.
- T_{ref} : es la temperatura de brillo de la radiación cósmica de fondo (2.7 K).
- $T_{ex}(\nu)$: es la contribución de las fuentes extragalácticas no resueltas.
- $T_{zero}(\nu)$: es la corrección al nivel cero.

Según Bridle (1967), $T_{ex}(\nu)$ puede ser extrapolada con un índice espectral de 2.75 desde la frecuencia de 178 MHz mediante la ecuación:

$$T_{ex}(\nu) = 30 \text{ K } (\nu / 178 \text{ MHz})^{-2.75}$$

Según Smoot et al. (1985) $T_{ref} = 2.73 \pm 0.05 \text{ K}$.

Usaremos el relevamiento en el continuo de todo el cielo en 408 MHz (Haslam *et al.*, 1982), calibrado absolutamente, para encontrar el desbalance ("offset") de nuestros datos.

Tomando $\nu_1 = 1435 \text{ MHz}$ y $\nu_2 = 408 \text{ MHz}$, los valores de las diferentes contribuciones, según P y W Reich, son:

para 408 MHz :

$$T_{ex}(\nu_2) = 3.1 \text{ K}$$

$$T_{ref} = 2.7 \text{ K}$$

$$T_{zero}(\nu_2) = 2.1 \text{ K}$$

resultando un valor para $T_{off}(\nu_2) = 3.7 \pm 0.85 \text{ K}$;

y para 1435 MHz,

$$T_{ref} = 2.7 \text{ K}$$

$$T_{ex}(\nu_1) = 0.1 \text{ K}$$

$$\therefore T_{ref} + T_{ex}(\nu) = 2.8 \pm 0.03 \text{ K}$$

Por lo tanto la ecuación (3) aplicada a la radiación galáctica quedará, reemplazando los términos dados en (4) como:

$$T(\nu_i) - [T_{ref}(\nu_i) + T_{ex}(\nu_i) - T_{zero}(\nu_i)] = \left[\begin{array}{c} \nu_1 \\ \nu_2 \end{array} \right]^{-\beta} [T(\nu_2) - [T_{ref}(\nu_2) + T_{ex}(\nu_2) - T_{zero}(\nu_2)]]$$

Reemplazando los valores obtenidos,

$$T(\nu_i) - [2.8 - T_{zero}(\nu_i)] = \left[\begin{array}{c} \nu_1 \\ \nu_2 \end{array} \right]^{-\beta} [T(\nu_2) - 3.7] .$$

$$\therefore T(\nu) - 2.8 = \begin{bmatrix} \nu_1 \\ \nu_2 \end{bmatrix}^{-\beta} [T(\nu_2) - 3.7] - T_{\text{corr}}(\nu_1) \quad (5)$$

En nuestro caso, las incógnitas son el índice espectral β y el factor $T_{\text{corr}}(\nu_1)$.

b) Obtención de la corrección $T_{\text{corr}}(\nu_1)$

La ecuación (5) es una recta de la forma $Y = A X + B$, donde $A = \begin{bmatrix} \nu_1 \\ \nu_2 \end{bmatrix}^{-\beta}$ y la ordenada al origen,

es $B = T_{\text{corr}}(\nu_1)$. Esta es nuestra incógnita, y con la ayuda de un gráfico temperatura vs. temperatura es posible hallar la misma. Para la obtención del gráfico T-T, se eligió una zona alejada del plano galáctico ($b > 30^\circ$), y libre de fuertes emisiones locales. La zona en cuestión está comprendida entre las coordenadas ecuatoriales (equinoccio 1950.0): $7^h 20^m \leq \alpha \leq 8^h 00^m$ ($110^\circ.0 \leq \alpha \leq 120^\circ.0$) y $-65^\circ.0 \leq \delta \leq -57^\circ.0$. Cada punto de esta zona para la frecuencia ν_1 , tiene que ser comparado con el mismo punto a la otra frecuencia ν_2 .

Las Figuras 11 a) y b) muestran los mapas de la región seleccionada en coordenadas ecuatoriales.

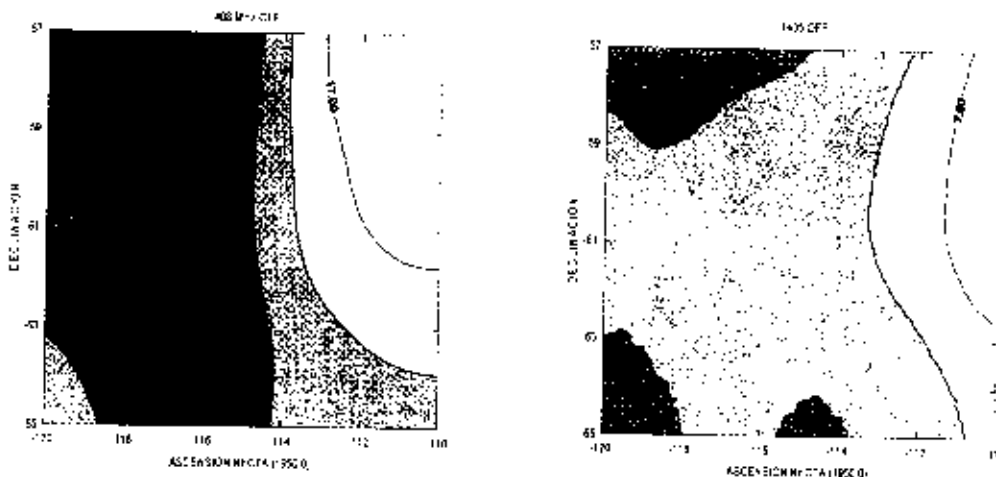


Figura 11 a): Mapa en 408 MHz de la región comprendida entre las coordenadas $110^\circ.0 \leq \alpha \leq 120^\circ.0$ y $-65^\circ.0 \leq \delta \leq -57^\circ.0$ (equinoccio 1950.0). Los contornos están expresados en grados K y espaciados en 1 K desde los 16 K

b): La misma región de la parte a) pero en la frecuencia de 1435 MHz. Los contornos están graficados cada 50 mK desde los 7.6 K.

Como puede apreciarse fácilmente, la misma esta libre de fuentes puntuales, y posee un gradiente de temperatura en toda la zona no mayor de 0.02 K/grado de distancia angular para 1435 MHz y ≈ 0.2 K/grado de distancia angular en 408 MHz.

Además, ambos mapas fueron convolucionados a un haz gaussiano de HPBW de 10° en α y δ . Los mapas fueron retabulados a una grilla de $\Delta\alpha=1^\circ$ y $\Delta\delta=1^\circ$. A esta resolución, los efectos de barrido son "alisados" y la relación señal-ruido del mapa aumenta, mejorando notablemente el análisis de los datos.

Las Figuras 12a) y b) muestran los mapas de la región seleccionada al ser convolucionados a una resolución de 10° en ambas coordenadas.

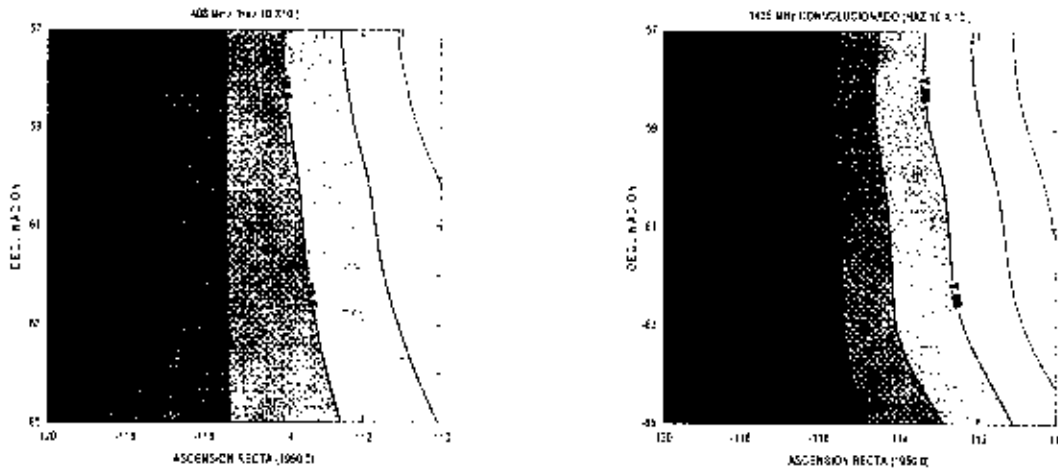


Figura 12 a y b: La misma región de la figura 11 convolucionada a un haz de 10° en α y δ .

La Figura 13 muestra el gráfico TT aplicado a la zona. El índice espectral obtenido de la pendiente del ajuste tiene un valor medio para el índice espectral β de 2.83 ± 0.01 , indicando que la escala de nuestros datos es correcta, pues este valor coincide, dentro de los errores, con el valor de $\beta = 2.77 \pm 0.05$ para el fondo general galáctico (Kallas et al. 1983) obtenido fuera del plano.

Adoptando un "offset" de temperatura de 3.7 K para los datos de 408 MHz y uno de 2.8 K para 1435 MHz (§4.3.a), la extrapolación del gráfico temperatura vs. temperatura al eje Y, nos da la ordenada al origen, que de acuerdo a (5) es $T_{\text{cer0}}(\nu_1)$. El valor obtenido es:

$$T_{\text{cer0}}(\nu_1) = 4.47 \pm 0.01 \text{ K}$$

Otra forma de obtener $T_{\text{cer0}}(\nu_1)$ es tomando el valor de $\bar{\beta} = 2.77$ y reemplazarlo en (5) :

$$T_{\text{cer0}}(\nu_1) = \begin{bmatrix} \nu_1 \\ \nu_2 \end{bmatrix}^{-\bar{\beta}} [T(\nu_2) - 3.7] - (T(\nu_1) - 2.8)$$

Aplicándola para todos los puntos de la región el valor medio obtenido fue:

$$T_{\text{cer0}}(\nu_1) = 4.44 \pm 0.005 \text{ K}$$

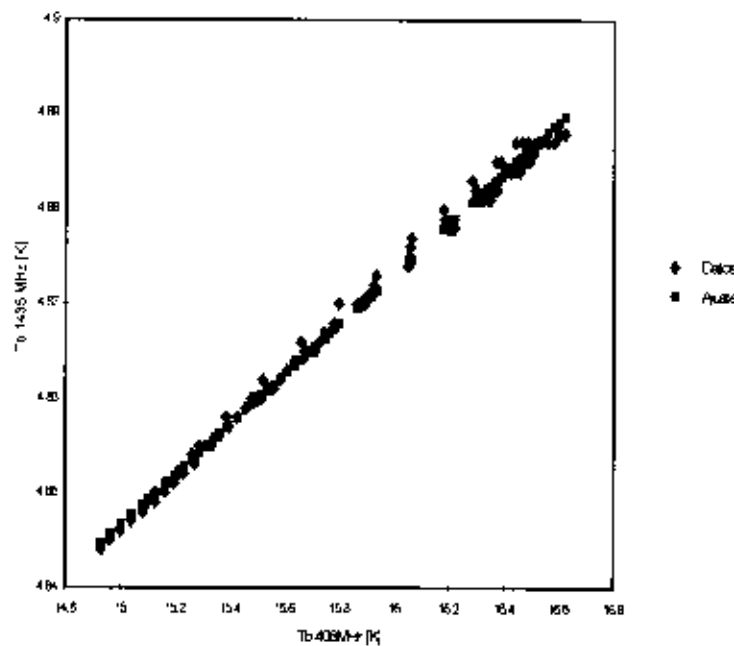


Figura 13 : Gráfico Temperatura-Temperatura (TT-Plot) entre 408 y 1435 Mhz para el área $7^{\text{h}} 20^{\text{m}} \leq \alpha < 8^{\text{h}} 00^{\text{m}}$ y $-65^{\circ}.0 \leq \delta \leq -57^{\circ}.0$. Los datos fueron convolucionados a un haz de $10^{\circ} \times 10^{\circ}$. La recta de regresión ajustada corresponde a un índice espectral de temperatura de $\beta = -2.83 \pm 0.01$.

La **Figura 14** muestra los valores de $T_{\text{cero}}(V_i)$ obtenidos para cada uno de los datos del mapa. Este valor es totalmente coincidente con el anterior.

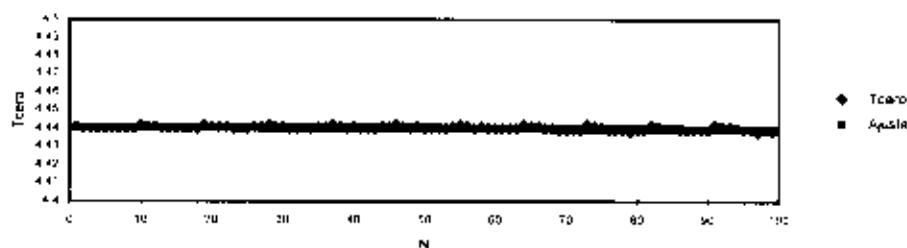


Figura 14: Valores $T_{\text{cero}}(V_i)$ para un valor del índice espectral de temperatura de $\beta = 2.77$, obtenido utilizando la **Fórmula 5**. N es un número que identifica a cada dato del mapa utilizado para la corrección del offset (Fig. 11 b).

4.4. Mapa en Coordenadas Ecuatoriales

En la **Figura 15** se presenta el mapa de Potencia Total en coordenadas ecuatoriales 1950.0.

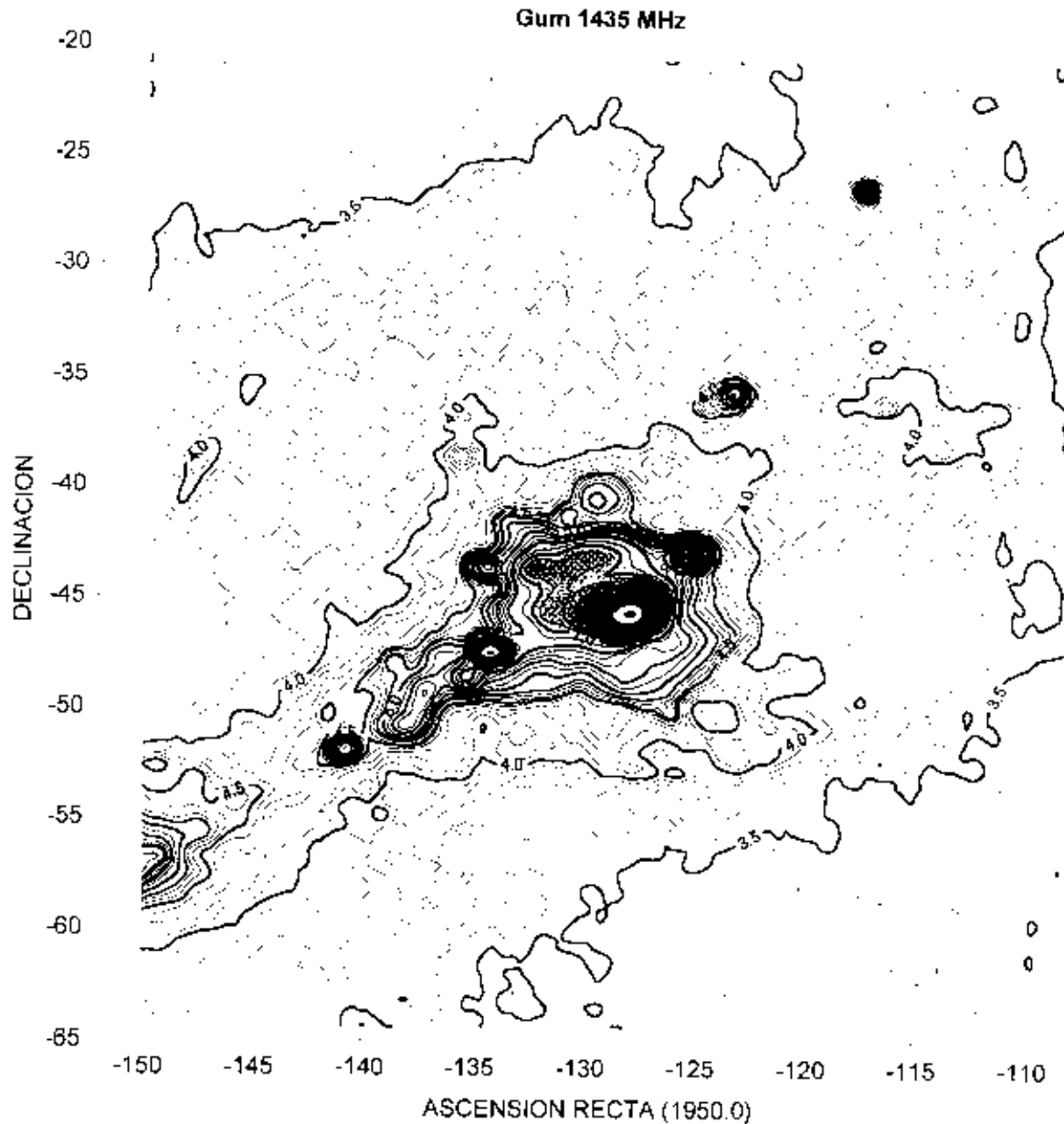


Figura 15: Mapa de contornos en coordenadas ecuatoriales (1950.0) de la distribución de temperatura de brillo T_b en la nebulosa de Gum a 1435 MHz. El haz original fue convolucionado a un haz de $40'' \times 40''$. Los contornos están expresados en K, espaciados cada 50 mK hasta los 4.8 K, cada 100 mK, desde los 4.8 K hasta los 6 K, 250 mK, desde los 6 K hasta los 9 K, 1 K, desde los 9 K hasta los 12 K y cada 2 K para temperaturas superiores.

Los contornos están representados en Temperatura de Brillo (T_b). El nivel relativo cero del mapa fue encontrado por el método del gráfico T-T, como se detalló en el párrafo anterior. El mapa fue convolucionado

con un haz gaussiano de $40'$ en ambas coordenadas, con el objeto de incrementar su relación señal-ruido. El nuevo ángulo sólido del haz ($40' \times 40'$) ahora es: $\Omega = 1.53 \times 10^{-4}$ stero radianes y el nuevo factor resulta ser: $S/T_b = 16.7$ [J/K].

El área total mostrada es de aproximadamente 2000 grados cuadrados y cubre los rangos de ascensión recta: $7h 11m \leq \alpha \leq 10h 06m$ y declinación: $-65^\circ.0 \leq \delta \leq -20^\circ.0$. Se encontró un valor r.m.s en T_b de menos de 20 mK en el área $7h 20m \leq \alpha \leq 8h 00m$, $-65^\circ.0 \leq \delta \leq -57^\circ.0$. Es decir la sensibilidad final del mapa resulta ser mejor que 60 mK (3x r.m.s) en T_b .

4.5. Interpolación a coordenadas Galácticas

Los datos originales (resolución $\approx 35'$) en coordenadas ecuatoriales α y δ fueron interpolados a una grilla rectangular en coordenadas galácticas l y b , manteniendo el espaciado original $\Delta l = \Delta b = 0^\circ.25$ y una resolución de $40'$ en ambas coordenadas.

La interpolación se realizó basándose en el método descrito por Bracewell (1956) (Bracewell R.N.:1956, Austr. J. Phys. 9, 297.) por el cual la temperatura en cualquier parte del cielo, puede obtenerse manteniendo la máxima información de los datos originales siempre y cuando se cumpla el teorema fundamental del muestreo, es decir un dato cada $\omega_c / 2$, donde la frecuencia de corte del diagrama de antena es $S_c = 1/\omega_c$. Las componentes con frecuencias mayores que la de corte serán invisibles. En nuestro caso, el teorema del muestreo se cumple pues se sigue manteniendo la grilla original, es decir tenemos por lo menos 2 puntos por haz de antena. La temperatura en cada punto de esta nueva grilla se puede encontrar mediante la convolución de la muestra de datos con una función M . Entonces por el teorema de convolución en dos dimensiones:

$$T_a = M * ({}^2III T_a)$$

donde la función 2III es un arreglo en dos dimensiones de impulsos unitarios separados por unidad de distancia y ${}^2III T_a$ son los datos originales.

La transformada de Fourier de la función M , es una función escalón nula para valores mayores de S_c . Para la función M , utilizamos una función gaussiana bidimensional de dispersión σ_1 , cuya transformada tendrá una dispersión: $\sigma_1' = \frac{1}{\sigma_1}$.

Los datos observados en coordenadas ecuatoriales con $\sigma_A = 0.226$ ($\approx 32'$) fueron convolucionados con una gaussiana con dispersión $\sigma_1 = 0.16$ para obtener una resolución espacial final de $0^\circ.667$ ($40'$) pues el ancho del haz a potencia mitad será:

$$IPBW = 2.355 \left(\sigma_A^2 + \sigma_1^2 \right)^{1/2}$$

El mapa resultante en coordenadas galácticas se puede ver en la **Figura 16**.

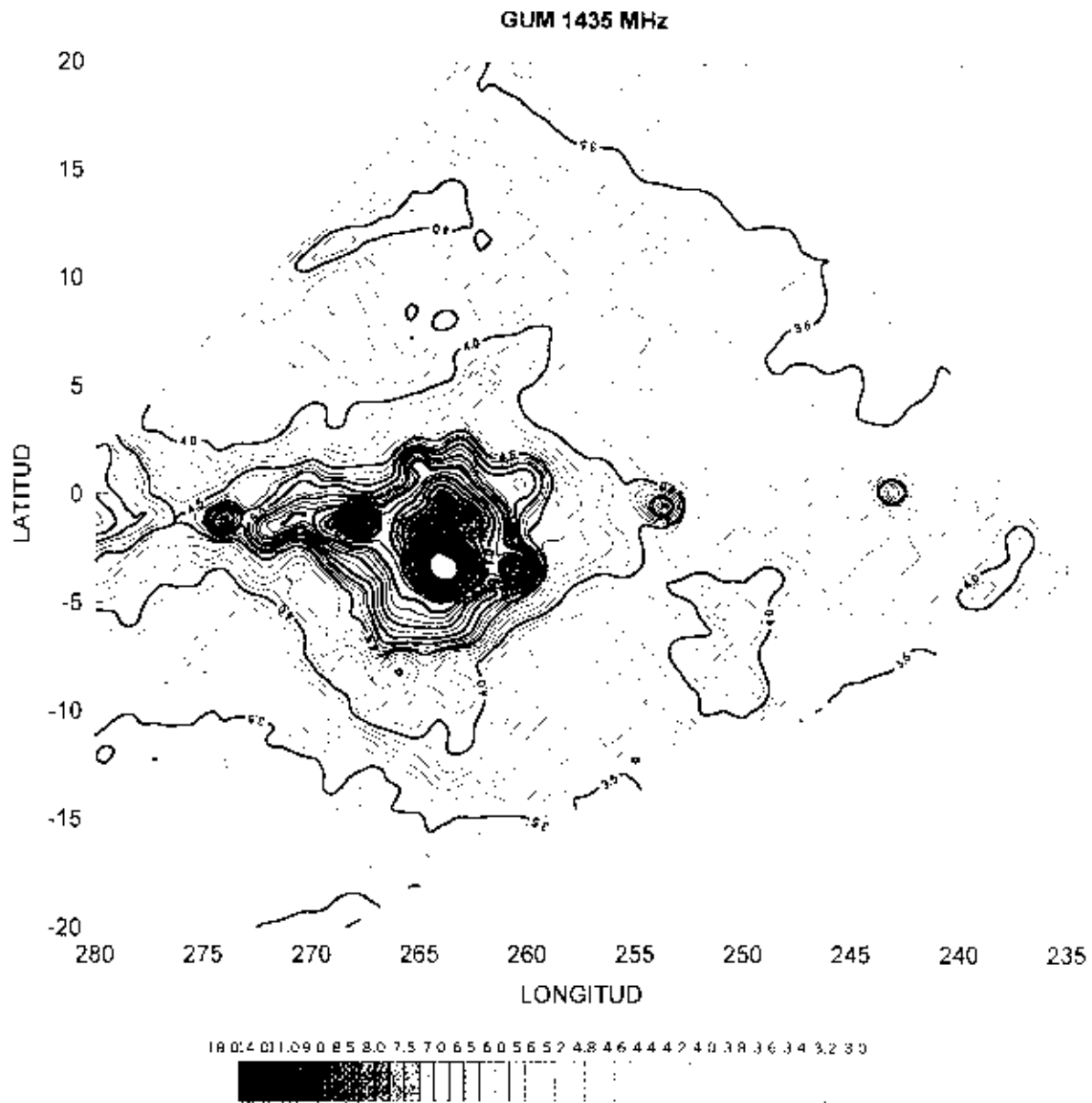


Figura 16: El mismo mapa de la **Figura 15** luego de la reducción a coordenadas galácticas. Los contornos están expresados en grados K espaciados cada 100 mK desde los 3 K hasta los 4.8 K, cada 200 mK desde los 4.8 K hasta los 6 K, cada 250 mK desde los 6 K hasta los 9 K y cada 1 K para temperaturas mayores de 9 K.

Capítulo 5: La Radiación del Continuo en la Nebulosa de Gum

1. Introducción:

En este capítulo se presentan los estudios de la región de Vela - Puppis realizados a 1435 MHz. Luego de la reducción de los datos que fue detallada en los capítulos anteriores y utilizando los datos del relevamiento en 408 MHz de Haslam et al. (1982), se obtuvieron los índices espectrales para toda la región. Con los mismos es posible separar las contribuciones térmica y no-térmica de la emisión y derivar la medida de la emisión de la primera. La aplicación de un proceso de sustracción de la radiación de fondo nos permitió obtener la contribución de las estructuras más débiles. Al mapa resultante de la sustracción del fondo, se le aplicó el método temperatura vs. temperatura (TT-plot) para obtener el índice espectral en zonas seleccionadas de la nebulosa de Gum y del IVS (Capítulo 1.1.2.b). Posteriormente para obtener una idea más detallada de la distribución angular del índice espectral aplicamos una modificación del método TT, el llamado método del índice espectral diferencial. Finalmente, con los resultados obtenidos se analiza el posible origen tanto de la nebulosa de Gum como del IVS.

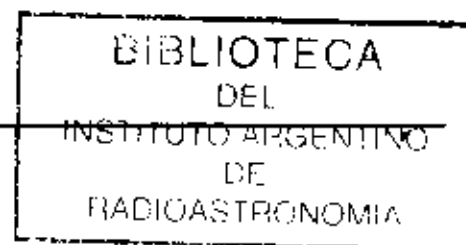
2. El relevamiento en el continuo de radio en 408 MHz

Como complemento de los datos obtenidos a la frecuencia de 1435 MHz, en nuestra investigación también utilizaremos el relevamiento total del cielo en el continuo de radio llevado a cabo en la frecuencia de 408 MHz (Haslam et al., 1982). Este último fue realizado, utilizando tres radiotelescopios diferentes, a saber: el radiotelescopio de Parkes (Australia) con un diámetro de 64m, el radiotelescopio de Jodrell Bank (Inglaterra) con un diámetro de 76 m, y el radiotelescopio de Effelsberg (Alemania) con un diámetro de 100 m. Los datos observacionales fueron combinados para obtener un relevamiento total de todo el cielo. Debido a las diferentes resoluciones angulares originales, el relevamiento fue convolucionado con una gaussiana bidimensional a una resolución angular común de 0°.85.

Las principales características del relevamiento son presentadas en la **Tabla 1** (Reich & Reich, 1988). En la misma se indican: en la primera fila la resolución angular (HPBW), en la segunda fila el muestreo en coordenadas galácticas ($\Delta l \times \Delta b$), en la tercera fila la sensibilidad, en la cuarta fila el error estimado en la escala de temperaturas, en la quinta fila el error en el nivel cero obtenido por Reich & Reich, en la sexta fila el ángulo sólido del haz principal Ω_{MB} , en la séptima fila el ángulo sólido total Ω_{FB} , en la octava fila la relación entre flujo y temperatura de brillo S/T_b , y finalmente en la novena fila la relación entre la temperatura de brillo del haz principal (T_{MB}) a la temperatura de brillo del ángulo sólido total (T_{FB}).

408 MHz	
1	Resolución angular (HPBW) 0°.85
2	Muestreo $\Delta l \times \Delta b$ (grados) 0.33 x 0.33
3	Sensibilidad 2 K
4	Error en la escala 10 %
5	Error en el nivel cero ± 3 K
6	Ω_{MB} (str) $(2.67 \pm 0.11) \times 10^{-4}$
7	Ω_{FB} (str) $(2.78 \pm 0.08) \times 10^{-4}$
8	S/T_b (Jy/K) 1.42 ± 0.04
9	$T_{MB}/T_{FB} = \Omega_{MB} / \Omega_{FB}$ 1.04 ± 0.05

Tabla 1



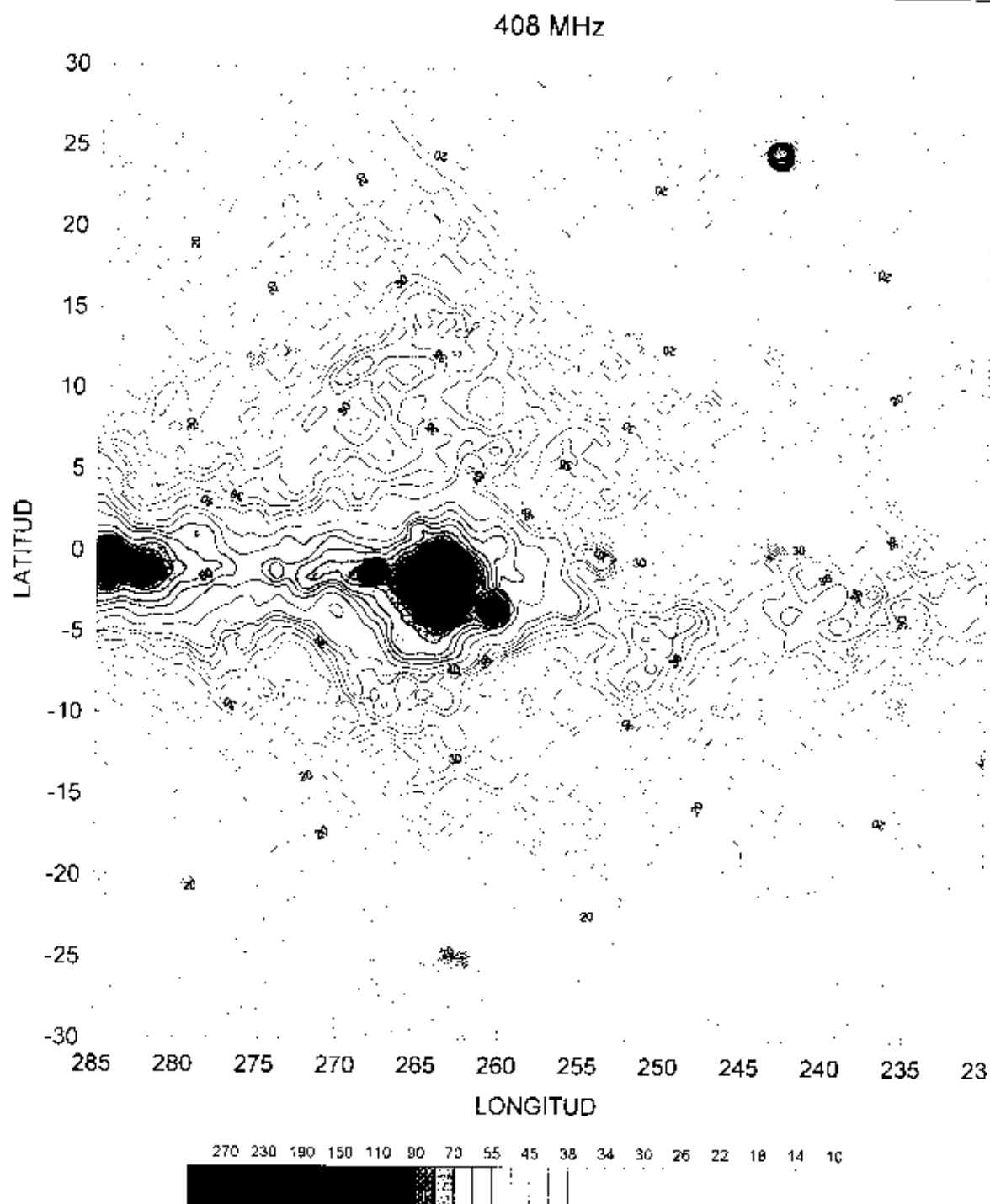


Figura 1: Mapa de la región Vela- Puppis en 408 MHz extraído del relevamiento de Haslam et al. (1982). Los contornos están dados en temperatura de brillo y representados desde 10K hasta 40 K cada 2 K, desde 40 K hasta 60 K cada 5 K, desde 60 K hasta 110 K cada 10 K, y desde 110 K hasta 290 K cada 20 K.

En la **Figura 1** se muestra el mapa en la frecuencia de 408 MHz, de la de la región seleccionada ($230^{\circ}.0 \leq l \leq 285^{\circ}.0$, $-30^{\circ}.0 \leq b \leq 30^{\circ}.0$) para nuestro estudio.

3. El Índice Espectral

3.1. Resultados previos. Introducción

Varios trabajos en distintas regiones del cielo fueron realizados para el estudio de la distribución del índice espectral de temperatura β ($T_b \approx \nu^{\beta}$) y diferentes métodos se han aplicado para su obtención.

A modo de introducción, se pueden mencionar, los trabajos de Hirabayashi (1974), quien encontró el índice β en diferentes puntos del plano galáctico por un método on-off. Webster (1974), comparando diferentes barridos sobre el cielo, realizados a distintas frecuencias, también intentó derivar el índice espectral.

La obtención del índice β en la región de Cassiopeia-Parseo, fue llevado a cabo por Kallas et al (1983) usando datos en las frecuencias de 408 MHz y 1420 MHz.

Recientemente, Lawson et al. (1987) estudiaron la distribución del índice espectral en el hemisferio Norte Celeste (para $\delta \geq +19^{\circ}$) entre las frecuencias 38, 408 y 1420 MHz.

Reich & Reich (1988) realizaron un estudio de todo el cielo para $\delta \geq -19^{\circ}$, entre las frecuencias de 408 MHz y 1420 MHz, pero con mucha mejor resolución angular que las realizadas anteriormente, (2° para todo el cielo y $0^{\circ}.95$ para el plano galáctico).

Nuestro trabajo consistirá en la obtención de un mapa con la distribución del índice espectral en la zona de la nebulosa de Gum.

3.2. La distribución del índice espectral en la región de la nebulosa de Gum

El índice espectral de temperaturas β ($T_b \approx \nu^{\beta}$) entre dos frecuencias ν_1 y ν_2 esta dado por:

$$\beta = \frac{\log \left(\frac{T_b(\nu_1)}{T_b(\nu_2)} \right)}{\log \left(\frac{\nu_2}{\nu_1} \right)} \quad (1)$$

donde $T_b(\nu_1)$ y $T_b(\nu_2)$ son las temperaturas de brillo de la radiación de continuo para la frecuencias de 408 MHz y 1435 MHz respectivamente.

Para la obtención de los índices espectrales, el nivel de cero de los mapas, debe ser conocido muy precisamente. El nivel cero de nuestro mapa ha sido encontrado con la ayuda del gráfico temperatura vs. temperatura (TT-Plot), y su aplicación fue ampliamente detallada en el **Capítulo 4.3**. La temperatura de brillo $T_b(\nu)$ observada a una frecuencia ν en un punto del cielo, es de acuerdo a la **fórmula (4)** del mismo capítulo:

$$T_b(\nu) = T_{\text{gal}}(\nu) + T_{\text{ref}}(\nu) + T_{\text{ex}}(\nu) - T_{\text{cero}}(\nu)$$

llamando

$$T_{\text{off}}(\nu) = T_{\text{ref}}(\nu) + T_{\text{ex}}(\nu) - T_{\text{cero}}(\nu)$$

y despejando $T_{\text{gal}}(\nu)$, nos queda

$$I_{\text{total}}(\nu) = T_{\text{z}}(\nu) + T_{\text{off}}(\nu)$$

Las diferentes contribuciones a las temperaturas observadas se detallan en la **Tabla 2**. Un offset de temperatura de $T_{\text{off}} = 2.8$ K se aplicará a los datos de 1435 MHz, y un offset de $T_{\text{off}} = 3.7$ K a los datos de 408 MHz. Los errores en el nivel cero de los mapas ΔT_{cero} en las dos frecuencias, fueron obtenidos por medidas absolutas realizadas con "bocina", que es un tipo de antena, una de cuyas principales características, es la baja contribución de sus lóbulos laterales. Los mismos se dan en la última columna de la **Tabla 2**.

Frecuencia	$T_{\text{ref}} + T_{\text{ex}}$	T_{cero}	T_{off}	ΔT_{cero}
MHz	K	K	K	K
408	5.8	2.1	3.7 ± 0.85	+ 3.0
1435	2.8	0.0	2.8 ± 0.03	+ 0.5

TABLA 2

3.3. Errores

Para la determinación de los errores en la determinación del índice espectral definiremos dos tipos de errores: el error máximo $\Delta\beta_{\text{MAX}}$ y el error medio $\Delta\beta_{\text{MED}}$ (Reich, P., 1986).

El error máximo $\Delta\beta_{\text{MAX}}$ se lo obtiene de la fórmula (1), mediante la expresión

$$\Delta\beta_{\text{MAX}} = \frac{\partial\beta}{\partial T_b(\nu_1)} \Delta T_b(\nu_1) + \frac{\partial\beta}{\partial T_b(\nu_2)} \Delta T_b(\nu_2) = \frac{1}{\log\left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)} \ln 10 \left(\frac{\Delta T_b(\nu_1)}{T_b(\nu_1)} + \frac{\Delta T_b(\nu_2)}{T_b(\nu_2)} \right)$$

donde el símbolo ∂ indica derivadas parciales y $\Delta T(\nu)$ son los valores r.m.s.

Por otro lado el error medio $\Delta\beta_{\text{MED}}$ se deriva de la fórmula (1), mediante la ecuación de propagación de errores,

$$\Delta\beta_{\text{MED}} = \left(\frac{\partial\beta}{\partial T_b(\nu_1)} \Delta T_b(\nu_1) \right)^2 + \left(\frac{\partial\beta}{\partial T_b(\nu_2)} \Delta T_b(\nu_2) \right)^2$$

teniendo en cuenta la definición de β ,

$$\Delta\beta_{\text{MED}} = \frac{1}{\log\left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)} \ln 10 \cdot \left(\frac{\Delta T_b(\nu_1)}{T_b(\nu_1)} \right)^2 + \left(\frac{\Delta T_b(\nu_2)}{T_b(\nu_2)} \right)^2$$

Las principales contribuciones a la determinación de los índices espectrales son las fluctuaciones locales estadísticas (o ruido estadístico general del mapa) ΔT_{rms} , el error en la determinación del nivel absoluto del cero del mapa ΔT_{off} , los efectos de barrido ΔT_{FB} , y los errores en la escala de temperaturas.

Debido a que nuestras observaciones son comparables en sensibilidad a las obtenidas por Reich & Reich (1988) (**Capítulo 7**), adoptaremos los valores publicados por ellos para la determinación del error.

En la **Tabla 3** se dan las contribuciones de cada una de las causas mencionadas. Los valores para 408 MHz son obtenidos de Reich & Reich (1988).

Frecuencia	Escala	ΔT_{EB}		ΔT_{rms}	ΔT_{off}
		(bajas)	(altas)		
408	10 %	1 K	2 K	0.6 K	0.8 K
1435	5 %	0.025 K*	0.05 K*	0.02 K	0.03 K

TABLA 3 : errores que contribuyen en el cálculo del índice espectral.

* También estimados por Reich & Reich (1988).

Los errores en el índice espectral son muy diferentes a altas latitudes, donde las temperaturas de brillo obtenidas T_b son mucho menores que a bajas latitudes. En general los errores ΔT_{EB} pueden ser razonablemente corregidos en regiones de baja emisión, debido a que los efectos de barrido son más fácilmente reconocibles. Por ese motivo para ΔT_{EB} se toma un valor doble para bajas latitudes (alta emisión), que para altas latitudes.

La contribución del error de escala al error máximo típico en el índice espectral es $\Delta\beta_{MAX} = + 0.12$ con un valor medio $\Delta\beta_{MED} = + 0.09$.

El procedimiento usual para disminuir los errores ΔT_{EB} y ΔT_{rms} , es convolucionar los mapas a una más baja resolución porque de esta forma los efectos de barrido disminuyen notablemente y además la resolución señal-ruido aumenta, disminuyendo a niveles despreciables las contribuciones de ΔT_{EB} y ΔT_{rms} , a la indeterminación del índice espectral. En este caso, sólo los errores de escala son los que determinarán el error en el índice espectral.

Por lo tanto tomaremos un error medio del orden de $\Delta\beta = \pm 0.1$ en la determinación de β .

3.4. Mapas de Contorno

El índice espectral β entre las dos frecuencias $\nu_1 = 408$ MHz y $\nu_2 = 1435$ MHz se obtiene para cada punto de ambos mapas aplicando la **ecuación 1**. Previo a tal cálculo, ambos mapas fueron convolucionados a una resolución angular de 1° y el mapa de 1435 MHz fue retabulado a una grilla uniforme con espaciado en longitud y latitud galáctica $\Delta l = \Delta b = 20'$ (similar al mapa original de 408 MHz).

La **Figura 2** muestra el mapa de índices espectrales en coordenadas galácticas para el área $240^\circ.0 \leq l < 280^\circ.0$ y $-20^\circ.0 \leq b \leq 20^\circ.0$, después de sustraer una temperatura de offset de 3.7 K a 408 MHz y de 2.8 K a 1435 MHz.

La figura muestra un fondo general con un índice espectral promedio de $\beta \approx 2.7 \pm 0.1$ para toda la región. Algunos efectos de barrido aún pueden distinguirse como por ejemplo, en la región comprendida entre $247^\circ.0 \leq l \leq 240^\circ.0$ y $-5^\circ.0 \leq b \leq 10^\circ.0$. Estas imperfecciones no han sido completamente removidas.

El valor más "empinado" ($\beta \geq 2.9$) en la región, se lo encuentra en la región $270^\circ.0 \leq l \leq 280^\circ.0$ y $-20^\circ.0 \leq b \leq -10^\circ.0$.

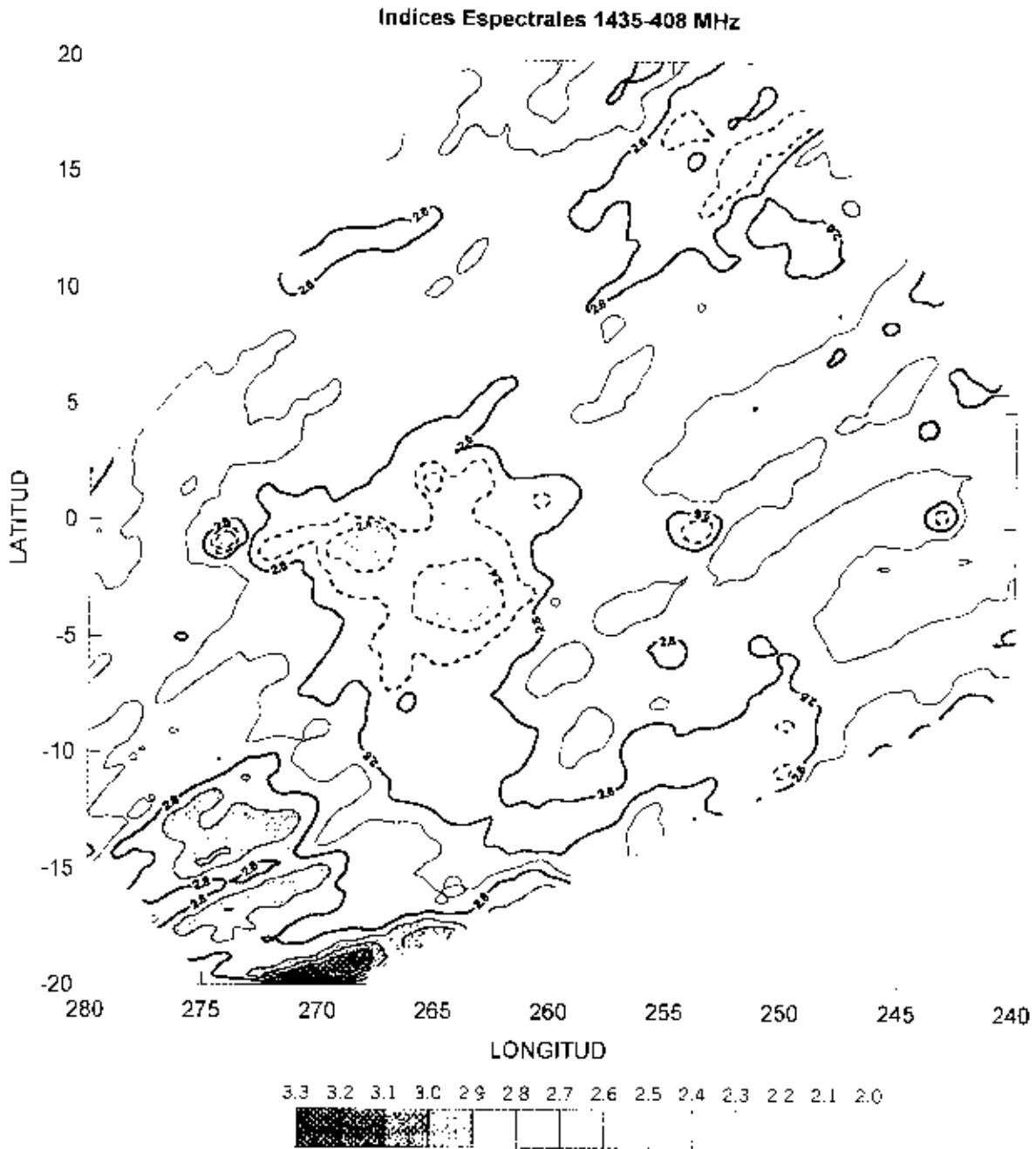


FIGURA 2: Mapa del índice espectral de temperatura β ($T_b \cong \nu^\beta$) entre las frecuencias de 408 MHz y 1435 MHz de la nebulosa de Gum con una resolución angular de 1° . Los contornos de β están graficados cada $\Delta\beta = 0.1$, comenzando en $\beta = 2.0$.

Este resultado está en total acuerdo con el valor de $\beta = 3.0 \pm 0.2$ obtenido para la radiación del fondo galáctico en el rango de frecuencias de 1.4 GHz y 15.5 GHz (Hirabayashi, 1974).

La intensa emisión H α en la nebulosa de Gum y en la zona del plano galáctico adyacente a la misma, causa el "achataamiento" del espectro observado. En la **Figura 2** son claramente visibles varias regiones HII, tales como RCW 16, 19, 38-40, 42, etc (ver **Tabla 7** del **Capítulo 1**), y el remanente de supernova Vela XYZ. Este último se encuentra ubicado $l \approx 263^{\circ}.9$ $b \approx -3^{\circ}.3$ y posee un índice espectral de $\beta = 2.25$.

La zona del IVS (ver **Capítulo 1.1.2.b**) posee un índice espectral β entre 2.5 y 2.6 al igual que el filamento claramente visible en el extremo superior izquierdo del mapa. De ahora en más nos referiremos al mismo como "filamento".

En el párrafo siguiente obtendremos la separación de las componentes térmica y no-térmica de la región, utilizando los índices espectrales de temperatura medidos.

4. Componentes Térmica y No-Térmica

4.1. Introducción

En los ya clásicos trabajos de Westerhout (1958) y Mathewson et al. (1962) se obtuvo la separación en la zona del plano galáctico de la emisión térmica y no térmica del mismo. Sus resultados se basaron en la comparación de la emisión en continuo de radio observada en 85.5 MHz y 1390 MHz y 85.5 MHz y 1440 MHz, respectivamente. En ambos trabajos se adoptaron dos componentes: una de origen térmico, con un índice espectral de temperatura de $\beta_{th} = 2.1$, y otra de emisión no-térmica con un índice espectral de $\beta_{nt} = 2.6$. Sin embargo, este último valor se encuentra afectado por la denominada "discontinuidad espectral" ("break"), que se produce a frecuencias inferiores a los 200 MHz (Bridle, 1967).

Por otra parte Penzias y Wilson (1966), realizando barridos en el plano galáctico, obtuvieron un índice espectral para la emisión no-térmica de $\beta_{nt} = 2.9 \pm 0.1$ entre las frecuencias de observación de 408 MHz y 4080 MHz.

Hirabayashi (1974) utilizando datos en las frecuencias de 1400 MHz y 15.5 GHz, de diferentes zonas del plano galáctico y en regiones libres de contribuciones de fuentes discretas, obtuvo un valor medio del índice espectral de emisión no-térmica de $\beta_{nt} = 3.01 \pm 0.20$, con un valor mínimo de 2.67 y un máximo de 3.24. El mínimo de $\beta = 2.67$ yace en la longitud galáctica $l = 31^{\circ}.20$, donde se encuentra el complejo de W43, una conocida región HII. El valor promedio obtenido, eliminando esta última región, es de $\beta_{nt} = 3.08 \pm 0.11$ (Reich P., 1986).

Reich & Reich (1988) concluyen que el índice espectral más apropiado para la emisión no-térmica entre las frecuencias de 408 MHz y 1420 MHz es $\beta_{nt} = 3.1$. Con este valor obtienen la fracción térmica y no-térmica de la emisión galáctica en el Hemisferio Norte. Para encontrar la contribución de estos dos tipos de emisión en la región de la nebulosa de Gum, adoptaremos este último valor para el índice espectral de emisión no-térmica, y el valor de $\beta_{th} = 2.1$ para la componente ópticamente delgada de la emisión.

Para obtener la separación en componentes térmica y no-térmica de la nebulosa de Gum, nos basamos en la teoría de razonamiento seguida por Westerhout (1958): *cuando las fuentes de emisiones térmicas y no-térmicas están bien mezcladas, la temperatura de brillo T_b puede expresarse como:*

$$T_b(\nu) = (1 - e^{-\tau}) T_e + \left(\frac{1 - e^{-\tau}}{\tau} \right) T_{nt}(\nu) \quad (2)$$

donde T_e es la temperatura electrónica del hidrógeno ionizado (la suponemos igual a 10^4 K), τ es la profundidad óptica de la emisión térmica, y $T_{nt}(\nu)$ representa la temperatura de brillo de la emisión no-térmica, cuando hay absorción presente.

Para una profundidad óptica $\tau \ll 1$ la ecuación (2) se reduce a:

$$T_b(\nu) = \mathcal{T}(\nu)T_e + T_m(\nu) = T_{ih}(\nu) + T_m(\nu) \quad (3)$$

donde $\mathcal{T}(\nu)T_e = T_{ih}(\nu)$ es la temperatura de brillo térmica. Para dos frecuencias diferentes, tendremos dos ecuaciones similares a la ecuación (3). Para las frecuencias ν_1 y ν_2 tendremos ecuaciones de la forma:

$$T_b(\nu_1) = T_{ih}(\nu_1) + T_m(\nu_1) \quad \text{y} \quad T_b(\nu_2) = T_{ih}(\nu_2) + T_m(\nu_2) \quad (4)$$

Teniendo en cuenta que la relación entre las temperaturas obtenidas a dos frecuencias ν_1 y ν_2 , y el índice espectral medido β_m está dado por,

$$\frac{T_b(\nu_1)}{T_b(\nu_2)} = \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{-\beta_m} = \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{-\beta_{th}} \cdot \left(\frac{\nu_1}{\nu_2}\right)^{-\beta_m} \quad (5)$$

Para la frecuencia ν_2 tendremos:

$$T_b(\nu_2) = T_{ih}(\nu_2) + T_m(\nu_2) = T_{ih}(\nu_1) \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_{th}} + T_m(\nu_1) \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_m} \quad (6)$$

por la ecuación (4),

$$T_m(\nu_1) = T_b(\nu_1) - T_{ih}(\nu_1)$$

y reemplazando esta última en la ecuación (6) obtenemos,

$$T_b(\nu_2) = T_{ih}(\nu_1) \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_{th}} + [T_b(\nu_1) - T_{ih}(\nu_1)] \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_m} = T_{ih}(\nu_1) \left[\left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_{th}} \cdot \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{\beta_m}\right] + T_b(\nu_1) \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_m}$$

por lo tanto, la contribución de la temperatura de brillo térmico a la frecuencia ν_2 , a la temperatura de brillo total está dado por,

$$T_{ih}(\nu_1) = \frac{T_b(\nu_2) - T_b(\nu_1) \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_m}}{\left[\left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{-\beta_{th}} \cdot \left(\frac{\nu_2}{\nu_1}\right)^{\beta_m}\right]} \quad (7)$$

Teniendo en cuenta la ecuación (5) y reemplazando en la ecuación (7),

$$T_{th}(\nu_1) = \frac{T_e(\nu_1) \left[\begin{pmatrix} \nu_2 \\ \nu_1 \end{pmatrix}^{\beta_m} - \begin{pmatrix} \nu_2 \\ \nu_1 \end{pmatrix}^{\beta_n} \right]}{\left[\begin{pmatrix} \nu_2 \\ \nu_1 \end{pmatrix}^{-\beta_h} - \begin{pmatrix} \nu_2 \\ \nu_1 \end{pmatrix}^{\beta_n} \right]} \quad (8)$$

para obtener la fracción (en porcentaje) de la radiación térmica sobre el total de la radiación observada,

$$FRC(\%) = \frac{T_{th}(\nu_1)}{T_o(\nu_1)} = \frac{(\nu_2 / \nu_1)^{\beta_m} - (\nu_2 / \nu_1)^{\beta_n}}{(\nu_2 / \nu_1)^{-\beta_h} - (\nu_2 / \nu_1)^{\beta_n}} \times 100. \quad (9)$$

La **ecuación (9)** dará la fracción (FRC) de la emisión térmica T_{th} respecto a la emisión total medida T_o en la frecuencia ν_1 .

4.2. La Componente Térmica en la Nebulosa de Gum

A 1435 MHz la temperatura de brillo observada puede ser representada por una ecuación de la forma de la **ecuación (6)** (§ 4.1). Tomaremos un índice espectral de $\beta_m = 3.1$ para la emisión no-térmica (similar al adoptado por Reich & Reich (1988)), y un índice espectral de $\beta_h = 2.1$ para la emisión térmica. De esta forma, será posible separar las contribuciones de ambas componentes, utilizando los índices espectrales de temperatura medidos β_m .

En la **Figura 3 a)** y **b)** se muestran barridos a longitudes galácticas constantes, para el intervalo de latitud comprendido entre $-10^\circ.0$ y $10^\circ.0$, para diferentes regiones dentro de la nebulosa de Gum.

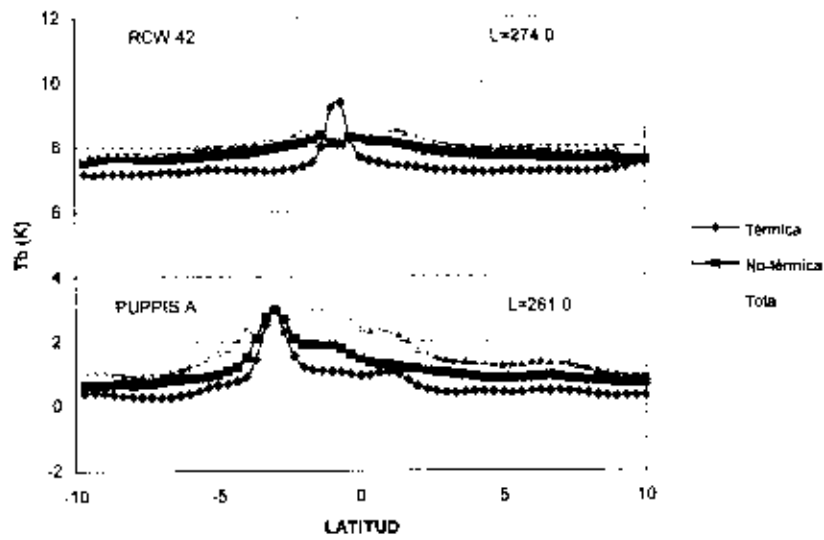


Figura 3a) Barridos a longitudes galácticas constantes a 1435 MHz para un intervalo de latitud $-10^{\circ}.0 \leq b \leq 10^{\circ}.0$, para RCW 42 y Puppis A. Los índices espectrales adoptados para las dos contribuciones fueron: emisión no-térmica de $\beta_{nt} = 3.1$, y para la emisión térmica un índice espectral de $\beta_{th} = 2.1$.

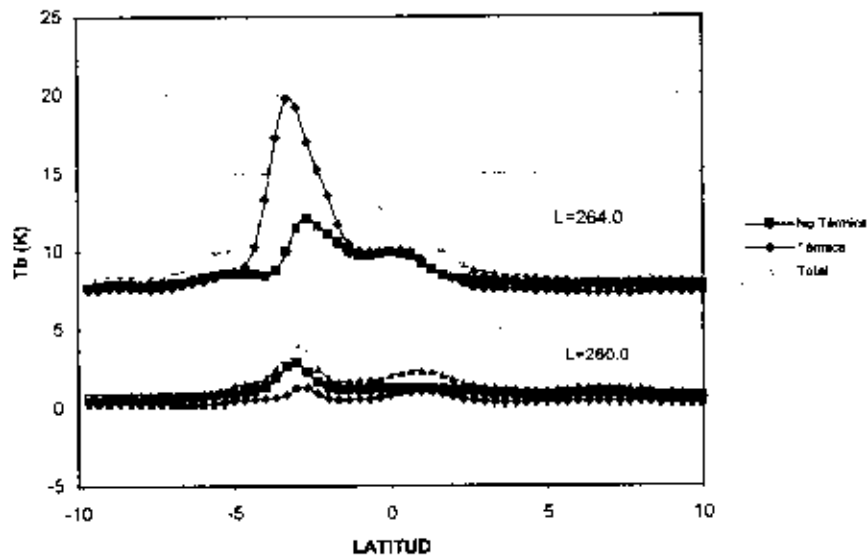


Figura 3b) igual a la Figura 3a) pero para las longitudes $l = 260^{\circ}.0$ y $l = 264^{\circ}.0$.

En la Figura 4 se muestra la contribución de emisión térmica derivada para la región. La figura está representada en temperatura de brillo, con una resolución angular de 1° en ambas coordenadas.

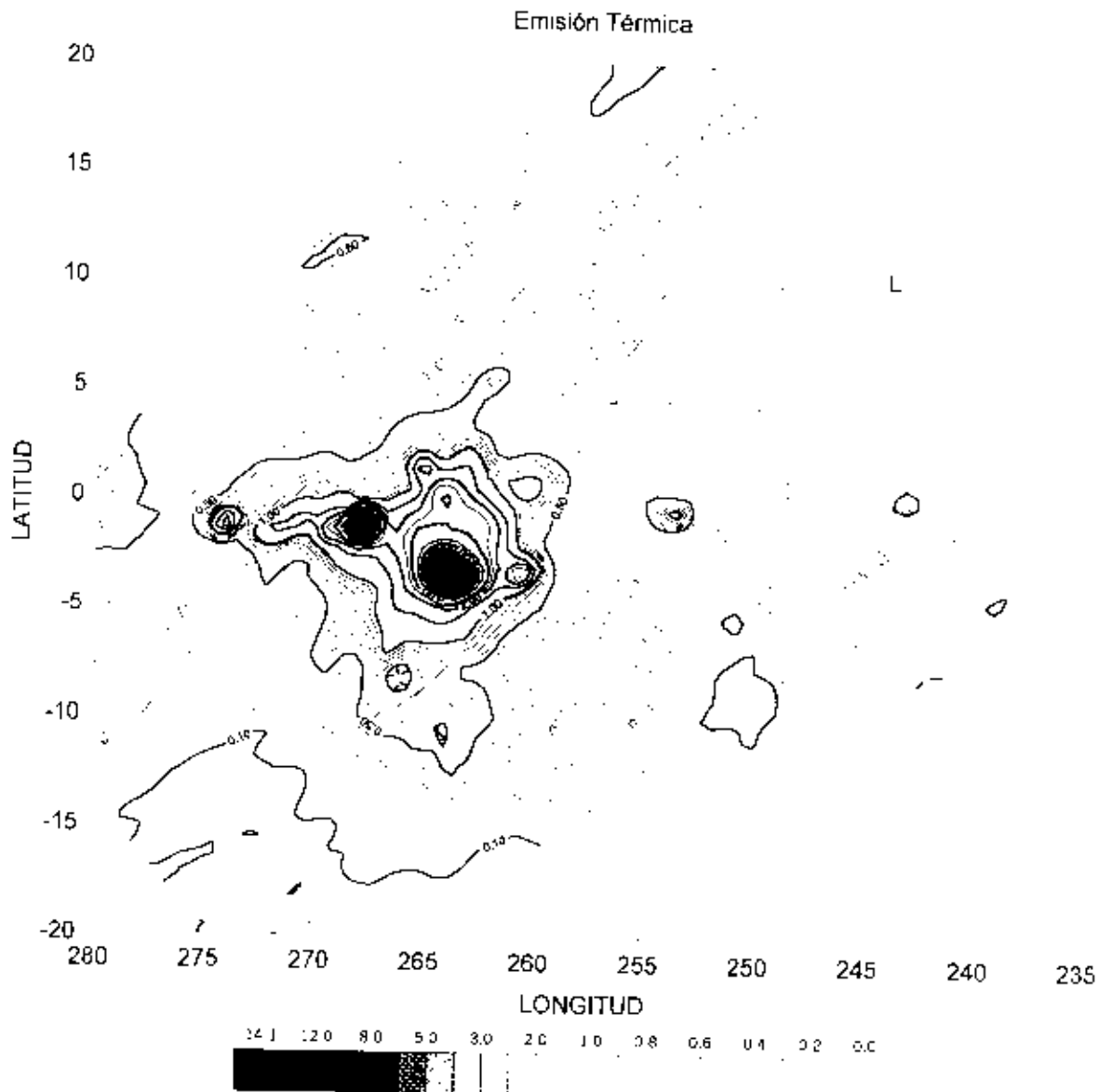


Figura 4: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de la emisión térmica a 1435 MHz, en unidades de temperatura de brillo T_b , de la región de la nebulosa de Gum. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados en 100 mK desde 0 K hasta 1 K; en 0.5 K, desde 1 K hasta 3 K; en 1 K desde los 3 K hasta los 6 K, y cada 2 K para temperaturas superiores a los 6 K. La resolución angular es de 1° en ambas coordenadas.

Analizando la **Figura 4**, vemos que la componente de emisión térmica es muy brillante en el plano galáctico, debido principalmente a la contribución de una gran cantidad de regiones HII.

El IVS es claramente visible siguiendo el contorno de 0.3 K hacia latitudes negativas. En efecto, existe una región extendida de emisión, más brillante que el resto, comprendida entre las longitudes galácticas $l \approx 247^\circ$ a $l \approx 255^\circ$, y entre las latitudes galácticas $b \approx -4^\circ$ a $b \approx -15^\circ$. En esta región la temperatura crece hasta valores de $\sim 0.4 - 0.6$ K. Entre las longitudes galácticas $l \approx 262^\circ$ a $l \approx 268^\circ$, y entre las latitudes $b \approx -14^\circ$ a $b \approx -9^\circ$, también se distingue una zona cuya temperatura es superior a los 0.5 K. La misma se confunde con la fuerte emisión del RSN Vela XYZ a latitudes más cercanas al plano galáctico.

A latitudes positivas, la contribución térmica es bastante débil, sólo distinguiéndose claramente el filamento, que contribuye con una temperatura superior a los 0.4 K.

La **Figura 5** muestra el mismo mapa de la figura anterior pero en porcentaje (%) de la emisión observada a 1435 MHz. Este mapa fue obtenido utilizando la **ecuación 9** (§ 4.1), bajo la suposición de que los índices espectrales eran $\beta_{nt} = 3.1$ y $\beta_{th} = 2.1$ para las componentes no-térmicas y térmicas, respectivamente.

La emisión térmica en toda la región de la nebulosa de Gum es de $\sim 20-30\%$ de la emisión total. Este porcentaje crece en el plano galáctico, especialmente en las regiones HII. Como vemos, para el rango de latitudes negativas que contienen al IVS, la contribución crece hasta valores cercanos a un 50%. A estas latitudes la influencia del IVS es obvia.

Hacia latitudes galácticas positivas sólo es apreciable la contribución del $\sim 30\%$ perteneciente al filamento ($275^\circ \leq l \leq 264^\circ$, $8^\circ < b \leq 15^\circ$).

4.3. La componente no-térmica en la nebulosa de Gum

En la **Figura 6** se muestra la distribución espacial de la temperatura de brillo T_b de la contribución de la emisión no-térmica en la región de Vela-Puppis y la nebulosa de Gum. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados cada 100 mK. La resolución angular es de 1° en ambas coordenadas.

En este mapa es difícil reconocer en forma clara la presencia del IVS. Nuevamente hay una zona de emisión más intensa que forma parte del IVS, que se distingue entre las longitudes galácticas: $l \approx 246^\circ$ a $l \approx 253^\circ$, y entre las latitudes: $b \approx -4^\circ$ a $b \approx -10^\circ$ y que coincide aproximadamente con la fuerte emisión térmica descrita en el (§ 4.2). Su temperatura de brillo alcanza valores de ~ 0.7 K.

A latitudes positivas, se ve parte de un semi-arco que forma parte de la nebulosa de Gum y que se extiende entre las longitudes galácticas $l \approx 260^\circ$ a $l \approx 280^\circ$ y entre las latitudes galácticas $b \approx 5^\circ$ a $b \approx 15^\circ$ con una temperatura de brillo del orden de 0.7 a 0.8 K.

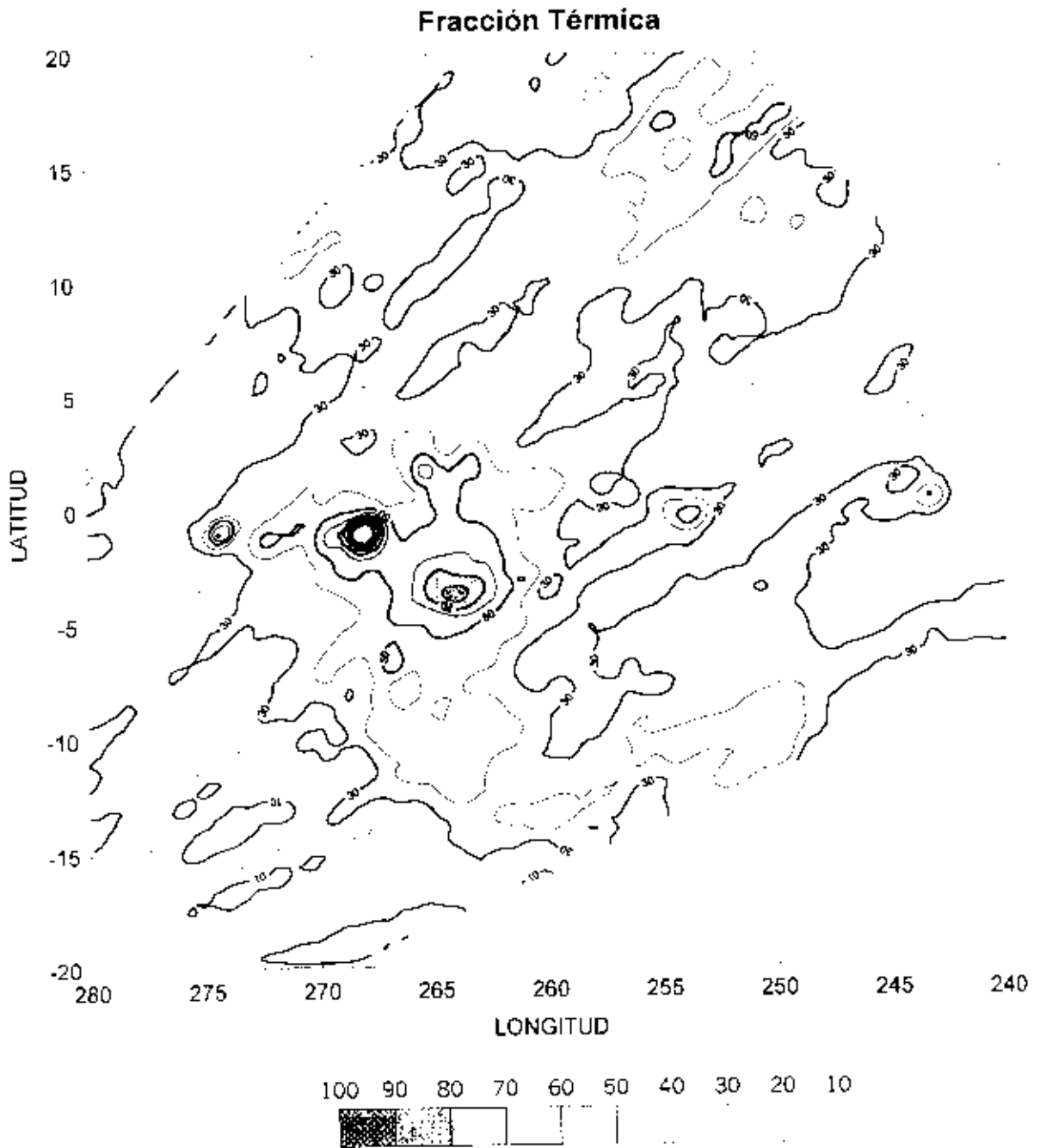


Figura 5: Igual que la Figura 4, pero en porcentajes. Los niveles están graficados cada 10 %.

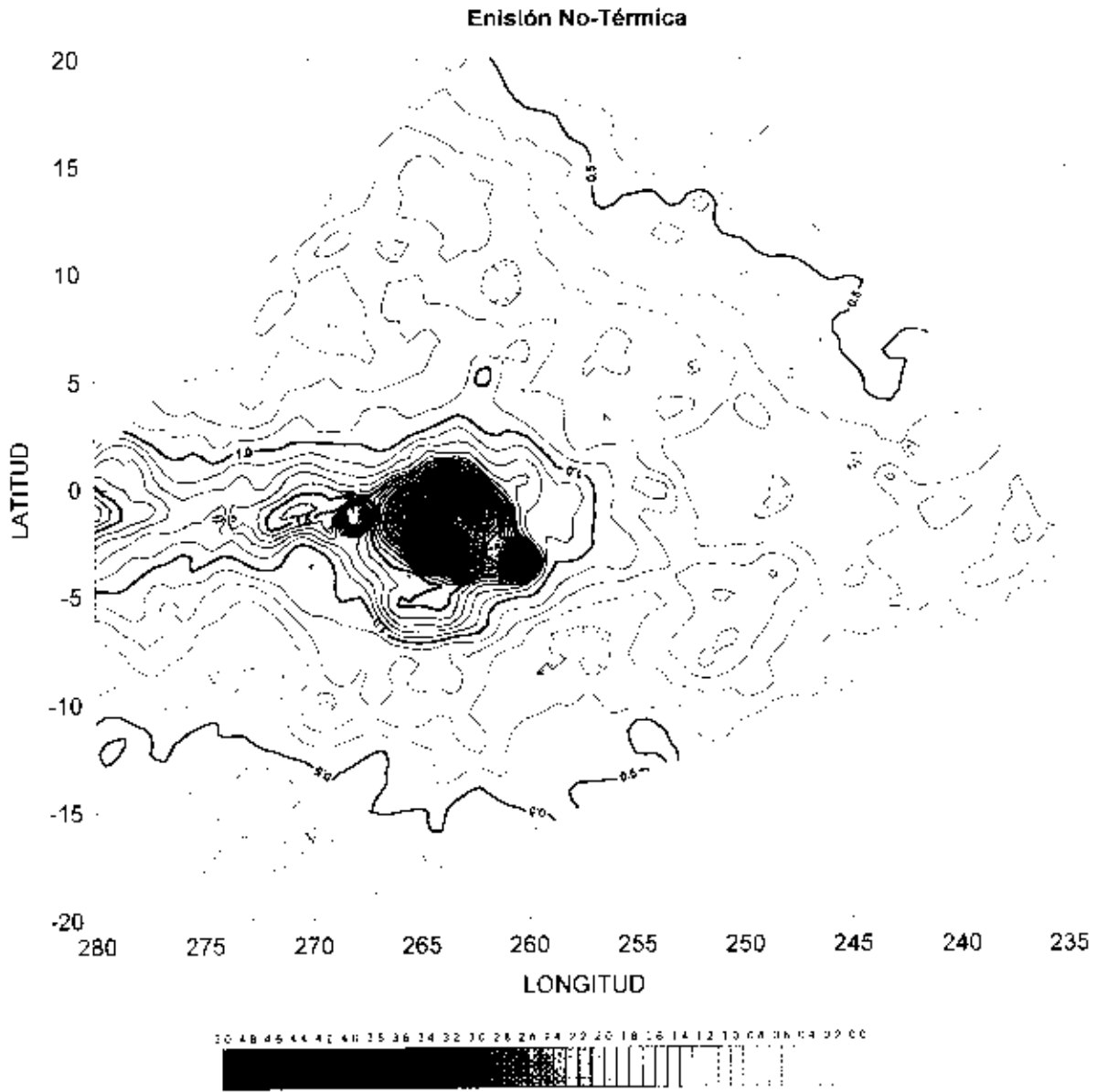


Figura 6: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de emisión no-térmica a 1435 MHz, en temperatura de brillo T_b en la nebulosa de Gum. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados en 100 mK. La resolución angular es de 1° en ambas coordenadas.

5. Medida de Emisión

5.1. Introducción

Puesto que en el presente trabajo pudimos derivar la temperatura de brillo de la emisión térmica T_{th} podemos intentar determinar la Medida de Emisión (ME) para la región de la nebulosa de Gum.

De acuerdo a Mezger & Henderson (1967) la ME para un gas térmico está dada por la expresión

$$ME = 12.14 T_e^{0.35} T_{th} v^{2.1210.02} \text{ pc cm}^{-6} \quad (\text{para } 1 \leq v \leq 15.5 \text{ GHz y } 1000 \leq T_e \leq 10000 \text{ K}) \quad (10)$$

donde T_{th} es la temperatura de brillo de la emisión térmica, v es la frecuencia de observación en GHz, y T_e es la temperatura electrónica del gas.

Diversos valores para la temperatura electrónica han sido obtenidos mediante el uso de distintas técnicas. Mediante observaciones en el continuo de radio, Beuermann (1973) derivó un valor para la temperatura electrónica de $T_e = 8500_{-3500}^{+4500}$ K, adoptando un límite superior para la medida de emisión 300 pc cm^{-6} . Otras observaciones de radio, utilizando un valor tal vez sobreestimado para la medida de emisión ($\geq 600 \text{ pc cm}^{-6}$), arrojaron como resultado valores para la temperatura electrónica superiores a los 10000 K. (Ellis 1972; Cane 1973).

Las temperaturas derivadas a partir de observaciones ópticas son usualmente más altas que las derivadas con líneas de recombinación en radio. Estas últimas provienen preferentemente de las regiones más frías de la nebulosa, mientras que las líneas de emisión óptica provienen de las regiones más calientes y de mayor emisividad. Así por ejemplo, en radio, Reynolds (1976a) encuentra temperaturas en el rango de 3000 a 17000 K con un valor promedio de 11500 K, mientras que Chanot & Sivan (1983) obtienen un valor promedio de 8000 K. Por su lado, Srinivasan Sahu & Sahu (1993) obtienen valores para T_e que van de 5000 a 12000 K. Recientemente, Woermann et al. (2000), utilizando las líneas de recombinación del Hidrógeno H156 α y H139 α , derivaron valores que se encuentran en el rango de 4200 a 8500 K.

Teniendo en cuenta el amplio rango de valores encontrado por los diferentes autores, nos parece razonable tomar el valor canónico de $T_e=10000$ K para la temperatura electrónica.

5.2. Resultados

Con los valores de la temperatura de brillo de emisión térmica T_{th} derivados en el capítulo anterior, aplicando la fórmula (10) obtenemos la distribución de la medida de emisión ME para toda la región. Esto se muestra en la Figura 7.

Analizando dicha figura, se observa que los valores promedio para la ME en el cuerpo principal de la nebulosa de Gum son del orden de 200 a 300 pc cm^{-6} , alcanzando en algunas regiones (por ejemplo en el IVS) valores superiores a los 400 pc cm^{-6} . Para el "filamento" de la nebulosa ($l \approx 268^\circ.0$ $b \approx +10^\circ.0$) se encuentra un valor promedio de aproximadamente $ME \approx 300 \text{ pc cm}^{-6}$.

La ME determinada por Reynolds (1976b) para la zona más débil localizada en el interior de la nebulosa fue del orden de $\approx 150 \text{ pc cm}^{-6}$, mientras que valores del orden de $\approx 500 \text{ pc cm}^{-6}$ fueron derivados sobre las regiones más brillantes. Nuestros resultados también son consistentes con los encontrados por la observación de líneas de recombinación en radio (220 a 470 pc cm^{-6}) por Woermann et al. (2000) Estas determinaciones fueron realizadas en puntos aislados de la región, mientras que nuestras determinaciones (Figura 7) nos da por primera vez, una idea global de la distribución de la ME para toda la región.

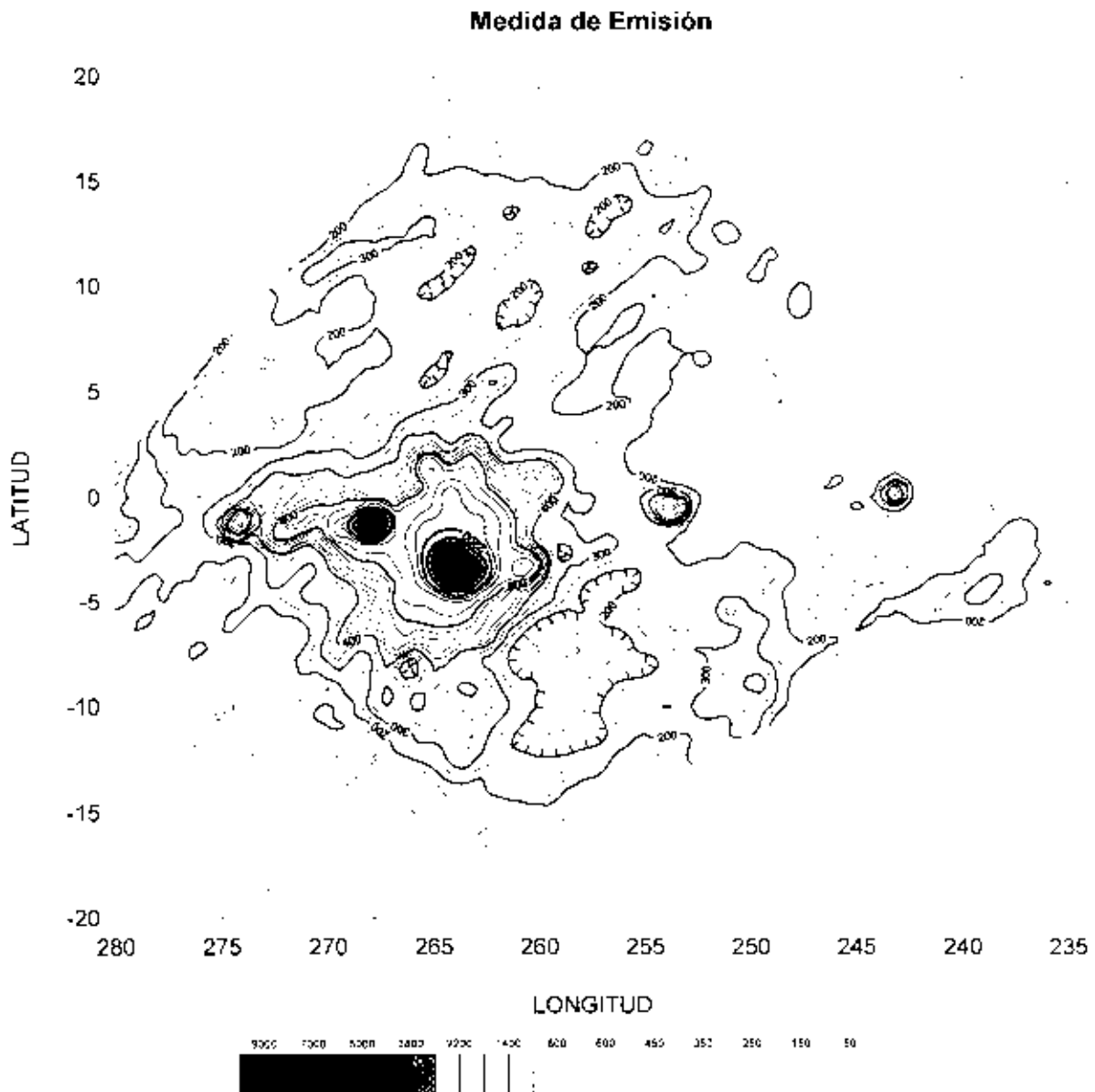


Figura 7: Distribución de la medida de emisión (ME) en la nebulosa de Gum. Las unidades para ME están dados en pc cm^{-6} . Los niveles están graficados cada 50 unidades hasta el nivel 400 y cada 100 unidades para valores mayores.

6. Filtrado de la Radiación de fondo

6.1. Introducción

En este capítulo aplicaremos un método iterativo similar al denominado "Background filtering (BGF)" que fuera desarrollado por Sofue y Reich (1979), que permite el filtrado de la radiación de fondo. Cuando nos referimos a radiación de fondo, hacemos mención a una radiación extendida y no discriminamos entre la radiación que se encuentra entre el observador y un objeto dado (a la que denominaremos radiación de "foreground") de aquella radiación que se origina más allá de un objeto dado. A esta última la denominaremos radiación de fondo o de "background".

Con esta técnica es posible resaltar estructuras de bajo brillo superficial que usualmente son muy difíciles de detectar contra una radiación de fondo intensa.

Si una región del cielo puede ser observada con un instrumento de poder resolvente ϕ , el método de filtrado de la radiación de fondo, permite suprimir (o filtrar) de la radiación observada, aquellas estructuras espaciales mayores que cierto tamaño angular θ , donde siempre $\theta > \phi$. Las frecuencias espaciales que resultan luego del filtrado, son aquellas que se encuentran comprendidas entre las determinadas por θ y ϕ . El proceso es iterativo y consiste en encontrar la *envoltura inferior alisada*, que representaría la radiación de fondo, la que luego de ser sustraída del mapa original dará como resultado un mapa que sólo contendrá la emisión de las "fuentes". Lo anterior es equivalente a decir que la componente de la radiación del fondo extendida contiene las componentes de baja frecuencia espacial ($\theta \geq 4^\circ$), mientras que la componente de las "fuentes" contiene las altas frecuencias espaciales. El método se detalla en el **Apéndice 2**.

La técnica fue aplicada convolucionando los datos del relevamiento con una función gaussiana bidimensional, cuyo ancho a potencia mitad (en longitud y latitud galácticas) fue $\theta = 4^\circ$. Para obtener los datos finales se realizaron 12 iteraciones.

6.2. Resultados

La **Figura 8** muestra los barridos originales y la radiación de fondo obtenida para los datos en 1435 MHz. La figura muestra barridos en latitud ($-8^\circ < b \leq 8^\circ$) para tres longitudes galácticas diferentes ($l = 264^\circ.0, 268^\circ.0$ y $270^\circ.0$). Cada barrido ha sido artificialmente desplazado en 7 K para claridad del gráfico. El mismo método se aplicó a los mapas de 408 MHz.

Las **Figuras 10 y 12** muestran en las frecuencias de 1435 y 408 MHz, y en coordenadas galácticas, los mapas de la radiación de fondo obtenidos después de la aplicación del método mencionado. Las estructuras que muestran las figuras tienen dimensiones angulares superiores a los 0.4° .

La sustracción de estos mapas a los datos originales se muestran en las **Figuras 9 y 11**, respectivamente.

Comparando estos mapas con los de la **Figura 16** (capítulo 4.5) y la **Figura 1(§1)**, se ve la importancia del método para detectar estructuras débiles que se encuentran mezcladas y ocultas por la intensa emisión del fondo. En los mapas finales pueden apreciarse estructuras comprendidas entre $\phi \geq 40'$ (haz original) y $\theta \leq 4^\circ$ (haz de la convolución).

6.3. Comentarios sobre algunas de las estructuras halladas

La potencialidad de este método se ve reflejado en los mapas que se muestran en las **Figuras 9 y 11**. Analizando estos mapas, se hace claramente visible la débil estructura del [VS]. La misma se extiende entre las longitudes galácticas $l \approx 245^\circ$ a $l \approx 268^\circ$ y las latitudes galácticas $b \approx -1^\circ$ a $b \approx -15^\circ$. En 1435 MHz su temperatura de brillo es apenas superior a los 60 mK en la mayor parte de su extensión. En la frecuencia de 408 MHz este valor crece a 1 K.

La potencialidad de este método se ve reflejado en los mapas que se muestran en las Figuras 9 y 11. Analizando estos mapas, se hace claramente visible la débil estructura del IVS. La misma se extiende entre las longitudes galácticas $l \approx 245^\circ$ a $l \approx 268^\circ$ y las latitudes galácticas $b \approx -1^\circ$ a $b \approx -15^\circ$. En 1435 MHz su temperatura de brillo es apenas superior a los 60 mK en la mayor parte de su extensión. En la frecuencia de 408 MHz este valor crece a 1 K.

Cabe también mencionar la estructura que cruza (de $l \approx 252^\circ$ $b \approx -5^\circ$ a $l \approx 259^\circ$ $b \approx -1^\circ$) y que completa la parte del anillo del IVS ubicada a bajas latitudes galácticas.

La nebulosa de Gum es poco discernible al sur del plano galáctico para longitudes galácticas mayores que 270° . Sólo pequeñas estructuras aisladas son visibles entre $l \approx 270^\circ$ y $l \approx 280^\circ$, para latitudes $b \leq -4^\circ$. Por el contrario, para latitudes positivas, la estructura de la nebulosa es fácilmente distinguible. En efecto, esta se hace visible bajo la forma de una débil estructura, en forma de arco, que se extiende desde $l \approx 247^\circ$, $b \approx 7^\circ$ que continúa por $l \approx 260^\circ$, $b \approx 15^\circ$, y que culmina en el filamento que corre entre las coordenadas $l \approx 265^\circ$, $b \approx 14^\circ$ a $l \approx 275^\circ$, $b \approx 7^\circ$. Este filamento representa la zona más conspicua y alcanza un máximo de emisión del orden de 0.36 K en $l \approx 270^\circ$, $b \approx 11.5^\circ$.

En el capítulo siguiente (Capítulo 6) serán estudiados los objetos que se encuentran localizados en el plano galáctico.

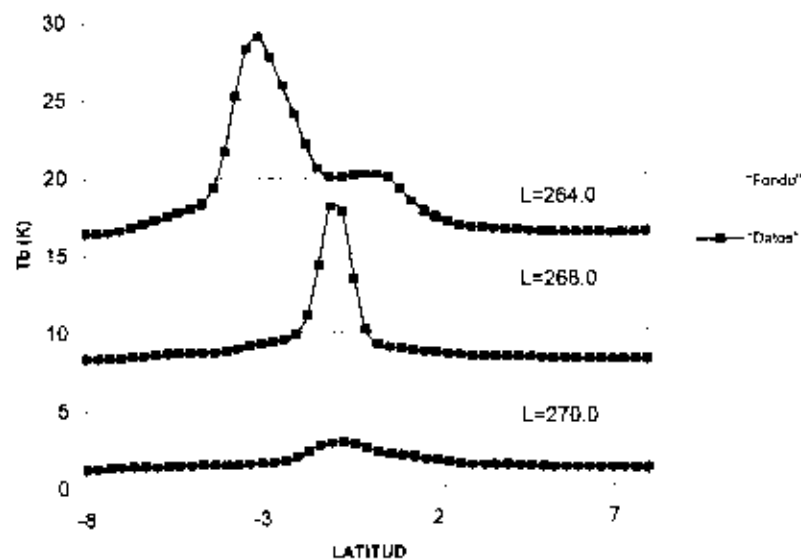


Figura 8: La figura muestra barridos originales y la radiación de fondo obtenida para los datos en 1435 MHz. Los barridos están graficados para tres diferentes longitudes galácticas ($l = 264^\circ.0$, $268^\circ.0$ y $270^\circ.0$) en el rango de latitud $-8^\circ \leq b \leq 8^\circ$. Cada barrido tiene un desplazamiento de 7 K para claridad del gráfico.

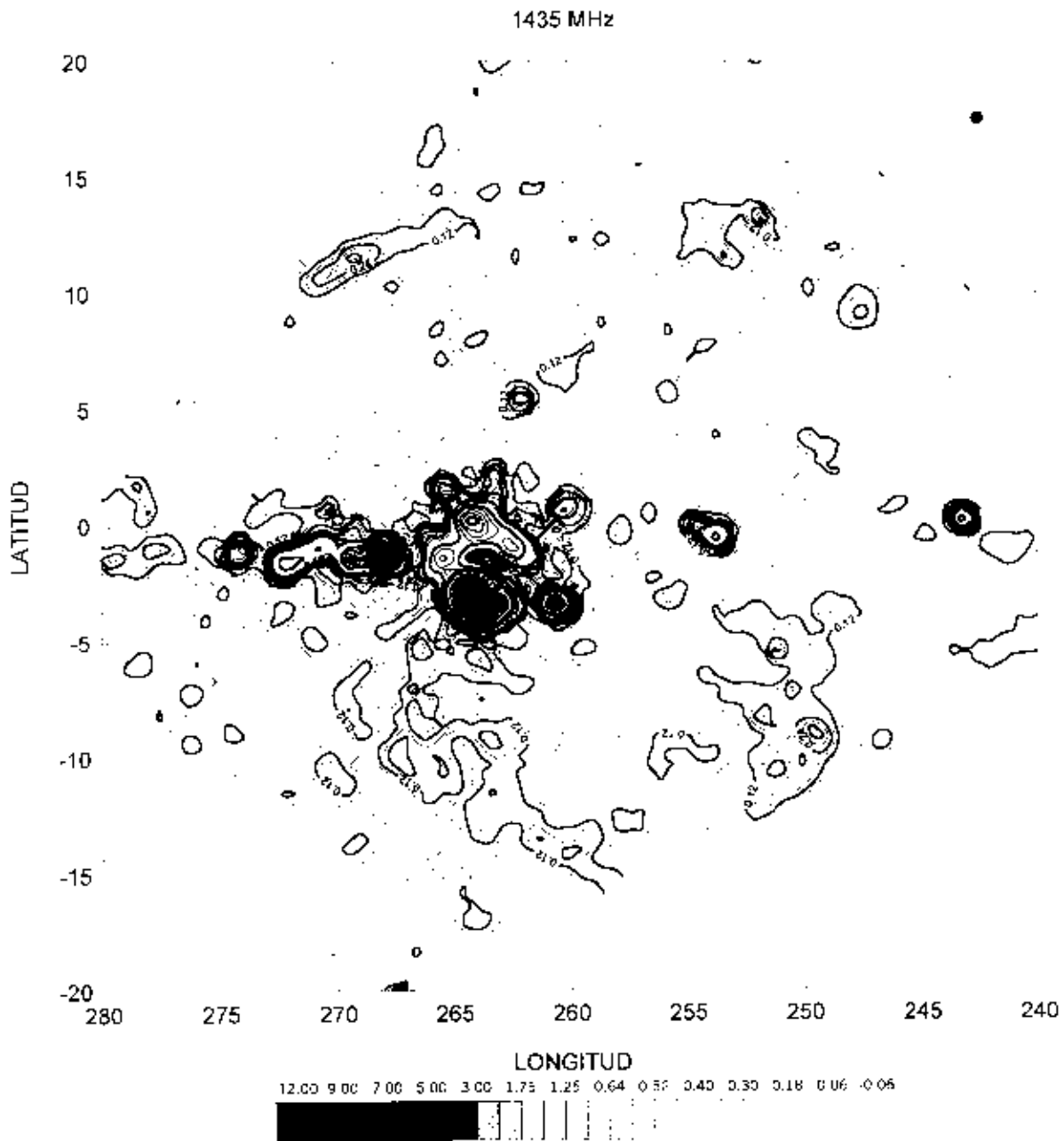


Figura 9: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de temperatura de brillo T_b de las "fuentes" en la nebulosa de Gum a 1435 MHz. El mapa original fue convolucionado a un haz de $40' \times 40'$. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados cada 60 mK desde los 60 mK hasta 1 K, cada 250 mK desde 1 K hasta los 2 K, cada 1 K desde los 2 K hasta los 10 K, y cada 2 K para temperaturas superiores de los 10 K. La resolución de este mapa ($40'$), se encuentra dibujado en el extremo superior derecho del mismo (\bullet).

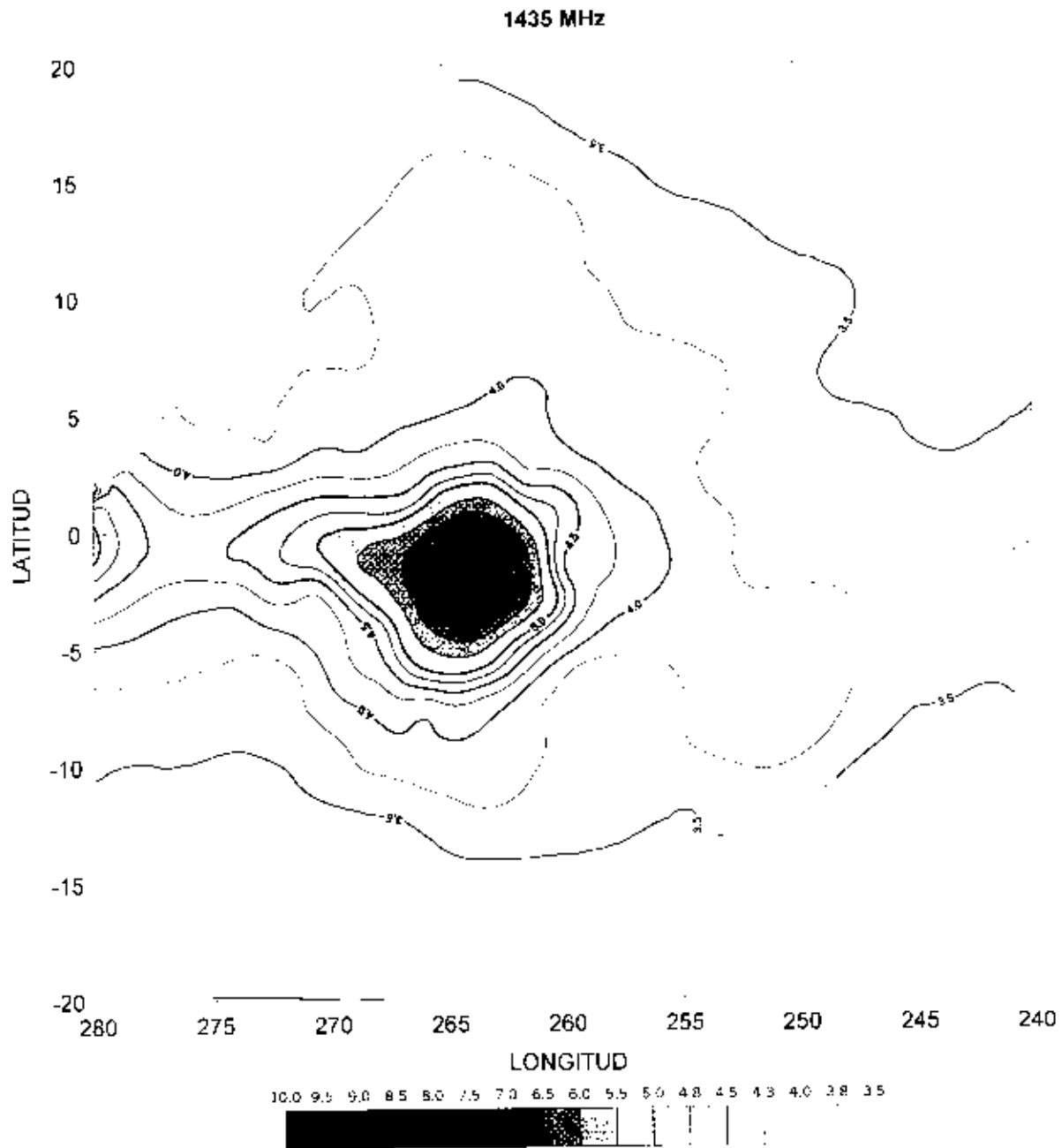


Figura 10: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de temperatura de brillo T_b del fondo extraído en la región de la nebulosa de Gum a 1435 MHz. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados cada 250 mK desde los 3.5 K hasta los 5 K, y cada 0.5 K para temperaturas superiores a los 5 K.

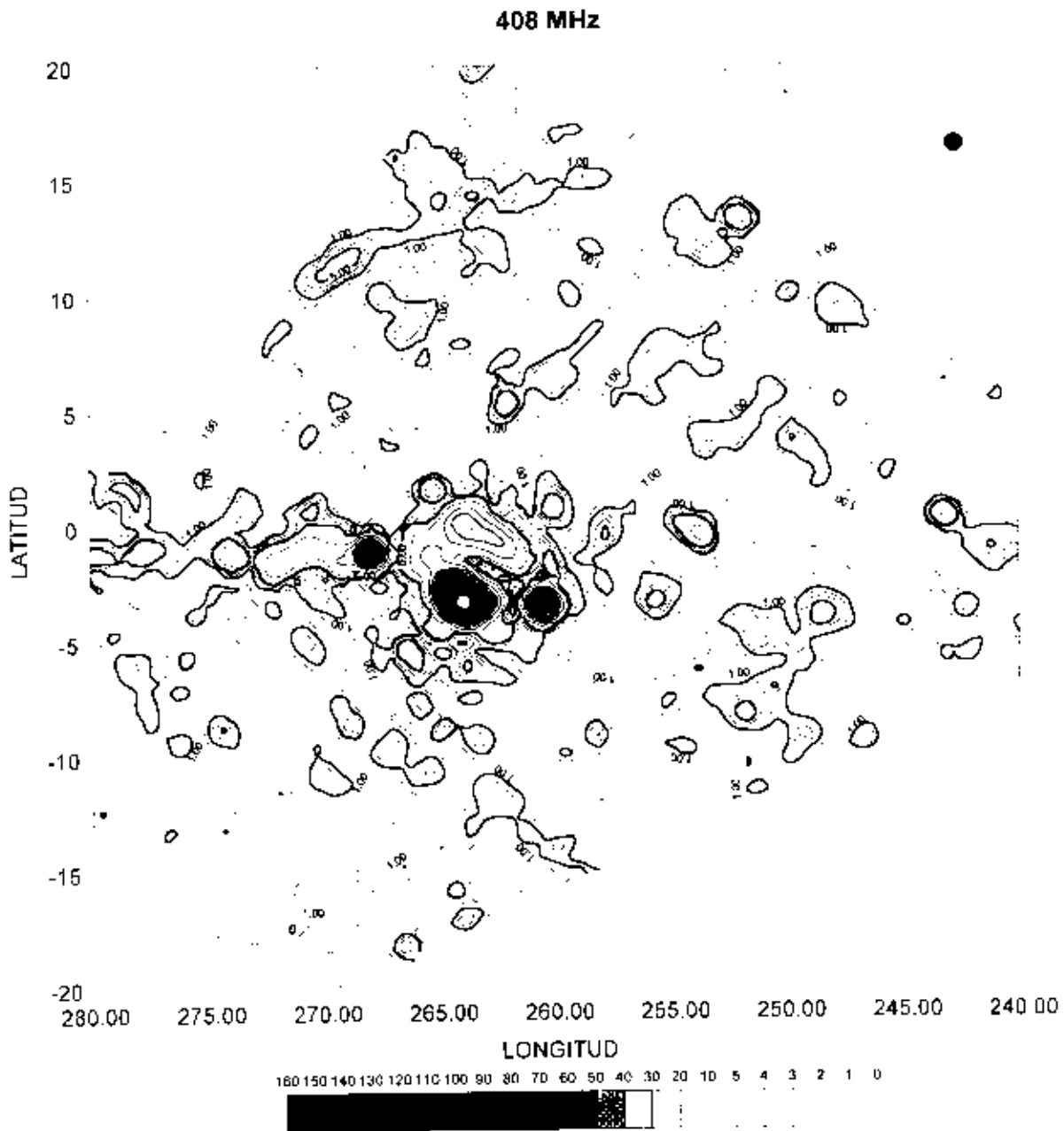


Figura 11: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de temperatura de brillo T_b de las "fuentes" en la nebulosa de Gum a 408 MHz. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados cada 1 K desde 1K hasta los 5 K, cada 5 K desde los 5 K hasta los 10 K, cada 10 K desde los 10 K hasta los 140 K, y cada 20 K para temperaturas superiores de los 140 K. El HPBW ($51''$) del instrumento utilizado, para obtener esta información, se encuentra dibujado en el extremo superior derecho del mapa (●).

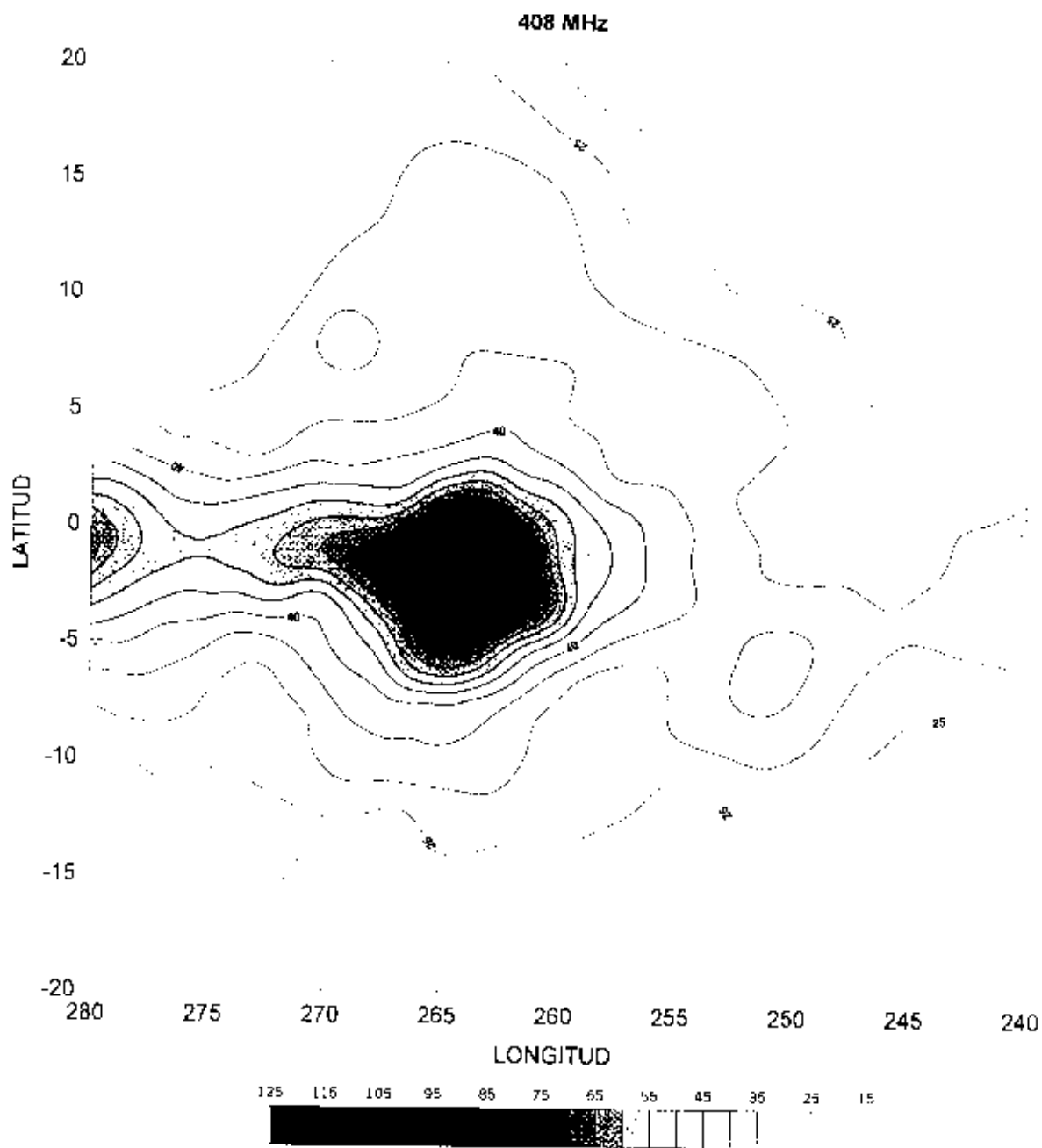


Figura 12: Mapa de contornos en coordenadas galácticas de la distribución de temperatura de brillo T_b del fondo extraído en la región de la nebulosa de Gum a 408 MHz. Los contornos están expresados en K, y se encuentran espaciados cada 5 K desde los 20 K.

7. Índice espectral aplicando el método temperatura vs. temperatura

Para el estudio de los índices espectrales, nuestras observaciones a 1435 MHz son comparadas con las observaciones a 408 MHz realizadas por Haslam et al. (1982). A ambas bases de datos se les aplicó el método de sustracción del fondo, descrito en el § 6.

Previamente, los datos a ambas frecuencias fueron convolucionados a una resolución común de $60'' \times 60''$, y nuestros datos fueron retabulados a una grilla similar ($\Delta\alpha = \Delta\delta = 20''$) a la de los datos de 408 MHz.

Luego, ambas imágenes (**Figuras 9 y 11**) pueden compararse directamente, punto a punto, para producir una imagen del índice espectral. Sin embargo, la precisión de este método se encuentra limitado por la dificultad de establecer el error en el "nivel cero" de las observaciones. Este hecho trae aparejado un error en la determinación del índice espectral.

A pesar de lo expresado, la comparación espectral puede realizarse entre las dos imágenes, utilizando gráficos de temperatura de brillo a una frecuencia versus la temperatura de brillo a otra frecuencia ("TT-Plots") para un número de posiciones en una región particular ("área de análisis"). En lo que sigue determinaremos el índice espectral "diferencial". Este procedimiento ya había sido utilizado para determinar las variaciones espectrales existentes en Cygnus Loop (Green, 1990) y en HB9 (Leahy & Rogers, 1991).

El método fue primeramente aplicado por Costain (1960) y Turtle et. al. (1962) a datos de baja resolución angular, dentro de un área seleccionada del cielo. En este caso, la temperatura de brillo T_1 de las observaciones a la frecuencia menor es graficada contra la temperatura de brillo T_2 a la frecuencia mayor. T_1 se representa en el eje de las ordenadas, y T_2 en el de las abscisas.

Una regresión lineal es usada para calcular el mejor ajuste de los datos, y la pendiente de la recta determinará el índice espectral diferencial β de temperatura ($T_h \sim v^\beta$).

La medida del "área" es arbitraria, pero, mayor que el tamaño del haz de la antena. La ventaja principal de este método, es que el resultado es afectado mínimamente por los errores del "nivel cero" de los datos, pues este influye sólo en la ordenada al origen, y no en la pendiente de la recta ajustada. Una variación de este nivel dentro del "área" no introduce errores significativos, y el efecto es incorporado dentro de los errores de la regresión. El ajuste lineal nos dará una buena representación del índice espectral promedio dentro del "área" elegida.

En una región donde las variaciones de temperatura son pequeñas y la relación señal-ruido es baja, o donde los procesos de emisión térmica y no-térmica se superponen espacialmente, los gráficos TT se hacen más confusos. La presencia de una fuente térmica mezclada con una fuente no-térmica se verá reflejada en el aumento de la dispersión, y su distribución en el gráfico tenderá a llenar un trapecoide. En consecuencia, el ajuste de la regresión lineal será impreciso. A los efectos de estimar la pendiente (índice espectral) y el error en la pendiente de la recta de regresión ajustada, cuando ambos datos tienen errores, la regresión se realiza dos veces: una vez tomando a Y como función de X y otra vez tomando X como función de Y. Usaremos como índice espectral diferencial la pendiente promedio y el error del mismo será tomado como la mitad de la diferencia entre las dos pendientes. Los errores calculados no incluyen la contribución debida a posibles incertidumbres en las escalas de Temperaturas de brillo. Una incertidumbre en las escalas de temperaturas cambiará los valores de los índices espectrales derivados de una manera sistemática. Por lo tanto, no le resta generalidad al método para analizar alguna posible variación del índice espectral entre las diferentes zonas estudiadas.

Una variación del 10% en las escalas de temperaturas de brillo T_h para cualquiera de las dos frecuencias, la cual es mayor a la precisión esperada en las observaciones (5%) (ver **Capítulo 7**), resultará en un cambio sistemático máximo de $\Delta\beta \approx \pm 0.05$ en los índices derivados en este trabajo (ver Green 1990).

7.1. Resultados:

Las **Figuras 13 y 14** muestran las zonas (áreas) donde fueron calculados los índices espectrales. Las mismas fueron seleccionadas tratando de cubrir tanto la nebulosa de Gum como el IVS. Cada "área" es identificado con una letra para la región con latitudes galácticas negativas y con dos letras para las regiones con latitudes positivas.

En la **Tabla 4** se muestran los resultados encontrados en la aplicación del método temperatura vs. temperatura para latitudes negativas de la región de la nebulosa de Gum y del IVS. El ajuste se realiza a partir

de un cierto nivel mínimo de temperatura (~ 3 veces el ruido r.m.s.), que en nuestro caso fue de 40 mK para los datos de 1435 MHz, y 0.5 K para los datos de 408 MHz.

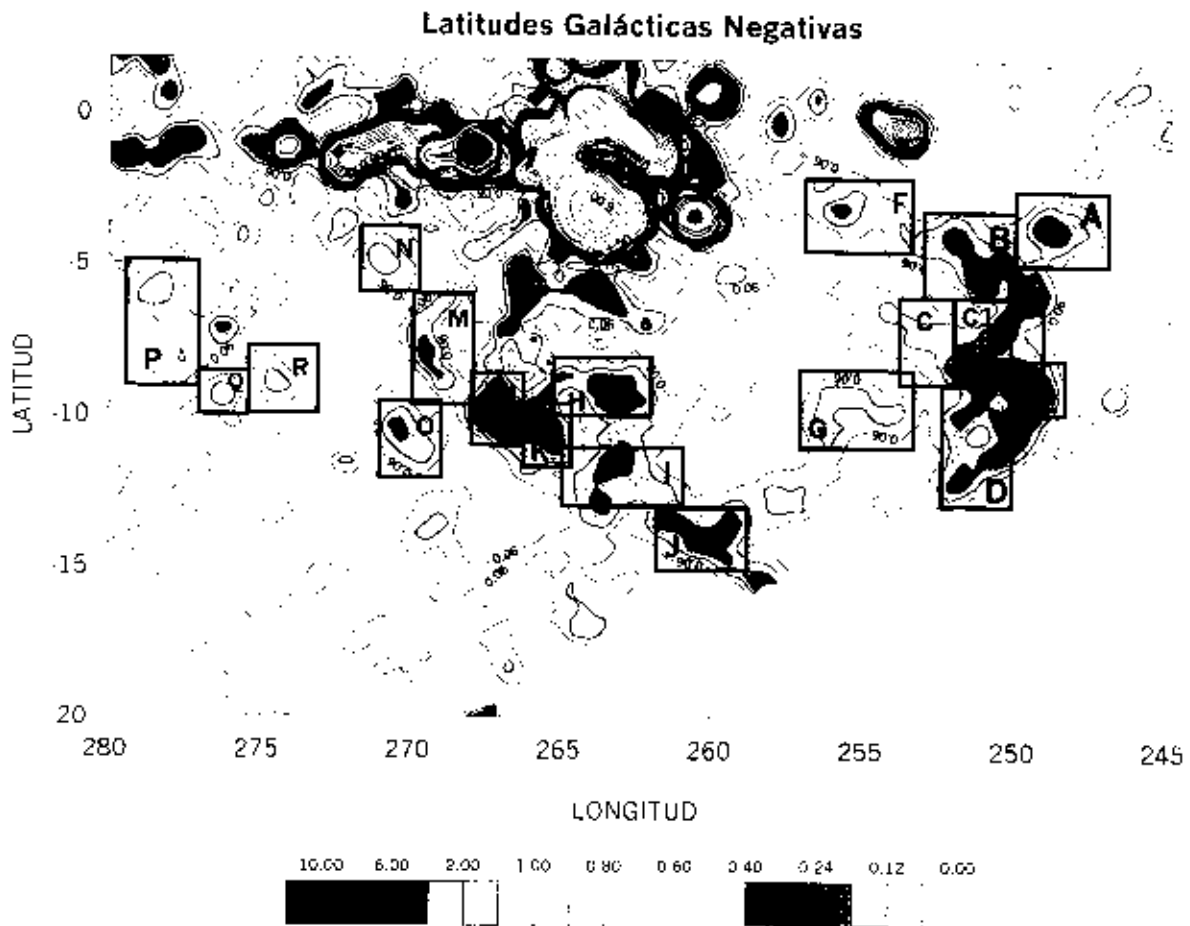


Figura 13: : La zona con latitudes galácticas negativas de la nebulosa de Gum y el IVS en la frecuencia de 1435 MHz, representada en escala de grises. Los diferentes niveles de temperatura de brillo se dan en K. Se representan las áreas dadas en la **Tabla 4**

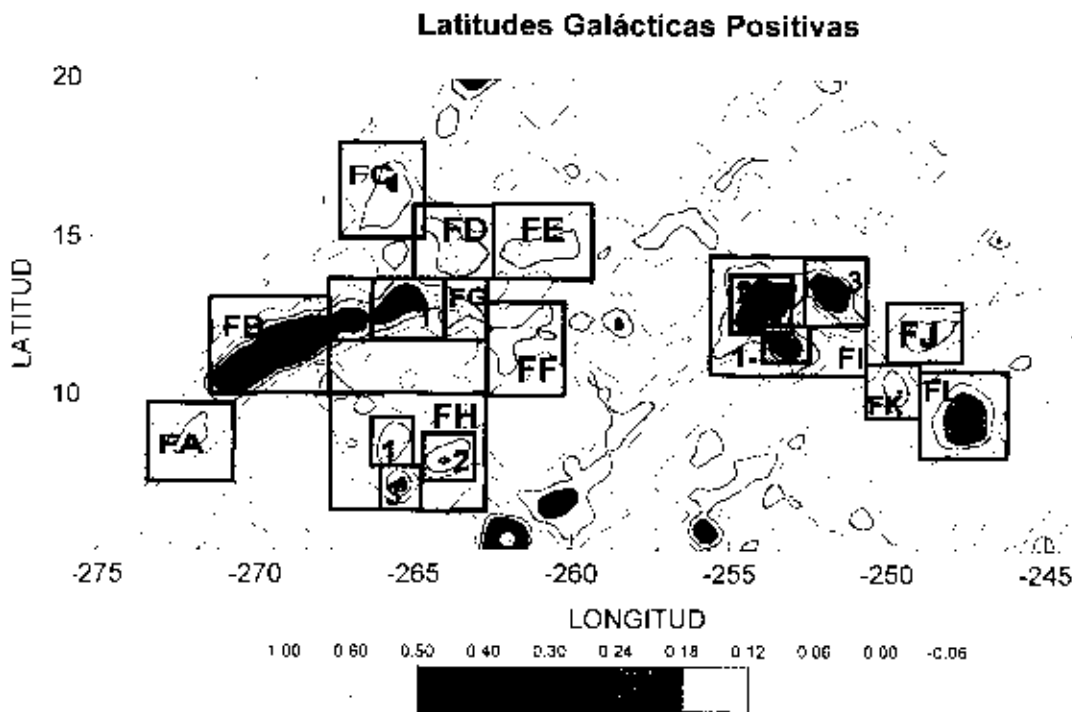


Figura 14: La zona con latitudes galácticas positivas de la nebulosa de Gum en la frecuencia de 1435 MHz, representada en escala de grises. Los diferentes niveles de temperatura se dan en K. Se representan las áreas dadas en la **Tabla 5**.

En la primera columna se da la identificación del “área de análisis” en letras consecutivas desde la A hasta la R; en las columnas segunda y tercera se dan los límites, tanto en longitud galáctica como en latitud galáctica, de cada una de las áreas. En la cuarta columna se muestra el índice espectral de temperatura derivado. Algunas de las áreas de análisis donde se encuentran fuentes cuyo origen tal vez sea extragaláctico, fueron subdivididas en áreas de dimensiones más pequeñas y también se determinó su índice espectral. La **Tabla 5** es similar a la **Tabla 4**, pero se muestran en la misma los resultados para la región con latitudes galácticas positivas (FA-FL).

Las **Figuras 15** y **16** muestran algunos ejemplos del ajuste de la recta por mínimos cuadrados en un típico gráfico temperatura vs. temperatura para las diferentes áreas.

Examinando ambas Tablas vemos que para la región del IVS comparada con la región norte, hay un número mayor de áreas donde el índice espectral es de origen térmico (marcadas con un *) en las Tablas). Es decir, el IVS posee un índice espectral más “térmico” que el resto de la nebulosa de Gum. Para comprobarlo, obtuvimos el valor medio de los índices espectrales obtenidos en cada una de las áreas de las **Figuras 13** y **14**.

Para el cálculo del índice espectral promedio del IVS, no se incluyeron las áreas que van desde la letra O hasta la R debido a que las mismas pertenecen a la nebulosa de Gum. El valor medio pesado obtenido para el IVS es $\beta = 2.17 \pm 0.07$.

AREA	<i>t</i>		<i>b</i>		β
A	247.0	250.0	-5.0	-2.3	2.51 ± 0.08
B	250.0	253.0	-6.0	-3.0	2.19 ± 0.08
C	249.0	255.0	-9.0	-6.0	2.05 ± 0.10 (*)
C ₁	250.0	253.0	-9.0	-6.0	2.09 ± 0.14 (*)
D	250.0	252.7	-13.0	-9.0	-----
E	248.3	250.0	-10.0	-8.0	2.01 ± 0.07 (*)
F	253.3	257.0	-4.7	-2.0	2.78 ± 0.11
G	253.0	257.0	-11	-8.3	-----
H	262.0	264.3	-10.0	-8.0	1.90 ± 0.11 (*)
I	261.0	264.0	-13.0	-10.0	1.91 ± 0.20 (*)
J	258.7	262.0	-15.0	-13	2.08 ± 0.06 (*)
K	264.7	266.3	-11.7	-9.7	2.09 ± 0.12 (*)
L	266.3	268.0	-11.0	-8.7	2.12 ± 0.08 (*)
M	268.0	270.0	-9.7	-7.0	2.11 ± 0.16 (*)
N	269.7	271.7	-6.0	-4.0	2.53 ± 0.08
O	269.0	271.0	-12.0	-9.7	2.38 ± 0.06
P	277.0	279.3	-9.0	-5.0	2.57 ± 0.07
Q	275.3	277.0	-10.0	-8.7	2.47 ± 0.06
R	273.0	275.3	-10.0	-7.7	2.97 ± 0.08

Tabla 4

AREA	<i>t</i>		<i>b</i>		β
FA	270.7	273.3	7.3	9.7	1.94 ± 0.30(*)
FB	267.7	271.3	10.0	13.0	2.41 ± 0.03
FC	264.7	267.3	15.0	18.0	2.57 ± 0.12
FD	262.3	265.0	13.7	16.0	3.03 ± 0.08
FE	259.3	262.3	13.7	16.0	2.36 ± 0.14
FF	260.3	262.7	10.0	13.0	2.35 ± 0.20
FG	262.7	267.7	16.0	10.0	2.12 ± 0.20 (*)
FG ₁	264.0	266.3	11.7	13.7	2.08 ± 0.20 (*)
FH	262.7	267.7	6.3	10.0	2.38 ± 0.14
FH ₁	265.0	266.3	7.7	9.3	-----
FH ₂	263.0	264.7	7.3	9.7	2.18 ± 0.17
FH ₃	264.7	266.0	6.3	8.0	2.48 ± 0.12
FI	250.7	255.7	10.7	14.3	2.67 ± 0.20
FI ₁	252.7	254.0	11.0	12.3	2.47 ± 0.15
FI ₂	253.0	255.0	12.0	13.7	2.16 ± 0.20
FI ₃	250.7	252.7	12.3	14.3	3.04 ± 0.06
FJ	247.7	250.0	11.0	13.0	1.91 ± 0.18 (*)
FK	249.0	250.7	9.3	11.0	2.63 ± 0.03
FL	246.3	249.0	8.0	11.0	2.32 ± 0.05

Tabla 5

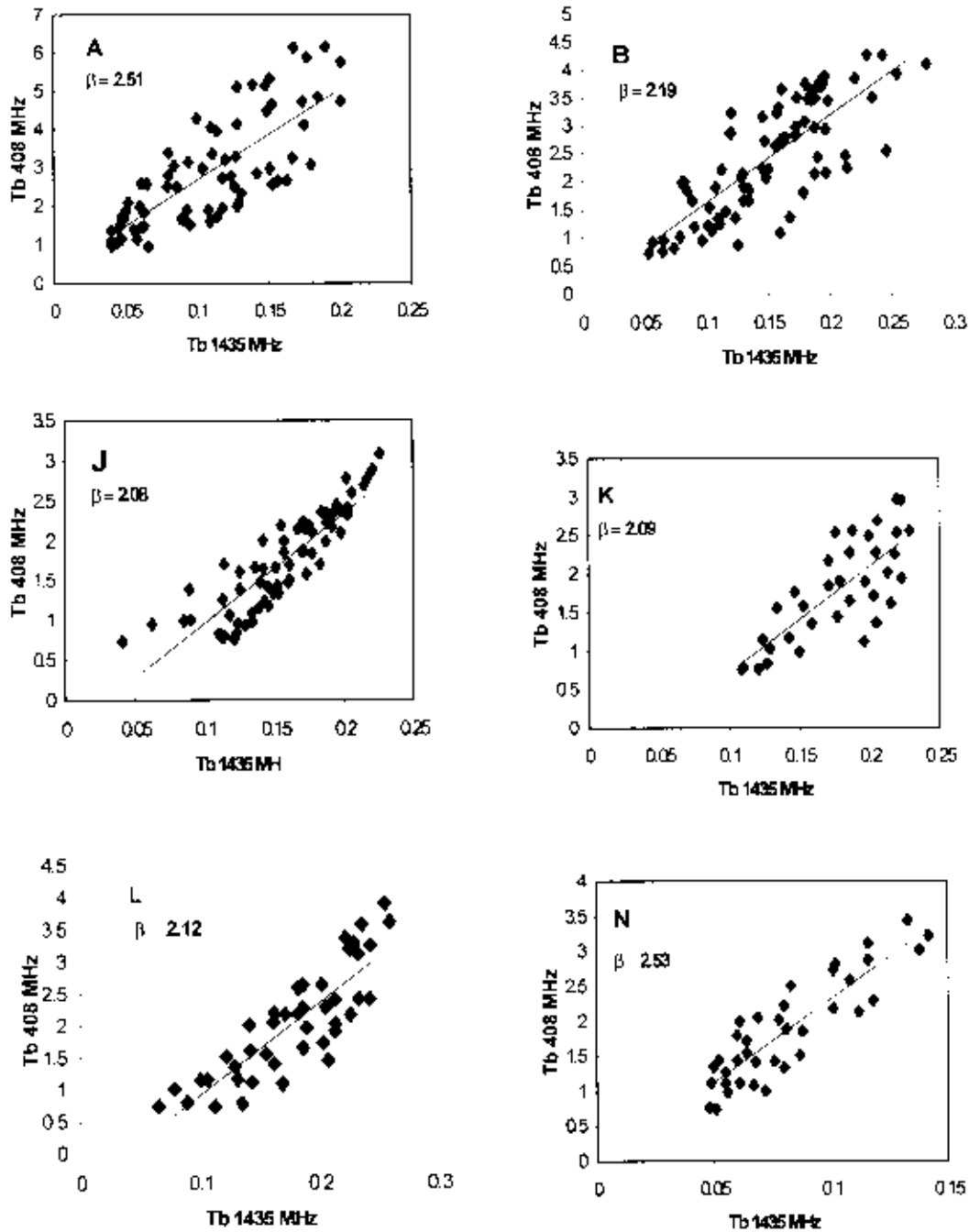


Figura 15: Algunos ejemplos de los gráficos temperatura vs. temperatura (TT-plot) para varias de las regiones de la Figura 13. El ajuste por mínimos cuadrados corresponde a los índices espectrales β dados en la Tabla 4. El índice es calculado para valores de temperatura mayores de 40 mK (para la frecuencia de 1435 MHz) y 0.5 K (para la frecuencia de 408 MHz). Las letras indicadas en el extremo superior izquierdo, identifican algunas de las zonas seleccionadas en la Figura 13.

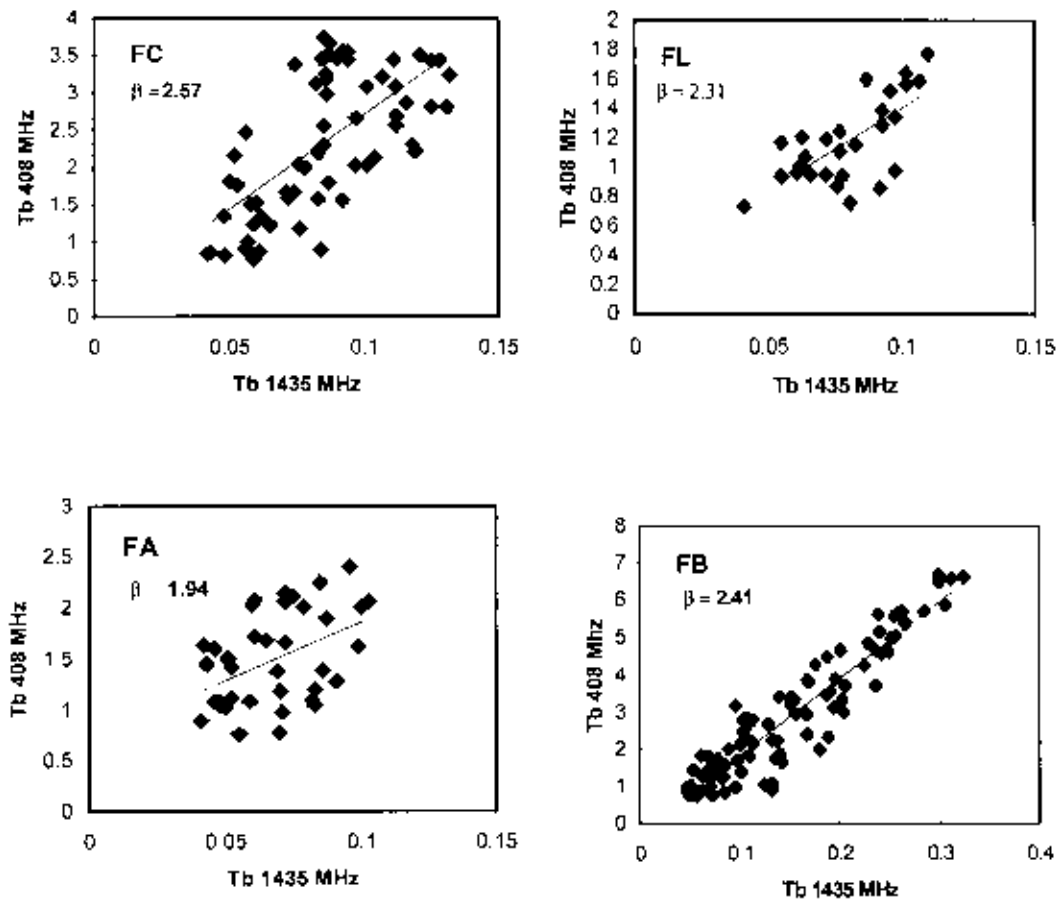


Figura 16: Como en la Figura 15, algunos ejemplos de los gráficos temperatura vs temperatura (TT-plot) para varias de las regiones de la Figura 14. El ajuste por mínimos cuadrados corresponde a los índices espectrales dados en la Tabla 5. El índice es calculado para valores de temperatura mayores de 40 mK (para la frecuencia de 1435 MHz) y 0.5 K (para la frecuencia de 408 MHz). Las letras indicadas en el extremo superior izquierdo, identifican algunas de las zonas seleccionadas en la Figura 14.

Para obtener un valor promedio del índice para la nebulosa de Gum, se excluyeron las áreas R ($\beta=2.97$) y FD ($\beta=3.03$) debido a que el valor obtenido para el índice espectral es característico del que normalmente se obtiene para radiofuentes extragalácticas. Para la nebulosa de Gum el valor del índice espectral medio obtenido es de $\beta \approx 2.47 \pm 0.07$. En la región más intensa del filamento (FB) el valor del índice es $\beta \approx 2.41$, mientras que para las dos zonas adyacentes (FG-FG₁ y FA) el índice obtenido es netamente térmico ($\beta \approx 2.0$).

Podemos concluir, diciendo que los índices espectrales obtenidos tanto para el IVS como para la nebulosa de Gum poseen valores medios de $\beta \approx 2.17$ y $\beta \approx 2.47$ respectivamente. Con estos valores se confirmaría que la distribución de la emisión es heterogénea, siendo una mezcla de procesos sincrotrónicos y térmicos, especialmente en el IVS, como fuera propuesto por Duncan et al. (1996) y Woermann et al. (2000).

Listos resultados también confirmarían que estamos en *presencia de dos objetos diferentes* (Sahu, 1992).

7.2. Índice espectral diferencial

Ahora, aplicaremos una modificación del método temperatura vs. temperatura desarrollado por Zhang et al. (1997) que se denomina índice espectral diferencial. El mismo consiste en aplicar el "área de análisis" dentro de la cual se calcula la regresión lineal, a todo el mapa. La medida del "área de análisis" es arbitraria, pero debe ser más grande que la resolución angular de los datos, puesto que el método requiere variaciones de temperatura dentro del área.

Este método de determinación de índices espectrales, posee un número de ventajas con respecto a la simple técnica de dividir un mapa por otro después de la sustracción de un fondo, permitiendo así la evaluación del índice punto a punto. En efecto, por un lado el método IT es inmune a errores en el nivel cero de cada mapa involucrado, mientras que la simple técnica de dividir mapas punto a punto es extremadamente dependiente. Por otro lado, este método (TT) discrimina tanto las variaciones de la radiación extendida de fondo (background) como de la radiación que se encuentra delante (foreground) del objeto estudiado, siempre que estas variaciones tengan una estructura angular mayor que el área donde se realiza el cálculo.

Para la aplicación de este método, se desarrolló un programa que pesa cada dato dentro del área con una gaussiana cuyo filtro es 1.4 veces el haz original y que se halla centrada en la coordenada en la que se determina el índice. El mapa de índices espectrales fue realizado dentro de un "área" de $2^\circ \times 2^\circ$, desplazando esta superficie sobre todo el mapa, pixel por pixel. La resolución angular de los mapas en 408 MHz y 1435 MHz es de 1° en ambas coordenadas.

En la parte central de la **Figura 17** se muestra la distribución del índice espectral de temperatura β para la región de Vela-Puppis. En escala de colores se muestran los valores del índice espectral, comenzando en $\beta = 1.9$ (azul) hasta $\beta = 3.1$ (rojo) en pasos de $\Delta\beta = 0.1$.

En la parte inferior de la misma se muestra una ampliación de la región para latitudes galácticas negativas, que incluye al IVS, mientras que en la parte superior, se muestra la región que incluye principalmente la zona del "filamento". También se han graficado en línea continua los contornos de la potencia total en 1435 MHz. En la descripción de la figura nos restringiremos sólo a estas áreas, pues el plano galáctico ha sido estudiado con más detalle en el **Capítulo 6**.

Observamos que la distribución del índice espectral no es uniforme, tanto a latitudes galácticas positivas como negativas. A latitudes positivas, a lo largo del semiarco, la contribución térmica es visible sólo en algunas regiones muy localizadas. En general, se observan zonas de índices espectrales de naturaleza no-térmica. Se puede distinguir que en algunas zonas los índices alcanzan valores más "agudos" (del orden de $\beta \approx 2.6$). Los valores obtenidos para la región más intensa del filamento son del orden de $\beta \approx 2.3$.

A latitudes galácticas negativas la contribución térmica es mayor. Esto se ve reflejado principalmente en el IVS. Para la región de la nebulosa de Gum ($270^\circ \leq l \leq 280^\circ$) los índices continúan siendo no-térmicos ($\beta \approx 2.3$).

Los valores para el IVS son, en general, de naturaleza térmica. Nuevamente, se distinguen regiones localizadas cuyos índices son del orden de $\beta = 2.3 - 2.4$. Esta diferencia se nota claramente en la **Figura 17**, donde podemos distinguir una tonalidad más "rojiza" para los índices del IVS, es decir índices espectrales térmicos, mientras que los índices obtenidos para la nebulosa de Gum son, en su mayoría, no-térmicos. Esto se ve reflejado en la tonalidad más "azul" del gráfico.

Estos hechos nos llevan a pensar que la nebulosa de Gum y el IVS son *dos objetos diferentes*, los cuales se ven proyectados en la misma región del cielo, como sugirió Sahu (1992). Una confirmación de esta hipótesis se ve claramente reflejada en la distribución de los YSO (**Capítulo 1.1.2.d**) en la región. Se nota un significativo exceso de los YSO en la región del IVS, en comparación con el resto de la nebulosa de Gum.

La distribución de una gran cantidad de los YSO coincide con la emisión del continuo de radio como se muestra en la **Figura 18**. La correspondencia en posición y extensión angular, indican una correspondencia física entre los YSO, el IVS y la emisión en continuo de radio.

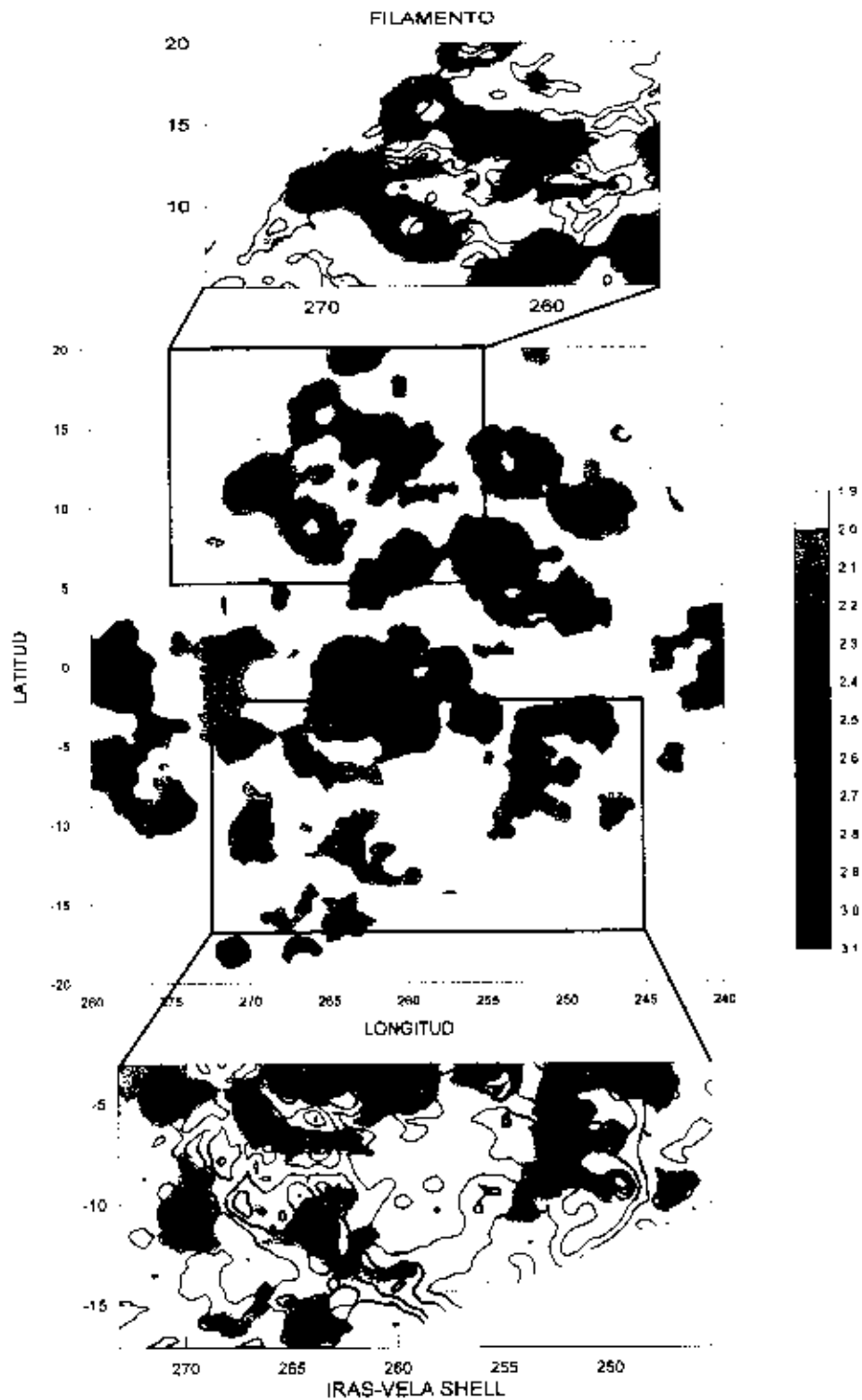


Figura 17: Índice espectral diferencial β de temperatura en la región de Vela-Puppis para la radiación del continuo entre las frecuencias de 1435 y 408 MHz. Los contornos de β están graficados cada $\Delta\beta = 0.1$. Se muestra una ampliación de la zonas norte y sur del plano galáctico (*ver texto*).

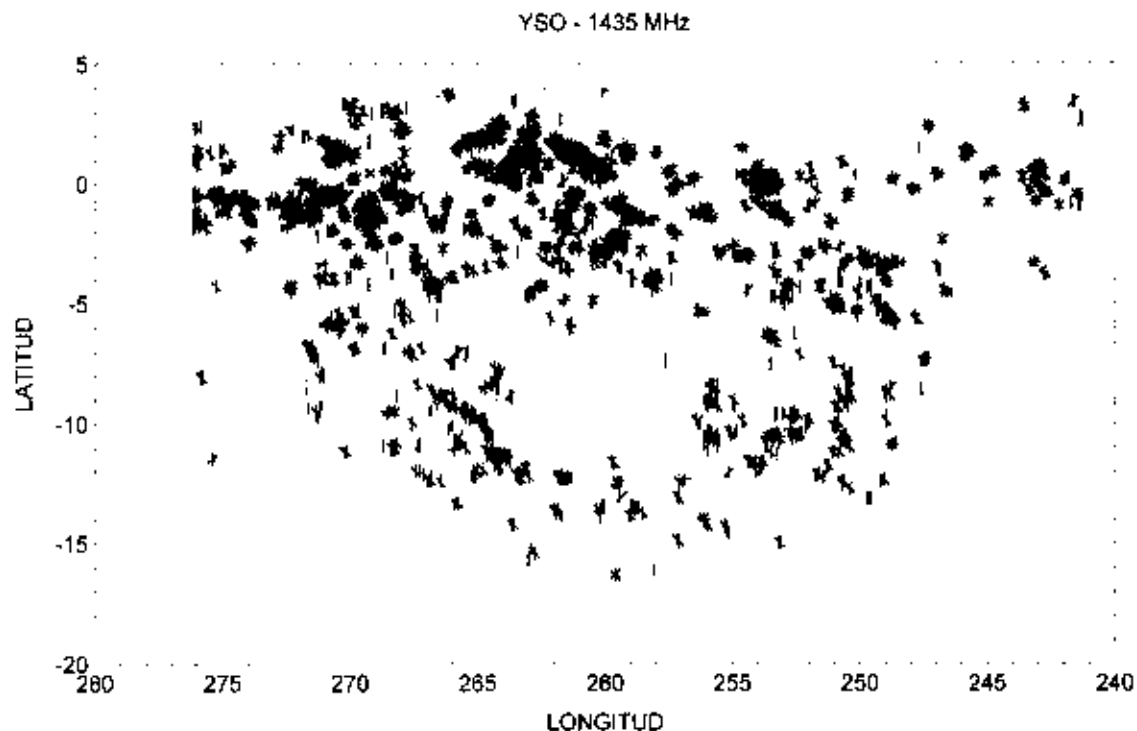


Figura 18: Distribución de los Young Stellar Objects (YSO) extraído de Sahu (1992). Superpuesto (en líneas rojas) se muestran algunos contornos de la radiación del continuo en 1435 MHz.

7.3. Origen de la nebulosa de Gum y del IVS de acuerdo a esta Tesis

El IVS y la nebulosa de Gum pueden ser tratadas como estructuras separadas, debido: 1) a su diferente comportamiento cinemático (Sahu, 1992) (Capítulo 1.2); 2) la diferencia en la distribución de los índices espectrales (§ 7.2); 3) por la distribución de los YSO. Estas diferencias nos hacen pensar que su origen también podría ser diferente. Con los resultados obtenidos hasta aquí, proponemos modelos diferentes para explicar el origen de la nebulosa de Gum y del IVS.

7.3.1. La nebulosa de Gum

La detección de emisión de radio polarizada en la nebulosa de Gum (Duncan et al., 1996), y los valores del índice espectral de naturaleza no-térmica determinados en este trabajo, permitirían concluir que, *en la actualidad*, la naturaleza de la nebulosa de Gum podría estar dominada por múltiples explosiones de supernovas. La gran cantidad de pulsares que se encuentran en su interior (Reynoso, 1994), apoyarían esta hipótesis.

La emisión térmica que se observa en parte de la misma puede ser explicada por diferentes fenómenos :

a) En los últimos estadios de la evolución de SNR no hay una significativa aceleración de electrones en el frente de choque, la emisión sincrotrónica se origina fundamentalmente en electrones que orbitan en el campo magnético interestelar comprimido, el cual se encuentra congelado en el gas detrás del frente de choque. Al enfriarse este gas, se efectúa la recombinación y las regiones de mayor densidad podrían ser visibles en forma de filamentos, por medio de su emisión H α (Lozinskaya, 1992).

b) El material neutro que rodea a la nebulosa de Gum, y que fue barrido por los vientos estelares y las múltiples explosiones de SN, está siendo ahora ionizado por la radiación UV de la estrella ζ Puppis (Reynoso & Dubner, 1988).

Es difícil determinar su distancia: Sahu (1992) la ubica a 800 pc, teniendo su origen en la asociación Vela R2 (Capítulo 1.1.2.b). Otros autores como Reynolds (1976b) y Reynoso & Dubner (1997 y referencias allí citadas) la ubican a una distancia de \approx 500 pc.

Las determinaciones de su edad varían en un amplio rango. Reynoso & Dubner (1997), basándose en la cinemática del HI estimaron una edad de $\sim 6 \times 10^6$ años. Leahy et al. (1992), estimaron una edad de $\sim 2 \times 10^6$ años. Esta estimación se basó en observaciones de los rayos X del gas caliente de su interior.

El RSN de Vela, no habría tomado parte en la formación de la nebulosa, debido a su edad, que es al menos dos órdenes de magnitud más joven. En cambio, la nebulosa de Gum muy posiblemente haya influido en la evolución de este RSN (Reynoso, 1994).

7.3.2. *El IRAS Vela Shell (IVS)*

El origen del IVS podría ser explicado en forma diferente, debido a que los índices espectrales encontrados son en su mayoría de naturaleza térmica, encontrándose sólo en algunas regiones índices de naturaleza no-térmica. La misma podría ser interpretada como una combinación de vientos estelares y explosiones de supernovas.

En este caso, la estructura en expansión del IVS, que envuelve a todas las estrellas de la asociación Vela OB2 habría sido formada por los fuertes vientos estelares de las estrellas de mayor masa de Vela OB2. La estrella WR γ^2 Velorum, formaría parte de esta asociación. Pozzo et al. (2000) realizaron una nueva determinación de su distancia, y colocarían a esta estrella a una distancia de 360 a 490 pc, en contradicción con la estimación de *Hipparcos* de 258 pc (Capítulo 1.1.1.e).

Si una SN explota dentro de la cavidad creada por vientos, el frente de choque de la misma se expandirá adiabáticamente dentro de la burbuja hasta alcanzar su borde, se enfriará abruptamente y se hará visible en el rango de radio (Lozinskaya, 1992).

La formación de protoestrellas, inferida por la presencia de los YSO, podría ocurrir como consecuencia de que tendrían lugar en la estructura en expansión inestabilidades gravitacionales en la materia de los alrededores. El viento estelar provee un periodo de tiempo de $\sim 10^6$ años, necesarios para la formación de protoestrellas a partir de la condensación de la materia molecular.

Handa et al. (1986) sugirieron un modelo de formación estelar secuencial, donde el frente de onda de una región III en expansión condensa nubes de CO y HI.

Georgelin et al. (1979) propusieron que la formación de estrellas, también puede ser disparada por los frentes de onda de supernovas.

La componente de emisión térmica se podría explicar por la ionización producida por la radiación UV emitida por las estrellas de la asociación OB, mientras que la contribución no-térmica sería debida al aporte de supernovas que pudieran haber ocurrido en la asociación, en los últimos 10^7 años (Capítulo 1.1.1.b).

En este caso, la distancia al IVS sería del orden de \approx 450 pc, similar a la distancia de la asociación Vela OB2 (Capítulo 1.1.2.b).

CAPITULO 6 :El Remanente de Supernova Vela XYZ y las regiones HII de la zona

1. Introducción:

En el **Capítulo 1** se presentó una reseña de este remanente. En este capítulo se presentarán imágenes de alto rango dinámico del remanente de supernova Vela XYZ obtenidas con las observaciones que se realizaron con la Antena II del IAR. Se analiza el espectro de este remanente y se obtiene el índice espectral mediante el método temperatura vs. temperatura (diagrama TT).

Finalmente se analiza el área $269^{\circ}.0 \leq l \leq 280^{\circ}.0$ y las regiones HII detectadas de la zona.

2. Propiedades del remanente de supernova Vela XYZ

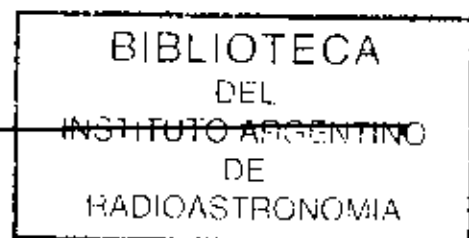
En la **Tabla 1** se compilan las densidades de flujo de la emisión para Vela XYZ, Vela X, y Vela YZ, como también algunos valores para la temperatura de brillo pico T_b para Vela X, obtenidas por distintos autores. En la misma se agregó el valor de la densidad de flujo obtenida en este trabajo, cuyos detalles del cálculo se darán en el § 2.3.

Frecuencia (MHz)	Flujo XYZ (Jy)	Flujo X (Jy)	Flujo YZ (Jy)	T_b (K)
85.5		1600 ⁽¹⁾		5600 ⁽²⁾
408	2300 ± 300 ⁽¹⁾		1102 ⁽³⁾	
635	2360 ± 300 ⁽¹⁾		1204 ⁽³⁾	
960	1560 ⁽²⁾		441 ⁽³⁾	
1410	1640 ± 300 ⁽¹⁾		555 ⁽³⁾	
1435	1540 ± 220 ^(*)			
1440		920 ⁽⁴⁾		15 ⁽⁴⁾
2400		1100 ± 90 ⁽⁷⁾		
2650	1400 ± 250 ⁽¹⁾		369 ⁽¹⁾	
2700		1050 ⁽⁵⁾		4.5 ⁽⁵⁾
5000		759 ⁽⁵⁾		1.2 ⁽⁵⁾
8400		490 ± 80 ⁽⁶⁾		

- (1) Milne (1968)
- (2) Harris (1962)
- (3) Rishbeth (1958)
- (4) Mathewson et al. (1962)
- (5) Milne (1980)
- (6) Milne (1995)
- (7) Duncan et al. (1996)
- (*) Este trabajo

Tabla 1

En la **Figura 1** se presenta un gráfico en el que se representa la densidad de flujo (eje de ordenadas que figura a la izquierda del gráfico) y la temperatura de brillo T_b (eje de ordenadas que figura a la derecha del gráfico) contra la frecuencia en escala logarítmica. La **Figura 1** es una representación gráfica de la **Tabla 1**.



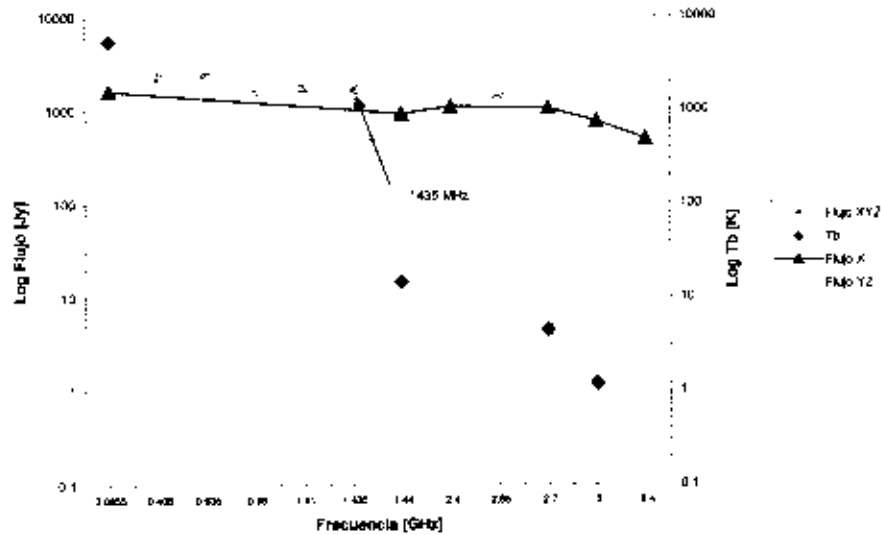


Figura 1: El espectro de la densidad de flujo de la radio emisión integrada para Vela XYZ, Vela X, Vela YZ y para la temperatura de brillo pico T_b en Vela X.

2.1. Imágenes en potencia total

En la **Figura 2** se muestra el mapa en potencia total a la frecuencia de 1435 MHz del remanente de supernova Vela XYZ, mientras que en la **Figura 3** se muestra el fondo extraído de los datos originales mediante la aplicación de un filtro espacial cuyo haz es de $4^\circ \times 4^\circ$. La zona graficada está comprendida entre las coordenadas galácticas $259^\circ.0 < l < 269^\circ.0$, $-7^\circ.0 < b < 3^\circ.0$. Las **Figuras 4** y **5** son equivalentes a las **Figuras 2** y **3** pero a la frecuencia de 408 MHz.

Las **Figuras 2** y **4** muestran en gran detalle la estructura de RSN. Las imágenes revelan regiones de emisión débil y extendida que forman filamentos y arcos. Se puede distinguir marginalmente la débil estructura que se extiende hacia latitudes negativas ($b < -5^\circ$) y mas allá del brillante complejo Vela XYZ. Esta estructura posee en nuestras observaciones, temperaturas apenas superiores a los 100 mK y de aproximadamente 2 K en 408 MHz. Esto confirmaría las observaciones en 2400 MHz de Duncan et al. (1996), e indicaría que el RSN cubriría un área angular mas extendida que la supuesta anteriormente. En el § 3 de este capítulo volveremos a tratar este tema.

De las tres regiones principales de radio emisión de este RSN, Vela X (G264.0-3.1) es la más prominente. Su forma es levemente elongada con una extensión aproximada de $3^\circ.6$ y de 2° , para su eje mayor y menor respectivamente.

Tanto en la **Figura 2** como en la **4**, hacia longitudes galácticas menores, al oeste del mapa es claramente visible otro RSN de la región: Puppis A (G 260.4 - 3.4). La fuente mas intensa en el extremo de altas latitudes galácticas del mapa, es la región HII RCW 38 (G267.947-1.066).

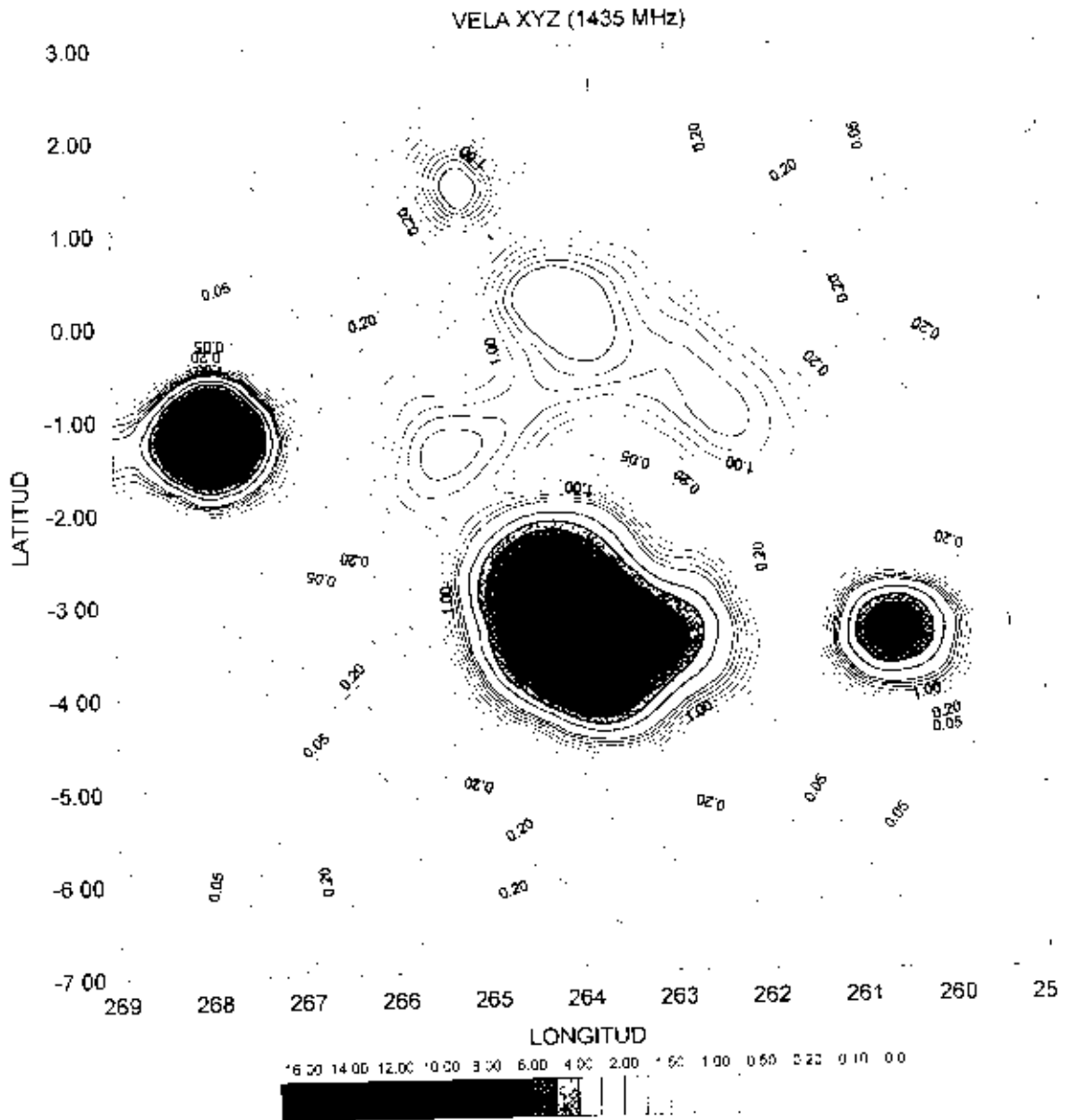


Figura 2: Mapa de contornos del RSN Vela XYZ en 1435 MHz con la estructura en gran escala extraída (ver texto). Los contornos están graficados en pasos de 50 mK desde 0 K (línea de puntos) hasta los 100 mK, cada 100 mK desde los 100 mK hasta los 250 mK, cada 250 mK desde los 250 mK hasta los 2 K, y cada 1 K para temperaturas superiores a los 2 K. La resolución angular es de 40'.

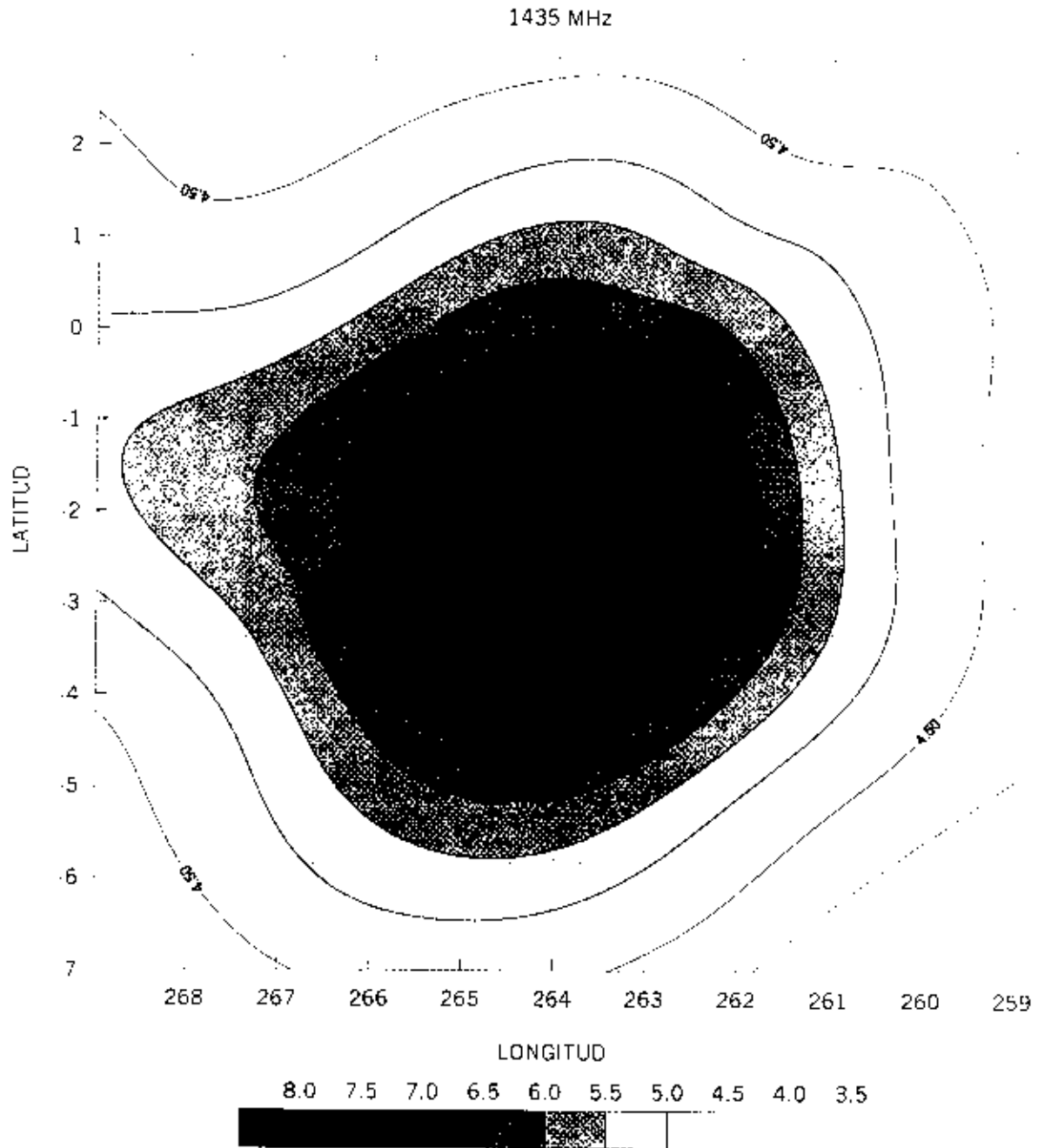


Figura 3: Radiación de fondo extraída de las observaciones en 1435 MHz, aplicando un filtro espacial de $4^{\circ} \times 4^{\circ}$. Los contornos están graficados en pasos de 500 mK desde los 4.0 K.

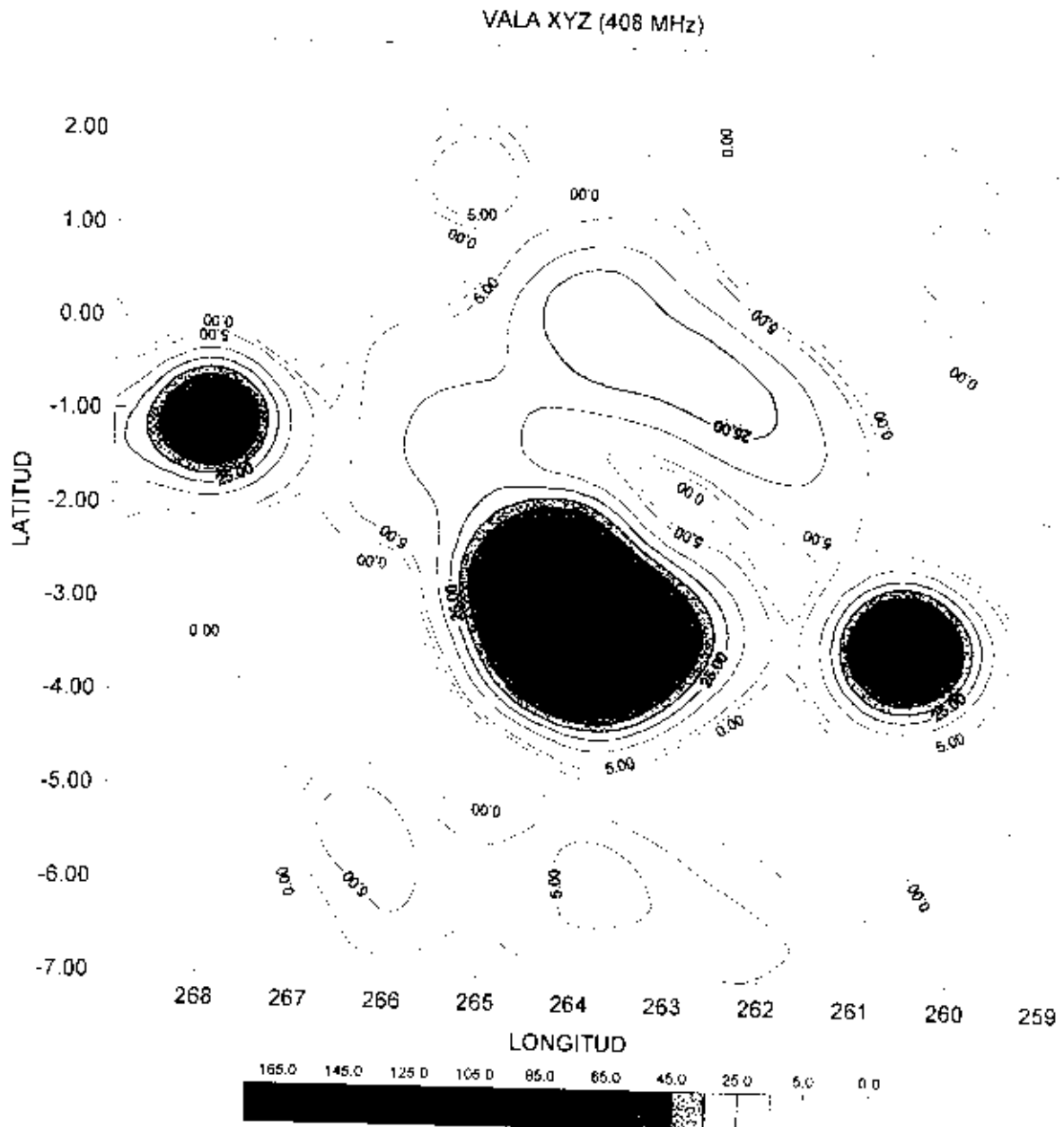


Figura 4: Mapa de contornos del RSN Vela XYZ en 408 MHz con la estructura en gran escala extraída (ver texto). Los contornos están graficados en pasos de 2.5 K desde 0 K (línea de puntos) hasta los 5 K, y cada 10 K para temperaturas mayores de 5 K. La resolución angular es de $\sim 53'$.

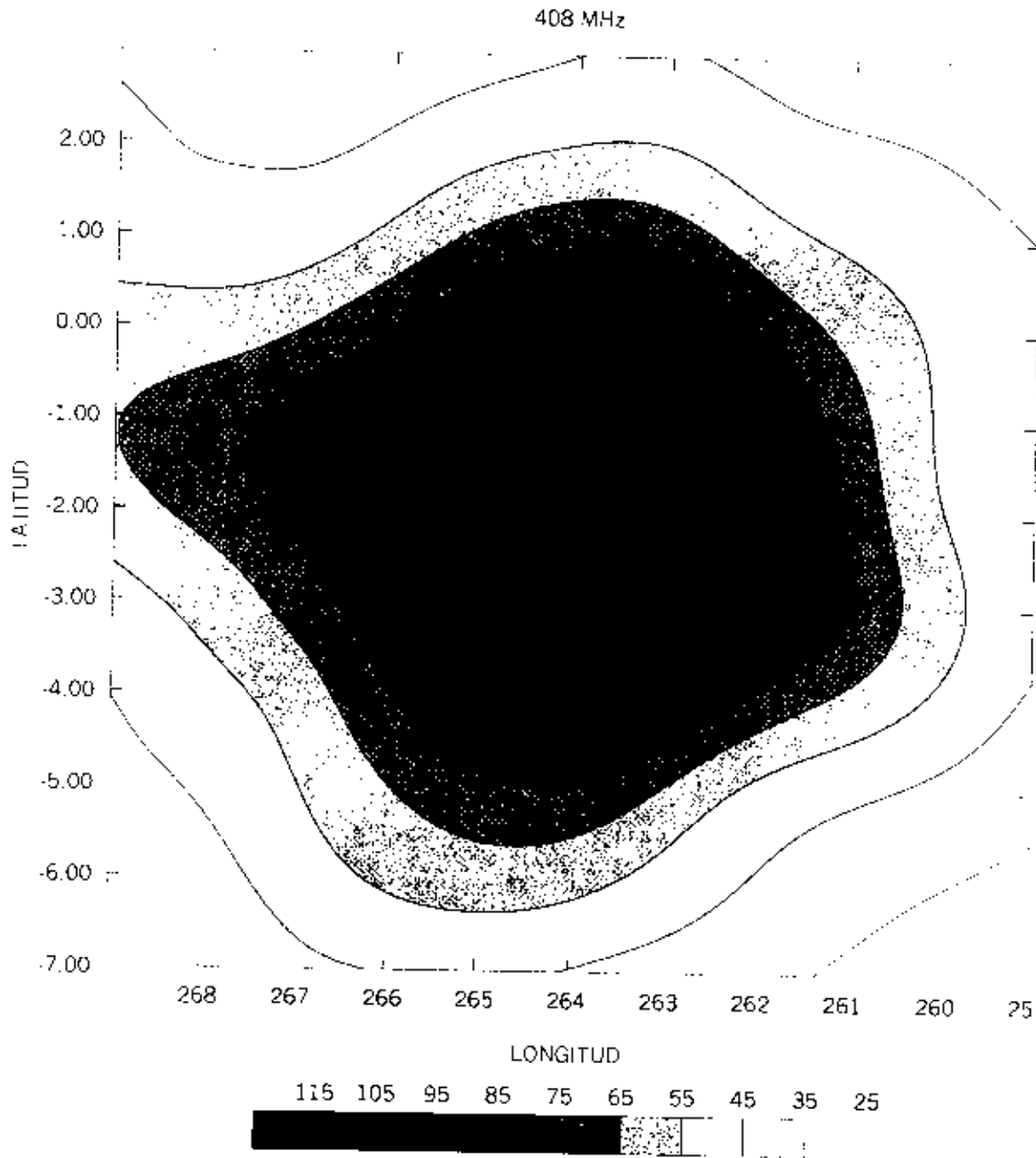


Figura 5: Radiación de fondo extraída a las observaciones de 408 MHz aplicando un filtro espacial de $4^\circ \times 4^\circ$. Los contornos están graficados cada 5 K desde los 25 K.

2.2. Las estructuras más importantes en la región

Como parte de un reciente relevamiento en 2400 MHz del plano galáctico, Duncan et al. (1995) obtuvieron imágenes de alta sensibilidad del RSN Vela XYZ. En un trabajo posterior de los mismos autores se realiza un estudio detallado de este RSN (Duncan et al., 1996).

La Figura 6 reproduce parte de la figura 1b de este último trabajo (ver página 255 de Duncan et al. (1996)). Los autores detectan una emisión débil, que se extiende mucho más allá de lo conocido en base a observaciones previas. El extremo del remanente ubicado hacia el plano galáctico se encuentra claramente delineado, mientras que no puede decirse lo mismo del borde ubicado hacia latitudes más negativas. En esta última dirección es posible observar la presencia de una débil y extendida emisión. Bajo la suposición de que los máximos que se observan en esta emisión forman parte del RSN, el borde del mismo puede ser razonablemente representado por una elipse centrada en $l = 263^{\circ}.7$ y $b = -3^{\circ}.2$, cuyo eje mayor y menor son de $8^{\circ}.6 \pm 0^{\circ}.3$ y $7^{\circ}.4 \pm 0^{\circ}.5$ respectivamente. Cabe destacar que el centroide de la elipse se encontraría desplazado sólo 27 minutos de arco del lugar de nacimiento del pulsar de Vela (Bailes et al., 1989).

La diferencia de brillo observada en el RSN entre el lado ubicado hacia el plano galáctico y aquel localizado a latitudes más negativas fue explicado por Dubner et al. (1992). Dichos autores sugieren que hacia el plano galáctico el remanente estaría interactuando con una nube de HII localizada en esa región, mientras que el otro extremo se expandiría en un medio mucho más tenue.

Basándose en observaciones de CO de Dame et al. (1987), Duncan et al. (1996) también arriban a una conclusión similar.

Con los nuevos límites del RSN el flujo total a 2.4 GHz es de $(3.3 \pm 0.3) \times 10^3$ Jy. Para Vela X el flujo es de $(1.1 \pm 0.09) \times 10^3$ Jy. Este último está en buen acuerdo con lo esperado a esta frecuencia (Weiler & Panagia, 1980) y se tratará en la siguiente sección (§ 2.3).

En la Figura 6 también se muestran otras estructuras, denominadas A a D, que fueron identificadas tanto en la imagen de rayos X obtenida con el satélite ROSAT (0.1 – 2.4 keV) (Aschenbach et al., 1995) como a 2400 MHz. Estas estructuras fueron interpretadas por los autores como fragmentos de alta velocidad expulsados por la explosión de la supernova.

La estructura "A" es complicada debido a la superposición de la emisión de RCW 33. Esta estructura "A" está dividida en dos subestructuras: "A-Radio" y "A-Rayos X". La subestructura en rayos X también fue identificada a 4850 MHz (Wright et al., 1994). Con la densidad de flujo catalogada en esa frecuencia y la obtenida a 2400 MHz, Wright et al. concluyen que esta fuente posee un espectro no-térmico. La subestructura A-Radio no fue detectada en 4850 MHz, y por lo tanto no se pudo determinar su índice espectral.

A la estructura en rayos X "B" se distingue como un arco que emerge de la región HII RCW 36 (G265.14-1.45). Comparando los flujos a 2400 y 4850 MHz esta fuente podría identificarse como de naturaleza térmica.

El objeto "C" es apenas detectado en las observaciones de Wright et al. La estructura "D" se proyecta unos 45° más allá del borde externo del RSN.

Duncan et al. también detectaron un alto monto de polarización, especialmente en Vela X y el borde más cercano al plano del remanente. Como en potencia total, la emisión polarizada es débil hacia latitudes negativas, a excepción de un "brazo" de polarización que corre desde Vela X hasta una latitud cercana a $b \approx -7^{\circ}.5$. En este brazo la polarización alcanza valores de hasta 50%. Estos autores utilizan la apariencia del RSN en polarización para determinar su extensión. De esa forma encuentran que el RSN posee una forma aproximadamente elíptica con un eje mayor de aproximadamente $(8^{\circ}.6 \pm 0^{\circ}.3)$ y un eje menor de $(7^{\circ}.4 - 0^{\circ}.5)$.

Es interesante comparar la imagen del RSN de alta sensibilidad en 2400 MHz (Figura 6) con la obtenida en nuestro trabajo en 1435 MHz (ver Figura 7). En esta última se resaltan las mismas estructuras de Duncan et al. y se amplían las zonas identificadas como "A" y "D" en rayos X. Como se puede apreciar, estas dos últimas son claramente visibles en nuestro mapa en potencia total. La estructura "B" no es observable debido posiblemente a la baja resolución angular de nuestras observaciones y a la cercanía de la región HII RCW 36. También se detecta la débil emisión a latitudes más negativas de Vela X, siendo visible hasta $b \approx -7^{\circ}.5$.

La detección de estas estructuras débiles, nos da una idea de la alta sensibilidad de nuestras observaciones y del éxito del método empleado para eliminar la emisión de fondo extendida

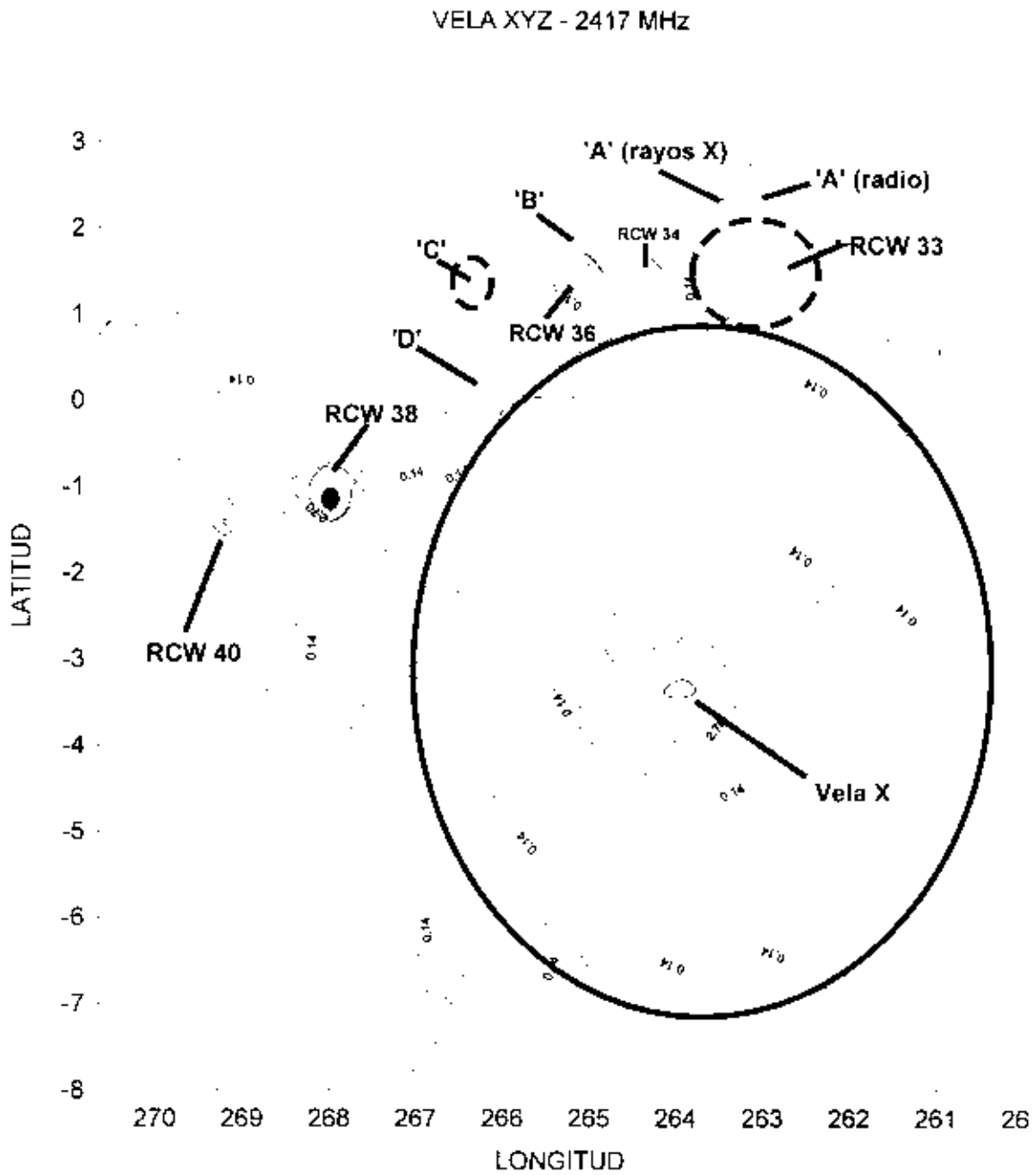


Figura 6: Figura 1b de Duncan et al. (1996) de la región del RSN Vela XYZ. Los contornos están indicados en mK. Se resaltan estructuras que luego se discutirán en el texto.

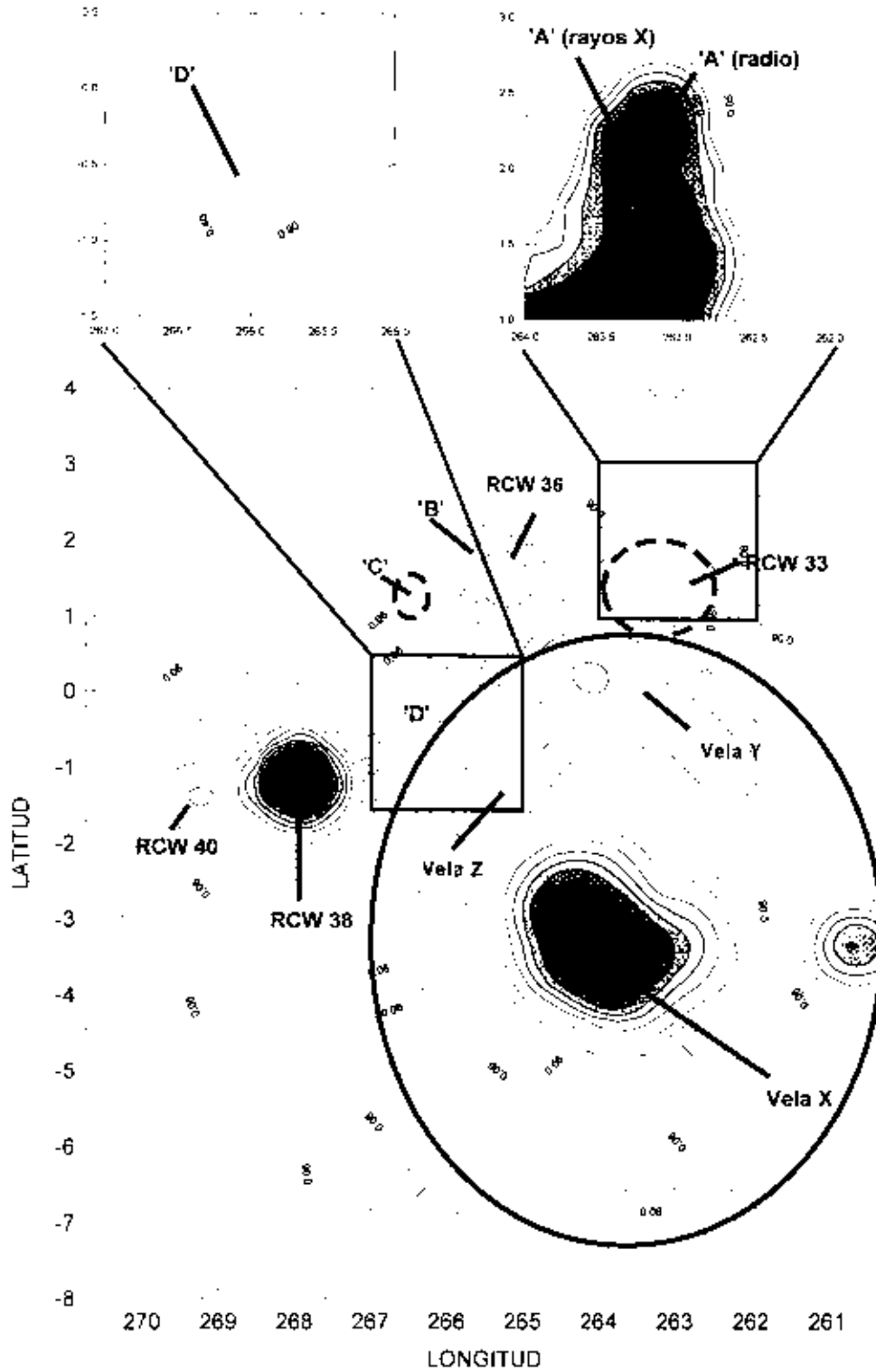


Figura 7: Región de Vela XYZ en 1435 MHz. Los contornos están graficados en K y se resaltan las mismas estructuras de la figura 7 de Duncan et al. La elipse tiene el mismo significado que aquella dibujada en la Figura 6.

2.3 Espectro Integrado

Hay una gran incertidumbre en la derivación del índice espectral de este RSN, y por ende en su clasificación. Milne (1968) encuentra un comportamiento inusual en el índice espectral α ($S \propto \nu^\alpha$) para el remanente. En efecto, determinan un valor $\alpha = 0.3 \pm 0.2$ para Vela X, $\alpha = 0.6 \pm 0.4$ para Vela YZ, y $\alpha = 0.3 \pm 0.1$ para la emisión integrada de Vela XYZ. Una diferencia similar en el índice espectral fue encontrada por Poveda & Woltjer (1968) quienes reportaron un valor de $\alpha = 0.0$ para Vela X, y $\alpha = 0.4$ para Vela Y. Estos diferentes valores para el índice espectral son un reflejo, tanto de las variaciones en la línea de base, como en la determinación de los límites angulares del RSN.

Para Weiler & Panagia (1980) Vela X se asemeja al RSN del Cangrejo ($\alpha = 0.26$), donde la región de Vela X estaría alimentada energéticamente por el pulsar, y no por la energía depositada originalmente por la explosión de la supernova.

Weiler & Panagia en su análisis del espectro del RSN utilizan los datos de diferentes autores (ver Tabla 1, página 270 de Weiler & Panagia (1980)) que reproducimos en nuestra **Tabla 1** y graficamos en la **Figura 1**. Encuentran que los valores de los flujos integrados pueden ser razonablemente representados por una expresión de la forma,

$$S_{xyz} = 1765 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.3} \quad [\text{Jy}] \quad (1)$$

donde ν es la frecuencia de observación en GHz.
El ajuste encontrado para Vela X es de la forma,

$$S_x = 1115 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.08} \quad [\text{Jy}]$$

Es decir que para esta región, el índice es térmico.

Sustrayendo estos valores del espectro integrado de Vela XYZ, se obtienen los valores para la densidad de flujo de Vela YZ de la forma,

$$S_{yz} [\text{Jy}] - S_{xyz} = 1115 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.08}$$

El ajuste por mínimos cuadrados del espectro de Vela YZ resultante, es de la forma:

$$S_{yz} = 650 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.65} \quad [\text{Jy}]$$

Los autores concluyen que el espectro del RSN es compuesto y puede ser representado por dos componentes: una parte con espectro no-térmico ($\alpha = 0.65$) para Vela YZ y otra para Vela X con espectro térmico ($\alpha = 0.08$). O sea

$$S_{xyz} = S_{yz} + S_x = 650 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.65} + 1115 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-0.08} \quad [\text{Jy}]$$

Weiler & Panagia, usando diversas determinaciones de la temperatura de brillo máximo para Vela X, encuentran que las mismas pueden ser parametrizadas por,

$$T_b = 33.78 \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{-2.08 \pm 0.02} \quad [\text{K}]$$

Nuevamente, el índice espectral de temperatura β es térmico y tiene un valor de 2.08. Los valores del ajuste están listados en la **Tabla 1** y graficados también en la **Figura 1**.

Mediante una integración en anillos se calculó la densidad de flujo del remanente. El centro de integración fue tomado en $l = 264^\circ.0$ y $b = -2^\circ.5$, con un radio de 3° y con pasos de $0^\circ.25$ entre anillos. El valor obtenido resultó ser de $S_{XYZ} = 1540 \pm 220$ Jy. Para nuestra frecuencia de observación ($\nu = 1.435$ GHz), se obtiene aplicando la fórmula (1), un valor de $S_{xyz} = 1580$ Jy, en total acuerdo (dentro de los errores) con el valor derivado por la integración. Este valor para la densidad de flujo de Vela XYZ fue ingresado en la **Tabla 1** y graficado en la **Figura 1**.

2.4 Distribución del índice espectral en Vela XYZ

Es interesante analizar la distribución global de los índices espectrales de temperatura β ($T_b \approx \nu^\beta$) de la región. En la **Figura 8** se muestra para el RSN Vela XYZ, el comportamiento del índice espectral de temperatura β (relacionado con el índice espectral como $\alpha = \beta - 2$), entre las frecuencias de 1435 MHz y 408 MHz.

La figura muestra para la región de Vela YZ un índice espectral promedio no-térmico de $\beta = 2.4$ a 2.45. Este índice se torna un poco más "térmico" hacia la región de Vela X, con un valor promedio de $\beta = 2.3$, alcanzando el valor más "chato" de $\beta \approx 2.2$ en $l = 264^\circ.0$ y $b = -4^\circ.0$. La zona que muestra el índice $\beta = 2.2$ se encuentra desplazado aproximadamente $1^\circ.7$ del pulsar de Vela PSR 0833 - 45 ($l = 263^\circ.6$, $b = -2^\circ.3$). Este es uno de los principales argumentos esgrimidos por Milne & Manchester (1986) en contra de la clasificación de plerión para este remanente, dada por Weiler & Panagia (1980). Es decir, que tanto el pico de radio emisión y como el valor más chato del índice espectral se encuentran desplazados de la posición del pulsar.

El valor promedio β encontrado en un área circular de 5° de diámetro centrada en $l = 263^\circ.9$, $b = -3^\circ.3$ es de $\beta \approx 2.4$. Este valor concuerda con los valores hallados por otros autores como Green (1974) con un valor para $\alpha = 0.3$; Milne (1980) $\alpha = 0.4$ y Clark & Caswell (1976) $\alpha = 0.5$. Recordar que $\alpha = \beta - 2$.

Lo que queda claro de la **Figura 8**, es que realmente se produce un achatamiento del índice espectral, teniendo un valor más "térmico" en la región de Vela X que para el resto del remanente. También se pueden analizar los índices espectrales de la región, eliminando la emisión de fondo y utilizando el método temperatura vs. temperatura (T-T plot) descrito en el **Capítulo 5** y aplicándolo en los mapas de las **Figuras 2** y **4**. Los resultados se muestran en la **Figura 9**. En la misma, en escala de grises están representados los índices espectrales de temperatura β ($T_b \approx \nu^\beta$). Superpuestos sobre estos índices β , se han graficado (en líneas de contorno) el mapa de continuo representado en la **Figura 7**. Lo más destacable de la misma es el "brazo", al sur de Vela X reportado por Duncan et al. (1996). Este corre desde $l \approx 267^\circ.0$ y $b \approx -4$ hasta $l \approx 265^\circ.0$ y $b \approx -7^\circ.0$ y su índice espectral es netamente no-térmico con un valor promedio de $\beta = 2.4$ a 2.5, alcanzando un máximo en $l \approx 266^\circ.0$, $b \approx -6^\circ.0$ de $\beta = 2.6$. Ya en la parte que corre a latitud constante de aproximadamente $b \approx -7^\circ.0$ desde $l \approx 265^\circ.0$ a $l \approx 262^\circ.0$, el valor es térmico ($\beta = 2.1$), pero en esta zona el error en la determinación del índice espectral es mayor que en el resto del mapa debido a lo débil de la emisión.

Indices Espectrales (1435 - 408 MHz)

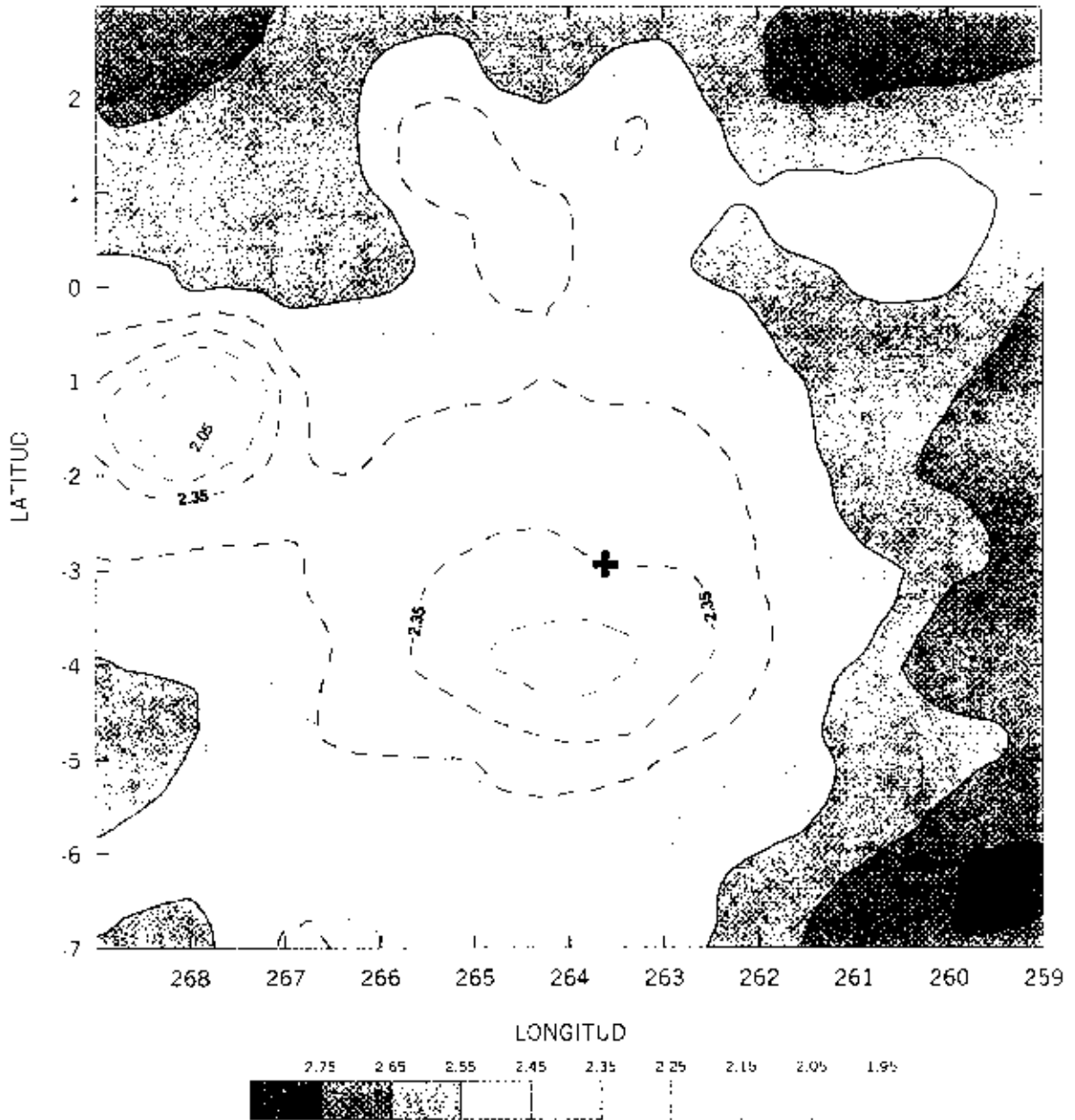


Figura 8: Distribución del índice espectral de temperatura β ($T_h \approx v^{\beta}$) en la región de Vela XYZ, entre las frecuencia de 1435 MHz y 408 MHz. Una temperatura de 2.8 K y 3.7 K fue sustraída a cada una de las frecuencias. Los contornos están graficados cada $\Delta\beta = 0.05$ comenzando en $\beta = 1.95$. Al pulsar de Vela se lo indica con (+).

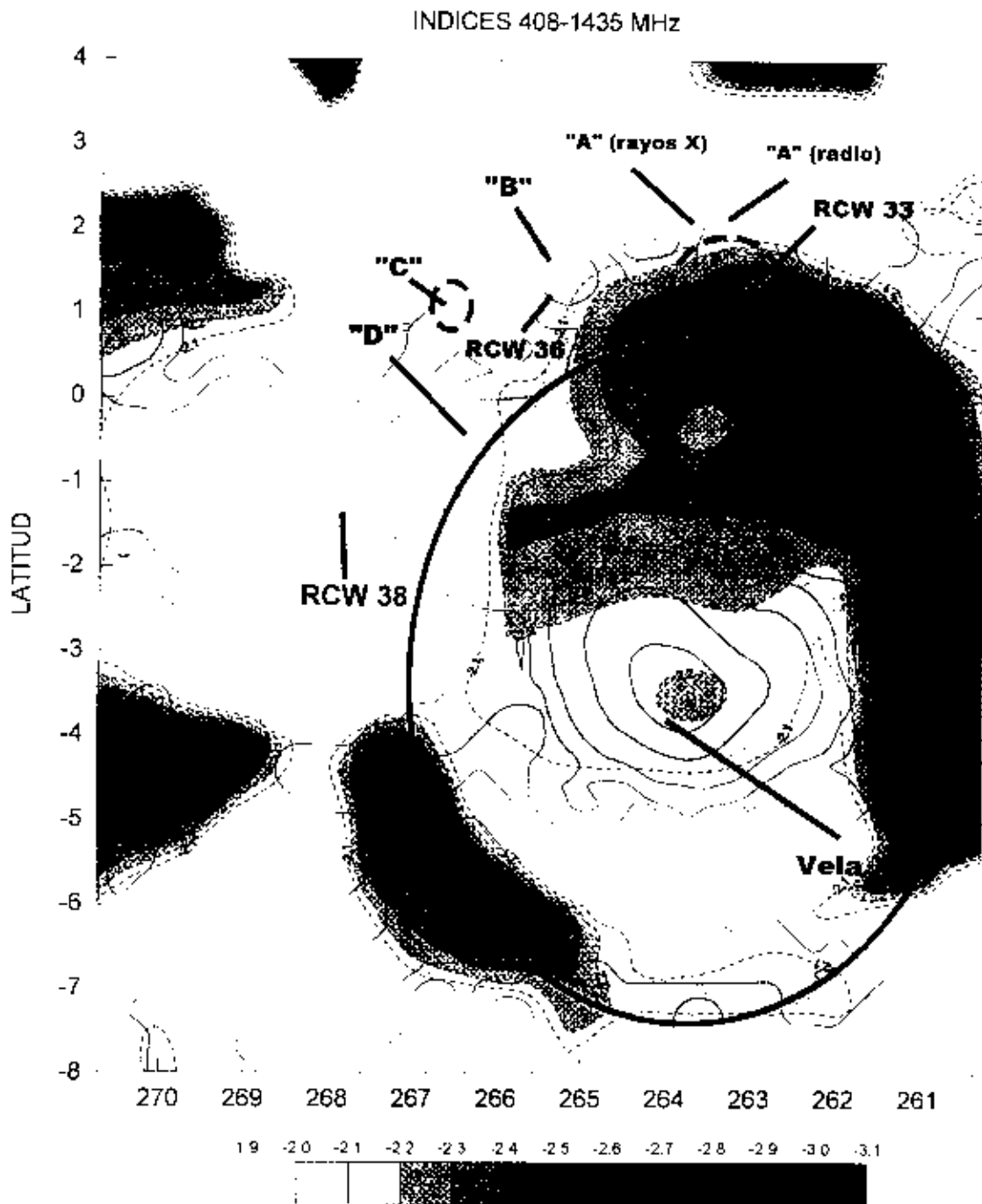


Figura 9: índices espectrales de Temperatura β ($T_b \approx v^\beta$) en distintas tonalidades de grises. La escala de grises está graficada cada $\Delta\beta = 0.1$. También se muestran en contornos los niveles en grados Kelvin de la potencia total de la región y resaltadas las mismas estructuras de la Figura 7.

Para la zona Norte del RSN, el índice promedio es de $\beta = 2.4$, con un máximo de $\beta = 2.5$ en $l \approx 264^\circ.5$, $b \approx +0^\circ.5$.

Para Vela X, el índice obtenido es térmico ($\beta = 2.1$), a excepción del pico máximo de emisión con un valor de $\beta = 2.2$ en $l \approx 263^\circ.5$ y $b \approx -3^\circ.5$.

Analizando estos resultados podemos dar la siguiente descripción global para la zona del remanente: mientras Vela YZ y el brazo al sur del remanente forman una cáscara y tienen un espectro relativamente "agudo" ($\beta = 2.4 - 2.5$), Vela X en el centro se lo puede identificar con un plerión, con un índice "chato" ($\beta = 2.1$). Este último además, tiene un alto grado de polarización. Es decir que la morfología en radio del índice espectral del remanente de Vela consistiría en una cáscara exterior con un espectro no-térmico ($\beta \approx 2.4 - 2.5$) de forma elíptica, que encierra una zona central brillante que posee un espectro de naturaleza térmica ($\beta \approx 2.1$). Nuestras observaciones confirmarían la clasificación de este remanente como "plerión" dada por Weiler y Panagia.

Respecto a las estructuras (A hasta D, § 2.2) no fue posible determinar su índice espectral debido a que su detección en 408 MHz se encuentra en el límite del ruido. Otra causa que conspira contra la detección a esta frecuencia son los efectos de dilución del haz (HPBW = 1°).

3. La región $269^\circ.0 \leq l \leq 280^\circ.0$.

La Figura 10 representa parte de la figura 6 de Duncan et al. (1995). En la región se destacan estructuras como los dos remanentes de supernova G 272.2-3.2 descubierto en rayos X (Greiner et al., 1994) y G 279.0+1.1 (Woermann & Jonas, 1988) y el posible remanente G 277-2.

La estructura más destacada entre las longitudes galácticas $270^\circ.0$ y $275^\circ.0$, que se observa sobre un brillante complejo que contiene las regiones III RCW 38 y RCW 40, es un objeto, que se extiende hasta aproximadamente $b = 2^\circ$ y que luego corre paralelo al plano galáctico por algo más de 5° .

Estos objetos fueron denominados "plumas" (o "fuentes") por Duncan et al. (1995). Por su morfología no las asocian a un RSN, sino a un flujo saliente de energía que se encuentra colimada por el campo magnético galáctico. Estas "fuentes" son detectables en imágenes H α , pero no en 60 μ m, por lo que concluyen que la naturaleza de su emisión debe ser no-térmica.

Posteriormente Duncan et al. (1996) confirmaron esta suposición al encontrar emisión polarizada ($\approx 12\%$) con sus vectores magnéticos orientados aproximadamente en dirección perpendicular al plano galáctico (o sea paralelos a la estructura). Dichos autores, concluyeron que posiblemente el campo magnético juega un rol importante en la colimación de este flujo saliente.

Duncan et al. (1995) detectaron una débil estructura en forma de anillo centrada en G277-2 (Figura 10). Esta estructura es un posible candidato a RSN, pero su bajo brillo superficial hace incierta su clasificación.

La Figura 11 muestra nuestras observaciones en 1435 MHz para la misma región y se resaltan las mismas estructuras que en la Figura 10. La emisión extendida de fondo fue extraída. Nuevamente, este mapa da una idea de la gran sensibilidad de nuestras observaciones. Claramente se visualiza la estructura ("pluma") que corre entre las longitudes de $270^\circ.0$ a $275^\circ.0$. También son claramente distinguibles los dos RSN G 272.2-3.2 y G 279.0+1 y el posible candidato G277-2.

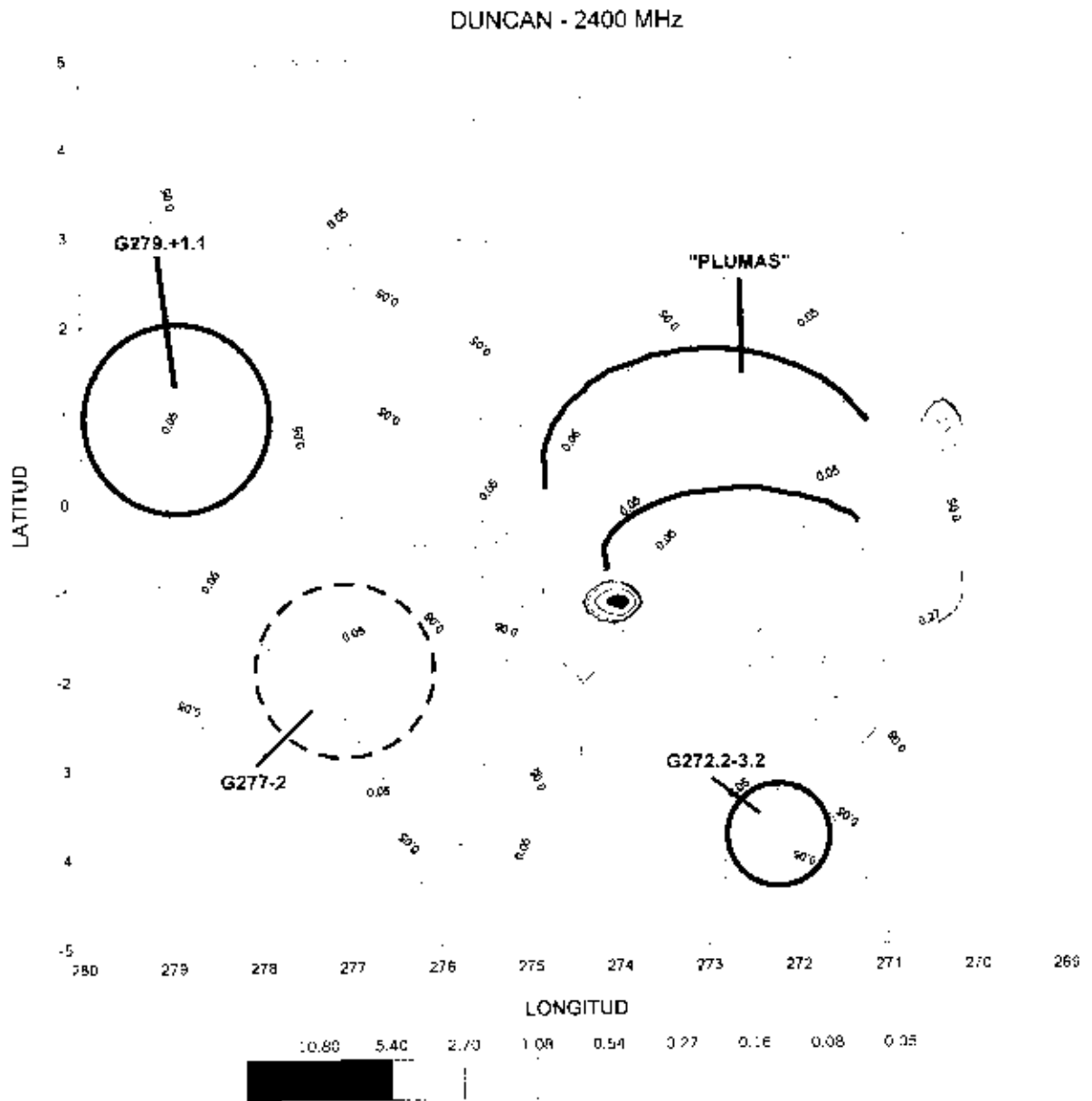


Figura 10: Gráficos de contornos de parte de la figura 6 de Duncan et al. (1995) en 2.4 GHz. Los contornos están dados en K. Se indican algunas estructuras que se discutirán en el texto.

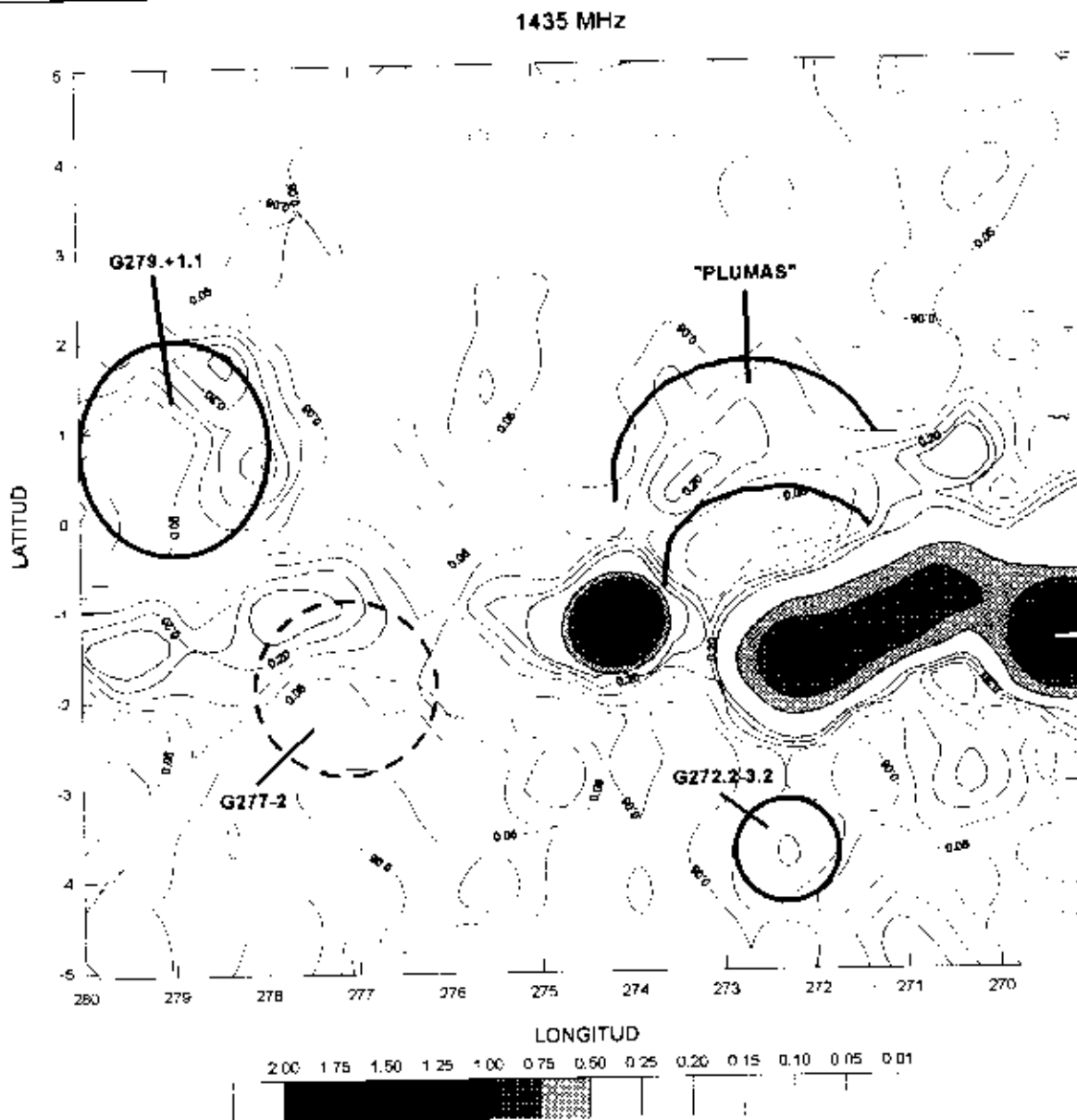


Figura 11: Mapa de contornos de la misma región de la **Figura 10**, pero a la frecuencia de 1435 MHz. Los contornos están dados en grados Kelvin. La emisión extendida de fondo fue sustraída.

3.1. *Distribución del índice espectral diferencial*

En la **Figura 12** se muestra el índice espectral entre las frecuencias de 1435 y 408 MHz. El mismo es extraído del mapa general de la **Figura 17 (Capítulo 5)** y fue obtenido por el método de temperatura vs. temperatura (TT plot).

Analizando en la figura, la franja que se extiende desde aproximadamente 269° hasta 276° en longitud galáctica y desde aproximadamente 0° a $-3^\circ.0$ en latitud galáctica, vemos que el índice espectral β puede considerarse como, constante y de naturaleza térmica ($\beta = 2.0 - 2.1$), dentro de los errores observacionales. Esto es de esperar, debido a que en ella se encuentran las regiones HII RCW 38 y RCW 40.

Respecto de la estructura que emerge de esta zona ("pluma") el índice espectral obtenido indica que es de naturaleza no térmica ($\beta \approx 2.2$ a $\beta \approx 2.4$). Este resultado confirmaría la hipótesis dada por Duncan et al. (1996).

La zona cercana a RCW 40 en la que ingresa nuevamente al plano ($l \approx 274^\circ 0$), el valor es térmico ($\beta = 2.1$), pero posiblemente esto es debido a la contaminación con la región HII, que es muy intensa, y al tamaño de la "caja" elegida (2 haces). De todas maneras, podemos confirmar el origen no-térmico de su emisión.

El índice espectral para G279+1.1 es en promedio $\beta \approx 2.5$, es decir en un total acuerdo con su clasificación como RSN. Para G272.2-3.2, nuestras determinaciones arrojan un índice netamente térmico ($\beta \approx 2.1$) en contra de la clasificación de RSN usualmente dada para este objeto.

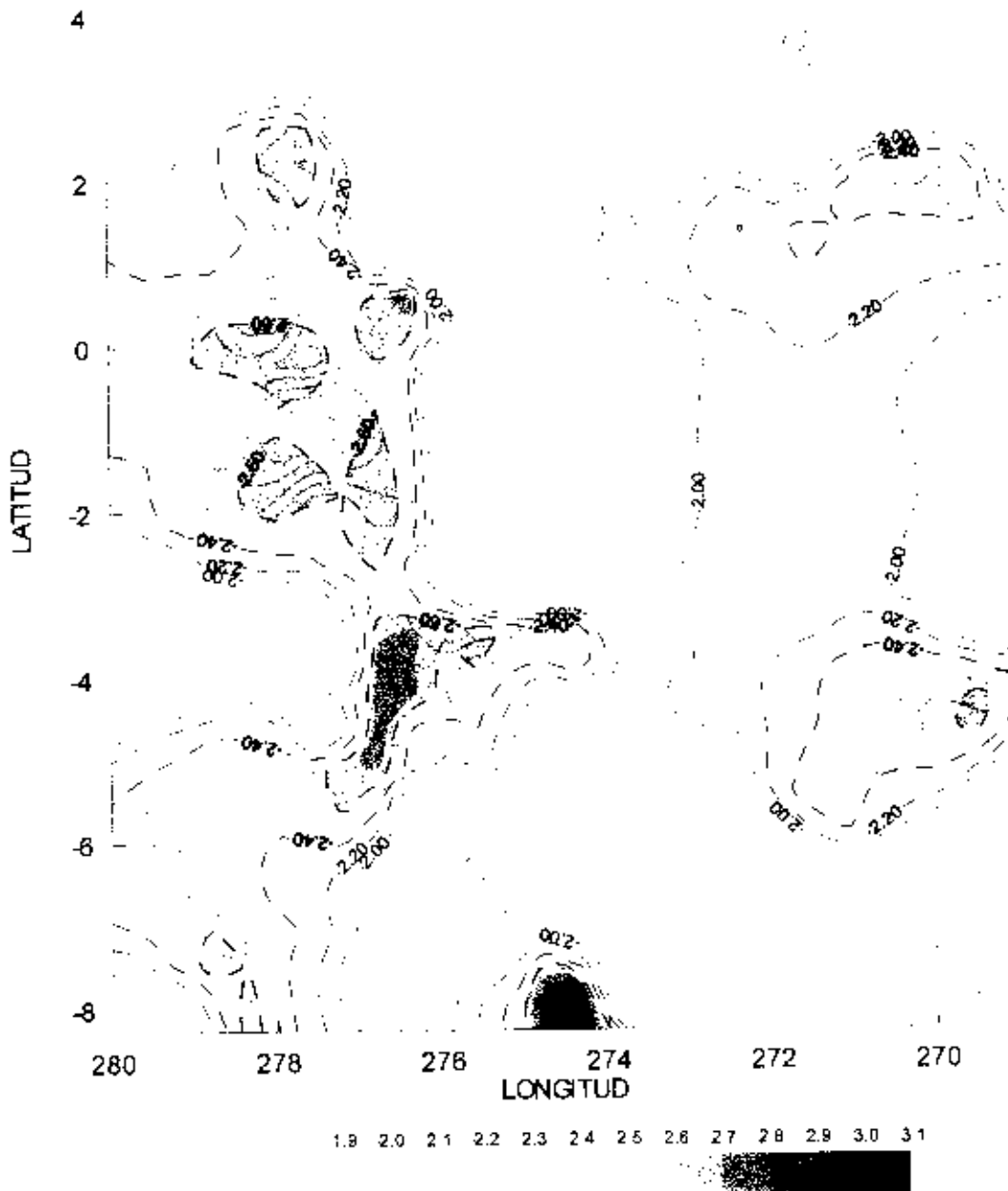


Figura 12: Mapa de índices espectrales de Temperatura β ($T_b \approx v^\beta$) entre las frecuencias de 408 y 1435 MHz en escala de grises como se indica en la escala en barra. La escala está dada para $\Delta\beta = 0.1$. Las líneas de contornos representan la potencia total en 1435 MHz y los niveles están dados en K (ver Figura 11).

4. Regiones III

En esta sección presentamos los parámetros obtenidos para las regiones III dados en la **Tabla 7** del **Capítulo 1**, y que fueran detectadas en nuestras observaciones. Los mismos parámetros se obtienen para estas regiones III, utilizando los datos disponibles en la frecuencia de 408 MHz.

4.1. Parámetros observacionales

En la **Tabla 2-a** se muestran todas las regiones III de la región ya citadas en **Tabla 7** del **Capítulo 1**. En la primera columna de la referida **Tabla**, se da un número de orden para la fuente de continuo, en la segunda columna el nombre de la misma en el catálogo de Rodgers et al. (1960), y en las columnas 3 y 4 se indican las coordenadas galácticas l y b de la fuente. A partir de la columna 5 se dan los parámetros obtenidos en este trabajo. En la columna 5 la temperatura máxima de brillo (cuando ésta pudo ser medida). El nivel cero ha sido obtenido después de la sustracción de la radiación de fondo galáctico usando el método descrito en el **Capítulo 5**. Las columnas 6 y 7 dan la extensión deconvolucionada de las fuentes en longitud (θ_l) y latitud (θ_b) en minutos de arco.

La densidad de flujo de una radiofuente puede ser calculada por la expresión dada por Mezger & Henderson (1967):

$$S = \frac{2k T_a}{A_g} \frac{\Omega_s}{\Omega_s^1} = \frac{2k T_a}{\lambda^2 \eta_B} \Omega' \frac{\Omega_s}{\Omega_s^1} \quad , \quad (1)$$

donde T_a es la temperatura de antena medida para la fuente, Ω' (ángulo sólido del haz principal), A_g (área geométrica) y η_B (eficiencia del haz) fueron definidos en el **Capítulo 3** en § 1.d, 1.g y 3.6 respectivamente.

Ω_s es el ángulo sólido de la fuente definido como:

$$\Omega_s = \iint \Psi(\xi, \eta) d\xi d\eta$$

y $\Psi(\xi, \eta)$ es la función distribución de brillo de la fuente, normalizada de forma tal que $\Psi(0,0) = 1$ en el máximo.

Ω_s^1 es el ángulo sólido efectivo de la fuente:

$$\Omega_s^1 = \iint \Psi(\xi, \eta) f(\xi, \eta) d\xi d\eta$$

siendo $f(\xi, \eta)$ el diagrama polar ("pattern") de la antena.

Consideramos una distribución de brillo gaussiana con simetría circular (Mezger & Henderson, 1967)

$$\frac{\Omega_s}{\Omega_s^1} = \left(1 + \frac{\theta_G^2}{\theta_E \theta_H} \right) \quad , \quad (2)$$

Propiedades de las radiofuentes observadas en la region

donde $\theta_{G} = \sqrt{\theta_{m\acute{a}x} \theta_{m\acute{i}n}}$ (columna 8) está definido como la media geométrica de los HPBW a lo largo de los ejes mayores y menores de la radiofuente (dados por las columnas 6 y 7), y θ_E y θ_H son los HPBW de la antena, que en este caso por efecto de la convolución, son ambos iguales a $40'$ ($\theta_E = \theta_H = 40'$).

					1435 MHz			
1	2	3	4	5	6	7	8	9
	RCW	<i>l</i> (°)	<i>b</i> (°)	T _{máx.} [K]	θ_l	θ_b	θ_g	Flujo [Jy]
					[min. arc.]			
1	16	243.16	0.35	1.7	44.4	46.2	45.3	37.2
2	19	253.67	-0.23	1.7	58.8	57.6	58.2	50.6
3	20	254.44	-0.1					
4	22	258.02	12.1	0.6	90.0	90.0	90	33.2
5	27	259.97	0.56					
6	32	261.38	0.84					
7	33	262.9	1.39					
8	36	265.08	1.4	2.14	40.0	47.1	43.4	44.7
9	38	268.03	-0.98	14.4	50.4	51.0	50.1	359.1
10	40	269.19	-1.43	2.3				
11	41	270.31	0.85	0.5	61.6	40.0	49.6	11.7
12	42	274.1	-1.13	2.8	42.6	43.2	42.9	58.2

Tabla 2-a

408 MHz					
10	11	12	13	14	15
	T _{máx.} [K]	θ_l	θ_b	θ_g	Flujo [Jy]
					[min. arc.]
1	11.8	61.5	54.2	57.7	36.5
2	13.6	65.7	63.0	64.3	46.7
3					
4	7.5	76.2	93.6	84.4	36.9
5					
6					
7					
8	14.8	54.3	53.8	54.0	41.9
9	105.6	63.0	63.0	63.0	372.0
10					
11	3.9	75.9	52	62.8	9.7
12	16.8	62.4	63.6	63.0	56.5

Tabla 2-b

Reemplazando la ecuación (2) en la ecuación (1) y teniendo en cuenta que $T_a = \eta_B T_B$ nos queda para el cálculo de flujo.

$$S = \frac{2k T_b}{\lambda^2} \Omega' \left(1 + \frac{\theta_G^2}{\theta_E \theta_H} \right)$$

El valor de la eficiencia del haz (η_B) y del ángulo sólido del lóbulo principal (Ω') utilizados fueron.

$$\eta_B = 0.57 \quad \text{y} \quad \Omega' = 1.133 \theta_E \theta_H = 1.534 \times 10^{-4} \text{ ster.}$$

En la columna (9) se dan los valores de la densidad de flujo obtenida de acuerdo a Mezger & Henderson (1967). En la columna 10 de la **Tabla 2-b**, nuevamente se da la numeración adoptada para la identificación de la región III. En las columnas 11 a 15 se dan los mismos parámetros dados para 1435 MHz, pero para la frecuencia de 408 MHz. En este caso el valor para la eficiencia del haz (η_B) utilizado fue

$$\eta_B = 0.78; \quad \theta_E = \theta_H = 52'$$

lo que corresponde a un ángulo sólido de antena $\Omega' = 1.133 \theta_E \theta_H = 2.59 \times 10^{-4}$ ster.

4.2. Masa total y densidad de hidrógeno ionizado

La intensidad de la radiación emitida desde un punto de la superficie de una región III, está descrita por la temperatura de brillo equivalente T_b de ese punto. Esta está relacionada con la profundidad óptica τ_c de la radiación libre-libre y la temperatura electrónica T_e por la relación (Mezger & Henderson, 1967).

$$T_b = T_e \left[1 - e^{-\tau_c} \right] \approx T_e \cdot \tau_c \quad \text{para } \tau_c \ll 1 \quad (3)$$

Para una frecuencia de 1.4 GHz, la condición $\tau_c \ll 1$ se encuentra plenamente justificada para los casos que estamos tratando. La profundidad óptica τ_c , dada por la aproximación Altenhoff et al. (1960), tiene la forma:

$$\tau_c = 8.235 \times 10^{-2} \left(\frac{T_e}{K} \right)^{-1.35} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{2.1} \left(\frac{\text{ME}}{\text{Pc. cm}^{-6}} \right)$$

donde $\text{ME} = \int N_e dl$ es la Medida de Emisión, siendo N_e la densidad electrónica

Si reemplazamos τ_c en (3), resulta

$$T_b = 8.235 \times 10^{-2} a(\nu, T_e) \left(\frac{T_e}{K} \right)^{-0.35} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{2.1} \int N_e^2 dl \quad [\text{K}] \quad (4)$$

El factor de corrección $a(v, T_e)$ mide la desviación entre la fórmula exacta para τ , dada por Oster y la fórmula aproximada. Considerando los errores observacionales que entran en los cálculos de los parámetros físicos de una región III, podemos tomar $a(v, T_e) = 1$ para nuestras observaciones.

La Medida de Emisión (ME) puede ser evaluada a partir de la fórmula (4), resultando

$$ML = 12.14 T_b T_e^{0.175} v^{2.1} \quad (5)$$

Para obtener tanto la densidad electrónica como la masa de hidrógeno ionizado utilizaremos las fórmulas dadas por Mezger y Henderson (1967).

Para la densidad electrónica promedio de una región III

$$\left(\frac{N_e}{\text{cm}^{-3}} \right) = \mu_1 a^{1.2} 6.351 \times 10^2 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{0.175} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{0.05} \left(\frac{S_\nu}{\text{Jy}} \right)^{0.5} \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right)^{-0.5} \left(\frac{\theta_G}{\text{min. arc}} \right)^{-1.5}$$

El factor μ_1 depende del modelo utilizado (esférico, cilíndrico o gaussiano). Para un modelo esférico $\mu_1 = 0.775$. Tomando $a(v, T_e) = 1$ y $\nu = 1.435 \text{ GHz}$ encontramos que

$$\left(\frac{N_e}{\text{cm}^{-3}} \right) = 501.175 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{0.175} \left(\frac{S_{1.435}}{\text{Jy}} \right)^{0.5} \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right)^{-0.5} \left(\frac{\theta_G}{\text{min. arc}} \right)^{-1.5} \quad (6)$$

Esta fórmula nos permite calcular la densidad electrónica de una región III si conocemos su densidad de flujo S_ν , su ancho potencia mitad gaussiano aparente θ_G , su temperatura electrónica T_e y su distancia D .

La integración de la distribución de densidad multiplicada por la razón de la masa del átomo de hidrógeno $m_H = 1.67 \times 10^{-25} \text{ gr}$ a la masa Solar M_\odot , nos dará la masa total de hidrógeno ionizado, expresada en masas solares.

$$M^i M_\odot = \mu_2 a^{1.2} 0.3864 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{0.175} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{0.05} \left(\frac{S_\nu}{\text{Jy}} \right)^{0.5} \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right)^{2.5} \left(\frac{\theta_G}{\text{min. arc}} \right)^{1.5}$$

Nuevamente, para una distribución esférica $\mu_2 = 1.291$, $a(v, T_e) = 1$ y $\nu = 1.435 \text{ GHz}$:

$$M^i M_\odot = 0.5079 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{0.175} \left(\frac{S_{1.435}}{\text{Jy}} \right)^{0.5} \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right)^{2.5} \left(\frac{\theta_G}{\text{min. arc}} \right)^{1.5} \quad (7)$$

El máximo de la medida de emisión en el centro de la fuente es independiente de la distancia

$$L_{\text{max}} = \mu_3 \cdot 0.291 \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right) \left(\frac{\theta_G}{\text{min. arc}} \right) \left(\frac{N_e}{\text{cm}^{-3}} \right)^2 \quad (8)$$

donde N_e la obtenemos de la ecuación (6).

Para el cálculo del parámetro de excitación U se utilizó la fórmula dada por Schraml & Mezger (1969) para simetría esférica:

$$\left(\frac{U}{\text{pc cm}^{-2}} \right) = 4.5526 \left(\frac{v}{\text{GHz}} \right)^{0.1} \left(T_e \right)^{0.35} \left(\frac{S}{\text{Jy}} \right) \left(\frac{D}{\text{Kpc}} \right)^2 \Bigg]^{1.3}$$

Para $\alpha(v, T_e) = 1$ y $v = 1.435 \text{ GHz}$

$$\left(\frac{U}{\text{pc cm}^{-2}} \right) = 4.608 \left[\left(\frac{T_e}{\text{K}} \right)^{0.35} \left(\frac{S}{\text{Jy}} \right) \left(\frac{D}{\text{kpc}} \right)^2 \right]^{1.3} \quad (9)$$

Los resultados obtenidos se dan en la **Tabla 3** para aquellas regiones HII en las que fue posible medir su ancho potencia mitad. En las columnas 1 y 2 se dan, como en la **Tabla 2**, el nombre de la region HII y la densidad de flujo calculado. La medida geométrica de los HPBW, θ_G , se da en la columna 3. En la columna 4 se da la temperatura electrónica T_e de las regiones dadas por Caswell et al. (1987). En caso de no conocer este dato, se asume una $T_e = 10000 \text{ K}$. La distancia D (Caswell & Haynes, 1987) en kpc, si es conocida, se da en la columna 5. La densidad electrónica N_e en cm^{-3} (columna 6) es calculada con la fórmula (6). Los valores donde no se conoce la distancia, estan dados en función de D^{-1} . La masa total de Hidrógeno ionizado, en masas solares, se obtiene con la fórmula 7 (columna 7). Para las fuentes, para las que no se conoce su distancia, los valores están dados en función de D^{-1} .

La medida de emisión (ME) en pc cm^{-2} (columna 8) es calculada con la fórmula 5. Las temperaturas de brillo pico, se obtienen de la **Tabla 2**, columna 5.

También se calcula la medida de emisión en el centro de la fuente con la fórmula 8 (columna 9). En la columna 10 el parámetro de excitación calculado con la fórmula 9. Para las fuentes sin distancia D conocida, el valor se da en función de D^{-1} .

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
Nombre RCW	S [Jy]	θ_G [min. arc.]	T_e [10^4 K]	D [Kpc]	N_e [cm^{-3}]	M/Mo [gr]	ME [pc cm^{-2}]	MEmax [pc cm^{-2}]	U
16	37.2	45.3	1.1	5	5	4800	1150	2000	130
19		58.2	0.49	4.2	0	0.0	850	0.0	0.0
27	33.2	90	-		3	2500	370	440	44
36	44.7	43.4	0.79	0.9	12	850	1280	2300	44
38	359.1	50.1	0.75	0.6	33	1950	8500	14000	66
41	11.7	49.6	1		5	600	300	500	31
42	58.2	42.9	0.79	7.1	5	7400	1700	3100	190

Tabla 3

4.3. IMÁGENES DE LAS REGIONES HII

En la **Figura 13** se muestran las imágenes de las regiones HII en el continuo de radio a 1435 MHz. Las imágenes se representan en temperatura de brillo. Se rotulan algunos niveles de temperatura en grados Kelvin.

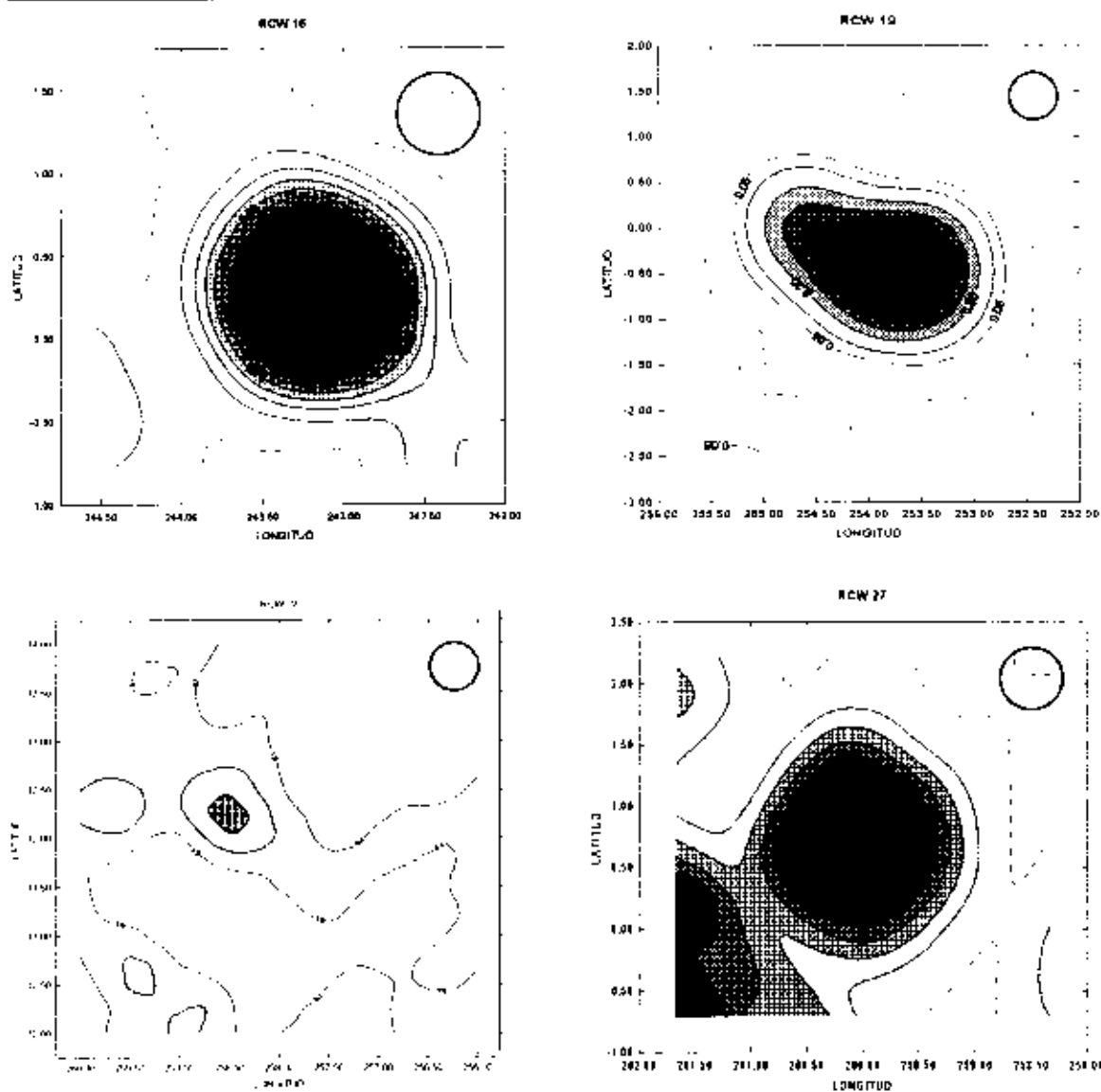


Figura 13: Imágenes de las regiones HII en el continuo de radio a 1435 MHz. Las mismas están representadas en temperatura de brillo. El HPBW del instrumento utilizado para obtener esta información, se encuentra dibujado en el extremo superior derecho del mapa (○).

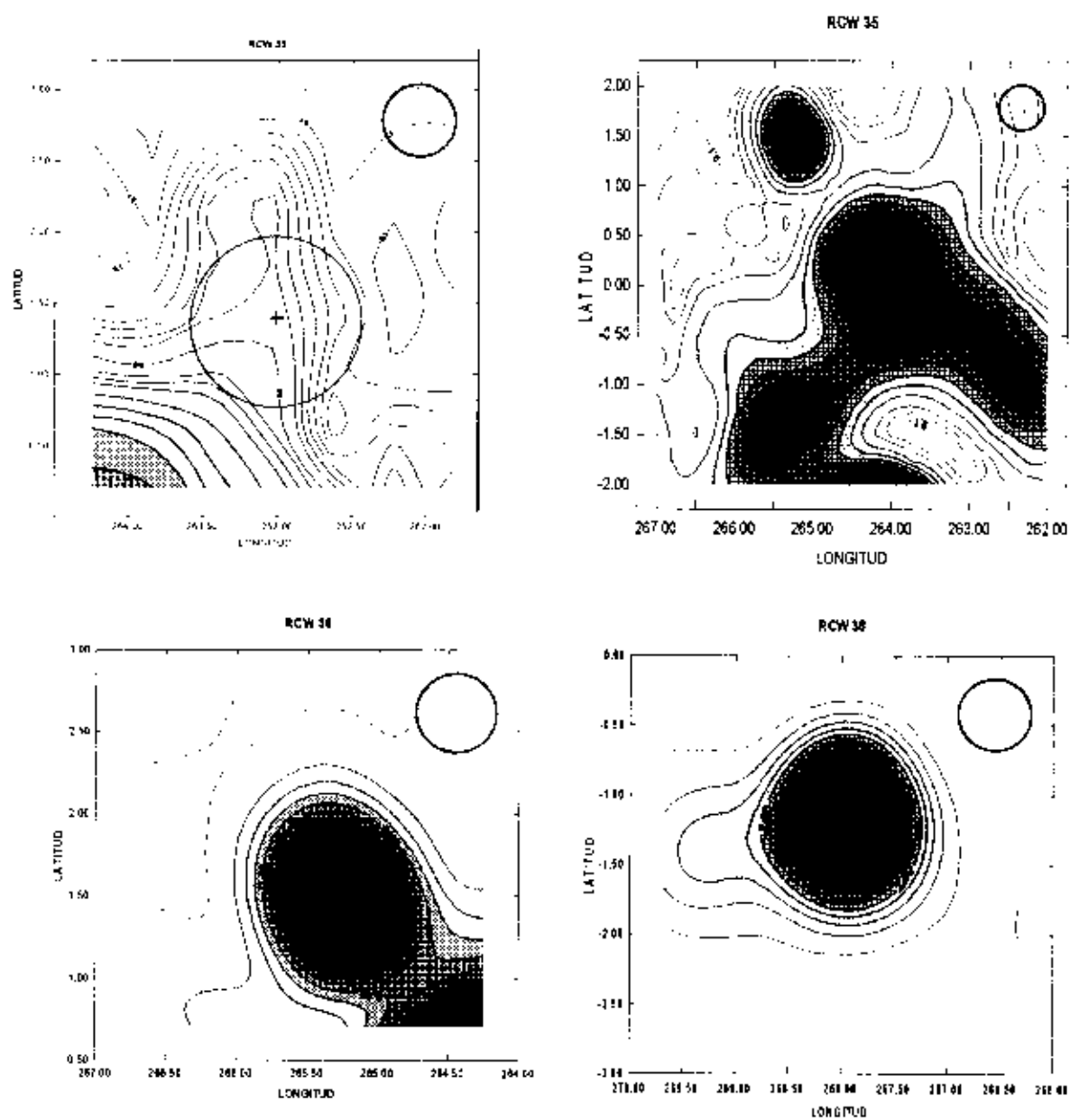


Figura 13: Continuación

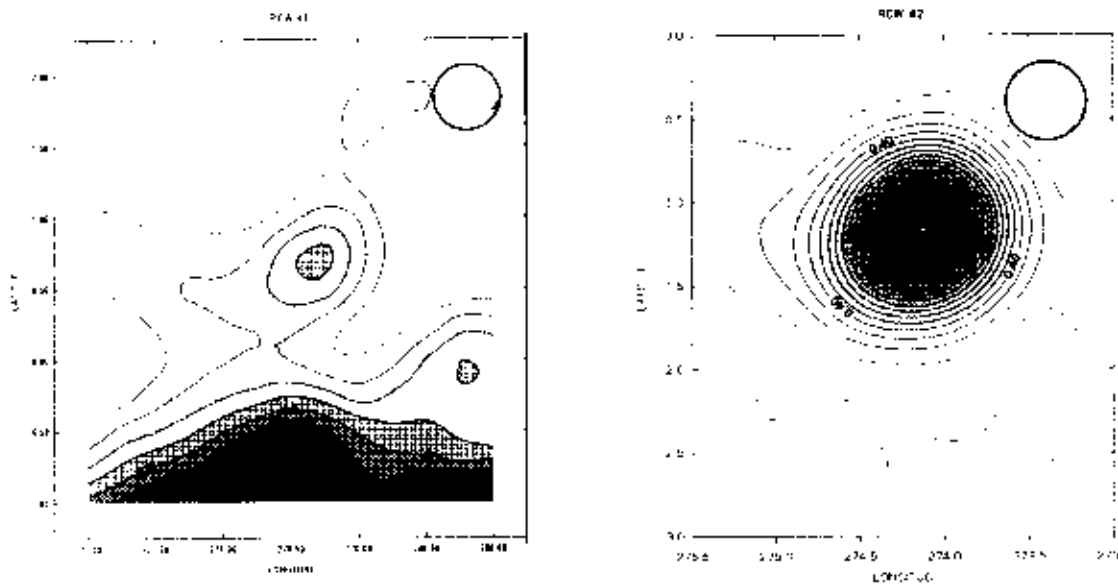


Figura 13: Continuación

Capítulo 7: Relevamiento en el continuo de radio del hemisferio sur en 1420 MHz

Resumen: En este capítulo se presentan los resultados del relevamiento en el continuo de radio del Hemisferio Sur Celeste en la frecuencia de 1420 MHz. El relevamiento se encuentra calibrado en forma absoluta, y la zona observada cubre el rango de $0^h \leq \alpha \leq 24^h$ en ascensión recta, y de -90° a -10° en declinación. La sensibilidad del relevamiento es de 50 mK (3σ) en la escala de temperatura de brillo T_b y la resolución angular es de $\sim 35''.4$. Esta última es similar a la del relevamiento de Stockert ya realizado en el Hemisferio Norte en la misma frecuencia. Se comparan las densidades de flujo de las fuentes compactas y extendidas con los datos publicados obtenidos con el telescopio de Parkes de 64 m. Los mapas del relevamiento son lo suficientemente sensibles como para permitir un estudio de la distribución del índice espectral de la emisión galáctica a gran escala.

1. Introducción

Los resultados de un relevamiento en el continuo de radio del Hemisferio Sur Celeste, en una frecuencia de 1420 MHz realizado con el radiotelescopio de 30 m de diámetro del IAR son presentados en este capítulo. En el **Capítulo 2** describimos en detalle el receptor y el proceso de obtención de los datos, y en el **Capítulo 4.2** el método de observación. En este capítulo presentamos los procedimientos de reducción y la calibración absoluta de las mediciones. Nuestras observaciones se complementan con las observaciones del Hemisferio Norte (Reich 1982; Reich & Reich, 1986) realizado con el radiotelescopio de 25 metros de diámetro ubicado en Stockert, en las cercanías de Bonn (Alemania). Con ambos relevamientos se obtiene un mapa de todo el cielo en el continuo de radio en 1420 MHz. La región de superposición de los mismos se produce entre las declinaciones de -10° a -19° . Esta zona fue usada para controlar la coincidencia en la escala de calibración y en la resolución angular. Como ejemplo de esta comparación mostraremos la región del centro y del anticentro galáctico.

La motivación principal para llevar a cabo este relevamiento fue la de obtener una base de datos de alta sensibilidad, ideal para el estudio de emisión galáctica a gran escala, y la distribución del índice espectral en todo cielo. Las grandes estructuras están bien representadas en este relevamiento en razón de su calibración absoluta y su alta estabilidad en la línea de base. Se derivan las densidades de flujo integradas de radiofuentes extendidas y de fuentes compactas y se las comparan con las densidades de flujo obtenidas previamente en las mediciones, realizadas en la misma frecuencia, con el telescopio de Parkes (Australia).

Aunque el ruido-rms de nuestro relevamiento es similar al del relevamiento de Stockert, la calidad de nuestros mapas es superior. Esto se debe, principalmente, al perfeccionamiento de los programas de reducción, y en particular a los avances de los métodos de reducción, en comparación con la situación imperante hace veinte años, cuando fueron reducidos los datos del Hemisferio Norte.

2. Equipo receptor.

Un relevamiento de todo el cielo en el continuo requiere un equipamiento especial que no sólo tenga sensibilidad suficiente como para acercarse al límite de "confusión" del telescopio, sino también que posea un rango dinámico tal que tenga la capacidad de medir simultáneamente tanto las regiones de emisión más intensas del cielo como las de más baja emisión. Un receptor que satisface estos requisitos fue desarrollado en el IAR y se instaló en el foco primario de uno de los radiotelescopios del IAR. En el **Capítulo 2** se presentó una descripción del mismo y en la **Figura 1** de ese capítulo se muestra su diagrama de bloques.

3. Observaciones

Las observaciones se hicieron en dos periodos. En el primero, entre 1987 y 1989, la frecuencia del receptor estaba centrada en 1435 MHz para evitar la emisión de la línea de emisión del Hidrógeno Neutro (HI), cuya frecuencia en reposo es 1420.4076 MHz. El ancho de banda eficaz era de 14 MHz. Se hicieron observaciones adicionales durante un segundo periodo en los años 1993 y 1994. Debido a los serios problemas con una interferencia localizada en 1450 MHz, el sistema fue resintonizado a una frecuencia central de 1420 MHz. Un filtro rechazabanda (bandstop) fue

instalado durante la segunda cobertura para evitar la contribución de la emisión de la línea del HI. La mayor parte de las observaciones (~ 80%) se realizaron durante el primer periodo. En ambos periodos las observaciones se hicieron durante la noche para minimizar las interferencias de origen solar y terrestre.

Los datos fueron obtenidos por medio de la técnica de barrido "NOD-scan" (Haslam et al., 1974) ya descrito en el Capítulo 4. El relevamiento del cielo se realizó moviendo el telescopio únicamente en declinación entre -10° y el polo Sur celeste con una velocidad de $10^\circ/\text{min}$, de norte a sur (down-scan) y viceversa (up-scan) a lo largo del meridiano local. De esta manera, la rotación de la tierra proporcionó la cobertura del cielo en ascensión recta. El relevamiento cubrió las 24 horas de ascensión recta, espaciadas en 1 minuto de tiempo, lo que suministra un muestreo completo para todas las declinaciones cubiertas por el estudio. El límite norte de las observaciones provee una superposición de 9 grados en declinación ($19^\circ \leq \delta \leq -10^\circ$) con el relevamiento del Hemisferio Norte realizado en Stockert (Reich & Reich, 1986). Esto es fundamental para la comparación de ambos relevamientos.

Como también se mencionó en el Capítulo 2.1 los parámetros de Stokes U y Q (que se relacionan con la polarización lineal) fueron grabados simultáneamente con los datos de potencia total. Si bien los datos polarimétricos aún no fueron completamente reducidos, reducciones preliminares muestran que los mapas de polarización presentan estructuras espaciales que no están correlacionadas con zonas de emisión galáctica intensa. Este fenómeno, tal vez sea el resultado de la modulación, por el medio interestelar, de la intensa emisión polarizada del fondo galáctico (Lyaniker et al., 1999). Por este motivo la reducción de los datos de polarización promete interesantes resultados. En la Tabla 1 listamos algunos de los parámetros observacionales de nuestro relevamiento.

Las radiofuentes usadas para calibración del flujo y de apuntamiento, fueron observadas cada noche. Las calibradoras principales fueron PKS 0518-45 (Pictor A) y PKS 0915-11 (Hydra A). Otras radiofuentes intensas fueron utilizadas como calibradores secundarios. Sus flujos relativos en relación a los calibradores principales fueron obtenidos para cada noche de observación. En la Tabla 2 del Capítulo 3.1 se listan las radiofuentes de calibración y las densidades de flujo adoptadas.

Diámetro de la antena	30 m
HPBW (efectivo)	$35'.4$
Eficiencia de apertura	33 %
Periodos de observación	
1987-1989 (periodo 1)	
frecuencia central	1435 MHz
1993-1994 (periodo 2)	
frecuencia central	1420 MHz
Cubrimiento	$0 \text{ h} \leq \alpha \leq 24 \text{ h}$ $-90^\circ \leq \delta \leq -10^\circ$
Sensibilidad	$\sim 50 \text{ mK}$
Precisión en la escala de temperatura	5 %
Precisión en el nivel cero (relativo al relevamiento en 408 MHz)	$< 0.2 \text{ K}$
(mediciones con bocina)	0.5 K
Precisión en el apuntamiento	$\sim 2'$

Tabla 1

4. Sistema de adquisición de los datos.

El sistema de adquisición de datos se basó en dos microcomputadoras: una Commodore 64 y una IBM PC. Todo el sistema fue descrito en el Capítulo 2.2.5.

5. Procesamiento de los datos.

El procesamiento de los datos puede dividirse en cuatro etapas:

- a) El procesamiento en tiempo real.
- b) Análisis posterior de los datos: edición y calibración.
- c) Combinación de los mapas mediante el uso del paquete de programas NOD-2 (Haslam, 1974)
- d) Calibración absoluta de los datos.

5.1. Análisis en tiempo real (on-line).

El sistema de análisis en tiempo real (on-line) de los datos fue descrito en el **Capítulo 2.3.1.**

5.2. Análisis posterior de los datos y formación de los mapas.

El proceso de reducción final fue realizado en el MPIR en Bonn. Los datos de los barridos se ordenaron por ascensión recta creciente, se calibraron, se graficaron y se eliminaron las distorsiones o interferencias. Debido a que los barridos en declinación fueron realizados en el meridiano local, la estructura de los lóbulos laterales y la radiación de tierra es similar para todos los barridos, y por consiguiente, la contribución de la radiación de tierra a la temperatura de antena (T_a) es igual para todos los puntos en una declinación dada. Numerosos barridos realizados en regiones del cielo donde la emisión es casi constante, principalmente entre $22^h < \alpha \leq 3^h$, fueron seleccionados y observados en los dos períodos de observación. Una envoltura inferior fue ajustada a los mismos para determinar las características de la radiación de tierra. En el curso de la determinación de la curva de radiación de tierra para el período de observación 1993:1994, quedó claro que el mismo debía ser dividido en al menos dos subperíodos, que denominaremos **época 2** y **época 3**. La **Figura 1** muestra los perfiles de radiación de tierra obtenidos para los barridos "up" y "down" (**Capítulo 4**) para el primer período de observación (**época 1**) y los dos subperíodos (**época 2** y **época 3**).

Lamentablemente, no tenemos ninguna explicación satisfactoria acerca de las diferencias mostradas en las diferentes épocas, para las envolturas inferiores de los barridos "up" y "down". En efecto, estas curvas muestran un comportamiento diferente entre sí en las **épocas 2** y **3** y no en la **época 1**. Vale la pena mencionar que a pesar de estos comportamientos dispares, el "software" utilizado no toma en cuenta las posibles causas instrumentales del problema. El mismo sólo supone que existe una variación adicional en el offset de los barridos tratados, y que es común a *todas los barridos del grupo seleccionado*. Esta componente, es luego extraída de cada uno de los barridos observados, antes de aplicar el procedimiento de corrección de la línea de base. La prueba del éxito de este procedimiento, es que luego de la corrección, la coincidencia de los datos entre las diferentes épocas es excelente.

Para establecer un nivel cero consistente para las observaciones, la escala de temperatura y el nivel cero fue hallado por comparación con el relevamiento de Stockert (que se encuentra absolutamente calibrado en 1420 MHz) en la zona comprendida entre -19° y -10° en declinación.

Cada barrido se corrigió por el ángulo de inclinación ("Nodding") debido al método de observación "NOD-scan" y se procesó a coordenadas ecuatoriales época 1950.0. En el rango de declinación común para ambos relevamientos se calculó la temperatura media y se la comparó con la obtenida con los datos de Stockert. De esta manera, corregimos el extremo superior del barrido ($-19^\circ \leq \delta \leq -10^\circ$). Para el otro extremo, promediamos los datos debajo de la declinación de -80° , excluyendo de los mismos las fuentes compactas, y asignándole a esta parte del barrido una temperatura constante. Con estos datos se obtuvieron los denominados "mapas crudos". Los "efectos de barrido" remanentes debido a malas condiciones ambientales y a inestabilidades del receptor fueron removidos usando el método "unsharp masking" (Sofue & Reich, 1979). Para esto utilizamos un haz gaussiano elíptico de $1^\circ.5 \times 0^\circ.6$ como función de alisado. Para minimizar los efectos de barrido, polinomios de primero y segundo orden se ajustaron a las diferencias de temperatura. Para los mapas observados durante el segundo período (**época 2** y **época 3**) usamos el mapa corregido para el primer período como se ve en la referencia. Terminamos con cuatro mapas del Hemisferio sur: dos para los barridos "up" y dos para los barridos "down". Estos mapas se transformaron separadamente al equinoccio 1950. Entonces computamos la diferencia entre el mapa "up" y el mapa "down" de cada época y entre los mapas observados en la misma dirección de barrido pero en las dos épocas diferentes para verificar la exactitud del apuntamiento, la escala de temperatura, y la corrección de tierra de contribución de tierra sustraída. El filtro rechaza banda (bandstop) utilizado durante la segunda cobertura para excluir la contribución de la emisión del III local, fue ineficaz para eliminar la contribución de HI de alta velocidad de la Nube Menor de Magallanes (SMC) y de la Nube

Mayor de Magallanes (I.MC). Ambas áreas ($4^h 40^m < \alpha < 6^h$, $-75^\circ < \delta < -60^\circ$ y $0^h 20^m \leq \alpha \leq 1^h 20^m$, $-75^\circ \leq \delta \leq -70^\circ$) fueron excluidas del segundo período de observación (frecuencia central = 1420 MHz).

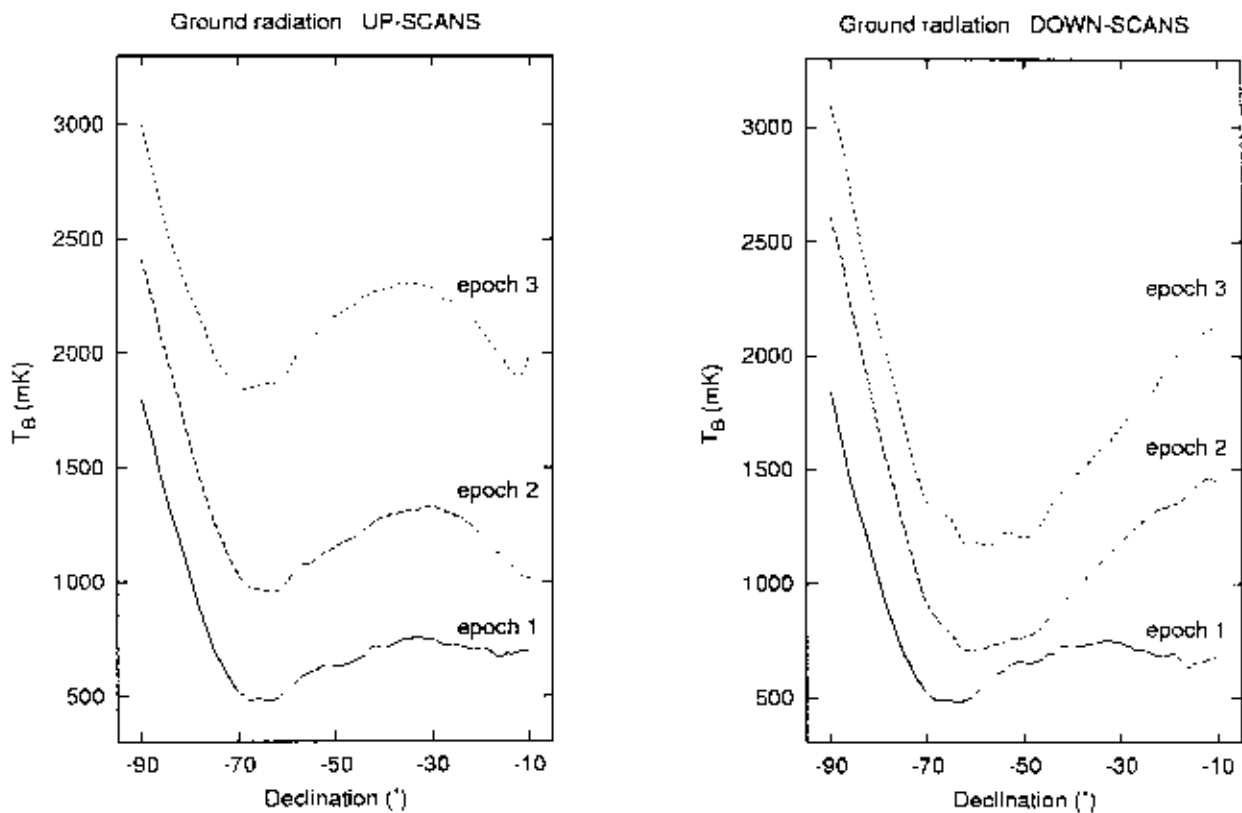


Figura 1: Perfiles para la contribución de tierra para las diferentes épocas de observación. Los mismos fueron sustraídos a cada uno de los barridos individuales. Los niveles cero de cada barrido son arbitrarios.

La sensibilidad no fue reducida en esta zona debido al sobrenuestreo del relevamiento en este rango de declinaciones.

El mapa final se ha obtenido agregando los cuatro mapas al llamado algoritmo PLAIT (Emerson & Grave, 1988).

6. Calibración Absoluta.

Al ser unido el relevamiento del IAR al del hemisferio norte de Stockert en la región de superposición ($-19^\circ \leq \delta < -10^\circ$), puede quedar en el primero algún gradiente residual de temperatura hacia el polo sur celeste, por lo que es necesaria la determinación de su temperatura absoluta.

Para la determinación de la escala absoluta de temperatura del polo hemos utilizado los datos de Bensadoun et al. (1993), quién realizó mediciones absolutas a varias declinaciones para determinar la temperatura del fondo de microondas cósmicas a 1.47 GHz. Las mediciones fueron realizadas tanto en el hemisferio Norte como en el Sur. La resolución de estos datos es de $30^\circ \times 27^\circ$ por lo que, tanto nuestros datos como los datos del relevamiento del Hemisferio norte, fueron convolucionados a esa resolución. Los datos del hemisferio norte fueron calibrados absolutamente por comparación con los datos de Howell & Shakeshaft (1966) y Pelyushenko & Stankevich (1969) a

una declinación de 30° . Al realizar la comparación entre nuestros datos y los datos de Bensadoun et al. (1993), encontramos una diferencia (IAR- Bensadoun) de $+ 0.53$ K. La temperatura derivada para el fondo de microondas cósmicas por Bensadoun et al. (1993) en la frecuencia de 1.47 GHz de 2.26 ± 0.19 K, que difiere en 0.44 K con respecto al valor de 2.7 K derivado por Reich & Reich (1988a) en la frecuencia de 1.4 GHz. Una medida adicional de la radiación del fondo de microondas cósmico para el hemisferio norte a 1.4 GHz fue realizado por Staggs et al. (1996). Sus resultados fueron de 2.65 ± 0.33 K, valor muy cercano al de 2.7 K utilizado en el hemisferio Norte.

Tomamos un valor de offset de $- 0.49$ K (valor medio de las diferencias mencionadas anteriormente) como compromiso para la corrección de los datos de Bensadoun et al., y se sumó este valor a los datos cuya declinación se encontraba entre -75° y al polo sur celeste.

7. Comparación de ambos relevamientos

Se muestran dos ejemplos de mapas del relevamiento del hemisferio sur del IAR y del hemisferio Norte de Stockert en las regiones de superposición. Estos mapas ilustran la calidad comparable de ambos relevamientos, como así también su nivel cero común y su escala de temperaturas.

Las Figuras 2 y 3 muestran una región de $30^\circ \times 20^\circ$ de un área cercana al centro galáctico. El correspondiente gráfico temperatura vs. temperatura para la región de superposición se muestra en la Figura 4. En esta región se observan altas temperaturas. Se puede apreciar que el ajuste de los datos es muy bueno como para confirmar la escala de temperatura adoptada para ambos relevamientos. El ajuste de ambas escalas está dentro del 2%. La dispersión de puntos que se observa en la figura, en el intervalo de temperaturas comprendido entre aproximadamente 20 K y 30 K, se debe a pequeñas diferencias en el ajuste de los mapas que corresponden a la región comprendida entre $18^\circ \leq l \leq 19^\circ$, $1^\circ \leq b \leq 2^\circ$.

Como un segundo ejemplo se muestra en las Figuras 5 y 6 una región del anticentro galáctico. El nivel de emisión en esta región es muy bajo, aproximadamente 1 K sobre el nivel de radiación del fondo de microondas. Ambos relevamientos coinciden en un contorno, esto es dentro de los 50 mK en T_b .

Aunque la mayor parte de nuestras observaciones del relevamiento de continuo, fueron realizadas en una banda centrada en 1435 MHz, aproximadamente un 20 %, por motivos estrictamente técnicos, debió ser realizado a una frecuencia centrada alrededor de 1420 MHz. Sin embargo, la interrelación entre ambos conjuntos de observaciones es posible, a pesar de que los mismos fueron observados en frecuencias levemente diferentes (1420 y 1435 MHz). Podemos estimar la diferencia en temperatura de brillo (T_b), que se produce debido a esta diferencia en frecuencia. Para tal fin, haremos un cálculo para dos tipos diferentes de radiofuentes: una térmica, con un índice espectral normal ($\beta = 2.1$), y una no-térmica, con un índice espectral "agudo" ($\beta = 3.1$). Para el cálculo tomaremos un caso extremo, en este caso la máxima temperatura de brillo medida en nuestro relevamiento (§ 9), que es de 82 K. Para el caso de una fuente térmica, obtenemos un valor para la temperatura de brillo en la frecuencia de 1420 MHz, de $T_b = 80.2$ K, o sea una diferencia de $\Delta T = T_{\text{obs}} - T_{\text{cal}} = -1.8$ K. Para el caso de una fuente no-térmica, obtenemos un valor para la temperatura de brillo de $T_b = 79.4$ K, o sea una diferencia de $\Delta T = T_{\text{obs}} - T_{\text{cal}} = -2.6$ K. Es decir que estas diferencias, y para casos extremos, están debajo del error de escala (5 %) de las observaciones (§ 8). Por tal motivo, la unificación de ambos relevamientos en una única base de datos es correcta.

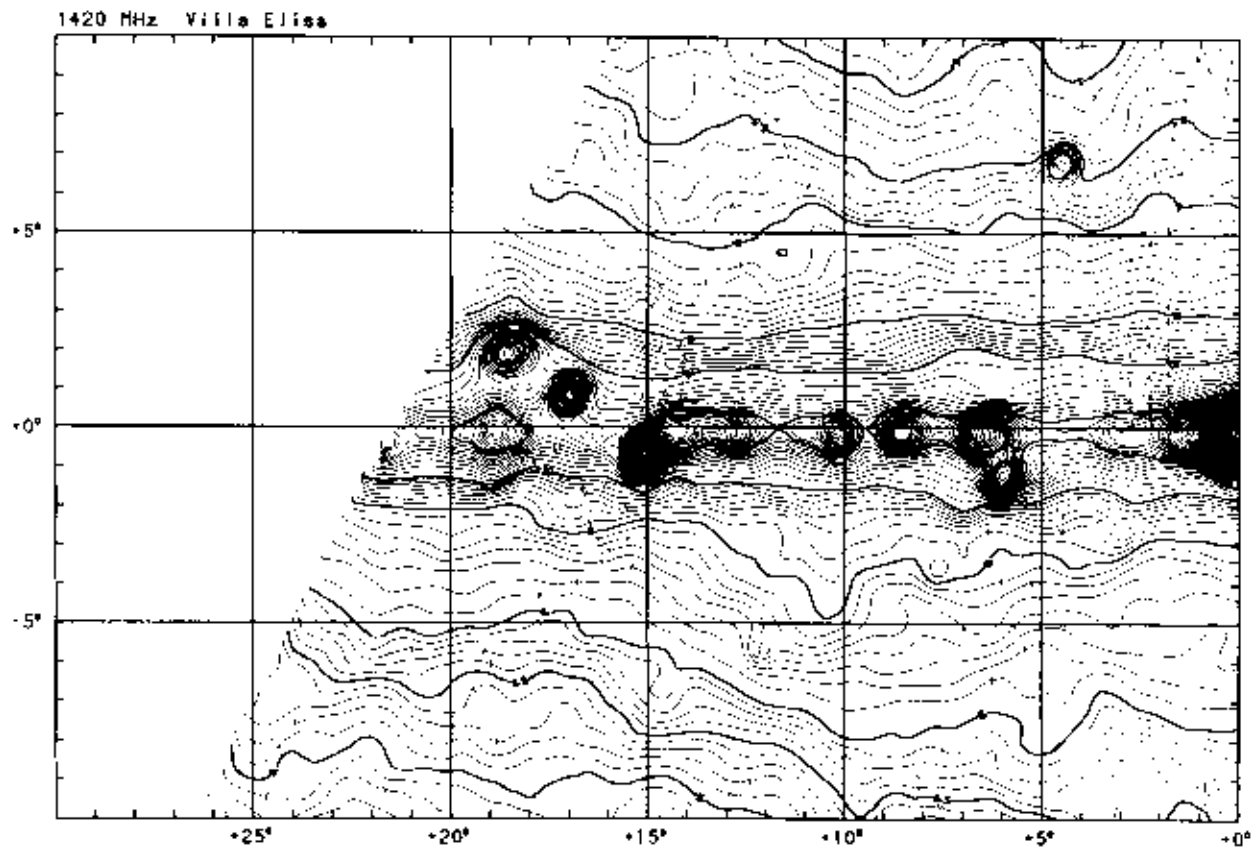


Figura 2: Area del centro galáctico, representada en coordenadas galácticas, observada en el IAR. Los contornos están graficados en temperatura de brillo T_b (full beam) y están espaciados en 100 mK desde 4.7 K hasta los 6 K, rotulados e identificados con línea gruesa cada 500 m K; espaciados cada 250 mK desde los 6 K hasta los 10 K (rotulados cada 2 K); espaciados cada 500 mK desde los 10 K hasta los 20 K (rotulados cada 5 K); espaciados cada 1 K desde los 20 K hasta los 50 K (rotulados cada 10 K) y espaciados cada 2.5 K para temperaturas superiores.

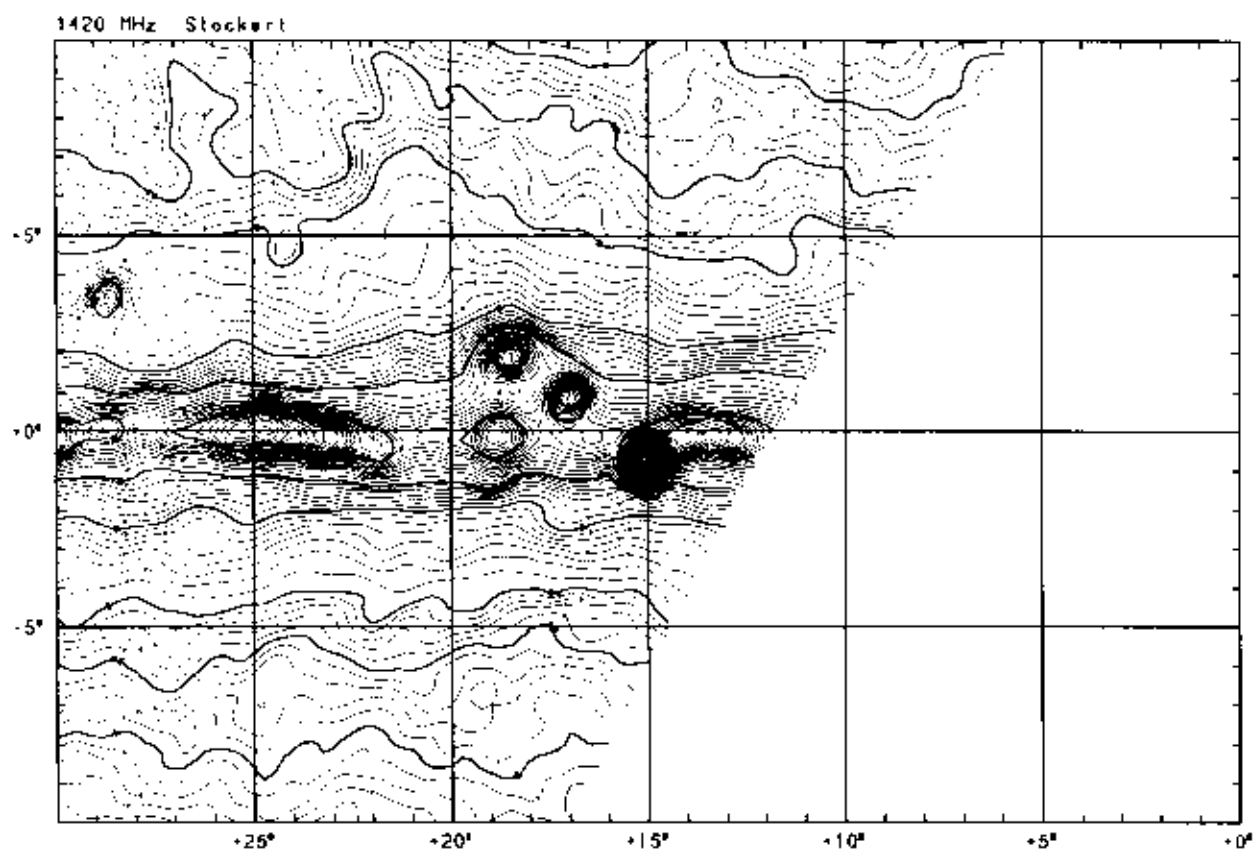


Figura 3: Area del centro galáctico, representada en coordenadas galácticas, observada con el radiotelescopio de Stockert. El espaciado de los contornos es el mismo que el de la Figura 2.

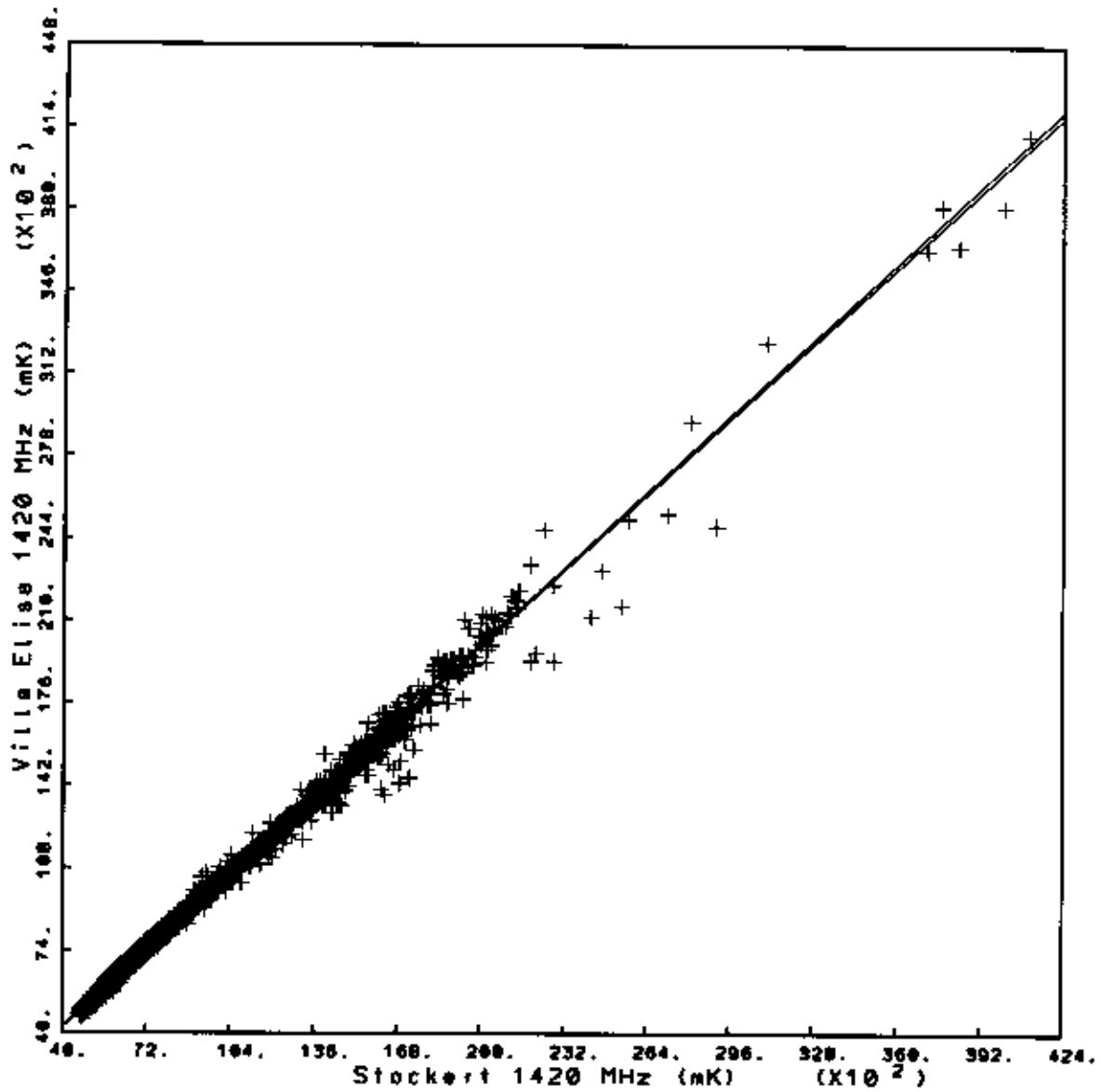


Figura 4: Gráfico temperatura vs. temperatura de los datos graficados en las Figuras 2 y 3 . La pendiente del ajuste lineal es 0.979 y 1.014 para el ajuste de los datos IAR vs. Stockert y viceversa.

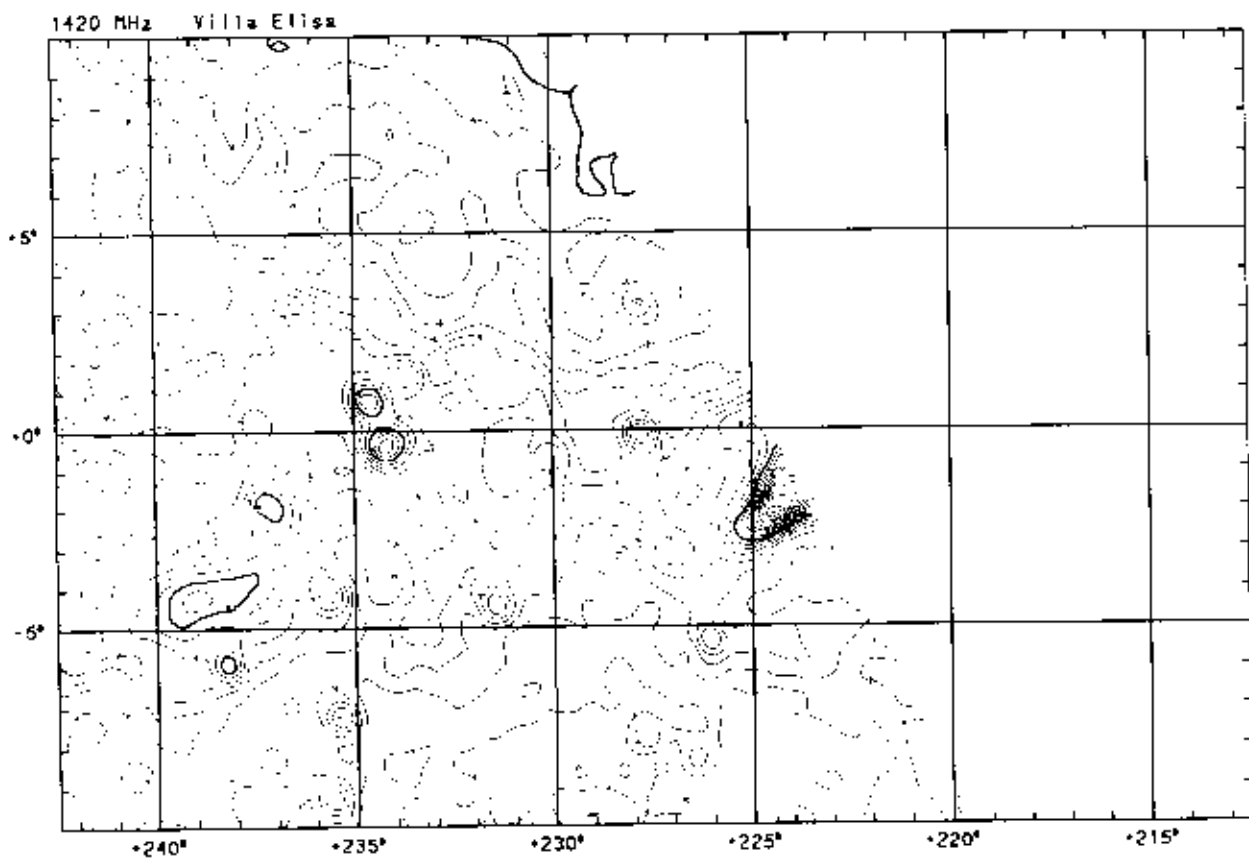


Figura 5: Área de la región del anticentro galáctico, representada en coordenadas galácticas, observada desde el IAR. Los contornos están graficados en temperatura de brillo T_b (full beam). Cada contorno está espaciado en 50 mK desde los 3.5 K. Las líneas más gruesas representan los niveles de 3.5 K y 4K respectivamente.

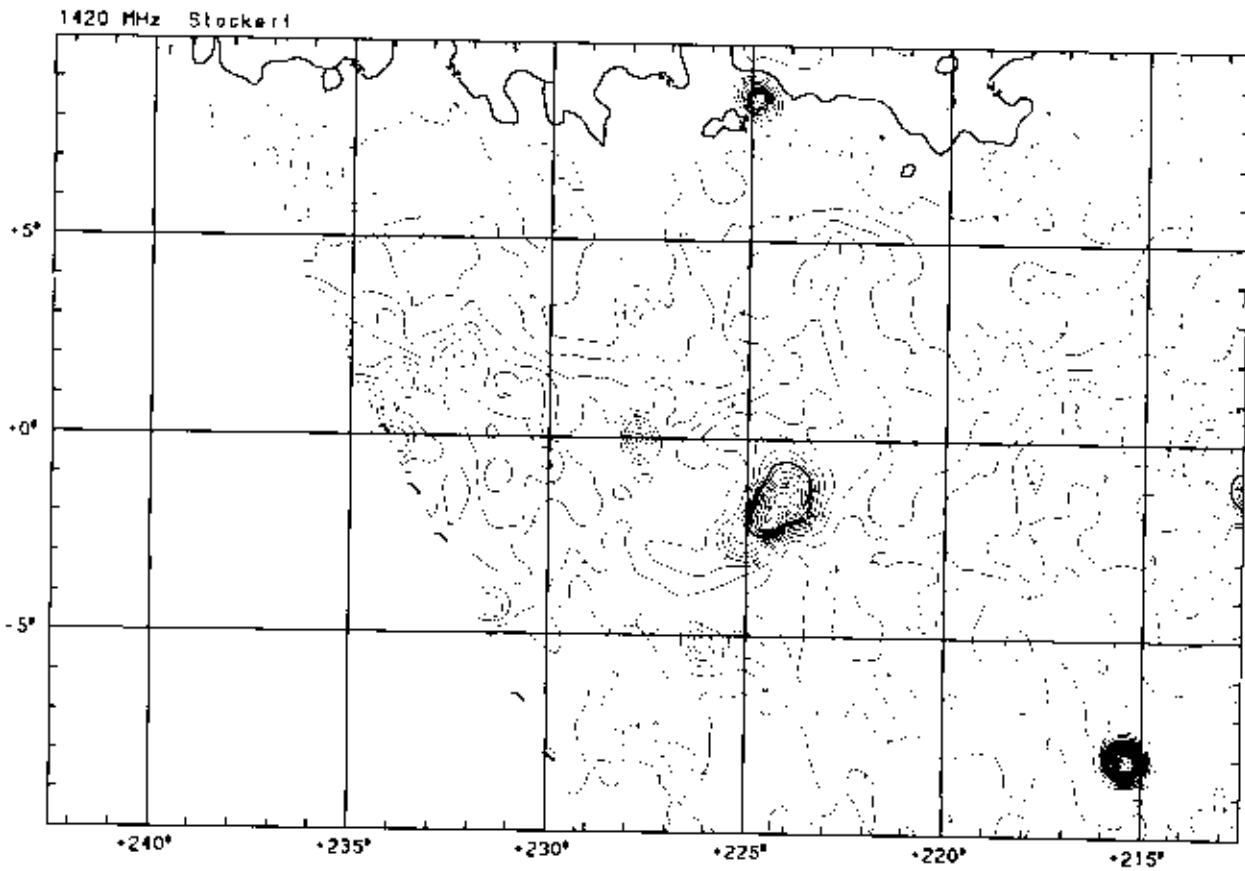


Figura 6: Area del anticentro galáctico, representada en coordenadas galácticas, observada con el radiotelescopio de Stockert. Cada contorno está espaciado en 50 mK desde los 3.5 K. Las líneas más gruesas representan los niveles de 3.5 K y 4K respectivamente.

8. Escalas y precisión de los mapas

En la **Tabla 1** se pueden ver algunos de los parámetros característicos del relevamiento. El nivel cero fue adoptado a partir de las mediciones realizadas con una bocina, como se mencionó en el **§.6**. Con mediciones de las radiofuentes de calibración, estimamos un error en la escala de temperaturas de alrededor del 5%. Debido al limitado rango de ángulo horario en el que el telescopio del IAR puede observar y al hecho de que no hay fuentes compactas muy intensas en el Hemisferio Sur, decidimos adoptar el mismo ángulo sólido total para la escala de temperatura de brillo de nuestros datos que el utilizado para el relevamiento del Hemisferio Norte realizado en Stockert. Los parámetros de la antena de Stockert fueron medidos originalmente utilizando la intensa radiofuente Cas A (Reich 1982), utilizando un método por el cual fue posible remover las emisiones de objetos no relacionados a la misma. El ángulo sólido total del haz medido para un área de 7° de diámetro resultó ser el 83% del ángulo sólido de la antena (Reich & Reich, 1988). Un área de diámetro de 7° para el ángulo sólido total es similar al adoptado para el relevamiento en 408 MHz (Haslam et al. 1982) y el relevamiento en 820 MHz (Berkhuijsen, 1972). El conocimiento del ángulo sólido total del haz es muy importante para estudiar la distribución a gran escala del índice espectral de la emisión galáctica. Sin embargo la razón entre la eficiencia del haz principal y del haz total varía en los distintos relevamientos (Reich & Reich, 1988) y debe ser tenido en cuenta al calcular los índices espectrales de fuentes o estructuras más pequeñas que la extensión total del haz. El radiotelescopio del IAR fue subiluminado para igualar el haz del radiotelescopio de 25-m de Stockert. Sólo habrá pequeñas diferencias de temperatura en la razón del haz total al haz principal entre los dos relevamientos. Hemos comprobado en el capítulo (**§.7**) que la adopción de la escala al haz total en Stockert es válida.

Cuando se aplica la misma razón de S/Tb (full beam) al hemisferio sur, el gráfico de temperatura versus temperatura (TT-plot) de los datos obtenidos en el IAR versus los datos de Stockert para la región cercana al centro galáctico, da un acuerdo en la escala dentro del 2%. Las temperaturas máximas para las fuentes compactas medidas en ambos relevamientos (IAR y Stockert) coinciden y por lo tanto se adoptó para el relevamiento del IAR la misma razón entre el haz principal y el haz total que se encontró para el relevamiento de Stockert en el hemisferio Norte, es decir 1.55. El factor encontrado utilizando la radiofuente Hydra A, (**Capítulo 3.3.10**) de 1.37 ± 0.27 está, dentro de los errores, de acuerdo. Esto confirmaría la calibración utilizada para la reducción de los datos de la nebulosa de Gum. Este factor de escala debe ser aplicado a los datos, representados en temperatura de brillo del haz total, cuando deban ser comparados con mapas que usan la escala convencional de temperatura de brillo del haz principal.

El método de observación descrito en el **Capítulo 4**, se llevó a cabo moviendo el telescopio continuamente en elevación del norte hacia el sur y viceversa, a lo largo del meridiano. El cielo fue cubierto con un muestreo total. La ventaja de este procedimiento es que la contribución de la emisión de tierra es casi constante y depende sólo de la elevación. Los efectos remanentes que puedan quedar en los datos, debido a que los mismos son obtenidos en noches y en condiciones diferentes, pueden ser minimizados por medio de reducciones apropiadas. Esta técnica de observación fue aplicada con éxito anteriormente por Reich & Steffen (1981) en 1420 MHz usando el telescopio Stockert de 25-m a elevaciones tan bajas como 10° . En el relevamiento del hemisferio norte a 1420 MHz se realizaron barridos en Azimut. Con una elevación constante la contribución de tierra presenta menor variación a lo largo del barrido que para el caso de barridos en el meridiano. Sin embargo no encontramos diferencias significativas en los datos obtenidos con estos dos métodos distintos de observación. Esto no ocurre en la obtención de mapas de índice espectral hechos con diferentes relevamientos y con diferentes direcciones de barrido, pues alguna contribución residual de tierra queda en los datos y se ven efectos sistemáticos que dependen de la declinación. Esto no se presenta en los relevamientos en 408 MHz y en 1420 MHz del hemisferio norte (Reich & Reich, 1988).

9. Los mapas de contorno

Los mapas de contorno se muestran en la **Figura 7** (en el anexo al final de esta capítulo). El estilo de presentación del relevamiento en forma de mapas de contorno sigue la línea de presentación del relevamiento de Stockert del

hemisferio norte. Conservamos coordenadas ecuatoriales, referidas al equinoccio 1950, para una más fácil comparación con los mapas de contorno publicados anteriormente. Además, hemos superpuesto una grilla de coordenadas galácticas. Los contornos están en temperatura de brillo del haz total T_b (full beam) y han sido calibrados absolutamente mediante mediciones realizadas con una bocina. Los contornos se grafican a intervalos de 50 mK desde 3.35 K a 4.8 K, rotulados cada 0.2 K e identificados en línea gruesa; en intervalos de 80 mK desde 4.8 K hasta 6 K (nominalmente cada 0.4 K); cada 250 mK desde 6 K hasta 9 K. Los contornos de 9 K a 12 K en intervalos de 1 K, y desde 12 K hasta 20 K en intervalos de 2 K. Para temperaturas mayores de 20 K los intervalos son graficados cada 5 K. Los contornos que corren de 6 K hasta 12 K, están rotulados cada 1K, de 12 K a 20 K cada 2K y cada 10 K para temperaturas mayores a 20K. La intensidad máxima del relevamiento es en el centro galáctico, donde se midieron 82 K.

10. Flujo integrado de radiofuentes

10.1. Fuentes compactas

Para verificar la precisión de la escala de temperaturas, hemos comparado las densidades de flujo integradas de un número de fuentes puntuales presentes en nuestro relevamiento con mediciones de las mismas realizadas con el telescopio de Parkes de 64-m a la misma frecuencia (PKSKAT90-Wright & Otrupcek, 1990). La elección de fuentes puntuales de los mapas del relevamiento puede ser problemático, puesto que los barridos adyacentes de los mapas son observados en diferentes noches, con diferentes errores de apuntamiento y diferencias en la calibración. El efecto es tal que se produce un ligero ensanchamiento de las fuentes puntuales. Hemos utilizado dos métodos para encontrar densidades de flujo integradas. En el primero (**método 1**) ajustamos Gaussianas elípticas a las fuentes. En el segundo (**método 2**) realizamos una integración en anillos centrados en el máximo de las fuentes. Las fuentes Parkes tienen densidades de flujo cuyo rango se encuentra entre aproximadamente 5 Jy y 250 Jy. En la **Tabla 2** listamos las densidades de flujo obtenidas por el radiotelescopio de Parkes y las obtenidas con nuestro relevamiento. Comparando las densidades de flujo del IAR con las de Parkes, para 25 fuentes en común, resulta un coeficiente de correlación de 0.99 ± 0.02 usando el **método 1**. El **método 2** se aplicó con éxito para 22 fuentes con un coeficiente de correlación de 0.90 ± 0.02 . Las densidades de flujo listadas en la **Tabla 2** fueron calculadas por ambos métodos adoptando un ángulo sólido del haz principal gaussiano en el relevamiento del hemisferio norte de 1.27×10^{-4} sr o un HPBW de $35''.4$. Esto está justificado por el buen ajuste de los mapas del hemisferio sur con respecto a los del norte (§.7). Sin embargo, es evidente una diferencia pequeña y sistemática entre los dos métodos usados para derivar la densidad de flujo. El método de integración en anillos debería estar menos afectado por la posición de los barridos adyacentes, mientras que el ajuste gaussiano tiende a ensanchar ligeramente el tamaño de la fuente. Para una comparación de los flujos obtenidos por ambos métodos con los obtenidos por Parkes, se calculó la regresión lineal de ambas determinaciones. El coeficiente de correlación lineal para Parkes-método 1, resultó ser 1.004 ± 0.04 . Las densidades de flujo obtenidas por integración en anillos (Parkes-método 2) necesitan una escala 1.11 ± 0.05 para equiparar las densidades de flujo encontradas en Parkes. Suponiendo que la escala de densidades de flujo de Parkes es correcta estos resultados indican un ángulo sólido del haz principal levemente inferior para el relevamiento del hemisferio sur (1.14×10^{-4} sr), que para el relevamiento del hemisferio norte (1.27×10^{-4} sr).

10.2. Fuentes extendidas

Las mediciones de las densidades de flujo de objetos extendidos en áreas confusas tales como en regiones del plano galáctico, es difícil de realizar y es inevitable una gran incertidumbre en su determinación. La Nube Mayor de Magallanes (LMC) se localiza en un área del cielo que no está muy afectada por contaminación con emisiones intensas. La LMC ha sido observada con el radiotelescopio de Parkes a 1.4 GHz por Haynes et al. (1986) con una resolución angular de $15'$. El análisis de estos datos ha sido efectuado por Klein et al. (1989), quien obtuvo una densidad de flujo integrada de 529 ± 30 Jy para un área de $6.2^\circ \times 7.5^\circ$, excluyendo las fuentes compactas de ese campo, las cuales contribuyen al flujo total con otros 25 Jy. La densidad de flujo total medida en Parkes en el área LMC es, por lo tanto, de 554 ± 30 Jy. Nuestra medición para la misma área incluyendo las fuentes compactas y utilizando un ángulo sólido para el haz principal de 1.14×10^{-4} sr, resultó ser de 584 ± 30 Jy. Ambas determinaciones están dentro del rango de error. En este caso las incertidumbres para los niveles de la línea de base son pequeños y se estima que son del orden del 1% a 2% del flujo total.

La Nube Menor de Magallanes (SMC) ha sido observada previamente con el radiotelescopio del IAR por Loiseau & Bajaja (1985), quienes calcularon una densidad de flujo de 75 ± 5 Jy. En esta determinación se incluyen fuentes compactas no relacionadas. Posteriormente, Loiseau et al. (1987) corrigieron la densidad de flujo a 75 ± 10 Jy, la cual se desvía bastante del valor de 52 ± 5 Jy derivado con las observaciones de Parkes. Estas discrepancias fueron atribuidas a los diferentes niveles de cero que se estimaron. El valor derivado en Parkes se obtuvo después de la sustracción de fuentes no relacionadas, que se estima contribuyen entre 3.0 a 5.4 Jy. Nuestras mediciones arrojan un valor de 57 ± 3 Jy, incluyendo las fuentes compactas después de la sustracción de un fondo liso. Nuestro resultado está bastante de acuerdo con la densidad de flujo de Parkes.

Radiofuente	S (PKS)	S (Método 1)	S (Método 2)
0043-424	8.1	7.4	6.9
0131-367	7.1	7.0	6.3
0252-712	5.9	4.7	4.4
0320-374	136.0	125.3	110.6
0407-658	14.4	13.1	12.0
0409-752	13.4	11.6	10.9
0518-458	66.0	55.4	53.3
0521-365	16.3	14.8	14.7
0634-205	6.0	9.1	
0822—428 Puppis A	128.0	129.5	101.9
0857—473 CTB31	250.0	248.1	232.0
0915—118 Hydra A	43.5	43.4	39.7
0922-517	30.0	32.6	30.6
1343-601	79.0	98.7	84.4
1610-771	4.6	4.7	
1637-771	5.8	4.9	4.5
1716-35		421.5	345.4
1721-34		659.0	605.4
1814-637	12.3	14.1	
1934-638	16.4	13.0	12.0
1932-464	12.6	10.7	9.7
1954-552	6.0	5.8	5.3
1938-15	7.0	6.9	6.3
2104-25	11.2	11.7	10.5
2152-699	30.0	26.4	23.9
2211-172	8.6	7.5	7.0
2356-611	22.0	21.4	20.3

Tabla 2: Densidades de flujo en Jy de fuentes puntuales seleccionadas.

La radiogalaxia gigante Centaurus A se localiza en dirección de la "espuera" galáctica, de modo que las densidades de flujo que se describen en la literatura son difíciles de interpretar. Alvarez et al. (2000) dan una densidad de flujo integrada confiable cuyo valor es de 1330 ± 133 Jy para toda la radiogalaxia (derivados de los datos de Cooper et al., 1965) en la frecuencia de 1410 MHz. A partir de nuestras observaciones, encontramos un valor de 1260 ± 65 Jy. Nuevamente esta densidad de flujo coincide, dentro de los errores obtenidos, con las observaciones de Parkes. Estos ejemplos demuestran que se pueden obtener de nuestro relevamiento densidades de flujo confiables para radiofuentes en todas las escalas angulares observables por nuestro radiotelescopio.

11. Resumen

Hemos presentado los mapas del relevamiento en 1420 MHz en el continuo de radio realizado en el hemisferio Sur. El mismo se complementa con el realizado en el hemisferio norte y de esta forma se obtiene un mapa total de todo el cielo a esta frecuencia, con una resolución angular de aproximadamente $35''.4$. El relevamiento posee una resolución angular ligeramente más alta comparada con el relevamiento en 408 MHz de todo el cielo realizado por Haslam et al. (1982). Los mapas muestran la distribución absolutamente calibrada de la emisión galáctica en todas las escalas angulares. El valor mínimo de la emisión es de aproximadamente 0.6 K sobre el fondo de emisión galáctica, el cual es observado hacia la región de aproximadamente $l \approx 245^\circ$, $b \approx +30^\circ$. El presente relevamiento es ideal para derivar la distribución del índice espectral de la emisión galáctica en el hemisferio sur.

La resolución angular de nuestros datos en 1420 MHz es equivalente a la resolución de la futura misión PLANCK en su frecuencia más baja de observación (31.5 GHz). De esta manera nuestro relevamiento es un complemento ideal para la identificación tanto del espectro sincrotrónico como del térmico de la emisión galáctica.

ANEXO

Atlas de los mapas del Continuo en 1420 MHz

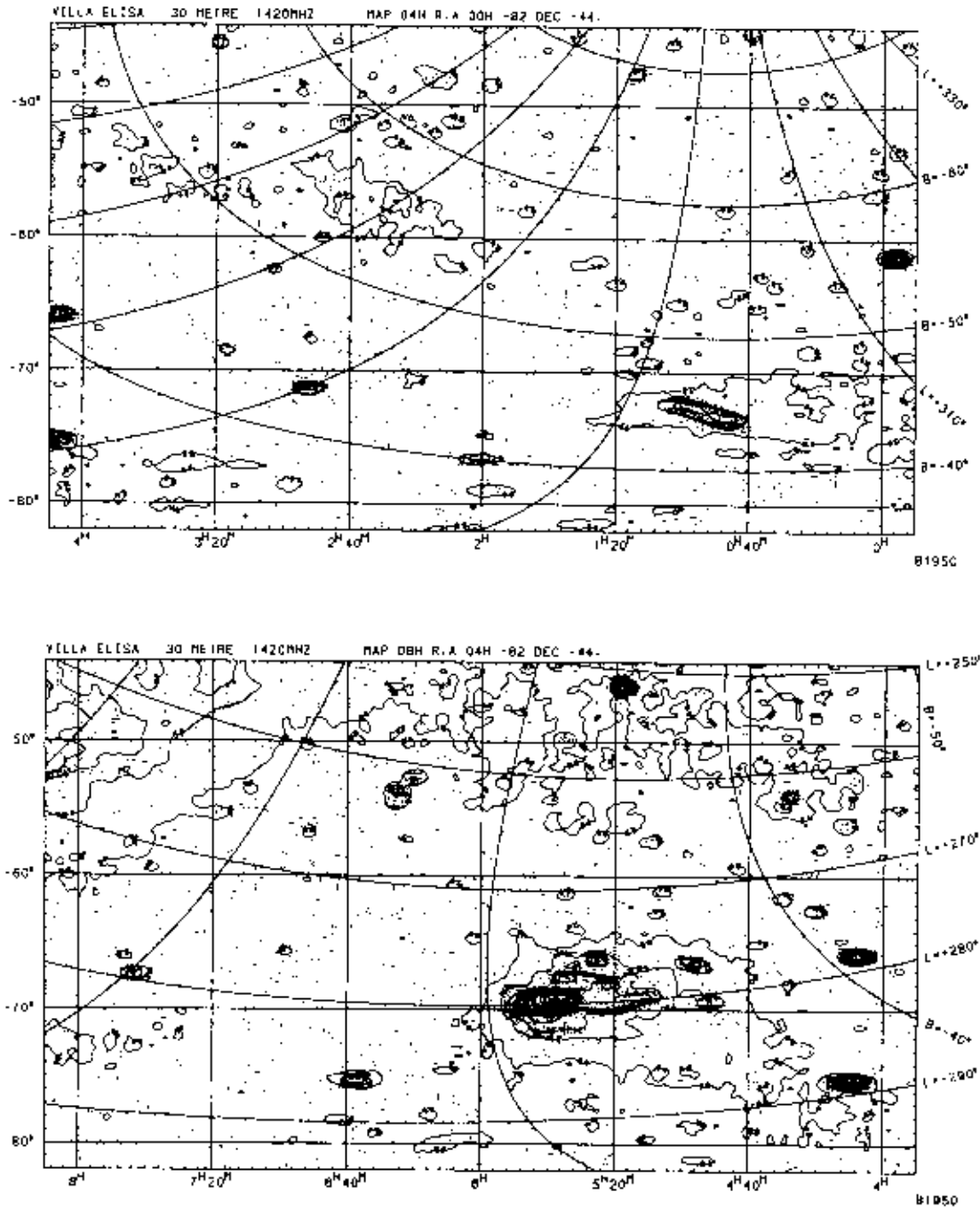


Figura 7: Mapas del relevamiento en el continuo de radio a 1420 MHz del hemisferio Sur. Los contornos se grafican a intervalos de 50 mK desde 3.35 K a 4.8 K, rotulados cada 0.2 K e identificados en línea gruesa; en intervalos de 80 mK desde 4.8 K hasta 6 K (rotulados cada 0.4 K); cada 250 mK desde 6 K hasta 9 K. Los contornos de 9 K a 12 K, en intervalos de 1 K, y desde 12 K hasta 20 K en intervalos de 2 K. Para temperaturas mayores de 20 K los intervalos son graficados cada 5 K. Los contornos que corren de 6 K hasta 12 K, están rotulados cada 1K, desde 12 K a 20 K cada 2K y cada 10 K para temperaturas mayores a 20K.

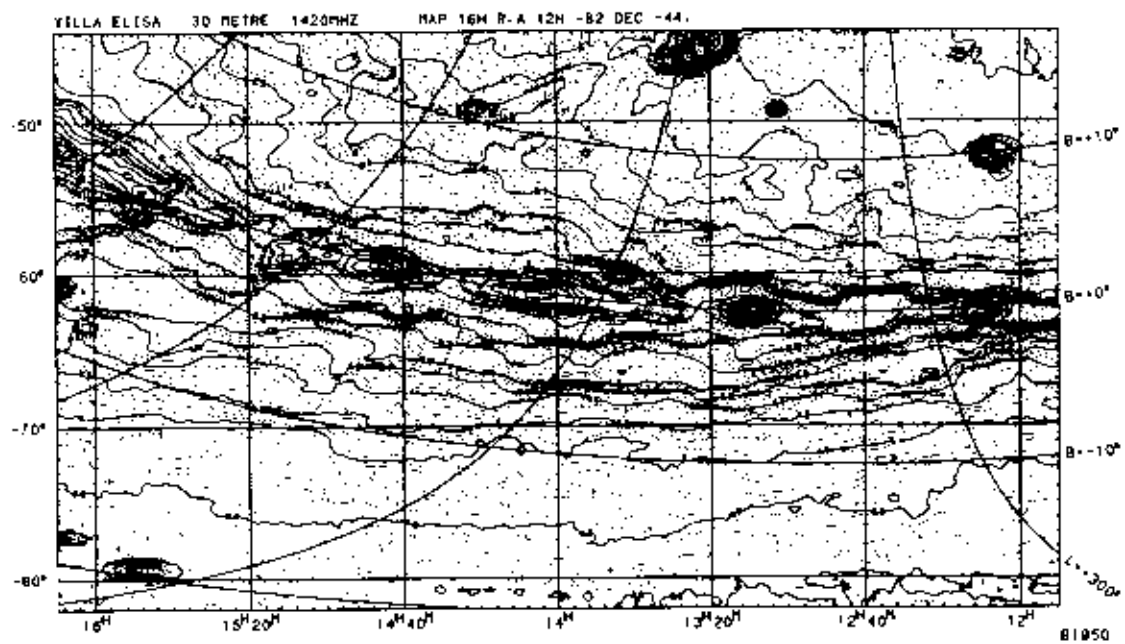
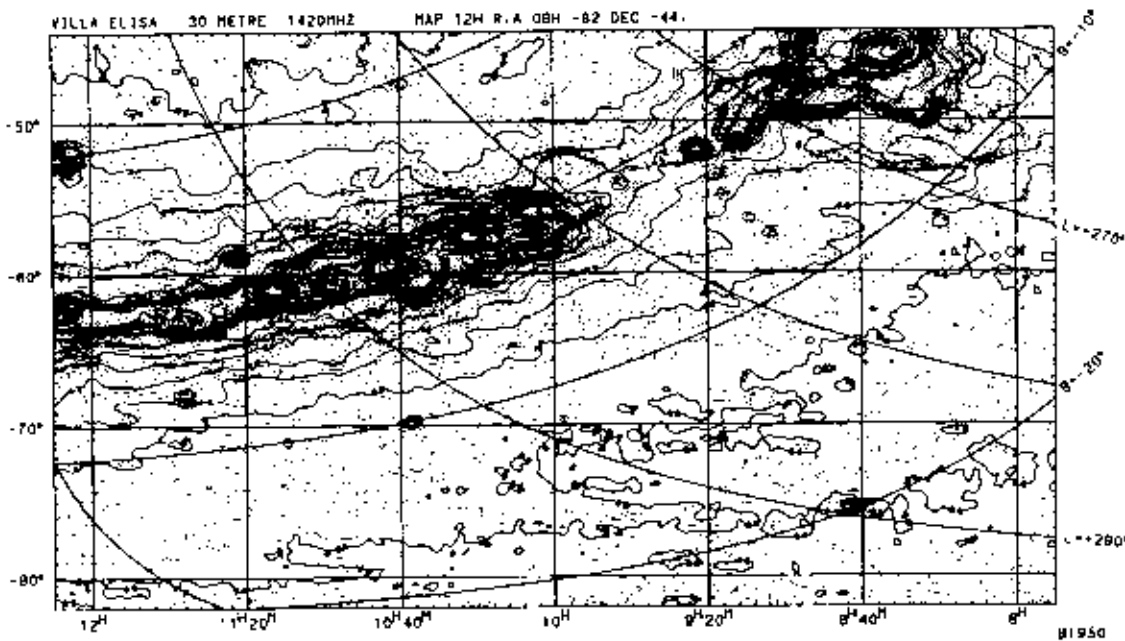


Figura 7: (continuación)

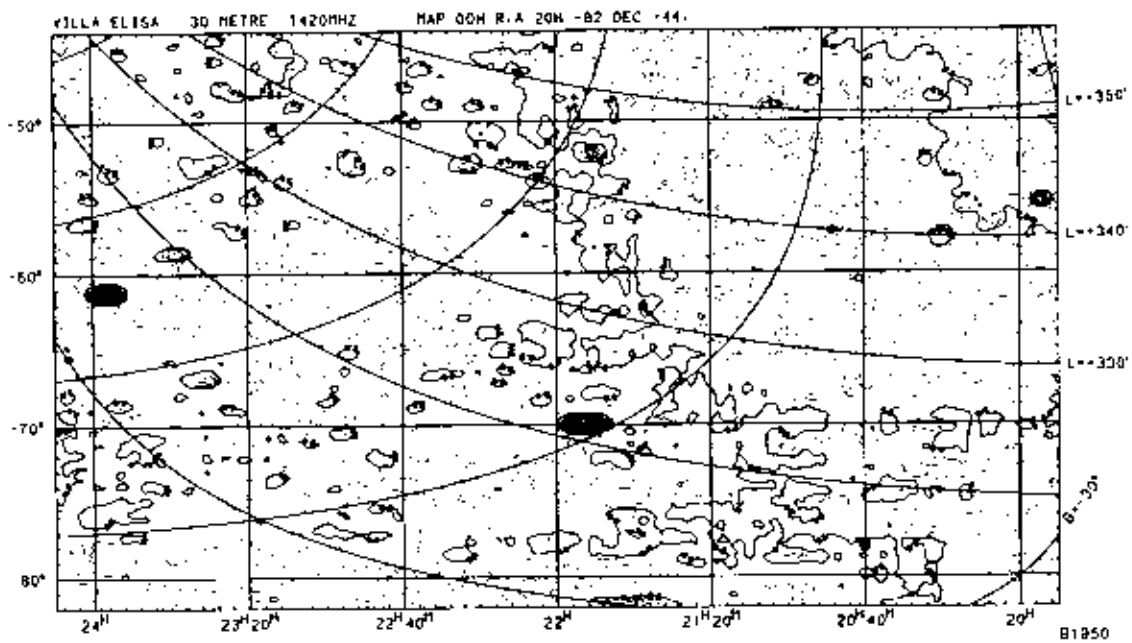
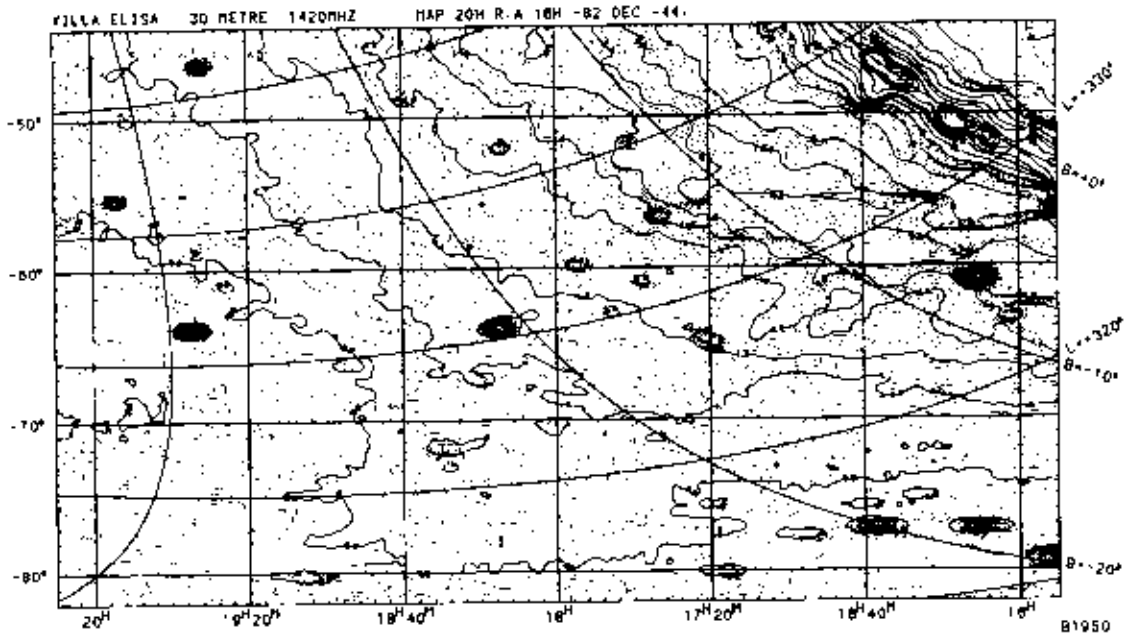


Figura 7: (continuación)

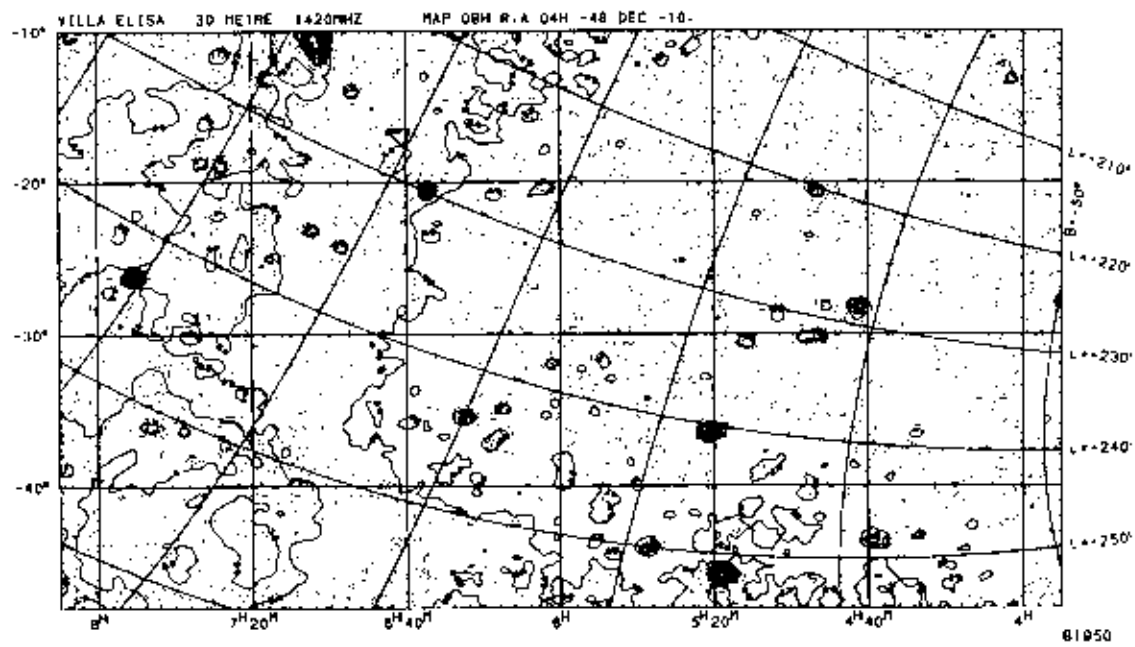
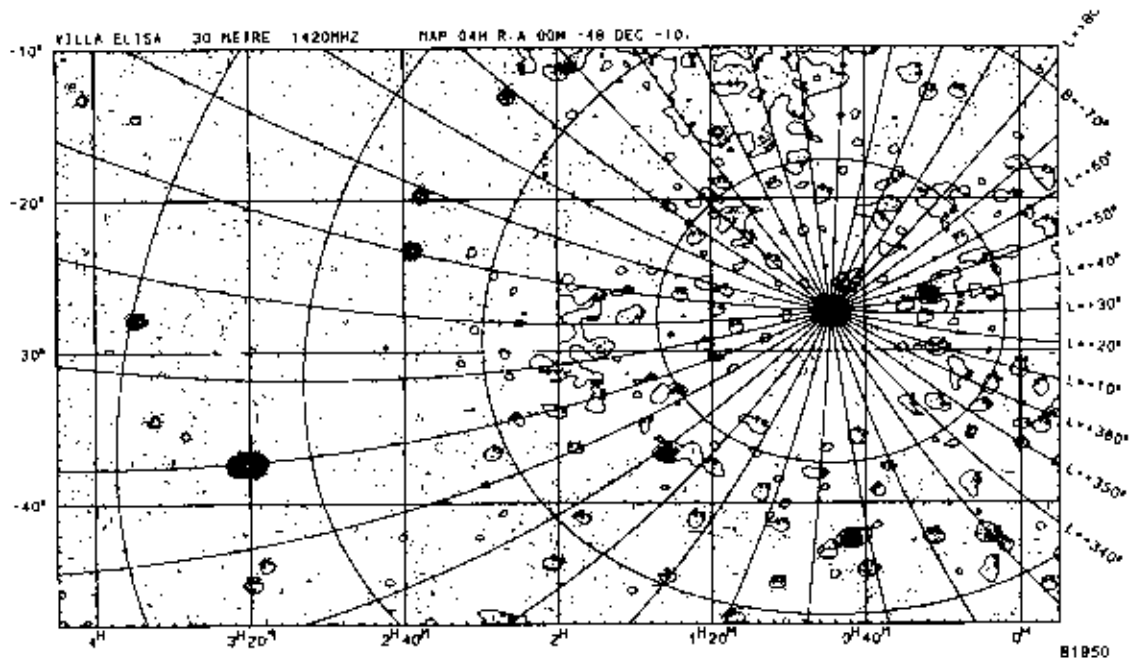


Figura 7: (continuación)

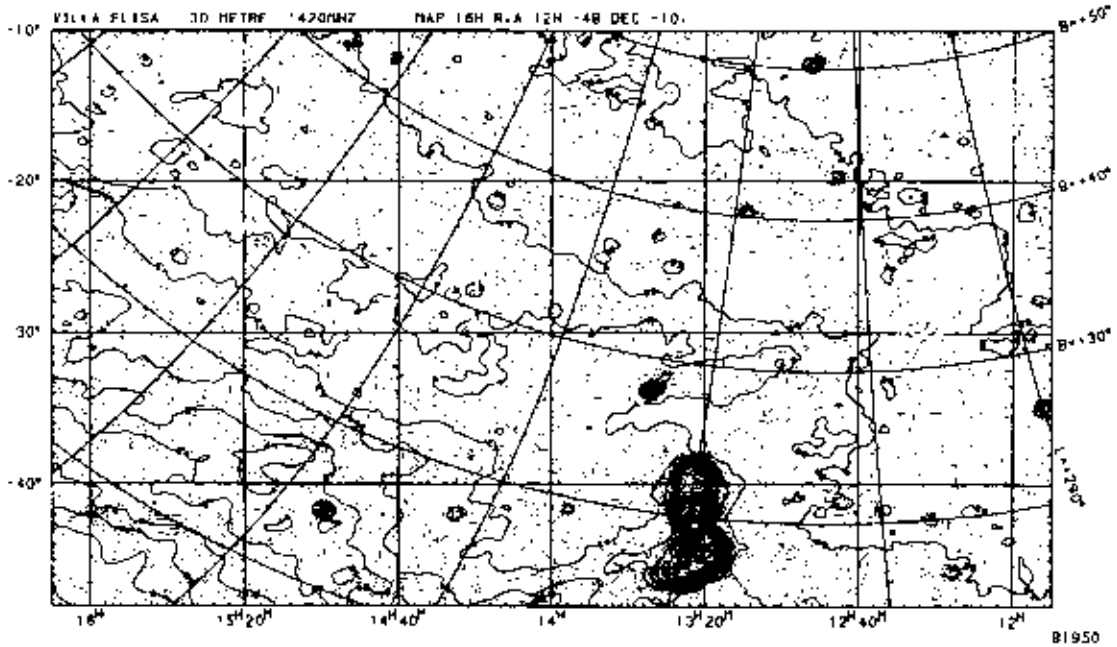
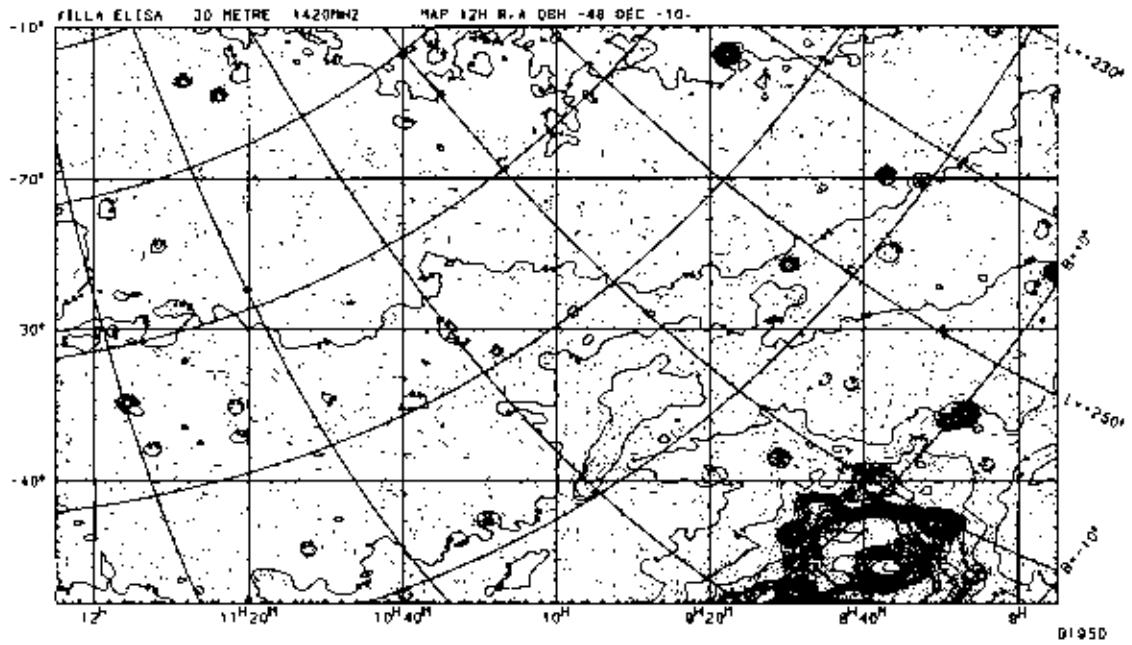


Figura 7: (continuación)

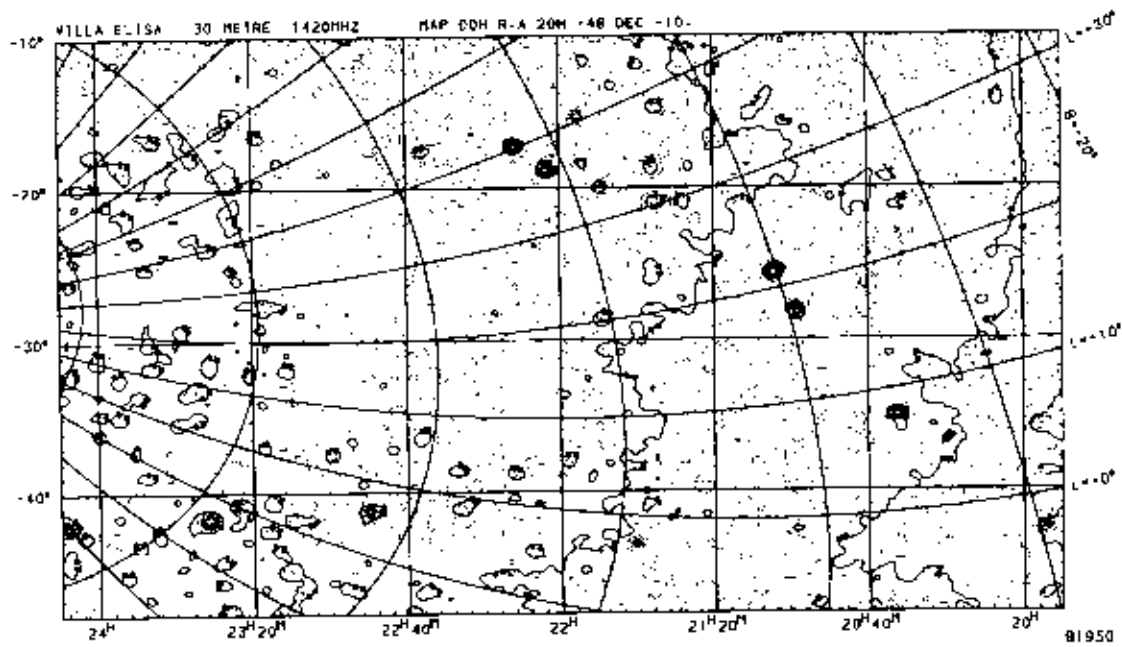
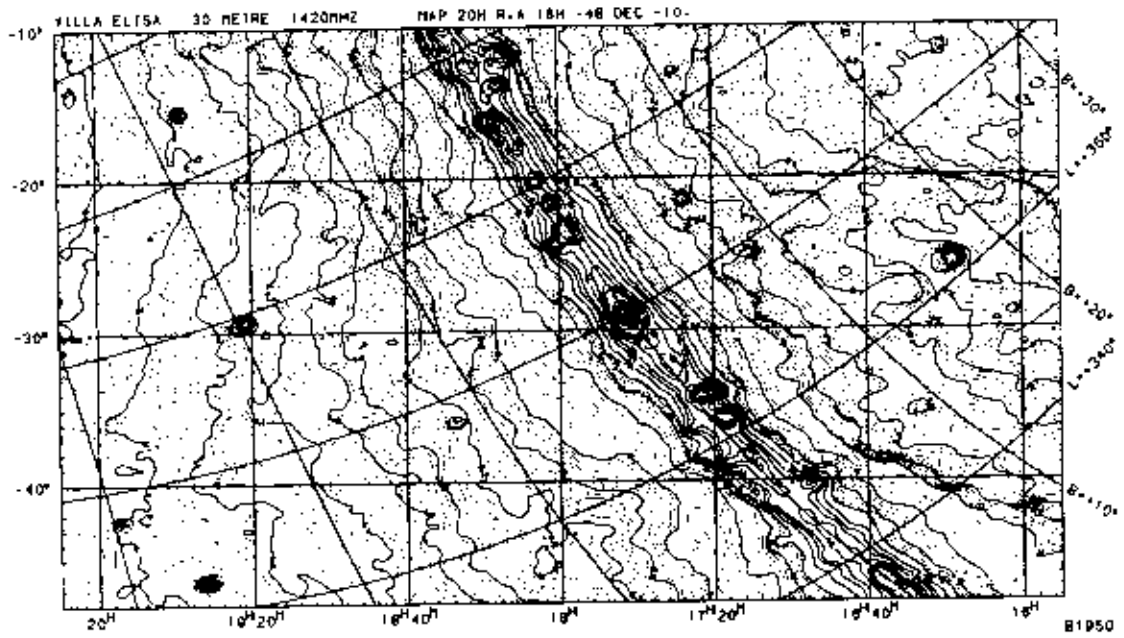


Figura 7: (continuación)

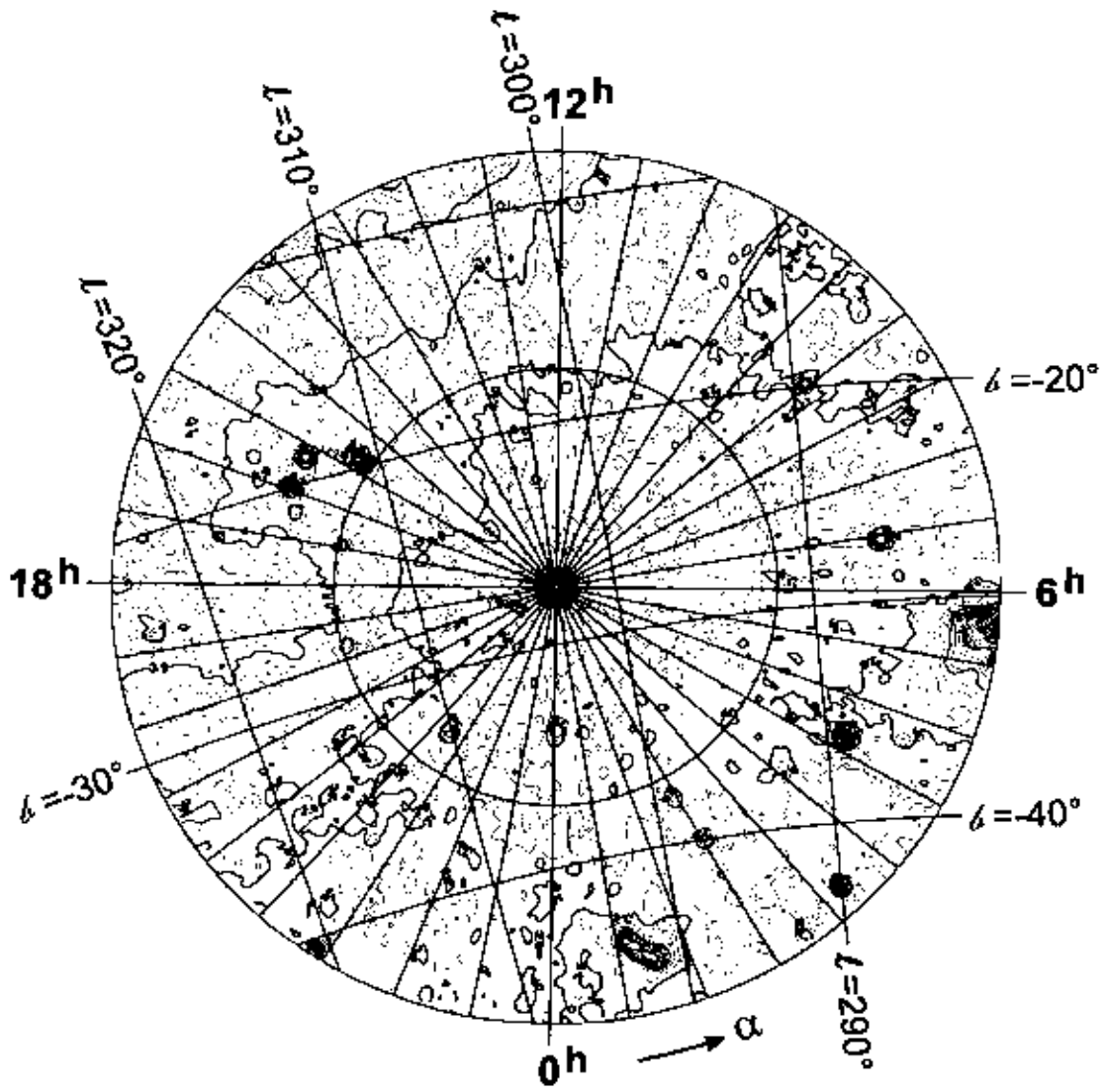


Figura 7: (continuación)

Capítulo 8 : Conclusiones

El principal objetivo de esta Tesis fue el estudio, en el continuo de radio a 1435 MHz, de la región Vela-Puppis comprendida entre las coordenadas galácticas $240^{\circ}.0 \leq l \leq 280^{\circ}.0$ y $-20^{\circ}.0 \leq b < 20^{\circ}.0$. En esta región, el estudio fue orientado principalmente sobre la nebulosa de Gum, una estructura de aproximadamente 36° de diámetro, detectada en emisión H α , y sobre el IRAS Vela Shell (IVS), una estructura de aproximadamente $7^{\circ}.5$ de diámetro, detectada en el infrarrojo lejano.

Luego de la reducción de los datos, que fue detallada ampliamente en el **Capítulo 4**, y utilizando los datos del relevamiento a 408 MHz de Haslam et al. (1982), se obtuvieron los índices espectrales globales para toda la región. Con los índices espectrales, fue posible obtener en la región la separación de las contribuciones de la *emisión térmica y no-térmica*.

En un paso posterior se obtuvo *la medida de la emisión (ME)*. Determinaciones anteriores de la ME, obtenidas por diferentes autores (Reynolds 1976b; Woermann et al., 2000), fueron realizadas en puntos aislados de la región, mientras que nuestras determinaciones, *por primera vez* suministran, una idea global de su distribución para toda la región.

Luego se aplicó un proceso de sustracción de un "fondo", que nos permitió aislar la contribución de las estructuras más débiles, del intenso fondo galáctico. A los mapas así obtenidos, se les aplicó el método *temperatura vs. temperatura* (T-T plot), con lo que se obtuvo el índice espectral, en zonas seleccionadas de la nebulosa de Gum y del IVS.

Los índices espectrales obtenidos tanto para el IVS como para la nebulosa de Gum, confirmarían que la distribución de la emisión de continuo es heterogénea. En ambos objetos, tal como fue propuesto por Duncan et al. (1996) y Woermann et al. (2000), existe una mezcla de procesos sincrotrónicos y térmicos. Estos resultados también confirmarían que estamos en presencia de *dos objetos de naturaleza diferente* (Sahu, 1996).

Posteriormente, para obtener una idea más detallada de la distribución del índice espectral se aplicó una modificación del método T-T, el llamado índice espectral diferencial. Con este último, también se obtuvo *por primera vez*, la distribución del índice espectral para toda la región.

En esta Tesis, el IVS y la nebulosa de Gum fueron tratados como estructuras separadas, debido: 1) a su diferente comportamiento cinemático (Sahu, 1992) (Capítulo 1.2); 2) a la diferencia en la distribución de los índices espectrales; 3) a la diferente distribución espacial que muestran los YSO (§ 7.1). Estas diferencias refuerzan la idea de que su origen sea diferente. Con los resultados alcanzados se sugirieron posibles orígenes, tanto para la nebulosa de Gum como para el IVS.

En base a los valores del índice espectral de naturaleza no-térmica determinados en este trabajo, y a la discusión desarrollada, puede concluirse que *en la actualidad* la emisión de continuo originada en la nebulosa de Gum podría estar dominada por múltiples explosiones de supernovas.

La emisión térmica que se observa en parte de la misma podría ser explicada por fenómenos como:

a) La recombinación del material neutro que rodea a la nebulosa de Gum, que fue barrido por los vientos estelares y por las ondas de choque de las supernovas (Lozinskaya, 1992).

b) La ionización del material neutro barrido por las explosiones de supernovas, por la radiación UV de la estrella ζ Puppis (Reynoso & Dubner, 1988).

El origen del IVS podría ser explicado en forma diferente, debido a que los índices espectrales encontrados son en su mayoría de naturaleza térmica, encontrándose sólo en algunas regiones un índice de naturaleza no-térmica. El mismo podría ser interpretado como una combinación de los efectos de vientos estelares y explosiones de supernovas. La estructura en expansión del IVS, que envuelve a todas las estrellas de la asociación Vela OB2, habría sido formada por los fuertes vientos estelares de las estrellas de mayor masa de Vela OB2. Si una SN explota dentro de la cavidad creada por vientos, el frente de choque de la misma se expandirá adiabáticamente dentro de la burbuja hasta alcanzar su borde y se hará visible en el rango de radio, eventualmente como radiación no-térmica (Lozinskaya, 1992).

Además, se llevó a cabo un estudio del RSN Vela XYZ explotando la alta sensibilidad de nuestras observaciones. Se encontró una extensión del mismo hacia latitudes galácticas más negativas. Se obtuvo la distribución del índice espectral de Vela XYZ por el método temperatura vs. temperatura.

Se encontró que la morfología del remanente de Vela XYZ en la banda centimétrica consiste en una cáscara exterior de forma elíptica, con un espectro no-térmico, que encierra una zona central brillante que

posee un espectro térmico. Nuestras observaciones confirmarían la clasificación de este remanente como "plerión" dada por Weiler y Panagia (1980).

Además, se llevó a cabo el estudio del área $269^{\circ}.0 \leq l \leq 280^{\circ}.0$ y $-8^{\circ}.0 \leq b \leq 5^{\circ}.0$ y de las regiones III detectadas de la zona.

En el último capítulo se presentaron los resultados del relevamiento en el continuo de radio, calibrado absolutamente, del Hemisferio Sur Celeste en la frecuencia de 1420 MHz. Los mapas presentados cubren el área de $0 \text{ h} < \alpha \leq 24 \text{ h}$ en ascensión recta para un rango en declinación de -90° a -10° . La sensibilidad (50 mK en T_b ; 3x ruido-r.m.s) y la resolución angular de los mapas ($\sim 35''.4$) coinciden con el relevamiento del Hemisferio Norte, realizado en la misma frecuencia en Stockert. Se compararon las densidades de flujo de las fuentes compactas y extendidas con los datos publicados que fueron obtenidos con el telescopio de Parkes de 64 m. Los mapas del relevamiento resultan ser lo suficientemente sensibles, como para permitir un estudio posterior de la distribución del índice espectral de la emisión galáctica a gran escala.

Apéndice I

Interpolación con el método de la parábola Dual

Para retabular los datos en una nueva grilla, se utilizó el método de la parábola dual descrito por Haslam et al. (1980) Haslam C.G.T., Haslam N.C., Emerson D.T.:1980, Technical Report N°56, MPIFR, Bonn). El método fue desarrollado para satisfacer los requerimientos del nuestro original.

En el presente trabajo se utilizan dos tipos de interpolación:

a) Interpolación en una dimensión:

Se ajustan dos parábolas a los 4 puntos adyacentes al punto a interpolar: una primer parábola P_1 a los tres puntos a b c y una segunda parábola P_2 a los puntos b c d (ver figura 1 A).

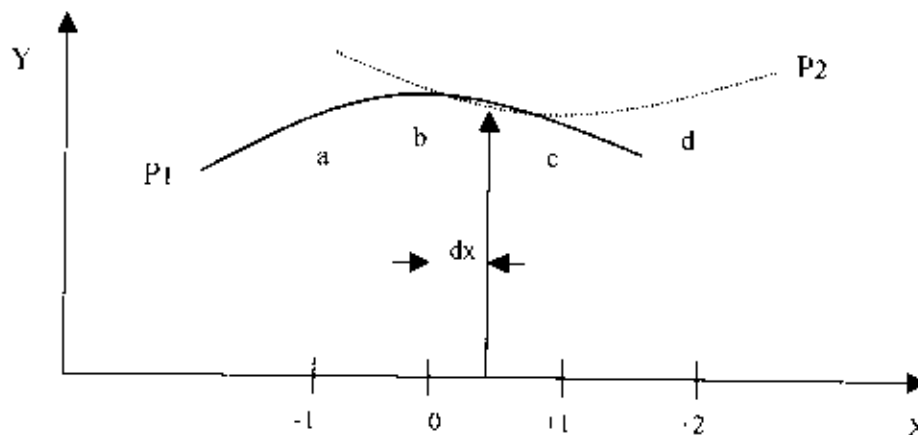


FIGURA 1A

Se toma una combinación lineal de las dos parábolas, de tal forma que en las vecindades del punto b, se usa sólo P_1 y en las vecindades del punto c, se utiliza sólo P_2 . De esta forma tenemos para la intensidad Z:

$$Z = P_1 (1-dx) + P_2 (dx) \quad 0 \leq dx \leq 1$$

Aquí, P_1 es de la forma:

$$P_1 = (2b + (-a - c)x + (a - 2b + c)x^2)/2 \quad -1 \leq x < 1$$

$$y \quad P_2 = (2b + (4c - 3b - d)x - (b - 2c + d)x^2)/2 \quad 0 \leq x \leq 2$$

$$\therefore Z = (2b + (c - a)dx + (2a - 5b + 4c - d)dx^2 - (a - 3b - 3c + d)dx^3)/2 \quad 0 \leq x < 1 \quad (1)$$

La ecuación "1" tiene la forma de ecuación cúbica, pero sus coeficientes son diferentes a esta, y pueden ser derivados directamente de los puntos a b c d. Este método tiene la ventaja que al cruzar los límites entre sucesivos datos, se utiliza la misma parábola en la vecindad del mismo y de esta forma, el ajuste es continuo.



tanto en amplitud como pendiente, a medida que se avanza de un dato al siguiente, como se muestra en la figura 2 A.

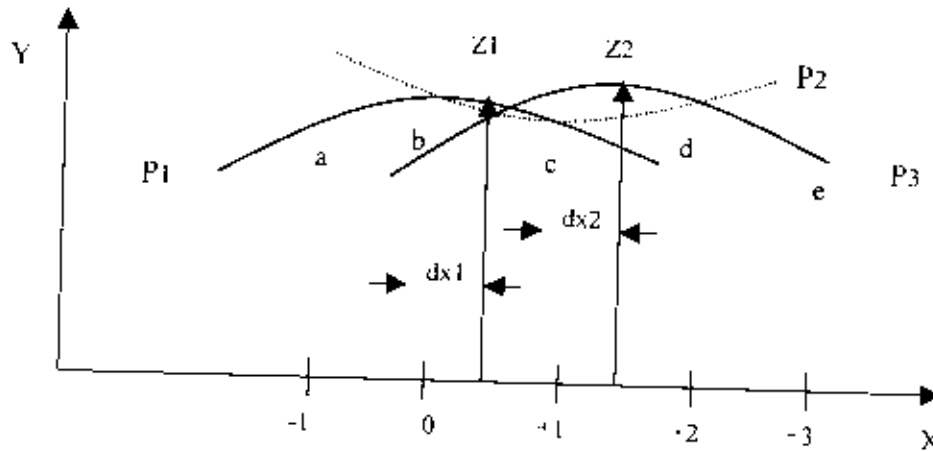


Figura 2 A

Para este caso:

$$Z1 = P_1 (1 - dx_1) + P_2 (dx_1) \quad 0 \leq dx_1 \leq 1$$

$$Z2 = P_2 (1 - dx_2) + P_3 (dx_2) \quad 0 \leq dx_2 \leq 1$$

Para el caso de una función gaussiana y para el caso más desfavorable (cuando el pico cae exactamente en la mitad, $dx = 0.5$, entre dos datos), la interpolación reproduce el valor dentro de un error del 2%.

El valor será más preciso, es cuando el pico de la fuente está más cerca a uno de los puntos originales.

Este método interpolatorio, permite obtener el flujo de un objeto, desde una integración de los puntos de los alrededores y no solamente de su valor pico.

El error en la posición debido a la interpolación, nunca es mayor del 5%, aún en el caso más desfavorable, de dos puntos por ancho potencia mitad. Esta precisión aumentará a medida que se aumente el muestreo por haz.

b) Interpolación en dos dimensiones:

Este método es utilizado, cuando los datos se transfieren por ejemplo a un sistema de coordenadas diferente. El método de interpolación en dos dimensiones está basado en la interpolación en un dimensión descrito en a).

El método unidimensional, es utilizado 4 veces, para obtener 4 puntos desplazados dx de la segunda columna (ver figura 3 A a). Estos 4 nuevos valores son ahora nuevamente utilizados en una quinta aplicación del método unidimensional, para obtener un punto desplazado dy respecto de la segunda columna (fig. 3 A b).

El mismo resultado se obtiene, si el orden de las operaciones se invierten. Esto da el valor Z en el punto P con la offset dx y dy . Por lo tanto, para obtener este punto, se utilizan 16 puntos de los alrededores.

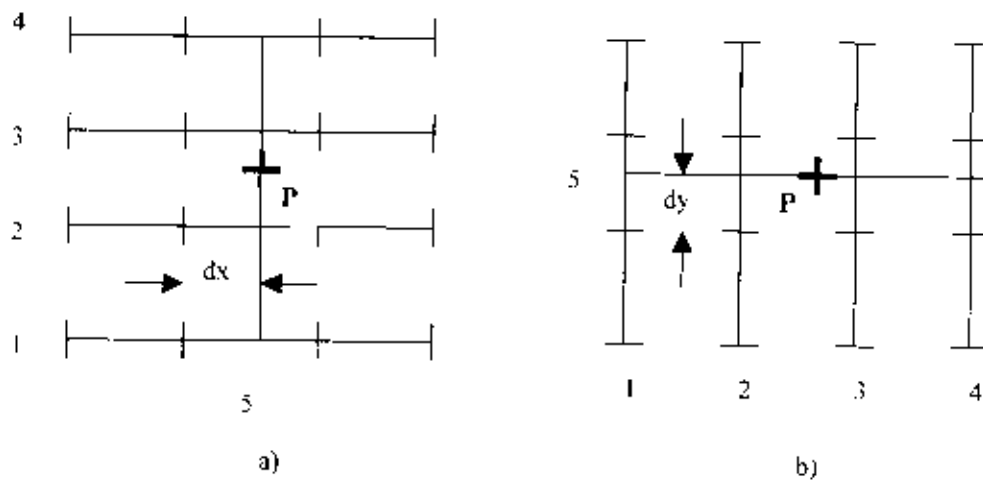


Figura 3 A

Apéndice 2

Sustracción de la radiación de fondo (Background)

Para la sustracción de la radiación de fondo se utilizó el método iterativo que consta de los siguientes pasos:

1) El mapa original con temperatura T_i y un HPBW ϕ es convolucionado con un haz bidimensional gaussiano con HPBW en $\Delta\alpha$ y $\Delta\delta$ igual a θ , donde $\theta > \phi$.

A las temperaturas del mapa convolucionado, las llamaremos T_i'' .

Las diferencias entre el mapa original y el convolucionado serán: $\Delta T_i'' = T_i - T_i''$

donde T_i son las temperaturas originales.

Estas temperaturas residuales ($\Delta T_i''$) son entonces sustraídas del mapa original, sólo cuando $\Delta T_i''$ es positiva. Esta sustracción nos da un mapa T_i^1 que consiste de dos partes:

a) Es igual al original cuando $\Delta T_i'' \leq 0$:

$$\therefore T_i^1 = T_i \quad \text{para valores } T_i'' \geq T_i$$

b) Es reemplazado por los valores convolucionados T_i'' cuando $\Delta T_i'' > 0$:

$$\therefore T_i^1 = T_i'' \quad \text{para valores } T_i'' < T_i$$

Es decir, el mapa T_i^1 es igual al original T_i , excepto donde existen pequeños picos.

2) El mapa T_i^1 es nuevamente convolucionado con la misma función gaussiana y de esta forma se obtiene un mapa del fondo de radiación T_i^1 .

3) Este proceso es repetido n veces hasta que la diferencia $T_i'' - T_i^{1-1}$ sea más pequeña que el ruido r.m.s del mapa.

4) El mapa final sin la contribución de fondo será:

$$\Delta T_i^n = T_i - T_i^n$$

Apéndice 3

PROGRAMAS

Se ha hecho un desarrollo completo de un sistema de programas de procesamiento para analizar y reducir las observaciones de continuo y polarización en radio realizadas con el receptor polarimétrico instalado en la segunda antena del IAR.

Dicho "SOFTWARE" ha sido originalmente desarrollado para una computadora IBM PC en idioma BASIC. Los programas han sido readaptados para su utilización en sistema VMS con una Work-Station micro-VAX y para todo tipo de computadora PC en idioma Fortran 77. Los programas pueden ser divididos en dos grupos:

I) Programas de reducción de observaciones realizadas en el sistema NOD-Scan (Haslam et al., 1981).

- i) Programa que encuentra los puntos de intersección entre los barridos realizados con la antena hacia el norte "up scan" y hacia el sur "down scan". Provee la diferencia de amplitud de la temperatura interpolada entre los "up" y "down scans" en los puntos de intersección y ajusta por mínimos cuadrados una línea recta a estos errores. Este proceso, iterativo, es realizado barrido por barrido, primero para todos los "up scans" y luego para todos los "down scans". De esta forma se optimizan las correcciones a las líneas de base.
- ii) Corrección de variaciones temporales en la ganancia de los receptores, contribución de tierra, etc (efectos de scan), por el método de Sofue y Reich (1979).
- iii) Retabulación de los datos observacionales obtenidos en el modo NOD-scan a un sistema rectangular (Ascensión Recta = constante).

II) Programas de Uso General

- i) Búsqueda del máximo de emisión de una radiofuente y derivación del error de apuntamiento de la antena en ascensión recta y declinación.
- ii) Ajuste de una Gaussiana bidimensional: encuentra el Ancho Potencia Mitad del Haz (HPBW) y la temperatura del pico en radiofuentes calibradoras.
- iii) Programa que encuentra el valor de la temperatura media y el ruido r.m.s. en una región seleccionada de un mapa dado.
- iv) Promedio de barridos y ajuste de la línea de base utilizando un polinomio de hasta grado 10.
- v) Determinación por interpolación de la temperatura en cualquier punto de un mapa.
- vi) Sustracción de la "Emisión de Fondo" en un mapa por un método iterativo.
- vii) Programa para convolucionar un mapa a un haz determinado.
- viii) Construir un submapa de un mapa.

- ix) Combinar mapas.
- x) Rotación de coordenadas: de galácticas a ecuatoriales y viceversa.
- xi) Integración en anillos para el cálculo del flujo integrado de radiofuentes.
- xii) Cálculo de la fracción térmica y Fracción no-térmica.
- xiii) Cálculo de la medida de la emisión.
- xiv) Cortes para la construcción de perfiles de intensidad a lo largo de un mapa.
- xv) Cálculo del índice espectral punto a punto en un mapa.
- xvi) Cálculo del índice espectral por el método de temperatura vs. temperatura (TT-plot).

Referencias

- Alexander, J.K., Brandt, J.C., Maran S.P., Stetcher, T.P.: 1971, *Ap J.*, 167, 487.
- Allen, C.W., Gum, C.S.: 1950, *Austr. J. Phys* 3, 224.
- Altenhoff, W., Mezger, P.G., Wendker, H., WusterHout, G.: 1960, *Veröff. Sternwarte Bonn*, N° 59, 48.
- Alvarez, H., Aparici, J., May, J., Olmos, F.: 1997, *A&A S.S.* 124, 315.
- Alvarez, H., Aparici, J., May, J., Reich P.: 2000, *A&A* 355, 863.
- Aschenbach, B., Egger, R., Trümper, J.: 1995, *Nature* 373, 587.
- Bailes, M., Manchester, R.N., Kesteven, M.J., Norris, R.P., Reynolds, J.E.: 1989, *ApJ* 343, L53.
- Bava J.A., Filloy E., Olalde J.C., Sanz A.J.: 1982, *Bol. Asoc. Arg. Astr.* 27, 197.
- Bava J.A., Sanz A.J.: 1983, *III Congreso de Electrónica. Subsecc. De Ciencia y Tecnología*, p47.
- Bensadoun, M., Bersanelli, M., De Amici, G.: 1993, *ApJ* 409, 1.
- Beuermann, K. P.: 1973, *Ap. Space Sci.* 20, 27.
- Bok B.J.: 1971, *Sky & Telescope* 64, 70.
- Boughn, S.P., Cheng, E.S., Cottingham, D.A., Fixsen, D.J.: 1992, *ApJ* 397, 420.
- Brandt, J.C., Stetcher, T.P., Crawford, D.L., Maran, S.P.: 1971, *Ap J.* 163, L99.
- Brand, j., van der Bij, M.D.P., de Vries, C.P., Israel, F.P., de Graaw, T., van de Stadt, H., Wouterloot, J.G.A., Leene, A., Hahing, H.J.: 1984, *A&A* 139, 181.
- Bridle, A.H.: 1967, *M.N.R.A.S.* 136, 219.
- Cane, H. V.: 1973, *Proc. Astron. Soc. Aus.*, 2, 4, 197.
- Cane, H.V.: 1978 *Austr. J. Phys.* 31, 561.
- Caswell, J.L., Haynes, R.F.: 1987, *A&A* 171, 261.
- Chanot, A., Sivan, J. P.: 1983, 121, 19.
- Cha, A., N., Sembach, K.R., Danks, A.C.: 1999, *Ap J.* 515, L25.
- Clark, D.H., Caswell, J.L.: 1976, *M.N.R.A.S.* 174, 267.
- Colomb, F.R., Pöppel, W.L.G., Heiles, C.: 1980, *A&A S.S.* 40, 47.
- Costain, C.H.: 1960, *M.N.R.A.S.* 182, 147.
- Cottingham, D.A.: 1987, *Tesis doctoral, Princeton Univ.*
- Cooper, B.F.C., Price, R.M., Cole, D.I.: 1965, *Aust. J. Phys.* 18, 589.
- Chevalier, R.A.: 1974, *Ap J.* 188, 501.
- Dane T.M., Ungerechts, H., Cohen, R.S., Degeus, E.J, Grenier, I.A., May, J., Murphy, D.C., Nyman, L.A., Thaddeus, P.: 1987, *Ap J.* 322, 706.
- Davies, R.D.: 1969, *Nature* 223, 355.
- Davis, R.D., Watson, R.A., Gutierrez, C.M.: 1996, *M.N.R.A.S.* 278, 925.
- Day, G.A., Caswell, J.L., Cooke, D.J.: 1972, *Aust. J. Phys. Suppl.* 25, 1.
- De Marco, D., Schmutz, W., Crowther, P.A., Hillier, D.J., Dssart, L., de Koter, A., Schweickhardt, J.: 2000, *A&A* 358, 187.
- deOlivera-Costa, A., Tegmark, M., Page, L.A., Boughn, S.P.: 1998, *ApJ* 509, L9.
- de Zeeuw, P.T., Brown, A.G.A., de Bruijne, J.H.J., Hoogerwerf, R., Lub, J., Le Poole, R.S., Blauw, A.: 1997 *ESA SP* 402, 495.
- de Zeeuw, P.T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J.H.J., Brown, A.G.A., Blauw, A.: 1999, *A.J.* 117, 354
- Dröge, F., Priester, W.: 1956, *Z. Astrophys.* 40, 236.
- Dubner, G.M., Arnal, M.E.: 1988, *A&A S.S.* 75, 363.
- Dubner, G.M., Giacani, E.B., Cappa de Nicolao, C., Reynoso, E.: 1992, *A&A S.S.* 96, 505.
- Duncan, A.R., Stewart, R.T., Haynes R.F., Jones, K.L.: 1995, *M.N.R.A.S.* 277, 36.
- Duncan, A.R., Stewart, R.T., Haynes, R.F., Jones, K.L.: 1996, *M.N.R.A.S.* 280, 252.
- Eggen, O.J.: 1980, *ApJ.* 238, 627.
- Ellis, G. R. A.: 1972, *Proc. Astron. Soc. Aus.* 2, 3, 158.
- Emerson, D.T., Grave, R.: 1988, *A&A* 190, 353.
- Franco, G.A.P.: *A&A* 227, 499.
- Gardner, F.F., Whiteoak, J.B., Morris, D.: 1975, *Aust. J. Phys.* 35, 1.
- Georgelin, Y.P., Georgelin, Y.M.: 1970, *A&A* 6, 349.

- Georgelin, Y.P., Georgelin, Y.M., Sivan, J.P.: 1979, ed. W. Burton, Simposio 84 de la IAU, "Large Scale Characteristics of the Galaxy", Reidel, Dordrech, p 65.
- Giacani, F.B., Testori, J.C.: 1984, Informe Interno 40 del IAR.
- Green, A.I.: 1974, A&A Suppl. 18, 267.
- Green, D.A.: 1990, AJ 100, 1927.
- Greiner, J., Egger, R., Aschenbach, B.: 1994, A&A 286, L35.
- Gorenstein, P., Hamden, F.R. Jr., Tucker, W.H.: 1974, ApJ, 192, 661.
- Gum, C. S.: 1956, Observatory 76, 150.
- Handa, T., Sofue, Y., Reich, W., Fürst, F., Suwa, I., Fukui, Y.: 1986, Publ. Astron. Soc. Japan 38, 361.
- Harris, D. E.: 1962, ApJ 135, 611.
- Hartmann, D., Burton, W.: 1997, *Atlas of the Galactic Neutral Hydrogen*, Cambridge University Press, NY.
- Haslam C.G.T.: 1974, A&A Suppl. 15, 333.
- Haslam C.G.T., Wilson W.E., Graham D.A., Hunt G.C.: 1974, A&A S.S. 13, 359.
- Haslam, C.G.T., Salter, S.J., Stoffel, H., Wilson, W.E.: 1982, A&A S.S. 47, 1.
- Hawarden, T.G., Brand, P.W.: 1976, M.N.R.A.S. 175, *Short Communication*, 19p.
- Haynes R.F., Klein U., Wielebinski R., Murray, J.D.: 1986 A&A 159, 22.
- Heiles, C.: 1998, ApJ, 498, 689.
- Herbst, W.: 1975, A.J. 80, 503.
- Hippelein, H.H., Weinberger, R.: 1975, A&A 43, 405.
- Hirabayashi, H.: 1974, Publ. Astron. Soc. Japan. 26, 263.
- Howell, T.F., Shakeshaft, J.R.: 1966, Nature 210, 1318.
- Humphreys, R.M.: 1978, ApJ. Suppl. 38, 309.
- IEEE Standard Test Procedures for Antenas, New York, The Institute of Electric and Electronics Engineers, 1979.
- IRAS Explanatory Supplement: 1985, eds Beichmann C.A., Neugebauer, G., Habing, H.J., Clegg P.E., Chester, T.J.
- ISSA Explanatory Supplement: 1991, publicado por Infrared Processing and Analysis Center, Jet Propulsion Laboratory.
- Jenkins, F., Wallerstein, G.: 1995, Ap J. 440, 227.
- Jonas, J.L., Baart, E.L., Nicolson, G.D.: 1998, M.N.R.A.S. 297, 977.
- Kallas E., Reich W., Haslam C.G.T., 1983, A&A 128, 269.
- Klein, U., Wielebinski, R., Haynes, R. F., Malin, D.F.: 1989, A&A 211, 280.
- Kraus, J.D.: *Radio Astronomy*, McGraw Hill Book Company, 1986.
- Landecker, T.L., Wielebinski, R.: 1970, Aust. J. Phys. Suppl 16, 1.
- Large, M.I., Vaughan, A.E., Mills, B.: 1968, Nature 220, 340.
- Lawson, K.D., Mayer, C.J., Osborne, J.L., Parkinson, M.L.: 1987, MNRAS 225, 307.
- Leahy, D.A., Roger, R.S.: 1991, AJ 101, 1033.
- Leahy, D.A., Nousek, J., Garmire, G.: 1992, ApJ, 385, 561.
- Levato, H., Malaroda, S.: 1975, P.A.S.P. 87, 173.
- Lozinskaya, T.A.: 1992, *Supernovae and Stellar Wind in the Interstellar Medium*, American Institute of Physics, N.Y.
- Lyngå, G.: 1959, Ark Astron. 2, 379.
- Lyngå, G.: 1962, Ark Astron. 3, 65.
- Lyngå, G., Wrandemark, S.: 1984, A&A 132, 58.
- Loiseau, N., Cersósimo, J.C.: 1980 Informe Interno 23 del IAR.
- Loiseau, N., & Bajaja, E.: 1985 Rev. Mexicana, 10, 95.
- Loiseau, N., Klein, U., Greybe, A., Wielebinski, R., Haynes, R.F.: 1987, A&A 178, 62.
- Manchester, R.N., Taylor, J.H.: 1981, A.J. 86, 1953.
- Manchester R.N., 1987, A&A 171, 205.
- Mathewson, D.S., Healey, J.R., Rome, J.M.: 1962, Aust. J. Phys. 15, 354.
- May, J., Murphy, D.C., Thaddeus, P.: 1988 A&A S.S. 73, 51.
- Mc Cray, R.: 1988, en "Supernova Remnants and the Interstellar Medium" (IAU Coll. 101).
- Mezger, P. G., Henderson, A., P.: 1967, Ap J, 147, 471.
- Milne, D.K.: 1968, Austr. J. Phys. 21, 201.
- Milne D.K., 1970, Aust J. Phys., 23, 425.
- Milne D.K., 1979, AusJP 32, 83.
- Milne D.K.: 1980, A&A 81, 293.
- Milne D.K.: 1995, M.N.R.A.S. 277, 1435.
- Milne, D.K., Manchester, R.N.: 1986, A&A 167, 117.

- Mukherjee, P., Jones, A.W., Kneissl, R., Lasenby, A.N.: 2001, M.N.R.A.S. 320, 224.
- Murphy, D.C., May, J.: 1991, A&A 247, 202.
- Oberlack, U., Drehl, R., Montmerle, T., Prantzos, N., von Ballmoos, P.: 1994, Ap J.S. 92, 433.
- Ögelman, H., Koch-Miramond, L., Aurière, M.: 1989, Ap J. 342, L83.
- Otrupceck, R.E., Hartley, M., Jing-Sheng, W.: 2000, P.A.S.A. 17, 920.
- Pelyushenko, S.A., Stankevich, K.S.: 1969, Soviet Astron. 13, 223.
- Penzias, A.A., Wilson, R.W.: 1966, Ap J. 146, 666.
- Pettersson, B.: 1991, en "*Low Mass Star Formation in Southern Molecular Clouds*", ed. B. Reipurth, ESO Scientific Report 11, 69.
- Poveda, A., Woltjer, L.: 1968, A.J. 73, 65.
- Pozzo, M., Jeffries, R.D., Naylor, T., Tatten, F.J., Harmer, S., Kenyon, M.: 2000, M.N.R.A.S. 313, 123.
- Prentice, A., ter Haar, D.: 1969, Nature 222, 964.
- Prusti T., Adorf, H.M., Meurs F.J.A.: 1992 A&A 261, 685.
- Rajagopal, J., Srinivasan, G.: 1998, J.Ap. A. 19, 79.
- Reynolds R.J.: 1976, ApJ 206, 679.
- Reich W., & Steffen P. :1981, A&A 93, 27.
- Reich W.: 1982, A&A S.S. 48, 219.
- Reich P., Reich W. : 1986, A&A S.S. 63, 205.
- Reich, P.: 1986, Tesis Doctoral, Universidad de Bonn.
- Reich, P., Reich, W.: 1988b, A&A 196, 211.
- Reich, P., & Reich, W., 1988a, A&A S.S. 74, 7.
- Reich P., Reich W., 1988, A&ASS 74, 7.
- Reipurth B.: 1983, A&A 117, 183.
- Reynolds, R.J.: 1976a, Ap J. 206, 151.
- Reynolds, R.J.: 1976b, Ap J. 206, 679.
- Reynoso, E.M.: 1994, Tesis Doctoral, UBA.
- Reynoso, E.M., Dubner, G.M.: 1997 A&A S.S. 123, 31.
- Rishbeth, H.: 1958, Aust. J. Phys. 11, 550.
- Rodgers, A.W., Campbell, C.T., Whiteoak, J.B.: 1960, Ap. J. 121, 103.
- Sahu, M., Pottash, S.R., Sahu, K.C., Wesselius, P.R., Desai, J.N.: 1988, A&A 195, 269.
- Sahu, M.S.: 1992, Tesis, Universidad de Groningen.
- Sandqvist, A.: 1976, M.N.R.A.S. 177, 69.
- Schaerer, D., Schmutz, W., Grenon, M.: 1997 Ap.J. Letters 484, L153.
- Schmidt, A., Zinz, W.: 1990, MPIfR, informe técnico, 67.
- Schraml J., Mezger P.G.: 1969, ApJ, 156, 269.
- Sivan, J.P.: 1974 A&A S.S. 16, 163.
- Sofue, Y., Reich, W.: 1979, A&A S.S. 38, 251.
- Sonneborn G., Tripp, T.M., Ferlet, R., Jenkins, E.B., Sofia, U.J., Vidal-Madjar, A., Wozniak, P.R.: 2000, Ap.J. 545, 277.
- Sridharan, T.K.: 1992a, Tesis Indian Institute of Science, Bangalore.
- Sridharan T.K.: 1992b: Journal of Astrophys Astron. 13, 217.
- Srinivasan Sahu, M., Sahu, K.C.: 1993, A&A 280, 231.
- Staggs, S.T., Jarosik, N.C., Wilkinson, D.T., Wollack, E.J.: 1996, ApJ, 458, 407.
- Turtle, A.J., Pugh, J.F., Kenderline, S., Pauliny-Toth, I.I.K.: 1962, M.N.R.A.S. 124, 297.
- Uyaniker B., Füst E., Reich W., Reich, P., Wielehinski R.: 1999, A&A S.S. 138, 31.
- van den Bergh, S.: 1966, AJ. 71, 990.
- Wallerstein, G., Silk, J.: 1971, Ap J. 170, 289.
- Wallerstein, G., Silk, J., Jenkins E.B.: 1980, Ap.J. 240, 834.
- Weaver, R., Mc Cray, C.T., Castor, J., Shapiro, P., Moore, R.: 1977, Ap J. 218, 377.
- Webster, A.S.: 1974, M.N.R.A.S. 166, 355.
- Weiler, K.W., Panagia N.: 1980, A & A. 90, 269.
- Westerhout, G.: 1958, Bull Astron. Inst. Neth. 14, 215.
- Wilson, R.W., Bolton, J. G.: 1960, PASP 72, 331.
- Wilson, T.L., Mezger, P.G., Gardner, F.F., Milne, D.K.: 1970, A&A 6, 364.
- Wills, B.J.: 1975, Aust. J. Phys. 38, 1.

- Winkler, P.F., Tuttle, J.H., Kirshner, R.P., Irwin, M.J.: 1988, en "*Supernova Remnants & the Interstellar Medium*" (IAU Coll. 101), eds. R.S. Roger, T.L. Landecker (Cambridge University Press), p.65.
- Wright, A.F., Griffith, M.R., Burke, B.F., Ekers, R.D.: 1994, *Ap.J.S.* 91, 111.
- Woermann, B., Jonas, J.L.: 1998, *M.N.R.A.S.* 234, 971.
- Woermann, B., Gaylard, M. J., Otrupcek, R.: 2000, *M.N.R.A.S.*, 315, 241.
- Wright, A., Otrupcek, R.: 1990, *Bull. Inf. CDS* 41, 47. (PKSCAT90)
- Yamaguchi, N., Mizuno, N., Moriguchi, Y., Yonekura, Y., Mizuno, A., Fukui, Y., : 1999, *Pub. Astron. Soc. Japan* 51, 765.
- Yates, K.W.: 1968, *Austr. J. Phys.* 21, 167.
- Zaley W.J.: 1979, *New Zeland J. Sci.* 22, 549.
- Zhang, X., Zheng, Y., Landecker, T.L., Higgs, L.A.: 1997, *A&A* 324, 611.