

Estudio de la emisión de la línea

de recombinación H166d en el hemisferio sud

Tesis doctoral presentada por

Ismael Norberto Azcárate

En la Facultad de Ciencias Exactas de

la Universidad Nacional de La Plata

Asesor Científico: Dr. Humer Fanchiotti

Director de tesis: Dr. Fernando Raul Colomb

1988

Agradecimientos

A todos los miembros del Instituto Argentino de Radioastronomía.

Introducción

La observación e interpretación de las líneas de recombinación en el rango de las radiofrecuencias constituyen un rama importante de la radioastronomía. Dichas líneas en el rango de radio son resultado de transiciones entre niveles atómicos con números cuánticos principales altos ($n \geq 40$). Son llamadas líneas de recombinación debido a que estos niveles de energía se pueblan generalmente por recombinación electrónica (un átomo ionizado captura a un electrón a un nivel de alto n , quedando así excitado y al decaer hacia niveles más bajos se produce la emisión de la línea), aunque un átomo dado puede sufrir una o más colisiones con electrones después que se recombine y antes de que emita un fotón. Kardashev (1959) predijo que las líneas de recombinación de hidrógeno y helio en radiofrecuencias deberían ser emitidas por regiones HII con intensidad suficiente como para

ser observables por encima del fondo térmico continuo. Esto fue confirmado por observaciones realizadas algunos años después, primero en el observatorio de Pulkovo en la Unión de Repúblicas Socialistas Soviéticas en 1964 y luego en el N.R.A.O. en los Estados Unidos de Norteamérica en 1965.

Desde estas primeras detecciones, líneas de recombinación en radio de varios elementos (H, He, C), se han observado en una gran variedad de objetos celestes regiones HII, nebulosas planetarias, nubes moleculares, el medio interestelar difuso e, incluso en otras galaxias. Las observaciones cubren el rango de 0.1 a 100 GHz y se han realizado empleando tanto antenas simples como técnicas de síntesis de apertura. De las observaciones de líneas de recombinación en radio se puede extraer información sobre el comportamiento de los átomos en estados altamente excitados, las propiedades físicas del medio interestelar y de la estructura en gran escala de la Galaxia.

Para interpretar las observaciones de estas líneas y extraer conclusiones acerca de algunos parámetros físicos de la región observada (temperatura electrónica, densidad, medida de emisión,

parámetro de excitación) se ha hecho en general la suposición de que las líneas se forman y transfieren en condiciones de equilibrio termodinámico local (E.T.L.). Más adelante se verá que esta aproximación es válida para determinados rangos de frecuencia, densidades y medidas de emisión (Shaver, 1980).

Cuando no hay ETL, el apartamiento de las poblaciones del valor que tendrían en condiciones de ETL produce una inversión de las poblaciones y una amplificación tipo maser de la radiación emitida durante una transición. Esto produce un aumento de la temperatura de antena de la línea observada y por lo tanto una subestimación de la temperatura electrónica de la región que es objeto de estudio.

En general, la frecuencia de la línea emitida en una transición entre dos niveles con números cuánticos $n + \Delta n$ y n , estará dada por la fórmula de Rydberg

$$\nu = R c Z^2 \left[\frac{1}{n^2} - \frac{1}{(n + \Delta n)^2} \right]$$

Para el rango de radiofrecuencias $n + \Delta n \approx n$ y se puede tomar el valor aproximado $2RcZ^2 \Delta n / n^3 (1 - 3/2 \Delta n / n)$, donde c es la velocidad de la luz, Z es la carga efectiva del núcleo y R es la

constante de Rydberg \mathcal{R} es $R=R_{\infty}(1-m/M)$, m es la masa del electrón, M la masa atómica del elemento considerado, $R = 109737 \text{ cm}^{-1}$. Cuando $\Delta n = 1$ la transición es identificada con el número cuántico principal del nivel inferior de la transición y la letra griega α (por ejemplo H109 α). Para $\Delta n = 2$, la transición es del tipo β , etc. Las líneas más intensas son las Hn α , debido a la gran abundancia del hidrógeno y las grandes fuerzas de oscilador de las transiciones correspondientes.

En este trabajo de Tesis se dan los resultados de

- a) Observaciones de la línea de recombinación H166 α en toda una porción del plano galáctico (4^o cuadrante), hechas con una resolución en velocidad de $\approx 15.8 \text{ km.s}^{-1}$
- b) Observaciones en varias posiciones de la nebulosa de Carina con una resolución en velocidad de 2 km.s^{-1} en H166 α y del continuo en esa región en 1420 MHz
- c) Determinación de un gradiente de la temperatura electrónica del gas ionizado de baja densidad asociado a regiones HII con la distancia galactocéntrica.
- d) Observaciones de varias regiones HII (en varias posiciones en

la mayor parte de ellas) en la misma línea de recombinación y con la misma resolución en velocidad que en el caso de Carina (también en el continuo).

e) Observaciones de la nebulosa de Gum en la línea H166 α .

Regiones HII

Gran cantidad de objetos ópticamente luminosos no podían ser resueltos por los telescopios usados antes del siglo XIX. Estos objetos fueron llamados nebulosas. El mejoramiento de los telescopios permitió separar estos objetos en seis clases distintas: Galaxias externas, cúmulos globulares de estrellas en nuestra propia galaxia, remanentes de supernovas que irradian por medio de electrones moviéndose en velocidades cercanas a las de la luz, y atrapados en campos magnéticos (radiación sincrotrónica), nebulosas planetarias, nebulosas de reflexión, que son concentraciones de gas frío y polvo que reflejan la luz de las estrellas cercanas y nebulosas brillantes difusas, que son concentraciones de gas caliente, rodeando estrellas tempranas. Las nebulosas brillantes difusas están concentradas cerca del

plano galáctico y se suponen que están asociadas con la formación de estrellas. Para estas nebulosas la fuente básica de energía es la radiación ultravioleta de la o las estrellas excitatrices. Esta radiación ultravioleta ioniza casi todo el hidrógeno de la nebulosa. Tales regiones son llamadas regiones HII. Los efectos de la interacción de la radiación ultravioleta y las nebulosas gaseosas han sido bien estudiados en longitudes de onda ópticas. Los espectros ópticos muestran las líneas de Balmer del hidrógeno, principalmente H_{α} (6562 Å), H_{β} (4861 Å) y H_{γ} (4340 Å). Además aparecen las líneas [OII], [OIII], [NII] que son prohibidas por las reglas de selección y, a causa de sus largas vidas medias, sus estados superiores son fácilmente despoblados por colisiones, lo que explica por qué ellas aparecen en la envoltura tenue del medio interestelar y no en el medio de más alta densidad que rodea las fuentes de luz terrestres. Las líneas de 3729 Å y 3726 Å del [OII] dan información acerca de la densidad de la nebulosa, mientras que las líneas de 4363 Å y 5007 Å del [OIII] se pueden utilizar para obtener información sobre la temperatura. También las líneas de Balmer, junto con

líneas nebulares, pueden ser usadas para determinar las condiciones físicas de las nebulosas de emisión (nebulosas brillantes difusas, nebulosas planetarias y remanentes de supernovas).

Los efectos de la radiación ultravioleta en las nebulosas brillantes difusas producen también radiación del continuo y de línea en el rango de longitudes de onda de radio.

La emisión de radio más intensa de regiones HII es la causada por interacciones libre-libre entre partículas cargadas, llamada Bremsstrahlung (radiación de frenado). Esta radiación forma la radiación de continuo en radio.

Para determinar los coeficientes de emisión y de absorción, se hacen algunas aproximaciones. Se asume que la energía radiada es pequeña comparada con la energía cinética del electrón y que la recíproca de la frecuencia radiada es pequeña comparada con el tiempo empleado por el electrón para experimentar una deflexión de 90° . Usando estas aproximaciones Oster (1961), derivó una expresión para el coeficiente de absorción libre-libre en las frecuencias de radio:

$$K_{\nu} = \frac{N_e N_i}{\nu^2} \frac{8 Z^2 e^6}{3\sqrt{2} m^2 c^4} \left(\frac{\nu}{2}\right)^{1/2} \left(\frac{m}{2kT}\right)^{3/2} \langle \sigma \rangle \quad (1)$$

donde N_e y N_i son las densidades numéricas de electrones e iones, ν es la frecuencia, Z es la carga del ion, e es la carga del electrón, m es la masa del electrón, c es la velocidad de la luz, k la constante de Boltzmann, T la temperatura cinética y g es el factor de Gaunt promediado sobre una distribución Maxwelliana de velocidades. Todas las unidades son c.g.s. Para temperaturas < 89200 K

$$g = \frac{\sqrt{3}}{\pi} \ln \left[\left(\frac{2kT}{\gamma m} \right)^{3/2} \cdot \frac{m}{\pi \gamma Z^2 e^2 \nu} \right]$$

y para temperaturas > 89200 K

$$g = \frac{\sqrt{3}}{\pi} \ln \left(\frac{2kT}{\pi \nu \hbar \gamma} \right)$$

donde γ es la constante de Euler.

Hay una aproximación de Altenhoff y otros (1960) a la ecuación (1), que es usada a menudo en el análisis de observaciones radioastronómicas en regiones HII:

$$K_\nu \approx \frac{0.0825 N_e N_i}{\nu^{2.1} T_e^{-1.35}} \quad (\nu \text{ está en GHz})$$

Teniendo el coeficiente de absorción libre-libre, se puede calcular el coeficiente de emisión por medio de la relación $J_\nu =$

$B_\nu(T_e)$, donde $B_\nu(T_e)$ es la función de Planck, que cuando

$h\nu \gg kT_e$ se puede aproximar por $2kT_e \nu^2 / c^2$, la conocida aproximación de Rayleigh-Jeans.

La sustitución de la aproximación de Rayleigh-Jeans en el cociente J_ν / K_ν , permite obtener la emisión observada libre-libre de regiones HII en el rango de radio:

$$I(x) = I(0) e^{-\bar{\tau}_c(0)} + \int_0^{\bar{\tau}_c(0)} \frac{2kT_e \nu^2}{c^2} e^{-t} dt + I(x_L)$$

donde $\bar{\tau}_c = \int K_c dx$

Si la región HII es homogénea en densidad y temperatura y la emisión "foreground" es cero, entonces

$$I(x) = I(0) e^{-\bar{\tau}_c(0)} + \frac{2kT_e \nu^2}{c^2} \left(1 - e^{-\bar{\tau}_c(0)} \right) \quad (2)$$

Esta ecuación debería describir la intensidad de la emisión libre-libre de la nebulosa observada con el radiotelescopio. En la práctica en radioastronomía se usan unidades de temperatura para medir la intensidad de la radiación. Es conveniente escribir la ecuación (2) en términos de la temperatura de brillo T , siendo $I = 2kT \nu^2 / c^2$ por definición de temperatura de brillo.

Entonces tenemos

$$T_C(x) = T(0) e^{-\bar{\tau}_c(0)} + T_e (1 - \bar{\tau}_c(0))$$

Para bajas frecuencias $\bar{\tau}_c$ se hace mucho mayor que 1 para la

mayoría de las regiones HII, luego:

$$T(x) \approx T(0) e^{-\tau_c} + T_e$$

En altas frecuencias, el espesor óptico se hace $\ll 1$, entonces:

$$T(x) \approx T(0) + T_e \tau_c$$

Líneas de recombinación

Ya se ha dicho algo de ellas anteriormente en la introducción.

Nos referiremos acá a la forma de las líneas, especialmente en el rango de radiofrecuencias.

Debido a que el gas puede considerarse compuesto de partículas con una distribución Maxwelliana de velocidades, el número de átomos con componentes de velocidad entre v_x y $v_x + dv_x$ a lo largo de la línea de vista es

$$dN(v_x) = N \sqrt{\frac{2m}{2kT\pi}} e^{-\frac{mv_x^2}{2kT}} dv_x \quad (3)$$

N es el número total de partículas y M es la masa de las partículas de esas especies. Usando la fórmula Doppler (con su aproximación radioastronómica), para la frecuencia observada

$$\nu = \nu_0 \left[1 - \frac{v_x}{c} \right]$$

y diferenciando $dv_x = -cd\nu/\nu_0$ entonces se convierte la ecuación (3) en intensidad de la línea con la presunción de que el gas es

ópticamente delgado, o sea que la intensidad de la línea observada es proporcional al número N de emisores y que $dI(\nu) \propto dN(\nu)$, entonces

$$dI(\nu) = I \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \exp\left(-4 \ln 2 \frac{(\nu - \nu_0)^2}{\Delta \nu^2}\right)$$

donde el ancho Doppler se define como el ancho total a altura mitad de la línea

$$\Delta \nu = \left(4 \ln 2 \cdot \frac{2kT}{mc^2}\right)^{1/2} \nu_0$$

Es conveniente definir una función forma de línea, tal que $dI = I f(\nu) d\nu$. La función forma aquí es $f(\nu)$

$$= \sqrt{\frac{4 \ln 2}{\pi}} \frac{1}{\Delta \nu} \cdot \exp\left[-4 \ln 2 \frac{(\nu - \nu_0)^2}{\Delta \nu^2}\right]$$

La forma entonces sería gaussiana. Pero existen dos mecanismos que afectan la forma del perfil de la línea y la apartan de una forma gaussiana: la microturbulencia y el ensanchamiento por impacto. La microturbulencia proviene probablemente de expansión diferencial de gas caliente recientemente ionizado contra remanentes del gas neutro original frío. El ensanchamiento por impacto es un efecto Stark lineal. Los perfiles de las líneas son una mezcla de un núcleo gaussiano y alas lorentzianas. La forma de perfil resultante se llama perfil de Voigt.

Emisión de las líneas en condiciones de Equilibrio Termodinámico

Local (E.T.L.)

Como primera aproximación, se supone que las líneas de recombinación en radio son emitidas en condiciones de E.T.L.

Otras aproximaciones que se hacen son (Lockman y Brown, 1978)

a) Las líneas y el continuo a una dada frecuencia se pueden tratar como si se formaran en un medio homogéneo plano paralelo, e isotérmico.

b) El espesor óptico del continuo y de la línea es mucho < 1

$$\tau_c \ll 1 \quad | \tau_l + \tau_c | \ll 1$$

c) El ensanchamiento por impacto (efecto Stark) es despreciable. Con esta aproximación, la función perfil de la línea es una gaussiana.

Con estas aproximaciones tenemos la siguiente relación:

$$\frac{\int T_L dy}{T_c} = \frac{3.12 \times 10^{-12} \cdot \nu^{2.4} \cdot T_e^{-1.15}}{\alpha(\nu, T_e) \left[1 + N(H_2^+)/N(H^+) \right]}$$

Donde T_e es la temperatura electrónica (Mathews y otros, 1973),

$a(\gamma, T_e)$ es un factor próximo a la unidad tabulado por Mezser y Henderson (1967), y es igual al cociente entre el valor de K_γ de acuerdo a la expresión dada por Oster (1961) y el dado por la fórmula de Altenhoff y otros (1960), T_l es la temperatura de la línea, T_c es la temperatura del continuo y γ es la frecuencia en MHz.

Ésta (o ligeras variantes de la misma) es la fórmula que se utiliza generalmente en los trabajos de líneas de recombinación para determinar temperaturas electrónicas y se ha utilizado también en este Trabajo de Tesis. En el Capítulo II se describe brevemente el equipo receptor utilizado en las observaciones.

Bibliografía

Altenhoff, W., Mezser, P. G., Wendker, H., y Westerhout, G.,

1960, Veroff. Sternwarte , Bonn, N^o 59, 48.

Kardashev, N. S., 1959, Soviet Astron.,- AJ 3, 813.

Lockman, F. J., y Brown, R. L., 1978, AP. J., 222, 153.

Mathews, H. E., Pedlar, A., y Davies, R. D., 1973, MNRAS, 165,
149.

Mezser, P. G., y Henderson, A. P., 1967, AP. J., 147, 47.

Oster, L., 1961, Rev. Mod. Phys., 33, 525.

Shaver, P., 1980, Astr. and AP., 91, 279.

Capítulo II

Descripción del equipo utilizado para las observaciones

Un radiotelescopio de disco simple , como el del Instituto Argentino de Radioastronomía, consta de:

- a) Una antena
- b) un receptor
- c) un sistema de adquisición y procesamiento de datos

Antena

Es un disco parabólico de 30 m. de diámetro con su parte central de 14 m. de diámetro, de superficie sólida y el resto de malla con trama de de 1 cm x 1 cm. Tiene montura ecuatorial con un cubrimiento en declinación de -9° a -90° y de 60° en ascensión recta (4 horas de seguimiento de un punto en el cielo).

La resolución angular de la antena, o sea el ancho del haz a potencia mitad, es de 34' de arco para $\lambda = 21$ cm. La eficiencia de apertura de la antena, definida a través del cociente entre

área efectiva y área geométrica
$$\epsilon_a = \frac{A_e}{A_g}$$

da una indicación del porcentaje de superficie disponible para la recepción de señales del cielo.

Para $\lambda = 21$ cm es del 59% (Informe Interno del IAR N° 12, 1979). La eficiencia de haz definida a través del cociente entre ángulo sólido del lóbulo principal y ángulo sólido total:

$$\eta = \frac{\Omega_{MAIN}}{\Omega_{TOTAL}}$$

para $\lambda = 21$ cm es de alrededor de 87%.

Receptor

El cabezal, ubicado en el foco de la antena, consta de un alimentador del tipo bocina plesada circular. La transición alimentación-coaxial determina la recepción de una sola componente de polarización.

Utiliza una llave Dicke para las observaciones con conmutación de carga, comparando la señal de antena con la de una carga de referencia. Una fuente de ruido provee una señal constante, conocida, que se adiciona a la señal del cielo en determinados momentos, permitiendo calibrar dicha señal de cielo en unidades de temperatura.

El equipo receptor ofrece también la posibilidad de observar líneas espectrales con conmutación en frecuencias, es decir comparando la señal recibida con la captada a frecuencias suficientemente alejadas como para suponer que no se incluye emisión a la frecuencia de la línea observada, proveniente del cielo y puedan ser tomadas como referencia. El receptor permite también hacer observaciones en potencia total, sin conmutaciones. Por otro lado se puede observar la emisión en continuo de radio alrededor de 1420 MHz con un ancho de banda de 40 MHz, con o sin rechazo de la línea espectral de 1420.4057 MHz del hidrógeno neutro.

El amplificador es un paramétrico tipo Micromesa con una temperatura de ruido propia de 41 K, con una ganancia de 17 db.

Luego un filtro define la banda de aceptación del sistema entre 1360 y 1430 MHz. Este rango permite estudiar la línea de 21 cm en nuestra galaxia y galaxias externas. Además permite la observación de la línea de recombinación H166 α (1424.734 MHz) que permitió la realización de este Trabajo de Tesis , y H167 α (1399.4 MHz), además de H168 α (1374.6 MHz)

Esta parte del circuito receptor (amplificador y filtro) puede ser cambiada por su equivalente para la recepción del cuarteto de líneas del radical OH en radiofrecuencias: = 1612, 1665, 1667 y 1720 MHz.

Luego se realizan tres conversiones de frecuencia. En una primera etapa se transfiere la señal de la banda de radiofrecuencia en que fue captada, a una frecuencia intermedia alrededor de 150 MHz, un segundo mezclador , situado ya en la sala de control, la vuelve a reducir a 30 MHz y finalmente un tercer mezclador la lleva a un rango entre 2 y 10 MHz para ser detectada en el banco de filtros.

La temperatura de ruido del sistema es de 85 K contra cielo frío, es decir no apuntando a zonas del cielo donde hay emisión intensa

en radiofrecuencia

La detección de la señal se hace a través de 112 canales independientes, cada uno compuesto de un detector, un amplificador y un integrador. Estos canales pueden ser usados con las siguientes combinaciones de filtros:

i) 112 filtros estrechos de 10 kHz de ancho cada uno, espaciados en 9.5 kHz.

ii) 84 filtros anchos de 75.8 kHz de ancho cada uno, espaciados en 75.8 kHz.

iii) 26 filtros muy anchos de 2.5 kHz de ancho cada uno, espaciados en 3 kHz

La adquisición de datos, el control del receptor y la calibración del espectro se hace por medio de una computadora.

Un microprocesador MOSTEK KIM-1 controla el receptor y provee en la pantalla de un osciloscopio una imagen a tiempo real del espectro observado. Una minicomputadora PDP-11-20 recibe las instrucciones de observación, muestra el espectro a través del multiplexer y un conversor analógico/digital (ADC), calibra las señales, sustrae el ruido, calcula las ganancias y registra

los resultados de las interacciones en tiempo en discos flexibles
(floppy-disks) o en cinta magnetica.

La línea de recombinación H166 α

En general, las observaciones de líneas de recombinación en radio que se han realizado hasta el presente pueden dividirse en dos grandes grupos: aquellas que se han hecho con el propósito de observar regiones HII discretas y las divididas a medir emisión de gas extendido. El primer tipo de observaciones se hacen generalmente a frecuencias $\geq 5\text{GHz}$ y son especialmente sensibles regiones compactas ($d = 1\text{-}2\text{pc}$) y densas ($n_e \geq 10^3 \text{ cm}^{-3}$). Las observaciones del gas extendido son llevadas a cabo generalmente a frecuencias más bajas (1.4 a 1.6 GHz) donde las fuentes compactas y de alta densidad son ópticamente gruesas por lo tanto no contribuyen mucho a la emisión de la línea. Sin embargo, las regiones HII compactas están generalmente asociadas

con gas ionizado de densidad más baja, por lo tanto, las observaciones del gas de baja densidad son también afectadas por la presencia de regiones HII de alta densidad.

La línea de recombinación H166 α , resultado de las transiciones entre los niveles con número cuántico principal $n'=167$ y $n=166$ (frecuencia = 1424.734 MHz), es apropiada para la observación del gas ionizado de baja densidad ($n_e = 1-10 \text{ cm}^{-3}$). La frecuencia de esta línea, muy próxima a la del hidrógeno neutro (HI), permite que con un mismo receptor se pueda obtener información acerca del gas neutro e ionizado. En general, los espectros de líneas de recombinación de alta frecuencia estarán dominados por emisión de las componentes más densas de un medio heterogéneo y las líneas de baja frecuencia por componentes menos densas (Brocklehurst y Seaton, 1972). En particular, dos efectos aseguran que los espectros de H166 α reflejarán mejor las condiciones físicas del gas de baja densidad y no estarán dominados por emisión de regiones más densas. Uno de ellos, es el espesor óptico del continuo para el gas ionizado que, a la frecuencia de 1.4 GHz es $1 \ll 1$, para densidades del orden de

$n_e \approx 10^3 \text{ cm}^{-3}$ El otro efecto es el ensanchamiento por impacto, que para la frecuencia de 1.4 GHz disminuye significativamente la temperatura pico de la línea cuando la densidad electrónica es $n_e \geq 10^3 \text{ cm}^{-3}$

Entonces, a bajas frecuencias, estos efectos se combinan para producir espectros fuertemente sensibles a las propiedades de las nebulosas de baja densidad. Por otro lado, los haces de antena relativamente grandes utilizados en la mayoría de los casos a la frecuencia de la línea H166 α favorece la observación de regiones extendidas.

Antes de los relevamientos del plano galáctico hechos por Hart y Pedlar (1976) y Lockman (1976) en la línea H166 α en el hemisferio norte, se habían hecho observaciones en baja frecuencia (Gordon y Cato, 1972; Mathews, Pedlar y Davies 1973) en direcciones donde aparentemente no había fuentes compactas de continuo, para estudiar un medio ionizado más distribuido. Había algunas hipótesis en torno al lugar donde se originaría esa emisión más distribuida, ya que se presumía eran regiones de gas relativamente frío ($T_e \leq 1000 \text{ K}$) parcialmente ionizado (

Gordon & Gottesman, 1971; Cesarsky & Cesarsky, 1971 Pero los resultados de Hart & Pedlar (1976 muestran que la línea se originaría en gas ionizado de baja densidad con una temperatura de 4000 K, la cual sería compatible con valores obtenidos para el gas extendido alrededor de regiones HII (Carsosimo & otros, 1984; Azcárate & otros, 1986; Azcárate & otros, 1987a 1987b

Los resultados de las observaciones que se han hecho en este trabajo de Tesis aportan también a esa última conclusión.

Los resultados de los dos relevamientos de H166 α hechos desde el hemisferio norte indican que la emisión de la línea en función del radio galactocéntrico muestra un máximo alrededor de la distancia galactocéntrica (R)= 5.5 kpc, luego decae rápidamente cuando el valor de R aumenta más allá de 6 kpc, estando su distribución más concentrada en las regiones más interiores de la galaxia que la correspondiente al gas más denso (deducida de observaciones de H109 α Also similar ocurre con respecto a la distribución del HI (Lockman, 1976), la cual es mucho menos asuda que la distribución del gas ionizado. La distribución del gas ionizado es semejante a la del CO (Gordon &

Burton, 1976 El hidrógeno ionizado (en el norte) resulta estar concentrado en la región 4-6 kpc de radio galactocéntrico. Para $R < 4$ kpc, la abundancia de CO también decrece menos rápidamente que la del gas ionizado.

En el próximo punto se referirá a los principales resultados de un relevamiento de la línea H166 α en el cuarto cuadrante del plano galáctico hecho en el IAR por L. Hart, I.N. Azcárate, J.C. Carsosimo y F.R. Colomb, el cual forma parte de este trabajo de Tesis. (Ver A survey of H166 α emission from the southern galactic plane ", L. Hart, I.N. Azcárate, J.C. Carsosimo y F.R. Colomb; 1983, Surveys of Southern Galaxy, ed Burton e Israel, 43 y H166 α emission from the southern galactic plane ", J.C. Carsosimo, I.N. Azcárate, L. Hart y F.R. Colomb, 1988, enviada a Astronomy and Astrophysics

Relevamiento de la línea H166 α en el cuarto cuadrante del plano galáctico

Se observó la línea H166q cada grado de longitud en el intervalo de longitudes galácticas $l = 298^\circ - 360^\circ - 4^\circ$ para $b=0.0$. Se utilizó para ello el radiotelescopio del IAR. La relativamente baja frecuencia utilizada y el haz de antena relativamente grande hacen estas observaciones más sensibles a regiones extendidas de baja densidad electrónica ($N_e \approx 1-10 \text{ cm}^{-3}$).

Después de una serie de pruebas hechas con distintos métodos de observación y para resolver el problema de la línea de base (causado en parte por ondas electromagnéticas estacionarias entre el alimentador y la superficie de la antena), se comenzaron las observaciones.

Se utilizó para las observaciones el método de conmutación en frecuencia, con un banco de filtros de 84 filtros de 75 kHz de ancho cada uno y una resolución en velocidad de 15.8 km.s^{-1} . Los tiempos típicos de integración fueron de alrededor de 4 horas con un ruido r.m.s. de 0.007 K. La temperatura del continuo fue estimada para cada punto monitoreando el cambio en la temperatura total del sistema entre las posiciones de señal referencia. Se observó en las mismas posiciones el HI

Los perfiles de H166 α y HI fueron reducidos utilizando las computadoras PDP-11-20 y PDP-11-34 del IAR. Para corregir los efectos de línea de base se utilizaron polinomios de tercer y cuarto grado.

Se ven algunos de los perfiles de H166 α obtenidos en el relevamiento en la Figura III1. La potencia detectada en la línea H166 α $\int_{L} dv$ (en K.kHz) se muestra como una función de la longitud selectiva en la Figura III2. La principal zona de emisión está entre $333^{\circ} \leq l \leq 340^{\circ}$. La distribución de la emisión en el primer cuadrante tiene una zona principal de emisión entre $23^{\circ} \leq l \leq 31^{\circ}$. El cociente entre la potencia total detectada en la emisión de la línea, integrada en el rango de longitudes $5^{\circ} \leq l \leq 60^{\circ}$, en los relevamientos del sur y del norte, es 0.9. Esto no implica necesariamente que cada cuadrante contiene una masa similar de hidrógeno ionizado.

Se muestra el mapa longitud-velocidad de la emisión H166 α para $b=0^{\circ}$ en la Figura III3. Los espectros entre $l=333^{\circ}$ y $l=340^{\circ}$ indican la presencia de más de una componente de velocidad. Se muestra en la Figura III4 el mapa $l-v$ para el HI (

hidrógeno neutro). La emisión de HI está más extendida tanto en velocidad como en longitud. Además, la potencia a velocidades negativas de los perfiles de HI varía más suavemente con la longitud galáctica. La emisión de HI no indica grandes variaciones de la potencia con la posición.

Distribución radial del gas ionizado

La distribución radial de la potencia promedio por kiloparsec de la línea H1664, se puede deducir de las observaciones, usando una curva de rotación para el material interestelar de la galaxia. Se muestra en la Figura III5 la distribución radial obtenida usando la aproximación analítica de Burton (1971) a la curva de rotación de Schmidt (1965), junto con la correspondiente al primer cuadrante (Lockman, 1976; Hart, 1977).

El radio medio de la distribución radial en el cuarto cuadrante es 6.8 kpc y la altura mitad del pico es alcanzada en 3 y 9 kpc. La distribución en el cuarto cuadrante tiene el máximo en una distancia galactocéntrica más grande es más ancha y más

simétrica que la distribución en el primer cuadrante (Hart, 1977, Lockman, 1976). De ese hecho podemos concluir que el hidrógeno ionizado es relativamente más abundante para $R > 6 \text{ kpc}$ (R es la distancia galactocéntrica) en el cuarto cuadrante que en el primero. El hidrógeno ionizado sería un 20 % más abundante en el cuarto cuadrante. Esta asimetría en la distribución es comparable a la encontrada por Georgelin & Georgelin (1976) para regiones HII gigantes. También ha sido encontrada para la distribución radial de moléculas en ambos cuadrantes.

Por ejemplo, Robinson y otros (1984) han encontrado diferencias en la distribución de la molécula de CO entre el cuarto y el primer cuadrante. La distribución del CO más ancha en el cuarto cuadrante, mostrando dos picos en $R=3$ y $R=7 \text{ kpc}$.

Las distribuciones de H1660 tanto en el norte como en el sur, muestran una asuda disminución en la región interior a 4 kpc. Se puede entonces decir que el borde interior del anillo de tanto el gas ionizado como molecular está bien definido en toda la galaxia.

Temperatura electrónica

De los valores de potencia de la línea γ continuo tomados del relevamiento realizado en el hemisferio sur, se obtienen temperaturas electrónicas de ≈ 7000 K. Teniendo en cuenta que se está incluyendo en esos cálculos la parte no térmica del continuo del plano galáctico, que no contribuye a la emisión de la línea, se está casi seguramente sobreestimando el valor de T_e (E.T.L.). El valor real podría ser razonablemente 5000 ± 1000 K (haciendo una grossera estimación de la contribución del continuo no térmico). Hart & Pedlar (1976), obtienen de su relevamiento del norte un valor de 4000 K para la temperatura electrónica. Se podría concluir entonces que los valores de temperaturas del gas ionizado de baja densidad observado en los relevamientos del sur & del norte, estarían entre 4000 & 6000 K, lo cual es coincidente con los valores obtenidos para gas de densidad asociado a regiones HII (Ver capítulo VI de esta Tesis

Bibliografía

- Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C. & Colomb, F. R., 1986,
Rev. Mex. Astron. Astrofís., 13, 15
- Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C. & Colomb, F. R., 1987a,
Rev. Mex. Astron. Astrofís., 15, 3
- Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C., & Colomb, F. R., 1987b,
Rev. Mex. Astron. Astrofís., 15, 125.
- Brocklehurst, M. & Seaton, M. J., 1972, MNRAS, 157, 179.
- Burton, W. B., 1971, Astr. and Ap., 10, 76.
- Cersosimo, J. C., Azcárate, I. N., Hart, L., & Colomb, F. R.,
1988, Astr. and Ap., en prensa.
- Gordon, M. A., & Gottesman, S. T., 1971, Ap. J., 168, 263.
- Gordon, M. A., & Cato, T., 1972, Ap. J., 176, 587.
- Gordon, M. A., & Burton, W. B., 1976, Ap. J., 208, 346.
- Cesarsky, C.J., & Cesarsky, D.A., 1971, Astrophys. J.,
169, 293.
- Hart, L., & Pedlar, A., 1976, MNRAS, 176, 547.
- Hart, L., 1977, Topics in Interstellar Matter, ed. Huisa
van Woerden, 187.

Hart, L., Azcárate, I.N., Cercosimo, J. C., & Colomb, F. R.,
1983, *Surveys of the Southern Galaxy*, ed. Burton e Israel, 43.

Lockman, F. J., 1976, *Ap. J.*, 209, 429.

Mathews, H. E., Pedlar, A., & Davies, R. D., 1973, *MNRAS*, 165,
149.

Robinson & otros, 1984, *Ap.J.* (Letters), 283, L31.

Schmidt, M., 1965, *Stars and Stellar Systems*, 5, 513.

Figuras Capítulo III

Figura III1. Algunos de los perfiles de $H166\alpha$ obtenidos en el relevamiento.

Figura III2. Potencia detectada en la línea $H166\alpha$ en función de la longitud galáctica l .

Figura III3. Mapa longitud-velocidad para $b = 0^\circ 0$ de la emisión $H166\alpha$

Figura III4. Idéntico mapa para la emisión de hidrógeno neutro.

Figura III5. Distribución radial de la emisión $H166\alpha$ para el primer y cuarto cuadrantes.

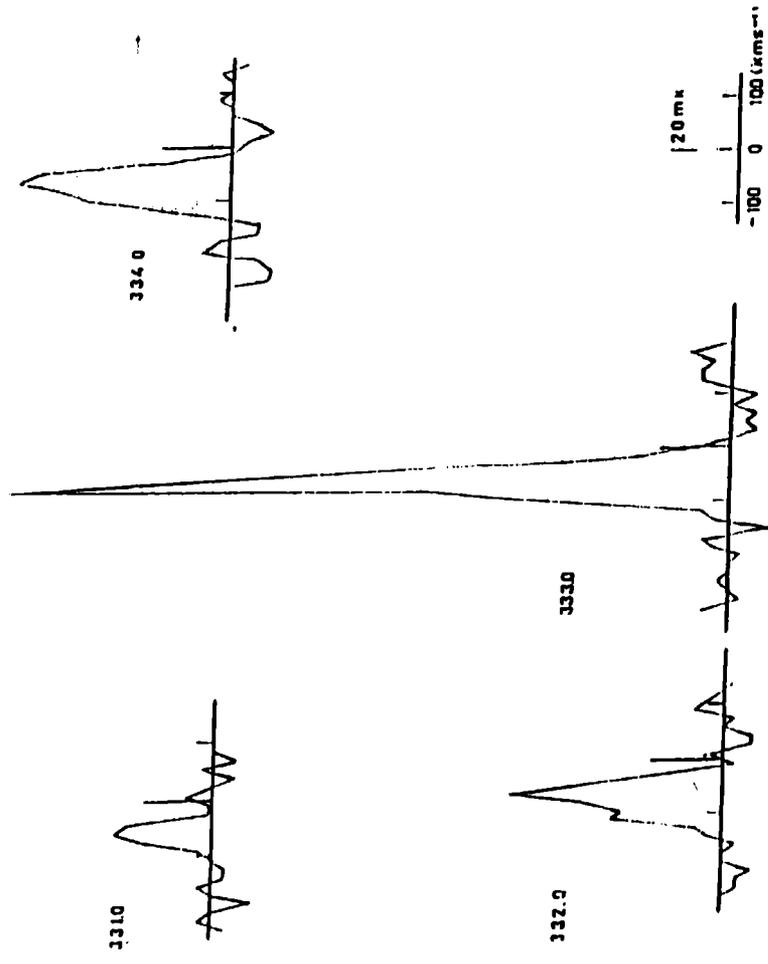


Figure III 4

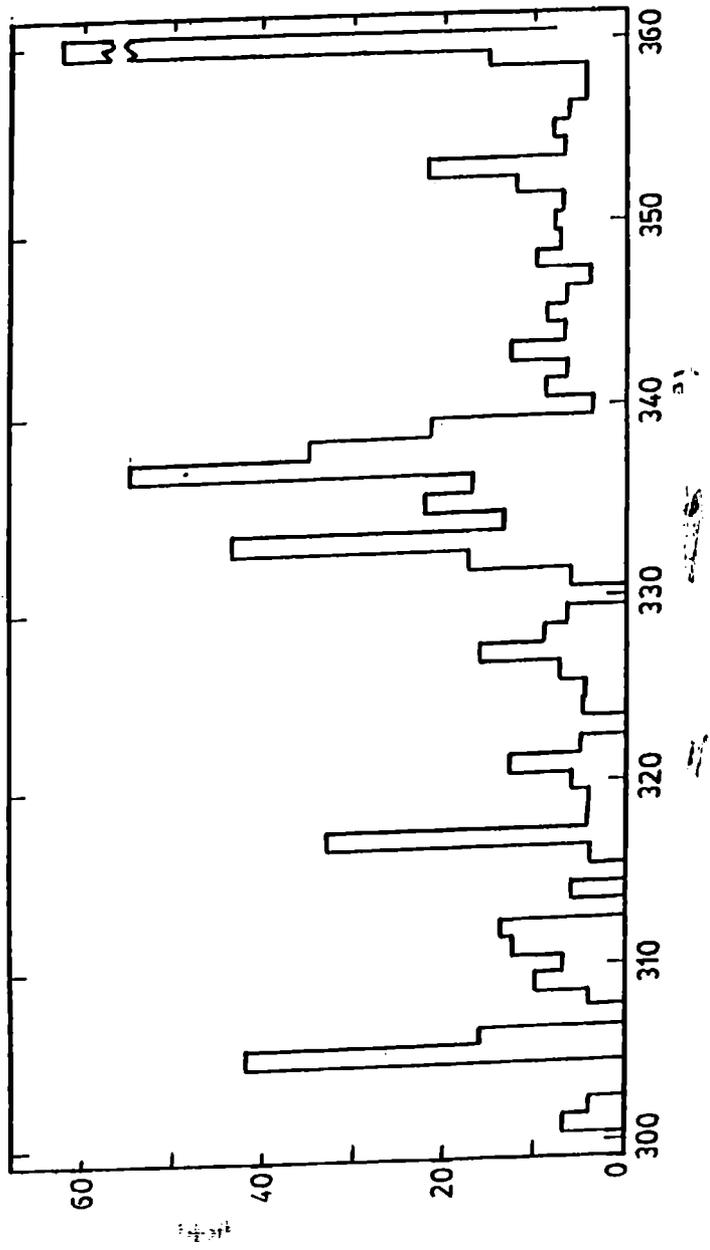


Figura III.2

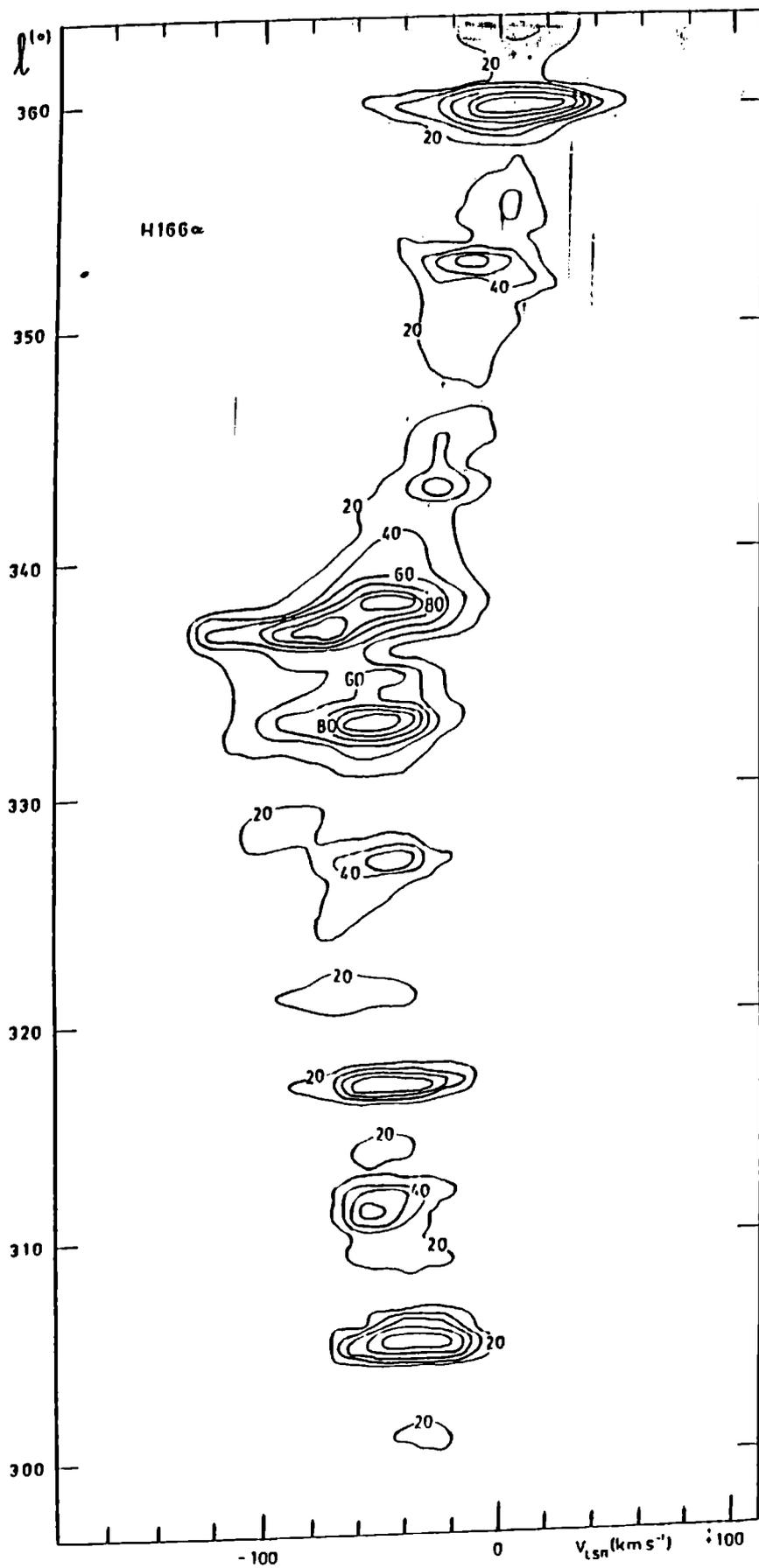


Figura III 3

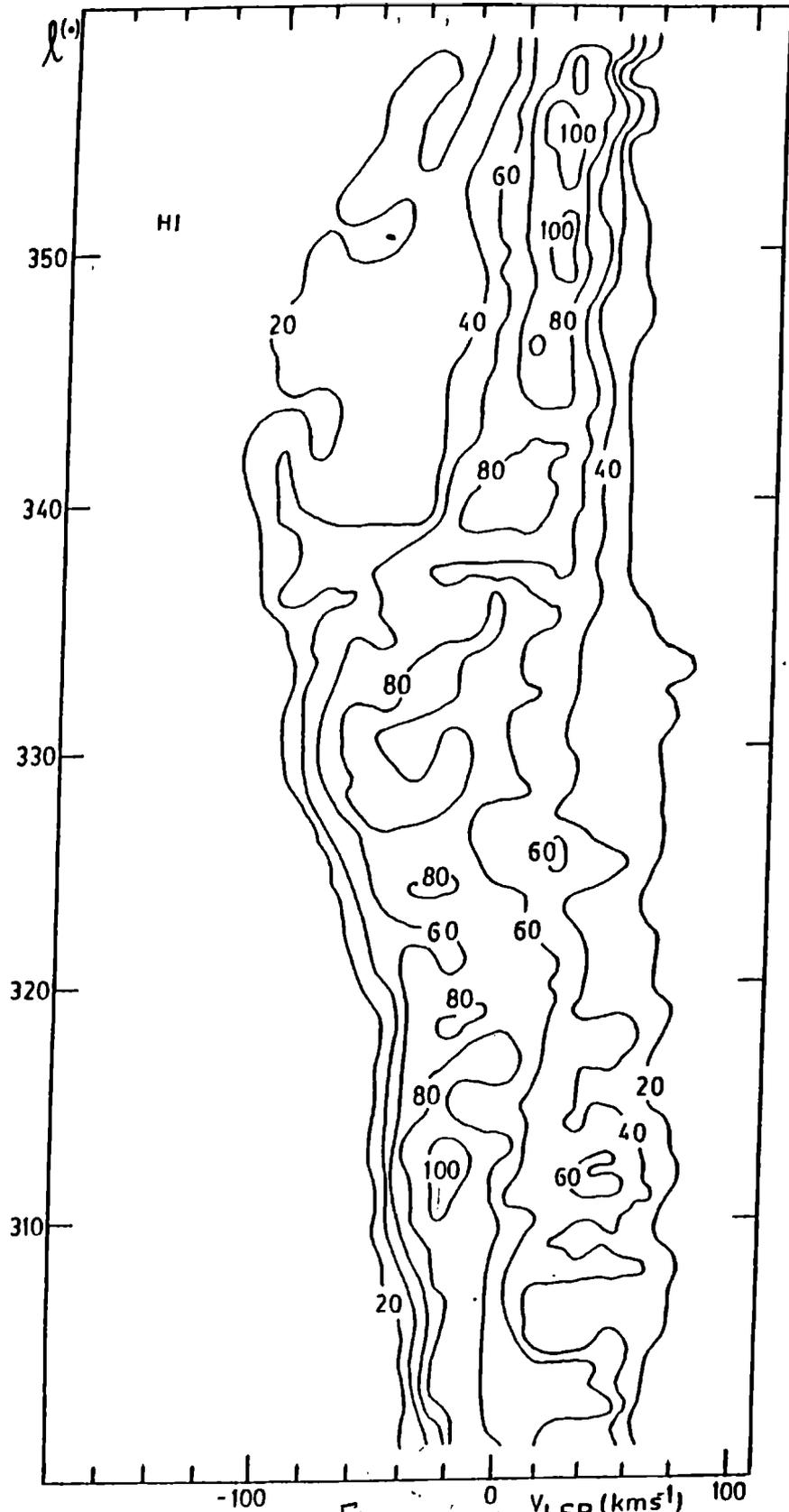


Figura III 4 $V_{LSR} (km/s)$

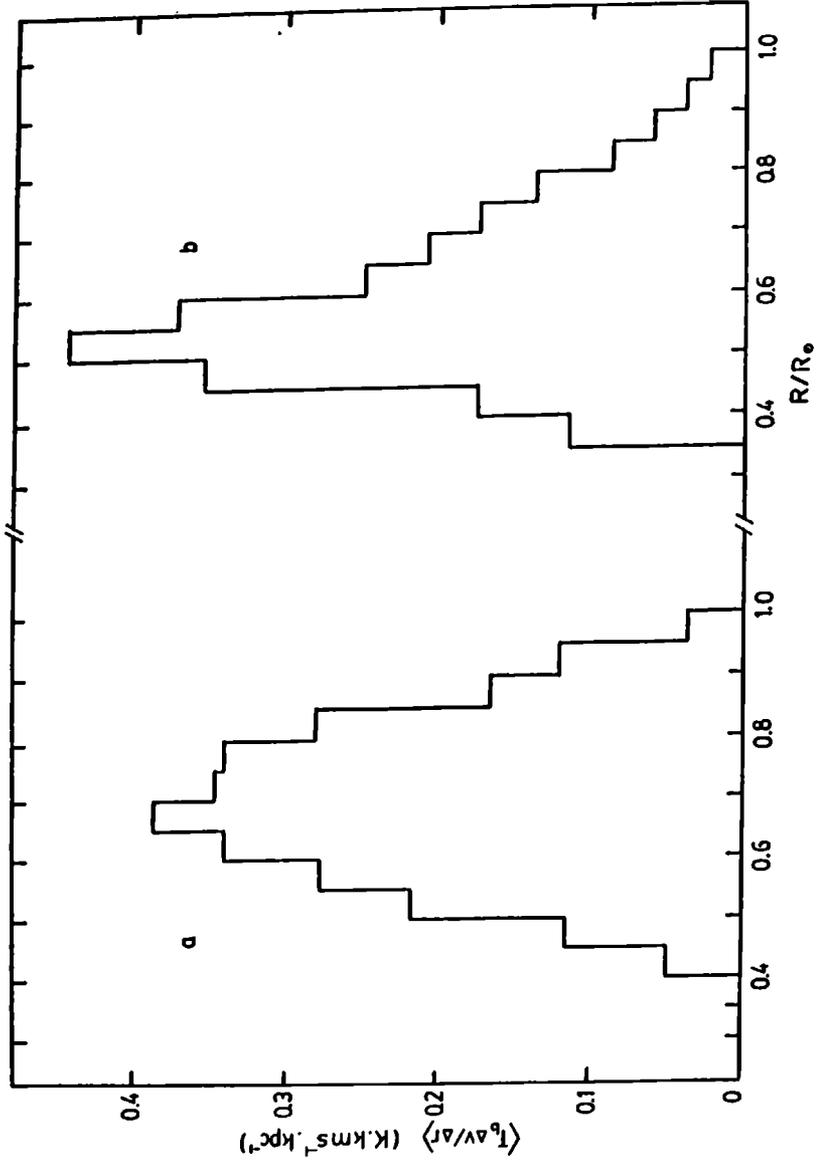


Figure III 5

Capítulo IV

Estudio de la nebulosa de Carina

Esta es una región HII muy extensa y evolucionada, con una compleja estructura cinemática y espacial, y fue objeto de un estudio detallado (Ver H166d line and 1.4 GHz continuum observations of the extended and low-density ionized gas associated with the Carina nebula ", J.C. Carsosimo, I.N. Azcárate y F.R. Colomb.", 1984, Astrophysical Letters, 24, 1.)

La misma había sido previamente estudiada en diferentes líneas de recombinación, en general cerca de dos fuentes térmicas de continuo (Carina I, con $l=287.4$, $b=-0.4$, y Carina II, con $l=287.6$, $b=-0.4$) a frecuencias en general más altas que 1.42 GHz, siendo tal vez la única excepción la observación de Batt (1974), en H252d

En el trabajo en que participó el autor de esta Tesis, se hicieron observaciones de la línea H166 μ en la región comprendida entre las longitudes galácticas 286. $^{\circ}$ 0 y 289. $^{\circ}$ 0, y latitudes galácticas -2. $^{\circ}$ 0 a 1. $^{\circ}$ 0, cada medio grado. Se utilizó para las observaciones un banco de 84 filtros de 75 kHz de ancho cada uno. Luego se reobservaron las posiciones donde se había detectado la línea con un banco de 112 filtros de 10 kHz de ancho cada uno. Esto permitió obtener una resolución en velocidad de 2 km.s $^{-1}$. Los tiempos de integración para cada punto fueron de alrededor de 4 horas, con un ruido r.m.s. \approx 0.025 K. Se utilizó para las observaciones los métodos de conmutación en carga y conmutación en frecuencia. Para eliminar los efectos de línea de base se utilizaron polinomios de segundo grado en la mayoría de los casos. Las observaciones fueron hechas con la antena del Instituto Argentino de Radioastronomía. Se observó también el continuo en 1420 MHz. Para las observaciones del continuo el receptor fue operado en el modo Dicke. Se realizaron barridos en ascensión recta cada 0. $^{\circ}$ 5 en declinación. La velocidad de los barridos en ascensión recta fue de 0. $^{\circ}$ 5 / minuto.

Resultados

Se muestran en la Figura IV 1 varios perfiles de H166 α obtenidos con los filtros de 10 kHz. En ocho posiciones la línea fue detectada claramente por encima del ruido. La compleja estructura de estos perfiles está en buen acuerdo con observaciones en otras frecuencias de radio y en el óptico.

El continuo de la región había sido observado en otras frecuencias. Una fuente no térmica había sido observada por Jones (1973), con las coordenadas $l=287^{\circ}.8$, $b=-0^{\circ}.5$. Todas las observaciones hechas a frecuencias más altas que 85 MHz indican la naturaleza térmica de la emisión. Se puede ver en la Figura IV 2 el mapa a 1420 MHz obtenido en este trabajo. Debido a la baja resolución angular de esta antena se observó sólo un máximo

de alrededor de 60 K de temperatura de antena, no pudiéndose resolver espacialmente las dos fuentes Carina I y Carina II.

Los valores de temperatura de continuo obtenidos de este mapa se utilizaron, junto con la potencia bajo los correspondientes perfiles de H166d para obtener las temperaturas electrónicas.

Los valores obtenidos de esta manera (bajo la presunción de Equilibrio Termodinámico Local (E.T.L.)) varían desde 4000 a 10000 K.

La densidad de flujo integrada de la región extendida es ≈ 1400 unidades de flujo (Jy). Usando un modelo muy simplificado de una región HII esférica con densidad y temperatura uniformes (Mezger y Henderson, 1967) se obtiene un valor para la densidad electrónica media $\approx 5 \text{ cm}^{-3}$ y un valor para la medida de emisión de $\approx 4 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$.

Otras observaciones en frecuencias más altas en la dirección de Carina I y II (Wilson y otros, 1970), dan como resultado una densidad y una medida de emisión más de un orden de magnitud mayores que nuestros valores. Esto se puede explicar por el hecho de que, como se ha dicho anteriormente, a la frecuencia de

H166 α y con la resolución de la antena del I.A.R. (34'), las observaciones son relativamente más sensibles a las partes extendidas y de menor densidad de la nebulosa.

Temperaturas electrónicas

Cuando se utiliza la potencia integrada bajo el perfil en K.km.s⁻¹, la fórmula ya mencionada se transforma en la siguiente expresión

$$\frac{\int T_L dv}{T_c} = \frac{7440}{a(\nu, T_e)} \frac{1}{1 + (N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+))} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{1.1} \left(\frac{T_e^*}{\text{K}} \right)^{-1.15}$$

donde $\int T_L dv$ es la potencia en K.km.s⁻¹, T_e es la temperatura electrónica (E.T.L.), $a(\nu, T_e)$ es un factor cercano a la unidad tabulado por Mezser y Henderson (1967), ν es la frecuencia de la línea, $N(\text{He}^+)/N(\text{H}^+)$ es el cociente entre las densidades numéricas de He y H

Si T_e fuese constante a través de toda la región entonces $\int T_L dv$ debe ser proporcional a T_e . Graficando $\int T_L dv$ en función de T_e (ver Figura IV 3) para los distintos puntos observados y ajustando una recta por cuadrados mínimos, obtenemos una pendiente que corresponde a $T_e = 7000 \pm 700$ K. Si se excluyen los puntos correspondientes a $l=288.0, b=-1.0$ y $l=288.0, b=-0.5$, que tienen una fuerte contribución en el continuo originada en una fuente no térmica (Jones, 1973), se obtiene una mejor correlación. Por otro lado, el punto con coordenadas galácticas $l=287.5, b=-0.5$, que incluye las fuentes Car I y Car II, contiene emisión en la línea y el continuo del gas de baja y alta densidad en una proporción difícil de estimar. Un ajuste lineal por cuadrados mínimos, excluyendo los tres puntos arriba mencionados, da un valor promedio de $T_e \approx 4700 \pm 500$ K. Podemos considerar que este valor es la mejor estimación de T_e para el gas ionizado de baja densidad en la nebulosa de Carina.

El mismo está en buen acuerdo con los obtenidos por Pedlar (1980), para regiones HII extendidas , en el hemisferio norte. Además, es compatible con un posible gradiente de la temperatura

electrónica con la distancia galactocéntrica obtenido por otros autores. Una determinación de este gradiente con varias regiones HII (incluyendo Carina) se hace en el Capítulo V de esta Tesis.

Discusión

Tanto las observaciones ópticas y de radio muestran una compleja característica de la cinemática de la región de Carina. Por el lado de las observaciones ópticas, Deharvens y Maucherat (1975) observaron perfiles dobles en las líneas H_{α} y [NII] cerca de la radiofuente Carina II. También se ha observado esto en regiones extendidas hasta 2.5° del centro de la nebulosa en [NII], [OIII] y H_{α} (Walborn y Hesser, 1975).

En líneas de recombinación en radio, Mc Gee y Gardner (1968) estudiaron la región en las líneas H127 α y H128 α , observando un perfil muy ancho, que sugería la presencia de una segunda componente. Observaciones de H109 α hechas por Gardner y otros (

1970), muestran perfiles dobles cercanos a Carina II y simples cercanos a Carina I. Un estudio más completo de la región ha sido hecho por Huchtmeier y Day (1975) observando las líneas H 109 α y H90 α . Ellos muestran que los perfiles dobles aparecen limitados a una región alrededor de Carina II, mientras que observando hacia Carina I aparecen perfiles simples. La resolución angular para sus observaciones de H109 α ($\nu \approx 56\text{Hz}$) fue de 4'. Observaciones de la línea de recombinación H252 α (frecuencia $\approx 408\text{ MHz}$) fueron hechas por Batt α (1974) con una resolución en velocidad de 7 $\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ y un haz de antena de 50 minutos de arco.

Observaciones de formaldehído (H_2CO) hechas por Gardner y otros (1973) OH (Dicke y Wall, 1974) y observaciones de CO (De Graauw y otros, 1981) indican la presencia de nubes moleculares asociadas a la región HII.

Los perfiles de H166 α obtenidos en la región muestran en general una estructura asimétrica que podría ser debida a la presencia de más de un componente en velocidad.

Se ha calculado la velocidad media para cada uno de estos

perfiles. Los contornos de igual velocidad media se representan en la Figura IV 4. Se puede ver allí que las velocidades de los perfiles son más positivas en la parte central del mapa de velocidades, y más negativas en la parte más exterior de la región observada.

Una posible explicación a esto sería que el gas tiene una estructura tipo "cáscara", en la cual el gas ionizado correspondiente a la capa más cercana al observador, ha desaparecido casi totalmente. Esta estructura tendría un radio de 60 pc y una velocidad de expansión de 5 km.s^{-1} .

En un trabajo de Cowie y otros (1981), ellos muestran evidencia de la existencia de un "supershell" alrededor de la región de Carina, con un radio de 100 pc y una velocidad de expansión de 100 km.s^{-1} . Los mismos autores señalan la existencia de una "cáscara" expandiéndose más lentamente dentro del "supershell" de Carina, del estudio de $H\alpha$ de Parker y otros (1979). Cowie y otros (1981) mencionan también que algunos cortes en velocidad tomados de relevamientos de Parkes de 21 cm muestran evidencia de una cáscara expandiéndose a una velocidad de 10 km.s^{-1} con

respecto al gas en esta región.

Se sugiere en esta parte de la Tesis de estudio de la nebulosa de Carina en H1660 que la estructura tipo cáscara observada podría corresponder a este "shell" o cáscara con menor velocidad de expansión y más pequeño. De todos modos, el complejo problema de la cinemática de Carina sigue siendo aún un tema abierto a la discusión.

Bibliografía

Batt, M. J., 1974, MNRAS, 168, 37.

Cersosimo, J. C., Azcárate, I. N., y Colomb, F. R., 1984,

Ap. Letters, 24, 1.

Cowie, L. L., Hu, E. M., Taylor, W., y York, D. G., 1981,

Ap. J. (Letters), 250, L25.

De Graauw, T., y otros, 1981, Astr. and Ap., 102, 257.

Deharvens, L., y Maucherat, M., 1975, Astr. and Ap., 41, 27.

Gardner, F.F. y otros, 1970, Astr. and Ap., 7, 349.

Dickel, H. R., y Wall, I. V., 1974, Astron. and Ap.,

31, 5.

Gardner, F. F., Dickel, H. R., y Whiteoak, J. B., 1973,

Astr. and Ap., 23, 51.

Huchtmeier, W. R., y Gay, D. A., 1975, Astr. and Ap., 41, 153.

Jones, B. B., 1973, Australian J. Phys., 26, 545.

Mezger, P.G., y Henderson, A.F., 1967, Ap. J., 147, 471.

Mc Gee, R. X., y Gardner, F. F., 1968, Australian J. Phys.,

21, 149.

Parker, R. A., Gull, T. A., y Kirschner, R. P., 1979, NASA-SP

434.

Walborn, N., & Hesser, J., 1975, *Ap. J.*, 199, 535.

Wilson, T. L., Mezser, P. G., Gardner, F. F., & Milne, D. K.,
1970, *Astr. and Ap.*, 6, 364.

Figuras Capítulo IV

Figura IV 1. Perfiles de H166 α obtenidos en la nebulosa de Carina.

Figura IV 2. Mapa de continuo en 1420 MHz de la región extendida de Carina.

Figura IV 3. $\int T_L dv$ en función de T_c para los distintos puntos observados.

Figura IV 4. Contornos de igual velocidad media obtenidos de los perfiles observados.

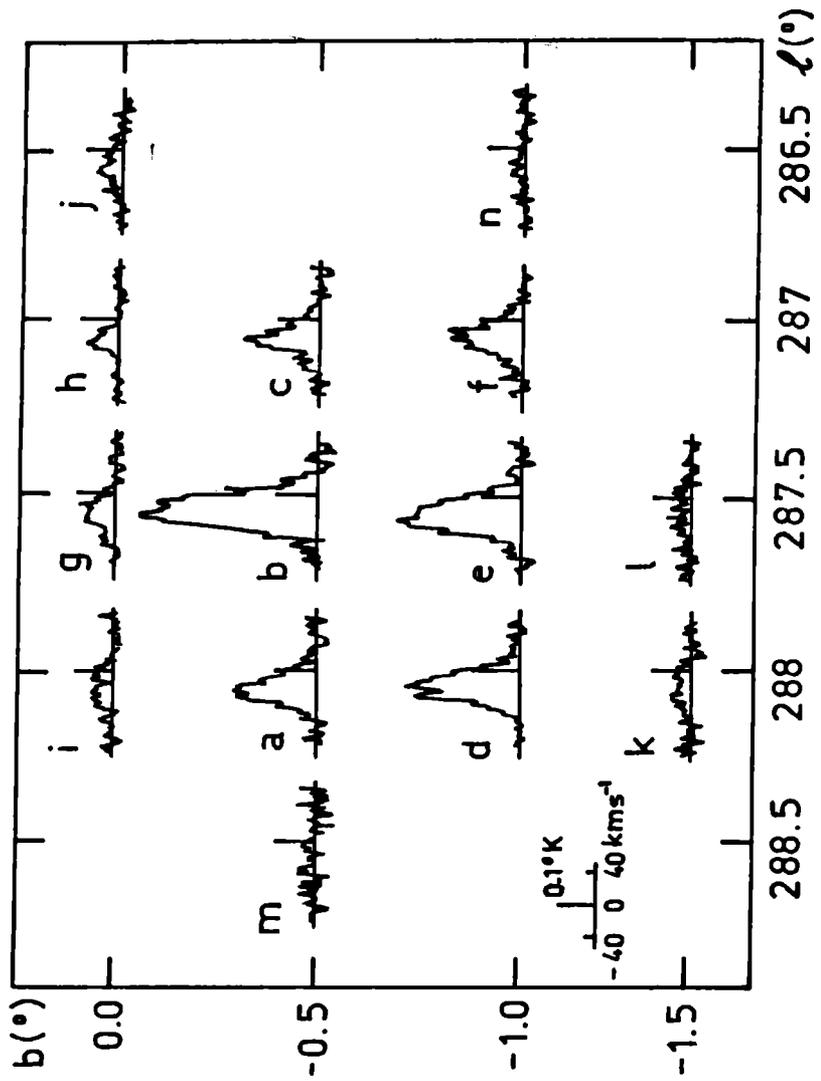


Figura IV 4

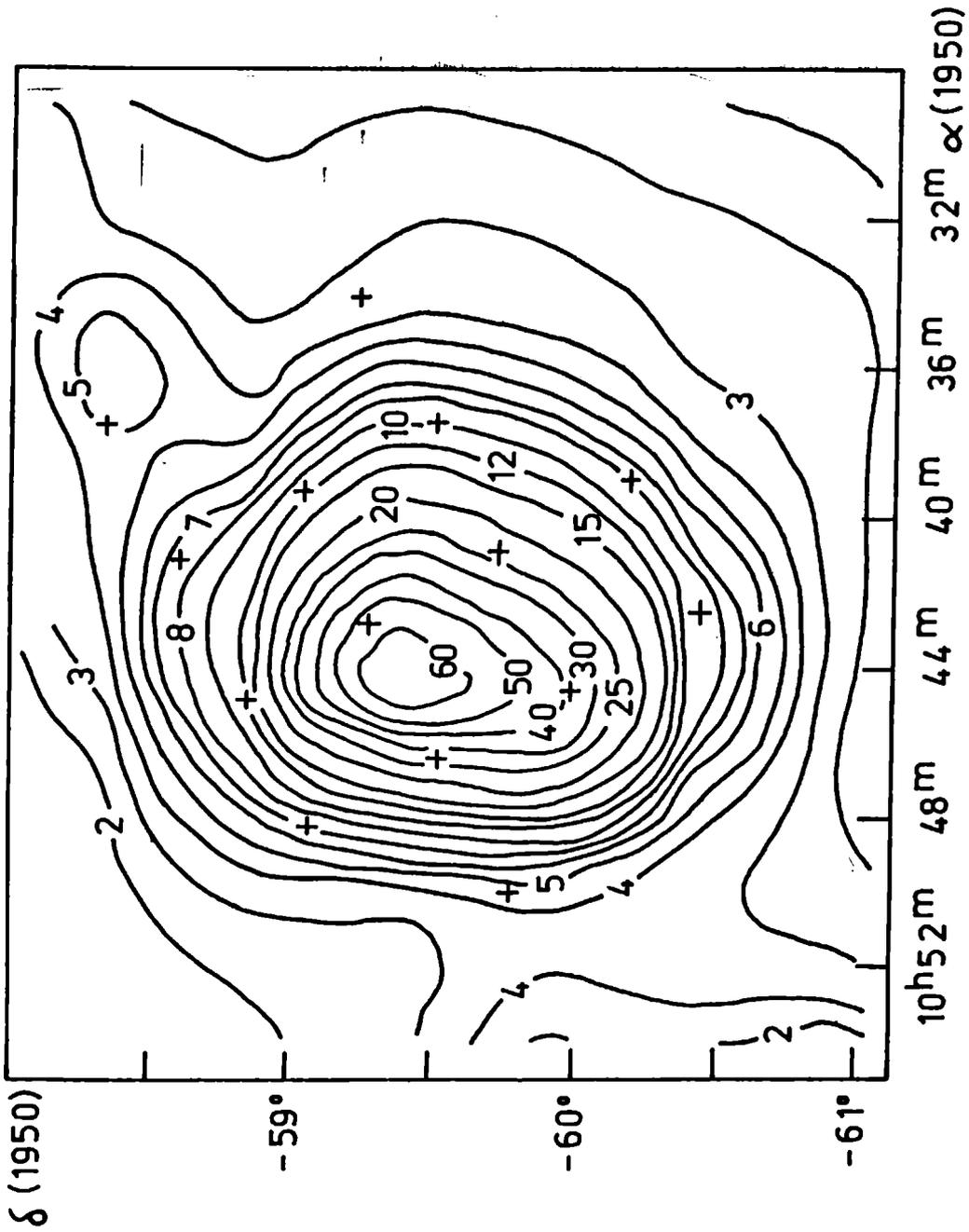


Figure IV 2

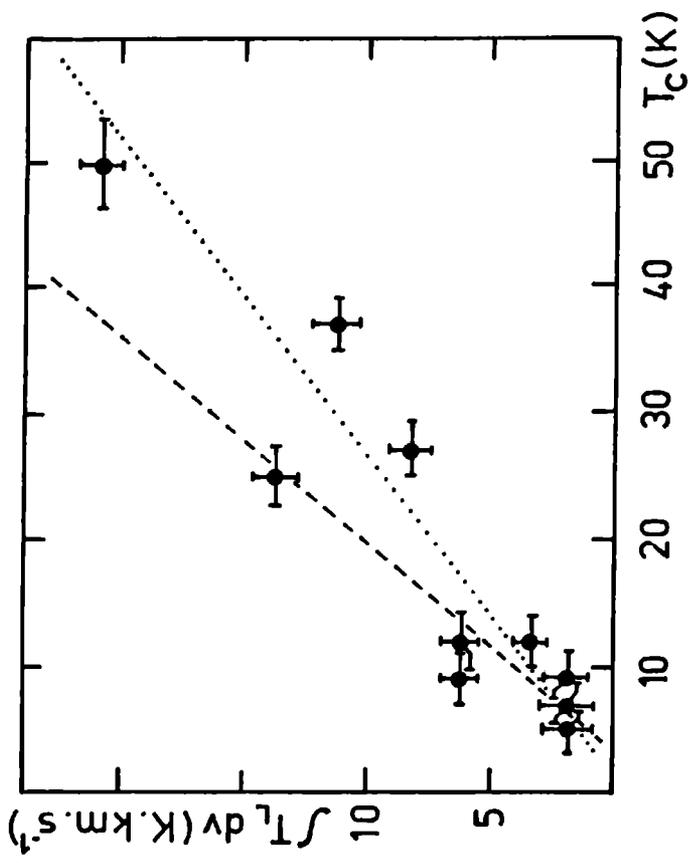


Figura IV 3

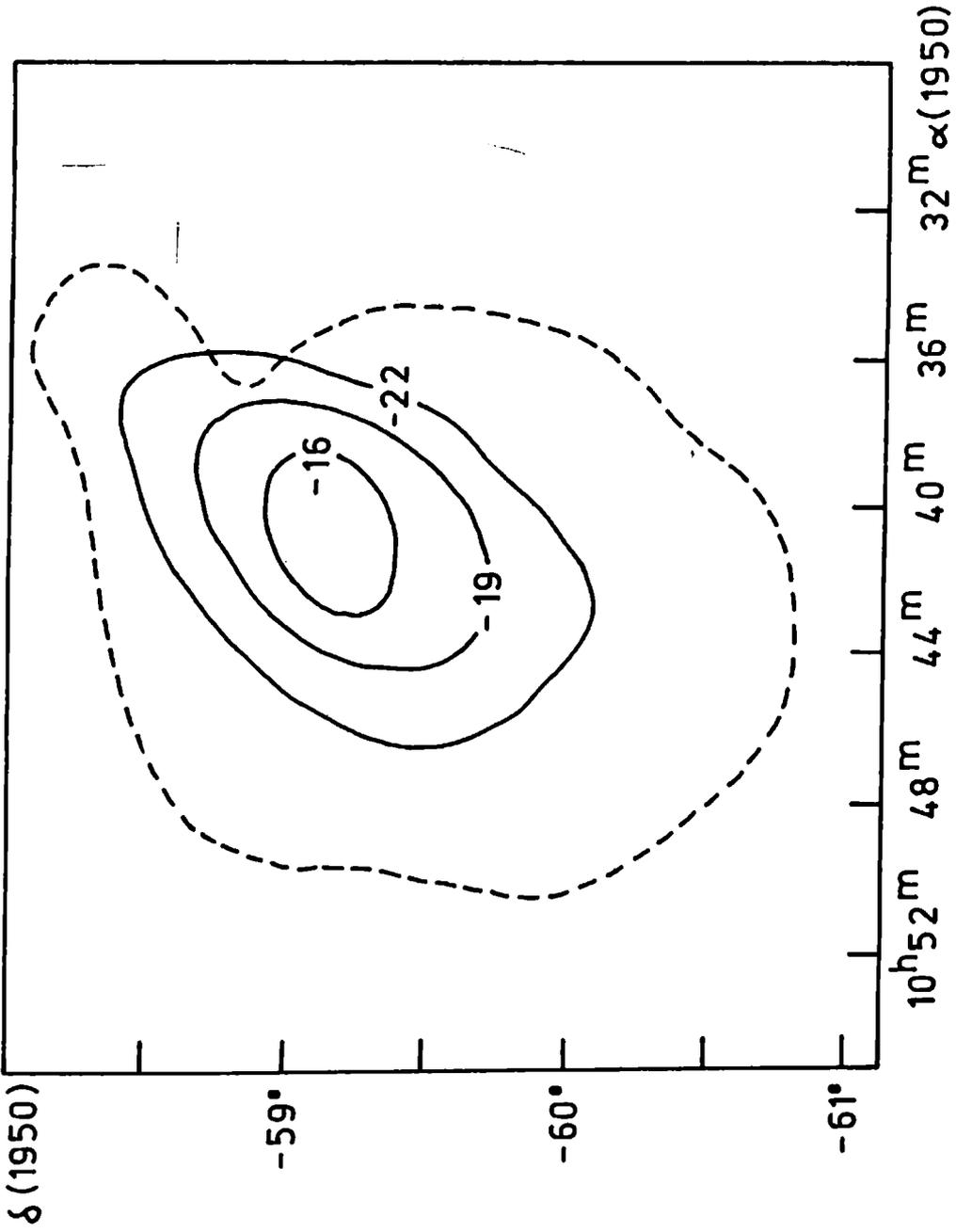


Figura IV 4

Capítulo V

Determinación de un gradiente de la temperatura electrónica con la distancia galactocéntrica

Como parte del plan de observaciones de la línea $H\alpha$ en regiones HII se determinó la temperatura electrónica T_e (E.T.L.) de varias regiones HII, en una primera aproximación , utilizando los valores de la potencia del perfil de la línea y la temperatura del continuo. Las regiones utilizadas fueron: RCW 49, G 287.5-0.5, NGC 3603, RCW 74, G 316.8-0.1, RCW 108, G 338.4+0.0, NGC 6334, W 31 (G 10.2-0.3), G 13.0+0.0 (W 33), G 14.25-0.5, y M 17 (G 15.0-0.7)

Usando los datos de estas regiones HII, observadas en principio en su punto central, (luego varias de ellas, junto con otras regiones más, fueron observadas en varios puntos, como se verá en

otra parte de esta tesis) Junto con los valores de T_e dados por Pedler y otros (1980) y valores de temperaturas obtenidos por otros autores, se determinó un gradiente en la temperatura electrónica con el radio galactocéntrico para el gas ionizado de baja densidad (Azcárate y otros, 1985).

Churchwell y Walmsley (1975) sugirieron , en base a observaciones de líneas de recombinación en 5 GHz , que la temperatura electrónica T_e , de regiones HII aumenta con la distancia galactocéntrica. Los mismos autores también sugirieron que el gradiente de temperaturas se debía a un gradiente en la abundancia de metales tales como C, N, O, S. La abundancia relativa de estos elementos afecta el enfriamiento y, por lo tanto, la temperatura electrónica.

De otros relevamientos de líneas de recombinación $H109\alpha$ (Churchwell y otros, 1978), $H110\alpha$ (Downes y otros, 1980), $H66\alpha$ (Wilson y otros, 1979), $H86\alpha$ (Lichten y otros, 1979), $H76\alpha$ (Mc Gee y Newton, 1981, Wink y otros, 1984), $H126\alpha$ (Garay y Rodriguez, 1983), y observaciones de líneas β (Churchwell y otros, 1978, Lichten y otros, 1979), se ha obtenido mayor

evidencia de la existencia de ese gradiente.

También algunas observaciones ópticas dan algún apoyo a la probable existencia del gradiente de temperaturas. Peimbert y otros (1978), usando observaciones de la línea [OIII] en 5 regiones HII, obtuvieron un gradiente de la real temperatura electrónica T_e de 1100 K.kpc^{-1} . Este valor, obtenido de pocas regiones HII, tiene poco significado estadístico, pero el gradiente tiene el mismo sentido que el observado en radiofrecuencias.

Observaciones

Las observaciones de las 12 regiones HII (en su centro), se llevaron a cabo con la antena del IAR. Se utilizó para el análisis el banco de filtros de 112 canales de 10 kHz de ancho cada uno. Se utilizó en algunos casos el método de conmutación en carga y en otros el método de conmutación en frecuencia. Para tiempos de integración típicos de ≈ 4 horas el ruido "r.m.s." es

≈ 0.025 K. Para la corrección por efectos de línea de base se utilizó como en el caso de Carina, en la mayoría de las regiones, un polinomio de segundo grado. También se hicieron observaciones en el continuo en forma análoga que para Carina.

Además de los valores de T_e^* obtenidos de estas observaciones se utilizaron resultados publicados por Pedlar (1980), correspondientes a regiones HII de baja densidad en el hemisferio norte, observadas en la línea H166 α con un haz de antena de 36' (similar al del IAR). Estas regiones se encuentran ubicadas en el brazo local (DGC ≈ 10 kpc) o el de Perseus (DGC ≈ 11.4 kpc), donde DGC es la distancia galactocéntrica. De mediciones de líneas de recombinación de baja frecuencia (H252 α) de la región extendida W 35, resulta una temperatura de 4000 K (Pedlar y otros, 1978).

Como se ha dicho ya anteriormente, las observaciones de H166 α son relativamente más sensibles al gas ionizado de baja densidad asociado a las nebulosas, de ahí que de las observaciones de H166 α se están obteniendo los parámetros físicos (medida de emisión, temperatura electrónica, densidad, etc.) de ese gas.

Se deduce de las observaciones hechas en el IAR las temperaturas electrónicas de las regiones HII ya mencionadas.

De los resultados de esas observaciones, junto con los dados por Pedlar (1980), y Pedlar y otros (1978), haciendo un ajuste lineal por cuadrados mínimos, se obtiene la siguiente relación:

$$T_e^* = 2624 + 310 \text{ DGC (ver Figura V 1)}$$

El coeficiente de correlación es 0.6.

De manera que se puede afirmar que el gradiente de temperaturas está presente también para el gas de baja densidad ($1-20 \text{ cm}^{-3}$) como lo muestran estos resultados y los obtenidos por Garay y Rodriguez (1983) en el hemisferio norte, de observaciones de la línea H125 α .

De la Figura V 1, se puede ver que los valores de T_e obtenidos de nuestras observaciones en el rango 10-12 kpc, son algo mayores que los valores de Pedlar, que además muestran una gran dispersión para el mismo rango de distancias galactocéntricas. Esto puede ser debido a que las regiones HII observadas por

Pedlar se encuentran en los brazos espirales local y de Perseus, y en dirección opuesta al centro galáctico, recibiendo así una contribución del continuo galáctico no térmico menor que las regiones observadas en el IAR en ese rango de distancias galactocéntricas, continuo que al no poder eliminarse con precisión en este caso (el del IAR), podría haber llevado a una sobreestimación de la temperatura electrónica.

Aunque la Figura V 1 podría sugerir que el gradiente no sería constante sobre el rango de distancias galactocéntricas considerado, no sería apropiado tratar de ajustar los datos por una curva de más alto orden, en vista de los errores observacionales involucrados y el argumento citado en el punto anterior (contribucion del continuo no térmico). Se han graficado las temperaturas electrónicas deducidas de nuestras observaciones junto con las de Pedlar (1980), en función de la distancia al sol (ver Figura V 2) La relación deducida de un ajuste lineal por cuadrados mínimos a los datos es:

$$T_e^* = 4788 + 127 D_{\text{sol}}$$

El coeficiente de correlación es 0.26, mostrando que no hay una correlación significativa. Esta falta de correlación aparece también en observaciones de otras líneas de recombinación (Churchwell y otros, 1978, Wilson y otros, 1979, Lichten y otros, 1979). El valor del gradiente de T_e en regiones HII deducido en este trabajo (310 K.kpc^{-1}) está en buen acuerdo con aquellos obtenidos de observaciones de otras líneas de recombinación. Este gradiente está entonces también presente en el gas ionizado de densidad baja ($1-20 \text{ cm}^{-3}$).

Lockman y Brown (1978) han argumentado que el gradiente observado en T_e^* en varios relevamientos de líneas de recombinación, podría ser un efecto de selección que causa una aparente variación de T_e^* con la distancia al centro galáctico, aunque la verdadera temperatura electrónica sea constante. Una disminución en T_e con la distancia al sol, simularía un aumento de T_e con el aumento de la distancia galactocéntrica. Pero, la falta de correlación entre T_e^* y la distancia al sol, que resulta de relevamientos de diferentes líneas de recombinación y, además el razonable acuerdo de los valores del gradiente para distintas

frecuencias, va en favor de la hipótesis de la existencia real de un gradiente de la verdadera temperatura electrónica.

Hawley (1978), encontró un gradiente de abundancias de $[N] / [H]$ y $[O] / [H]$. Peimbert y Torres-Peimbert (1974) han sostenido que el valor del de $[O] / [H]$ debería representar un gradiente en la abundancia de metales. La abundancia relativa de metales (C, N, O, S) afecta el enfriamiento y por lo tanto la temperatura electrónica.

Esta parecería ser la explicación más aceptable de la presencia de un gradiente de la temperatura electrónica del gas ionizado con la distancia galactocéntrica, presente tanto para alta como baja densidad.

Bibliografía

Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C., y Colomb, F. R., 1985,

Rev. Mex. Astron. Astrofís., 10, 179.

Churchwell, E., y Walmsley, C. M., 1975, Astron. Ap., 38,

451.

Churchwell, E. y otros, 1978, Astron. Ap., 70, 719.

Downes, D., Wilson, T. L., Biesing, J., y Wink, J., 1980,

Astron. Ap. Suppl., 40, 379.

Garay, G., y Rodriguez, L. F., 1983, Ap. J., 266, 263.

Hawley, S. A., 1978, Ap. J., 224, 417.

Lichten, S. M., Rodriguez, L. F., y Chaison, E. J., 1979,

Ap. J., 229, 524.

Lockman, F. J., y Brown, R. L., 1978, Ap. J., 222, 153.

Mc Gee, R. X., y Newton, L. M., 1981, MNRAS, 196, 889.

Pedlar, A., Davies, R. D., Hart, L., y Shaver, P. A., 1978,

MNRAS, 182, 473.

Pedlar, A., 1980, MNRAS, 192, 179.

Peimbert, M., y Torres-Peimbert, S., 1974, Ap. J., 193, 327.

Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., y Rayo, J. F., 1978, Ap. J.,

220, 516.

Wilson, T. L., Pauls, T. A., & Ziurys, L. M., 1979,

Astron. Ap., 77, L3.

Wink, J. E., Wilson, T. L., & Riesing, J. H., 1983,

Astron. and Ap., 127, 211.

Figuras Capítulo V

Figura V 1. Temperatura electrónica (E.T.L.) en función del radio galactocéntrico. Los círculos llenos representan los resultados de nuestras observaciones; los círculos abiertos con un punto en el centro son los valores obtenidos por Pedlar (1980). La línea recta corresponde al mejor ajuste a los datos.

Figura V 2. Temperatura electrónica (E.T.L.) en función de la distancia al sol.

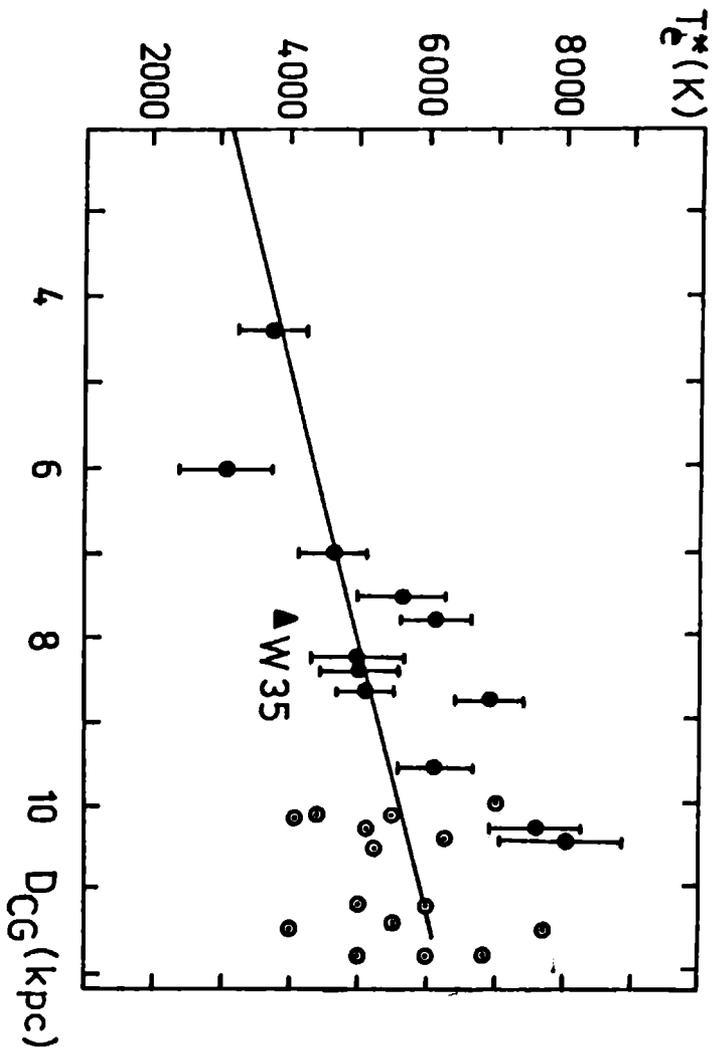


Figura V 1

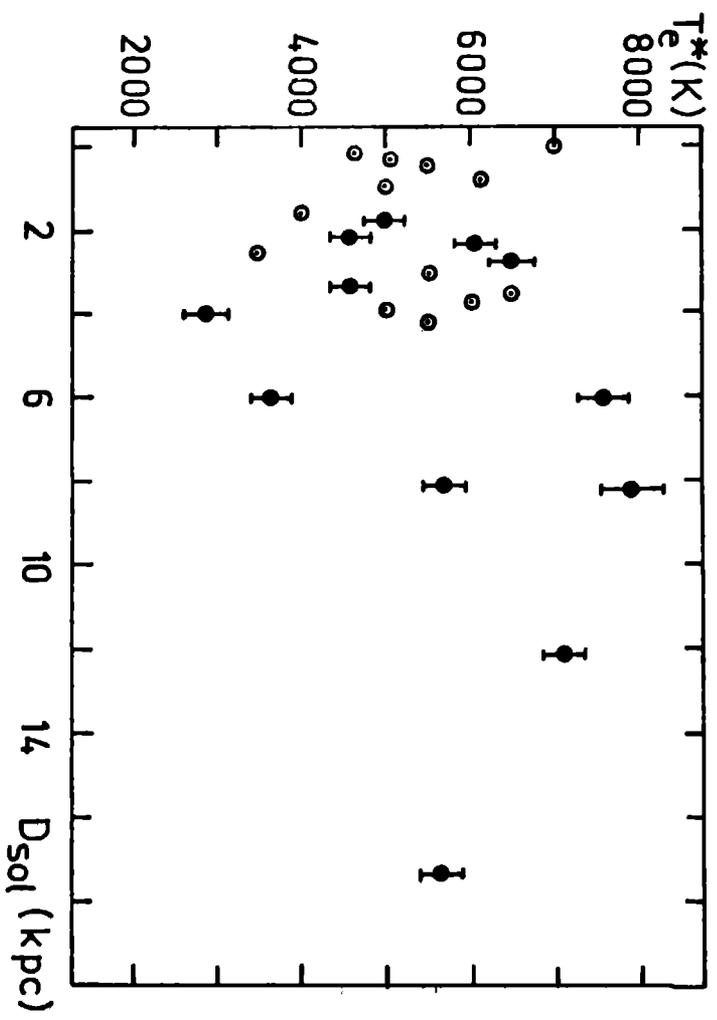


Figura 12

Capítulo VI

Estudio de varias regiones HII en H166 α y el continuo en 1.4 GHz

Se estudiaron, además de la nebulosa de Carina, varias regiones HII en la línea H166 α y el continuo a 1.4 GHz, con el propósito de determinar algunos parámetros físicos del gas ionizado difuso de baja densidad asociado a esas regiones (densidad, medida de emisión, temperatura electrónica). La mayoría de las regiones, las más extendidas, fueron observadas en varios puntos además del central, para poder justamente obtener valores más adecuados de esos parámetros (más aproximados a la realidad de las condiciones físicas del gas difuso). Como se verá en el desarrollo de este capítulo, en algunos casos las regiones (unas pocas) por ser muy pequeñas o por no poder ser resueltas por el haz de antena de 34', aparecen dentro de la zona extendida de otras. En estos casos, afortunadamente unos pocos, en realidad no se pudo obtener información adicional de las observaciones de H166 α con respecto a las obtenidas por otros autores en altas frecuencias.

Como se ha explicado anteriormente, las observaciones de H166 α son más sensibles al gas ionizado de baja densidad, debido a efectos combinados de ancho de haz (relativamente grande), espesor óptico en el continuo, y ensanchamiento por impacto (efecto Stark).

Las regiones HII observadas son: M 17, G 333.3-0.4, RCW 74,

NGC 6334, RCW 116, G 316.8-0.1, NGC 3603, G 291.3-0.7, RCW 131, RCW 49, G 338.4+0.0, RCW 122, G 331.5-0.1, W 31, RCW 38, G 333.6-0.2, RCW 92, G 0.5+0.0, G 267.8-0.9. Parte de los resultados de estas observaciones se han publicado o están en vías de serlo, (Azcárate y otros, 1986, Azcárate y otros, 1987a, Azcárate y otros, 1987b). Ahora se referirá a cada una de las regiones.

M17

Esta región ha sido estudiada en una gran cantidad de líneas de recombinación en radio (con frecuencias cubriendo un rango desde 408 MHz hasta 88.5 GHz), (Goudis , 1976). También ha sido observada en el óptico, en el continuo de radio en varias frecuencias, en líneas moleculares como CO, H₂O, H₂CO, OH. Estudios de la nube molecular asociada a la región central densa y relativamente pequeña, han sido publicados por otros autores (Lada y otros, 1974), (Lada, 1976), (Elmesreen y Lada, 1976), y Thronson y Lada (1983). Máseres de H₂O y OH en la dirección de M17 han sido estudiados por Knowles y otros (1976) y Genzel y Downes (1977). Whiteoak y Gardner (1974) y Downes y otros (1980), han observado líneas del H₂CO en absorción, con velocidades (LSR) 23.7 y 23.5 km.s⁻¹, respectivamente. La velocidad del CO (Lada y otros, 1974) es 20 km.s⁻¹. En general, las velocidades de las líneas moleculares acuerdan con las velocidades de las líneas de recombinación.

Las observaciones ópticas de la línea del [OIII], ($\lambda = 5007 \text{ \AA}$) hechas por Elliot y Meaburn (1975) muestran perfiles simples, dobles y cuádruples, que indican la cinemática muy compleja de la región, probablemente con movimientos internos inusuales de gran escala, producidos tal vez por frentes de ionización avanzando sobre masas de gas neutro adyacente (Meaburn, 1977).

La mayoría de las observaciones de líneas de recombinación hechas generalmente a frecuencias $\nu \geq 5 \text{ GHz}$ y con haces de antena menores que $4'$, en la dirección del centro de la región HII (con coordenadas galácticas $l=15.0$, $b=-0.7$) muestran un perfil simple, con excepción de las observaciones de H76d de Gull y Ballick (1974), y Mc Gee y Newton (1981), que muestran perfiles dobles. Las observaciones de H252d (Battu, 1974), para frecuencia $\approx 408 \text{ MHz}$, muestran una diferencia de velocidades radiales con los perfiles resultantes de las observaciones de más alta frecuencia de 12 km.s^{-1} .

Observaciones

Las observaciones de la línea H166d y el continuo en 1420 MHz se hicieron con el radiotelescopio del Instituto Argentino de Radioastronomía. Se usó para las observaciones el método de conmutación en frecuencia. Se hizo un relevamiento del gas extendido ionizado asociado a la región central usando un banco de 112 filtros de 10 kHz de ancho cada uno. Se observaron nueve puntos, con posiciones separadas entre sí por $0.5'$. La resolución en velocidad de los perfiles fue de 2 km.s^{-1} . El

tiempo de integración total fue de ≈ 4 horas para cada punto. Esto dio como resultado un ruido " rms " de ≈ 0.025 K.

Los perfiles finales se obtuvieron removiendo la línea de base instrumental usando en la mayoría de los casos un polinomio de segundo grado.

Las observaciones de continuo en 1420 MHz se hicieron por medio de varios barridos en ascensión recta cada 0.5° en declinación. El receptor de continuo cubría un ancho de banda de 40 MHz centrado en 1420 MHz. Se utilizó un filtro de 2 MHz de ancho para eliminar la contribución del hidrógeno neutro galáctico. Se operó el receptor en el modo Dicke. La velocidad de los barridos en ascensión recta fue de 0.5 / minuto.

Resultados

Se pueden ver en la Figura VII algunos de los perfiles de H166 α . Algunos de ellos, incluido el central ($l=15.0^\circ$, $b=-0.7^\circ$), tienen velocidades centrales de 20 km.s^{-1} . Otros perfiles, por ejemplo el correspondiente a coordenadas galácticas $l=15.0^\circ$, $b=0.0^\circ$, tienen velocidades centrales de 35 km.s^{-1} . Esto podría indicar, que en esos casos, la emisión de H166 α se origina en regiones más distantes, o, tal vez deberse a la compleja cinemática de la región. Para la mayoría de los perfiles el ancho total a altura mitad (ATAM) es 35 km.s^{-1} .

El mapa de continuo en 1420 MHz de la región observada se muestra en la Figura VI2. Se indican por medio de cruces las posiciones donde la línea H166 α fue observada. Los valores de temperatura

de continuo dados por este mapa se usaron junto con la potencia integrada de los correspondientes perfiles de H166 α , para obtener las temperaturas electrónicas.

La densidad de flujo integrada de la región extendida asociada con M 17 (de alrededor de 1.25 de diámetro angular) es de 675 unidades de flujo (Jy). Usando este valor y de acuerdo a un modelo muy simplificado de región HII con temperatura y densidad electrónica constantes dado por Schraml y Mezser (1969), se calcula una densidad electrónica $N_e \approx 12 \text{ cm}^{-3}$ y se obtuvo una medida de emisión $ME \approx 1.04 \times 10^4 \text{ pc.cm}^{-6}$. La temperatura electrónica media es de 4800 K (estimada de forma análoga a Carina). La distancia a la que la región está ubicada es 2.3 kpc, con un diámetro de 50 pc.

Las observaciones de más altas frecuencias (en general $\nu \geq 5 \text{ GHz}$) hechas en la dirección del centro de la nebulosa, (Wilson y otros, 1970, Mc Gee y Newton, 1981, Downes y otros, 1980), muestran valores de densidad y medidas de emisión alrededor de dos órdenes de magnitud mayores que éstos de H166 α . Esto se puede explicar por el hecho de que, a la frecuencia de H166 α y con el haz de antena de 34', las observaciones son más sensibles a las partes más extendidas y difusas de la nebulosa, mientras que las regiones más densas y de alta medida de emisión, cercanas al centro, se hacen ópticamente gruesas a 1.4 GHz, sufriendo además, un mayor efecto de dilución.

G 333.3-0.4

Las observaciones de H166 α y del continuo en 1420 MHz se hicieron en forma análoga a las de M 17. Esto es válido también para todas las demás regiones. Por lo tanto no se referirá a esto de aquí en adelante.

Esta región había sido observada previamente en H109 α , H76 α y H90 α , así como en líneas moleculares tales como H₂CO, CO, OH. Las observaciones de la transición de CO (J=1 \rightarrow 0) fueron hechas por Gillespie y otros (1977). La transición del CO (J=2 \rightarrow 1) fue estudiada con más detalle por De Graauw y otros (1981), en la nube molecular asociada. El H₂CO fue observado en absorción por Whiteoak y Gardner (1974). Las velocidades de las líneas moleculares son en general \approx -51 km.s⁻¹, en buen acuerdo con las velocidades de los perfiles de líneas de recombinación observados.

Resultados

Se muestran en la Figura VI3 algunos de los perfiles observados. Las velocidades centrales de los perfiles son \approx -50 km.s⁻¹, con un ATAM de 30 km.s⁻¹.

Se muestra el mapa de continuo en 1420 MHz en la Figura VI4. Las posiciones donde la línea H166 α se observó se muestran por medio de cruces. El flujo integrado asociado para la región extendida asociada a B 333.3 de alrededor de 2° de diámetro es de 1500 Jy. Usando las mismas simplificaciones hechas para M 17 (temperatura y densidad constantes), se calculó una densidad electrónica $N_e \approx 7$ cm⁻³ y un valor para la medida de emisión de

$8 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$ La distancia al sol adoptada es 3.9 kpc y el diámetro $D=136.1 \text{ pc}$.

Las observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia en la dirección del centro de la región ($l=333.3$, $b=-0.4$), dan como resultado valores de densidad y medida de emisión, 1 o 2 órdenes de magnitud mayores que los obtenidos de las observaciones de $H166\alpha$. Esto se puede explicar por el mismo razonamiento que fue válido para M 17. El valor medio de la temperatura electrónica se estimó, de forma análoga a Carina, siendo de 5200 K.

RCW 74

Esta región ha sido observada en $H109\alpha$ (Wilson y otros, 1970), $H76\alpha$ (Mc Gee y Newton, 1981) y líneas moleculares como H_2CO (Whiteoak y Gardner, 1974), CO (Gillespie y otros, 1977), HCN (Whiteoak y Gardner, 1978), OH (Caswell y Robinson, 1974). Las velocidades de los perfiles de las líneas moleculares están en el rango de -35 a -40 km.s^{-1} .

Se muestran en la Figura VI5 algunos de los perfiles de $H166\alpha$ obtenidos de la región extendida ionizada asociada a G 305.4 \pm 0.2. Las velocidades centrales de los perfiles es $\approx -40 \text{ km.s}^{-1}$ con un ATAM y 35 km.s^{-1} .

En la Figura VI6 se muestra el mapa de continuo a 1420 MHz. Se indican con cruces las posiciones donde la línea $H166\alpha$ fue observada. La densidad de flujo integrada correspondiente a la región extendida asociada de alrededor de $110'$ de diámetro angular

es 1400 Jy. Usando la aproximación de Schraml y Mezser (1969), se obtiene un valor de densidad electrónica de 7 cm^{-3} y medida de emisión $ME \approx 8.77 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$. La distancia adoptada es 3.4 kpc y el diámetro de la fuente es $\approx 112 \text{ pc}$. La temperatura electrónica media resulta ser 4500 K. Nuevamente los valores de densidad electrónica y medida de emisión obtenidos de las observaciones de H166d son órdenes de magnitud menores que los obtenidos en alta frecuencia. Es válida también aquí la misma explicación que para las regiones anteriores. Como esto es válido en general para casi todas las regiones HII observadas en este trabajo de Tesis, no se repetirá en adelante la argumentación para cada una de ellas.

NGC 6334

Esta región ha sido observada previamente en H109d (Wilson y otros, 1970), Mc Gee y Newton, 1981), CO en emisión (Gillespie y otros, 1977), H₂CO en absorción (Whiteoak y Gardner, 1974), . Las velocidades de las líneas moleculares varían entre -5 a -6 km.s^{-1} . Algunas observaciones ópticas (Meaburn y White, 1982) indicarían que hay grandes y complejos movimientos internos en la nebulosa.

Se pueden ver en la Figura VI7 algunos de los perfiles resultantes de nuestras observaciones en H166d. Los perfiles

tienen velocidades centrales de -6 km.s

Se puede ver el mapa de continuo en la Figura V18. Por medio de cruces se muestran los puntos donde la línea H166 fue observada. La densidad de flujo del continuo de la región extendida asociada de $120'$ de diámetro angular es 2000 Jy . La temperatura electrónica promedio es $T_e = 5700 \text{ K}$. Usando el modelo ya citado de Schraml y Mezser (1969) de temperatura y densidad constantes se obtiene un valor para la densidad electrónica $N_e = 12.9 \text{ cm}^{-3}$ y para la medida de emisión $ME = 1.28 \times 10^{-4} \text{ pc.cm}$. La distancia adoptada es 1.7 kpc y el diámetro $D = 59.3 \text{ pc}$. Observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia en la dirección de $0 \text{ } 351.4 \pm 0.7$, que es el centro de la región observada (H109 y H76), dan como resultado valores de densidad y medida de emisión 1 o 2 órdenes de magnitud mayores que nuestros valores.

RCW 97

Esta región centrada en las coordenadas galácticas $l=327.3$, $b=-0.5$, ha sido observada previamente en H109 (Wilson y otros, 1970), H76 (Mc Gee y Newton, 1981) y en líneas moleculares del CO (Gillespie y otros, 1977), HCO (Whiteoak y Gardner, 1974) y OH (Caswell y Robinson, 1974). Las velocidades de las líneas moleculares son en general -49 km.s , en buen acuerdo

con las velocidades de las líneas de recombinación. Se muestran algunos de los perfiles obtenidos de estas observaciones de H166 α en la Figura VI9. Las velocidades centrales de la mayoría de ellos son $\approx -49 \text{ km.s}^{-1}$. El mapa de continuo se muestra en la Figura VI10. Por medio de cruces se muestran las posiciones donde la línea fue observada. El flujo de continuo de la región asociada de 94' de diámetro angular es ≈ 893 unidades de flujo (J_v). La temperatura electrónica promedio obtenida es $T_e = 5500 \text{ K}$. La distancia adoptada es 3.5 kpc y el diámetro $D = 98.7 \text{ pc}$. Bajo las mismas simplificaciones de Schraml y Mezser (1969) hechas para las regiones anteriores, se obtuvo una densidad $\approx 7.58 \text{ cm}^{-3}$ y una medida de emisión $ME \approx 8.27 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$. Otra vez, los valores de densidad y medida de emisión obtenidos de observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia (Wilson y otros, 1970; Mc Gee y Newton, 1981), son al menos 2 órdenes de magnitud mayores que los obtenidos en este trabajo a partir de las observaciones de H166 α .

RCW 116

Esta región ha sido observada previamente en H109 α (referencia Wilson y otros, 1970), y líneas moleculares, como H₂CO en absorción (Whiteoak y Gardner, 1974) OH (Caswel y Robinson,

1974). Las velocidades de las líneas moleculares varían entre -12 y -13 km.s^{-1} .

Se muestran en la Figura VIII algunos de los perfiles de H166 α . La mayoría de ellos tienen velocidades centrales de -18 km.s^{-1} , con un ancho total a altura mitad (ATAM) entre 25 y 30 km.s^{-1} . Se muestra el mapa de continuo en la Figura VII2. Se indican por medio de cruces las posiciones donde la línea H166 α fue observada. La densidad de flujo en el continuo de la región extendida asociada a RCW 116 de 84' de diámetro angular es ≈ 288 Jy. La temperatura electrónica promedio es $T_e = 6400$ K. La distancia adoptada es 17 kpc y el diámetro del modelo esférico $D \approx 41.54$ pc.

La densidad electrónica resulta ser $N_e \approx 7.84 \text{ cm}^{-3}$, siendo la medida de emisión $ME \approx 3.78 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$, (Bajo las mismas hipótesis simplificativas que para las regiones anteriores). También en este caso, observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia (Wilson y otros, 1970) dan como resultado valores de N_e y ME al menos dos órdenes de magnitud mayores que los obtenidos de estas observaciones de H166 α . Por supuesto sigue siendo válida la explicación dada para las otras regiones.

G 316.8-0.1

La región ha sido observada previamente en las líneas de recombinación H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981), y en líneas moleculares tales como H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), CO (Gillespie y otros, 1977), OH (Caswell y Robinson, 1974). Las velocidades LSR obtenidas de las líneas moleculares son en general $\approx -38 \text{ km.s}^{-1}$, en buen acuerdo con las obtenidas de las líneas de recombinación.

En la Figura VI13 se muestran algunos perfiles de H166 α obtenidos en el IAR. Las velocidades centrales son $\approx -42 \text{ km.s}^{-1}$. El ATAM de la mayoría de los perfiles varía entre 25 y 30 km.s^{-1} .

El mapa de continuo en 1420 MHz de la región extendida se muestra en la Figura VI14. Las cruces marcan los puntos donde la línea H166 α fue observada. El flujo en continuo de la región es $\approx 450 \text{ Jy}$. Se obtiene una temperatura electrónica promedio de $\approx 7500 \text{ K}$. Bajo las mismas aproximaciones de Scharml y Mezser (1969), se obtuvo un valor de la densidad $N_e \approx 6.3 \text{ cm}^{-3}$ y medida de emisión $ME \approx 4.75 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$. La distancia es 2.9 kpc y el diámetro $D \approx 81 \text{ pc}$. Valores de N_e y ME obtenidos de observaciones de H109 α (Wilson y otros, 1970), y H76 α (Mc Gee y Newton, 1981) son alrededor de 2 órdenes de magnitud mayores que los valores obtenidos de H166 α .

NGC 3603

Esta región, cuyo centro tiene coordenadas galácticas $l = 291.6$, $b = -0.5$, ha sido observada en H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981), H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), OH (Caswell y Robinson). Las velocidades de las líneas de recombinación son $\approx 9.4 \text{ km.s}^{-1}$. Las velocidades de las líneas moleculares varían en un rango entre 3 y 12 km.s^{-1} .

Se muestran algunos perfiles de H166 α en la Figura VI15. La velocidad del perfil central es $\approx 9 \text{ km.s}^{-1}$, con un ATAM de $\approx 48 \text{ km.s}^{-1}$.

Se muestra el mapa de continuo en 1420 MHz de la región extendida en la Figura VI16. Las posiciones donde la línea H166 α fue observada se muestran por medio de cruces. La temperatura electrónica promedio es 7100 K. La densidad de flujo de continuo correspondiente a la región de $\approx 110'$ de diámetro angular es 800 unidades de flujo (Jv). La distancia adoptada es 8.2 kpc y el diámetro de la región es 262 pc. Siempre de acuerdo al modelo de Schraml y Mezser, se obtiene un valor de la densidad electrónica $N_e \approx 4 \text{ cm}^{-3}$ y una medida de emisión ME $\approx 6.29 \times 10^3 \text{ pc. cm}^{-6}$.

Valores para los mismos parámetros físicos para la región central más densa obtenidos de observaciones de líneas de recombinación de altas frecuencias (las mismas referencias de H109 α y H76 α que para las demás regiones), son apreciablemente mayores que estos valores obtenidos de H166 α .

G291.3-0.7

Al observar el centro de la fuente G 291.3-0.7, se obtiene un perfil muy ruidoso, que se muestra en la Figura VI17. La señal, muy débil, está por debajo del nivel de ruido. Hay probablemente

un marcado efecto de dilución debido al muy pequeño tamaño angular de la fuente en comparación al haz de antena del IAR. El punto ($l=291.3$, $b=-0.7$) cae dentro de la región extendida asociada a NGC 3603, de modo que la observación hecha en H166 α no da información adicional.

RCW 131

Esta región había sido observada previamente en las líneas H109 α y H76 α , CO (Gillespie y otros, 1977), H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974). Las velocidades resultantes de las líneas moleculares varían entre -3.6 y -7 km.s⁻¹. Las velocidades de las líneas de recombinación son ≈ -4 km.s⁻¹.

Se muestran en la Figura VI18 algunos de los perfiles de H166 α . Las velocidades centrales de la mayoría de los perfiles son ≈ -4 km.s

El mapa de continuo en 1420 MHz se muestra en la Figura VI19. Las posiciones donde la línea fue observada se indican por medio de cruces. El flujo de continuo correspondiente a la región extendida de diámetro angular de 75' es ≈ 857 Jv. La temperatura electrónica promedio es 8100 K. La distancia adoptada es 1.5 kpc, con un diámetro $D \approx 32.7$ pc. Los valores obtenidos de densidad N_e y medida de emisión ME son ≈ 20 cm⁻³ y 1.4×10^4 pc.cm⁻⁶, respectivamente, (siempre de acuerdo al modelo

simplificado). Valores de los mismos parámetros obtenidos de observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia (Wilson y otros , 1970, Mc Gee y Newton, 1981), son uno o dos órdenes de magnitud mayores que los obtenidos de H166 α

RCW 49

Esta región fue observada previamente en H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981) y líneas moleculares como CO (Gillespie y otros, 1977), H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), OH (Caswell y Robinson, 1974). La velocidad del CO en emisión es 16 km.s⁻¹, mostrando una apreciable diferencia con las velocidades del H₂CO en absorción (-14 km.s⁻¹) y OH (-13 km.s⁻¹). Las velocidades de las líneas de recombinación son de 1 km.s

Se muestran algunos de los perfiles de H166 α en la Figura VI20. Las velocidades centrales de los perfiles son de ≈ 1.5 km.s⁻¹, con un ATAM de ≈ 35 km.s⁻¹.

El mapa de continuo en 1420 MHz se muestra en la Figura VI21. Se indican por medio de cruces las posiciones donde la línea H166 α fue observada. La densidad de flujo en el continuo a 1420 MHz correspondiente a la región extendida de 120' de diámetro angular es 1000 Jy (unidades de flujo). La temperatura electrónica promedio obtenida es 5650 K. Usando la

simplificación esférica (ver regiones anteriores), se obtienen valores de densidad $N_e \approx 4.5 \text{ cm}^{-3}$ y medida de emisión $ME \approx 6.122 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$. La distancia adoptada es 6 kpc y el diámetro $D \approx 209.4 \text{ pc}$.

Los valores obtenidos para estos parámetros físicos a partir de observaciones de más alta frecuencia (H109 α y H76 α), dan como resultado cantidades 1 o dos órdenes de magnitud mayores que los obtenidos de estas observaciones de H166 α . Por supuesto sigue siendo válida aquí la explicación dada para las otras regiones.

G338.4+0.0

Esta región, relativamente poco estudiada, ha sido observada en la línea H109 α (Wilson otros, 1970), H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), OH (Caswell y Robinson, 1974).

Las velocidades obtenidas de la línea H166 α es ≈ -36.9 km.s⁻¹. La velocidad del H₂CO en absorción es ≈ -29 km.s⁻¹, del OH es ≈ -34 km.s⁻¹.

Se pueden ver en la Figura VI22 algunos perfiles de la línea H166 α obtenidos en la región extendida de 105' de diametro angular asociada a G338.4+0.0. Las velocidades de los centroides de los perfiles son ≈ -40 km.s⁻¹ con un ATAM de aproximadamente 35 km.s⁻¹. Se muestra en la Figura VI23 el mapa de continuo en 1420 MHz. La densidad de flujo de continuo de la región extendida es 1116 Jy. La temperatura electrónica media obtenida es 6200 K. Bajo las mismas aproximaciones hechas para las demás regiones (densidad y temperatura constantes) se obtiene una densidad electrónica $N_e \approx 7.88$ cm⁻³ y una medida de emisión M.E. $\approx 8.44 \times 10^3$ pc.cm⁻⁶. La distancia es 2.3 kpc y el diametro $D \approx 70.24$ pc. Los resultados obtenidos de observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia, dan como resultado densidades y medidas de emisión de 2 a 3 órdenes de magnitud mayores que las obtenidas en H166 α .

RCW122

Esta región ha sido observada en H109 α (Wilson y otros, 1970
H76 α (Mc Gee Newton, 1981) y líneas moleculares como H₂CO
(Whiteoak y Gardner, 1974), OH (Caswell y Robinson, 1974), HCN
(Whiteoak y Gardner, 1978).

Las velocidades de las líneas de recombinación concuerdan
razonablemente bien con las líneas moleculares, entre -12 y -13
km.s⁻¹.

En la Figura VI24 se muestran algunos de los perfiles de la línea
H166 α obtenidos en el IAR en la región extendida asociada a
RCW 122. Las velocidades de los centroides de los perfiles son
 ≈ -40 km.s⁻¹, con un ATAM de 36 km.s⁻¹

Se muestra en la Figura VI25 el mapa del continuo en 1420 MHz de
la región asociada de 74' de diámetro angular. Se muestran por
medio de cruces los puntos donde H166 α fue observada. La
densidad de flujo en el continuo a esa frecuencia, de la región
extendida resulta ser 171 unidades de flujo (Jy). La
temperatura electrónica promedio es ≈ 6026 K. Usando el modelo
simplificado de Schraml y Mezser (1969), se obtienen valores
para la densidad electrónica $N_{e\gamma} 6.7$ cm⁻³ y medida de emisión
M.E γ 2.81x10³ pc.cm⁻⁶ Los valores obtenidos de densidad y
medida de emisión a partir de las observaciones previas de
H109 α y H76 α son de 2 a 3 órdenes de magnitud mayores que los
nuestros. Por supuesto siguen siendo válidas las explicaciones
previas dadas para las primeras regiones estudiadas.

Esta región ha sido observada en H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981), H90 α (Mc Gee y otros, 1975) líneas moleculares como H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), OH (Caswell y Robinson, 1974), HCN (Whiteoak y Gardner, 1978). Las velocidades de las líneas de recombinación concuerdan razonablemente bien con las de las líneas moleculares entre -88 y -93 km.s⁻¹

En la Figura VI26 se muestran algunos de los perfiles de H166 α obtenidos en el IAR de la región extendida asociada a G 331.5-0.1. Las velocidades centrales de los perfiles son \approx -60 km.s⁻¹, con un ATAM de 20 a 30 km.s⁻¹

Se muestra en la Figura VI27 el mapa de continuo en 1420 MHz de la región. La densidad de flujo asociada a la región de 100' de diámetro angular es 403 Jy. La temperatura electrónica media es Te = 5749 K. Usando el modelo simplificado de Mezser y Schraml (1969), se obtienen valores para la densidad Ne \approx 2.76 cm⁻³ y medida de emisión M.E. \approx 3.58x10³ pc.cm⁻⁶. La distancia adoptada es 11 kpc y el diámetro \approx 320 pc.

Los resultados obtenidos de observaciones de líneas de recombinación de más alta frecuencia, tales como H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981), dan como resultado valores de densidad y medida de emisión 2 o 3 órdenes de magnitud mayores que estos resultados obtenidos de H166 α

W 31

Esta región ha sido observada en H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981) y líneas moleculares como H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), HCN (Whiteoak y Gardner, 1978). Las velocidades de las líneas de recombinación concuerdan razonablemente bien con las de las líneas moleculares, entre 10 y 14 km.s⁻¹

En la Figura VI28 se muestran algunos de los perfiles de H166 α obtenidos en el IAR en la región extendida asociada a W 31 (Cuyo centro está ubicado en $l = 10^{\circ}.2$, $b = -0^{\circ}.3$).

Las velocidades de los centroides de los perfiles es 12km.s⁻¹ con un ATAM \approx 46 km.s⁻¹

Se muestra en la Figura VI29 el mapa de continuo en 1420 MHz de la región.

La densidad de flujo correspondiente a la región extendida asociada a W 31 de \approx 93 minutos de diámetro angular es de 306 Jy. La temperatura electrónica media es 5600 K. Usando el mismo modelo simplificado se obtienen valores para la densidad $N_{e\gamma} \approx 2.13$ cm⁻³ y medida de emisión M.E. $\approx 3.1 \times 10^3$ pc.cm⁻⁶. La distancia es 17.2 kpc el diámetro del modelo esférico es $D \approx 465$ pc.

Nuevamente la densidad y la medida de emisión obtenidas de observaciones de más alta frecuencia dan órdenes de magnitud mayores a los obtenidos de las observaciones de H166 α y el continuo en 1420 MHz.

Esta región, relativamente cercana al sol (dist. = 0.6 kpc.), ha sido observada en H109 α (Wilson y otros, 1970), H76 α (Mc Gee y Newton, 1981), H90 α (Mc Gee y otros, 1975), H159 α (Cersosimo, 1985) y líneas moleculares como H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974), CO (Gillespie y otros, 1977), HCN (Whiteoak y Gardner, 1978)

Las velocidades de las líneas de recombinación y moleculares concuerdan razonablemente bien entre 1 y 4 km.s⁻¹

En la Figura VI30 se muestra el perfil H166 α del punto central de la región, obtenido con un tiempo de integración de alrededor de 4 horas (las coordenadas galácticas del punto son l=268.0, b=-1.1).

Se muestra en la Figura VI31 el mapa de continuo en 1420 MHz de la región extendida asociada.

La densidad de flujo en el continuo correspondiente a la región de 71' de diámetro angular es de 568.5 Jy (unidades de flujo

La temperatura electrónica resulta ser 8000 \pm 800 K. Usando el modelo simplificado de Schraml y Mezser (1969), se obtienen valores para la densidad del gas ionizado difuso $N_e \approx 25$ cm⁻³ y una medida de emisión M.E. $\approx 1.13 \times 10^4$ pc.cm⁻⁶ (La región es algo más compacta que la mayoría de las observadas). El diámetro, con la distancia de 0.6 kpc es ≈ 12.4 pc.

Nuevamente los valores dados para estos parámetros obtenidos de líneas de más alta frecuencia dan valores unos dos órdenes de magnitud mayores que los obtenidos de H166 α .

Se muestra también en la Figura VI32 el perfil del punto con coordenadas galácticas l=267.8, b=-0.9 obtenido con 2 horas y media de integración, indicándose su posición en el mapa de

continuo de 1420 MHz. Esta fuente cae dentro de la región extendida asociada a RCW 38.

De todos modos, esta región observada anteriormente en H109 α , en lo que respecta a nuestras observaciones extendidas de H166 α , forma parte del complejo asociado a RCW 38, de modo que queda incluida en la región extendida asociada a RCW 38.

G333.6-0.2

El punto central de la región cae dentro del mapa de continuo de G333.3 su velocidad es análoga a la que surge de los perfiles de esta región, de modo que la podemos considerar como parte del mismo complejo de regiones HII. Se muestra en la Figura VI33 el perfil de H166 α obtenido en G333.6-0.2. La T_e obtenida de considerar sólo este punto es 7476.8 K, pero no tiene mayor significado, siendo más confiable el valor medio de la temperatura electrónica obtenida para la región extendida asociada a G 333.3-0.4 ($T_e \approx 5200 \pm 500$ K).

RCW 92 (G322.2+0.6)

Esta región, que aparece en el relevamiento de Haynes ($\nu=5$ GHz) (1979) como relativamente pequeña, ha sido observada en H 109 α (Wilson y otros, 1970), y en líneas moleculares , como CO (Gillespie otros 1977), H₂CO (Whiteoak y Gardner, 1974) HCN (Whiteoak y Gardner, 1978). Las velocidades LSR obtenidas de H109 α acuerdan bastante bien con las de las líneas moleculares en el rango de -51 a -56 km.s⁻¹

Se trató de detectar en H166 α en el IAR en el punto central, con integraciones de ≈ 3 horas y no se pudo detectar la línea por encima del nivel de ruido. Probablemente esto se deba un efecto de dilución por el pequeño tamaño de la fuente con respecto al haz de antena (34'). Por otra parte la temperatura de continuo sacada del mapa de 1420 MHz es de alrededor de 3 K, no advirtiéndose prácticamente en el mapa la presencia de una fuente discreta de continuo.

Las observaciones de H109 α de esta región dan como resultado una temperatura electrónica $T_e \approx 5400$ K, densidad $N_e \approx 1029$ cm⁻³ y medida de emisión $ME = 1.5 \times 10^6$ pc.cm⁻⁶ Nuestras observaciones dan sólo una cota superior de la temperatura de la línea H166 α $T_L \leq 0.07$ K.

G 0.5+0.0

Esta región fue observada en varios puntos separados entre sí por 0.5 en la línea H166 α como parte de este Trabajo de Tesis, pero

las observaciones del continuo no fueron buenas, a pesar de probarse más de una vez, debido a inconvenientes producidas por saturaciones en la zona del centro galáctico, por lo que no pudo obtenerse un mapa de continuo de la región. Por lo tanto, no se pudieron obtener buenos valores de los parámetros físicos del gas ionizado de baja densidad asociado a la región. La velocidad central del perfil correspondiente al punto central ($l=0^{\circ}5$, $b=0^{\circ}0$) es $20 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$. Wilson y otros (1970) encuentran valores para la densidad, medida de emisión y temperatura electrónica, a partir de observaciones de la línea H109 α , que corresponden al gas de alta densidad.

Apartamientos del E.T.L.

Para las regiones HII de alta medida de emisión, hay importantes apartamientos del E.T.L. en la frecuencia de 1.4 GHz. Sin embargo, para el gas ionizado de baja densidad y medida de emisión del orden de $10^3 - 10^4 \text{ pc}\cdot\text{cm}^{-6}$ las T_e^* s obtenidas de observaciones de H 166 α y el continuo en 1.4 GHz deberían diferir de la temperatura real T_e en menos de un 20% (Shaver, 1980).

En todas las regiones HII observadas extensivamente (en varios puntos además del central) se investigó la posibilidad de que hubiera apartamientos del Equilibrio Termodinámico Local, a través de la fórmula de Dyson (1969).

$$\frac{T_e}{T_e^*} = \left[b_n \left(1 + \frac{\zeta_c k T_e}{2 h \nu} \frac{d \ln b_n}{d b_n} \Delta n \right) \right]^{0.87}$$

Donde ζ_c es el espesor óptico en el continuo, b_n es el coeficiente de apertamiento del E.T.L. de la población del nivel atómico n , k es la constante de Boltzmann, h es la constante de Planck, ν es la frecuencia en MHz. Los coeficientes b_n y dn/dn se toman de valores tabulados por Brocklehurst (1970). Esta fórmula dada por Dyson se obtiene manteniendo la aproximación de lámina plana paralela.

Para todas las regiones $T_e/T_e^* \leq 1.2$, como era de esperar para esta frecuencia y estas bajas densidades ($1-10 \text{ cm}^{-3}$).

Shaver (1980), muestra que para frecuencias menores que $< 2 \text{ GHz}$ con medidas de emisión $10^3 - 10^4 \text{ pc.cm}^{-6}$ y densidades $1-10 \text{ cm}^{-3}$ la aproximación de E.T.L. es válida para determinar los parámetros físicos del gas ionizado partir de observaciones de líneas de recombinación.

Comentarios sobre este capítulo

De nuestras observaciones a 1.4 GHz (continuo y líneas) y de aquellas altas frecuencias ($> 5 \text{ GHz}$) se obtienen resultados combinados de los parámetros físicos (densidad, medida de emisión, temperatura electrónica para el gas ionizado de baja y alta densidad, respectivamente. Estos resultados son en general compatibles con la descripción de las regiones HII relativamente extendidas como constituidas de una pequeña región compacta y una envoltura de gas extendido de baja densidad (Azcarate y otros, 1986; Azcarate y otros 1987a 1987b).

Esto indica que la observación de $H\ 166\alpha$ es útil en general como indicadores de parámetros físicos del gas de baja densidad, aun en regiones HII con una zona central de alta densidad. Habría que exceptuar obviamente de esta argumentación a las regiones HII muy pequeñas y compactas.

Además el gas extendido ionizado de baja densidad asociado a regiones HII discretas, no difiere demasiado, en sus propiedades físicas, del gas difuso observado, por ejemplo, en los relevamientos de la emisión $H166\alpha$ en ambos hemisferios (Hart Pedlar, 1976, Lockman, 1976, Hart y otros, 1983, Cersosimo y otros, 1988).

Bibliografía

- Azcárate, I.N., Cersosimo, J. C., & Colomb, F.R., 1986, Rev. Mexican. Astron. Astrofís., 13, 15.
- Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C., & Colomb, F. R., 1987a, Rev. Mexican. Astron. Astrofís., 15, 3.
- Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C., & Colomb, F. R., 1987b, Rev. Mexican. Astron. Astrofís., 15, 125.
- Batt, M. J., 1974, MNRAS, 168, 37F.
- Brocklehurst, M., 1970, MNRAS, 148, 417.
- Caswell, J. L. & Robinson, B. J., 1974, Australian J. Phys., 27, 597.
- Cersosimo, J. C., 1985, Rev. Mex. Astron. Astrofís., 10, 171.
- Cersosimo, J. C., Azcárate, I. N., Hart, L., & Colomb, F.R., 1988, Astr. and AP., en prensa.
- De Graauw, T., & otros, 1981, Astr. and AP., 102, 257.
- Downes, D., Wilson, T. L., Riesing, J., & Wink, J., 1980, Astr. and AP. SUPPL., 40, 379.
- Dyson, J. E., 1969, AP. and Space Sci., 4, 401.
- Elliot, K. J., & Meaburn, J., 1975, AP. and Space Sci., 35, 81.
- Elmesreen, B. G., & Lada, C. J., 1976, Astron. J., 81, 1089.
- Genzel, R., & Downes, D., 1977, Astr. and AP. SUPPL., 30, 145.
- Gillespie, A. R., & otros, 1977, Astr. and AP., 60, 221.
- Goudis, C., 1976, AP. and Space Sci., 39, 273.
- Gull, T. R., & Ballick, B., 1974, AP. J., 192, 63.
- Hart, L., & Pedlar, A., 1976, MNRAS, 176, 547.
- Hart, L., Azcárate, I. N., Cersosimo, J. C., & Colomb, F. R.,

1983, eds(W. B. Burton & F. P. Israel), Surveys of the southern galaxy, 43.

Knowles, S.H., Caswell, J. L., & Goss, W. M., 1976, MNRAS, 175, 537.

Lada, C. J., Dickinson, D. F., & Penfield, H., 1974, Ap. J. (Letters 189, L35.

Lada, C. J., 1976, Ap. J. Suppl., 32, 603.

Lockman, F. J., 1976, Ap. J., 209, 429.

Mc Gee, R. X., & otros, 1975, Australian J. Phys., 28, 185.

Mc Gee, R. X., & Newton, L. M., 1981, MNRAS, 196, 889.

Mezburn, J., 1977, en Topics of Interstellar Matter, ed. H. van Woerden, D. Reidel Publishing Co, 81.

Schraml, J., & Mezser, P. G., 1969, Ap. J., 156, 269.

Shaver, P., 1980, Astr. and Ap., 91, 279.

Thronson, H. A., & Lada, C. J., 1983, Ap. J., 269, 175.

Whiteoak, J. B., & Gardner, F. F., 1974, Astr. and Ap., 37, 389.

Whiteoak, J. B., & Gardner, F. F., 1978, MNRAS, 185, 33F.

Wilson, T. L., Mezser, P. G., Gardner, F. F., & Milner, D. K., 1970, Astr. and Ap., 6, 364.

Figuras Capítulo VI

Figura VI1. Algunos perfiles de H 166d obtenidos en la region asociada a M 17.

Figura VI2. Mapa de continuo en 1420 MHz de M 17.

Figura VI3. Algunos perfiles de H166d de G 333.3-0.4

Figura VI4. Mapa de continuo en 1420 MHz de G 333.3-0.4.

Figura VI5. Algunos perfiles obtenidos en RCW 74.

Figura VI6. Mapa de continuo en 1420 MHz de RCW 74

Figura VI7. Algunos perfiles obtenidos en NGC 6334.

Figura VI8. Mapa de continuo en 1420 MHz de NGC 6334.

Figura VI9. Algunos perfiles de H166d de la region extendida asociada a RCW 97.

Figura VI10. Mapa de continuo en 1420 MHz de RCW 97.

Figura VI11. Algunos perfiles de H166d de RCW 116.

Figura VI12. Mapa de continuo en 1420 MHz de RCW 116.

Figura VI13. Algunos perfiles obtenidos en G 316.8-0.1.

Figura VI14. Mapa de continuo en 1420 MHz de G 316.8-0.1.

Figura VI15. Algunos perfiles de H166d obtenidos en NGC 3603.

Figura VI16. Mapa de continuo en 1420 MHz de NGC 3603.

Figura VI17. Perfil de H166d de G 291.3-0.7.

Figura VI18. Algunos perfiles de la region RCW 131.

Figura VI19. Mapa de continuo en 1420 MHz de RCW 131.

Figura VI20. Algunos perfiles de la region RCW 49.

Figura VI21. Mapa de continuo en 1420 MHz de RCW 49.

Figura VI22. Algunos perfiles de la region G 338.4+0.0.

Figura VI23. Mapa de continuo de la region G 338.4+0.0

Figura VI24. Algunos perfiles de H166d de la region RCW 122.

Figura VI25. Mapa de continuo en 1420 MHz de la region RCW 122.

Figura VI26. Algunos perfiles de H166d de la región asociada a G 331.5-0.1.

Figura VI27. Mapa de continuo de la región asociada a G 331.5-0.1.

Figura VI28. Algunos perfiles de la región W 31.

Figura VI29. Mapa de continuo en 1420 MHz de la región W 31.

Figura VI30. Perfil central de H 166d de la región RCW 38.

Figura VI31. Mapa de continuo en 1420 MHz de la región RCW 38.

Figura VI32. Perfil de H 166d de la región G 267.8-0.9.

Figura VI33. Perfil de H166d de la región G 333.6-0.2.

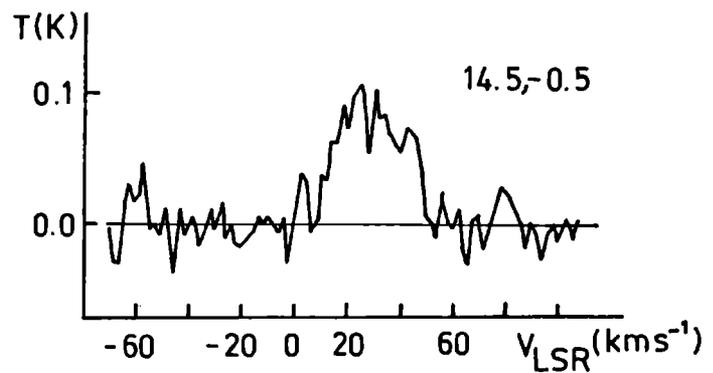
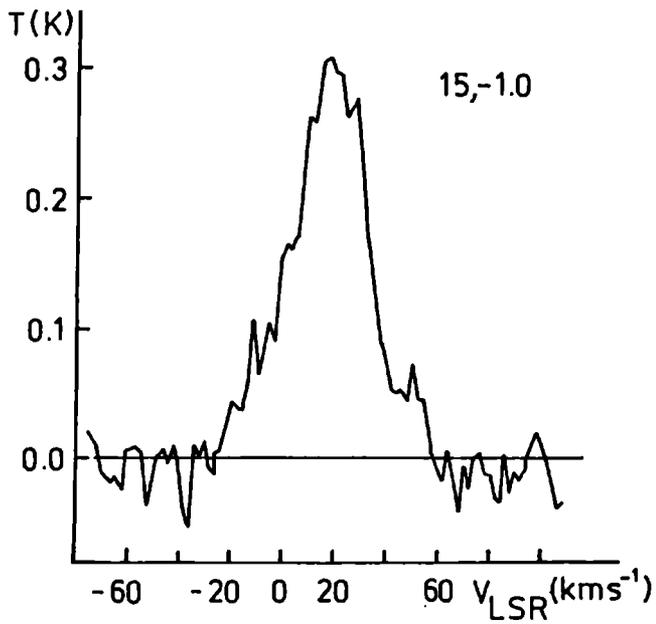
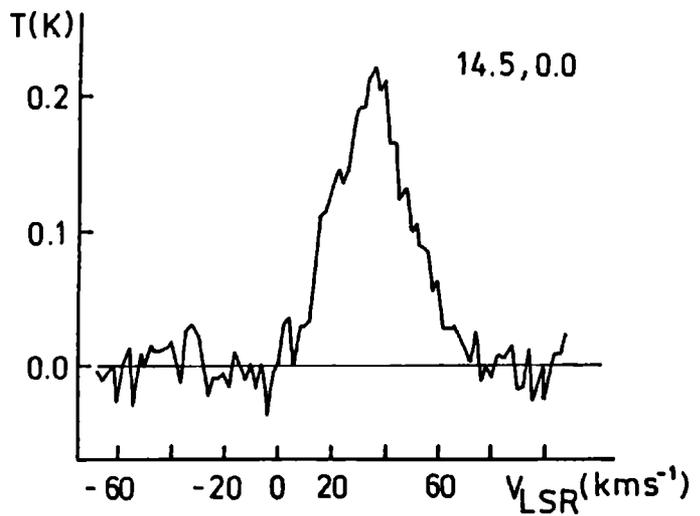
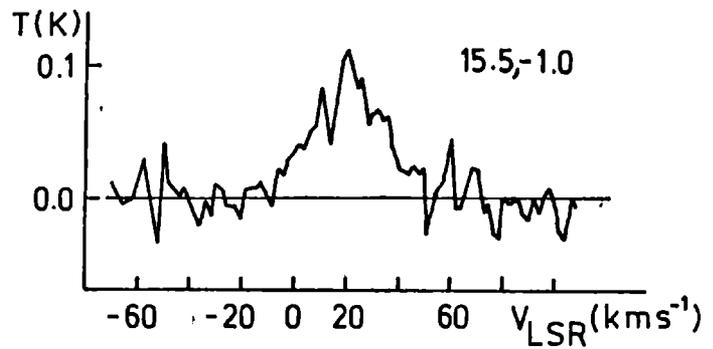
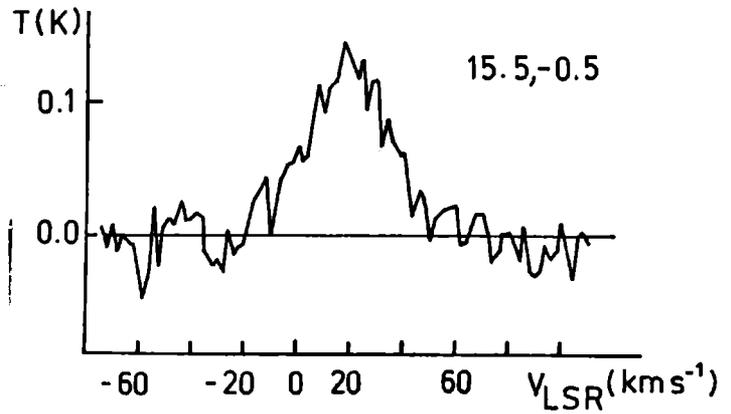
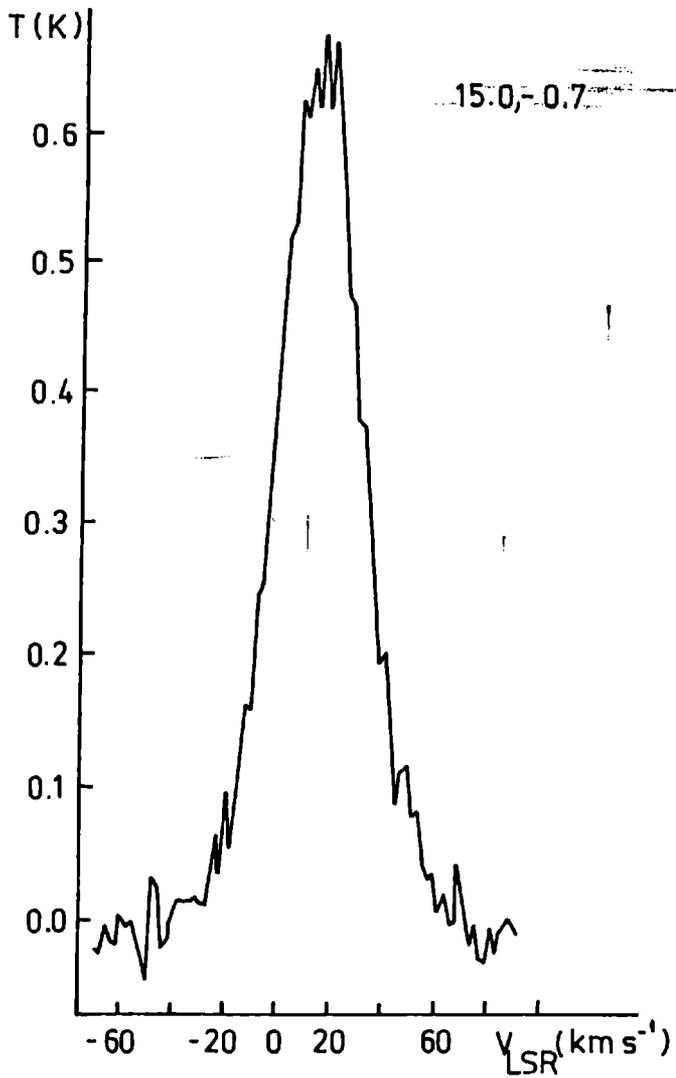


Figura VI 1

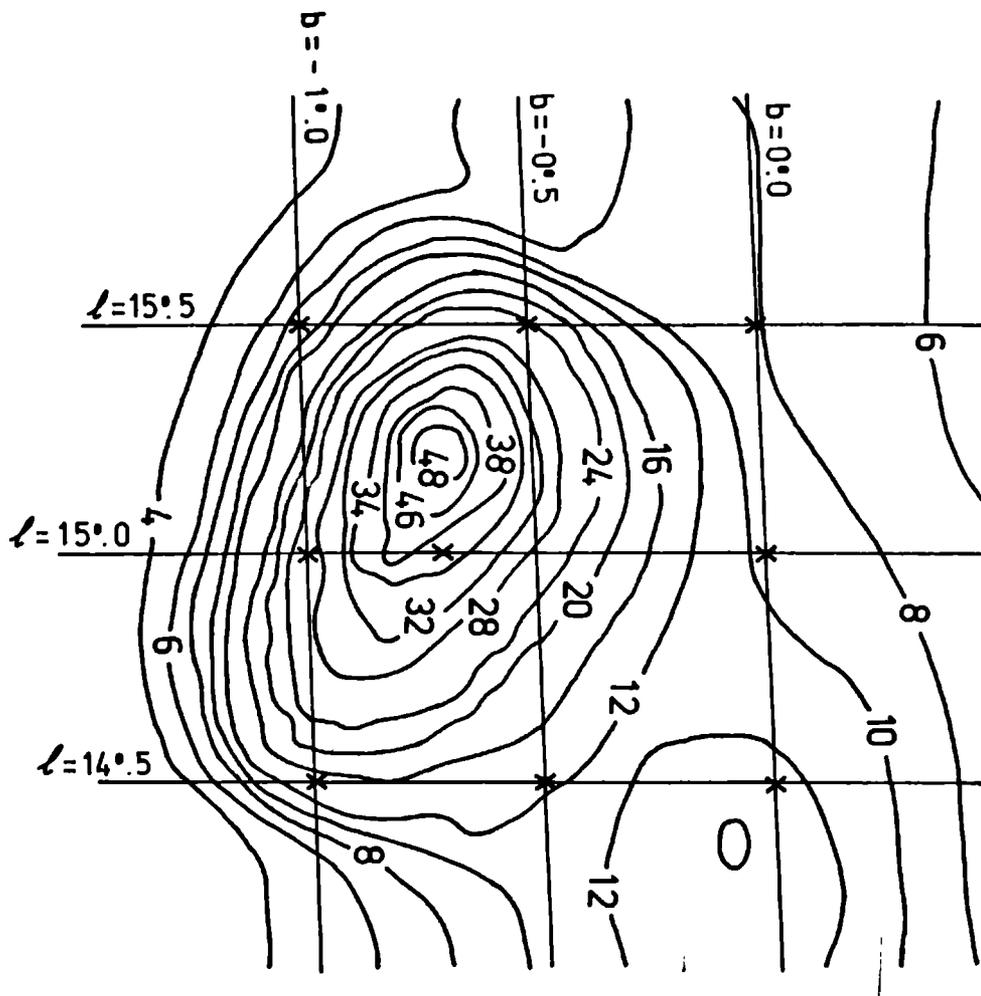


Figura VI 2

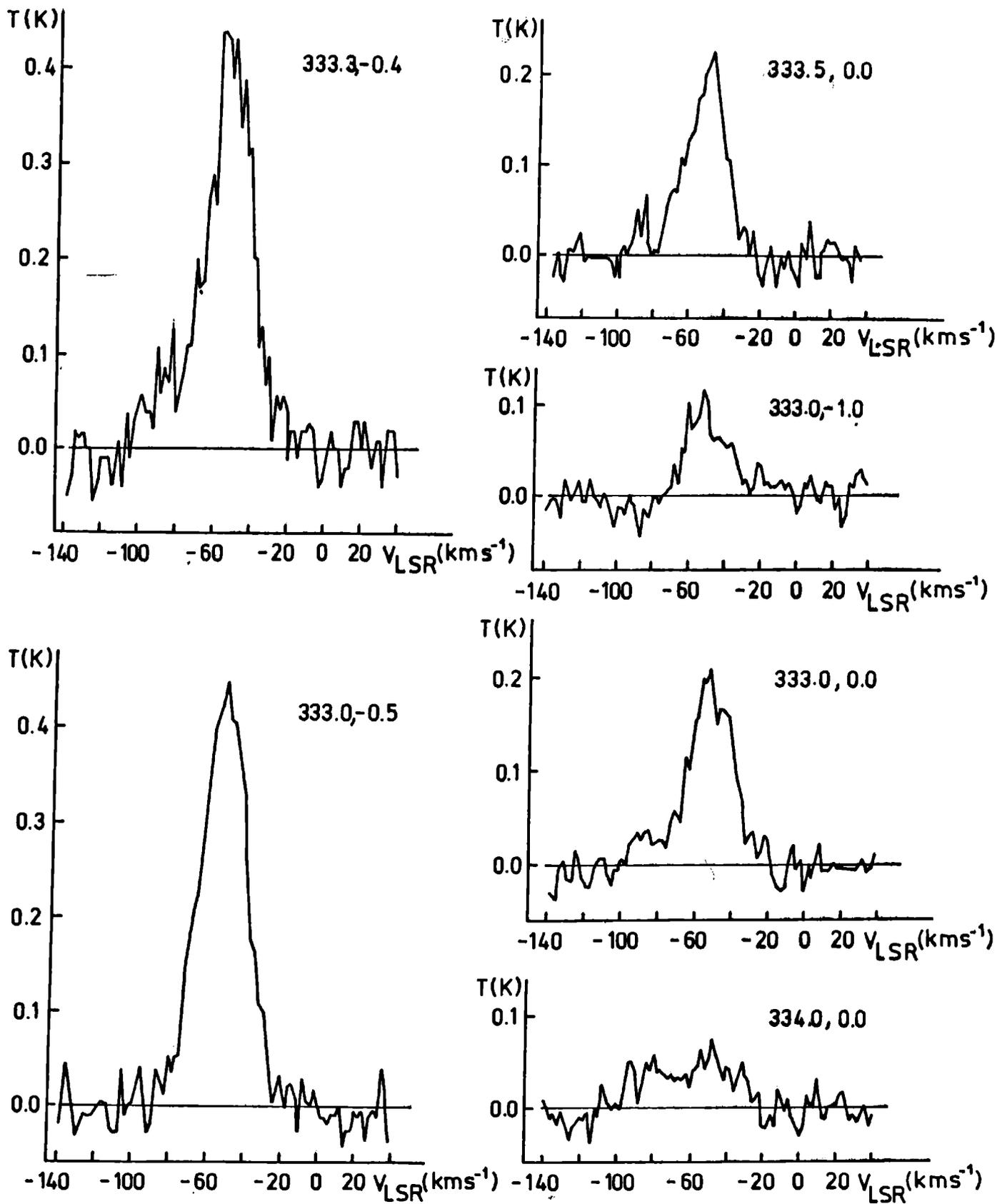


Figura VI 3

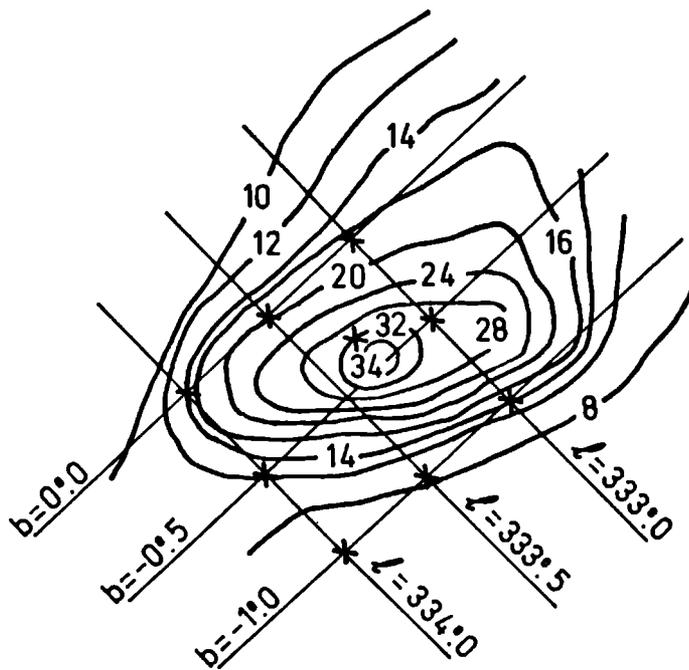


Figura VI 4

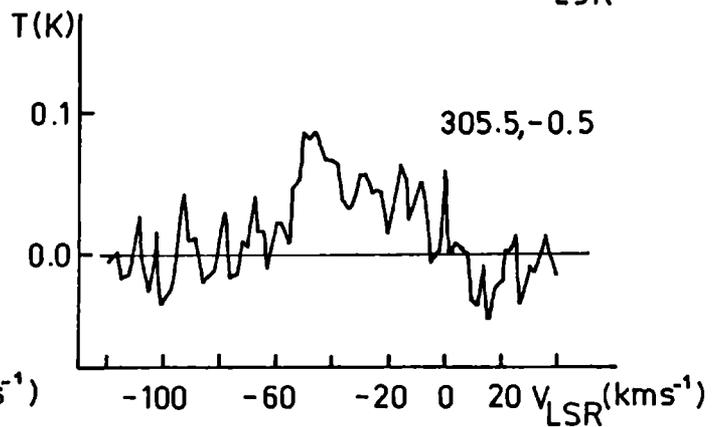
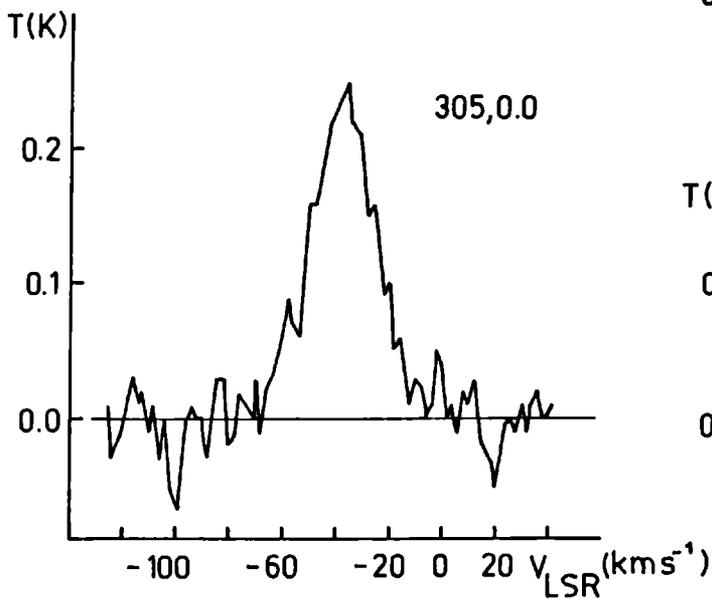
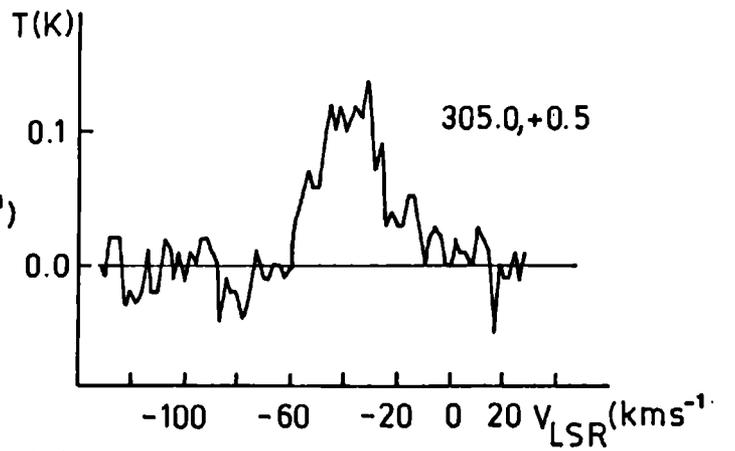
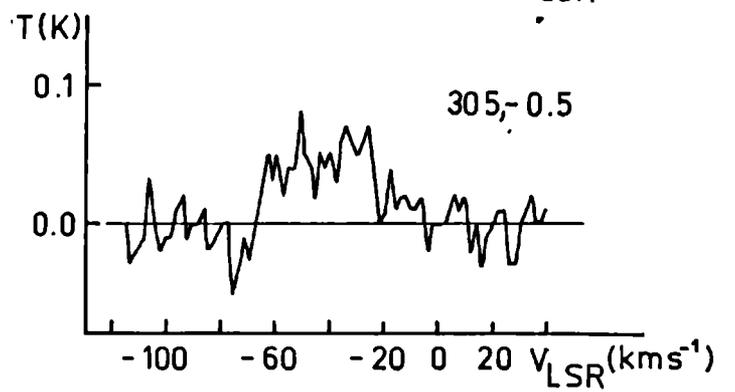
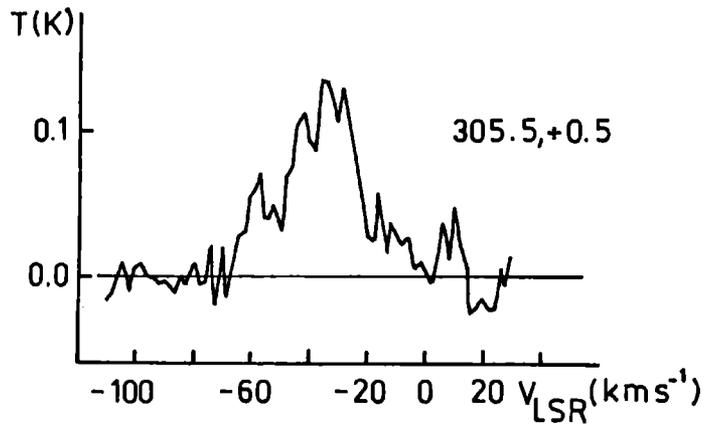
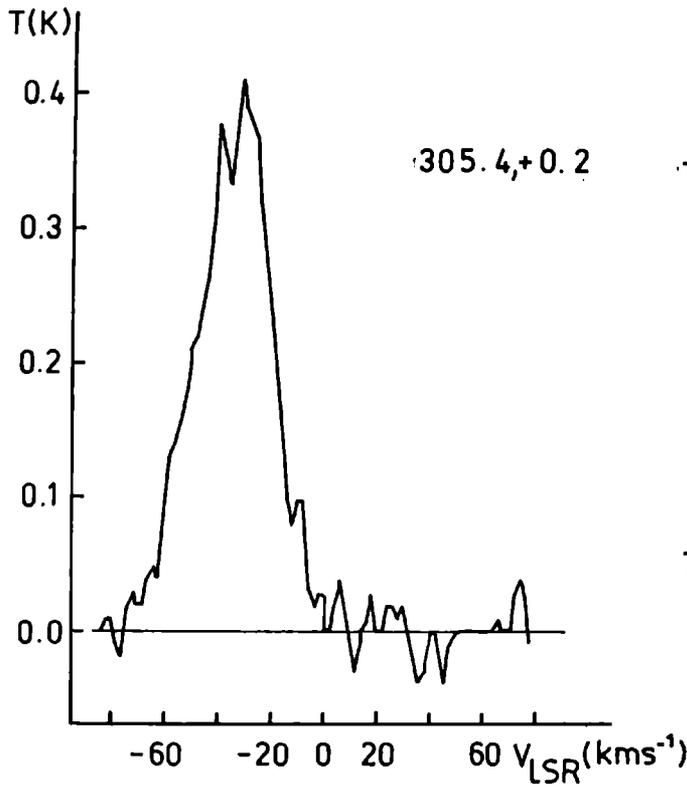


Figura VI 5

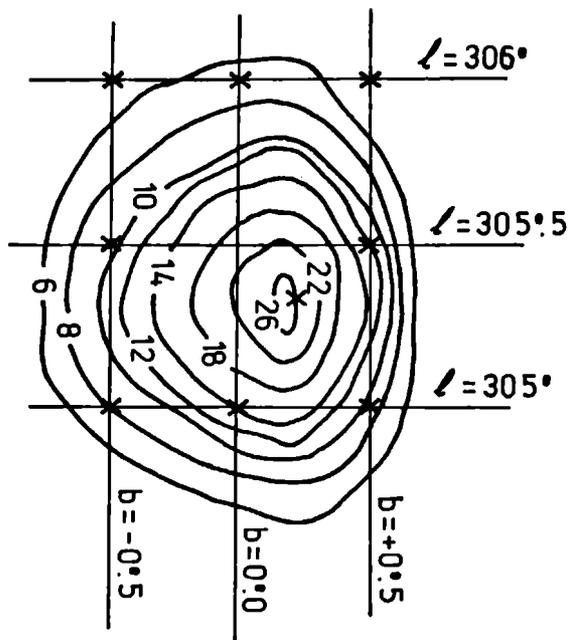


Figura VI 6

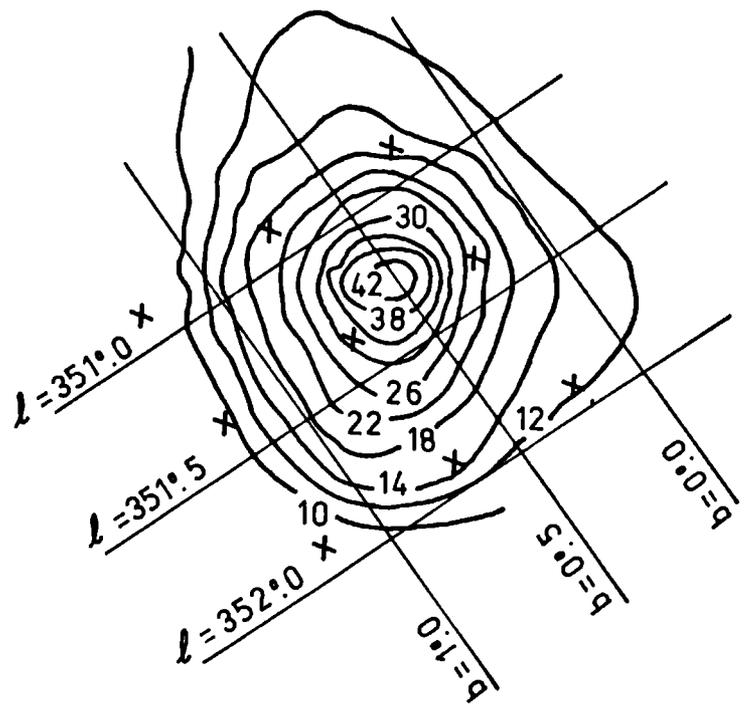
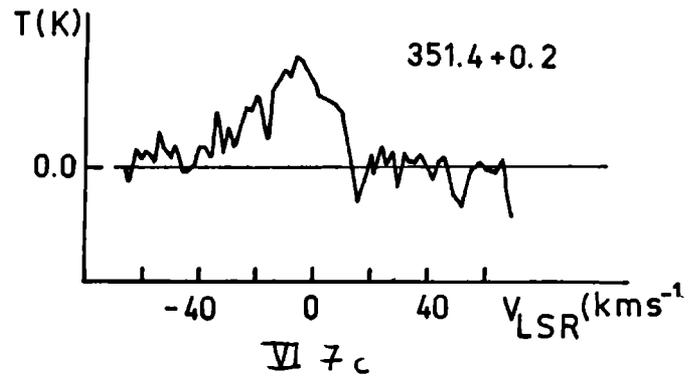
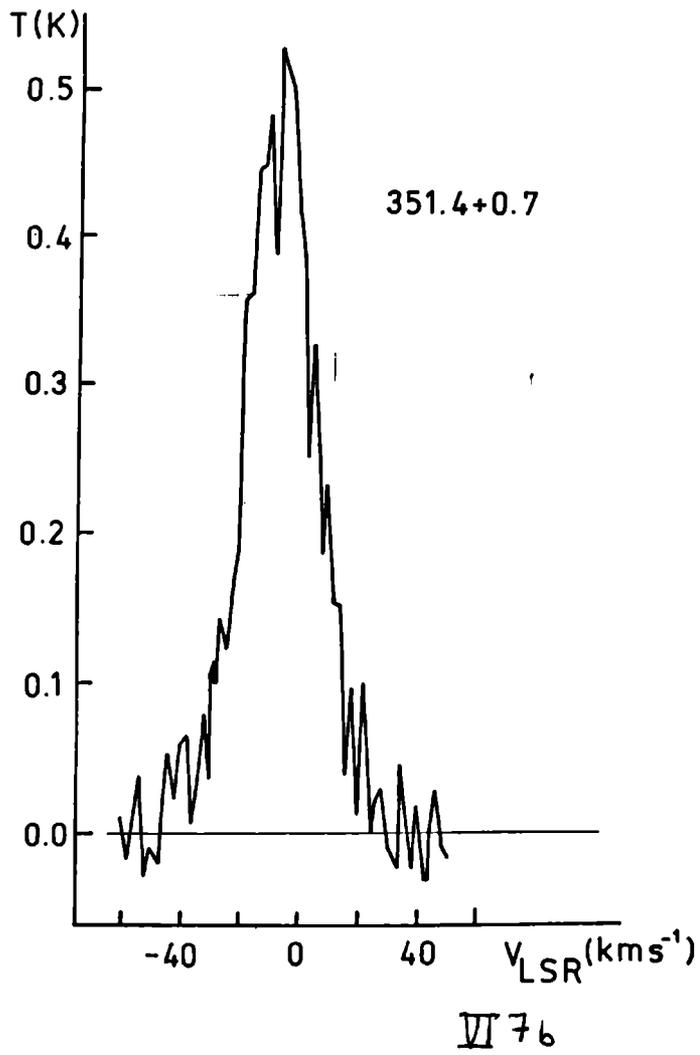


Figura VI 8

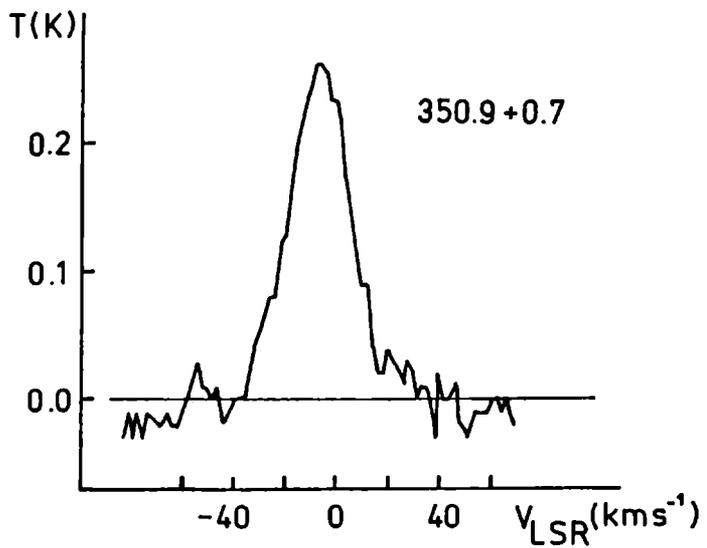


Figura VI 7a

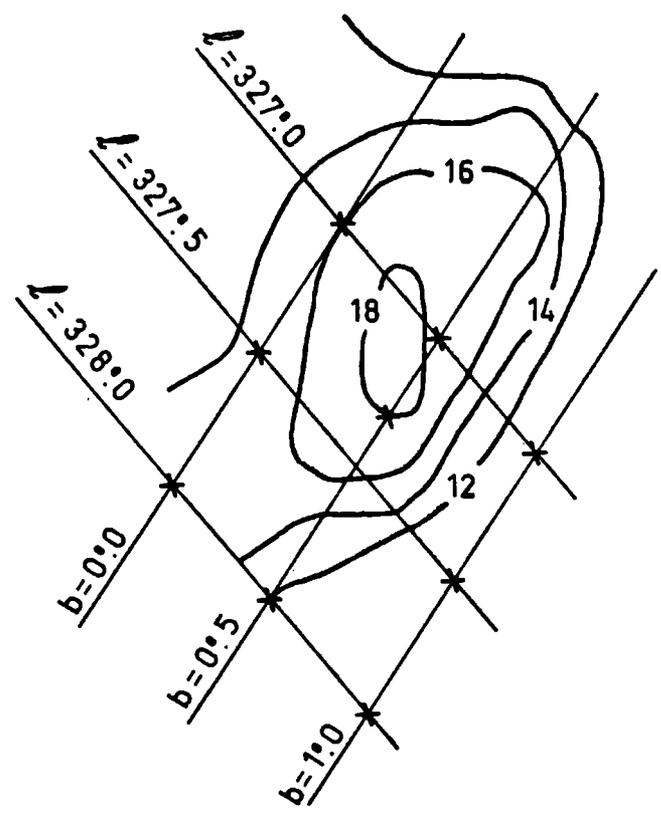
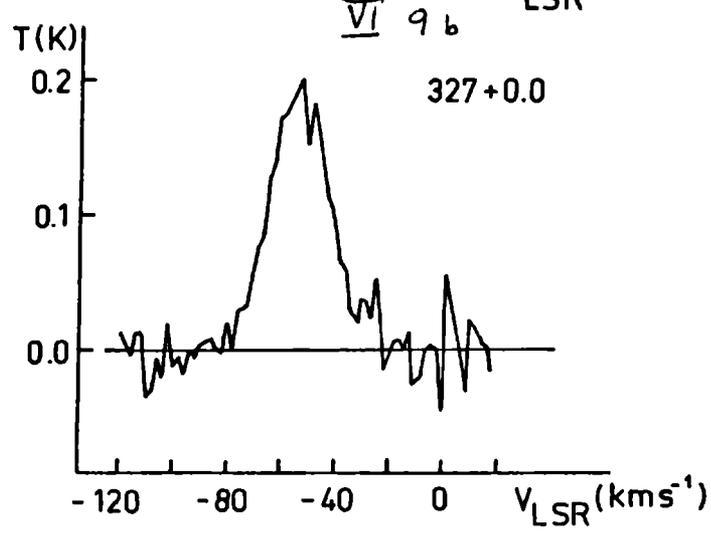
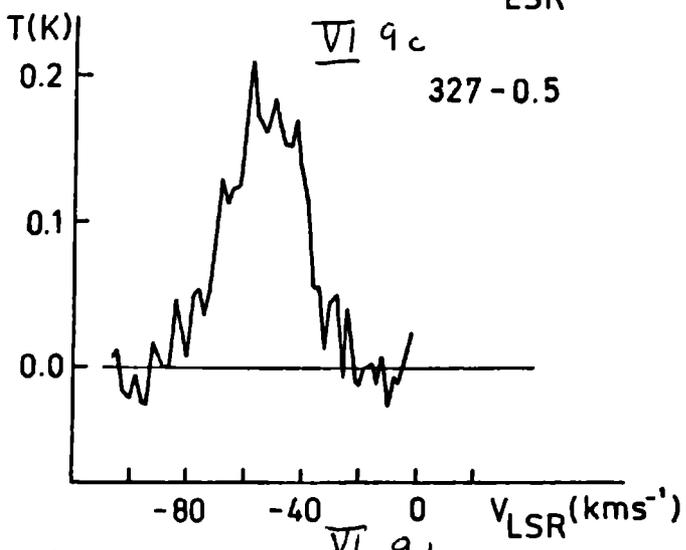
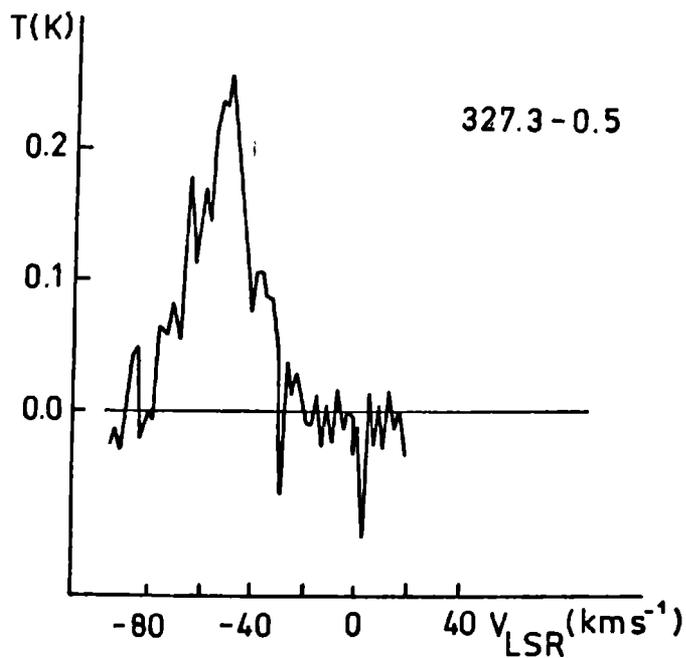
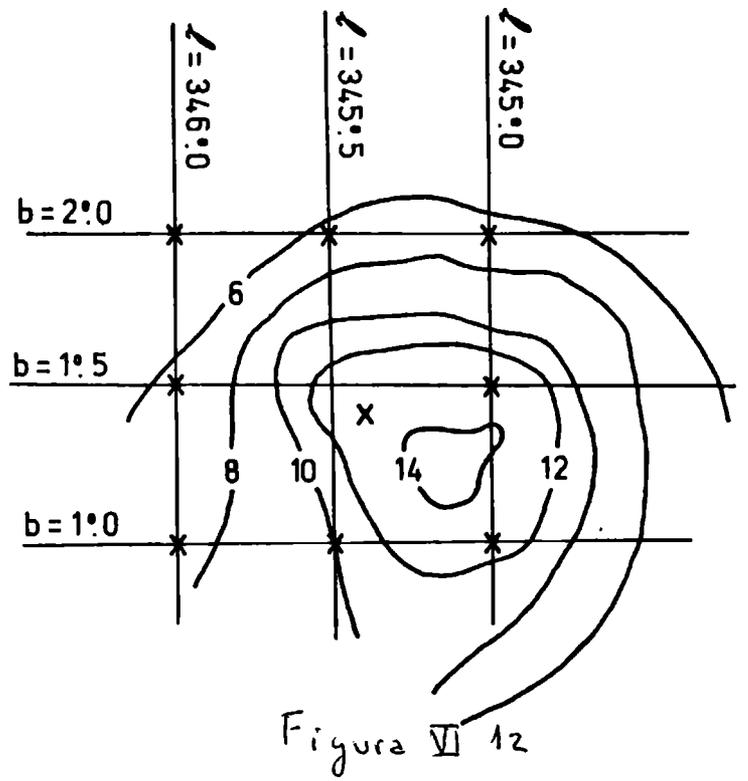
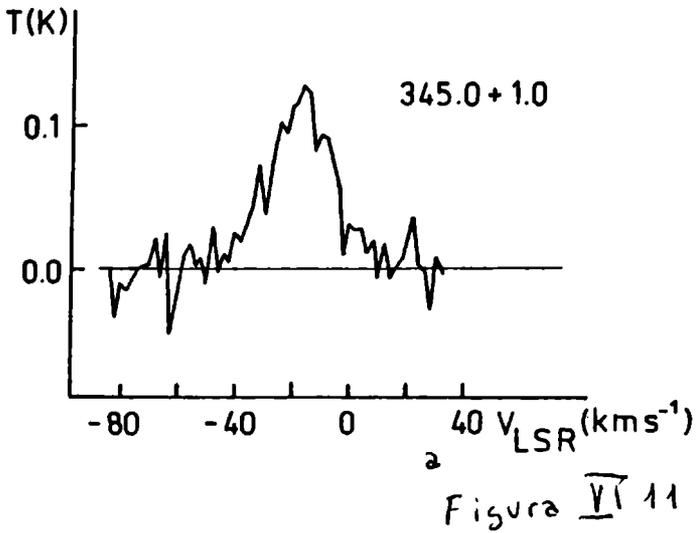
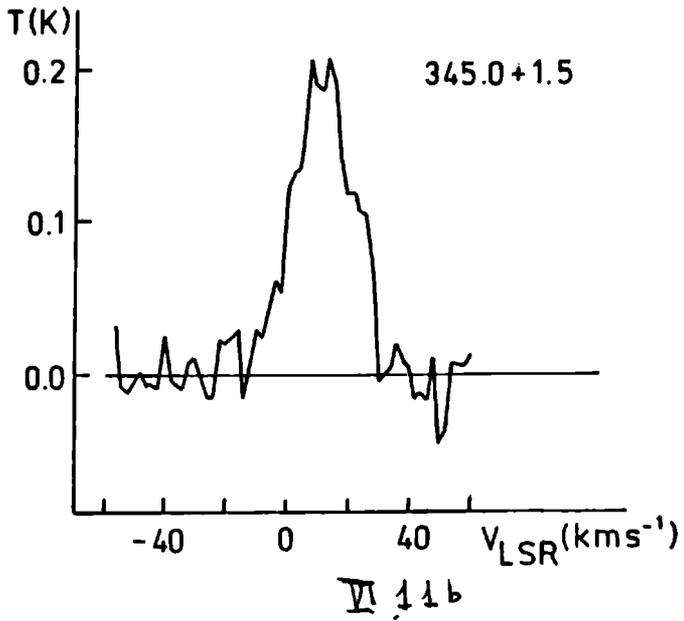
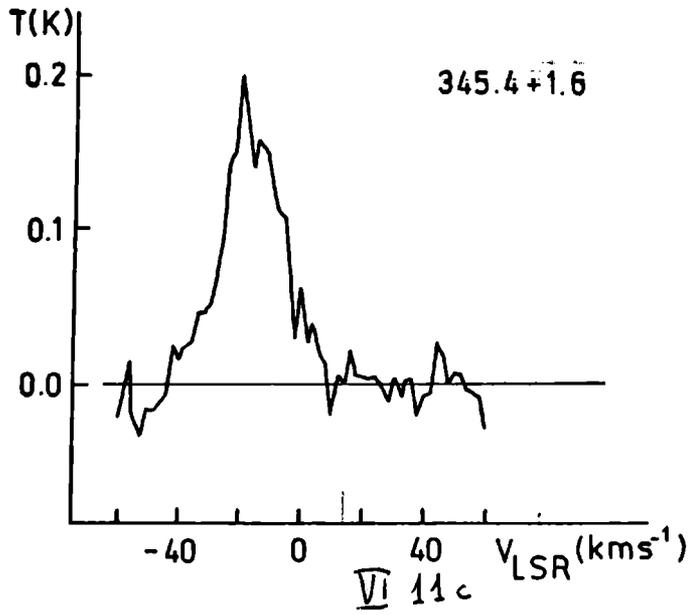


Figura VI 10

Figura VI 9 a



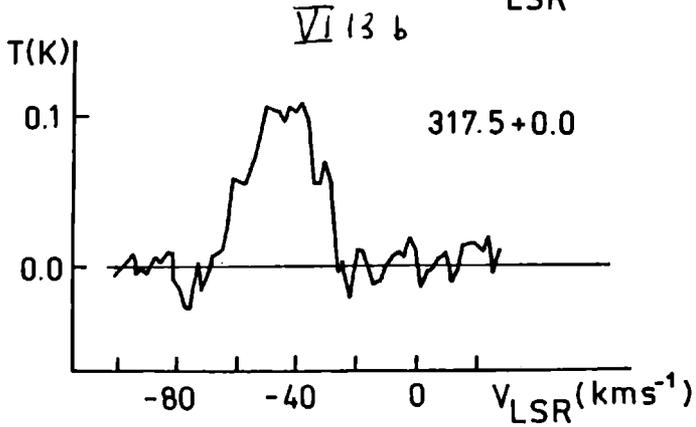
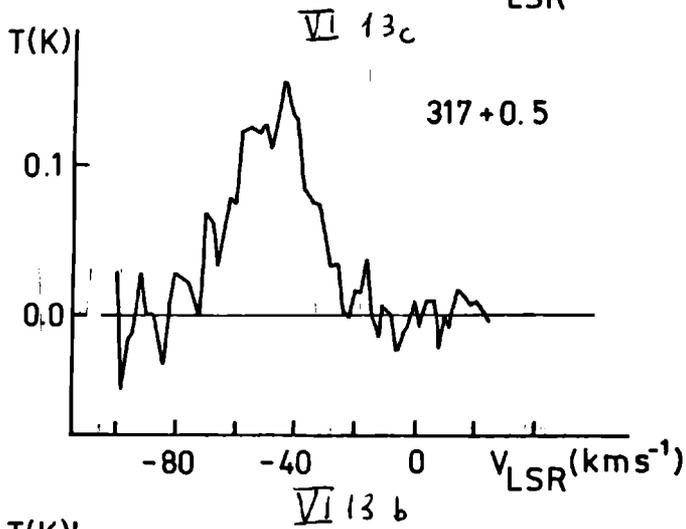
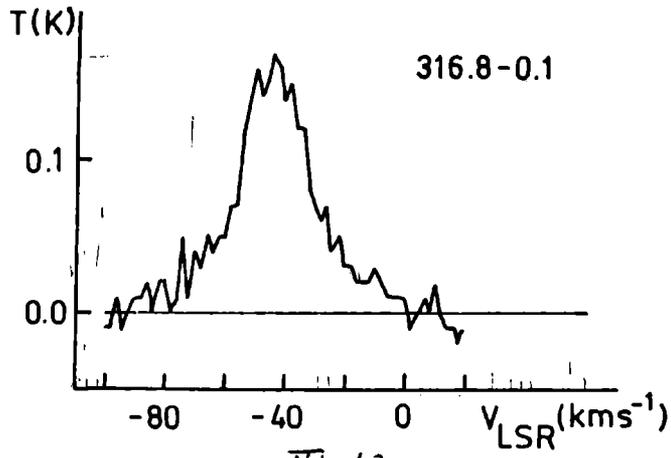


Figure VI 13

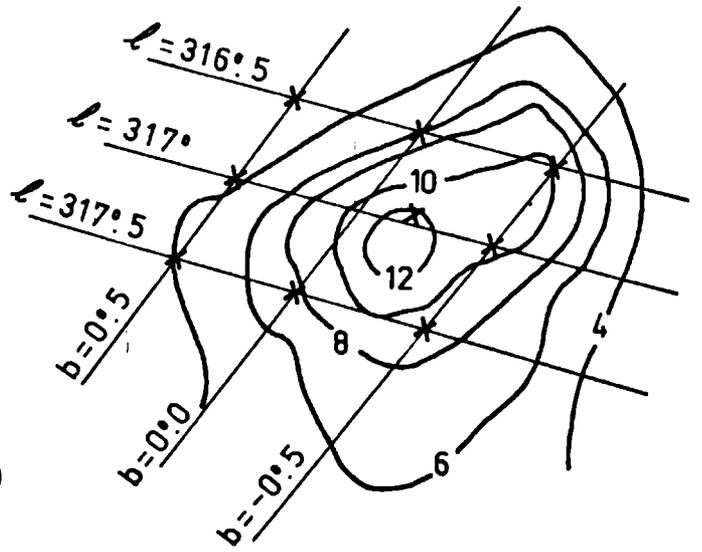
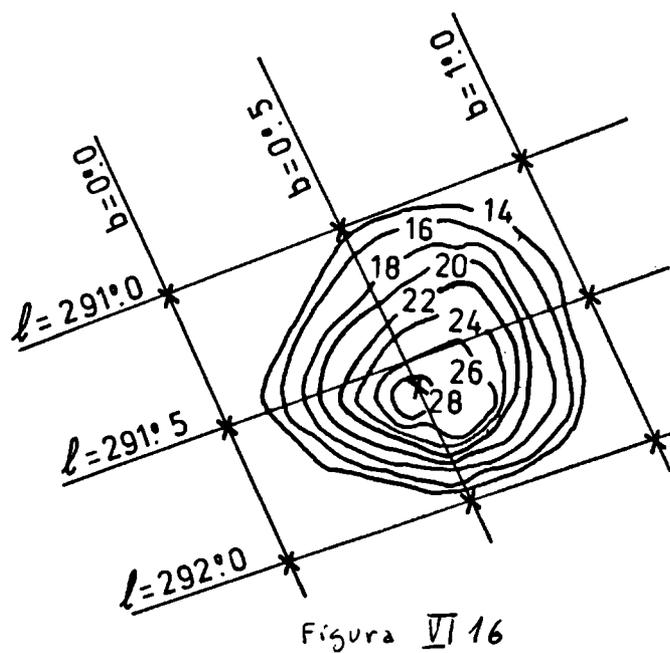
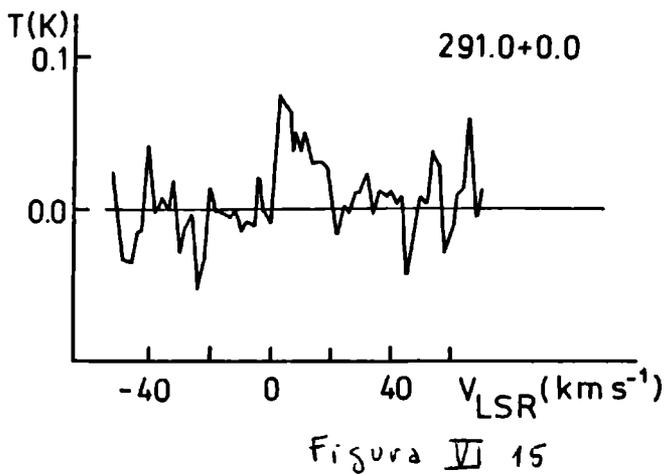
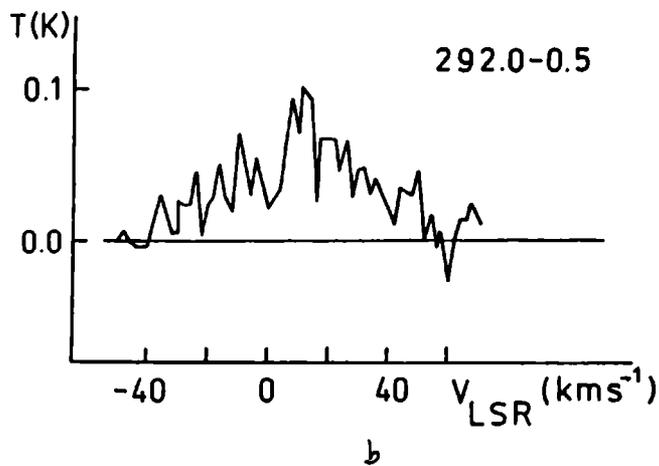
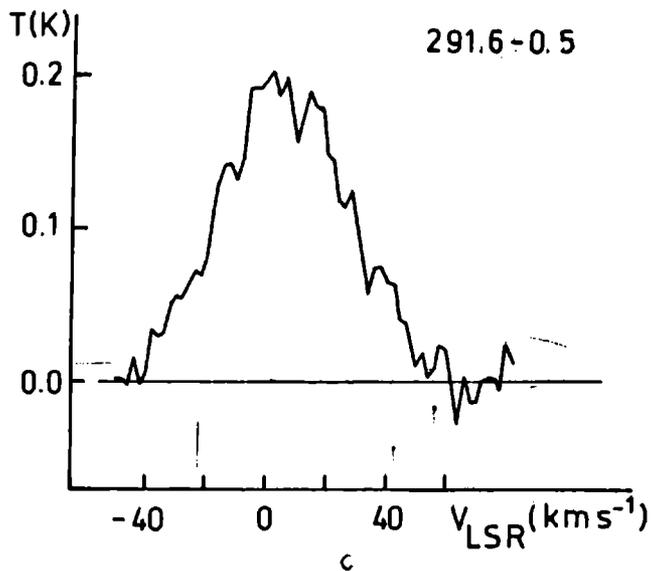


Figure VI 14



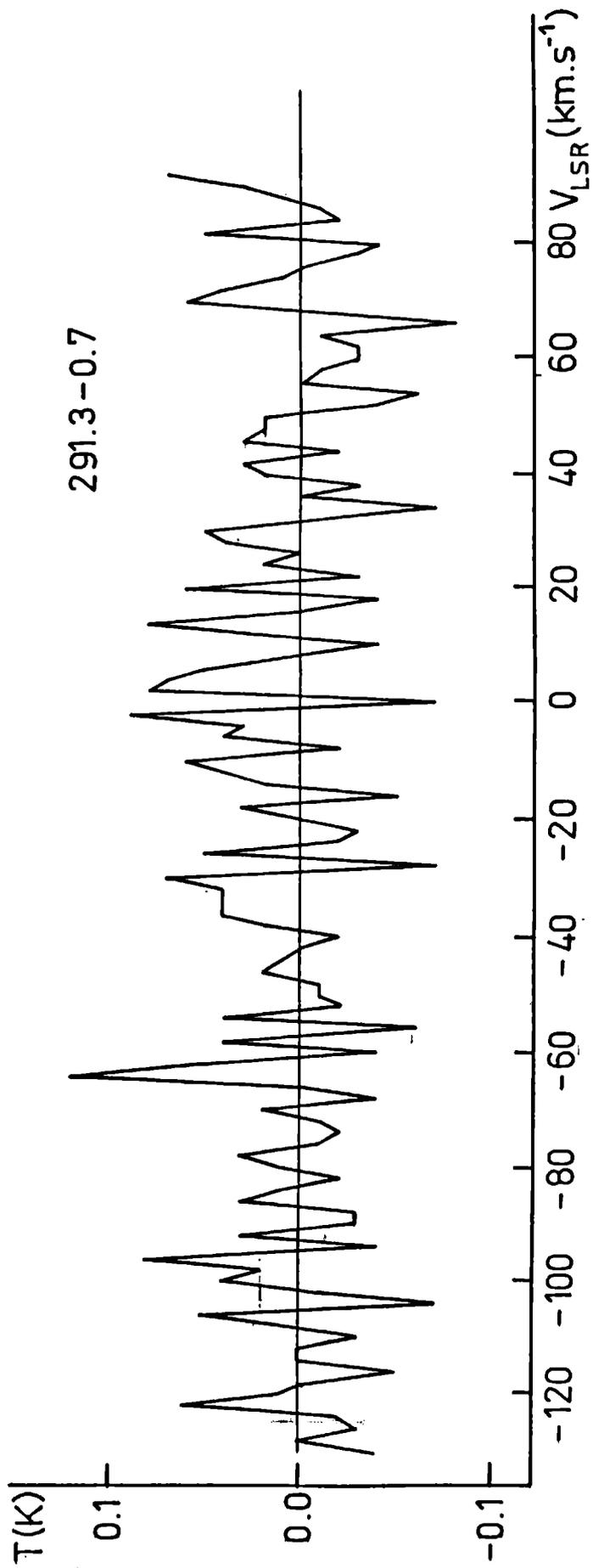


Figura VI 17

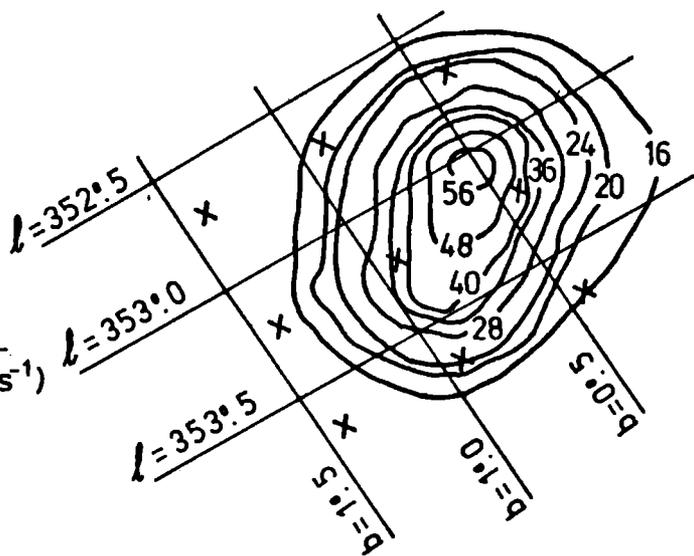
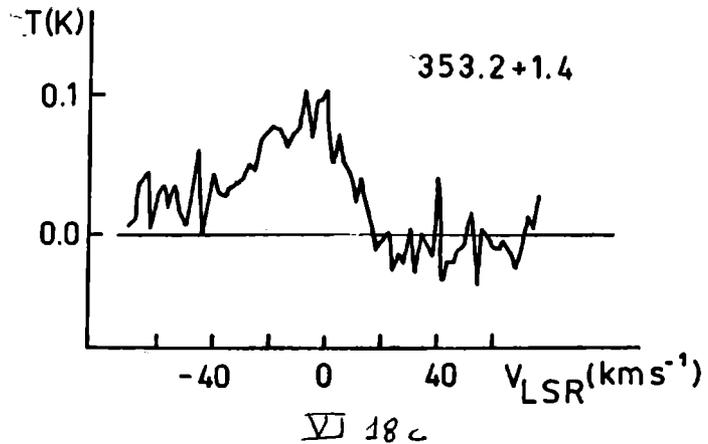
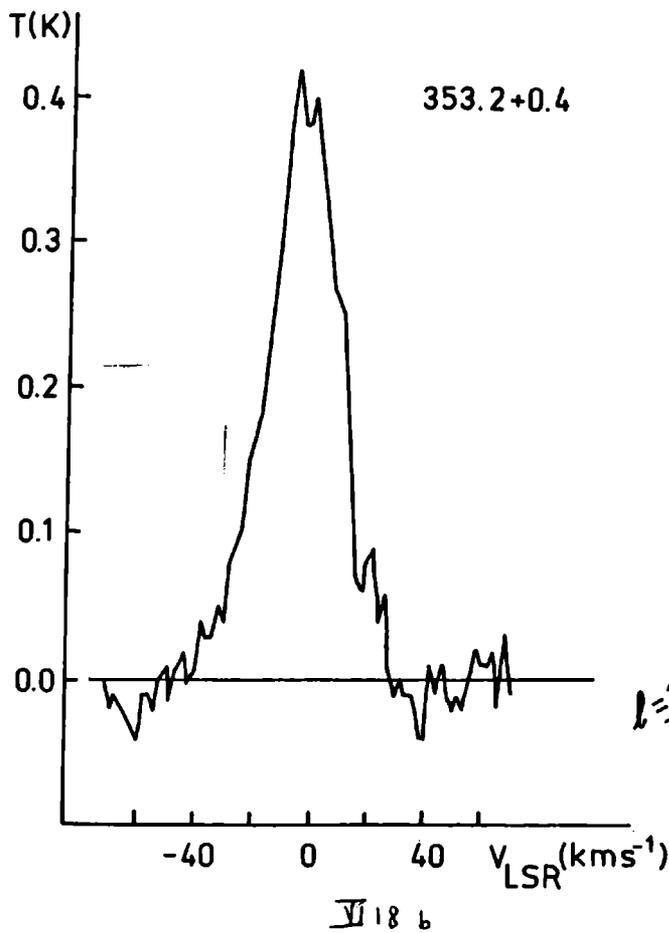
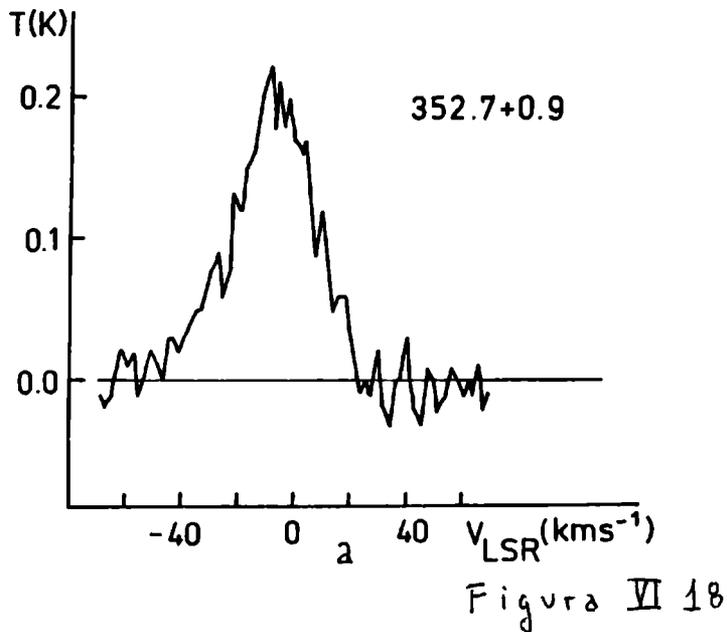


Figura VI 19



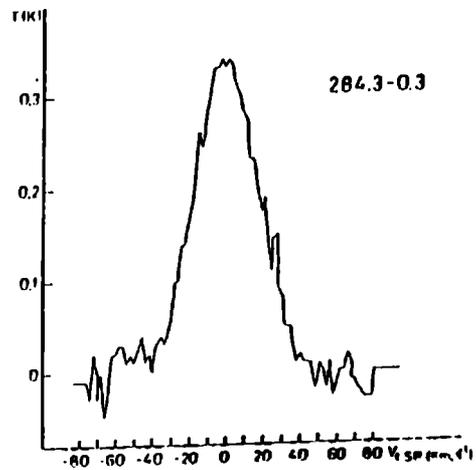
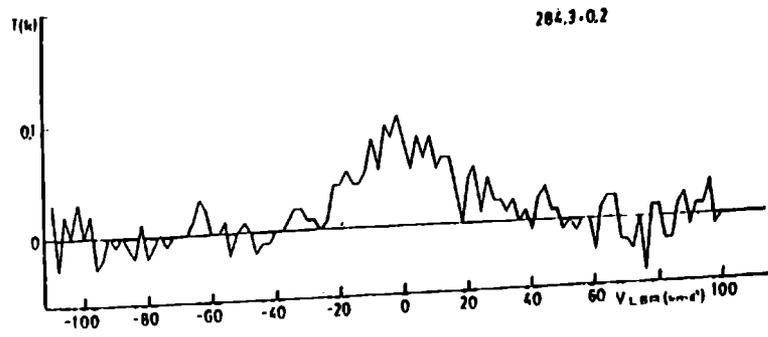
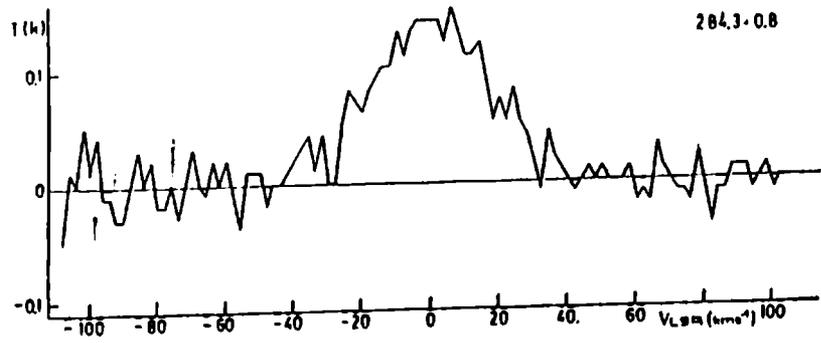


Figura VI 20

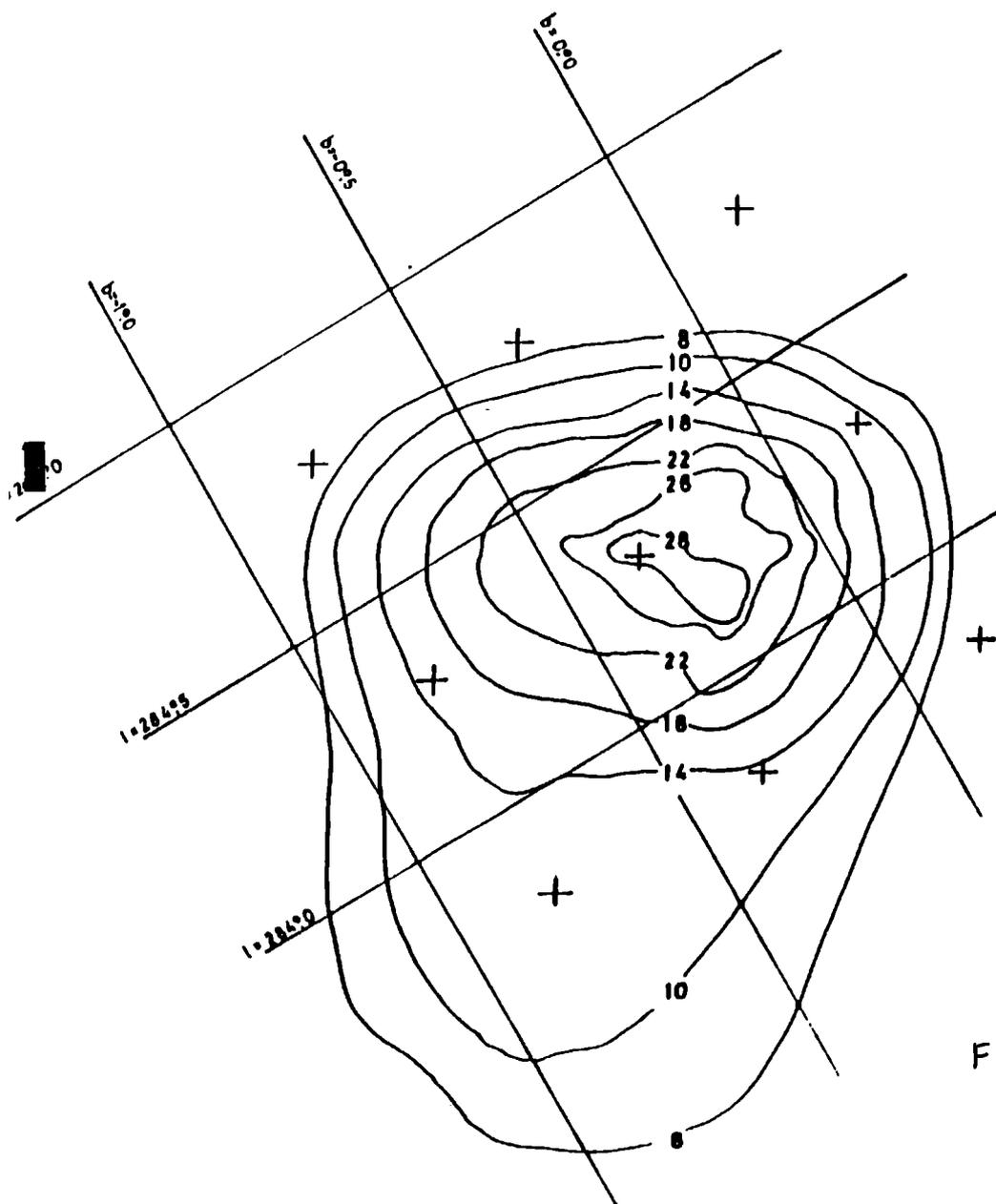


Figura VI 21

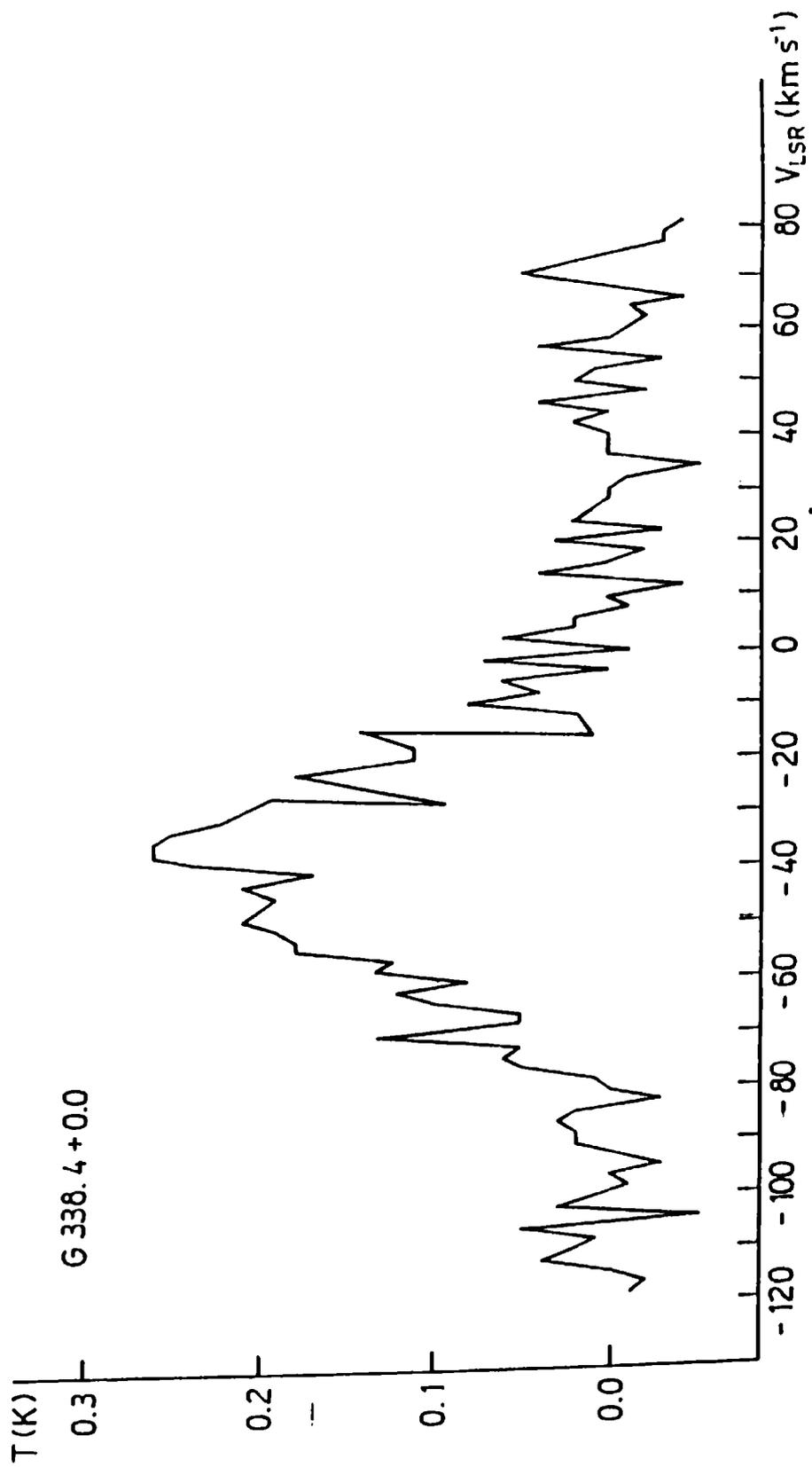


Figure VI 22 a

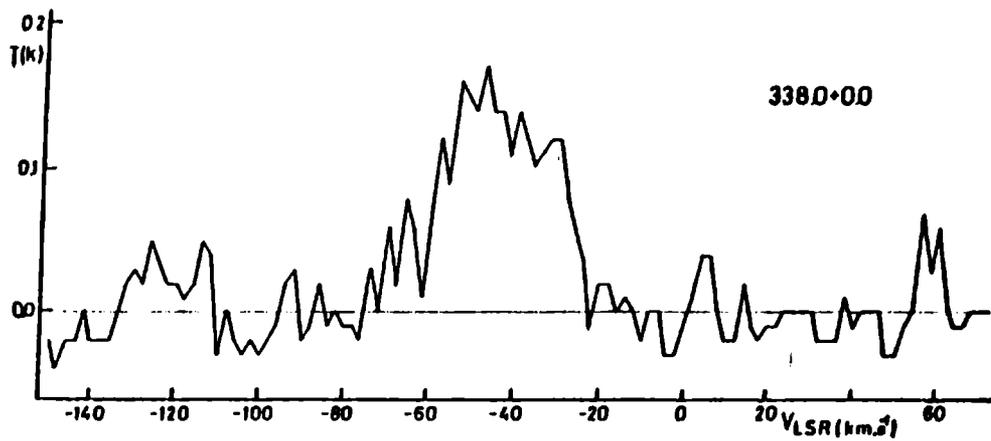
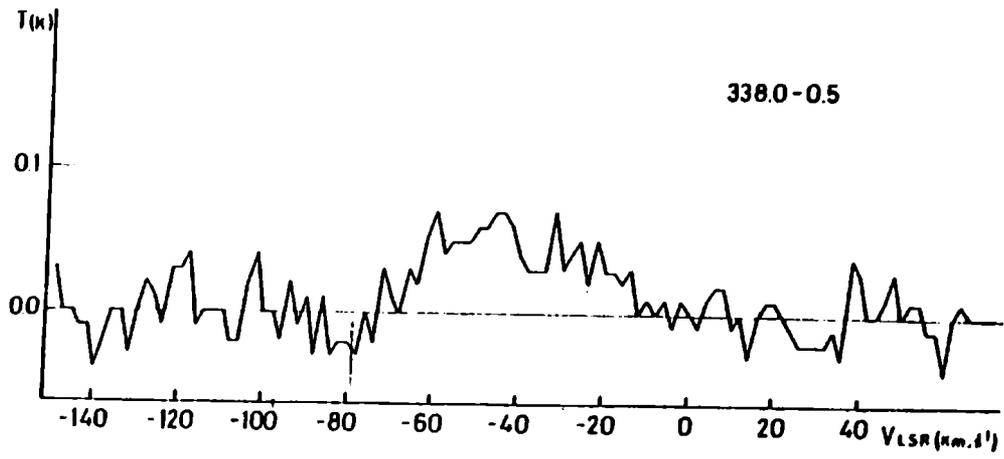


Figura VI 226

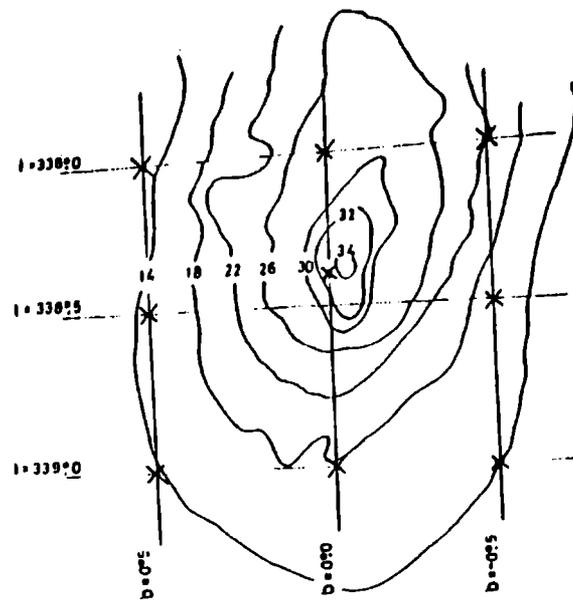


Figura VI 23

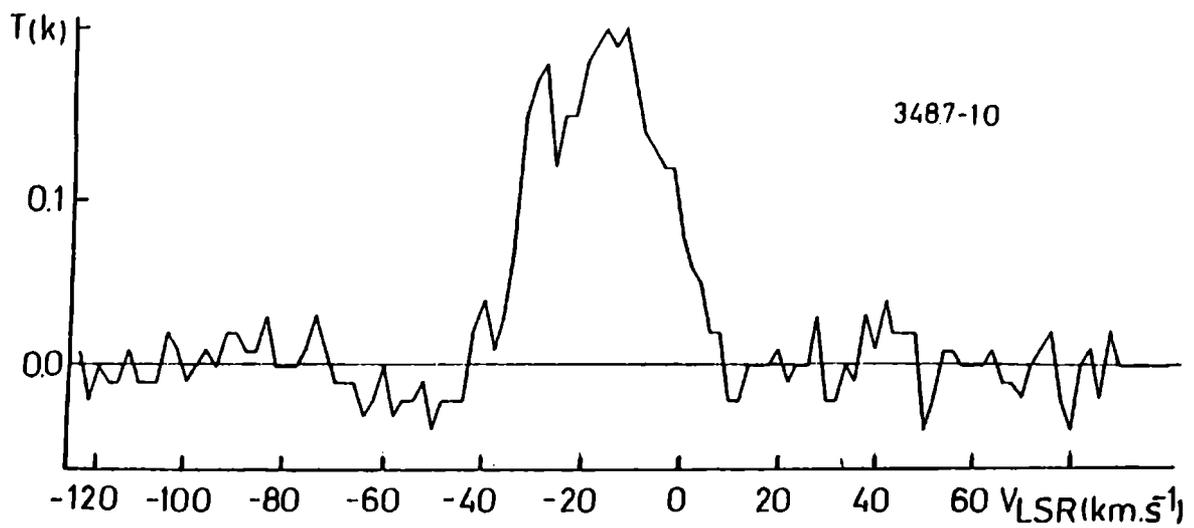
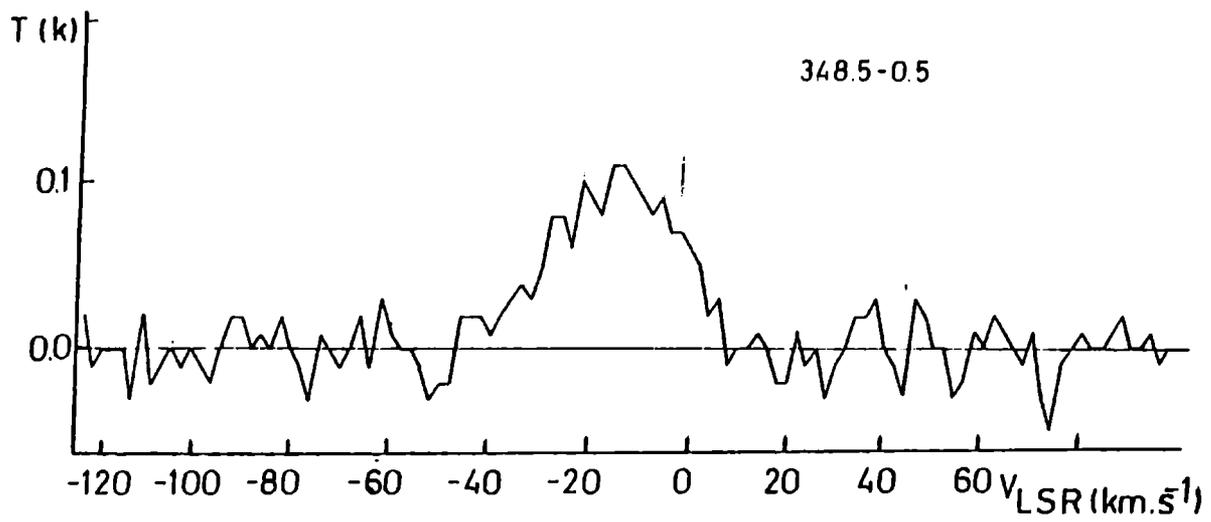


Figura VI 24 a

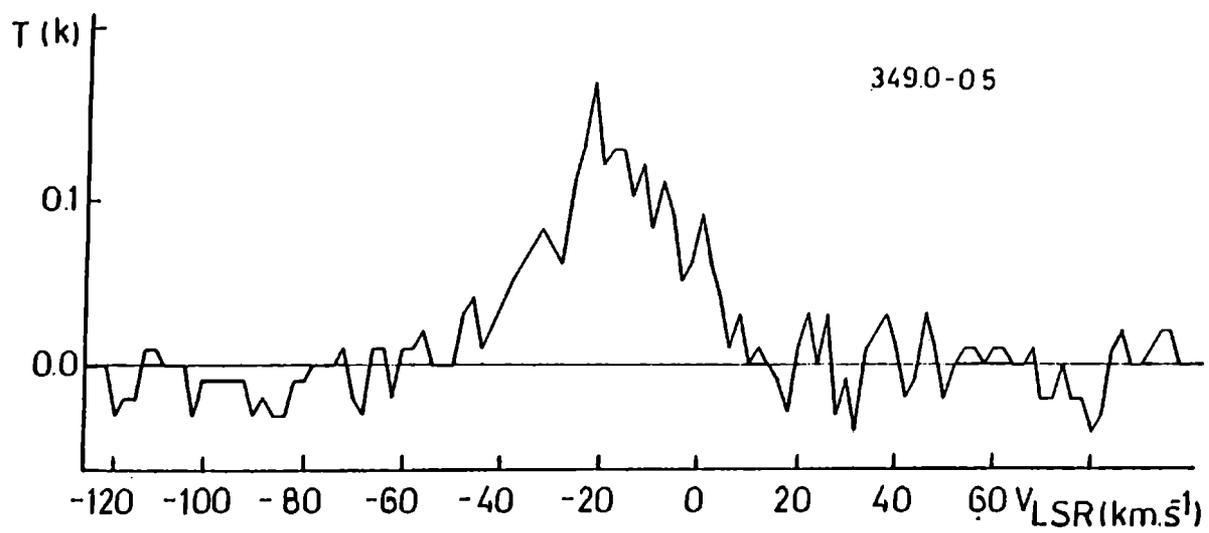


Figura VI 24 b

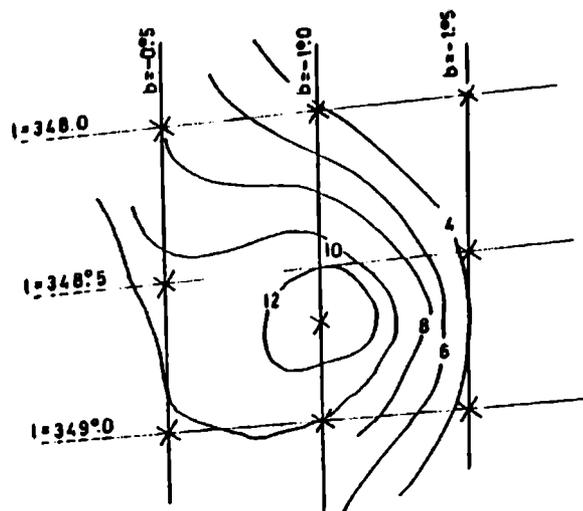


Figura VI 25

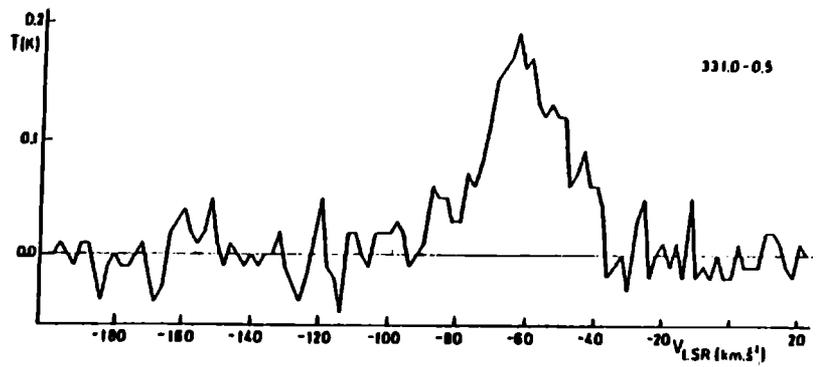
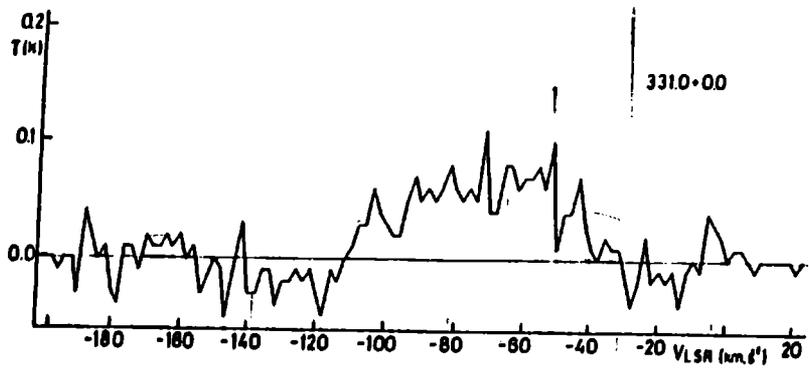


Figura VI 26, a

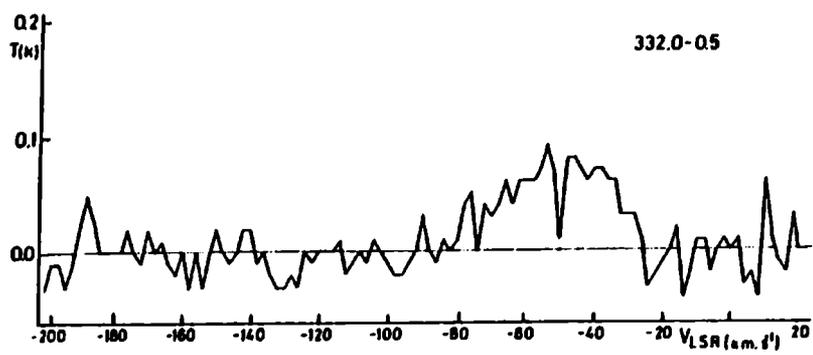


Figura VI 26 b

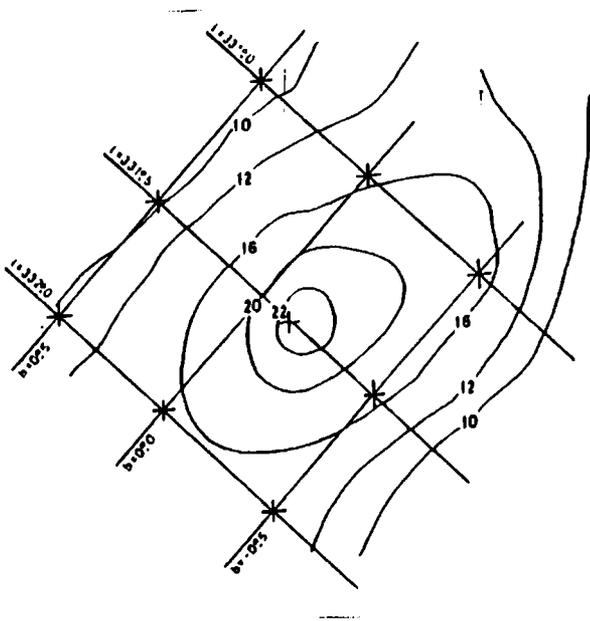


Figura VI 27

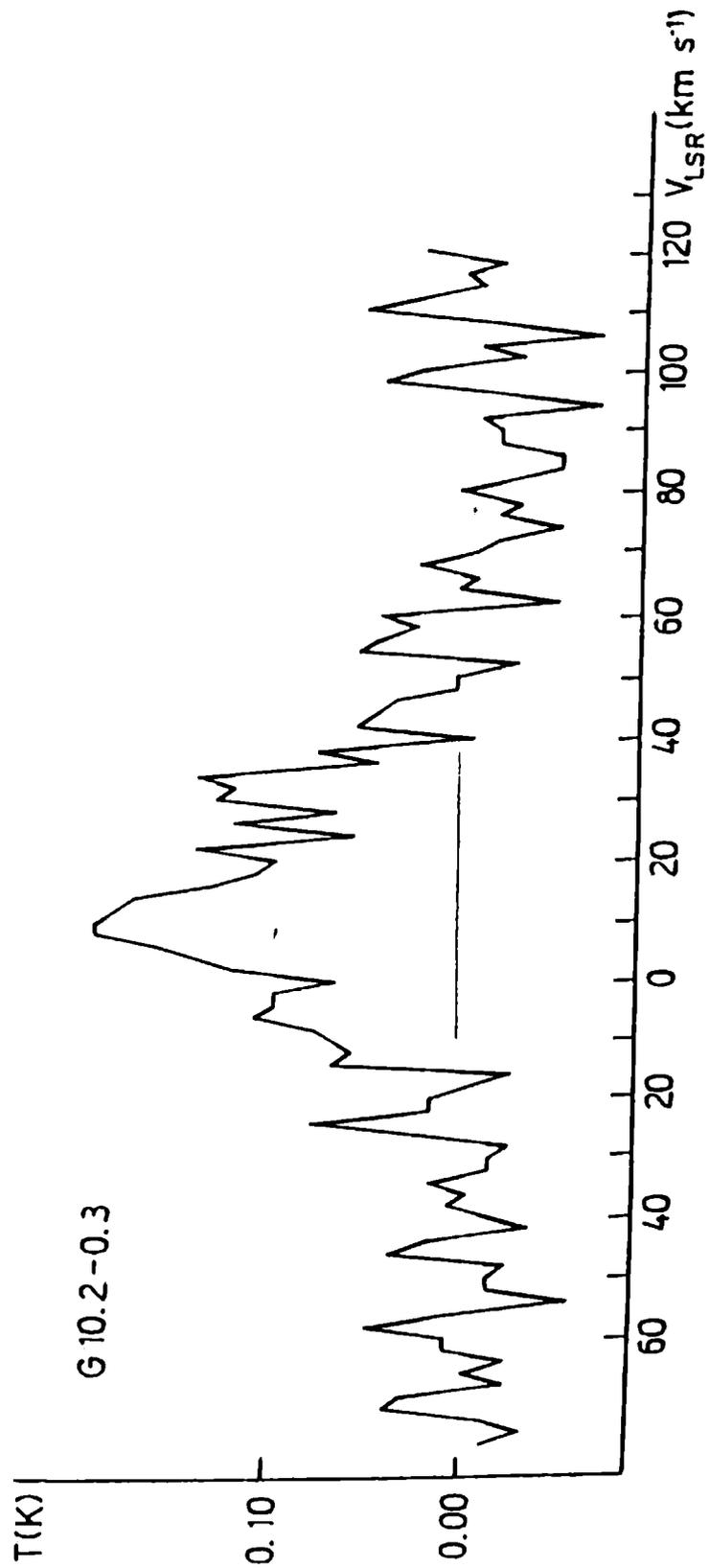


Figura VI 28 a

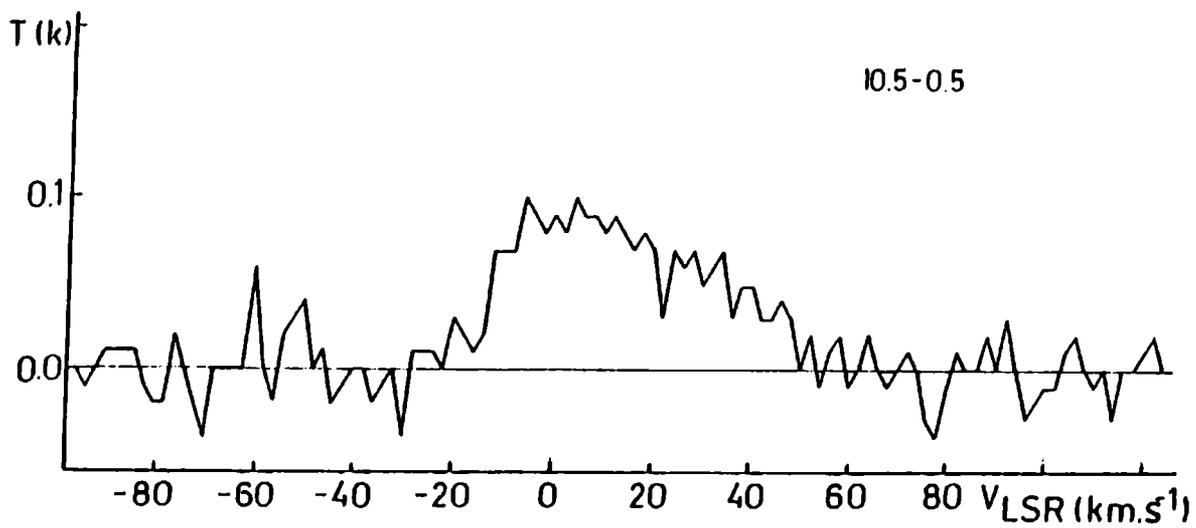
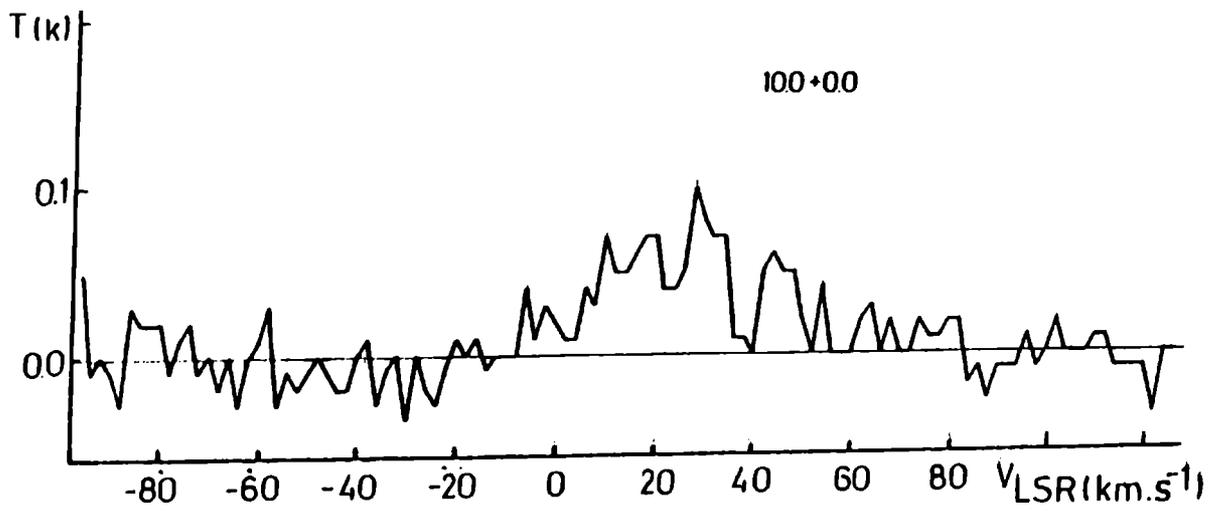


Figura VI 28 b

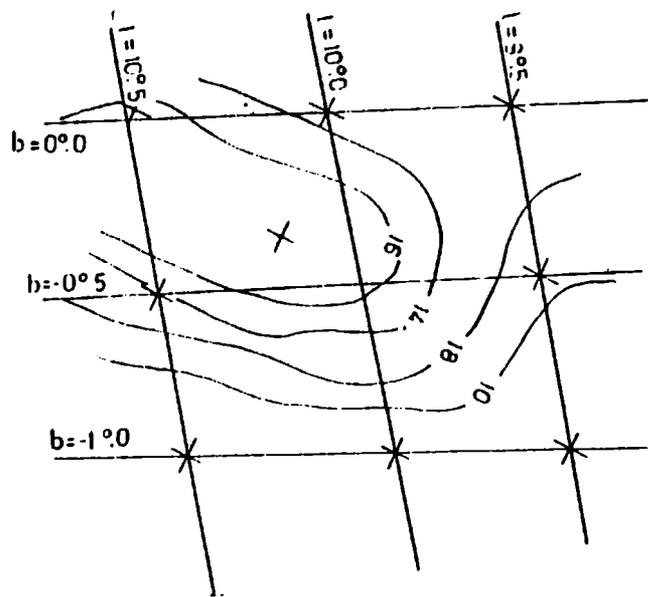


Figura VI 29

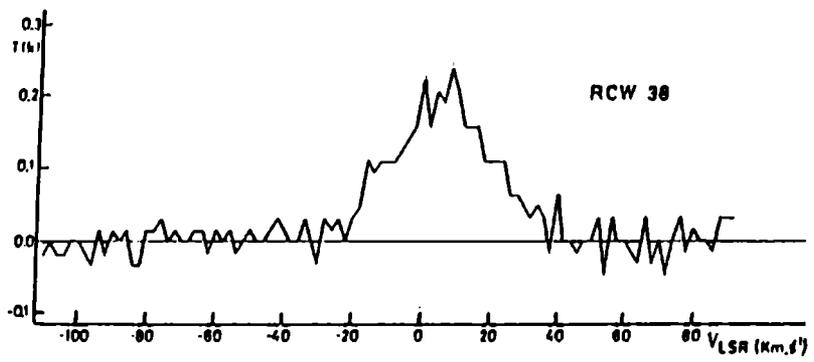


Figura VI 30

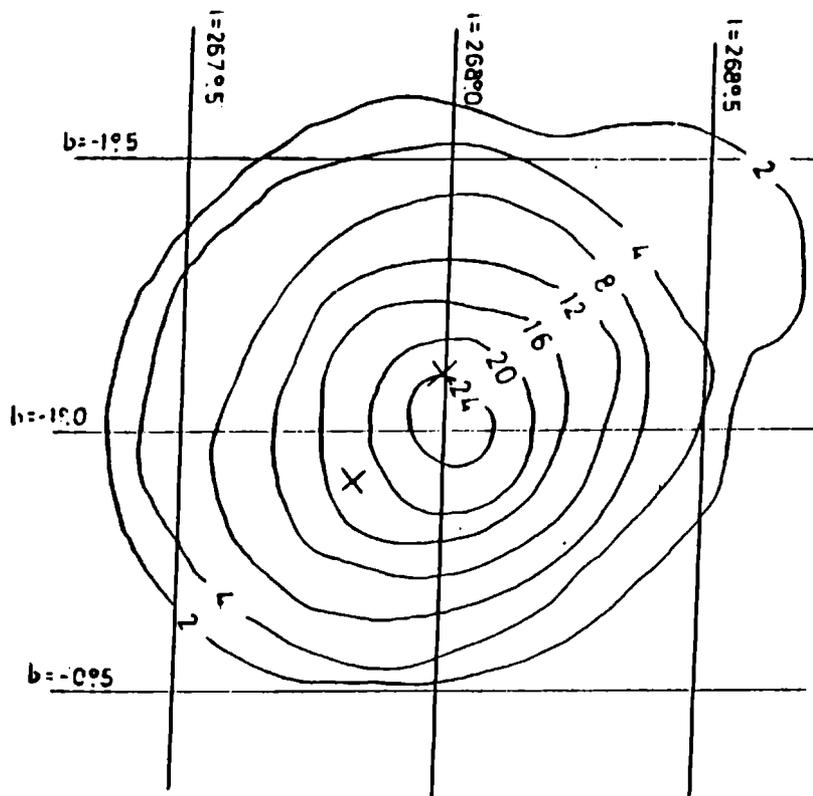


Figura VI 31

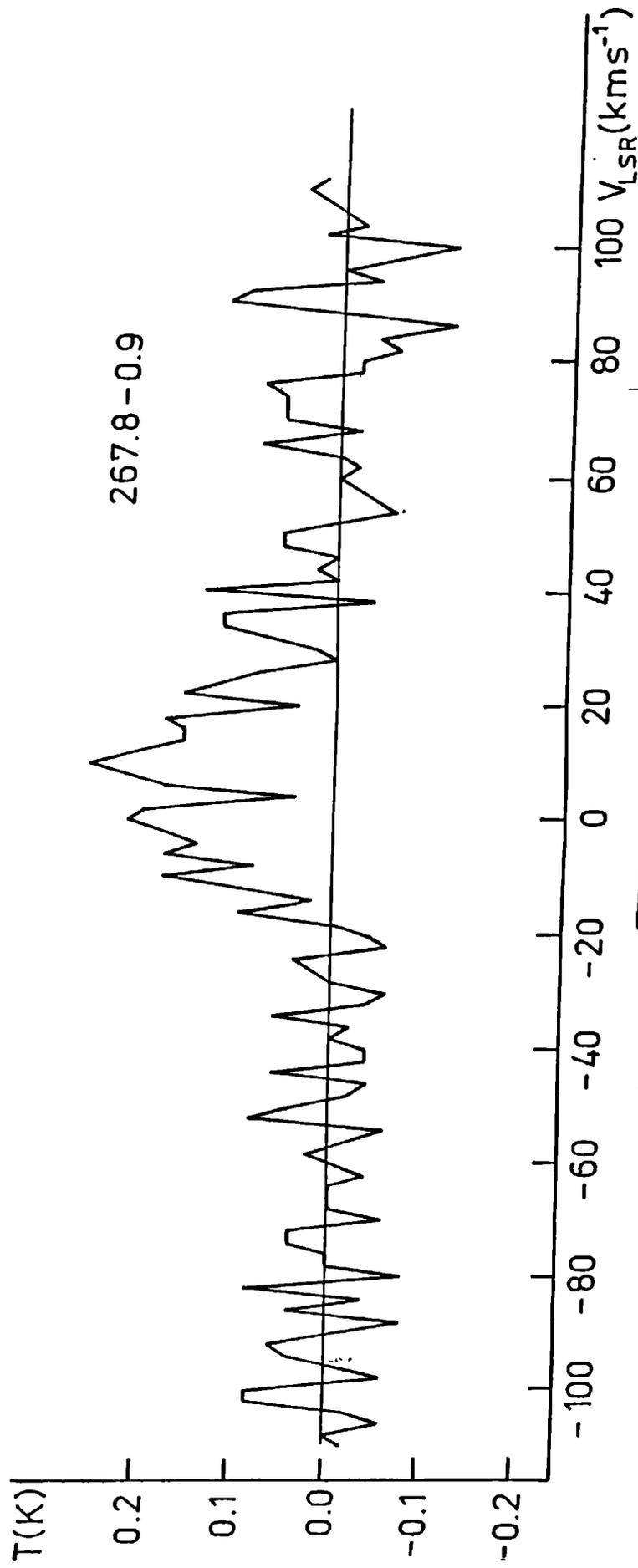


Figure VI 32~

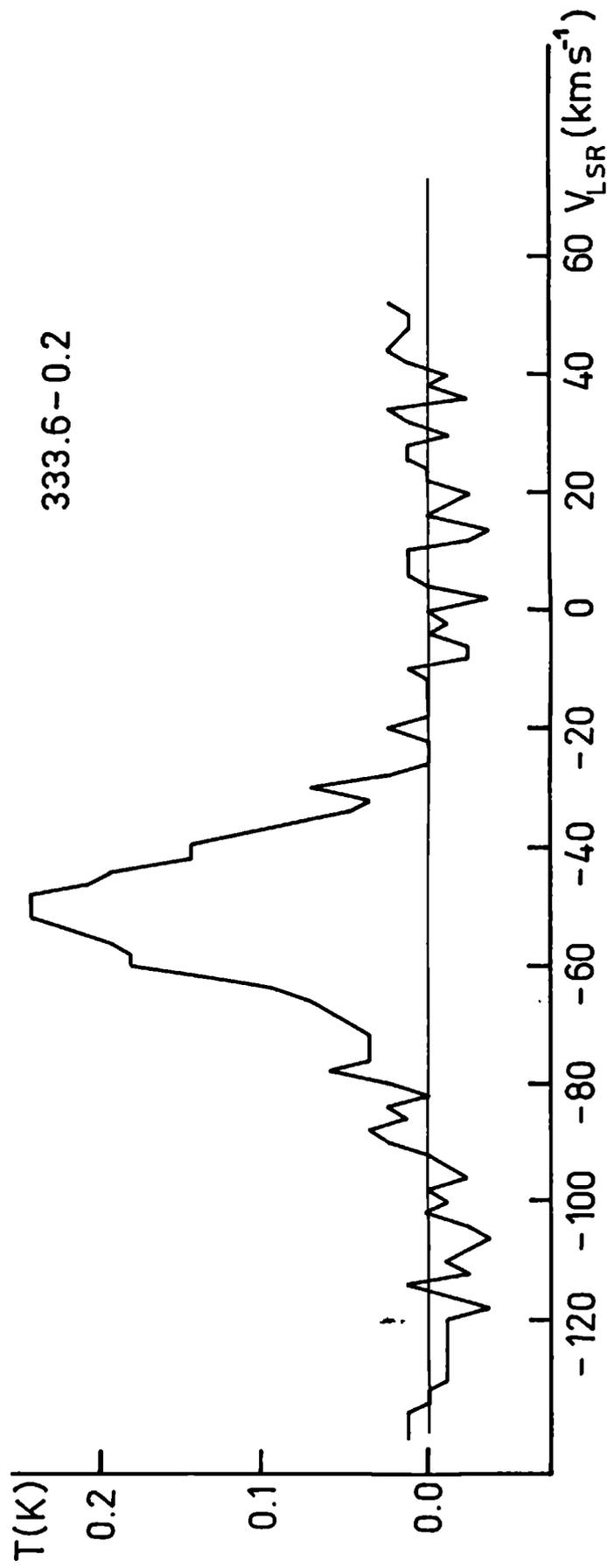


Figure VI 33

Capítulo VII

Nebulosa de Gum

Se incluyó en el plan de observaciones de H1664 una región tan extensa como ésta, con el objetivo de determinar al menos una cota superior a la intensidad de la línea H1664

La nebulosa de Gum, una gran región ionizada, con un diámetro de al menos 36° , de acuerdo a como es delineada por los filamentos observados en H_{α} es una de las más grandes estructuras en extensión angular del cielo. Fue observada por primera vez por Gum (1955) en H_{α} . Si el centro está 400 pc, esto da un radio de 125 pc para toda la estructura. En ella está la remanente de supernova Vela, evento ocurrido hace menos de 20000 años. Ningún modelo hasta ahora ha sido capaz de explicar todos los datos observados.

Se consideran en general, cuatro modelos básicos para esa explicación:

a) esfera Strömsgren fósil

b) modelo de remanente de supernova

c) región HII evolucionada.

d) modelo de superburbuja.

En el simposio de Goddard (1971), dedicado a la nebulosa de Gum, el modelo de la esfera de Strömgren fósil fue probado por muchos. De acuerdo a este modelo, la mayor parte de la ionización que se ve evidenciada por los filamentos $H\alpha$ es en realidad ionización fósil, resultante del pulso de fotones provenientes de la explosión de la supernova Vela. De acuerdo a este modelo, aunque la supernova ocurrió hace tiempo, el gas permanece ionizado debido al largo tiempo de recombinación existente en el medio de baja densidad de la nebulosa de Gum.

Sin embargo, hay casos de otras estructuras nebulares en gran escala, que requieren necesariamente otras explicaciones, aparte del modelo de la esfera fósil. Además, nuevos modelos teóricos del medio interestelar y trabajos acerca de la evolución de superburbujas formadas por los efectos combinados de supernovas, vientos estelares provenientes de estrellas calientes y jóvenes, han dado una nueva perspectiva para la comprensión de la nebulosa

de Gum. Veremos con más detalle los modelos propuestos.

Esfera fósil Strömsren y región HII

Lo que dio más fuerza a la interpretación como esfera fósil Strömsren de la nebulosa es el hecho de que la radiación del Extremo Ultravioleta (EUV) de ζ Pup y γ_2 Velorum no alcanza para explicar la ionización observada en la nebulosa. Una fuente adicional de energía se requiere, que podría ser la supernova de Vela.

Distintas observaciones y estudios de la región realizados más recientemente, parecerían indicar sin embargo que la radiación ionizante proveniente de ζ Pup (una estrella O5) y γ_2 Velorum (una estrella Wolf-Rayet y con una estrella compañera O) sería suficiente no sólo para explicar la ionización de la región de 125 pc de radio (36° 36°) sino posiblemente también para comprender las observaciones de Brandt y otros (1971) en H_α y ([OIII]), interpretado por ellos como emisión difusa que se extiende fuera de la región de 36° 36° (marcada por los filamentos de H_α).

Si realmente las observaciones de Brandt y otros indican la presencia de emisión difusa debida a fotoionización producida por estrellas embebidas en la nebulosa de Gum, quedaría aun por explicar la presencia de la cáscara filamentaria de 125 pc de radio. Los modelos de regiones HII en expansión muestran en las etapas tempranas de su evolución una cáscara bien definida en sus contornos, pero tales modelos no explicarían la presencia de un "shell", ubicado bien dentro de la región HII difusa. Tal vez podría haber en la nebulosa de Gum una doble región HII, la interior originada en la ionización provocada por estrellas calientes y la exterior formada por el pulso de fotones proveniente de la explosión de la supernova de Vela. Veamos otros modelos ensayados para la interpretación de la nebulosa.

Remanente de supernova o una burbuja interestelar

Ambos modelos podrían producir un "shell" (cáscara) de las dimensiones observadas.

Reynolds (1976 a y b), a partir de estudios de líneas de emisión de [NII] H_{α} , [OIII] y HeI encuentra componentes dobles

que indican velocidades de expansión de 20 km.s^{-1} , difíciles de explicar por los modelos de esferas fósiles Strömsgren o de regiones HII. Sin embargo otras investigaciones no han confirmado esa velocidad de expansión encontrada por Reynolds, lo que pondría en duda la presencia de la misma.

Wallerstein y otros (1980) presentaron resultados combinados de sus estudios de líneas de absorción visuales y UV para la nebulosa de Gum, y no encontraron evidencia clara de una expansión.

Una fracción de alrededor de 0.3-0.7 o mayor, del medio interestelar puede estar en el estado de plasma caliente de baja densidad en la forma de grandes cavidades (burbujas interestelares) , formadas por el efecto combinado de vientos estelares y reiteradas supernovas de estrellas masivas en asociaciones OB.

Si se aplica la teoría de burbujas interestelares se encuentra que el ímpetu de los vientos es suficiente para describir la extensión física de la cáscara de 36° 36° definidos por los filamentos observados en H_α en la nebulosa de Gum. El modelo de

la burbuja interestelar también indica una expansión de 19 km.s^{-1}

La nebulosa de Gum podría resultar ser otra superburbuja, que podría resultar de los efectos de vientos provenientes de sistemas estelares más una supernova.

Dos de los procesos discutidos aquí, vientos estelares y fotoionización por radiación ultravioleta extrema, son procesos bien conocidos en general y se conoce que están operando en la nebulosa. Sin embargo, los investigadores buscan el modelo más simple que pueda explicar las observaciones existentes.

Si suponemos que la Gum no se está expandiendo a velocidades de $15-20 \text{ km.s}^{-1}$, entonces las observaciones (EUV, ópticas, continuo en radio) se pueden explicar por una región HII normal. Sin embargo las regiones HII evolucionadas presentan en general bajas velocidades de expansión ($\approx 5 \text{ km.s}^{-1}$). Parecería difícil explicar entonces las características casi circulares de la estructura filamentaria de la nebulosa, ya que los movimientos usuales al azar del medio interestelar, hubieran destruido una estructura tan claramente definida.

Además, si se explica todo por una sola región HII, se debe descartar toda emisión exterior al "shell". Puede ser también difícil explicar la inusualmente baja densidad de partículas (promedio) $0.2-0.3 \text{ cm}^{-3}$, presente en la nebulosa (Beuerman, 1973).

Desde que tenemos dos sistemas estelares (ζ Puppis y $\gamma 2$ Velorum) con fuertes vientos estelares conocidos y ya que las observaciones indican una baja densidad en la nebulosa de Gum, una cavidad con dimensiones comparables al tamaño de la estructura filamentaria ($36^\circ \times 36^\circ$), podría ser producida por esos vientos. Si un significativo enfriamiento radiativo ha ocurrido dentro de la cavidad, entonces se necesitarían otros fenómenos energéticos tales como una supernova, como susirió Reynolds (1976), para formar la estructura de 125 pc de radio. Parece que una explicación involucrando tanto vientos estelares como fotoionización es apropiada para la nebulosa de Gum. Queda el interrogante de si el contorno exterior de la región HII está dentro del shell de la burbuja o si se extiende más allá de la cáscara y produce emisión difusa, como

las observaciones de Brandt y otros (1971) indican. Este modelo no invalida la posibilidad de una contribución adicional de un pulso fotoionizante ligado a la supernova de Vela.

Dos importantes cuestiones quedan aún planteadas y sin resolver

a) La nebulosa de Gum muestra realmente una clara expansión ?

b) Hay emisión fuera de la región central filamentaria de 36°

36° ?

La respuesta a estas cuestiones probablemente determinará el modelo final para la nebulosa.

Observaciones en H α de la nebulosa de Gum

El hecho de que no se hubiera hecho por otros autores ninguna observación de líneas de recombinación en radio (al menos con resultados positivos); así como la gran extensión angular de la nebulosa, lo cual la hacía apropiada para su observación con el

haz de antena de $34'$ del IAR, fueron importantes motivos para que se la incluyera en la lista de regiones a observar.

Se hizo un relevamiento de gran parte de la nebulosa de Gum en la línea de recombinación $H166\alpha$. La zona observada fue una grilla de $2^\circ \times 2^\circ$, para $250^\circ < l < 270^\circ$, $-16^\circ < b < 0^\circ$. También se observaron algunos puntos para longitudes galácticas entre 10° a 15° , y longitudes 250° a 255° , 265° a 270° (donde hay un filamento en $H\alpha$). Los tiempos de integración para cada punto fueron de alrededor de 4 horas, siendo la señal mínima detectable de 0.02 K. En total se observaron 100 puntos, lo que implica un considerable tiempo de observación. No hubo detección positiva en ningún punto, por lo que podemos considerar que en todos los casos $T < 0.02$ K (T es la temperatura pico de la línea). Las observaciones se hicieron con el método de conmutación en frecuencia y utilizando un banco de 84 filtros de 75 kHz de ancho cada uno, obteniéndose una resolución en velocidad de 15.8 km.s^{-1} .

Podemos decir que los resultados, si bien negativos, (sólo establecen una cota) no estarían en contradicción con las muy

bajas densidades electrónicas ($0.1--0.2 \text{ cm}^{-3}$), y medidas de emisión del orden de $\sim 200 \text{ Jc.cm}^{-6}$ determinadas por otros investigadores para la región (ver reseña de Bruhweiler y otros, 1983).

Serían tal vez necesarias observaciones con receptores de mayor sensibilidad (menor temperatura de ruido) para establecer una cota más precisa a la intensidad de la línea. Podría ser interesante realizar observaciones de HI para determinar más precisamente la presencia o no de un shell en la región. Esto sería tal vez objeto de otros estudios aparte de este trabajo de Tesis.

Bibliografía

- Beuerman, K. P., 1973, *Ap. and Space Sci.*, 20, 27.
- Brandt, J. C., Stecher, T. P., Crawford, D. L., &
Maran, S. P., 1971, *Ap. J. (Letters)*, 163, L99.
- Gum, C. S., 1955, *Mem. R.A.S.*, 67, 155.
- Bruhweiler, F. C., Kafatos, M., & Brandt, J. C., 1983,
Comments Ap., 10, N° 1, p. 1.
- Reynolds, R. J., 1976 a, *Ap. J.*, 203, 151.
- Reynolds, R. J., 1976 b, *Ap. J.*, 206, 679.
- Wallerstein, G., Silk, J., & Jenkin, E. R., 1980, *Ap. J.*,
240, 834.

Conclusiones generales de la Tesis

De los resultados de las observaciones de la nebulosa de Carina en 1.4 GHz (continuo y línea H166 λ), se han obtenido valores de los parámetros físicos (medida de emisión, densidad, temperatura electrónica) para el gas ionizado de baja densidad asociado a esa región, que se han comparado con los resultados de observaciones de líneas de recombinación en altas frecuencias ($\nu \geq 50$ GHz correspondientes al gas de alta densidad. De la comparación resultan para el gas extendido valores de densidad $\approx 5 \text{ cm}^{-3}$ y medida de emisión $5 \times 10^3 \text{ pc.cm}^{-6}$ mientras que para altas frecuencias resultan valores de densidad $\approx 200 \text{ cm}^{-3}$ y medida de emisión $\approx 3 \times 10^5 \text{ pc.cm}^{-6}$ (para el gas central de alta densidad).

Ademas, la observación de perfiles asimétricos de H166 λ en esta región está en buen acuerdo con la compleja cinemática de la región, evidenciada en estudios tanto en otras líneas de recombinación en radio como en el rango óptico.

Tanto los resultados de Carina como de las demás regiones HII estudiadas en esta Tesis muestran la utilidad de la observación de la línea H166 α para la obtención de parámetros físicos del gas ionizado de baja densidad aun para regiones con una zona central de alta densidad ($>10^{2-3} \text{ cm}^{-3}$).

Del relevamiento de H166 α realizado en el cuarto cuadrante del plano galáctico (Hart y otros, 1983; Cersosimo y otros, 1988) (Capítulo III de esta Tesis) se obtiene una distribución radial del gas ionizado difuso, algo distinta a la correspondiente al norte (1^{er} cuadrante), (Lockman, 1976; Hart y Pedlar, 1976), siendo el hidrógeno ionizado un 20% más abundante en el sur que en el norte, asimetría que aparece también en la correspondiente distribución de líneas moleculares, como el CO. No hay hasta ahora una explicación concluyente de esa asimetría, aunque la misma podría resultar de un diagrama de brazos espirales de la galaxia en el que el movimiento galáctico arrastra a los mismos. Se concluye también de los resultados del relevamiento de H166 α en el hemisferio sur, de las observaciones correspondientes tanto a Carina como a las demás regiones HII,

que el gas ionizado difuso (no asociado necesariamente a regiones HII discretas) observado en los relevamientos, no difiere en forma sustancial en sus propiedades físicas del gas ionizado de baja densidad asociado a regiones HII discretas, (Capítulos IV y VI de esta Tesis). Por lo tanto el gas difuso es un gas caliente ($T_e \approx 6000-8000$ K), contrariamente a las hipótesis en boga principios de los años 70, de que se trataba de un gas relativamente frío $T_e \lesssim 1000$ y parcialmente ionizado (Cesarsky Cesarsky, 1971; Gottesman Gordon, 1970). Por otro lado, los resultados obtenidos de las observaciones de las regiones HII, son compatibles con la descripción de las regiones HII relativamente extendidas como constituidas por una pequeña región central compacta y una envoltura de gas extendido de baja densidad (Capítulo VI de la Tesis; Azcárate y otros, 1986; Azcárate y otros, 1987a y b).

Se confirma en el Capítulo V (Azcárate y otros, 1985) la existencia de un gradiente de la temperatura electrónica con el radio galactocéntrico para el gas ionizado de baja densidad, ya observado por otros autores para el gas de alta densidad.

La explicación más aceptable de la existencia de este gradiente de la temperatura electrónica con el radio galactocéntrico es la presencia de un gradiente similar en la abundancia de metales tales como C, N, O, S. Esta abundancia de metales afecta el enfriamiento y, por lo tanto, varía la temperatura electrónica. Por otra parte los resultados de las observaciones de la nebulosa de Gum, si bien negativos, no están en contradicción con las muy bajas densidades electrónicas ($0.1-0.2 \text{ cm}^{-3}$), y medidas de emisión obtenidas por otros investigadores para la región (ver reseña de Bruweiler y otros, 1983). Queda abierta la posibilidad de observaciones con mayor sensibilidad (lo cual implicaría la utilización de receptores con menor temperatura de ruido), e incluso el posible estudio en HI para determinar la presencia o no del "shell" de hidrógeno neutro.

Yate

Bibliografía

Azcárate, I.N., Cersosimo, J.C. & Colomb, F.R.:1985,

Rev. Mex. Astron. Astrofís., 10, 179.

Azcárate, I.N., Cersosimo, J.C. & Colomb, F.R.:1986,

Rev. Mex. Astron. Astrofís., 13, 15.

Azcárate, I.N., Cersosimo, J.C. & Colomb, F.R.:1987a,

Rev. Mex. Astron. Astrofís., 15, 3.

Azcárate, I.N., Cersosimo, J.C. & Colomb, F.R.:1987b,

Rev. Mex. Astron. Astrofís., 15, 125.

Bruhweiler, F.C., Kafatos, M., & Brandt, J.C.:1983, Comments

AP., 10, N° 1,1.

Cersosimo, J.C., Azcárate, I.N., Hart, L. & Colomb, F.R.:

1988, Astr. and AP., en prensa.

Cesarsky, C.J. & Cesarsky, D.A.:1971, AP. J., 169, 293.

Gottesman, S.T., & Gordon, M.A.:1970, AP. J. Letters,

162, L93.

Hart, L., Azcárate, I.N., Cersosimo, J.C., & Colomb, F.R.:

1983, eds W. Burton & F.P. Israel, *Survey of the southern
galaxies*, 43.

Lockman, F.J.: 1976, *Ap. J.*, 209, 429.