

**UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTÓNOMA DE MÉXICO**

**Centro de Radioastronomía y Astrofísica**

Alfonso Trejo Cruz

presenta la tesis titulada

“Fuentes de radio no térmicas hacia el plano Galáctico”

para obtener el título de Doctor en Ciencias (Astronomía)

Asesor: Dr. Luis Felipe Rodríguez Jorge

Julio de 2010



Universidad Nacional  
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

**Biblioteca Central**



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

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

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

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

Doy las gracias de manera muy importante al Dr. Luis Felipe Rodríguez por todo el apoyo que me brindó durante los años en que se realizó este trabajo. Todas las dudas aclaradas, sugerencias, correcciones y comentarios para este trabajo han sido valiables. También, le agradezco por el apoyo y ayuda a mi persona, fuera del ámbito académico.

Agradezco mucho a mi familia entera por el apoyo que siempre me han brindado. En especial, los siempre constantes ánimos de mi madre han sido especiales.

Es mi deseo agradecer a todo el personal de la UNAM que de alguna u otra forma ayudaron para que este trabajo pudiera ser llevado a cabo. Sirvan estas líneas para ser extensivo el agradecimiento a las personas no mencionadas arriba, pero que me ayudaron en alguna forma. Gracias a todos ellos.

*Dedicado a mis seres queridos*

# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>7</b>
<b>2. La curva de Rotación de la Galaxia</b>	<b>11</b>
2.1. Aproximación de movimiento circular . . . . .	12
2.2. Desviaciones de la velocidad circular . . . . .	16
<b>3. Observaciones de HI</b>	<b>23</b>
3.1. Origen de la línea de HI de 21 cm . . . . .	23
3.2. Observando con el VLA . . . . .	25
3.3. Ejemplos de HI en emisión y absorción . . . . .	28
3.4. Uso para este trabajo . . . . .	30
<b>4. Movimientos propios de fuentes compactas</b>	<b>33</b>
4.1. Teoría . . . . .	34
4.2. Ejemplos y condiciones particulares . . . . .	36
<b>5. Sobre la Distancia a las Fuentes Brillantes de Radio no Térmicas en la Dirección de un Cúmulo de Supergigantes Rojas Extraordinariamente Masivo</b>	<b>41</b>
5.1. Resumen . . . . .	42
5.2. Abstract . . . . .	42
5.3. Introduction . . . . .	43
5.4. Observations and Discussion . . . . .	43
5.4.1. Continuum . . . . .	47
5.4.2. HI Line . . . . .	47
5.4.3. Distances . . . . .	48
5.5. Conclusions . . . . .	49
<b>6. El Jet de Radio no Térmico Hacia la Región de Formación Estelar NGC 2264</b>	<b>51</b>
6.1. Abstract . . . . .	52
6.2. Introduction . . . . .	53

6.3. Observations . . . . .	55
6.4. Results and discussion . . . . .	56
6.4.1. Flux Density Variations and Search for Proper Motions	56
6.4.2. Linear Polarization . . . . .	58
6.4.3. Large Scale Radio Emission . . . . .	58
6.5. Summary . . . . .	60
<b>7. Fuentes de Radio Compactas Aparentemente Asociadas con Fuentes Galácticas Extendidas</b>	<b>63</b>
7.1. Resumen . . . . .	65
7.2. Abstract . . . . .	65
7.3. Introduction . . . . .	66
7.4. PHR 1735–333 . . . . .	66
7.4.1. Observations . . . . .	68
7.4.2. Results and discussion . . . . .	70
7.5. SNR Candidate G3.8+0.3 . . . . .	72
7.5.1. Observations . . . . .	73
7.5.2. Results and discussion . . . . .	76
7.6. Conclusions . . . . .	79
<b>8. Sobre la Naturaleza de la Fuente de Radio no Térmica en el Centro de las Serpentinias de Orión</b>	<b>81</b>
8.1. Resumen . . . . .	83
8.2. Abstract . . . . .	84
8.3. Introduction . . . . .	84
8.4. Observations . . . . .	85
8.5. Results and discussion . . . . .	86
8.5.1. 20-cm . . . . .	87
8.5.2. 6-cm . . . . .	90
8.6. Conclusions . . . . .	91
<b>9. Conclusiones</b>	<b>93</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>97</b>

# Índice de figuras

2.1. Esquema del movimiento de un objeto alrededor de la Galaxia, en dirección de una longitud arbitraria $l$ . . . . .	13
2.2. Esquema para la velocidad circular máxima de un cuerpo alrededor de la Galaxia. . . . .	14
2.3. Curva de rotación de la Galaxia obtenida observacionalmente por Brand & Blitz (1993). . . . .	15
2.4. Se muestra la emisión de HI para la latitud galáctica $b = 0$ y $140^\circ > l > 340^\circ$ . . . . .	18
2.5. Emisión de HI para la latitud galáctica $b = 0$ y la longitud galáctica $270^\circ > l > 100^\circ$ . . . . .	19
2.6. Esquema de rotación Galáctica mostrando la ambigüedad de distancias para el cuadrante I y IV. . . . .	20
2.7. Gráfica mostrando la relación entre la velocidad radial medida de un objeto y su distancia a nosotros, para latitudes correspondientes al cuadrante IV. . . . .	21
2.8. Gráfica mostrando la relación entre la velocidad radial medida de un objeto y su distancia a nosotros, para una longitud correspondiente al tercer cuadrante. . . . .	21
2.9. Se muestra un mapa con contornos de isovelocidad de HI en la galaxia espiral M81 y su compañera NGC 3077. . . . .	22
3.1. Imágenes del VLA en su configuración D. . . . .	27
3.2. Esquema de una observación espectral con el VLA. . . . .	28
3.3. Emisión de HI de nuestra Galaxia (Dickey & Lockman 1990) mostrando el HI en el disco y fuera de él. . . . .	29
3.4. Espectro de emisión y absorción de HI y CO de las fuentes CTB 109 y Sh 152. . . . .	31
4.1. Esquema de la descomposición de la velocidad de un objeto en el cielo en sus componentes tangencial y normal al plano del cielo. . . . .	34

4.2.	Esquema para el paso de una velocidad angular a una lineal. . .	35
4.3.	Microcuasar GRS 1915+105 esquematizando el estudio de movimientos propios. . . . .	38
4.4.	Esquema de las eyecciones de un microcuasar. La velocidad real es menor de la aparente. . . . .	39
5.1.	VLA contour image of the continuum emission at 20 cm of the region of the cluster of red supergiants. . . . .	44
5.2.	21 cm H I absorption spectra for the four sources (GPSR5 25.252–0.139, GPSR5 25.237–0.150, GPSR5 25.266–0.161, and G25.38–0.18) listed in Table 5.1, plotted as a function of LSR radial velocity. . . . .	46
5.3.	LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of the cluster of red supergiants. . . . .	48
6.1.	Optical image of the Cone Nebula taken by the HST using the ACS. The VLA image of the jet is shown in white contours at the top of the figure. . . . .	54
6.2.	3.6 cm VLA images of the jet, as seen in the 2006 ( <i>top</i> ) and 1995 ( <i>center</i> ) data. The residual image (2006 - 1995) is shown in the bottom panel. . . . .	57
6.3.	VLA images showing the polarization of the east side of the jet for 2006 ( <i>top</i> ) and 1995 ( <i>bottom</i> ). . . . .	59
6.4.	VLA images showing the polarization of the west side of the jet for 2006 ( <i>left</i> ) and 1995 ( <i>right</i> ). . . . .	60
6.5.	This figure shows the Cone nebula in greyscale taken from the red image of the DSS archives. The contours comes from 6 cm VLA-D archive data. . . . .	61
7.1.	Optical H $\alpha$ image of the PN candidate PHR 1735–333 shown in grey, taken from the SuperCOSMOS database. It is also shown in contours the 6 cm radio emission from two non-thermal sources. This image is taken from Cohen <i>et al.</i> (2006)	67
7.2.	Figure showing spectra of the non-thermal source A seen in projection toward PHR 1735–333 and of a relatively strong Galactic source near the non-thermal source toward PHR 1735–333 . . . . .	69
7.3.	LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of PHR 1735–333. . . . .	71
7.4.	VLA contour image of the continuum emission at 1.5 GHz of the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3. . . . .	74



7.5.	4×4 arcmin extracts of the AAO/UKST H-alpha SuperCOSMOS survey (Parker <i>et al.</i> 2005) around the compact source GPSR 3.826+0.386. It is shown the H $\alpha$ emission, Short Red emission and the H $\alpha$ minus Short Red emission. . . . .	75
7.6.	21 cm H I absorption spectra for the three sources 1751–253, SNR G3.8+0.3 and GPSR 3.826+0.386. . . . .	77
7.7.	LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of GPSR 3.826+0.386. . . . .	78
8.1.	20-cm continuum images for the non-thermal source in the region of the <i>Streamers</i> in Orion. Images shown are for 1991 and 2008 epochs as well as the residual image. . . . .	88
8.2.	6-cm continuum images from the non-thermal source in the <i>Streamers</i> in Orion. Images shown are for 1991 and 2008 epochs as well as the residual image. . . . .	89
8.3.	6-cm continuum images made with natural weighing showing polarized emission of the non-thermal source in the <i>Streamers</i> in Orion. . . . .	92



# Capítulo 1

## Introducción

El presente trabajo es un estudio observacional enfocado a estimar la distancia a fuentes de radio no térmicas que aparecen proyectadas en el plano Galáctico. En la Galaxia existen diferentes tipos de fuentes, tales como estrellas en sus diferentes fases evolutivas, planetas, gas, polvo, etc. También se sabe que hay radiación cubriendo la mayor parte del espectro electromagnético. Un tipo de radiación interesante que observamos en el plano Galáctico son las radiofrecuencias, en particular la de tipo sincrotrón o no térmica. Esta emisión está presente por ejemplo, en las remanentes de supernova, así como en sistemas evolucionados como los microcuasares.

Este trabajo selecciona varias fuentes vistas hacia el plano Galáctico, las cuales se sabe emiten radiación sincrotrón y posiblemente están asociadas con regiones de formación estelar o con nebulosas que aparecen muy cercanas en proyección. El objetivo es investigar la posible relación de estas fuentes con las regiones de formación estelar o el medio circundante. Para ésto, es esencial determinar la naturaleza y la distancia a los objetos estudiados. No solamente en la Galaxia existen objetos radiando sincrotrón, las radiogalaxias tienen emisión de radio en la forma de chorros gigantes, parecidos morfológicamente a los que presentan los microcuasares. Un objeto pequeño y cercano puede verse del mismo tamaño angular que uno grande y lejano. Distinguir entre las dos posibilidades determina la naturaleza del objeto, y por ende su posible relación con su entorno.

Para lograr los objetivos de este trabajo se usan varias herramientas, tales como la observación de la línea de 21 cm de HI combinada con la curva de rotación de la Galaxia. Otra es la determinación de movimientos propios, como una herramienta para inferir la naturaleza del objeto de estudio. La variabilidad temporal en la densidad de flujo de la radiación, o en la morfología de la fuente, así como su polarización serán importantes también. Finalmen-

te, se hace uso también de información en bases de datos de observaciones a otras longitudes de onda.

En los primeros capítulos damos un resumen de las herramientas empleadas en este trabajo, así como una breve descripción de los mecanismos físicos para la formación de las radio ondas. En el capítulo 2 hablamos sobre la curva de rotación de la Galaxia, y cómo la usamos para determinar distancias a objetos. En el capítulo 3 damos un resumen de como realizamos las observaciones de HI y como las usamos en conjunto con la curva de rotación de la Galaxia para determinar valores de interés para este trabajo. En el capítulo 4 describimos los llamados movimientos propios y damos algunos ejemplos relacionados con este trabajo.

En el capítulo 5 se presenta nuestro primer caso de estudio, que consiste en analizar observaciones de absorción de HI hacia tres fuentes de radio no térmicas en Scutum. Dichas fuentes fueron reportadas como asociadas con el cúmulo de supergigantes rojas más rico conocido hasta el momento por Figer *et al.* (2006). Los autores propusieron supernovas Galácticas como la explicación para dichas fuentes. En este trabajo analizamos observaciones de radio de absorción de HI para inferir la distancia a las radiofuentes y así discriminar entre una naturaleza Galáctica y una extragaláctica.

En el capítulo 6 reportamos el análisis mediante observaciones de radio del continuo de un chorro altamente polarizado detectado en una región de formación estelar. Reipurth *et al.* (2004) lo descubrieron y para entonces no quedó claro si se trataba de un caso Galáctico o no. Realizamos observaciones a 3.6 cm con el *Very Large Array* (VLA), y combinándolas con observaciones de los archivos del VLA obtuvimos límites superiores para la variabilidad de densidad de flujo, y los movimientos propios y mediciones de la polarización lineal. Con ésto explicamos la naturaleza del jet.

Para el capítulo 7 presentamos dos casos de estudio, en los cuales tratamos de resolver la posible asociación física entre fuentes de radio no térmicas y fuentes Galácticas extendidas. El primero es el de dos fuentes de radio no térmicas (con índices espectrales de  $-0.81 \pm 0.01$  y  $-0.95 \pm 0.11$ ) vistas hacia la nebulosa planetaria PHR 1735–333. Cohen *et al.* (2006) proponen que dichas fuentes se deben a la interacción entre el viento rápido y el lento proveniente de la AGB, generando así radiación no térmica. Aún cuando pareciera ésta la interpretación más viable, realizamos nuevas observaciones de absorción de HI. Calculamos la distancia a una de las fuentes no térmicas para así poder distinguir una posible asociación física de una alineación fortuita en el plano del cielo. La otra fuente de radio bajo estudio en este capítulo es identificada como GPSR 3.826+0.386, la cual parece estar asociada con el candidato a

---

remanente de supernova SNR G3.8+0.3. La fuente de radio está localizada muy cerca del centro de SNR G3.8+0.3, pareciendo de nuevo una asociación física como lo más probable. Analizamos observaciones de absorción de HI de los archivos del VLA, y mediante el análisis de espectros de HI estimamos la distancia a ambas fuentes.

En el capítulo 8 discutimos el análisis de observaciones de radio hacia una fuente no térmica localizada en la región conocida como los *Streamers* de Orión. Dicha fuente se piensa que está asociada posiblemente con algún objeto estelar, ya que su eje principal aproximadamente coincide con el de un sistema llamado HH 222, el cual está catalogado como un objeto HH, aunque dista del caso típico. A 15 segundos de arco del pico de emisión está la estrella T Tauri V571 Ori. Con ésto, Reipurth y Sandell (1985) sugirieron que HH 222 era la interacción del viento de la T Tauri con una nube densa. La fuente no térmica se encuentra en el centro del sistema, y aún cuando una posibilidad es que sea el resultado de la emisión de alguna estrella T Tauri evolucionada, podría tratarse nuevamente de una fuente proyectada en esa dirección y sin asociación física con el sistema. Discutimos observaciones de radio del VLA a dos longitudes de onda, 20 y 6 cm, para estudiar posibles cambios en la densidad de flujo, polarización y movimientos propios. Así se podría distinguir entre las dos posibilidades mencionadas, y con ello entender más la naturaleza del objeto. Finalmente, en el capítulo 9 damos las conclusiones y mencionamos el trabajo a futuro.

Los artículos que forman parte de esta tesis son:

- On the Distance to the Bright Nonthermal Radio Sources in the Direction of an Extraordinarily Massive Cluster of Red Supergiants, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 2006, Vol. 42 pag. 147
- The Non-thermal Radio Jet Toward the NGC 2264 Star Formation Region, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, The Astronomical Journal, 2008, Vol. 135, pag. 575
- On the Nature of the Non-thermal Radio Source in the Center of the Orion Streamers, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 2010, en prensa.
- On the Nature of the Non-thermal Radio Source in the Center of the Orion Streamers, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 2010, en prensa.



## Capítulo 2

# La curva de Rotación de la Galaxia

En este capítulo describimos la utilidad del estudio del gas contenido en el disco Galáctico, en particular del hidrógeno en su estado base, elemento que nos ayudará a conocer la estructura en velocidad de la Galaxia.

En el disco Galáctico están la mayoría de las estrellas de la Galaxia, y también la mayoría del gas. Estas dos componentes son las más sobresalientes en la Galaxia por su número y por la masa (en esta tesis nos referimos a la masa bariónica, aún cuando la curva de rotación está determinada en gran parte por la materia oscura no-bariónica) contenida en ellos. Existen más objetos como nebulosas o supernovas, aunque la cantidad conocida de éstas es mucho más pequeña. De acuerdo a los conteos realizados, en la Galaxia se conocen del orden de dos mil nebulosas planetarias, y se espera que cada 50 años se forme una supernova, por ejemplo. Es difícil contabilizar o estimar la cantidad de estrellas en nuestra Galaxia, pero se calcula que hay del orden de  $2-4 \times 10^{11}$  en total. Alrededor del 95 % de ellas están distribuidas en el disco delgado, que tiene una escala de altura de unos 500 pc. Además todas las estrellas masivas y jóvenes están contenidas en él. El disco grueso, con una escala de altura de 1 kpc contiene menos estrellas y la mayor parte de ellas son viejas y de baja metalicidad.

El disco de gas neutro (HI) por su parte abarca unos 25 kpc de radio (Dickey *et al.* 2009), el cual no tiene un grosor tan bien definido como el estelar, pero se ha calculado que se puede considerar plano dentro de los primeros 18 kpc de radio, y mas allá presenta un alabeo. El grosor del disco es pequeño para regiones muy cerca del núcleo donde puede tener incluso menos de 100 pc (Dickey 1990). Fuera de esas regiones, y dentro del círculo Solar, la escala de altura es aproximadamente constante, y fuera de éste puede

ser de 1 a 2 kpc (Verschuur & Kellerman 1988). La densidad superficial varía también con la distancia al centro Galáctico. Dentro del círculo Solar, una buena aproximación es de  $8 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  (Kalberla & Kerp 2009), y fuera de él (a partir de 10 kpc) va disminuyendo de 6 a  $0.1 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  (Levine, Blitz & Heiles 2006).

## 2.1. Aproximación de movimiento circular

Pasamos ahora a resumir la obtención de la curva de rotación de la Galaxia, así como su utilidad. Un parámetro muy importante es  $R_0$ , la distancia a la cual se encuentra el Sol del Centro Galáctico. Ha habido diversos cálculos de este valor. Shen & Zhu (2007) usando una muestra de 200 estrellas O-B5 reportaron  $8.25 \pm 0.79$  kpc, aunque usando un grupo de 270 cúmulos abiertos obtienen un valor de  $7.95 \pm 0.62$  kpc. Algunos otros valores reportados son mayores. En este trabajo consideramos 8.5 kpc como la distancia galactocéntrica del Sol.

En la Fig. 2.1 se muestra un esquema con la posición del Sol en la Galaxia, así como un objeto arbitrario bajo estudio. En este caso, la velocidad lineal para el objeto a una distancia  $r$  del centro Galáctico es  $v_r = \omega(r) \cdot r$ , donde  $\omega(r)$  es la velocidad angular del objeto medida con respecto al Centro Galáctico. El valor correspondiente al Sol sería  $v_0 = \omega(R_0) \cdot R_0$ . La velocidad radial está dada, en este esquema, por

$$V_R = v_r \cos \theta - v_0 \cos \phi. \quad (2.1)$$

Usando las propiedades de las funciones trigonométricas podemos obtener

$$V_R = (\omega - \omega_0) R_0 \sin l \cos b, \quad (2.2)$$

con  $\omega_0 = v_0/R_0$  y  $\omega = v/r$  y observando en una latitud  $b$ . La componente tangencial por su parte está dada por

$$V_T = v_r \sin \theta - v_0 \sin \phi, \quad (2.3)$$

que es posible llevar a la forma

$$V_T = (w - w_0) R_0 \cos l - wd, \quad (2.4)$$

con  $d$  la distancia del objeto al Sol, como se muestra en la Fig. 2.1.

La determinación de la curva de rotación de la Galaxia tiene que ver por supuesto con la componente radial  $V_R$ , que podemos extraer de observaciones



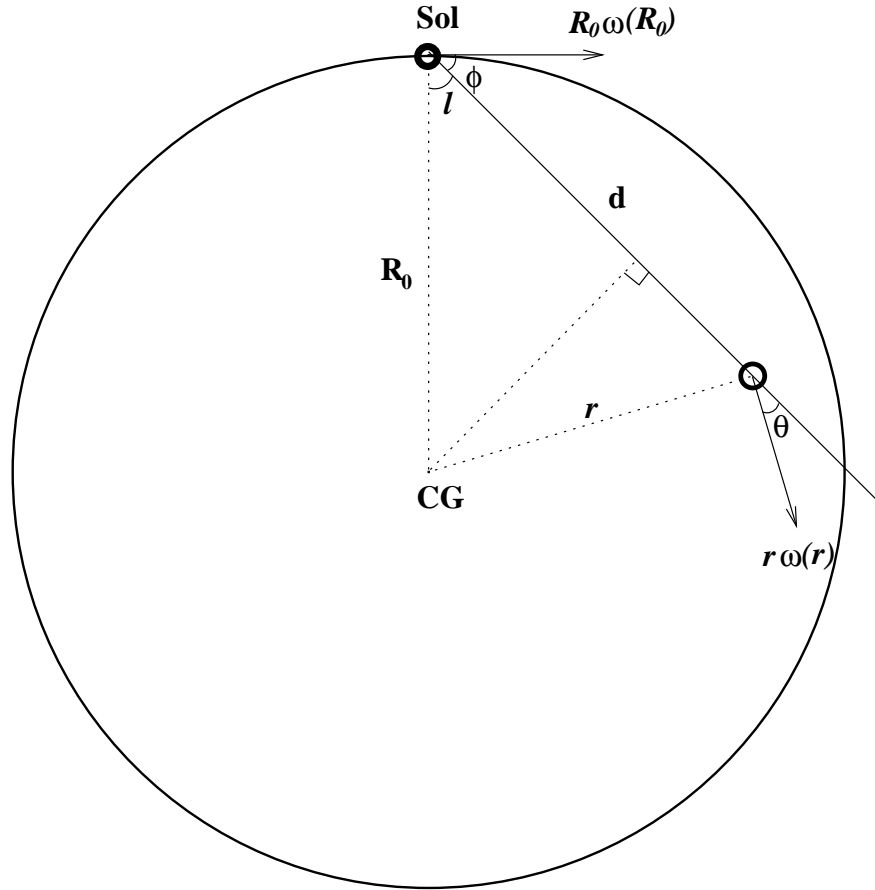


Figura 2.1: Esquema del movimiento de un objeto alrededor de la Galaxia, en dirección de una longitud arbitraria  $l$ .

más fácilmente. De la Fig. 2.2 y de la ecuación (2.2) vemos que la velocidad  $V_R$  será máxima para un objeto cuyo vector que lo une con el Centro Galáctico sea perpendicular a su vector de velocidad. Así que si tomamos todas las  $V_R$  máximas para todas las  $l$ , obtenemos  $w(r)$ . En la Fig. 2.3 mostramos la curva de rotación de la Galaxia determinada por Brand & Blitz (1993) con observaciones de HI, HII y CO. El Sol está posicionado aproximadamente en las coordenadas (8.5,220), y en la figura se aprecia que la velocidad de  $220 \text{ km s}^{-1}$  es un buen promedio para la mayor parte del disco. En otras palabras, la Galaxia no rota como un cuerpo rígido, lo cual supondría que es la velocidad angular de rotación la que se mantiene constante y no la lineal. Este fenómeno es conocido como *rotación diferencial*. Un resultado inmediato es que el gas y estrellas más cercanos al centro de la Galaxia tardan menos

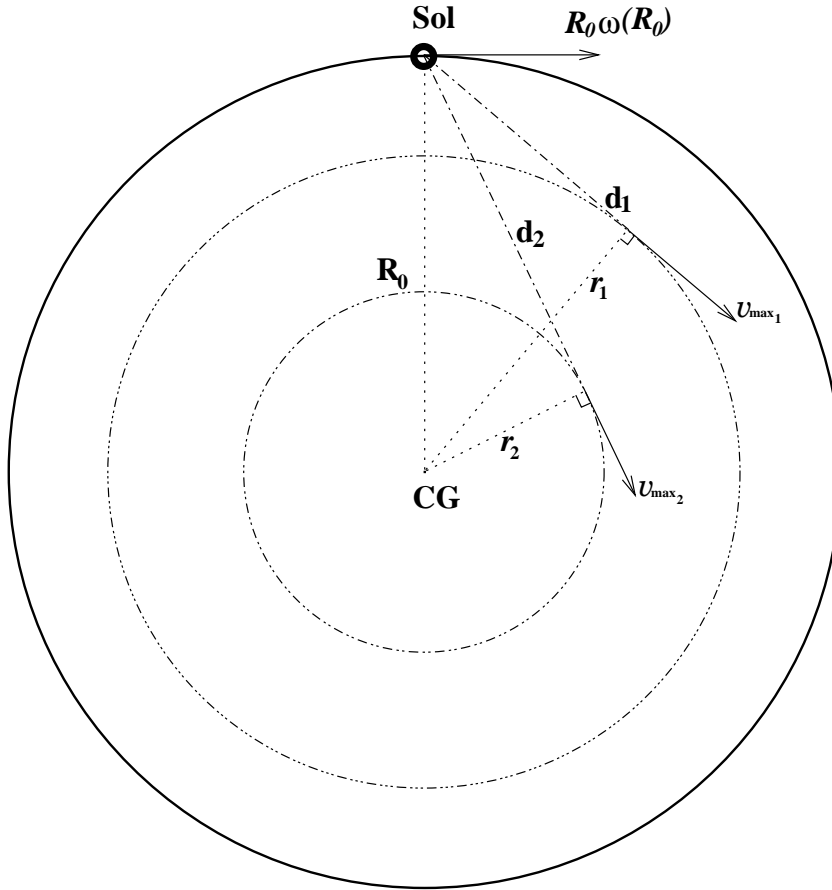


Figura 2.2: En este esquema se aprecia el caso en que la velocidad medida es máxima para una longitud  $l$  dada.

tiempo en completar una vuelta alrededor de éste.

Un mapeo muy importante es el realizado con la línea de 21 cm, al igual que los que se hacen con moléculas como la de CO. Estos mapeos se hacen en todo el disco Galáctico, y a diferentes latitudes  $b$ . En la Fig. 2.4 mostramos la emisión de la línea de HI hacia  $b = 0$  y  $140^\circ > l > 340^\circ$  (Burton 1985). La escala de grises corresponde a la intensidad de la emisión. Como se puede apreciar, la emisión sigue aproximadamente el patrón esperado para el modelo de rotación de la Galaxia. Más adelante discutimos brevemente la parte central de la Galaxia, una de las regiones donde existen desviaciones más severas a la velocidad circular.

De acuerdo a las ecuaciones anteriores, es posible tener una relación que involucre la distancia del objeto de estudio al Sol y la velocidad radial medida.

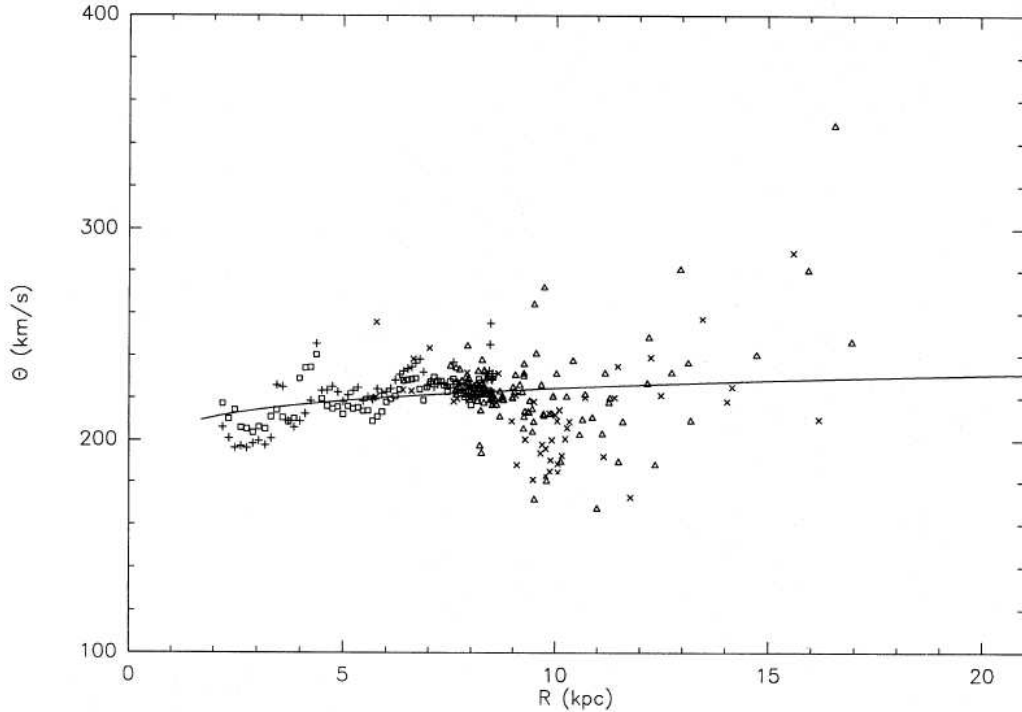


Figura 2.3: Curva de rotación de la Galaxia, determinada por Brand & Blitz (1993). Para el HI, los signos + son observaciones entre  $0^\circ \leq l < 180^\circ$  y los cuadrados entre  $180^\circ \leq l < 360^\circ$ . Para el HII/CO, las cruces son entre  $0^\circ \leq l < 180^\circ$  y los triángulos entre  $180^\circ \leq l < 360^\circ$ .

De esta manera es posible determinar la distancia a un objeto conociendo su velocidad. Sin embargo, de las mismas ecuaciones y de la Fig. 2.6 vemos que la distancia no está bien determinada dentro del círculo Solar, para longitudes Galácticas entre  $0^\circ$  y  $90^\circ$  (cuadrante I) y entre  $270^\circ$  y  $360^\circ$  (cuadrante IV). En estos cuadrantes, existen dos componentes iguales de velocidad sobre la visual, correspondiendo sin embargo a distancias diferentes del Sol. En los otros dos cuadrantes, el II que es la región entre  $90^\circ$  y  $180^\circ$  y el III entre  $180^\circ$  y  $270^\circ$ , no se da esta situación, por lo que no hay ambigüedad de distancia en éstos. Los cuadrantes cubren áreas de diferentes tamaños, ya que están definidos a partir de la posición del Sol en la Galaxia (ver Fig. 2.6). Un ejemplo de la incertidumbre en la obtención de la distancia se muestra en la Fig. 2.7, para un caso con  $l = 310^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ . Un objeto con una velocidad de  $-40 \text{ km s}^{-1}$ , por ejemplo, podría estar localizado a 3 o a 9 kpc de nosotros. Para el cuadrante III mostramos una curva típica en la Fig. 2.8 donde vemos que no existe ambigüedad en la relación.

En cuanto a los signos que tiene la velocidad medida en los cuatro cuadrantes tenemos:

Para  $l$  correspondiente al cuadrante I, objetos dentro del círculo Solar tienen velocidades positivas, para los de fuera son negativas. Para el cuadrante II todos los objetos están fuera del círculo Solar y tienen velocidades negativas, mientras que en el III tienen velocidades positivas. Finalmente, en el cuadrante IV, los objetos dentro del círculo Solar tendrán velocidades negativas, y fuera de éste positivas.

Es necesario entonces una herramienta adicional que nos ayude a quitar la ambigüedad cuando ésta aparezca. Una de éstas es el uso de observaciones de la línea de HI. Dicha herramienta la usamos en este trabajo y está descrita en el capítulo correspondiente y aplicada más adelante.

Por otra parte, en astronomía se usa mucho el Sistema Local de Reposo (o LSR), el cual tiene su origen en la posición del Sol. La velocidad entonces asignada a este sistema es la que tendría una partícula en un círculo alrededor de la Galaxia. Se sabe que el movimiento del Sol no corresponde al movimiento del LSR y que la diferencia es de alrededor de  $16.5 \text{ km s}^{-1}$  en la dirección de  $l = 53^\circ$  y  $b = 25^\circ$  (Binney & Tremaine 1987). Tomando en cuenta ésto podremos hacer uso de las ecuaciones anteriores como referidas al LSR. También, al hacer observaciones de línea, se pueden corregir los espectros obtenidos por el movimiento peculiar del Sol, y así referirlos al LSR.

## 2.2. Desviaciones de la velocidad circular

Como esperamos de un sistema complejo como una galaxia, existen desviaciones a las aproximaciones de orden cero, en particular del movimiento circular. Los brazos espirales de la Vía Láctea hacen que la velocidad deje de ser uniforme radial y acimutalmente. En la Fig. 2.9 se muestra el caso de la galaxia M81 y su compañera NGC 3077 (van der Hulst 1979), donde se aprecia que los contornos de isovelocidad se ven afectados en las regiones que ocupan los brazos espirales. Es decir, el gas es afectado por el campo gravitacional que genera la sobredensidad de materia en los brazos. Se ha estudiado extensivamente la formación de los brazos en galaxias espirales. Una posibilidad es que se forman mediante la interacción entre galaxias, ya sean fusiones mayores o menores (un ejemplo puede ser el mostrado en la Fig. 2.9). La otra posibilidad es que se forman naturalmente en un sistema en rotación en el cual existe una barra estelar en el centro del mismo.

Dentro de las desviaciones del movimiento circular se han encontrado

nubes de gas que se mueven a muy altas velocidades, descubiertas por Muller *et al.* (1966). Las velocidades pueden alcanzar hasta  $-400 \text{ km s}^{-1}$ , y se alejan por mucho de la velocidad esperada para movimiento circular. Una explicación propuesta, al menos para alguna de ellas, es que sean resultado de la interacción con sistemas externos, como la Nube Mayor de Magallanes, por ejemplo. La mayoría de estas nubes tiene velocidades negativas, por lo que podría ser que estuvieran cayendo al disco Galáctico.

Otra de las partes de la Galaxia que exhibe velocidades no circulares es la región del centro Galáctico, la cual es muy compleja. En resumen, ahí existen muchos tipos de fuentes, como radiofuentes no térmicas. La fuente más interesante, por su implicación, es Sgr A\*, la cual tiene emisión de radio no térmica. En 1997, Eckart & Genzel publicaron resultados observacionales en el infrarrojo, de estrellas orbitando esta región del centro Galáctico. Usando las velocidades radiales y transversales, la masa central calculada es  $2.45 \pm 0.4 \times 10^6 M_{\odot}$ , la cual está contenida dentro de una distancia de  $0.015 \text{ pc}$  de Sgr A\*. La densidad resultante es de  $6.5 \times 10^9 M_{\odot}/\text{pc}^3$ , por lo cual se piensa en dicho objeto como el agujero negro supermasivo al centro de nuestra Galaxia. Este es un ejemplo más donde las velocidades de objetos Galácticos pueden ser muy diferentes a las esperadas, en este caso provocadas por el agujero negro supermasivo.

En la Fig. 2.4 vemos que una zona donde hay velocidades anómalas es cerca del centro Galáctico,  $l$  entre  $20^{\circ}$  y  $-20^{\circ}$ . Se sabe que la razón para estas altas velocidades es debida a la presencia de una barra central en rotación. Las velocidades alcanzadas en la región cerca de  $l = 0$  son de  $-135$  a  $165 \text{ km s}^{-1}$  (Liszt 1988).

Una implicación directa de los movimientos no circulares tiene que ver con la determinación de distancias. Como hemos visto, el modelo de rotación Galáctica permite conocer la distancia a una fuente con una velocidad radial conocida. Ésto es válido si dicha fuente sigue el modelo de rotación. Pero en la presencia de velocidades no circulares, la distancia calculada para un objeto a una velocidad dada, podría ser imprecisa. En este trabajo nos ocupamos de resolver la asociación entre dos o mas fuentes. Los movimientos no circulares provocarían incertidumbres considerables para fuentes muy cercanas. Más adelante, en el estudio de cada caso, veremos si tendremos que afectación podríamos tener en este sentido.

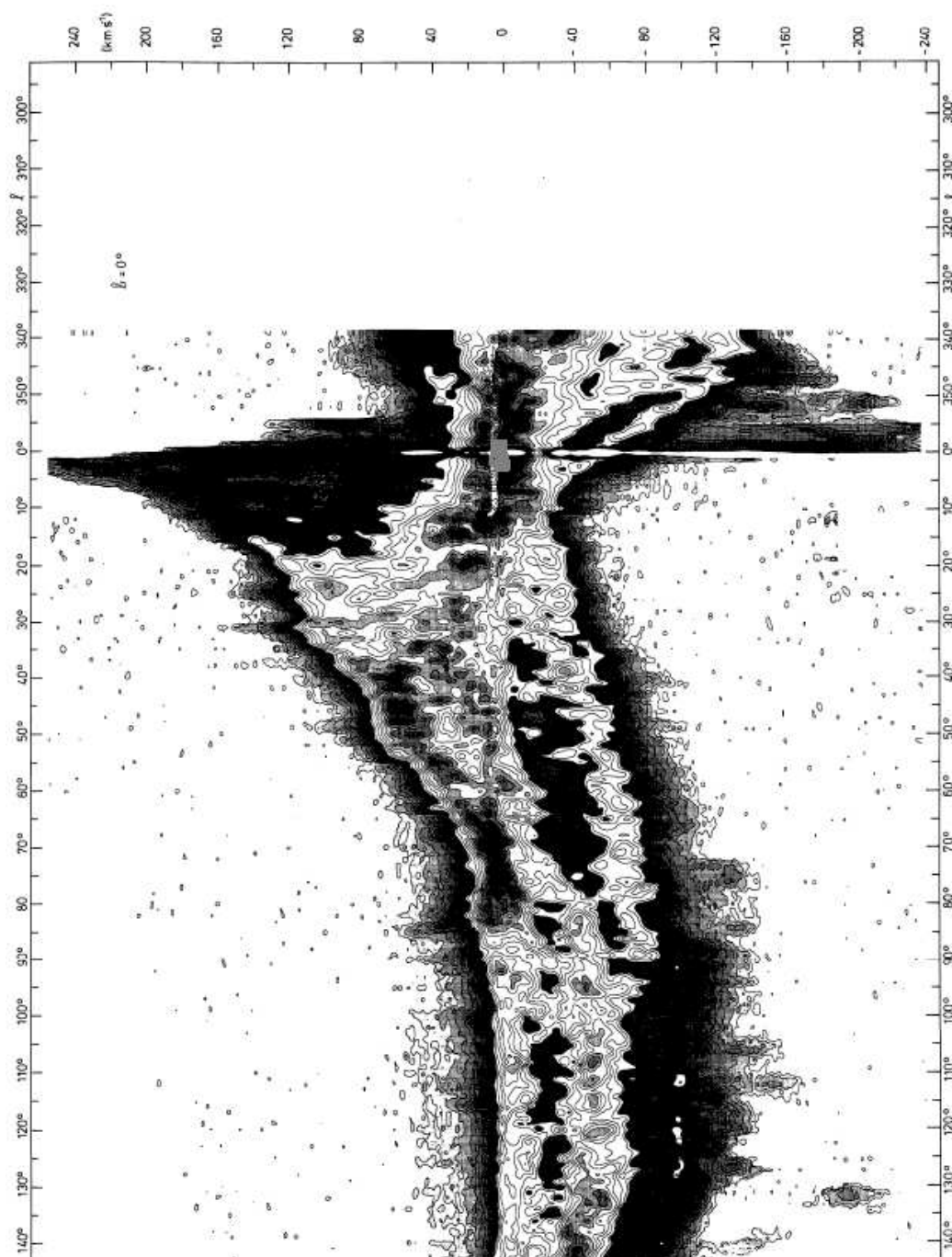


Figura 2.4: Emisión de HI en escala de grises, para una parte del disco galáctico ( $b = 0$  y  $140^\circ > l > 340^\circ$ ), incluyendo la región del centro galáctico (Burton 1985).



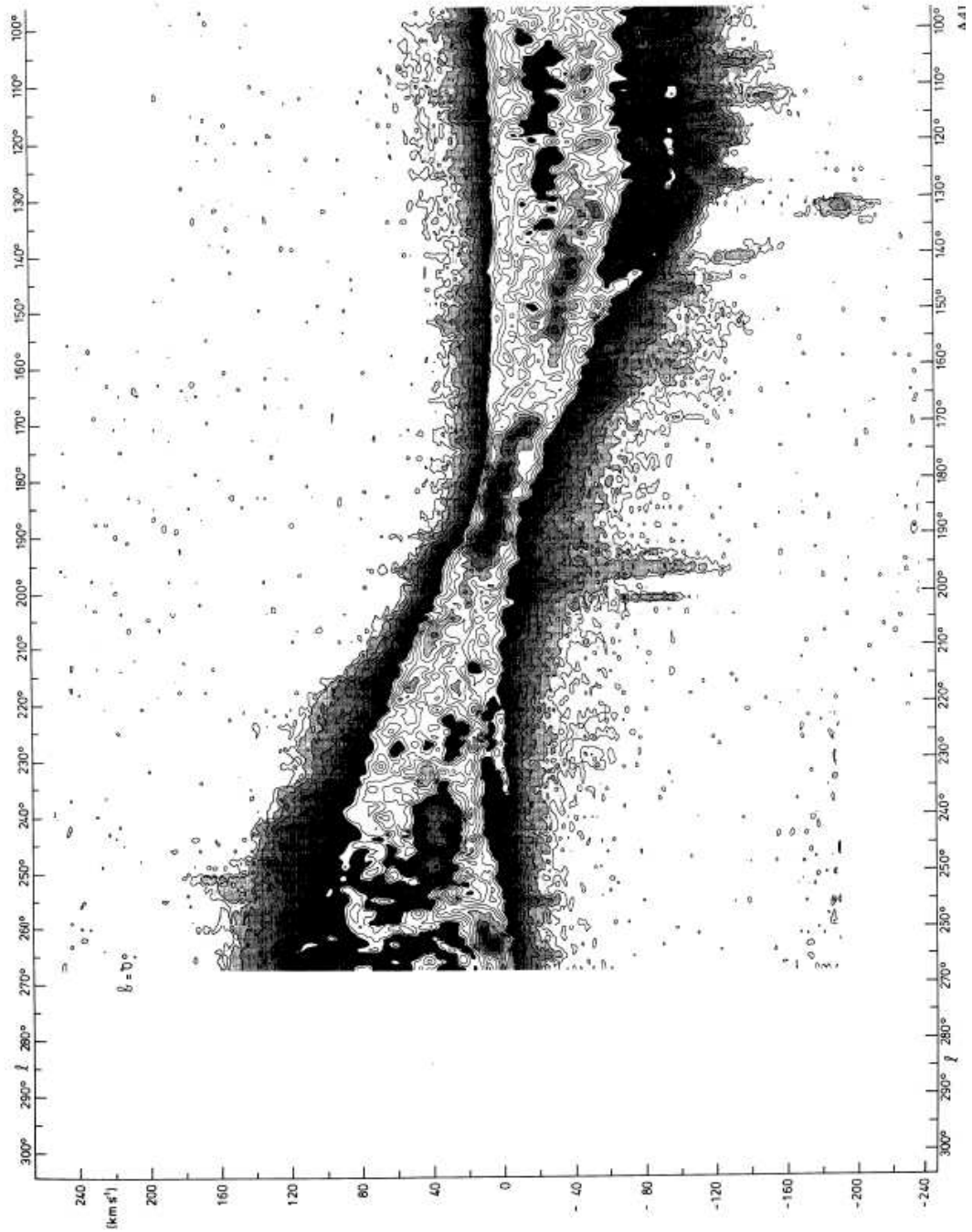


Figura 2.5: Igual que en la Fig. 2.4 para  $b = 0^\circ$  y  $270^\circ > l > 100^\circ$ .

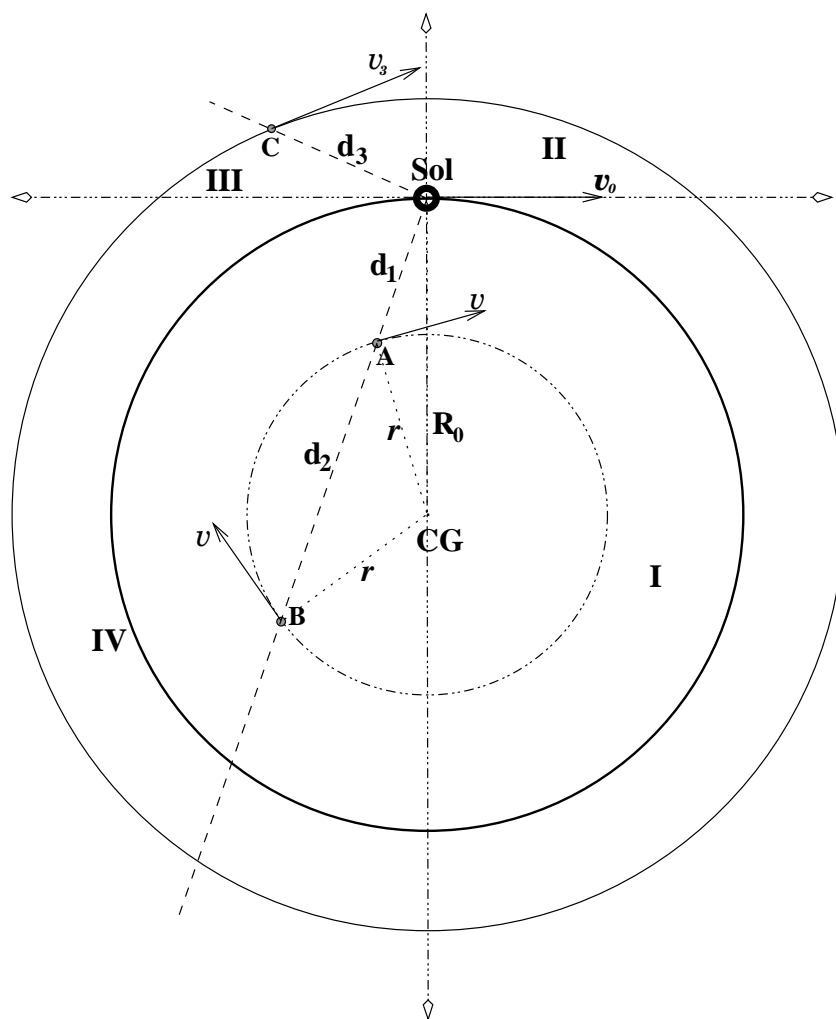


Figura 2.6: Para el cuadrante IV el objeto A y B aparecen con la misma velocidad radial, ya que su componente radial es la misma, mientras que se encuentran a una distancia  $d_1$  y  $d_2$  del Sol, respectivamente. El objeto C, por su parte, en el cuadrante III tiene su distancia bien determinada, ya que solo hay una distancia que corresponda con su velocidad radial. La cruz centrada en el Sol divide a la Galaxia en cuatro partes de diferente tamaño. Cada parte es un cuadrante.



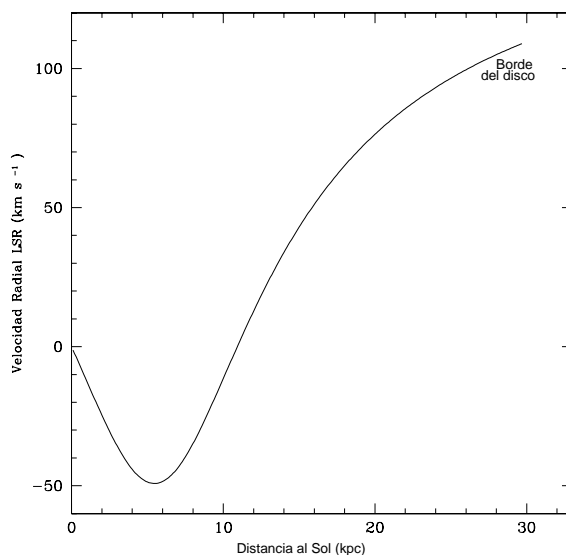


Figura 2.7: Ejemplificación del uso de la curva de rotación de la Galaxia para un objeto visto hacia  $l = 310^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ . Nótese que para ciertas velocidades existen dos posibles distancias.

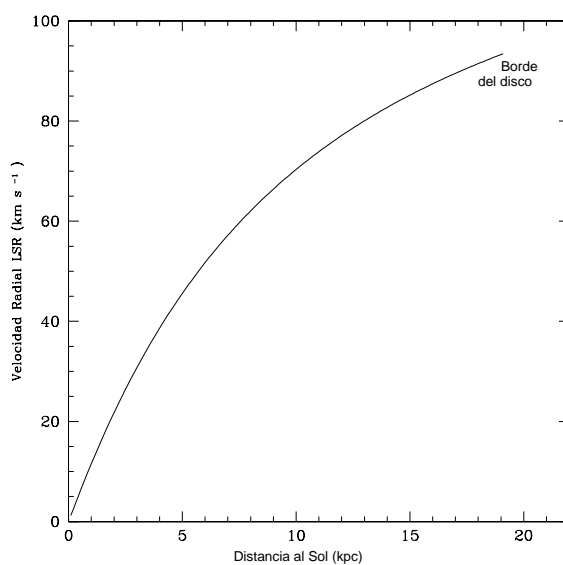


Figura 2.8: Igual que en la Fig. 2.7, pero para un objeto visto hacia  $l = 220^\circ$ ,  $b = 0^\circ$ . En este caso no existe ambigüedad en la correspondencia velocidad-distancia.

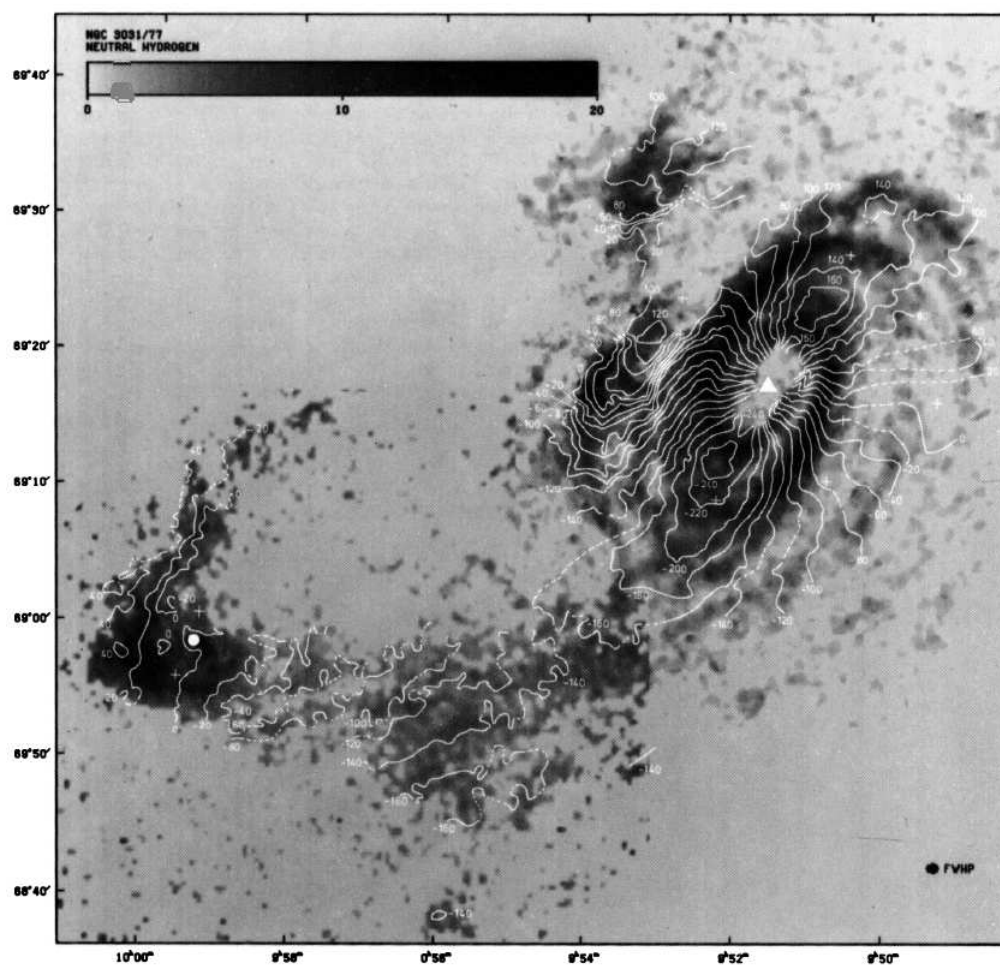


Figura 2.9: Mostramos una imagen en grises de la columna de densidad de HI de la galaxia espiral M81 y su compañera NGC 3077 (van der Hulst 1979). Se superpusieron contornos de isovelocidad, donde se puede apreciar el cambio sufrido en las regiones de los brazos espirales y en el puente que une a ambas galaxias. La resolución angular es de  $\sim 50''$  y la escala en grises es la densidad columnar en unidades de  $10^{20}$  átomos $^{-1}$ .

# Capítulo 3

## Observaciones de HI

El elemento más abundante en las galaxias es hidrógeno en sus estados atómico, molecular e ionizado. Éste, junto con otros elementos químicos y moléculas, polvo, radiación electromagnética, rayos cósmicos y campo magnético conforman el *medio interestelar*. El hidrógeno atómico está prácticamente en todo el disco galáctico. El HI es de gran importancia, pues nos permite trazar características cinemáticas de la Vía Láctea, como veremos. Es por ello que una herramienta muy útil en la astronomía es la observación de la línea de Hidrógeno de 21 cm.

### 3.1. Origen de la línea de HI de 21 cm

El átomo de hidrógeno en su estado base se parte en dos niveles hiperfinos, los cuales provienen de la interacción de los espines del electrón y del protón. La energía del átomo es mayor cuando los espines se encuentran paralelos entre sí que cuando están antiparalelos. La diferencia es de  $5.9 \times 10^{-6}$  eV. Cuando hay un cambio del estado energético con más energía al de menos energía, escapa energía del átomo mediante la emisión de un fotón, el cual tendrá una frecuencia de  $\nu = E/h = 1.4204 \times 10^9$  Hz, lo cual corresponde a una longitud de onda de  $\lambda = c/\nu = 21.105$  cm. Aquí  $c$  es la velocidad de la luz y  $h$  la constante de Planck. La distribución de las poblaciones en los dos estados del átomo está determinada principalmente por colisiones entre los mismo átomos. De esta manera, la temperatura de excitación o temperatura de espín ( $T_s$ ) representa la temperatura cinética del gas (Verschuur & Kellerman 1988).

Es importante notar que el tiempo de vida para decaimiento espontáneo del estado excitado del átomo de hidrógeno es muy grande, alrededor de  $1.1 \times 10^7$  años. Sin embargo, el tiempo característico entre colisiones es de

solo unos 400 años. Debido también a las densidades columnares tan grandes que hay en los discos de las galaxias, se puede detectar la línea, tal como H. C. Van de Hulst lo predijo en 1944. La confirmación observacional de esta predicción ocurrió hasta 1951 por Ewen y Purcell en Estados Unidos de América, Christiansen en Australia y Muller y Oort en Holanda. La emisión de la línea de HI no es afectada por el polvo presente en el medio interestelar, por lo cual el HI puede usarse para estudios de la Vía Láctea donde la emisión del óptico es absorbida por el polvo. Debido a ésto, hoy se sabe que el tamaño del disco en HI es mayor al estelar, tanto en la Vía Láctea como en otras galaxias.

Otro aspecto importante de la línea de HI es el ancho que medimos. El ancho natural (alrededor de  $1 \text{ km s}^{-1}$  para una temperatura del gas de 100 K), es muy pequeño comparado con el que se obtiene observacionalmente. El ensanchamiento más importante es debido a los movimientos turbulentos de la nube. El corrimiento de la línea respecto a su frecuencia en reposo se debe al movimiento de las nubes de gas respecto a nosotros (efecto Doppler), por lo que el HI es muy útil para trazar la cinemática del gas.

Resumimos las ecuaciones básicas para la obtención de parámetros físicos relacionados con la emisión y absorción de HI, véase por ejemplo Rohlfs & Wilson (2000), Spitzer (1968), Lane & Briggs (2001) y Rybicki & Lightman (1985). La ecuación de transporte está dada por

$$\frac{dI(\nu)}{ds} = j(\nu) - \kappa(\nu)I(\nu), \quad (3.1)$$

con  $I(\nu)$  la intensidad específica a una frecuencia  $\nu$ ,  $s$  es la distancia a lo largo de la línea de visión, y  $j(\nu)$  y  $\kappa(\nu)$  son la emisividad y el coeficiente de absorción. En la región centimétrica del espectro se puede hacer una buena aproximación, conocida como de Rayleigh-Jeans, dada por

$$I(\nu) = \frac{2\nu^2 k T_B}{c^2}, \quad (3.2)$$

donde  $T_B$  es la temperatura de brillo, la cual entonces podemos expresar como

$$T_B(\nu) = T_s (1 - e^{-\tau(\nu)}), \quad (3.3)$$

con  $\tau$  representando la profundidad óptica. Otro parámetro importante es la densidad columnar  $N(H)$ , que es el número de átomos por unidad de área vistos en la dirección del objeto. Para una profundidad óptica pequeña,

$$N(H) = 1,82 \times 10^{18} \int T_B dV, \quad (3.4)$$

que a su vez puede expresarse como

$$N(H) = 3,1 \times 10^{17} \frac{S dV}{\theta^2}, \quad (3.5)$$

con  $\theta$  el tamaño del haz en minutos de arco,  $S$  el flujo observado en mJy beam<sup>-1</sup> y  $dV$  dado en km s<sup>-1</sup>.

Densidades columnares del orden de 10<sup>19</sup> a 10<sup>21</sup> cm<sup>-2</sup> son comunes en las nubes de HI.

En el caso de absorción podemos medir el flujo que es absorbido por el gas localizado entre una fuente de emisión y nosotros. En este caso la profundidad óptica cumple la relación

$$\Delta S = S_c c_f (1 - e^{-\tau}), \quad (3.6)$$

con  $\Delta S$  el espectro de absorción,  $S_c$  el flujo en el continuo y  $c_f$  el factor de cubrimiento que puede tomarse como 1 en condiciones típicas. Por su parte, la densidad de columna será expresada como

$$N(H) = 1,82 \times 10^{18} T_s \int \tau d\nu. \quad (3.7)$$

Un valor típico para la temperatura de espín,  $T_s$ , es 100 K. En casos en que la excitación radiativa domina sobre la colisional, esta temperatura puede ser de varios miles de grados Kelvin. Sin embargo, en condiciones normales, la excitación colisional es la dominante.

## 3.2. Observando con el VLA

Para este tipo de observaciones se usan radiotelescopios de una antena y también los llamados interferómetros. En este trabajo usamos estos últimos, los cuales son arreglos de varias antenas simulando una antena grande del tamaño del arreglo. La ventaja es que al simular una antena muy grande se tiene más resolución angular, que nos da la habilidad de observar estructuras más pequeñas. La desventaja es que aún cuando se simule una antena enorme no se está recibiendo radiación electromagnética en toda esa enorme área, sino solamente en los lugares ocupados por las antenas. Es como si tuviéramos una enorme antena a la cual le taparamos mucha de su superficie. Uno de los aspectos en lo que esto repercute es en tener menor sensibilidad que una

antena “llena” del mismo diámetro, por lo cual se hace necesario observar por tiempos prolongados. A continuación damos algunos detalles técnicos para el interferómetro Very Large Array (arreglo muy grande) que es el que usamos para este trabajo. El VLA se encuentra en las planicies de San Agustín, en Nuevo Mexico, Estados Unidos de América (ver Fig. 3.1). Este interferómetro observa con 27 antenas de 25 m de diámetro cada una, cubriendo varias longitudes de onda para observación, desde centimétricas hasta milimétricas: 400, 90, 20, 6, 3.6, 2, 1.3 y 0.7 cm.

Las coordenadas geográficas del arreglo son latitud =  $34^{\circ}04'43.497''$  norte y longitud =  $107^{\circ}37'03.819''$  oeste, a una elevación de 2124 msnm. Su posición geográfica lo hace observar preferentemente a declinaciones mayores a  $-30^{\circ}$ . El diseño del instrumento fue maximizado para observar a 21 y 6 cm en el continuo, aunque en la actualidad observa también a longitudes de onda milimétricas.

Para los interferómetros, en particular el VLA, los siguientes conceptos son importantes. Sea  $D$  el diámetro de las antenas del arreglo,  $N$  el número de ellas,  $\lambda$  la longitud de onda en observación y  $\nu$  la frecuencia correspondiente. El haz primario o tamaño angular en el cielo dentro del cual el instrumento es capaz de detectar radiación es

$$HP = \frac{\lambda}{D} . \quad (3.8)$$

Para el VLA puede ir desde 1 hasta 600 minutos de arco. La resolución angular está dada por

$$\theta = \frac{\lambda}{L} , \quad (3.9)$$

con  $L$  el tamaño del arreglo, o la longitud de la línea de base más larga. El VLA puede acomodarse en cuatro configuraciones (A, B, C y D), esta flexibilidad proporciona diferentes resoluciones angulares. Los tamaños de las líneas de base son de 35 km para la configuración A, 13 km para B, 4 km para C y 1 km para D. En la tabla 3.1 podemos ver una compilación de algunos cálculos importantes, el valor de  $\theta$  es dado para la configuración A, la más extendida.

Por otra parte, al observar líneas espectrales existen otros parámetros también importantes. La resolución espectral  $\Delta\nu$ , el ancho de banda  $BP$ , el número de canales  $n$ , etc. El primero nos da el valor en Hz más pequeño para el cual tendremos una intensidad observada. Este ancho espectral multiplicado por el número de canales nos dará el ancho de banda, como se ve en la Fig. 3.2. El VLA puede observar con diferentes anchos de banda así como número



Figura 3.1: Varias fotografías del interferómetro Very Large Array en su configuración D, la mas compacta. El instrumento fue puesto en funcionamiento en 1980. Se puede apreciar lo juntas que están las antenas en esta configuración. Arriba a la izquierda se ve parte de los tres brazos del arreglo; abajo se ve la extensión de éstos con respecto al horizonte; a la derecha se nota la estructura mecánica de las antenas.

de canales. Además, se puede elegir observar con polarización derecha y/o izquierda. El instrumento puede proporcionar los cuatro parámetros de Stokes, para medir tanto polarización lineal como circular. Es posible también, sintonizar diferentes anchos de banda centrados en frecuencias diferentes.

Los valores antes mencionados se eligen, por supuesto, de acuerdo al objetivo científico. Por ejemplo uno podría pensar en tener muchos canales espectrales para lograr muestrear bien una línea espectral angosta. Tal vez se necesitaría tener canales espectrales anchos para cubrir líneas anchas y débiles. Para el VLA se pueden tener anchos de banda de hasta 50 MHz (igual que en el continuo), y los más chicos de  $\sim 0.195$  MHz. Los canales pueden tener un ancho entre 0.381 kHz (para tener una resolución más fina en velocidad) y 25000 kHz. En cuanto al número de estos, puede ir desde 4 hasta 512 por IF.



Cuadro 3.1: Bandas disponibles en el VLA

Banda	4	P	L	C	X	U	K	Q
$\nu$ (GHz)	0.073-0.0745	0.3-0.34	1.34-1.73	4.5-5	8-8.8	14.4-15.4	22-24	40-50
$\lambda$ (cm)	400	90	20	6	3.6	2	1.3	0.7
HP (')	600	150	30	9	5.4	3	2	1
$\theta$ (")	24	6	1.4	0.4	0.24	0.14	0.08	0.05

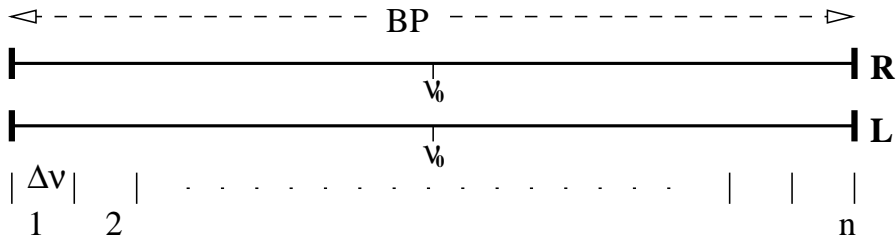


Figura 3.2: Esquema para una observación de línea espectral, con X MHz de ancho de banda (BP), partido en n canales espectrales de ancho  $\Delta\nu$ . Ambas polarizaciones (R y L) están presentes y están centradas en la misma frecuencia  $\nu_0$ .

Como sabemos, las frecuencias pueden ser traducidas a velocidad, por la fórmula Doppler:

$$\Delta v = \frac{\Delta\nu}{\nu_0} c, \quad (3.10)$$

donde  $\Delta\nu$  es el ancho del canal,  $\nu_0$  es la frecuencia de observación y  $c$  la velocidad de la luz. De esta manera podemos pensar en términos de resolución en velocidad, ya que los anchos de las líneas así como su corrimiento suelen medirse en unidades de velocidad. En particular, estas velocidades medidas pueden referirse al sistema LSR, como mencionábamos en el capítulo anterior.

### 3.3. Ejemplos de HI en emisión y absorción

Como vimos anteriormente, el tener una enorme columna de densidad de HI en el medio interestelar, es suficiente para tener emisión segura de la línea de HI. En la Fig. 3.3 mostramos la emisión de HI de la Vía Láctea (Dickey & Lockman 1990), como se ve tomando una colección de datos de varios observatorios: los telescopios de 140 y 300 pies de Green Bank, propiedad del



NRAO; el Hat Creek de 85 pies de The University of California en Berkeley; el telescopio de AT&T Bell-Labs en New Jersey y el de 60 pies del radio observatorio Parkes en Australia.

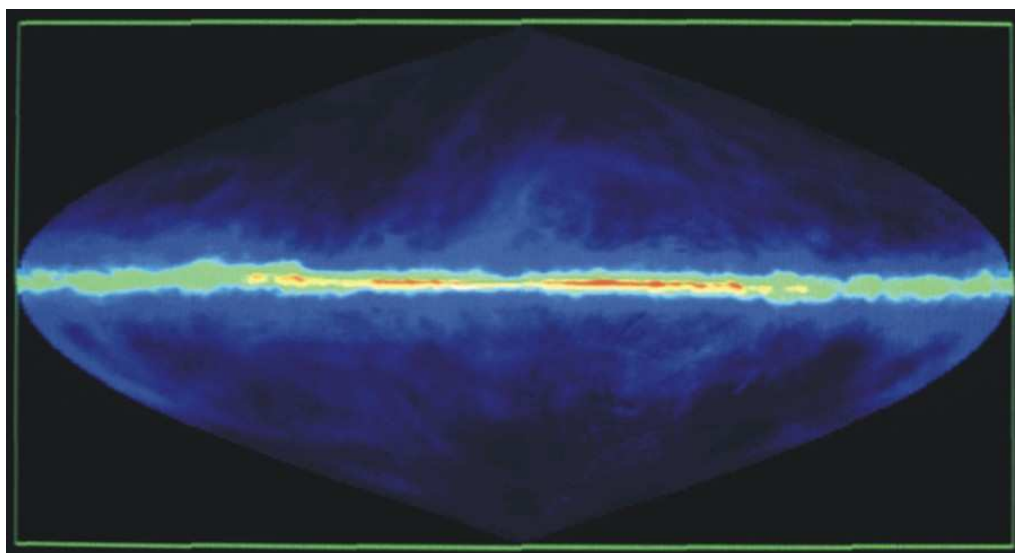


Figura 3.3: Emisión de HI de nuestra Galaxia (Dickey & Lockman 1990). Los colores más rojos indican alta densidad columnar de HI y los azules o negros poca densidad. El centro Galáctico está al centro de la figura y la longitud galáctica se incrementa hacia la izquierda. El eje vertical da la latitud galáctica.

Como mencionábamos, si tenemos un gas moviéndose con diferentes velocidades tendremos emisión en un intervalo de frecuencias o de velocidades. También, los átomos de hidrógeno pueden atrapar fotones que tengan una energía correspondiente con las diferencias presentadas por sus estados cuánticos. De esta forma se pasa un átomo a un estado excitado; los átomos absorben la energía de una fuente de fondo. Por lo anterior es posible detectar la línea de 21 cm en absorción en vez de en emisión. En la Fig. 3.4 mostramos varios espectros de emisión y absorción de HI, y de emisión de CO, de la remanente de supernova CTB 109 (arriba) y de la región HII Sh 152 (abajo); ver Tian, Leahy, & Li (2010) para detalles. En el panel superior de la Fig. 3.4 se puede apreciar que existen principalmente dos componentes de emisión de HI para la remanente de supernova CT 109. Asimismo, su espectro de absorción muestra esas dos velocidades. El CO por su parte, muestra emisión preferencial para una velocidad de  $\sim -50 \text{ km s}^{-1}$ . El panel inferior muestra, por su parte, que la absorción de HI tiene tres componentes bien definidas. Gas de la Galaxia moviéndose a esas velocidades entre nosotros y la fuente

es responsable de la absorción.

### 3.4. Uso para este trabajo

En resumen, además de poder calcular la profundidad óptica y la densidad columnar, la observación de la línea de 21 cm (HI) es muy importante por lo siguiente. En el capítulo anterior mostramos que es posible relacionar la velocidad radial de un objeto con su distancia a nosotros (ver figuras 2.7 y 2.8). En los casos en que existe ambigüedad en esa determinación (Fig. 2.7), las observaciones de HI nos ayudan a descartar una de las dos. Obteniendo un espectro en absorción de HI podemos ver si existen componentes en absorción a velocidades menores a la del punto subcentral. Ésto nos indicaría la presencia de HI a tales velocidades. Si este es el caso, la distancia está bien determinada, pues no existe ambigüedad alguna. Por ejemplo, en la Fig. 2.7 estas velocidades serían menores a  $-50 \text{ km s}^{-1}$ . Por otra parte, si existen componentes en absorción a velocidades mayores a las del punto subcentral, significará que el objeto está mas lejos. Para la misma figura, si tenemos componentes en absorción a velocidades positivas, indicaría que nuestro objeto de estudio está a una distancia aún mayor.

De esta manera, la curva de rotación de la Galaxia junto con un espectro de absorción de HI pueden darnos la distancia a una fuente, en el caso en que ésta sea Galáctica. Cuando la fuente es extragaláctica esta técnica no permite calcular la distancia a la fuente, pero al menos permite descartar alguna asociación aparente en el plano del cielo con regiones Galácticas. En este trabajo usamos estas herramientas para varios casos de estudio que presentamos en capítulos posteriores.

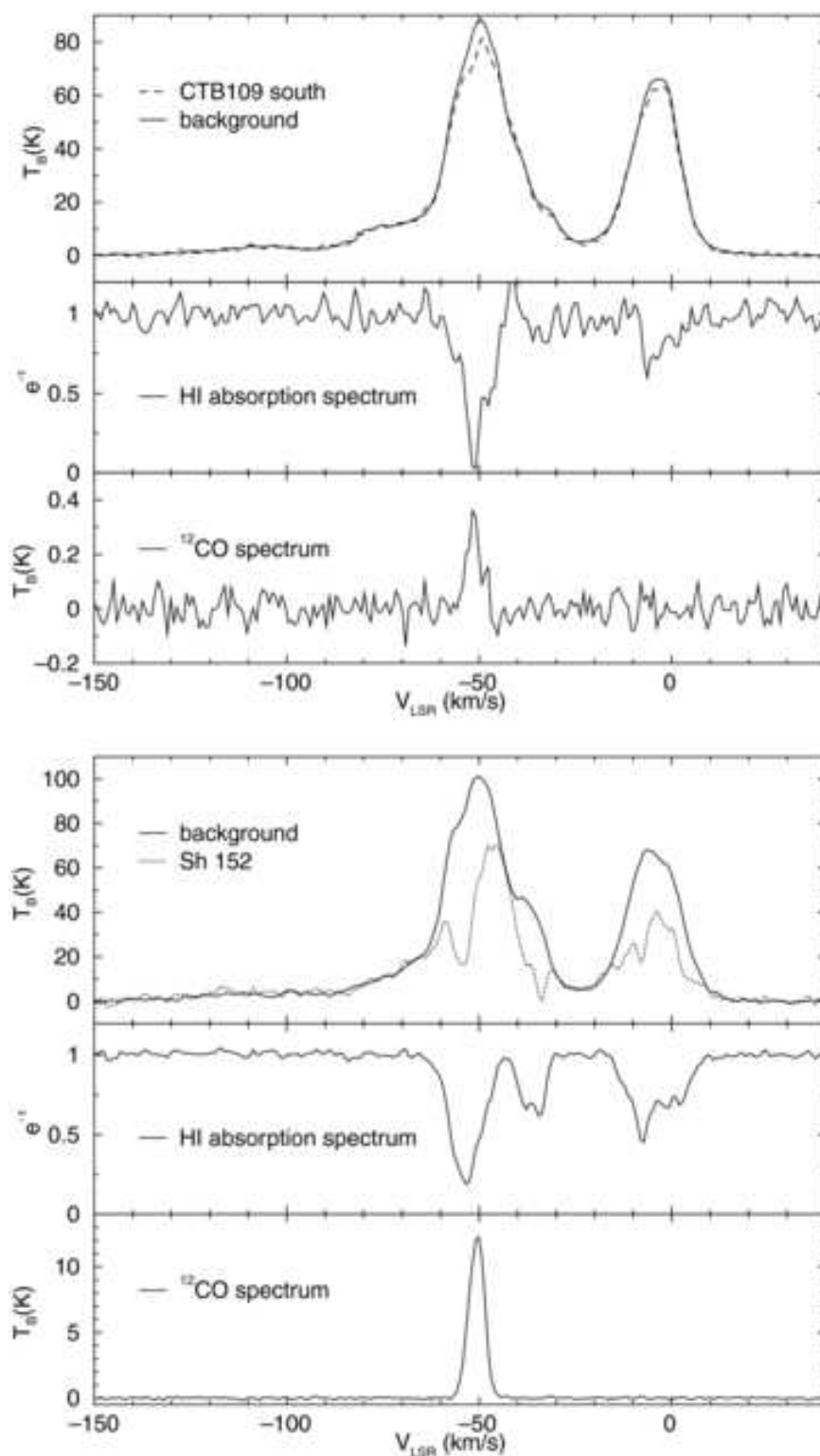


Figura 3.4: *Arriba:* Espectros de emisión en HI para la remanente de supernova CT 109. Se muestra también un espectro de emisión de  $^{13}\text{CO}$ . *Abajo:* Igual que en el panel de arriba para la región HII Sh 152 cercana al remanente (Tian, Leahy, & Li 2010).



## Capítulo 4

# Movimientos propios de fuentes compactas

Cuando observamos el Universo, y tomamos imágenes de él, no vemos la estructura tridimensional de las constelaciones, o de un cúmulo de estrellas, o de un grupo de galaxias. Todo lo vemos proyectado en el plano del cielo, por lo que no es fácil saber la distancia a los objetos celestes. Hoy en día existen diversos métodos de medición de distancias, por ejemplo la medición de paralaje, la más antigua forma de medir distancias a objetos astronómicos. Otras usan lo que se conoce como *candela estándar*, que son métodos usando diversos objetos celestes y con una calibración dependiente del método se puede conocer la distancia real a uno de ellos. Algunos casos de este método son, por ejemplo, los que se usan para las supernovas tipo I, estrellas cefeidas, nebulosas planetarias, y algunos otros.

Por otra parte, otro parámetro de interés es la velocidad de los objetos celestes. Nos interesa conocer la velocidad física, para ésto podemos medir las dos componentes, la tangencial que tiene que ver con los movimientos propios en el plano del cielo y la radial, la cual generalmente se mide con la observación de líneas de emisión. En este capítulo nos ocupamos de la velocidad en el plano del cielo, que es una velocidad angular, y podemos convertirla en velocidad lineal, en  $\text{km s}^{-1}$ . La idea es que para objetos de naturaleza y distancia desconocida, mediante la obtención de su velocidad podemos inferir su distancia, y entonces su naturaleza física. Damos algunos ejemplos, para posteriormente aplicar este método en dos estudios presentados en este trabajo.

## 4.1. Teoría

En la Fig. 4.1 mostramos un objeto con velocidad  $V$  moviéndose con un ángulo  $\theta$  respecto de la visual. Su velocidad puede descomponerse en una velocidad tangencial al plano del cielo,  $V_T$ , y una radial a lo largo de la visual,  $V_R$ . La componente  $V_T$  podemos medirla en unidades de ángulo sobre tiempo. A dicha velocidad se le conoce como *movimientos propios*. Usualmente se usan las unidades de milisegundos de arco, abreviado como *mas*, por año. Se usan dichas cantidades pequeñas, ya que como los objetos celestes son muy lejanos, aun cuando se muevan a decenas o cientos de kilómetros por segundo, tardan mucho tiempo en que su movimiento se vuelva aparente en el cielo. Cada vez es más pequeña la cantidad angular que podemos medir con los telescopios, en particular con los interferómetros, por lo que poco a poco se pueden medir movimientos propios esperando menos tiempo entre cada observación. Damos algunos ejemplos más adelante.

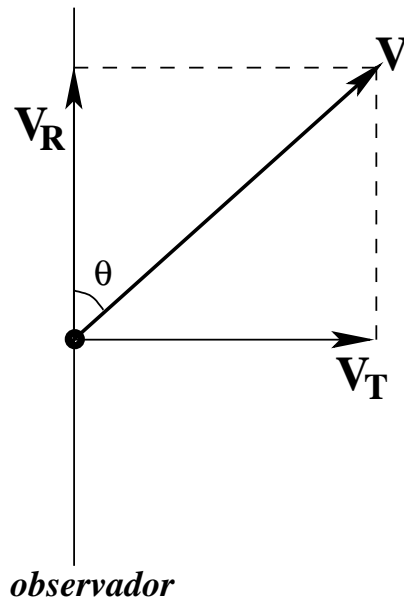


Figura 4.1: Se muestra un objeto con una velocidad  $V$  que tiene una componente paralela al plano del cielo,  $V_T$ , y otra normal a éste,  $V_R$ .

Para hacer el cálculo de la velocidad angular en el cielo podemos suponer una velocidad física constante, ya que el cambio en la misma de un objeto astronómico requiere tiempos muy largos. Necesitamos entonces solo dos observaciones separadas por un tiempo suficiente para observar el cambio en

la posición en el cielo de nuestro objeto de estudio. Una vez que tenemos la velocidad angular, la velocidad física está dada por la ecuación (ver Fig. 4.2)

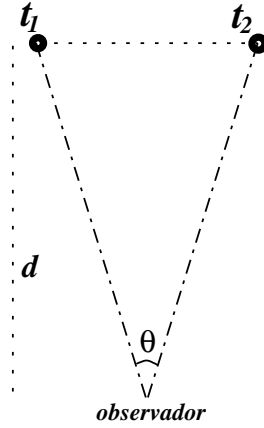


Figura 4.2: Una fuente a una distancia  $d$  de nosotros, moviéndose a una velocidad de  $v$  ( $\text{km s}^{-1}$ ) en el plano del cielo, es observada con una velocidad angular o movimiento propio de  $V_T$  ( $\text{mas año}^{-1}$ ). Los ángulos de interés astronómico son muy pequeños.

$$v = V_T d, \quad (4.1)$$

donde  $d$  es la distancia al objeto y  $V_T$  está expresada en  $\text{rad s}^{-1}$ . Esta expresión es válida cuando el ángulo  $\theta$  es pequeño. Tomando en cuenta la equivalencia entre 1 pc y 1 km, entre 1 mas y 1 rad y entre 1 seg y 1 año, podemos escribir

$$v(\text{km s}^{-1}) = 0,0047 V_T(\text{mas año}^{-1}) d(\text{pc}), \quad (4.2)$$

que son las unidades que se usan para el estudio de los movimientos propios. El converso será entonces dado por

$$V_T(\text{mas año}^{-1}) = 210,8 \frac{v(\text{km s}^{-1})}{d(\text{pc})}. \quad (4.3)$$

De esta forma podemos obtener los movimientos propios esperados para una velocidad dada a una distancia  $d$ , o bien, las velocidades correspondientes a los movimientos propios observados para un objeto a una distancia  $d$ . Si tenemos mas de dos observaciones para el cálculo de movimientos propios, entonces se pueden tomar por pares las observaciones y ver como cambia la

velocidad. O bien, si el cambio no es aparente, se puede hacer un ajuste y tener un cálculo más preciso de la velocidad del objeto.

Por otra parte, los movimientos propios también pueden usarse para hacer un estimado de la distancia. Si tenemos, por ejemplo, una fuente no identificada, con una distancia desconocida, podemos hacer un estudio de movimientos propios. Después de medir éstos, podemos inferir velocidades a primera aproximación para distancias dentro y fuera de la Galaxia. Entonces, podemos comparar éstas con las que presentan típicamente algunos tipos de objetos bien estudiados, como estrellas en regiones de formación estelar o microcuasares. Desde luego, la morfología de nuestra fuente de estudio es muy importante para saber con que la vamos a comparar. De esta manera, si obtenemos velocidades del orden de las medidas en los objetos de los que creemos tenemos un caso, es confiable establecer su naturaleza, aunque la distancia no esté bien determinada.

En este trabajo usamos esta técnica para inferir la naturaleza de dos objetos, ambos vistos en regiones de formación estelar. Uno de ellos es un jet con una distancia desconocida. Como los chorros pueden ser Galácticos o extragalácticos, también su naturaleza es desconocida. El otro caso es una fuente vista en el sistema de los *Streamers* de Orión.

## 4.2. Ejemplos y condiciones particulares

Un buen ejemplo de los movimientos propios es el que presentan los nudos de las emanaciones de los objetos jóvenes en formación. Las velocidades medidas están entre 100 y 500 km s<sup>-1</sup> (ver por ejemplo Rodríguez *et al.* 1989 y Curiel *et al.* 2006). Para una fuente a unos 500 pc por ejemplo, esta velocidad se traduce a tener de  $\sim 42$  a 211 *mas* por año. En el caso de los microcuasares las velocidades medidas pueden ser comparables a la de la luz o incluso mayores (ver por ejemplo Mirabel & Rodríguez 1999). A estos movimientos aparentemente más rápidos que la luz se les conoce como superlumínicos y son producidos por una ilusión relativista. A una distancia de 10 kpc, por ejemplo, equivaldría a movimientos propios del orden de  $\sim 6300$  *mas* año<sup>-1</sup>, lo cual ya equivale a 17 *mas* día<sup>-1</sup>. Un caso más, es el los chorros extragalácticos, en los cuales las velocidades calculadas también pueden ser relativistas. Con una velocidad de 0.9*c*, a una distancia de 2 Mpc, un nudo de estos sistemas se movería a  $\sim 30$  *mas* por año en el cielo. Así que el lapso entre las dos observaciones depende de que tan rápida es la velocidad física que esperamos de la fuente y que tan lejana esté de nosotros. Podemos ver que con una combinación de parámetros adecuados, podemos esperar movi-



mientos propios del mismo orden para dos objetos muy diferentes localizados a distancias también muy diferentes. Así que con sólo la información de los movimientos propios es difícil decir si tenemos un objeto Galáctico o uno extragaláctico. Aunque suponiendo varias distancias se puede comparar la velocidad inferida con la de otros sistemas. Como mencionábamos, la morfología de la fuente ayuda a inclinarse por uno u otro tipo de objeto para comparación.

En la Fig. 4.3 mostramos un ejemplo de movimientos propios. Se trata del microcuasar GRS 1915+105, reportado por Mirabel y Rodríguez (1994). La fuente se mueve en el cielo un espacio de 1 a 2 segundos de arco, en un tiempo cercano a un mes. En este caso, los movimientos propios calculados para las dos eyecciones que presenta el sistema son de  $17.6 \pm 0.4 \text{ mas día}^{-1}$  para la parte que se acerca y de  $9 \pm 0.1 \text{ mas día}^{-1}$  para la que se aleja. A una distancia de 12 kpc, estos movimientos implican velocidades de  $1.25c$  y  $0.65c$ , respectivamente. Estos resultados de objetos moviéndose a velocidades mayores a las de la luz, vienen de un resultado analítico en el cual, objetos moviéndose cerca de la velocidad de la luz parecen exceder esta velocidad. Los movimientos superlumínicos se explican de la siguiente manera.

Dos condensaciones eyectadas por un microcuasar con la misma velocidad  $v$  hacen un ángulo con la visual de  $\phi$ . La distancia a nosotros desde dicho objeto es  $d$ , ver Fig. 4.4. En este esquema la componente de la velocidad que contribuye a los movimientos propios es la perpendicular a la visual, y los movimientos propios que medimos son

$$\mu_a = \frac{\beta \sin \phi \ c}{(1 - \beta \cos \phi) \ d} \quad (4.4)$$

$$\mu_r = \frac{\beta \sin \phi \ c}{(1 + \beta \cos \phi) \ d} \quad (4.5)$$

con  $\mu_a$  para la condensación que se acerca, y  $\mu_r$  para la que retrocede, la velocidad  $v$  está expresada como una fracción de la de la luz como  $\beta = v/c$ . Con estas ecuaciones es posible expresar la velocidad de las condensaciones y los movimientos propios de las mismas mediante la relación

$$\frac{v}{c} \cos \phi = \frac{\mu_a - \mu_r}{\mu_a + \mu_r} . \quad (4.6)$$

Esta manera es como se obtienen velocidades aparentes mayores a las de la luz, cuando  $v$  es relativista.

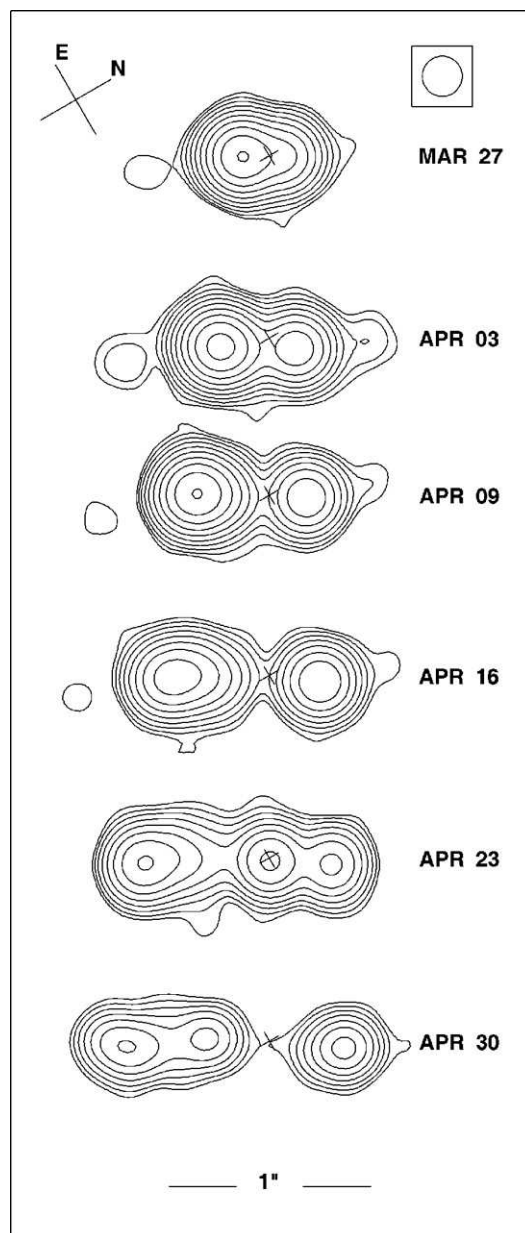


Figura 4.3: El microcuasar GRS 1915+105 fue observado varias veces en periodos de semanas, dando como resultado que sus emanaciones se mueven a velocidades relativistas, originando un efecto por el cual se observan mas bien con velocidades aparentemente mayores a la de la luz (Mirabel & Rodríguez 1994).

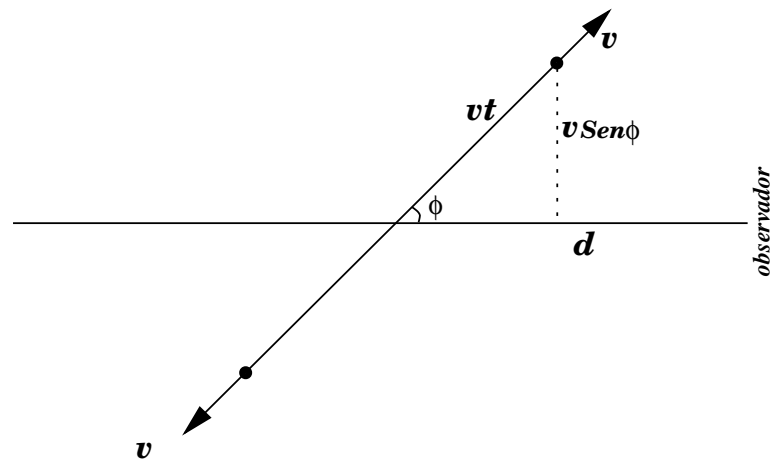


Figura 4.4: Las eyecciones de un microcuasar con velocidades relativistas son medidas como si fueran mayores a las de la luz, debido a un efecto relativista.



## Capítulo 5

# Sobre la Distancia a las Fuentes Brillantes de Radio no Térmicas en la Dirección de un Cúmulo de Supergigantes Rojas Extraordinariamente Masivo

On the Distance to the Bright Nonthermal Radio Sources in the Direction of an Extraordinarily Massive Cluster of Red Supergiants, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, 2006, Vol. 42 pag. 147

En este capítulo reportamos el análisis hecho con observaciones de HI hacia tres fuentes de radio no térmicas (GPSR5 25.252–0.139, GPSR5 25.237–0.150 y GPSR5 25.266–0.161). Dichas fuentes fueron reportadas por Figer *et al.* (2006), al estudiar el cúmulo de supergigantes rojas más masivo conocido hasta entonces. Las fuentes de radio se ven proyectadas entre las estrellas del cúmulo, por lo que los autores sugirieron una asociación física. Por otra parte, la probabilidad *a priori* (Windhorst *et al.* 1993) de que tales fuentes sean una simple proyección en la línea de visión es muy baja ( $\sim 0.0005$ ), dejando así la asociación física como la más probable. La distancia obtenida al cúmulo y por ende a las fuentes de radio es de 5.8 kpc, calculada a partir de la detección de un maser de OH a 1612 MHz que ellos asocian con el cúmulo. Además de las radiofuentes, en la región del cúmulo existen una fuente muy energética de rayos- $\gamma$  y una fuente de rayos X, que probablemente estén asociadas al cúmulo.

Cabe hacer notar que una posibilidad es que las fuentes de radio no estén asociadas al cúmulo y sean simplemente proyecciones en la línea de visión, aún cuando sea muy improbable. Para lograr discriminar entre las dos posibilidades se analizaron observaciones de los archivos del VLA. Éstas fueron en el modo de línea espectral, HI, que como hemos visto pueden ayudar a discriminar entre fuentes internas a la Galaxia y extragalácticas. Las observaciones fueron hechas el 6 de abril de 2000 por el VLA en su configuración C, teniendo una resolución espacial de alrededor de  $20''$ . Espectralmente, se tuvo un ancho de canal de  $2.6 \text{ km s}^{-1}$ .

Se detectaron tres fuentes no térmicas con flujos en el continuo de  $\sim 0.4 \text{ Jy}$ , de las cuales también se extrajeron espectros de absorción. Adicionalmente se obtuvo un espectro hacia una región HII cercana conocida, para comparación. Las tres fuentes no térmicas mostraron absorción en sus espectros desde  $-30$  a  $+120 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que la región HII sólo de  $\sim 0$  a  $60 \text{ km s}^{-1}$ . De acuerdo a un modelo de rotación de la Galaxia (Brand & Blitz 1993), la región HII está situada a una distancia de  $4.1 \text{ kpc}$ , consistente con la línea de recombinación  $\text{H}76\alpha$  a  $+58.9 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$  reportado en esta fuente. Por otra parte, la absorción vista a  $-30 \text{ km s}^{-1}$  en las radiofuentes indica una localización fuera del círculo Solar. Concluimos que dichas fuentes están al menos en el borde de la Galaxia, y muy probablemente a distancias extragalácticas.

## 5.1. Resumen

Un cúmulo extraordinariamente masivo de supergigantes rojas ha sido recientemente reportado en la dirección de las coordenadas Galácticas  $l = 25^\circ 3'$ ;  $b = -0^\circ 2'$ . Este cúmulo está asociado con una fuente de rayos X, con una fuente de muy alta energía de rayos  $\gamma$ , y con tres fuentes de radio brillantes y no térmicas. La probabilidad *a priori* de que estas asociaciones sean sólo coincidencias en la línea de visión es muy pequeña. Sin embargo, hemos analizado datos del archivo del VLA y encontramos del espectro de absorción de HI de las tres fuentes de radio que son extragalácticas y por lo tanto no asociadas directamente con el cúmulo Galáctico.

## 5.2. Abstract

An extraordinarily massive cluster of red supergiants has been recently reported in the direction of the Galactic coordinates  $l = 25^\circ 3'$ ;  $b = -0^\circ 2'$ . This cluster is associated with an X-ray source, a very high-energy  $\gamma$ -ray source,

and three bright non-thermal radio sources. The *a priori* probability of these associations being only line-of-sight coincidences is very small. However, we have analyzed VLA archive data taken toward these three radio sources and find from their HI absorption spectra that they are extragalactic and thus not directly associated with the Galactic cluster.

### 5.3. Introduction

Recently, Figer et al. (2006) reported the discovery of an extraordinarily massive young cluster of stars in the Galaxy, having an inferred total initial cluster mass of 20,000 to 40,000  $M_{\odot}$ , comparable to the most massive young clusters in the Galaxy. Using *IRMOS*, *2MASS*, and *Spitzer* observations, they concluded that there are 14 red supergiants in the cluster, compared with five in NGC 7419 (Caron et al. 2003), previously thought to be the richest Galactic cluster of such stars.

Furthermore, they find that the cluster is associated with an X-ray source (detected by *ASCA* and *Einstein*), a recently discovered very high energy  $\gamma$ -ray source (detected by *INTEGRAL* and *HESS*), and several non-thermal radio sources, suggesting that these objects are likely related to recent supernovae in the cluster. The non-thermal sources are quite bright and an HI absorption spectrum toward them could be used to estimate their distance. Here we present the analysis of VLA archive data that allows such a distance determination.

### 5.4. Observations and Discussion

The HI and 20 cm continuum observations were taken from the archive of the Very Large Array (VLA) of the NRAO<sup>1</sup>. The observations were taken on 2000 April 6. The VLA was then in the C configuration, providing an angular resolution of about 20'' for images made with natural weighting. The absolute amplitude calibrator was 1331+305 (with an adopted flux density of 14.7 Jy at 1.4 GHz). and the phase calibrator was 1743-038, with a bootstrapped flux density of  $2.18 \pm 0.01$  Jy. The data were edited and calibrated using the software package Astronomical Image Processing System (AIPS) of NRAO.

---

<sup>1</sup>The National Radio Astronomy Observatory is operated by Associated Universities Inc. under cooperative agreement with the National Science Foundation

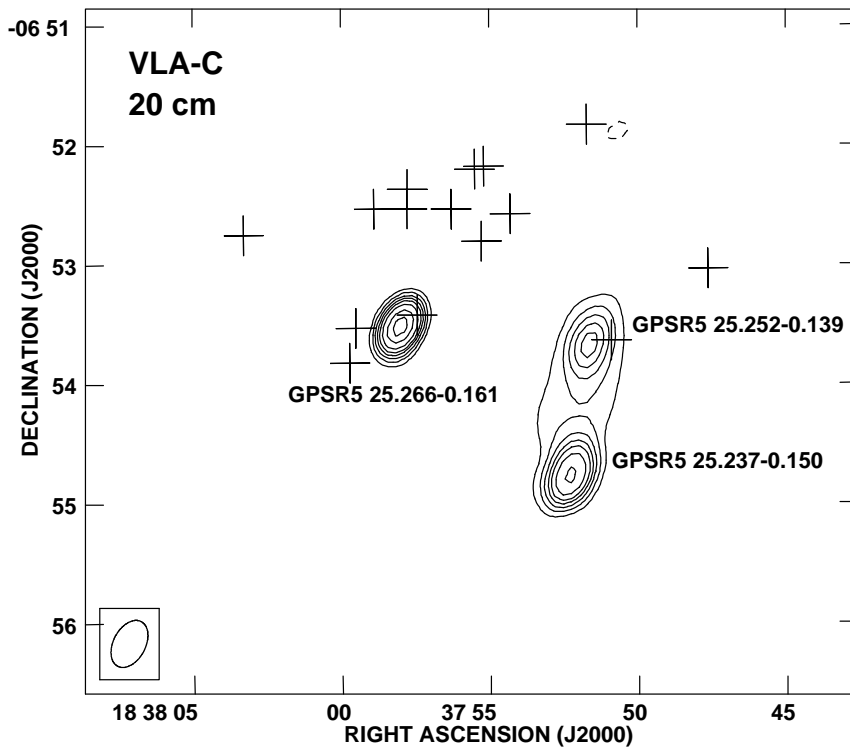


Figura 5.1: VLA contour image of the continuum emission at 20 cm of the region of the cluster of red supergiants. Contours are -4, 4, 6, 8, 10, 12, 15, 20, and 25 times  $13 \text{ mJy beam}^{-1}$ , the rms noise of the image. The image was made from line-free channels of the data and it is corrected for the primary beam response. The names of the three bright non-thermal sources are indicated in the figure. The positions of the fifteen red supergiants reported by Figer et al. (2006) are marked with crosses. The half-power contour of the synthesized beam ( $25''.3 \times 16''.1$ ;  $\text{PA} = -28^\circ$ ) is shown in the bottom left corner of the map.



Cuadro 5.1: Bright Radio Sources Near the Massive Cluster of Red Supergiants

Source	Position		20-cm Flux Density (Jy)	HI spectrum box ( $\Delta\alpha \times \Delta\delta$ )	Proposed Identification
	$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)			
GPSR5 25.252–0.139	18 37 51.7	-06 53 40	0.38±0.04	24'' × 40''	Background Extragalactic
GPSR5 25.237–0.150	18 37 52.3	-06 54 46	0.44±0.04	16'' × 24''	Background Extragalactic
GPSR5 25.266–0.161	18 37 58.0	-06 53 31	0.37±0.04	16'' × 24''	Background Extragalactic
G25.38–0.18	18 38 15.1	-06 48 01	3.92±0.13	24'' × 40''	Galactic H II Region

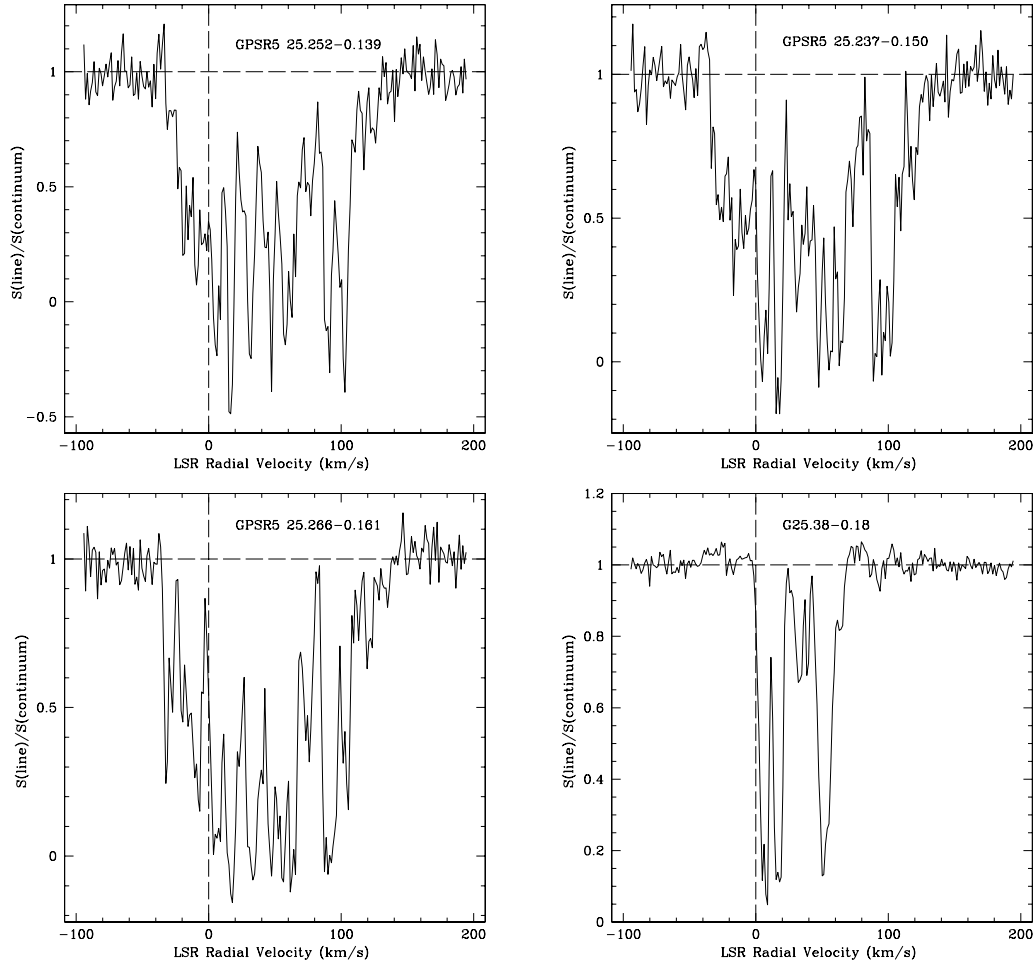


Figura 5.2: 21 cm H I absorption spectra for the four sources listed in Table 5.1, plotted as a function of LSR radial velocity. The measured spectra was divided by the continuum level and represents  $\exp(-\tau)$ . The horizontal dashed line is drawn at  $S(\text{line})/S(\text{continuum}) = 1$  and the vertical dashed line is drawn at an LSR radial velocity of  $0 \text{ km s}^{-1}$ . Note that in the three non-thermal sources (GPSR5 25.252 – 0.139, GPSR5 25.237–0.150, and GPSR5 25.266–0.161) there is significant absorption from gas beyond the solar circle (negative velocities). In contrast, the H II region G25.38–0.18 does not show absorption at negative velocities, indicating that the source is located inside the solar circle.

### 5.4.1. Continuum

A natural-weight continuum image, made using the line-free channels of the data, is shown in Figure 5.1. The three continuum sources, as well as their close association with the supergiant stars, are evident in this image. The spectral indices of these sources indicate a non-thermal nature (Becker et al. 1994). The positions and flux densities of the sources are given in Table 5.1. In addition to the three non-thermal sources, we have also included in this Table the well known H II region G25.38–0.18 (e. g. Wink, Wilson, & Bieging 1983; Churchwell, Walmsley, & Cesaroni 1990) that appears projected about  $8'$  to the NE of the cluster. This H II region is the brightest component of the W42 complex. We include this source in the discussion to have an HI absorption spectrum of a confirmed galactic source for comparison.

The *a priori* probability of finding a background source with a 20-cm flux density of  $\sim 0.4$  Jy (the average flux density of the three non-thermal sources) in a region of about  $4' \times 4'$  is very small. Following Windhorst et al. (1993), we estimate this probability to be only  $\sim 0.0005$ . This suggests a real association between the cluster and the radio sources.

### 5.4.2. HI Line

However, these three non-thermal radio sources are included among the 54 bright, compact radio sources used by Kolpak et al. (2002) in their study of the radial distribution of cold hydrogen in the Galaxy. Although these authors do not show HI absorption spectra of these sources, they note that all sources considered in their analysis are identified as extragalactic continuum sources by the presence of significant absorption at local standard of rest (LSR) velocities less than  $-10$  km s $^{-1}$ . This negative velocity absorption is caused by relatively remote material in the Galaxy, located outside the solar circle.

To investigate in detail the HI absorption spectra, we made line cubes of the region and produced spectra toward the sources in an angular box containing most of the bright central emission of the sources. The dimensions of these boxes are given in Table 5.1. The spectra has a velocity resolution of  $2.6$  km s $^{-1}$  and they are shown in Figure 5.2.

As can be seen in Figure 5.2, the three non-thermal sources (GPSR5 25.252–0.139, GPSR5 25.237–0.150, and GPSR5 25.266–0.161) show HI absorption in an LSR velocity range of  $\sim -30$  to  $+120$  km s $^{-1}$ , while the H II region G25.38–0.18 shows HI absorption in the more limited range of  $\sim 0$  to  $+60$  km s $^{-1}$ . To interpret the implications of these absorption spectra, we use the

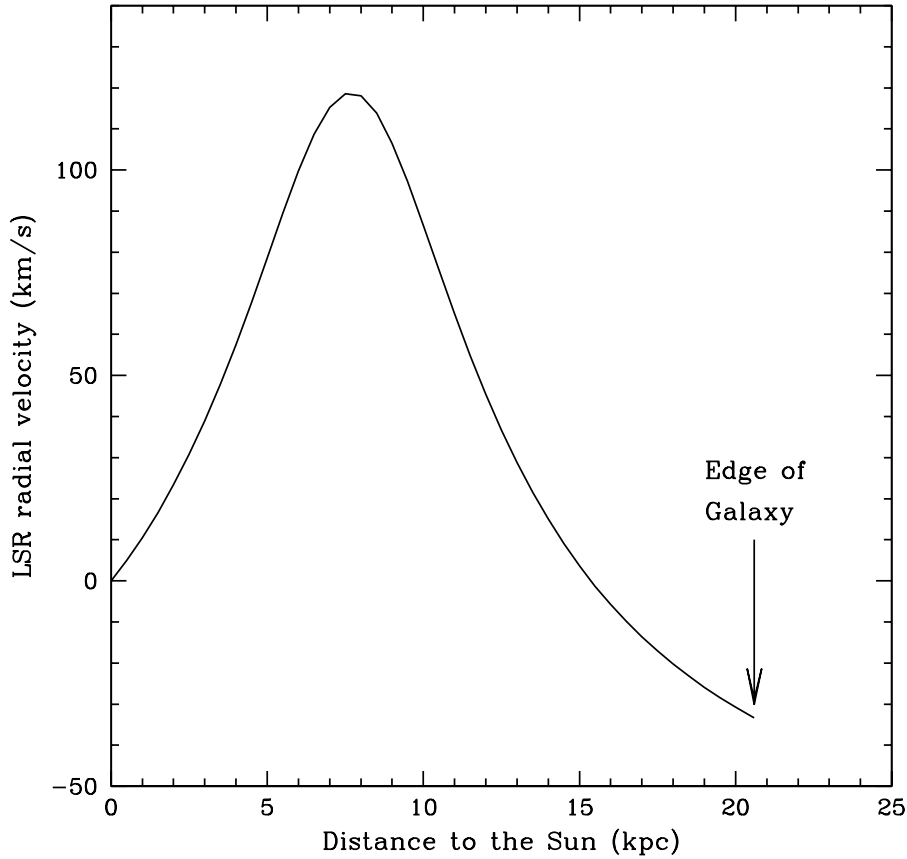


Figura 5.3: LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of the cluster of red supergiants. The negative values of the LSR radial velocity come from gas beyond the solar circle. The arrow marks the distance to the Sun where the edge of the Galaxy is located.

galactic rotation model of Brand & Blitz (1993) and assume that the HI disk of the Galaxy has an outer radius of 13.4 kpc (Goodwin, Gribbin, & Hendry 1998). In Figure 5.3 we show the expected LSR velocity as a function of distance to the Sun in the direction of the cluster of red supergiants.

### 5.4.3. Distances

Figer et al. (2006) estimate the distance to the cluster of red supergiants to be 5.8 kpc. For this, they associate a 1612 MHz OH maser (OH 25.3–0.16) with LSR radial velocity of  $+102.2 \text{ km s}^{-1}$  with the cluster. This association is well justified, since the maser is located near the center of the cluster.

However, these masers are usually produced in the winds of evolved stars and typically exhibit a double-peaked spectrum, with the systemic velocity of the star at the middle of the velocity of the two lines. In the case of OH 25.3–0.16 only one of the lines was detected, implying that the true systemic velocity of the star is either redshifted or blueshifted with respect to the value of  $+102.2 \text{ km s}^{-1}$ . Additional observations of this maser are required to refine the distance to the cluster.

In the case of the H II region G25.38–0.18, the lack of absorption at negative velocities (see Fig. 5.2) indicates it is inside the solar circle. Furthermore, the lack of HI absorption at LSR velocities more positive than  $+60 \text{ km s}^{-1}$  suggests a distance of 4.1 kpc. This H II region has reported H76 $\alpha$  emission at an LSR velocity of  $+58.9 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$ , implying a distance of also 4.1 kpc.

In contrast, the HI absorption at negative LSR velocities of order  $-30 \text{ km s}^{-1}$  present in the three non-thermal sources (see Fig. 5.2) indicates that they are outside the solar circle. From Figure 5.3 we see that the expected LSR velocity for gas at the outer edge of the Galaxy in that direction is also  $-30 \text{ km s}^{-1}$ , implying that the sources are outside of the Galaxy, most probably at extragalactic distances.

## 5.5. Conclusions

We have presented an analysis of the HI absorption spectra toward three bright non thermal radio sources associated in the plane of the sky with the extraordinarily massive cluster of red supergiants recently reported by Figer et al. (2006). Even when the *a priori* probability that these sources are background extragalactic objects is very small, the LSR velocity range of the HI absorption seems to indicate this is the case. We thus confirm the classification of these sources as extragalactic, as first noted by Kolpak et al. (2002). Further research is required to understand the unlikely association of this remarkable cluster with radio, X-ray, and  $\gamma$ -ray sources.



## Capítulo 6

# El Jet de Radio no Térmico Hacia la Región de Formación Estelar NGC 2264

The Non-thermal Radio Jet Toward the NGC 2264 Star Formation Region,  
**Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, *The Astronomical Journal*,  
2008, Vol. 135, pag. 575

Este capítulo contiene un estudio sobre un radio jet no térmico muy colimado observado en la región de formación estelar del Cono o NGC 2264. El jet fue descubierto por Reipurth *et al.* (2004) en un estudio de emisión de radio de objetos proto-estelares. Los autores reportaron un tamaño angular de unos  $30''$  y un flujo a 3.6 cm de  $\sim 11$  mJy. Suponiendo una velocidad típica de jets en protoestrellas de  $100 \text{ km s}^{-1}$  se concluyó, usando la distancia a NGC 2264 de 760 pc (Sung *et al.* 1997), que habría una eyección cada 60 años aproximadamente. Se sabe que los nudos en los jets de objetos estelares jóvenes tienen tales velocidades (Curiel *et al.* 1993). También, en la región del Cono se encuentra una población de estrellas jóvenes, como T Tauri, lo cual podría dar soporte a la interpretación del jet como un objeto Galáctico. Por otro lado, el jet presenta un alto grado de polarización consistente con el mostrado en los jets extragalácticos.

Para distinguir entre las dos posibilidades, aún cuando la probabilidad de encontrar una fuente con 11 mJy no perteneciente a la región es de sólo 0.0004, realizamos un estudio observacional usando observaciones de los archivos del VLA. El objetivo fue medir movimientos propios, variabilidad en flujo, así como la polarización lineal. Para ello, se tomaron tres épocas útiles (1990, 1995 y 2002), todas ellas con diferentes especificaciones técnicas

como centro de apuntado, calibradores, frecuencias de observación, tiempo de observación etc. Ésto nos llevó a tener diferentes resoluciones angulares y sensibilidades, por ejemplo. Después de realizado el análisis no se obtuvieron resultados totalmente confiables debido a la dificultad en comparar observaciones con parámetros técnicos diferentes entre sí.

En 2006 realizamos nuevas observaciones con parámetros iguales a los de la mejor época (1995) obtenida anteriormente en los archivos del VLA. Las nuevas observaciones se realizaron en 2006 en la configuración B, a una longitud de onda  $\lambda$  de 3.6 cm. Se hizo el tratamiento adecuado a las observaciones para tener la mejor comparación posible con las de 1995. Encontramos que los nudos no mostraron variación significativa a un nivel mayor a 3-15% de acuerdo a la densidad de flujo de cada uno. Solo uno de los nudos incrementó su densidad de flujo en  $\sim 40\%$  al pasar de 2.3 a 3.7 mJy; identificamos a este nudo como el núcleo del sistema. Adicionalmente, no se midieron movimientos propios a nivel mayor a  $5\sigma$  de  $1.6 \text{ mas año}^{-1}$ . A la distancia del Cono ésto implicaría movimientos no mayores a  $5.8 \text{ km s}^{-1}$ . Se sabe que las velocidades típicas para nudos en objetos estelares oscila entre unos 100 y 500  $\text{km s}^{-1}$  (Rodríguez *et al.* 1989; Curiel *et al.* 2006). Así también, en los microcuasares se miden velocidades cercanas a las de la luz,  $c$ , por lo que es poco probable que el jet tuviera un origen Galáctico.

La polarización de los nudos se midió a un nivel de 30% respecto a la densidad de flujo, excepto en el nudo central, donde no se midió polarización alguna. Ésto concuerda con los estudios que muestran que el núcleo de las radiogalaxias es muy variable y con ausencia de polarización lineal (Saikia & Kulkarni 1998). Concluimos que el jet es de naturaleza extragaláctica, y solo está proyectado en la región del Cono. Adicionalmente, en la misma región se han encontrado otras dos fuentes de radio de unos 20 mJy a 6 cm (Girart *et al.* 2002) con espectro no térmico (Schwartz *et al.* 1985), las cuales se piensa son galaxias de fondo. Ésto sugiere que el jet estudiado en este trabajo podría ser un miembro de un cúmulo extragaláctico de fondo.

## 6.1. Abstract

We report sensitive VLA 3.6 cm radio observations toward the head of the Cone nebula in NGC 2264, made in 2006. The purpose of these observations was to study a non-thermal radio jet recently discovered, that appears to emanate from the head of the Cone nebula. The jet is highly polarized, with well-defined knots, and one-sided. The comparison of our images with 1995 archive data indicates no evidence of proper motions nor polarization



changes. We find reliable flux density variations in only one knot, which we tentatively identify as the core of a quasar or radio galaxy. An extragalactic location seems to be the best explanation for this jet.

## 6.2. Introduction

Reipurth *et al.* (2004) searched for radio continuum emission from protostellar objects in eight regions of star formation. In the NGC 2264 region they discovered a remarkably collimated radio jet, less than one arcminute away from the head of the well-known Cone Nebula and apparently emanating from it (see Fig. 6.1). Furthermore, the total flux density of the jet at 3.6 cm is  $\sim 11$  mJy and the *a priori* probability of finding a background source with this flux density in a region of  $2' \times 2'$  is only 0.0004 (Windhorst *et al.* 1993), suggesting a possible association between the jet and the Cone Nebula.

The Cone nebula, discovered in 1784 by William Herschel, is believed to be a pillar of gas and dust whose head is most probably externally ionized by S Mon, a massive O-type binary (Gies *et al.* 1997) located about  $30'$  to the north of the nebula. The head of the Cone Nebula is a dense ( $\sim 10^4$  cm $^{-3}$ ) molecular core with an estimated mass of  $16 M_{\odot}$  (Pagani & Nguyen-Q-Rieu 1987). The position where the jet is located has one of the highest surface densities of T Tau stars in the region (Dahm & Simon 2005). These circumstances suggested that the radio jet could be physically associated with a young stellar object of the region. Spectacular optical jets emanating from the head of dust pillars have been found in the Trifid (e. g. Yusef-Zadeh, Biretta, & Wardle 2005) and in Carina (<http://antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/ap070430.html>).

The overall extent of the jet is about  $28''$ , and (with subarcsec resolution) it seems to be composed by eight knots. Reipurth *et al.* (2004) found that assuming that the jet was in the NGC 2264 region (at a distance of 760 pc; Sung *et al.* 1997) and that the knots were moving with a velocity of  $100$  km s $^{-1}$  in the plane of the sky, an ejection every 60 years was implied. This timescale is consistent with that found for knots in jets associated with young stellar objects (e. g. Curiel *et al.* 1993).

On the other hand, due to the non-thermal nature of its emission and that the jet also presents a high degree of polarization, Reipurth *et al.* (2004) concluded that these characteristics were consistent with an extragalactic jet. The authors found no obvious counterparts in the IRAS catalogs or at  $2.2 \mu\text{m}$  emission, nor with the *HST* observations. A search in the SIMBAD database shows only two stars; V367 Mon and NGC 2264 LBM 6255 (Lamm *et al.* 2005) in the region of the jet, but neither clearly associated with any of the

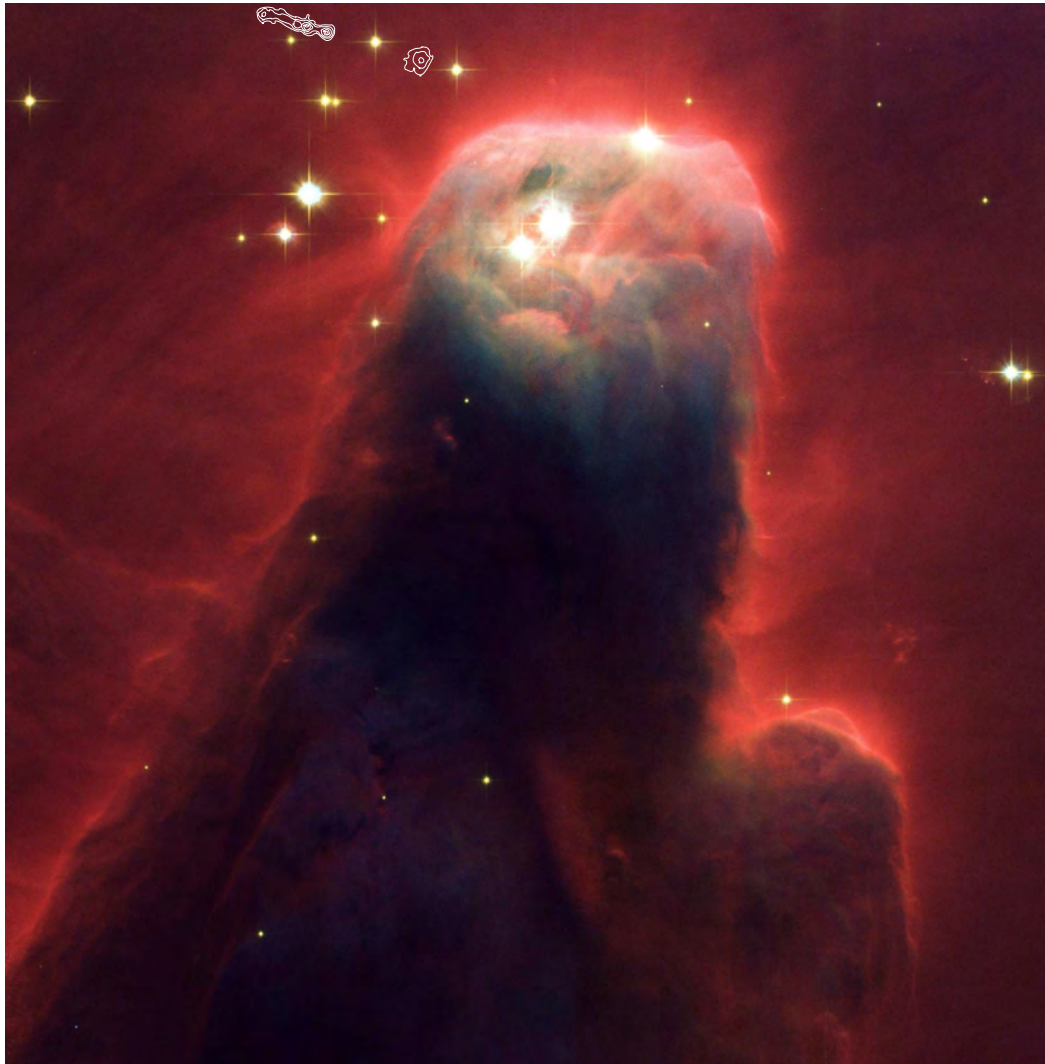


Figura 6.1: This optical image shows in greyscale the Cone Nebula, as observed by the Advanced Camera for Surveys (ACS) aboard the HST. The white contours at the top left come from our radio image of the jet (see Figure 6.2 for a detailed description of these contours). HST image Credit: NASA, Holland Ford (JHU), the ACS Science Team and ESA.

knots (see Fig. 6.1).

In this work we report an analysis of this jet, using both new as well as archive VLA radio data. Our main goal was to compare images taken at two different epochs to search for proper motions and variability that could allow us to favor a galactic or an extragalactic nature for the jet. For example, the presence of large proper motions in the knots would favor a Galactic location. We first searched for 3.6 cm data in the VLA archive and found three epochs (1990, 1995 and 2002) where the source was included in the primary beam of the observations. These data did not result appropriate for a reliable search for proper motions and variability because they have different wavelengths, pointing centers, and phase calibrators. In order to make a reliable, high precision comparison we made new VLA observations in 2006 that match the parameters of the 1995 data. In this paper we present a comparison of these data taken with a time separation of 10.72 years.

### 6.3. Observations

Our new observations were made with the NRAO<sup>1</sup> Very Large Array, in the B configuration at the wavelength of 3.6 cm, on 2006 September 7 (we will refer to the epoch of these data, taken under VLA project code AR599, as 2006.68). These data have an on-source integration time of 4.9 hours. The 1995 December 16 (epoch 1995.96 taken under VLA project code AW420) data have, as we noted before, the same observational parameters and have an on-source integration time of 3.4 hours. The  $uv$  coverage of both data sets is roughly the same, even when the 2006 data had two antennas missing at the center of two of the arms at the time of the observations.

To obtain two images for reliable comparison we convolved both images to the same angular resolution, resulting in a beam with half power full width of  $0''.86$ . These images were made with the ROBUST parameter of the task IMAGR set to 0.

The absolute amplitude calibration accuracy of the images is uncertain at the  $\sim 10\%$  level. However, due to the good  $uv$  coverage, the relative strength of features in an individual image is measured to higher accuracy. Thus, to allow a direct comparison of the images, we have solved for a relative scale factor which brings the two images into best agreement. Specifically, we combined the images (subtracting the 1995.96 image from the 2006.68 image) in order to get the smallest rms value in the difference image. The

---

<sup>1</sup>The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc.

final factor for scaling was multiplying the 1995.96 image by 0.93. In the following section we present and discuss these images.

To gain a better understanding of the region as a whole, we searched in the VLA archive for radio continuum observations of lower angular resolution than those discussed here. For the epoch 1984 August 31 we found observations taken at 6 cm under VLA project code AS204 in the D configuration (angular resolution of  $\sim 15''$ ). These observations have been published and discussed by Schwartz *et al.* (1985) and our conclusions, discussed below, confirm their interpretation. These data were reduced following the standard VLA procedures.

## 6.4. Results and discussion

We looked for flux density and degree of polarization variations as well as proper motions between the 1995 and 2006 images. In Figure 6.2 we show the continuum emission from both epochs as well as the difference image (2006 - 1995).

### 6.4.1. Flux Density Variations and Search for Proper Motions

The difference image shows no significant variation in the flux density at a  $5\text{-}\sigma$  level of 0.1 mJy, except for one of the knots, located at  $\alpha(2000) = 06^h 41^m 15^s.60$ ,  $\delta(2000) = 09^\circ 26' 45''.774$ , that we identify as the nucleus of the source. In contrast, none of the other knots shows variation above the  $5\text{-}\sigma$  level of 0.1 mJy, that implies upper limits to any variability in the range of 3 to 15 %, according to their flux density.

We also searched for proper motions in the knots, setting typical  $3\text{-}\sigma$  upper limits of  $1.6 \text{ mas yr}^{-1}$ . If the source was located at the distance of NGC 2264, these upper limits would imply  $3\text{-}\sigma$  upper limits of  $5.8 \text{ km s}^{-1}$  for the motion in the plane of the sky. Knots in outflows associated with star formation regions are known to move at velocities in the range of 100 to 500  $\text{km s}^{-1}$  (Rodríguez *et al.* 1989; Curiel *et al.* 2006). In the case of Galactic microquasars (Mirabel & Rodríguez 1999), the velocities are much larger, comparable to the speed of light. We conclude that the observed lack of flux density variations and in particular the stringent upper limits to any proper motions argue strongly against a Galactic nature for this jet.

As mentioned before, the only knot that is found to be variable in flux density most probably traces the nucleus of this extragalactic jet. This com-

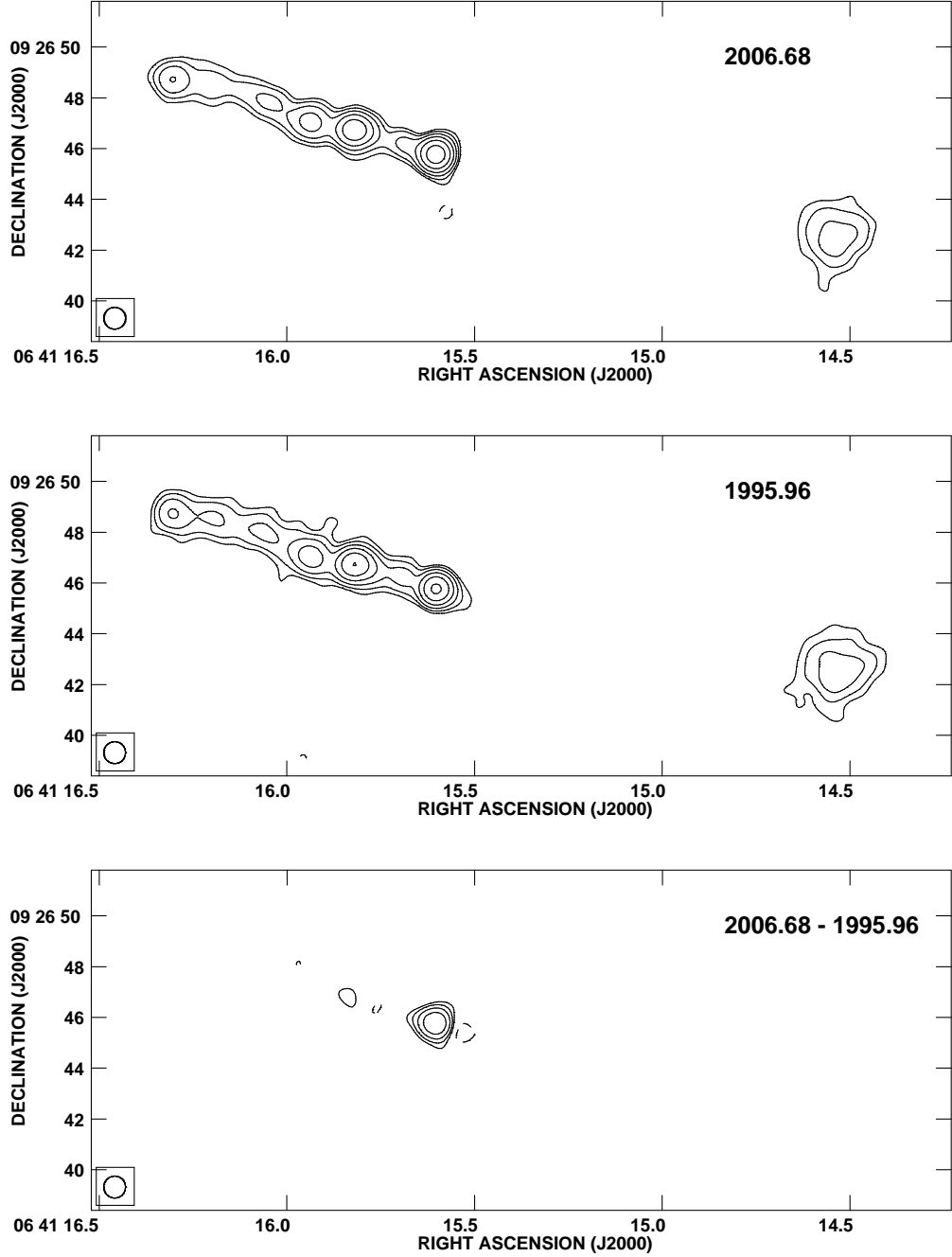


Figure 6.2: 3.6 cm VLA images of the jet, as seen in the 2006 (*top*) and 1995 (*center*) data. The residual image (2006 - 1995) is shown in the bottom panel. The half-power contour of the restoring beam (shown in the bottom left corner) was set to  $0''.86 \times 0''.86$ ;  $PA = 0^\circ$  in order to make a reliable comparison between both epochs. The levels are -4, 4, 8, 16, 32, 64, and 128 times the rms noise (16.3, 13.5, and 21.1  $\mu\text{Jy}$ , respectively) of each image.

ponent increased its flux density from  $2.3 \pm 0.1$  to  $3.7 \pm 0.1$  mJy over the period of the observations.

### 6.4.2. Linear Polarization

On the other hand, the jet presents highly polarized emission, in some knots up to 30 % (see Figure 6.3), including the single knot (most probably a lobe) seen to the west (see Figure 6.4). One important fact is the absence of detectable polarized emission in the knot presenting variations in flux density (see Figure 6.3). This supports the idea that this knot is probably the core of a quasar or radio galaxy, that are known to be rapidly variable and to show a small degree of linear polarization, of order 1 % (Saikia & Kulkarni 1998). Figure 6.3 shows that the magnetic field is almost parallel to the jet along most of its extension, except in the final knot where it turns to be almost perpendicular. This polarization behaviour is similar in orientation and percentage to that observed in the jet of the well-known quasar 3C 273 (Conway *et al.* 1993). Due to the ratio of the fluxes of both sides of the jet, we classified this jet as being one-sided, applying the rules given by Bridle & Perley (1984) and Fanaroff & Riley (1974). This jet seems to be also of type FR II, but the classification implies bright hot spots in the outer regions, which are not present in this jet.

### 6.4.3. Large Scale Radio Emission

An image of the VLA archive data is shown in Figure 6.5. This image is superposed on the STScI Digitized Sky Survey (DSS) red image for the same region. From this overlay, we can see that the Cone nebula is associated with two types of radio emission. The compact double source to its NE is the radio jet discussed here. The more diffuse radio emission associated with the optical emission from the head and the “shoulder” of the Cone is most likely free-free emission from gas photoionized by S Mon, the massive O-type binary located about 30' to the north of the nebula. This diffuse radio emission has a total flux density of  $\sim 10$  mJy. If we assume that it is coming from optically thin free-free emission at an electron temperature of  $10^4$  K, and that the region is located at a distance of 760 pc, an ionizing photon rate of  $5 \times 10^{44} \text{ s}^{-1}$  is required. Furthermore, assuming that the region of diffuse free-free emission subtends an angular diameter of 1' with respect to the angular separation of 30' from S Mon, a solid angle correction factor of  $1.4 \times 10^4$  gives a total ionizing photon rate of  $7 \times 10^{48} \text{ s}^{-1}$  for S Mon. This is consistent with the rate expected from an O7V star, as S Mon is classified

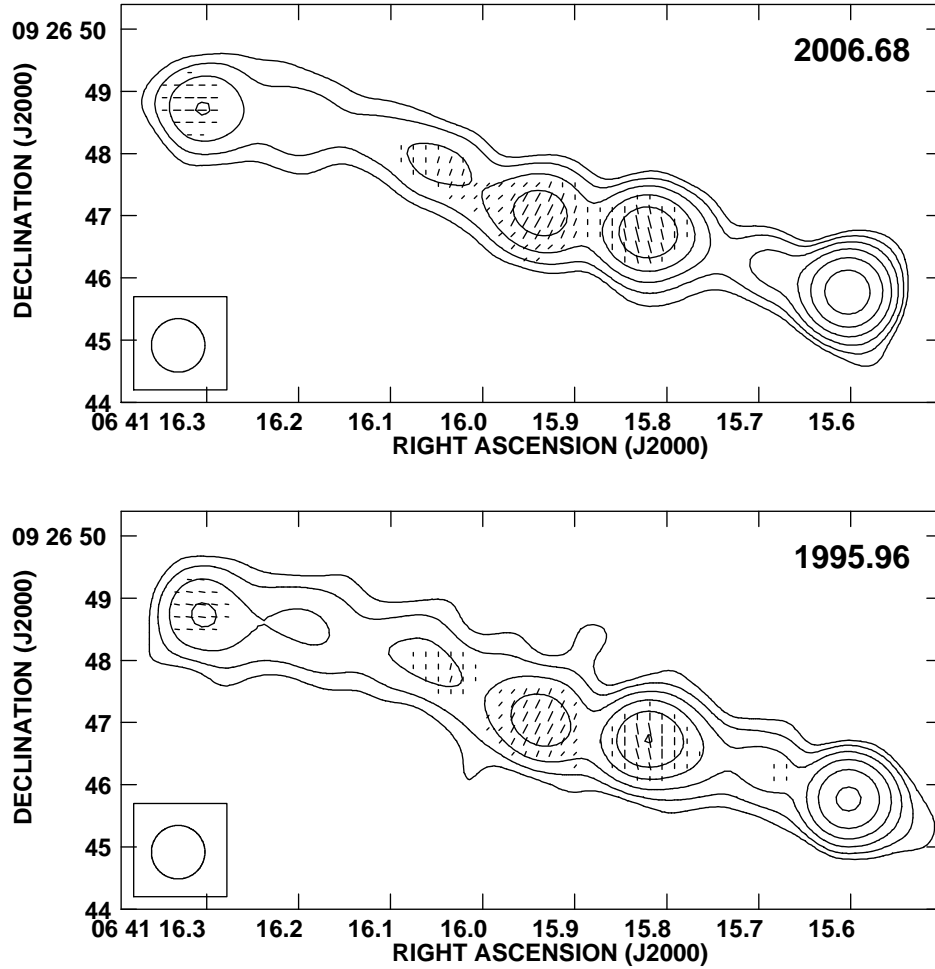


Figure 6.3: VLA images showing the polarization of the east side of the jet for 2006 (*top*) and 1995 (*bottom*). The contours are the same as in Figure 6.2. The vectors represent the electric vector and its length is proportional to the degree of polarization (0.20 arcsec is 25 % linear polarization).



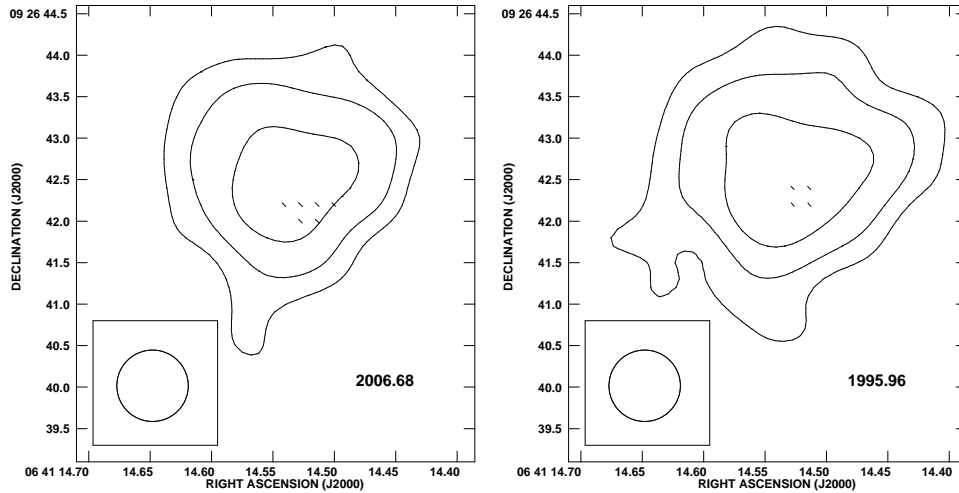


Figura 6.4: VLA images showing the polarization of the west side of the jet for 2006 (*left*) and 1995 (*right*). The parameters are as in Figure 6.3.

(Pagani 1973). We then conclude that these estimates corroborate that the ionization of the Cone is produced by S Mon. Similar conclusions have been reached before by Schwartz *et al.* (1985) and Schmidt (1974).

There are two relatively bright (about 20 mJy at 6 cm; Girart *et al.* 2002) sources about  $8'$  to the NW of the Cone Nebula. These sources are known to have non thermal spectra (Schwartz *et al.* 1985) and most probably are background galaxies. This result suggests that the non thermal jet may be associated with one of the galaxies of a extragalactic background cluster. Unfortunately, given the large obscuration of the region, there are no optical counterparts to any of these sources to test further the possible presence of a cluster.

## 6.5. Summary

We searched for proper motions and flux variability in the NGC 2264 non-thermal radio jet. We found no proper motions larger (at a  $3\text{-}\sigma$  upper limit) than  $1.6 \text{ mas yr}^{-1}$ . This stringent upper limit appears to rule out a Galactic location for the jet, either in the case of a thermal jet emanating from a young star or a relativistic microquasar. We found flux variations only in one knot of the jet, that we identify as the core of the source.

The high degree of linear polarization in the jet and its spatial structure are comparable with other cases of extragalactic jets. With this evidence, we



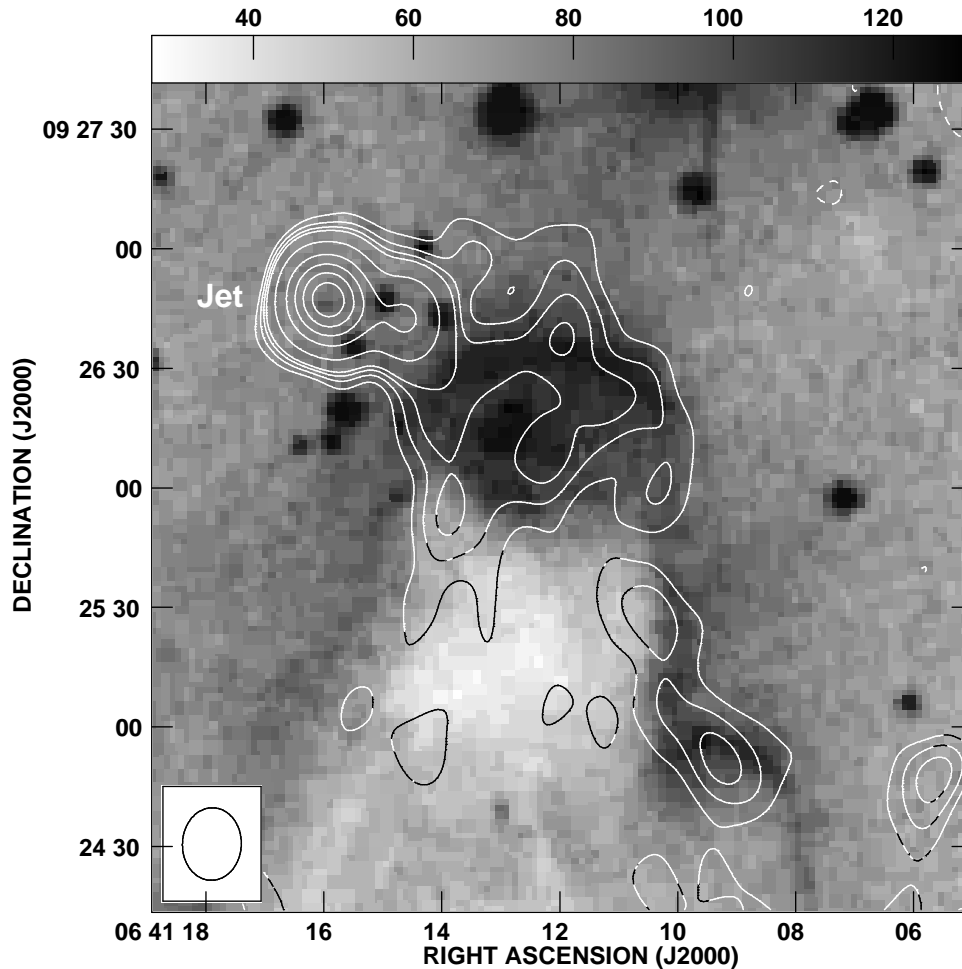


Figure 6.5: This figure shows the Cone nebula in greyscale taken from the red image of the DSS archives. The greyscale bar at the top indicates the intensity of the optical image in arbitrary units. The contours come from 6 cm VLA-D archive data. The bright, compact double-source to the NE of the head is the non thermal radio jet studied in this paper. The diffuse radio emission associated with the head and “shoulder” of the Cone nebula is most probably free-free emission from gas photoionized by the massive O-type binary S Mon, located about 30' to the north of the nebula. The contours are  $-4, 4, 6, 8, 10, 20, 40, 60, 80,$  and  $100$  times  $112.7 \mu\text{Jy}$ , the rms noise of the radio image. The half-power contour of the synthesized beam of the radio image ( $18''.5 \times 15''.0$ ;  $PA = 0^\circ$ ) is shown in the bottom left corner.

believe that this object is an extragalactic jet seen in the line of sight toward the NGC 2264 star forming region, even when the *a priori* probability of such coincidence is very low.

## Capítulo 7

# Fuentes de Radio Compactas Aparentemente Asociadas con Fuentes Galácticas Extendidas

Compact Radio Sources Apparently Associated with Extended Galactic Sources, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 2010, in press.

En este trabajo reportamos resultados de observaciones de la línea de HI en absorción hechas con el VLA. Las fuentes estudiadas son, primeramente, dos fuentes de radio no térmicas vistas dentro de la fuente PHR 1735–333, un candidato a nebulosa planetaria. El segundo caso es el de la radio fuente GPSR 3.826+0.386, la cual aparece en el plano del cielo como una probable asociación física con el candidato a remanente de supernova SNR 3.8+0.3.

La nebulosa planetaria PHR 1735–333 fue descubierta alrededor de la estrella OH 354.88–0.54 (V1018 Sco) por Cohen, Parker y Chapman (2005) usando datos del Anglo-Australian Observatory/United Kingdom Schmidt Telescope H $\alpha$  Survey of the Southern Milky Way (Parker *et al.* 2005). Usando observaciones con ATCA (Australia Telescope Compact Array) de continuo a 3, 6, 13, y 20 cm y de línea a 1.3 cm, Cohen *et al.* (2006) encontraron dos fuentes de radio no térmicas dentro de la nebulosa. La fuente más fuerte tiene 8 mJy de flujo a 20 cm y está parcialmente resuelta. Los autores encontraron emisión máser de H<sub>2</sub>O; previamente sólo se conocía la existencia de OH y SiO (Cohen *et al.* 2005; Nyman *et al.* 1993). La sugerencia de Cohen *et al.* (2006) es que las dos fuentes de radio están asociadas físicamente con la nebulosa. Las fuentes están a aproximadamente la misma distancia del centro de la nebulosa, y los autores sugieren que son el resultado de la interacción de dos

vientos de la estrella, donde una emisión rápida alcanza una más lenta y previa en el tiempo (White 1985). Se sabe que las estrellas masivas pueden tener emisión de radio no térmica (Abbott, Bieging y Churchwell 1984; Persi *et al.* 1985). Un argumento adicional para pensar en la asociación física es que las probabilidades de encontrar una fuente en esa posición, es de sólo 1/500 y 1/400 para los flujos medidos a 6 y 20 cm respectivamente.

Para probar la posible alineación fortuita de una de las fuentes de radio no térmicas con la nebulosa, hicimos nuevas observaciones de absorción de HI hacia la fuente más brillante (A en la Fig. 7.1). El VLA fue el instrumento de elección, en Marzo 2008 en su configuración B, con un total de 1.5 horas de observación sobre la fuente. La resolución angular espectral es de  $\sim 10.3 \text{ km s}^{-1}$ . El haz sintetizado tiene su ancho máximo a potencia media de  $34''.3 \times 12''.8$ . Con el espectro de absorción restringimos la distancia estimada para la radio fuente brillante. Debido a que la fuente bajó su nivel de flujo a solo 2.7 mJy, no se pudieron obtener espectros de mas de  $4.5\sigma$ . El espectro muestra una componente a  $\sim -140 \text{ km s}^{-1}$ , con lo cual, y de acuerdo al modelo de rotación de la Galaxia (Brand & Blitz 1993), indica una distancia mínima de 8 kpc. Sin embargo, la distancia calculada a la nebulosa es de 3.2 kpc (Cohen *et al.* 2005). Proponemos entonces que al menos la fuente de radio más brillante no está asociada a la nebulosa planetaria.

El candidato a remanente de supernova SNR 3.8+0.3 fue encontrado por Gray (1994). La fuente tiene una morfología de anillo casi completo y su índice espectral,  $\alpha = -0.6 \pm 0.1$  (Bhatnagar 2002), indica emisión sincrotrón, apoyando la naturaleza propuesta. No está claro cual es la distancia a la fuente, pero hay algunas propuestas. Un valor es de 9.6 kpc, que Case & Bhattacharya (1998) obtuvieron usando la relación entre el brillo superficial en radio y el diámetro ( $\Sigma-D$ ). El segundo es de 7.7 kpc, obtenido por Stupar (2007). Adoptamos entonces para este trabajo una distancia promedio de  $8.7 \pm 1.0$  kpc. El flujo de la fuente de radio vista en su centro, GPSR 3.826+0.386, es consistente con un índice espectral plano (Zoonematkermani *et al.* 1990 y Becker 1994) y sugiere emisión libre-libre proveniente tal vez de una nebulosa planetaria o una región HII. Aun cuando la probabilidad de encontrar una fuente de 50 mJy en un región tan grande como el interior de la cáscara de la supernova, es de solo  $\sim 0.0003$  (Fomalont *et al.* 1991), decidimos probar su asociación mediante un espectro de absorción de HI. Se tomaron observaciones de los archivos del VLA, las cuales fueron tomadas en Octubre de 1989, en la configuración C. Una resolución angular de  $\sim 40''$  es obtenida, junto con una espectral de  $5.2 \text{ km s}^{-1}$ , con un total de 127 canales.

El espectro de SNR G3.8+0.3 muestra absorción a  $+170 \text{ km s}^{-1}$ , lo cual

(usando el modelo de rotación de la Galaxia de Brand & Blitz 1993) ubica a esta fuente a una distancia de nosotros de más de 8.5 kpc. Los valores calculados por Case & Bhattacharya (1998) y por Stupar *et al.* (2007) son consistentes con aquella distancia. Por otra parte, la fuente en el centro de la remanente de supernova, GPSR 3.826+0.386, no muestra esta componente. Ésto ubica a esta fuente muy cerca del Sol, a una distancia menor a la del punto subcentral, lo cual es consistente con el valor de 1.7 kpc estimado por Preite-Martínez (1988). Concluimos entonces que la remanente y la fuente compacta no están relacionadas físicamente.

## 7.1. Resumen

Reportamos observaciones de radio hechas con el VLA de la línea de 21 cm del HI hacia dos fuentes compactas que podrían estar asociadas con fuentes Galácticas extendidas. En el caso de la nebulosa planetaria PHR 1735–333 observamos HI en absorción hacia una fuente de radio no térmica recientemente descubierta en la región y que se propuso estaba físicamente asociada con la nebulosa planetaria. Sin embargo, el análisis del espectro de HI en absorción sugiere una distancia mayor para esta fuente no térmica. En el caso del candidato a remanente de supernova SNR G3.8+0.3 obtuvimos espectros de HI en absorción hacia ella y hacia la fuente compacta de radio localizada en su centro. Concluimos que SNR G3.8+0.3 es más distante que la fuente compacta y que por lo tanto no están asociadas físicamente.

## 7.2. Abstract

We report VLA radio observations of the 21 cm HI line toward two compact radio sources that could be associated with extended Galactic sources. In the case of the planetary nebula PHR 1735–333 we observed HI absorption against a non-thermal radio source recently discovered in the region, that was proposed to be physically associated with the planetary nebula. However, from the analysis of the HI absorption spectrum, we suggest a larger distance for this non-thermal source. In the case of the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3 we obtained HI absorption spectra toward it and toward a compact radio source located at its center. We conclude that SNR G3.8+0.3 is more distant than the compact radio source and that they are not physically associated.

### 7.3. Introduction

Compact radio sources sometimes appear associated in the plane of the sky with Galactic regions of extended emission. This association, if real, can be very important since the compact source may be tracing the exciting source of the nebulosity or its interaction with other sources of energy such as the wind from a central star. On the other hand, we may just be dealing with a fortuitous line-of-sight alignment, with no real physical association. We have started a program of observations of such apparent associations using several techniques to determine the distance to the objects (Trejo & Rodríguez 2006; 2008; 2010), in an attempt to support or refute the association.

In this paper we present two cases of such an apparent association, one is the planetary nebula PHR 1735–333 and the other is the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3. In both cases we have been able to obtain HI absorption spectra that allows a determination of the distances to the sources and a better understanding of their nature. In both cases we favor a fortuitous line-of-sight alignment and propose that the compact source and the extended region of emission are not physically associated.

### 7.4. PHR 1735–333

The OH/IR star OH 354.88–0.54 (V1018 Sco) was detected as a mid-infrared point source in the Revised Air Force Geophysics Laboratory Rocket Sky Survey of Price & Walker (1976) as source AFGL 5356. It was independently discovered as a strong 1612-MHz maser source during a survey of part of the Galactic plane (Caswell *et al.* 1981). Recently, Cohen, Parker & Chapman (2005) discovered a planetary nebula around this star using data from the Anglo-Australian Observatory/United Kingdom Schmidt Telescope H $\alpha$  Survey of the Southern Milky Way (Parker *et al.* 2005). This planetary nebula is named PHR 1735–333 in the MASH Planetary Nebula Catalog of Parker *et al.* (2006). There are different studies of this star, involving different wavelengths. Green *et al.* (1999) found continuum emission associated with OH 354.88–0.54 with the first Molonglo Galactic Plane Survey at 843 MHz. The detected source was unresolved with a beam of approximately 1'. Cohen *et al.* (2006) made a study of this source and its environment using 3, 6, 13 and 20 cm continuum and 1.3 cm line observations. These observations were taken with ATCA. Previously, there were only OH and SiO masers reported in association with this source (e. g. Cohen *et al.* 2005; Nyman *et al.* 1993), and Cohen *et al.* (2006) clearly detected water maser emission as well.

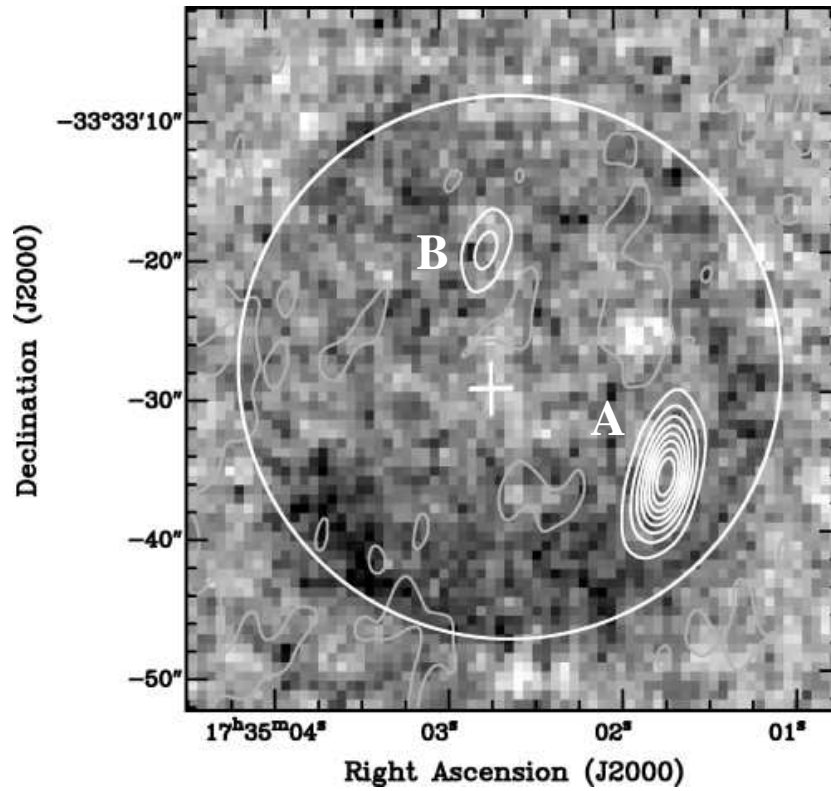


Figura 7.1: Optical H $\alpha$  image shown in grey, taken from the SuperCOSMOS database. The contours trace the 6 cm radio emission and show both non-thermal sources. The contours are 0.3, 0.5, 0.8, 1.1, 1.4, 1.6, 1.9, and 2.2 mJy beam<sup>-1</sup>. The names of the sources (A & B) are as in Cohen *et al.* (2006). The cross marks the position of the star OH 354.88–0.54 and the white circle shows the approximate size of the PN candidate PHR 1735–333, which is visible in the optical image. This image is taken from Cohen *et al.* (2006).

Cohen *et al.* (2006) found two non-thermal radio sources inside the planetary nebula (see Fig. 7.1). Source A is relatively strong ( $\sim 8$  mJy at 20 cm) and partially resolved, while source B is weaker, unresolved and has no detection at 20 cm. The spectral indices of both sources are similar,  $-0.81 \pm 0.01$  and  $-0.95 \pm 0.11$ , for A and B respectively. The sources lie at about the same projected angular distance from the central star. At 13 cm the authors found weak emission ( $2\sigma$ ) apparently connecting both sources, but it is unclear if such extended emission is real. If confirmed, this connection will strengthen the possible association of sources A and B with the nebula.

It is well known that non-thermal emission can be found in massive stars (e.g. Abbott, Bieging, & Churchwell 1984; Persi *et al.* 1985). This non-thermal emission is believed to be originated by embedded shocks in the stellar winds, as a faster component catches up with previous slower ejecta (White 1985). In a source such as PHR 1735–333, it can also be expected that the fast wind characteristic of the planetary nebula stage reaches and shocks the slow AGB wind, creating non-thermal emission.

In their study of PHR 1735–333, Cohen *et al.* (2006) proposed that the non-thermal radio sources are directly related to the nebula and are not just line-of-sight alignments, since the probabilities of finding a single source at those positions are  $1/500$  and  $1/200$ , for the observed 6 cm and 20 cm flux densities. The probability of finding two sources, if they are independent, will be much smaller ( $\sim 10^{-5}$ ). The synchrotron emission would be generated, as they propose, by the interaction between the slow AGB wind and the more recent fast wind from the nucleus of the PN. Since the presence of this type of interaction at relatively large distances from the star has not been reported in other sources and could be potentially very important, we tested the association of the non-thermal source A with the planetary nebula via HI absorption observations.

#### 7.4.1. Observations

We made observations of the 21-cm HI line using the NRAO<sup>1</sup> Very Large Array in its B configuration. A total of 26 antennas were used at L band. We observed on 2008 March 6 under the project AR661 with a total on-source time of about 1.5 hours. We used a bandwidth of 3.125 MHz with the 2IF mode (both circular polarizations). A total of 64 channels, each of 48.8 kHz wide, were used, which gave us a velocity resolution of  $10.3 \text{ km s}^{-1}$ .

---

<sup>1</sup>The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc.



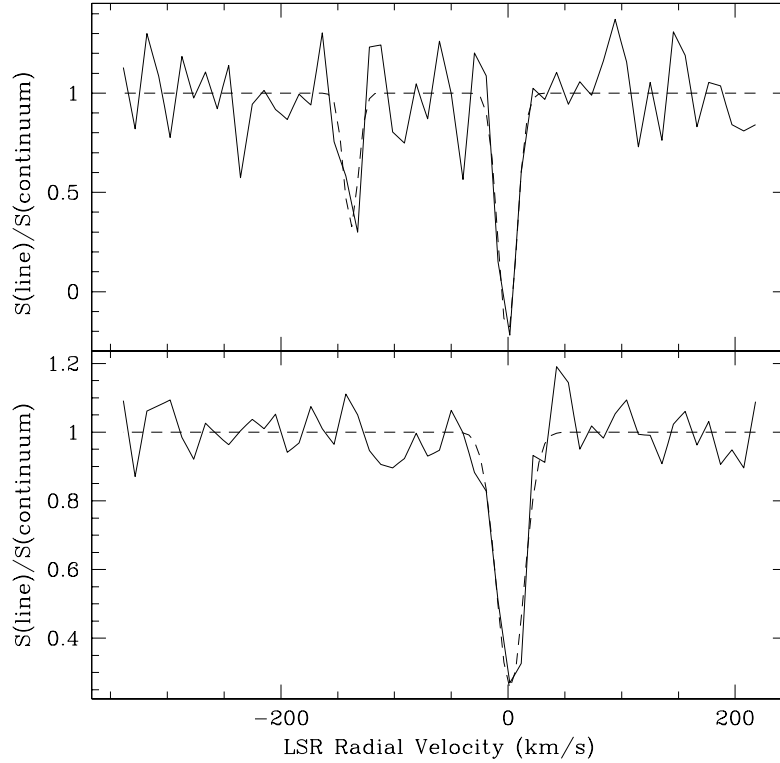


Figure 7.2: *Top:* Spectra of the non-thermal source A seen in projection toward PHR 1735–333. The spectra shows absorption at  $-140 \text{ km s}^{-1}$ , which points to a farther location than that of the planetary nebula. *Bottom:* Spectra of a relatively strong Galactic source near the non-thermal source toward PHR 1735–333. It can be seen that the  $-140 \text{ km s}^{-1}$  feature is not present in this last spectrum.

We tried different weighting schemes in the task IMAGR, with ROBUST=0 (Briggs 1995) resulting as the best compromise between angular resolution and sensitivity. In order to avoid the emission of the Galactic plane we made images and spectra excluding baselines shorter than  $0.7 \text{ K}\lambda$  ( $1 \text{ K}\lambda = 10^3$  wavelengths), suppressing features more extended than  $\sim 5'$ . The data were processed in the standard manner, following the procedures of the AIPS Cookbook (<http://www.aips.nrao.edu/cook.html>). We obtained a beam with a half power full width of  $34''.3 \times 12''.8$ , PA=  $3^\circ.5$ , with a positional accuracy of  $\sim 3''$ .

Cuadro 7.1: Sources in the field of PHR 1735–333 for which HI spectra were extracted.

Source	Position		20-cm Flux Density (mJy)
	$\alpha$ (J2000)	$\delta$ (J2000)	
OH 354.88–0.54 A	17 35 01.734	-33 33 36.36	$2.7 \pm 0.5$
Galactic source	17 35 00.070	-33 24 17.10	$20.5 \pm 0.5$

### 7.4.2. Results and discussion

The main goal of these observations was to obtain an HI absorption spectrum of the brighter non-thermal source (source A) seen toward the planetary nebula PHR 1735–333 with the purpose of restricting its distance and testing its association with the PN. As the target source turned out to be weak at the epoch of observation, we got a spectrum with modest signal to noise ratio (see top panel of Fig. 7.2), with two absorption features. Since the continuum and line are observed simultaneously and are perfectly aligned, we only need to determine the peak of the continuum emission and there take the spectra. The values for such HI absorption features are  $S_L/S_C = -1.22 \pm 0.15$  ( $7.9\sigma$ ),  $V_{LSR} = -0.6 \pm 1.4$  km s<sup>-1</sup> and  $\Delta V = 19.5 \pm 2.8$  km s<sup>-1</sup> for one, and  $S_L/S_C = -0.68 \pm 0.15$  ( $4.5\sigma$ ),  $V_{LSR} = -138.3 \pm 2.7$  km s<sup>-1</sup> and  $\Delta V = 15.0 \pm 4.6$  km s<sup>-1</sup> for the other, where  $S_L/S_C$  is the normalized ratio between line and continuum flux densities,  $V_{LSR}$  is the radial velocity of the component referred to the local standard of rest, and  $\Delta V$  stands for the full width at half minimum of the fitting. In the case of the Galactic source near PHR 1735–333 (see bottom of Fig. 7.2), the HI absorption feature has  $S_L/S_C = -0.75 \pm 0.04$  ( $18.8\sigma$ ),  $V_{LSR} = +1.9 \pm 0.8$  km s<sup>-1</sup> and  $\Delta V = 28.7 \pm 1.9$  km s<sup>-1</sup>. We considered as real only features above  $4\sigma$ . Figure 7.2 shows the spectra and the fit superposed on it. The derived line widths are broadened by the instrumental resolution (10.3 km s<sup>-1</sup>) and the deconvolved values are  $\sim 17$  and  $\sim 11$  km s<sup>-1</sup> for the two absorption components in the top of Fig. 7.2, and  $\sim 27$  km s<sup>-1</sup> for the absorption component in the bottom of Fig. 7.3. The HI absorption at a  $V_{LSR}$  near 0 km s<sup>-1</sup> is attributed to nearby gas.

On the other hand, considering the rotation curve of the Galaxy (Brand & Blitz 1993) and assuming that the HI disk of the Galaxy has an outer radius of 25 kpc (Dickey *et al.* 2009), we show in Fig. 7.3 the LSR velocity versus distance to the Sun for a source at the Galactic latitude and longitude

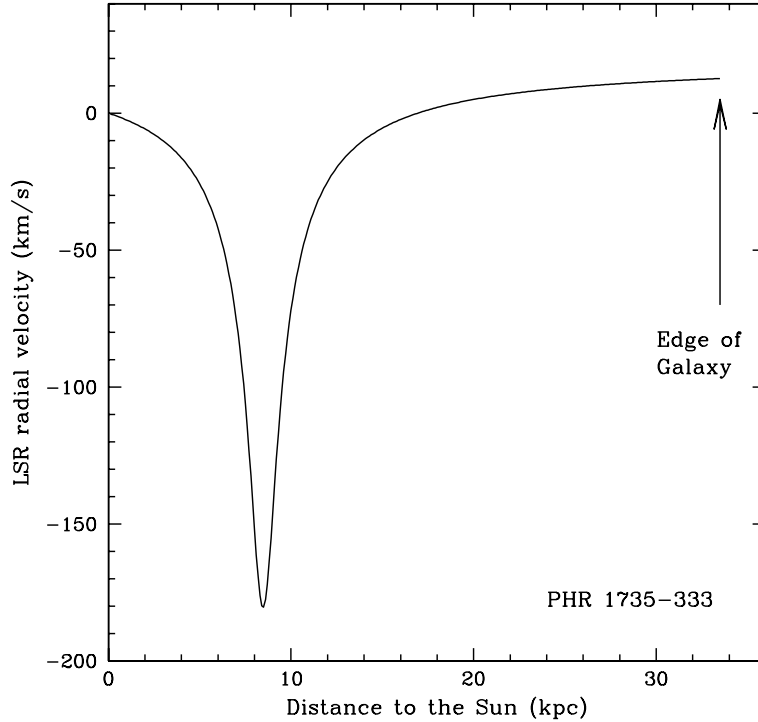


Figure 7.3: LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of PHR 1735–333. The positive values of the LSR radial velocity come from gas beyond the solar circle. The arrow marks the distance to the Sun where the edge of the Galaxy is located.

of PHR 1735–333. From this figure we can see that if the non-thermal source A is associated with the PN, we expect HI absorption components with LSR radial velocities only in the 0 to  $-11 \text{ km s}^{-1}$  range. In contrast, if the radio source is extragalactic we expect possible HI absorption components from 0 to  $-180 \text{ km s}^{-1}$ . In addition, HI absorption at positive velocities (0 to  $+13 \text{ km s}^{-1}$ ) may be detected from gas outside the solar circle and located on the other side of the Galaxy.

Then, the absorption feature at approximately  $-140 \text{ km s}^{-1}$  suggests that the gas responsible for that absorption is located at more than 8 kpc, according to Fig. 7.3. We then propose that this non-thermal source is not related to the planetary nebula, that is at the smaller distance of 3.2 kpc (Cohen *et al.* 2005). It should be noted, however, that the detection of the  $-140 \text{ km s}^{-1}$  absorption feature is at the level of only  $4.5\text{-}\sigma$  level and that

additional studies are required to be fully confident that the source A is more distant than the planetary nebula.

The position and flux density of this non thermal source is given in Table 1. For comparison, we plot in the lower panel of Fig. 7.2 an example of a spectrum of another source present in the field observed . There is very little information on this source. It appears detected in the NRAO VLA Sky Survey (Condon *et al.* 1998) with a 1.4 GHz flux density of  $21.6 \pm 0.6$  mJy, in good agreement with the value found by us (see Table 1). Since it shows HI absorption only near  $0 \text{ km s}^{-1}$ , we will assume it is a nearby Galactic source. We can see that the spectrum to this source does not present the absorption feature at  $\sim -140 \text{ km s}^{-1}$ .

Finally, Cohen *et al.* (2006) reported a 20-cm flux density of  $7.68 \pm 0.18$  mJy for the non-thermal source A, from their 2005 March 24 observations. We found this flux to be of only 2.7 mJy (see Table 1) in our 2008 March 6 observations. As we noted before, source A could be an extragalactic object, such as a quasar. Then, this change in the flux density of a factor of  $\sim 3$  is not unexpected in this type of sources. However, it should be noted that changes have also been observed in some planetary nebulae (Gómez *et al.* 2005; Zijlstra *et al.* 2008). This decrease in flux density was unfortunate, since it reduced the signal-to-noise ratio of the HI absorption spectrum toward source A. It will be interesting to study from the theoretical point of view if flux density changes of this order and timescale can be produced by the interaction of two winds.

## 7.5. SNR Candidate G3.8+0.3

The radio continuum source SNR G3.8+0.3 is a supernova remnant candidate that was detected by Gray (1994) in the Molonglo Observatory Synthesis Telescope (MOST) Galactic center survey made at 843 MHz. As noted by Gray, this source shows an incomplete ring almost perfectly centered on a compact source (see Fig. 7.4). The supernova remnant candidate has been studied by Bhatnagar (2002) at 327 MHz, who determined a spectral index of  $\alpha = -0,6 \pm 0,1$  ( $S_\nu \propto \nu^\alpha$ ) between 327 and 843 MHz. This result implies a synchrotron origin for the emission and strongly supports a supernova remnant nature for the extended radio source. Case & Bhattacharya (1998) used a radio surface brightness-to-diameter ( $\Sigma$ -D) relation to estimate a distance of 9.6 kpc to SNR G3.8+0.3, while Stupar *et al.* (2007) obtain a distance of 7.7 kpc from a different relation. We adopt an estimate of  $8.7 \pm 1.0$  kpc for the distance to the SNR. Examination of available  $H\alpha$  survey imaging data

such as for the AAO/UKST H-alpha survey (Parker et al. 2005) reveals no evidence of optical emission from the SNR candidate. There are no known X-ray sources or pulsars associated with this SNR candidate.

The compact radio source at the center of SNR candidate G3.8+0.3 is associated with the source IRAS 17498–2526. This far-infrared source was proposed to be a possible planetary nebula by Preite-Martinez (1988) and Pottasch *et al.* (1988) on the basis of its IRAS colors. However, it should be noted that this association is uncertain. The radio source is in the catalog of small-diameter radio sources in the Galactic plane of Zoonematkermani *et al.* (1990) as GPSR 3.826+0.386 and we use this nomenclature to refer to it. These authors determine at 1.4 GHz a flux density of 45 mJy and an angular size of  $2''.3$  for the source. In their 5 GHz VLA survey of the Galactic plane, Becker *et al.* (1994) report the source with a flux density of 50.7 mJy and an angular size of  $3''.1$ . The flat spectrum observed between 1.4 and 5.0 GHz is consistent with an optically-thin free-free source such as a planetary nebula or an HII region. The *a priori* probability of finding a  $\sim 50$  mJy source at 5 GHz in a region with angular dimensions of  $2' \times 2'$  (that approximately define the center of the SNR remnant candidate) is only  $\sim 0.0003$  (Fomalont *et al.* 1991). The position of GPSR 3.826+0.386 is  $\alpha(2000) = 17^h 52^m 59''.28$ ;  $\delta(2000) = -25^\circ 27' 24''.7$ . The images of the AAO/UKST H- $\alpha$  survey (Parker et al. 2005) show that this source is a strong and compact H- $\alpha$  emitter (see Fig. 7.5) and that optical spectroscopy should be pursued.

### 7.5.1. Observations

SNR G3.8+0.3 has practically not been observed with the VLA. Fortunately, it is located at  $\sim 15'$  from the well known VLA phase calibrator 1751–253 that has been observed extensively. We have then used data centered on 1751–253 to study SNR G3.8+0.3. Even when the latter source falls in a position where the primary beam response at 20 cm of the 1751–253 observations is  $\sim 0.5$  of that at the center, the observations can be used taking this factor into account.

In Fig. 7.4 we show a 1.5 GHz image made with archive VLA data taken on 1984 May 31 as part of project AE32. The VLA was then in the C configuration and the absolute amplitude calibrator was 1331+305. The bootstrapped flux density of 1751–253 was  $1.24 \pm 0.01$  Jy. The image shows the incomplete shell morphology of SNR G3.8+0.3 and the central location of GPSR 3.826+0.386.

The HI observations, made in 1989 October 21 as part of project AL201,

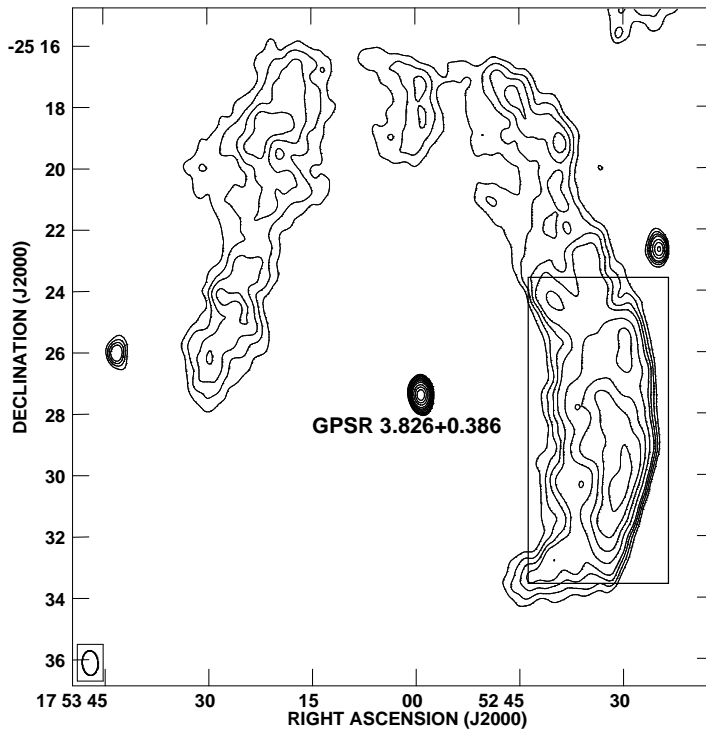


Figura 7.4: VLA contour image of the continuum emission at 1.5 GHz of the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3. Contours are 3, 4, 5, 6, 8, 10, 12, 15, 20, 25, and 30 times  $0.5 \text{ mJy beam}^{-1}$ . The image is not corrected for the primary beam response (the observations were made centered at the position of the phase calibrator  $1751-253$  at  $\alpha(2000) = 17^h 51^m 51^s.265$ ;  $\delta(2000) = -25^\circ 23'59''.80$ ) and the eastern edge of the shell appears weaker in comparison to the western edge than it really is. The compact source GPSR 3.826+0.386 is labeled in the figure. The rectangle indicates the region over which the HI absorption spectrum of the SNR candidate was obtained. The half-power contour of the synthesized beam ( $48''.4 \times 30''.8$ ;  $\text{PA} = 3^\circ$ ) is shown in the bottom left corner of the image.

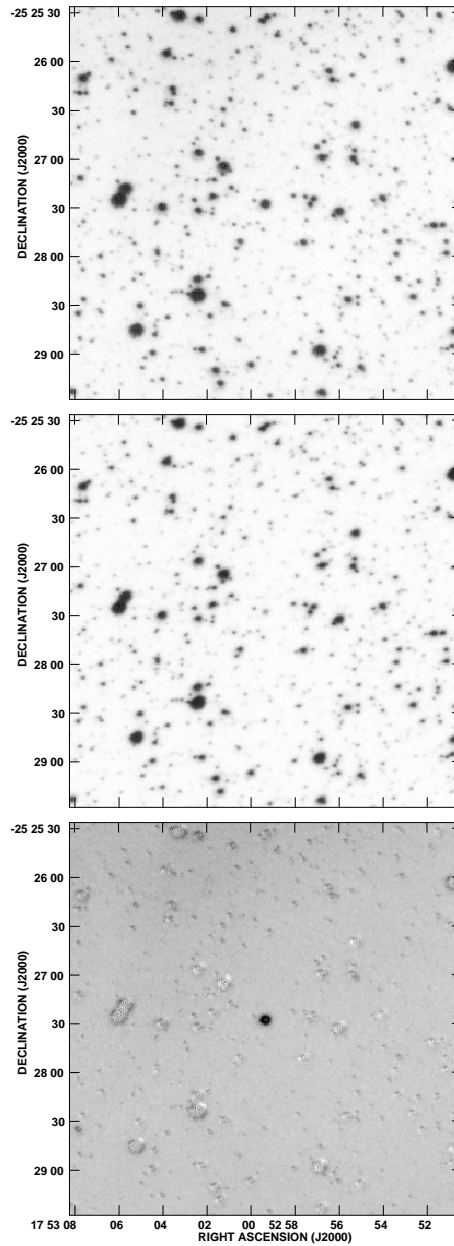


Figure 7.5:  $4 \times 4$  arcmin extracts of the AAO/UKST H- $\alpha$  SuperCOSMOS survey (Parker *et al.* 2005) around the compact source GPSR 3.826+0.386. Top) H- $\alpha$  emission, Middle) Short Red emission, and Bottom) H- $\alpha$  minus Short Red emission. Only GPSR 3.826+0.386 remains detectable in the bottom image, indicating it is a strong H- $\alpha$  emitter. The weaker features in this last image are the result of an imperfect subtraction.

were taken from the archive of the Very Large Array. The VLA was then in the C configuration, providing an angular resolution of about  $40''$  for images made with natural weighting. The absolute amplitude calibrator was 1331+305 (with an adopted flux density of 14.73 Jy at 1.4 GHz). The bootstrapped flux density of 1751–253 was  $1.02 \pm 0.01$  Jy. The data were edited and calibrated using the software package Astronomical Image Processing System (AIPS) of NRAO. The spectra consisted of two windows, one centered below in frequency (1419.406 MHz) and the other above in frequency (1421.406 MHz) of the HI rest frequency (1420.406 MHz). Each window had 127 channels of 24.4 kHz ( $5.2 \text{ km s}^{-1}$ ) each. In order to avoid the emission of the Galactic plane we made images and spectra excluding baselines shorter than  $0.5 \text{ K}\lambda$ , suppressing features more extended than  $\sim 7'$ . We analyzed separately each window and overlapped them to produce a single spectrum for the sources studied.

### 7.5.2. Results and discussion

In Fig. 7.6 we show the HI absorption spectra toward three sources in the field: the phase calibrator 1751–253, the brightest part of the western shell of SNR G3.8+0.3, and the compact source GPSR 3.826+0.386.

To help in the discussion, we show in Fig. 7.7 the LSR velocity versus distance to the Sun for a source at the Galactic latitude and longitude of GPSR 3.826+0.386, obtained as for the case of PHR 1735–333. The phase calibrator 1751–253 is an extragalactic source and, as expected, its HI absorption spectrum confirms this. The spectrum shows strong absorption near  $0 \text{ km s}^{-1}$ , as expected since most of the gas in the direction of this region falls near the LSR radial velocity. In addition, the absorption spectrum shows a clear feature at  $+160 \text{ km s}^{-1}$  that is coming from gas close to the subcentral point. Finally, this spectrum also shows absorption at  $-41 \text{ km s}^{-1}$ , that is coming from beyond the solar circle. Our HI spectrum is in good agreement with that presented by Dickey *et al.* (1983), although these authors do not cover sufficient velocity to include the  $+160 \text{ km s}^{-1}$  feature.

The HI spectra of SNR G3.8+0.3 and GPSR 3.826+0.386 both show absorption around  $0 \text{ km s}^{-1}$ . However, the spectra of SNR G3.8+0.3 clearly shows an absorption at  $+170 \text{ km s}^{-1}$  that places this supernova remnant candidate beyond the subcentral point, at 8.5 kpc. This lower limit for the distance is consistent with the value estimated from the results of Case & Bhattacharya (1998) and Stupar *et al.* (2007),  $8.7 \pm 1.0$  kpc. In contrast, GPSR 3.826+0.386 does not show this absorption, suggesting it is closer to us than the subcentral point. This upper limit for the distance is consis-



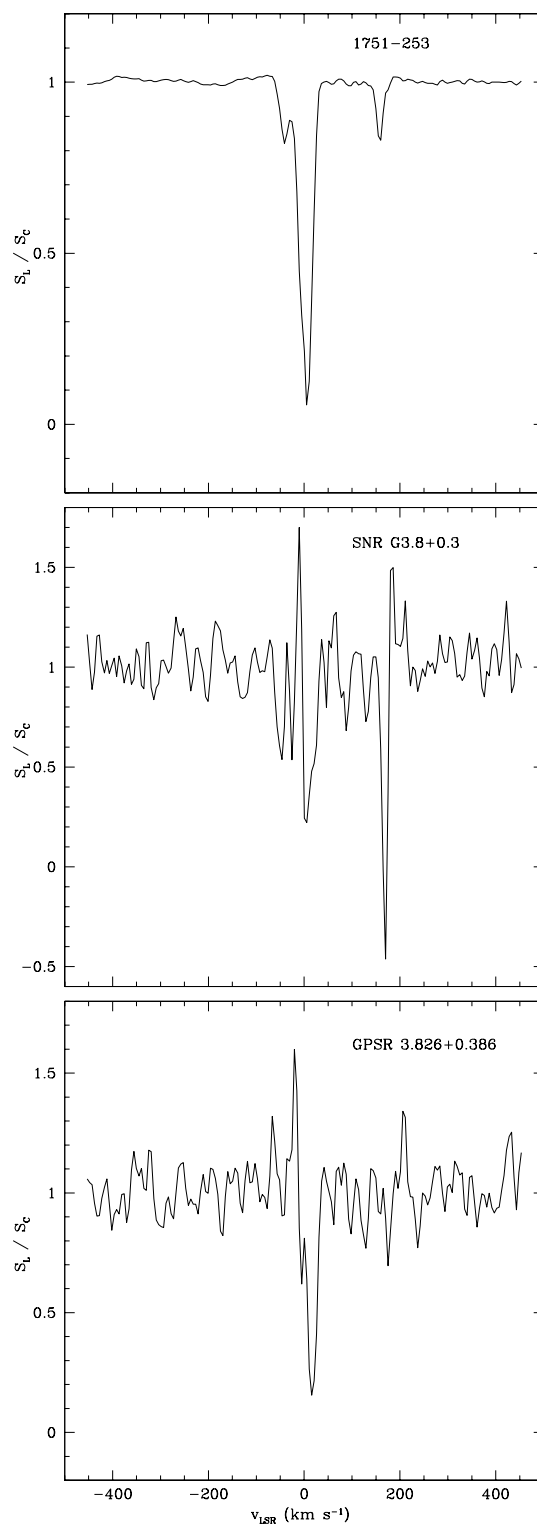


Figure 7.6: 21 cm H I absorption spectra for the three sources discussed in the text, plotted as a function of LSR radial velocity. The measured spectra was divided by the continuum level and represents  $\exp(-\tau)$ .

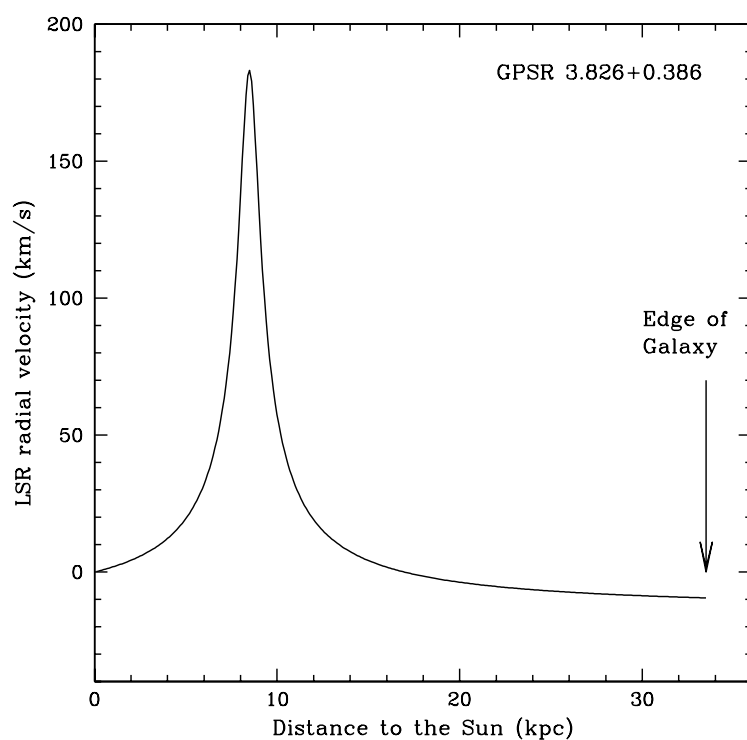


Figura 7.7: LSR radial velocity as a function of distance to the Sun in the direction of GPSR 3.826+0.386. The negative values of the LSR radial velocity come from gas beyond the solar circle. The arrow marks the distance to the Sun where the edge of the Galaxy is located.

tent with the value of 1.7 kpc estimated by Preite-Martinez (1988), from a modified Shklovski (statistical) method applied to all the planetary nebulae in his sample. We then conclude that the supernova remnant candidate and the compact source are most likely not associated.

## 7.6. Conclusions

We made HI line radio observations toward the planetary nebula PHR 1735–333 and analyzed archive data of the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3. Both sources are associated in the plane of the sky with compact radio sources that could be physically associated to them. Our study shows that the distance to the non-thermal radio source recently found in apparent association with the planetary nebula PHR 1735–333 is at least two times larger than that of the nebula. We conclude that the radio source is most probably unrelated to the Galactic planetary nebula and suggest an extragalactic nature for it. However, there are several arguments that favor the association as real: i) the low probability of detection of two sources within the PN shell (see above), ii) the possible link between them at 13 cm, iii) the fact that the radio sources are equidistant from the compact central source, and iv) the low signal-to-noise ratio of the HI detection at source A. Additional observations are clearly required.

In the case of the supernova remnant candidate SNR G3.8+0.3, we conclude that it is located beyond the subcentral point, at more than 8.5 kpc from the Sun, while the compact source GPSR 3.826+0.386 is located closer than the subcentral point and thus the two sources are not physically associated.



## Capítulo 8

# Sobre la Naturaleza de la Fuente de Radio no Térmica en el Centro de las Serpentinillas de Orión

On the Nature of the Non-thermal Radio Source in the Center of the Orion Streamers, **Alfonso Trejo & Luis F. Rodríguez**, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 2010, in press.

En Orión existe un sistema conocido como las Serpentinillas (*Streamers*), el cual está localizado en la nube L1641. Se trata de una estructura elongada con un tamaño de unos 5 minutos de arco. Se ha reportado emisión de línea en la parte óptica del espectro (Cohen & Schwartz 1983). Muy cerca del sistema se encuentran la estrella T Tauri V571 Ori, a 15 segundos de arco del centro de las Serpentinillas, y el objeto HH 34. La primera proposición para la naturaleza física de este arco fue la de una interacción del viento de la estrella T Tauri con el medio (Reipurth & Sandell 1985).

Por otra parte, una fuente de radio no térmica y linealmente polarizada fue reportada por Yusef-Zadeh *et al.* (1990), la cual se encontró en el centro del sistema de las Serpentinillas. Es interesante que el eje principal de esta fuente coincide aproximadamente con el de las Serpentinillas. Ésto llevó a pensar en la radio fuente como la emisión de un microcuasar o un evento energético de la fuente T Tauri mencionada. Posteriormente, Castets *et al.* (2004) hicieron un estudio de la región alrededor de la radiofuente usando la emisión de las moléculas CO,  $^{13}\text{CO}$ ,  $\text{C}^{18}\text{O}$  y CS. Los autores no encontraron evidencia alguna de que hubiera relación de la fuente no térmica con algún

flujo molecular. Cabe mencionar que la probabilidad de encontrar dicha fuente de radio como una simple alineación casual es de solo  $7.5 \times 10^{-5}$  (Castets *et al.* 2005), por lo que una opción entonces fue que fuera un objeto Galáctico evolucionado.

Como parte de este trabajo decidimos probar la asociación de la radio fuente con la nube en la que se encuentra en el plano del cielo. Una posibilidad es que se trate de una proyección en el plano del cielo de una fuente localizada a una distancia diferente. Para este análisis usamos observaciones de radio de los archivos del VLA hechas en 1991, en el continuo a 6 y 20 cm. Realizamos nuevas observaciones con el VLA para compararlas con las de archivo y medir cambios en el flujo, morfología y la posible detección de movimientos propios. A la distancia de Orión, un objeto HH con una velocidad típica de  $200 \text{ km s}^{-1}$  tendría un movimiento propio de 2 segundos de arco en el transcurso de dos décadas. También, en estos casos usualmente se detectan cambios considerables en el flujo y la morfología. Para un objeto extragaláctico los movimientos propios serían mínimos, y tal vez solo veríamos cambios en el flujo de un posible núcleo. La morfología extendida típicamente permanece igual.

Las dos épocas de observación mencionadas tienen los mismos parámetros observacionales, tales como la posición de apuntado, los calibradores de flujo y amplitud y la resolución angular. También, la sensibilidad y el llenado del plano  $uv$  son muy similares. Todo esto nos ayuda a poder comparar de forma más convincente las dos observaciones, ya que los cambios que se necesitan medir en flujo, morfología y movimientos propios son muy sensibles a cambios observacionales.

Para comparar de forma más confiable ambas épocas, convolucionamos las imágenes con un haz circular en ambas longitudes de onda. Para 20 cm, el haz tiene un ancho a potencia media de  $1''.39$  y para 6 cm de  $0''.47$ .

Para 20 cm la imagen muestra a una fuente claramente conformada por dos lóbulos principales, con emisión débil entre ambos. Realizamos la resta de imágenes en busca de cambios en morfología y movimientos propios. Hicimos aquella como  $2008 - 1.09 \times 1991$ , debido a errores en la calibración de flujo (posiblemente debidas a que en 1991 se estaba en máximo Solar). Este peso se introduce para minimizar el ruido en la resta mencionada. Detectamos una fuente con un flujo promedio, entre las dos épocas, de  $17.9 \pm 0.6 \text{ mJy}$ . La imagen residuo no muestra emisión alguna arriba de un límite superior de  $3\text{-}\sigma$  de  $0.3 \text{ mJy}$ . La morfología permanece sin cambios aparentes al comparar las imágenes tomadas en ambas épocas. Por otra parte, medimos las posiciones de los picos de los lóbulos para cuantificar los movimientos propios,

encontrando que solo podemos poner un límite superior a los mismos de  $3\text{-}\sigma$  de  $10 \text{ mas año}^{-1}$ . A la distancia de Orión, 414 pc (Menten *et al.* 2007), este valor pone un límite superior a la velocidad de  $20 \text{ km s}^{-1}$ . El análisis de polarización no reveló emisión polarizada linealmente arriba de 2% de la intensidad respecto a la intensidad total.

A 6 cm, los dos lóbulos principales claramente se separan, dejando sólo emisión tenue entre ambos. Medimos el flujo promedio, entre las dos épocas, de la fuente en  $7.7 \pm 0.5 \text{ mJy}$ . Al igual que en 20 cm, no detectamos cambios importantes en la morfología. La resta de imágenes mostró que no existe emisión residual arriba de un valor de  $3\text{-}\sigma$  de  $0.1 \text{ mJy}$ . Al contrario de 20 cm, estas observaciones mostraron que existe polarización lineal en un nivel de  $\sim 5\%$ . Medimos, al igual que para 20 cm, los movimientos propios de los dos lóbulos principales de la fuente. Obtenemos un límite superior a los mismos de  $3\text{-}\sigma$  de  $23 \text{ mas año}^{-1}$ , que a la distancia de Orión ponen un límite a la velocidad de  $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$ .

Los detalles particulares de las observaciones implican que los movimientos propios obtenidos a 6 cm son más confiables. Pero el límite superior a la velocidad implicada por los mismos,  $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$ , es muy chica para la que presentan los objetos HH. Los microcuasares, por su parte, presentan eyecciones que se mueven a velocidades relativistas y claramente podemos descartarlos. También, la falta de emisión residual entre la resta de imágenes y la carencia de cambios en la morfología apoyan un origen extragaláctico. Concluimos que muy probablemente se trata de una fuente extragaláctica. Una radiogalaxia es un muy buen candidato debido a la morfología de dos lóbulos presentada en ambas frecuencias.

## 8.1. Resumen

Presentamos un análisis de observaciones del VLA en el continuo a 20 y 6 cm hacia una fuente de radio no térmica en la región de las Serpentinillas (*Streamers*) en Orión. Comparamos observaciones de archivo de 1991 con nuevas observaciones hechas por nosotros en 2008. Dicha fuente puede ser un objeto estelar joven o un objeto evolucionado, como un microcuasar, o incluso un jet de una radiogalaxia. Nuestro análisis muestra que no hay evidencia de cambio en la densidad de flujo, entre ambas épocas, arriba del 10%, y que la morfología permanece constante dentro del ruido. Tampoco hay indicio de movimientos propios mayores a un nivel de  $3\text{-}\sigma$  de  $23 \text{ mas year}^{-1}$ , que a la distancia de Orión implican un límite superior a la velocidad en el plano del cielo de  $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$ . A 6 cm detectamos emisión polarizada linealmente con

un nivel de  $\sim 5\%$ , mientras que a 20 cm no se detecta por encima de  $\sim 2\%$ . Concluimos que esta fuente de radio no térmica es muy probablemente una radiogalaxia vista por mera casualidad en la línea de visión hacia el centro del sistema de las Serpentinillas de Orión.

## 8.2. Abstract

We present VLA continuum observations at 20 and 6 cm toward a non-thermal radio source located at the *Streamers* region in Orion. We compare 1991 archive observations with new ones taken by us in 2008. The radio source could be a young stellar source or an evolved object like a microquasar or even a jet from a radio galaxy. Our analysis shows that there is no evidence of changes in the flux densities between both epochs at a level higher than 10%. Also, we set an upper limit at a  $3\text{-}\sigma$  level of  $23 \text{ mas year}^{-1}$  for the proper motions. At the distance of Orion this implies an upper limit to the velocity in the plane of the sky of  $45 \text{ km s}^{-1}$ . At 6-cm, we detect linearly polarized emission at a level of  $\sim 5\%$ , while at 20-cm we do not detect it above a level of  $\sim 2\%$ . We conclude that the non-thermal radio source most probably is a radio galaxy aligned by chance with the line of sight to the Streamers in Orion.

## 8.3. Introduction

The system known as the Streamers in Orion is an elongated, arc-like optical structure in the L1641 cloud in Orion. It stretches in the sky for 5 arcmin in the NE-SW direction. The system has optical line emission (Cohen & Schwartz 1983) and is very close to the HH-34 system. There is a T Tauri star located at only 15 arcsec from the center of the system. On the basis of this association, the arc was suggested to be the result of an interaction from the wind of this star with the surrounding medium (Reipurth & Sandell 1985).

In 1990, Yusef-Zadeh *et al.* reported a non-thermal radio source detected with the VLA in that region. The source is linearly polarized at a level of 5% at 6-cm emission and is located at the very center of the Streamers with its main axis approximately aligned with the axis of the system. These authors also found a 2-micron source at the position of the radio source and several low-mass young stars in the surroundings of it. They concluded that the non-thermal radio source could be a newlyborn star.



A different interpretation of this association was given by Castets *et al.* (2004), who proposed that this radio source could be the result of a T Tauri star undergoing an energetic event or the emission from an X-ray binary system. However, using millimeter studies of the CO,  $^{13}\text{CO}$ ,  $\text{C}^{18}\text{O}$  and CS molecules emission around a region centered in the Streamers, Castets *et al.* (2004) found no evidence to link the radio source with any molecular outflow. Since the probability of finding this radio source to be just a fortuitous alignment is only  $7.5 \times 10^{-5}$  (Castets *et al.* 2005), the most probable interpretation was in terms of this source being an evolved galactic object.

In these cases, it always exists the possibility of a fortuitous alignment. We decided to test this hypothesis using new VLA observations. Since the source is at  $\sim -20^\circ$  of Galactic latitude, relatively far from the galactic plane, we found the existing HI absorption observations not useful to test the distance to the source given the lack of line-of-sight gas in that direction. Then our new observations were planned to study any possible flux variability, morphology changes and proper motions. To accomplish this, we used 1991 archive observations plus new observations taken by us.

At the distance of the Streamers, proper motions over two decades would be of the order of 2 arcsec for a velocity of  $200 \text{ km s}^{-1}$ , which is expected for Herbig-Haro objects. Typically, also flux variability is present in these cases (Rodríguez *et al.* 2000). For the extended radio lobes of an extragalactic source we would not see any proper motion, perhaps only flux changes between both epochs arising in a possible compact core located between the lobes.

We present this work as a part of a series of studies of non-thermal radio sources apparently associated with galactic star forming regions or nebulae. We have shown that an association in the plane of the sky is not always a physical association (Trejo & Rodríguez 2006; 2008 and 2010).

## 8.4. Observations

We made our new observations with the VLA, an NRAO<sup>1</sup> telescope. The observations were planned for the A configuration and taken on October 16, 2008 (epoch 2008.79) under the project AT 368. We matched the parameters of our observations with those of the August 20, 1991 (epoch 1991.64) archive observations made under the project AY 037. Then the pointing center, the frequency and the calibrators are the same. The rms noise is roughly the

---

<sup>1</sup>The National Radio Astronomy Observatory is a facility of the National Science Foundation operated under cooperative agreement by Associated Universities, Inc.

same between both datasets, so is the  $uv$  coverage, which allows a reliable comparison between both epochs.

A total of 26 antennas were present at the time of the observations, both in 1991 and 2008, in the A configuration. The flux calibrator was 1331+305 at both epochs and for the two frequencies. To calibrate the phase, the source 0541-056 was used, with bootstrapped flux densities at both epochs and wavelengths indicated in Table 8.1. At 20 cm, a total of 1.25 hours was spent on the source in 2008, and of 1.96 hours in 1991. For 6 cm, the times were 1.15 hours for 2008 and of 2.00 hours for 1991.

Since the source is weak at 6 cm wavelength, we made the images setting the robust parameter of the task IMAGR to 0, which produces images with the best compromise between angular resolution and noise level. The 20-cm observations show a brighter source, and a scheme with uniform weighing (robust parameter set to  $-5$ ) is used, since it allows the highest angular resolution possible. This is important to look for the existence of morphology changes and proper motions. The data at both frequencies were calibrated and imaged following the standard procedures listed in the AIPS Cookbook.

## 8.5. Results and discussion

We shifted the position of the phase calibrator in 1991 to that of 2008 to remove a small offset, which is necessary because of the continuous refinement of the calibrator positions made by NRAO personnel. Also, in order to reliably compare both data sets we made images convolved with a circular beam of  $1''.39$  in the case of 20 cm, and of  $0''.47$  for the 6 cm dataset.

Cuadro 8.1: Parameters of the Observations

Epoch	Flux Density (Jy)		Image	
	0541-056		rms noise ( $\mu$ Jy)	
	20-cm	6-cm	20-cm	6-cm
1991.64	1.20 $\pm$ 0.02	1.24 $\pm$ 0.03	80.6	26.7
2008.79	1.20 $\pm$ 0.10	1.27 $\pm$ 0.07	61.5	26.3

### 8.5.1. 20-cm

After doing the normal imaging for the 20-cm observations, we still detected a small offset, on the order of  $0''.03$  in declination and  $0''.17$  in right ascension, between the 2008 and 1991 images. To test if the offset seen in the data was a real position change of the source or an observational problem, we measured the positions of four sources located inside the primary beam of the telescope. All of them showed roughly the same small offset between both epochs. We then conclude that the offset is most likely an observational problem, perhaps produced by the fact that the 1991 observations were made near solar maximum, which can affect the long wavelength observations and produce positional errors as those observed (Kaplan *et al.* 1982). A phase cross-calibration was performed to the data to minimize the differences in phase between both observations. We could then compare reliably the images and search for morphology changes and the flux variations, if any. To subtract the images we used a scheme to minimize the rms noise of the difference image (Franco-Hernández & Rodríguez 2004). This is done by selecting the appropriate weight to one data set while making the subtraction. In this case we made the subtraction as 2008 image  $- 1.09 \times$  1991 image. This allows to correct any calibration error in the flux scale. We present in Fig. 8.1 the maps for the 20 cm emission at both epochs, and also the difference image resulting from the subtraction, made as we just noted. The morphology is that of a well-defined double component source. We refer to the source as VLA J05354198–0623018, where the coordinates are those of the centroid of the source. The total flux density obtained is about 20 mJy. The bottom panel of Fig. 8.1 shows there are no residuals above a  $3\text{-}\sigma$  level of 0.3 mJy. The average total flux density of the source from both epochs is  $17.9 \pm 0.6$  mJy.

We also looked for proper motions by measuring the positions of the two lobes of the source at the two epochs. The analysis showed that there were no proper motions larger than a  $3\text{-}\sigma$  level of  $10 \text{ mas year}^{-1}$ . Taking the distance to Orion to be 414 pc (Menten *et al.* 2007), that limit implies velocities below  $20 \text{ km s}^{-1}$ . However, since the data at both epochs was aligned with the phase cross-calibration, we will use the more reliable upper limits obtained at 6 cm (see below).

To look for polarized emission at this frequency, several tests with different weighing schemes were applied to the data. We did not find any polarization in the data at a level of  $< 2\%$ .

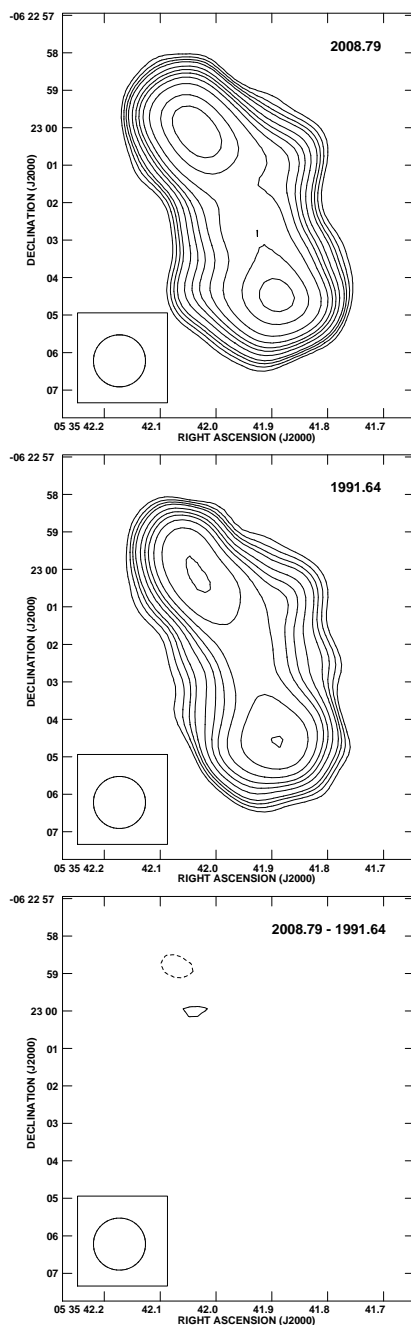


Figura 8.1: 20-cm continuum images for the non-thermal source VLA J05354198–0623018. *Top*: 2008 image with an rms noise of  $61.5 \mu\text{Jy}$ . *Middle*: 1991 image with an rms noise of  $80.6 \mu\text{Jy}$ . *Bottom*: Residual image  $0.92 \times 2008 - 1991$ , the rms noise is  $95.7 \mu\text{Jy}$ . The levels for all images are  $-3, -4, 3, 4, 5, 6, 8, 10, 12, 15, 20, 30,$  and  $40 \times$  the individual rms noise. The full-width half maximum of the restoring beam is  $1''.39 \times 1''.39$  and is shown in the bottom left corner.

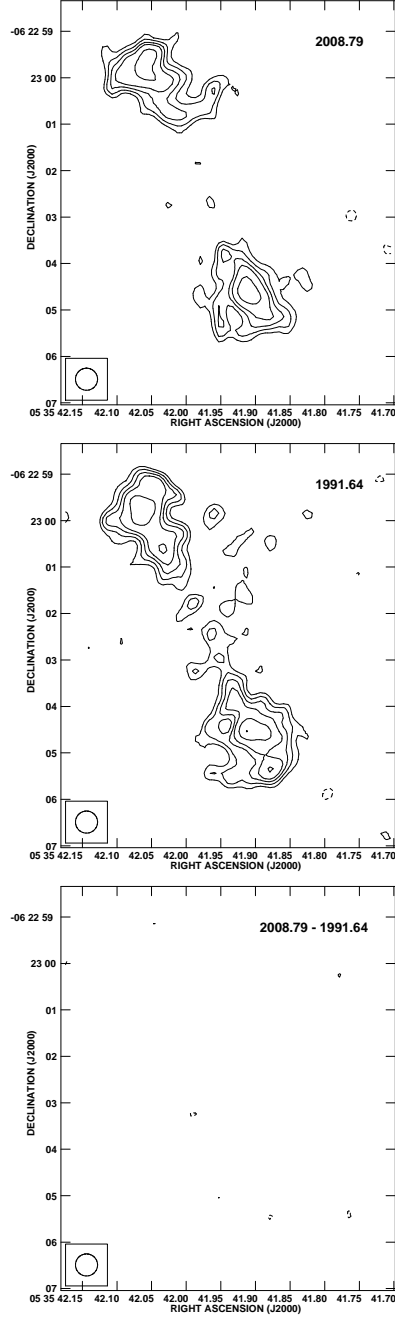


Figure 8.2: 6-cm continuum images from the non-thermal source VLA J05354198–0623018. *Top*: 2008 image, the rms noise is  $26.3 \mu\text{Jy}$ . *Middle*: 1991 image with an rms noise of  $26.7 \mu\text{Jy}$ . *Bottom*: Residual image 2008 - 1991, the rms noise is  $36.8 \mu\text{Jy}$ . The levels for all the images are  $-3, -4, 3, 4, 5, 6, 8, 10, 12, 15, 20, 30,$  and  $40 \times$  the individual rms noise. The full-width half maximum of the restoring beam is  $0''.47 \times 0''.47$  and is shown in the bottom left corner.

### 8.5.2. 6-cm

At 6 cm, VLA J05354198–0623018 is weaker which makes a cross-calibration harder to perform. Besides this, the data sets did not present the same small instrumental misalignment as the 20-cm observations. Then, there was no need for a phase cross-calibration apart from the shifting of the 1991 data for the refinement of the position of the phase calibrator. Neither a scale correction in flux density was needed. In Fig. 8.2 we present both images for 2008 and 1991, and the subtracted image. At this resolution, the images clearly splits in two main components. The average total flux density from both epochs is  $7.7 \pm 0.5$  mJy. As can be seen in the bottom panel of Fig. 8.2, the residual image shows no evidence of emission at all, at least not above a  $3\text{-}\sigma$  level of 0.1 mJy. The morphology remains essentially the same.

The spectral index from the 20 and 6-cm measurements is  $\alpha = -0.67 \pm 0.06$  ( $S_\nu \propto \nu^\alpha$ ). This value is characteristic of extragalactic radio jets (Bridle & Perley 1984).

By measuring the peaks of the two main lobes of VLA J05354198–0623018 at the two epochs, we set an upper level for proper motions of  $3\text{-}\sigma$  of  $23 \text{ mas year}^{-1}$ , equivalent to  $\sim 45 \text{ km s}^{-1}$  at the distance of Orion.

Contrary to the case for the 20-cm emission, we detected linearly polarized emission at 6-cm. In Fig. 8.3 we show maps of the two epochs and also the residual image. The maps were made with natural weighing in order to have the lowest rms noise possible. The electrical vectors are shown with its length proportional to the degree of polarization. Yusef-Zadeh *et al.* (1990) reported a level of polarization of 5 %, and we confirmed this value both with the 1991 archive data and with our new 2008 observations. The position angle for the electrical vectors in Fig. 8.3 are consistent with those reported in their study at a lower angular resolution. The polarization level found in this source is within the range of 5 % to 40 % observed in most extragalactic radio jets (Bridle & Perley 1984).

The Faraday rotation measure in the direction of HH 222 is  $\sim 20$  radians per square meter (Johnston-Hollitt *et al.* 2004). This implies rotations of order 0.07 radians ( $\sim 4^\circ$ ) and 0.8 radians ( $\sim 46^\circ$ ) at 6 and 20 cm, respectively. This difference in expected rotations suggests that the non detection of polarization at 20 cm could be due to Faraday depolarization.

Since the upper limit to the velocity implied by the proper motions at 6-cm is on the order of  $\leq 45 \text{ km s}^{-1}$ , we disfavor a galactic location for the non-thermal source. As we noted, HH object have velocities of the order of  $200 \text{ km s}^{-1}$ . Microquasars have ejecta that move at relativistic speeds and we can rule them out. Also, the absence of significant residual emission and

no essential morphological changes at both frequencies support an extragalactic location. We propose this source to be a radio galaxy. The double lobe morphology seen at both frequencies is typical of radio galaxies.

## 8.6. Conclusions

We presented 20- and 6-cm observations of the non-thermal source VLA J05354198–0623018 at the very center of the Streamers system in Orion. The probability of this source to be an alignment by chance is very low, as we noted. However, the upper limit to the velocity implied by the absence of detectable proper motions and the lack of significant morphology variation weight against the physical association with the Orion region. The polarization is consistent with that present in radio galaxies. We conclude that the radio source is most probably an extragalactic one, apparently a radio galaxy in the line of sight to the Streamers.

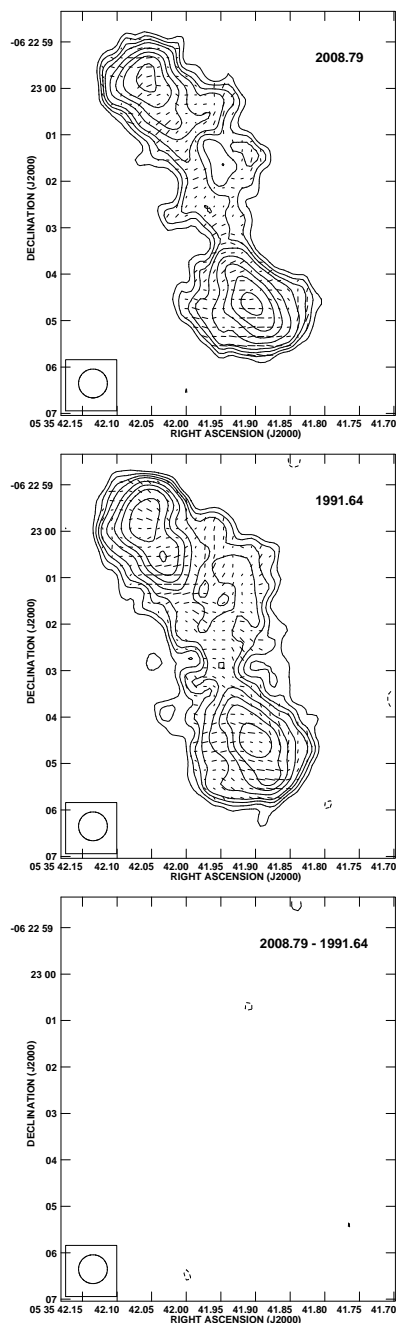


Figura 8.3: 6-cm continuum images made with natural weighing showing polarized emission as vectors. A 0.5 arcsec line represents a polarization of 5%. *Top*: 2008 image with rms noise of  $25.54 \mu\text{Jy}$ . *Middle*: 1991 image with rms noise of  $23.30 \mu\text{Jy}$ . *Bottom*: 2008 - 1991 image with rms noise of  $32.33 \mu\text{Jy}$ . Levels are as in previous figures. The full-width half maximum of the restoring beam is  $0''.62 \times 0''.62$  and shown in the bottom left corner.



# Capítulo 9

## Conclusiones

En este trabajo estudiamos principalmente la emisión de radio de nuestras fuentes de estudio. De todas las fuentes sobre las que se hizo análisis sólo la fuente proyectada cerca del centro de la candidata a remanente de supernova tiene emisión de radio térmica o libre-libre. Todas las restantes tienen emisión de radio no térmica.

La idea principal para este trabajo fue estudiar objetos con emisión no térmica de radio, vistos en el plano Galáctico muy cerca de regiones de formación estelar o de nebulosas Galácticas. Cuando existe una asociación física entre las radio fuentes y las regiones de formación estelar, se puede estudiar la interacción entre ambas, y obtener parámetros físicos relevantes. Sin embargo, en los casos estudiados aquí, ninguna de las fuentes seleccionadas para su estudio tienen relación física con el medio circundante, como se había propuesto o sugerido en estudios previos sobre las mismas.

Encontramos que las fuentes no térmicas vistas aparentemente dentro del cúmulo de estrellas supergigantes rojas, no tienen relación alguna con él. No sólo están más lejos de nosotros que el cúmulo, sino que muy probablemente están fuera de nuestra Galaxia. El jet no térmico visto justo encima de la nebulosa del Cono, tampoco está en esa región de formación estelar. Aún cuando la distancia calculada al objeto no es exacta, se pudo concluir que es un jet proveniente de una radiogalaxia. Para las dos fuentes de radio no térmicas vistas en el plano del cielo dentro del candidato a nebulosa planetaria, concluimos que al menos una de ellas está a una distancia de nosotros al menos dos veces mayor que la nebulosa. La otra fuente, la única con emisión térmica en este estudio, está aparentemente asociada con un candidato a remanente de supernova. Concluimos que la fuente de radio térmica es más cercana a nosotros que la remanente. En nuestro último caso, la fuente de radio no térmica con dos lóbulos muy simétricos, aparece como relaciona-

da con una región de formación estelar en Orión. Sin embargo, concluimos que la fuente de radio está a una distancia mucho mayor a los objetos de Orión. Muy probablemente es una radiogalaxia, de hecho su morfología es muy parecida a esos objetos extragalácticos.

Usualmente, la emisión térmica en el plano de la Galaxia está asociada a regiones de la misma, como regiones de formación estelar. La emisión no térmica por su parte es más rara, usualmente está asociada a remanentes de supernova y microcuasares, por ejemplo. En este trabajo vimos que ninguna de las fuentes estudiadas, todas las de emisión no térmica o la de emisión térmica, están asociadas a las regiones de formación estelar o a la remanente de supernova, respectivamente.

Es difícil hacer estadística con menos de diez fuentes de radio, pero podemos decir que las asociaciones en el plano del cielo tienen una probabilidad considerable de no ser reales. En particular, muchas galaxias tienen emisión de radio así como cuasares, remanentes de supernovas, microcuasares y algunos otros. Algunas de ellas pueden estar proyectadas en el plano Galáctico. Ésto puede hacer que estas fuentes de radio nos parezcan asociadas con regiones de formación estelar, por ejemplo. Sin embargo, cada vez que hagamos un estudio en el plano Galáctico, debemos tomar en cuenta que las fuentes de radio que veamos tal vez no estén asociadas a la región particular de interés. Un primer cálculo que podemos considerar es el siguiente. En este trabajo estudiamos cinco posibles asociaciones en las cuales la probabilidad de una asociación fortuita es aproximadamente 0.0004 para cada caso. El resultado de que las cinco posibles asociaciones son fortuitas sugiere que la comunidad astronómica ha estudiado del orden de  $5/0.0004$ , o sea aproximadamente 10000 regiones galácticas. Como este número parece excesivo, pensamos que el cálculo de la probabilidad *a priori* de una fuente de fondo en un campo dado subestima el valor real.

La no asociación reportada en este trabajo, para las fuentes a las que estudiamos mediante observaciones de absorción de HI, no se ve afectada por la presencia de componentes con velocidad anómala en la Galaxia. La Galaxia no presenta nubes de alta velocidad en dirección a las radio fuentes estudiadas en este trabajo.

La presencia de los brazos espirales de la Galaxia puede provocar errores en la distancia calculada a fuentes Galácticas (Gómez 2006). En la mayor parte del disco este error es menor a 0.5 kpc, pero para direcciones Galácticas que corresponden a los brazos espirales este error puede ser considerablemente mayor. Aún así este hecho no afecta los resultados principales de este trabajo, ya que reportamos asociaciones físicas entre dos o más fuentes. La distancia

---

reportada es en general una cota a la real y no intentamos dar distancias precisas.

Refinaciones al movimiento Solar han sido reportadas por Schönrich, Binney & Dehnen (2010). Los autores reportan valores de aproximadamente 11, 12 y 7 km s<sup>-1</sup> para las componentes radial, azimutal y vertical. Los valores usados en radioastronomía son 9, 12 y 7 km s<sup>-1</sup>, respectivamente. Por lo anterior, no esperamos cambios significativos en los espectros que puedan alterar nuestros resultados.

Las herramientas de análisis aplicadas a las observaciones de fuentes con emisión de radio, como el estudio de movimientos propios, variabilidad en densidad de flujo, cambios en morfología, espectros de absorción de la línea de HI de 21 cm, son muy útiles para determinar o al menos acotar distancias, y entonces apoyar o refutar posibles asociaciones físicas.

Por otra parte, en unos pocos años estarán en completo funcionamiento el Expanded Very Large Array (EVLA), así como el interferómetro Atacama Large Millimeter Array (ALMA). Con estos interferómetros ultrasensitivos en funcionamiento habrá una gran cantidad de observaciones más. También, los anchos de banda que emplean son muy grandes, por lo que las observaciones de línea espectral tendrán gran cantidad de información por procesar y estudiar. El tipo de asociaciones en el cielo, que no resultan ser asociaciones físicas, como las mostradas en este trabajo, serán cada vez más comunes en las observaciones. Las herramientas de análisis mostradas en este trabajo serán importantes para analizar todos los nuevos casos que se encuentren en las futuras observaciones.

Incluso con las bases de datos actuales, de los telescopios disponibles ahora, podemos encontrar más fuentes de radio no térmicas que parezcan asociadas a regiones o fuentes Galácticas. Se puede hacer un estudio más extensivo de este tipo de asociaciones, localizando las fuentes de radio no térmicas y haciendo un estudio en otras bases de datos a otras frecuencias. Al distinguir entre asociaciones en el plano del cielo y asociaciones físicas se avanza en el entendimiento tanto de la región o fuente Galáctica como de la fuente de radio no térmica. Por supuesto, estas asociaciones también pueden darse con fuentes de radio térmicas, en vez de no térmicas, justo como mostramos en un caso en este trabajo.



# Bibliografía

- [1] Abbott, D. C., Biegging, J. H., & Churchwell, E. 1984, ApJ, 280, 671
- [2] Becker, R. H., White, R. L., Helfand, D. J., & Zoonematkermani, S. 1994, ApJS, 91, 347
- [3] Bhatnagar, S. 2002, MNRAS, 332, 1
- [4] Binney, J. and Merrifield, M., *Galactic Astronomy*, Princeton University Press, 1998.
- [5] Binney, J. and Tremaine, S., *Galactic Dynamics*, Princeton University Press, 1987.
- [6] Brand, J. & Blitz, L. 1993, A&A, 275, 67
- [7] Bridle, A. H. & Perley R. A., 1984, ARA&A, 22, 319
- [8] Briggs, D. 1995, Ph.D. thesis, New Mexico Inst. of Mining and Technology
- [9] Burke, B. F. & Graham-Smith, F., *An Introduction to Radio Astronomy*, Cambridge University Press, 1997.
- [10] Burton, W. B., 1984, A&AS, 62, 365
- [11] Caron, G., Moffat, A. F. J., St-Louis, N., Wade, G. A., & Lester, J. B. 2003, AJ, 126, 1415
- [12] Case, G. L., & Bhattacharya, D. 1998, ApJ, 504, 761
- [13] Castets, A., Reipurth, B., & Loinard, L. 2004, A&A, 427, 895
- [14] Caswell, J. L., Haynes, R. F., Goss, W. M., Mebold U., 1981, Aust. J. Phys., 34, 333
- [15] Churchwell, E., Walmsley, C. M., & Cesaroni, R. 1990, A&AS, 83, 119

- [16] Cohen, M. *et al.* 2006, MNRAS, 369, 189
- [17] Cohen, M., Parker, Q. A., & Chapman, J. 2005, MNRAS, 357, 1189
- [18] Cohen, M., & Schwartz, R. D. 1983, ApJ, 265, 877
- [19] Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., & Broderick, J. J. 1998, AJ, 115, 1693
- [20] Conway, R. G., Garrington, S. T., Perley, R. A., & Biretta, J. A. 1993, A&A, 267, 347
- [21] Curiel, S., Rodríguez, L. F., Moran, J. M., & Cantó, J. 1993, ApJ, 415, 191
- [22] Curiel, S. *et al.* 2006, ApJ, 638, 878
- [23] Dahm, S. E., & Simon, T. 2005, AJ, 129, 829
- [24] Dame, T. M., Hartmann, D., & Thaddeus, 2001, ApJ, 547, 792
- [25] Dickey, J. M., Strasser, S., Gaensler, B. M., Haverkorn, M., Kavars, D., McClure-Griffiths, N. M., Stil, J., & Taylor, A. R. 2009, ApJ, 693, 1250
- [26] Dickey, J. M., Kulkarni, S. R., Heiles, C. E., & van Gorkom, J. H. 1983, ApJS, 53, 591
- [27] Dickey, J. M., & Lockman, F. J. 1990, ARA&A, 28, 215
- [28] Eckart, A. & Genzel, R., 1997, MNRAS, 284, 576
- [29] Fanaroff, B. L. & Riley, J. M., 1974, MNRAS, 167, 31
- [30] Figer, D. F., MacKenty, J., Robberto, M., Smith, K., Najarro, F., Kudritzki, R. P., & Herrero, A. 2006, to appear in ApJ
- [31] Fomalont, E. B., Windhorst, R. A., Kristian, J. A., & Kellerman, K. I. 1991, AJ, 102, 1258
- [32] Franco-Hernández, R., & Rodríguez, L. F. 2004, ApJL, 604, 105
- [33] Gies, D. R., Mason, B. D., Bagnuolo, W. G., Jr., *et al.* 1997, ApJ, 475, L49
- [34] Girart, J. M., Curiel, S., Rodríguez, L. F., & Cantó, J. 2002, RevMexA&A, 38, 169

- 
- [35] Gómez, G. C., 2006, *AJ*, 132, 2376
- [36] Gómez, J. F., de Gregorio-Monsalvo, I., Lovell, J. E. J., Anglada, G., Miranda, L. F., Suárez, O., Torrelles, J. M., & Gómez, Y. 2005, *MNRAS*, 364, 738
- [37] Goodwin, S. P., Gribbin, J., & Hendry, M. A. 1998, *The Observatory*, 118, 201
- [38] Gray, A. D. 1994, *MNRAS*, 270, 847
- [39] Henriksen, R. N., Ptuskin, V. S., & Mirabel, I. F. 1991, *A&A*, 248, 221
- [40] Johnston-Hollitt, M., Hollitt, C. P., & Ekers, R. D. 2004, *The Magnetized Interstellar Medium*, Proceedings of the conference, Eds: B. Uyaniker, W. Reich, & R. Wielebinski, Copernicus GmbH, Katlenburg-Lindau., p. 13
- [41] Kalberla, P. M. W. & Kerp, J., 2009, *ARA&A*, 47, 27
- [42] Kaplan, G. H., Josties, F. J., Angerhofer, P. E., Johnston, K. J., & Spencer, J. H. 1982, *AJ*, 87, 570
- [43] Kolpak, M. A., Jackson, J. M., Bania, T. M., & Dickey, J. M. 2002, *ApJ*, 578, 868
- [44] Lamm, M. H., Mundt, R., Bailer-Jones, C. A. L., & Herbst, W. 2005, *A&A*, 430, 1005
- [45] Lane, W. M., & Briggs, F. H. 2001, *ApJL*, 561, L27
- [46] Levine, E. S., Blitz, L., & Heiles, C. 2006, *ApJ*, 643, 881
- [47] Liszt, H. S. & Burton, W. S., 1980, *Astrophys. J.*, 236, 779
- [48] Menten, K. M., Reid, M. J., Forbrich, J., & Brunthaler, A. 2007, *A&A*, 474, 515
- [49] Mirabel, I. F., & Rodríguez, L. F. 1999, *ARA&A*, 37, 409
- [50] Mirabel, I. F., & Rodríguez, L. F. 1994, *Nat*, 371, 46
- [51] Muller, C. A., Raimond, E., Schwarz, U. J. & Tolbert, C. R., 1966, *Bull. Astr. Inst. Netherlands Suppl.*, 1, 213
- [52] Nyman, L.A., Hall, P.J., & Bertre, T.L., 1993, *A&A*, 280, 551

- [53] Pagani, N. 1973, *AJ*, 78, 929
- [54] Pagani, L. P. & Nguyen-Q-Rieu. 1987, *A&A*, 181, 112
- [55] Parker, Q. A., *et al.* 2006, *MNRAS*, 373, 79
- [56] Parker, Q. A. *et al.*, 2005, *MNRAS*, 362, 689
- [57] Persi, P., Ferrari-Toniolo, M., Tapia, M., Roth, M., & Rodriguez, L. F. 1985, *A&A*, 142, 263
- [58] Pottasch, S. R., Olling, R., Bignell, C., & Zijlstra, A. A. 1988, *A&A*, 205, 248
- [59] Preite-Martinez, A. 1988, *A&AS*, 76, 317
- [60] Price, S. D., Walker, R. G., 1976, Environmental Research Papers, Hanscom AFB, Mass. Air Force Geophysics Laboratory, Optical Physics Division
- [61] Reipurth, B., Rodríguez, L. F., Anglada, G., & Bally, J. 2004, *ApJ*, 127, 1736
- [62] Reipurth, B. 1999, A General Catalogue of Herbig-Haro Objects, 2nd. Edition, available at <http://casa.colorado.edu/hhcat>
- [63] Reipurth, B., & Sandell, G. 1985, *A&A*, 150, 307
- [64] Rodríguez, L. F., Delgado-Arellano, V. G., Gómez, Y., Reipurth, B., Torrelles, J. M., Noriega-Crespo, A., Raga, A. C., & Cantó, J. 2000, *AJ*, 119, 882
- [65] Rodríguez, L. F., Curiel, S., Moran, J. M., Mirabel, I. F., Roth, M. & Garay, G. 1989, *ApJ*, 346, 85
- [66] Rohlfs, K. & Wilson, T. L., *Tools of Radioastronomy*, Springer, 2000.
- [67] Rybicki, G. B. & Lightman, A. P., *Radiative processes in Astrophysics*, John Wiley, 1985.
- [68] Saikia, D. J., & Kulkarni, A. R. 1998, *MNRAS*, 298, L45
- [69] Schmidt, E. G. 1974, *MNRAS*, 169, 97
- [70] Schönrich, R., Binney, J., & Dehnen, W., 2010, *MNRAS*, 403, 1829



- [71] Schwartz, P. R., Thronson Jr., H. A., Odenwald, S. F., Glaccum, W., Loewenstein, R. F., & Wolf, G. 1985, ApJ, 292, 231
- [72] Shen, M. & Zhu, Z., 2007, ChJAA, 7, 120
- [73] Spitzer, J., *Diffuse Matter in Space*, Interscience Publishers, 1968.
- [74] Sung, H., Bessell, M., & Lee, S.-W. 1997, AJ, 114, 2644
- [75] Trejo, A., & Rodríguez, L. F., 2010, in press.
- [76] Trejo, A., & Rodríguez, L. F., 2010, in press.
- [77] Trejo, A., & Rodríguez, L. F., 2008, AJ, 135, 575
- [78] Trejo, A., & Rodríguez, L. F., 2006, RMxAA, 42, 147
- [79] Stupar, M., Filipović, M. D., Parker, Q. A., White, G. L., Pannuti, T. G., & Jones, P. A. 2007, Ap&SS, 307, 423
- [80] van der Hulst, J. M., 1979, A&A, 75, 97
- [81] Verschuur, G. & Kellerman, K., *Galactic and extra-galactic radio astronomy*, Springer-Verlag, 1988
- [82] White, R. L. 1985, ApJ, 289, 698
- [83] Windhorst, R. A., Fomalont, E. B., Partridge, R. B., & Lowenthal, J. D. 1993, ApJ, 405, 498
- [84] Wink, J. E., Wilson, T. L., & Bieging, J. H. 1983, A&A, 127, 211
- [85] Yusef-Zadeh, F., Biretta, J., & Wardle, M. 2005, ApJ, 624, 246
- [86] Yusef-Zadeh, F., Cornwell, T. J., Reipurth, B., & Roth, M. 1990, ApJ, 348, 61
- [87] Zijlstra, A. A., van Hoof, P. A. M., & Perley, R. A. 2008, ApJ, 681, 1296
- [88] Zoonematkermani, S., Helfand, D. J., Becker, R. H., White, R. L., & Perley, R. A. 1990, ApJS, 74, 181