



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**  
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Centro de Radioastronomía y Astrofísica

ESTUDIO EN RADIO DE LA REGIÓN DE PERSEO

PARA OPTAR POR EL GRADO DE:  
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:  
GERARDO ANDRÉS PECH CASTILLO

TUTORES:  
DR. LAURENT LOINARD, INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA, UNAM.  
DR. LUIS ALBERTO ZAPATA GONZÁLEZ, INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y  
ASTROFÍSICA, UNAM.

MÉXICO, D. F. Enero 2016



Universidad Nacional  
Autónoma de México



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

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

Todo el material contenido en esta tesis 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.



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>v</b>
<b>1. Introducción.</b>	<b>1</b>
1.1. Formación estelar. . . . .	1
1.2. Jets y flujos bipolares. . . . .	5
<b>2. Justificación y Objetivos.</b>	<b>9</b>
2.1. Distancias a objetos estelares. . . . .	9
2.2. Paralaje trigonométrico. . . . .	9
2.2.1. The Gould's Belt Distances Survey . . . . .	10
2.2.1.1. Objetos candidatos a observación VLBI . . . . .	10
2.3. Rotación de jets y flujos moleculares . . . . .	11
2.4. La región de estudio. . . . .	11
2.4.1. NGC 1333 . . . . .	11
2.4.2. IC 348 . . . . .	11
<b>3. Observaciones JVLA.</b>	<b>13</b>
<b>4. Resultados JVLA y Discusión.</b>	<b>17</b>
4.1. Resultados . . . . .	17
4.2. Discusión. . . . .	19
4.2.1. Objetos estelares jóvenes y sus propiedades en radio. . . . .	19
4.2.2. Fuentes de fondo. . . . .	19
4.2.3. La relación Radio — Rayos-X . . . . .	25
4.2.4. Comentarios sobre fuentes individuales . . . . .	25
4.2.4.1. Fuentes extendidas . . . . .	25
4.2.4.2. GBS-VLA J032903.75+311603.7 . . . . .	28
4.2.5. Movimientos propios de objetos estelares jóvenes en Perseo . . . . .	28
4.3. Implicaciones de los resultados en observaciones VLBI . . . . .	32
<b>5. Observaciones SMA.</b>	<b>51</b>
<b>6. Resultados SMA y Discusión.</b>	<b>53</b>
6.1. Resultados . . . . .	53
6.2. Discusión. . . . .	55
<b>7. Conclusiones.</b>	<b>59</b>
<b>Apéndices</b>	<b>61</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>69</b>



# Índice de figuras

1.1.	Modelo de viento-X para una estrella T-Tauri clásica (crédito: Shu et al. 1994). . . .	6
1.2.	Modelo de flujos y disco para una protoestrella (crédito: Pudritz and Norman 1986).	7
3.1.	Mapa de extinción del complejo molecular Perseo obtenida como parte del proyecto COMPLETE (Ridge et al. 2006) basado en datos 2MASS (Skrutskie et al. 2006). Se indica una distancia lineal (suponiendo una distancia de 235 pc a toda la región — Hirota et al. 2008). Los círculos turquesa indican las áreas mapeadas con el JVL A en el estudio presentado aquí. El diámetro de cada círculo es de 6' y corresponde al haz primario del JVL A a 7.5 GHz. Téngase en cuenta que el campo de visión y por lo tanto el área total mapeada, es significativamente mayor para 4.5 GHz. . . . .	14
4.1.	Índice espectral como función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos indican el promedio pesado por el error del índice espectral para cada categoría.	20
4.2.	Variabilidad a 4.5 GHz (izquierda) y 7.5 GHz (derecha) en función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos señalan el promedio pesado por el error de la variabilidad para cada categoría. . . . .	21
4.3.	Densidad de flujo a 4.5 GHz (derecha) y 7.5 GHz (derecha) como función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos indican el promedio pesado por el error del flujo para cada categoría. . . . .	22
4.4.	Densidad de flujo en radio a 4.5 GHz (izquierda) y 7.5 GHz (derecha) en función del tipo espectral. Los colores indican la clase evolutiva como se indica en la esquina superior derecha del diagrama. . . . .	23
4.5.	Luminosidad en rayos-X como función de la luminosidad en radio. La línea roja corresponde a la relación Güdel-Benz con $\kappa = 1$ . La línea azul corresponde a la relación Güdel-Benz aunque con $\kappa = 0,03$ . Los símbolos indican el estado evolutivo de los objetos como se indica en el diagrama superior izquierdo. Los colores indican objetos estelares jóvenes en las distintas regiones de formación estelar: Perseo (símbolos magenta, este trabajo), Ophiuchus (símbolos verdes; de Dzib et al. 2013), Serpens-W40 (símbolos rojos; de Ortiz-León et al. 2015), Orión (símbolos rojos; de Kounkel et al. 2014), y Taurus-Auriga (símbolos azules; de Dzib et al. 2015). Los símbolos abiertos indican fuentes cuya emisión de radio es térmica y los símbolos sólidos indican fuentes de radio no-térmicas. . . . .	26
4.6.	(Arriba:) Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5 en NGC 1333 a 4.5 GHz. Los contornos son 2.5, 7, 10, 15, y 20 veces el ruido medio, rms, de la imagen (rms = 16 $\mu$ Jy). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior izquierda, es 1''4 $\times$ 0''9; P. A. = 65°. (Abajo:) Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5 a 7.5 GHz. Los contornos son 2.5, 7, 10, 15 y 20 veces el ruido medio, rms, de la imagen (rms = 18 $\mu$ Jy). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior derecha, es 0''9 $\times$ 0''5; P. A. = 66°. . . . .	27

4.7.	Mapa en radio de las fuentes extendidas en IC 348 a 4.5 GHz sobrepuesta a datos NVSS a 1.4 GHz (contornos en rojo; Condon et al. 1998). Los contornos blancos son 4, 10, 20 y 35 veces el rms de la imagen (rms = 16 $\mu$ Jy). . . . .	29
4.8.	Mapa en radio de las fuentes extendidas en IC 348 a 7.5 GHz sobrepuesta a datos NVSS a 1.4 GHz (contornos en rojo; Condon et al. 1998). Los contornos son 4, 10, 20 y 35 veces el rms de la imagen (rms = 18 $\mu$ Jy). . . . .	30
4.9.	Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032903.75+311603.7 a 4.5 GHz. Los contornos son 2, 4 y 7 veces el rms de la imagen (rms = 16 $\mu$ Jy). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior izquierda, es $1''.4 \times 0''.9$ ; P.A = $65^\circ$ . Las cruces rojas indican las posiciones reportadas de las fuentes VLA 4a y VLA 4b (Anglada et al. 2004). . . . .	31
4.10.	Diagramas de posicion vs. tiempo de la fuente GBS-VLA J032901.97+31538.1 (VLA 2). La posición de las fuentes se presenta en offsets (en segundos de arco) relativos a la posición media. Los cuadros negros son las posiciones reportadas por Carrasco-González et al. (2008), los cuadros verdes son las posiciones reportadas por Forbrich et al. (2011) y los cuadros en rojo son las posiciones reportadas en este trabajo. La línea punteada es un ajuste lineal de mínimos cuadrados. Los valores de $\mu_\alpha \cos(\delta)$ y $\mu_\delta$ obtenidos de este ajuste se indican en cada panel. . . . .	33
4.11.	Diagramas de posicion vs. tiempo de la fuente GBS-VLA J032903.38+311601.7 (VLA 3). La posición de las fuentes se presenta en offsets (en segundos de arco) relativos a la posición media. Los cuadros negros son las posiciones reportadas por Carrasco-González et al. (2008), los cuadros verdes son las posiciones reportadas por Forbrich et al. (2011) y los cuadros en rojo son las posiciones reportadas en este trabajo. La línea punteada es un ajuste lineal de mínimos cuadrados. Los valores de $\mu_\alpha \cos(\delta)$ y $\mu_\delta$ obtenidos de este ajuste se indican en cada panel. . . . .	34
6.1.	Mapa SMA de intensidad integrada (momento 0) del CO(2-1) de HH 797 (contornos blancos) sobrepuesta a una imagen <i>Spitzer</i> /IRAC (escala de color), y a la emisión en continuo a 1.4 mm del objeto IC 348-MMS/SMM2 (contornos en azul). Los contornos blancos van del 15 % al 80 % del pico de emisión en intervalos de 5 %. El pico de la emisión para las observaciones de CO(2-1) es 31 Jy beam <sup>-1</sup> km s <sup>-1</sup> . Los contornos azules van de 40 % al 90 % del pico de emisión en intervalos de 9 %. El pico de la emisión para las observaciones milimétricas en continuo es de 160 mJy beam <sup>-1</sup> . El haz sintetizado para las observaciones de línea y de continuo se muestra en la esquina inferior derecha. . . . .	54
6.2.	Mapa de velocidad pesada por intensidad (momento 1) de HH 797 sobrepuesta a un mapa de contornos del continuo a 1.4 mm (contornos negros) del disco circunestelar asociado a IC 348-MMS/SMM2, la fuente que lo impulsa. Los contornos negros van de 30 % al 90 % del pico de emisión, en intervalos de 10 %. El pico de emisión del continuo en milimétrico es de 160 mJy beam <sup>-1</sup> . La escala de color a la derecha indica las velocidades respecto al SLR en km s <sup>-1</sup> . Las líneas punteadas indican las posiciones de los cortes posición-velocidad en la Figura 6.3. La línea negra continua señala la posición aproximada del eje del flujo. El haz sintetizado de las observaciones de continuo y de línea se muestra en el extremo inferior derecho. . . . .	56
6.3.	Diagrama de posición-velocidad de los cortes transversales indicados en la Figura 6.2, a través del flujo. Los contornos en negro van del 30 % al 90 % del pico de emisión en intervalos del 10 %. Las líneas negras señalan la posición del eje de simetría del jet y la velocidad sistémica de la nube (alrededor de +9 km s <sup>-1</sup> ). La resolución espacial y en velocidad son aproximadamente $3''$ y $1 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente. La escala espacial está en segundos de arco. . . . .	57

---

## Resumen

El trabajo de esta tesis consiste en analizar observaciones en radio obtenidas con los telescopios JVLA y SMA de la región de formación estelar Perseo. El objetivo es discutir la población de fuentes de radio en la región de Perseo así como identificar fuentes candidatas adecuadas para observación VLBI como colaboración del proyecto *Gould's Belt Distance Survey* (Loinard et al. 2011) el cuál está dirigido a medir la distancia hacia 200 estrellas jóvenes distribuidas a lo largo de cinco regiones en el Cinturón de Gould (Ophiuchus, Taurus, Perseus, Serpens and Orion). Las observaciones JVLA son de gran escala ( $\sim 2000$  arcmin<sup>2</sup>), de mediana profundidad ( $\sim 16\mu\text{Jy}$ ), de alta resolución ( $\sim 1''$ ) y fueron tomadas simultáneamente a frecuencias de 4.5 GHz y 7.5 GHz. Estas observaciones se concentran en las nubes NGC 1333 e IC 348. En estas observaciones se detecta un total de 206 fuentes, 42 de las cuales pueden relacionarse con objetos estelares jóvenes. Las propiedades de alrededor del 60% de dichos objetos estelares jóvenes son compatibles con emisión no-térmica de radio. Proponemos que la mayoría de las fuentes detectadas en nuestras observaciones que no están asociadas con un objeto estelar joven corresponden a fuentes extragalácticas, aunque proporcionamos una lista de 20 fuentes de radio no identificadas cuyas propiedades de emisión en radio son consistentes con candidatos a objetos estelares jóvenes. Los objetos estelares más evolucionados muestran una clara tendencia a exhibir propiedades en radio consistentes con emisión no-térmica.

Al comparar nuestros resultados con observaciones previas en rayos-X vemos que los objetos estelares jóvenes en Perseo siguen una relación Güdel-Benz con una  $\kappa = 0.03$ , lo que es consistente con otras regiones de formación estelar. También se encuentran 5 fuentes extendidas que pueden claramente ser identificadas con radio galaxias.

De manera adicional se analizan observaciones de archivo de la línea <sup>12</sup>CO(2-1) y en continuo a 1.4mm obtenidas con el SMA del flujo HH 797 que se localiza en la nube IC 348 en Perseo. La emisión en continuo está asociada con un disco circunestelar que rodea el objeto de clase 0 IC 348-MMS/SMM2. La emisión de línea traza un flujo colimado y revela asimetrías de velocidad a lo largo del eje del flujo que se extienden por toda la longitud del mismo. La amplitud de estas diferencias en velocidad es del orden de  $2 \text{ km s}^{-1}$  a lo largo de cerca de 1000 UA; interpretamos esto como evidencia de la rotación del jet. Mas observaciones serían necesarias para confirmar esta hipótesis.





# Capítulo 1

## Introducción.

### 1.1. Formación estelar.

La evolución de estrellas en su fase de secuencia principal es muy bien entendida. Sin embargo la evolución de las estrellas en su fase de presecuencia principal es aún un tema abierto. Un área en particular que aún es poco conocida es la de las etapas tempranas de evolución, la formación de objetos de pre-quemado nuclear a partir del medio interestelar. La formación estelar es un proceso que debe haber ocurrido numerosas veces desde la formación del Universo ya que el Big Bang no dió origen a un universo lleno de estrellas, sino a un universo lleno de gas difuso. No todo este gas se ha transformado en estrellas, así que el proceso de formación estelar sigue activo en algunas regiones del espacio hoy en día. Esto constituye una ventaja importante en el estudio de la formación estelar pues permite estudiar los procesos implicados observando los nuevos sistemas en formación. Un primer paso en el estudio de estos nuevos sistemas claramente consiste en identificar los sitios de formación estelar y localizar las estrellas nacientes.

El gas interestelar es la materia prima de la cuál se han formado y se siguen formando las estrellas. El medio interestelar lo constituye un gas extremadamente diluido, compuesto de una mezcla de iones, átomos, moléculas, granos de polvo, radiación electromagnética, rayos cósmicos y un campo magnético. En masa, la materia interestelar está compuesta de alrededor de un 99% de partículas y un 1% de polvo. Los granos de polvo están formados por núcleos sólidos de silicatos o grafitos recubiertos de hielos de moléculas como el  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{NH}_3$ ,  $\text{CH}_4$ , etc. El gas entre las estrellas se encuentra a temperaturas que se distribuyen desde  $\simeq 10$  K hasta  $5 \times 10^5$  K y está compuesto fundamentalmente por un 70% de H, 28% de He y 2% del resto de los elementos.

En este medio interestelar, primero ocurre la formación de estructuras de grandes dimensiones donde se apilan masas enormes de gas tenue. De ellas, en el transcurso del tiempo, se generan nubes opacas y muy frías, probablemente autogravitantes, denominadas nubes moleculares. Las estrellas se forman en las nubes moleculares gigantes (NMG). Las temperaturas de las NMG son típicamente del orden de  $T \sim 20$  K, con densidades en el rango de  $n \sim 100 - 300 \text{ cm}^{-3}$ . Las masas de las NMG pueden alcanzar hasta  $10^6 M_\odot$  y su tamaño es típicamente del orden de 50 pc. Las NMG contienen núcleos más pequeños con masas entre  $10^3 M_\odot$  y  $10^4 M_\odot$ , tamaños entre 2 y 5 pc y temperaturas de  $T \sim 10$  K.

La ecuación de balance virial:

$$2K + U = 0, \tag{1.1}$$

describe la condición de equilibrio para un sistema estable gravitacionalmente ligado y puede usarse para estimar las condiciones necesarias para el colapso protoestelar. Si el doble de la energía cinética,  $2K$ , en la nube excede el valor absoluto de la energía potencial gravitacional,  $|U|$ , la fuerza de la presión del gas dominará sobre la gravedad y la nube se expandirá. En el caso contrario, la nube

se colapsará. El límite entre estos dos casos describe la condición crítica de estabilidad. El mínimo de masa necesaria para iniciar el colapso espontáneo de la nube está dada por la masa de Jeans:

$$M_J \simeq \left( \frac{5k_B T}{G\mu m_H} \right)^{3/2} \left( \frac{3}{4\pi\rho_0} \right)^{1/2}, \quad (1.2)$$

donde  $k_B$  es la constante de Boltzmann,  $G$  la constante de gravitación,  $\mu$  el peso molecular medio,  $m_H$  la masa del hidrógeno y  $\rho_0$  la densidad inicial de la nube. En el caso de que se satisfaga el criterio de Jeans para el colapso de la nube molecular, este ocurrirá esencialmente en caída libre durante la primera fase de la evolución. El tiempo de caída libre está dado por:

$$t_{ff} = \left( \frac{3\pi}{32G\rho_0} \right)^{1/2}, \quad (1.3)$$

y es independiente del radio inicial de la nube (supuesta esférica). Esto quiere decir que si la densidad es uniforme, todas las partes de la nube tomarán el mismo tiempo en colapsarse y el incremento de la densidad será a la misma razón en cualquier parte. Este comportamiento se conoce como autosimilar.

Una consecuencia del colapso de una nube molecular es que la densidad de la nube se incrementa durante la caída libre. En consecuencia, y dado que  $T$  permanece prácticamente constante a lo largo de casi todo el colapso, la masa de Jeans debe disminuir. Esto provocaría un colapso en cascada, en el cual cualquier inhomogeneidad de densidad llevaría al colapso de secciones individuales de la nube que satisfagan el criterio de Jeans de manera independiente, formando así un número grande de objetos más pequeños colapsando localmente dentro de la nube original. Sin embargo, se observan estrellas con masas del orden de la masa del Sol, lo que indica que este proceso de fragmentación en cascada no puede continuar sin interrupción. Se ha supuesto que la temperatura permanece constante mientras que la densidad es el único término que cambia en la ecuación 1.2, lo cual no es posible puesto que las estrellas tienen temperaturas que exceden las temperaturas de las nubes moleculares. La temperatura solo puede mantenerse aproximadamente constante mientras que la nube sea ópticamente delgada y pueda radiar eficientemente la energía generada durante el colapso gravitacional. Por el contrario, si la energía no puede disiparse, se tiene entonces un colapso adiabático y la temperatura se incrementa. Al cambiar el colapso de isotérmico a adiabático, el aumento en la temperatura afectará el valor de la masa de Jeans. La ecuación del gas ideal puede escribirse como:

$$P_g = \frac{\rho k T}{\mu m_H}, \quad (1.4)$$

donde  $P_g$  es la presión del gas,  $\mu \equiv \frac{\bar{m}}{m_H}$  es el peso molecular medio,  $\bar{m}$  es la masa promedio de una partícula de gas y  $m_H$  la masa del hidrógeno atómico. En un proceso adiabático la presión del gas ideal se relaciona con la densidad por medio de  $\gamma$ , la tasa de calores específicos mediante:

$$P = K\rho^\gamma,$$

donde  $K$  es una constante, y se puede escribir:

$$T = K'\rho^{\gamma-1}, \quad (1.5)$$

donde  $K'$  es una constante. Substituyendo esto en la ecuación 1.2 se encuentra que la masa de Jeans para un colapso adiabático queda:

$$M_J \propto \rho^{(3\gamma-4)/2}. \quad (1.6)$$

Para el hidrógeno atómico  $\gamma = 5/3$ , lo que da  $M_J \propto \rho^{1/2}$ ; de aquí podemos ver para un proceso adiabático la masa de Jeans se incrementa al incrementarse la densidad y que existe un valor mínimo para la masa de los fragmentos producidos (Carroll and Ostlie 2006).

Las observaciones revelan que las nubes no se están colapsando en el tiempo de caída libre indicado por la ecuación 1.3, puesto que de ser así la tasa de formación estelar sería muy alta. Se ha sugerido como mecanismos de soporte adicionales a la presión térmica: la rotación, la turbulencia y el campo magnético. Las magnitudes del campo magnético observado en nubes moleculares ( $B \sim 20 - 30 \mu\text{G}$ ) son suficientes para dar soporte a las nubes en contra de la gravedad y es difícil deshacerse de ellas, por lo que son uno de los candidatos favoritos para ser agente de soporte a las nubes moleculares. Cuando el campo magnético es dinámicamente importante comparado con la gravedad, ocurrirá el proceso que se conoce como frenado magnético. En la contracción gravitacional de la nube molecular, el “torcer” las líneas de  $\mathbf{B}$  genera ondas de Alfvén torsionales que se llevan el momento angular. Este frenado magnético tiende a hacer que los núcleos densos corroten con el resto de la nube de la cuál se condensaron, ya que están acoplados magnéticamente. El frenado magnético es más eficiente en la dirección perpendicular a  $\mathbf{B}$ , lo cuál es acorde con el hecho de que los flujos bipolares en las nubes moleculares parecen alineados con la dirección de  $\mathbf{B}$  a gran escala.

Si el campo magnético es importante para el soporte de la nube en contra de la gravedad, usando el teorema del virial, se puede encontrar la máxima masa que puede tener una nube sin colapsarse. El teorema virial da una condición global que debe satisfacer un sistema en equilibrio:

$$\frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} = \int_V 3P dV + \int_V \frac{B^2}{8\pi} - \int_S \left( P + \frac{B^2}{8\pi} \right) \mathbf{r} \cdot d\mathbf{S} + \frac{1}{4\pi} \int_S (\mathbf{r} \cdot \mathbf{B})(\mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}) - \int_V \rho \mathbf{r} \cdot \nabla \phi dV. \quad (1.7)$$

En esta ecuación  $I$  es el momento de inercia,  $\int_V 3P dV$  es la energía interna de la nube,  $\int_V \frac{B^2}{8\pi}$  es la energía magnética,  $\int_S \left( P + \frac{B^2}{8\pi} \right) \mathbf{r} \cdot d\mathbf{S}$  son la presión en la superficie y la presión magnética,  $\frac{1}{4\pi} \int_S (\mathbf{r} \cdot \mathbf{B})(\mathbf{B} \cdot d\mathbf{S})$  es la tensión magnética y  $\int_V \rho \mathbf{r} \cdot \nabla \phi dV$  es la energía gravitatoria y  $\phi = -\frac{GM}{r}$ . En equilibrio  $\frac{1}{2} \frac{d^2 I}{dt^2} = 0$

Considerando los términos magnéticos, la energía magnética neta es:

$$\mathcal{M} = \int_V \frac{B^2}{8\pi} - \int_S \frac{B^2}{8\pi} \mathbf{r} \cdot d\mathbf{S} + \frac{1}{4\pi} \int_S (\mathbf{r} \cdot \mathbf{B})(\mathbf{B} \cdot d\mathbf{S}), \quad (1.8)$$

donde el volumen de integración,  $V$  contenido por la superficie  $S$  puede elegirse lo suficientemente grande para que el campo magnético haya caído a un valor asintótico,  $B_0$  en la nube ambiente (McKee et al. 1993; McKee and Zweibel 1992). Considérese un modelo simplificado, con una nube esférica de radio  $R$  y densidad uniforme, con un campo magnético constante dentro de la nube. Dado que el volumen del radio de integración puede considerarse mucho mayor que el radio de la nube, los términos magnéticos superficiales pueden despreciarse y queda:

$$\mathcal{M} \approx \frac{B^2 R^3}{6}.$$

El flujo magnético que atraviesa la nube puede escribirse como  $\phi = \pi B R^2$  y podemos escribir:

$$\mathcal{M} \approx \frac{\phi^2}{6\pi^2 R}.$$

El término gravitacional de la ecuación virial para una nube uniforme de masa  $M$  puede escribirse como:

$$\mathcal{W} = \int_V \rho \mathbf{r} \cdot \nabla \phi dV = -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R},$$

podemos comparar estos términos de manera que:

$$\mathcal{M} + \mathcal{W} = \frac{\phi^2}{6\pi^2 R} - \frac{3 GM^2}{5 R} = \frac{3 G}{5 R} (M_\phi^2 - M^2),$$

y se define la masa crítica magnética como:

$$M_\phi \equiv \sqrt{\frac{5}{2}} \left( \frac{\phi}{3\pi G^{1/2}} \right). \quad (1.9)$$

Esto implica que las nubes donde  $M > M_\phi$  se dará la condición  $\mathcal{M} + \mathcal{W} < 0$ , con lo que la fuerza magnética no será capaz de detener el colapso gravitatorio. Las nubes que satisfacen esta condición se denominan como magnéticamente supercríticas. Por lo contrario, si  $M < M_\phi$  entonces  $M + \mathcal{W} > 0$  y la nube se denomina magnéticamente subcrítica.

Para una nube subcrítica, y dado que  $\mathcal{M} + \mathcal{W} \propto 1/R$ , este término se incrementa a medida que la nube colapsa. De manera que una nube magnéticamente supercrítica no puede colapsar y se mantiene estable a un radio finito. La única manera de que el colapso continúe es cambiando la masa crítica magnética, lo que implica cambiar el flujo magnético que atraviesa la nube. Esto es posible mediante la difusión ambipolar.

La difusión ambipolar se refiere a la difusión de  $\mathbf{B}$  respecto a las partículas neutras. En este proceso las partículas cargadas experimentan directamente la fuerza de Lorentz y las partículas neutras la sienten indirectamente a través de colisiones, debido a su deriva respecto a los iones. Sin estas colisiones el gas neutro (prácticamente toda la nube) no sería afectado por el campo magnético. Por lo tanto, en una nube ligeramente ionizada el proceso de difusión ambipolar está ligado al soporte mecánico de la nube por el campo magnético. No se tiene un colapso dinámico de toda la nube, sino una condensación cuasiestática de pequeños núcleos de gas que finalmente se colapsarán para formar estrellas.

Durante las últimas etapas de la evolución cuasiestática de los núcleos densos por difusión ambipolar, el soporte térmico se hace cada vez más importante respecto al soporte turbulento y magnético en contra de la autogravedad. La distribución de densidad del núcleo denso se aproxima a la de una esfera isotérmica singular en equilibrio inestable y que constituye la condición inicial de colapso dinámico (Rodríguez 1996).

Tras una fase de transición de muy corta duración una protoestrella estable se forma en el centro de un núcleo denso que colapsa. El material de la nube que acreta sobre la estrella lo hace en forma de un frente de choque que radia fuertemente. Los fotones generados por el choque calientan el gas que cae, destruyendo los granos de polvo hasta un radio del orden de 0.1 UA. La luminosidad de acreción se difunde a través de la envoltura gaseosa para emerger como radiación de continuo en el infrarrojo lejano.

La gran pérdida de energía del choque lleva a la formación de protoestrellas con radios modestos, no mucho mayores a los correspondientes valores que tendrá la estrella una vez formada. A medida que el objeto crece en tamaño y masa, eventualmente encenderá el deuterio y producirá convección. La energía de la fusión de deuterio restringe fuertemente el radio de la estrella como función de la masa. La convección cesa en una protoestrella de masa intermedia, mientras que la quema de deuterio continúa dentro de un cascarón interior. Si la acreción continúa, la protoestrella se contraerá y calentará hasta que se encienda fusión estable de hidrógeno ordinario.

En el caso de que la nube esté rotando a velocidad angular constante,  $\Omega$ , el material de la nube con gran momento angular no cae directamente sobre la estrella. Esto da lugar a estructuras de disco alrededor de la naciente estrella. Estas estructuras son geoméricamente delgadas y se expanden rápidamente con el tiempo. Estelas de gas de la parte exterior del disco colisionarán y formarán un anillo turbulento que agrega materia hacia la estrella central. Eventualmente el disco se vuelve gravitacionalmente inestable. Ondas espirales crean entonces torques que facilitan la transferencia de masa y continúan la acreción protoestelar (Stahler and Palla 2005).

## 1.2. Jets y flujos bipolares.

En lo referente a la formación estelar, el concepto de flujo bipolar hace referencia a dos flujos continuos de gas a altas velocidades que emergen de los polos de una protoestrella joven y constituyen una de las primeras manifestaciones de la formación de la misma. Estos flujos son impulsados por un chorro o “jet” denso y colimado. Los chorros son generados por vientos producidos por estrellas aún rodeadas por el remanente de la nube de la cuál se formaron. Estos chorros son mas angostos que los flujos moleculares y son difíciles de observar directamente. Generalmente detectados por la radiación que se produce debido al fuerte choque de estos con el medio interestelar y con sí mismos, siendo así observables en el radio continuo y en ciertas líneas espectrales (CO, SiO, H<sub>2</sub>O, etc). El 80% de los flujos moleculares conocidos presentan una morfología bipolar. Es decir, la emisión proveniente de las regiones de emisión corridas al rojo y al azul con respecto a la velocidad ambiente ocupan espacios físicos diferentes, con la estrella recién formada que presumiblemente genera el chorro supersónico situada en medio de esta distribución espacial. Los flujos bipolares limitan la masa del sistema protoestrella-disco de acreción en formación y parecen ser indispensables para deshacerse del exceso de momento angular en el disco (véase las reseñas por Ray (2007), Arce et al. (2007), Bally et al. (2007)).

Aún está pendiente una explicación satisfactoria del mecanismo que impulsa, acelera y colima a el jet. Recientemente se favorecen los modelos de vientos magneto-hidrodinámicos. El modelo de “viento de disco” (disk wind; Konigl and Pudritz 2000) propone una colimación gradual de un viento impulsado centrífugamente desde un disco de acreción magnetizado con rápida rotación. La energía del viento proviene de la energía gravitacional liberada por el disco. Esto se lograría mediante la rotación del gas y un campo magnético acoplado al disco. Las líneas del campo actuarían como cables rígidos que serían “torcidos” a medida que el disco rota y el material expulsado se comportaría como cuentas enrolladas en dichos cables. Una característica de este modelo es que el material expulsado es una pequeña fracción del material que acreta, pero se lleva consigo una gran fracción del momento angular. El principal problema es que se requiere mantener las líneas de campo fuertemente torcidas a pesar de que éstas tienen una tendencia natural a enderezarse. La alternativa a este modelo es el modelo denominado “viento-X” (X-wind; Shang et al. 2007; Shu et al. 1994). Este modelo no es tan distinto del modelo de disk wind, puesto que el material también es impulsado magnetocentrífugamente mediante líneas de campo provenientes del disco circunestelar rotante. La diferencia principal radica en la región en la que las líneas del campo magnético están ancladas: en la región que conecta la magnetósfera con la región interior de un disco truncado (el punto X, a distancias del orden de  $\sim 0.1 R_{\odot}$ ; véase Figura 1.1) para modelos de viento X o sobre una región más amplia sobre el radio del disco (entre 10 y 100 UA) para el modelo de “disk wind” (véase Figura 1.2).

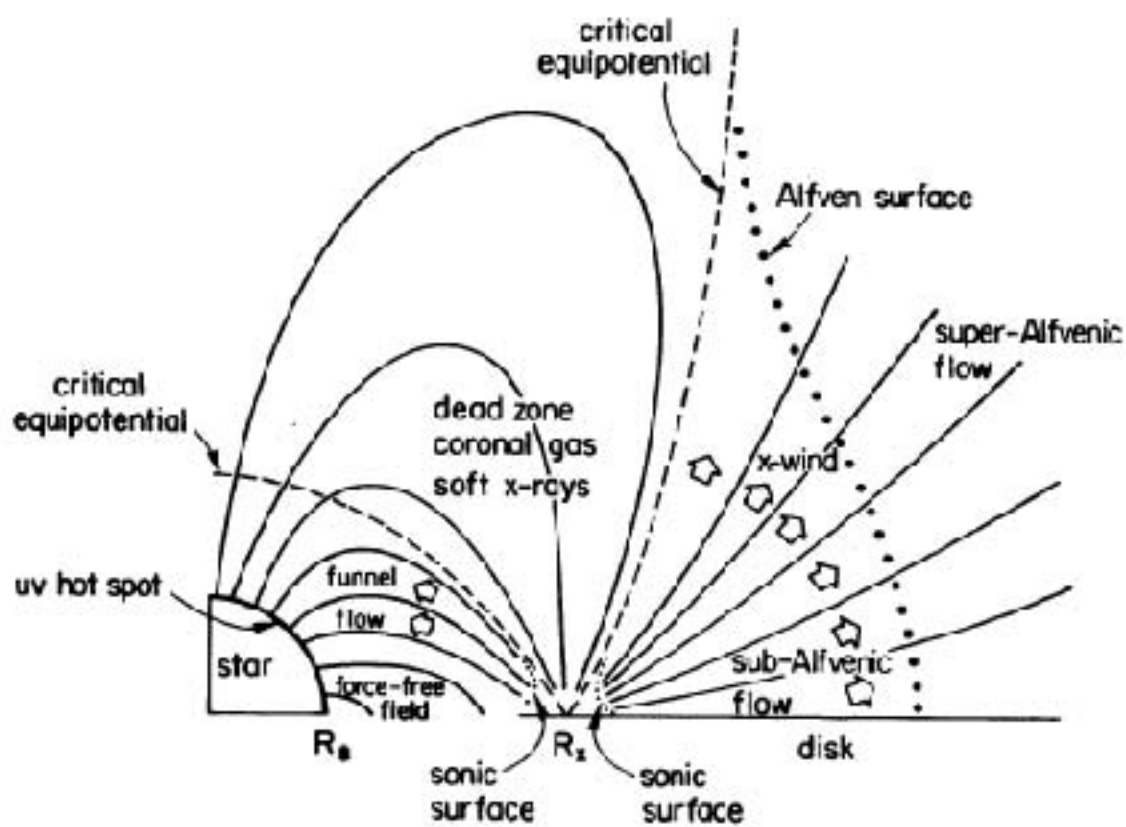


Figura 1.1 Modelo de viento-X para una estrella T-Tauri clásica (crédito: Shu et al. 1994).

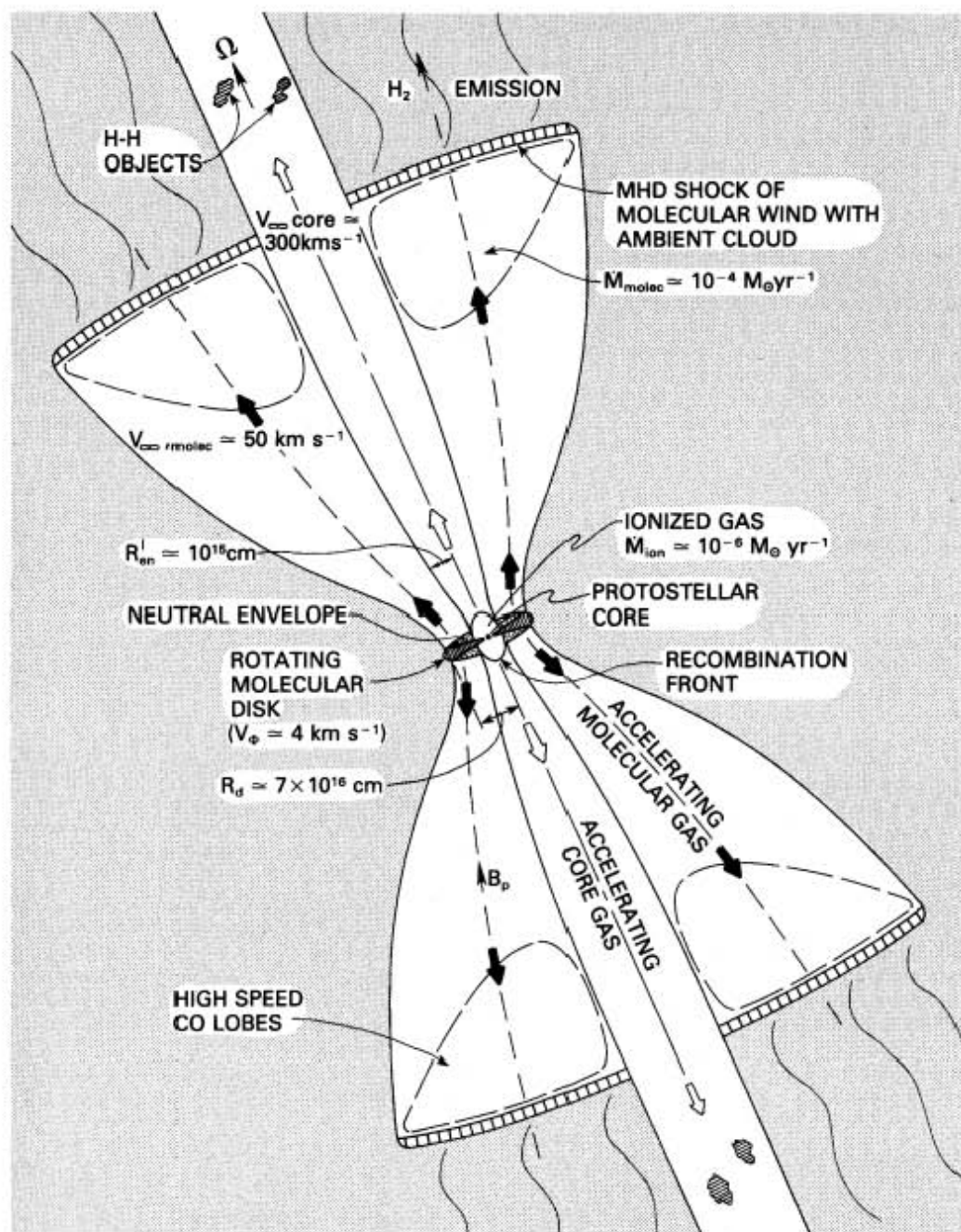


Figura 1.2 Modelo de flujos y disco para una protoestrella (crédito: Pudritz and Norman 1986).





## Capítulo 2

# Justificación y Objetivos.

### 2.1. Distancias a objetos estelares.

Para modelar la evolución de estrellas en pre-secuencia principal y con ello mejorar nuestro entendimiento de la formación estelar, se requiere una medición precisa de las propiedades físicas de dichos objetos, tales como edad, masa, luminosidad, etc. La determinación de estos parámetros son dependientes de la distancia al objeto. Desafortunadamente la distancia es un parámetro que frecuentemente no está bien determinado y cuyos errores varían entre el 20 % y el 100 %.

No existe un método único para medir la distancia a las estrellas. El método a utilizar depende de la distancia que nos separe del objeto y suele ser necesario verificar los resultados de un método comparándolo con los resultados de otro. Entre los diversos métodos existentes podemos mencionar el paralaje espectroscópico. Este método requiere medir la magnitud aparente,  $m$ , (corrigiendo los efectos de extinción) de una estrella (o de una muestra de estrellas) y que se observe el espectro de la misma. Ya que el tipo espectral de la estrella ha sido determinado es posible estimar la luminosidad de la misma. En base esta luminosidad puede estimarse la magnitud absoluta,  $M$ , de la estrella. Una vez que se ha obtenido la magnitud absoluta y con la magnitud aparente medida, la distancia a la estrella puede calcularse con el modulo de distancia  $\mu = m - M$  el cuál se relaciona a la distancia  $d$  en parsecs (véase abajo) mediante

$$\mu = 5 \log_{10}(d) - 5.$$

Sin embargo, el método más directo y confiable para medir distancias a objetos fuera del sistema solar es el paralaje trigonométrico que se describe a continuación.

### 2.2. Paralaje trigonométrico.

Este es un método de determinación de distancias puramente geométrico. Observadas desde la Tierra, las estrellas presentarán un movimiento en la bóveda celeste reflejo del movimiento orbital de la Tierra alrededor del Sol. En el transcurso de un año, una estrella cercana describirá una elipse respecto a los objetos más distantes. Se define la paralaje,  $\pi$ , como el ángulo que subtiende el semieje mayor de dicha elipse:

$$d = \frac{r}{\pi},$$

donde  $d$  es la distancia al objeto de estudio y  $r$  es la distancia media de la Tierra al Sol, equivalente a 1 unidad astronómica (UA). Se define un parsec (acrónimo del inglés *parallax of one arc second*) como la distancia a la que una unidad astronómica subtiende un ángulo de un segundo de arco,

1". Equivale a aproximadamente 3.2 años luz ó  $3.086 \times 10^{13}$  km en distancia. Haciendo uso de esta definición se puede escribir:

$$\frac{\pi}{''} = \frac{\left(\frac{r}{\text{UA}}\right)}{\left(\frac{d}{\text{pc}}\right)}$$

Se puede notar que el ángulo de paralaje es inversamente proporcional a la distancia, mientras más lejano el objeto, menor el ángulo que se debe medir. Esto constituye la principal limitante de este método.

Recientemente, mediante el empleo de sistemas interferométricos de líneas de base muy largas (VLBI por sus siglas en inglés) ha sido posible determinar las posiciones de objetos celestes con incertidumbres menores que 0.1 milisegundo de arco. A este nivel, es posible determinar la paralaje trigonométrica de fuentes hasta unos cientos de parsecs del Sol, con precisiones del orden de 1% usando observaciones multiépoca con VLBI.

### 2.2.1. The Gould's Belt Distances Survey

Dadas las ventajas proporcionadas por observaciones VLBI, a mediados del 2004 se inicia el proyecto denominado "*The Gould's Belt Distances Survey*"<sup>1</sup> bajo la dirección del Dr. Laurent Loinard (Loinard et al. 2011). Es un gran proyecto enfocado a medir la distancia a varios cientos de estrellas jóvenes en las regiones de formación estelar más prominentes dentro de 500 pc de distancia del Sol, principalmente Ophiuchus, Taurus, Perseus, Serpens y Orión.

Dentro de este proyecto han estado involucrados otros estudiantes del Instituto de Radioastronomía y Astrofísica<sup>2</sup>, tales como Rosa M. Torres y Sergio Dzib, y a la fecha de la redacción de esta Tesis también cuenta con la participación de la estudiante Gisela Noemí Ortiz León. Parte del trabajo que se expone en esta Tesis consiste en reducir y analizar datos obtenidos en tres distintas épocas mediante el Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) de la región de formación estelar Perseo. Uno de los objetivos consiste en discutir las propiedades de la población de fuentes de radio en dicha región y, entre otras cosas, identificar candidatos adecuados a ser blanco de observaciones VLBI. Como se mencionó anteriormente, las fuentes candidatas a ser blanco de observación VLBI deben ser compactas y con emisión no-térmica. Este tipo de emisión puede originarse por radiación girosincrotrón de electrones medianamente relativistas que se encuentran en las magnetósferas de los objetos estelares jóvenes. La emisión girosincrotrón se caracteriza por una alta temperatura de brillo, usualmente un alto índice de variabilidad, y muy a menudo un índice espectral negativo y cierto grado de polarización circular (Hughes 1991; Hughes et al. 1995; Garay et al. 1996).

#### 2.2.1.1. Objetos candidatos a observación VLBI

Diferentes mecanismos son necesarios para explicar la emisión en radio de las estrellas jóvenes. Dichos procesos pueden ser térmicos (bremsstrahlung para regiones H II o choques/jets, vientos, flujos de acreción, etc) o no-térmicos (radiación girosincrotrón). Las protoestrellas embebidas Clase I suelen impulsar vientos térmicos colimados o jets, de manera que suelen ser detectados como fuentes térmicas bremsstrahlung. Para estrellas mas masivas, la emisión de radio también puede originarse de regiones HII ópticamente gruesas o delgadas (Hughes 1988; Gómez et al. 2000). Estrellas mas evolucionadas (fuentes Clase III) a menudo exhiben emisión no-térmica, aunque este tipo de emisión también ha sido detectada en algunas fuentes de Clase I y Clase II (Forbrich et al. 2007; Dzib et al. 2010; Deller et al. 2013).

Una limitación a considerar en observaciones VLBI es que solo puede ser utilizada para estudiar objetos de muy alta intensidad. De manera que los procesos de emisión deben ser de origen no-térmico. Para poder ser detectados en una línea de base de longitud  $D$ , las fuentes deben ser mas

<sup>1</sup>En la serie de artículos publicados con los resultados de este survey se refiere a este proyecto con el nombre de "Gould's Belt Very Large Array Survey".

<sup>2</sup>En ese entonces Centro de Radioastronomía y Astrofísica.

pequeñas que el espaciado entre las franjas. La mínima temperatura de brillo detectable esta dada por la ecuación

$$(T_B)_{min} \simeq \frac{2}{\pi k} D^2 S_{min} ,$$

donde  $k$  es la constante de Boltzmann y  $S_{min}$  el flujo mínimo detectable (Thompson et al. 2001). Si  $D = 10^3$  km y  $S_{min} = 2$  mJy, entonces, para poder ser detectado en una observación VLBI un objeto debe exhibir una temperatura de brillo  $T_B \simeq 10^6$  K.

### 2.3. Rotación de jets y flujos moleculares

Como se mencionó anteriormente, los jets de objetos protoestelares tienen la función de remover momento angular de los cores de nubes pre-/protoestelares para que estas puedan contraer y formar nuevos objetos estelares. Se piensa que los vientos de estrellas T Tauri y los jets protoestelares son impulsados de manera magnetocentrífuga a partir de discos de acreción keplerianos cerca a las estrellas centrales. En estos modelos los campos magnéticos estarían anclados al sistema disco de acreción-estrella responsable de acelerar el material del jet. El material eyectado del disco poseería entonces momento angular y, si no puede escapar inmediatamente del jet, mostrará en consecuencia una componente de velocidad toroidal, es decir, rotación alrededor del eje del jet.

Un segundo objetivo del trabajo de tesis doctoral consiste en utilizar observaciones de líneas espectrales en los rangos del milimétrico y submilimétrico para estudiar con mucho detalle los flujos bipolares de protoestrellas en la región de Perseo. Los flujos bipolares deben de preferencia estar orientados sobre el plano del cielo, de manera que se puedan medir de manera más sencilla los componentes de velocidad del jet perpendiculares al eje del mismo. Se espera encontrar un gradiente de velocidad alrededor del eje del flujo que pueda ser interpretado como indicador de rotación. Se cuenta ya con datos obtenidos con el SMA y de obtener buenos resultados con estos datos, se solicitarán observaciones con ALMA.

### 2.4. La región de estudio.

La región de Perseo es parte de una estructura con forma de anillo de nubes moleculares conocido como Cinturón de Gould. Se localiza a  $\sim 31^\circ$  en declinación y se extiende en ascensión recta desde 3.5 a 3.8 hr. La importancia de esta región radica en que contiene varias regiones de formación estelar reciente, situada dentro de unos 300 pc del Sol y activamente esta formando un gran número de estrellas de masas baja a intermedia (Bally et al. 2008). El trabajo de esta tesis se concentra en las nubes NGC 1333 e IC 348.

#### 2.4.1. NGC 1333

La nube NGC 1333 es una de las regiones de formación estelar más activas de la nube molecular de Perseo (véase Walawender et al. 2008 para una reseña reciente). NGC 1333 es uno de los cúmulos de estrellas más estudiados de masas baja a intermedia, así mismo es uno de los sitios más activos de formación estelar dentro de 500 pc del Sol. La masa molecular contenida en la región de NGC 1333 se estima en  $450 M_\odot$  (Warin et al. 1996). Este clúster contiene alrededor de 150 estrellas jóvenes con una edad media de  $10^6$  años y una masa total en estrellas de alrededor de  $100 M_\odot$  (Bally et al. 2008). La distancia a NGC 1333 se estima en  $\sim 235$  pc (Hirota et al. 2008), mediante observaciones hacia máseres de agua asociados con la proto-estrella SVS 13 en NGC 1333.

#### 2.4.2. IC 348

La región de IC 348 ha sido muy bien estudiada en una variedad de longitudes de onda (véase Herbst 2008 para una reseña reciente). Contiene al menos unos 360 miembros estelares con una edad media

entre 2 y 3 Myr, aunque este número podría ser de hasta 400 miembros estelares (Muench et al. 2007) y una masa total de estrellas de alrededor de  $80 M_{\odot}$  cubriendo un rango de masas entre 0.02 a  $5 M_{\odot}$  (Lada et al. 2006).

Contenido en IC 348 se encuentra la fuente IC 348-MMS/SMM2 la cuál es una condensación densa y fría que impulsa un gran flujo colimado de CO con alineación proyectada casi norte-sur (Tafalla et al. 2006, Hatchell and Dunham 2009). La contraparte óptica e infraroja de este flujo molecular es el sistema Herbig-Haro HH 797 (McCaughrean et al. 1994, Eislöffel et al. 2003, Walawender et al. 2005, 2006). Las bajas velocidades radiales detectadas en el flujo (corridas al azul hacia el norte y al rojo hacia el sur) y su larga extensión ( $\sim 0.5$  pc) sugieren que el flujo está orientado cerca del plano del cielo, lo que, como se menciona arriba, hace de esta fuente un muy buen candidato para intentar detectar evidencia de rotación y por lo tanto constituye el blanco de nuestras observaciones de línea.

## Capítulo 3

# Observaciones JVLA.

Se obtuvieron observaciones con el Karl G. Jansky Very Large Array (JVLA) en las configuraciones B y BnA. Se observaron simultáneamente dos sub-bandas de frecuencia, cada una de 1 GHz de ancho, y centradas en 4.5 y 7.5 GHz respectivamente. Las observaciones fueron obtenidas durante el 2011 en tres sesiones, el 6 y 13 de marzo, 14 y 25 de abril, y el 1, 2, 10, 19 y 22 de mayo, con separaciones típicas de alrededor de un mes. Esta estrategia de observación de frecuencia dual y multi-época se eligió para permitir la caracterización del índice espectral y la variabilidad de las fuentes detectadas, y para permitir una mejor identificación de los mecanismos de emisión.

Las observaciones cubren principalmente las regiones de formación estelar NGC 1333 e IC 348. Se mapeó NGC 1333 usando un mosaico de 13 apuntados JVLA e IC 348 con un mosaico de 27 apuntados JVLA. Se realizaron otros 7 apuntados sencillos para cubrir regiones asociadas con otras nubes de polvo. La distribución de los apuntados en NGC 1333 e IC 348 sigue un patrón algo irregular el cuál fue elegido para optimizar un compromiso entre una sensibilidad uniforme y la inclusión del mayor número posible de estrellas jóvenes conocidas (véase la Figura 3.1). La anchura a media altura (FWHM, del inglés Full Width at Half Maximum) del haz primario (i.e., el campo de visión) del JVLA tiene un diámetro de  $10'$  a 4.5 GHz y de  $6'$  a 7.5 GHz. En consecuencia, y tomando en cuenta los traslapes de los apuntados individuales, el mosaico de NGC 1333 cubre un área de  $\sim 432 \text{ arcmin}^2$  a 4.5 GHz y  $\sim 235 \text{ arcmin}^2$  a 7.5 GHz. El área cubierta por el mosaico de IC 348 es de  $\sim 800 \text{ arcmin}^2$  a 4.5 GHz y de  $\sim 475 \text{ arcmin}^2$  a 7.5 GHz. Todas las sesiones de observación fueron organizadas en el esquema que se describe a continuación: el calibrador estándar de flujo 3C 147 se observa al inicio por  $\sim 10$  minutos. A continuación se observa por espacio de un minuto el calibrador de fase J0336+3218 seguido de una serie de tres apuntados sobre los objetivos observando 3 minutos cada uno. Esta secuencia de calibrador de fase/objetivo se repite hasta que se completan todos los blancos de la observación. Así, cada campo objetivo fue observado 3 minutos para cada época. Todas las series de datos fueron editados, calibrados y se generaron imágenes de la manera estándar usando el paquete de software Common Astronomy Software Applications.

Los niveles de ruido en NGC 1333 e IC 348 son uniformes a lo largo de los mosaicos y del orden de 20 a  $30 \mu\text{Jy}$  a ambas frecuencias para las épocas individuales (véase la Tabla 3.1). Para los siete campos individuales, en promedio, se obtuvieron niveles de ruido de 35 a  $50 \mu\text{Jy}$  a ambas frecuencias en las épocas individuales (Tabla 3.1). Los mejores niveles de ruido en los mosaicos resulta de la sobreposición entre los campos individuales. Para generar imágenes con sensibilidad mejorada, las tres épocas fueron combinadas dando como resultado niveles de ruido de 15 a  $18 \mu\text{Jy}$  uniformes a lo largo de los mosaicos, y cerca de  $28 \mu\text{Jy}$  para los campos individuales (véase nuevamente la Tabla 3.1). El beam sintetizado es del orden de  $1''$  y se da explícitamente para cada época, región y frecuencia en la Tabla 3.1.

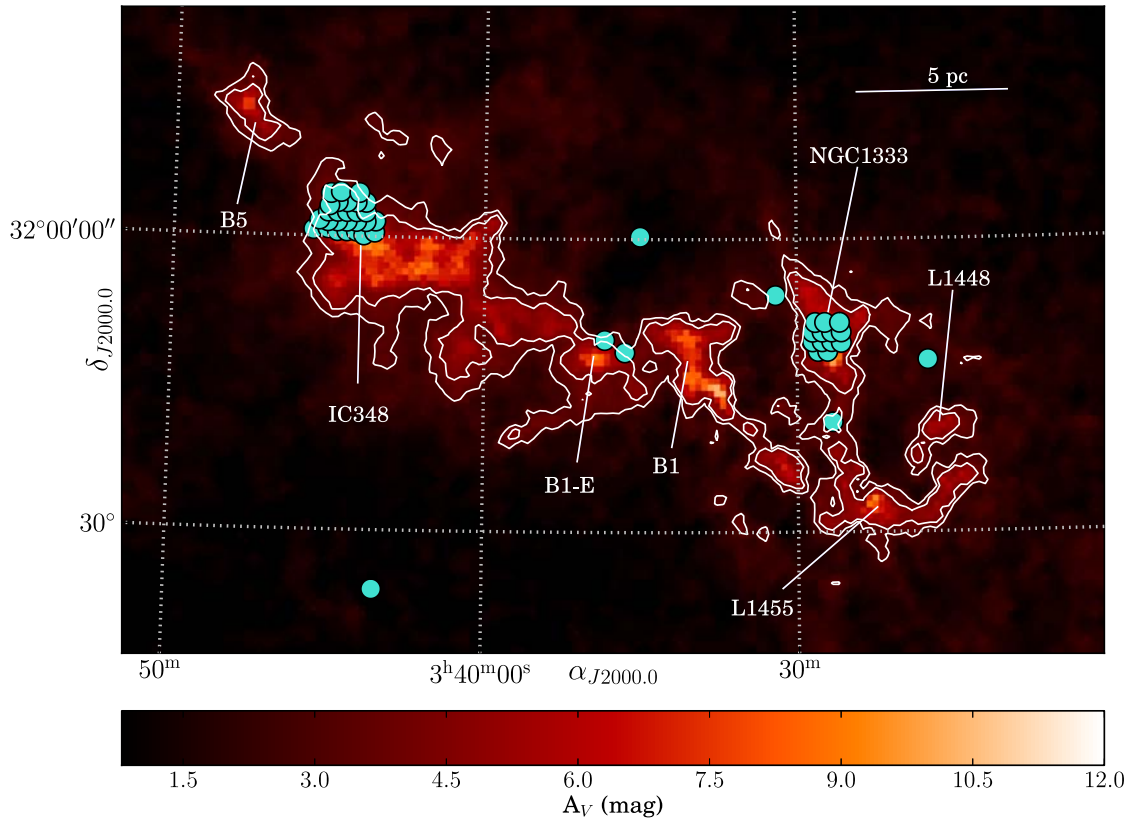


Figura 3.1 Mapa de extinción del complejo molecular Perseo obtenida como parte del proyecto COMPLETE (Ridge et al. 2006) basado en datos 2MASS (Skrutskie et al. 2006). Se indica una distancia lineal (suponiendo una distancia de 235 pc a toda la región — Hirota et al. 2008). Los círculos turquesa indican las áreas mapeadas con el JVL A en el estudio presentado aquí. El diámetro de cada círculo es de  $6'$  y corresponde al haz primario del JVL A a 7.5 GHz. Téngase en cuenta que el campo de visión y por lo tanto el área total mapeada, es significativamente mayor para 4.5 GHz.

Table 3.1. Observaciones JVLA.

Región	Epoca <sup>a</sup>	Haz sintetizado ( $\theta_{maj} \times \theta_{min}$ ; P.A.)		ruido rms <sup>b</sup> ( $\mu\text{Jy beam}^{-1}$ )	
		4.5 GHz	7.5 GHz	4.5 GHz	7.5GHz
NGC 1333	1	1''.29×1''.00, 97.7°	0''.80×0''.61, 99.4°	26	23
	2	2''.43×0''.94, 75.7°	1''.52×0''.58, 74.6°	35	30
	3	2''.26×0''.81, 63.5°	1''.32×0''.64, 65.9°	38	31
	C	1''.40×0''.90, 65.0°	0''.90×0''.50, 66.0°	16	18
IC 348	1	1''.10×1''.01, -24.5°	0''.68×0''.61, -23.0°	18	18
	2	1''.59×1''.02, 85.6°	1''.00×0''.64, 62.6°	21	25
	3	1''.41×0''.37, 62.7°	0''.92×0''.23, 62.6°	33	27
	C	1''.17×0''.63, 65.6°	0''.79×0''.34, 62.6°	16	15
Singles <sup>c</sup>	1	1''.37×1''.06, 98.7°	0''.84×0''.64, 98.9°	35	37
	2	1''.64×0''.35, 90.9°	0''.99×0''.22, 100.17°	47	50
	3	1''.11×0''.63, 65.6°	0''.79×0''.34, -37.0°	51	48
	C	1.3''×0''.54, 99.0°	0''.82×0''.32, -79.5°	29	28

<sup>a</sup>C indica parámetros medidos en las imágenes concatenadas.

<sup>b</sup>Medidos en el centro de las imágenes con Stokes  $I$ .

<sup>c</sup>Valores promediados en los siete campos sencillos.





## Capítulo 4

# Resultados JVLA y Discusión.

### 4.1. Resultados

Para la identificación de fuentes en las observaciones JVLA se utilizó la concatenación de las tres épocas, lo cuál proporciona la mayor sensibilidad. La búsqueda de fuentes se realizó primero mediante un sistema de búsqueda automática. Dicha búsqueda automática fue realizada con la función `find sources` en `casaviewer`. Sin embargo, la identificación automática reportó detecciones falsas y falló en detectar fuentes verdaderas (estos problemas fueron más notorios cerca de los bordes exteriores de las imágenes). Por este motivo se realizó una inspección visual de los mosaicos para verificar o descartar las fuentes detectadas automáticamente e identificar aquellas fuentes que no fueran detectadas de manera automática. Los criterios para considerar una detección como firme son: (1) fuentes con una contraparte reportada y un flujo mayor a tres veces el ruido,  $\sigma$ , del área, y (2) fuentes con un flujo mayor a cinco veces el ruido,  $\sigma$  del área y sin contraparte reportada. Este procedimiento fue adoptado para minimizar la posibilidad de reportar una fluctuación de ruido intensa como una fuente real. Dado que el ruido en los mapas de radio sigue una distribución gaussiana, es posible estimar el número esperado de picos de detecciones falsas debidas a picos de intensidad en el ruido medio. La probabilidad de que un valor de que una variable aleatoria normal estándar  $X$  exceda un cierto valor  $x$  esta dada por el complemento de la función de distribución normal acumulativa  $Q(x) = 1 - \phi(x)$ . La función de distribución acumulativa,  $\phi$ , está dada por:

$$\phi(x) = \frac{1}{2} \left[ 1 + \operatorname{erf} \left( \frac{x}{\sqrt{2}} \right) \right] , \quad (4.1)$$

donde erf es la función de error dada por

$$\operatorname{erf} = \frac{1}{\sqrt{\pi}} \int_{-x}^x \exp^{-t^2} dt .$$

Con esto, la probabilidad de que un pixel independiente (el número de pixeles independientes está dado por la razón del área observada al área del haz sintetizado) exceda el valor de  $5\sigma$  es  $Q(5) \sim 3 \times 10^{-7}$ . Dado el número de pixeles independientes en nuestros mapas, se esperan alrededor de 0.3 detecciones en el mosaico de NGC 1333, alrededor de 1 detección falsa en el mosaico de IC 348 y alrededor de 3 detecciones falsas en los siete campos individuales. Por lo tanto, se esperan alrededor de dos falsas detecciones en todo el juego de datos. Este número es muy pequeño comparado con el número de fuentes detectadas (ver abajo), y tendrá un efecto estadístico negligible en nuestra interpretación de los datos.

Siguiendo el procedimiento descrito anteriormente se detectaron un total de 206 fuentes de radio, 74 fuentes correspondientes a NGC 1333, 91 correspondientes a IC 348 y 41 correspondientes a los 7 campos individuales. Las fuentes detectadas se enlistan en las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3. Únicamente 125

de las 206 fuentes fueron detectadas a ambas frecuencias, las 81 fuentes restantes fueron detectadas únicamente en las imágenes a 4.5 GHz. Para hacer constar que estas fuentes fueron detectadas como parte del Gould's Belt Very Large Array Survey, la nomenclatura que se le da a una fuente detectada con coordenadas hhmmss.ss-ddmmss.s es GBS-VLA Jhhmmss.ss-ddmmss.s.

Los flujos de cada fuente a 4.5 y 7.5 GHz se reportan en las columnas 3 y 5 de las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3. Se reportan 3 fuentes de incertidumbre para los flujos: (1) el error resultante del ruido estadístico en las imágenes, (2) una incertidumbre sistemática de 5% que resulta de posibles errores en la calibración del flujo absoluto, y (3) la incertidumbre en la variabilidad causada por el error absoluto del pointing del haz primario de las antenas del JVL A, que se describe a detalle en Dzib et al. (2014). Se obtuvo un estimado del índice espectral en radio (columna 7 de las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3) a partir de los flujos medidos en cada sub-banda (a 4.5 y 7.5 GHz). Para calcular los errores del índice espectral, las tres fuentes de error de los flujos a cada frecuencia fueron sumados en cuadratura y el error final fue obtenido utilizando la teoría estándar de propagación de errores. Este método para estimar el error es bastante conservador dado que ambas frecuencias fueron grabadas simultáneamente lo que hace que la razón entre las dos bandas sea independiente del error en el flujo absoluto, pero se mantiene para evitar cualquier subestimación de los errores.

Una vez que las fuentes fueron identificadas en las imágenes concatenadas, estas fueron buscadas de manera visual en las imágenes de las épocas individuales. Se estima el nivel de variabilidad de las fuentes comparando los flujos medidos en las tres épocas. De manera específica se calculó, para cada fuente y a cada frecuencia, la diferencia entre el máximo y mínimo flujo y se normalizó al flujo máximo. No se calculó la variabilidad en fuentes con emisión extendida puesto que la sensibilidad y la cobertura ( $u,v$ ) pueden producir efectos espurios. Los valores resultantes, expresados en porcentaje, están dados en las columnas 4 y 6 de las Tablas 4.1, 4.2 y 4.3. Se considera que una fuente es altamente variable si su variabilidad a cualquiera de las dos frecuencias (4.5 y 7.5 GHz) es  $\geq 50\%$  con una certeza igual o mayor a 3 veces el error de la misma.

Ya que se tienen las posiciones de las fuentes detectadas en la región mapeada<sup>1</sup>, el siguiente paso es determinar si se encuentran asociadas a una fuente previamente catalogada y, si este es el caso, determinar la naturaleza del objeto. Se buscaron en la literatura detecciones de radio previas, y contrapartes en rayos-X, óptico e infrarojo cercano y medio. Esta búsqueda se llevó a cabo en la base de datos astronómicos SIMBAD, accedendo a los mayores catálogos. Se considera que una fuente de radio detectada en este estudio se encuentra asociada con una contraparte a otra longitud de onda si la separación entre ambas está por debajo de las incertidumbres combinadas de ambos datos. Esto es alrededor de  $1''.5$  para los catálogos óptico e infrarojo, aunque puede ser significativamente mayor para algunos catálogos de radio. Por ejemplo, el NRAO/VLA Sky Survey (Condon et al. 1998) tiene una resolución relativamente más baja ( $\theta = 45''$  FWHM) de manera que la separación entre una detección en nuestras observaciones y una fuente NVSS puede ser de hasta  $15''$ . Además de eso, dicha resolución implica que una detección en NVSS puede corresponder a la emisión mezclada de dos o más de nuestras detecciones. En base a esta búsqueda se encontraron un total de 112 fuentes con contrapartes previamente catalogadas a cualquier frecuencia (véase las Tablas 4.4, 4.5, 4.6). Entre dichas contrapartes se tienen 42 objetos estelares jóvenes, 20 estrellas y 8 fuentes extragalácticas. Adicionalmente se encuentran 42 objetos con un contraparte reportada a alguna longitud de onda, aunque no existe suficiente información para determinar la naturaleza de los mismos. Estos son 25 fuentes de radio, 12 fuentes infrarojas, 2 fuentes sub-milimétricas y 7 fuentes de rayos X<sup>2</sup> (véanse las Tablas 4.4, 4.5 y 4.6). Las 94 fuentes restantes son (a conocimiento del autor) nuevas detecciones no reportadas previamente en la literatura.

Se buscó polarización circular para las fuentes detectadas aunque limitándose al cuarto interior (en área) del haz primario del JVL A. Por fuera de esta área los efectos de beam squint pueden producir polarización artificial de manera que las mediciones de polarización no serían confiables. Solo cuatro fuentes tuvieron un nivel significativo de polarización y se encuentran reportadas en la Tabla 4.7

<sup>1</sup>La posición de las fuentes se obtiene mediante la tarea `imfit` de `CASA`, la cuál realiza uno o mas ajustes gaussianos bi-dimensionales a la fuente. En el caso en que la fuente presente una morfología con emisión extendida el ajuste `imfit` se realiza únicamente sobre la parte mas condensada y "central" de la misma.

<sup>2</sup>De estas fuentes, una está catalogada tanto como fuente de radio y como fuente de rayos X; tres de ellas están catalogadas tanto como fuentes de radio y fuentes infrarojas.

## 4.2. Discusión.

### 4.2.1. Objetos estelares jóvenes y sus propiedades en radio.

De todas las fuentes de radio detectadas en este estudio, 42 están asociadas con objetos previamente clasificados como objetos estelares jóvenes y se encuentran reportados en la Tabla 4.8. De este total, alrededor de 27 objetos exhiben ya sea alta variabilidad, un índice espectral negativo, o polarización, características que sugieren emisión no-térmica. Además, y considerando que una fuente no-térmica con flujo  $\gtrsim 200 \mu\text{Jy}$  puede detectarse con unas pocas horas de observación VLBA, 9 de esos 27 objetos tienen un flujo suficiente para permitir mediciones de paralaje VLBI.

Las 15 fuentes restantes no muestran alta variabilidad y sus índices espectrales no sugieren emisión no-térmica de manera concluyente. El estado evolucionario es conocido para 34 de los 42 objetos estelares jóvenes detectados, mientras que 21 de ellos tienen un tipo espectral conocido. Se ha encontrado en otras regiones de formación estelar que, en promedio, las estrellas más evolucionadas suelen mostrar propiedades en radio que coinciden con un origen no-térmico, i.e., son más variables y tienen índices espectrales más negativos (i.e., menores que los de sus contrapartes más jóvenes) (Dzib et al. 2013, 2015; Kounkel et al. 2014; Ortiz-León et al. 2015). En la Figura 4.1 se muestra el índice espectral en radio como función del estado evolutivo. Puede observarse que, en promedio, los objetos estelares jóvenes tienen un índice espectral más pequeño (i.e., más negativo). Esta tendencia es más notable para objetos entre Clase 0 y Clase II. El índice espectral promedio de objetos de Clase III parece desviarse de esta tendencia, aunque dentro de los márgenes de incertidumbre nuestros resultados están en un buen acuerdo con los anteriores. Esto indica que el proceso de emisión dominante cambia de emisión libre-libre ópticamente gruesa a ya sea emisión libre-libre ópticamente delgada o girosincrotrón a medida que los objetos estelares evolucionan, lo que es consistente con la idea que los objetos más evolucionados se habrán disipado la mayoría de su material circundante con lo que se estaría detectando la emisión no térmica de la corona en lugar de la emisión térmica de su envolvente.

En la Figura 4.2 se muestra la variabilidad en función del estado evolutivo. Se observa una clara tendencia de los objetos estelares más evolucionados a ser, en promedio, significativamente más variables que los objetos más jóvenes. Esto está en acuerdo con los resultados encontrados para otras regiones de formación estelar (Ofiuco, Tauro, Serpens y Orion. Dzib et al. 2013, 2015; Kounkel et al. 2014; Ortiz-León et al. 2015) y es consistente con los resultados descritos anteriormente para el índice espectral, dado que los objetos que presentan emisión no-térmica suelen ser altamente variables. Finalmente podemos ver en la Figura 4.3 que en nuestra muestra, en promedio, la densidad de flujo no muestra una clara tendencia con el estado evolutivo. Esto parece diferir de los resultados previos (véase la Figura 4 de Dzib et al. 2015 y la figura 5 de Dzib et al. 2013) en donde el flujo en radio aparenta ser mayor para fuentes más evolucionadas.

En la Figura 4.4 se grafica la densidad de flujo como función del tipo espectral (véase la Tabla 4.8 para las referencias). Los objetos estelares jóvenes de nuestra muestra tienen tipos espectrales M, K, y G, una sola fuente tipo F, solo una fuente tipo A y no se detectaron fuentes tipo B. Se observa poca variación del flujo con el tipo espectral, aunque algunas estrellas M y K de la muestra muestran un flujo significativamente por arriba del promedio. Esto es consistente con los resultados de Dzib et al. (2015) para la región de Tauro.

### 4.2.2. Fuentes de fondo.

En las observaciones se encuentran únicamente 8 objetos clasificados explícitamente como fuentes extragalácticas. Todas ellas se localizan en la región de NGC 1333 y han sido anteriormente reportadas por Rodríguez et al. (1999), quien las clasificó como extragalácticas en base a su índice espectral negativo. También se tiene un gran número de fuentes de radio detectadas por primera vez, o asociadas con fuentes no identificadas pero reportadas previamente a frecuencias de radio, infrarojo, sub-milimétrico o rayos-X. Proponemos que la mayoría de estas detecciones son fuentes extragalácticas. Fomalont et al. (1991) mostraron que el número de fuentes de fondo esperadas a 5

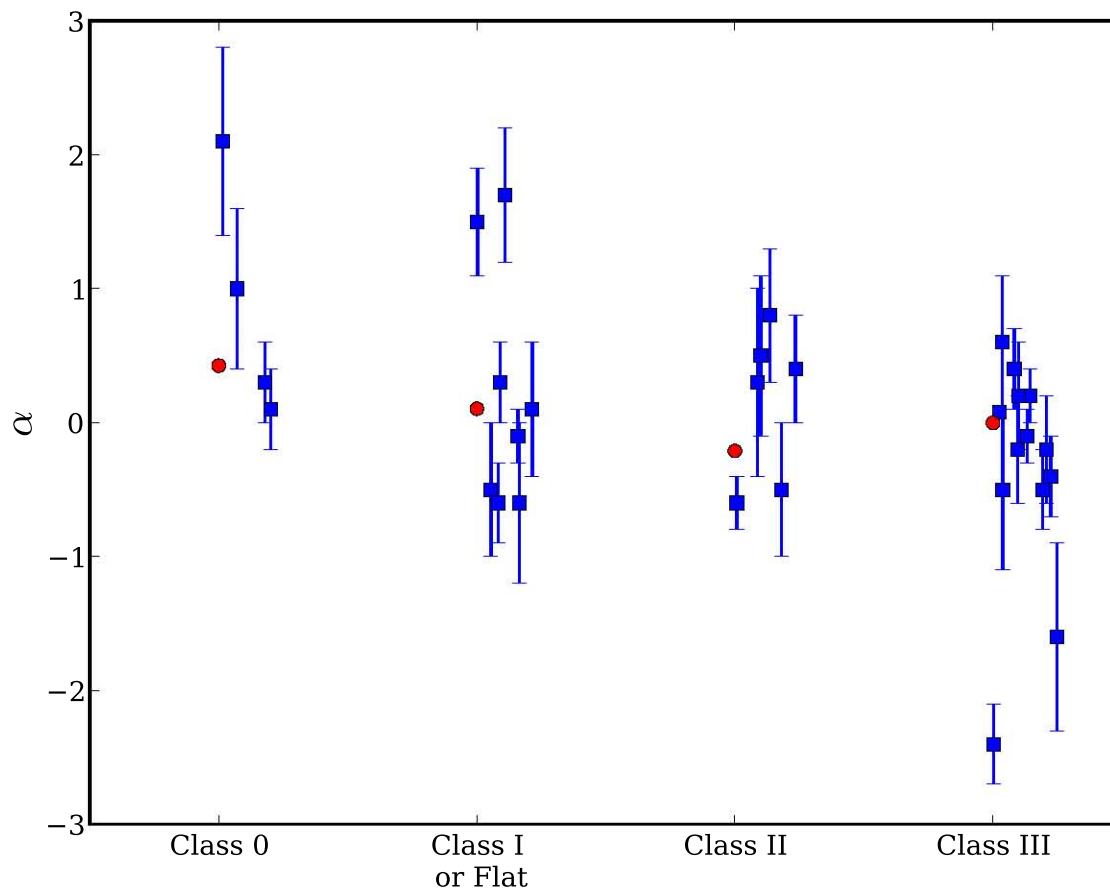


Figura 4.1 Índice espectral como función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos indican el promedio pesado por el error del índice espectral para cada categoría.

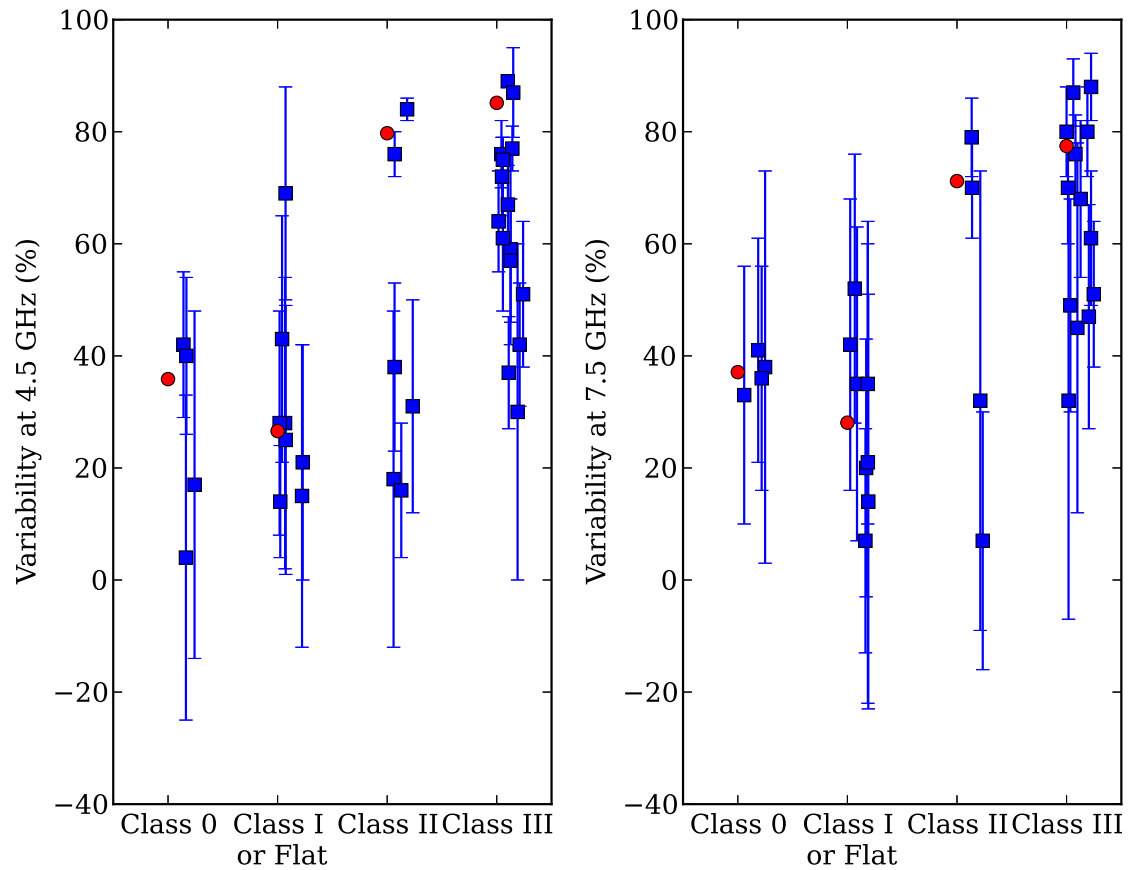


Figura 4.2 Variabilidad a 4.5 GHz (izquierda) y 7.5 GHz (derecha) en función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos señalan el promedio pesado por el error de la variabilidad para cada categoría.

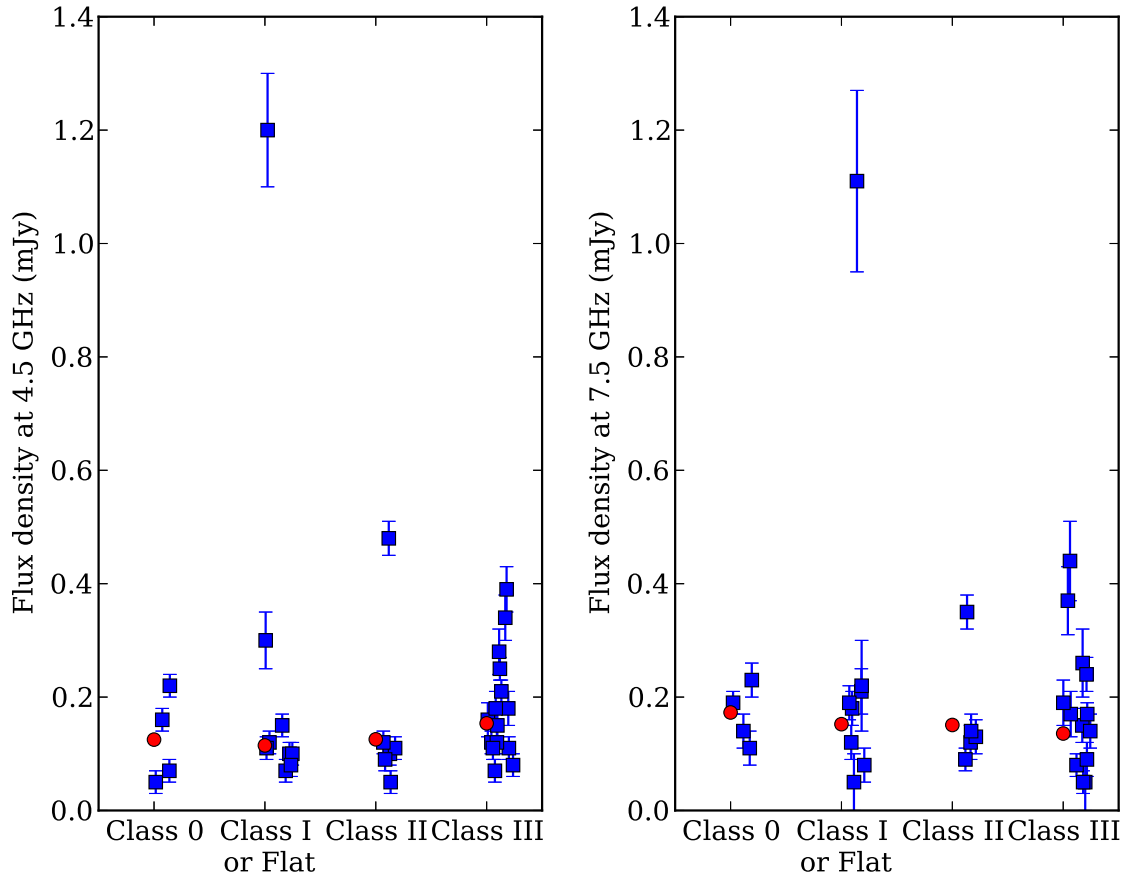


Figura 4.3 Densidad de flujo a 4.5 GHz (derecha) y 7.5 GHz (derecha) como función del estado evolutivo de los objetos estelares jóvenes. Las fuentes individuales se muestran con sus respectivas barras de error, los círculos rojos indican el promedio pesado por el error del flujo para cada categoría.

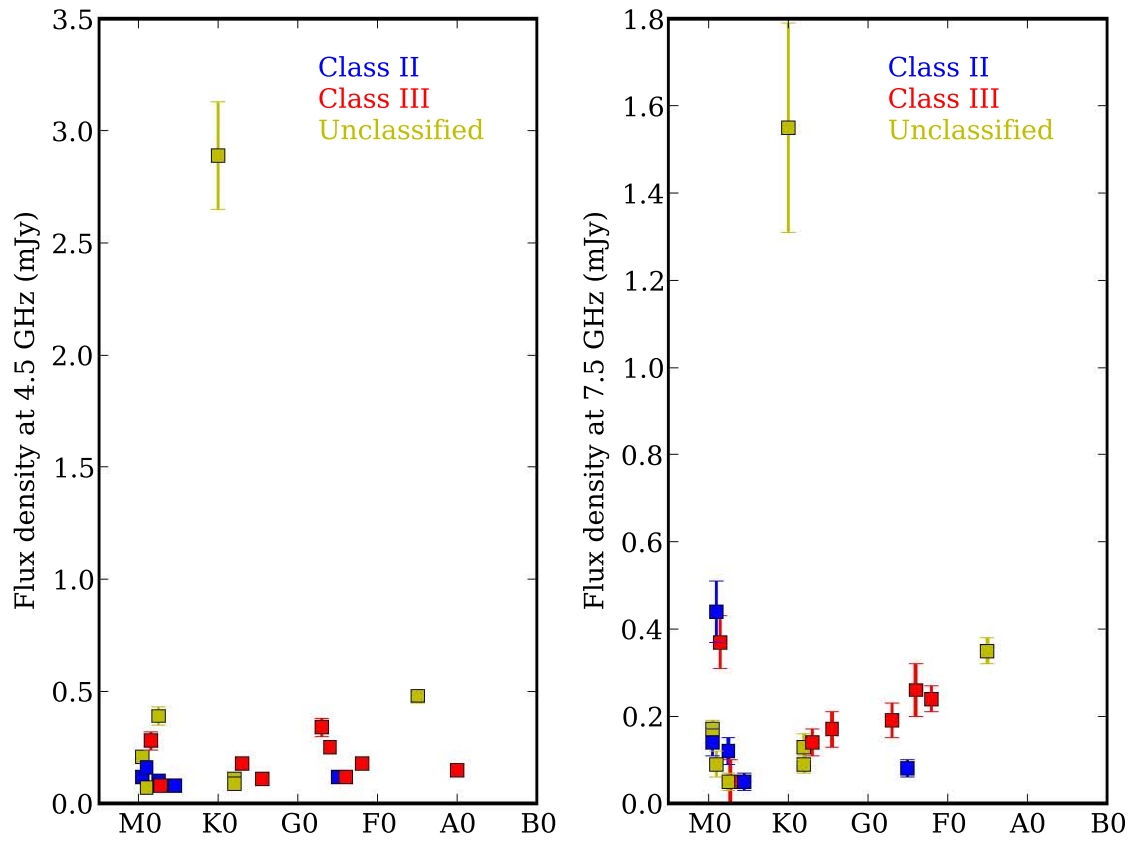


Figura 4.4 Densidad de flujo en radio a 4.5 GHz (izquierda) y 7.5 GHz (derecha) en función del tipo espectral. Los colores indican la clase evolutiva como se indica en la esquina superior derecha del diagrama.



GHz puede describirse mediante

$$\left( \frac{N}{\text{arcmin}^2} \right) = 0.42 \pm 0.05 \left( \frac{S}{30\mu\text{Jy}} \right)^{-1.18 \pm 0.19}, \quad (4.2)$$

donde  $N$  es el número de fuentes por  $\text{arcmin}^2$  con densidad de flujo  $> S \mu\text{Jy}$ . Se utiliza esta relación para examinar las estadísticas de las fuentes detectadas. Nos restringimos a la región central de los mosaicos, donde se tiene una cobertura continua con sensibilidad uniforme, y a las observaciones de 4.5 GHz que son más adecuadas que las de 7.5 GHz para objetos extragalácticos, dado que estos suelen tener índices espectrales negativos.

Como se dijo anteriormente, se considera una nueva detección si el flujo se encuentra por encima de  $5\sigma$ . Suponiendo un ruido uniforme de  $16 \mu\text{Jy}$ , el flujo mínimo de las fuentes detectadas es alrededor de  $80 \mu\text{Jy}$ , de manera que en los aproximadamente  $432 \text{ arcmin}^2$  que cubren las observaciones de NGC 1333 el número de fuentes de fondo esperadas es de  $57 \pm 7$ . En los  $800 \text{ arcmin}^2$  que cubren las observaciones de IC 348 el número de fuentes esperadas es de  $105 \pm 12$ . En NGC 1333 se tienen 8 fuentes clasificadas como extragalácticas y 8 fuentes no clasificadas previamente reportadas en radio o rayos-X (véase la Tabla 4.4). Además se tienen 34 fuentes nuevas (y sin clasificar) en esta región. Esto sugiere que todas las fuentes no identificadas constituyen objetos de fondo, dado que con ello se tendría un total de 50 objetos de fondo, en comparación de los  $57 \pm 7$  esperados. En IC 348 no se tienen fuentes extragalácticas reportadas, hay 13 fuentes no clasificadas reportadas en radio y rayos-X, 2 fuentes sub-milimétricas (véase la Tabla 4.5) y 40 nuevas (y sin clasificar) fuentes de radio. Esto da un total de 55 posibles fuentes extragalácticas, lo que es un número bajo a comparación de las  $105 \pm 12$  esperadas. Hay que notar, sin embargo, que hay 18 fuentes de radio asociadas con objetos formalmente clasificados como estrellas. Muchos de estas fuentes provienen de observaciones infrarrojas (Preibisch et al. 2003; Mainzer and McLean 2003) y han sido detectadas en una única ocasión, por lo que su clasificación como estrellas es algo incierta. Un ejemplo de esto es la fuente GBS-VLA J034421.76+320918.3, como se verá en § 4.2.4.1.

Para los siete campos individuales se necesita un enfoque distinto, esto debido a que la sensibilidad no es uniforme a lo largo del campo. En este caso se sigue a Anglada et al. (1998) que muestra que el número de fuentes de fondo esperadas dentro de un campo de diámetro  $\theta_F$  puede expresarse como:

$$N = 1.4 \left\{ 1 - \exp \left[ -0.0066 \left( \frac{\theta_F}{\text{arcmin}} \right)^2 \left( \frac{\nu}{5 \text{ GHz}} \right)^2 \right] \right\} \left( \frac{S_0}{\mu\text{Jy}} \right)^{-0.75} \left( \frac{\nu}{5 \text{ GHz}} \right)^{-2.52}, \quad (4.3)$$

donde  $S_0$  es el umbral de densidad de flujo detectable. Para las observaciones a 4.5 GHz el tamaño del campo es  $\theta_F = 15'$ , y la expresión anterior puede escribirse como

$$N = 1.28 S_0^{-0.75}.$$

En nuestras observaciones  $S_0$  es del orden de  $0.140 \text{ mJy}$ , así que se espera detectar  $N = 39 \pm 6^3$  fuentes de fondo en los siete campos sencillos observados. Se encuentran 19 fuentes de radio o infrarrojas no clasificadas y 20 nuevas (y sin clasificar) fuentes de radio en nuestras observaciones de estos campos. Esto sugiere que todas las fuentes de radio en estos campos son extragalácticas. Combinando esos tres casos, se esperan  $201 \pm 14$  fuentes de fondo en nuestras observaciones. En comparación, hay 94 fuentes nuevas y no clasificadas en las observaciones, 8 fuentes extragalácticas, y 42 fuentes de radio/rayos-X/IR/sub-mm (que se presumen extragalácticas). Esto da un total de 144 fuentes de fondo, lo que sugiere ligero déficit, que corresponde mayormente a la región de IC 348 y que podría ser explicado por la clasificación errónea de algunas estrellas (§ 4.2.4.1).

Como se discute en Dzib et al. (2015) las fuentes de radio extragalácticas suelen mostrar poca o nula variabilidad y tener índices espectrales negativos. Se hace uso de estas características en

<sup>3</sup>El error es la raíz cuadrada del total de fuentes esperadas.

un primer intento de separar las fuentes de fondo de candidatos a estrellas jóvenes en nuestras observaciones. De nuestra muestra de 170 objetos no clasificados como estrellas jóvenes 20 tienen alta variabilidad. Estas fuentes se enlistan en la Tabla 4.9 y pueden ser objetos estelares jóvenes que no han sido previamente clasificados, aunque, dadas las incertidumbres en las propiedades en radio de las diferentes clases de núcleos activos de galaxias, también podrían ser fuentes extragalácticas.

### 4.2.3. La relación Radio — Rayos-X

Se ha propuesto que existe una relación entre la emisión en radio y la emisión en rayos-X en estrellas jóvenes magnéticamente activas. Los eventos de reconexión magnética en la superficie de las estrellas liberarían energía capaz de acelerar electrones a velocidades relativistas o semi-relativistas. Dichas partículas emitirían en radio continuo y serían también responsables de calentar el plasma coronal de la estrella, lo que originaría un flujo térmico en rayos-X.

Güedel and Benz (1993) y Benz and Güedel (1994) han propuesto una relación empírica entre las emisiones en radio y rayos-X de estrellas jóvenes magnéticamente activas de la forma:

$$\frac{L_X}{L_R} = \kappa \cdot 10^{15.5 \pm 1}, \quad (4.4)$$

donde  $\kappa$  es una constante.

De las 38 estrellas jóvenes de nuestra muestra, 21 tienen contrapartes en rayos-X conocidas y se usan para estudiar la relación  $L_X/L_R$ . Las luminosidades en rayos-X fueron tomadas de HEASARC (NASA's High Energy Astrophysics Science Archive Research Center) y se corrigieron para adoptar una distancia de 235 pc a toda la nube de Perseo (Hirota et al. 2008). En la Figura 4.5 se muestra la luminosidad en rayos-X de los objetos estelares jóvenes como función de sus luminosidades en radio a ambas frecuencias (símbolos en magenta). También se grafican los resultados obtenidos de Ophiuchus (símbolos verdes; de Dzib et al. 2013), Serpens-W40 (símbolos rojos; de Ortiz-León et al. 2015), Orión (símbolos rojos; de Kounkel et al. 2014), y Taurus-Auriga (símbolos azules; de Dzib et al. 2015). Se encuentra que para nuestra muestra  $L_X/L_R \leq 10^{15.5}$ , lo que está de acuerdo con los resultados de otras regiones y con lo obtenido por Gagné et al. (2004) y Forbrich et al. (2010). Una relación  $L_X/L_R \approx 10^{14 \pm 1}$  ajusta muy bien a la distribución de puntos de esta gráfica y es consistente con resultados previos del Gould's Belt Very Large Array Survey. Esto es equivalente, en términos de la relación Güedel-Benz a  $\kappa = 0.03$  para objetos estelares jóvenes. Es importante notar, sin embargo, que el coeficiente de correlación de esta muestra no es muy fuerte ( $r \sim 0.55$ ).

### 4.2.4. Comentarios sobre fuentes individuales

#### 4.2.4.1. Fuentes extendidas

En nuestras observaciones encontramos 5 fuentes que presentan emisión extendida, una en NGC 1333 y cuatro en IC 348. En la Figura 4.6 se muestran mapas en radio de la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5 en NGC 1333 a 4.5 GHz y 7.5 GHz; dichos mapas corresponden a la concatenación de las tres épocas. Esta fuente se localiza a  $0^{\circ}33'$  de la fuente previamente catalogada VLA 32, la cuál ha sido clasificada como extragaláctica (Forbrich et al. 2011; Rodríguez et al. 1999). Basandose en la separación angular a la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5, es muy probable que VLA 32 sea contraparte de esta detección. GBS-VLA J032920.67+311549.5 también estaría asociada con la fuente NVSS 032920+311549 reportada por Condon et al. (1998) (la separación angular es solamente  $1^{\circ}47'$  la cuál tiene un flujo a 1.4 GHz de 8.7 mJy).

Todas las fuentes extendidas en IC 348 se encuentran localizadas dentro de un área de aproximadamente  $5' \times 5'$  centrado aproximadamente en R.A.  $03^{\text{h}}44^{\text{m}}23^{\text{s}}$ , DEC.  $+32^{\circ}11'13''$ . En las Figuras 4.7 y 4.8 se muestran mapas de radio de la región que contiene dichas fuentes; los mapas corresponden a la concatenación de las tres épocas. La fuente GBS-VLA J034411.69+321039.4 no tiene contraparte reportada en el catálogo SIMBAD, ni una fuente NVSS asociada. La fuente GBS-VLA J034421.76+320918.3 se localiza a  $1^{\circ}58'$  de la fuente previamente catalogada Cl\*IC 348 MM 42

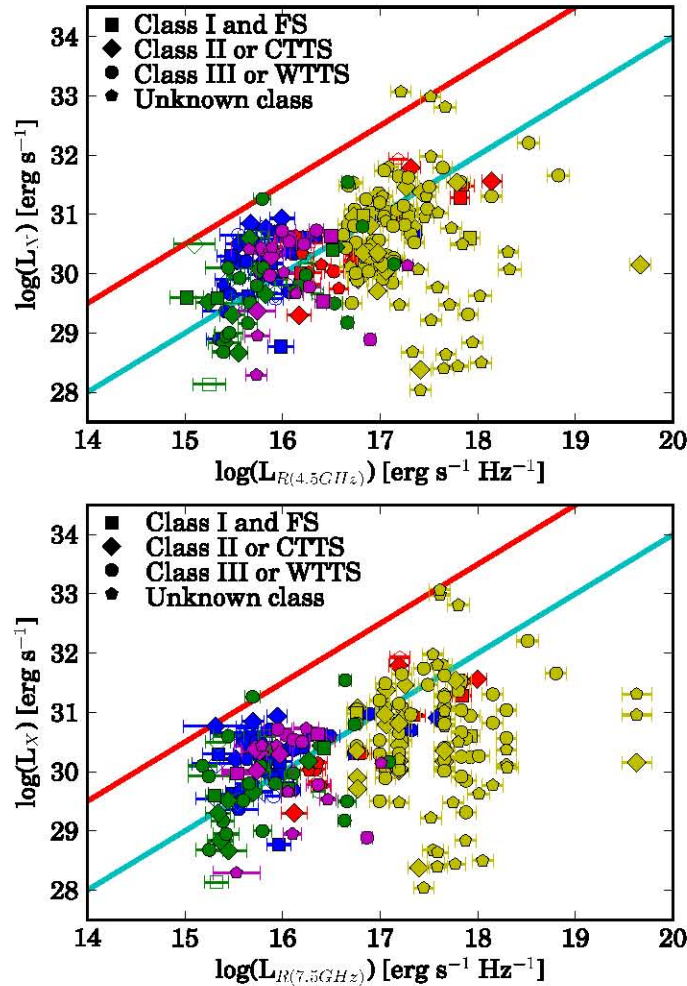


Figura 4.5 Luminosidad en rayos-X como función de la luminosidad en radio. La línea roja corresponde a la relación Güdel-Benz con  $\kappa = 1$ . La línea azul corresponde a la relación Güdel-Benz aunque con  $\kappa = 0,03$ . Los símbolos indican el estado evolutivo de los objetos como se indica en el diagrama superior izquierdo. Los colores indican objetos estelares jóvenes en las distintas regiones de formación estelar: Perseo (símbolos magenta, este trabajo), Ophiuchus (símbolos verdes; de Dzib et al. 2013), Serpens-W40 (símbolos rojos; de Ortiz-León et al. 2015), Orión (símbolos rojos; de Kounkel et al. 2014), y Taurus-Auriga (símbolos azules; de Dzib et al. 2015). Los símbolos abiertos indican fuentes cuya emisión de radio es térmica y los símbolos sólidos indican fuentes de radio no-térmicas.

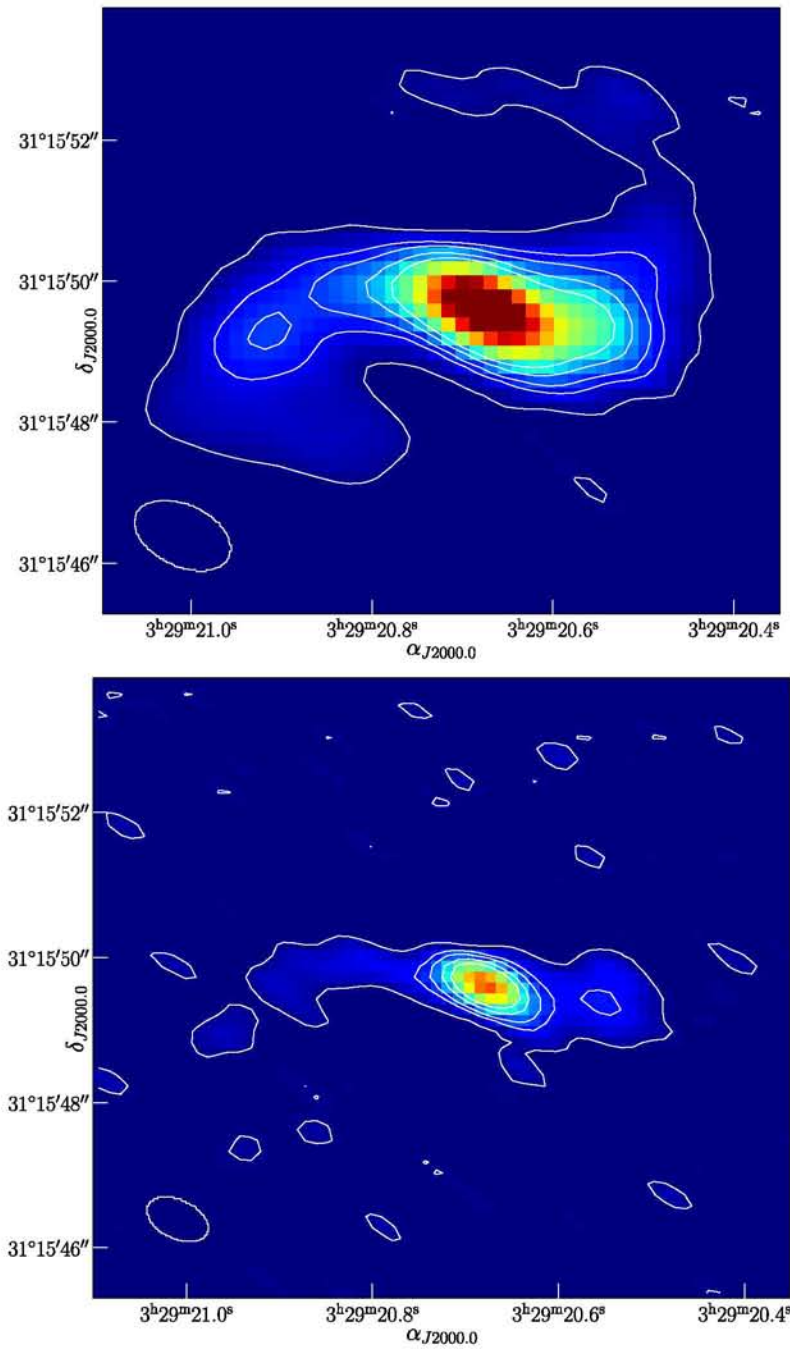


Figura 4.6 (Arriba:) Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5 en NGC 1333 a 4.5 GHz. Los contornos son 2.5, 7, 10, 15, y 20 veces el ruido medio, rms, de la imagen (rms =  $16 \mu\text{Jy}$ ). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior izquierda, es  $1''.4 \times 0''.9$ ; P. A. =  $65^\circ$ . (Abajo:) Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032920.67+311549.5 a 7.5 GHz. Los contornos son 2.5, 7, 10, 15 y 20 veces el ruido medio, rms, de la imagen (rms =  $18 \mu\text{Jy}$ ). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior derecha, es  $0''.9 \times 0''.5$ ; P. A. =  $66^\circ$ .

detectada por Mainzer and McLean (2003) en observaciones infrarrojas de IC 348. La fuente Cl\*IC 348 MM 42 está clasificada como estrella, aunque no se da clasificación SED ni tipo espectral para esta fuente (Preibisch et al. 2003; Mainzer and McLean 2003). A conocimiento del autor no hay otra identificación para Cl\*IC 348 MM 42. Basándonos en la separación angular es muy probable que Cl\*IC 348 MM 42 sea la contraparte infrarroja de nuestra detección, pero si GBS-VLA J034421.76+320918.3 es de hecho una radiogalaxia (como discutiremos más adelante). Estas fuentes podrían no tener relación alguna y simplemente observarse en la misma línea de visión desde la Tierra. La alternativa es que Cl\*IC 348 MM 42 haya sido erróneamente clasificada como estrella y sea de hecho una fuente extragaláctica. Esta fuente también se encuentra a una separación angular de  $0''.34$  de la fuente de radio NVSS 034421+320918, reportada con un flujo integrado a 1.4 GHz de 46.2 mJy (Condon et al. 1998).

La fuente GBS-VLA J034433.04+321241.3 se localiza a  $0''.52$  de la fuente previamente catalogada CXOPZ 110 detectada por Preibisch and Zinnecker (2001) en observaciones con Chandra. A conocimiento del autor no se ha detectado contraparte óptica o infrarroja para CXOPZ 110. Basándose en la separación angular de GBS-VLA J034433.04+321241.3 es posible suponer que CXOPZ 110 sea la contraparte de nuestra detección. Esta fuente también se localiza a  $14''.9$  de la fuente de radio NVSS 034433+321255.

La fuente GBS-VLA 034433.91+321307.5 no tiene una contraparte reportada en el catalogo SIMBAD. Esta fuente está a  $13''.7$  de la fuente de radio NVSS 034433+321255, con un flujo reportado a 1.4 GHz de 223.0 mJy (Condon et al. 1998). Basándose en la separación angular a GBS-VLA J034433.04+321241.3 y a GBS-VLA 034433.91+321307.5, y en la resolución angular de las observaciones NVSS ( $\theta = 45''$ ) es posible suponer que GBS-VLA J034433.04+321241.3 y GBS-VLA 034433.91+321307.5 habrían sido previamente detectadas, aunque no resueltas, por Condon et al. (1998) y que la emisión de la fuente NVSS 034433+321255 equivaldría a la emisión combinada de ambas de nuestras detecciones. Al observar la Figura 4.7 no es del todo claro si la estructura de emisión que se localiza justo al sureste de GBS-VLA 034433.91+321307.5 esta de hecho asociada a esta fuente o si podría ser una característica noreste de la fuente GBS-VLA J034433.04+321241.3; observaciones posteriores son necesarias para aclarar esto.

Como es posible observar en las Figuras, estas fuentes extendidas discutidas arriba exhiben una estructura doble y considerablemente simétrica, que es acompañada por emisión más débil, elongada y colimada de tipo jet. Las estructuras son claramente mas luminosas en los mapas a 4.5 GHz que en los mapas a 7.5 GHz, y aún más intensas en los datos NVSS a 1.4 GHz. Esto es consistente con que las fuentes tengan índice espectral negativo lo que sugiere emisión no-térmica, muy probablemente sincrotrón. El enfocado relativista de la emisión sincrotrón puede explicar porque los lóbulos y la emisión tipo jet se observan más intensas y definidas en una dirección que en otra. Basándose en estas características proponemos que estas fuentes corresponden a al menos 4 radio galaxias. Estas radio galaxias están situadas a al menos  $10^\circ$  del conocido Clúster de Perseo, de manera que podemos suponer que no constituyen miembros de este clúster.

#### 4.2.4.2. GBS-VLA J032903.75+311603.7

En la Figura 4.9 se muestra un mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032903.75+311603.7. Dicha fuente dista  $0''.47$  de la fuente previamente catalogada VLA 4b y  $0''.63$  de la fuente previamente catalogada VLA 4a. Las fuentes VLA 4a y VLA 4b forman una binaria cercana separada por  $0''.3$  o  $\sim 65$  U.A. (Anglada et al. 2004; Anglada et al. 2000). La fuente VLA 4b muestra una emisión en el milimétrico mayor que la fuente VLA 4a, lo que sugiere que está asociada con una mayor cantidad de polvo, y probablemente sea un disco circumestelar, mientras que VLA 4a aparentemente es la contraparte de la estrella ópticamente visible SVS 13. Como se observa en la Figura, nuestras observaciones no logran resolver la binariedad VLA 4a/b, y detectamos en cambio una sola fuente.

#### 4.2.5. Movimientos propios de objetos estelares jóvenes en Perseo

Un análisis preciso y detallado de los movimientos propios de objetos estelares jóvenes en NGC 1333 ha sido llevado a cabo por Carrasco-González et al. (2008) usando datos VLA tomados a lo largo de

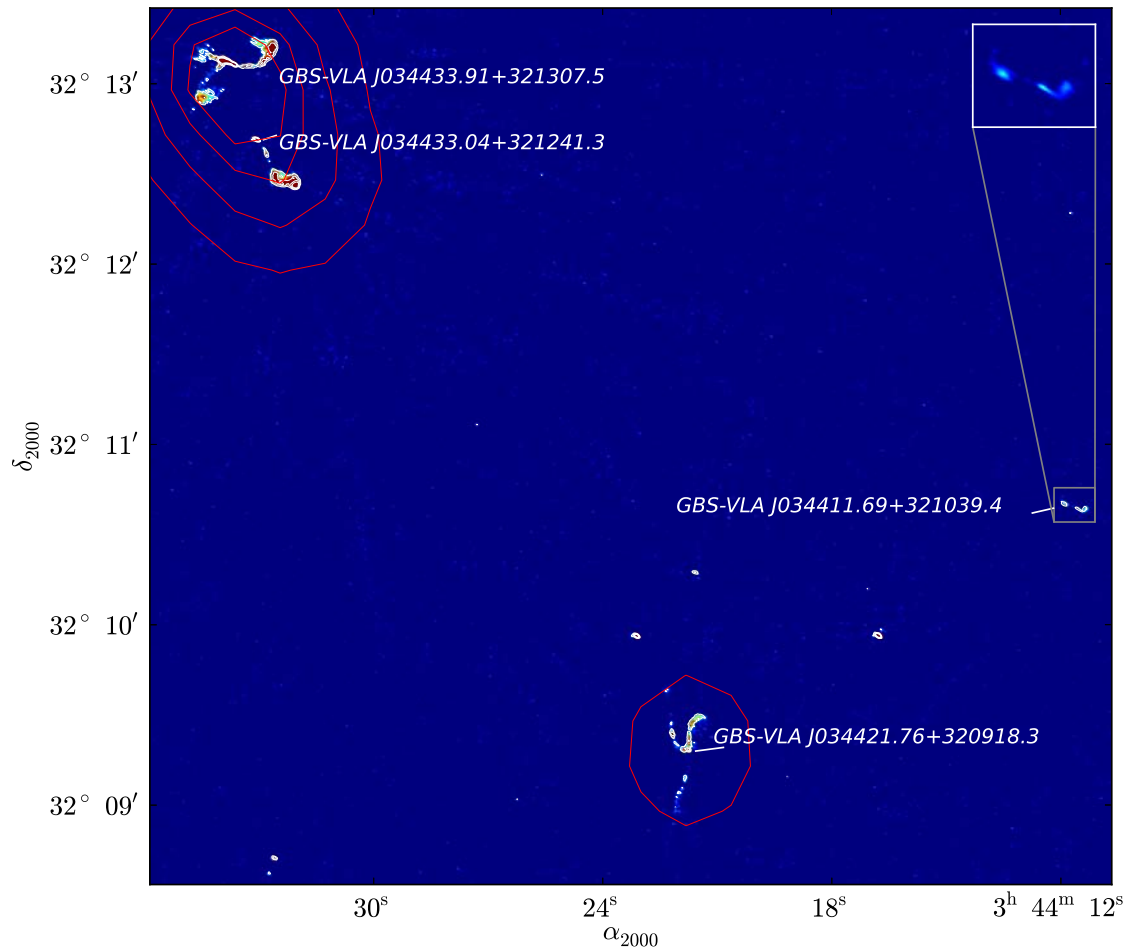


Figura 4.7 Mapa en radio de las fuentes extendidas en IC 348 a 4.5 GHz sobrepuesta a datos NVSS a 1.4 GHz (contornos en rojo; Condon et al. 1998). Los contornos blancos son 4, 10, 20 y 35 veces el rms de la imagen ( $rms = 16 \mu Jy$ ).

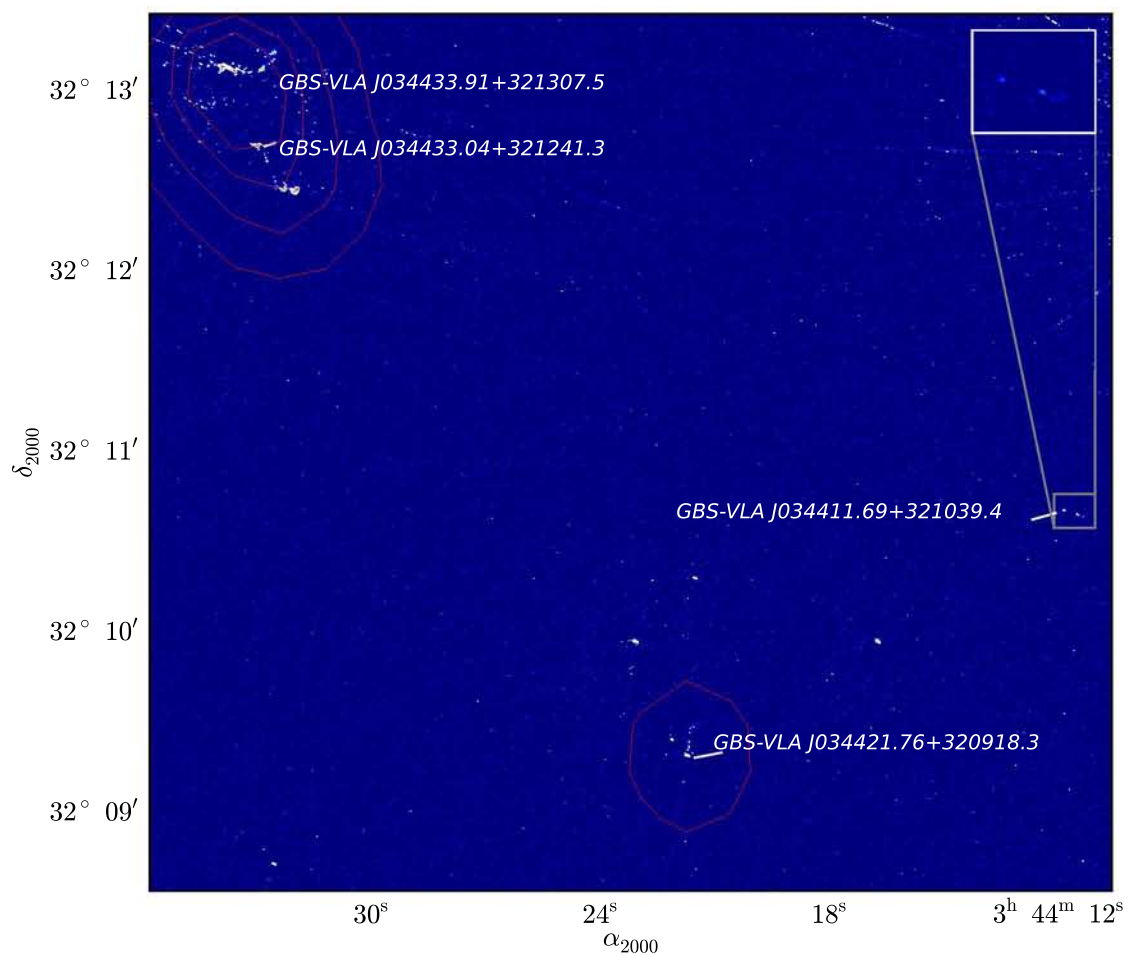


Figura 4.8 Mapa en radio de las fuentes extendidas en IC 348 a 7.5 GHz sobrepuesta a datos NVSS a 1.4 GHz (contornos en rojo; Condon et al. 1998). Los contornos son 4, 10, 20 y 35 veces el rms de la imagen ( $\text{rms} = 18 \mu\text{Jy}$ ).

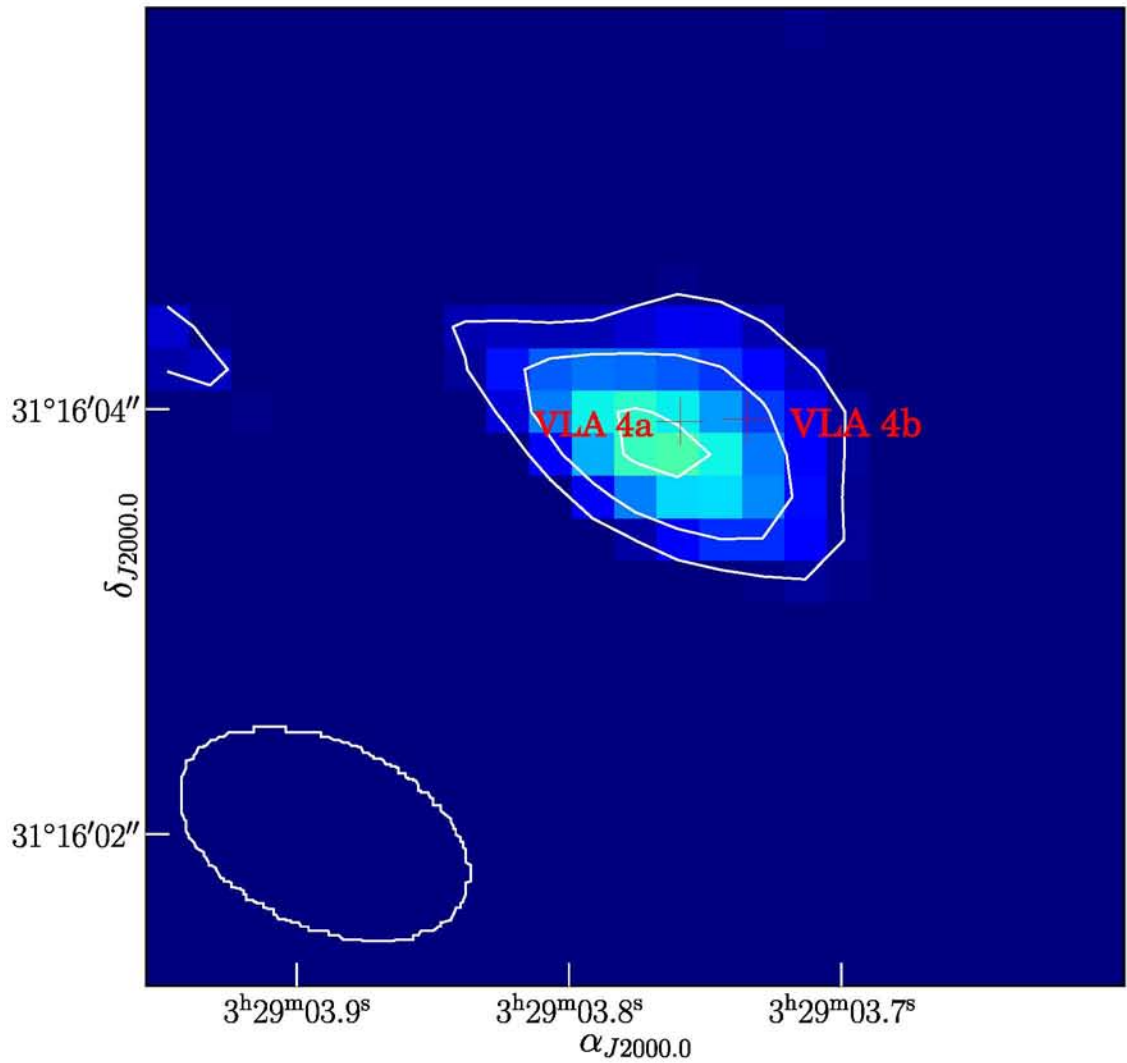


Figura 4.9 Mapa en radio de la fuente GBS-VLA J032903.75+311603.7 a 4.5 GHz. Los contornos son 2, 4 y 7 veces el rms de la imagen ( $\text{rms} = 16 \mu\text{Jy}$ ). El haz sintetizado, que se muestra en la esquina inferior izquierda, es  $1''.4 \times 0''.9$ ; P.A. =  $65^\circ$ . Las cruces rojas indican las posiciones reportadas de las fuentes VLA 4a y VLA 4b (Anglada et al. 2004).



10 años, desde 1989 hasta 1999. Con esto pudieron estimar los movimientos propios de cuatro fuentes en NGC 1333 (VLA 2, VLA 3, VLA 4a y VLA 4b, véase su Tabla 2; también su Figura 2). Ellos encuentran valores promedio de  $\mu_\alpha \cos(\delta) = 9 \pm 1$  mas  $\text{yr}^{-1}$  y  $\mu_\delta = -10 \pm 2$  mas  $\text{yr}^{-1}$ . Forbrich et al. (2011) muestra observaciones VLA de la región NGC 1333 obtenidas en 2006. En sus observaciones también se detectan y reportan posiciones de las fuentes estudiadas por Carrasco-González et al. (2008) (véase las Tablas 6 y 7 de Forbrich et al. 2011). Las fuentes VLA 2 Y VLA 3 son contrapartes de nuestras fuentes GBS-VLA J032901.96+311538.1 y GBS-VLA J032903.38+311601.6. Podemos usar las posiciones de estas fuentes en nuestras observaciones, junto con las posiciones reportadas por Carrasco-González et al. (2008) y Forbrich et al. (2011), para ampliar el lapso de tiempo del estudio de movimientos propios para estas dos fuentes. La fuente GBS-VLA 032903.75+311603.7 corresponde a la fuente binaria VLA 4a/b pero, como se mencionó anteriormente, en nuestras observaciones no se detecta esta binariedad. La binariedad aparentemente tampoco es detectada en las observaciones de Forbrich et al. (2011) de manera que no es posible incluirla de manera adecuada en este estudio. Nuestros resultados se muestran en la figuras 4.10 y 4.11. Obtenemos valores promedio de  $\mu_\alpha \cos(\delta) = 6.74 \pm 0.67$  mas  $\text{yr}^{-1}$  y  $\mu_\delta = -15.32 \pm 0.92$  mas  $\text{yr}^{-1}$  (véase la Tabla 4.10. Nuestros resultados son comparables con lo encontrado por Carrasco-González et al. (2008). Debe hacerse notar que a pesar de que las posiciones reportadas en este trabajo tienen una mayor incertidumbre que los de Carrasco-González et al. (2008) y los de Forbrich et al. (2011), al añadir estas posiciones se dobla el lapso del análisis de movimientos propios con respecto al análisis de Carrasco-González et al. (2008), de manera que podemos considerar que nuestros resultados son más precisos y pueden ser tomados como una mejor estimación del movimiento propio de la nube molecular NGC 1333 como un todo.

### 4.3. Implicaciones de los resultados en observaciones VLBI

Como se ha mencionando anteriormente, los objetos candidatos a observación VLBA y por lo tanto de interés para el proyecto Gould's Belt Distance Survey son los objetos estelares que exhiben al menos una característica de emisión no térmica (alta variabilidad, índice espectral negativo, cierto grado de polarización circular) y una densidad de flujo  $\gtrsim 200 \mu\text{Jy}$ . Como se menciona en § 4.2.1 (véase también la Tabla 4.8) en nuestras observaciones se detectan nueve objetos estelares jóvenes que constituyen buenos candidatos a ser incluidos en el Gould's Belt Distance Survey.

De manera adicional, de los objetos candidatos a objetos estelares jóvenes que se enlistan en la Tabla 4.9 se tienen once que también muestran las características antes mencionadas. Se muestra una compilación de todos estos objetos en la tabla 4.11.

Al momento de la redacción de esta tesis ya se cuenta con alrededor de 100 hrs de observaciones VLBA en distintas épocas, dirigidas hacia 18 fuentes objetivo (targets) en Perseo. Dichas sesiones de observación fueron planificadas de manera previa a los resultados de esta tesis, e incluyeron únicamente 5 de los 20 candidatos que se proponen en la Tabla 4.11. Estos 5 targets que ya han sido observados se muestran en la Tabla 4.12. Desafortunadamente y como puede verse en la Tabla 4.12 ninguno de estos targets fue detectado. Sin embargo se tuvo detección positiva para 6 de los 18 targets. Se tiene una única detección para los targets MM41 y PERUNID1, dos detecciones para los targets CXOPZ110, MM42 y PERUNI1, y 3 detecciones para el target WJ033455.07 como se muestra en la Tabla 4.13.

Para obtener determinaciones de paralaje astrométrico son necesarias un mínimo de tres detecciones de un mismo target en épocas distintas, aunque para mejor precisión de dichas determinaciones lo ideal es contar con al menos cuatro detecciones de épocas distintas. Los resultados obtenidos en este trabajo de tesis, sumados a los resultados de las observaciones VLBA previas, ciertamente permitirán definir targets mas adecuados y planificar adecuadamente las sesiones de observación VLBA posteriores<sup>4</sup> de manera que permitan comenzar la estimación astrométrica hacia la región de Perseo a la brevedad.

---

<sup>4</sup>Las cuales deben comenzar cerca del equinoccio de 2016

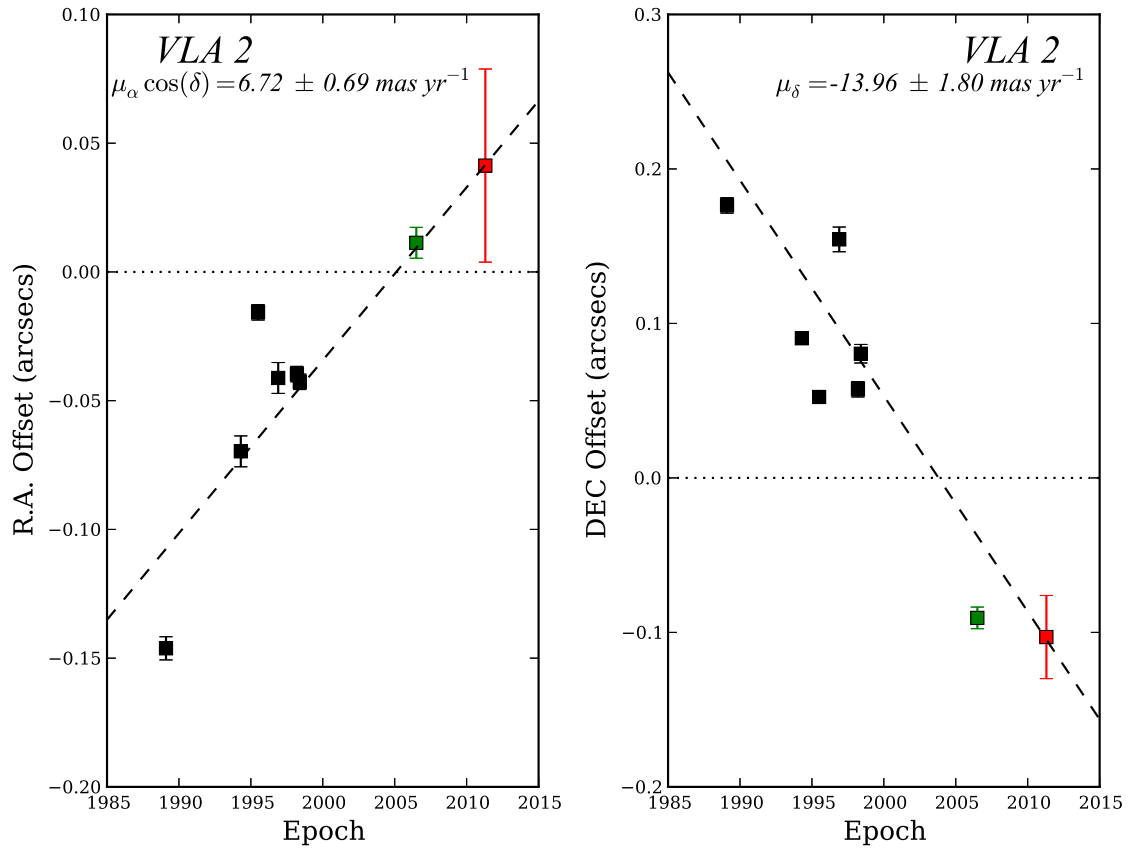


Figura 4.10 Diagramas de posición vs. tiempo de la fuente GBS-VLA J032901.97+31538.1 (VLA 2). La posición de las fuentes se presenta en offsets (en segundos de arco) relativos a la posición media. Los cuadros negros son las posiciones reportadas por Carrasco-González et al. (2008), los cuadros verdes son las posiciones reportadas por Forbrich et al. (2011) y los cuadros en rojo son las posiciones reportadas en este trabajo. La línea punteada es un ajuste lineal de mínimos cuadrados. Los valores de  $\mu_{\alpha} \cos(\delta)$  y  $\mu_{\delta}$  obtenidos de este ajuste se indican en cada panel.

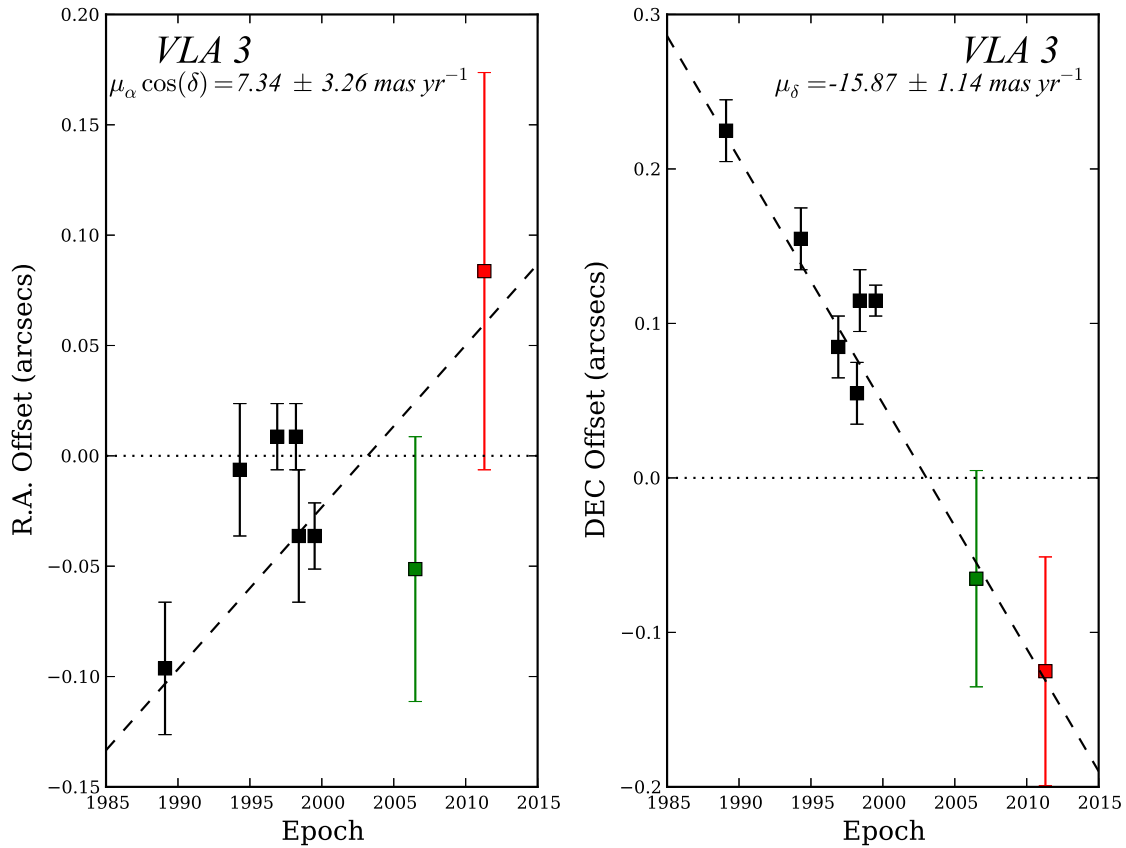


Figura 4.11 Diagramas de posición vs. tiempo de la fuente GBS-VLA J032903.38+311601.7 (VLA 3). La posición de las fuentes se presenta en offsets (en segundos de arco) relativos a la posición media. Los cuadros negros son las posiciones reportadas por Carrasco-González et al. (2008), los cuadros verdes son las posiciones reportadas por Forbrich et al. (2011) y los cuadros en rojo son las posiciones reportadas en este trabajo. La línea punteada es un ajuste lineal de mínimos cuadrados. Los valores de  $\mu_{\alpha} \cos(\delta)$  y  $\mu_{\delta}$  obtenidos de este ajuste se indican en cada panel.

Table 4.1. Fuentes de radio detectadas en NGC1333

Nomenclatura GBS-VLA	Nueva detección <sup>1</sup>	$f_{4,5}$ (mJy)	Propiedades del flujo			Índice espectral
			Var. <sub>4,5</sub> (%)	$f_{7,5}$ (mJy)	Var. <sub>7,5</sub> (%)	
J032813.80+311755.1	Y	0.10 ± 0.02	>69 ± 11	–	–	–
J032819.46+311831.0	Y	0.65 ± 0.10	36 ± 15	0.19 ± 0.06	>23 ± 34	-2.5 ± 0.3
J032820.31+312509.4	Y	0.15 ± 0.03	31 ± 32	0.05 ± 0.03	>16 ± 46	-2.0 ± 0.7
J032821.37+311440.1	N	0.37 ± 0.06	35 ± 18	–	–	–
J032821.70+311555.0	Y	0.07 ± 0.02	>26 ± 28	<0.06	–	<-0.4 ± 0.5
J032822.25+311427.1	N	0.43 ± 0.07	33 ± 19	–	–	–
J032825.98+311616.0	Y	0.34 ± 0.04	52 ± 11	0.08 ± 0.02	>18 ± 35	-3.0 ± 0.5
J032826.24+312440.6	Y	0.07 ± 0.02	52 ± 34	<0.07	–	<-0.1 ± 0.5
J032832.21+313012.7	Y	0.08 ± 0.02	>45 ± 19	–	–	–
J032832.41+311245.3	Y	0.12 ± 0.03	> 4 ± 33	–	–	–
J032832.87+311445.3	N	1.10 ± 0.12	16 ± 14	0.59 ± 0.14	31 ± 25	-1.3 ± 0.2
J032833.25+313043.5	Y	0.09 ± 0.02	>64 ± 21	–	–	–
J032837.01+312125.3	N	0.43 ± 0.03	21 ± 10	0.35 ± 0.03	30 ± 12	-0.4 ± 0.2
J032837.10+311330.7	N	0.10 ± 0.02	>25 ± 24	–	–	–
J032843.65+311702.7	N	0.08 ± 0.02	> 8 ± 43	–	–	–
J032846.49+312943.5	Y	0.46 ± 0.10	>87 ± 4	–	–	–
J032849.45+312841.7	N	1.50 ± 0.22	14 ± 18	0.90 ± 0.29	56 ± 20	-1.0 ± 0.2
J032850.72+312225.2	N	1.40 ± 0.09	17 ± 8	1.27 ± 0.11	5 ± 14	-0.2 ± 0.2
J032851.99+310924.6	Y	0.09 ± 0.03	>36 ± 23	–	–	–
J032856.92+311622.2	N	0.10 ± 0.02	>38 ± 15	0.12 ± 0.03	–A–	0.5 ± 0.6
J032857.30+311531.4	N	0.06 ± 0.02	>72 ± 9	–	–	–
J032857.36+311415.8	N	0.15 ± 0.02	15 ± 27	0.18 ± 0.03	20 ± 23	0.3 ± 0.3
J032857.37+312954.0	Y	0.09 ± 0.02	35 ± 46	–	–	–
J032857.40+312953.9	Y	0.10 ± 0.02	>36 ± 36	–	–	–
J032857.65+311531.4	N	0.56 ± 0.05	23 ± 10	0.33 ± 0.05	39 ± 19	-1.1 ± 0.2
J032859.25+312033.0	N	0.12 ± 0.02	43 ± 22	0.12 ± 0.03	42 ± 26	0.1 ± 0.5
J032859.27+311548.2	N	0.11 ± 0.02	>84 ± 2	0.09 ± 0.02	>70 ± 9	-0.5 ± 0.5
J032859.66+312542.7	N	0.12 ± 0.02	35 ± 24	–	–	–
J032859.83+311402.8	N	0.16 ± 0.02	24 ± 19	0.13 ± 0.02	>43 ± 11	-0.4 ± 0.4
J032900.23+313029.7	Y	0.09 ± 0.03	>40 ± 29	–	–	–
J032900.30+312957.6	Y	0.07 ± 0.02	>33 ± 19	–	–	–
J032900.37+312045.4	N	0.08 ± 0.02	>50 ± 10	0.05 ± 0.02	> 6 ± 31	-1.0 ± 0.9
J032901.21+312026.0	N	0.12 ± 0.02	34 ± 28	0.09 ± 0.03	–A–	-0.5 ± 0.6
J032901.63+312018.6	N	0.11 ± 0.02	28 ± 26	0.08 ± 0.03	>14 ± 37	-0.6 ± 0.6
J032901.96+311538.0	N	1.03 ± 0.08	5 ± 12	1.08 ± 0.15	22 ± 17	0.1 ± 0.2
J032902.43+312924.6	Y	0.07 ± 0.02	>32 ± 26	–	–	–
J032903.14+312752.6	Y	0.11 ± 0.02	17 ± 39	<0.06	–	<-1.4 ± 0.3
J032903.38+311601.6	N	0.08 ± 0.02	>51 ± 15	0.05 ± 0.02	>36 ± 28	-0.8 ± 0.8
J032903.75+311603.7	N	0.10 ± 0.02	69 ± 19	0.21 ± 0.04	35 ± 28	1.5 ± 0.4
J032904.06+311446.2	N	0.07 ± 0.02	–A–	<0.05	>52 ± 24	<-0.5 ± 0.5
J032904.26+311609.0	N	0.12 ± 0.02	63 ± 17	0.07 ± 0.02	24 ± 68	-1.0 ± 0.6
J032907.13+312635.2	Y	0.14 ± 0.02	44 ± 21	0.10 ± 0.02	15 ± 32	-0.6 ± 0.5
J032907.16+311708.9	N	0.09 ± 0.02	19 ± 30	<0.06	–	<-0.9 ± 0.4
J032907.75+312157.1	N	0.08 ± 0.02	>28 ± 20	0.19 ± 0.03	35 ± 25	1.7 ± 0.5
J032907.87+312348.0	Y	0.10 ± 0.02	>57 ± 13	0.05 ± 0.02	>37 ± 29	-1.4 ± 1.0
J032909.14+312144.0	N	0.11 ± 0.02	>67 ± 7	0.15 ± 0.03	>68 ± 14	0.6 ± 0.5
J032909.64+311450.5	Y	0.09 ± 0.02	>39 ± 36	0.07 ± 0.02	>49 ± 32	-0.4 ± 0.7
J032910.22+312335.1	N	0.05 ± 0.02	>18 ± 30	<0.06	–	< 0.3 ± 0.7
J032910.39+312159.0	N	0.48 ± 0.03	16 ± 12	0.35 ± 0.03	7 ± 23	-0.6 ± 0.2
J032910.42+311332.0	N	0.05 ± 0.02	>17 ± 31	0.14 ± 0.03	>38 ± 33	2.1 ± 0.7
J032910.53+311330.9	N	0.07 ± 0.02	> 4 ± 29	0.11 ± 0.03	>36 ± 20	1.0 ± 0.6
J032911.25+311831.1	N	0.16 ± 0.02	42 ± 13	0.19 ± 0.02	41 ± 20	0.3 ± 0.3
J032914.11+313057.5	Y	0.11 ± 0.03	>38 ± 24	–	–	–
J032915.85+311621.4	N	0.10 ± 0.02	>52 ± 13	0.11 ± 0.04	>36 ± 22	0.2 ± 0.8
J032916.59+311648.7	N	0.08 ± 0.02	>53 ± 15	0.14 ± 0.04	>61 ± 13	1.2 ± 0.6
J032917.67+312244.9	N	0.09 ± 0.02	>31 ± 19	0.13 ± 0.03	32 ± 41	0.8 ± 0.5
J032918.56+311427.3	Y	0.07 ± 0.02	76 ± 15	–	–	–
J032920.35+312108.5	Y	0.10 ± 0.02	>34 ± 29	–	–	–
J032920.67+311549.5	N	2.10 ± 0.26	Extended	0.98 ± 0.24	Extended	-1.5 ± 0.2
J032922.29+311354.2	N	0.30 ± 0.05	21 ± 21	0.22 ± 0.08	21 ± 43	-0.6 ± 0.3
J032923.95+311620.0	N	0.49 ± 0.05	16 ± 14	0.28 ± 0.06	9 ± 39	-1.2 ± 0.3
J032926.55+310937.0	Y	0.07 ± 0.02	>58 ± 24	–	–	–
J032926.57+312254.5	Y	0.05 ± 0.02	>55 ± 28	–	–	–
J032927.38+312255.2	Y	0.04 ± 0.02	>15 ± 28	–	–	–
J032929.04+312802.4	Y	0.08 ± 0.02	49 ± 28	<0.06	>11 ± 34	<-0.5 ± 0.5
J032930.94+312211.8	N	0.85 ± 0.05	16 ± 9	0.76 ± 0.05	4 ± 15	-0.2 ± 0.2
J032931.95+312121.9	N	0.06 ± 0.02	>29 ± 24	–	–	–

Table 4.1 (cont'd)

Nomenclatura GBS-VLA	Nueva detección <sup>1</sup>	$f_{4,5}$ (mJy)	Propiedades del flujo		Var. <sub>7,5</sub> (%)	Índice espectral
			Var. <sub>4,5</sub> (%)	$f_{7,5}$ (mJy)		
J032933.19+312845.2	Y	$0.07 \pm 0.02$	$>71 \pm 24$	$<0.07$	–	$<-0.2 \pm 0.5$
J032933.78+311800.8	Y	$0.05 \pm 0.02$	$>44 \pm 28$	–	–	–
J032936.98+311701.9	Y	$0.09 \pm 0.02$	$>47 \pm 27$	$0.06 \pm 0.02$	$>28 \pm 39$	$-0.9 \pm 0.8$
J032939.39+312309.2	Y	$0.14 \pm 0.04$	$>47 \pm 27$	$<0.06$	–	$<-1.9 \pm 0.6$
J032944.99+312019.7	Y	$0.15 \pm 0.03$	$>58 \pm 18$	$<0.06$	–	$<-1.8 \pm 0.4$
J032946.15+312353.7	Y	$0.06 \pm 0.02$	$>27 \pm 30$	–	–	–
J032950.32+312646.5	Y	$0.08 \pm 0.03$	$>51 \pm 27$	–	–	–

Note. — La anotación A indica que la fuente no fue detectada por encima de tres veces el nivel de ruido en las épocas individuales, pero fue detectada en las imágenes de las épocas concatenadas.

<sup>1</sup>Y = Fuente sin contraparte reportada a alguna frecuencia. N = fuente con contraparte conocida.

Table 4.2. Fuentes de radio detectadas en IC 348

Nomenclatura GBS-VLA	Nueva detección <sup>1</sup>	$f_{4,5}$ (mJy)	Propiedades del flujo			Índice espectral
			Var. <sub>4,5</sub> (%)	$f_{7,5}$ (mJy)	Var. <sub>7,5</sub> (%)	
J034311.03+320226.4	Y	0.13 ± 0.03	61 ± 22	–	–	–
J034313.02+320242.3	Y	0.08 ± 0.02	>47 ± 25	–	–	–
J034314.84+320947.6	Y	0.11 ± 0.04	>38 ± 27	–	–	–
J034327.28+320028.1	Y	0.14 ± 0.02	>28 ± 17	0.13 ± 0.03	>43 ± 16	-0.2 ± 0.4
J034330.40+320758.4	Y	0.22 ± 0.02	41 ± 14	–	–	–
J034331.68+321451.9	N	6.19 ± 1.08	21 ± 20	–	–	–
J034333.93+321307.4	Y	10.98 ± 1.90	33 ± 16	–	–	–
J034334.66+320721.1	Y	0.13 ± 0.03	8 ± 68	<0.05	–	<-2.0 ± 0.4
J034337.86+320649.2	N	0.05 ± 0.02	>60 ± 21	<0.05	–	<-0.3 ± 0.6
J034341.27+315754.1	N	0.07 ± 0.02	>47 ± 25	–	–	–
J034342.10+320225.2	Y	0.12 ± 0.02	>40 ± 13	–	–	–
J034346.30+321039.7	Y	0.33 ± 0.03	17 ± 16	0.14 ± 0.02	>49 ± 11	-1.8 ± 0.3
J034346.85+321814.8	Y	0.35 ± 0.06	41 ± 16	–	–	–
J034347.85+320555.2	Y	0.08 ± 0.02	>63 ± 21	–	–	–
J034347.95+315743.6	Y	0.09 ± 0.03	>27 ± 13	–	–	–
J034351.23+321309.1	N	0.12 ± 0.02	51 ± 13	0.08 ± 0.02	>49 ± 19	-0.8 ± 0.5
J034355.23+320057.2	Y	0.10 ± 0.04	>48 ± 12	–	–	–
J034355.41+321008.7	N	0.07 ± 0.02	>46 ± 21	–	–	–
J034355.52+320924.4	Y	0.06 ± 0.02	>55 ± 20	–	–	–
J034356.01+320928.4	N	0.21 ± 0.03	27 ± 26	0.11 ± 0.02	66 ± 28	-1.4 ± 0.4
J034356.39+321042.6	N	0.42 ± 0.04	29 ± 10	0.28 ± 0.04	13 ± 23	-0.8 ± 0.2
J034357.60+320137.3	N	0.21 ± 0.02	76 ± 6	0.17 ± 0.02	>76 ± 7	-0.4 ± 0.3
J034358.35+315754.7	Y	0.08 ± 0.02	>66 ± 21	–	–	–
J034359.65+320153.9	N	0.12 ± 0.02	>76 ± 4	0.14 ± 0.03	>79 ± 7	0.4 ± 0.4
J034401.19+321230.4	N	0.26 ± 0.03	25 ± 15	0.14 ± 0.03	21 ± 34	-1.3 ± 0.3
J034401.57+321232.4	Y	0.14 ± 0.02	41 ± 18	0.08 ± 0.02	>29 ± 19	-1.1 ± 0.6
J034402.03+315813.9	Y	0.07 ± 0.02	>27 ± 38	–	–	–
J034404.17+321526.2	Y	0.16 ± 0.02	>49 ± 9	<0.05	–	<-2.5 ± 0.3
J034405.59+321938.8	Y	0.15 ± 0.02	17 ± 23	0.10 ± 0.02	> 2 ± 32	-0.8 ± 0.4
J034406.38+321409.8	N	0.25 ± 0.03	25 ± 16	0.18 ± 0.02	64 ± 24	-0.6 ± 0.3
J034406.65+321236.9	N	4.56 ± 0.32	6 ± 9	3.44 ± 0.41	11 ± 15	-0.6 ± 0.1
J034408.85+320614.1	N	0.04 ± 0.02	51 ± 46	–	–	–
J034411.14+320314.0	N	0.04 ± 0.02	>44 ± 39	<0.05	>51 ± 42	< 0.2 ± 0.8
J034411.69+321039.4	Y	2.48 ± 0.97	Extended	0.39 ± 0.05	Extended	–
J034412.75+321544.4	Y	0.37 ± 0.04	26 ± 12	0.41 ± 0.07	35 ± 18	0.2 ± 0.2
J034416.02+320513.9	Y	0.18 ± 0.02	49 ± 14	–	–	–
J034416.17+321345.5	N	0.28 ± 0.05	47 ± 33	0.18 ± 0.03	28 ± 23	-0.8 ± 0.4
J034416.78+320956.4	N	2.89 ± 0.24	8 ± 11	1.55 ± 0.24	20 ± 18	-1.3 ± 0.1
J034420.37+320158.4	N	1.20 ± 0.10	14 ± 10	1.11 ± 0.16	7 ± 20	-0.1 ± 0.2
J034421.56+321017.4	N	0.28 ± 0.04	>89 ± 1	0.35 ± 0.06	>87 ± 6	0.4 ± 0.3
J034421.67+320624.8	N	0.08 ± 0.02	>77 ± 4	–	–	–
J034421.76+320918.3	N	3.99 ± 0.73	Extended	2.20 ± 1.10	Extended	–
J034423.11+320956.3	Y	1.54 ± 0.10	32 ± 7	0.96 ± 0.10	33 ± 10	-1.0 ± 0.2
J034424.57+320357.5	N	0.16 ± 0.03	>59 ± 17	<0.05	>80 ± 8	<-2.4 ± 0.3
J034426.15+320113.1	N	0.07 ± 0.02	53 ± 41	–	–	–
J034426.95+315920.0	Y	0.07 ± 0.03	84 ± 14	–	–	–
J034427.03+320443.5	N	0.07 ± 0.02	87 ± 8	–	–	–
J034431.12+320206.2	Y	0.04 ± 0.02	>51 ± 23	–	–	–
J034431.49+320039.6	N	0.22 ± 0.03	29 ± 22	–	–	–
J034431.68+321451.9	N	6.21 ± 0.45	20 ± 8	–	–	–
J034432.60+320842.4	N	0.39 ± 0.04	72 ± 7	0.44 ± 0.07	>88 ± 6	0.2 ± 0.2
J034432.65+321311.9	Y	3.91 ± 0.44	46 ± 10	<0.08	–	<-7.9 ± 0.2
J034432.77+320837.6	N	0.12 ± 0.02	30 ± 30	0.09 ± 0.03	>45 ± 33	-0.5 ± 0.6
J034432.91+321306.6	N	1.16 ± 0.15	5 ± 20	0.70 ± 0.14	>77 ± 8	-1.0 ± 0.4
J034433.04+321241.3	N	5.86 ± 0.36	Extended	4.69 ± 0.06	Extended	–
J034433.65+321306.4	N	3.00 ± 0.27	22 ± 10	3.04 ± 0.44	27 ± 16	0.0 ± 0.2
J034433.91+321307.5	N	12.80 ± 0.046	Extended	10.03 ± 0.99	Extended	–
J034434.05+320104.3	Y	0.10 ± 0.03	>82 ± 14	–	–	–
J034434.87+320633.5	N	0.11 ± 0.02	>42 ± 11	0.05 ± 0.02	>32 ± 39	-1.6 ± 0.7
J034435.89+320858.7	N	0.09 ± 0.02	>10 ± 24	<0.04	–	<-1.5 ± 0.4
J034436.47+320313.4	N	0.65 ± 0.11	56 ± 12	0.10 ± 0.02	>35 ± 23	-3.8 ± 0.4
J034436.92+320123.1	N	1.29 ± 0.12	23 ± 10	0.95 ± 0.17	25 ± 20	-0.6 ± 0.2
J034436.93+320645.4	N	0.34 ± 0.04	>75 ± 4	0.26 ± 0.06	>80 ± 8	-0.5 ± 0.3
J034437.73+321839.3	Y	0.31 ± 0.03	>76 ± 4	–	–	–
J034438.48+320820.4	Y	0.16 ± 0.02	>52 ± 9	0.09 ± 0.03	>38 ± 26	-1.1 ± 0.5
J034438.72+320841.9	N	0.18 ± 0.03	61 ± 13	0.17 ± 0.04	>61 ± 12	-0.2 ± 0.4
J034439.17+320918.4	N	0.18 ± 0.03	57 ± 11	0.19 ± 0.04	70 ± 10	0.2 ± 0.4

Table 4.2 (cont'd)

Nomenclatura GBS-VLA	Nueva detección <sup>1</sup>	$f_{4,5}$ (mJy)	Propiedades del flujo		Var. <sub>7,5</sub> (%)	Índice espectral
			Var. <sub>4,5</sub> (%)	$f_{7,5}$ (mJy)		
J034439.42+320128.8	Y	0.09 ± 0.02	>71 ± 17	–	–	–
J034443.98+320135.2	N	0.22 ± 0.02	40 ± 14	0.23 ± 0.03	33 ± 23	0.1 ± 0.3
J034446.82+320446.5	N	0.07 ± 0.02	>37 ± 25	0.06 ± 0.02	>43 ± 31	-0.5 ± 0.9
J034446.97+321455.6	N	0.93 ± 0.10	52 ± 7	0.60 ± 0.07	34 ± 11	-0.9 ± 0.2
J034447.02+321457.9	N	0.54 ± 0.06	43 ± 10	0.28 ± 0.06	>61 ± 9	-1.3 ± 0.4
J034448.89+320125.0	Y	0.12 ± 0.02	6 ± 30	0.08 ± 0.02	>43 ± 45	-1.0 ± 0.5
J034449.78+315741.7	Y	0.08 ± 0.02	>18 ± 25	–	–	–
J034450.64+321906.3	N	0.15 ± 0.02	>64 ± 9	0.14 ± 0.03	>47 ± 20	-0.2 ± 0.4
J034452.97+320507.5	N	0.47 ± 0.04	26 ± 11	0.61 ± 0.10	28 ± 18	0.5 ± 0.2
J034453.84+320436.0	N	0.33 ± 0.04	25 ± 15	0.17 ± 0.04	26 ± 28	-1.4 ± 0.3
J034458.57+320715.1	N	0.04 ± 0.02	>56 ± 24	–	–	–
J034458.67+315645.8	Y	0.06 ± 0.02	>35 ± 32	–	–	–
J034459.29+315658.9	Y	0.37 ± 0.08	46 ± 18	–	–	–
J034507.74+320027.1	N	0.06 ± 0.02	>53 ± 22	0.03 ± 0.02	>58 ± 49	-1.5 ± 1.3
J034507.97+320401.6	N	0.25 ± 0.02	37 ± 10	0.24 ± 0.03	51 ± 13	-0.1 ± 0.2
J034510.90+320822.0	N	0.36 ± 0.04	13 ± 16	0.38 ± 0.07	13 ± 25	0.1 ± 0.2
J034511.72+320219.4	Y	0.07 ± 0.02	>16 ± 28	<0.04	–	<-1.3 ± 0.5
J034513.19+321001.9	Y	0.16 ± 0.02	30 ± 20	0.07 ± 0.02	51 ± 47	-1.7 ± 0.5
J034515.99+320859.7	Y	0.29 ± 0.03	41 ± 13	0.12 ± 0.03	68 ± 26	-1.8 ± 0.3
J034516.04+320513.9	N	0.18 ± 0.02	33 ± 19	0.16 ± 0.03	51 ± 17	-0.3 ± 0.3
J034519.47+320346.8	Y	0.35 ± 0.04	19 ± 18	0.20 ± 0.05	18 ± 32	-1.1 ± 0.2
J034531.69+320400.7	Y	0.36 ± 0.03	12 ± 14	0.31 ± 0.04	25 ± 17	-0.3 ± 0.2
J034532.53+320636.9	N	1.09 ± 0.13	17 ± 14	0.56 ± 0.13	29 ± 26	-1.4 ± 0.2
J034535.64+320343.5	Y	3.13 ± 0.23	6 ± 10	1.81 ± 0.24	20 ± 15	-1.1 ± 0.2

<sup>1</sup>Y = Fuente sin contraparte reportada a alguna frecuencia. N = fuente con contraparte conocida.

Table 4.3. Fuentes de radio detectadas en los campos individuales en Perseo

Nomenclatura GBS-VLA	Nueva detección <sup>1</sup>	$f_{4,5}$ (mJy)	Propiedades del flujo		Var. <sub>7,5</sub> (%)	Índice espectral
			Var. <sub>4,5</sub> (%)	$f_{7,5}$ (mJy)		
J032528.40+311109.2	N	0.33 ± 0.08	38 ± 23	—	—	—
J032549.54+311408.8	Y	0.29 ± 0.05	41 ± 21	<0.17	—	<-1.0 ± 0.3
J032827.62+304909.4	N	0.72 ± 0.21	>94 ± 2	—	—	—
J032836.79+305017.9	Y	1.11 ± 0.27	23 ± 27	—	—	—
J032838.21+304007.9	Y	0.42 ± 0.10	28 ± 28	—	—	—
J032840.88+304948.3	N	3.96 ± 0.86	49 ± 16	—	—	—
J032841.15+304945.2	N	3.28 ± 0.73	>92 ± 2	—	—	—
J032852.32+304216.8	N	1.60 ± 0.18	32 ± 11	1.56 ± 0.35	49 ± 17	-0.0 ± 0.2
J032855.81+304719.7	N	7.05 ± 0.70	10 ± 12	4.01 ± 0.79	22 ± 22	-1.1 ± 0.2
J032906.33+304332.7	Y	0.40 ± 0.06	34 ± 18	0.42 ± 0.14	42 ± 29	0.1 ± 0.4
J032912.84+304558.5	Y	0.45 ± 0.09	>65 ± 10	—	—	—
J032917.16+304329.7	N	3.30 ± 0.76	32 ± 22	—	—	—
J032919.25+304548.7	Y	0.59 ± 0.16	>96 ± 2	—	—	—
J033057.00+313402.9	Y	0.33 ± 0.08	>31 ± 19	—	—	—
J033100.54+313405.7	Y	0.22 ± 0.06	>26 ± 25	—	—	—
J033100.76+313412.3	Y	0.51 ± 0.11	59 ± 15	—	—	—
J033111.09+313904.7	N	2.89 ± 0.81	44 ± 22	—	—	—
J033443.24+315912.8	Y	0.19 ± 0.04	>35 ± 26	<0.21	—	< 0.2 ± 0.3
J033454.98+320506.2	Y	0.99 ± 0.16	41 ± 14	0.79 ± 0.27	68 ± 17	-0.5 ± 0.2
J033456.97+315806.3	Y	0.15 ± 0.03	> 7 ± 28	<0.11	—	<-0.6 ± 0.4
J033501.24+320059.9	N	0.34 ± 0.03	63 ± 9	0.34 ± 0.03	>60 ± 8	0.0 ± 0.3
J033501.53+320406.0	Y	0.42 ± 0.06	4 ± 23	0.37 ± 0.10	40 ± 24	-0.3 ± 0.3
J033503.90+315923.1	Y	0.14 ± 0.03	>34 ± 16	0.20 ± 0.04	>10 ± 28	0.7 ± 0.5
J033508.31+315803.3	Y	0.29 ± 0.06	49 ± 23	0.24 ± 0.08	-A-	-0.4 ± 0.5
J033509.29+315802.5	Y	0.23 ± 0.05	20 ± 28	0.11 ± 0.04	-A-	-1.5 ± 0.6
J033517.06+311640.5	Y	0.50 ± 0.09	30 ± 19	0.13 ± 0.05	>28 ± 37	-2.7 ± 0.5
J033517.65+311650.0	Y	0.50 ± 0.08	50 ± 15	0.83 ± 0.56	>28 ± 38	1.0 ± 1.2
J033530.50+310955.9	Y	0.46 ± 0.07	18 ± 21	0.25 ± 0.08	>25 ± 34	-1.2 ± 0.3
J033541.20+311500.1	Y	0.57 ± 0.07	23 ± 16	0.41 ± 0.11	44 ± 24	-0.7 ± 0.2
J033542.19+311727.3	Y	0.46 ± 0.09	17 ± 26	—	—	—
J033553.36+310955.7	Y	1.46 ± 0.37	38 ± 22	—	—	—
J033620.81+311605.1	Y	0.56 ± 0.09	12 ± 21	0.57 ± 0.19	25 ± 35	0.0 ± 0.3
J033641.02+311753.1	Y	1.22 ± 0.36	51 ± 20	—	—	—
J034300.22+293317.1	N	6.63 ± 1.74	45 ± 20	—	—	—
J034300.32+293320.4	N	2.64 ± 0.70	53 ± 18	—	—	—
J034307.27+293235.0	Y	1.34 ± 0.28	42 ± 17	—	—	—
J034324.29+293811.5	Y	0.43 ± 0.05	19 ± 18	0.23 ± 0.05	>36 ± 21	-1.3 ± 0.3
J034331.61+293534.5	N	1.58 ± 0.10	12 ± 9	1.38 ± 0.14	6 ± 15	-0.3 ± 0.2
J034341.43+293101.0	Y	0.46 ± 0.11	52 ± 19	—	—	—
J034344.06+294008.5	Y	0.58 ± 0.13	27 ± 24	—	—	—
J034356.20+293620.3	Y	0.74 ± 0.20	46 ± 23	—	—	—

Note. — La anotación A indica que la fuente no fue detectada por encima de tres veces el nivel de ruido en las épocas individuales, pero fue detectada en las imágenes de las épocas concatenadas.

<sup>1</sup>Y = Fuente sin contraparte reportada a alguna frecuencia. N = fuente con contraparte conocida.



Table 4.4. Fuentes de radio con contrapartes conocidas en NGC 1333

Nomenclatura GBS-VLA	Otros Nombres	X-ray <sup>a</sup>	Infrarojo <sup>b</sup>			Radio <sup>c</sup>	Tipo de Objeto <sup>d</sup>
			SST	2M	WISE		
J032821.37+311440.1	-	XMMU J032821.5+311440	-	-	-	-	X
J032822.25+311427.1	-	-	-	-	-	NVSS 032822+311431	Rad
J032832.87+311445.3	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 36	E
J032837.01+312125.3	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 37	E
J032837.10+311330.7	2MASS J03283706+3113310	-	Y	Y	Y	-	YSO
J032843.65+311702.7	-	WMW2010 19	-	-	-	-	X
J032849.45+312841.7	-	-	-	-	-	NVSS 032848+312844	Rad
J032850.72+312225.2	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 38	YSO
J032856.92+311622.2	2MASS J032856.9+311622	-	Y	Y	Y	-	YSO
J032857.30+311531.4	-	-	-	-	-	SB86 NGC1333 7	Rad
J032857.36+311415.8	SSTc2d J032857.4+311416	-	Y	-	-	FOW2011 8	YSO
J032857.65+311531.4	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 1	E
J032859.25+312033.0	2MASS J03285920+312037	-	Y	Y	-	-	YSO?
J032859.27+311548.2	2MASS J03285930+3115485	CXO J032859.2+311548	Y	Y	Y	-	YSO
J032859.66+312542.7	-	WMW2010 120	-	-	-	-	X
J032859.83+311402.8	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 12	E
J032900.37+312045.4	2MASS J03290037+3120456	CXO J032900.3+312045	Y	Y	Y	-	YSO
J032901.21+312026.0	2MASS J03290116+3120244	-	Y	Y	-	RAC97 VLA 42	YSO
J032901.63+312018.6	2MASS J03290149+3120208	-	Y	Y	Y	-	YSO
J032901.96+311538.0	HH 7-11 MMS 3	-	-	-	-	RAC97 VLA 2	YSO
J032903.38+311601.6	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 3	YSO
J032903.75+311603.7	SVS76 NGC 1333 13A1	-	Y	Y	Y	RAC97 VLA 4a/4b	YSO
J032904.06+311446.2	SSTc2d J032904.1+311447	-	Y	Y	Y	RAC97 VLA 19	YSO
J032904.26+311609.0	2MASS J03290421+3116080	-	Y	Y	-	RAC97 VLA 20	YSO
J032907.16+311708.9	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 23	E
J032907.75+312157.1	2MASS J03290773+3121575	WMW2010 82	Y	Y	Y	FOW2011 17	YSO
J032909.14+312144.0	2MASS J03290915+3121445	WMW2010 79	Y	Y	-	-	YSO
J032910.22+312335.1	2MASS J03291046+3123348	-	Y	Y	Y	-	YSO
J032910.39+312159.0	2MASS J03291037+3121591	CXO J032910.3+312159	Y	Y	Y	-	YSO
J032910.42+311332.0	JCC87 IRAS 4A2	-	-	-	-	-	YSO
J032910.53+311330.9	JCC87 IRAS 4A1	-	-	-	-	-	YSO
J032911.25+311831.1	SSTc2d J032911.3+311831	-	Y	-	Y	FOW2011 20	YSO
J032915.85+311621.4	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 30	E
J032916.59+311648.7	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 31	YSO
J032917.67+312244.9	SVS76 NGC 1333 2	CXO J032917.6+312245	Y	Y	Y	FOW2011 21	YSO
J032920.67+311549.5	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 32	E
J032922.29+311354.2	GMM2008 38	-	-	-	-	FOW2011 25	YSO
J032923.95+311620.0	-	-	-	-	-	RAC97 VLA 35	E
J032930.94+312211.8	-	-	-	-	-	FOW2011 26	Rad
J032931.95+312121.9	-	CXO J032931.6+312125	-	-	-	-	X

<sup>a</sup>XMMU = Preibisch 2003, Barcons et al. 2002; CXO = Getman et al. 2002; WMW = Winston et al. 2010

<sup>b</sup>SST = Gutermuth et al. 2009; 2M = Cutri et al. 2003 and WISE = Cutri et al. 2012

<sup>c</sup>RAC97 = Rodríguez et al. 1997; Rodríguez et al. 1999; Anglada et al. 2000; FOW2011 = Forbrich et al. 2011; NVSS = Condon et al. 1998

<sup>d</sup>Tipo de objeto: E = extragalactico; IR = infrarojo; Rad = fuente de radio; X = fuente de rayos X; YSO = objeto estelar joven; YSO? = candidato a objeto estelar joven. Los objetos se marcan como emisor peculiar (Rad, X-ray, IR o SMM) cuando la información no es suficiente para determinar la naturaleza del mismo.

Table 4.5. Fuentes de radio con contrapartes conocidas en IC 348

Nomenclatura GBS-VLA	Otros Nombres	X-ray <sup>a</sup>	Infrarojo <sup>b</sup>			Radio <sup>c</sup>
			SST	2M	WISE	
J034331.68+321451.9	–	–	–	–	–	NVSS 034331+321451
J034337.86+320649.2	JCMTSF J034337.8+320644	–	–	–	–	–
J034341.27+315754.1	JMCTSE J034341.5+315753	–	–	–	–	–
J034351.23+321309.1	2MASS J03435123+3213091	CXOPZ 3	Y	Y	Y	–
J034355.41+321008.7	2MASS J03435519+3210067	–	Y	Y	Y	–
J034356.01+320928.4	PSZ2003 J034356.0+320928	–	–	–	–	–
J034356.39+321042.6	PSZ2003 J034356.7+321039	–	–	–	–	–
J034357.60+320137.3	2MASS J03435759+3201373	CXOU J034357.6+320137	Y	Y	Y	FOW2011 3
J034359.65+320153.9	2MASS J03435964+3201539	CXOU J034359.6+320154	Y	Y	Y	FOW2011 4
J034401.19+321230.4	PSZ2003 J034401.2+321230	–	–	–	–	–
J034406.38+321409.8	PSZ2003 J034406.4+321410	–	–	–	–	–
J034406.65+321236.9	–	–	–	–	–	NVSS 034406+321235
J034408.85+320614.1	PSZ2003 J034409.2+320613	–	–	–	–	–
J034411.14+320314.0	PSZ2003 J034411.0+320315	–	–	–	–	–
J034416.17+321345.5	PSZ2003 J034416.2+321345	–	–	–	–	–
J034416.78+320956.4	2MASS J03441642+3209552	CXOPZ 32	Y	Y	Y	–
J034420.37+320158.4	–	CXOPZ 45	–	–	–	FOW2011 6
J034421.56+321017.4	2MASS J03442155+3210174	CXOPZ 49	Y	Y	Y	–
J034421.67+320624.8	2MASS J03442166+3206248	CXOPZ 52	Y	Y	Y	–
J034421.76+320918.3	Cl*IC 348 MM 42	–	–	–	–	NVSS 034421+320918
J034424.57+320357.5	2MASS J03442457+3203571	CXOPZ 64	Y	Y	Y	–
J034426.15+320113.1	–	CXOU J034426.1+320113	–	–	–	–
J034427.03+320443.5	2MASS J03442702+3204436	CXOPZ 77	Y	Y	Y	–
J034431.49+320039.6	–	–	–	–	–	FOW2011 7
J034431.68+321451.9	PSZ2003 J034431.6+321454	–	–	–	–	–
J034432.60+320842.4	2MASS J03443259+3208424	CXOPZ 106	Y	Y	Y	–
J034432.77+320837.6	2MASS J03443274+3208374	CXOPZ 108	Y	Y	Y	–
J034432.91+321306.6	–	–	–	–	–	NVSS 034433+321255
J034433.04+321241.3	–	CXOPZ 110	–	–	–	NVSS 034433+321255
J034433.65+321306.4	–	–	–	–	–	NVSS 034433+321255
J034433.91+321307.5	–	–	–	–	–	NVSS 034433+321255
J034434.87+320633.5	2MASS J03443487+3206337	CXOPZ 119	Y	Y	Y	–
J034435.89+320858.7	Cl*IC 348 MM 149	–	–	–	–	–
J034436.47+320313.4	PSZ2003 J034436.5+320317	–	–	–	–	–
J034436.92+320123.1	–	CXOPZ 134	–	–	–	–
J034436.93+320645.4	2MASS J03443694+3206453	CXOPZ 133	Y	Y	Y	–
J034438.72+320841.9	2MASS J03443871+3208420	CXOPZ 149	Y	Y	Y	–
J034439.17+320918.4	2MASS J03443916+3209182	CXOPZ 151	Y	Y	Y	–
J034443.98+320135.2	2MASS J03444389+3201373	–	Y	Y	–	–
J034446.82+320446.5	PSZ2003 J034446.8+320446	–	–	–	–	–
J034446.97+321455.6	–	–	–	–	–	NVSS 034447+321455
J034447.02+321457.9	–	–	–	–	–	NVSS 034447+321455
J034450.64+321906.3	2MASS J03445064+3219067	CXOPZ 187	Y	Y	Y	–
J034452.97+320507.5	PSZ2003 J034453.0+320507	–	–	–	–	–
J034453.84+320436.0	PSZ2003 J034453.9+320436	–	–	–	–	–
J034458.57+320715.1	PSZ2003 J034458.6+320710	–	–	–	–	–
J034507.74+320027.1	2MASS J03450773+3200272	XMMU J034507.6+320027	–	–	–	–
J034507.97+320401.6	Cl*IC 348 LRL 11	CXOPZ 209	Y	Y	Y	–
J034510.90+320822.0	–	CXOPZ 213	–	–	–	–
J034516.04+320513.9	2MASS J03451604+3205140	–	Y	Y	Y	–
J034532.53+320636.9	–	–	–	–	–	NVSS 034532+320635

<sup>a</sup>CXOPZ = Preibisch and Zinnecker 2001; CXOU = Chandra X-ray Observatory, Unregistered; XMMU = ?, Barcons et al. 2002

<sup>b</sup>SST = Gutermuth et al. 2009; 2M = Cutri et al. 2003 and WISE = Cutri et al. 2012

<sup>c</sup>FOW2011 = Forbrich et al. 2011; NVSS = Condon et al. 1998

<sup>d</sup>Tipo de objeto: Rad = fuente de radio; SMM = fuente submilimétrica; X = fuente de rayos X; YSO = objeto estelar joven; \* = estrella. se marcan como emisor peculiar (Rad, X-ray, IR o SMM) cuando la información no es suficiente para determinar la naturaleza del mismo.

Table 4.6. Fuentes de radio con contrapartes conocidas en los campos individuales de Perseo.

Nomenclatura GBS-VLA	Otros Nombres	X-ray <sup>a</sup>	Infrarojo <sup>b</sup>			Radio <sup>c</sup>	Tipo de type <sup>d</sup>
			SST	2M	WISE		
J032528.40+311109.2	WISE J032528.42+311109.7	–	–	–	Y	NVSS 032528+311112	IR, Rad
J032827.62+304909.4	–	–	–	–	–	NVSS 032826+304914	Rad
J032836.79+305017.9	WISE J032836.77+305017.9	–	–	–	Y	–	IR
J032838.21+304007.9	WISE J032838.22+304008.0	–	–	–	Y	–	IR
J032840.88+304948.3	–	–	–	–	–	NVSS J032840+304954	Rad
J032841.15+304945.2	–	–	–	–	–	NVSS 032840+304954	Rad
J032852.32+304216.8	WISE J032852.32+304217.2	–	–	–	Y	NVSS 032852+304221	IR, Rad
J032855.81+304719.7	–	–	–	–	–	NVSS 032855+304720	Rad
J032906.33+304332.7	WISE J032906.29+304333.0	–	–	–	Y	–	IR
J032912.84+304558.5	WISE J032912.81+304558.6	–	–	–	Y	–	IR
J032917.16+304329.7	–	–	–	–	–	NVSS 032917+304432	Rad
J033100.54+313405.7	WISE J033100.51+313405.7	–	–	–	Y	–	IR
J033111.09+313904.7	WISE J033111.07+313904.9	–	–	–	Y	NVSS 033111+313916	IR, Rad
J033501.24+320059.9	V* IX Per	IRXS J033501.2+320104	–	–	–	–	*
J033508.31+315803.3	WISE J033508.32+315803.1	–	–	–	Y	–	IR
J033509.29+315802.5	WISE J033509.30+315803.0	–	–	–	Y	–	IR
J034300.22+293317.1	–	–	–	–	–	NVSS 034300+293318	Rad
J034300.32+293320.4	–	–	–	–	–	NVSS 034300+293318	Rad
J034307.27+293235.0	WISE J034307.29+293235.7	–	–	–	Y	–	IR
J034331.61+293534.5	2MASS J03433201+2935326	–	–	Y	–	–	*
J034356.20+293620.3	WISE J034356.20+293620.0	–	–	–	Y	–	IR

<sup>a</sup>IRXS = Voges et al. 2000, Voges et al. 1999

<sup>b</sup>SST = Gutermuth et al. 2009; 2M = Cutri et al. 2003 and WISE = Cutri et al. 2012

<sup>c</sup>NVSS = Condon et al. 1998

<sup>d</sup>Object type: \* = estrella; IR = fuente infraroja; Rad = fuente de radio. Los objetos se marcan como emisor peculiar (Rad, X-ray, IR or SMM) cuando la información no es suficiente para determinar la naturaleza del mismo.

Table 4.7. Objetos estelares jóvenes con polarización circular.

Nomenclatura GBS-VLA	$F_V/F^a$ a 4.5 GHz (%)	$\sigma_{(F_V/F)}^b$ a 4.5 GHz (%)	$F_V/F^a$ a 7.5 GHz (%)	$\sigma_{(F_V/F)}$ a 7.5 GHz (%)	Var <sup>c</sup>
J032850.72+312225.2	0.073	0.008	0.063	0.010	N
J032922.29+311354.2	0.370	0.026	–	–	N
J034434.87+320633.5	0.696	0.026	–	–	N
J034450.64+321906.3	0.34	0.015	0.726	0.091	S

<sup>a</sup>F = densidad de flujo integrado en las imágenes con Stokes  $I$ ;  $F_V$  = densidad de flujo integrado en las imágenes con Stokes  $V$ .

<sup>b</sup> $\sigma$  = el error en la razón de la densidad de flujo.

<sup>c</sup>Var. = S cuando la variabilidad es mayor que 50 % en alguna de las frecuencias; N cuando es menor.

Table 4.8. Objetos estelares jóvenes detectados.

Nomenclatura GBS-VLA	Tipo Espectral	Clasificación <sup>a</sup> SED	Var <sup>b</sup>	$\alpha^b$	Rayos X	Candidato <sup>c</sup> VLBI	Ref. <sup>d</sup>
NGC 1333							
J032837.10+311330.7	–	Class I	N	–	N	N	1
J032850.72+312225.2	–	–	N	F	N	S	2
J032856.92+311622.2	M2.5	Class II	N	P	N	N	3
J032857.36+311415.8	–	Class I	N	P	N	N	1
J032859.25+312033.0	–	Flat	N	F	N	N	4
J032859.27+311548.2	K2.0	Class II	S	N	S	N	3,5
J032900.37+312045.4	M4.5	–	S	N	S	N	3
J032901.21+312026.0	–	–	N	N	N	N	2
J032901.63+312018.6	–	Class I	N	N	N	N	1
J032901.96+311538.0	–	–	N	F	N	N	2
J032903.38+311601.6	–	–	S	N	N	N	2
J032903.75+311603.7	–	Class II	S	P	N	N	5,6
J032904.06+311446.2	–	Class I	N	N	N	N	2,5
J032904.26+311609.0	–	–	S	N	N	N	2
J032907.75+312157.1	–	Class I	N	P	S	N	1
J032909.14+312144.0	–	Class III	S	P	S	N	3
J032910.22+312335.1	–	Class II	N	F	N	N	5
J032910.39+312159.0	F5	Class II	N	N	S	S	5,9
J032910.42+311332.0	–	Class 0	N	P	N	N	1
J032910.53+311330.9	–	Class 0	N	F	N	N	1
J032911.25+311831.1	–	Class 0	N	P	N	N	1
J032916.59+311648.7	–	–	S	P	N	N	2
J032917.67+312244.9	K2/3IIIe	Class II	N	P	S	N	3,6
J032922.29+311354.2	–	Class I	N	N	N	S	5
IC 348							
J034351.23+321309.1	G5	Class III	S	N	S	N	7,10
J034357.60+320137.3	M0.5	Class III	S	N	S	S	7, 10
J034359.65+320153.9	M0.5	Class II	S	P	S	N	5,7
J034416.78+320956.4	K0	–	N	N	S	S	7
J034420.37+320158.4	–	Class I	N	F	S	N	5
J034421.56+321017.4	M1.5	Class III	S	P	S	S	7,10
J034421.67+320624.8	M2.75	Class III	S	–	S	N	7,10
J034424.57+320357.5	M1	Class III	S	N	S	N	7, 10
J034427.03+320443.5	M1	Class III	S	–	S	N	7, 10
J034432.60+320842.4	M2.5	Class III	S	F	S	S	7, 10
J034432.77+320837.6	G6	Class III	N	N	S	N	7, 10
J034434.87+320633.5	K5.5	Class III	N	N	S	N	7, 10
J034436.93+320645.4	G3	Class II	S	N	S	S	5,7
J034438.72+320841.9	K3	Class III	S	N	S	N	7, 10
J034439.17+320918.4	G8	Class III	S	F	S	N	7, 10
J034443.98+320135.2	–	Class 0	N	F	N	N	1
J034450.64+321906.3	A0	Class III	S	F	S	N	7, 10
J034507.97+320401.6	G4	Class III	S	F	S	S	7, 10

<sup>a</sup>Todos los objetos Clase III correspondientes a IC 348 se encuentran de hecho clasificados como “anemic” o “star” por Lada et al. (2006). Esto quiere decir que la contribución de emisión infrarroja del disco es despreciable o inexistente. En base a esto proponemos que son equivalentes a un objeto Clase III.

<sup>b</sup>Var. = S cuando la variabilidad de la fuente es mayor a 50 % en al menos una frecuencia; N cuando es menor.  $\alpha$  se refiere al índice espectral, y se da como P (positivo) cuando es mayor a 0.2; F (de flat, plano) cuando se encuentra entre  $-0.2$  y  $+0.2$ , y N (negativo) cuando es menor a  $-0.2$ . Rayos X = S cuando existe un flujo en rayos X reportado en la literatura, N cuando no.

<sup>c</sup>Candidato VLBI = Fuentes que pueden presentar emisión no-térmica y tener suficiente densidad de flujo para poder ser detectadas en observaciones VLBI. S cuando la fuente es candidata, N cuando no.

<sup>d</sup>1 = Enoch et al. (2009); 2 = Rodríguez et al. (1997). Rodríguez et al. (1999). Anglada et al. (2000); 3 = Winston et al. (2010); 4 = Evans et al. (2009); 5 = Gutermuth et al. (2009). Gutermuth et al. (2008); 6 = Turnshek et al. (1980); 7 = Kirk and Myers (2011); 8 = Forbrich et al. (2011); 9 = Connelley and Greene (2010). Connelley et al. (2008); 10 = Lada et al. (2006).

Table 4.9. Candidatos a objetos estelares jóvenes en base únicamente a sus propiedades en radio.

Nomenclatura GBS-VLA	Variabilidad <sub>4,5GHz</sub> (%)	Variabilidad <sub>7,5GHz</sub> (%)	Índice espectral
NGC 1333			
J032813.80+311755.1	>69 ± 11	–	–
J032825.98+311616.0	52 ± 11	>18 ± 35	-3.0 ± 0.5
J032846.49+312943.5	>87 ± 4	–	–
J032907.87+312348.0	>57 ± 13	>37 ± 29	-1.4 ± 1.0
J032918.56+311427.3	76 ± 15	–	–
J032933.19+312845.2	>71 ± 24	–	<-0.2 ± 0.5
J032944.99+312019.7	>58 ± 18	–	<-1.8 ± 0.4
IC 348			
J034347.85+320555.2	>63 ± 21	–	–
J034358.35+315754.7	>66 ± 21	–	–
J034434.05+320104.3	>82 ± 14	–	–
J034437.73+321839.3	>76 ± 4	–	–
J034439.42+320128.8	>71 ± 17	–	–
J034446.97+321455.6	52 ± 7	34 ± 11	-0.9 ± 0.2
J034447.02+321457.9	43 ± 10	>61 ± 9	-1.3 ± 0.4
Campos individuales			
J032827.62+304909.4	>94 ± 2	–	–
J032841.15+304945.2	>92 ± 2	–	–
J032912.84+304558.5	>65 ± 10	–	–
J032919.25+304548.7	>96 ± 2	–	–
J033100.76+313412.3	59 ± 15	–	–
J033517.65+311650.0	50 ± 15	>28 ± 38	1.0 ± 1.2

Table 4.10. Movimientos propios de los objetos estelares jóvenes en Perseo.

Nomenclatura GBS-VLA	ID (lit.)	$\mu_\alpha \cos(\delta)$ (mas yr <sup>-1</sup> )	$\mu_\delta$ (mas yr <sup>-1</sup> )	$\mu$ (mas yr <sup>-1</sup> )	$v_T$ (km s <sup>-1</sup> )
GBS-VLA J032901.96+311538.1	VLA 2	6.72 ± 0.69	-13.96 ± 1.8	15 ± 2	16 ± 3
GBS-VLA J032903.38+311601.6	VLA 3	7.34 ± 3.26	-15.87 ± 1.14	17 ± 3	19 ± 3
Promedio pesado		6.74 ± 0.67	-15.32 ± 0.92	17 ± 2	19 ± 2

Table 4.11. Fuentes susceptibles de observación VLBI.

Nomenclatura GBS-VLA	$f_{4,5}$ (mJy)	$f_{7,5}$ (mJy)	Var. <sub>4,5</sub> (%)	Var. <sub>7,5</sub> (%)	Índice espectral	Polarización <sup>a</sup>
Objetos estelares jóvenes <sup>b</sup>						
NGC 1333						
J032850.72+312225.2	$1.40 \pm 0.09$	$1.27 \pm 0.11$	$17 \pm 8$	$5 \pm 14$	$-0.2 \pm 0.2$	S
J032910.39+312159.0	$0.48 \pm 0.03$	$0.35 \pm 0.03$	$16 \pm 12$	$7 \pm 23$	$-0.6 \pm 0.2$	N
J032922.29+311354.2	$0.30 \pm 0.05$	$0.22 \pm 0.08$	$21 \pm 21$	$21 \pm 43$	$-0.6 \pm 0.3$	S
IC 348						
J034357.60+320137.3	$0.21 \pm 0.02$	$0.17 \pm 0.02$	$76 \pm 6$	$>76 \pm 7$	$-0.4 \pm 0.03$	N
J034416.78+320956.4	$2.89 \pm 0.24$	$1.55 \pm 0.24$	$8 \pm 11$	$20 \pm 18$	$-1.3 \pm 0.1$	N
J034421.56+321017.4	$0.28 \pm 0.04$	$0.35 \pm 0.06$	$>89 \pm 1$	$>87 \pm 6$	$0.4 \pm 0.3$	N
J034432.60+320842.4	$0.39 \pm 0.04$	$0.44 \pm 0.07$	$72 \pm 7$	$>88 \pm 6$	$0.2 \pm 0.2$	N
J034436.93+320645.4	$0.34 \pm 0.04$	$0.26 \pm 0.06$	$>75 \pm 4$	$>80 \pm 8$	$-0.5 \pm 0.3$	N
J034507.97+320401.6	$0.25 \pm 0.02$	$0.24 \pm 0.03$	$37 \pm 10$	$51 \pm 13$	$-0.1 \pm 0.2$	N
Candidatos a objetos estelares jóvenes <sup>c</sup>						
NGC 1333						
J032825.98+311616.0	$0.34 \pm 0.04$	$52 \pm 11$	$52 \pm 11$	$>18 \pm 35$	$-3.0 \pm 0.5$	N
J032846.49+312943.5	$0.46 \pm 0.10$	–	$>87 \pm 4$	–	–	N
J034437.73+321839.3	$0.31 \pm 0.03$	–	$>76 \pm 4$	–	–	N
IC 348						
J034446.97+321455.6	$0.93 \pm 0.10$	$0.60 \pm 0.07$	$52 \pm 7$	$34 \pm 11$	$-0.9 \pm 0.2$	N
J034447.02+321457.9	$0.54 \pm 0.06$	$0.28 \pm 0.06$	$43 \pm 10$	$>61 \pm 9$	$-1.3 \pm 0.4$	N
Campos individuales						
J032827.62+304909.4	$0.72 \pm 0.21$	–	$>94 \pm 2$	–	–	N
J032841.15+304945.2	$3.28 \pm 0.73$	–	$>92 \pm 2$	–	–	N
J032912.84+304558.5	$0.45 \pm 0.09$	–	$>65 \pm 10$	–	–	N
J032919.25+304548.7	$0.59 \pm 0.16$	–	$>96 \pm 2$	–	–	N
J033100.76+313412.3	$0.51 \pm 0.11$	–	–	$59 \pm 15$	–	N
J033517.65+311650.0	$0.50 \pm 0.08$	$0.83 \pm 0.56$	$50 \pm 15$	$>28 \pm 38$	$1.0 \pm 1.2$	N

<sup>a</sup>S = fuente que presenta polarización circular; N = fuente sin polarización circular. Véase Tabla 4.7.

<sup>b</sup>Véase la Tabla 4.8.

<sup>c</sup>Véase la Tabla 4.9.



Table 4.12. Observaciones VLBA previas en Perseo.

Target	Nomenclatura GBS-VLA	Proyecto VLBA	Época <sup>a</sup> (UTC)	Detección <sup>b</sup>
LRL49	J034357.60+320137.3	BL175AQ	17 mar 2013/21:27:24	N
...	...	BL175CB	19 ago 2012/11:13:47	N
...	...	BL175EB	02 oct 2013/08:24:30	N
...	...	BL175EF	06 sep 2014/10:06:46	N
V696PER	J034421.56+321017.4	BL175AR	19 mar 2013/21:18:57	N
...	...	BL175CC	28 ago 2012/10:38:25	N
...	...	BL175EF	06 sep 2014/10:06:46	N
V913PER	J034432.60+320842.4	BL175AS	22 mar 2013/21:07:26	N
...	...	BL175CD	04 sep 2012/10:11:05	N
...	...	BL175EF	06 sep 2014/10:06:46	N
V918PER	J034436.93+320645.4	BL175AS	22 mar 2013/21:12:36	N
...	...	BL175CD	04 sep 2012/10:11:05	N
...	...	BL175EF	06 sep 2014/10:11:56	N
LRL11	J034507.97+320401.6	BL175AU	18 abr 2013/19:24:32	N
...	...	BL175CF	07 sep 2012/09:56:06	N

<sup>a</sup>Fecha y tiempo de inicio de las sesiones de observación.

<sup>b</sup>S = si el target ha sido detectado en alguna observación; N = si no.

Table 4.13. Detecciones VLBA previas en Perseo.

Target	Proyecto VLBA	Época <sup>a</sup> (UTC)
CXOPZ110	BL175AT	30 mar 2013/20:34:44
...	BL175CE	05 sep 2012/10:06:58
MM41	BL175CC	28 ago 2012/10:38:25
MM42	BL175AQ	17 mar 2013/21:27:24
...	BL175CC	28 ago 2012/11:51:28
PERUNI1	BL175AT	30 mar 2013/20:39:54
...	BL175CE	05 sep 2012/10:06:58
PERUNID1	BL715AV	21 abr 2013/19:12:40
WJ033455.07	BL175F9	27 abr 2015/18:48:18
...	BL175EE	03 sep 2014/10:18:34
...	BL175AV	21 abr 2013/19:07:32

<sup>a</sup>Fecha y tiempo de inicio de las sesiones de observación.



## Capítulo 5

# Observaciones SMA.

Las observaciones SMA son observaciones de archivo las cuáles fueron obtenidas en noviembre de 2005, cuando el arreglo se encontraba en su configuración compacta. El centro de referencia de fase fue  $\alpha_{J2000.0} = 03^h 43^m 57^s.29$ ,  $\delta_{J2000.0} = +32^\circ 03' 09''.0$ . Se observaron simultáneamente dos bandas de frecuencia, centradas a 220.538 GHz (banda lateral inferior) y 230.538 GHz (banda lateral superior). Las observaciones fueron hechas en modo mosaico usando un espaciado de media-potencia entre los centros de los campos hasta cubrir la totalidad del flujo HH 797. El haz primario del SMA a 230 GHz tiene un FWHM  $\sim 50''$ .

El correlador digital del SMA estaba configurado en 24 ventanas espectrales de 104 MHz y 128 canales cada uno. Esto brinda una resolución espectral de 0.812 MHz ( $\sim 1.1 \text{ km s}^{-1}$ ) por canal.

La opacidad al zenit ( $\tau_{230GHz}$ ), medida con el radiómetro en el Observatorio Submilimétrico del Caltech (cercano al SMA) fluctuaba entre 0.12 y 0.19, indicando condiciones de clima razonables durante la observación. La escala absoluta para la calibración de la densidad de flujo fue provista por observaciones del planeta Urano. Los calibradores de ganancia fueron los cuasares 3C 111 y 3C 84, el cuasar 3C 273 fue utilizado para calibración de paso de banda. La incertidumbre en la escala de flujo se estima entre 15 % y 20 %, basada en el monitoreo SMA de cuasares.

Otros detalles técnicos del SMA y los esquemas de calibración pueden encontrarse en Ho et al. (2004). Los datos fueron calibrados utilizando el paquete MIR en IDL, originalmente desarrollado para el Radio Observatorio de Owens Valley (Scoville et al. 1993) y adaptado para el SMA<sup>1</sup>.

Las imágenes de los datos calibrados fueron generados y analizados de la manera estándar utilizando los paquetes MIRIAD y KARMA (Gooch 1996). Una imagen de continuo a 1.4 mm se obtuvo promediando los canales libres de línea en la banda lateral superior. El ruido rms resultante para la imagen de continuo fue de alrededor de 7 mJy beam<sup>-1</sup> a una resolución angular de  $3''.42 \times 3''.20$  con un ángulo de posición (P.A., por sus siglas en inglés) de  $-70^\circ.8$ . El ruido rms en cada canal de línea espectral fue de alrededor de 70 mJy beam<sup>-1</sup> a igual resolución angular.

---

<sup>1</sup>El manual MIR-IDL puede encontrarse en <http://cfa-www.harvard.edu/~cqi/mircook.html>



## Capítulo 6

# Resultados SMA y Discusión.

### 6.1. Resultados

La Figura 6.1 muestra un mapa de continuo a 1.4 mm y la intensidad integrada de la línea de emisión del  $^{12}\text{CO}(2-1)$  de HH 797 sobrepuesta a una imagen de *Spitzer*/IRAC a  $4.5 \mu\text{m}$ . Esta banda de IRAC contiene varias transiciones de  $\text{H}_2$  que trazan material excitado por choque (Smith and Rosen 2005), en este caso con material asociado al flujo super sónico en HH 797. La imagen muestra un flujo altamente colimado, con un ángulo de apertura de  $\sim 6^\circ$  y ángulo de posición de  $-30^\circ$ . La emisión de  $^{12}\text{CO}(2-1)$  traza la porción interior ( $\sim 0.1$  pc) del flujo. Las velocidades radiales corridas al azul van de  $-2$  a  $+8 \text{ km s}^{-1}$  mientras que las velocidades radiales corridas al rojo van de  $+10$  a  $+20 \text{ km s}^{-1}$ ; la velocidad radial sistémica del sistema de reposo local (SRL) de la nube molecular ambiente es alrededor de  $+9 \text{ km s}^{-1}$ . Estas velocidades están en buen acuerdo con las reportadas por Tafalla et al. (2006). Las velocidades radiales corridas al rojo se concentran hacia el sur, mientras que las velocidades radiales corridas al azul se concentran en el norte.

El flujo HH 797 es impulsado por IC 348–MMS/SMM2, un objeto de Clase 0 (Eisloffel et al. 2003). Nuestras observaciones logran resolver la emisión de polvo de esta fuente, con un tamaño de  $(3''.0 \pm 0''.3) \times (1''.5 \pm 0''.2)$ , con ángulo de posición  $+50.0^\circ$ . Esto implica un tamaño de alrededor de  $900 \times 450$  U.A. (suponiendo una distancia de 300 pc) y una orientación prácticamente perpendicular al flujo del eje. La fuente se encuentra centrada en  $\alpha_{\text{J2000},0} = 03^{\text{h}}43^{\text{m}}57^{\text{s}}.073$ ,  $\delta_{2000,0} = +32^\circ 03' 05''.59$  y tiene una densidad de flujo a 1.4 mm de  $220 \pm 15 \text{ mJy}$ .

Si suponemos emisión de polvo isotérmica ópticamente delgada, una razón de gas a polvo de 100, una temperatura de polvo de 40 K, opacidad del polvo  $\kappa_{1,4\text{mm}} = 1 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ , y un índice de emisividad  $\beta = 1.5$ , la masa total de la fuente se estima en  $0.09 M_\odot$ . Lo anterior sugiere que la emisión observada a 1.4 mm es dominada por el disco de acreción, aunque puede estar presente cierta contribución de la envoltente interna. En objetos en los que se ha podido estimar la razón entre las masas del disco y la estrella central, esta suele estar en el orden de  $M_{\text{star}}/M_{\text{disk}} \sim 10$  (Rodríguez et al. 1998; Guilloteau and Dutrey 1998; Schreyer et al. 2006). Esto sugiere que la masa de la protoestrella central en IC 348–MMS/SMM2 es apenas de  $1 M_\odot$ .

En la Figura 6.2 se muestra un mapa de velocidad pesada por intensidad de la emisión de  $^{12}\text{CO}(2-1)$ . Al observarlo se confirma que la mayoría de las velocidades corridas al rojo se localizan en la parte sur del flujo, mientras que las velocidades con corrimiento al azul se localizan al norte. Es interesante notar que la Figura también muestra un claro gradiente transversal al flujo y que se extiende a todo lo largo del mismo. Este gradiente es tal que, a una distancia dada de la protoestrella, la velocidad del gas hacia el borde este del jet se observa sistemáticamente más corrida al rojo que el gas del borde oeste. Esta asimetría es confirmada por los diagramas posición–velocidad (PV) para cuatro cortes transversales al flujo (Figura 6.3), que muestran la estructura espacial del gas del flujo como función de la velocidad radial. Se puede observar, en cada caso, un perfil de velocidad con forma de “V”. Cerca del eje del jet coexisten velocidades altas y bajas, que se extienden hasta aproximadamente  $+2 \text{ km s}^{-1}$  en la parte norte (corrida al azul) y hasta aproximadamente  $+16 \text{ km s}^{-1}$  en la parte sur (corrida al rojo). Por el contrario, hacia los ejes del flujo, solo se

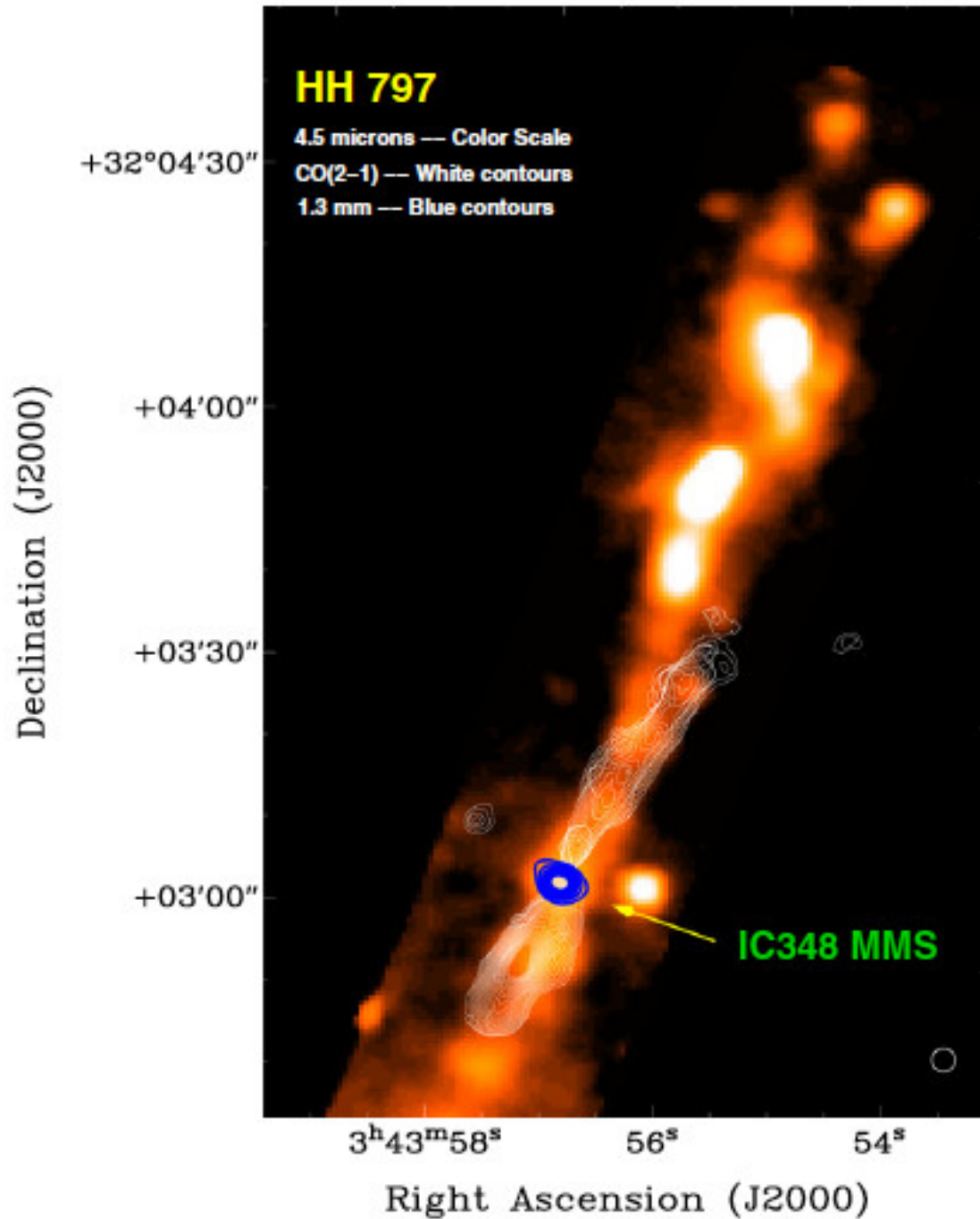


Figura 6.1 Mapa SMA de intensidad integrada (momento 0) del CO(2-1) de HH 797 (contornos blancos) sobrepuesta a una imagen *Spitzer*/IRAC (escala de color), y a la emisión en continuo a 1.4 mm del objeto IC 348-MMS/SMM2 (contornos en azul). Los contornos blancos van del 15% al 80% del pico de emisión en intervalos de 5%. El pico de la emisión para las observaciones de CO(2-1) es  $31 \text{ Jy beam}^{-1} \text{ km s}^{-1}$ . Los contornos azules van de 40% al 90% del pico de emisión en intervalos de 9%. El pico de la emisión para las observaciones milimétricas en continuo es de  $160 \text{ mJy beam}^{-1}$ . El haz sintetizado para las observaciones de línea y de continuo se muestra en la esquina inferior derecha.

observan velocidades comparativamente bajas. Si la velocidad del gas fuese paralela a la dirección del flujo, se espera que dichos perfiles en “V” fuesen simétricos respecto al eje del flujo. En este caso, se observa una clara asimetría.

Considérese por ejemplo los cortes en las posiciones B1 y B2. Cerca del borde oeste (a un offset angular  $\sim +5''$ ), el gas se encuentra a una velocidad de cerca de  $+8 \text{ km s}^{-1}$  (i.e., ligeramente por debajo de la velocidad sistémica y como es apropiado para el lado corrido al azul). Pero cerca del borde este (a un offset angular de  $\sim -5 \text{ km s}^{-1}$ ), el gas alcanza velocidades corridas al rojo de cerca de  $+11 \text{ km s}^{-1}$ . Un patrón similar puede observarse en los cortes en las posiciones R1 y R2 y ha sido reportado en otros flujos colimados (Orión-S6 y HH 212; Lee et al. 2008; Zapata et al. 2010) en donde ha sido interpretado como evidencia de rotación del flujo. En el caso presente, la amplitud de la asimetría en velocidad es de cerca de  $2 \text{ km s}^{-1}$ . Debe notarse que la estructura de la emisión a la velocidad sistémica (donde la emisión del flujo se mezcla con la emisión extendida de la nube ambiente) es pobremente reconstruida por nuestros datos interferométricos. La aparente falta de continuidad en los diagramas PV a  $+9 \text{ km s}^{-1}$  es un resultado de este efecto.

## 6.2. Discusión.

La interpretación más natural para las asimetrías de velocidad observadas es rotación del jet. Considérese sin embargo las alternativas a la rotación. La principal alternativa es que el flujo impulsado por IC 348–MMS/SMM2 sea de hecho la superposición de dos flujos casi paralelos, que no logramos resolver espacialmente en nuestras observaciones, e impulsado por un sistema binario. En un estudio reciente, Murphy et al. (2008) presenta un modelo de dicha situación, y muestra que los flujos paralelos eventualmente se fusionan, resultando en una torcedura persistente en la estructura final. Además, la precesión inducida por el la binariedad rápidamente lleva a torcer las trayectorias. Aunque no puede descartarse del todo este escenario, no se observan ninguno de estos efectos en nuestros datos. Adicionalmente, no se tiene evidencia directa de una posible binariedad en IC 348–MMS/SMM2.

Una segunda posibilidad a considerar es la de un jet/flujo que precesa. Esta posibilidad explicaría bien la morfología ondulada del flujo a distancias grandes de la fuente, como se observa en las observaciones en infrarojo (véase la Figura 6.1). Este escenario podría replicar la rotación debido a que el jet sería la superposición de eventos sucesivos en los que el gas sería eyectado en diferente dirección en tiempos diferentes. Aunque dicho escenario no explica fácilmente la simetría en los patrones en “V” que se observa en los diagramas PV de HH 797 (los cuales de hecho son consistentes con una alta velocidad del jet a lo largo del eje del flujo). Además, la precesión debería producir una simetría respecto a un punto: si las asimetrías fueran de este a oeste a lo largo del lóbulo corrido a azul del flujo, deberían observarse de oeste a este a lo largo del lóbulo corrido al rojo. En este caso, sin embargo, la asimetría es consistentemente de este a oeste a lo largo de toda la longitud del flujo.

Dado que las interpretaciones alternas no logran reproducir adecuadamente la cinemática observada de HH 797, las asimetrías observadas se interpretan como rotación del flujo. Considerando la situación donde un jet es lanzado desde un disco protoestelar que rota y que luego es acelerado y colimado por fuerzas magnetohidrodinámicas (MHD), Anderson et al. (2003) da una fórmula que relaciona las propiedades del jet medidas a grandes distancias del disco con la posición en el disco (“footpoint”) donde el jet se encuentra anclado.

$$\varpi_0 \approx 0,7 \text{ UA} \left( \frac{\varpi_\infty}{10 \text{ UA}} \right)^{2/3} \left( \frac{v_{\phi,\infty}}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^{2/3} \left( \frac{v_{p,\infty}}{100 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-4/3} \left( \frac{M_*}{1 M_\odot} \right)^{1/3}. \quad (6.1)$$

En donde  $\varpi_\infty$  es la distancia radial observada de la envolvente del jet al eje del flujo,  $\varpi_0$  es el radio en el disco de donde el material de dicha envolvente procede,  $v_{\phi,\infty}$  y  $v_{p,\infty}$  son las velocidades toroidales y poloidales de la envolvente observadas en  $\varpi_\infty$ , y  $M_*$  es la masa de la protoestrella central del disco. En este caso, suponemos de las observaciones que  $\varpi_\infty \sim 1000 \text{ UA}$  (cerca de  $4''$ ),  $v_{\phi,\infty} \sim 2 \text{ km s}^{-1} \cos(\alpha)$ ,  $v_{p,\infty} \sim 10/\sin(\alpha) \text{ km s}^{-1}$ , y  $M_* \sim 1 M_\odot$ , siendo  $\alpha$  el ángulo no



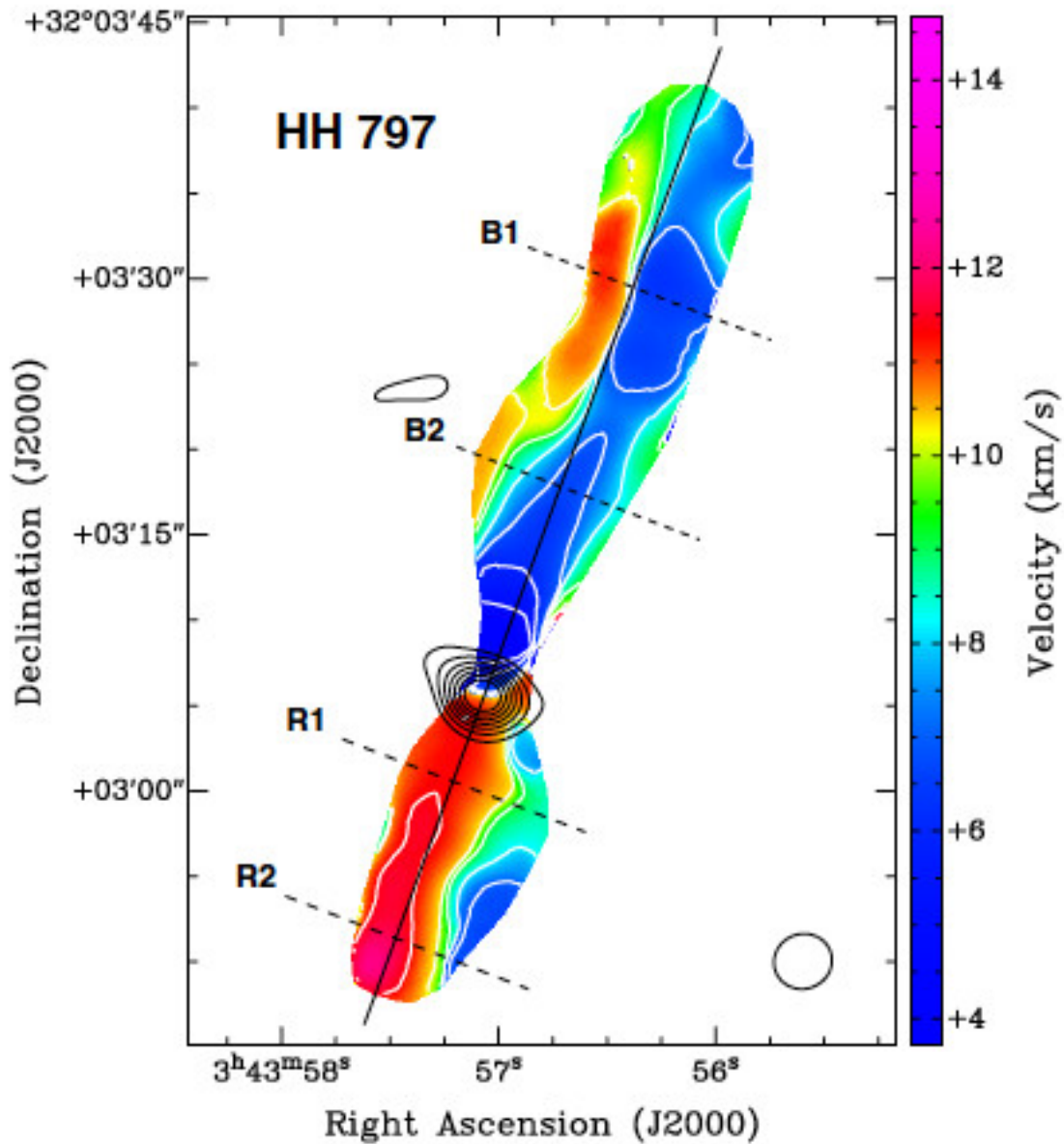


Figura 6.2 Mapa de velocidad pesada por intensidad (momento 1) de HH 797 sobrepuesta a un mapa de contornos del continuo a 1.4 mm (contornos negros) del disco circunestelar asociado a IC 348–MMS/SMM2, la fuente que lo impulsa. Los contornos negros van de 30 % al 90 % del pico de emisión, en intervalos de 10 %. El pico de emisión del continuo en milimétrico es de  $160 \text{ mJy beam}^{-1}$ . La escala de color a la derecha indica las velocidades respecto al SLR en  $\text{km s}^{-1}$ . Las líneas punteadas indican las posiciones de los cortes posición–velocidad en la Figura 6.3. La línea negra continua señala la posición aproximada del eje del flujo. El haz sintetizado de las observaciones de continuo y de línea se muestra en el extremo inferior derecho.

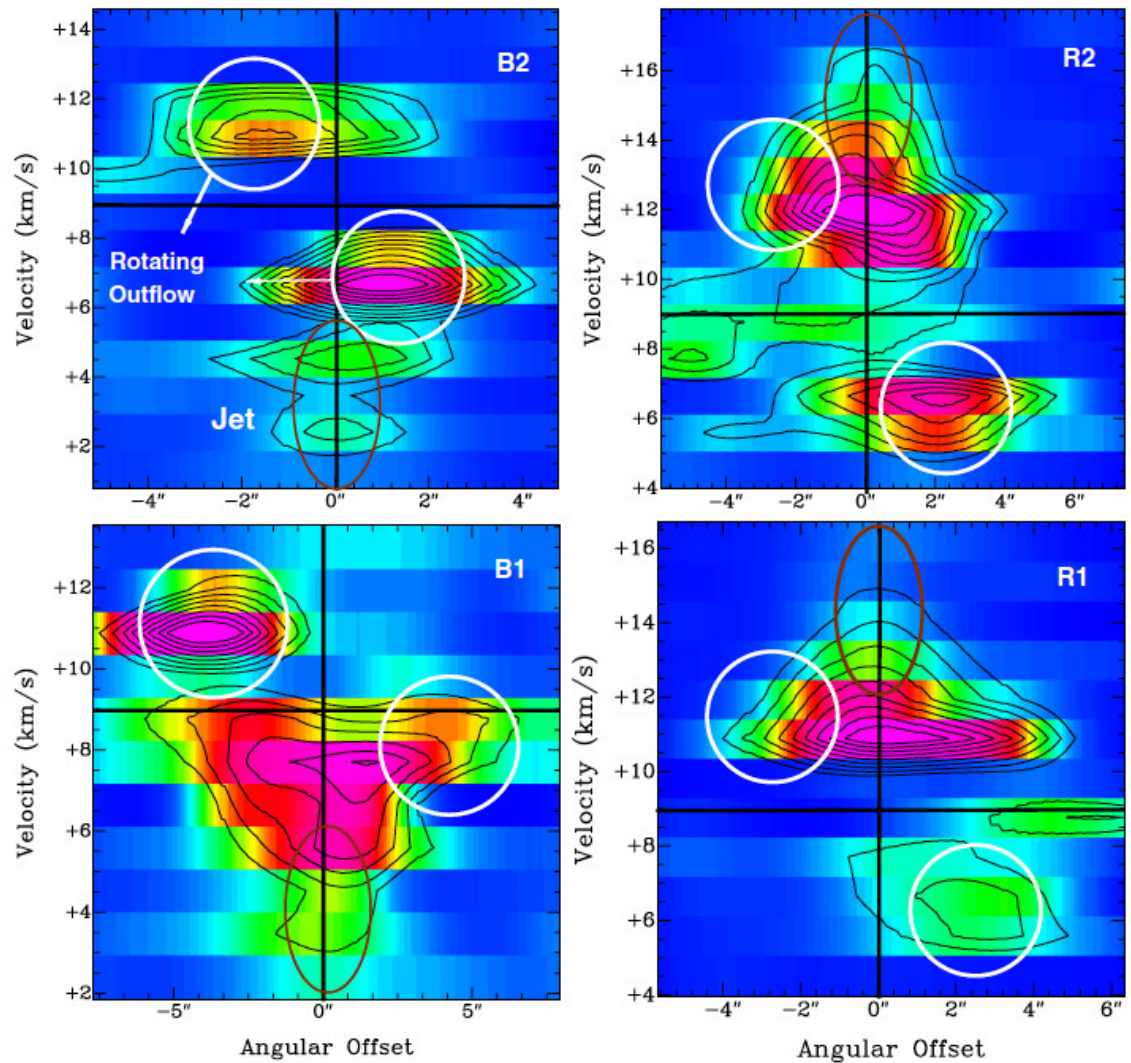


Figura 6.3 Diagrama de posición–velocidad de los cortes transversales indicados en la Figura 6.2, a través del flujo. Los contornos en negro van del 30% al 90% del pico de emisión en intervalos del 10%. Las líneas negras señalan la posición del eje de simetría del jet y la velocidad sistémica de la nube (alrededor de  $+9 \text{ km s}^{-1}$ ). La resolución espacial y en velocidad son aproximadamente  $3''$  y  $1 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente. La escala espacial está en segundos de arco.

conocido entre la dirección del flujo y el plano del cielo. Esto resulta en un radio del footpoint de  $100 \times (\sin \alpha)^{4/3} \times (\cos \alpha)^{2/3}$  UA. Dado que la velocidad poloidal aparente del flujo es  $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$  relativo a la nube ambiente es bajo, es muy probable que  $\alpha$  sea pequeño. Para  $\alpha \leq 20^\circ$  el radio de footpoint estaría por debajo de 20 UA, un valor razonable que estaría situado dentro de la parte más interior de las dimensiones del disco anteriormente mencionado. El valor  $\varpi_\infty = 20$  UA, lo que parece favorecer el modelo de “disk wind” (véase § 1.2). Este valor es muy similar al encontrado por Zapata et al. (2010) para el flujo rotante Ori-S6 impulsado por la protoestrella clase 0 139–409 y el estimado por Launhardt et al. (2009) para el flujo CB 26 impulsado por una estrella T-Tauri de baja masa más evolucionada. Por otro lado, Choi et al. (2011) y Lee et al. (2009, 2008) han encontrado valores más pequeños para  $\varpi_0$  en flujos impulsados tanto por protoestrellas clase 0 como clase I. De manera que, en este punto, no es posible realizar conclusiones acerca de la variación de  $\varpi_0$  en función del tiempo ni comparar la similitud entre sus valores.

## Capítulo 7

# Conclusiones.

En esta Tesis se presentaron y analizaron observaciones en radio frecuencias de la región de formación estelar Perseo. Se tienen dos series de datos. Una de ellas obtenida en observaciones multi-época con el JVLA a frecuencias de 4.5 GHz y 7.5 GHz concentradas en los clústers NGC 1333 e IC 348 además de otros 7 campos individuales que cubren otras nubes de interés. La otra serie se obtuvo de observaciones de archivo obtenidas con el Submillimeter Array en la línea de  $^{12}\text{CO}(2-1)$  y en continuo a 1.4 mm del flujo HH 797 localizado en el clúster de IC 348.

En las observaciones JVLA se detecta un total de 206 fuentes (74 en NGC 1333, 91 en IC 348 y 41 en los siete campos individuales), 42 de estas fuentes están asociadas con objetos estelares jóvenes. Los objetos estelares más evolucionados muestran una clara tendencia a exhibir propiedades en radio consistentes con emisión no-térmica. Aproximadamente un 60% de los objetos estelares jóvenes tienen emisión en radio consistente con emisión de origen no-térmico (probablemente giro-sincrotrón); al menos 9 de estas fuentes constituyen buenos candidatos a ser blanco de observaciones VLBI futuras. Comparando los resultados con observaciones previas en rayos-X se encuentra que las fuentes en Perseo siguen la relación Güdel-Benz con  $\kappa = 0.3$ , lo que es consistente con otras regiones de formación estelar. Así mismo se detectan 5 fuentes con emisión extendida que pueden ser claramente asociadas con radiogalaxias. Varias de estas han sido reportadas en los catálogos de Condon et al. (1998).

Las observaciones SMA de la línea  $^{12}\text{CO}(2-1)$  y en continuo a 1.4 mm del flujo HH 797 revelan asimetrías de velocidad a lo largo del flujo del eje con amplitudes del orden de  $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$  a distancias de alrededor de 1000 UA. Las mismas asimetrías en velocidad se encuentran en ambos lados del flujo y son interpretadas como evidencia de rotación. El foopoint del jet es de alrededor de 20 UA. Esta distancia pareciera favorecer el modelo de “disk wind.” aunque, basándose en este único dato, aún no es posible afirmar este escenario de manera concluyente. Se requiere aún de mas estudios observacionales para conocer mejor la cinemática de los flujos moleculares de estrellas jóvenes y, por las características antes mencionadas, HH 797 parece ser un muy buen candidato para futuros estudios de los modelos de aceleración magnetocentrífuga del jet.



# Apéndice



# Publicaciones

El trabajo de investigación que se describe en esta Tesis ha sido publicado en dos distintos artículos en *The Astrophysical Journal*. Dichos artículos se intitulan: “*A Rotating Molecular Jet from a Perseus Protostar*” Pech et al. (2012) y “*The Gould’s Belt Very Large Array Survey V: The Perseus Region*” (Aceptado para publicación en el *ApJ*; arXiv:1511.07522), y se adjuntan a esta Tesis a continuación<sup>1</sup>

---

<sup>1</sup>El paper “The Gould’s Belt Very Large Array Survey V: The Perseus Region”. se anexará a esta tesis en cuanto esté publicado.



## A ROTATING MOLECULAR JET FROM A PERSEUS PROTOSTAR

GERARDO PECH, LUIS A. ZAPATA, LAURENT LOINARD<sup>1</sup>, AND LUIS F. RODRÍGUEZ

Centro de Radioastronomía y Astrofísica, Universidad Nacional Autónoma de México, Morelia 58090, Mexico

Received 2012 March 26; accepted 2012 April 16; published 2012 May 7

### ABSTRACT

We present the  $^{12}\text{CO}(2-1)$  line and 1.4 mm continuum archival observations, made with the Submillimeter Array, of the outflow HH 797 located in the IC 348 cluster in Perseus. The continuum emission is associated with a circumstellar disk surrounding the class 0 object IC 348-MMS/SMM2, a very young solar analog. The line emission, on the other hand, delineates a collimated outflow and reveals velocity asymmetries about the flow axis over the entire length of the flow. The amplitude of velocity differences is of the order of  $2 \text{ km s}^{-1}$  over distances of about 1000 AU, and we interpret them as evidence for jet rotation—although we also discuss alternative possibilities. A comparison with theoretical models suggests that the magnetic field lines threading the protostellar jet might be anchored to the disk of a radius of about 20 AU.

*Key words:* ISM: individual objects (IC348, IC348-SMM, IC348-MMS) – ISM: jets and outflows – stars: formation

*Online-only material:* color figures

### 1. INTRODUCTION

Molecular outflows are one of the first manifestations of the formation of a new star. They are thought to play an essential role in the removal of angular momentum from collapsing dense cores, which eventually enable them to contract to stellar sizes. Although the details remain unclear, the general consensus is that outflows are driven by rotating magnetic fields anchored to the disk–star system (Pudritz et al. 2007; Shang et al. 2007). Accretion disks are known to rotate, so the material ejected from them should inherit a toroidal angular momentum component (Fendt 2011). Indeed, observational evidence for this component has been presented for several outflows driven by young stellar objects (Choi et al. 2011; Zapata et al. 2010; Launhardt et al. 2009; Lee et al. 2009, 2008).

Arguably the most direct evidence has been presented by Launhardt et al. (2009) who reported millimeter interferometric observations of the isolated Bok globule CB 26. Their  $^{12}\text{CO}(2-1)$  line observations revealed the presence of a systematic velocity gradient perpendicular to the flow axis along its entire length. Zapata et al. (2010), on the other hand, reported three independent  $^{12}\text{CO}(2-1)$  and  $\text{SO}(6-5)$  observations toward the Ori-S6 molecular outflow. All three observations revealed velocity asymmetries about the outflow axis which are suggestive of rotation at different size scales.

IC 348 is a young star cluster ( $\sim 2$  Myr) located near the eastern edge of the Perseus dark cloud complex at about 300 pc from the Sun (Muench et al. 2007; Luhman et al. 2003). It contains more than a dozen protostars, many of them driving outflows. The IC 348-MMS/SMM2 source is a dense condensation within that region which drives a large collimated north–south CO outflow (Tafalla et al. 2006; Hatchell & Dunham 2009). The optical and infrared counterpart of this molecular outflow is the Herbig–Haro system HH 797 (McCaughrean et al. 1994; Eisloffel et al. 2003; Walawender et al. 2005, 2006). The low radial velocities displayed by the outflow (blue to the north and red to the south) and its large extension ( $\sim 0.5$  pc) suggest that it is nearly in the plane of the sky.

In this study, we present millimeter observations, made with the Submillimeter Array<sup>2</sup> (SMA), of the IC 348-MMS/SMM2 object and its associated HH 797 outflow. These interferometric observations reveal velocity asymmetries about the flow axis over the entire length of the flow that will be interpreted as jet rotation.

### 2. OBSERVATIONS

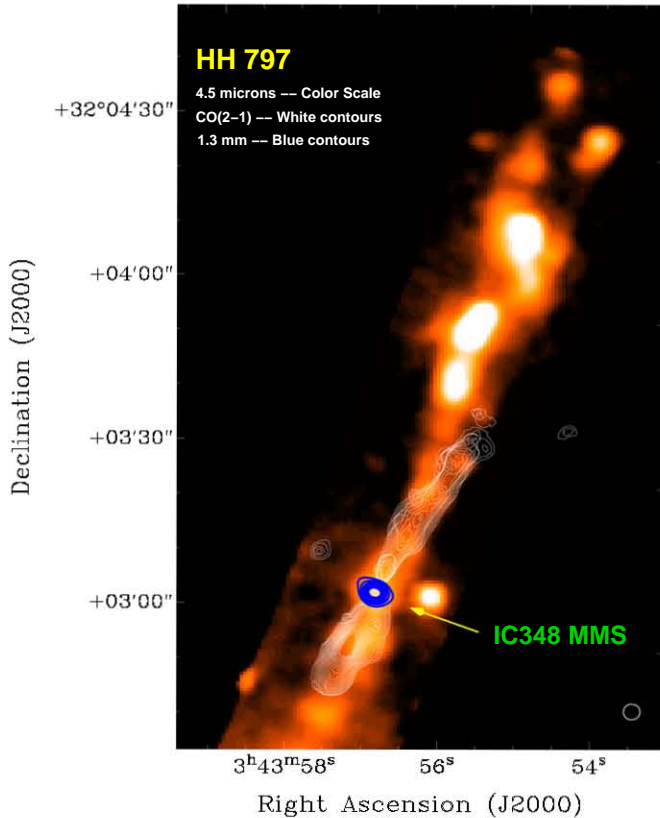
The observations were obtained from the SMA archive, and were collected on 2005 November, when the array was in its compact configuration. The 21 independent baselines in the compact configuration ranged in projected length from 10 to 55 k $\lambda$ . The phase reference center for the observations was at  $\alpha_{\text{J2000.0}} = 03^{\text{h}}43^{\text{m}}57^{\text{s}}.29$ ,  $\delta_{\text{J2000.0}} = +32^{\circ}03'09''.0$ . Two frequency bands, centered at 220.538 GHz (lower sideband) and 230.538 GHz (upper sideband), were observed simultaneously. The observations were made in mosaicking mode using the half-power point spacing between field centers and thus covering the entire HH 797 outflow. The primary beam of the SMA at 230 GHz has an FWHM  $\sim 50''$ .

The SMA digital correlator was configured in 24 spectral windows (“chunks”) of 104 MHz and 128 channels each. This provides a spectral resolution of 0.812 MHz ( $\sim 1.1 \text{ km s}^{-1}$ ) per channel. The zenith opacity ( $\tau_{230 \text{ GHz}}$ ), measured with the NRAO tipping radiometer located at the nearby Caltech Submillimeter Observatory, fluctuated between 0.12 and 0.19, indicating reasonable weather conditions during the observations. Observations of Uranus provided the absolute scale for the flux density calibration. The gain calibrators were the quasars 3C 111 and 3C 84, while 3C 273 was used for bandpass calibration. The uncertainty in the flux scale is estimated to be between 15% and 20%, based on the SMA monitoring of quasars. Further technical descriptions of the SMA and its calibration schemes can be found in Ho et al. (2004).

The data were calibrated using the IDL superset MIR, originally developed for the Owens Valley Radio Observatory

<sup>1</sup> Also at Max-Planck-Institut für Radioastronomie, Auf dem Hügel 69, 53121 Bonn, Germany.

<sup>2</sup> The Submillimeter Array (SMA) is a joint project between the Smithsonian Astrophysical Observatory and the Academia Sinica Institute of Astronomy and Astrophysics, and is funded by the Smithsonian Institution and the Academia Sinica.



**Figure 1.** SMA CO(2–1) integrated intensity map (moment 0) of HH 797 (white contours) overlaid with a 4.5  $\mu\text{m}$  *Spitzer*/IRAC image (color scale), and the 1.4 mm continuum emission from the object IC 348-MMS/SMM2 (blue contours). The white contours range from 15% to 80% of the emission peak in steps of 5%. The emission peak for the CO(2–1) observations is 31  $\text{Jy beam}^{-1} \text{ km s}^{-1}$ . The blue contours range from 40% to 90% of the peak emission in steps of 9%. The emission peak for the millimeter continuum observations is 160  $\text{mJy beam}^{-1}$ . The synthesized beam of the line and continuum observations is shown in the lower right corner.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

(Scoville et al. 1993) and adapted for the SMA.<sup>3</sup> The calibrated data were imaged and analyzed in the standard manner using the MIRIAD and KARMA (Gooch 1996) softwares. A 1.4 mm continuum image was obtained by averaging line-free channels in the upper sideband. We set the ROBUST parameter of the task INVERT to 0 to obtain an optimal compromise between resolution and sensitivity. The resulting rms noise for the continuum image was about 7  $\text{mJy beam}^{-1}$  at an angular resolution of  $3''.42 \times 3''.20$  with a P.A. =  $-70^\circ.8$ . The rms noise in each channel of the spectral line data was about 70  $\text{mJy beam}^{-1}$  at the same angular resolution.

### 3. RESULTS

In Figure 1, we show the 1.4 mm continuum map and the integrated intensity  $^{12}\text{CO}(2-1)$  line emission from HH 797 overlaid on the *Spitzer*/IRAC 4.5  $\mu\text{m}$  image. This IRAC band contains several  $\text{H}_2$  transitions which trace shock-excited material (Smith & Rosen 2005) associated (in the present case) with the supersonic flow in HH 797. This image reveals the highly collimated outflow (with an opening angle of about  $6^\circ$  at a position angle of  $-30^\circ$ ) already mapped in CO lines by

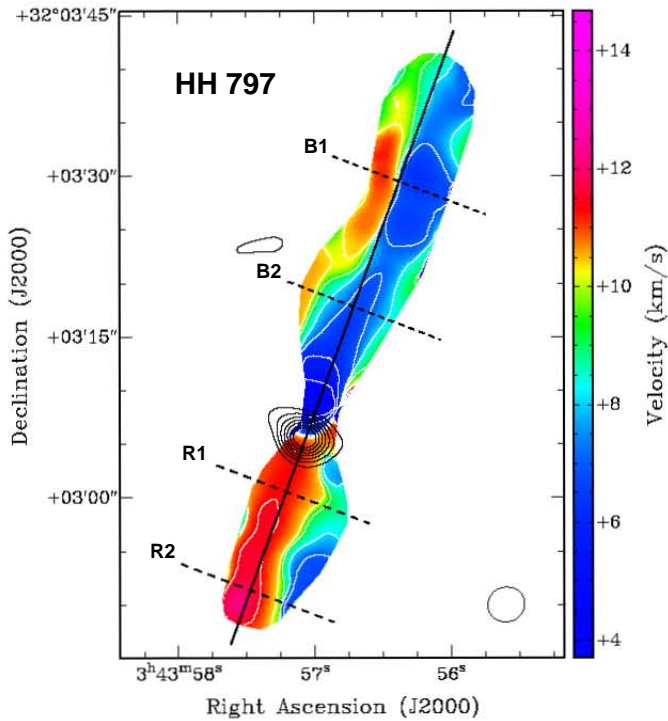
Tafalla et al. (2006) at a lower spatial resolution. From our observations, it is evident that the  $^{12}\text{CO}(2-1)$  emission traces the innermost portion ( $\sim 0.1$  pc) of the outflow. The blueshifted radial velocities run from  $-2$  to  $+8$   $\text{km s}^{-1}$  and the redshifted ones from  $+10$  to  $+20$   $\text{km s}^{-1}$ ; the systemic LSR radial velocity of the ambient molecular cloud is at about  $+9$   $\text{km s}^{-1}$ . These velocity ranges are in very good agreement with those reported by Tafalla et al. (2006). Most of the receding radial velocities (redshifted) of the outflow are located toward the south, while the approaching radial velocities (blueshifted) are toward the north. We note that the optical and infrared components of HH 797 have been extensively discussed by McCaughrean et al. (1994), Eislöffel et al. (2003), and Walawender et al. (2005, 2006).

The outflow emanates from IC 348-MMS/SMM2, a class 0 object (Eislöffel et al. 2003). Our observations resolve the dust emission from this source, with a deconvolved size of  $(3''.0 \pm 0''.3) \times (1''.5 \pm 0''.2)$ , at P.A. =  $+50^\circ.0$ . This implies a physical size of about  $900 \times 450$  AU (assuming a distance of 300 pc) and an orientation almost exactly perpendicular to the outflow axis. The source is centered at the  $\alpha_{\text{J2000.0}} = 03^{\text{h}}43^{\text{m}}57^{\text{s}}.073$ ,  $\delta_{\text{J2000.0}} = +32^\circ03'05''.59$  and has a flux density at 1.4 mm of  $220 \pm 15$  mJy. Assuming optically thin isothermal dust emission, a gas-to-dust ratio of 100, a dust temperature of 40 K, a dust mass opacity  $\kappa_{1.4\text{mm}} = 1 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ , and an emissivity index  $\beta = 1.5$ , we estimate a total mass for the source of  $0.09 M_\odot$ . This combination of properties suggests that the emission seen at 1.4 mm is dominated by the accretion disk, although a contribution from the inner envelope might also be present. In objects where the masses of the disks and central stars have been estimated, they usually are in a ratio of the order of  $M_{\text{star}}/M_{\text{disk}} \sim 10$  (Rodríguez et al. 1998; Guilloteau & Dutrey 1998; Schreyer et al. 2006). This suggests that the central protostar in IC 348-MMS/SMM2 is roughly of solar mass. We searched for a centimeter counterpart using the Very Large Array archive data from project S9056, taken on 2008 March 13, 14, 18, and 19. We did not detect a source, setting  $4\sigma$  upper limits of 0.05 and 0.06 mJy at 4.86 and 8.46 GHz, respectively.

In Figure 2, we present the intensity-weighted velocity map of the  $^{12}\text{CO}(2-1)$  emission, which confirms that most of the redshifted velocities are found to the south, while the blueshifted velocities are to the north. Interestingly, this figure also shows a clear gradient across the outflow, detected along the entire length of the flow. This gradient is such that, at a given distance from the protostar, the velocity of the gas near the eastern edge of the jet is systematically more redshifted than that of the gas on the western edge.

This asymmetry is confirmed by the position–velocity (PV) diagrams for four cuts across the outflow (Figure 3), which reveal the spatial structure of the gas across the flow as a function of the radial velocities. One can observe that in all cases, a “V”-shaped (or, perhaps, more accurately, a triangular shape) velocity pattern is apparent. Near the axis of the jet, high and low velocities coexist, extending from the systemic velocity up to about  $+2$   $\text{km s}^{-1}$  on the north (blue) side and about  $+16$   $\text{km s}^{-1}$  on the south (red) side. In contrast, near the edges of the flow, only comparatively low velocities are detected. If the velocity of the gas were parallel to the direction of the outflow, one would expect these V shapes to be symmetric with respect to the axis of the flow. In the present case, however, there is a clear asymmetry. Consider, for instance, the cuts at positions B1 and B2. Near the western edge (at angular offset  $\sim +5''$ ), the bulk gas is at a velocity of about  $+8$   $\text{km s}^{-1}$  (i.e., slightly below the systemic velocity, as appropriate for the blue side). But near the eastern

<sup>3</sup> The MIR-IDL cookbook by C. Qi can be found at <http://cfa-www.harvard.edu/~cqi/mircook.html>.



**Figure 2.** SMA CO(2–1) intensity-weighted velocity color map (moment 1) of HH 797 overlaid in contours with the 1.4 mm continuum emission (black contours) from the circumstellar disk associated with IC 348-MMS/SMM2, its exciting source. The black contours range from 30% to 90% of the peak emission, in steps of 10%. The emission peak for the millimeter continuum observations is  $160 \text{ mJy beam}^{-1}$ . The color-scale bars on the right indicate the LSR velocities in  $\text{km s}^{-1}$ . The E–W dashed lines mark the positions of the position–velocity cuts shown in Figure 3. The N–S continuous black line represents approximately the position of the outflow axis. The synthesized beam of the line and continuum observations is shown in the lower right corner.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

edge (angular offset  $\sim -5''$ ), the gas reaches redshifted velocity of about  $+11 \text{ km s}^{-1}$ . Similar patterns are seen at positions R1 and R2 and have been reported in two other collimated outflows (Orion-S6 and HH 121; Lee et al. 2008; Zapata et al. 2010) where they have been interpreted as evidence for outflow rotation. In the present case, the amplitude of the velocity asymmetry is about  $2 \text{ km s}^{-1}$ . We should mention, finally, that the structure of the emission at the systemic velocity (where the outflow emission is blended with the extended ambient emission) is poorly reconstructed by our interferometric data. The apparent lack of continuity in the PV diagrams at velocity  $+9 \text{ km s}^{-1}$  is a result of this effect.

#### 4. DISCUSSION

The most natural interpretation of the velocity asymmetries observed here is jet rotation. Let us, however, consider and discuss alternative explanations. The most obvious alternate interpretation would be that the flow driven by IC 348-MMS/SMM2 is in fact the superposition of two nearly parallel outflows, not spatially resolved by our observations, and powered by a central tight binary system. In a recent study, Murphy et al. (2008) present a model of such a situation, and show that the parallel outflows eventually merge, resulting in a persistent kink in the final structure. Moreover, the precession induced by the binarity quickly lead to bending jet trajectories. Although they cannot be entirely ruled out, neither of these effects are apparent in our SMA data. In addition, there is cur-

rently no independent direct evidence supporting the binarity of IC 348-MMS/SMM2.

A second possibility to consider is that of a precessing (non-rotating) jet/outflow system. This possibility would naturally fit with the “wavy” morphology of the outflow at large distances from the source, as revealed at infrared wavelengths (see Figure 1). This situation might plausibly mimic rotation because the jet would be the superposition of successive events where gas was ejected in different directions at different times. Such a scenario, however, does not easily explain the symmetric V-shaped morphology seen in the PV diagrams of HH 797 (which are consistent, instead, with a high velocity jet along the outflow axis). In addition, precession should produce a point-symmetric situation: if the asymmetries were east to west along the blue outflow lobe, they should be west to east along the red lobe. In the present case, however, the asymmetry is consistently east to west along the entire length of the flow.

Since alternative interpretations fail to reproduce the observed kinematics of the HH 797 flow, we interpret the observed velocity asymmetries as rotation. Considering the situation where a jet is launched from a rotating protostellar disk and then accelerated and collimated by MHD forces, Anderson et al. (2003) provide a formula relating the jet properties measured at large distances from the disk to the position (the “footpoint”) on the disk where the jet is anchored

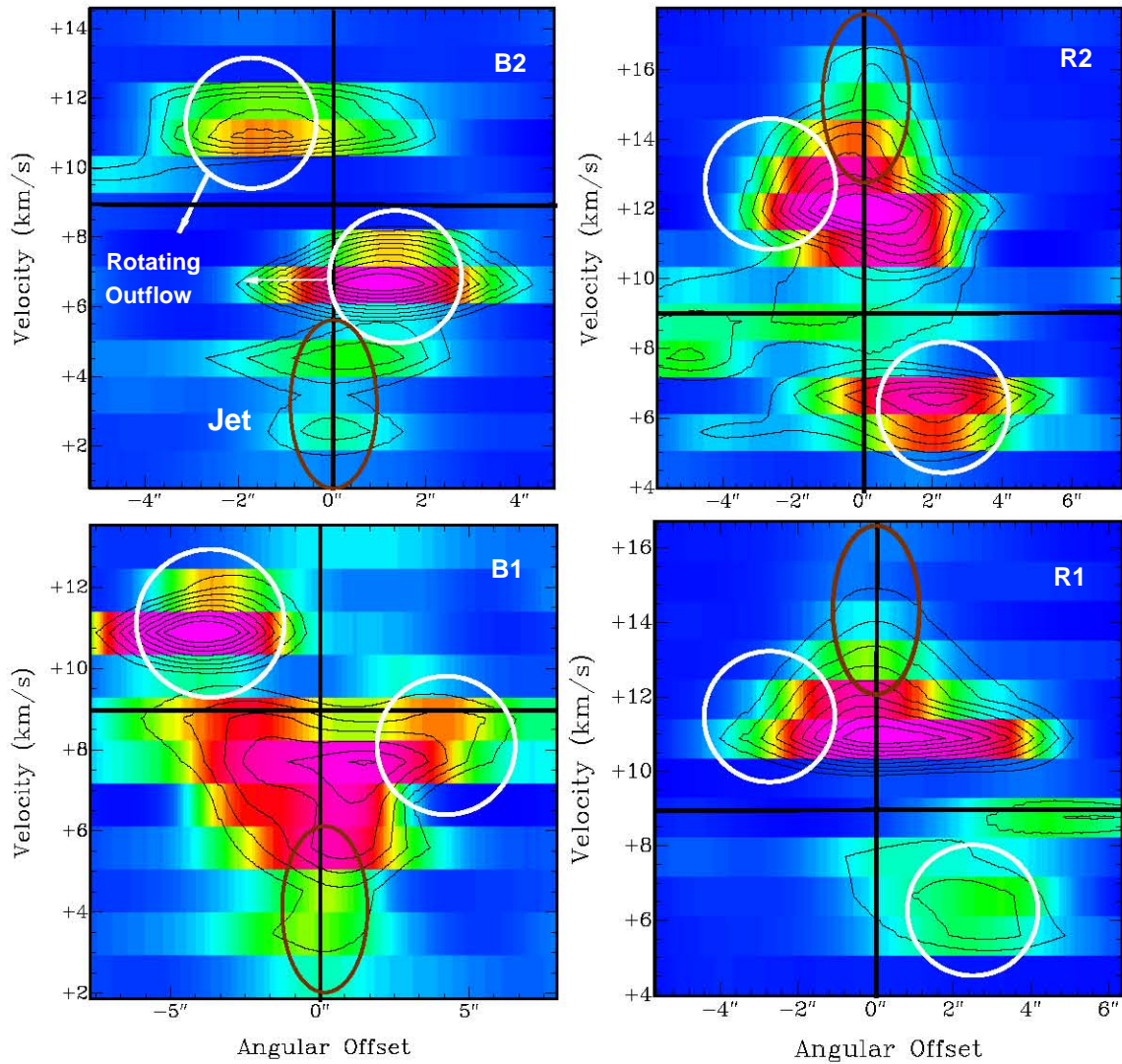
$$\varpi_0 \approx 0.7 \text{ AU} \left( \frac{\varpi_\infty}{10 \text{ AU}} \right)^{2/3} \left( \frac{v_{\phi,\infty}}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^{2/3} \left( \frac{v_{p,\infty}}{100 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-4/3} \left( \frac{M_*}{1 M_\odot} \right)^{1/3}. \quad (1)$$

Here  $\varpi_\infty$  is the observed radial distance of the jet shell from the flow axis,  $\varpi_0$  is the radius on the disk from where that shell’s material leaves,  $v_{\phi,\infty}$  and  $v_{p,\infty}$  are the toroidal and poloidal velocities observed for the shell at  $\varpi_\infty$ , and  $M_*$  is the mass of the (proto)star at the center of the disk. In this case, we assume from observation  $\varpi_\infty \sim 1000 \text{ AU}$  (about  $4''$ ),  $v_{\phi,\infty} \sim 2 \text{ km s}^{-1} \cos \alpha$ ,  $v_{p,\infty} \sim 10 / \sin \alpha \text{ km s}^{-1}$ , and  $M_* \sim 1 M_\odot$ , with  $\alpha$  the unknown angle between flow direction and plane of the sky. This results in a footpoint radius of  $100 * (\sin \alpha)^{4/3} * (\cos \alpha)^{2/3} \text{ AU}$ . Since the apparent poloidal flow velocity of  $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$  relative to ambient is relatively low, it seems likely that  $\alpha$  is small. For  $\alpha \leq 20^\circ$  the footpoint radius would drop to below  $20 \text{ AU}$ , a reasonable value that fits with the innermost part of the above-mentioned disk dimensions.

The value  $\varpi_\infty = 20 \text{ AU}$  is very similar to the one found by Zapata et al. (2010) for the rotating outflow Ori-S6 energized by the young class 0 protostar 139–409 and the one estimated by Launhardt et al. (2009) for the outflow CB 26 powered by a more evolved low-mass T Tauri star. On the other hand, Choi et al. (2011) and Lee et al. (2008, 2009) have found much smaller values for  $\varpi_\infty$  in outflows powered for both class 0/1 protostars. Thus, at this point, we cannot rule out any conclusion about the variation of  $\varpi_\infty$  with time or some similarities on these values.

#### 5. CONCLUSIONS

In this paper, we have reported  $^{12}\text{CO}(2-1)$  line observation of HH 797 and discovered velocity asymmetries about the flow axis with an amplitude roughly on the order of  $2 \text{ km s}^{-1}$  over distances of about  $1000 \text{ AU}$ . The same velocity asymmetries are found on both sides of the outflow, and we interpret them



**Figure 3.** Position–velocity diagrams of the transversal cuts marked in Figure 2, across the outflow. The black contours range from 30% to 90% of the peak emission in steps of 10%. The black lines mark the position of the symmetry axis of the molecular jet and the systemic velocity of the cloud (about  $+9 \text{ km s}^{-1}$ ). The velocity and spatial resolutions are approximately  $1 \text{ km s}^{-1}$  and  $3''$ , respectively. The spatial scale is in arcsec.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

as evidence for jet rotation. Thus, HH 797 appears to be a promising laboratory for future studies of magneto-centrifugal models of jet acceleration.

G.P., L.A.Z., L.L., and L.F.R. acknowledge the financial support from DGAPA, UNAM, and CONACyT, México. L.L. is indebted to the Alexander von Humboldt Stiftung for financial support. We are grateful to the anonymous referee whose recommendations helped us to improve the paper.

*Facilities:* SMA, *Spitzer* (IRAC)

## REFERENCES

- Anderson, J. M., Li, Z.-Y., Krasnopolsky, R., & Blandford, R. D. 2003, *ApJ*, **590**, L107
- Choi, M., Kang, M., & Tatematsu, K. 2011, *ApJ*, **728**, L34
- Eisloffel, J., Froebrich, D., Stanke, T., & McCaughrean, M. J. 2003, *ApJ*, **595**, 259
- Fendt, C. 2011, *ApJ*, **737**, 43
- Gooch, R. 1996, in ASP Conf. Ser. 101, *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, ed. G. H. Jacoby & J. Barnes (San Francisco, CA: ASP), 80
- Guilloteau, S., & Dutrey, A. 1998, *A&A*, **339**, 467
- Hatchell, J., & Dunham, M. M. 2009, *A&A*, **502**, 139
- Ho, P. T. P., Moran, J. M., & Lo, K. Y. 2004, *ApJ*, **616**, L1
- Launhardt, R., Pavlyuchenkov, Y., Gueth, F., et al. 2009, *A&A*, **494**, 147
- Lee, C.-F., Hirano, N., Palau, A., et al. 2009, *ApJ*, **699**, 1584
- Lee, C.-F., Ho, P. T. P., Bourke, T. L., et al. 2008, *ApJ*, **685**, 1026
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., Muench, A. A., et al. 2003, *ApJ*, **593**, 1093
- McCaughrean, M. J., Rayner, J. T., & Zinnecker, H. 1994, *ApJ*, **436**, L189
- Muench, A. A., Lada, C. J., Luhman, K. L., Muzerolle, J., & Young, E. 2007, *AJ*, **134**, 411
- Murphy, G. C., Lery, T., O’Sullivan, S., et al. 2008, *A&A*, **478**, 453
- Pudritz, R. E., Ouyed, R., Fendt, C., & Brandenburg, A. 2007, in *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil (Tucson, AZ: Univ. Arizona Press), 277
- Rodríguez, L. F., D’Alessio, P., Wilner, D. J., et al. 1998, *Nature*, **395**, 355
- Schreyer, K., Semenov, D., Henning, T., & Forbrich, J. 2006, *ApJ*, **637**, L129
- Scoville, N. Z., Carlstrom, J. E., Chandler, C. J., et al. 1993, *PASP*, **105**, 1482
- Shang, H., Li, Z.-Y., & Hirano, N. 2007, in *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil (Tucson, AZ: Univ. Arizona Press), 261
- Smith, M. D., & Rosen, A. 2005, *MNRAS*, **357**, 1370
- Tafalla, M., Kumar, M. S. N., & Bachiller, R. 2006, *A&A*, **456**, 179
- Walawender, J., Bally, J., Kirk, H., et al. 2006, *AJ*, **132**, 467
- Walawender, J., Bally, J., & Reipurth, B. 2005, *AJ*, **129**, 2308
- Zapata, L. A., Schmid-Burgk, J., Muders, D., et al. 2010, *A&A*, **510**, A2



# Bibliografía

- Anderson, J. M., Li, Z.-Y., Krasnopolsky, R., and Blandford, R. D. (2003). Locating the Launching Region of T Tauri Winds: The Case of DG Tauri. *ApJL*, 590:L107–L110.
- Anglada, G., Rodríguez, L. F., Osorio, M., Torrelles, J. M., Estalella, R., Beltrán, M. T., and Ho, P. T. P. (2004). A Single Circumstellar Disk in the SVS 13 Close Binary System. *ApJL*, 605:L137–L140.
- Anglada, G., Rodríguez, L. F., and Torrelles, J. M. (1998). On the Exciting Sources of the L723 and IRAS 20050+2720 Quadrupolar Molecular Outflows. In Yun, J. and Liseau, L., editors, *Star Formation with the Infrared Space Observatory*, volume 132 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 303.
- Anglada, G., Rodríguez, L. F., and Torrelles, J. M. (2000). Discovery of a Subarcsecond Radio Binary Associated with the SVS 13 Star in the HH 7-11 Region. *ApJL*, 542:L123–L126.
- Arce, H. G., Shepherd, D., Gueth, F., Lee, C.-F., Bachiller, R., Rosen, A., and Beuther, H. (2007). Molecular Outflows in Low- and High-Mass Star-forming Regions. *Protostars and Planets V*, pages 245–260.
- Bally, J., Reipurth, B., and Davis, C. J. (2007). Observations of Jets and Outflows from Young Stars. *Protostars and Planets V*, pages 215–230.
- Bally, J., Walawender, J., Johnstone, D., Kirk, H., and Goodman, A. (2008). *The Perseus Cloud*.
- Barcons, X., Carrera, F. J., Watson, M. G., McMahan, R. G., Aschenbach, B., Freyberg, M. J., Page, K., Page, M. J., Roberts, T. P., Turner, M. J. L., Barret, D., Brunner, H., Ceballos, M. T., Della Ceca, R., Guillout, P., Hasinger, G., Maccacaro, T., Mateos, S., Motch, C., Negueruela, I., Osborne, J. P., Pérez-Fournon, I., Schwobe, A., Severgnini, P., Szokoly, G. P., Webb, N. A., Wheatley, P. J., and Worrall, D. M. (2002). The XMM-Newton serendipitous survey . II. First results from the AXIS high galactic latitude medium sensitivity survey. *A&A*, 382:522–536.
- Benz, A. O. and Güedel, M. (1994). X-ray/microwave ratio of flares and coronae. *A&A*, 285:621–630.
- Carrasco-González, C., Anglada, G., Rodríguez, L. F., Torrelles, J. M., and Osorio, M. (2008). Proper Motions of Thermal Radio Sources Near HH 7-11 in the NGC 1333 Star-Forming Region. *AJ*, 136:2238–2243.
- Carroll, B. W. and Ostlie, D. A. (2006). *An introduction to modern astrophysics and cosmology*.
- Choi, M., Kang, M., and Tatematsu, K. (2011). Rotation of the NGC 1333 IRAS 4A2 Protostellar Jet. *ApJL*, 728:L34.
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., Yin, Q. F., Perley, R. A., Taylor, G. B., and Broderick, J. J. (1998). The NRAO VLA Sky Survey. *AJ*, 115:1693–1716.
- Connelley, M. S. and Greene, T. P. (2010). A Near-infrared Spectroscopic Survey of Class I Protostars. *AJ*, 140:1214–1240.

- 
- Connelley, M. S., Reipurth, B., and Tokunaga, A. T. (2008). The Evolution of the Multiplicity of Embedded Protostars. I. Sample Properties and Binary Detections. *AJ*, 135:2496–2525.
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., and Zacarias, N. (2003). *2MASS All Sky Catalog of point sources*.
- Cutri, R. M., Wright, E. L., Conrow, T., Bauer, J., Benford, D., Brandenburg, H., Dailey, J., Eisenhardt, P. R. M., Evans, T., Fajardo-Acosta, S., Fowler, J., Gelino, C., Grillmair, C., Harbut, M., Hoffman, D., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Leisawitz, D., Liu, W., Mainzer, A., Marsh, K., Masci, F., McCallon, H., Padgett, D., Ressler, M. E., Royer, D., Skrutskie, M. F., Stanford, S. A., Wyatt, P. L., Tholen, D., Tsai, C. W., Wachter, S., Wheelock, S. L., Yan, L., Alles, R., Beck, R., Grav, T., Masiero, J., McCollum, B., McGehee, P., Papin, M., and Wittman, M. (2012). Explanatory Supplement to the WISE All-Sky Data Release Products. Technical report.
- Deller, A. T., Forbrich, J., and Loinard, L. (2013). A very long baseline interferometry detection of the class I protostar IRS 5 in Corona Australis. *A&A*, 552:A51.
- Dzib, S., Loinard, L., Mioduszewski, A. J., Boden, A. F., Rodríguez, L. F., and Torres, R. M. (2010). VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-forming Regions. IV. A Preliminary Distance to the Proto-Herbig AeBe Star EC 95 in the Serpens Core. *ApJ*, 718:610–619.
- Dzib, S. A., Loinard, L., Mioduszewski, A. J., Rodríguez, L. F., Ortiz-León, G. N., Pech, G., Rivera, J. L., Torres, R. M., Boden, A. F., Hartmann, L., Evans, II, N. J., Briceño, C., and Tobin, J. (2013). The Gould’s Belt Very Large Array Survey. I. The Ophiuchus Complex. *ApJ*, 775:63.
- Dzib, S. A., Loinard, L., Rodríguez, L. F., and Galli, P. (2014). Deep VLA Images of the HH 124 IRS Radio Cluster and Its Surroundings, and a New Determination of the Distance to NGC 2264. *ApJ*, 788:162.
- Dzib, S. A., Loinard, L., Rodríguez, L. F., Mioduszewski, A. J., Ortiz-León, G. N., Kounkel, M. A., Pech, G., Rivera, J. L., Torres, R. M., Boden, A. F., Hartmann, L., Evans, II, N. J., Briceño, C., and Tobin, J. (2015). The Gould’s Belt Very Large Array Survey. IV. The Taurus-Auriga Complex. *ApJ*, 801:91.
- Eisloffel, J., Froebrich, D., Stanke, T., and McCaughrean, M. J. (2003). Molecular Outflows in the Young Open Cluster IC 348. *ApJ*, 595:259–265.
- Enoch, M. L., Evans, II, N. J., Sargent, A. I., and Glenn, J. (2009). Properties of the Youngest Protostars in Perseus, Serpens, and Ophiuchus. *ApJ*, 692:973–997.
- Evans, II, N. J., Dunham, M. M., Jørgensen, J. K., Enoch, M. L., Merín, B., van Dishoeck, E. F., Alcalá, J. M., Myers, P. C., Stapelfeldt, K. R., Huard, T. L., Allen, L. E., Harvey, P. M., van Kempen, T., Blake, G. A., Koerner, D. W., Mundy, L. G., Padgett, D. L., and Sargent, A. I. (2009). The Spitzer c2d Legacy Results: Star-Formation Rates and Efficiencies; Evolution and Lifetimes. *ApJS*, 181:321–350.
- Fomalont, E. B., Windhorst, R. A., Kristian, J. A., and Kellerman, K. I. (1991). The micro-Jansky radio source population at 5 GHz. *AJ*, 102:1258–1277.
- Forbrich, J., Massi, M., Ros, E., Brunthaler, A., and Menten, K. M. (2007). Searching for coronal radio emission from protostars using very-long-baseline interferometry. *A&A*, 469:985–992.
- Forbrich, J., Osten, R. A., and Wolk, S. J. (2011). Simultaneous X-Ray and Radio Observations of Young Stellar Objects in NGC 1333 and IC 348. *ApJ*, 736:25.

- Forbrich, J., Posselt, B., Covey, K. R., and Lada, C. J. (2010). Nothing to Hide: An X-ray Survey for Young Stellar Objects in the Pipe Nebula. *ApJ*, 719:691–699.
- Gagné, M., Skinner, S. L., and Daniel, K. J. (2004). Simultaneous Chandra and Very Large Array Observations of Young Stars and Protostars in  $\rho$  Ophiuchus Cloud Core A. *ApJ*, 613:393–415.
- Garay, G., Ramirez, S., Rodriguez, L. F., Curiel, S., and Torrelles, J. M. (1996). The Nature of the Radio Sources within the Cepheus A Star-forming Region. *ApJ*, 459:193.
- Getman, K. V., Feigelson, E. D., Townsley, L., Bally, J., Lada, C. J., and Reipurth, B. (2002). Chandra Study of Young Stellar Objects in the NGC 1333 Star-forming Cloud. *ApJ*, 575:354–377.
- Gómez, Y., Rodríguez, L. F., and Garay, G. (2000). A Cluster of Radio Sources near GGD 14. *ApJ*, 531:861–867.
- Gooch, R. (1996). Karma: a Visualization Test-Bed. In Jacoby, G. H. and Barnes, J., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*, volume 101 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 80.
- Güedel, M. and Benz, A. O. (1993). X-ray/microwave relation of different types of active stars. *ApJL*, 405:L63–L66.
- Guilloteau, S. and Dutrey, A. (1998). Physical parameters of the Keplerian protoplanetary disk of DM Tauri. *A&A*, 339:467–476.
- Gutermuth, R. A., Megeath, S. T., Myers, P. C., Allen, L. E., Pipher, J. L., and Fazio, G. G. (2009). A Spitzer Survey of Young Stellar Clusters Within One Kiloparsec of the Sun: Cluster Core Extraction and Basic Structural Analysis. *ApJS*, 184:18–83.
- Gutermuth, R. A., Myers, P. C., Megeath, S. T., Allen, L. E., Pipher, J. L., Muzerolle, J., Porras, A., Winston, E., and Fazio, G. (2008). Spitzer Observations of NGC 1333: A Study of Structure and Evolution in a Nearby Embedded Cluster. *ApJ*, 674:336–356.
- Hatchell, J. and Dunham, M. M. (2009). Star formation in Perseus. V. Outflows detected by HARP. *A&A*, 502:139–153.
- Herbst, W. (2008). *Star Formation in IC 348*.
- Hirota, T., Bushimata, T., Choi, Y. K., Honma, M., Imai, H., Iwadate, K., Jike, T., Kameya, O., Kamohara, R., Kan-Ya, Y., Kawaguchi, N., Kijima, M., Kobayashi, H., Kuji, S., Kurayama, T., Manabe, S., Miyaji, T., Nagayama, T., Nakagawa, A., Oh, C. S., Omodaka, T., Oyama, T., Sakai, S., Sasao, T., Sato, K., Shibata, K. M., Tamura, Y., and Yamashita, K. (2008). Astrometry of H<sub>2</sub>O Masers in Nearby Star-Forming Regions with VERA. II. SVS13 in NGC1333. *PASJ*, 60:37–.
- Ho, P. T. P., Moran, J. M., and Lo, K. Y. (2004). The Submillimeter Array. *ApJL*, 616:L1–L6.
- Hughes, V. A. (1988). Radio observations of Cepheus A. I. The evolving pre-main-sequence stars in Cepheus A East? *ApJ*, 333:788–800.
- Hughes, V. A. (1991). Time-dependent radio sources in the star-forming region Cepheus A (east). *ApJ*, 383:280–288.
- Hughes, V. A., Cohen, R. J., and Garrington, S. (1995). High-resolution observations of Cepheus A. *MNRAS*, 272:469–480.
- Kirk, H. and Myers, P. C. (2011). Young Stellar Groups and Their Most Massive Stars. *ApJ*, 727:64.



- 
- Konigl, A. and Pudritz, R. E. (2000). Disk Winds and the Accretion-Outflow Connection. *Protostars and Planets IV*, page 759.
- Kounkel, M., Hartmann, L., Loinard, L., Mioduszewski, A. J., Dzib, S. A., Ortiz-León, G. N., Rodríguez, L. F., Pech, G., Rivera, J. L., Torres, R. M., Boden, A. F., Evans, II, N. J., Briceño, C., and Tobin, J. (2014). The Gould’s Belt Very Large Array Survey. III. The Orion Region. *ApJ*, 790:49.
- Lada, C. J., Muench, A. A., Luhman, K. L., Allen, L., Hartmann, L., Megeath, T., Myers, P., Fazio, G., Wood, K., Muzerolle, J., Rieke, G., Siegler, N., and Young, E. (2006). Spitzer Observations of IC 348: The Disk Population at 2-3 Million Years. *AJ*, 131:1574–1607.
- Launhardt, R., Pavlyuchenkov, Y., Gueth, F., Chen, X., Dutrey, A., Guilloteau, S., Henning, T., Piétu, V., Schreyer, K., and Semenov, D. (2009). Rotating molecular outflows: the young T Tauri star in CB 26. *A&A*, 494:147–156.
- Lee, C.-F., Hirano, N., Palau, A., Ho, P. T. P., Bourke, T. L., Zhang, Q., and Shang, H. (2009). Rotation and Outflow Motions in the Very Low-Mass Class 0 Protostellar System HH 211 at Subarcsecond Resolution. *ApJ*, 699:1584–1594.
- Lee, C.-F., Ho, P. T. P., Bourke, T. L., Hirano, N., Shang, H., and Zhang, Q. (2008). SiO Shocks of the Protostellar Jet HH 212: A Search for Jet Rotation. *ApJ*, 685:1026–1032.
- Loinard, L., Mioduszewski, A. J., Torres, R. M., Dzib, S., Rodríguez, L. F., and Boden, A. F. (2011). The Gould’s Belt distance survey. In *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, volume 40 of *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, pages 205–210.
- Mainzer, A. K. and McLean, I. S. (2003). Using Narrowband Photometry to Detect Young Brown Dwarfs in IC 348. *ApJ*, 597:555–565.
- McCaughrean, M. J., Rayner, J. T., and Zinnecker, H. (1994). Discovery of a molecular hydrogen jet near IC 348. *ApJL*, 436:L189–L192.
- McKee, C. F. and Zweibel, E. G. (1992). On the virial theorem for turbulent molecular clouds. *ApJ*, 399:551–562.
- McKee, C. F., Zweibel, E. G., Goodman, A. A., and Heiles, C. (1993). Magnetic Fields in Star-Forming Regions - Theory. In Levy, E. H. and Lunine, J. I., editors, *Protostars and Planets III*, page 327.
- Muench, A. A., Lada, C. J., Luhman, K. L., Muzerolle, J., and Young, E. (2007). A Spitzer Census of the IC 348 Nebula. *AJ*, 134:411–444.
- Murphy, G. C., Lery, T., O’Sullivan, S., Spicer, D., Bacciotti, F., and Rosen, A. (2008). Interacting jets from binary protostars. *A&A*, 478:453–460.
- Ortiz-León, G. N., Loinard, L., Mioduszewski, A. J., Dzib, S. A., Rodríguez, L. F., Pech, G., Rivera, J. L., Torres, R. M., Boden, A. F., Hartmann, L., Evans, II, N. J., Briceño, C., Tobin, J., Kounkel, M. A., and González-Lópezlira, R. A. (2015). The Gould’s Belt Very Large Array Survey. II. The Serpens Region. *ApJ*, 805:9.
- Pech, G., Zapata, L. A., Loinard, L., and Rodríguez, L. F. (2012). A Rotating Molecular Jet from a Perseus Protostar. *ApJ*, 751:78.
- Preibisch, T. (2003). XMM-Newton study of the star forming region NGC 1333. *A&A*, 401:543–555.
- Preibisch, T., Stanke, T., and Zinnecker, H. (2003). Constraints on the IMF and the brown dwarf population of the young cluster IC 348. *A&A*, 409:147–158.

- Preibisch, T. and Zinnecker, H. (2001). Deep Chandra X-Ray Observatory Imaging Study of the Very Young Stellar Cluster IC 348. *AJ*, 122:866–875.
- Pudritz, R. E. and Norman, C. A. (1986). Bipolar hydromagnetic winds from disks around protostellar objects. *ApJ*, 301:571–586.
- Ray, T. P. (2007). The generation of jets from young stars: an observational perspective. In Bouvier, J. and Appenzeller, I., editors, *IAU Symposium*, volume 243 of *IAU Symposium*, pages 183–194.
- Ridge, N. A., Di Francesco, J., Kirk, H., Li, D., Goodman, A. A., Alves, J. F., Arce, H. G., Borkin, M. A., Caselli, P., Foster, J. B., Heyer, M. H., Johnstone, D., Kosslyn, D. A., Lombardi, M., Pineda, J. E., Schnee, S. L., and Tafalla, M. (2006). The COMPLETE Survey of Star-Forming Regions: Phase I Data. *AJ*, 131:2921–2933.
- Rodríguez, L. F., editor (1996). *Formación de Estrellas en Nubes Moleculares*. Fondo de Cultura Económica.
- Rodríguez, L. F., Anglada, G., and Curiel, S. (1997). Is SVS 13 the Exciting Source of the HH 7-11 Flow? *ApJL*, 480:L125–L128.
- Rodríguez, L. F., Anglada, G., and Curiel, S. (1999). The Nature of the Radio Continuum Sources Embedded in the HH 7-11 Region and Its Surroundings. *ApJS*, 125:427–438.
- Rodríguez, L. F., D’Alessio, P., Wilner, D. J., Ho, P. T. P., Torrelles, J. M., Curiel, S., Gómez, Y., Lizano, S., Pedlar, A., Cantó, J., and Raga, A. C. (1998). Compact protoplanetary disks around the stars of a young binary system. , 395:355–357.
- Schreyer, K., Semenov, D., Henning, T., and Forbrich, J. (2006). A Rotating Disk around the Very Young Massive Star AFGL 490. *ApJL*, 637:L129–L132.
- Scoville, N. Z., Carlstrom, J. E., Chandler, C. J., Phillips, J. A., Scott, S. L., Tilanus, R. P. J., and Wang, Z. (1993). The relational database and calibration software for the Caltech millimeter array. *PASP*, 105:1482–1494.
- Shang, H., Li, Z.-Y., and Hirano, N. (2007). Jets and Bipolar Outflows from Young Stars: Theory and Observational Tests. *Protostars and Planets V*, pages 261–276.
- Shu, F., Najita, J., Ostriker, E., Wilkin, F., Ruden, S., and Lizano, S. (1994). Magnetocentrifugally driven flows from young stars and disks. 1: A generalized model. *ApJ*, 429:781–796.
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., Weinberg, M. D., Schneider, S., Carpenter, J. M., Beichman, C., Capps, R., Chester, T., Elias, J., Huchra, J., Liebert, J., Lonsdale, C., Monet, D. G., Price, S., Seitzer, P., Jarrett, T., Kirkpatrick, J. D., Gizis, J. E., Howard, E., Evans, T., Fowler, J., Fullmer, L., Hurt, R., Light, R., Kopan, E. L., Marsh, K. A., McCallon, H. L., Tam, R., Van Dyk, S., and Wheelock, S. (2006). The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *AJ*, 131:1163–1183.
- Smith, M. D. and Rosen, A. (2005). Synthetic Spitzer Infrared Array Camera band maps from simulations of protostellar jets. *MNRAS*, 357:1370–1376.
- Stahler, S. W. and Palla, F. (2005). *The Formation of Stars*.
- Tafalla, M., Kumar, M. S. N., and Bachiller, R. (2006). Star formation in the vicinity of the IC 348 cluster. *A&A*, 456:179–187.
- Thompson, A. R., Moran, J. M., and Swenson, Jr., G. W. (2001). *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy, 2nd Edition*.
- Turnshek, D. A., Turnshek, D. E., and Craine, E. R. (1980). Spectroscopic and polarimetric observations of NGC 1333 and the surrounding dark cloud complex. *AJ*, 85:1638–1643.

- 
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., Bräuninger, H., Briel, U., Burkert, W., Dennerl, K., Englhauser, J., Gruber, R., Haberl, F., Hartner, G., Hasinger, G., Kürster, M., Pfeffermann, E., Pietsch, W., Predehl, P., Rosso, C., Schmitt, J. H. M. M., Trümper, J., and Zimmermann, H. U. (1999). The ROSAT all-sky survey bright source catalogue. *A&A*, 349:389–405.
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., Brauning, H., Briel, U., Burkert, W., Dennerl, K., Englhauser, J., Gruber, R., Haberl, F., Hartner, G., Hasinger, G., Pfeffermann, E., Pietsch, W., Predehl, P., Schmitt, J., Trümper, J., and Zimmermann, U. (2000). ROSAT all-sky survey faint source catalogue. , 7432:1.
- Walawender, J., Bally, J., Francesco, J. D., Jørgensen, J., and Getman, K. . (2008). *NGC 1333: A Nearby Burst of Star Formation*.
- Walawender, J., Bally, J., Kirk, H., Johnstone, D., Reipurth, B., and Aspin, C. (2006). Multiple Outflows and Protostars near IC 348 and the Flying Ghost Nebula. *AJ*, 132:467–477.
- Walawender, J., Bally, J., and Reipurth, B. (2005). Deep Imaging Surveys of Star-forming Clouds. III. Herbig-Haro Objects in the Perseus Molecular Cloud. *AJ*, 129:2308–2351.
- Warin, S., Castets, A., Langer, W. D., Wilson, R. W., and Pagani, L. (1996). The structure and dynamics of NGC 1333 from  $^{13}\text{CO}$  and  $\text{C}^{18}\text{O}$  observations. *A&A*, 306:935.
- Winston, E., Megeath, S. T., Wolk, S. J., Spitzbart, B., Gutermuth, R., Allen, L. E., Hernandez, J., Covey, K., Muzerolle, J., Hora, J. L., Myers, P. C., and Fazio, G. G. (2010). The Properties of X-ray Luminous Young Stellar Objects in the NGC 1333 and Serpens Embedded Clusters. *AJ*, 140:266–292.
- Zapata, L. A., Schmid-Burgk, J., Muders, D., Schilke, P., Menten, K., and Guesten, R. (2010). A rotating molecular jet in Orion. *A&A*, 510:A2.