



UNIVERSIDAD
NACIONAL
DE LA PLATA



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Universidad Nacional de La Plata
Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

Tesis para obtener el grado académico de
Licenciada en Astronomía

ESTUDIO DE POSIBLES FLUJOS MOLECULARES MÚLTIPLES
EN LAS REGIONES DE FORMACIÓN DE ESTRELLAS MASIVAS
G34.26+0.15 Y G34.43+0.24, A PARTIR DE
OBSERVACIONES EN ONDAS MILIMÉTRICAS

Estrella Guzmán Ccolque

Director: Dr. Manuel Fernández-López
Codirectora: Dra. Paula Benaglia

Firma y aclaración del Director o Codirector

Firma y aclaración de unos de los jurados

LA PLATA, ARGENTINA
- 2021 -

*El éxito es la capacidad de salir adelante,
de fracaso en fracaso,
sin perder el entusiasmo.
-Winston Churchill*

*Dedico esta tesis a mis abuelos Fely y Mario,
dos grandes pilares de mi vida.*

Resumen

Desde su descubrimiento, los flujos moleculares explosivos han pasado a ser una nueva sub-clase de los flujos moleculares que se observan en las regiones de formación estelar (Zapata et al., 2009). En el momento actual, parecen existir dos tipos de flujos moleculares. Por un lado están los flujos moleculares clásicos, la mayoría bipolares, que producen las estrellas en su proceso de formación (Arce et al., 2007), y por otro lado están los flujos de carácter explosivo, probablemente asociados a la desintegración de un sistema múltiple joven y masivo, cuyo origen reside en la posible coalescencia o unión (en inglés, *merger*) de protoestrellas de menor masa, o en la colisión de protoestrellas (Zapata et al., 2009; Bally et al., 2017).

Los flujos de carácter explosivo parecen ser impulsivos, posiblemente creados por un único evento rápido y muy energético (Bally & Zinnecker, 2005). Este tipo de flujos está formado por decenas de filamentos (usualmente detectados en CO) con velocidades crecientes con respecto a su origen, y en cuyas puntas se han observado condensaciones de [FeII]. Los filamentos se han detectado también en hidrógeno molecular y todos apuntan hacia un mismo origen, una posición central (véanse los casos de DR21 y Orión BN/KL) (Allen & Burton, 1993; Zapata et al., 2009, 2013; Bally, 2016). Dicha estructura filamentaria hace recordar a la estructura que presentan los fragmentos de una bomba explosiva. Cuando se observan en CO, los filamentos forman una estructura isotrópica en el plano del cielo y su cinemática queda bien definida por leyes de Hubble (aumento lineal de la velocidad con la distancia), comportamiento que también se observa en los fragmentos de una bomba producidos en una explosión (Zapata et al., 2009).

El objetivo de este trabajo consiste en caracterizar la morfología y cinemática de los flujos moleculares que se observan en las regiones de formación de estrellas masivas G34.26+0.15 y G34.43+0.24 mediante observaciones milimétricas tomadas con CARMA (*Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy*). Este análisis permitirá discernir si se trata de flujos múltiples y, en el caso de serlo, si su cinemática se corresponde con la de un flujo explosivo como los encontrados en Orión BN/KL y DR 21 (Zapata et al., 2017). Actualmente se piensa que las estrellas masivas se forman mediante procesos de acreción intensa, la cual representaría una versión a mayor escala del proceso de formación de estrellas de baja masa, pero las pocas regiones con flujos explosivos encontradas muestran evidencias sólidas de que éstas también podrían formarse por la coalescencia o unión de dos o más protoestrellas de menor masa.

Agradecimientos

Ya pasaron un par de años, pero aún recuerdo con mucho detalle el primer día del curso de ingreso. La eterna caminata por la entrada del Bosque hacia el Observatorio, preguntándome qué estaba haciendo ahí, si estaba haciendo lo correcto, si me estaba dejando llevar por un impulso y muchas otras dudas más. Estas preguntas estuvieron conmigo mucho años. Pero estas dudas se fueron desvaneciendo. Con la ayuda de profesores que motivaron constantemente mi interés por esta hermosa carrera, de amigos y compañeros que hicieron que las eternas horas de cursadas sean más amigables y al Observatorio, ese increíble lugar en el que pasé más horas que en mi casa.

Hoy termino esta etapa con la certeza que mi elección fue la correcta. Pero finalizar este camino no hubiese posible sin el apoyo de varias personas, que sin saberlo hicieron esto posible. En primer lugar, agradezco a mi mamá Bibi y a mi hermanito Franco, por su apoyo constante en este largo camino. A mis amigas del colegio que supieron entender mis ausencias en cumpleaños y juntadas, pero siempre tenían una palabra de aliento cuando más lo necesitaba. A mis amigas de la facultad, con quienes pasé la mayor parte de este trayecto, sin ustedes este camino no hubiese sido el mismo. A Nico que, en el último año, fue una pieza fundamental para que siguiera adelante. Realmente, la palabra gracias no alcanza para agradecerles todo ese aguante en estos largos años.

También, agradezco a Manuel y a Paula. Por recibirme en el grupo FRINGE, por guiarme tanto en lo académico pero mucho más en lo personal. La pasión por lo que hacen fue un gran motor para que siguiera en este camino. Muchas gracias, estoy más que contenta por haber logrado este trabajo junto a ustedes.

Y por último, a la Facultad (al “Obser”) por brindarme la oportunidad de aprender y crecer durante todos estos años.

Índice general

| | |
|---|-----------|
| 1. Introducción | 1 |
| 1.1. ¿Qué es una estrella masiva? | 1 |
| 1.2. Formación de estrellas masivas | 2 |
| 1.2.1. Escenarios de formación | 2 |
| 1.3. Problemas observacionales | 6 |
| 1.4. Flujos moleculares | 7 |
| 2. Regiones de estudio | 17 |
| 2.1. G34.26+0.15 | 17 |
| 2.2. G34.43+0.24 | 19 |
| 3. Observaciones | 23 |
| 4. Reducción de los datos interferométricos | 25 |
| 4.1. Emisión de continuo | 25 |
| 4.1.1. Inspección | 25 |
| 4.1.2. Marcado de datos fuera de rango | 28 |
| 4.1.3. Calibración por bandpass y fase | 28 |
| 4.1.4. Producción de imágenes | 30 |
| 4.2. Líneas espectrales | 32 |
| 4.2.1. Elección de las líneas espectrales | 32 |
| 4.2.2. Calibración por bandpass y fase | 32 |
| 4.2.3. Sustracción del continuo | 33 |
| 4.2.4. Producción del cubo espectral de velocidades | 33 |
| 5. Análisis y conclusiones | 45 |
| 5.1. G34.26+0.15 | 45 |
| 5.2. G34.43+0.24 | 48 |
| A. El interferómetro CARMA | 53 |
| A.1. Historia | 53 |
| A.2. Ubicación | 54 |
| A.3. Interferómetro | 55 |
| A.4. Especificaciones | 55 |

ÍNDICE GENERAL

Capítulo 1

Introducción

1.1. ¿Qué es una estrella masiva?

Los términos estrella masiva o estrella de alta masa se usan habitualmente para designar a estrellas de tipos espectrales O y B. Son estrellas que poseen masas $\gtrsim 8 M_{\odot}$, luminosidades por encima de $1000 L_{\odot}$ y sus tiempos de vida (entre $\sim 5 \times 10^4$ y $\sim 2 \times 10^7$ años para estrellas de $60 M_{\odot}$ y $8 M_{\odot}$ respectivamente) suelen ser muy cortos comparados con los tiempos de vida de las estrellas de baja masa ($\sim 10^{10}$ años para una estrella de tipo solar). Aproximadamente un 15 % de la vida de una estrella masiva transcurre en la fase de protoestrella¹, en la que está embebida dentro de su nube progenitora (Fernández-López, 2011).

Las estrellas de gran masa juegan un papel muy importante en la evolución de la Galaxia. Son la fuente principal de elementos pesados que serán devueltos al medio a través de la explosión de supernova que experimentan al final de sus vidas, enriqueciendo de esta manera al medio interestelar. Además, mediante una combinación de los efectos de sus fuertes vientos estelares, flujos moleculares (en inglés *outflows*), regiones HII y las propias explosiones de supernova se convierten en las responsables de modificar el medio interestelar.

A partir de relevamientos de estrellas de tipo espectral O en la Vía Láctea (Garmany et al., 1980; Mason et al., 1998), se encuentra que la mayor parte de estrellas de alta masa se forma en sistemas binarios, lo cual puede indicar: (a) que las masas de las estrellas de mayor masa han sido sobrestimadas, o (b) que los efectos de resolución espacial sean relevantes en sistemas muy lejanos. En cuanto a las estrellas más masivas encontradas hasta la fecha, han sido varias las ocasiones en las que se ha propuesto un candidato y posteriormente, estudios con mayor resolución angular y/o mayor sensibilidad han proporcionado pruebas de que dichas estrellas forman parte de sistemas binarios o múltiples en realidad, disminuyendo las primeras estimaciones de masa en aproximadamente un factor de dos. Por ejemplo, HD 93129A pasó de ser considerada una estrella tipo O3 de $\sim 130 M_{\odot}$, a ser resuelta en un sistema binario con dos componentes de $\sim 80 M_{\odot}$ y $\sim 50 M_{\odot}$ (Walborn et al., 2003; Nelan et al., 2004). Además, los parámetros físicos de estas estrellas sufren de grandes incertidumbres, ya que se determinan mediante el uso de modelos teóricos de atmósferas estelares y modelos evolutivos que no han podido ser comprobados empíricamente.

¹Una protoestrella de alta masa es un objeto de masa $\gtrsim 8 M_{\odot}$ en equilibrio hidrostático, que aún no ha comenzado la nucleosíntesis en su interior.

1.2. Formación de estrellas masivas

El proceso de formación de estrellas masivas es uno de los temas de la Astrofísica moderna que todavía no está bien comprendido. Esto, principalmente, se debe a las escasas evidencias observacionales de estrellas de gran masa en sus primeras etapas evolutivas, y también, a la cantidad y complejidad de los procesos involucrados en su formación.

La fase inicial de la formación de las estrellas masivas tiene lugar en nubes moleculares, conocidas como nubes oscuras infrarrojas o IRDCs, por sus siglas en inglés (Rathborne et al., 2008). Las IRDCs son frías (< 25 K), densas ($\sim 10^3$ – 10^5 cm^{-3}) y se distribuyen por todo el plano galáctico (Carey et al., 2000; Pillai et al., 2006; Simon et al., 2006; Ragan et al., 2011; Liu et al., 2014). Además, son las partes más densas de las nubes moleculares gigantes, presentan una gran extinción y se ven como nubes oscuras en IR cercano y medio, en contraste con la emisión difusa del fondo de la Galaxia en el infrarrojo medio (Carey et al., 1998). Estudios en ondas milimétricas y submilimétricas (Carey et al., 2000; Garay et al., 2004; Rathborne et al., 2005, 2006, 2008) han encontrado que las IRDCs contienen a su vez numerosos núcleos densos con tamaños y masa típicos de < 0.5 pc y ~ 120 M_{\odot} . Algunos de estos núcleos densos no presentan signos de formación estelar; pero otros presentan emisión intensa en el infrarrojo medio, líneas moleculares anchas, gas chocado e incluso emisión máser, todos estos procesos están asociados con la formación de estrellas de baja y alta masa (Rathborne et al., 2005; Wang et al., 2006; Chambers et al., 2009).

1.2.1. Escenarios de formación

Como se ha dicho antes, la división entre estrellas de alta y baja masa se toma en $\sim 8 M_{\odot}$. Esta división coincide con la que surge de la comparación de dos escalas temporales. Por una parte la escala de tiempo en la que la estrella acreta toda su masa ($t_{acr} = M_{\star}/\dot{M}_{acr}$, donde M_{\star} es la masa final de una estrella y \dot{M}_{acr} es la tasa promedio de acreción de la misma) y por otra, la escala de tiempo en la que un núcleo denso de gas y polvo se contrae gravitatoriamente, llamada escala de Kelvin-Helmholtz ($t_{KH} = (GM_{\star}^2)/R_{\star}L_{\star}$, donde R_{\star} y L_{\star} son el radio y la luminosidad de la estrella final) y tras la cual, la protoestrella comienza la combustión de hidrógeno. Para estrellas con masas de $\sim 8 M_{\odot}$ estas dos escalas son comparables (Palla & Stahler, 1993). Las estrellas con masas inferiores o de baja masa, tiene un tiempo de contracción t_{KH} mayor que el de acreción, por lo que una vez alcanzada su masa final aún siguen su lenta contracción, hasta que eventualmente, la temperatura y la densidad en su interior es suficiente para comenzar la combustión del hidrógeno. En las estrellas masivas, por el contrario, el tiempo de contracción es más corto que el tiempo de acreción, alcanzando la secuencia principal antes de concluir la fase de acreción (es decir, que comienzan la combustión de hidrógeno mientras continúan aumentando su masa gracias a la acreción, ver Krumholz et al., 2005).

Sin embargo, cuando una estrella masiva joven (HM-YSOs, es decir *High Mass-Young Stellar Object*) alcanza la ZAMS (*zero-age main sequence*) incrementa su presión de radiación y su flujo de fotones energéticos. Esta presión ejercida sobre el gas y el polvo de la envoltura en la que todavía está sumergida, detiene el colapso e interrumpe el proceso de acreción. La paradoja a la que se llega es que los HM-YSOs no pueden formarse. Esto demuestra que, mientras que para los YSOs de baja masa la teoría de formación funciona, para los HM-YSOs la extensión de la misma no es sencilla.

Existen dos líneas teóricas principales que tratan de resolver el problema de la interrupción de la acreción debida a la aparición de una gran presión de radiación (que además frena el colapso) cuando un HM-YSO alcanza la ZAMS:

1. La primera trata de modificar la teoría de formación estelar estándar de baja masa de una manera cuantitativa. Propone mayores tasas de acreción, 10^{-4} - $10^{-3} M_{\odot}$ /año en lugar de las $\sim 10^{-6} M_{\odot}$ /año para YSOs de baja masa (McKee & Tan, 2003) y una acreción no esférica por medio de discos (Yorke & Sonnhalter, 2002). Además, se propone que si la tasa de acreción es muy alta, la estrella puede seguir aumentando su masa aún cuando se haya formado una región HII y haya alcanzado la ZAMS. (Beech & Mitalas, 1994; Bernasconi & Maeder, 1996; Behrend & Maeder, 2001; McKee & Tan, 2002; Tan & McKee, 2002; Yorke, 2004; Sollins et al., 2005)
2. La segunda teoría presenta un escenario basado en el hecho observacional de que las estrellas masivas se forman en las regiones centrales de alta densidad de cúmulos estelares. En estas zonas se produciría la fusión (o coalescencia) de varias estrellas de baja masa, lo que evitaría el efecto de la presión de radiación. La densidad de estrellas que se precisa para el modelo de fusión de estrellas es de $\sim 10^8 \text{ pc}^{-3}$, lo que hace prácticamente imposible la formación de estrellas aisladas, mientras que en el escenario dominado por la acreción esto sí es posible. (Bonnell et al., 1998; Bonnell & Bate, 2002; Stahler et al., 2000; Zinnecker & Bate, 2002; Bally & Zinnecker, 2005)

A continuación se describirán con más detalle estos dos escenarios de formación de estrellas masivas y las evidencias observacionales que distinguen uno del otro.

Acreción amplificada

En este modelo las estrellas masivas se forman de manera similar a las estrellas de baja masa pero con tasas de acreción muy altas. Para que se forme una estrella de $\sim 100 M_{\odot}$ en 10^5 años, la estrella requiere una tasa de acreción promedio de $\dot{M} = 10^{-3} M_{\odot}$ /año. Para una esfera isotérmica con un perfil de densidad radial r^{-2} , el modelo estándar de colapso *inside-out* predice una tasa de acreción de $\dot{M} \sim c_s^3/G$, donde c_s es la velocidad del sonido efectiva y G es la constante gravitacional (Hartmann, 1998). Una tasa de acreción $\dot{M} = 10^{-3} M_{\odot}$ /año requiere $c_s = 1.9 \text{ km/s}$, que corresponde a una temperatura de aproximadamente 1200 K para el gas molecular (suponiendo un peso molecular medio $\mu = 2.7$). Si un núcleo en la nube contiene $100 M_{\odot}$ y colapsa para formar una estrella masiva en $\tau = 10^5$ años, entonces el radio inicial del núcleo debe ser aproximadamente $R = 10^5 \text{ cm}$, con densidad $n(\text{H}_2) = 10^5 \text{ cm}^{-3}$, presión promedio $P/k = 10^8 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$, y densidad columnar promedio $N(\text{H}_2) = Rn(\text{H}_2) = 5 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ (Tan & McKee, 2002). Por lo tanto, la formación por acreción requiere núcleos de muy alta presión, grandes velocidades de sonido efectivas y altas densidades columnares.

Una diferencia importante entre la formación de estrellas de masa alta y baja es que la escala temporal anterior a la secuencia principal es más corta que la escala temporal de acreción para estrellas con $M > 10 M_{\odot}$. Por lo tanto, mientras que las estrellas de baja masa siempre emergen de sus envolturas como objetos de pre-secuencia-principal, las estrellas masivas alcanzan la ZAMS cuando aún están embebidas en sus nubes progenitoras y mientras siguen acretando material.

También deben incluirse en este modelo de acreción amplificada los efectos de la presión de radiación de la estrella en formación. Para una mezcla normal de gas y polvo interestelar, la

presión de radiación puede revertir el flujo de entrada y evitar el crecimiento de estrellas masivas. Sin embargo, a medida que el campo de radiación intenso disocia las moléculas, evapora las capas de hielo y dispersa los granos de polvo, la opacidad del material de acreción puede reducirse considerablemente. Incluso con la destrucción del grano, la presión de radiación puede detener el crecimiento de estrellas masivas por acreción de masas superiores a $20 M_{\odot}$ (Wolfire & Cassinelli, 1986, 1987). Para una estrella con una luminosidad $L_* = 10^5 L_{\odot}$, la presión de radiación es $P_{rad}/k = L_*/4\pi ckR^2 = 3 \times 10^7 \text{ cm}^{-3} \text{ K}$, donde R es el radio estelar, c es la velocidad de la luz y k es la constante de Boltzmann. La expresión P_{rad} es aproximadamente un orden de magnitud inferior a la presión promedio en el núcleo discutido anteriormente. Por lo tanto, el crecimiento de una región HII también puede detener la acreción (Tan & McKee, 2002). Sin embargo, Keto (2002) ha demostrado que la gravedad de la estrella central puede limitar la región HII y detener los efectos destructivos del campo de radiación si su tamaño es inferior a aproximadamente $r_{II} = GM/c_{II}^2$, donde $c_{II} \sim 10 \text{ km/s}$ es la velocidad del sonido en la región HII. La zona ionizada que rodea a una estrella masiva puede permanecer hipercompacta si hay un depósito de gas con una densidad $n(\text{H}) \propto r_{II}^{-3/2}$ dentro de una distancia r_{II} de la estrella. Si un flujo de acreción o un disco circunestelar puede proporcionar este reservorio, la región HII puede permanecer confinada y los efectos destructivos de la radiación UV se pueden mitigar. En una región HII confinada en el disco, algunos fotones UV pueden escapar e ionizar el gas a grandes distancias ortogonales al plano del disco. Sin embargo, un flujo de acreción en el plano del disco puede permanecer protegido. En las estrellas que giran rápidamente, los polos son más calientes que el ecuador. Así, la mayor parte de la radiación ionizante se transmite hacia los polos, reduciendo sus efectos destructivos en el plano ecuatorial. Yorke & Sonnhalter (2002) modelaron la formación de estrellas masivas con la inclusión de estos efectos, demostrando que la acreción directa puede producir estrellas de hasta $20\text{-}30 M_{\odot}$ por acreción de un disco.

Además, Behrend & Maeder (2001) sugieren que la tasa de acreción en estrellas masivas puede aumentar con el tiempo, contrariamente al comportamiento observado de estrellas aisladas de baja masa. Esta característica se puede incorporar al escenario de acreción directa de la formación de estrellas masivas de varias maneras. Primero, la tasa de acreción tenderá a aumentar con el tiempo si la pendiente del perfil de densidad del núcleo de la nube principal es menor que el perfil de densidad r^{-2} de una esfera isotérmica. En segundo lugar, a medida que aumenta la masa de una estrella, su radio de acreción crece de modo que la estrella puede acumular masa a un ritmo mayor. Este efecto, conocido como “acreción competitiva”, puede llevar a un crecimiento descontrolado de los objetos más masivos en un grupo de estrellas en formación (Zinnecker, 1982; Bonnell et al., 2001a,b). En tercer lugar, los objetos masivos tienden a situarse en el centro de un grupo en formación donde la densidad del gas, y por lo tanto la tasa de acreción, es mayor. Sin embargo, Beuther et al. (2002) encuentran evidencia de tasas constantes de flujos de acreción y argumentan que las estrellas masivas pueden formarse a través de una versión amplificada de la formación de estrellas de baja masa. Esto lleva a pensar que este escenario de acreción amplificada aún no logra explicar con certeza la formación de estrellas de gran masa.

Fusión o *merger*

Este modelo alternativo surgió para entender las observaciones que no se lograban explicar con el escenario estándar de formación estelar aplicado en las estrellas masivas. Existen algunas tendencias que pueden interpretarse como evidencia de que las interacciones de las estrellas, que conforman un grupo estelar, pueden jugar un papel importante en la formación de algunas estrellas masivas:

- Hay observaciones que demuestran que las estrellas masivas tienden a formarse en grupos, en lugar de aislarse (Lada & Lada, 2003; de Wit et al., 2004). Las densidades centrales de los grupos jóvenes exceden de 10^5 estrellas/ pc^3 (Allen et al., 2017). En estos grupos, se deben considerar perturbaciones e interacciones de las estrellas que los conforman.
- Las asociaciones y agrupaciones de OB jóvenes se expanden, y el 5%-30% de sus miembros son expulsados como estrellas de alta velocidad (Kroupa, 1995; Hoogerwerf et al., 2000).
- Algunos flujos moleculares de estrellas muy masivas están pobremente colimados. Por ejemplo, OMC-1 en Orión (Bally et al., 2017) y parecen ser el resultado de una explosión (Allen & Burton, 1993; Bally et al., 2017; Zapata et al., 2009). Otros flujos moleculares de protoestrellas masivas muestran evidencia de una reorientación abrupta del eje de flujo, como en el caso de IRAS 20126+4104 (Shepherd et al., 2000).]
- Las estrellas masivas tienen con frecuencia una compañera binaria más grande (Mermilliod & García, 2001; Zinnecker & Bate, 2002) y velocidades de rotación más rápidas que las estrellas de masa baja.

Bonnell et al. (1998) propusieron que las estrellas masivas se forman por una combinación de acreción competitiva y fusión en la formación de cúmulos estelares. Para que se produzcan colisiones estrella-estrella a una tasa significativa, un grupo requiere una densidad numérica de aproximadamente 10^8 estrellas/ pc^3 para las estrellas de baja masa ($< 8 M_{\odot}$). Sin embargo, para estrellas de $10 M_{\odot}$ con una dispersión de velocidad de 5 a 10 km/s, la fusión puede ocurrir en densidades tan bajas como 10^6 estrellas/ pc^3 . Aunque tales densidades altas no se encuentran en ningún cúmulo de estrellas observado, Bonnell et al. (1998) y Stahler et al. (2000) argumentan que tales condiciones extremas pueden existir durante un breve período de tiempo durante la fase altamente oscurecida de fragmentación y colapso gravitacional de los núcleos de nubes que forman grupos estelares. Zinnecker & Bate (2002) pudieron mejorar en gran medida la tasa de fusión en la formación de agrupaciones estelares, reduciendo la densidad requerida de estrellas durante dicha fase.

Diferencias observables

- Mientras que la acreción puede, en principio, producir estrellas masivas de forma aislada, las fusiones sólo pueden ocurrir en grupos muy densos que presumiblemente solo pueden formarse en núcleos de nubes muy densos y masivos.
- En el escenario de acreción se espera que el crecimiento de una protoestrella esté asociado con la presencia de discos de acreción delgados. Los encuentros cercanos y las fusiones podrían perturbar tales discos. La evidencia de una reciente fusión podría ser la presencia de un toro de residuos, proveniente de los discos, que se calienta dinámicamente y se expande alrededor del origen de la colisión.
- En el escenario de fusión algunos encuentros conducirán a la formación de sistemas binarios y, cuando se complete la fusión, el producto resultante tendrá una rotación rápida. Por lo tanto, una alta fracción de multiplicidad y una rotación rápida entre estrellas masivas pueden ser una firma de interacciones y fusión. Las estrellas *runaway*, con alta velocidad (> 50 km/s) o velocidades moderadas (10–50 km/s), originadas en asociaciones OB y cúmulos de estrellas jóvenes pueden proporcionar evidencia indirecta de densidades estelares extremadamente altas durante su formación (Kroupa, 1995; Hoogerwerf et al., 2000).

- Las flujos moleculares producen uno de los signos más fáciles de observar del nacimiento de una estrella. La acreción vía discos en la formación de estrellas de baja masa produce flujos altamente colimados (por ejemplo, Reipurth & Bally, 2001). Si bien las estrellas masivas que crecen por acreción desde un disco pueden producir flujos moleculares colimados que son casi versiones ampliadas de aquellas impulsadas por protoestrellas de baja masa, se espera que las fusiones generen varios flujos altamente colimados (ángulos de apertura pequeños) distribuidos isotrópicamente (Bally & Zinnecker, 2005; Bally et al., 2017; Zapata et al., 2013, 2017).

Estos dos posibles escenarios de acreción amplificada y *merger*, sugieren que puede haber varias maneras por las cuales se podrían formar estrellas de gran masa. Para distinguir entre los escenarios de acreción amplificada y fusión es necesario el estudio del medio circundante (gas en caída de la envoltura, disco de acreción, flujos moleculares, etc) de las estrellas en formación, para ello se necesitan observaciones de longitud de ondas de infrarrojo y ondas de radio de alta resolución de cúmulos de estrellas en formación. En la tabla 1.1 se resumen las diferencias observacionales entre el escenario de acreción directa y fusión.

| | Acreción amplificada | Fusiones (<i>Mergers</i>) | Observaciones |
|---------------------------|---|---|--|
| Núcleos | aislado no interactuando | en grupos interactuando | cm, mm, submm |
| Discos | estable delgado acretando | transitorio grueso en expansión | IR, radio |
| Flujos moleculares | bipolar colimado | isotrópico explosivo | H2, [Fe II], CO, SiO, continuo de radio |
| Cúmulos jóvenes | baja densidad estelar rotación estelar moderada baja fracción de binarias | alta densidad estelar rotación estelar rápida alta fracción de binarias | IR |

Tabla 1.1. Diferencias observacionales entre los dos posibles escenarios de formación de estrellas masivas: acreción amplificada y fusión (*merger*). Tomada del trabajo de Bally & Zinnecker (2005).

1.3. Problemas observacionales

Existe una serie de dificultades intrínsecas al estudio observacional de las regiones de formación de estrellas masivas que han impedido hasta el momento encontrar pruebas definitivas en apoyo de uno u otro escenario.

En primer lugar, las estrellas (tanto de alta como de baja masa) se forman dentro de nubes de gas y polvo que producen una gran extinción, que imposibilita habitualmente su estudio en el rango UV, óptico y en ocasiones, incluso en el cercano infrarrojo durante las primeras etapas de formación estelar. La radiación de la protoestrella es absorbida por el polvo que la rodea y es reemitida posteriormente como emisión térmica de cuerpo negro a longitudes de onda más largas; esta radiación presenta un pico de emisión cerca de $100 \mu\text{m}$ (que corresponde a temperaturas de cuerpo negro de entre 50 y 100 K). Por lo tanto, las observaciones que pueden penetrar el material de la envoltura de la protoestrellas, permitiendo el estudio de las regiones más cercanas a la misma, son las que se realizan en longitudes de onda que van desde el radio hasta el

infrarrojo cercano (es decir desde la región centimétrica hasta $\lambda \sim 1 \mu\text{m}$ aproximadamente).

Por otro lado, debido a la menor cantidad de estrellas masivas en relación al número de estrellas de baja masa, surge el problema de la distancia a las regiones de formación de estrellas masivas, típicamente de unos cuantos kiloparsecs. Las regiones de formación más cercanas son la de Orión KL a 450 pc, Cefeo A a 750 pc y G92.67+3.07 a 800 pc. El resto se encuentran a distancias mayores que requieren de muy alta resolución angular para poder ser estudiadas en detalle. Además como los tiempos de vida de estos objetos son cortos y teniendo en cuenta su escasez, se dificulta determinar una secuencia evolutiva en la formación de las estrellas masivas.

Otro problema a tener en cuenta, está relacionado con el hecho de que las estrellas masivas no se forman de manera aislada, sino que se encuentran en regiones donde usualmente coexisten protoestrellas en diversas etapas evolutivas. La eyección de flujos moleculares asociados con varias estrellas en una misma región, los efectos de proyección y la posible interacción dinámica entre flujos y nubes moleculares de las distintas estrellas de una misma región, hace que la interpretación de los campos observados sea más compleja que las regiones donde se forman estrellas de baja masa, más aisladas usualmente.

Por último, otra dificultad reside en el hecho de que los procesos de acreción en estrellas de alta masa involucren flujos de acreción que no sólo conciernen a una protoestrella, sino a grupos de protoestrellas. Es decir, el problema de que el paradigma de acreción para objetos aislados no aplique en los casos en los que son varias protoestrellas las que acretan material simultáneamente. Este tipo de escenario no está bien establecido de forma teórica.

A pesar de las dificultades expuestas, en la última década se han producido grandes avances en el estudio de la formación de estrellas de alta masa por las mejoras tecnológicas que han permitido observaciones de gran resolución angular y sensibilidad en la banda centimétrica (interferómetro VLA), milimétrica (interferómetros SMA, Plateau de Bure, CARMA y ALMA) y del infrarrojo cercano (satélite Spitzer).

1.4. Flujos moleculares

Los flujos eyectados por las protoestrellas representan un mecanismo muy eficaz para remover momento angular, permitiendo así los procesos de acreción, y son por tanto, una evidencia de la existencia de este tipo de procesos. Además, la forma en que se originan parece estar vinculada a la rotación de los discos de acreción, así como a los campos magnéticos que atraviesan el sistema disco-protoestrella (Shu et al., 2007; Pudritz et al., 2007). Algunas observaciones parecen mostrar evidencias de la posible rotación de algunos flujos en las partes más cercanas a las protoestrellas (Lee et al., 2008; Launhardt et al., 2009; Zapata et al., 2009; Torrelles et al., 2011), lo que confirmaría que los flujos eyectados puedan disipar momento angular de forma efectiva.

El sistema disco-protoestrella acelera vientos con distinta velocidad en las direcciones perpendiculares al plano ecuatorial de rotación del disco. A velocidades altas, se encuentran vientos muy colimados en forma de chorro o *jet*. Las velocidades de los jets son varias veces superiores a la velocidad de escape de la región desde la que fueron eyectados, alcanzando entre 50-500 km/s. Las observaciones parecen sugerir que cuando los jets son eyectados por objetos muy jóvenes,

el material del que se componen es principalmente molecular (H_2 , CO y SiO), mientras que en objetos más evolucionados la densidad del jet disminuye, las velocidades de eyección se hacen mayores y el material del que se componen es principalmente atómico o incluso ionizado. Estos últimos (vientos con material ionizado) se conocen como jets térmicos y son detectados en radio continuo por la emisión libre-libre o Bremsstrahlung de sus electrones.

Además de estos jets colimados, el sistema disco-protoestrella puede originar vientos de menor velocidad y con ángulos de apertura mayores, que rodean los jets. Tanto los jets como estos vientos más lentos perforan la nube molecular a partir de la que se formó la protoestrella, formando una cavidad y desplazando el gas circundante con velocidades pequeñas. Por lo tanto, los jets y vientos anchos transfieren momento angular al material que arrastra por medio de ondas de choque de baja velocidad, constituyendo de este modo los flujos moleculares (u outflows) bipolares. Estos outflows pueden producir cambios en la composición química de su nube de origen e incluso pueden contribuir al declive del proceso de acreción de masa al eliminar el gas denso que rodea a la protoestrella. Además, son herramientas útiles para entender el proceso de formación de las estrellas de todas las masas, ya que proporcionan un registro de la pérdida de masa del sistema.

No se conoce un trazador molecular único de flujos moleculares, por lo que habitualmente se han utilizado transiciones de CO y algunos de sus isótopos, HCO^+ o SiO , caracterizados por ser líneas anchas, para detectarlos. Y pueden observarse en el rango de longitudes de ondas de radio y ondas milimétricas.

Hasta este momento, parece que existen dos tipos de flujos moleculares relacionados con las regiones de formación estelar:

- **Bipolares:** impulsados por una protoestrella con un disco de acreción.
- **Explosivos:** asociados con la ruptura de un sistema estelar joven masivo debido a fuertes interacciones gravitatorias entre las protoestrellas durante encuentros cercanos de las mismas, o a la fusión de al menos dos de esas protoestrellas.

Flujos explosivos

Los flujos explosivos parecen ser impulsivos, y creados posiblemente por un evento energético único y breve (Bally & Zinnecker, 2005). Estos flujos consisten en docenas de filamentos en expansión detectados por su emisión de CO , dedos (en inglés, fingers) de H_2 , y “puntas de dedos” de $[\text{FeII}]$ que apuntan hacia atrás aproximadamente a una posición central; esta morfología hace recordar a un evento explosivo, ver los casos de DR21 y Orión KL (Allen & Burton, 1993; Zapata et al., 2009, 2013; Youngblood et al., 2016; Bally et al., 2017). Los filamentos expansivos de CO son casi isotrópicos en el cielo y presentan leyes de velocidad de Hubble bien definidas, es decir, las velocidades radiales aumentan con las distancias proyectadas (Zapata et al., 2009, 2013; Bally et al., 2017). La naturaleza precisa de los flujos explosivos aún no se conoce bien, pero se especula que podría estar relacionada con la desintegración de los sistemas estelares jóvenes, como en el caso de Orión KL (Bally & Zinnecker, 2005; Zapata et al., 2009; Bally et al., 2011, 2017).

Resumiendo, hasta este momento, hay cuatro claras características morfológicas y cinemáticas de los flujos explosivos moleculares (Zapata et al., 2017):

1. Los flujos explosivos consisten en filamentos rectos con diferentes direcciones, con distribución casi isotrópica.

2. Los filamentos moleculares apuntan a una posición central.
3. Los filamentos siguen leyes de Hubble, es decir la velocidad crece linealmente con la distancia proyectada.
4. Se observa superposición de los filamentos desplazados hacia el rojo y hacia el azul.

Por lo tanto, la aparición de este tipo de flujo molecular podría apuntar a la existencia de un nuevo fenómeno físico totalmente diferente al de la formación clásica de estrellas, para explicar la formación de estrellas masivas.

Casos particulares

Existen algunos casos de fuentes relativamente cercanas observadas con interferometría de alta resolución espacial en las que se han descubierto flujos que no encajan exactamente en el paradigma del flujo bipolar de una estrella aislada. Tales son el caso de Cep A HW2 y HH80-81 ambos con flujos bipolares pero cuya morfología difiere de la imagen clásica de un flujo rectilíneo y bien colimado; por otro lado, se encuentran DR21 y Orión BN/KL dos ejemplos claros de flujos explosivos (Zapata et al., 2017).

A continuación mostramos en detalle algunas de estas observaciones, a partir de las que se ven flujos moleculares con distintas morfologías, dependiendo de la magnitud de la interacción entre las protoestrellas que los eyectan.

Cepheus A East Es una de las regiones de formación estelar masiva más cercana, a una distancia de 700 pc (Moscadelli et al., 2009; Dzib et al., 2011). En los trabajos de Zapata et al. (2014) y Cunningham et al. (2009) encontraron cinco flujos monopolares colimados, separados aproximadamente por un ángulo proyectado en el plano del cielo de 10° (Fig. 1.1). Un estudio cinemático sugiere que estos flujos han sido eyectados periódicamente (flujo pulsante) y además en direcciones diferentes (flujo precesante) debido a la interacción gravitacional de un pequeño grupo de protoestrellas, que hacen que cambie la inclinación del eje del flujo (Zapata et al., 2013).

HH80-81 Se encuentra en una nebulosidad detectada en óptico conocida como GGD27 a 1.4 kpc (Girart et al. en preparación), donde se forman estrellas masivas. HH80-81 está asociado con un gran radio jet (Fig. 1.2). El radiojet tiene un movimiento de precesión a través de una distancia proyectada de 7.5 pc (Heathcote et al., 1998). Recientemente, Masqué et al. (2012) propuso que este radio jet podría ser más grande, extendiéndose hacia el norte, con una longitud total de 18.4 pc. El jet aparentemente se origina cerca de la posición de una protoestrella joven y masiva, rodeada por un disco masivo de polvo y gas que gira alrededor de él (Fernández-López et al., 2011a,b; Carrasco-González et al., 2012; Girart et al., 2018).

Pero además la región contiene otras protoestrellas masivas (Qiu & Zhang, 2009; Fernández-López et al., 2011a) que están impulsando otros flujos de alta velocidad. Las observaciones (sub) milimétricas de la parte central del radio jet revelaron dos fuentes principales, MM1 y MM2, separadas por aproximadamente $7''$ (Gómez et al., 2003), que probablemente se encuentran en diferentes etapas evolutivas. Hay evidencia de una posible tercera fuente, que se observa como un núcleo molecular compacto que se llama MC. Es detectable sólo a través de varias líneas

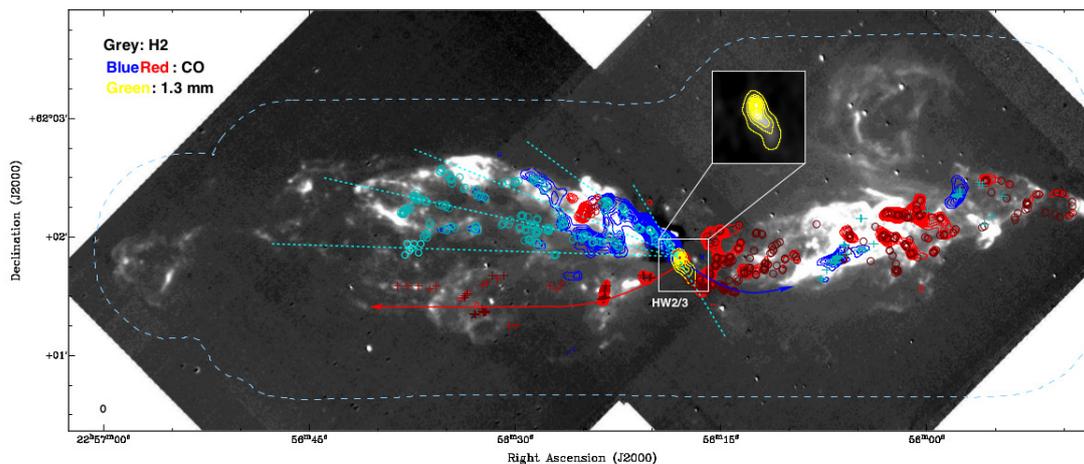


Fig. 1.1. Mapa de contorno de intensidad integrado de la emisión de $^{12}\text{CO}(2-1)$ en Cep A superpuesta en la imagen de la emisión de H_2 (escala de grises). Las emisiones *redshifted* y *blueshifted* están representadas por los contornos rojo y azul, respectivamente. Los contornos amarillos representan la emisión de continuo a 1.3 mm. Las líneas continuas y discontinuas marcan las orientaciones de los flujos que emanan de HW2 y HW3, respectivamente. Tomada de Zapata et al. (2013).

moleculares milimétricas.

En cuanto al jet, a pesar de ser bipolar y colimado, se ha visto que, debido a la interacción de un posible sistema binario, muestra una precesión sinusoidal. Esto refuerza la idea de que en los escenarios de formación de estrellas masivas la interacción entre estrellas es un hecho generalizado y que se debe tener en cuenta para explicar el proceso de formación de estas estrellas.

DR21 A partir de observaciones con el interferómetro SMA de la línea de $\text{CO}(2-1)$ de alta resolución angular ($\sim 2''$) con el SMA del flujo que emana de la región de formación de estrellas masivas DR21 (localizada en la nube molecular de Cygnus X), se encontraron alrededor de 25 filamentos moleculares hacia el azul y el rojo (Fig. 1.3). Estos filamentos moleculares siguen líneas casi rectas y parecen apuntar hacia un centro común. La velocidad radial a lo largo de cada filamento sigue una ley de Hubble (la velocidad radial es linealmente proporcional a la distancia proyectada), lo cual indicaría un evento explosivo (Fig. 1.4). Las observaciones sugieren que este flujo molecular parece haber sido producido por una explosión violenta que tuvo lugar hace unos 10.000 años, y que parece estar originado con la desintegración (o fusión) de un sistema conformado por estrellas masivas (Zapata et al., 2013).

Orión BN/KL La región BN/KL se encuentra detrás de la Nebulosa de Orión, localizada a una distancia de alrededor de 414 pc (Menten et al., 2007). Se observaron flujos de gran ángulo de apertura procedente del núcleo de la nube (OMC1). El flujo es trazado por la emisión de líneas milimétricas y submilimétricas como CO, CS, SO y HCN. Se pueden ver estructuras de gas con forma filamentaria o de dedos (*fingers*) como consecuencia de la excitación del H_2 debido a choques intensos y también hacia las puntas de estos dedos, emisión compacta de líneas prohibidas de [FeII] a $1.64 \mu\text{m}$ (Bally et al., 2017).

La fig. 1.5 muestra observaciones en el infrarrojo del hidrógeno molecular del flujo en Orión KL superpuesta con observaciones de SMA de la emisión de $^{12}\text{CO}(2-1)$, en la que se distinguen

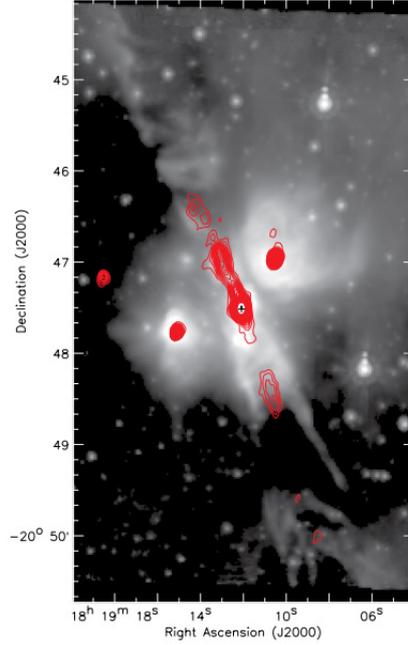


Fig. 1.2. Mapa que muestra la emisión de la banda de $8\mu\text{m}$ (escala de grises) y la emisión de radio continuo a 6 cm (contornos rojos) de HH80-81. La cruz marca el pico de emisión continua a 7 mm. Tomada del trabajo de (Qiu et al., 2008).

12 filamentos desplazados hacia el azul y al rojo. Todos los filamentos apuntan hacia la misma posición central marcada con un círculo rojo/negro. Las fuentes asociadas a estos flujos, se alejan de ese centro. El diagrama posición-velocidad de los dos filamentos de $^{12}\text{CO}(2-1)$ (Fig. 1.6), denominados OF1 y OF2, muestra la relación lineal entre dichas variables (Zapata et al., 2009).

Recientemente, a partir de observaciones con ALMA de Orión BN/KL de la emisión de $\text{CO}(2-1)$, se descubrieron más de 100 filamentos. En la Figura 1.7 los círculos amarillos muestran las ubicaciones de las estrellas masivas expulsadas (o *runaway*; de arriba a abajo, estos son el objeto BN, la fuente I, la fuente n e IRc4. La cruz amarilla marca la ubicación del centro de explosión medido a partir de los movimientos propios de las estrellas (Bally et al., 2017); esta localización coincide con el centro de la explosión determinado a partir de las orientaciones de los filamentos de CO (Zapata et al., 2009).

La aceleración de estrellas *runaway* jóvenes requiere la interacción dinámica de al menos 3 estrellas, lo que conduce a la formación o endurecimiento de una binaria compacta cuya energía gravitacional impulsa la eyección (Reipurth & Mikkola, 2015)). Moeckel & Goddi (2012) asumieron que la Fuente I es un sistema binario compacto que junto con BN fueron expulsados de la nube OMC1. Sus simulaciones numéricas de interacciones de tres cuerpos muestran que la configuración inicial más probable es un sistema binario preexistente que contiene una estrella masiva y a BN. Además sugieren que este sistema experimentó un encuentro cercano con una estrella masiva aislada, en el que esta estrella intercambié lugar con BN y expulsó a este último. La medición reciente del movimiento propio de la Fuente n (Rodríguez et al., 2017) sugiere que estuvo involucrada una cuarta estrella. Si la fuente n es un sistema binario como lo indican los datos de radio, entonces al menos 5 estrellas estuvieron involucradas en la interacción dinámica.

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

En cuanto a la energía que se necesita para que las estrellas fueran eyectadas, Snell et al. (1984) considera que si las masas de las fuentes BN, I y n son de 8 a 16, de 10 a 25 y de 3 a 6 M_{\odot} , respectivamente, la suma de las energías cinéticas en los movimientos estelares sería $E_{estrella} \approx 1-2 \times 10^{47}$ ergios. Además, se ha estimado que la energía cinética de los outflows es $E_{outflows} = 4 \times 10^{46}$ (Snell et al., 1984) a 4×10^{47} erg (Kwan & Scoville, 1976). Entonces la fuente de energía responsable de la expulsión debe suministrar al menos $E_{tot} \approx 10^{47}$ erg durante el evento de expulsión. Sin embargo, gran parte de la energía cinética inicial de los outflows se habría convertido en radiación por ondas de choque que hacen que los outflows sean visibles en CO, H₂ y otras moléculas. Teniendo en cuenta las pérdidas radiativas por choques durante los últimos 500 años, y el trabajo requerido para salir de una región de ~ 400 AU en el pozo de potencial gravitacional del núcleo de la nube OMC1, la fuente de energía responsable de la eyección debe suministrar al menos $E_{tot} = 10^{48}$ erg.

Las filamentos de CO presentan una distribución aproximadamente isotrópica, esféricamente simétrica (Fig. 1.8). Además, parecen seguir la ley de Hubble, con la velocidad radial proporcional a la distancia proyectada desde el centro de la explosión. La relación de velocidad-distancia lineal implica que las eyecciones son órdenes de magnitud más densas que el medio a través del cual se mueven, y tienden a ser más brillantes en sus extremos (Bally et al., 2017).

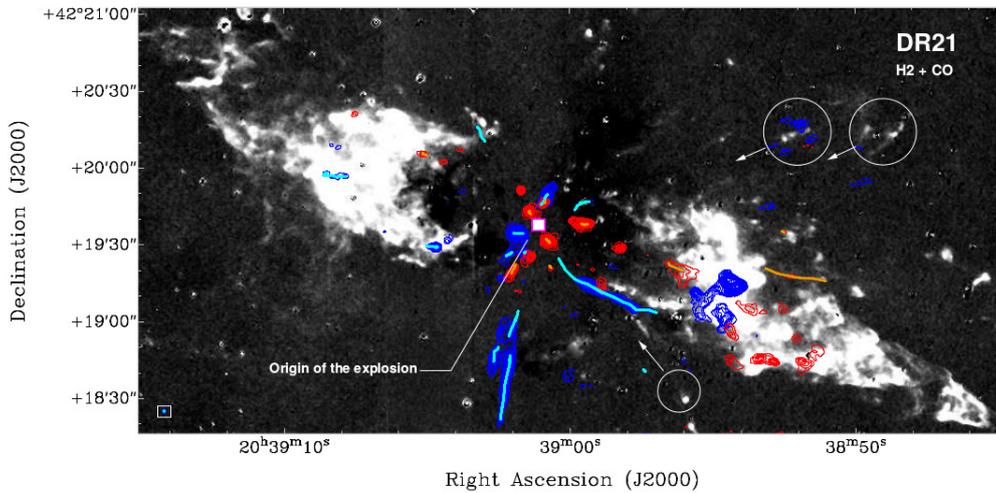


Fig. 1.3. Se observan filamentos de la emisión de CO(2-1) desplazados hacia el rojo y hacia el azul, del flujo molecular de DR21 observado con el SMA, superpuestos en una imagen de la emisión H₂. Cada línea representa una secuencia de posiciones en las que la emisión de CO alcanza su punto máximo en canales de velocidad constante. La mayoría de los filamentos apuntan aproximadamente hacia la misma posición central, señalada por el cuadrado. Tomada de Zapata et al. (2017).

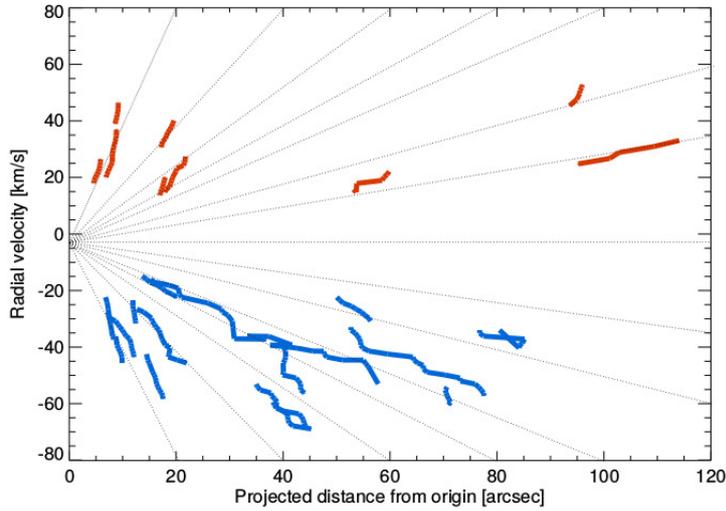


Fig. 1.4. Diagrama posición-velocidad de los 25 filamentos con emisión de CO(2-1) detectados por el SMA presentes en DR21. Casi todos los filamentos parecen comenzar con la misma velocidad radial de aproximadamente -3 km s^{-1} . Tomada de Zapata et al. (2017).

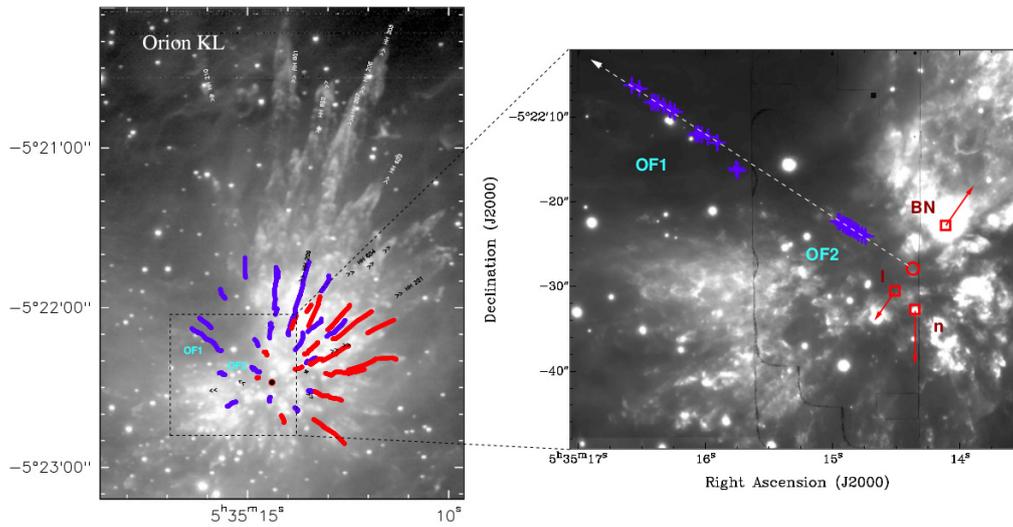


Fig. 1.5. **Izquierda:** Observación en el infrarrojo del hidrógeno molecular del flujo en Orión KL (escala de grises) superpuesta con observaciones de SMA de la emisión de $^{12}\text{CO}(2-1)$, en la que se distinguen 12 filamentos desplazados hacia el azul y al rojo (símbolos de colores). Todos los filamentos apuntan hacia la misma posición central marcada con un círculo rojo/negro. Las fuentes asociadas a estos flujos, se alejan de este centro y se muestran como pequeñas flechas que indican la dirección de su movimiento. **Derecha:** Zoom hacia el centro del flujo explosivo en el que se indican las posiciones de las fuentes fugitivas BN, fuente I y fuente n, y los filamentos OF1 y OF2 desplazados hacia el azul. Las flechas rojas marcan la dirección de los movimientos propios de los tres objetos que se escapan. El círculo rojo representa la zona desde donde fueron expulsados los tres objetos hace 500 años. Tomada de Zapata et al. (2017).

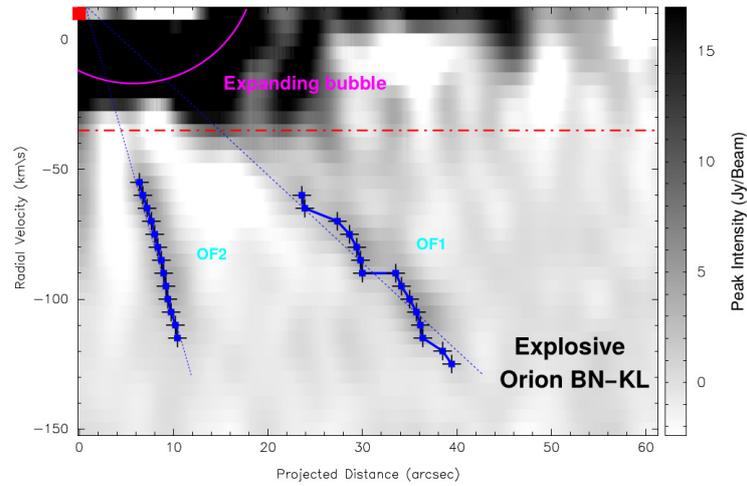


Fig. 1.6. Diagrama posición-velocidad de los dos filamentos de $^{12}\text{CO}(2-1)$ denominados OF1 y OF2. La línea roja discontinua marca la posición del rango de velocidades en el que se localiza la velocidad sistémica de la nube. El cuadrado rojo indica la posición del origen del flujo explosivo y su velocidad sistémica ($\sim 9.0 \text{ km s}^{-1}$). Tomada de Zapata et al. (2017).

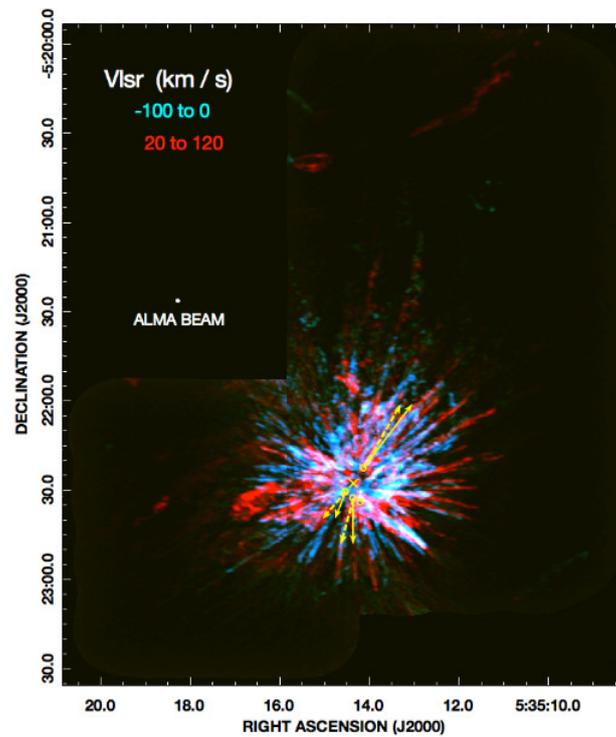


Fig. 1.7. Emisión de $\text{CO}(2-1)$ de Orión BN/KL obtenida con ALMA, se observan más de 100 filamentos. Los colores azul-verde muestran la emisión de los flujos de $V_{LSR} = -100$ a 0 km s^{-1} ; el color rojo muestra la emisión de $V_{LSR} = +20$ a $+120 \text{ km s}^{-1}$. Los círculos amarillos muestran la ubicación de las estrellas masivas expulsadas; de arriba a abajo, estas son el objeto BN, fuente I, fuente n e IRc4. La cruz amarilla marca la ubicación del centro de explosión. Tomada de Bally et al. (2017).

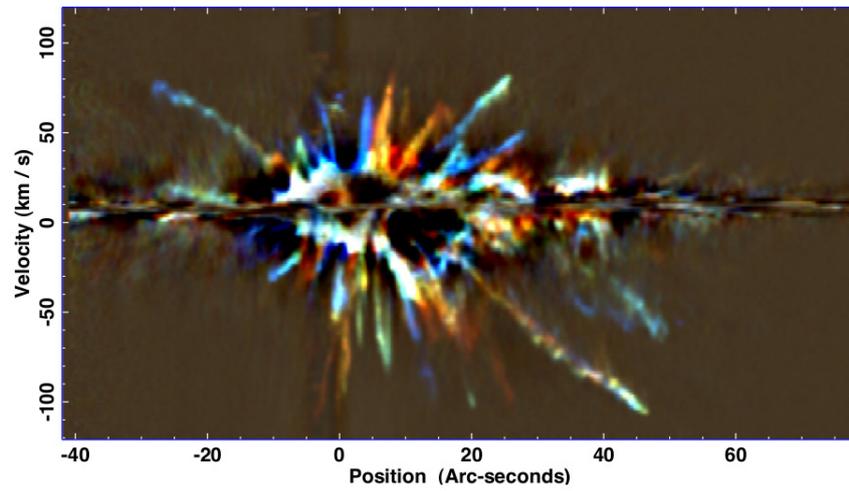


Fig. 1.8. Corte posición-velocidad en dirección norte-sur de la emisión de CO(2-1) a 230 GHz en Orión BN/KL. La figura muestra la estructura de velocidad radial sobre una región espacial de $80''$ (~ 0.16 parsec). Tomada de Bally et al. (2017).

Capítulo 2

Regiones de estudio

2.1. G34.26+0.15

Es un complejo de formación de estrellas masivas a una distancia de 3.3 kpc (Kuchar & Bania, 1994). La nube contiene $1.1 \times 10^4 M_J^1$ de gas denso (Hill et al., 2005) y tiene una luminosidad de $3.2 \times 10^5 L_\odot$ (van der Tak et al., 2013), con una edad de unos pocos 10^4 años (Paron et al., 2009). Esta región consta de varias regiones HII ultracompactas (UCHII) (Wood & Churchwell, 1989; Gaume et al., 1994; Fey et al., 1994) y otras fuentes infrarrojas (Campbell et al., 2000).

A partir de observaciones en ondas centimétricas (Reid & Ho, 1985) se han detectado una región HII con forma de cáscara (denominada “D”), una región HII ultracompacta cometaria (“C”) y dos regiones HII hipercompactas (“A” y “B”) en G34.26+0.15 (Fig. 2.1). También se detectó un núcleo caliente con una temperatura cinética de 160 ± 30 K hacia la región HII ultracompacta cometaria “C” (Mookerjee et al., 2007). Además, dichas regiones se encuentran asociadas con máseres de H_2O , CH_3OH y OH (Fey et al., 1994; Caswell et al., 1995; Hofner & Churchwell, 1996; Forster & Caswell, 1999) que suelen observarse en regiones de formación de estrellas de alta masa (Fig. 2.2). En estudios más recientes se han detectado varios flujos moleculares en G34.26+0.15, como lo demuestra la emisión de SiO que se extiende al noroeste, sureste y noreste de las regiones HII compactas (Hatchell et al., 2001) (Fig. 2.3). En particular, a velocidades elevadas hacia el azul, se detectó emisión de SiO colimada que se extiende hacia el noroeste de G34.26+0.15, que se interpretó como un flujo molecular masivo. La dirección y la velocidad elevada concuerdan con el flujo descubierto en ^{13}CO por (Matthews et al., 1987), que midió un tamaño para el flujo de al menos 0.6 pc.

En el trabajo de (Liu et al., 2013) se estudió la región G34.26+0.15 en la banda de $4.5 \mu m$ de Spitzer/IRAC, en donde se puede observar el H_2 y CO excitados por los flujos protoestelares (Noriega-Crespo et al., 2004; Smith et al., 2006; Davis et al., 2007; Takami et al., 2010). La Figura 2.4 es una imagen en color de la relación de la emisión infrarroja en dos longitudes de onda ($[4.5 \mu m]/[3.6 \mu m]$), confeccionada a partir de imágenes de la cámara IRAC abordo del satélite Spitzer. De esta manera la emisión estelar queda reducida. Lo relevante de esta figura es que se pueden identificar varias estructuras alargadas hacia el noroeste y sureste de la región. Esto permite sospechar que en G34.26+0.15 existirían múltiples flujos.

¹Para los valores típicos encontrados en las nubes moleculares ($T=10$ K, $n=50 \text{ cm}^{-3}$) se encuentran valores típicos para la masa de Jeans de $M_J \simeq 200 M_\odot$.

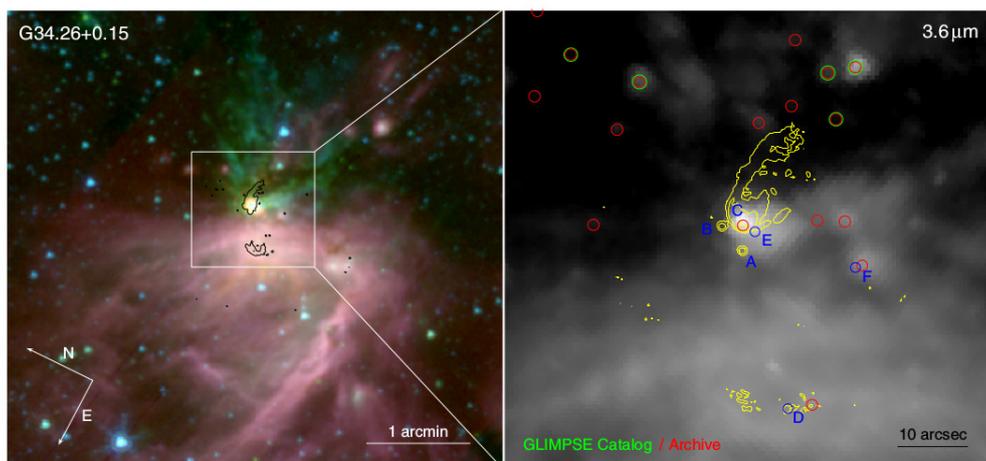


Fig. 2.1. **Izquierda:** imagen compuesta de tres colores de G34.26+0.15. La imagen está orientada en coordenadas galácticas. El rojo, verde y azul corresponden a IRAC $8.0 \mu\text{m}$, $4.5 \mu\text{m}$ y $3.6 \mu\text{m}$, respectivamente. La emisión a 7 mm (contornos negros) se superpone para indicar las posiciones de radio. Una característica sorprendente de la imagen es el flujo masivo detectado a $4.5 \mu\text{m}$. **Derecha:** zoom de la región central del panel izquierdo. Imagen IRAC $3.6 \mu\text{m}$ (escala de grises) de G34.26+0.15, los contornos amarillos representan la emisión de radio a 2 cm . Las componentes de radio continuo (A-D) y dos fuentes infrarrojas están marcadas con círculos azules. Las fuentes infrarrojas del catálogo GLIMPSE y de archivo están marcadas con círculos verdes y rojos, respectivamente. Tomada de Sewilo et al. (2011).

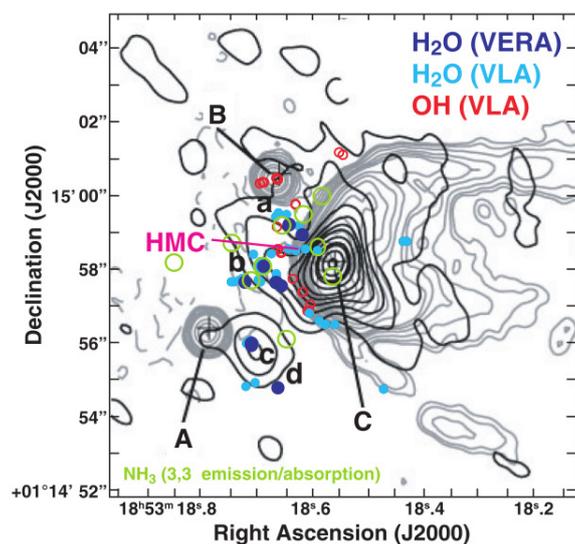


Fig. 2.2. Ubicación de los máseres de H_2O y OH , así como los picos de $\text{NH}_3(3,3)$ (emisión/absorción). Se superponen la emisión del polvo a 2.8 mm (contorno negro) y la emisión de radio continuo a 2 cm (contornos grises). Los círculos azules y celestes identifican los máseres de H_2O detectados con VERA y VLA, respectivamente. Los círculos rojos y verdes indican los máseres de OH detectados con el VLA y los picos de emisión/absorción de $\text{NH}_3(3,3)$. Tomada de Imai et al. (2011).

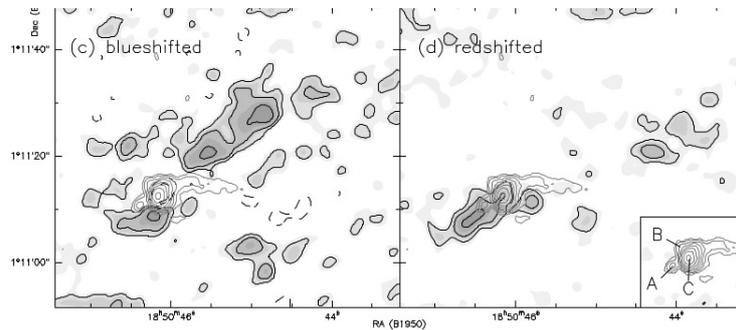


Fig. 2.3. Imágenes VLA de la emisión de SiO($J=1-0$) en escala de grises y contornos negros, con una resolución de $3.4'' \times 3.1''$, superpuestas con contornos grises que muestran la distribución de la emisión de continuo a 7 mm. La velocidad de la nube se encuentra entre 55 y 62 km s^{-1} . **Izquierda:** mapa con velocidades hacia el azul (51–57 km s^{-1}). **Derecha:** velocidades de desplazamiento al rojo (65–78 km s^{-1}); el recuadro muestra el etiquetado de las UCHII A, B y C. Tomada de Hatchell et al. (2001).

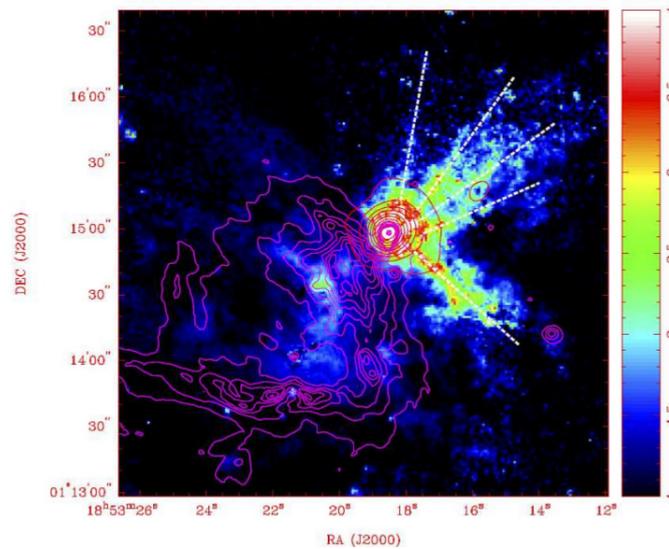


Fig. 2.4. Imagen que muestra el cociente entre la emisión a dos longitudes de onda $[4.5 \mu\text{m}]/[3.6 \mu\text{m}]$, confeccionada a partir de observaciones del satélite infrarrojo Spitzer (escala de colores). Los contornos rosas representan la distribución de espacial de la emisión de $8 \mu\text{m}$. El continuo de $850 \mu\text{m}$ de SCUBA/JCMT se muestra con contornos rojos. Las líneas discontinuas blancas representan direcciones de los posibles flujos moleculares. Tomada de Liu et al. (2013).

2.2. G34.43+0.24

Es una IRDC (*Infrared Dark Cloud*) filamentaria a una distancia cinemática de 3.7 kpc (Faúndez et al., 2004; Rathborne et al., 2006; Simon et al., 2006). Las mediciones de las paralajes en máseres de H_2O mediante técnicas VLBI (interferometría de base muy larga) han determinado una distancia de 1.56 kpc (Kurayama et al., 2011). Aunque una medición de paralaje parece ser una determinación de distancia más confiable, Foster et al. (2012) sugirieron que las determinaciones de paralaje son incorrectas. La IRDC G34.43+0.24 se extiende $9'$ de norte a sur y se encuentra aproximadamente a $11'$ de la región HII ultracompacta G34.26+0.15 (Shepherd et al., 2007).

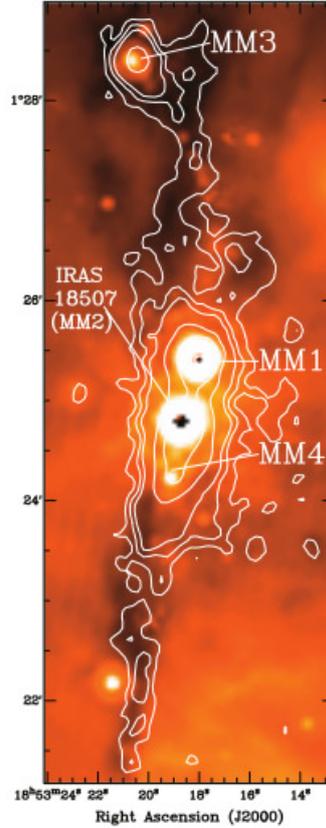


Fig. 2.5. Imagen de la IRDC G34.43+0.24 obtenida con Spitzer/MIPS a $24 \mu\text{m}$ (escala de colores) superpuesta con la emisión de continuo a 1.2 mm (contornos blancos) observada con IRAM 30 m. Se encuentran etiquetados los cuatro núcleos milimétricos en forma decreciente con respecto al pico de emisión a 1.2 mm (MM1, MM2, MM3 y MM4). Tomada de Rathborne et al. (2005).

Faúndez et al. (2004) mapearon la emisión de continuo a 1.2 mm de la IRDC G34.43+0.24 con el telescopio submilimétrico sueco-ESO (SEST). A partir de estas observaciones pudieron obtener una masa de $2000 M_{\odot}$ y una temperatura de polvo de 28 K. Rathborne et al. (2005) mapearon la emisión de continuo a 1.2 mm de la nube oscura con el telescopio de 30 m IRAM y obtuvieron una masa de $7500 M_{\odot}$ para la nube basada en una temperatura de polvo de 34 K, el doble de la obtenida por Faúndez et al. (2004).

En el trabajo de Rathborne et al. (2005) se identificaron cuatro núcleos compactos (MM1, MM2, MM3, MM4) a partir de su emisión a 1.2 mm. El núcleo MM2 está asociado con la región HII IRAS 18507+0121 (Rathborne et al., 2005), mientras que los otros núcleos no están asociados con alguna fuente (Fig. 2.5). Sus luminosidades bolométricas se encuentran entre 9000 y $32000 L_{\odot}$. Valores tan altos de luminosidad están asociados a estrellas masivas de tipos espectrales B tempranos y O. Por lo tanto, G34.43+0.24 contendría regiones activas de formación estelar, que eventualmente producirán estrellas con masas en torno a $10 M_{\odot}$. El núcleo MM1 tiene la luminosidad de una estrella tipo B2 en la ZAMS y estaría en una etapa evolutiva muy temprana, ya que su emisión de continuo a 6 cm es débil y no se detecta en NIR (infrarrojo cercano por su sigla en inglés) (Shepherd et al., 2004). A partir de las observaciones de CO con el conjunto de seis antenas de 10.4 m del Observatorio de Radio de Owens Valley (OVRO) se descubrieron dos flujos masivos en el núcleo MM1 (Shepherd et al., 2007). El núcleo MM2 aparentemente asociado con la UC HII G34.4+0.23 (Miralles et al., 1994; Molinari et al., 1998) y Shepherd et al. (2007) también detectaron tres flujos masivos centrados en o cerca de esa UC HII.

En la figura 2.6 se pueden ver al menos dos flujos de CO(J=1-0) que emanan de G34.43 MM1 (etiquetados A y B al noreste de la figura). El flujo A está desplazado hacia el rojo y parece tener poca o ninguna emisión hacia el azul, lo que sugiere que está orientado fuera del plano del cielo. La emisión azul que se observa en ese lóbulo rojo parece pertenecer al flujo colimado procedente de la región sur, asociada a G34.43+0.24. Por otro lado, el flujo B es perpendicular al flujo A y se observa emisión tanto hacia al rojo como al azul (Shepherd et al., 2007).

La morfología de estos flujos (A y B) asociados con la fuente G34.43 MM1 no pareciera ser similar a la de los típicos flujos bipolares encontrados en otras regiones de formación de estrellas masivas. Además, en la figura 2.6 se observa que a diferentes velocidades la emisión de CO(1-0) desplazada al rojo y al azul no tiene las mismas direcciones. Por ello se consideró estudiar la región de G34.43 MM1 para tratar de develar si la morfología y cinemática de esos flujos podrían corresponderse con los flujos explosivos.

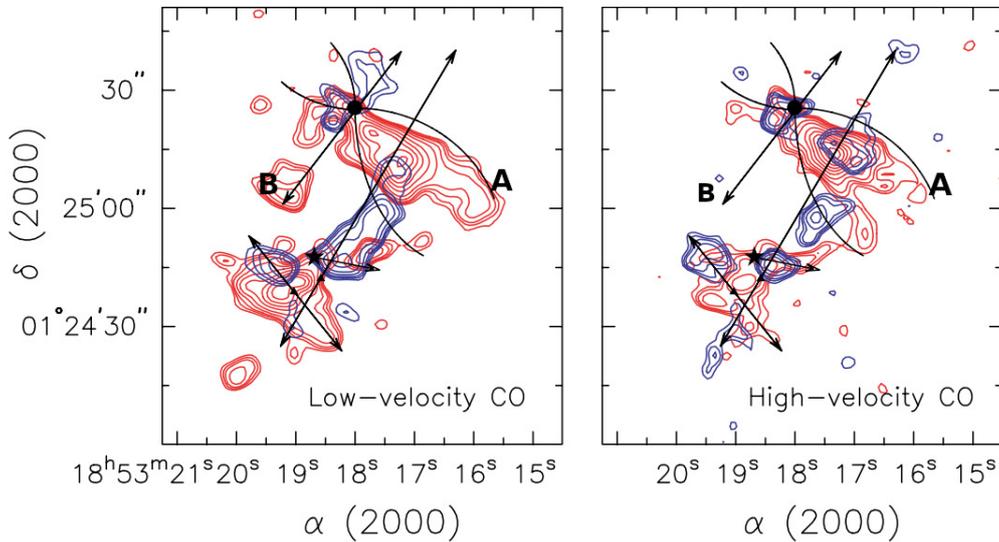


Fig. 2.6. Emisión desplazada al rojo y al azul de CO(J=1-0) integrada en los canales de baja velocidad ($62.3\text{-}67.5\text{ km s}^{-1}$ y $49.3\text{-}53.2\text{ km s}^{-1}$, panel izquierdo) y alta velocidad ($67.5\text{-}79.2\text{ km s}^{-1}$ y $37.5\text{-}49.3\text{ km s}^{-1}$, panel derecho) obtenida con el telescopio OVRO (*Owens Valley Radio Observatory*). El círculo sólido representa la ubicación de G34.4 MM1, la estrella muestra la ubicación de la región UC HII G34.26+0.15. Los límites del flujo A de G34.4 MM1 están delineados por dos arcos. La dirección de los otros cuatro flujos propuestos se muestra mediante flechas. El haz sintético es de $3.83'' \times 3.45''$ con P.A. = -59.7° . Tomada de Shepherd et al. (2007).

Capítulo 3

Observaciones

Las observaciones de G34.26+0.15 y G34.43+0.24 MM1 usadas en este trabajo se obtuvieron con el interferómetro CARMA, conformado por 15 antenas (véase Apéndice A, para obtener una descripción más detallada de este telescopio). Se usaron las configuraciones de las antenas C, D y E (las más compactas), que ofrecían una buena sensibilidad para emisión extendida. El correlador contaba con 16 ventanas espectrales: 2 para el continuo, de 0.46 GHz de ancho y 15 canales cada uno; y 14 para líneas espectrales, de 0.062 GHz y 127 canales cada uno, teniendo así una resolución espectral de 1.27 km/s. La configuración del correlador permitía detectar la emisión de continuo a 1 mm y 3 mm; considerando que el diámetro de la antena más grande de CARMA era de 10.4 m, el haz primario para cada longitud de onda era $\sim 20''$ y $\sim 59''$, respectivamente.

Dentro del proyecto C1008 se obtuvieron observaciones de G34.26+0.15 ($\alpha = 18^h 53^m 18^s.54$, $\delta = +01^\circ 14' 57''.9$) durante el segundo semestre del 2012. Se usaron las configuraciones D y E, y la configuración del correlador permitió observar la emisión de continuo a 3 mm. Esto permitió tener resoluciones angulares de $\sim 4''$ y $\sim 9''$ para las configuraciones D y E, respectivamente. Además, el cúasar J1743-038 fue usado como calibrador de fase; como calibradores de bandpass se usaron 3C279, J2232+117 y J1743-038, y como calibradores de flujo se usaron MWC349 y Marte. La calibración, producción y análisis de imágenes de las observaciones se realizaron con el software MIRIAD (Multichannel Image Reconstruction, Image Analysis and Display). Para realizar el análisis morfológico y cinemático se usaron `kvis`¹ y `kpvslice`² como también `ds9`³.

Dentro del proyecto C0888 se obtuvieron observaciones de G34.43+0.24 MM1 ($\alpha = 18^h 53^m 18^s.9$, $\delta = 01^\circ 26' 39''$) durante el primer semestre del 2012. Se usaron las configuraciones C y D, y a partir de la configuración del correlador se obtuvo la emisión de continuo a 1 mm. Los calibradores de fase y flujo fueron J1757+096 y MWC349, respectivamente, y 3C279 y J1337-129 se usaron como calibradores de bandpass. El set de datos de estas observaciones ya se encontraba calibrado, por lo cual sólo se realizó el proceso de producción de imágenes con MIRIAD para su posterior análisis. Para el proceso de análisis también se usaron `kvis`, `kpvslice` y `ds9`.

El detalle de los sets de observaciones de G34.26+0.15 y G34.43+0.24 MM1 se encuentra

¹Pertenece al entorno de Karma, permite visualizar imágenes y cubos de velocidades en formato miriad. <http://www.atnf.csiro.au/computing/software/karma/index.html>

²Pertenece al entorno de Karma, permite graficar diagramas posición-velocidad. <http://www.atnf.csiro.au/computing/software/karma/user-manual/kpvslice.html>

³Es un visualizador de imágenes en formato fits. <http://ds9.si.edu/site/Home.html>

CAPÍTULO 3. OBSERVACIONES

en la tabla 3.1. En el capítulo 4 se describen de manera detallada los procesos de calibración y producción de imágenes, y en el capítulo 5 se muestran los resultados obtenidos a partir del análisis, tanto morfológico como cinemático, de las observaciones.

| FUENTE | LONGITUD DE ONDA | FECHA DE OBSERVACIÓN | CALIBRADORES | | | ARREGLO DE ANTENAS | TIEMPO TOTAL DE OBSERVACIÓN (hrs) |
|-------------|------------------|----------------------|--------------|------------|--------|--------------------|-----------------------------------|
| | | | BANDPASS | FASE | FLUJO | | |
| G34.26+0.15 | 3 mm | 11/11/2012 | 3C273 | J1743-038 | MWC349 | D | 5.5 |
| | | 14/11/2012 | J2232+117 | J1743-038 | MWC349 | D | 3.3 |
| | | 18/11/2012 | J1743-038 | J1743-038 | MWC349 | D | 3.8 |
| | | 24/09/2012 | 3C273 | J1743-038 | MARS | E | 4.7 |
| | | 29/09/2012 | J1743-038 | J1743-038 | MARS | E | 3.3 |
| | | G34.43+0.24 | 1.3 mm | 11/03/2012 | 3C279 | J1757+096 | MWC349 |
| | | 09/04/2012 | J1337-129 | J1757+096 | MWC349 | D | 6.4 |

Tabla 3.1. Información de los sets de observaciones de G34.26+0.15 y G34.43+0.24, obtenidos con el interferómetro CARMA.

Capítulo 4

Reducción de los datos interferométricos

Un conjunto de datos de visibilidades de MIRIAD (*Multichannel Image Reconstruction, Image Analysis and Display*) consiste en dos partes: un conjunto de variables y tablas de calibración. El conjunto de variables consiste en parámetros que se conocen en el momento de la observación e incluyen datos medidos, y la descripción de la configuración de observación. Algunos ejemplos de estas variables pueden ser la frecuencia de observación, el centro de apuntado de la observación, el nombre de la fuente, las coordenadas (u,v) ¹, el número de líneas de base, la configuración del correlador, el parámetro de polarización que se está midiendo, etc. Las tablas de calibración son parámetros que se derivan después de la observación. Por lo general, se deducen de las observaciones de un calibrador.

MIRIAD ofrece un conjunto de tareas² con las que se pudo realizar la inspección, calibración y producción de imágenes de los datos de visibilidades correspondientes a G34.26+0.15. En este capítulo cada uno de estos pasos se describirá más detalladamente, poniendo como ejemplo el set de observación del 11 de noviembre del 2012, en el que se usaron 15 antenas en el arreglo D, con líneas de base entre 10 m y 150 m. El haz primario de CARMA es de aproximadamente 60" a 3 mm. El correlador contaba con 16 ventanas espectrales, 2 de continuo de 0.46 GHz de ancho y 15 canales cada uno; y 14 bandas espectrales de 0.062 GHz y 127 canales cada uno, teniendo así una resolución espectral de 1.27 km/s. El cuásar J1743-038 fue usado como calibrador de fase, mientras que 3C279 y MWC349 fueron usados como calibrador de bandpass y calibrador de flujo respectivamente.

4.1. Emisión de continuo

4.1.1. Inspección

Es necesario verificar la información básica sobre la observación antes de comenzar con la reducción de los datos; para ello, MIRIAD cuenta con las tareas `listobs` y `uvindex`.

¹La función compleja de visibilidades $V(u,v)$ es la transformada 2D de Fourier de $T(l,m)$, que es la distribución de brillo de una fuente en el cielo. u y v son coordenadas de frecuencias espaciales E-W, N-S y l,m son ángulos en el plano tangente E-W,N-S.

²Una tarea es un programa dentro de MIRIAD, al que se le ingresan una serie de parámetros para que ejecute un procedimiento específico. <http://www.atnf.csiro.au/computing/software/miriad/>

- **Listobs**: ofrece un resumen general de los datos. Algunos de los parámetros que aparecen son: posiciones de antena, el centro del apuntamiento, longitud de las líneas de base³, las fuentes observadas, la cronología de la observación. Una de las variables a la que se debe prestar atención en este paso es la temperatura del sistema (T_{sys} ⁴). Es posible que los valores varíen entre antenas e inclusive que cambien con la elevación de la antena, pero ese cambio debe ser gradual ya que la posición de la fuente con respecto al horizonte cambia de forma gradual. Cabe destacar que T_{sys} no debe tomar valores atípicos, de ser así se lo considerará un dato malo.
- **Uvindex**: Esta tarea escanea el archivo que contiene los datos de visibilidades y en archivo externo informa las fuentes que se observaron, el tiempo total de observación, el centro de apuntamiento, el número de canales de banda ancha y las bandas espectrales y la polarización.

Además, se encuentra la tarea `prthd` que proporciona la información básica del encabezado de un archivo de visibilidades o el de una imagen.

Variables de los datos de visibilidades

Con `smavarplt` se pueden verificar las variables de los datos de visibilidades, para luego marcar los datos de aquellas variables que tomen valores fuera de rango (donde el rango viene definido por el ruido de las medidas), ya que esos datos pueden degradar la calidad de las observaciones.

En este caso, se analizaron 3 variables:

- **Tau230** (opacidad a 230 GHz) y **rsmath** (medida del camino óptico): son estimadores de las condiciones climáticas durante la observación. Tau230 debe tomar valores pequeños y mantenerse lo más estable posible, para que la coherencia de fase no varíe bruscamente (afectando la sensibilidad) y las fluctuaciones de la fase con el tiempo no sean insalvables durante la calibración. Para observar a 1mm se necesitan condiciones de camino óptico $rsmath < 300$ micrones y $Tau230 < 0.5$. Los valores promedios que obtuvimos fueron $Tau230 = 0.179037$ y $rsmath = 328.292$ (Fig. 4.1). Se puede concluir que el tiempo fue muy bueno, para realizar observaciones a 3 mm.
- **Tsys** (temperatura del sistema): ocasionalmente, una antena podría estar dañada o con algún tipo de mal funcionamiento, y eso se verá reflejado en las mediciones de T_{sys} . Esto significa que dichas mediciones superan un valor de referencia, para observaciones a 3 mm es $T_{\text{sys}} > 1500$ K. En los gráficos de T_{sys} vs. Tiempo para todas las líneas de base se puede identificar la fuente de estudio y los calibradores representados cada uno con un color diferente. En las líneas de base asociadas a las antenas 5, 6, 13 y 15 se puede apreciar que hay mucha dispersión y varios puntos con valores muy grandes. Se decidió no usarlas en el proceso de calibración ni producción de imágenes (Fig. 4.2).

³Línea de base: En un interferómetro, es la distancia entre cada par de antenas. La mayor variedad de configuraciones de líneas de base permite una mejor cobertura espacial. La mayor longitud de línea de base de un interferómetro es lo que determina su resolución angular. La notación de la línea de base entre las antenas A y B es simplemente A-B.

⁴Es la suma de las temperaturas que recibe la antena proveniente de distintas fuentes, como el fondo cósmico de radiación (CMB), el brillo del cielo o *background* (otras fuentes de radio), la fuente de estudio, el brillo de la atmósfera, la propia antena y su electrónica, etc.

- **Antel** (elevación de la antena): permite examinar si las antenas apuntaban hacia las fuentes apropiadas durante las observaciones. Se encontraron problemas en las antenas 5, 6, 13 y 15 (Fig. 4.3). El error de esas antenas se correlaciona con los valores anormalmente altos de la temperatura de sistema. Esta variable está relacionada con T_{sys} , como la opacidad disminuye a medida que aumenta la elevación de la antena es esperable que el valor T_{sys} decrezca y viceversa, cuando la elevación disminuye entonces crece T_{sys} .

Visualización de visibilidades

La tarea `smauvplt` permite graficar los parámetros de los datos de visibilidades para cada línea de base y es una herramienta útil para identificar puntos de datos erróneos. Las visibilidades de los distintos objetos observados (fuente de estudio, calibrador de bandpass y fase) se distinguen por color.

- **Amplitud – tiempo**: Se puede identificar que las líneas de base asociadas con la antena 7 tienen parte de la observación sin datos y además, que existe dispersión de las observaciones de la fuente de estudio en todas las líneas de base. En la Fig. 4.4, se muestran solo dos líneas de base como ejemplo. Esos datos “malos” se deberán suprimir para poder obtener imágenes con buena calidad.
- **Fase – tiempo**: Para el calibrador de fase J1743-038, los gráficos se ven coherentes (es decir, las variaciones de fase no son bruscas y su comportamiento suave podrá ser corregido usando las observaciones de este calibrador) aunque con cierta dispersión, producida por fluctuaciones más rápidas de la turbulencia atmosférica, que no podrán ser corregidas. Esta dispersión en las fases marcará la precisión posicional de la imagen final. Se elige como antena de referencia aquella que tenga poca dispersión y se encuentre hacia el centro del conjunto de antenas, con objeto de tener mayor señal a ruido en la mayor cantidad de líneas de base posible. Se eligió la antena 9 como antena de referencia para los procesos de calibración. Además, notamos que la antena 8 no presenta datos del calibrador de fase al final de las observaciones (Fig. 4.5).

Espectros de calibradores

La tarea `smauvspec` es una herramienta de visualización gráfica. Traza espectros de los datos de visibilidades para todas las líneas de base, diferenciando las fuentes observadas con colores distintos. Permite revisar rápidamente todos los datos, ver si hay datos erróneos que puedan contaminar los espectros y ver si todas las líneas de base tienen suficiente señal a ruido para realizar la calibración de bandpass y fase.

- **Calibrador de bandpass (3C279)**: El espectro en la ventana de continuo (*win* 8) muestra que no está calibrado, ya que la amplitud debería ser constante pero varía entre 10 y 30 unidades sin calibrar, aunque en el gráfico Miriad la unidad es Jy por defecto (Fig. 4.6, panel superior).
- **Calibrador de fase (J1743-038)**: Se trata de un cuásar que con la resolución de las observaciones se ve como una fuente puntual. Además, como el intervalo de frecuencia no es muy grande asumimos como plano el espectro de J1743-03; aunque al ser un cuásar sabemos que el espectro debe tener una cierta inclinación, ya que tienen un índice espectral negativo (flujo decreciente al crecer la frecuencia). Por considerarlo como un objeto puntual la fase debe oscilar alrededor de cero, en este caso la fase difiere de cero (Fig. 4.6, panel inferior).

A partir de los espectros de los calibradores de bandpass y fase vemos que todas las líneas de base tuvieron suficiente señal a ruido para poder realizar el proceso de calibración.

4.1.2. Marcado de datos fuera de rango

Con `smauvspec` y `smauvplt`, se han identificado algunos problemas en los datos de visibilidades. Los puntos de datos fuera de rango (o “malos”) deben eliminarse antes de continuar con el procesamiento de los datos. MIRIAD proporciona varias herramientas útiles para marcar los puntos de datos “malos”, en este caso se ha usado `uvflag` y `blflag`. La última tarea es un marcador interactivo, que permite marcar meticulosamente los puntos de datos “malos” en las mediciones que ocasionalmente están presentes en las observaciones.

- `Uvflag`: Se eliminaron las antenas 5, 6, 13 y 15 por presentar valores muy altos en T_{sys} . Además se marcaron los datos de visibilidades con valores de T_{sys} mayores a 1500 K.
- `Blflag`: Esta tarea traza las visibilidades (por ejemplo, amplitud en función del tiempo), para cada línea de base o todas a la vez, y permite marcar puntos discrepantes. Los datos “malos” se pueden marcar moviendo el cursor y haciendo click en el botón izquierdo del *mouse* de la computadora. Se decidió considerar datos “malos” aquellos cuya amplitud escapa a la de la tendencia en la dispersión de datos típica (Fig. 4.7). Después de marcar todas las visibilidades defectuosas (los puntos rojos) en una línea de base, se puede mover a la siguiente línea de base haciendo clic en el botón derecho del *mouse*. Se repite el mismo proceso hasta recorrer todas las líneas de base para marcar los datos discrepantes. La tarea `blflag` solo cambia el estado del punto marcado y no se eliminan puntos de datos del archivo de visibilidades en el proceso de marcado. Cualquier error en este proceso se puede corregir y los datos marcados se pueden recuperar.

4.1.3. Calibración por bandpass y fase

La respuesta de una antena a la radiación se modela mediante cuatro conjuntos de parámetros:

- Ganancias de antena: la ganancia es un número complejo que representa el cociente entre el valor medido y el valor esperado de la amplitud y la fase de una medida de la visibilidad. En cada instante, el interferómetro registra una visibilidad para cada línea de base, para cada polarización y para cada canal de frecuencia observada. En los casos en los que conocemos la amplitud y la fase de un calibrador, podemos medir estas ganancias, para luego usarlas con el resto de datos como correcciones que hay que hacer con respecto al comportamiento esperado. Las ganancias de antena varían con el tiempo, pero no con la frecuencia. Son predominantemente de origen atmosférico, aunque hay una componente instrumental significativa (las dos no se pueden distinguir fácilmente).
- Factores de retraso: dependen de cada antena y el recorrido óptico que hace la señal hasta llegar desde la antena a la sala del correlador. Las variaciones de temperatura y condiciones atmosféricas hacen que la longitud del cableado se modifique, por lo que se introducen este tipo de correcciones. Este factor varía con el tiempo, y en mucha menor medida con la frecuencia.
- Ganancias de bandpass: son números complejos construidos como el cociente entre los valores de amplitud y fase medidos y los esperados en función de la frecuencia. Estos

valores no varían apreciablemente en lapsos de varias horas (o incluso de hasta un día). Usando un objeto intenso se puede obtener un modelo de la respuesta de cada antena en función de la frecuencia observada, lo que se denomina solución o correcciones de bandpass.

- Fugas de antena: estos son términos de valor complejo (que no varían con el tiempo o la frecuencia) que modelan la “fuga” o conversión de flujo emitido, de una polarización a otra. Su origen es completamente instrumental.

La función de ganancia compuesta de una antena (que representa términos tanto atmosféricos como instrumentales) se puede modelar como:

$$g(t)g(\nu)\exp[i2\pi\tau(t)(\nu - \nu_0)] \quad (4.1)$$

donde $g(t)$ es la ganancia de la antena, $g(\nu)$ es la función de bandpass, $\tau(t)$ es el término de retardo. El retardo se calcula con respecto a una frecuencia de referencia ν_0 .

El proceso de calibración determina las funciones de bandpass y las ganancias de la antena en función del tiempo, lo que define la ganancia compuesta de la antena. Para llevar a cabo este proceso, en el programa de observación se debe considerar, además de la fuente de estudio, un calibrador de bandpass y un calibrador de fase (o ganancia). Se usan calibradores puntuales porque una fuente puntual observada en el centro de fase, tiene que mostrar una amplitud constante y una fase nula en cualquier instante de la observación.

Cuando se dispone de un calibrador brillante y compacto (tipo puntual), se puede usar `mfcal` para corregir el bandpass de las otras fuentes (no solo la fuente de estudio, sino también, por ejemplo, el calibrador de fase y amplitud). Luego se procede a calibrar los datos corregidos por bandpass, ahora por el calibrador de fase. Se espera que luego de la calibración la amplitud del espectro del calibrador de bandpass sea una constante y que la fase del calibrador de fase oscile alrededor de 0.

Calibrador de bandpass

Normalmente, un programa de observación incluye un calibrador de bandpass, el cual puede ser un planeta pequeño o un cuásar intenso. Siempre que los datos de visibilidad en cada canal den una relación S/N adecuada, se pueden encontrar soluciones de bandpass de las antenas usando `mfcal`. En este caso, el cuasar 3C279 fue usado como calibrador de bandpass.

Si la solución de bandpass es poco ruidosa se puede ajustar un polinomio a las soluciones. Con `smagpp1t` se pueden consultar las soluciones, con respecto a la antena de referencia. Luego de encontrar las soluciones de bandpass se aplican a todos los datos de visibilidad. Graficando nuevamente el espectro de 3C279 tras la calibración, se observa que su amplitud es casi una constante (~ 20 Jy) (Fig. 4.8).

Calibrador de flujo absoluto

Aunque se puede confiar en flujos conocidos de los calibradores, su flujo real varía con el tiempo. El mejor método es tener un calibrador de flujo secundario en el programa de observación y calcular su flujo para escalar el flujo del calibrador de fase. Esto se puede lograr usando la tarea `bootflux`. Durante su funcionamiento, CARMA mantuvo el monitoreo del flujo de una lista de 12 calibradores de flujo secundarios y publicaba sus flujos en función del tiempo, a 1 mm

| Calibrador | Flujo [Jy/K] |
|------------|--------------|
| MWC349 | 1.15 |
| J1743-038 | 3.3 |

Tabla 4.1. Flujos del calibrador de flujo y del calibrador de fase, calculados con `bootflux`.

y a 3 mm. Dentro del programa de observación, el calibrador secundario fue MWC349. Luego de usar la tarea `bootflux`, se obtuvieron los flujos del calibrador de flujo y del calibrador de fase (tabla 4.1).

Calibrador de fase

Para calcular las ganancias de la antena se utiliza un calibrador de fase. En este programa de observación se utilizó el cúasar J1743-038. Este objeto se ve como una fuente puntual cuando se observa con la resolución de CARMA y tiene una densidad de flujo de 3.3 Jy a 3 mm. Usando `mfcal` se obtuvieron las ganancias de antena.

Estas soluciones se pueden inspeccionar con `gpp1t`. Pueden haber algunos puntos negativos en las soluciones de ganancia y es posible que se deba volver a `blflag` para marcar y eliminar más datos “malos”. Alternativamente, `gpp1t` es una buena herramienta con la que se puede ajustar un polinomio a las ganancias en función del tiempo, para corregir así, con una interpolación “suave” los datos de la fuente a estudio que se observa de forma intercalada al calibrador de fase. Al aplicar esta última corrección, se obtienen los datos de visibilidades ya calibrados listos para el siguiente paso (Fig. 4.9).

4.1.4. Producción de imágenes

Para obtener la imagen de la emisión del continuo se integraron las ventanas espectrales 8 y 16, ambas con un ancho de banda espectral de 0.46 GHz.

Invert: mapa sucio

Los datos de visibilidad muestreados en el plano uv (Fig. 4.10) se pueden convertir en una imagen con una transformada de Fourier. La tarea `invert` se utiliza para producir una imagen sucia a partir de un conjunto de datos de visibilidad, ya calibrados. La imagen que se obtiene se denomina mapa sucio (*dirty map*; ver Fig. 4.11) y aún debe pasar por otros procesos para poder utilizarla como imagen “real” de la fuente de estudio. Esta tarea sirve tanto para imágenes de continuo como de líneas espectrales.

Mossdi: limpieza y deconvolución

Debido a que los arreglos de antenas muestrean el plano uv en ubicaciones discretas, existe un conocimiento incompleto sobre la transformada de Fourier de la distribución de intensidad de la fuente. Los datos de visibilidades medidos se pueden considerar como la distribución real, $V(u,v)$ en el plano uv multiplicada por una función de muestreo $S(u,v)$.

El teorema de convolución establece que la transformada de Fourier de la distribución muestreada (la imagen sucia, I_D) es igual a la convolución de la transformada de Fourier de la

distribución de visibilidades de la fuente (la imagen real, I) con la transformada de Fourier de la función de muestreo (el haz o *beam* sucio, B_0):

$$I_D = I * B_0 \rightleftharpoons V(u, v) \times S(u, v) \quad (4.2)$$

donde $*$ indica convolución y \rightleftharpoons indica la transformada de Fourier.

Los algoritmos de deconvolución intentan reconstruir imágenes a partir de los datos de visibilidades que muestrean de forma parcial el plano uv . Si se tuviera un muestreo completo, no habría lóbulos laterales, ya que la función de muestreo sería una constante, y la transformada de Fourier de una constante es una función delta; se tendría un haz o *beam* perfectamente puntual (ya que la transformada de Fourier de la función de muestreo es el llamado haz sucio o *dirty beam*).

El proceso de la convolución implica dar solución a un problema no lineal con infinitas soluciones, por lo que cuanto mejor es el muestreo del plano uv , más cerca se está de una solución similar a la distribución de brillo real del cielo. Dados los muestreos limitados de los interferómetros, el problema de la reconstrucción de la imagen se reduce al de elegir una imagen aceptable del conjunto de posibles soluciones. Se debe ser extremadamente cauteloso al hacer la deconvolución de imágenes que involucren un número pequeño de líneas de base. En estos casos, habrá grandes áreas del plano uv que no estén muestreadas debido a la mala cobertura. Además, si la fuente es complicada, el algoritmo de deconvolución puede no ser eficiente para lograr una solución final adecuada similar a la imagen real.

Hay dos técnicas de deconvolución comúnmente usadas en radioastronomía: CLEAN y MEM (algoritmo de máxima entropía). En este trabajo se hizo uso de la primera técnica, y como las señales se captan a través de antenas con distintos tamaños, se usó la tarea `mosddi` para obtener imágenes tomadas en modo mosaico. Esta tarea, dada una imagen y haz sucios de entrada (obtenidas con la tarea `invert` a partir de los datos de visibilidades y el muestreo de las líneas de base en el plano uv), produce una imagen de salida de componente limpia que tiene unidades de densidad de flujo de Jy/píxel. Esta imagen es la mejor solución de CLEAN sobre cómo se ve realmente la fuente.

Restor: mapa limpio

Para mejorar la apariencia cualitativa de las soluciones producidas por las tareas de deconvolución, a éstas le sigue un paso de restauración, por medio de la tarea `restor`. Este paso consiste en hacer convolucionar el mapa de componentes limpias con una gaussiana. La gaussiana se elige para que coincida con el lóbulo principal del *beam* sucio, y que generalmente se llama *beam* sintético. Esta imagen convolucionada se agrega a la imagen residual (resultante de sustraer el mapa de componente limpias convolucionado con el haz sucio al mapa sucio). La imagen resultante se considera la imagen “limpia”, y es la que finalmente se usa para hacer el análisis (Fig. 4.12).

4.2. Líneas espectrales

4.2.1. Elección de las líneas espectrales

Primeramente, se identificaron las líneas espectrales que podían observarse en cada canal. Para ello se hizo uso de SPLATALOGUE⁵ y NIST⁶, dos bases de datos que contienen información sobre millones de líneas espectrales.

Se eligieron líneas moleculares conocidas por ser buenos trazadores de flujos moleculares y gas chocado. En la tabla 4.2 se enumeran las líneas espectrales elegidas, con su respectivas frecuencias en reposo y las ventanas de el correlador en las que se encontrarían.

| Línea espectral | ν_{reposo} [GHz] | ventana |
|--------------------------------|-----------------------------|----------|
| HC ¹³ CCN (J=12-11) | 109.125744 | 1 |
| SO (J=3-2, J=2-1) | 109.252212 | 2 |
| C18O (J=1-0) | 109.782176 | 3 |
| HCCCN (J=12-11) | 109.382031 | 7 |
| ¹² CO(J=1-0) | 115.271202 | 12,13,14 |

Tabla 4.2. Posibles líneas espectrales presentes en el espectro de G34.26+0.15 obtenido con CARMA. Los valores de las frecuencias de reposo se obtuvieron del catálogo NIST.

A continuación se describirá la calibración y producción del cubo de velocidades⁷ de la línea espectral ¹²CO(J=1-0). Para observar esta transición se usaron tres ventanas espectrales (12,13 y 14) ya que el ancho de cada una de ellas podría no ser suficiente para detectar la emisión de alta velocidad de esta línea.

4.2.2. Calibración por bandpass y fase

Las ventanas espectrales en CARMA son mucho más angostas que las dedicadas a detectar el continuo. En esos rangos angostos de frecuencia, la variación de la emisión de continuo de una fuente no es tan significativa, por lo que, en el caso de estas bandas se puede decir que el espectro de las fuentes es prácticamente plano. Los espectros observados por CARMA para los calibradores no muestran una variación sistemática apreciable del flujo con la frecuencia, siendo las fluctuaciones provocadas por ruido intrínseco de las observaciones. Incluso si se les aplica la calibración por bandpass a estas ventanas angostas, el espectro se sigue viendo igual. Es por eso que la recomendación del equipo de trabajadores del telescopio es que no se efectúe calibración de bandpass en estas ventanas. En cambio, la calibración por fase sí debe realizarse. Este proceso se hace, de la misma manera que para las bandas de continuo, usando la tarea *mfc*.

⁵<http://www.cv.nrao.edu/php/splat/index.php/>

⁶<https://pml.nist.gov/cgi-bin/micro/table5/start.pl>

⁷Cubo de velocidades: es una serie de imágenes bidimensionales (RA-Dec) de la distribución de brillo asociada a un rango espectral, normalmente de una línea espectral. Cada elemento de esta serie (denominado canal del cubo) se corresponde con la imagen bidimensional de un rango de frecuencia pequeño, determinado en principio por la resolución espectral del telescopio. La distribución de la emisión de una línea espectral cambia en frecuencia debido al efecto Doppler y el cubo de velocidad se convierte en una herramienta esencial para el análisis cinemático de dicha emisión.

4.2.3. Sustracción del continuo

Las observaciones de líneas espectrales siempre estarán afectadas por la emisión del continuo. Si la emisión del continuo es más intensa o comparable con la línea espectral, entonces las imágenes espectrales finales pueden estar dominadas por el continuo y por defectos externos (lóbulos laterales, errores de deconvolución, errores de calibración, etc.). Es posible eliminar el continuo de modo que la imagen espectral dependa del ruido térmico y de la propia emisión de la línea espectral (y no de la emisión del continuo). En consecuencia, generalmente se resta el continuo.

Aunque en MIRIAD son posibles tres caminos para la sustracción del continuo, ya calibrado, en este trabajo se hizo uso de la tarea `uvlin`. Esta tarea permite que cada espectro de visibilidad sea ajustado por un polinomio. Se debe destacar que solo se utilizan los canales sin líneas del espectro para determinar el ajuste. El polinomio representa la emisión de continuo, y por lo tanto se puede restar del espectro para obtener las líneas espectrales bien definidas. Debido a que los anchos de banda en las observaciones con líneas espectrales son a menudo estrechos, la emisión de continuo suele estar bien modelada por un polinomio de orden bastante bajo (cero o primer orden).

4.2.4. Producción del cubo espectral de velocidades

Para crear un cubo espectral de velocidades se usa la tarea `invert`, la misma que para el caso de imágenes de continuo, que efectúa la transformada de Fourier de los datos de visibilidades de cada canal de frecuencia para obtener una imagen sucia a cada intervalo de frecuencia (canal) y un haz sucio. Para ahorrar espacio, `invert` produce un único *beam* para todos los canales de velocidad de un cubo. Luego se sigue el mismo procedimiento que en el caso de la imagen de continuo: se realiza una limpieza de los datos con `mosddi` y se convoluciona con el *beam* sintético usando `restor`. Este proceso se realiza para cada canal. En la Figura 5.7 se presentan cuatro canales del cubo de velocidades de $^{12}\text{CO}(J=1-0)$, en los que se observa cómo varía la emisión de esa línea a diferentes velocidades.

Normalmente se repite ese proceso de limpieza (transformada de Fourier, deconvolución y restauración) de modo que el rms de los residuos que quedan tras la deconvolución estén por debajo de 3 veces el rms de la imagen. Para calcular el rms se utilizó la tarea `imstat`. Para ello fue necesario elegir una región libre de emisión, esto se realizó con la tarea `cgcurs` que permite marcar interactivamente la región y guardar las coordenadas en un archivo de texto.

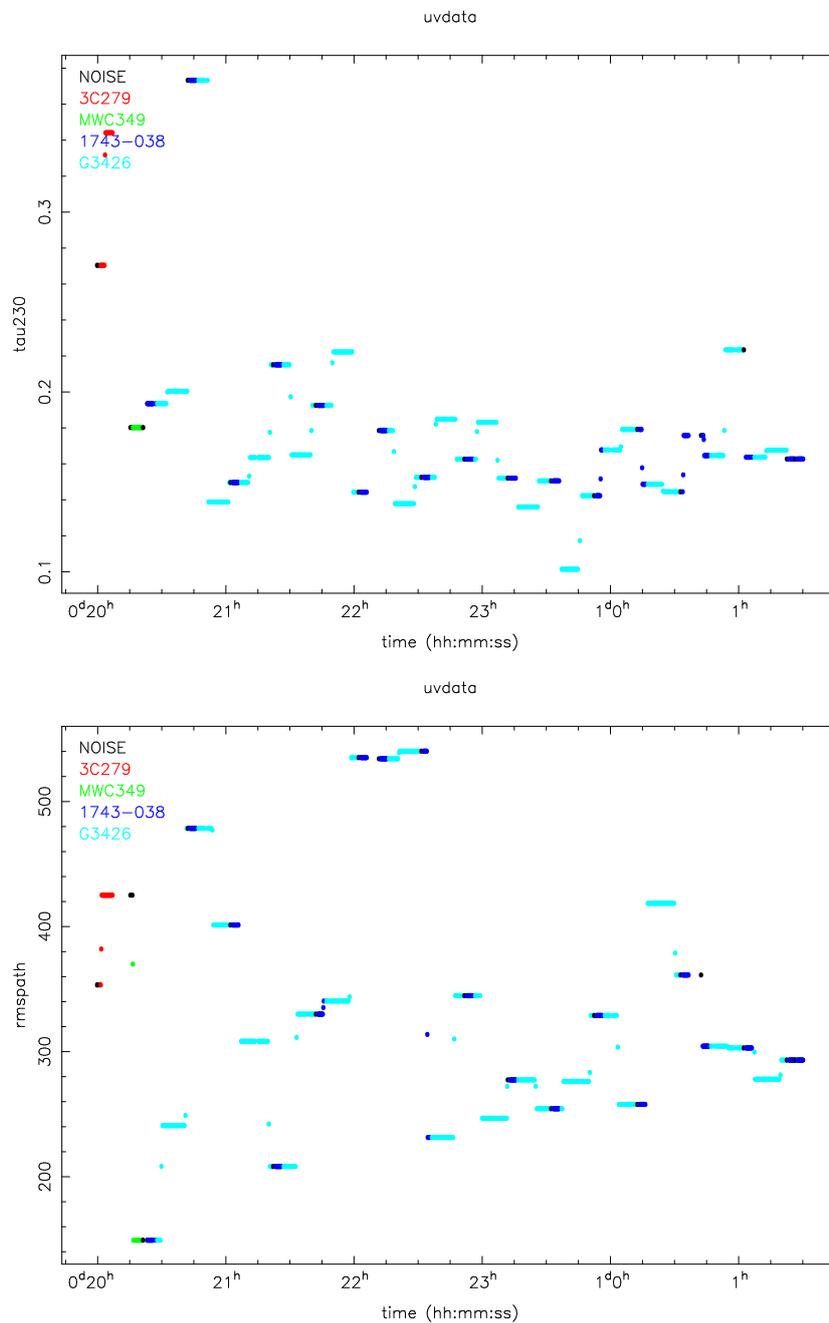


Fig. 4.1. Valores de Tau230 y rmspath durante toda la observación. Se distinguen por color las fuentes observadas: 3C279, NWC349, J1743-038 y G34.26+0.15. La fuente NOISE (fuente de ruido) es una señal introducida artificialmente en la antena de forma electrónica, y usada en algunas calibraciones no estándar. Tau230 se mantiene estable alrededor de 0.16, mientras que rmspath tiene mayor dispersión.

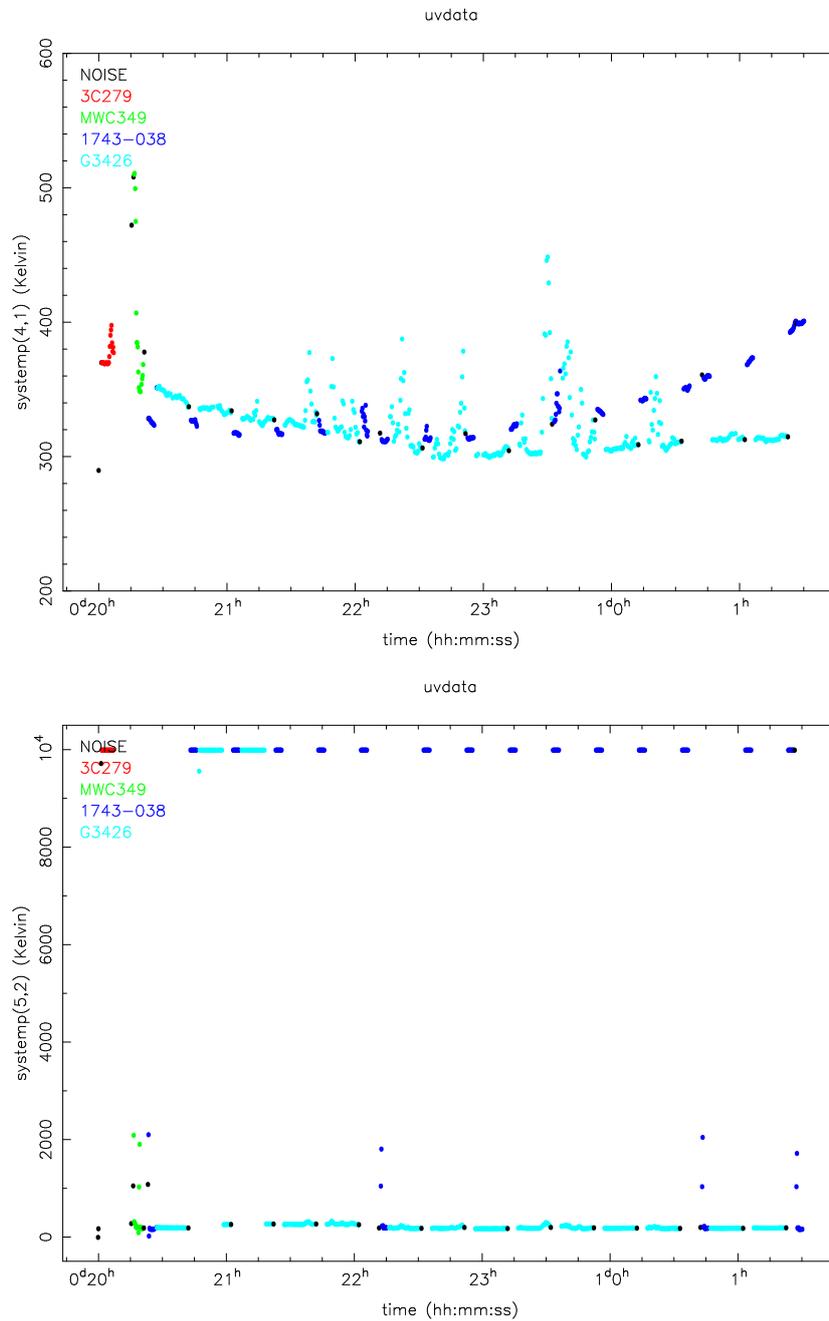


Fig. 4.2. Temperatura del sistema en función del tiempo de observación (Tsys o systemp). **Panel superior:** En la línea de base 14-8 se observa dispersión aceptable en los valores de Tsys que no presenta grandes problemas. **Panel inferior:** Tsys tiene valores muy grandes ($\sim 10000\text{K}$) para la línea de base 5-2, por lo que se infiere que alguna de estas antenas o el correlador de esta línea de base en particular debieron tener algún tipo de problema.

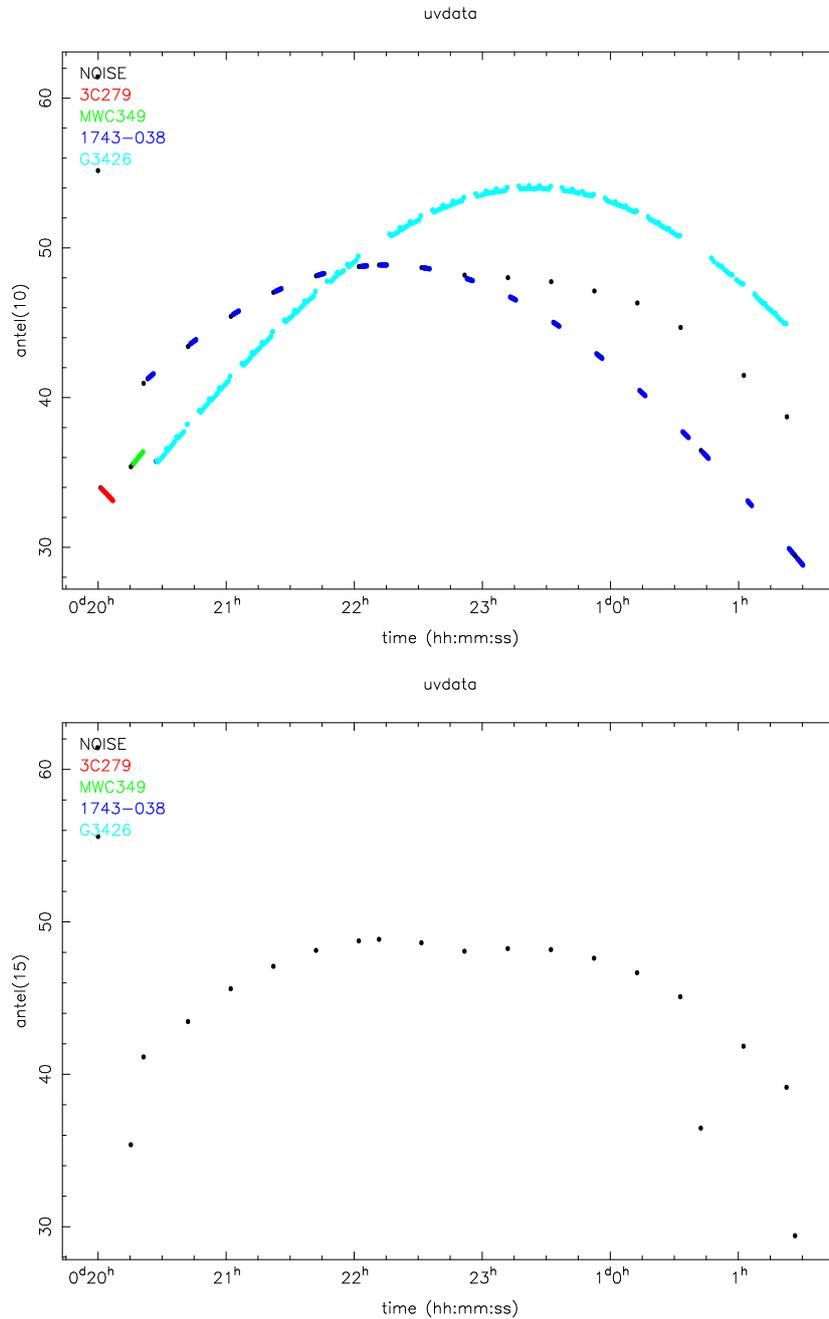


Fig. 4.3. Elevación de la antenas en función del tiempo de observación, las fuentes observadas se distinguen por color. **Panel superior:** no se observa ningún problema en la antena 10 durante toda la observación. **Panel inferior:** En la antena 15 no se registran datos de la fuente de estudio ni de los calibradores, por lo cual deberá ser descartada.

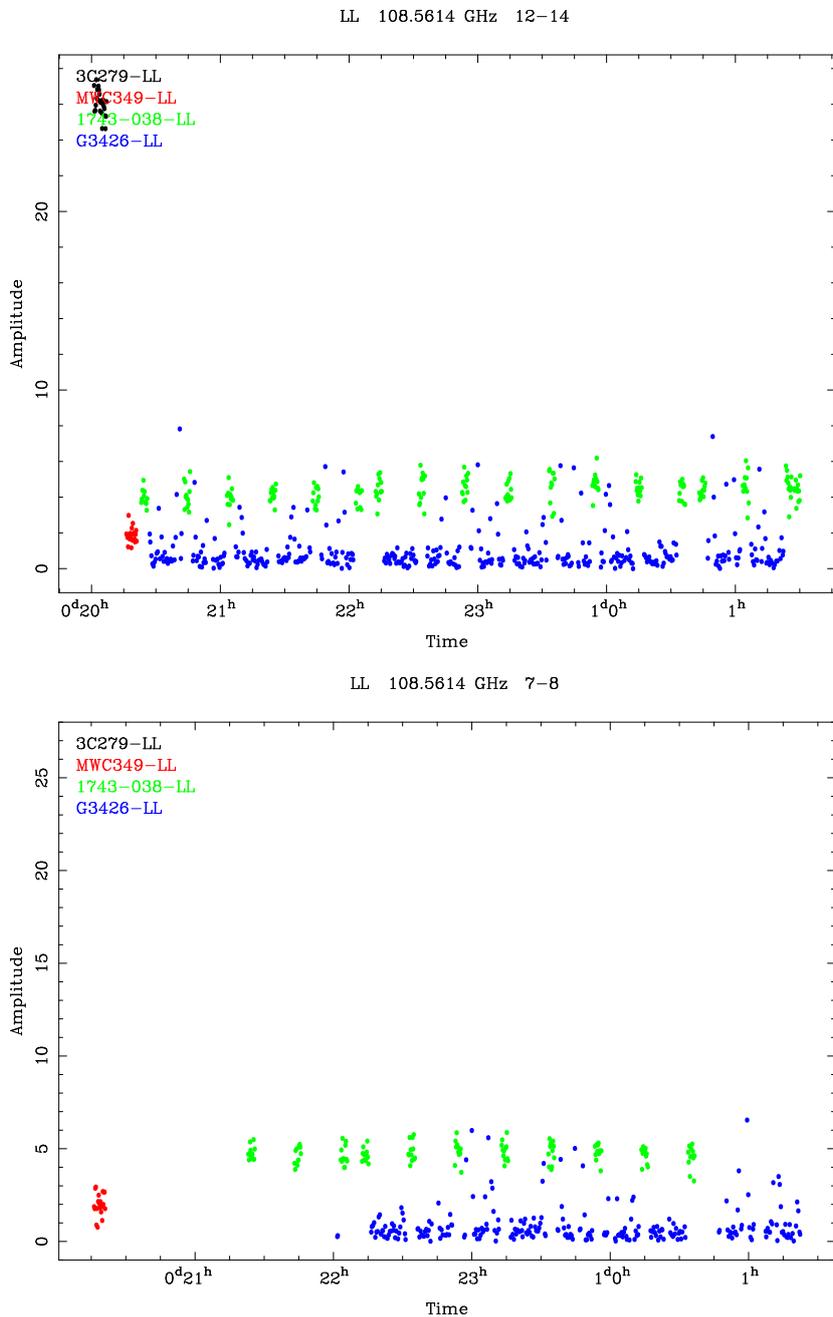


Fig. 4.4. Amplitudes de las fuentes observadas en función del tiempo, particularmente la fuente de estudio G34.26+0.15 son los puntos azules. **Panel superior:** En la línea de base conformadas por las antenas 12 y 14, se observa dispersión en las amplitudes de los datos tomados sobre G34.26+0.15, que habrá que eliminar para que no introduzcan ruido en la imagen final. **Panel inferior:** Las líneas de base relacionadas con la antena 7 no presentan datos de G34.26+0.15 al principio de la observación, como se puede observar en este caso para la línea de base 7-8.

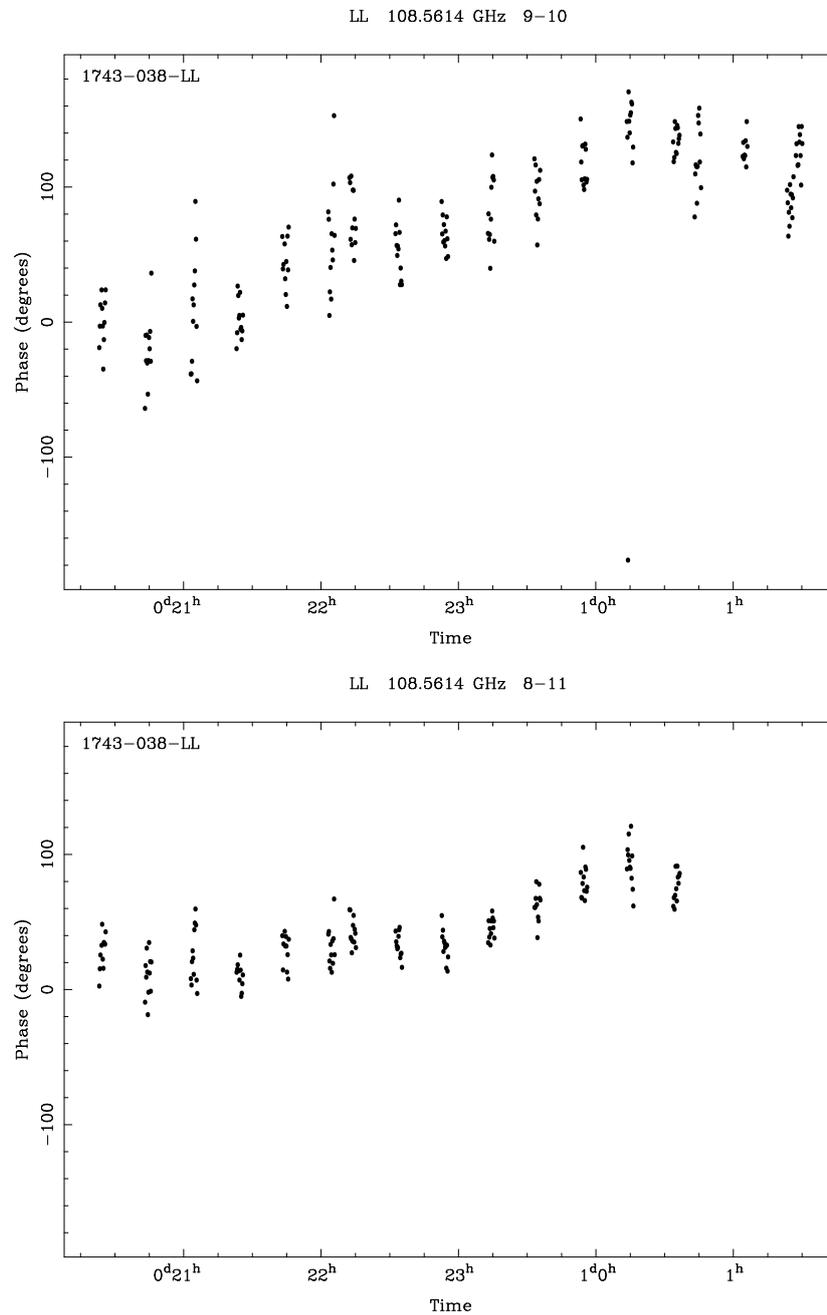


Fig. 4.5. Fase en función del tiempo del calibrador de fase J1743-038. **Panel superior:** En la línea de base 9-10 la gráfica de la fase se ve coherente. **Panel inferior:** La línea de base 8-11 no tiene datos al final de la observación.

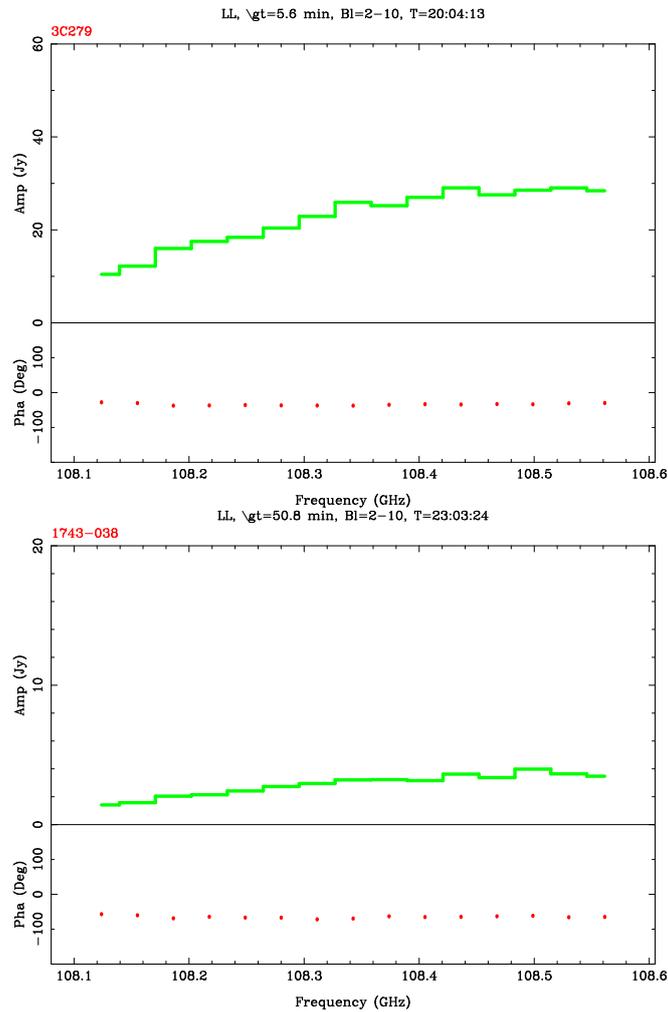


Fig. 4.6. Espectro del calibrador de bandpass 3C279 (panel superior) y del calibrador de fase J1743-038 antes de la calibración (panel inferior).

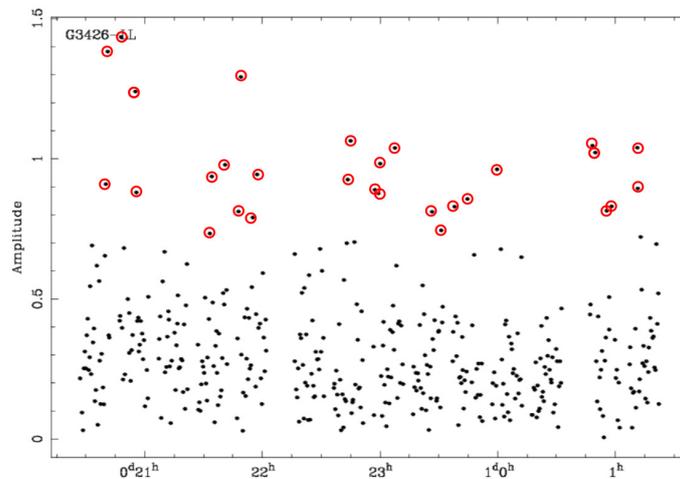


Fig. 4.7. Amplitudes de las visibilidades de G34.26+0.15 durante el tiempo de observación, para la línea de base 1-8. Los puntos rojos son los datos marcados como fuera de rango o “malos”.

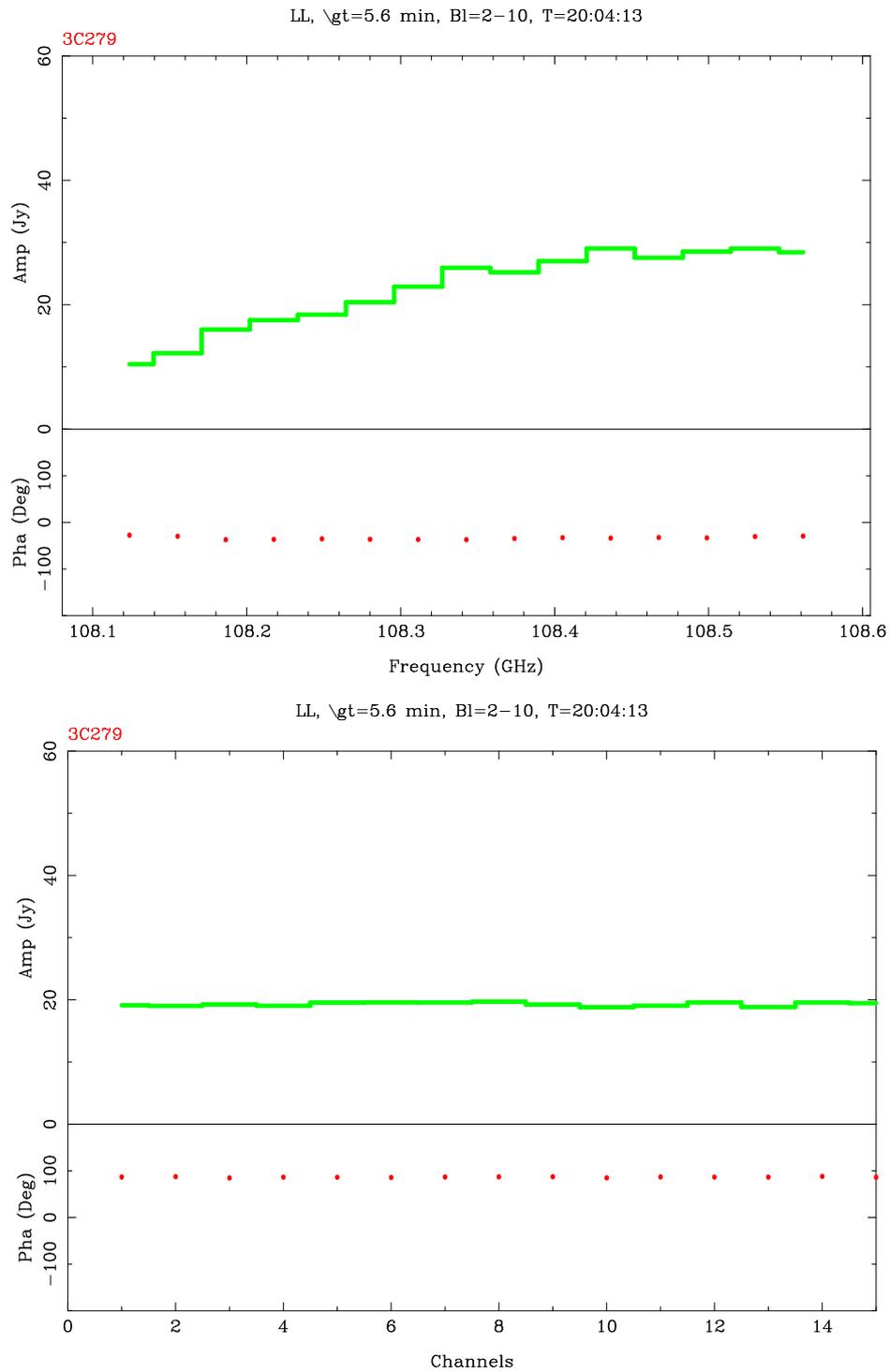


Fig. 4.8. Espectro del calibrador de bandpass 3C279 antes (panel superior) y después (panel inferior) de la calibración con `mfcal`. Se observa que la amplitud del espectro final es una constante cercana a los 20 Jy. La fase, aunque se ve plana aún no se ha corregido para obtener el valor de cero, que es lo que correspondería a una fuente puntual.

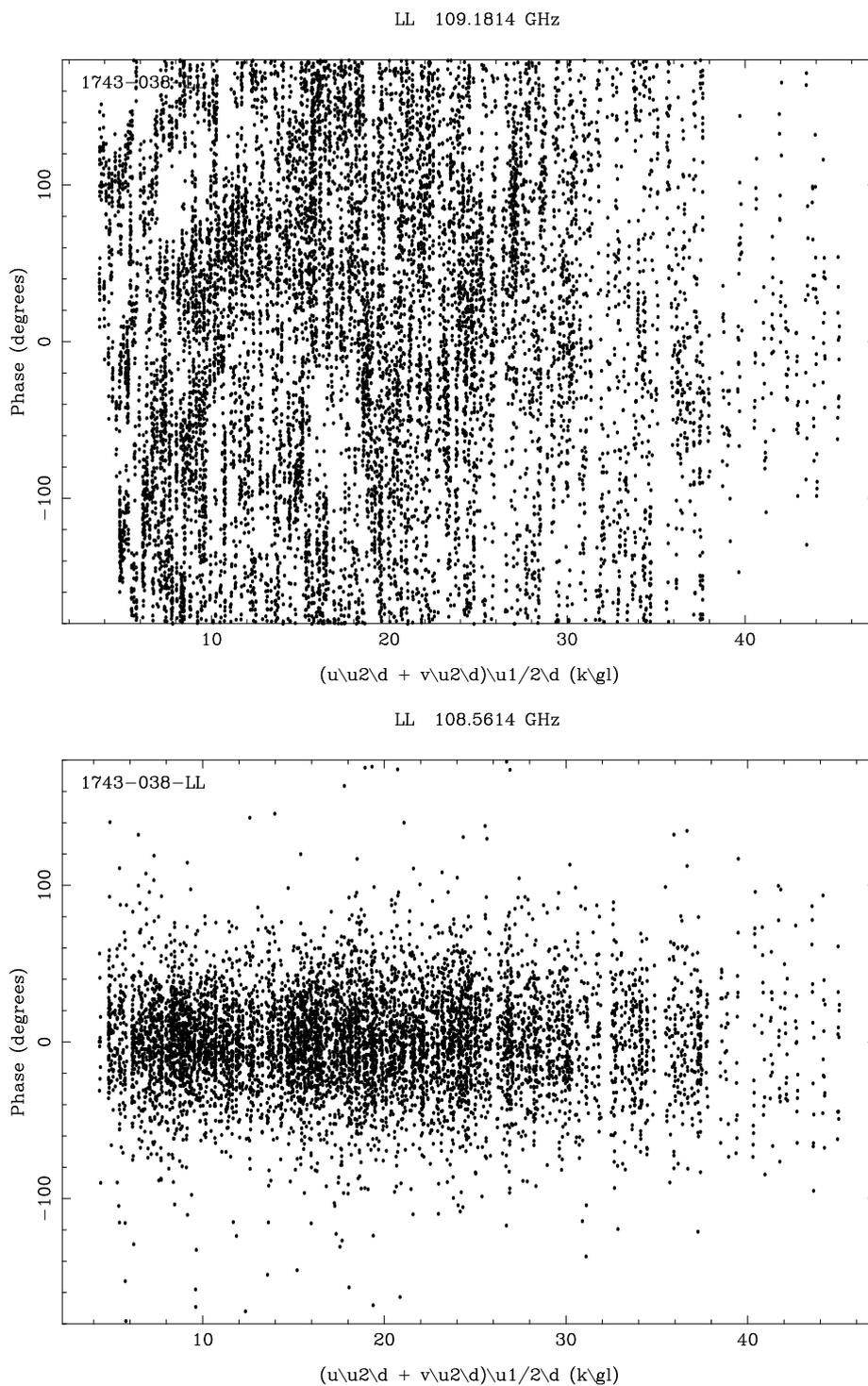


Fig. 4.9. Fase vs. longitud de la línea de base (o distancia uv) del calibrador de fase J1743-038 antes (panel superior) y después (panel inferior) de la calibración con `mfcal`. Se observa que la fase final tiende a 0.

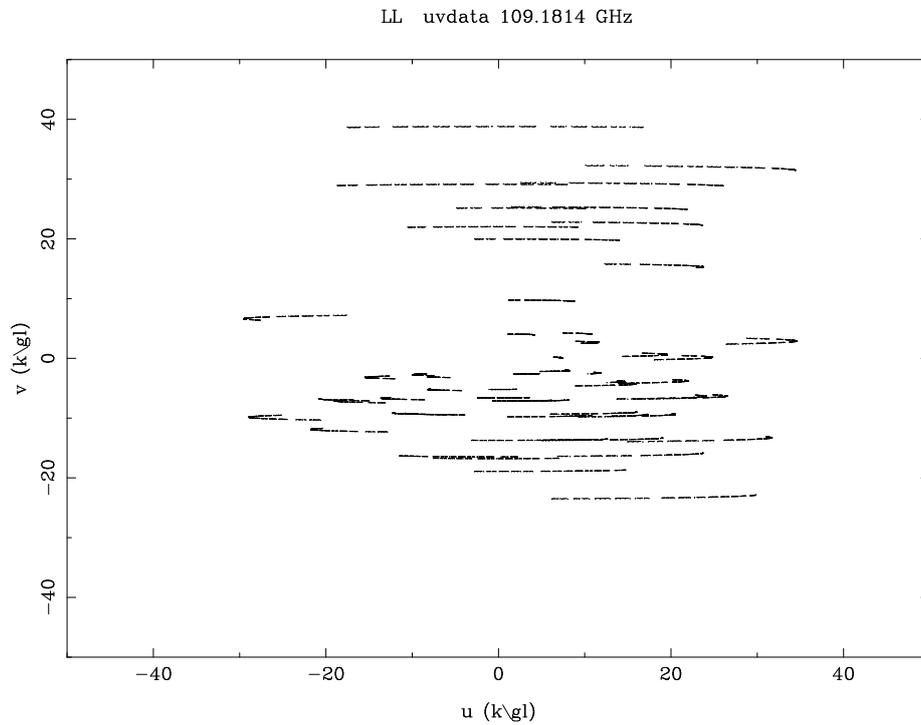


Fig. 4.10. Muestreo del plano uv del set de datos de visibilidades de G34.26+0.15. Las unidades de las frecuencias espaciales se dan en kilolambdas (longitud de onda x 1000).

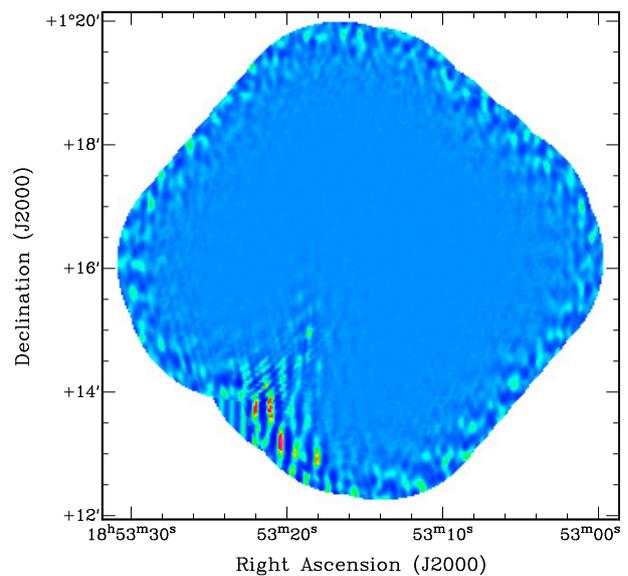


Fig. 4.11. Mapa sucio de la emisión de continuo a 3 mm de la región de G34.26+0.15 observado con CARMA, el rms de la imagen es 0.027 Jy/beam.

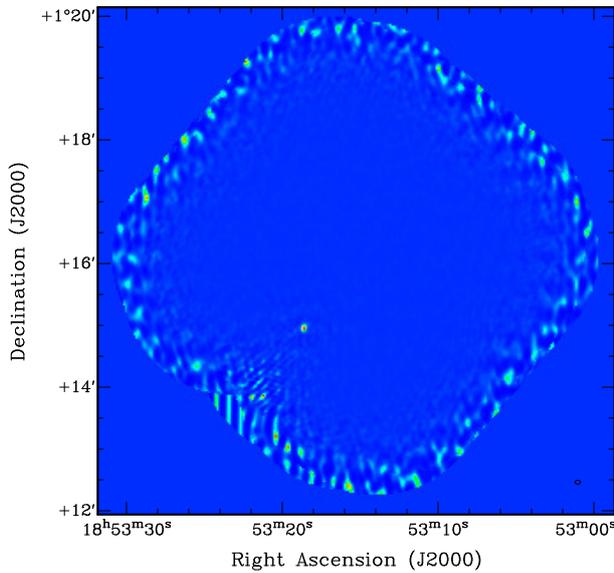


Fig. 4.12. Mapa limpio de la región de G34.26+0.15, donde se observa una fuente puntual. El rms de la imagen es de 0.023 Jy/beam. El beam es de $5.25'' \times 3.69''$ con $PA = -6.9^\circ$ y se encuentra en el margen inferior a la derecha.

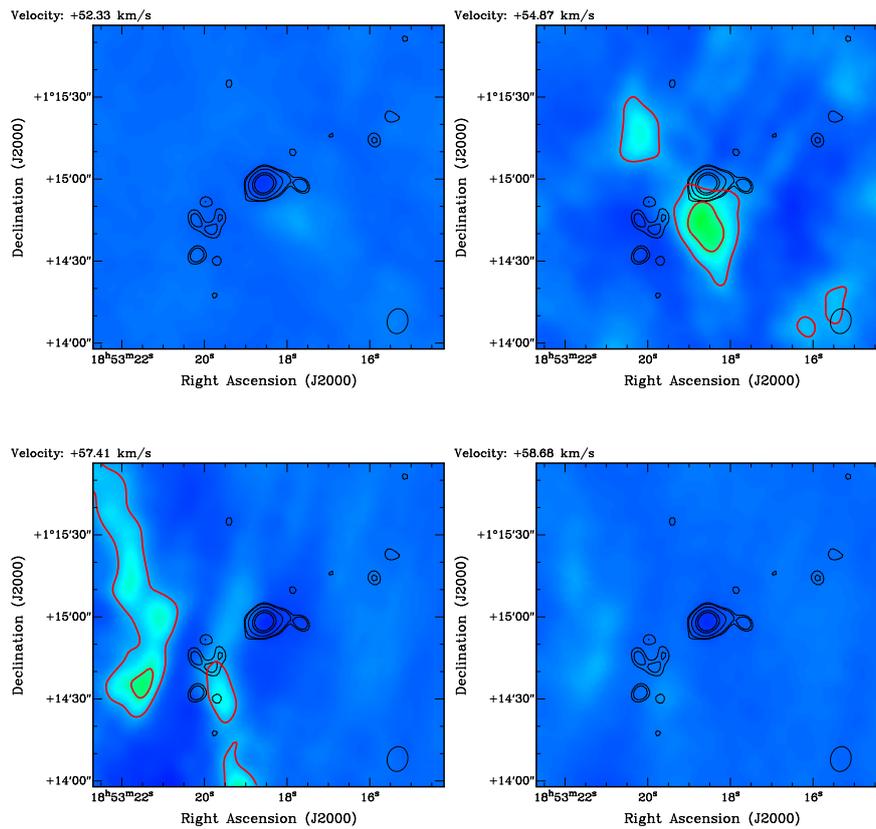


Fig. 4.13. Canales del cubo de velocidades de G34.26+0.15 donde se observa la emisión de $^{12}\text{CO}(1-0)$ (contornos rojos y escala de colores) con velocidades de 52.33 km/s, 54.87 km/s, 57.41 km/s y 58.68 km/s. El rms es de 1.76 Jy/beam.km/s y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ . El beam de $9.23'' \times 7.37''$ con $P.A. = -12.9^\circ$ se muestra en la esquina inferior derecha. Los contornos de la emisión de continuo a 3 mm (contornos negros), considerando un rms de 0.042 Jy/beam, están a 3σ , 4σ , 10σ , 30σ y 50σ .

Capítulo 5

Análisis y conclusiones

Usando el procedimiento descrito en el capítulo 4 para las observaciones de las dos fuentes de estudio se pudieron obtener tanto imágenes de continuo como cubos de datos de imágenes espectrales (o cubos de velocidades; ver tabla 5.1). Utilizando `kvis`, `kpvslice` y `ds9`, se pudieron analizar la morfología y cinemática de los flujos moleculares presentes en las regiones de formación de estrellas masivas estudiadas. Si se observaran flujos múltiples en distintas direcciones y además si su cinemática siguiera una ley de Hubble, se podrían considerar como buenos candidatos a flujos de tipo explosivo.

| Fuente | Continuo | Línea espectral | ν_{reposo} [GHz] |
|-------------|----------|-------------------------|-----------------------------|
| G34.26+0.15 | 3 mm | $^{12}\text{CO}(J=1-0)$ | 115.271202 |
| G34.43+0.24 | 1mm | $^{12}\text{CO}(J=2-1)$ | 230.538000 |
| | | SiO(5-4) | 217.104984 |

Tabla 5.1. Continuo y líneas espectrales observadas con CARMA en G34.26+0.15 y G34.43+0.24. Los valores de la frecuencia en reposo se obtuvieron del catálogo NIST.

5.1. G34.26+0.15

Para G34.26+0.15 se obtuvieron imágenes de continuo a 3 mm con CARMA, superpuestas con observaciones del archivo de VLA¹ a 3.5 cm y de Spitzer² a 3.6 μm y 8 μm . Además, se obtuvo un cubo de velocidades de la emisión de $^{12}\text{CO}(J=1-0)$.

En el panel izquierdo de la figura 5.1 se puede apreciar en la zona central un núcleo de aspecto cometario detectado a 3 mm (contornos grises) con CARMA, ubicado en una nube infrarroja oscurecida de forma filamentaria. En cambio, en el panel derecho, en la misma posición a 3.5 cm (contornos rojos) se logran apreciar dos núcleos compactos y uno de forma cometaria.

Por lo general, el origen de la emisión en longitudes milimétricas y centimétricas en regiones de formación estelar no es el mismo. Mientras que la radiación del continuo milimétrico suele ser

¹Very Large Array: Es un observatorio radioastronómico que trabaja en ondas centimétricas situado en Nuevo México, EE.UU. <https://science.nrao.edu/facilities/vla>

²El telescopio espacial Spitzer es un observatorio espacial infrarrojo. <http://www.spitzer.caltech.edu/>

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS Y CONCLUSIONES

de naturaleza térmica, producida por la emisión de cuerpo negro de los granos de polvo a una temperatura de entre ~ 10 K y ~ 100 K, la emisión proveniente del continuo centimétrico suele originarse por la radiación *free-free*, posiblemente producida por la región que rodea la estrella masiva donde se alcanzan temperaturas elevadas. En este caso, tanto la emisión milimétrica como la centimétrica se superponen espacialmente. Para poder mostrar cuál es la naturaleza de la emisión milimétrica serían necesarias nuevas observaciones con mayor resolución angular, con las que se puedan estimar el índice espectral de cada uno de los objetos identificados en centimétrica. La presencia de esos núcleos centimétricos sería una posible evidencia de la existencia de más de una protoestrella masiva en esta región, lo cual coincide con la evidencia empírica de que las estrellas masivas parecen formarse en sistemas múltiples y dentro de cúmulos de estrellas.

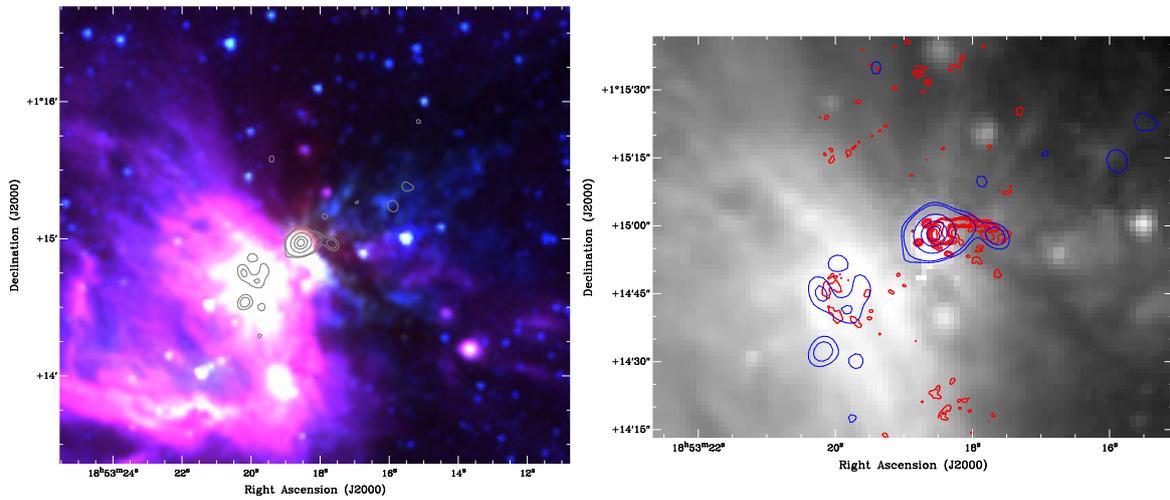


Fig. 5.1. Emisiones del continuo de G34.26+0.15 a distintas longitudes de onda. **Izquierda:** En colores se observa la emisión en el infrarrojo observada con Spitzer, a $8 \mu\text{m}$ (rojo) y $3.6 \mu\text{m}$ (azul); y en contornos grises, la emisión a 3 mm obtenida con CARMA. **Derecha:** En color gris tenemos la emisión a $8 \mu\text{m}$ y en contornos, la emisión a 3.5 cm (rojo) observada con VLA y a 3 mm (azul) con CARMA.

Con respecto al cubo de velocidades de $^{12}\text{CO}(J=1-0)$. Luego de analizar cada canal de velocidad, se detectó la presencia de un flujo molecular de apariencia bipolar (Fig. 5.2, panel izquierdo); con una extensión de 40 arcsec y ángulo de posición de 154° , con respecto al Norte. Aún no podemos dar por definitiva la naturaleza bipolar del flujo hallado, porque la transición $^{12}\text{CO}(1-0)$ es normalmente excitada con condiciones de temperatura y densidad muy bajas, por lo que se necesitan trazadores de gas más denso y chocado (por ejemplo la transición $^{12}\text{CO}(3-2)$, que se observa en longitudes de onda de 0.8 mm). Además, es posible que parte de la emisión de $^{12}\text{CO}(J=1-0)$ esté siendo enmascarada por la emisión extendida de la o las nubes moleculares, que además está probablemente filtrada en parte (no detectada) por el interferómetro (Fig. 5.2, panel derecho). Esto se puede corroborar a partir del espectro de $^{12}\text{CO}(J=1-0)$, tomado en la región donde se ubica el núcleo detectado a 3 mm, en el que se aprecian absorciones a distintas velocidades posiblemente por la presencia de una o varias nubes (Fig. 5.3).

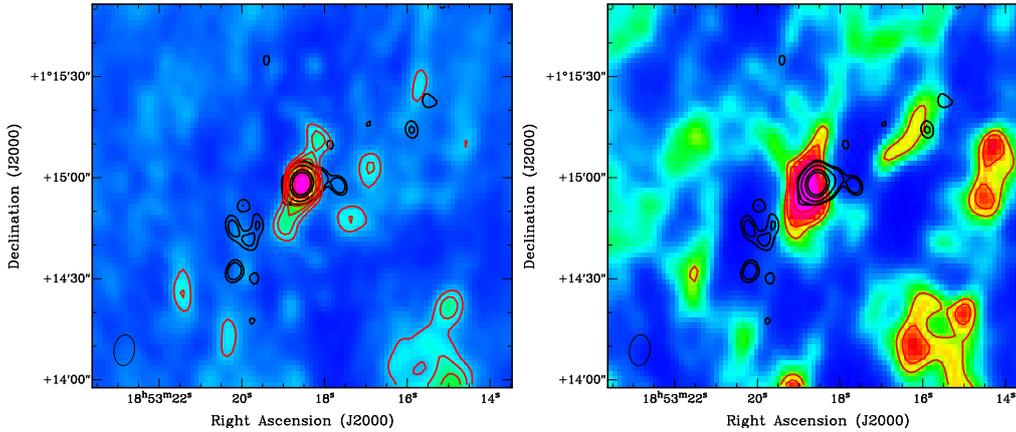


Fig. 5.2. Mapas de emisión integrada del cubo de $^{12}\text{CO}(1-0)$ de G34.26+0.15 en los intervalos $[-17.5, -24.4]$ km/s a la izquierda y $[-28.2, +112.0]$ km/s a la derecha (contornos rojos y escala de colores). El beam de $9.23'' \times 7.37''$ con P.A. $= -12.9^\circ$ se muestra en la esquina inferior izquierda. Los contornos de la emisión de continuo a 3 mm (contornos negros), considerando un rms de 0.042 Jy/beam , están a 3σ , 4σ , 10σ , 30σ y 50σ . **Izquierda:** se puede apreciar un flujo de morfología bipolar. El rms es de $1.76 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ . **Derecha:** se observa la emisión de la nube filtrada parcialmente por el interferómetro, y mostrando no obstante algunas zonas con picos de emisión, que pueden ser reales o artefactos producidos por el filtrado. El rms es de $11.9 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 4σ , 7σ y 10σ .

También es necesario remarcar la complejidad de la morfología en toda la región. A partir de las imágenes de Spitzer, en el infrarrojo, se puede observar que G34.26+0.15 se encuentra en el borde de una nube oscura (IRDC), filamentaria con orientación noreste-suroeste. Hacia el sureste hay una nebulosa de reflexión que se observa a $8 \mu\text{m}$ (Fig. 5.1, izquierda) y hacia el noroeste es donde se ven las estructuras filamentosas cuasi-isotrópicamente repartidas y extendiéndose fuera de la IRDC. Esto podría influir en la detección o no de los flujos moleculares observados por CARMA. Por el momento no podemos descartar esta región como posible escenario de un evento explosivo que desencadene la formación de las estrellas masivas. Necesitamos más observaciones con mejor resolución para obtener evidencias más claras sobre lo que sucede en G34.26+0.15.

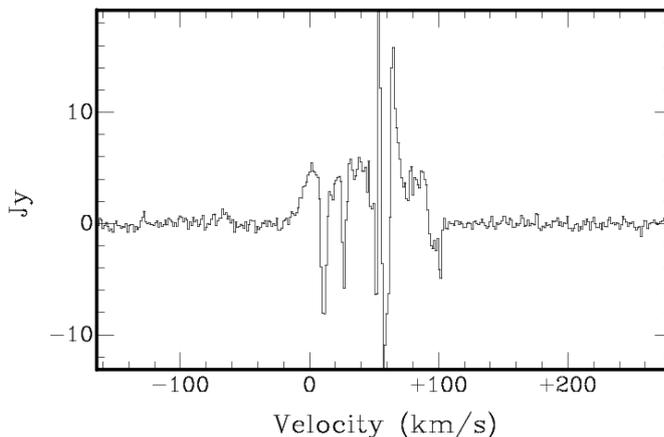


Fig. 5.3. Espectro de la emisión de $^{12}\text{CO}(1-0)$ de la región donde se encuentra el núcleo detectado a 3 mm con CARMA.

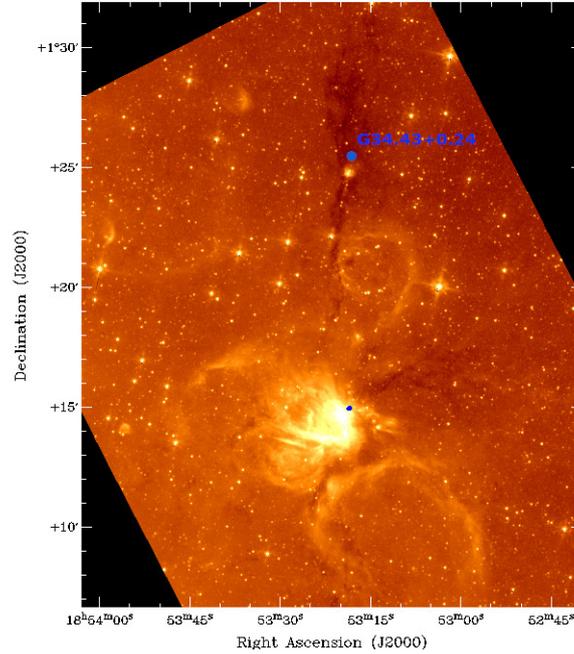


Fig. 5.4. Emisión a $8 \mu\text{m}$ (color naranja) obtenida con Spitzer de la región donde se encuentra G43.43+0.24 (punto azul).

5.2. G34.43+0.24

También se obtuvieron imágenes de continuo y dos cubos de velocidades para esta región. En la imagen obtenida del archivo de Spitzer a $8 \mu\text{m}$ (Fig. 5.4) se observa la posición de la fuente de continuo a 1 mm de G34.43+0.24. En el trabajo de Xu et al. (2016) denominaron a la fuente de continuo de G34.43+0.24 como MM1, tomamos la misma notación para identificar este objeto.

En cuanto a los cubos de velocidades, se pudieron construir para dos líneas espectrales: $^{12}\text{CO}(2-1)$ y $\text{SiO}(5-4)$. Tras inspeccionar cada uno de los canales de velocidad en ambos cubos, se observan flujos lineales y colimados, y con distintas orientaciones cuyo origen pareciera ser G34.43+0.24 MM1 (Fig. 5.5 y 5.6). En general, estas características son similares al de los flujos moleculares de tipo explosivo. En la tabla 5.2 se detalla los aspectos morfológicos (longitud, ancho y ángulo de posición) de cada uno de los flujos encontrados en los cubos de velocidades, considerando una distancia cinemática de 3.7 Kpc. Además, en la figura 5.7 se puede apreciar que la emisión de los flujos moleculares encontrados se da en el mismo rango de velocidades (aproximadamente entre 41-55 km/s) tanto para el $^{12}\text{CO}(2-1)$ como el $\text{SiO}(5-4)$.

Haciendo enfoque en las orientaciones (o ángulos de posición) de los flujos moleculares hallados pareciera identificarse cuatro flujos independientes. Los flujos A y F probablemente sean el mismo flujo molecular, de acuerdo a la orientación ($\sim 49^\circ$) y tamaño similares de ambos. El segundo flujo molecular independiente podría ser los flujos B, D y G, los cuales tienen un ángulo de posición alrededor de 135° . También, los flujos C y H conformarían un tercer flujo independiente orientado a $\sim 272^\circ$. Y por último, a 227° , el flujo E sería el cuarto flujo molecular independiente. Además, este último flujo se encuentra a 180° respecto del flujo A por lo que podría llegar a pensarse que el flujo E es la contrapartida bipolar del flujo A. Para poder asegurar la existencia de esos cuatro flujos independientes es necesario tener observaciones con mejor resolución, de esa manera se lograría discernir con mayor precisión las orientaciones de cada uno de los flujos moleculares presentes en G34.43+0.24 MM1.

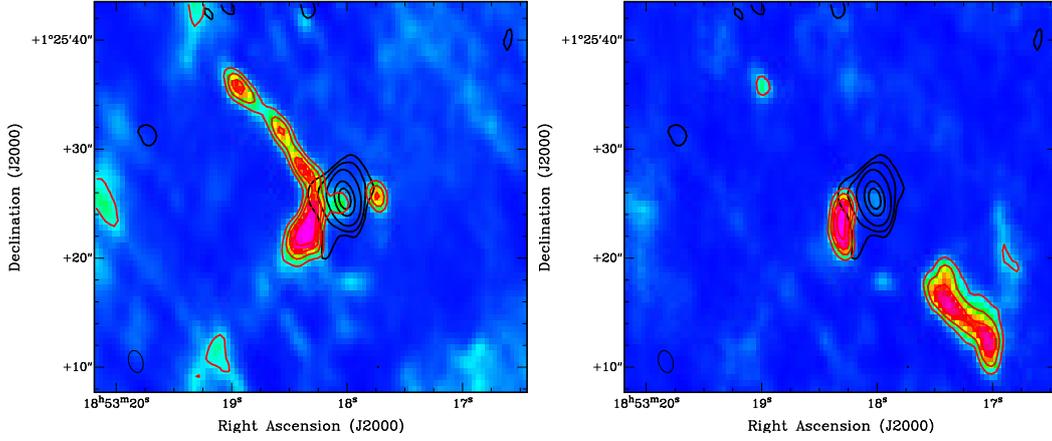


Fig. 5.5. Emisión integrada del cubo de $^{12}\text{CO}(2-1)$ de G34.43+0.24 en los intervalos $[40.6,42.7]$ km/s a la izquierda y $[43.1,52.4]$ km/s a la derecha (contornos rojos, escala de colores). El beam de $2.20 \text{ arcsec} \times 1.73 \text{ arcsec}$ con $\text{P.A.} = 40.3^\circ$ se muestra en la esquina inferior izquierda. Los contornos de la emisión de continuo a 1 mm (contornos negros), considerando un rsm de 0.015 Jy/beam , están a 3σ , 5σ , 10σ , 30σ y 50σ . **Izquierda:** se puede identificar tres flujos moleculares (A, B y C) en distintas direcciones con origen en la fuente de continuo observada a 1 mm (contorno negro). El rms es de $1.35 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ . **Derecha:** se observa un cuarto y quinto flujo (D y E) orientado en una dirección distinta a la de los flujos anteriores. El rms es de $0.266 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ .

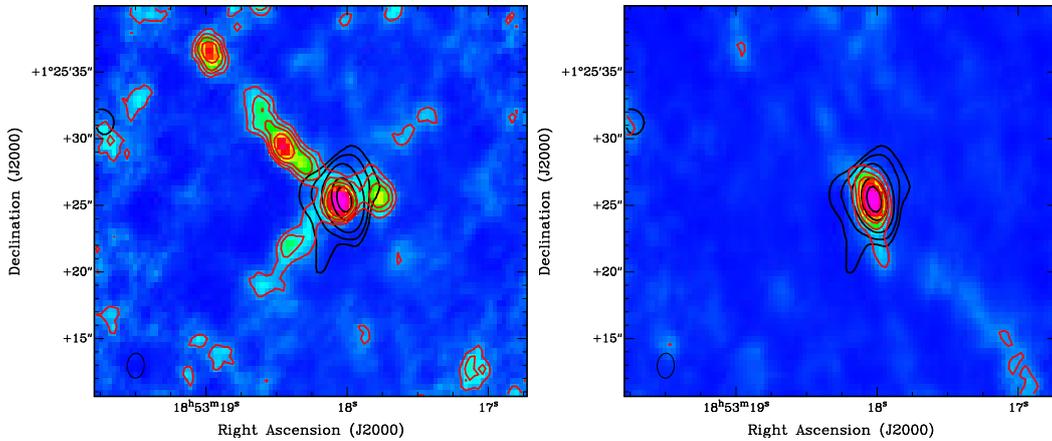


Fig. 5.6. Emisión integrada del cubo de $\text{SiO}(5-4)$ de G34.43+0.24, en los intervalos de velocidad $[47.7,55.3]$ km/s a la izquierda y $[60.7,64.3]$ km/s a la derecha (contornos rojos, escala de colores). El beam de $1.89 \text{ arcsec} \times 1.79 \text{ arcsec}$ con $\text{P.A.} = -27.1^\circ$ se muestra en la esquina inferior izquierda. Los contornos de la emisión de continuo a 1 mm (contornos negros), considerando un rsm de 0.015 Jy/beam , están a 3σ , 5σ , 10σ , 30σ y 50σ . **Izquierda:** se observan 3 flujos moleculares (F, G y H) en diferentes direcciones y que surgen de la fuente de continuo a 1 mm. El rms es de $0.365 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ . **Derecha:** se puede llegar a identificar una incipiente emisión, la cual se podría considerar como un “cuarto flujo” (I). El rms es de $0.242 \text{ Jy/beam.km/s}$ y los contornos son a 3σ , 5σ , 7σ y 10σ .

El siguiente paso es examinar la cinemática de los flujos moleculares hallados. Si se encuentran relacionados con un evento explosivo, deberían seguir una ley de Hubble. Es decir, debe

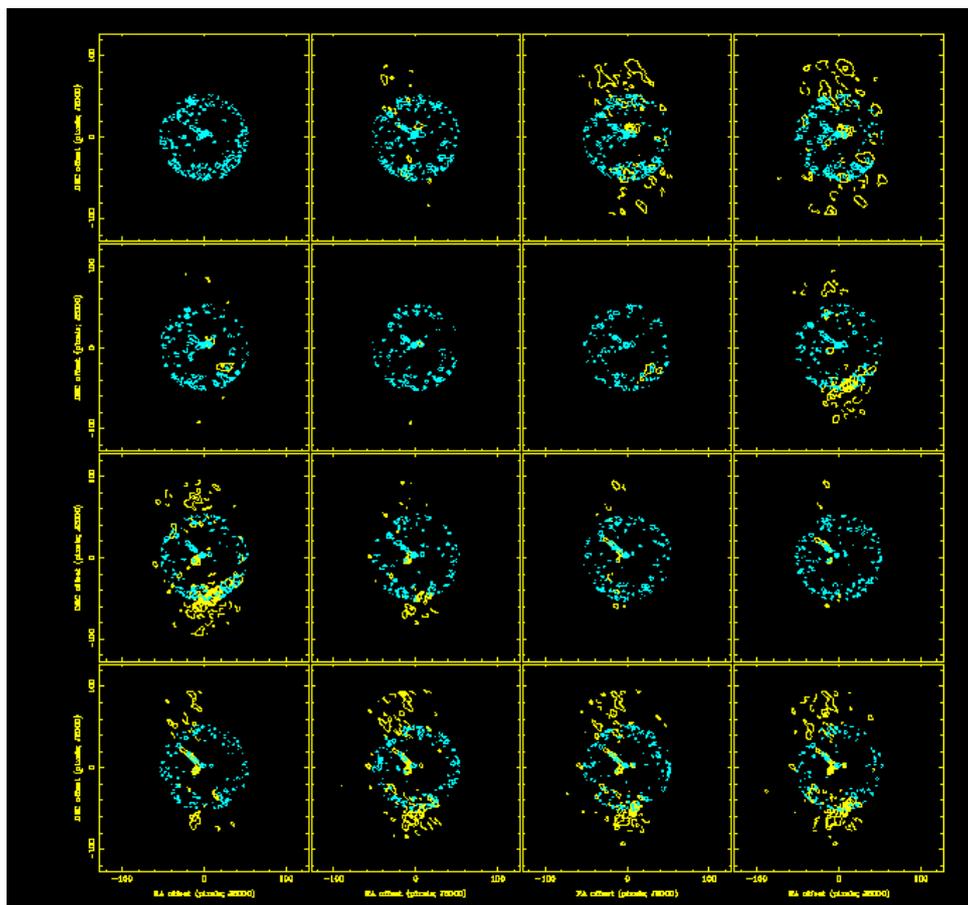


Fig. 5.7. Emisión superpuesta de $^{12}\text{CO}(2-1)$ y $\text{SiO}(5-4)$ de G34.43+0.24 (en contorno amarillo y cian respectivamente) en el rango de velocidad [41,55] km/s .

| Línea espectral | Etiqueta | Longitud (pc) | Ancho (pc) | Ángulo de posición ($^{\circ}$) |
|-----------------------|----------|---------------|------------|-----------------------------------|
| $^{12}\text{CO}(1-0)$ | A | 0.36 | 0.068 | 47 |
| | B | 0.16 | 0.082 | 136 |
| | C | 0.16 | 0.052 | 276 |
| | D | 0.12 | 0.120 | 140 |
| | E | 0.41 | 0.075 | 227 |
| $\text{SiO}(5-4)$ | F | 0.36 | 0.057 | 52 |
| | G | 0.22 | 0.056 | 128 |
| | H | 0.12 | 0.079 | 269 |
| | I | 0.07 | 0.035 | 197 |

Tabla 5.2. Características morfológicas de los flujos moleculares encontrados en G34.43+0.24 en los cubos de velocidades de $^{12}\text{CO}(1-0)$ y $\text{SiO}(5-4)$, considerando una distancia cinemática de 3.7 Kpc.

existir una relación lineal entre la posición proyectada y velocidad de los flujos. Para ello se hizo uso de *kpvslice* que permite realizar diagramas posición-velocidad simplemente trazando una recta con el *mouse* sobre el flujo molecular del cual se quiere conocer su cinemática.

Para este análisis, se usó el mapa del cubo de velocidades de $\text{SiO}(5-4)$ en donde se logran apreciar tres flujos moleculares cuyo origen coincide con G34.43+0.24 MM1. Tras realizar dia-

gramas posición-velocidad se puede apreciar una leve dependencia lineal de la velocidad para cada uno de los flujos, etiquetados como F, G y H (Fig. 5.8). Esto representaría una posible evidencia de que los flujos observados están siendo acelerados siguiendo un patrón de Hubble, y podrían ser de origen explosivo. Para tener una certeza sobre la hipótesis de flujos explosivos, es necesario estudiar esta fuente con mayor resolución y analizar otros trazadores de flujos moleculares. Esto se podría lograr obteniendo observaciones con SMA³ y ALMA.

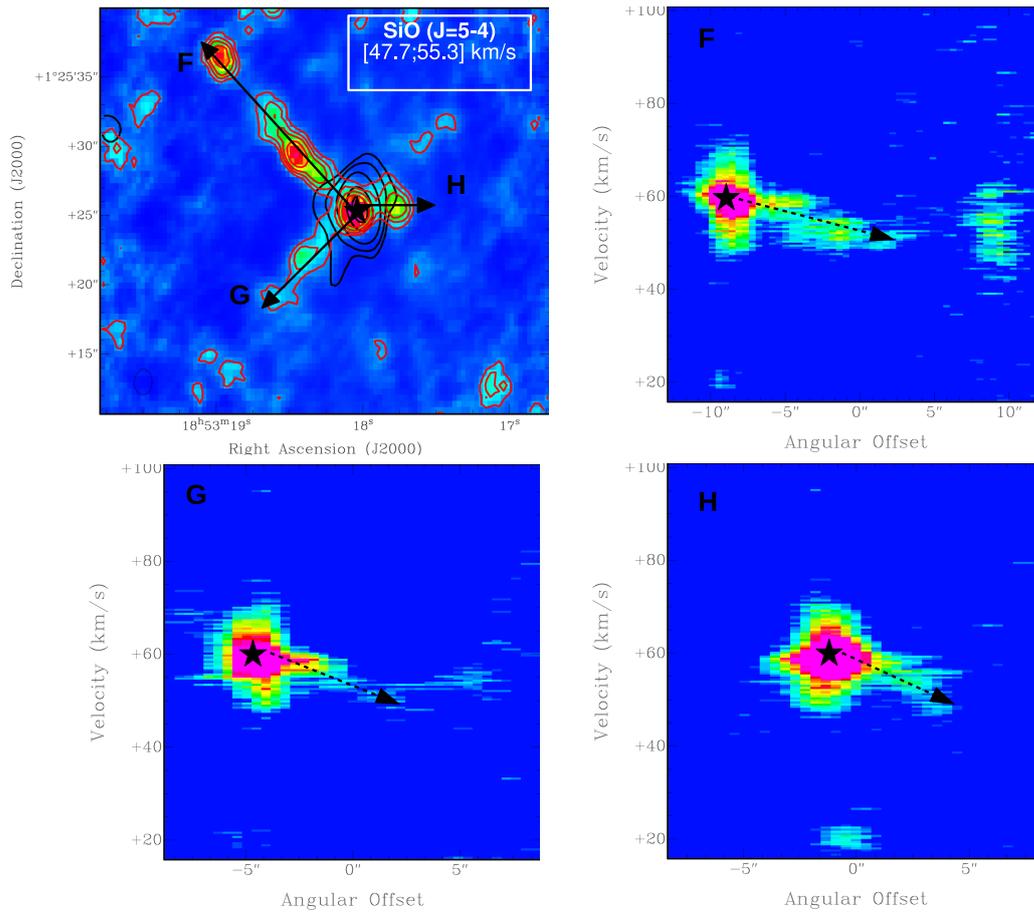


Fig. 5.8. Diagramas posición-velocidad de los flujos de SiO(5-4) de G34.43+0.24 para cada uno, etiquetados como F, G y H. La posición de la fuente de continuo se indica con una estrella y el triángulo indica el extremo el flujo molecular. Se observa una leve dependencia lineal en cada uno de los flujos (flechas punteadas), por lo que su cinemática podría seguir a una ley de Hubble.

³Submillimeter Array: Es un interferómetro para observaciones en onda milimétrica ubicado en Mauna Kea, Hawaii. <http://sma1.sma.hawaii.edu/>

Apéndice A

El interferómetro CARMA

A.1. Historia

El *Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy* (CARMA) fue creado a través de la unificación del *Owens Valley Radio Observatory Millimeter Array* (OVRO) y el *Berkeley-Illinois-Maryland Association Array* (BIMA). Este conjunto de antenas fue pionero en el desarrollo de la interferometría de las longitudes de onda milimétrica (Fig. A.1).



Fig. A.1. Fotografía del conjunto de antenas que conformaban CARMA.

OVRO fue construido y operado por Caltech en Owens Valley, cerca de Big Pine (California, EE.UU). Constaba de seis antenas de 10.4 metros. BIMA estaba ubicado en el Radio Observatorio Hat Creek en el norte de California. Fue iniciado por la Universidad de California en Berkeley con tres antenas de 6.1 metros y se expandió a través de los años a nueve antenas con la incorporación de la Universidad de Illinois y la Universidad de Maryland como socios.

En 2004, los dos grupos, en cooperación con la National Science Foundation, acordaron fusionar los dos arreglos de antenas en uno solo en un sitio más alto, en Cedar Flat. Esto implicó mover las antenas desde sus respectivas ubicaciones y la creación de una infraestructura completamente nueva. La construcción y puesta en servicio tomó aproximadamente tres años; el

APÉNDICE A. EL INTERFERÓMETRO CARMA

interferómetro comenzó a operar en enero de 2007. La Universidad de Chicago se unió a CARMA en el verano de 2008, agregando ocho antenas de 3.5 metros. Estas antenas se operaron inicialmente como un arreglo independiente, pero luego se integraron con las otras quince antenas para formar un único arreglo.

CARMA llegó a tener un mejor rendimiento de imágenes y una mejor sensibilidad que cualquiera de los arreglos originales (tabla A.1). En su momento, fue el interferómetro más grande en el hemisferio norte y sirvió como centro de aprendizaje para estudiantes y jóvenes científicos. Las observaciones finalizaron el 3 de abril de 2015 y el observatorio cerró.

| | |
|---|---------------------------------|
| Antenas | 6 x 10.4m + 9 x 6.1m + 8 x 3.5m |
| Resolución (λ/D_{max}) | 120mas - 30 arcmin |
| Beam primario (λ/D_{ant}) | 25 arcsec - 1 grado |
| Estructura más grande (λ/D_{ant}) | 25 arcsec - 1 grado |
| Líneas de base | 3.5m a 2km |
| Bandas sintonizables | 26-36, 80-115, y 215-270 GHz |
| Ancho de banda máximo | 8 GHz |

Tabla A.1. Características más relevantes de CARMA.

A.2. Ubicación

El sitio Cedar Flat, dentro del Bosque Nacional Inyo, fue elegido debido a su altitud (~ 2200 msnm) y su cercanía a las rutas ya existentes (Fig. A.2). La altitud del sitio es un factor importante porque el vapor de agua en la atmósfera degrada la calidad de las observaciones milimétricas y dificulta la calibración de ganancias. La cantidad total de vapor de agua en la atmósfera y las variaciones de la columna de vapor de agua en el tiempo perjudican la calibración de fase en interferometría milimétrica.

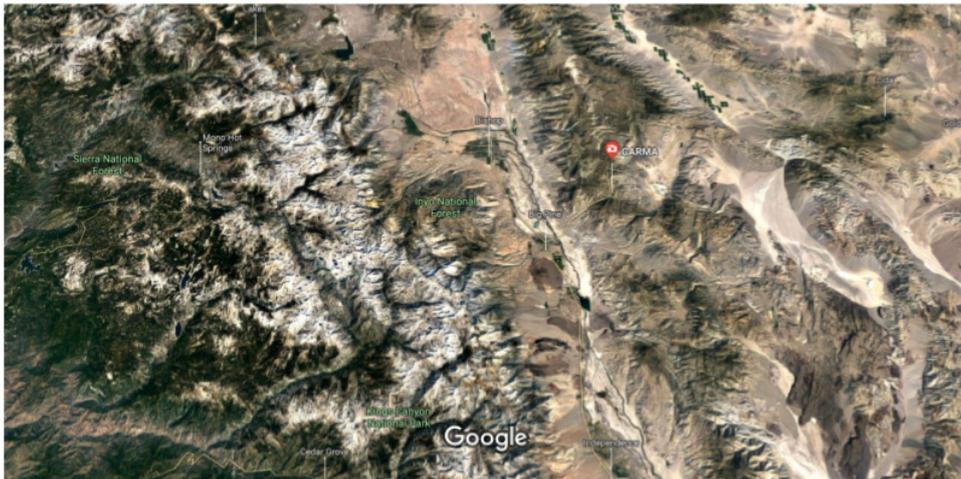


Fig. A.2. Mapa de la ubicación de CARMA, obtenida con Google Maps.

A.3. Interferómetro

La clave para obtener imágenes de alta calidad es tener un telescopio con buena resolución. La resolución es la capacidad de crear una imagen que separe dos fuentes cercanas; y depende del diámetro del telescopio: telescopios de mayor diámetro son capaces de una resolución más alta. De hecho, la resolución de un telescopio depende de su diámetro medido en términos del número de longitudes de onda a lo largo del diámetro, en la longitud de onda que se observa. Por lo tanto, los telescopios ópticos, que trabajan a una longitud de onda media de 0.5 micrones (luz de color azul-verde), pueden obtener una resolución de 1 segundo de arco con un telescopio de 12 centímetros de diámetro; un telescopio que trabaje a una longitud de onda de 1.3 milímetros, necesita ser 2000 veces más grande (¡300 metros de diámetro!) para lograr una resolución de 1 segundo de arco. Claramente construir telescopios de este tamaño se vuelve costoso y técnicamente difícil. La solución menos costosa es construir telescopios más pequeños que se colocan cerca uno del otro y cuyas señales se combinan de tal manera que dan la resolución correspondiente a la separación de los telescopios en lugar del tamaño del telescopio individual. Esta es la ventaja de un interferómetro.

La calidad general de la imagen (es decir, la capacidad de la imagen para reproducir con precisión la fuente astronómica) depende de obtener información de antenas en una amplia gama de líneas de base (separaciones y orientación entre antenas). Las antenas CARMA se podían colocar en líneas de base que van desde 4 metros a 2 kilómetros. En la línea de base máxima de 2 kilómetros, CARMA tenía una resolución en 1.3 mm de longitud de onda de 0.15 arcsec, comparable al Telescopio Espacial Hubble en longitudes de onda ópticas.

La ciencia con CARMA se centró en el estudio del universo frío a través de imágenes de emisión de radio de moléculas, polvo y emisión de fuentes del Universo primitivo. Las principales áreas de investigación incluyeron la formación, evolución y dinámica de las galaxias, la formación de estrellas y sistemas planetarios alrededor de otras estrellas, la composición de las atmósferas planetarias, cometas y otros cuerpos pequeños en nuestro Sistema Solar, y la evolución de los cúmulos de galaxias y el Universo.

A.4. Especificaciones

CARMA era un interferómetro universitario que constaba de seis antenas de 10.4 metros, nueve de 6.1 metros y ocho de 3.5 metros, combinadas para formar imágenes del universo astronómico en longitudes de onda milimétricas. Además tenía receptores para observar en tres bandas que corresponden a longitudes de onda de aproximadamente 7 milímetros, 3 milímetros y 1.3 milímetros. Debido a que el cielo no dispersa la luz solar en estas longitudes de onda, CARMA (como cualquier otro interferómetro trabajando en longitudes de onda radio o submm) podía observar el Universo tanto de día como de noche.

CARMA normalmente funcionaba como un arreglo de 23 antenas, las cuales conformaban dos subarreglos independientes de 15 antenas y 8 antenas. Estos subarreglos tenían diferentes capacidades, la elección de uno u otro dependía de la ciencia que se pretendía obtener con las observaciones. La tabla A.2 se resume las características de cada subarreglo.

APÉNDICE A. EL INTERFERÓMETRO CARMA

| | | | |
|---------------------------|--------------------------|---|----------------------------|
| Arreglo 10 m y 6 m | Número de antenas | 15 (6 x 10.4 m, 9 x 6.1 m) | |
| | Área total colectora | 772 metros cuadrados | |
| | Mayor resolución angular | 0.15" (230 GHz A-Array) | |
| Configuraciones | A | 0.25 - 2 km | |
| | B | 100 - 1000 m | |
| | C | 30 - 350 m | |
| | D | 11 - 150 m | |
| | E | 8 - 66 m | |
| Receptores | 82 - 115 GHz | 40 K (DSB) | |
| | 215 - 265 GHz | 70 K (DSB) | |
| | 27 - 36 GHz | 30 K (SSB) | |
| Correlador | Líneas de base | 105 | |
| | Ancho de banda total | 4 GHz por sideband | |
| | Continuo | Canales espectrales Resolución espectral | 744 por sideband 5 MHz |
| | Línea espectral | Bandas elegibles | 2 MHz a 500 MHz (8 bandas) |
| | | Canales espectrales | Hasta 383 por banda |
| Arreglo 3.5 m | Número de antenas | 8 x 3.5 metro diámetro | |
| | Área total colectora | 78 metros cuadrados | |
| | Resolución angular | 1 arcmin (imagen típica a 9mm) | |
| Configuraciones | SH, SL | 4 - 12 m | |
| Receptores | 27 - 36 GHz | 25 K (SSB) | |
| | 80 - 115 GHz | 45 K (SSB) | |
| Correlador | Líneas de base | 28 | |
| | Ancho de banda total | 7.5 GHz | |
| | Canales de contínuo | 15 por banda en 15 bandas de 500 MHz | |

Tabla A.2. Especificaciones de los arreglos de CARMA.

Bibliografía

- Allen, C., Costero, R., Ruelas-Mayorga, A., & Sánchez, L. J. 2017, *MNRAS*, 466, 4937
- Allen, D. A. & Burton, M. G. 1993, *Nat*, 363, 54
- Arce, H. G., Shepherd, D., Gueth, F., et al. 2007, in *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil, 245
- Bally, J. 2016, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 54, 491
- Bally, J., Cunningham, N. J., Moeckel, N., et al. 2011, *ApJ*, 727, 113
- Bally, J., Ginsburg, A., Arce, H., et al. 2017, *ApJ*, 837, 60
- Bally, J. & Zinnecker, H. 2005, *AJ*, 129, 2281
- Beasley, A. J. & Vogel, S. N. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4855, *Millimeter and Submillimeter Detectors for Astronomy*, ed. T. G. Phillips & J. Zmuidzinas, 254–264
- Beech, M. & Mitalas, R. 1994, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 95, 517
- Behrend, R. & Maeder, A. 2001, *Astrom. and Astrophys.*, 373, 190
- Bernasconi, P. A. & Maeder, A. 1996, *Astrom. and Astrophys.*, 307, 829
- Beuther, H., Schilke, P., Sridharan, T. K., et al. 2002, *Astrom. and Astrophys.*, 383, 892
- Bonnell, I. A. & Bate, M. R. 2002, *MNRAS*, 336, 659
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., & Pringle, J. E. 2001a, *MNRAS*, 323, 785
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., & Zinnecker, H. 1998, *MNRAS*, 298, 93
- Bonnell, I. A., Clarke, C. J., Bate, M. R., & Pringle, J. E. 2001b, *MNRAS*, 324, 573
- Campbell, M. F., Garland, C. A., Deutsch, L. K., et al. 2000, *ApJ*, 536, 816
- Carey, S. J., Clark, F. O., Egan, M. P., et al. 1998, *ApJ*, 508, 721
- Carey, S. J., Egan, M. P., Kuchar, T. A., et al. 2000, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, Vol. 197, 05.16
- Carrasco-González, C., Galván-Madrid, R., Anglada, G., et al. 2012, *ApJ*, 752, L29
- Caswell, J. L., Vaile, R. A., Ellingsen, S. P., & Norris, R. P. 1995, *MNRAS*, 274, 1126
- Chambers, E. T., Jackson, J. M., Rathborne, J. M., & Simon, R. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 181, 360
- Cunningham, N. J., Moeckel, N., & Bally, J. 2009, *ApJ*, 692, 943
- Davis, C. J., Kumar, M. S. N., Sandell, G., et al. 2007, *MNRAS*, 374, 29

BIBLIOGRAFÍA

- de Wit, W. J., Testi, L., Palla, F., Vanzi, L., & Zinnecker, H. 2004, *Astrom. and Astrophys.*, 425, 937
- Dzib, S., Loinard, L., Rodríguez, L. F., Mioduszewski, A. J., & Torres, R. M. 2011, *ApJ*, 733, 71
- Faúndez, S., Bronfman, L., Garay, G., et al. 2004, *Astrom. and Astrophys.*, 426, 97
- Fernández-López, M. 2011, PhD thesis, Universidad Nacional Autónoma de México
- Fernández-López, M., Curiel, S., Girart, J. M., et al. 2011a, *AJ*, 141, 72
- Fernández-López, M., Girart, J. M., Curiel, S., et al. 2011b, *AJ*, 142, 97
- Fey, A. L., Gaume, R. A., Nedoluha, G. E., & Claussen, M. J. 1994, *ApJ*, 435, 738
- Forster, J. R. & Caswell, J. L. 1999, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 137, 43
- Foster, J. B., Stead, J. J., Benjamin, R. A., Hoare, M. G., & Jackson, J. M. 2012, *ApJ*, 751, 157
- Garay, G., Faúndez, S., Mardones, D., et al. 2004, *ApJ*, 610, 313
- Garmany, C. D., Conti, P. S., & Massey, P. 1980, *ApJ*, 242, 1063
- Gaume, R. A., Fey, A. L., & Claussen, M. J. 1994, *ApJ*, 432, 648
- Girart, J. M., Fernández-López, M., Li, Z. Y., et al. 2018, *ApJ*, 856, L27
- Gómez, Y., Rodríguez, L. F., Girart, J. M., Garay, G., & Martí, J. 2003, *ApJ*, 597, 414
- Hartmann, L. 1998, *Accretion Processes in Star Formation*
- Hatchell, J., Fuller, G. A., & Millar, T. J. 2001, *Astrom. and Astrophys.*, 372, 281
- Heathcote, S., Reipurth, B., & Raga, A. C. 1998, *AJ*, 116, 1940
- Hill, T., Burton, M. G., Minier, V., et al. 2005, *MNRAS*, 363, 405
- Hofner, P. & Churchwell, E. 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 120, 283
- Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., & de Zeeuw, P. T. 2000, *ApJ*, 544, L133
- Imai, H., Omi, R., Kurayama, T., et al. 2011, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 63, 1293
- Keto, E. 2002, *ApJ*, 568, 754
- Kroupa, P. 1995, *MNRAS*, 277, 1522
- Krumholz, M. R., Klein, R. I., & McKee, C. F. 2005, in *Protostars and Planets V Posters*, 8271
- Kuchar, T. A. & Bania, T. M. 1994, *ApJ*, 436, 117
- Kurayama, T., Nakagawa, A., Sawada-Satoh, S., et al. 2011, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 63, 513
- Kwan, J. & Scoville, N. 1976, *ApJ*, 210, L39
- Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41, 57
- Launhardt, R., Pavlyuchenkov, Y., Gueth, F., et al. 2009, *Astrom. and Astrophys.*, 494, 147
- Lee, C.-F., Ho, P. T. P., Bourke, T. L., et al. 2008, *ApJ*, 685, 1026
- Liu, T., Wu, Y., & Zhang, H. 2013, *ApJ*, 776, 29
- Liu, X.-L., Wang, J.-J., & Xu, J.-L. 2014, *MNRAS*, 443, 2264
- Mason, B. D., Gies, D. R., Hartkopf, W. I., et al. 1998, *AJ*, 115, 821

- Masqué, J. M., Girart, J. M., Estalella, R., Rodríguez, L. F., & Beltrán, M. T. 2012, *ApJ*, 758, L10
- Matthews, N., Little, L. T., MacDonald, G. H., et al. 1987, *Astrom. and Astrophys.*, 184, 284
- McKee, C. F. & Tan, J. C. 2002, *Nat*, 416, 59
- McKee, C. F. & Tan, J. C. 2003, *ApJ*, 585, 850
- Menten, K. M., Reid, M. J., Forbrich, J., & Brunthaler, A. 2007, *Astrom. and Astrophys.*, 474, 515
- Mermilliod, J.-C. & García, B. 2001, in *IAU Symposium*, Vol. 200, *The Formation of Binary Stars*, ed. H. Zinnecker & R. Mathieu, 191
- Miralles, M. P., Rodríguez, L. F., & Scalise, E. 1994, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 92, 173
- Moeckel, N. & Goddi, C. 2012, *MNRAS*, 419, 1390
- Molinari, S., Brand, J., Cesaroni, R., Palla, F., & Palumbo, G. G. C. 1998, *Astrom. and Astrophys.*, 336, 339
- Mookerjea, B., Casper, E., Mundy, L. G., & Looney, L. W. 2007, *ApJ*, 659, 447
- Moscadelli, L., Reid, M. J., Menten, K. M., et al. 2009, *ApJ*, 693, 406
- Nelan, E. P., Walborn, N. R., Wallace, D. J., et al. 2004, *AJ*, 128, 323
- Noriega-Crespo, A., Morris, P., Marleau, F. R., et al. 2004, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154, 352
- Palla, F. & Stahler, S. W. 1993, *ApJ*, 418, 414
- Paron, S., Ortega, M. E., Rubio, M., & Dubner, G. 2009, *Astrom. and Astrophys.*, 498, 445
- Pillai, T., Wyrowski, F., Carey, S. J., & Menten, K. M. 2006, *Astrom. and Astrophys.*, 450, 569
- Pudritz, R. E., Ouyed, R., Fendt, C., & Brandenburg, A. 2007, in *Protostars and Planets V*, ed. B. Reipurth, D. Jewitt, & K. Keil, 277
- Qiu, K. & Zhang, Q. 2009, *ApJ*, 702, L66
- Qiu, K., Zhang, Q., Megeath, S. T., et al. 2008, *ApJ*, 685, 1005
- Ragan, S. E., Bergin, E. A., & Wilner, D. 2011, *ApJ*, 736, 163
- Rathborne, J. M., Jackson, J. M., Chambers, E. T., et al. 2005, *ApJ*, 630, L181
- Rathborne, J. M., Jackson, J. M., & Simon, R. 2006, *ApJ*, 641, 389
- Rathborne, J. M., Jackson, J. M., Zhang, Q., & Simon, R. 2008, *ApJ*, 689, 1141
- Reid, M. J. & Ho, P. T. P. 1985, *ApJ*, 288, L17
- Reipurth, B. & Bally, J. 2001, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 39, 403
- Reipurth, B. & Mikkola, S. 2015, *AJ*, 149, 145
- Rodríguez, L. F., Dzib, S. A., Loinard, L., et al. 2017, *ApJ*, 834, 140
- Sewilo, M., Churchwell, E., Kurtz, S., Goss, W. M., & Hofner, P. 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 194, 44
- Shepherd, D. S., Nürnbergger, D. E. A., & Bronfman, L. 2004, *ApJ*, 602, 850
- Shepherd, D. S., Povich, M. S., Whitney, B. A., et al. 2007, *ApJ*, 669, 464
- Shepherd, D. S., Yu, K. C., Bally, J., & Testi, L. 2000, *ApJ*, 535, 833

BIBLIOGRAFÍA

- Shu, F. H., Galli, D., Lizano, S., & Cai, M. J. 2007, in IAU Symposium, Vol. 243, Star-Disk Interaction in Young Stars, ed. J. Bouvier & I. Appenzeller, 249–264
- Simon, R., Rathborne, J. M., Shah, R. Y., Jackson, J. M., & Chambers, E. T. 2006, *ApJ*, 653, 1325
- Smith, H. A., Hora, J. L., Marengo, M., & Pipher, J. L. 2006, *ApJ*, 645, 1264
- Snell, R. L., Scoville, N. Z., Sanders, D. B., & Erickson, N. R. 1984, *ApJ*, 284, 176
- Sollins, P. K., Zhang, Q., Keto, E., & Ho, P. T. P. 2005, *ApJ*, 631, 399
- Stahler, S. W., Palla, F., & Ho, P. T. P. 2000, in Protostars and Planets IV, ed. V. Mannings, A. P. Boss, & S. S. Russell, 327–352
- Takami, M., Karr, J. L., Koh, H., Chen, H.-H., & Lee, H.-T. 2010, *ApJ*, 720, 155
- Tan, J. C. & McKee, C. F. 2002, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 267, Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth, ed. P. Crowther, 267
- Torrelles, J. M., Patel, N. A., Curiel, S., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 627
- van der Tak, F. F. S., Chavarría, L., Herpin, F., et al. 2013, *Astrom. and Astrophys.*, 554, A83
- Walborn, N. R., Howarth, I. D., Herrero, A., & Lennon, D. J. 2003, *ApJ*, 588, 1025
- Wang, Y., Zhang, Q., Rathborne, J. M., Jackson, J., & Wu, Y. 2006, *ApJ*, 651, L125
- Wolfire, M. G. & Cassinelli, J. P. 1986, *ApJ*, 310, 207
- Wolfire, M. G. & Cassinelli, J. P. 1987, *ApJ*, 319, 850
- Wood, D. O. S. & Churchwell, E. 1989, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 69, 831
- Xu, J.-L., Li, D., Zhang, C.-P., et al. 2016, *ApJ*, 819, 117
- Yorke, H. W. 2004, in IAU Symposium, Vol. 221, Star Formation at High Angular Resolution, ed. M. G. Burton, R. Jayawardhana, & T. L. Bourke, 141
- Yorke, H. W. & Sonnhalter, C. 2002, *ApJ*, 569, 846
- Youngblood, A., Ginsburg, A., & Bally, J. 2016, *AJ*, 151, 173
- Zapata, L. A., Arce, H. G., Brassfield, E., et al. 2014, *MNRAS*, 441, 3696
- Zapata, L. A., Fernandez-Lopez, M., Curiel, S., Patel, N., & Rodríguez, L. F. 2013, arXiv e-prints, arXiv:1305.4084
- Zapata, L. A., Schmid-Burgk, J., Ho, P. T. P., Rodríguez, L. F., & Menten, K. M. 2009, *ApJ*, 704, L45
- Zapata, L. A., Schmid-Burgk, J., Rodríguez, L. F., Palau, A., & Loinard, L. 2017, *ApJ*, 836, 133
- Zinnecker, H. 1982, *Annals of the New York Academy of Sciences*, 395, 226
- Zinnecker, H. & Bate, M. R. 2002, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 267, Hot Star Workshop III: The Earliest Phases of Massive Star Birth, ed. P. Crowther, 209