
CANDIDATURA A DOCTORADO EN ASTROFÍSICA

Estudio milimétrico de la emisión de moléculas orgánicas complejas con muy alta sensibilidad y resolución angular

Presentado por:
Esmeralda Drouaillet

Bajo asesoría de:
Dra. Aina Palau Puigvert

Resumen

El presente proyecto doctoral es una continuación del trabajo de maestría donde se estudió la riqueza química de la región OMC-1S usando datos de ALMA en la banda 6, con el fin de determinar la tasa de detección de hot corinos en la región. Esta región se encuentra a 388 pc de distancia, al suroeste del cúmulo del Trapecio. Durante la maestría se identificaron de forma sólida 6 hot corinos en la región, pero quedaron algunos en duda por presentar desplazamientos respecto a la fuente de continuo. Durante los 3 primeros semestres de doctorado se han llevado a cabo las siguientes tareas: i) inicio de la reducción de datos y análisis de los datos de ALMA de la banda 3 con el fin de determinar si la opacidad del polvo está afectando la identificación de hot corinos y así determinar de forma más fiable la tasa de detección; ii) estudio detallado de la emisión de alta velocidad en CO(2-1) y SO(6-5) con el fin de identificar los flujos moleculares impulsados por los hot corinos y su posible relación con la emisión de moléculas orgánicas complejas; iii) cálculo de los parámetros físicos de los flujos moleculares e inicio de comparación de estos parámetros con correlaciones de la literatura; iv) estudio detallado de la emisión de moléculas simples que presentan emisión extendida y permiten buscar relaciones entre las propiedades de los hot corinos y las de la nube madre; v) cálculo de densidades columnares de las moléculas simples como C¹⁸O y N₂H⁺ y búsqueda de posibles relaciones entre estas moléculas simples y las moléculas orgánicas complejas. Todo ello formará parte del primer artículo de tesis, que está actualmente en proceso.



Junio 2023
Morelia, Michoacán

Índice

1. Introducción	2
1.1. Estado del arte	3
1.2. Resultados de la maestría	4
2. Objetivos del proyecto	5
3. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 2	6
3.1. Ventana espectral 2	6
3.2. Momentos	7
3.3. Flujos moleculares en CO(2-1)	7
3.4. Flujos moleculares en SO(6-5)	8
3.5. Cálculo de los parámetros físicos para los flujos moleculares	10
4. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 3	14
4.1. Emisión extendida: C ¹⁸ O(2-1)	14
4.2. Emisión extendida: H ₂ CO(3-2)	14
4.3. Emisión extendida: N ₂ H ⁺ (1-0)	16
4.4. Obtención de densidades columnares de las moléculas más simples	16
4.4.1. Densidad columnar del C ¹⁸ O	17
4.4.2. Densidad columnar del N ₂ H ⁺	17
4.5. Relación entre las moléculas simples y las COMs	18
5. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 1	19
6. Conclusiones y trabajo a futuro	20

1. Introducción

LAS SECCIONES DENTRO DE ESTA INTRODUCCIÓN SON SIMILARES A LAS QUE SE PUEDEN ENCONTRAR EN EL DOCUMENTO ENTREGADO PARA EL PROYECTO DOCTORAL.

Las moléculas orgánicas complejas (COMs, por sus siglas en inglés: *Complex Organic Molecules*) son aquellas moléculas que cuentan con un número de átomos igual o mayor a 6, siendo al menos uno de estos Carbono (Herbst & van Dishoeck, 2009). A la fecha ¹ han sido detectadas cerca de 300 moléculas en el medio interestelar de las cuales el ~35 % son COMs. La emisión de estas moléculas ha sido detectada principalmente en las regiones inmediatas donde ocurre la formación de estrellas de alta masa. Sin embargo, en años más recientes se ha observado que en algunas protoestrellas de baja masa existe un enriquecimiento químico similar al observado en las estrellas de alta masa como, por ejemplo, en IRAS 16293-2422, un sistema binario que se ha convertido en el prototipo de los llamados “núcleos moleculares calientes de baja masa” o *hot corinos*: regiones calientes (≥ 100 K), densas ($\geq 10^{6-7}$ cm⁻³) y compactas (<100 au) en las inmediaciones de una protoestrella con una alta abundancia de COMs.

La presencia y detección de estas COMs en las regiones de formación estelar es crucial para comprender la evolución química que permitirá el potencial desarrollo de la vida en otros sistemas planetarios, similares al nuestro, al ser estas COMs las bases de las moléculas prebióticas. Estas moléculas complejas producidas durante la formación de estrellas de baja masa formarán parte del material de los discos protoplanetarios, a partir del cual eventualmente los planetas serán formados pero, ¿qué tan habitual es realmente encontrar la emisión de estas COMs en los discos protoplanetarios de los objetos estelares jóvenes (YSOs)? Por otro lado, el estudio de estas regiones nos permite obtener diferentes propiedades físicas de las zonas más cercanas a la protoestrella como por ejemplo densidad, temperatura, abundancia y cinemática, lo cual nos ayuda a restringir las condiciones bajo las cuales será más probable la formación de estas COMs.

El escenario actualmente aceptado para la formación de COMs fue presentado por Herbst & van Dishoeck, 2009 y considera tres fases: una fase inicial fría, una fase de calentamiento y una fase de *hot corino*. Sabemos que las estrellas comienzan su formación en las nubes moleculares las cuales además de estar formadas por gas, el 1 % de su material son partículas de polvo. Átomos y moléculas pueden colisionar con los granos de polvo y ser adsorbidos sobre su superficie (*freeze-out*). Durante la fase inicial fría, cuando las temperaturas alcanzan valores muy bajos de ~10 K, estos granos de polvo son cubiertos por mantos de hielo que pueden estar compuestos principalmente por moléculas de agua (H₂O), monóxido de Carbono (CO) y dióxido de Carbono (CO₂), entre otros. Durante esta fase se da la formación de una de las moléculas complejas más sencilla: el metanol (CH₃OH), a través de la hidrogenación del CO. El proceso de colapso, que permite la formación de un núcleo proto-estelar acompañado de un disco, hace que la temperatura del gas y el polvo en el centro de la envoltura aumente (Vasyunin & Herbst, 2013). Este incremento de la temperatura es gradual, permitiendo la síntesis de moléculas complejas a partir de la recombinación de radicales. Estos radicales pueden resultar de una hidrogenación incompleta o de la interacción de rayos cósmicos que penetran la nube molecular y disocian las moléculas. Por ejemplo, los mantos de hielo de metanol (CH₃OH) pueden producir radicales orgánicos como CH₃, CH₃O y CH₂OH. Posteriormente, conforme la temperatura sigue aumentando estos radicales pueden difundirse o esparcirse sobre la superficie de los granos de polvo colisionando con otras moléculas formando especies cada vez más complejas, como por ejemplo etanol (CH₃CH₂OH) (Öberg & Bergin, 2021). Cuando la temperatura comienza a ser muy alta (~100 K) algunas de las COMs formadas en la superficie de los granos de polvo son sublimadas regresando nuevamente a la fase gaseosa. En esta fase pueden darse nuevas reacciones químicas que favorecerán la formación de COMs. De esta forma, cuando se alcanzan temperaturas de ~100–300 K, se podrá observar un enriquecimiento químico en estas regiones dando paso a la fase de *hot corino*.

El origen de la emisión de las COMs se ha relacionado con los discos protoestelares debido a que, como se mencionó anteriormente, la radiación de la protoestrella aumenta la temperatura liberando las moléculas formadas en todo el manto por el proceso de desorción térmica. Sin embargo, sabemos que las protoestrellas pasan por una fase en la cual se eyecta material por los polos originando flujos moleculares, los cuales tam-

¹Mayo 2023

bién pueden evaporar los mantos de hielo en los granos de polvo enriqueciendo el medio y, dependiendo de la velocidad del choque, los granos de polvo pueden destruirse tras el choque (Herbst & van Dishoeck, 2009). De esta forma, el origen de emisión de COMs se puede relacionar tanto con discos protoestelares como con las regiones donde hay choques.

1.1. Estado del arte

Los primeros *hot corinos* reportados en la literatura fueron identificados en las fuentes IRAS 16293-2422 y NGC 1333 IRAS4A por parte de Cazaux et al. (2003) y Bottinelli et al. (2004) respectivamente y fueron definidos con las características antes mencionadas por primera vez por Ceccarelli (2004). Hasta el año 2020 se podrían encontrar apenas unos pocos reportados en la literatura los cuales en su mayoría son sistemas binarios jóvenes, es decir, objetos Clase 0/I, por ejemplo: NGC IRAS 1333 IRAS 2A, HH 212, B335, Barnard1b-S, SVS13A, entre otros (ver De Simone et al. (2020) y referencias ahí citadas). El bajo número de *hot corinos* es inesperado porque de acuerdo al escenario presentado anteriormente, todos los objetos estelares jóvenes deberían pasar por las 3 fases que dan lugar a la formación y sublimación de las COMs.

Se han propuesto posibles explicaciones para la baja detección o escasez de *hot corinos*, entre ellas se encuentran efectos instrumentales y/o condiciones físicas de la región. En el primer caso, varios de los estudios llevados a cabo en años anteriores se han realizado con radiotelescopios de antena única, sin embargo, estos son afectados por la dilución de la emisión: cuando la fuente observada es mucho más pequeña que el haz de la antena entonces la temperatura de antena detectada será también muy pequeña. Esto se ve reflejado con el factor de llenado (\sim tamaño de la fuente/tamaño del haz), el cual puede llegar a ser muy pequeño, y por tanto, también la temperatura de antena proveniente de esta fuente. Además, la resolución angular obtenida con antenas únicas tampoco ha ayudado para estudiar el origen de la emisión de COMs. Sin embargo, con observaciones interferométricas podemos obtener resoluciones angulares por debajo del segundo de arco, por lo que los factores de llenado son cercanos a la unidad. Si además se usan interferómetros muy sensibles, esto podría mejorar enormemente la detección de *hot corinos*.

Una explicación alternativa a esta escasez de *hot corinos* surge si asumimos que todas las estrellas de baja masa durante su formación pasan por esta fase pero no se han logrado identificar como *hot corinos* por ser una fase muy corta. Otra posibilidad es que las condiciones físico-químicas de la nube en donde la protoestrella se encuentra sean las responsables de favorecer ciertas reacciones de formación de COMs. De hecho, muchas de las líneas de emisión esperadas por parte de las diferentes COMs han sido buscadas en el rango submilimétrico. Sin embargo, a estas longitudes de onda, la alta opacidad del polvo podría estar disminuyendo la emisión de las COMs que observamos. En De Simone et al. (2020) se muestra un ejemplo de cómo esta opacidad afecta la identificación de *hot corinos*, al haber estudiado el sistema binario NGC 1333 IRAS 4A donde estudios previos en el rango submilimétrico (Sahu et al. 2019) habían reportado que solo la fuente IRAS 4A2 mostraba emisión de COMs. No obstante, con datos a longitudes de onda más largas, donde la opacidad del polvo es menor, se encontró que la fuente IRAS 4A1 también presentaba emisión de COMs como su compañera, lo cual demuestra la importancia de la opacidad del polvo y que observaciones tanto en el submilimétrico como a longitudes de onda más largas son complementarias.

Por tanto, es importante comprender si el origen de la escasez de *hot corinos* está relacionado con efectos instrumentales o físicos. Para ello, se necesita llevar a cabo búsquedas ciegas de COMs en muestras de Objetos Jóvenes Estelares (YSOs por sus siglas en inglés). Los grandes estudios en busca de COMs en muestras grandes de regiones de formación estelar se han hecho en su mayoría en regiones de alta masa (ver Herbst & van Dishoeck, (2009) y referencias ahí citadas). En cambio, las búsquedas ciegas de COMs en protoestrellas de baja masa son muy pocas.

Recientemente se han publicado tres estudios de búsquedas ciegas de COMs en muestras grandes de objetos de baja masa: Yang et al. (2021), Bouvier et al. (2022) y Hsu et al. (2022). Estos estudios se llevaron a cabo con datos de ALMA en la Banda 6. Para el primer estudio se observaron 50 protoestrellas de la nube de Perseo obteniendo una tasa de detección del 56 %; para el segundo estudio se observaron 19 protoestrellas en

la Nube Molecular de Orión 2/3, reportando una tasa de detección del 26 %; y para el tercero, se estudiaron 56 protoestrellas en Orión reportando una tasa del 20 %. Podemos notar que las dos últimas tasas de detección son la mitad que la reportada por Yang et al. (2021). Por tanto, ampliar este tipo de búsquedas hacia otras regiones es muy importante para establecer un resultado más firme sobre las tasas de detección en nuestra Galaxia. Pero además, para comprender qué tan habitual es que la formación de planetas tenga lugar en un ambiente rico en COMs, no basta con hacer búsquedas ciegas para determinar la tasa de detección de *hot corinos*, sino que es necesario estudiar si las COMs detectadas realmente tienen su origen en discos protoplanetarios o en choques del material eyectado por la protoestrella con el medio pre-existente.

1.2. Resultados de la maestría

Con este problema en mente, durante la maestría se hizo una búsqueda ciega de COMs hacia un cúmulo de fuentes milimétricas compactas con masas que cubren un rango de $0.02 M_{\odot}$ hasta $1.5 M_{\odot}$ reportadas anteriormente por Palau et al. (2018) en la nube molecular de Orión 1 Sur (OMC-1S). Las observaciones fueron hechas con el interferómetro ALMA en la banda 6, la cual cubre un rango de frecuencias entre 211.0 GHz a 275.0 GHz y se usaron 2 configuraciones. Los datos utilizados para el trabajo de maestría incluyeron únicamente la configuración compacta de ALMA y se estudió únicamente una de las dos ventanas espectrales disponibles. Tomando un umbral de detección igual a 7σ en la imagen del continuo (convolucionada al haz de los datos de línea), se detectaron 21 fuentes milimétricas, que se agrupan esencialmente en tres estructuras filamentosarias: Filamento Este, Filamento Oeste y Filamento Sur. De las 21 fuentes de continuo, alrededor de 8 fuentes presentaron emisión intensa de COMs más o menos centrada en la fuente de continuo, como etanol ($\text{CH}_3\text{CH}_2\text{OH}$) y metil formato (HCOOCH_3), que se identificaron a partir de espectros sintéticos como el mostrado en la figura 1. Se encontró que estos objetos presentaban un rango de temperaturas de 90–250 K usando varias transiciones del isotópologo del cianuro de metil ($^{13}\text{CH}_3\text{CN}$).

Estos resultados nos indican que en la región de OMC-1S hay un cúmulo de aproximadamente 8 *hot corinos*, lo que corresponde a una tasa de detección del 38 %. Sin embargo, quedó pendiente estudiar el efecto de la opacidad del polvo, que podría estar afectando al menos a una de las fuentes no considerada como *hot corino*, la cual en los mapas de intensidad integrada muestra emisión de COMs muy complejas desplazada respecto al continuo (ver figura 2). Todo ello sugiere que la escasez de *hot corinos* podría ser debida a una combinación de una falta de sensibilidad en los estudios anteriores por el pequeño factor de llenado junto con la alta opacidad del polvo a 1.3 mm, por lo que podría haber más *hot corinos* que los conocidos hasta la fecha.

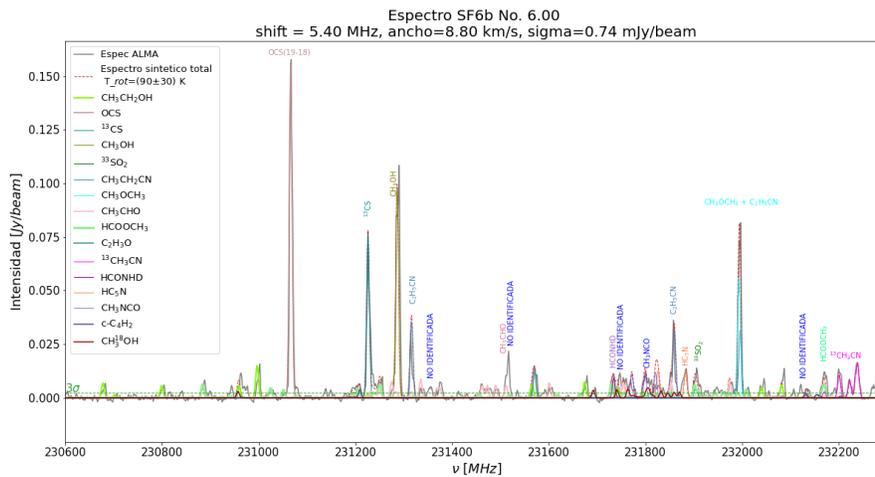


Figura 1: Espectro sintético superpuesto al espectro observado por ALMA para la ventana espectral 1 y para la fuente SF6b en OMC-1S. Durante la maestría se trabajó en la identificación de líneas únicamente para esta ventana espectral.

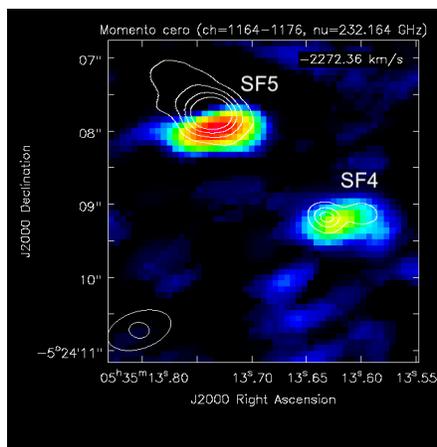


Figura 2: Escala de color: Emisión integrada del HCOOCH_3 obtenida para la fuente SF4 donde se puede observar al noreste emisión por parte de la fuente SF5, desplazada respecto a la emisión de continuo (contornos blancos), lo que sugiere que la alta profundidad óptica del polvo podría estar impidiendo la detección de COMs en SF5.

2. Objetivos del proyecto

El objetivo principal de esta investigación es realizar **búsquedas ciegas de hot corinos con muy alta resolución angular para caracterizar su morfología y obtener indicios de si tienen su origen en discos o choques**. Para esto, durante el desarrollo de este doctorado planeamos cumplir los siguientes objetivos:

Objetivo 1

Poner a prueba la hipótesis de que la baja tasa de detección de hot corinos es debida a efectos instrumentales combinado con una alta profundidad óptica del polvo en OMC-1S. Esto permitirá determinar con más rigurosidad la tasa de detección de hot corinos.

Objetivo 2

Determinar el porcentaje de hot corinos asociados a discos protoestelares y a choques, lo cual permitirá estimar la tasa de detección de COMs en discos.

Objetivo 3

Identificar y estudiar diferentes cocientes de abundancias de COMs como indicadores de procesado químico y relacionarlos con la emisión de moléculas simples de la nube madre.

Objetivo 4

Comparar los resultados observacionales con los modelos de Aikawa et al. (2012) y los modelos de Drozdovskaya et al. (2015).

3. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 2

Objetivo 2

Determinar el porcentaje de hot corinos asociados a discos protoestelares y a choques, lo cual permitirá estimar la tasa de detección de COMs en discos.

El trabajo doctoral inició con este objetivo porque es el más necesario para poder publicar el primer artículo de la tesis doctoral, que actualmente se encuentra en proceso. Para abordar este objetivo, se requiere estudiar trazadores de flujos moleculares y/o discos. Para ello, se procedió a identificar las líneas en la ventana espectral 2, con el fin de identificar dichos trazadores y estudiarlos junto con el CO(2-1) de la ventana espectral 1 (no estudiado durante la maestría).

3.1. Ventana espectral 2

Para una inspección de las líneas moleculares presentes en la ventana espectral 2 de los datos de ALMA en la banda 6 se ha retomado el código realizado en la maestría y se han generado los espectros sintéticos de las diferentes COMs ya identificadas de la ventana espectral 1 en la maestría, aplicados al rango de frecuencias de la ventana espectral 2. En la figura 3 podemos ver el espectro sintético obtenido para la fuente SF6b. Con los resultados arrojados de esta primera inspección se ha podido confirmar la detección de COMs en la ventana espectral 2 como: CH₃CH₂OH, CH₃OH, HCOOCH₃, CH₃CH₂CN. Así mismo, se han identificado moléculas simples que nos ayudarán a entender la emisión a gran escala donde los hot corinos están embebidos, siendo identificadas moléculas como: SO(6-5), C¹⁸O(2-1) y H₂CO(3-2) cuyos parámetros se muestran en la tabla 1.

Molécula	ν_0 [MHz]	Intensidad[cm ⁻¹]	E _u [K]
H ₂ CO(3-2)	218760.0660	-3.09030	57.61
C ¹⁸ O(2-1)	219560.3541	-4.17940	5.27
CH ₃ OH(4-3)	218440.0630	-3.99150	34.98
SO(6-5)	219949.442	-2.31790	34.98
N ₂ H ⁺ (1-0)	93173.734	-2.92460	4.47

Tabla 1: Parámetros de algunas de las moléculas simples y el CH₃OH utilizadas a lo largo del desarrollo de este proyecto. Todas pertenecen a la ventana espectral 2 en la banda 6 de ALMA excepto N₂H⁺, la cual pertenece a datos de ALMA en banda 3. Estos parámetros fueron obtenidos de la base de datos de *Splatalogue*.

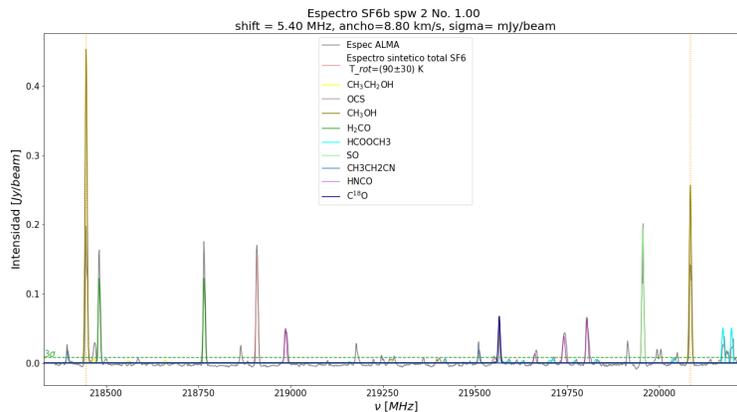


Figura 3: Líneas espectrales identificadas en la ventana espectral 2. En colores se muestran los espectros sintéticos individuales de cada molécula identificada superpuestos al espectro observado por ALMA para la ventana espectral 2 en color negro. Este espectro corresponde a la fuente SF6b.

3.2. Momentos

Para estudiar la emisión extendida, ya sea de flujos moleculares o de moléculas simples, es necesario generar los momentos cero, uno y dos de la emisión de cada transición. Durante la maestría, los momentos se hicieron con la tarea de CASA *immoments*, donde hay que asignar el rango de canales y un umbral de intensidad. Sin embargo, en CASA se identificaron algunas inconsistencias en las máscaras aplicadas y además se usa un algoritmo que no recupera con la máxima eficiencia la emisión más débil, por lo que se exploraron otros dos programas para hacer los momentos: CARTA y bettermoments.

CARTA (por sus siglas en inglés, *Cube Analysis and Rendering Tool for Astronomy*) es un programa que nos permite visualizar y analizar imágenes astronómicas. Entre sus herramientas podemos visualizar simultáneamente diferentes cubos de datos, obtener espectros de regiones en los datos, crear diagramas posición-velocidad, y generar momentos. Por otro lado, bettermoments es un código desarrollado en python por Richard Teague para colapsar un cubo de datos en diferentes momentos. Este código fue desarrollado para el análisis de discos protoplanetarios, sin embargo, aquí lo hemos implementado para estudiar los flujos moleculares en OMC-1S. Bettermoments trabaja con diferentes métodos para hacer colapsar el cubo de datos desde los métodos tradicionales (cero, uno, dos, ocho y nueve) hasta los no tan tradicionales como el método cuadrático, donde se ajusta una función cuadrática al pixel más intenso y a los pixeles adyacentes para obtener la velocidad e intensidad de cada pixel, como se explica en [Teague & Foreman-Mackey \(2018\)](#).

Al analizar los datos de OMC-1S con cada uno de estos programas el objetivo era elegir aquel que pudiera recuperar mejor la emisión más débil. Se encontraron resultados muy parecidos, con bettermoments dando resultados ligeramente mejores. Con la interfaz de línea de comando con que trabaja bettermoments es posible aplicar una máscara en la imagen resultante y/o un suavizado a la imagen previo a calcular el respectivo momento. En este trabajo, se ha corrido bettermoments especificando los canales y el umbral (*threshold clipping*), que se ha tomado como 3 veces el ruido del cubo, σ_{cubo} . Se encontró y reportó un bug en el programa, y es que la opción `-rms`, que permite indicarle a bettermoments el ruido específico que ha de usar, no funciona, y en lugar de tomar ese ruido indicado con la opción `-rms`, toma el ruido que mide internamente de forma automática, σ_{interno} (entregado por bettermoments cada vez que se corre). Por ello, se encontró que el umbral que hay que darle a bettermoments es $3\sigma_{\text{cubo}}/\sigma_{\text{interno}}$, y no usar la opción `-rms`.

Se ha estimado también el ruido de los momentos cero, σ_{m0} , mediante la ecuación 1, donde $\sigma_{\text{cubo}} = 5$ mJy/haz (para la ventana espectral 2), Δv es el ancho del canal de 2.0 km s^{-1} (1.5 MHz) y N_{canales} es el número de canales seleccionados para generar los momentos.

$$\sigma_{\text{m0}} = \Delta v \times \sigma_{\text{cubo}} \times \sqrt{N_{\text{canales}}} \quad (1)$$

Una vez generados los momentos que nos recuperan mejor la emisión de las diferentes transiciones, se aprendió a usar GILDAS (*Grenoble Image and Line Data Analysis Software*), específicamente su paquete GREG (*GREnable Graphics*) que nos permite producir gráficos de alta calidad a través de *scripts*. Esto se hizo con el objetivo de generar las figuras que se incluirán en el artículo. Las figuras obtenidas se muestran en las secciones 3.3 y 3.4.

3.3. Flujos moleculares en CO(2-1)

Antes de pasar a estudiar los flujos moleculares con el trazador identificado en la ventana espectral 2 (SO (6-5)), se procedió a estudiar a fondo el CO (2-1) de alta velocidad de la ventana espectral 1 (justo eso no se alcanzó a hacer durante la maestría). El resultado se muestra en la figura 4. En esta figura tenemos en escala de grises y en contornos negros la emisión de continuo a 1.3 mm de [Palau et al. \(2018\)](#), mientras que los contornos rojos y azules corresponden a la emisión de alta velocidad del CO (2-1). En la misma figura, los símbolos de estrellas amarillas indican las fuentes de continuo que no presentan emisión de COMs, mientras que las estrellas moradas indican los hot corinos identificados en la maestría.

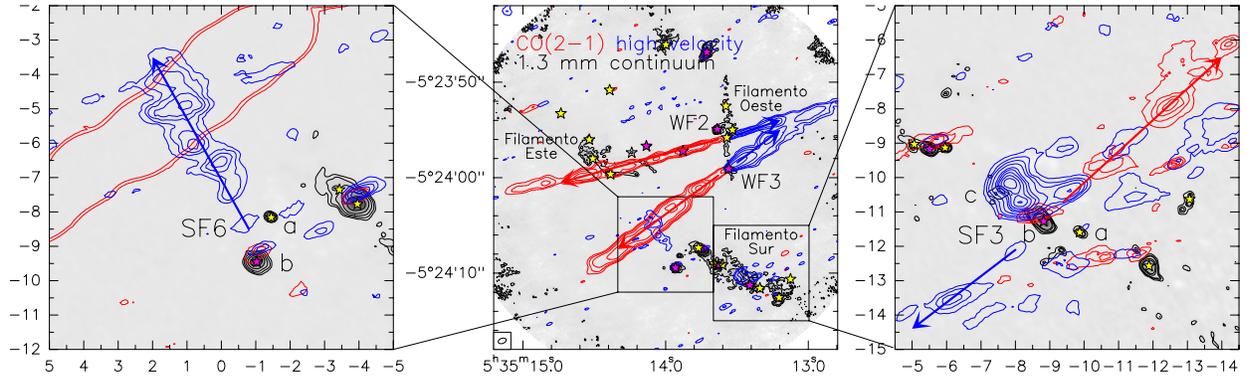


Figura 4: Flujos moleculares de alta velocidad en CO(2-1) (contornos azules y rojos) identificados para las fuentes SF6b, WF3, WF2b y SF3. Las flechas rojas y azules indican la dirección de estos flujos. La escala de grises y los contornos negros corresponden a la emisión de continuo a 1.3 mm de Palau et al. (2018). El flujo molecular corrido al azul asociado a SF6b fue integrado de 75.47 km s^{-1} a 126.19 km s^{-1} ; para el flujo molecular corrido al azul asociado a SF3 se integró de 55.97 km s^{-1} a 67.67 km s^{-1} ; para los flujos moleculares corridos al azul asociados en WF3 y WF2b se integró de 55.97 km s^{-1} a 133.99 km s^{-1} mientras que para los flujos moleculares corridos al rojo asociados a WF3 y WF2b se integró de -53.26 km s^{-1} a $-158.596 \text{ km s}^{-1}$.

Como se ve en la figura, el CO (2-1) presenta material de alta velocidad bipolar asociado a la fuente WF3 (ya reportado previamente por Zapata et al. (2005) con el Submillimeter Array). También se ha detectado un flujo molecular unipolar posiblemente asociado a la fuente SF6b en la dirección noreste-suroeste (panel izquierdo de la figura). En el panel derecho de la figura 4 se muestra el gas de alta velocidad corrido al rojo y al azul centrado en la fuente SF3b. Este flujo molecular se ha identificado por primera vez en este trabajo. Además, se ha encontrado un lóbulo más compacto corrido al azul justo al noreste de SF3b. Como SF3b es una fuente binaria, este lóbulo podría trazar un flujo impulsado por una de las componentes de SF3b o, alternativamente, ser impulsado por la fuente que hemos llamado SF3c (no identificada por Palau et al. 2018, pero detectada a 5σ en este trabajo).

Finalmente, también se ha identificado un flujo molecular bipolar extremadamente colimado (con un cociente de aspecto de 30, ver panel central de la figura 4), cuya fuente impulsora se ha podido asociar sin ambigüedad por primera vez. La fuente impulsora, que no presenta emisión de COMs, es WF2b. Este flujo molecular se extiende más que el observado en WF3, con una longitud aproximada de 8000 UA en el lóbulo corrido al rojo. En el mismo panel se puede apreciar que el lóbulo azul del flujo de WF2b se superpone en proyección al lóbulo azul del flujo de WF3, pero no podemos saber si existe interacción entre ambos lóbulos.

3.4. Flujos moleculares en SO(6-5)

Una vez conocidos los flujos moleculares trazados por el CO (2-1) de la ventana espectral 1, se pasó a estudiar los flujos moleculares trazados por el SO (6-5) de la ventana espectral 2, presentados en la figura 5. La figura muestra flujos moleculares asociados a 6 de los 8 hot corinos identificados en la maestría, más el flujo de la fuente WF2b que no presenta emisión de COMs. Los flujos detectados tanto en SO(6-5) como en CO(2-1) son los impulsados por WF3 (figura 5a), WF2b (figura 5f) y SF3b (figura 5g). Por otro lado, el flujo impulsado por EF2 (un tanto tentativo, ver figura 5b), el flujo unipolar de EF1 con el lóbulo azul muy prominente al sur-oeste (figura 5c) y el flujo impulsado por SF4b (figura 5d), todos ellos se han identificado por primera vez en este trabajo. Del flujo colimado en la dirección norte-sur, impulsado por N1b, se había detectado únicamente el lóbulo corrido al rojo por Zapata et al. (2006), y aquí encontramos de forma muy clara la contraparte corrida al azul (figura 5e).

Hacemos notar que en el panel f de la figura 5 se aprecia un lóbulo corrido al rojo justo al oeste de EF1 y muy alargado en la dirección este-oeste. Como la dirección de alargamiento de este lóbulo es la misma que la dirección del flujo molecular impulsado por WF2b y detectado en CO(2-1), lo más probable es que este lóbulo sea la contraparte en SO(6-5) del flujo impulsado por WF2b.

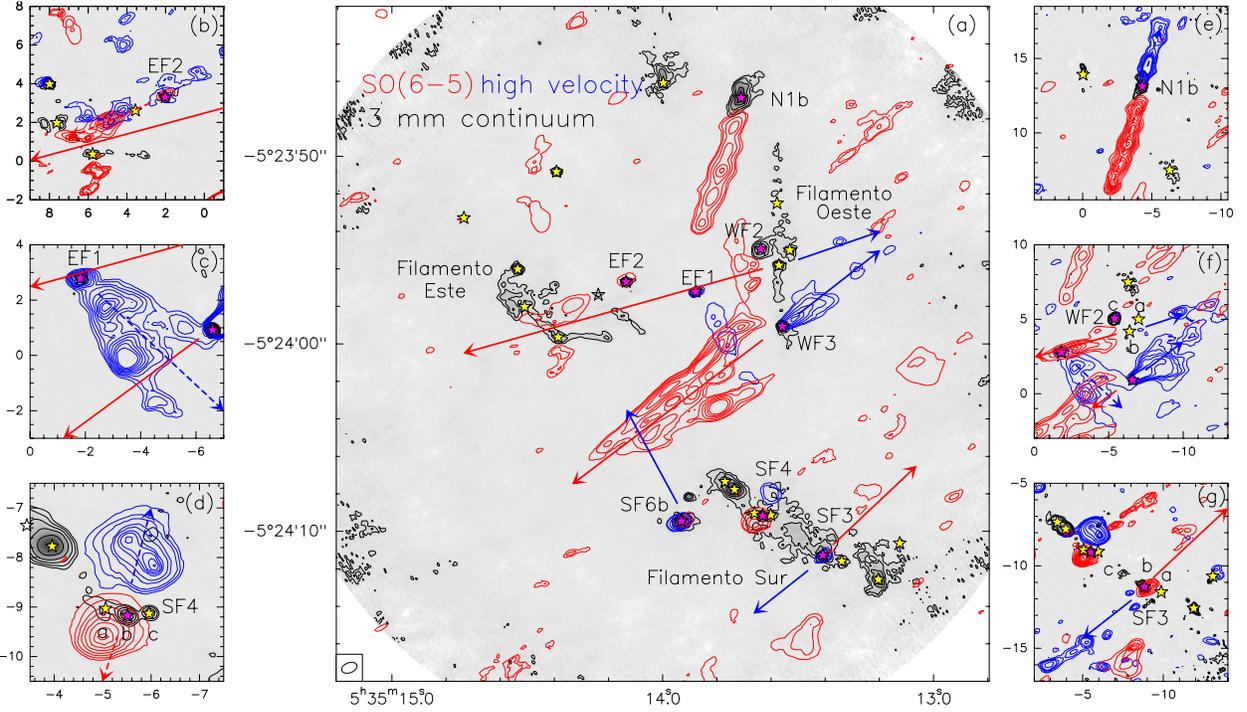


Figura 5: Flujos moleculares de alta velocidad observados en SO (6–5) para el cúmulo de hot corinos. En contornos rojos y azules tenemos la emisión de alta velocidad de SO(6–5) mientras que en escala de grises y contornos negros tenemos la emisión de continuo a 1.3 mm. Las flechas rojas y azules continuas indican la dirección de los flujos moleculares detectados en CO(2–1), mientras que las flechas rojas y azules discontinuas indican la dirección de los flujos moleculares detectados en SO(6–5). Las estrellas amarillas corresponden a las fuentes de continuo sin emisión de COMs, mientras que las estrellas moradas corresponden a los hot corinos detectados.

Resultado colateral: ¿Factor externo de colimación?

Durante el análisis del gas de SO(6–5) de alta velocidad, se notó que el flujo molecular impulsado por la fuente WF3 (panel figura 5a), en las inmediaciones de la fuente impulsora y para las velocidades más bajas, tiene una morfología poco colimada y en forma de arco (ya reportada en CO(2–1) por Zapata et al. 2005), y que la colimación aumenta para velocidades más altas y a distancias más lejanas de la fuente impulsora. Esto sugiere que el material se eyecta como un viento ancho y que se recolima a una distancia aproximada de 5000 UA. A raíz de una colaboración con Adriana Rodríguez-Kamenetzky, y con el fin de explorar el proceso de colimación, que puede darse por procesos de auto-colimación o por procesos externos, se encontró que Albertazzi et al. (2014) realizó un experimento de laboratorio donde se estudia la colimación de un plasma (simulando un jet) que al ser expulsado sale eyectado con un ángulo ancho y que al aplicar un campo magnético (de algunos μG) se colima en un chorro a distancias de ~ 100 UA en el entorno alrededor de la protoestrella y a lo largo de la dirección del campo magnético. La colimación tiene lugar porque el plasma es redirigido hacia el eje por una estructura de choque, inducida por la compresión de las líneas de campo magnético bajo la acción del plasma en expansión.

Motivados por el trabajo de Albertazzi et al. (2014), se buscó en la literatura datos de polarización en OMC-1S y se encontró el trabajo de Matthews et al. (2009), donde reportan la emisión polarizada a $850 \mu\text{m}$ obtenida con el JCMT en esta región, la cual es muy uniforme. Sabiendo que la emisión polarizada del polvo es perpendicular al campo magnético, se midieron los ángulos de posición del campo magnético y del flujo molecular impulsado por WF3, y se encontró una diferencia entre ambos ángulos de tan solo $\sim 8^\circ$, lo cual es muy consistente con el trabajo de Albertazzi et al. (2014) donde se propone que el campo magnético podría ser un agente externo importante de colimación.

Viendo estos resultados, se contactó a Julien Fuchs y Yao Weipeng del *École Polytechnique* de Paris, que

son los autores de correspondencia del artículo de [Albertazzi et al. \(2014\)](#) y se ofrecieron a simular el flujo de WF3 con sus simulaciones basadas en los experimentos de laboratorio. Se les enviaron los datos que se recopilieron para OMC-1s para la intensidad del campo magnético ($2\text{--}5 \mu\text{G}$, [Hwang et al. \(2021\)](#), [Guerra et al. 2021](#)), la velocidad del chorro ($\sim 100 \text{ km s}^{-1}$, este trabajo), la tasa de eyección ($10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, [Zapata et al. 2005](#)) y el punto de recolimación (2300 UA). Los valores correspondientes adoptados en [Albertazzi et al. \(2014\)](#) son $5 \mu\text{G}$, 200 km s^{-1} , y $10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, por lo que el valor que cambia más respecto al trabajo de [Albertazzi et al. \(2014\)](#) es la tasa de eyección, por unos 5 órdenes de magnitud. Se acordó que revisarían si las simulaciones con nuestros parámetros pueden reproducir los datos de observados de orientación del flujo y punto de recolimación. Actualmente estamos a la espera de la respuesta del grupo de Julien Fuchs.

Flujos moleculares tentativos en SO(6–5) y CH₃OH(4–3)

Haciendo la búsqueda de flujos moleculares en SO(6–5) y explorando también el CH₃OH(4–3) nos encontramos con emisión tentativamente asociada a algunas de las fuentes que se muestran en los dos paneles de la figura 6. En esta figura, las líneas negras discontinuas indican la posible dirección de estos flujos tentativos. En el panel **a** se puede ver emisión corrida al azul que parece provenir de la fuente SF6b. Si este flujo se confirma, entonces SF6b estaría impulsando dos flujos: uno detectado en CO(2–1) en la dirección noreste (panel izquierdo de la figura 4) y otro detectado en SO(6–5) en la dirección sureste. Esto es consistente con el hecho de que SF6b es una fuente binaria ([Palau et al. 2018](#)).

En el panel **b** de la figura 6 se muestra la emisión integrada al rojo del CH₃OH(4–3) en las cercanías de WF2c. Como se ve en la figura, el rasgo más prominente en CH₃OH(4–3) es una estructura alargada en la dirección norte-sur que parece provenir de WF2c. Si este flujo molecular se confirma, entonces la emisión extendida de CH₃OCH₃, ¹³CH₃CN, CH₃CH₂CN en la dirección noroeste en WF2c (contornos magenta en la figura 6b, tesis de maestría) podría estar trazando la pared de la cavidad de este flujo molecular.

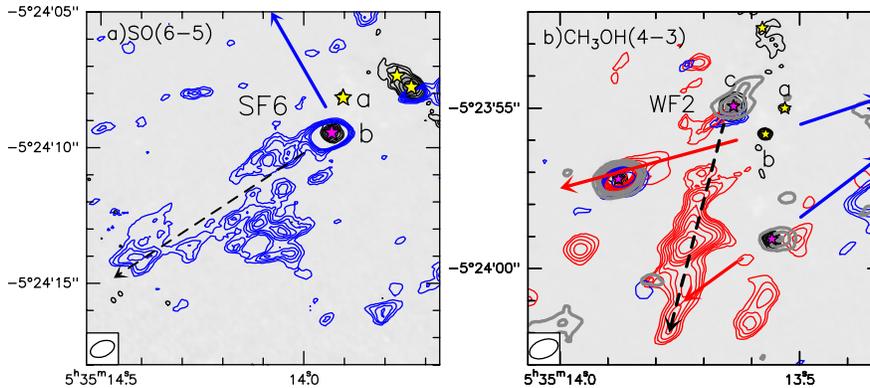


Figura 6: Flujos moleculares tentativos en SO(6–5) y CH₃OH(4–3). En el panel b se ha puesto en contornos grises el momento cero del CH₃OCH₃ para la fuente de WF2c, donde se puede ver muy claramente una extensión hacia el noroeste, en la misma dirección que el flujo molecular tentativo de CH₃OH.

3.5. Cálculo de los parámetros físicos para los flujos moleculares

En el apartado anterior se ha presentado la identificación de flujos moleculares en 8 hot corinos, más otro flujo hipercolimado asociado a una fuente de continuo que no presenta emisión de COMs. Los siguientes pasos son dos: cálculo de los parámetros físicos de estos flujos y comparación de su orientación con las estructuras alargadas detectadas en las COMs. Este último paso es necesario para poder estimar si la emisión de COMs está asociada a los discos o a los flujos moleculares, lo cual permitirá estimar la tasa de detección de COMs en discos protoestelares. Respecto al primer paso, a continuación se explica cómo se han calculado los parámetros físicos de los flujos moleculares a partir de la emisión de SO (6–5) (más adelante se planea calcular también los parámetros a partir del CO(2–1)).

Ajustes a los perfiles de línea

Usando el área de cada lóbulo correspondiente al contorno de 3σ en el momento cero, se obtuvo el espectro promedio y se calculó el área de la línea de SO(6–5). Para esto, se cargaron los espectros en CLASS (*Continuum and Line Analysis Single-dish Software*) y se midió el área de la línea usando el comando “print area” para el rango de velocidades de cada lóbulo indicado en la tabla 2.

Densidad columnar

Para obtener la densidad columnar de una molécula, suponemos que la emisión es ópticamente delgada y que existe equilibrio termodinámico local. En este caso, la densidad columnar de moléculas en el nivel superior, N_u , se puede calcular como:

$$N_u = \frac{3 k_B}{8\pi^3 \nu S \mu^2} \int T_{MB} dv, \quad (2)$$

donde N_u está en unidades de cm^{-2} , S es la intensidad intrínseca de la línea a 300 K, μ es el momento dipolar permanente, k_B es la constante de Boltzmann, ν es la frecuencia de la transición, y $\int T_{MB} dv$ es el área de la línea. Para obtener la densidad columnar total se tiene en cuenta la función de partición Q :

$$N_{\text{tot}} = \frac{3 k_B Q(T_{\text{ex}}) e^{(E_u/kT_{\text{ex}})}}{8\pi^3 \nu S \mu^2} \int T_{MB} dv, \quad (3)$$

donde T_{ex} es la temperatura de excitación. En nuestro caso, $S\mu^2$ y ν para el SO(6–5) se han obtenido de *Splatalogue*, siendo $S\mu^2 = 14.01468 \text{ Debye}^2$ y $\nu = 219949.442 \text{ MHz}$. En cuanto a T_{ex} , se ha tomado un valor de 80 K siguiendo a [Zapata et al. \(2005\)](#).

Se hace notar que como nuestros espectros se han obtenido en intensidad y no en T_{MB} , se usó la ecuación 4 para convertir la intensidad I_ν a temperatura del haz:

$$T_{MB} = \frac{I_\nu}{2.95 \theta_A^2 \nu^2}, \quad (4)$$

donde I_ν está en mJy/haz, θ_A es el haz de las observaciones y está en minutos de arco, y la frecuencia ν está en GHz ([Estalella & Anglada 1999](#)).

Masa total

Una vez obtenida la densidad columnar total del SO, podemos calcular la masa a partir de la siguiente ecuación:

$$M = \frac{N_{\text{tot}}}{X} A 2.8 m_H, \quad (5)$$

donde A es el área del lóbulo, X es la abundancia relativa de la molécula observada respecto al H_2 , y m_H es la masa del átomo de Hidrógeno. Se ha tomado un valor de 2.8 como el peso molecular medio por molécula de H_2 , que corresponde a una abundancia de Helio del 10%. Para la molécula del SO se ha encontrado en [Li et al. \(2015\)](#) y [Zinchenko et al. \(2017\)](#) un valor de $X(\text{SO}) = 1.3 \times 10^{-9}$. Por lo tanto, la masa total obtenida a partir de la densidad columnar de SO queda:

$$M = 1.7256 \times 10^{-11} A N_{\text{tot}}, \quad (6)$$

donde M está en masas solares, A está en pc^{-2} y N_{tot} está en cm^{-2} .

Tiempo dinámico

Una vez obtenidos N_{tot} y M , el siguiente paso es calcular el tiempo dinámico o la edad del flujo molecular, para lo que dividimos el tamaño de cada lóbulo, $\theta_{\text{lóbe}}$ (medido con CARTA como la distancia del pico del continuo hasta el extremo opuesto del contorno a $3\sigma_{\text{m0}}$ en los momentos cero de la figura 5) entre el máximo de la velocidad alcanzada en el lóbulo con respecto a la velocidad sistémica, V_{max} . Para OMC-1S, la velocidad sistémica es 7.5 km s^{-1} . Es decir:

$$t_{\text{din}} = \frac{\theta_{\text{lóbe}}}{V_{\text{max}}} \quad (7)$$

Por ejemplo, para el lóbulo rojo en WF3 se integró desde 2.45 km s^{-1} hasta -17.99 km s^{-1} , con lo cual $V_{\text{max}} = 25.44 \text{ km s}^{-1}$. Por otro lado, $\theta_{\text{lóbe}} = 13.58''$ o 5269 UA . Por tanto, su edad es de 980 años. En la tabla 2 se encuentran los valores de las velocidades integradas para cada lóbulo, y en la tabla 3 se reportan los tamaños y los tiempos dinámicos.

Fuente	Lóbulo	Rango de velocidades [km s^{-1}]
WF3	rojo	2.45, -17.99
	azul	24.94, 102.63
N1b	rojo	2.45, -17.99
	azul	16.76, 31.07
EF1	azul	16.76, 104.67
SF4	rojo	2.45, -15.94
	azul	16.76, 31.075
SF3	rojo	2.45, -62.97
	azul	16.76, 31.075
EF2	rojo	2.45, -13.90
	azul	16.76, 104.67

Tabla 2: Rangos de velocidades usados para obtener los momentos cero de cada lóbulo y determinar los parámetros físicos.

Tasa de pérdida de masa

Con el valor de la masa de cada lóbulo (ecuación 6) y el tiempo dinámico calculado arriba, podemos obtener la tasa de pérdida de masa de cada lóbulo mediante:

$$\dot{M} = \frac{M}{t_{\text{din}}}. \quad (8)$$

Momento y fuerza mecánica

El momento lineal de cada lóbulo se calcula como:

$$P = M V_{\text{rango}}, \quad (9)$$

donde V_{rango} es la diferencia entre la velocidad máxima y la velocidad mínima asociada al lóbulo y M es la masa total obtenida con la ecuación 6. Por ejemplo, retomando el caso del lóbulo rojo de WF3, $V_{\text{rango}} = 20.44 \text{ km s}^{-1}$, por lo que $P = 0.66 M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$. Una vez obtenido el momento lineal podemos obtener la tasa de momento o fuerza mecánica del flujo molecular mediante:

$$\dot{P} = \frac{P}{t_{\text{din}}}. \quad (10)$$

Energía cinética y luminosidad mecánica

Finalmente, la energía cinética de cada lóbulo se calcula como:

$$E_{\text{cin}} = \frac{1}{2} M V_{\text{rango}}^2, \quad (11)$$

y, a partir de este valor, podemos obtener la luminosidad mecánica tomando:

$$L_{\text{mec}} = \frac{E_{\text{cin}}}{t_{\text{din}}}. \quad (12)$$

Tabla de parámetros físicos de los flujos moleculares obtenidos a partir del SO(6-5)

Siguiendo lo expuesto anteriormente, se presentan a continuación los parámetros físicos obtenidos para cada lóbulo de cada flujo molecular identificado, así como el valor total de cada parámetro (siendo la suma del valor de cada lóbulo, excepto para el tiempo dinámico donde se toma el promedio).

Fuente	t_{din} (años)	θ_{lobe} (UA)	$N(\text{SO})$ (cm^{-2})	M (M_{\odot})	\dot{M} ($\times 10^{-5} M_{\odot} \text{ años}^{-1}$)	P ($M_{\odot} \text{ km s}^{-1}$)	\dot{P} ($M_{\odot} \text{ km s}^{-1} \text{ años}^{-1}$)	E_{cin} (erg)	L_{mec} (L_{\odot})
WF3-rojo	980	5269	13.0×10^{12}	0.0326	3.33×10^{-5}	0.667	6.8×10^{-4}	1.36×10^{44}	1.10
WF3-azul	146	2922	10.1×10^{12}	0.0102	7.01×10^{-5}	0.792	5.44×10^{-3}	6.12×10^{44}	33.32
WF3-all	563		23.1×10^{13}	0.0428	1.03×10^{-5}	1.459	6.12×10^{-3}	7.48×10^{44}	34.41
N1-red	561	3019	6.5×10^{12}	0.0056	9.98×10^{-6}	0.114	2.04×10^{-4}	2.33×10^{43}	0.33
N1-blue	373	1855	5.1×10^{12}	0.0036	9.65×10^{-6}	0.052	1.38×10^{-4}	7.33×10^{42}	0.16
N1-all	467		11.6×10^{12}	0.0092	1.96×10^{-5}	0.166	3.42×10^{-4}	3.06×10^{43}	0.48
EF1-blue	108	2208	1.3×10^{12}	0.0151	1.40×10^{-4}	1.328	1.23×10^{-2}	1.16×10^{45}	85.38
SF4-red	102	504	7.5×10^{12}	0.001	9.81×10^{-6}	0.02	2.01×10^{-4}	4.16×10^{42}	0.32
SF4-blue	175	873	8.2×10^{12}	0.0016	9.12×10^{-6}	0.023	1.30×10^{-4}	3.26×10^{42}	0.15
SF4-all	277		15.7×10^{12}	0.0026	1.89×10^{-5}	0.043	3.31×10^{-4}	7.42×10^{42}	0.47
SF3-red	170	2526	5.8×10^{12}	0.0005	2.37×10^{-5}	0.033	1.55×10^{-3}	2.13×10^{43}	7.98
SF3-blue	637	3166	6.0×10^{12}	0.0014	2.20×10^{-6}	0.020	3.15×10^{-5}	2.85×10^{42}	0.04
SF3-all	403		11.9×10^{12}	0.0019	2.59×10^{-5}	0.053	1.58×10^{-3}	2.41×10^{43}	8.01
EF2-red	625	2821	5.3×10^{12}	0.0028	4.48×10^{-6}	0.046	7.33×10^{-5}	7.45×10^{42}	0.09
EF2-blue	90	1843	6.5×10^{12}	0.003	3.34×10^{-5}	0.264	2.93×10^{-3}	2.31×10^{44}	20.32
EF2-all	357		11.9×10^{12}	0.0058	3.79×10^{-5}	0.310	3.01×10^{-3}	2.38×10^{44}	20.41

Tabla 3: Parámetros físicos obtenidos para los flujos moleculares identificados en SO(6-5). Para su cálculo se ha supuesto una temperatura de excitación de 80 K.

En la figura 7 se presenta la tasa de momento versus la masa de gas y polvo de cada *hot corino* (tomada de Palau et al. 2018). Podemos notar que existe una posible tendencia muy marginal de mayor tasa de momento para menores masas de las envolturas. Aunque este resultado es contrario a los obtenidos previamente con CO (e.g. Bontemps et al. 1996), también se ha reportado que moléculas como el SiO muestran una disminución de su abundancia con el tiempo (e.g., Sanchez-Monge et al. 2013), lo que podría explicar nuestro resultado si el SO se comporta de forma similar al SiO.

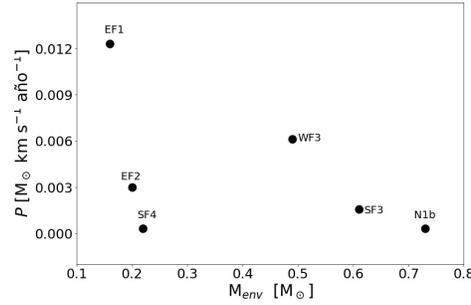


Figura 7: Tasa del momento de los flujos moleculares versus masa de gas y polvo de los hot corinos (tomada de Palau et al. 2018).

El siguiente paso es medir la orientación de los flujos moleculares (para lo que se usará CARTA) y compararla con la dirección del alargamiento de las COMs, con el fin de tener una primera idea de qué fracción de *hot corinos* están asociados a flujos moleculares y qué fracción están asociados a discos protoestelares. Este segundo paso está en proceso.

4. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 3

Objetivo 3

Identificar y estudiar diferentes cocientes de abundancias de COMs como indicadores de procesado químico y relacionarlos con la emisión de moléculas simples de la nube madre.

Para abordar este objetivo se ha trabajado con la emisión de las moléculas más simples identificadas en la ventana espectral 2, que han permitido estudiar la emisión extendida del entorno de los *hot corinos*, junto con los datos de banda 3 del proyecto 2015.1.00669 donde se observó el $\text{N}_2\text{H}^+(1-0)$. Se pretende estudiar la morfología y cinemática de la emisión extendida, así como determinar las densidades columnares de las moléculas más simples para poder explorar posibles relaciones con los *hot corinos* e indicadores de procesado de las COMs.

4.1. Emisión extendida: $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$

Se generaron los momentos de orden cero, uno y dos para el $\text{C}^{18}\text{O}(2-1)$ tal como se explicó en la sección 3.2 (integrando desde el canal 391 al 460). En el panel izquierdo de la figura 8 se presenta en contornos negros el momento cero obtenido, y en escala de colores el momento uno (panel superior) y el momento 2 (panel inferior). Tal como se ve en la figura, la emisión del C^{18}O consiste esencialmente en una estructura filamentaria que se extiende desde el Filamento Este hasta el Filamento Sur, haciendo como un puente entre las dos estructuras filamentosas identificadas en continuo. Además, podemos notar un pico de emisión en la fuente WF2c, así como un núcleo intenso de C^{18}O asociado al Filamento Este.

Respecto a la cinemática, se puede apreciar que el puente que une al Filamento Este con el Filamento Sur muestra un cambio de velocidades del noreste, que se encuentra alrededor de 5.0 km s^{-1} , a la parte suroeste, que se encuentra a 7.5 km s^{-1} . Como se ve en el momento dos, la emisión de C^{18}O es muy estrecha, con regiones muy localizadas que presentan un pequeño ensanchamiento coincidentes con los *hot corinos* WF2c, SF3, SF6b y el núcleo denso de C^{18}O en el Filamento Este.

4.2. Emisión extendida: $\text{H}_2\text{CO}(3-2)$

En el panel derecho de la figura 8 se muestra en contornos grises el momento cero obtenido para $\text{H}_2\text{CO}(3-2)$ (integrando desde el canal 969 hasta el 979), mientras que en escala de colores se muestra el momento 1

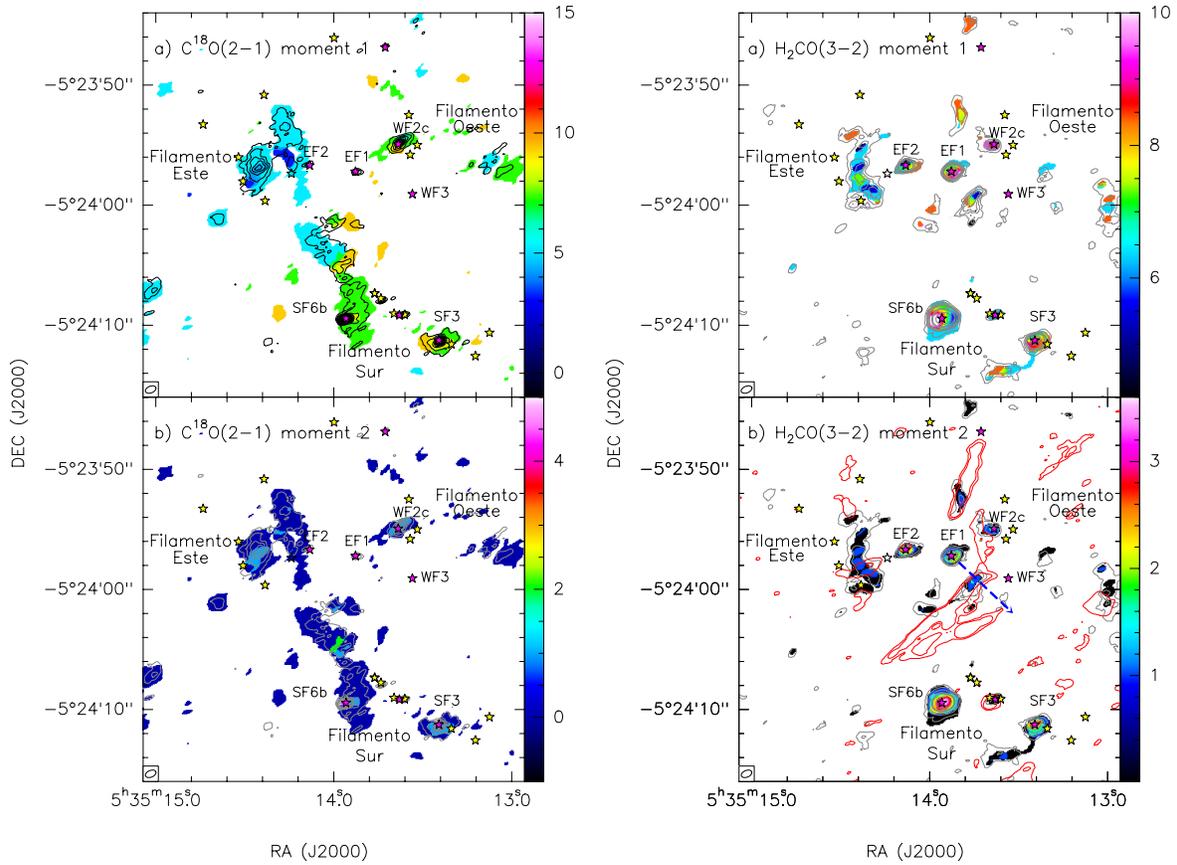


Figura 8: Panel izquierdo: Emisión de $C^{18}O(2-1)$. Los contornos negros corresponden al momento cero, y la escala de colores al momento uno (arriba) y dos (abajo). Panel derecho: Emisión de $H_2CO(3-2)$. Los contornos grises corresponden al momento cero, y la escala de colores al momento uno (arriba) y dos (abajo). La barra de color está en unidades de $km\ s^{-1}$.

(panel superior) y el momento 2 (panel inferior). El momento cero revela emisión de formaldehído asociado a los *hot corinos* WF2c, EF1, EF2, SF3 y SF6b principalmente. Además el formaldehído presenta una estructura alargada en la dirección norte-sur en forma de arco en el Filamento Este. El momento uno de esta molécula muestra algunos gradientes de velocidad ya reportados anteriormente por Zapata et al. (2007) en SF6b y SF3, y además revela otros gradientes asociados a EF1 y tentativamente en EF2, que son la primera vez que se reportan.

Por otro lado, se planteó que la emisión de formaldehído justo al sur de EF1 podría resultar de una interacción del lóbulo azul de EF1 con el lóbulo rojo de WF3. Para ponerlo a prueba, se ha superpuesto en el panel derecho-inferior de la figura 8 el momento cero de alta velocidad del SO(6-5) corrido al rojo, donde se ve claramente que el formaldehído coincide espacialmente con la parte norte del lóbulo rojo de SO(6-5) proveniente de WF3, sugiriendo dicha interacción.

Finalmente, el momento uno muestra una estructura de velocidad en la región alargada en la dirección norte-sur del Filamento Este que parece consistente con movimientos de expansión, al tener la velocidad más alta en el centro, pero se necesitaría mayor resolución espectral para confirmarlo mediante diagramas posición-velocidad.

4.3. Emisión extendida: $N_2H^+(1-0)$

La emisión a gran escala del gas denso en OMC-1S está muy bien trazada por el $N_2H^+(1-0)$. En el panel izquierdo de la la figura 9 presentamos en escala de colores y contornos grises el momento cero del $N_2H^+(1-0)$, en contornos negros la emisión del polvo a 1.3 mm y en contornos blancos el momento cero del $C^{18}O$. La estructura más prominente en N_2H^+ es el filamento en la dirección norte-sur que cruza todo el campo, uniendo las fuentes del Norte, el Filamento Oeste y el Filamento Sur, habiendo picos de emisión sobre N1, WF2, cerca de SF5, SF2 y SF1. También se puede apreciar algo de emisión de $N_2H^+(1-0)$ en el Filamento Este, que sería la contraparte del núcleo denso detectado en $C^{18}O$ y formaldehído. Es interesante notar cómo por lo general el $C^{18}O$ y el N_2H^+ anticorrelan. Esto ya se ha encontrado en otras regiones donde el CO, al ser liberado de los granos de polvo, destruye el N_2H^+ (e.g., [Anderl et al. \(2016\)](#), [Yu et al. \(2004\)](#)). Justamente el $C^{18}O$ se encuentra del lado este del filamento de N_2H^+ , que es el lado que es irradiado por la radiación de las estrellas del Trapecio, sugiriendo que es una zona de mayor temperatura que puede haber favorecido la evaporación del CO de los granos.

En el panel derecho de la figura 9 se presenta en escala de colores el momento uno del $N_2H^+(1-0)$, obtenido usando únicamente la hiperfina que está aislada. El campo de velocidades en el filamento principal trazado por N_2H^+ es complejo, y en algunas zonas parece verse afectado por el paso de los flujos moleculares (superpuestos en la figura). Así mismo, en el Filamento Sur hay un gradiente muy importante de velocidades, pasando de velocidades muy rojas en SF6b, intermedias en SF5 y SF4, y muy azules en SF3, SF2 y SF1. Probablemente haya múltiples componentes de velocidades en el filamento, como se vio en el espectro de N_2H^+ de WF2c, y el estudio cinemático requiera más detalle.

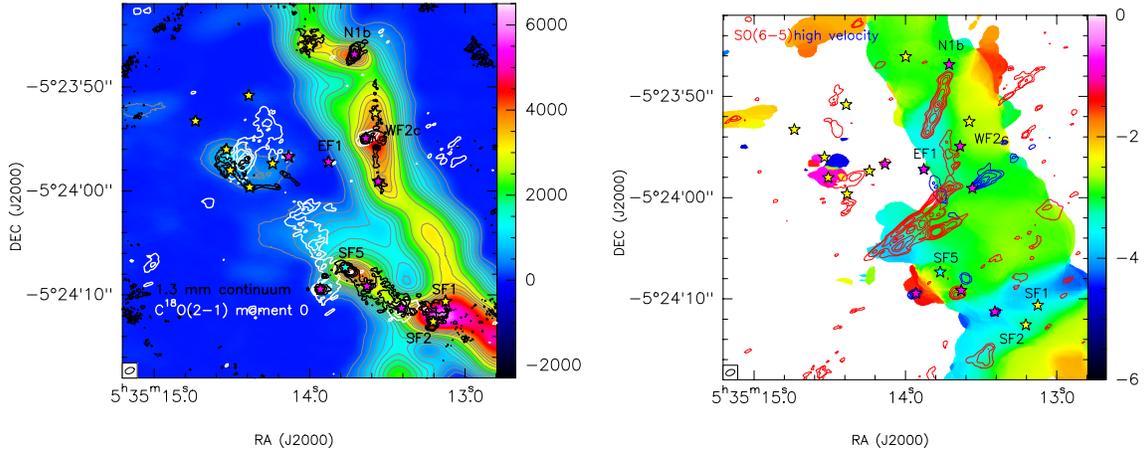


Figura 9: Panel izquierdo: La escala de color y los contornos grises corresponden al momento cero del $N_2H^+(1-0)$, mientras que los contornos negros corresponden a la emisión de 1.3 mm de [Palau et al. \(2018\)](#) y los contornos blancos corresponden al momento cero del $C^{18}O$. La barra de color está en unidades de Jy/beam m/s. Panel derecho: La escala de color corresponde al momento uno del $N_2H^+(1-0)$ y los contornos azules/rojos corresponden a la emisión integrada de alta velocidad del SO(6-5). La barra de color está en $km\ s^{-1}$, pero las velocidades están corridas porque se ha usado la hiperfina aislada del $N_2H^+(1-0)$.

4.4. Obtención de densidades columnares de las moléculas más simples

El siguiente paso dentro del **Objetivo 3** es explorar si existe alguna relación entre las densidades columnares de las moléculas simples y algún indicador de procesamiento de moléculas complejas. Para ello, se procedió a calcular las densidades columnares del $C^{18}O$ y N_2H^+ para cada uno de los *hot corinos*. Primero, se obtuvo el espectro promediado de $C^{18}O$ y N_2H^+ en una región de $2'' \times 2''$ centrada en cada *hot corino*.

4.4.1. Densidad columnar del C¹⁸O

Para obtener la densidad columnar del C¹⁸O(2-1) a partir del espectro promediado, se usó la ecuación 3, tomando $S\mu^2=0.02440$ Debye², $\nu=219560.3541$ MHz y la temperatura de excitación obtenida a partir del N₂H⁺ tal como se explica más abajo. Como los espectros obtenidos de C¹⁸O(2-1) presentan típicamente perfiles gaussianos, se ajustó una gaussiana para estimar el área de la línea. Esto se hizo dentro del programa CASSIS (*Centre d'Analyse Scientifique de Spectres Instrumentaux et Synthétiques*), con el fin de aprenderlo a usar para futuros trabajos donde se requiera hacer diagramas rotacionales o quizá no podamos suponer equilibrio termodinámico local, herramientas que sí están implementadas en CASSIS. La interfaz de CASSIS permite un ajuste visual a la línea otorgando parámetros iniciales y dando como salida la intensidad de pico, velocidad central y el ancho de la línea, como se observa en la figura 10.

4.4.2. Densidad columnar del N₂H⁺

En el caso de la molécula de N₂H⁺, la ecuación para calcular su densidad columnar se tomó de [Palau \(2006\)](#) donde se supone equilibrio termodinámico local y se aproxima la función de partición a $k_B T_{\text{ex}}/hB$, siendo T_{ex} la temperatura de excitación y B la constante rotacional de la molécula. Para el N₂H⁺(1-0), $\mu=3.4$ Debye y $\nu=93173.434$ MHz, y su densidad columnar para la transición J→J-1 es:

$$\left[\frac{N(\text{N}_2\text{H}^+)}{\text{cm}^{-2}} \right] = 3.10 \times 10^{11} T_{\text{ex}} \frac{1}{J} \frac{e^{\frac{J(J+1)}{2} \frac{4.47}{T_{\text{ex}}}}}{e^{\frac{J \cdot 4.47}{T_{\text{ex}}} - 1}} \tau_0 \left[\frac{\Delta v}{\text{km s}^{-1}} \right], \quad (13)$$

donde τ_0 es la profundidad óptica total y Δv el ancho de línea intrínseco de las hiperfinas. Para la transición J=1→0, se tiene:

$$\left[\frac{N(\text{N}_2\text{H}^+)}{\text{cm}^{-2}} \right] = 3.10 \times 10^{11} \frac{T_{\text{ex}}}{1 - e^{-\frac{4.47}{T_{\text{ex}}}}} \tau_0 \left[\frac{\Delta v}{\text{km s}^{-1}} \right]. \quad (14)$$

Método HFS de CLASS

Dada la estructura hiperfina en los niveles de energía del N₂H⁺ se usó el método HFS de CLASS. Para realizar correctamente el ajuste a esta transición es necesario proporcionarle a CLASS un archivo con los valores de las velocidades relativas y fuerza de cada línea hiperfina. Se tomó como línea de referencia (o línea principal) a la línea F₁ = 2-1, F=3-2 y los valores en el archivo fueron tomados de [Womack et al. \(1992\)](#), donde se especifica la frecuencia, velocidad relativa e intensidad relativa de cada hiperfina respecto a la tomada de referencia.

Después de realizar el ajuste hiperfino, CLASS otorga los siguientes parámetros: $A\tau_m$ (con $A = f(J_\nu(T_{\text{ex}}) - J_\nu(T_{\text{bg}}))$), siendo f el factor de llenado tomado ~ 1), la velocidad de la línea de referencia, el ancho de línea intrínseco y la profundidad óptica de la línea principal hiperfina, τ_m . El valor de T_{ex} se obtuvo usando la ecuación:

$$T_{\text{ex}} = \frac{h\nu/k}{\ln\left(1 + \frac{h\nu/k}{A\tau_m/\tau_m + J_\nu(T_{\text{bg}})}\right)}. \quad (15)$$

Finalmente, τ_0 es la profundidad óptica total de las siete líneas hiperfinas del N₂H⁺(1-0), siendo entonces $\tau_0 = \frac{27}{7}\tau_m$. Una vez determinados T_{ex} , τ_0 y Δv , se puede obtener $N(\text{N}_2\text{H}^+)$ directamente de la ecuación 14. Los resultados finales de las densidades columnares para el N₂H⁺ y el C¹⁸O se reportan en la tabla 4.

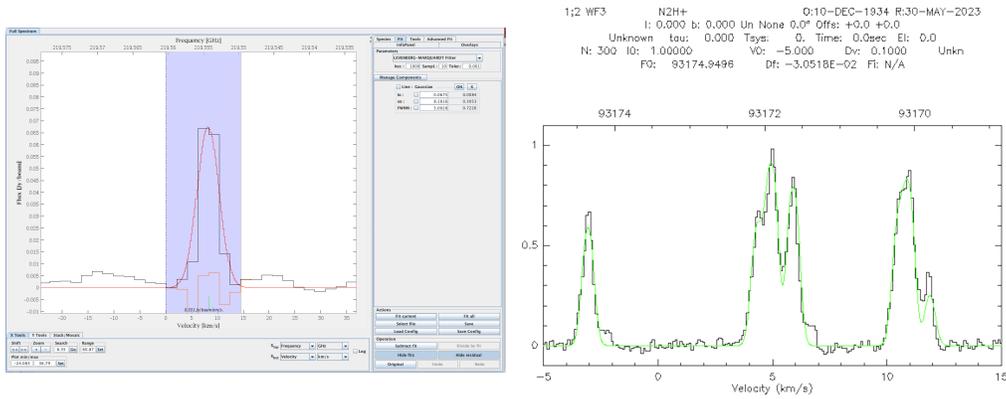


Figura 10: Panel izquierdo: Ajuste gaussiano a la línea del $C^{18}O$ (2–1) para SF3, hecho con CASSIS. Panel derecho: Ajuste a la estructura hiperfina del N_2H^+ (1–0) para WF3, hecho con el método HFS de CLASS.

Fuente	$T_{\text{ex}}(N_2H^+)$ [K]	$N_{CH_3OCH_3}$ [10^{14} cm^{-2}]	$N_{C^{18}O}$ [10^{16} cm^{-2}]	$N_{N_2H^+}$ [10^{13} cm^{-2}]	$N_{CH_3CH_2OH}/N_{CH_3CHO}$
SF6b	14.0	130	1.07	2.34	43.75
SF4	14.4	140	0.34	6.09	12.5
SF3	51.2	310	1.81	9.16	7.5
EF1	–	350	–	–	–
EF2	8.6	130	0.46	3.23	6.33
WF2	30.7	150	0.94	13.95	4.28
WF3	28.6	170	–	23.18	–
N1b	38.4	30	–	12.36	–

Tabla 4: Densidades columnares obtenidas para los diferentes hot corinos en OMC-1S. En la primer columna están las T_{ex} calculadas para el N_2H^+ y en la última columna están los cocientes entre la densidad columnar del etanol y la densidad columnar del acetaldehído calculados a partir de las densidades columnares obtenidas en la maestría.

4.5. Relación entre las moléculas simples y las COMs

Con el objetivo de buscar posibles relaciones entre la densidad columnar de las moléculas simples que trazan la nube madre y la densidad columnar de las COMs, se exploró si había alguna correlación entre la densidad columnar obtenida para el $C^{18}O$ o N_2H^+ y la densidad columnar del CH_3OCH_3 (incluida en la tabla 4), que fue la COM detectada con mejor señal-a-ruido en el trabajo de maestría. Se encontraron indicios de una posible relación entre la densidad columnar del $C^{18}O$ y la densidad columnar del CH_3OCH_3 (paneles de arriba de la figura 11) que habría que explorar con más detalle.

Así mismo, se exploró si había alguna correlación entre la densidad columnar del $C^{18}O$ o N_2H^+ y el cociente de la densidad columnar del CH_3CH_2OH y la densidad columnar del CH_3CHO . Se tomó este cociente porque fue sugerido por Öberg et al. (2011) como posible indicador de grado de procesado químico. Este cociente fue tomado de los resultados de la maestría. Los paneles de abajo de la figura 11 muestran los resultados. Mientras que no existe posible correlación de la densidad columnar del $C^{18}O$ con dicho cociente, se ha encontrado que sí podría haber alguna relación entre la densidad columnar del N_2H^+ y el grado de procesado, lo que sugiere que las abundancias iniciales de la nube madre podrían favorecer la formación de COMs. Como trabajo futuro se pretende estudiar más a fondo esta posible correlación.

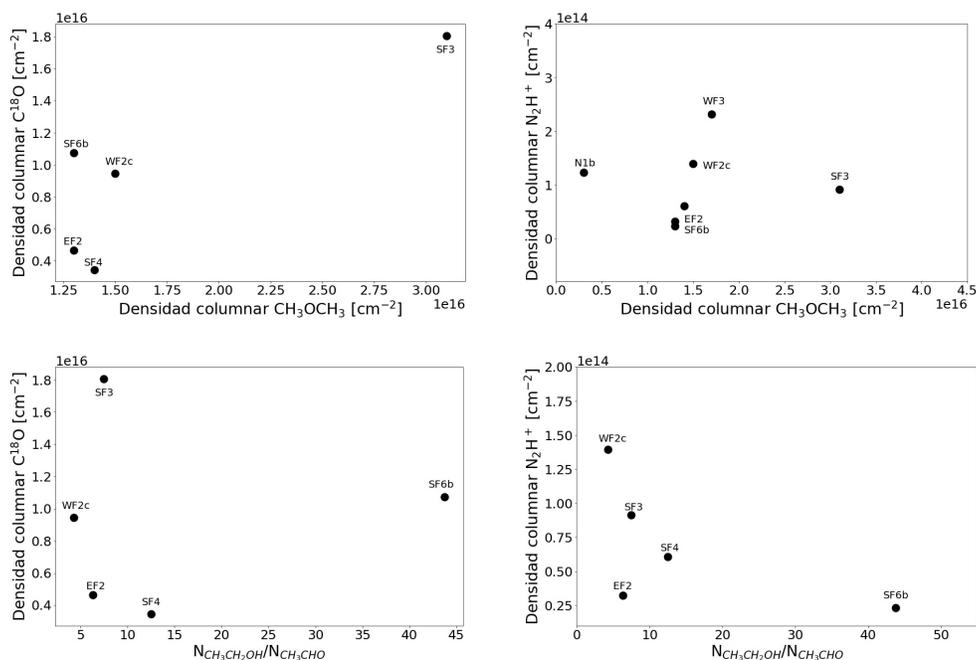


Figura 11: Paneles de arriba: Densidad columnar del $C^{18}O$ (izquierda) o N_2H^+ (derecha) versus densidad columnar del CH_3OCH_3 . Paneles de abajo: Densidad columnar del $C^{18}O$ (izquierda) o N_2H^+ (derecha) versus el cociente entre la densidad columnar del CH_3CH_2OH y la densidad columnar del CH_3CHO , propuesto como un indicador de procesado químico.

5. Metodología y resultados preliminares: Objetivo 1

Objetivo 1

Poner a prueba la hipótesis de que la baja tasa de detección de hot corinos es debida a efectos instrumentales combinado con una alta profundidad óptica del polvo en OMC-1S. Esto permitirá determinar con más rigurosidad la tasa de detección de hot corinos.

Este objetivo se está trabajando actualmente mediante el estudio de los datos de archivo del proyecto 2018.1.01107.S de ALMA de la banda 3, que alcanza una resolución angular de $0.058''$ y una sensibilidad de 0.0288 mJy/haz. Se solicitaron los datos ya calibrados y se generaron las imágenes de forma muy preliminar, como se muestra en la figura 12. Esta parte es totalmente nueva respecto a lo que se hizo en la maestría, ya que en la maestría se partió de cubos limpios.

Como se ha mencionado a lo largo de este documento, los datos de ALMA en la banda 6 nos permitieron identificar durante la maestría un cúmulo unos 8–9 hot corinos en la región de OMC-1S. El número exacto de hot corinos es difícil de determinar porque al menos 3 (N1b, WF3 y SF5) presentan el pico de emisión de las COMs desplazado (unos $0.3''$ o unas 120 UA) respecto al pico del continuo. Esto podría interpretarse como un efecto de opacidad del polvo, o bien como emisión proveniente de otra componente diferente de las inmediaciones de la protoestrella (como *streamers* de acreción o choques a lo largo de los flujos). Considerando los 6 hot corinos más sólidos, la tasa de detección de hot corinos en OMC-1S es del 29%.

Una forma de explorar cuál de las dos posibilidades es más factible es estudiar datos a longitudes de onda más largas que 1 mm (banda 6), donde el polvo es más ópticamente delgado: en efecto, si el desplazamiento es producido por un efecto de opacidad del polvo, entonces a 3 mm (banda 3) se debería encontrar la emisión

de las COMs bien centrada en el pico del continuo.

Con esto en mente, se buscaron datos de archivo de ALMA para OMC-1S en banda 3, y solo se encontró un proyecto (2018.1.01107.S) que cubre el campo de OMC-1S en la banda 3 con una resolución angular por debajo del segundo de arco. Sin embargo, el objetivo principal de este proyecto era estudiar las masas y propiedades del polvo de los discos del cúmulo de la nebulosa de Orión. Estos datos fueron tomados en modo de mosaico, con OMC-1S en el borde de un solo apuntado, como se muestra en el panel izquierdo de la figura 12 (emisión del continuo a 3 mm de dicho apuntado). En el panel derecho de la figura, se puede ver el acercamiento a la región de OMC-1S, donde se ha superpuesto en contornos azules el momento cero de $^{13}\text{CH}_3\text{CN}$ (13–12) de la banda 6, que muestra lo siguiente: $^{13}\text{CH}_3\text{CN}$ (13–12) asociado a los 6 hot corinos **confirmados** en banda 6 (etiquetados en color negro), $^{13}\text{CH}_3\text{CN}$ (13–12) asociado a tres hot corinos **candidatos** cuya emisión de COMs está desplazada respecto a la fuente de continuo (etiquetados en color verde: N1, WF3 y SF5), y hot corinos que llamamos “**ocultos**” porque su emisión de $^{13}\text{CH}_3\text{CN}$ (13–12) es muy débil y su emisión de polvo intensa, por lo que podrían haberse atenuado totalmente por el polvo (etiquetados en color rojo: N3, EF6 y SF2). Si se confirmaran los hot corinos candidatos y los “ocultos” mediante observaciones más sensibles, se pasaría de una tasa de detección de 29% a 57%, siendo casi el doble de nuestra estimación inicial usando únicamente datos de banda 6. Este fue el objetivo principal de nuestra propuesta enviada a ALMA en este semestre, ya que resultados muy preliminares sugirieron que el CH_3CN (5–4) de la banda 3 sí coincide con el pico del continuo para los hot corinos donde se veía desplazamiento en la banda 6, lo cual es muy prometedor.

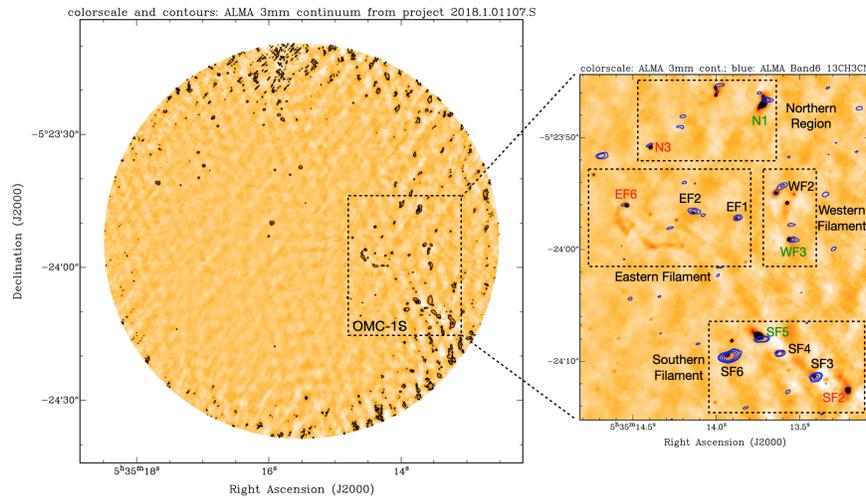


Figura 12: Escala de colores: continuo a 3 mm de los datos del proyecto 2018.1.01107.S cerca a OMC-1S. Izquierda: los contornos negros corresponden al continuo a 3 mm. Derecha: acercamiento a la región OMC-1S. Contornos azules: momento cero de la transición $^{13}\text{CH}_3\text{CN}$ (13-12) de la banda 6 trazando los hot corinos. Las etiquetas en color negro corresponden a los hot corinos confirmados durante la maestría, las de color verde corresponden a los candidatos a hot corinos, y las etiquetas rojas corresponden a los hot corinos “ocultos”, es decir, aquellos que podrían estar atenuados por la alta opacidad de polvo en la banda 6 y que podrían detectarse en la banda 3.

6. Conclusiones y trabajo a futuro

En los siguientes recuadros se presenta el cronograma propuesto en el primer semestre de doctorado, donde el texto en color **verde** indica los puntos hasta ahora **completados**, mientras que el texto en color **naranja** indica los puntos que están en **proceso** y el texto en color **negro** indica los puntos que están **pendientes**. De acuerdo a este cronograma hemos logrado cumplir con la mayoría de los objetivos a alcanzar hasta este semestre. Sin embargo, falta profundizar en el análisis de los datos de la banda 3, así como la terminación del artículo [ED23], ambos pendientes serán los primeros pasos a seguir.

Semestre 1. 2022-2. Protocolo doctoral

- Corrección diagramas rotacionales
- Asistencia pláticas sobre propuestas para ALMA
- Búsqueda de datos de archivo para la región OMC-1S con ALMA
- Asistencia **18th Workshop Synthesis Imaging**
- Revisión de literatura
- Redacción del proyecto doctoral
- Inicio del análisis de la ventana espectral 2 (spw 2) de ALMA en la banda 6
- Borrador de artículo maestría (spw 1) y doctorado (spw 2) **[ED23]**

Semestre 2. 2023-1. Región: OMC-1S

- Continuación del análisis de la ventana espectral 2 de ALMA en la banda 6 en OMC-1S
 - Identificar flujos moleculares
 - Identificación de líneas mediante espectros sintéticos de las fuentes
- Participación en el Congreso Nacional de Física
- Terminar redacción de artículo y enviarlo **[ED23]**
- Inicio del análisis de los datos de ALMA en la banda 3
 - Generación de imágenes

Semestre 3. 2023-2. Región: OMC-1S

- Continuar con los datos de ALMA en la banda 3
 - Identificación de líneas mediante espectros sintéticos de las fuentes
 - Re-evaluación de la tasa de detección con los nuevos datos de la banda 3
 - Cinemática de las fuentes
- Exploración a fondo del archivo de ALMA para la región de Serpens
- Propuesta de ALMA para obtener datos para estimar la tasa de detección en Serpens → OMC-1S
- Correcciones sugeridas por el árbitro del artículo ED23.
- Defensa Examen candidatura

El programa para los próximos semestres se ha adecuado y actualizado respecto a lo que se envió en el primer semestre. Después del trabajo durante el último año se ha visto que el artículo programado inicialmente, que llamamos ED23 y donde se pretendía publicar los resultados del análisis de los datos de ALMA de la banda 6 en las dos ventanas espectrales para OMC-1S, se beneficiaría de incluir también las detecciones (marginales) de los datos actuales de la banda 3 y el estudio de los datos de banda 6 únicamente con la configuración extendida, por lo que se planea la fusión de los artículos ED23+ED24 en uno solo. Como planeamos titulación por tesis (no por compilación de artículos), esto no afecta al avance de la tesis. Otro cambio está relacionado con la segunda región donde se pretende estimar la tasa de detección de hot corinos. En un inicio se había pensado en Serpens, a reserva de revisar a fondo el archivo de ALMA. Sin embargo, después de revisar el archivo se encontró que sería más adecuada la región de NGC 2071. Estas **adecuaciones** al cronograma están marcadas en color **rojo**:

Semestre 4. 2024-1. Región: OMC-1S

- Continuación con el análisis de los datos de banda 3 de OMC-1S
- Análisis datos ALMA banda 6 en configuración extendida: generación de imágenes, medidas de tamaño de la emisión de COMs, ángulos de posición y comparación con los flujos moleculares
- Continuación con el artículo ED23 (banda 6 en configuración compacta) y fusión con ED24 (banda 3 y banda 6 en configuración extendida)
- Resultados de la propuesta de ALMA: Si no se acepta aplicaremos el plan B

Semestre 5. 2024-2. Tasa de detección en NGC 2071

- Conclusión y envío a la revista del artículo ED23
- Inicio análisis datos de NGC 2071: generación de imágenes ALMA banda 6 y estimación preliminar de la tasa de detección
- Asistencia a un congreso nacional/internacional
- Propuesta ALMA o VLA (re-enviar propuesta de OMC-1S si no la han aceptado u observaciones complementarias de NGC 2071)

Semestre 6. 2025-1. Modelado químico y datos ALMA

- Correcciones sugeridas por el árbitro del artículo ED23
- Inicio análisis de abundancias y procesado químico, y comparación con los modelos químicos de los grupos de Reino Unido (Catherine Walsh) y Suiza (Maria Drozdovskaya)
- Inicio estudio datos de la propuesta de ALMA:
 - PLAN A: Si se aceptó la propuesta de ALMA (observaciones profundas banda 3 en OMC-1S), entrega de datos y estimación tasa de detección con mayor precisión (objetivo 1)
 - PLAN B: Si no se aceptó la propuesta de ALMA, reducción datos del *Submillimeter Array* en configuración muy extendida de la protoestrella de masa intermedia IRAS 22198+3336 (ya contamos con los datos), que permitirían complementar el objetivo 2

Semestre 7. 2025-2

- Semestre de margen para terminar tareas pendientes
- Congreso internacional
- Inicio de la redacción de la tesis

Semestre 8. 2026-1

- Finalización de escritura de tesis
- Defensa de tesis doctoral

Referencias

Aikawa, Y. et al. 2012 ApJ 760 40 ● Albertazzi, B. et al. 2014 Science 346 325 ● Anderl, S. et al. 2016 A&A 591 A3 ● Bontemps, S. et al. 1996 A&A 311 858 ● Bottinelli, S. et al. 2004 ApJ 615 354 ● Bouvier, M. et al. 2022 ApJ 929 10 ● Cazaux, S. et al. 2003 ApJ 593 L51 ● Ceccarelli, C. et al. 2004 APS Conf. Proc. 323 195 ● De Simone, M. et al. 2020 ApJL 896 L3 ● Drozdovskaya, M. et al. 2015 MNRAS 451 3836 ● Estalella, R., & Pons, G. A. 1997, Introducción a la física del medio interestelar

(Universitat de Barcelona) ● **Guerra, J.** et al. 2021 ApJ 908 98 ● **Herbst, E. & van Dishoeck** 2009 ARAA 47 427 ● **Hsu, S.-Y.** et al. 2022 ApJ 927 218 ● **Hwang, J.** et al. 2021 ApJ 912 85 ● **Juan Li** et al 2015 ApJ 802 40 ● **Matthews, B. C.** et al. 2009 ApJS 182 143 ● **Öberg, K. I. & Bergin, E. A.** 2021 Physics Reports 893 1 ● **Palau, A.** 2006 PhD thesis University of Barcelona, Spain ● **Palau, A.** et al. 2018 ApJ 855 24 ● **Sahu, D.** et al. 2019 ApJ 872 196 ● **Sanchez-Monge, A.** et al. 2013 A&A 557 A94 ● **Teague, R. & Foreman-Mackey, D.** 2018 Res. Notes AAS 2 173 ● **Vasyunin, A. I. & Herbst, E.** 2013 ApJ 769 34 ● **Womack, M.** et al. 1992 ApJ 387 417 ★ **Yang, Y.-L.** et al. 2021 ApJ 910 20 ● **Yu, N.** et al. MNRAS 2015 446 2566 ● **Zapata, L. A.** et al. 2006 ApJ 653 398 ● **Zapata, L. A.** et al. 2007 A&A 471 L59 ● **Zapata, L. A.** et al. 2005 ApJ 630 L85 ● **Zinchenko, I. & Henkel, C.** 2017, Proceedings of the International Astronomical Union, 13, 274