



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

BÚSQUEDA DE LÍNEAS MILIMÉTRICAS COMPLEJAS EN EL FLUJO
MOLECULAR QUÍMICAMENTE ACTIVO EN DR21(OH)

TESIS PROFESIONAL
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRÍA EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:
ANTONIO HERNÁNDEZ GÓMEZ

TUTORES PRINCIPALES
DR. LUIS ALBERTO ZAPATA GONZÁLEZ, CENTRO DE
RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
DR. STANLEY EUGENE KURTZ SMITH, CENTRO DE
RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
DR. GILBERTO CARLOS GÓMEZ REYES, CENTRO DE
RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MÉXICO, D.F. JULIO 2014



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

AGRADECIMIENTOS

Primero que nada, quiero agradecer a mis padres, Elizabeth y Antonio, y a mi hermano David, por su esfuerzo incansable y su apoyo en todo momento para llevar a cabo mis estudios de maestría. Gracias a ellos es que ahora he culminado una parte más de mis estudios. Los quiero mucho.

A mi asesor Luis Zapata, por todo su tiempo, paciencia y guía para llevar a cabo este trabajo.

A todos mis sinodales, cuyas observaciones y comentarios mejoraron mucho la calidad de esta tesis.

A mi amada Carolina, a quien agradezco de manera muy especial, ya que en todo momento estuvo junto a mi lado apoyándome incondicionalmente y dándome todo su amor. Muchas gracias por todos los momentos inolvidables. Te amo.

A todas las personas que de una u otra forma me han ayudado para alcanzar esta meta.

Gracias.

DEDICADA A CAROLINA Y MI FAMILIA

Índice general

Resumen	1
1. Introducción	2
1.1. Detección de moléculas en la Astronomía	2
1.2. Fuentes de moléculas complejas	4
1.3. Flujos moleculares	6
1.3.1. La química de los flujos moleculares	8
1.4. Núcleos moleculares calientes	10
1.4.1. Formación de moléculas en núcleos calientes	10
2. Observaciones con el Arreglo Submilimétrico	11
2.1. Flujos moleculares en DR21(OH)	11
2.2. Observaciones y reducción de datos	16
3. Resultados y discusión	19
3.1. Detección de líneas milimétricas	19
3.2. Obtención de parámetros físicos: Diagramas rotacionales de CH ₃ OH	27
3.3. Discusión	30
4. Conclusiones y trabajo futuro	32
A. Conceptos básicos de interferometría	34
B. Introducción a los diagramas rotacionales	38
C. Espectros individuales	42
Bibliografía	51

Índice de figuras

- 1.1. Moléculas orgánicas en la fase gaseosa detectadas en distintas fuentes. Las abreviaciones en la tabla indican el tipo de objeto en el que han sido observadas. Esto es, circ: envolvente circunestelar alrededor de una estrella evolucionada/nebulosa protoplanetaria; cc: núcleo frío en una nube; hc: núcleo molecular caliente (asociado a estrellas de baja y alta masa); lc: “lukewarm corino” (núcleo molecular asociado a estrellas de masa intermedia); gc: nube en el centro galáctico; of: flujo molecular. Tomado de Herbst & van Dishoeck (2009). 5
- 1.2. Propiedades observables predichas de los flujos moleculares por los modelos teóricos propuestos. En el modelo de los flujos turbulentos (Turbulent jet) el momento y la velocidad decrecen con la distancia a la fuente impulsora. El perfil del momento observado es el esperado para una distribución de densidad de r^{-1} a r^{-2} (esta suposición aplica para todos los modelos). Para el modelo de chorros y choques de proa (Jet Bow Shock), una variación episódica en la velocidad del chorro produce un choque de proa que impulsa una cáscara interna, además del choque proa térmico. Esta variación episódica también puede darse en otros modelos de vientos, pero en esta figura estos efectos solo se muestran para este modelo de chorros y choques de proa. En el modelo de vientos (Wide-angle Wind) la velocidad se incrementa con la distancia a la fuente mostrando una estructura inclinada (como una parábola en el diagrama posición-velocidad), mientras que el perfil de temperatura permanece constante. Tomado de Arce et al. (2006). 9

ÍNDICE DE FIGURAS

- 2.1. Imagen del continuo a 1.2 mm del complejo de nubes moleculares Cygnus X obtenida con el telescopio IRAM de 30 m. Tomado de Motte et al. (2007). 12
- 2.2. Imagen compuesta de Spitzer a 3.6 μm , 4.5 μm y 24 μm . Los contornos muestran emisión de continuo a 3 mm obtenida con el interferómetro del Plateau de Bure. Tomado de Csengeri et al. (2011). 13
- 2.3. Imagen del continuo a 1.4 mm (contornos blancos) de la región DR21(OH) sobrepuesta con la emisión de continuo a 7 mm (contornos rojos) de Zapata et al. (2009). Los triángulos verdes marcan la posición de las radio fuentes reportadas por Araya et al. (2009). Los cuadrados morados representan las posiciones de los núcleos compactos (con tamaños angulares del orden de 10'') reportados por Mangum et al. (1991). Tomado de Zapata et al. (2012). 14
- 2.4. Mapa de la intensidad integrada (momento 0) de los máseres de CH₃OH a 44 GHz en DR21(OH). Los números marcan las posiciones de los máseres. Tomado de Araya et al. (2009). . . . 15
- 2.5. Cobertura del plano uv de las observaciones a 227 GHz tomadas con la configuración extendida del Arreglo Submilimétrico. 17
- 2.6. Cobertura del plano uv de las observaciones a 347 GHz tomadas con la configuración compacta del Arreglo Submilimétrico. 18
- 3.1. Mapa de intensidad integrada (momento 0) de la emisión CH₃OH [4(2, 2) – 3(1, 2)–E] de DR21(OH). 19
- 3.2. Mapas en colores de la intensidad integrada de la emisión de CH₃OH [7(0,7)–6(0,6)], HC₃N [$J=24-23$], H₂S [2(2,0)–2(1,1)] y H¹³CO⁺ [$J=24-23$] de DR21(OH) sobrepuesta con la emisión en continuo de CH₃OH a 218 GHz de Zapata et al. (2009). La barra con escala en colores a la derecha de cada mapa indica la intensidad de la emisión en mJy haz⁻¹ para cada molécula. Tomado de Hernández-Gómez et al. (2014) (en preparación). . . 20

ÍNDICE DE FIGURAS

3.3.	Espectro del flujo y el núcleo molecular caliente a 217–227 GHz. Las figuras a) y b) corresponden a la banda LSB (217 GHz), mientras que las figuras c) y d) corresponden a la banda USB (227 GHz). Se identificaron un total de 22 líneas en la banda LSB y 12 en la banda USB (ver Tabla 3.1). No se detectó emisión de líneas en el flujo a 227 GHz (las tres líneas que aparecen en el espectro a esta frecuencia corresponden a picos o “spikes” generados artificialmente).	22
3.4.	Espectro del flujo y núcleo molecular caliente a 337–347 GHz. El orden de las figuras es similar a la Figura 3.3. Se encontró una gran cantidad de líneas correspondientes al metanol dentro del núcleo molecular caliente en la banda LSB (ver tabla 3.1). . .	23
3.5.	Diagrama rotacional del flujo molecular con un total de 10 líneas transicionales identificadas. Las barras de error que se muestran fueron derivadas a partir de los errores en la intensidad integrada de cada línea.	28
3.6.	Diagrama rotacional del núcleo molecular caliente con 30 transiciones moleculares.	29
A.1.	Esquema general del funcionamiento de un interferómetro de dos elementos.	35
C.1.	Espectro tomado del flujo molecular a 217 GHz. Se encontró una línea de metanol y 4 líneas más de otras especies.	43
C.2.	Espectro tomado del núcleo molecular caliente a 217 GHz. Se encontraron 4 líneas de metanol y 13 de otras especies, teniendo un total de 17 líneas moleculares.	44
C.3.	Espectro del flujo molecular a 227 GHz. No se detectaron líneas para esta banda en el flujo.	45
C.4.	Espectro a 227 GHz del núcleo molecular caliente. Se detectaron 12 líneas en total, siendo 2 de éstas de metanol.	46
C.5.	Espectro del flujo a 337 GHz. Se encontraron 10 líneas de metanol y 4 de otras especies moleculares.	47
C.6.	Espectro del núcleo molecular caliente a 337 GHz. Para esta banda se encontró la mayor cantidad de transiciones, con un total de 33 líneas de metanol y 15 de otras especies.	48
C.7.	Espectro a 347 GHz del flujo. Solamente se encontró una línea para el flujo en esta banda.	49

ÍNDICE DE FIGURAS

- C.8. Espectro del núcleo molecular caliente a 347 GHz. Se detectaron 7 líneas en total, siendo una de éstas líneas de metanol. . . 50

Índice de tablas

3.1. Compilación de las líneas identificadas en el flujo y el núcleo molecular caliente.	24
3.1. Compilación de las líneas identificadas en el flujo y el núcleo molecular caliente.	25
3.2. Compilación de las líneas identificadas de CH ₃ OH.	26
3.2. Compilación de las líneas identificadas de CH ₃ OH.	27

RESUMEN

En este trabajo hemos llevado a cabo un estudio de líneas milimétricas con el Arreglo Submilimétrico (SMA) en cuatro bandas de frecuencia del flujo molecular químicamente activo en la región de formación estelar masiva conocida como DR21(OH). Para encontrar una diferenciación física/química entre la emisión de líneas presentes en los núcleos moleculares calientes y flujos moleculares, hemos hecho también un mapeo en el núcleo molecular caliente de DR21(OH) asociado con las fuentes milimétricas SMA 6 y 7. Encontramos que el núcleo molecular caliente muestra un espectro más rico en moléculas orgánicas complejas como el CH_3OCHO , mientras que en el flujo solo se encuentran moléculas más simples como el HC_3N y el CH_3OH . Utilizamos diagramas rotacionales para determinar parámetros físicos de estas fuentes y para el flujo molecular encontramos bajas temperaturas rotacionales y densidades columnares comparadas con el núcleo molecular caliente. Discutimos algunas posibilidades para explicar la ausencia de moléculas complejas dentro del flujo molecular.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Detección de moléculas en la Astronomía

Las moléculas astronómicas se han encontrado en diversos ambientes, desde objetos en nuestro Sistema Solar hasta fuentes distantes en el Universo temprano. Estas moléculas pueden proveer datos muy útiles para conocer las condiciones físicas de sus ambientes (como su temperatura y densidad) y los tiempos de vida de estas fuentes. La utilidad de las moléculas se deriva de su espectro y su química. La riqueza de un espectro con emisión molecular puede darnos información física del gas y polvo. El espectro rotacional y vibracional de alta resolución puede darnos información sobre la temperatura y densidad del gas. Esto a partir del análisis de la emisión de líneas moleculares por medio de técnicas observacionales tales como los diagramas rotacionales. Además, también puede obtenerse información sobre los movimientos del gas a gran escala como el colapso y la rotación de estructuras. Simulaciones o modelos químicos, en los que se calculan las abundancias basadas en las tasas de formación y destrucción de las moléculas por reacciones químicas, también nos permiten conocer las condiciones físicas, ya que la tasa de reacciones químicas depende de estas condiciones.

El estudio de moléculas interestelares nos ha permitido entender mejor el proceso de formación estelar en nuestra Galaxia, especialmente para estrellas de baja masa ($\leq 2 M_{\odot}$) y con luminosidades $\leq 10^2 L_{\odot}$ (van Dishoeck & Blake 1998). Estas estrellas se forman a partir de la fragmentación de nubes

1.1 Detección de moléculas en la Astronomía

moleculares gigantes (con tamaños del orden ≈ 10 -100 pársecs¹ y masas alrededor de $\approx 10^5 M_{\odot}$) en núcleos fríos y densos ($n_{\text{H}} \approx 2 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$, $T \approx 10 \text{ K}$) y del subsecuente colapso de los núcleos densos. Estos núcleos fríos colapsan isotérmicamente porque los átomos y moléculas liberan energía en forma de radiación mientras el colapso continúa (Bergin & Tafalla 2007). Una vez que se forma una condensación central de suficiente densidad ($n_{\text{H}} \approx 10^{5-7} \text{ cm}^{-3}$ y radio de $\approx 0.02 - 0.05 \text{ pc}$), el núcleo se vuelve opaco, calentándose mientras sigue colapsando y emitiendo radiación infrarroja. Este proceso da lugar a la formación de una protoestrella, la cual comienza a acretar material de su envoltura a través de un disco de acreción y también comienza a eyectar material en forma de flujos bipolares y chorros ionizados. El material eyectado puede acelerar al gas arrastrado a velocidades mucho mayores que el material que hay en la nube, excitando las moléculas contenidas en el gas y creando entonces un flujo molecular.

Para la formación de estrellas de alta masa ($\geq 8 M_{\odot}$), el paradigma de su formación y evolución es todavía un problema abierto, ya que la teoría de su formación aún no se encuentra bien desarrollada. Es probable que la fragmentación de las llamadas “nubes oscuras” infrarrojas en núcleos (objetos con temperatura mínima y densidad máxima dentro de las nubes) representan la fase de colapso inicial, aunque las fases consecutivas aún no se entienden muy bien. Los objetos estelares jóvenes de alta masa pueden verse dentro de nubes gigantes, donde están asociados a regiones ultra o hiper compactas, máseres, flujos y/o gas ambiente tibio a temperaturas promedio de 300 K, conocidos como núcleos moleculares calientes (HMCs por sus siglas en inglés). Estos núcleos calientes son típicamente tibios, de tamaños grandes (hasta 10^4 unidades astronómicas) y muestran frecuentemente una química orgánica muy diversa, ya que en estos objetos se han encontrado grandes abundancias de moléculas complejas que se han evaporado de los granos de polvo.

¹Un pársec (pc) equivale a $3.086 \times 10^{16} \text{ m}$.

1.2. Fuentes de moléculas complejas

Hasta el día de hoy, se han detectado alrededor de 180 especies moleculares interestelares², principalmente por su espectro de emisión rotacional con la ayuda de telescopios milimétricos en la Tierra y con otro tipo de telescopios en el espacio. Algunas otras moléculas (como el H_3^+) han sido detectadas en líneas de absorción mediante sus transiciones vibracionales que caen en el infrarrojo; para esto se utilizan como lámparas, estrellas de fondo u objetos estelares jóvenes. Otras moléculas han sido detectadas en el visible y por espectroscopía electrónica UV contra estrellas de fondo a través de materia interestelar difusa.

Aunque muchas de las moléculas detectadas son comunes en la Tierra, otras son exóticas para las condiciones terrestres normales. Estas moléculas exóticas pueden ser iones moleculares positivamente cargados (p.ej. HCO^+) y negativamente cargados (p.ej. C_4H^-); radicales, que son especies con electrones impares (p.ej. C_6H); y los isómeros, que son especies con los mismos constituyentes atómicos pero con diferentes estructuras (p.ej. HCN y HNC). Los isotopólogos o moléculas con isótopos inusuales como el deuterio, ^{13}C , ^{15}N , ^{17}O , ^{18}O y ^{34}S también han sido detectados.

La mayoría de las moléculas interestelares o circunestelares detectadas son orgánicas en su naturaleza, ya que muchas de éstas contienen carbono. Las moléculas complejas (aquellas que están formadas por 6 o más átomos) han sido detectadas en objetos dentro de nuestra Galaxia, como envolventes circunestelares alrededor de estrellas evolucionadas, núcleos interestelares fríos, núcleos moleculares calientes, flujos, entre otros objetos. En la Tabla 1.1 se muestran un total de 54 moléculas orgánicas en la fase gaseosa que han sido detectadas en estas fuentes. En este trabajo, estamos interesados, en particular, en las moléculas que se forman en los flujos moleculares y los núcleos moleculares calientes, ya que nuestra fuente de estudio contiene a estos dos tipos de objetos. En las siguientes secciones, se describen las características principales de cada uno de ellos.

²Una lista actualizada de estas moléculas puede encontrarse en <http://www.astro.uni.koeln.de/cdms/molecules>

1.2 Fuentes de moléculas complejas

Species	Name	Source	Species	Name	Source
Hydrocarbons			N-Containing		
C ₂ H ₄	Ethene	circ	CH ₃ CN	Acetonitrile	cc, hc, of
HC ₄ H	Butadiyne	circ	CH ₃ NC	Methylisocyanide	hc
H ₂ C ₄	Butatrienylidene	circ, cc, lc	CH ₂ CNH	Keteneimine	hc
C ₅ H	Pentadiynyl	circ, cc	HC ₃ NH ⁺	Prot. cyanoacetylene	cc
CH ₃ C ₂ H	Propyne	cc, lc	C ₅ N	Cyanobutadiynyl	circ, cc
C ₆ H	Hexatriynyl	circ, cc, lc	HC ₄ N	Cyanopropynylidene	circ
C ₆ H ⁻	Hexatriynyl ion	circ, cc, lc	CH ₃ NH ₂	Methylamine	hc, gc
H ₂ C ₆	Hexapentaenylidene	circ, cc, lc	C ₂ H ₃ CN	Vinylcyanide	cc, hc
HC ₆ H	Triacetylene	circ	HC ₅ N	Cyanodiacetylene	circ, cc
C ₇ H	Heptatriynyl	circ, cc	CH ₃ C ₃ N	Methylcyanoacetylene	cc
CH ₃ C ₄ H	Methyldiacetylene	cc	CH ₂ CCHCN	Cyanoallene	cc
CH ₃ CHCH ₂	Propylene	cc	NH ₂ CH ₂ CN	Aminoacetonitrile	hc
C ₈ H	Octatetraynyl	circ, cc	HC ₇ N	Cyanotriacetylene	circ, cc
C ₈ H ⁻	Octatetraynyl ion	circ, cc	C ₂ H ₃ CN	Propionitrile	hc
CH ₃ C ₆ H	Methyltriacetylene	cc	CH ₃ C ₅ N	Methylcyanodiacetylene	cc
C ₆ H ₆	Benzene	circ	HC ₉ N	Cyanotetraacetylene	circ, cc
O-Containing			C ₃ H ₇ CN	N-propyl cyanide	hc
CH ₃ OH	Methanol	cc, hc, gc, of	HC ₁₁ N	Cyanopentaacetylene	circ, cc
HC ₂ CHO	Propynal	hc, gc	S-Containing		
c-C ₃ H ₂ O	Cyclopropenone	gc	CH ₃ SH	Methyl mercaptan	hc
CH ₃ CHO	Acetaldehyde	cc, hc, gc	N,O-Containing		
C ₂ H ₃ OH	Vinyl alcohol	hc	NH ₂ CHO	Formamide	hc
c-CH ₂ OCH ₂	Ethylene oxide	hc, gc	CH ₃ CONH ₂	Acetamide	hc, gc
HCOOCH ₃	Methyl formate	hc, gc, of			
CH ₃ COOH	Acetic acid	hc, gc			
HOCH ₂ CHO	Glycolaldehyde	hc, gc			
C ₂ H ₃ CHO	Propenal	hc, gc			
C ₂ H ₅ OH	Ethanol	hc, of			
CH ₃ OCH ₃	Methyl ether	hc, gc			
CH ₃ COCH ₃	Acetone	hc			
HOCH ₂ CH ₂ OH	Ethylene glycol	hc, gc			
C ₂ H ₅ CHO	Propanal	hc, gc			
HCOOC ₂ H ₅	Ethyl formate	hc			

Figura 1.1 Moléculas orgánicas en la fase gaseosa detectadas en distintas fuentes. Las abreviaciones en la tabla indican el tipo de objeto en el que han sido observadas. Esto es, circ: envolvente circunestelar alrededor de una estrella evolucionada/nebulosa protoplanetaria; cc: núcleo frío en una nube; hc: núcleo molecular caliente (asociado a estrellas de baja y alta masa); lc: “lukewarm corino” (núcleo molecular asociado a estrellas de masa intermedia); gc: nube en el centro galáctico; of: flujo molecular. Tomado de Herbst & van Dishoeck (2009).

1.3. Flujos moleculares

La búsqueda sistemática de flujos moleculares alrededor de objetos estelares jóvenes, ha revelado que este es un fenómeno muy común. Se piensa que todas las estrellas, independientemente de su masa, pasan por una fase de pérdida de masa por flujos atómicos o moleculares durante su evolución temprana, indicando que los flujos son un ingrediente esencial en el proceso de formación estelar. Los flujos moleculares están formados básicamente por el material ambiente que ha sido barrido y puesto en movimiento por chorros y/o vientos de la protoestrella, aunque el origen de estos chorros o vientos aún no es bien entendido. Observaciones de protoestrellas Clase 0 indican que los chorros colimados son responsables de algunas propiedades observadas de los flujos moleculares (tales como su alta colimación en algunos casos o alta velocidad); sin embargo, los vientos también son importantes porque permiten describir las propiedades de flujos moleculares menos colimados, en objetos más evolucionados.

Los flujos moleculares también han sido relacionados con chorros estelares ópticos, ya que se observa que ambos coinciden en dirección y sentido. Se cree que estos últimos son el agente que impulsa a los flujos moleculares que se observan a gran escala, pero el momento y la potencia de la componente ionizada del chorro térmico por lo general no es suficiente para acelerar los flujos moleculares asociados.

Existen cuatro modelos teóricos propuestos para explicar la morfología de los flujos observados; estos son: (1) flujos turbulentos impulsados por chorros (2), choques de proa o “bow shocks” impulsados por chorros, (3) flujos impulsados por vientos y (4) modelos de circulación. Cada uno de estos modelos se describe muy brevemente a continuación.

Flujos turbulentos impulsados por chorros térmicos: en este modelo, el chorro estelar arrastra el material molecular ambiente de la nube. Mientras el chorro se propaga, se postula que inestabilidades propias de un fluido, como la inestabilidad de Kelvin-Helmholtz, dan lugar al arrastre y aceleración del material ambiente a lo largo de las paredes del chorro (Cantó & Raga 1991; Raga et al. 1993; Stahler 1994; Lizano & Giovanardi 1995; Cantó et al. 2003).

Flujos impulsados por chorros y choques de proa: para este modelo, un chorro altamente colimado se propaga en el material ambiente, produciendo una cáscara delgada alrededor del chorro (Raga & Cabrit 1993; Masson & Chernin 1993). Conforme el chorro se impacta con el material ambiente, éste impulsa un choque de proa que barre el material molecular ambiente. Este choque de proa será menos colimado que el mismo chorro y se identifica como el flujo molecular.

Flujos impulsados por vientos: en este modelo, un viento radial de ángulo abierto impulsa el material ambiente estratificado, formando una cáscara delgada barrida que puede identificarse como la cáscara del flujo (Shu et al. 1991; Li & Shu 1996; Matzner & McKee 1999). Esta clase de modelos es particularmente atractiva, ya que describe la morfología de flujos más evolucionados de gran extensión y poca colimación.

Modelo de circulación: En este modelo, el flujo molecular no es impulsado ni por vientos ni por chorros, sino que se forma cuando el material que está cayendo de la envoltura a la protoestrella es desviado hacia un toro central de alta presión magneto hidrodinámica por medio de un patrón de circulación cuadripolar alrededor de la protoestrella, provocando que el material sea acelerado a velocidades mayores a la de escape por calentamiento local (Fiege & Henriksen 1996a,b). Los modelos de circulación pueden proveer una forma de inyectar masa agregada a los flujos de estrellas tipo O donde parece poco probable que sólo el arrastre directo proporcione toda la masa observada (Churchwell 1999).

Cada uno de los modelos mencionados anteriormente tienen sus propias ventajas y desventajas. Por ejemplo, los modelos de flujos impulsados por chorros tienen la ventaja de reproducir la morfología de muchos flujos colimados que han sido observados y reproducen la “ley de Hubble” en los diagramas posición-velocidad de estos flujos (ver Figura 1.2). Sin embargo, no es claro si estos flujos impulsados por chorros pueden ser tan poco colimados como otros que han sido observados (esto podría ser resuelto probablemente si se invoca la precesión del chorro.) Por otro lado, los modelos que hacen

Introducción

uso de vientos tienen la ventaja de reproducir la morfología de muchos flujos observados con ángulos de apertura grandes, aunque tienen el problema de no poder reproducir características discretas tipo choque de proa en el gas molecular arrastrado como se ha visto en mapas de flujos de CO con alta resolución. Es deseable que estos modelos reproduzcan las propiedades que se observan de los flujos moleculares como su morfología, colimación, perfiles de línea, etcétera. Sin embargo, aún no es claro cuál de estos modelos es más apropiado para explicar las características observadas en los flujos, por lo que aún es un campo de investigación abierto. En la Figura 1.2 se muestra un esquema con las propiedades predichas de los flujos moleculares producidos por los diferentes modelos mencionados anteriormente.

1.3.1. La química de los flujos moleculares

La propagación de flujos supersónicos a través del medio circundante alrededor de las estrellas, ocurre por medio de ondas de choque que calientan y comprimen el gas, disparando diferentes procesos microscópicos tales como la disociación molecular, reacciones químicas endotérmicas, sublimación de mantos de hielo en granos de polvo y el rompimiento de los granos. Los flujos pueden entonces contribuir al enriquecimiento químico de la vecindad de estrellas jóvenes.

Se han detectado moléculas como el metanol (CH_3OH) en flujos asociados a objetos estelares jóvenes de baja masa. Se cree que esta especie se evapora directamente de mantos de hielo en granos de polvo. Otras especies simples como el HCO^+ , SO y SO_2 (observadas de igual forma en los flujos) también podrían producirse en la fase gaseosa. Arce et al. (2008) reportó la detección de moléculas orgánicas complejas como el HCOOCH_3 , CH_3CN y $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$ en el flujo protoestelar joven L 1157. Dado que la escala de tiempo del flujo es muy corta ($< 2 \times 10^3$ años) como para permitir la formación de estas moléculas en la fase gaseosa (se requieren tiempos del orden de 10^5 años para su formación), se concluye que estas especies son eyectadas directamente de los mantos de hielo. Las abundancias relativas de esas moléculas respecto al metanol son similares a las medidas en núcleos moleculares calientes y en nubes moleculares cerca del Centro Galáctico, lo que sugiere que la composición de los mantos de hielo en granos de polvo son muy similares en diferentes regiones de la Galaxia (Arce et al. 2008).

1.3 Flujos moleculares

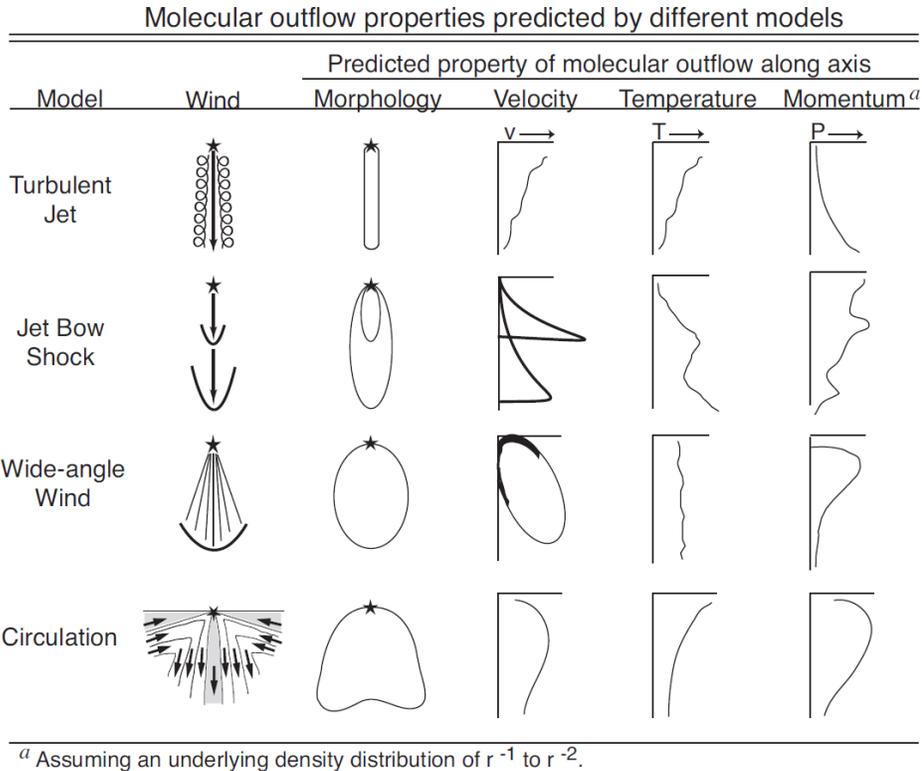


Figura 1.2 Propiedades observables predichas de los flujos moleculares por los modelos teóricos propuestos. En el modelo de los flujos turbulentos (Turbulent jet) el momento y la velocidad decrecen con la distancia a la fuente impulsora. El perfil del momento observado es el esperado para una distribución de densidad de r^{-1} a r^{-2} (esta suposición aplica para todos los modelos). Para el modelo de chorros y choques de proa (Jet Bow Shock), una variación episódica en la velocidad del chorro produce un choque de proa que impulsa una cáscara interna, además del choque proa térmico. Esta variación episódica también puede darse en otros modelos de vientos, pero en esta figura estos efectos solo se muestran para este modelo de chorros y choques de proa. En el modelo de vientos (Wide-angle Wind) la velocidad se incrementa con la distancia a la fuente mostrando una estructura inclinada (como una parábola en el diagrama posición-velocidad), mientras que el perfil de temperatura permanece constante. Tomado de Arce et al. (2006).

1.4. Núcleos moleculares calientes

Los núcleos moleculares calientes son objetos asociados a etapas muy tempranas de estrellas o protoestrellas masivas. Estos son núcleos compactos (< 0.1 pc), densos ($\sim 10^5 - 10^8$ cm $^{-2}$) y masivos ($\sim 10 - 1000$ M $_{\odot}$). Además, pueden tener luminosidades mayores a 10^3 L $_{\odot}$ y temperaturas cinéticas mayores a 100 K. Estos objetos corresponden a picos de densidad dentro de nubes moleculares extendidas y se piensa que son los precursores de las regiones HII ultracompactas.

1.4.1. Formación de moléculas en núcleos calientes

Los núcleos moleculares calientes muestran una gran riqueza química de especies moleculares. Esto puede deberse a la sublimación de los mantos de hielo por el calentamiento por una o varias fuentes centrales. De acuerdo a Herbst & van Dishoeck (2009), el escenario general para la formación de moléculas en estos núcleos calientes está basado en 3 etapas básicamente: (1) etapa de fase fría, (2) etapa de fase tibia y (3) etapa de fase caliente. Estas fases se describen a continuación:

(1) Etapa de fase fría. Ocurre cuando los núcleos masivos comienzan con un colapso isotérmico y especies como el CO y el C $_2$ H $_2$ son absorbidos en la superficie de granos de polvo formando mantos de hielo. Reacciones químicas en la superficie de estos granos generan las primeras moléculas complejas tales como el metanol, agua o formaldehído.

(2) Etapa de fase tibia. En esta etapa el núcleo desarrolla grandes tasas de acreción con el encendido de los primeros objetos protoestelares, lo que aumenta su temperatura a ~ 100 K. Las primeras moléculas se comienzan a calentar entonces y las reacciones entre radicales permiten la formación de nuevas moléculas como el metilformato (CH $_3$ OCHO), el dimetil formato (CH $_3$ OCH $_3$) y el ácido fórmico (HCOOH) (Garrod & Herbst 2006).

(3) Etapa de fase caliente. El aumento de temperatura hasta > 200 K tiene como resultado la sublimación de los mantos de hielo, llevándose a cabo reacciones químicas en la fase gaseosa. De acuerdo con los modelos de evolución química, pueden tenerse moléculas cuyas abundancias se incrementan o disminuyen de manera rápida con la edad de los núcleos moleculares.

Capítulo 2

Observaciones con el Arreglo Submilimétrico

2.1. Flujos moleculares en DR21(OH)

La región DR21(OH) (también conocida como W75 S) es una región prominente de formación de estrellas de alta masa localizada 3' al norte del grupo de regiones HII conocido como DR21 (ver Figura 2.1), dentro del complejo de nubes moleculares llamados Cygnus X (Downes & Rinehart 1966; Motte et al. 2007; Jakob et al. 2007; Reipurth & Schneider 2008). Esta región tiene una masa del orden de $3 \times 10^3 M_{\odot}$ y una luminosidad bolométrica de $3 \times 10^4 L_{\odot}$. DR21(OH) se encuentra embebida en una cresta filamentaria masiva de 4 pc de largo que se extiende en la dirección norte-sur (Harvey et al. 1986; Vallée & Fiege 2006; Schneider et al. 2010; Csengeri et al. 2011; Hennemann et al. 2012). La distancia a DR21(OH) ha sido determinada muy precisamente por medio de paralaje trigonométrico de sus máseres de metanol asociados y tiene un valor de 1.50 ± 0.08 kpc (Rygl et al. 2012). Esta región ha sido estudiada extensivamente en longitudes de onda infrarroja y de radio (Davis et al. 2007; Araya et al. 2009; Zapata et al. 2012; Girart et al. 2013). En las Figuras 2.2 y 2.3 se muestra a DR21(OH) en diferentes longitudes de onda.

DR21(OH) contiene dos núcleos moleculares compactos y masivos, MM1 y MM2, separados alrededor de $8''$ en dirección noreste-suroeste. La masa total de MM1 y MM2 es de 350 y 370 M_{\odot} y tienen temperaturas de ~ 50 y ~ 30 K, respectivamente (Mangum et al. 1991, 1992).

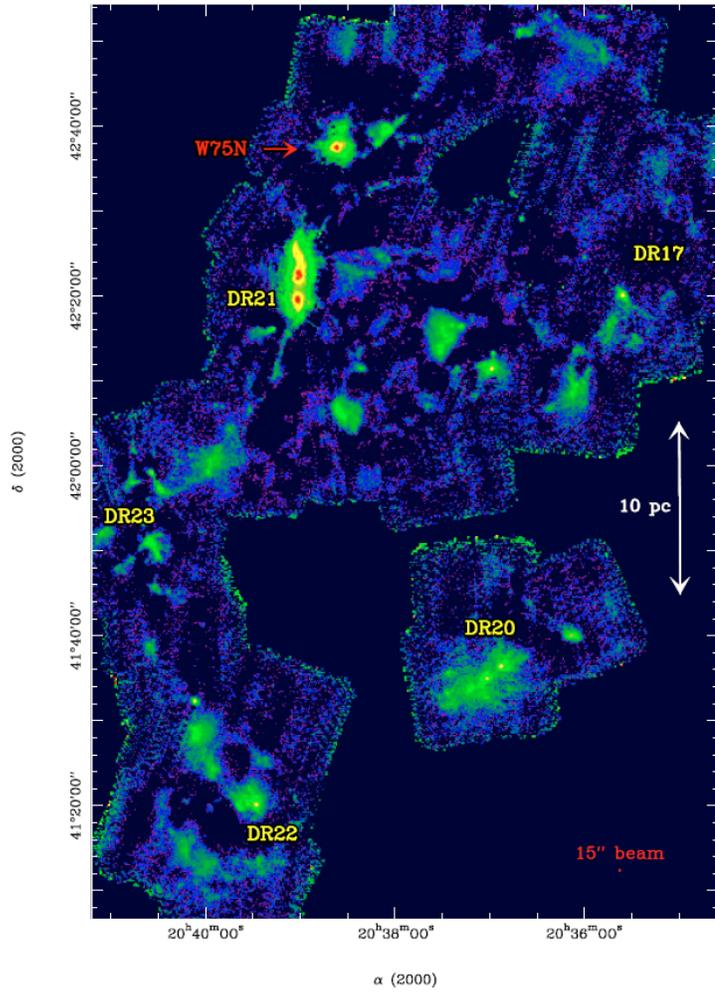


Figura 2.1 Imagen del continuo a 1.2 mm del complejo de nubes moleculares Cygnus X obtenida con el telescopio IRAM de 30 m. Tomado de Motte et al. (2007).

De estudios de radio continuo, MM1 muestra emisión mucho más intensa que MM2 a longitudes de onda milimétricas sugiriendo que es más evolucionado. A partir de observaciones interferométricas de emisión de continuo a 1.4 mm de DR21(OH) se han resuelto las fuentes MM1 y MM2 en nueve fuentes compactas con masas en un rango de 4 – 25 M_{\odot} . Cinco de las fuentes compactas están asociadas con MM1 (SMA 5-9) y cuatro con MM2

2.1 Flujos moleculares en DR21(OH)

(SMA 1-4). Estas fuentes son probablemente envolventes de polvo alrededor de protoestrellas de alta masa. Dos de las fuentes compactas asociadas con MM1 (SMA 6 y SMA 7) muestran características espectrales consistentes con núcleos moleculares calientes (Minh et al. 2011; Zapata et al. 2012).

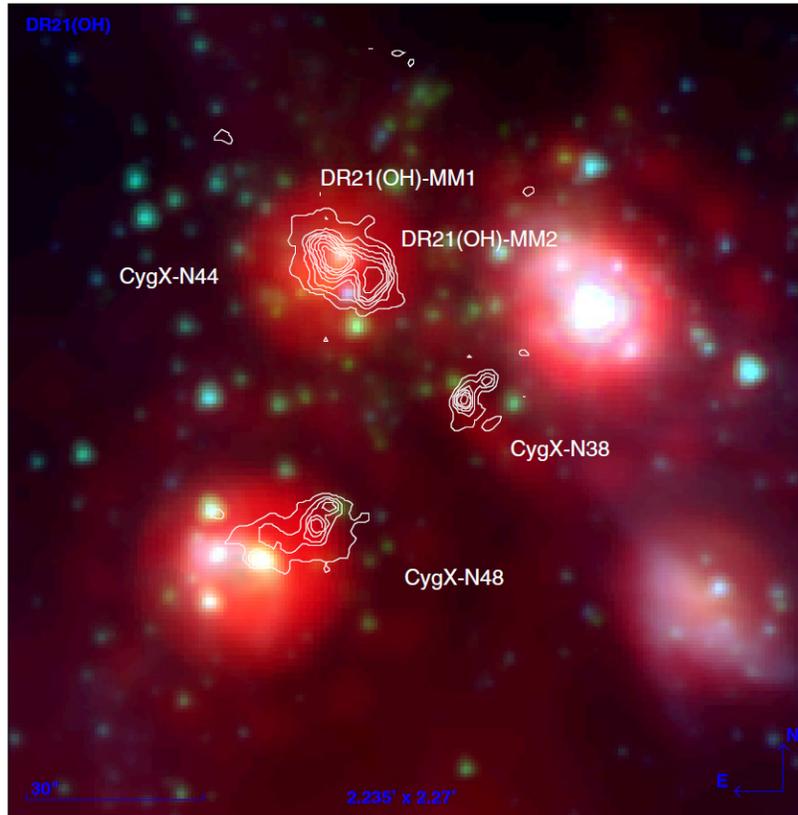


Figura 2.2 Imagen compuesta de Spitzer a $3.6 \mu\text{m}$, $4.5 \mu\text{m}$ y $24 \mu\text{m}$. Los contornos muestran emisión de continuo a 3 mm obtenida con el interferómetro del Plateau de Bure. Tomado de Csengeri et al. (2011).

Se han reportado varios flujos moleculares densos emanando de los núcleos MM1 y MM2 trazados por moléculas como el CO, SiO, H₂O, H₂CO, H₂CS y CH₃OH (Lai et al. 2003; Minh et al. 2011; Zapata et al. 2012; Girart et al. 2013).

Observaciones con el Arreglo Submilimétrico

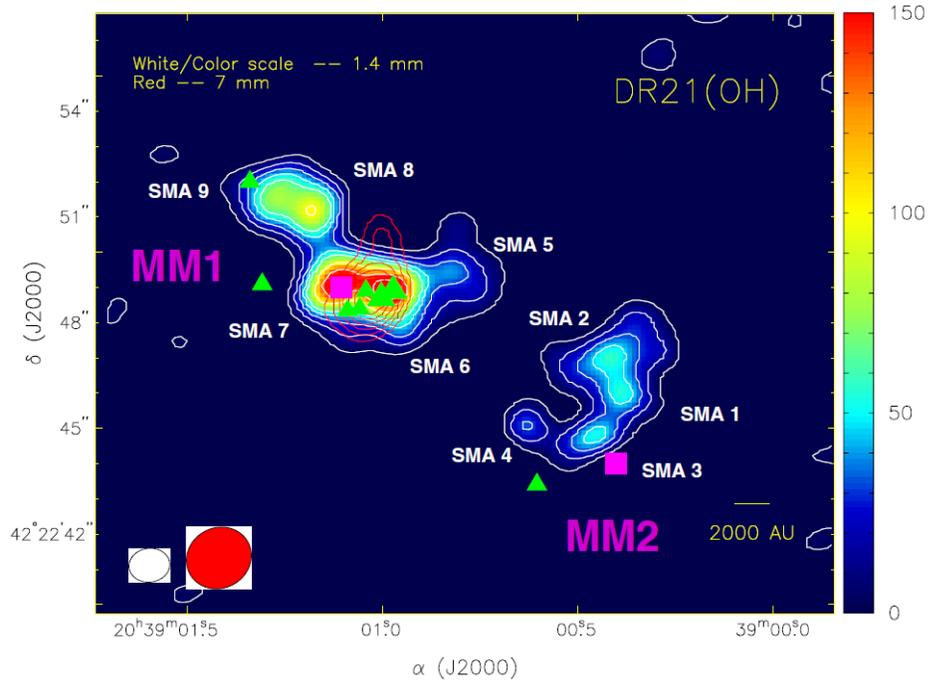


Figura 2.3 Imagen del continuo a 1.4 mm (contornos blancos) de la región DR21(OH) sobrepuesta con la emisión de continuo a 7 mm (contornos rojos) de Zapata et al. (2009). Los triángulos verdes marcan la posición de las radio fuentes reportadas por Araya et al. (2009). Los cuadrados morados representan las posiciones de los núcleos compactos (con tamaños angulares del orden de $10''$) reportados por Mangum et al. (1991). Tomado de Zapata et al. (2012).

En particular, se ha reportado la detección de un flujo bipolar colimado (con un ángulo de apertura del orden de 40°) de metanol en la dirección este-oeste, impulsado por la fuente SMA 4 (Plambeck & Menten 1990; Kogan & Slysh 1998; Kurtz et al. 2004; Araya et al. 2009; Fish et al. 2009; Zapata et al. 2012). También se han detectado máseres de CH_3OH que trazan este flujo (ver Figura 2.4). La velocidad radial LSR de este flujo es cercana a la velocidad de la nube molecular ambiente (10 a -5 km s^{-1}).

2.1 Flujos moleculares en DR21(OH)

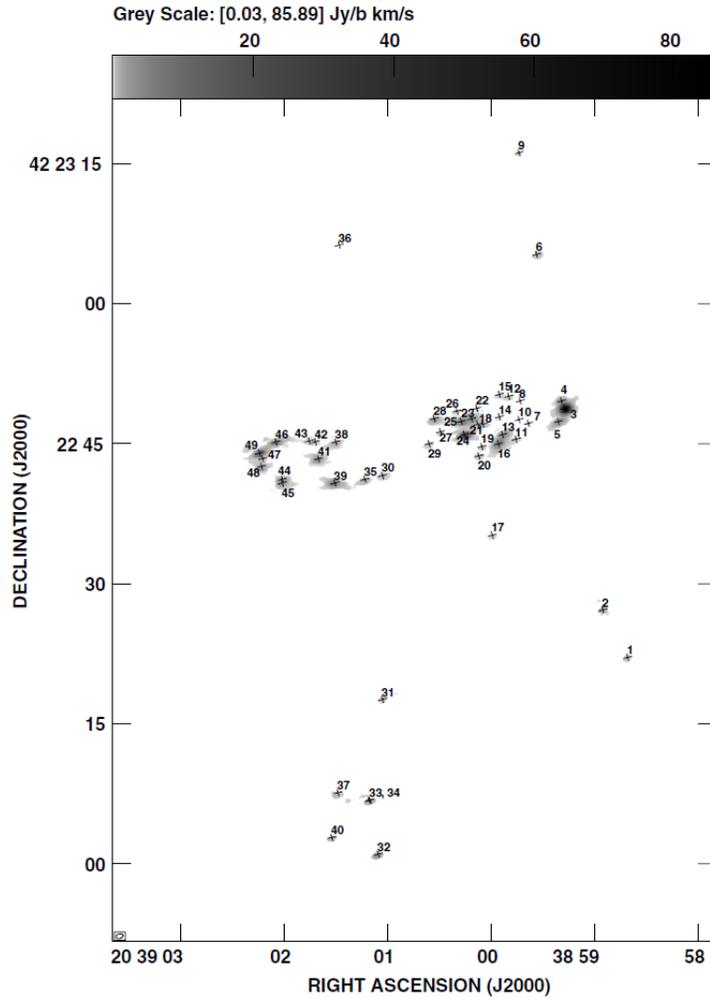


Figura 2.4 Mapa de la intensidad integrada (momento 0) de los máseres de CH_3OH a 44 GHz en DR21(OH). Los números marcan las posiciones de los máseres. Tomado de Araya et al. (2009).

Como se mencionó en el Capítulo 1, se piensa que los flujos moleculares enriquecen químicamente los alrededores de los objetos estelares jóvenes por medio de choques, que pueden destruir y/o liberar moléculas complejas que se encuentran atrapadas en los granos a la fase gaseosa. Este proceso se lleva a cabo por el calentamiento y la compresión del medio interestelar (Garay et

al. 1998; Bachiller et al. 2001; Arce & Sargent 2006; Jorgensen et al. 2007; Arce et al. 2008). Con esto en mente, hemos llevado a cabo una búsqueda de líneas moleculares hacia el flujo máser de CH₃OH en DR21(OH) utilizando observaciones con el Arreglo Submilimétrico (SMA¹) que se encuentra en Hawái de este flujo químicamente activo, con el objetivo de encontrar nuevas y más complejas moléculas presentes en el flujo.

2.2. Observaciones y reducción de datos

Las observaciones fueron realizadas con el Arreglo Submilimétrico (Ho et al. 2004) el 23 de mayo a una frecuencia $\nu \sim 217/227$ GHz y el 21 de agosto de 2006 a $\nu \sim 337/347$ GHz en la configuración compacta y extendida, respectivamente. El tiempo de observación total con el SMA a 217/227 GHz fue de 2.22 horas y para la banda de 337/347 GHz fue de 1.38 horas. El centro de apuntado para ambos juegos de datos fue $\alpha_{J2000} = 20^{\text{h}}39^{\text{m}}01^{\text{s}}.0$ y $\delta_{J2000} = 42^{\circ}22'48''.0$. El haz primario (Full Width at Half Maximum, FWHM) fue de $55''$ y $36''$ a 230 y 345 GHz, respectivamente. La emisión molecular proveniente del flujo a esas longitudes de onda (sub)milimétricas cae dentro del haz primario. En las Figuras 2.5 y 2.6 se muestran los mapas de las visibilidades tomadas con la configuración extendida y compacta del SMA, respectivamente.

El correlador digital del SMA se configuró para cubrir 4 GHz de ancho de banda con 2 GHz en la banda superior (Upper Sideband, USB) y 2 GHz en la banda inferior (Lower Sideband, LSB). Cada banda de 2 GHz fue cubierta por 24 ventanas espectrales con un ancho de 104 MHz cada una y divididas por 128 canales de resolución. Esta configuración del correlador provee una resolución espectral de 0.8125 MHz (i.e. ~ 0.7 km s⁻¹ a 345 GHz y ~ 1 km s⁻¹ a 230 GHz). Se utilizaron receptores heterodinos SIS y las temperaturas del sistema variaron entre 120 y 240 K para las diferentes antenas a ambas frecuencias.

La opacidad en el cenit ($\tau_{230\text{GHz}}$) medida con el radiómetro del NRAO (National Radio Astronomy Observatory) localizado en el Observatorio Sub-

¹El Arreglo Submilimétrico es un proyecto conjunto entre el Observatorio Astrofísico Smithsoniano y el Instituto de Astronomía y Astrofísica de la Academia Sinica, y fue fundado por el Instituto Smithsoniano y la Academia Sinica.

2.2 Observaciones y reducción de datos

milimétrico de Caltech fue de 0.1 a 0.25 a ambas frecuencias, indicando excelentes condiciones del clima durante las observaciones. Para las observaciones milimétricas, se utilizaron Urano y Calisto para definir la escala absoluta para el calibrador de densidad de flujo. Los calibradores de ganancia fueron el cuásar BL Lac y la fuente MWC349. La calibración de pasabanda fue hecha usando el cuásar 3C454.3. La incertidumbre en la escala de flujo es del orden de 15%–20%, basada en el monitoreo de cuásares del SMA.

La calibración inicial de los datos y la reducción fue hecha con el paquete basado en IDL, MIR². Los espectros y los mapas de las líneas moleculares fueron realizados con MIRIAD (Multichannel Image Reconstruction, Image Analysis and Display); por otro lado, el análisis de las imágenes fue hecho con KARMA. Para las observaciones a 230 GHz, el haz sintetizado fue de $1''.3 \times 1''.0$ (P.A. = -74°) y a 345 GHz fue de $2''.75 \times 1''.96$ (P.A. = -66.65°). El ruido r.m.s. resultante de las imágenes fue de alrededor de 20 mJy haz^{-1} para cada canal de velocidad a 230 GHz y de 50 mJy haz^{-1} a 345 GHz.

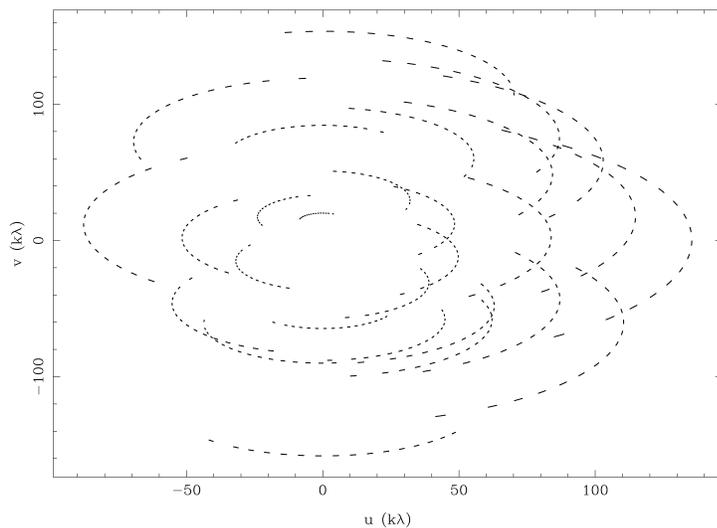


Figura 2.5 Cobertura del plano uv de las observaciones a 227 GHz tomadas con la configuración extendida del Arreglo Submilimétrico.

²<http://cfa-www.harvard.edu/~cqi/mircook.html>

Observaciones con el Arreglo Submilimétrico

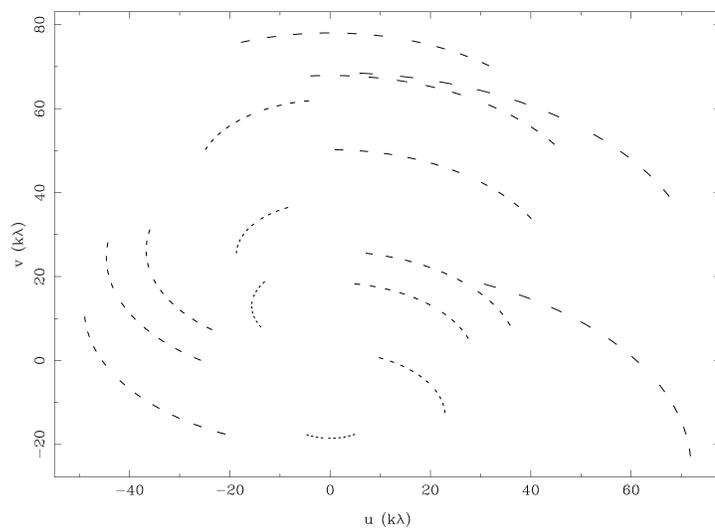


Figura 2.6 Cobertura del plano uv de las observaciones a 347 GHz tomadas con la configuración compacta del Arreglo Submilimétrico.

Capítulo 3

Resultados y discusión

3.1. Detección de líneas milimétricas

En la Figura 3.1 presentamos un mapa de la intensidad integrada (momento 0) de la emisión de CH_3OH [4(2,2) – 3(1,2)–E] hacia el flujo y el núcleo molecular caliente en DR21(OH). En contornos negros se muestra la emisión de continuo a 1.4 mm. Los cuadrados rojos indican la posición en donde se hicieron los espectros, que corresponde a la posición del pixel más brillante de la emisión de la molécula de metanol. Para el flujo la posición fue $\alpha_{J2000} = 20^{\text{h}}39^{\text{m}}1^{\text{s}}.06$, $\delta_{J2000} = 42^{\circ}22'49''.1$ y para el núcleo molecular caliente $\alpha_{J2000} = 20^{\text{h}}39^{\text{m}}0^{\text{s}}.35$, $\delta_{J2000} = 42^{\circ}22'4''.0$.

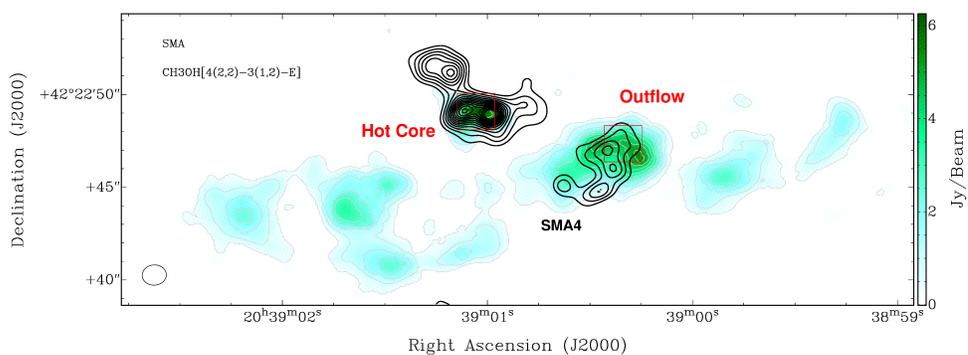


Figura 3.1 Mapa de intensidad integrada (momento 0) de la emisión CH_3OH [4(2,2) – 3(1,2)–E] de DR21(OH).

Resultados y discusión

En la Figura 3.2 se muestra un ejemplo de la emisión de otras moléculas como el HC_3N , H_2CS y el H^{13}CO^+ a lo largo del flujo.

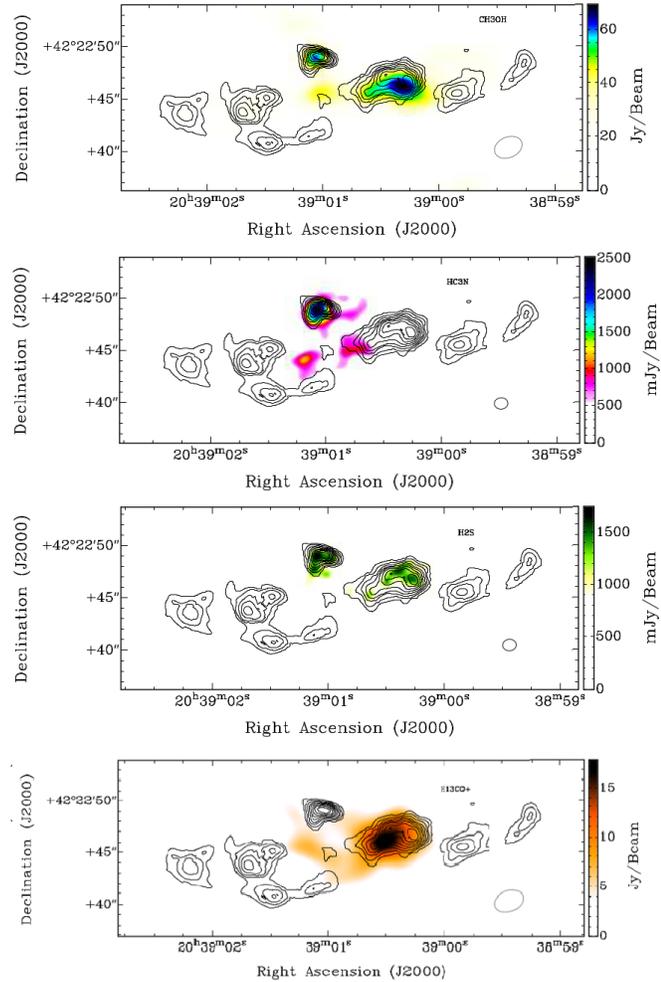


Figura 3.2 Mapas en colores de la intensidad integrada de la emisión de CH_3OH [7(0,7)–6(0,6)], HC_3N [$J=24-23$], H_2S [2(2,0)–2(1,1)] y H^{13}CO^+ [$J=24-23$] de DR21(OH) sobrepuesta con la emisión en continuo de CH_3OH a 218 GHz de Zapata et al. (2009). La barra con escala en colores a la derecha de cada mapa indica la intensidad de la emisión en mJy haz^{-1} para cada molécula. Tomado de Hernández-Gómez et al. (2014) (en preparación).

3.1 Detección de líneas milimétricas

Presentamos los espectros obtenidos con KARMA para el flujo y el núcleo molecular caliente en las Figuras 3.3 y 3.4 a 217/227 y 337/347 GHz, respectivamente. Cada uno de los espectros pueden verse individualmente y con mayor detalle en el apéndice A. Se identificaron las líneas correspondientes a las transiciones de varias especies encontradas en los espectros con la ayuda de la Base de Datos para Espectroscopía Astronómica “Splatalogue¹” usando los catálogos SLAIM, JPL, CDMS y LOVAS. En todos los espectros se detectaron líneas moleculares, excepto en el flujo a 227 GHz.

Para cada una de estas líneas detectadas, reportamos los siguientes parámetros: a) frecuencia en GHz, b) fórmula de la molécula, c) transición, d) energía E_u , e) la fuente en donde se encontró (flujo o núcleo molecular caliente) y f) indicamos si ya ha sido reportada previamente en la literatura. Hemos dividido nuestros resultados en dos tablas. La Tabla 3.1 muestra los parámetros de todas las especies encontradas (excepto por CH₃OH) tanto en el flujo como en el núcleo molecular caliente. En la Tabla 3.2 mostramos los parámetros para las transiciones de la molécula de CH₃OH, que es la que cuenta con la mayor cantidad de líneas.

Se encontró un total de 86 transiciones moleculares, de las cuales 40 pertenecen la molécula de CH₃OH. De estas 40 líneas, 17 no se habían reportado con anterioridad. Además, 12 de estas líneas de metanol, se encontraron en el flujo molecular. En el caso de las 46 líneas correspondientes a otras especies, 19 no se habían reportado. En este caso 7 transiciones corresponden al flujo molecular y el resto a los núcleos moleculares calientes. Se detectaron moléculas tales como H₂CO, HC₃N, H₂CS, SO₂, H¹³CO⁺ y CH₃OH en el flujo. Como puede notarse, ninguna de estas moléculas es muy compleja. Las líneas muestran diferencias morfológicas entre sí, probablemente por sus condiciones de excitación. También reportamos la detección de otras moléculas más complejas en el núcleo molecular caliente tales como el CH₃OCHO, H₂CCHOH y el HCCCHO. De acuerdo los modelos químicos, se espera que en los núcleos calientes haya una mayor abundancia de moléculas complejas (que se forman principalmente en la fase gaseosa). Sin embargo, también se han encontrado moléculas complejas en flujos (p.ej. Arce et al. 2008). En la sección 3.3 discutimos algunas posibilidades para explicar la ausencia de moléculas complejas en este flujo de DR21(OH).

¹<http://www.splatalogue.net>

Resultados y discusión

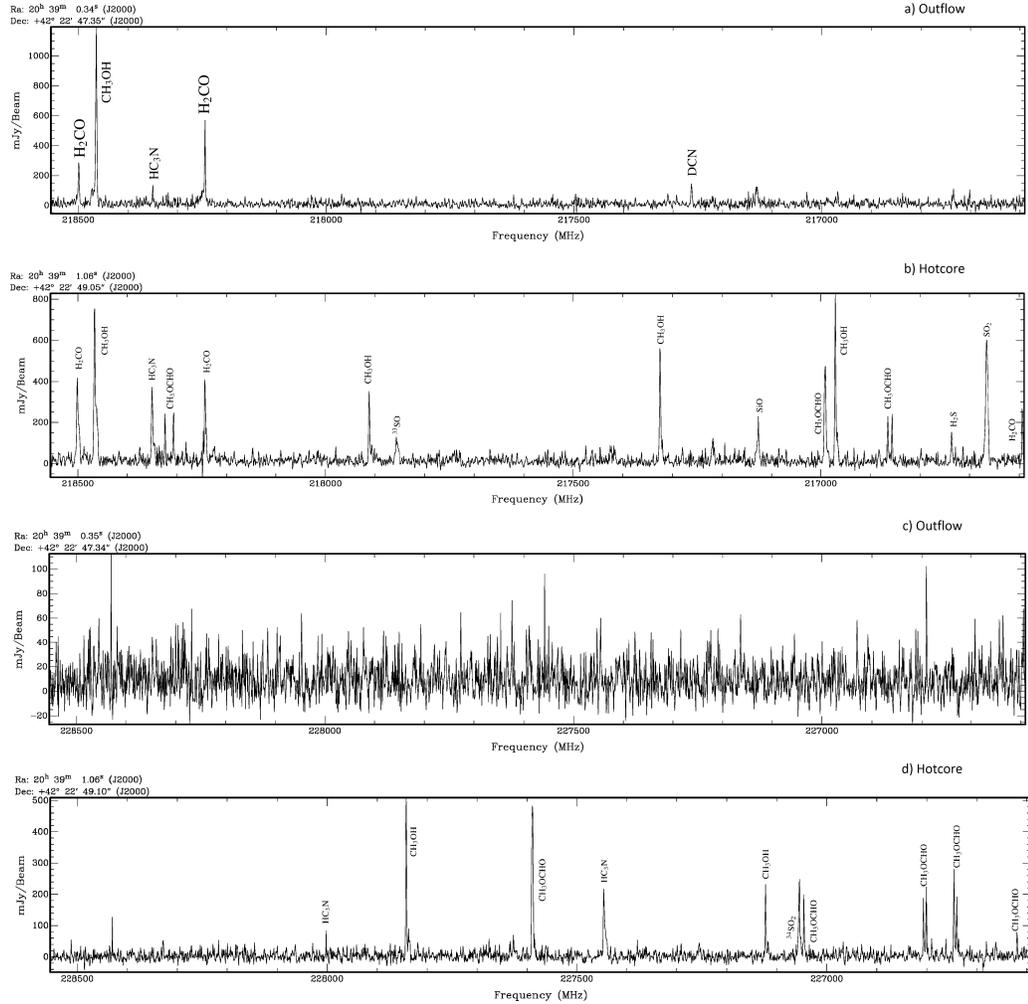


Figura 3.3 Espectro del flujo y el núcleo molecular caliente a 217–227 GHz. Las figuras a) y b) corresponden a la banda LSB (217 GHz), mientras que las figuras c) y d) corresponden a la banda USB (227 GHz). Se identificaron un total de 22 líneas en la banda LSB y 12 en la banda USB (ver Tabla 3.1). No se detectó emisión de líneas en el flujo a 227 GHz (las tres líneas que aparecen en el espectro a esta frecuencia corresponden a picos o “spikes” generados artificialmente).

3.1 Detección de líneas milimétricas

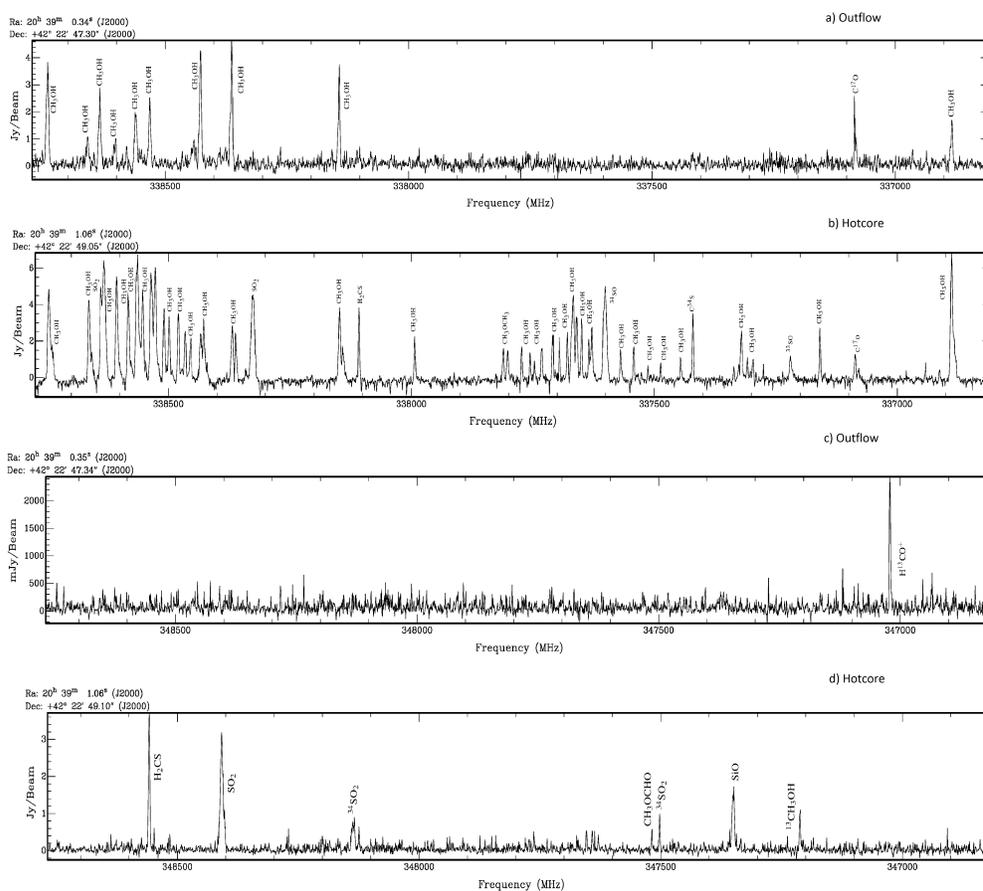


Figura 3.4 Espectro del flujo y núcleo molecular caliente a 337–347 GHz. El orden de las figuras es similar a la Figura 3.3. Se encontró una gran cantidad de líneas correspondientes al metanol dentro del núcleo molecular caliente en la banda LSB (ver tabla 3.1).

Resultados y discusión

Tabla 3.1. Compilación de las líneas identificadas en el flujo y el núcleo molecular caliente.

Frecuencia (GHz)	Molécula	Transición	E_u (K)	Fuente	¿Reportada?
216.5687	H ₂ CO	9 _{1,8} – 9 _{1,9}	173.99	H	Y ^(a)
216.6433	SO ₂	22 _{2,20} – 22 _{1,21}	248.44	H	Y ^(a)
216.7104	H ₂ S	2 _{2,0} – 2 _{1,1}	83.98	H	Y ^(a)
216.8302	CH ₃ OCHO	18 _{2,16} – 17 _{2,15}	105.68	H	N
216.8389	CH ₃ OCHO	18 _{2,16} – 17 _{2,15}	105.67	H	N
216.9648	CH ₃ OCHO	20 _{1,20} – 19 _{1,19}	111.50	H	Y ^(a)
217.1050	SiO	5 – 4	31.26	H	Y ^(a,b)
217.2383	DCN	3 – 2	20.85	O	N
217.8326	³³ SO	6 ₅ – 5 ₄	34.68	H	N
218.2222	H ₂ CO	3 _{0,3} – 2 _{0,2}	20.96	H,O	Y ^(a,b)
218.2808	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13}	99.73	H	N
218.2979	CH ₃ OCHO	17 _{3,14} – 16 _{3,13}	99.72	H	N
218.3247	HC ₃ N	24 – 23	130.98	H,O	Y ^(a)
218.4756	H ₂ CO	3 _{2,2} – 2 _{2,1}	68.09	H,O	Y ^(a,b)
226.5935	CH ₃ COOH	14 _{12,3} – 13 _{12,2}	104.27	H	N
226.7130	CH ₃ OCHO	20 _{2,19} – 19 _{2,18}	120.22	H	N
226.7187	CH ₃ OCHO	20 _{2,19} – 19 _{2,18}	120.21	H	Y ^(a)
226.7788	CH ₃ OCHO	20 _{1,19} – 19 _{1,18}	120.20	H	N
226.7732	CH ₃ OCHO	20 _{1,19} – 19 _{1,18}	120.22	H	N
227.0211	CH ₃ OCHO	25 _{9,17} – 25 _{8,18}	246.21	H	N
227.0319	³⁴ SO ₂	12 _{3,9} – 12 _{2,10}	93.22	H	Y ^(a)
227.4189	HC ₃ N	25 – 24	141.90	H	Y ^(a)
227.5628	CH ₃ OCHO	21 _{0,21} – 20 _{0,20}	122.40	H	Y ^(a)
227.9771	HC ₃ N	25 – 24	462.23	H	N
336.9182	CH ₃ OCHO	26 _{6,20} – 25 _{6,19}	235.47	H	Y ^(a)
337.0611	C ¹⁷ O	3 – 2	32.35	H,O	N
337.1994	³³ SO	7 ₈ – 6 ₇	80.54	H	Y ^(a)
337.2750	H ₂ CCHOH	23 _{3,21} – 23 _{2,22}	280.84	H	N
337.2855	HCCCHO	35 _{3,33} – 35 _{2,34}	309.56	H	N
337.3965	C ³⁴ S	7 – 6	50.23	H	Y ^(a)

3.1 Detección de líneas milimétricas

Table 3.1 (continuación)

Frecuencia (GHz)	Molécula	Transición	E_u (K)	Fuente	¿Reportada?
337.4210	CH ₃ OCH ₃	21 _{2,19} – 20 _{3,18}	220.14	H	Y ^(a)
337.5802	³⁴ SO	8 ₈ – 7 ₇	86.06781	H	Y ^(a)
337.7224	CH ₃ OCH ₃	7 _{4,4} – 6 _{3,3}	47.98	H	Y ^(a)
337.7319	CH ₃ OCH ₃	7 _{4,3} – 6 _{3,3}	47.98	H	Y ^(a)
337.7780	CH ₃ OCH ₃	7 _{4,4} – 6 _{3,4}	47.98	H	N
337.7854	HCOOH	15 _{5,11} – 14 _{5,10}	209.05	H	Y ^(a)
338.0832	H ₂ CS	10 _{1,10} – 9 _{1,9}	102.43	H,O	Y ^(c)
338.3060	SO ₂	18 _{4,14} – 18 _{3,15}	196.80	H	Y ^(a)
338.6118	SO ₂	20 _{1,19} – 19 _{2,18}	198.88	H,O	N
346.9984	H ¹³ CO ⁺	4 – 3	41.63	H	Y ^(d)
347.3308	SiO	8 – 7	75.02	H	Y ^(a)
347.4830	³⁴ SO ₂	28 _{2,26} – 28 _{1,27}	391.22	H	N
347.4940	CH ₃ OCHO	27 _{5,22} – 26 _{5,21}	247.26	H	N
348.1175	³⁴ SO ₂	19 _{4,16} – 19 _{3,17}	212.91	H	Y ^(a)
348.3878	SO ₂	24 _{2,22} – 23 _{3,21}	292.74	H	Y ^(a)
348.5342	H ₂ CS	10 _{1,9} – 9 _{1,8}	105.19	H	Y ^(c)

Note. — La columna etiquetada como “Fuente” indica si la molécula está presente en el núcleo molecular (H), el flujo (O) o ambas fuentes, mientras que la columna con la etiqueta “¿Reportada?” indica si la transición de la molécula ha sido reportada en la literatura (Y) o no (N). ^(a) Reportada por Minh et al. (2012). ^(b) Reportada por Zapata et al. (2012). ^(c) Reportada por Minh et al. (2011). ^(d) Reportada por Girart et al. (2013). Los valores de la energía para el nivel superior E_u y los parámetros de cada una de las transiciones fueron obtenidas con la Base de datos para Espectroscopía Astronómica “Splatalogue”.

Resultados y discusión

Tabla 3.2. Compilación de las líneas identificadas de CH₃OH.

Frecuencia (GHz)	Transición	E_u (k)	μ^2S	Fuente	¿Reportada?
216.9456	5 _{1,4} - 4 _{2,2}	55.87	1.12	H	Y ^(a)
217.2992	6 _{1,5} - 7 _{2,6}	373.93	4.66	H	Y ^(a)
217.8864	20 _{1,19} - 20 _{0,20}	508.38	11.51	H	Y ^(a)
218.4400	4 _{2,2} - 3 _{1,2}	45.46	3.48	H,O	Y ^(a,b)
227.0946	21 _{1,20} - 21 _{0,21}	557.07	11.59	H	N
227.8147	16 _{1,16} - 15 _{2,13} + +	327.24	5.24	H	N
336.8652	12 _{1,11} - 12 _{0,12} - +	197.07	22.88	H,O	Y ^(a)
337.1359	3 _{3,0} - 4 _{2,2}	61.64	0.25	H	Y ^(a)
337.2974	7 _{1,7} - 6 _{1,6} + +	390.02	5.55	H	Y ^(a)
337.4636	7 _{6,2} - 6 _{6,1} -	533.02	1.51	H	N
337.4904	7 _{-6,2} - 6 _{-6,1}	558.24	1.45	H	Y ^(a)
337.5191	7 _{3,5} - 6 _{3,4}	482.23	4.62	H	Y ^(a)
337.5461	7 _{5,2} - 6 _{5,1} - -	485.36	2.72	H	N
337.6053	7 _{-2,5} - 6 _{-2,4}	429.43	5.21	H	N
337.6106	7 _{-3,4} - 6 _{-3,3}	387.45	4.59	H	N
337.6258	7 _{2,5} - 6 _{2,4} ++	363.49	5.18	H	Y ^(a)
337.6358	7 _{2,6} - 6 _{2,5} -	363.49	5.18	H	N
337.6439	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	365.40	5.66	H	N
337.6552	7 _{3,5} - 6 _{3,4} ++	460.93	4.62	H	N
337.6712	7 _{2,6} - 6 _{2,5}	464.72	5.18	H	Y ^(a)
337.6856	7 _{4,4} - 6 _{4,3} -	545.90	3.81	H	N
337.7075	7 _{-1,6} - 6 _{-1,5}	478.21	5.54	H	Y ^(a)
337.7488	7 _{0,7} - 6 _{0,6} ++	488.49	5.66	H	Y ^(a)
337.9694	7 _{1,6} - 6 _{1,5} -	390.15	5.55	H	Y ^(a)
338.1245	7 _{0,7} - 6 _{0,6}	78.08	5.65	H,O	Y ^(a)
338.3446	7 _{-1,7} - 6 _{-1,6}	70.55	5.55	H,O	Y ^(a)
338.4087	7 _{0,7} - 6 _{0,6} ++	64.98	5.66	H,O	Y ^(a)
338.4310	7 _{-6,1} - 6 _{-6,0}	253.95	1.50	H	Y ^(a)
338.4424	7 _{6,1} - 6 _{6,0} ++	258.70	1.49	H	N
338.4565	7 _{-5,2} - 6 _{-5,1}	188.99	2.76	H	Y ^(a)

3.2 Obtención de parámetros físicos: Diagramas rotacionales de CH₃OH

Table 3.2 (continuación)

Frecuencia (GHz)	Transición	E_u (k)	$\mu^2 S$	Fuente	¿Reportada?
338.4752	7 _{5,3} – 6 _{5,2}	201.05	2.76	H	Y ^(a)
338.4863	7 _{5,2} – 6 _{5,1} –	202.88	2.77	H	N
338.5041	7 _{-4,4} – 6 _{-4,3}	152.89	3.80	H,O	N
338.5126	7 _{4,3} – 6 _{4,2} ++	145.33	3.81	H,O	N
338.5408	7 _{3,5} – 6 _{3,4} ++	114.79	4.60	H,O	N
338.5599	7 _{-3,5} – 6 _{-3,4}	127.71	4.64	H,O	Y ^(a)
338.5832	7 _{3,4} – 6 _{3,3}	112.71	4.620	H,O	Y ^(a)
338.6398	7 _{2,5} – 6 _{2,4} ++	102.72	5.23	H,O	Y ^(a)
338.7229	7 _{-2,6} – 6 _{-2,5}	90.91	5.20	H,O	N
347.1882	14 _{1,13} – 14 _{0,14} - +	254.25	25.94	H	N

Note. — Parámetros análogos a los de la Tabla 3.1.

3.2. Obtención de parámetros físicos: Diagramas rotacionales de CH₃OH

Para conocer las condiciones físicas (en particular la temperatura y la densidad) hemos construido diagramas rotacionales de la molécula de CH₃OH. La molécula de metanol es un rotor asimétrico con muchas líneas en la región del submilimétrico. La temperatura medida integrada de cada una de las líneas, $\int T_{MB} dV$ (K km s⁻¹), está relacionado con la densidad columnar del nivel superior N_u por medio de

$$N_u/g_u = \frac{N_{tot}}{Q(T_{rot})} e^{-E_u/T_{rot}} = \frac{1.67 \times 10^{14}}{\nu \mu^2 S} \int T_{MB} dV, \quad (3.1)$$

donde g_u es el peso estadístico del nivel u ; N_{tot} es la densidad columnar total en cm⁻²; $Q(T_{rot})$ es la función de partición para la temperatura de rotación T_{rot} ; E_u es la energía en el nivel superior en Kelvins; ν es la frecuencia en GHz; μ es el momento dipolar permanente en Debyes; y S es el valor de

Resultados y discusión

la intensidad de la línea (Blake et al. 1987). De esta manera, una gráfica logarítmica de la cantidad en el lado derecho de la ecuación 3.1 como función de E_u nos da como resultado una línea recta con pendiente $1/T_{rot}$ que intercepta el eje vertical en $N_{tot}/Q(T_{rot})$. Este método supone que todos los niveles de población pueden ser caracterizados por una sola temperatura de excitación T_{rot} (implicando que el gas está en equilibrio termodinámico local) y que las líneas son ópticamente delgadas.

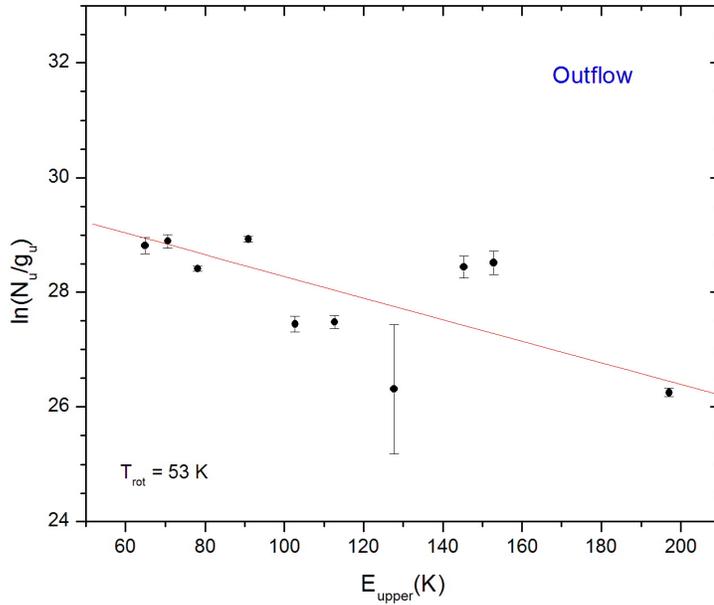


Figura 3.5 Diagrama rotacional del flujo molecular con un total de 10 líneas transicionales identificadas. Las barras de error que se muestran fueron derivadas a partir de los errores en la intensidad integrada de cada línea.

En las Figuras 3.5 y 3.6 mostramos nuestros resultados para el flujo y el núcleo molecular caliente, respectivamente. Nuestros ajustes lineales indican que el flujo tiene una T_{rot} de ~ 53 K y una densidad columnar de 2×10^{16} cm^{-2} mientras que el núcleo molecular caliente tiene una T_{rot} de ~ 358 K y una densidad de 2×10^{17} cm^{-2} . La temperatura del núcleo molecular es mayor a la que reporta Minh et al. (2012) por un orden de magnitud.

3.2 Obtención de parámetros físicos: Diagramas rotacionales de CH_3OH

Esta diferencia puede deberse al número de transiciones utilizadas para hacer el diagrama rotacional, ya nuestro caso, usamos más transiciones, por lo que nuestro diagrama es más completo y es más confiable.

Hemos supuesto que el gas se encuentra en equilibrio termodinámico local, pero esto no es necesariamente cierto. Algunos efectos producidos fuera del equilibrio termodinámico pueden afectar el valor de la temperatura derivada con los diagramas rotacionales (Goldsmith & Langer 1999). Aunque las temperaturas rotacionales T_{rot} no son necesariamente iguales a las temperaturas cinéticas del gas, nuestros resultados indican que el gas en el núcleo molecular es mucho más que caliente que en el flujo, y por lo tanto pueden excitarse más moléculas complejas que en el mismo flujo.

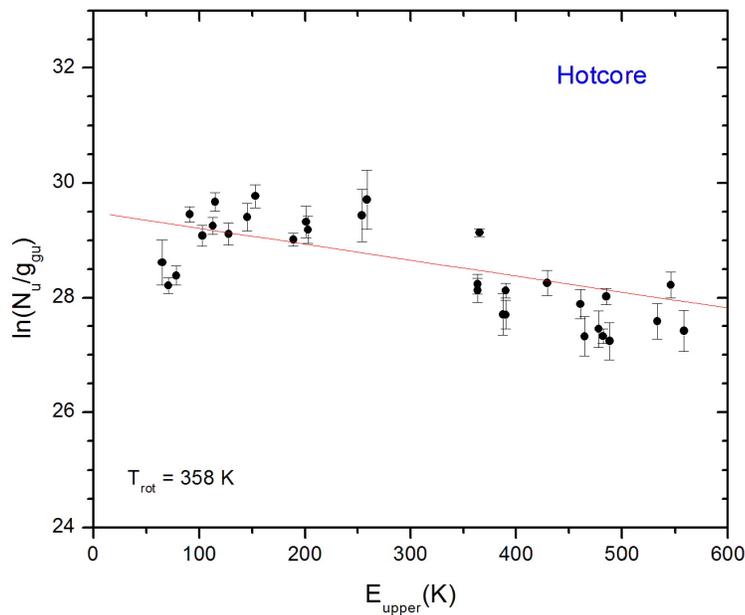


Figura 3.6 Diagrama rotacional del núcleo molecular caliente con 30 transiciones moleculares.

3.3. Discusión

De este estudio hemos encontrado una diferencia notable entre las temperaturas rotacionales y densidades columnares del flujo y el núcleo molecular caliente. La riqueza molecular de los núcleos moleculares calientes se explica a través de los modelos de formación de moléculas en la fase gaseosa (ver sección 1.4.1). En estos modelos la protoestrella calienta al gas denso, evaporando los mantos de hielo y liberando moléculas como el H_2O , H_2CO y el CH_3OH (llamadas especies de “primera generación”). Estos modelos indican que las reacciones químicas subsecuentes entre iones y moléculas dan lugar después a la formación de moléculas más complejas (llamadas especies de “segunda generación”) como el HCOOH_3 y el $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$ (Charnley et al. 1992; Caselli et al. 1993).

Por otra parte, otros modelos de formación de moléculas sugieren que las moléculas complejas se forman en la superficie de granos de polvo, sirviendo éstos como catalizadores, y son liberadas después en la fase gaseosa cuando los mantos de hielo se evaporan (Hasegawa et al. 1992; Hasegawa & Herbst 1993). Las fuentes que calientan y subliman a estos mantos de hielo pueden ser protoestrellas (en el caso de los núcleos moleculares calientes) o bien choques fuertes (como en el caso de los flujos moleculares).

La ausencia de moléculas complejas a lo largo del flujo molecular puede explicarse de varias formas. La primera de ellas, es suponer que las moléculas complejas (que ya se han formado y están presentes en el flujo), tienen abundancias tan pequeñas que es imposible detectarlas por su emisión tan débil. Se ha observado que en núcleos moleculares calientes, es común tener altas abundancias de estas moléculas, por lo que es común su detección en este tipo de objetos. Dado que el flujo molecular y el núcleo caliente se encuentran relativamente cerca, este parece no ser el caso.

Otra posibilidad es que los choques en el flujo no han sido lo suficientemente fuertes como para sublimar los mantos de hielo que contienen a las moléculas complejas, quedando atrapadas en los granos de polvo. Si este es el caso, no observaremos moléculas complejas hasta que se evaporen los mantos de hielo, por lo que requerimos de una fuente de calentamiento además de los choques.

Una última posibilidad está relacionada con los resultados que obtuvimos para la temperatura rotacional en el flujo molecular. Encontramos que esta temperatura (del orden de ~ 53 K) es consistente con lo que se reporta para otros flujos, como el caso del flujo molecular L 1157 (con una temperatura del orden de $\sim 25 - 110$ K) que observó Arce et al. (2008). Comprobamos que la temperatura del núcleo molecular caliente es mucho mayor que la del flujo (por un factor de 6 entre ambos). Aunque la temperatura rotacional no es necesariamente igual a la temperatura cinética del gas, es una buena aproximación, y nos da una pista de las condiciones físicas de la región en donde se encuentran. Es por esto que dadas las bajas temperaturas rotacionales, es probable que las moléculas complejas estén emitiendo a longitudes de onda donde se dan transiciones de baja energía que no pueden ser detectadas con el SMA. Si este es el caso, requerimos de observaciones a frecuencias más bajas (p.ej. 3 mm) para detectar estas transiciones.

Una posible solución a este problema es el uso de otro interferómetro con detectores a frecuencias más bajas como CARMA (Combined Array for Research in Millimeter-wave Astronomy), el cual consiste de un arreglo de 23 antenas con diferentes diámetros y está localizado en las montañas de California. Este interferómetro tiene receptores que trabajan en tres bandas interferométricas: 1 cm (27 – 35 GHz), 3 mm (85 – 116 GHz) y 1 mm (215 – 270 GHz). Además, puede alcanzar resoluciones angulares del orden de $0.15''$. Para completar nuestro estudio, necesitamos observaciones de este interferómetro para ver si es posible detectar moléculas con transiciones a más bajas energías.

Capítulo 4

Conclusiones y trabajo futuro

Hemos llevado a cabo una búsqueda sistemática de moléculas complejas a lo largo del flujo molecular impulsado, probablemente, por la fuente SMA 4 y el núcleo molecular caliente en DR21(OH) con datos del SMA. Nuestros resultados muestran que hay una gran variedad de especies moleculares en estas dos fuentes. Las Figuras 3.1 y 3.2 muestran la distribución de la emisión del flujo correspondiente a las transiciones de las moléculas encontradas. Derivamos los espectros para cada una de estas fuentes en los diferentes anchos de banda y mostramos la diferencia que hay entre su química. Además, identificamos cada una de las líneas moleculares encontradas utilizando la base de datos *Splatalogue* y reportamos algunos parámetros propios de las mismas líneas, los cuales pueden encontrarse en las Tablas 3.1 y 3.2. Encontramos nuevas transiciones de moléculas en el núcleo molecular caliente y en el flujo que no habían sido reportadas anteriormente en la literatura. También hemos obtenido parámetros físicos a partir de las observaciones de la molécula de metanol tanto del flujo como del núcleo molecular caliente por medio de diagramas rotacionales, encontrando una amplia diferencia en sus temperaturas rotacionales y sus densidades.

De nuestros resultados, encontramos que no hay emisión de moléculas complejas a lo largo de flujo, a diferencia del núcleo molecular caliente. Esto puede deberse a la diferencia de abundancias químicas entre el flujo y el núcleo molecular, aunque se ha observado que las abundancias químicas no varían considerablemente en las cercanías de una misma región. También es probable que existan moléculas complejas en el flujo que no han sido excitadas a niveles de energía suficientemente altos como para detectar la emisión

correspondiente a esas transiciones. Otra posibilidad es que los choques en el flujo no han sido lo suficientemente fuertes para calentar y sublimar los mantos de hielo en los que se encuentran atrapadas las moléculas complejas en los granos de polvo.

A pesar de que hemos encontrado moléculas con energías relativamente bajas, pensamos que la razón por la que no encontramos moléculas complejas en el flujo es debido a un problema de excitación de las mismas. Para probar este escenario, es necesario hacer observaciones de DR21(OH) a frecuencias más bajas para buscar esta emisión de moléculas complejas a niveles más bajos de energía. En principio, podemos hacer observaciones con antenas de un sólo plato para buscar estas líneas, pero requerimos de alta resolución para determinar de qué componente (flujo o núcleo molecular caliente) proviene la emisión, por lo que es recomendable utilizar un interferómetro como el SMA para buscar estas moléculas. En particular, observaciones con el interferómetro CARMA a 3 mm serían muy útiles para detectar estas moléculas, ya que este instrumento puede alcanzar altas resoluciones angulares y trabajar en un rango de frecuencias óptimo para completar nuestro estudio.

Como trabajo futuro, queremos estudiar nuevamente a DR21(OH) con CARMA. Para esto, obtendremos y reduciremos datos de esta fuente para buscar la emisión de moléculas a frecuencias más bajas.

Apéndice A

Conceptos básicos de interferometría

Para llevar a cabo nuestro estudio, hemos hecho uso del Arreglo Submilimétrico, el cual es un interferómetro formado por ocho antenas móviles de seis metros de diámetro cada una. Las señales que captan los receptores en estas antenas se amplifican y se combinan electrónicamente para alcanzar una resolución angular equivalente a la de una antena de 0.5 km de diámetro. En este apéndice describimos brevemente algunos conceptos básicos de los interferómetros como el SMA.

La resolución angular de un telescopio (o antena) se define como la capacidad para distinguir con precisión entre dos objetos por separado y está dada por,

$$\theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{D}, \quad (\text{A.1})$$

donde λ es la longitud de onda y D es el diámetro de la antena. En los años 50s, el uso de radiotelescopios de un sólo plato representaba un problema, ya que alcanzaban resoluciones angulares muy bajas. La solución a este problema se dio con el desarrollo de los interferómetros, los cuales consisten en arreglos de dos o más antenas separadas por distancias que van desde metros hasta miles de kilómetros con el fin de simular un radiotelescopio de una sola antena, pero con diámetro igual a la máxima separación entre las antenas.

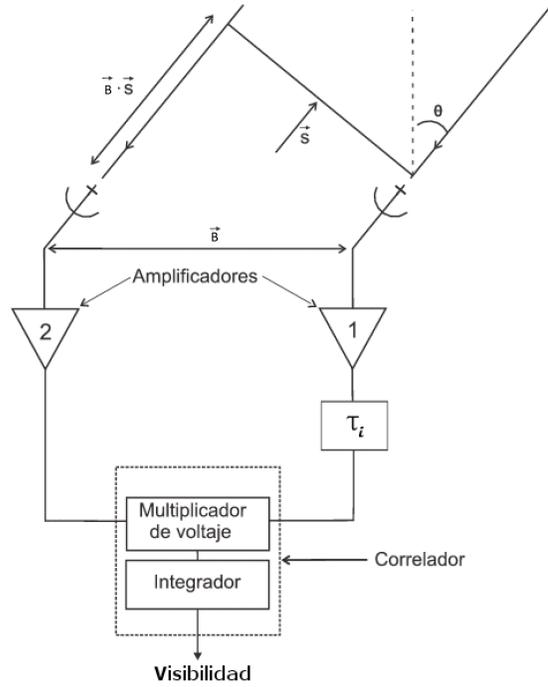


Figura A.1 Esquema general del funcionamiento de un interferómetro de dos elementos.

Para un interferómetro, la resolución angular está dada por

$$\theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{B}, \quad (\text{A.2})$$

en donde B representa la máxima separación entre las antenas (también conocida como línea de base). En la Figura A.1 se muestra un esquema general del funcionamiento de un interferómetro de dos elementos. Mientras el par de antenas están orientadas hacia una fuente de estudio en particular, el frente de ondas proveniente de la dirección \vec{s} es recibido primero por la antena 1 y llega con un tiempo de retraso a la antena 2. De la Figura A.1, este tiempo de retraso, conocido como retraso geométrico, está dado por

$$\tau_g = \frac{\vec{B} \cdot \vec{s}}{c}, \quad (\text{A.3})$$

Conceptos básicos de interferometría

donde \vec{B} es el vector de la línea de base y c es la velocidad de la luz. Ambas antenas reciben la potencia electromagnética proveniente del astro, induciendo voltajes en la mismas. Estos voltajes estan dados por

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \cos[2\pi\nu t], \\ V_2(t) &= V_0 \cos[2\pi\nu(t - \tau_g)]. \end{aligned} \quad (\text{A.4})$$

donde V_0 es la amplitud del voltaje. Posteriormente, la señal recibida por una de las antenas es retrasada $\pi/2$ mediante procedimientos electrónicos con el fin de crear un patrón sinusoidal en el cielo. Con esto, obtenemos voltaje complejos de la forma

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \cos[i 2\pi\nu t], \\ V_2(t) &= V_0 \cos[i 2\pi\nu(t - \tau_g)]. \end{aligned} \quad (\text{A.5})$$

Por otro lado, para compensar el retraso geométrico que sufre la señal recibida por la antena 2, se introduce intencionalmente un retraso instrumental en la señal recibida por la antena 1 quedando los voltajes complejos de la siguiente manera

$$\begin{aligned} V_1(t) &= V_0 \cos[i 2\pi\nu(t - \tau_i)], \\ V_2(t) &= V_0 \cos[i 2\pi\nu(t - \tau_g)]. \end{aligned} \quad (\text{A.6})$$

Ambas señales son procesadas dentro del correlador digital donde son multiplicadas y promediadas en el tiempo. Cada vez que el interferómetro hace una observación, produce un punto de visibilidad en el plano (u, v) . Estas visibilidades no son más que la convolución del patrón de respuesta del interferómetro con la fuente, esto es, la integral sobre el ángulo sólido del producto del patrón del interferómetro por la intensidad de la fuente como función de la posición en el cielo, $I(x, y)$:

$$V(u, v) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} I(x, y) \exp[i2\pi(ux + vy)] dx dy. \quad (\text{A.7})$$

La función $V(u, v)$ es la visibilidad de la fuente, las variables u y v son las proyecciones del vector de la línea de base \vec{B} sobre el plano del cielo (x, y) dadas en unidades de longitud de onda,

$$u = B_x/\lambda, \quad (\text{A.8})$$

$$v = B_y/\lambda. \quad (\text{A.9})$$

Conforme el astro se mueve sobre el cielo, la proyección de \vec{B} va cambiando en el plano (x, y) , formando de esta manera más puntos de visibilidad. A este proceso se le conoce como el *llenado del plano* (u, v) . Lo ideal es hacer un llenado completo del plano (u, v) para poder recuperar exactamente toda la intensidad $I(x, y)$ de la fuente mediante la transformada de Fourier:

$$I(x, y) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_{-\infty}^{\infty} V(u, v) \exp[-i2\pi(ux + vy)] du dv. \quad (\text{A.10})$$

A ésta última se le conoce como la ecuación fundamental de la interferometría.

Apéndice B

Introducción a los diagramas rotacionales

La emisión de líneas moleculares puede proporcionarnos información muy importante sobre las condiciones físicas de la región en donde se encuentran. Por medio de la técnica conocida como “diagramas rotacionales”, es posible determinar las temperaturas y densidades columnares a partir de las transiciones de especies moleculares observadas. En este apéndice derivamos la relación básica de los diagramas rotacionales (basado en Araya et al. 2009).

Consideremos la emisividad de una línea de emisión, la cual está dada por (Rohlfs & Wilson 2000)

$$\epsilon_\nu = h/(4\pi)\nu_0 n_u A_{ul} \phi(\nu), \quad (\text{B.1})$$

donde h es la constante de Planck, ν_0 es la frecuencia de transición, n_u es la densidad de número del estado superior de energía, A_{ul} es el coeficiente de emisión de Einstein para una transición de un estado superior “ u ” a un estado inferior “ l ”, y $\phi(\nu)$ es el perfil de línea normalizado (tal que $\int_0^\infty \phi(\nu) = 1$). En equilibrio termodinámico local, la emisividad está relacionada con la opacidad κ_ν por

$$\frac{\epsilon_\nu}{\kappa_\nu} = \frac{2h\nu_0^3}{c^2} \left(\frac{g_u n_l}{g_l n_u} - 1 \right)^{-1}, \quad (\text{B.2})$$

donde c es la velocidad de la luz y g_i son las degeneraciones de los niveles.

El cociente entre poblaciones en los estados superior e inferior en la ecuación (B.2) está dado por

$$\frac{n_u}{n_l} = \frac{g_u}{g_l} e^{-h\nu_0/kT}, \quad (\text{B.3})$$

donde k es la constante de Boltzmann. De las ecuaciones (B.2) y (B.3) la emisividad está dada por

$$\epsilon_\nu = \kappa_\nu \frac{2h\nu_0^3}{c^2} \left(e^{h\nu_0/kT} - 1 \right)^{-1}. \quad (\text{B.4})$$

Resolviendo para κ_ν de las ecuaciones (B.4) y (B.1) tenemos

$$\kappa_\nu = \frac{c^2 n_u A_{ul}}{8\pi\nu_0^2} \left(e^{h\nu_0/kT} - 1 \right) \phi(\nu). \quad (\text{B.5})$$

Integrando ambos lados de la ecuación (B.5) a lo largo de la línea de visión y tomando en cuenta que $\tau_\nu = \int \kappa_\nu dz$ y $N_u = \int n_u dz$ entonces

$$\tau_\nu = \frac{c^2 N_u A_{ul}}{8\pi\nu_0^2} \left(e^{h\nu_0/kT} - 1 \right) \phi(\nu). \quad (\text{B.6})$$

Integrando (B.6) respecto a ν , usando $d\nu/dv = -\nu_0/c$ y resolviendo para N_u tendremos

$$N_u = \frac{8\pi k\nu_0^2}{c^3 h A_{ul}} \left(e^{h\nu_0/kT} - 1 \right)^{-1} \int \tau_\nu dv. \quad (\text{B.7})$$

Expandiendo la exponencial en serie de Taylor y tomando los dos primeros términos, obtenemos esta aproximación para la ecuación (B.7):

$$N_u = \frac{8\pi k\nu_0^2}{c^3 h A_{ul}} \int \tau_\nu T dv. \quad (\text{B.8})$$

Suponiendo que la emisión es ópticamente delgada ($T_B \approx \tau_\nu T$) la ecuación (B.8) puede escribirse como

$$N_u = \frac{8\pi k\nu_0^2}{c^3 h A_{ul}} \int T_B dv. \quad (\text{B.9})$$

Esta última expresión se encuentra comúnmente en la literatura (Goldsmith & Langer 1999).

Introducción a los diagramas rotacionales

Consideremos ahora el número relativo de moléculas en un estado de energía total ϵ_n . En equilibrio termodinámico se cumple que

$$\frac{N_u}{N} = \frac{g_n}{Q(T)} e^{-\epsilon_n/kT}, \quad (\text{B.10})$$

donde N y Q son la densidad columnar total y la función de partición total de las moléculas. La función de partición total, las degeneraciones de los estados y las energías totales pueden expresarse en términos de sus componentes traslacionales e internas como

$$Q(T) = Q_{tr}(T)Q_{int}(T), \quad g_n = g_{tr}g_{int}, \quad \epsilon_n = \epsilon_{tr} + \epsilon_{int}. \quad (\text{B.11})$$

En el caso del ensamble de todas las moléculas en un estado cuántico (interno) de energía ϵ_{int} y densidad columnar $N_{\epsilon_{int}}$, la densidad columnar de moléculas con energía traslacional ϵ_{tr} y energía interna ϵ_{int} está dada por

$$N_{\epsilon_{tr}\epsilon_{int}} = \frac{N_{\epsilon_{int}}g_{tr}}{Q_{tr}(T)} e^{-\epsilon_{tr}/kT}. \quad (\text{B.12})$$

Por otro lado, la misma densidad columnar está dada por (B.10):

$$N_{\epsilon_{tr}\epsilon_{int}} = \frac{g_n N}{Q(T)} e^{-\epsilon_n/kT}. \quad (\text{B.13})$$

Sustituyendo la ecuación (B.13) en la ecuación (B.12), usando la ecuación (B.11) y resolviendo para $N_{\epsilon_{int}}$ obtenemos

$$N_{\epsilon_{int}} = \frac{g_{int} N}{Q_{int}(T)} e^{-\epsilon_{int}/kT}. \quad (\text{B.14})$$

La cantidad $N_{\epsilon_{int}}$ en la ecuación anterior es la densidad columnar que se puede derivar de las observaciones (N_u en la ecuación (B.9)); por lo tanto, N_u es la densidad columnar de las moléculas con una energía interna ϵ_{int} sin tomar en cuenta los valores de la energía traslacional. Tomando el logaritmo natural de la ecuación (B.14) llegamos a la fórmula fundamental del análisis con diagramas rotacionales,

$$\ln\left(\frac{N_{int}}{g_{int}}\right) = \ln\left[\frac{N}{Q_{int}(T)}\right] - \frac{\epsilon_{int}}{kT}. \quad (\text{B.15})$$

Podemos hacer un ajuste lineal a un conjunto de datos (ϵ_i, N_i) para obtener la temperatura T de una región a partir de la pendiente de la línea, y la densidad columnar si se conoce la función de partición interna.

En nuestro caso, estamos interesados en particular utilizar la molécula de metanol para hacer estos diagramas. Esto es porque el metanol es muy abundante en regiones de formación estelar (y en DR21(OH) en particular). La ecuación (B.15) también puede escribirse (en el caso de esta molécula) en términos de la frecuencia ν , el momento dipolar μ y el valor de la intensidad de la línea S como

$$\frac{N_u}{g_u} = \frac{N}{Q(T)} e^{-\epsilon_u/T} = \frac{1.67 \times 10^{14}}{\nu \mu^2 S} \int T_B dV, \quad (\text{B.16})$$

donde la función de partición para una molécula asimétrica como el metanol tiene la forma (Blake et al. 1987):

$$Q(T) = 2 \left[\frac{\pi (kT)^3}{h^3 ABC} \right]^{1/2}, \quad (\text{B.17})$$

donde A, B y C son las constantes rotacionales de la molécula.

Apéndice C

Espectros individuales

En este apéndice se muestran los espectros obtenidos con KARMA para cada una de las fuentes (ver Figuras 3.3 y 3.4). Para cada uno de estos espectros, se especifica la fuente de donde se obtuvo el espectro (flujo o núcleo molecular caliente) y la frecuencia de la banda correspondiente. Todas las líneas identificadas en el espectro están marcadas con el nombre de la molécula que da origen a estas transiciones. Los parámetros de cada una de estas líneas se encuentran en las Tablas 1.1 y 1.2.

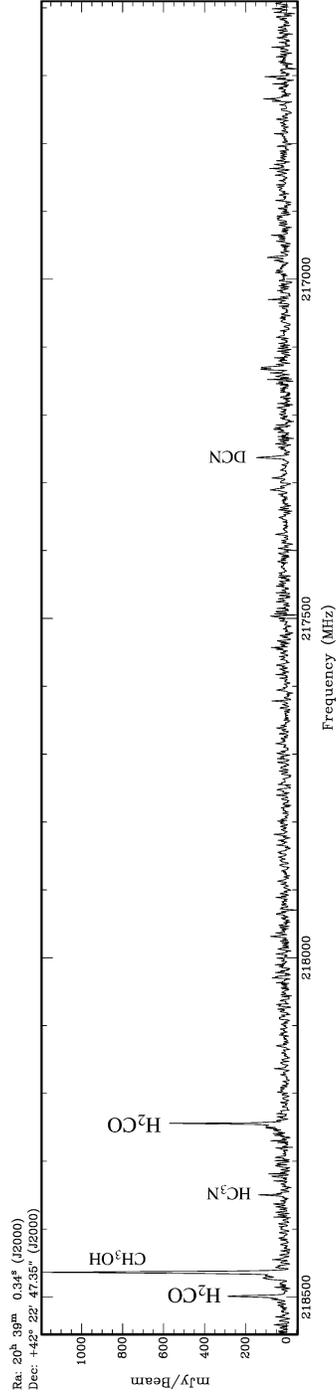


Figura C.1 Espectro tomado del flujo molecular a 217 GHz. Se encontró una línea de metanol y 4 líneas más de otras especies.

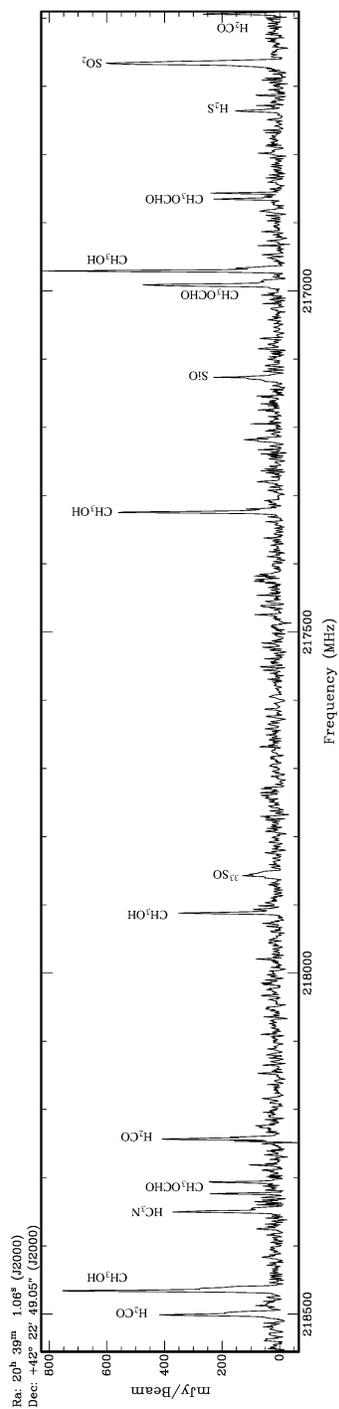


Figura C.2 Espectro tomado del núcleo molecular caliente a 217 GHz. Se encontraron 4 líneas de metanol y 13 de otras especies, teniendo un total de 17 líneas moleculares.

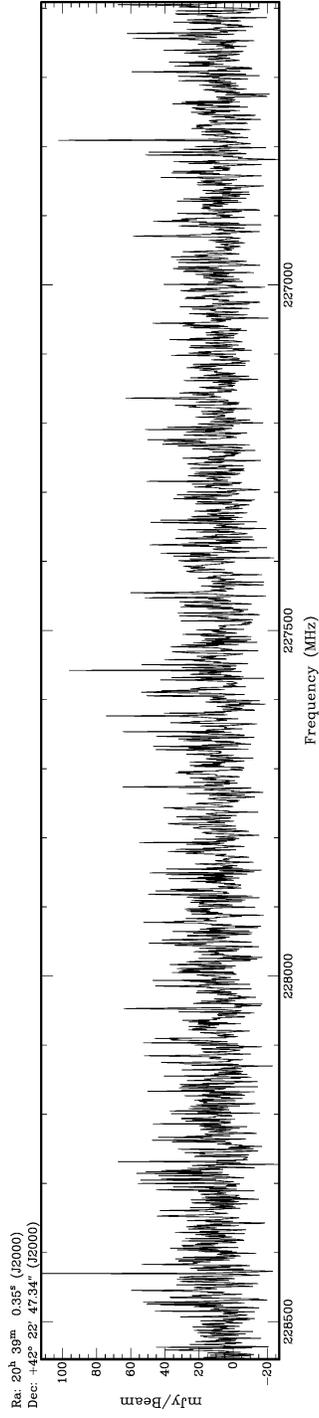


Figura C.3 Espectro del flujo molecular a 227 GHz. No se detectaron líneas para esta banda en el flujo.

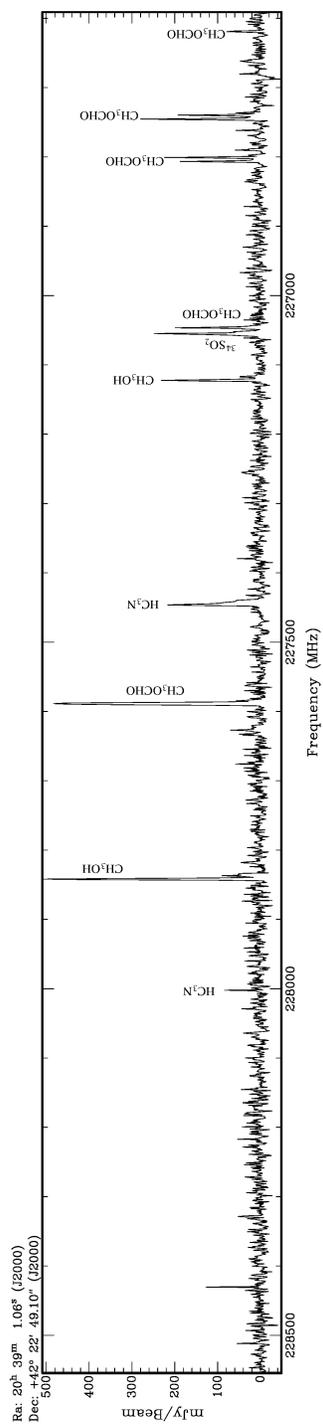


Figura C.4 Espectro a 227 GHz del núcleo molecular caliente. Se detectaron 12 líneas en total, siendo 2 de éstas de metanol.

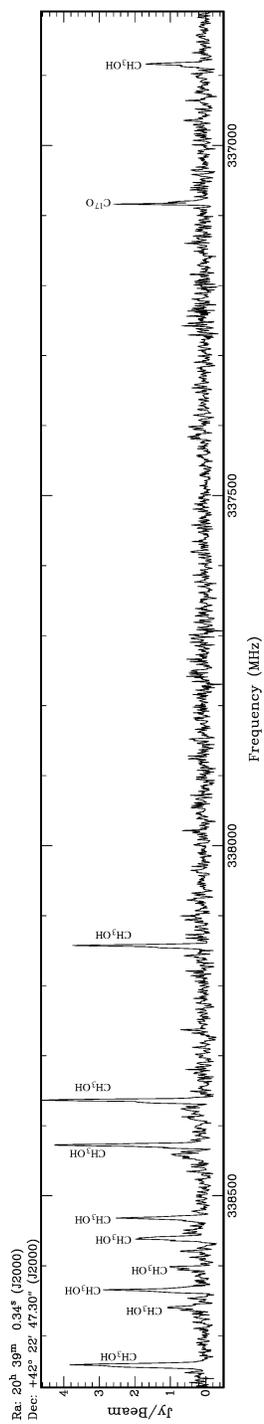


Figura C.5 Espectro del flujo a 337 GHz. Se encontraron 10 líneas de metanol y 4 de otras especies moleculares.

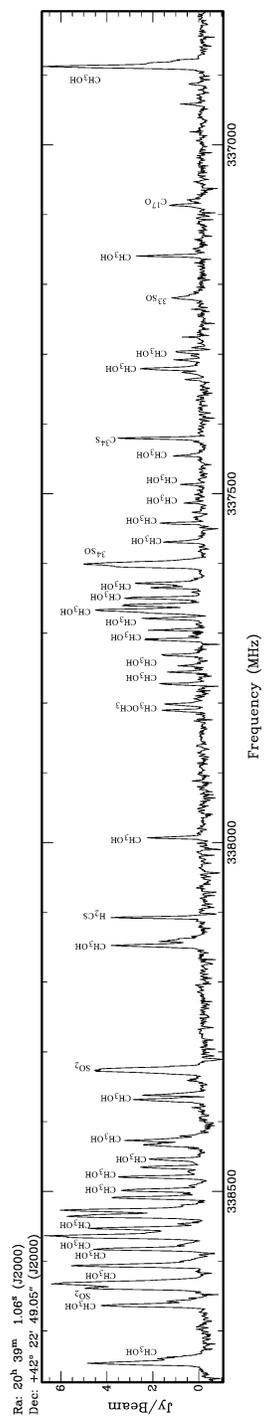


Figura C.6 Espectro del núcleo molecular caliente a 337 GHz. Para esta banda se encontró la mayor cantidad de transiciones, con un total de 33 líneas de metanol y 15 de otras especies.

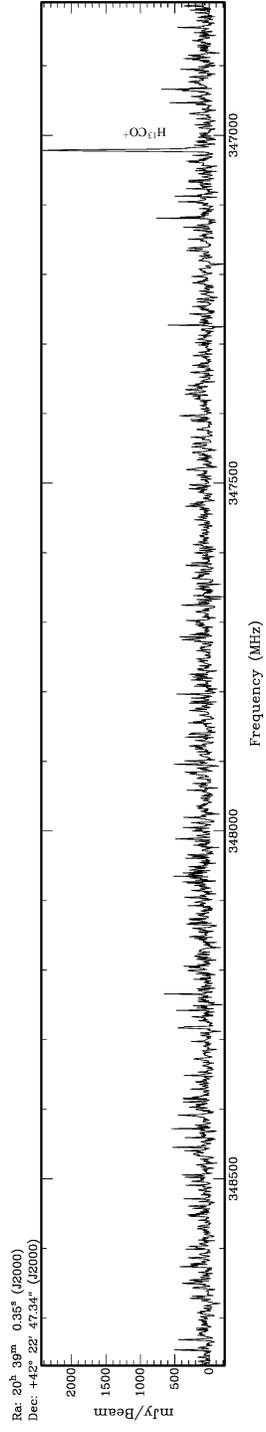


Figura C.7 Espectro a 347 GHz del flujo. Solamente se encontró una línea para el flujo en esta banda.

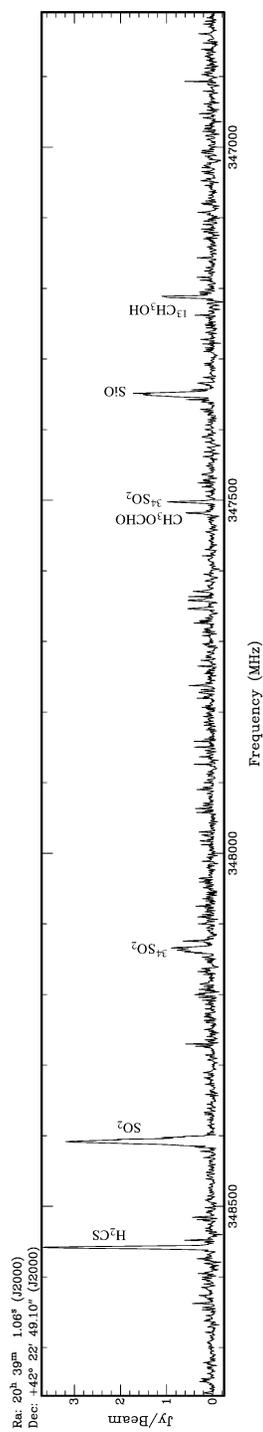


Figura C.8 Espectro del núcleo molecular caliente a 347 GHz. Se detectaron 7 líneas en total, siendo una de éstas líneas de metanol.

Bibliografía

- [1] Araya, E. D., Kurtz, S., Hofner, P., & Linz, H. 2009, ApJ, 698, 1321.

- [2] Arce, H. G., & Sargent, A. I. 2006, ApJ, 646, 1070.

- [3] Arce, H. G., Santiago-García, J., Jørgensen, J. K., Tafalla, M., & Bachiller, R. 2008, ApJ, 681, L21

- [4] Bachiller, R., Pérez Gutiérrez, M., Kumar, M. S. N., & Tafalla, M. 2001, A&A, 372, 899.

- [5] Bergin, E. A., & Tafalla, M. 1997, ARA&A, 45, 339.

- [6] Blake, G. A., Sutton, E. C., Masson, C. R., & Philips, T. G. 1987, ApJ, 315, 621.

- [7] Cantó J. & Raga A. C. 1991, ApJ, 372, 646.

- [8] Cantó J., Raga A. C., & Riviera A. 2003, RMxAA, 39, 207.

- [9] Caselli, P., Hasegawa, T. I., & Herbst, E. 1993, ApJ, 408, 548.

BIBLIOGRAFÍA

- [10] Charnley, S. B., Tielens, A. G. G. M., & Millar, T. J. 1992, *ApJ*, 399, L71.
- [11] Churchwell E. 1999, *The Origin of Stars and Planetary Systems*, 515.
- [12] Csengeri, T., Bontemps, S., Schneider, N., et al. 2011, *ApJ*, 740L, L5.
- [13] Davis, C. J.; Kumar, M. S. N.; Sandell, G.; Froebrich, D.; Smith, M. D.; Currie, M. J. 2007, *MNRAS*, 374, 29D.
- [14] Downes D., & Rinehart, R. 1966, *ApJ*, 144, 937.
- [15] Fiege J. D. & Henriksen R. N., 1996a, *MNRAS*, 281, 1055.
- [16] Fiege J. D. & Henriksen R. N., 1996b, *MNRAS*, 281, 1038.
- [17] Garay, G., et al. 1998, *ApJ*, 509, 768.
- [18] Garrod, R. T., & Herbst, E. 2006 *A&A*, 457, 927.
- [19] Girart, J. M., Frau, P., Zhang, Q., Koch, P. M., Qiu, K., Tang, Y.-W., Lai, S.-P., & Ho, T. P. 2013, *ApJ*, 772, 69G.
- [20] Goldsmith P. F, & Langer, W. D. 1999, *ApJ*, 517, 209.
- [21] Harvey, P. M., Joy, M., Lester, D. F., & Wilking, B. A. 1986, *ApJ*, 300, 737.
- [22] Hasegawa, T. I., & Herbst, E. 1993, *MNRAS*, 263, 589.

BIBLIOGRAFÍA

- [23] Hasegawa, T. I., Herbst, E., & Leung, C. M. 1992, ApJS, 82, 167.
- [24] Hennemann, M., Motte, F., Schneider, N. et al. 2012, A&A, 543, L3.
- [25] Herbst, E. & van Dishoeck, E. F. 2009, ARA&A, 47, 427.
- [26] Ho, P. T. P., Moran J. M., & Lo, K. Y. 2004, ApJL, 616. L1.
- [27] Jakob, H., Kramer, C., Simon, R., et al. 2007, A&A, 461, 999.
- [28] Jørgensen, J. K., et al. 2007, ApJ, 659, 479.
- [29] Kogan, L. & Slysh, V. 1998, ApJ, 497, 800.
- [30] Kurtz, S., Hofner, P., & Álvarez, C. V. 2004, ApJS, 155, 149.
- [31] Lai, S.-P., Girart, J. M., & Crutcher, R. M. 2003, ApJ, 598, 392.
- [32] Li Z. -Y. & Shu F. H. 1996, ApJ, 472, 211.
- [33] Lizano S. & Giovanardi C. 1995, ApJ, 447, 742.
- [34] Mangum, J. G., Wootten, A., & Mundy, L. G. 1991, ApJ, 378, 576.
- [35] Masson C. R. & Chernin L. M. 1993, ApJ., 414, 230.
- [36] Matzner C. D. & McKee C. F. 1999, ApJ, 526L, 109.

BIBLIOGRAFÍA

- [37] Minh, Y. C., Liu, S.-Y., Chen, H.-R., & Su, Y.-N. 2011, *ApJL*, 737, L25.
- [38] Minh, Y. C., Chen, H. -R., Su, Y. -N., & Liu, S. -Y. 2012, *JKAS*, 45, 147.
- [39] Motte, F., Bontemps, S., Schilke, P., et al. 2007, *A&A*, 476, 1243.
- [40] Plambeck, R. L., & Menten, K. M. 1990, *ApJ*, 364, 555.
- [41] Raga A. C. & Cabrit S. 1993, *A&A*, 278, 267.
- [42] Raga A. C., Cantó J., Calvet N., Rodríguez L. F., & Torrelles J. M. 1993, *A&A*, 276, 539.
- [43] Reipurth, B., & Schneider, N. 2008, *Handbook of Star Formation Regions*, Vol. 1, 36.
- [44] Rohfls, K., & Wilson, T. L. 2000, *Tools of Radio Astronomy* (3rd ed.; Berlin: Springer).
- [45] Rygl, K. L. J., Brunthaler, A., Sanna, A., et al. 2012 *A&A*, 539, A79.
- [46] Schneider, N., Csengeri, T., Bontemps, S., et al. 2010, *A&A*, 520, A49.
- [47] Shu F. H., Ruden S. P., Lada C. J., & Lizano S. 1991, *ApJ*, 370L, 31.
- [48] Stahler S. W. 1994, *ApJ*, 422, 616.
- [49] Vallée, J. P., & Fiege, J. D. 2006, *ApJ*, 636, 332.

BIBLIOGRAFÍA

- [50] van Dishoeck, E. F., & Blake, G. A. 1998, *ARA&A*, 36, 317.
- [51] Zapata, L. A., Menten, K., Reid, M., & Beuther, H. 2009, *ApJ*, 691, 332.
- [52] Zapata L. A., Loinard, L., Su, Y.-N., et al. 2012, *ApJ*, 744, 86.