



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MÁSERES DE METANOL EN REGIONES DE FORMACIÓN ESTELAR

PARA OPTAR POR EL GRADO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA:

MIGUEL ANGEL VEGA GUTIÉRREZ

DIRECTOR DE TESIS:

DR. STANLEY E. KURTZ SMITH, INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

Morelia, Michoacán, Noviembre 2023



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 Institucionales

Agradezco al CONAHCYT por la beca otorgada para poder llevar a cabo los estudios de maestría.

Agradecimientos Personales

El trabajo aquí presentado es fruto de arduo trabajo durante todo el periodo que abarcó el estudio del posgrado. Este trabajo no podría haberse llevado a cabo sin el apoyo y ayuda de diferentes personas. Por principio a mi mamá por su siempre apoyo y ayuda incondicional, sin lo cual no hubiera sido posible terminar este trabajo.

Agradezco al Dr. Stan Kurtz ya que fungió como mi mentor durante toda la maestría y compartir conmigo parte importante de su tiempo y conocimiento. Además, por su capacidad de hacer de los temas complicados de entender lo más comprensible.

Agradecimiento especial a Karol C. ya que todos los conocimientos que me compartió, a la par de los buenos momentos, durante el posgrado fueron sumamente importantes para el desarrollo de este trabajo.

Agradezco a los investigadores del IRyA que siempre tienen la disposición para ayudar con dudas que uno tenga. A la par a todo el personal que trabaja en el IRyA, que hacen que los procesos administrativos y el ambiente en el instituto sea muy ameno.

Finalmente a mis amigos que siempre han estado conmigo y a pesar de todo el cansancio y/o estrés que puede generar el estudio de un posgrado nunca faltó la convivencia y las risas.

Resumen

Las regiones de formación estelar presentan dificultades para ser observadas directamente porque en las longitudes de onda que corresponden al UV-óptico-infrarrojo cercano, el fenómeno de absorción por polvo bloquea la emisión generada en estas regiones. Esto debido a que el polvo es ópticamente grueso ante dichas longitudes de onda. Ante esto, los máseres de metanol han mostrado ser importantes trazadores de regiones de formación de estrellas de alta masa. Este fenómeno astrofísico presenta emisión brillante y variable a diferentes radiofrecuencias, lo cual puede proporcionar información relevante acerca de los procesos físicos que suceden en estas regiones. En este trabajo de tesis se trata el tema de la emisión máser inicialmente con un poco de historia sobre su descubrimiento, los procesos físicos que lo generan y su contexto astronómico. Además se presentan los resultados de observaciones en diferentes bandas en búsqueda de emisión máser generada por diferentes moléculas.

La inspiración de esta tesis surge del trabajo de Pandian et al. (2007), en el cuál se realizó un mapeo de una región interna de la Vía Láctea en búsqueda de emisión máser de metanol a 6.7 GHz, utilizando el telescopio de Arecibo. En su trabajo, Pandian et al. (2007) encontró nuevas fuentes no reportadas previamente en la literatura y que aparentan no estar relacionadas con regiones de formación estelar. De esas nuevas fuentes, se seleccionaron 10 para ser observadas con el telescopio **Karl G. Jansky Very Large Array (VLA)** a 6.7 y 44 GHz en búsqueda de líneas de metanol, así como a 22 GHz en la línea de máser de agua. Estas observaciones tienen como objetivo la ubicación precisa del máser así como determinar si se encuentran relacionados con regiones de formación estelar en etapas tempranas o con un entorno astronómico diferente.

La tesis presenta los resultados obtenidos de la observación con el VLA en las diferentes bandas para las 10 fuentes seleccionadas. Tras el proceso de calibración se obtuvieron las primeras imágenes de la región. Estas imágenes fueron deconvolucionadas para obtener

las imágenes finales. Todo este proceso se realizó con el software **Astronomical Image Processing System** (AIPS) desarrollado por el *National Radio Astronomy Observatory* (NRAO). A partir de los cubos de datos limpios se obtuvieron las posiciones de los máseres, los espectros de las fuentes, el intervalo de velocidades de la línea de emisión, flujo del pico que corresponde al máximo de emisión junto a su correspondiente velocidad, así como el flujo integrado de la línea de emisión. A partir de las características propias de la observación, como configuración del telescopio, sensibilidad, etc, y el proceso de limpieza de los datos, se puede considerar se obtuvo una posición precisa de los máseres encontrados.

En general, se encontró emisión máser en seis fuentes a 6.7 y 22 GHz. En primera instancia se encontró, entre los datos de Pandian et al. (2007) et al. y este trabajo, coincidencia a 6.7 GHz para tres fuentes en lo que respecta a las posiciones de los máseres así como la velocidad del pico de emisión. Por otro lado, se encontró emisión máser de agua a 22 GHz en tres fuentes, donde sólo una de éstas presenta además emisión máser de metanol a 6.7 GHz. Por último la observación a 44 GHz no pudo calibrarse; sin embargo, la obtención de espectros de potencia cruzada obtenidos a partir de los datos crudos mostraron la posible presencia de emisión máser en al menos 3 fuentes. Una de estas fuentes presenta de igual forma emisión máser de agua a 22 GHz pero, debido a la poca fidelidad de los datos resulta imposible determinar la posición de la emisión a 44 GHz.

Finalmente, al comparar con otros mapeos como CORNISH, GLIMPSE, IRAS, MSX, entre otros, se proporcionan indicios sólidos sobre el contexto astronómico en el cual se generan las fuentes observadas por el VLA. Se encontró la presencia de fuentes en infrarrojo a distancias proyectadas de los máseres menores a 1 parsec. Estas fuentes son de interés ya que se encuentran en la región central del plano Galáctico, pero no existen referencias bibliográficas para dichas fuentes. Los surveys CORNISH e IRAS no muestran ninguna fuente cercana en un radio de 21". Al revisar la emisión infrarroja de las fuentes cercanas y comparar con el tipo de emisión que presentan las regiones de formación estelar de alta masa, se puede considerar que las fuentes de emisión máser parecen no encontrarse asociadas con alguna región de formación estelar.

Abstract

The regions of stellar formation pose challenges for direct observation because at wavelengths corresponding to UV-optical-near infrared, the phenomenon of dust absorption blocks the emission generated in these regions. In response to this, methanol masers have proven to be important tracers of high-mass star-forming regions. This astrophysical phenomenon exhibits bright and variable emission at different radio frequencies, which can provide relevant information about the physical processes occurring in these regions. This thesis addresses the topic of maser emission, starting with a bit of history about its discovery, the physical processes that generate it, and its astronomical context. Additionally, the results of observations in different bands are presented in search of maser emission generated by different molecules.

The inspiration for this thesis arises from the work of Pandian et al. (2007), in which a mapping of an inner region of the Galaxy was conducted in search of 6.7 GHz methanol maser emission using the Arecibo telescope. In their work, Pandian et al. (2007) discovered new sources not previously reported in the literature that appear to be unrelated to star formation regions. Out of these new sources, 10 were selected for observation with the **Karl G. Jansky Very Large Array (VLA)** at 6.7 and 44 GHz to search for methanol lines, as well as at 22 GHz for the water maser line. These observations aim to precisely locate the maser and determine whether they are related to star-forming regions in early stages or a different astronomical environment.

The thesis presents the results obtained from VLA observations in different bands for the 10 selected sources. The raw data were cleaned and calibrated to obtain the final data cubes using the **Astronomical Image Processing System (AIPS)**, developed by the National Radio Astronomy Observatory (**NRAO**). From the cleaned data cubes, maser positions, source spectra, emission line velocity ranges, peak flux along with corresponding velocities, and integrated emission line flux were obtained. Considering the characteristics of the observations, such as configuration, sensitivity, etc, and the data cleaning process, it can be consider

that the position found for the masers is precise.

In general, maser emission was found for six sources at 6.7 and 22 GHz. Initially, coincidence at 6.7 GHz was found for three sources in terms of maser positions and emission peak velocity, comparing the data from Pandian et al. (2007) and this work. Furthermore, water maser emission at 22 GHz was found in three sources, with only one of them also exhibiting methanol maser emission at 6.7 GHz. Lastly, the observation at 44 GHz could not be calibrated; however, power cross-spectrum spectra derived from raw data indicated the possible presence of maser emission in at least three sources. One of these sources also displayed water maser emission at 22 GHz, but due to data fidelity limitations, determining the position of the 44 GHz emission was impossible.

Finally, when compared with other surveys such as CORNISH, GLIMPSE, IRAS, MSX, among others, solid evidence is provided regarding the astronomical context in which the sources observed by VLA are generated. The presence of infrared sources at projected distances from the masers of less than 1 parsec was discovered. These sources are of interest as they lie in the central region of the Galactic plane, yet there are no bibliographic references for these sources. The CORNISH and IRAS surveys do not show any nearby sources within a 21'' radius. Comparing the infrared emission from the nearest sources with the emission commonly presented in high mass star forming regions, it can be considered that the maser emission sources found in this work are not associated with a high mass star-forming region.

Índice general

Agradecimientos Institucionales	2
Agradecimientos Personales	3
Resumen	4
1. Fundamento Teórico	10
1.1. Descubrimiento e historia	11
1.1.1. OH	11
1.1.2. H ₂ O	13
1.1.3. SiO	14
1.1.4. CH ₃ OH	15
1.1.5. Otros máseres	18
1.2. Propiedades de emisión máser y Procesos radiativos	19
1.2.1. Coeficientes de Einstein y coeficientes de absorción	19
1.2.2. ¿Cómo conocer si es emisión máser?	23
1.2.3. Máseres saturados y no saturados	28
1.3. Mecanismos de bombeo	29
1.3.1. Bombeo radiativo	30
1.3.2. Bombeo Colisional	31
1.3.3. Relación de mecanismos al ambiente astronómico	32
1.4. Máseres de metanol	34
1.4.1. Máseres de metanol clase I	36
1.4.2. Máseres de metanol clase II	37
1.5. Máseres de agua	39

2. Antecedentes	40
2.1. The Arecibo Methanol Maser Galactic Plane Survey	42
3. Metodología	51
3.1. Configuración VLA	52
3.1.1. Observaciones realizadas	54
3.1.2. Bandas C, K & Q	55
3.2. Obtención de imágenes	58
3.2.1. Calibración	58
3.2.2. Cubos de datos	63
4. Resultados y discusión	66
4.1. Bandas C y K	67
4.2. Banda C	68
4.2.1. Comparación con el AMGPS	69
4.2.2. Notas sobre las fuentes encontradas en la banda C	71
4.2.3. Notas sobre las fuentes encontradas en la banda K	74
4.3. Máser de metanol y máser de agua en la región G43.0	80
4.3.1. ¿Son estos dos máseres trazadores de una región de formación estelar?	83
4.4. Banda Q	85
4.5. Fuentes sin emisión	86
5. Conclusiones y trabajo a futuro	90

1

Fundamento Teórico

Resumen

En el presente capítulo se abordarán los fundamentos de la emisión máser. La emisión máser se genera a partir de moléculas las cuales tras ser llevadas a un nivel energético superior al nivel de energía basal, disminuyen su energía de manera no radiativa manteniéndose en un nivel metaestable. A partir de esto la molécula puede disminuir su nivel de energía de manera radiativa emitiendo un fotón coherente y dando paso al fenómeno de amplificación estimulada. Para que este fenómeno se presente se requiere de mecanismos de bombeo, los cuales proporcionan el mecanismo para excitar las moléculas a un estado meta-estable. La intensidad de la emisión dependerá de varios factores, incluyendo la molécula que la genera, así como del mecanismo de bombeo presente. Por ello, diferentes especies moleculares sirven para distinguir diversas regiones en el medio interestelar, diferentes zonas de las atmósferas estelares, zonas de choque de gas, regiones de formación estelar masiva y presencia de moléculas en otras galaxias, por mencionar algunos usos de los máseres.

1.1. Descubrimiento e historia

La palabra **máser** es un acrónimo proveniente del idioma inglés que puede ser traducido como *amplificación de radiación de microondas por emisión estimulada*. La emisión máser se da en regiones con presencia de gas en el cual se presenta el fenómeno de inversión de poblaciones a través de niveles energéticos metaestable.

Se pueden distinguir diferentes tipos de máseres, pero una aproximación física para definir la nomenclatura de los máseres es presentada por Reid (2002), donde se considera que los máseres se pueden clasificar por el origen del material que presenta la emisión máser. Aquellos en los que el material proviene de estrellas evolucionadas como, gigantes rojas y nebulosas protoplanetarias, serán *máseres estelares*. Si el material proviene del medio interestelar, serán *máseres interestelares*, en los cuales si bien la energía para generar emisión proviene de estrellas jóvenes las moléculas que están siendo excitadas son de nubes moleculares. Estos máseres pueden ser asociados a regiones de formación estelar pero también ocurren en otros ambientes. A los máseres presentes en la cercanía de núcleos activos de galaxias le ha denominado *máseres nucleares*.

1.1.1. OH

En 1963 se descubrió la primera emisión máser astronómica (Weinreb et al., 1979). Esta emisión correspondía a la primera molécula encontrada en el espectro del radio en el medio interestelar, el radical hidroxilo, OH. En 1965 Weaver et al. (1965) investigaban la presencia de moléculas de OH en la Vía Láctea encontrando que las líneas en radio observadas por esta molécula eran causadas por la estructura hiperfina concluyendo lo siguiente:

1. La molécula de OH se encuentra confinada en el plano galáctico mostrando absorción en la mayoría de las fuentes que brillaban más que un límite específico.
2. Algunas fuentes presentan emisión de la molécula OH.
3. La existencia de una línea de emisión fuerte en diferentes fuentes a 1665 MHz.

Denotaron al elemento que generaba esta línea de emisión como “mysterium”, siendo éste encontrado solamente en emisión. Algo que les sorprendió fue lo estrecho de la línea ya

que ésta se encontraba asociada con la región más brillante de una nebulosa difusa.

Más tarde ese año Weinreb et al. (1965) retomaron la observación en una de las fuentes estudiadas previamente por Weaver, donde señalaron que mysterium era una excitación anómala del OH. Entre las posibles explicaciones mencionaron algún tipo de amplificación por inversión de población debida a un efecto máser.

Posteriormente en 1968 Moran et al. (1968) retomaron la misma región con la que trabajó Weinreb et al. (1965), encontrando que la intensidad observada solo podría darse por mecanismos no térmicos, como la emisión máser.

Las transiciones apreciables para la molécula de OH fueron determinadas en laboratorio y con observaciones astronómicas. Las líneas observadas a mayor intensidad corresponden a las transiciones $F = 1 \rightarrow 1$ y $F = 2 \rightarrow 2$ a 1665 y 1667 MHz respectivamente (Robinson and McGee, 1967); éstas son denominadas como *líneas principales*. Por otro lado existen otras transiciones de menor intensidad, $F = 1 \rightarrow 2$ y $F = 2 \rightarrow 1$ a 1612 y 1720 MHz respectivamente, denominadas como *líneas satélite*. Estas líneas satélite surgen por diferentes factores de la interacción de la molécula OH con su entorno, como colisiones, efectos térmicos y campos magnéticos. Estas interacciones generan desdoblamientos en los niveles de energía de la molécula dando origen a las líneas. Las líneas principales fueron observadas por primera vez en absorción en el espectro de Cassiopeia A, por lo que se estableció que el OH se encuentra en las nubes de hidrógeno atómico.

Tras el descubrimiento de la emisión intensa de OH se encontró que ésta presentaba una polarización linear fuerte. La presencia de emisión altamente polarizada se puede deber a diferentes mecanismos. Algunos candidatos son: efecto Zeeman, efecto Stark, dispersión de resonancia, amplificación del fondo polarizado por un efecto tipo máser.

En general, la emisión máser generada por moléculas de OH sirve para trazar diferentes objetos y entornos interestelares. Las emisiones fuertes de OH se han observado en la

cercanía de estrellas calientes y en las fronteras de las regiones HII, donde las condiciones del campo radiativo presentan una temperatura alrededor de 30000 K (Solomon, 1968). En contraste, en las estrellas gigantes rojas las temperaturas pueden ser ~ 3600 K y presentar envolventes de gas y polvo ópticamente grueso (Szymczak et al., 2010). A distancias de algunos cientos de radios estelares se puede encontrar emisión máser OH, donde estos másers se encuentran en esferas concéntricas. Otro ámbito en el cual se pueden encontrar másers de OH es en remanentes de supernova. Esto fue descubierto gracias a líneas satélite de 1720 MHz, y esta emisión es una evidencia importante de interacciones de colisión con nubes moleculares (Kemball, 2007). Finalmente se puede mencionar los mega másers que son másers de OH muy intensos, los cuales se generan en los centros luminosos y ultraluminosos de galaxias infrarrojas que se encuentran pasando por un estallido estelar.

1.1.2. H₂O

En 1969 se detectó emisión en microondas de la transición rotacional $6_{16} \rightarrow 5_{23}$ perteneciente a la molécula de agua en la dirección de Sagitario B2, la nebulosa de Orión y la fuente W49 (Cheung et al., 1969). En 1973 se realizó el primer estudio grande de poblaciones de H₂O, donde se consideraron 31 niveles de rotación y todos los procesos radiativos y colisionales que los conectan (de Jong, 1973). La emisión en la frecuencia de radio por parte de las moléculas de agua se debe a las transiciones rotacionales que se generan en la molécula.

La presencia de emisión máser generada por moléculas de agua se ha asociado a objetos estelares jóvenes de alta masa, así como objetos protoestelares jóvenes de baja masa, siendo de estos últimos principalmente con protoestrellas de clase 0 y algunas de clase 1. También se ha encontrado que esta emisión máser se encuentra relacionada con ondas de choques, tales como en jets protoestelares (Gray et al., 2016).

Los másers de agua presentan variabilidades de diferentes escalas (Trinidad et al., 2003), que pueden ir desde horas y días a meses y años. Se ha encontrado que, para regiones de formación estelar (SFRs), existe una relación entre el brillo de la región y la variabilidad de la

emisión: a menor luminosidad de la SFR habrá mayor grado de variabilidad en la emisión máser de agua por lo cual, regiones de alta luminosidad presentan mayor estabilidad (Felli et al., 2007).

Los máseres de agua han sido útiles al proporcionar información acerca de los campos magnéticos en las regiones próximas, algunos cientos de AU de estrellas de tipo tardío. Dado que la molécula de agua es no paramagnética la detección del campo magnético puede ser complicada. Pero, la molécula presenta desdoblamiento por efecto Zeeman, presentando polarización circular (Vlemmings et al., 2002) lo cual, sumado al hecho de que las regiones de máseres de agua suelen ser pequeñas (alrededor de 1 AU) y presentan altas temperaturas de brillo¹ (Vlemmings et al., 2006a), la emisión máser a 22 GHz se puede observar a alta resolución angular y sirve como trazador de la fuerza campos magnéticos y estructura a escalas pequeñas (Vlemmings et al., 2006b). Por ello se puede examinar la fuerza del campo magnético y la estructura en la regiones densas de las SFRs.

1.1.3. SiO

En 1973 Snyder and Buhl (1974) detectaron líneas de emisión desconocida en la dirección de la nube molecular de la nebulosa de Orión. Esta emisión se encuentra próxima a los 86245 MHz (~ 3.48 mm), la cual se traslapa con la frecuencia de reposo de la transición $J = 2 \rightarrow 1$ de la especie $^{28}\text{Si}^{16}\text{O}$ a 86243.28 MHz. Posterior a ello, se detectaron más transiciones rotacionales $J = 1 \rightarrow 0$, $J = 3 \rightarrow 2$, $J = 4 \rightarrow 3$, $J = 5 \rightarrow 4$ y $J = 6 \rightarrow 5$, siendo esta especie una con varias líneas de emisión máser (Elitzur, 1992).

Esta especie se suele encontrar ampliamente en estrellas de tipo tardío, donde observaciones con interferometría han encontrado que los máseres de este tipo se encuentran próximos a las estrellas centrales; por ejemplo en **R Cas** se le ha encontrado, al óxido de silicio, entre $1.3-6 R_*$ (Elitzur, 1992). Algunos objetos en cuyo alrededor se pueden encontrar máseres de SiO son: estrellas Mira variable, estrellas supergigantes M, estrellas variables semi regulares, estrellas OH/IR.

¹ $T_b > 10^9\text{K}$

Los máseres de SiO presentan una alta variabilidad. Esta puede darse debido a ondas de choque generadas en la superficie de la estrella, lo cual cambia las propiedades de la región donde se da la emisión máser por algunos cientos de días. También se puede presentar variabilidad cuando la estrella a la cual se encuentra cercano el máser está en alguna fase de su ciclo estelar en la cual presenta mayor emisión en el óptico o infrarrojo (Pardo et al., 2004). Se ha encontrado polarización lineal y circular a diferentes transiciones que corresponden a lo esperado para un máser no paramagnético en un campo magnético alineado. Estas detecciones indican que la separación por efecto Zeeman requiere un campo magnético de docenas de Gauss (Elitzur, 1992).

1.1.4. CH₃OH

El metanol (CH₃OH) fue una de las muchas moléculas descubiertas en el medio interestelar durante la década de 1970, siendo inicialmente descubierto por Ball et al. (1970). Posteriormente Barrett et al. (1971) encontraron líneas de emisión para 5 transiciones de $J = 4$ a 8 a 25 GHz, siendo en 1974 confirmadas por Chui et al. (1974) como emisión por efecto máser. Durante la década de 1980 se encontraron una gran cantidad de líneas que corresponde a diferentes transiciones: Menten et al. (1986) aumentaron el rango de detecciones yendo de $J = 2$ a 9 . En 1985 se encontraron emisión a 36 y 44 GHz por Morimoto et al. (1985), ese mismo año se descubrió una línea de emisión a 19 GHz por Wilson et al. (1985) y en 1987 revisando la misma fuente, encontró emisión a 12 GHz por Batrla et al. (1987). En 1988 se encontró emisión a 95 GHz en Orion por Plambeck and Wright (1988) y, posteriormente, en 1990, Elitzur (1992) detectaron emisión a los 44 GHz, por citar brevemente algunos ejemplos de las transiciones descubiertas.

La molécula de metanol se encuentra conformada por un grupo metilo CH₃ y un grupo hidroxilo OH el cual rota alrededor del eje simetría del primer grupo. Esta molécula se puede considerar uno de los rotores rígidos más simples (Heuvel and Dymanus, 1973) pero asimétrico donde la rotación del grupo hidroxilo se ve afectada por la presencia de un po-

tencial generado por los átomos del grupo metilo.

Al ignorar las rotaciones internas de la molécula, las interacciones hiperfinas se darán por interacciones espín-espín entre los protones y la interacción de los espines de cada protón con la rotación de la molécula (Heuvel and Dymanus, 1973). La molécula de metanol es, ligeramente, un molécula de trompo asimétrico, donde el eje de simetría es casi paralelo a uno de sus ejes principales. Al ser asimétrica, la molécula presenta polaridad. El átomo de oxígeno es más electronegativo que el carbono lo cual genera una densidad electrónica mayor a su alrededor y un dipolo permanente en dirección a este. Muchas de las líneas de este alcohol se presentan en el dominio de las microondas, siendo estas generadas por movimientos internos y externos de la molécula.

En general la molécula presenta diversos movimientos rotacionales, junto con movimientos de torsión, estrechamiento en el grupo hidroxilo y estrechamientos más débiles en el grupo metilo (Hänninen and Halonen, 2003). La estructura de la molécula da lugar a una cantidad enorme de movimientos y transiciones, esto da origen a muchas líneas de emisión, sin embargo, no todas son de emisión máser.

Se puede hacer una primera clasificación entre máseres de metanol según su transición. Si la transición se da en un nivel rotacional simétrico se trata de un máser de serie de transición A, por otro lado si la transición se da entre niveles de energía rotacional no simétricos se trata de una serie de transición E. Es importante diferenciar los niveles rotacionales simétricos y asimétricos. Los primeros se ven influenciados por la simetría de la molécula y atienden a reglas de selección específicas, mientras que las asimétricas tienen niveles de energía más complejos y sus transiciones rotacionales no se encuentran tan apegadas a las reglas de selección.

Dada la riqueza en cuanto a emisión y transiciones del metanol (Batra et al., 1987), dividió los máseres de metanol en dos categorías: **Clase A** y **Clase B**. Los de clase A corresponden a las transiciones $J_2 \rightarrow J_1$. Estos máseres se pueden encontrar hasta a 2 parsecs de máseres

de OH y H₂O así como de regiones III. Los clase B se pueden encontrar cercanos a regiones III, donde se acomodaban todas las transiciones descubiertas hasta el momento. En 1991, Menten et al. proponen un nuevo acomodo para los máseres de metanol: para la transición $J_2 \rightarrow J_1$ serie E a 25 GHz se denomina un máser de **Clase I**. Para una transición $2_0 \rightarrow 3_{-1}$ serie E a 12 GHz se trata de un máser de metanol **Clase II** (Menten, 1991). Es importante mencionar que ambas clases de máseres no presentan líneas compartidas. Los dos tipos de máseres de metanol se diferencian por su mecanismo de bombeo y ambiente astronómico en el cual se encuentran. Las diferencias entre las dos clases de máseres se profundiza en la sección Máseres de metanol. A partir de este punto se denominará a los máseres de metanol case I como **MMCI** y a los máseres de metanol clase II como **MMCII**.

Los MMCI presentan mecanismos de bombeo por colisión, siendo útiles para trazar regiones de choques de gas. Emisión máser de este tipo se ha encontrado en la interfaz de flujos moleculares y choques entre nubes, es la transición $7_0 \rightarrow 6_1 A^+$ a 44 GHz la más fuerte y más común en este tipo de máser. Por su parte, los MMCII han demostrado ser importantes trazadores de regiones de formación de estrellas de alta masa, siendo la transición $5_1 \rightarrow 6_0 A^+$ a 6.7 GHz la más fuerte y común (Ellingsen et al., 2012), y es única en su tipo ya que exclusivamente traza esta clase de regiones (Brunthaler et al., 2021).

Como se mencionó anteriormente, la molécula de metanol presenta una diversa gama de líneas espectrales; en las Tablas 1.1 y 1.2 se muestran algunas líneas conocidas para los MMCI y MMCII.

Los máseres de metanol son importantes trazadores y suelen ser utilizados para detectar regiones de formación estelar de alta masa ya que MMCII, con pocas excepciones, solo se presentan en SFR de alta masa (Zinnecker and Yorke, 2007). Su principal importancia radica en que los máseres de metanol son muy brillantes en longitudes de onda que corresponde al radio ya que de otra forma, las regiones de formación estelar de alta masa resultan imposibles de observar de manera directa en longitudes de onda ópticas.

MMCI	
Transición	Frecuencia (GHz)
$9_{-1} \rightarrow 8_{-2}$	9.93
$10_1 \rightarrow 9_2$	23.4
$4_{-1} \rightarrow 3_0$	36
$7_0 \rightarrow 6_1$	44
$5_{-1} \rightarrow 4_0$	84
$8_0 \rightarrow 7_1$	95
$11_{-1} \rightarrow 10_{-2}$	104.3
$6_{-1} \rightarrow 5_0$	132.8
$4_2 \rightarrow 3_1$	218.4
$8_1 \rightarrow 7_0$	229.7
$5_2 \rightarrow 4_1$	266.8
$9_{-1} \rightarrow 8_0$	278.3

Tabla 1.1: Transiciones de la molécula metanol para máseres de clase I encontrados por Ladeyschikov et al. (2019).

MMCII	
Transición	Frecuencia (GHz)
$5_1 \rightarrow 6_0$	6.7
$2_0 \rightarrow 3_{-1}$	12.2
$2_1 \rightarrow 3_0$	20
$9_2 \rightarrow 10_1$	23.1
$8_2 \rightarrow 9_1$	29.0
$7_{-2} \rightarrow 8_{-1}$	37.7
$6_2 \rightarrow 5_3$	38.3
$6_2 \rightarrow 5_3$	38.5
$6_{-2} \rightarrow 7_{-1}$	85.6
$7_2 \rightarrow 6_3$	86.6
$7_2 \rightarrow 6_3$	86.9
$3_1 \rightarrow 4_0$	107.0
$0_0 \rightarrow 1_{-1}$	108.9
$15_0 \rightarrow 15_{-1}$	148.1
$2_1 \rightarrow 3_0$	156.6
$10_2 \rightarrow 9_3$	231.3

Tabla 1.2: Transiciones de la molécula de metanol para máseres de clase II encontrados por Ellingsen et al. (2012).

Otra característica que presentan los máseres de metanol es su variabilidad, la cual cambia dependiendo de la clase de máser de metanol, ya que los MMCI son poco variables, mientras que los MMCII son altamente variables. En investigaciones como Caswell et al. (1995) se encontró que los máseres de MMCII pueden variar su intensidad de emisión, pero con el transcurso del tiempo, ésta regresaba a la emisión que había sido reportada previamente.

1.1.5. Otros máseres

Otras especies moleculares pueden generar emisión máser. Por ejemplo, Mauersberger et al. (1986) observaron líneas débiles de amoníaco en dirección de una región HII ultra compacta (Mauersberger et al., 1986). Estos máseres son altamente variables, similar a los de agua pero mucho más débiles.

Otra especie que suele presentar emisión máser es el formaldehído, H_2CO . Se ha encontrado H_2CO en 8 regiones de formación estelar de alta masa en una frecuencia de 4.8 GHz (van der Walt and Mfulwane, 2022), al igual que en observaciones extragalácticas. En

estas observaciones se encontró que 3 megamáseres de formaldehído se encuentran con megamáseres de OH, siendo un tema de interés el que genera que ambos fenómenos se den.

1.2. Propiedades de emisión máser y Procesos radiativos

1.2.1. Coeficientes de Einstein y coeficientes de absorción

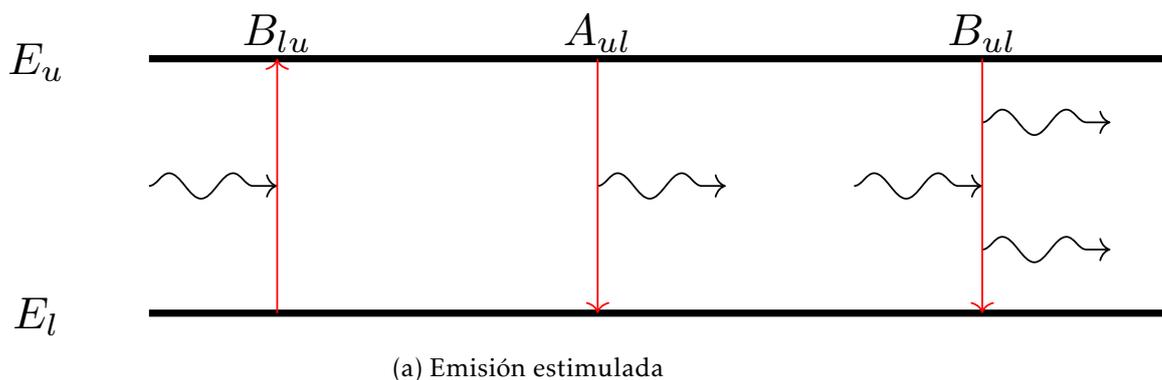


Figura 1.1: Fenómenos de absorción, emisión espontánea y emisión estimulada.

La interacción de un átomo con un campo electromagnético externo puede tener como resultado emisión u absorción de radiación. Estos fenómenos tienen cierta probabilidad de ocurrir, y esta idea de probabilidad fue propuesta por Einstein inicialmente.

La emisión espontánea, A_{ul} se ve ejemplificada en la figura 1.1, y se puede considerar como un proceso natural de los sistemas que tienden al estado de menor energía. La cantidad de eventos de esta naturaleza que se pueden dar por unidad de volumen y tiempo, es la cantidad de moléculas que pasan de un nivel de mayor energía, E_u a uno de menor energía E_l en un volumen y tiempo dado. Este número se puede encontrar por $A_{ul}n_u$, donde u es el nivel energético mayor, l es el nivel energético inferior y n_u es la cantidad inicial de moléculas por unidad de volumen en el nivel superior.

Ante la presencia de un campo radiativo se puede presentar el fenómeno de absorción de radiación, B_{lu} en la figura 1.1. Se presenta una transición entre los niveles $E_l \rightarrow E_u$ cuando el sistema absorbe un fotón de energía $h\nu$. El campo puede provenir de los mismos átomos o

moléculas o de una fuente externa, y la tasa a la cual se da el fenómeno es proporcional a la densidad de energía $u(\nu)$ del campo. Einstein demostró que el proceso puede ser positivo o negativo (Wiese, 2001). En el caso de la absorción de un fotón eleva la molécula de un nivel l al u , este proceso es proporcional a la cantidad de moléculas en el estado inferior, n_l .

En el proceso inverso, (B_{ul}), las moléculas se ven estimuladas para emitir fotones de la misma frecuencia y de manera coherente. Es decir, que emiten fotones en el mismo sentido y fase que llevaba el fotón incidente. Este proceso ocurre desde un nivel superior u a un nivel inferior l , proporcional a la cantidad de moléculas presentes en el nivel superior, n_u .

Siguiendo el desarrollo de Rybicki & Lightman, las interacciones entre radiación y átomos, o moléculas, se puede resumir de la siguiente forma. Un sistema cuántico tiene un nivel de energía E_l con un peso estadístico de g_l ; un nivel de mayor energía, E_u , presenta una energía $E_l + h\nu$ y tiene un peso estadístico de g_u . Las transiciones entre estos niveles se darán $E_l \rightarrow E_u$ cuando el sistema absorbe un fotón de la misma energía $h\nu = E_u - E_l$, emitiendo un fotón con la misma energía. Los coeficientes A y B se conocen como coeficientes de Einstein y se pueden relacionar de la siguiente manera:

$$g_l B_{lu} = g_u B_{ul}, \quad (1.1)$$

$$A_{ul} = \frac{2h\nu^3}{c^2} B_{ul}. \quad (1.2)$$

Si se consideran las densidades de moléculas en el nivel superior, n_u , e inferior, n_l , y con los pesos estadísticos por nivel, se pueden expresar tres casos de interés: Equilibrio Termodinámico Local, no equilibrio termodinámico y máser.

Equilibrio termodinámico local: El sistema estará en equilibrio termodinámico local (LTE²) cuando la materia esté en equilibrio térmico consigo misma, más no necesariamente con la radiación:

²Por sus siglas en inglés.

$$\frac{n_l}{n_u} = \frac{g_l}{g_u} \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right). \quad (1.3)$$

No equilibrio termodinámico: En este caso la emisión no térmica no cumple con la condición de la ecuación 1.3. Esto se puede aplicar, por ejemplo, cuando no se presentan una distribución de velocidades Maxwelliana, o si las moléculas no obedecen a una distribución de Maxwell-Boltzmann, así como cuando existe dispersión.

Máser: El último caso es el de inversión de población. Si el sistema está en equilibrio

$$\frac{n_u g_l}{n_l g_u} = \exp\left(\frac{-h\nu}{kT}\right) < 1, \quad (1.4)$$

tal que

$$\frac{n_l}{g_l} > \frac{n_u}{g_u}, \quad (1.5)$$

para este caso la población es *normal*. En el momento en el que existan mayor cantidad de moléculas en el estado superior se presenta la inversión de población, donde

$$\frac{n_l}{g_l} < \frac{n_u}{g_u}. \quad (1.6)$$

Cuando existe inversión de población, la tasa de emisión estimulada es superior a la tasa de absorción con lo cual el medio amplifica la luz emitida del fondo a la frecuencia de transición. Esta inversión de población en niveles de energía provoca la emisión máser, la cual se da en regiones con gas, generando una amplificación de la radiación emitida por un objeto en el fondo. Una descripción de este fenómeno de amplificación se muestra en la Figura 1.2.

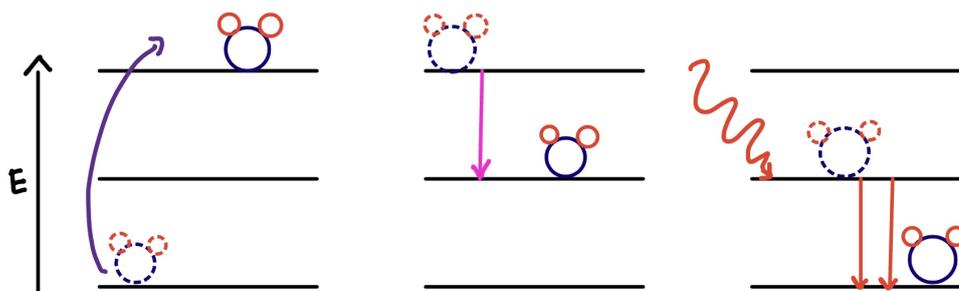


Figura 1.2: Las moléculas alcanzan un nivel de energía superior por procesos radiativos o colisionales. Posterior a ello alcanzan un nivel metaestable del cual descenderán cuando exista interacción con un fotón cuya energía sea igual a la diferencia de niveles. De esto, dos fotones idénticos serán emitidos.

La figura 1.2 ilustra el proceso de emisión estimulada. Se tiene inicialmente una molécula en un estado de energía base. Por medio de algún mecanismo, radiativo o colisional, la molécula alcanza un nivel de energía mayor para posteriormente decaer a un nivel *metaestable*. Para diferenciar entre un estado de energía basal, un estado energético superior y un estado de energía metaestable, se puede considerar el tiempo que dura la molécula en cada caso. La molécula podrá encontrarse mayor tiempo en un estado metaestable que en un estado energético superior, pero aun así su duración en el nivel metaestable será corto en comparación con su duración en el nivel de energía basal.

La molécula permanecerá en el estado metaestable hasta que un fotón con la diferencia de energía que existe entre los dos diferentes niveles interactúe con la molécula, llevándola de nuevo al estado base mientras se emiten dos fotones: el fotón con el cual se interactuó inicialmente y un segundo fotón con la misma frecuencia que lleva consigo la diferencia de energía entre los niveles. El fenómeno de emisión estimulada se dará cuando se tenga una mayor cantidad de moléculas en un nivel metaestable u (inversión de población), sumado a que estas emitirán el exceso de energía debido a la intensidad del campo radiativo del fondo antes de que la emisión se pueda dar de manera espontánea. Con esto se tendrá entonces emisión más láser la cual será coherente, brillante y altamente polarizada (Gargaud and Amils, 2011).

La emisión estimulada presenta un comportamiento interesante ya que en un balance sobre la cantidad de fotones que ingresan al sistema y los que salen del sistema, se ven aumentados estos últimos. Los fotones que son absorbidos atienden al coeficiente de absorción,

que es un indicador de cuanto pueden adentrarse un fotón en un sistema antes de ser absorbido. Para la emisión estimulada este coeficiente es un caso particular ya que se debe tener en cuenta la población del estado basal y su transición a un estado superior, así como la población en estado superior y su transición al nivel metaestable, este coeficiente se muestra en la ecuación 1.7

$$\alpha_\nu = \frac{h\nu}{4\pi} \phi(\nu)(n_l B_{lu} - n_u B_{ul}). \quad (1.7)$$

En la ecuación 1.7 es el último término el que indica la relación entre niveles superiores e inferiores y, se puede observar que el último término proporciona la información sobre la población del nivel superior. Considerando que existe una inversión de población, la cantidad de moléculas en un nivel superior será mayor, así como sus transiciones hacia un nivel inferior, por lo tanto el coeficiente para este caso será negativo.

1.2.2. ¿Cómo conocer si es emisión máser?

¿Cómo se puede saber si lo que se observa es emisión máser? En general esto se puede diferenciar por un par de aspectos distintivos de la emisión máser, su temperatura de brillo y el ancho de su línea de emisión. Este par de aspectos se pueden observar en diferentes fuentes astronómicas. Sin embargo, los máseres presentan comportamientos específicos.

En el sentido de la radiación electromagnética resulta conveniente definir la temperatura de brillo como la temperatura que presenta un cuerpo negro que produce la misma intensidad de radiación a una frecuencia específica. Para el espectro de un cuerpo negro en el límite de Rayleigh-Jeans, donde $h\nu \ll kT$, la intensidad se puede aproximar a $I_\nu = 2kT/\lambda^2$, donde k es la constante de Boltzmann. De esto, la intensidad es una medida de la radiación emitida y la temperatura es una condición física de la fuente (Snell et al., 2019), se puede definir la temperatura de brillo como

$$T_B = \left(\frac{c^2}{2k\nu^2} \right) I_\nu; \quad (1.8)$$

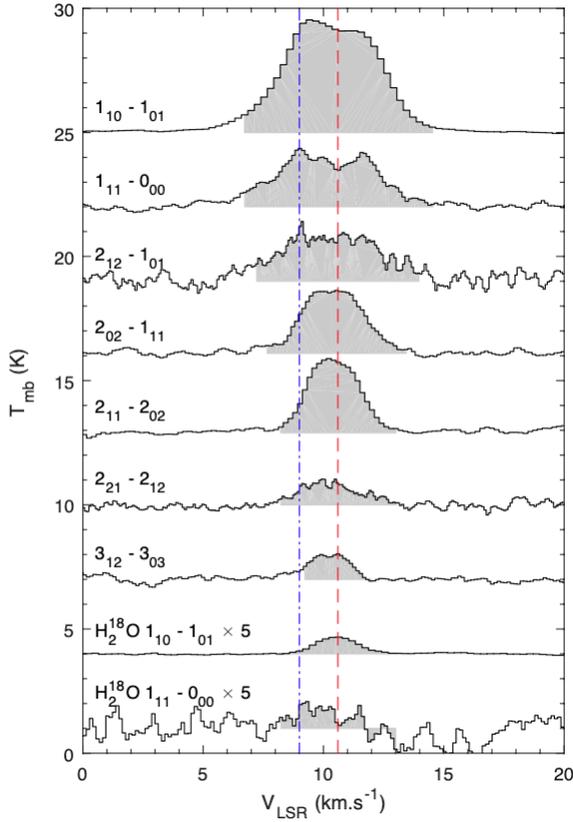
La ecuación 1.8 indica que la temperatura de brillo es una medida de la radiación y no

necesariamente una propiedad del objeto que la emite. Para un máser la intensidad observada o temperatura de brillo puede ser mucho mayor que la esperada para la temperatura de la región donde se emite. La inversión de población, que da pie al fenómeno máser, propicia la emisión de más fotones de los que son absorbidos, y estos presentan radiación coherente que genera el efecto final de amplificación dando paso a las temperaturas de brillo muy grandes. Pero las grandes cantidades que se pueden encontrar en T_B no tienen relación con las temperaturas cinéticas presentes en la región, ya que la T_B es lo suficientemente grande para que no existan las moléculas que generan la emisión (Elitzur, 1992).

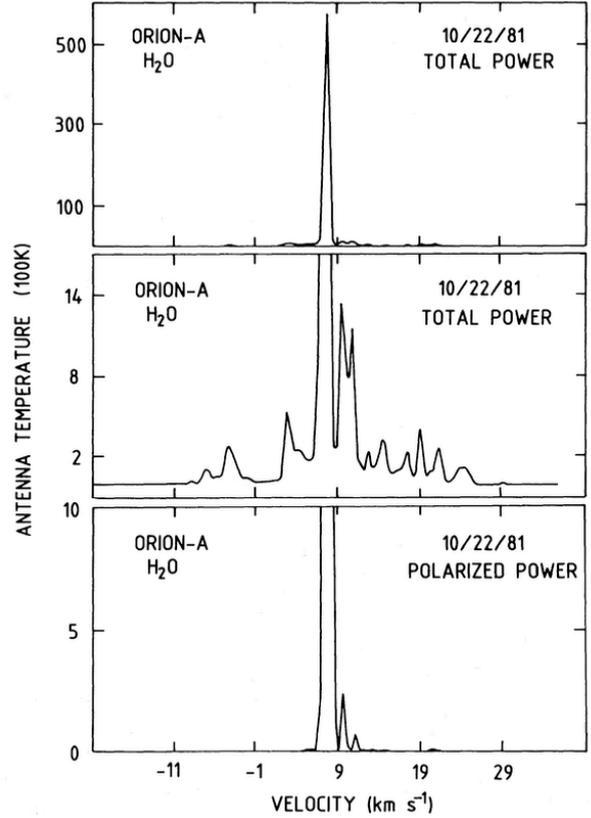
Es importante señalar un par de consideraciones; para un cuerpo negro la temperatura de brillo es la misma que la temperatura de la fuente y, a frecuencias altas y temperaturas bajas donde no se cumpla la condición $h\nu \ll kT$, la aproximación de R-J no es aplicable.

El segundo aspecto que puede indicar que se está observando emisión máser es el ancho de su línea de emisión. En general, las líneas espectrales resultan importantes ya que proporcionan información de las condiciones físicas y químicas de alguna región u objeto. Estas líneas presentan frecuencias de reposo las cuales sirven para identificar qué átomo o molécula las ha generado. En la práctica, la emisión ocurre sobre un rango de frecuencias, debido al llamado *ensanchamiento* de línea. Este ensanchamiento puede suceder por varios mecanismos y su magnitud puede dar información sobre las condiciones físicas del gas.

En la figura 1.3, se muestran un par de ejemplos sobre líneas espectrales. La primera corresponde a los espectros obtenidos para un sistema en equilibrio térmico, mientras que el segundo corresponde a una región donde hay emisión máser. Algo notorio es el ancho de las líneas. Mientras que el ejemplo de emisión térmica muestra líneas que abarcan hasta $\Delta v = 10 \text{ km/s}$, en la emisión máser estas líneas son de apenas unos km/s. Sin embargo, pueden darse diferentes fenómenos por los cuales una línea puede mostrar ensanchamiento, y como se mencionó previamente, en líneas tan estrechas como las de un máser resulta notorio.



(a) Emisión térmica de agua



(b) Emisión máser de agua

Figura 1.3: a) Espectro de líneas de emisión de agua en la barra de Orion, imagen tomada de Putaud et al. (2019). b) Espectro de la emisión máser de agua en la región Orion-KL, imagen tomada de Garay et al. (1989).

El ensanchamiento Doppler: Δv_D que corresponde al ensanchamiento de Doppler. Si se tiene un gas con solo movimiento térmico, el ensanchamiento se puede encontrar con

$$\Delta v_D = \frac{v_0}{c} \left[\frac{2kT_K}{m} \right]^{1/2}, \quad (1.9)$$

donde T_K es la temperatura cinética del gas y m es la masa de la partícula que genera la emisión. De igual forma, los movimientos internos del gas pueden generar ensanchamiento Doppler, esto debido a los movimientos turbulentos.

En radioastronomía, el ancho de línea se suele medir con el *full width half maximum* (FWHM).

$$\Delta v_{FWHM} = 1.665 \Delta v_D, \quad (1.10)$$

pero, suele ser más común expresarlo en término de las velocidades

$$\Delta v_{FWHM} = \frac{c}{v_0} \Delta v_{FWHM}. \quad (1.11)$$

Si se utiliza la ecuación 1.11 considerando la transición del agua a 22.23 GHz y una temperatura de 10 K, se encuentra que el ensanchamiento Doppler será ~ 0.16 km/s, a 200 K ~ 0.71 km/s y a 10^4 K será ~ 16.00 km/s. Es decir, a una aparente temperatura mucho más alta se aprecian los ensanchamientos de línea esperados para un máser de agua, sin embargo, en regiones como Orión dónde el gas presenta temperaturas entre los 10-20 K se encuentran líneas con un ancho de ~ 10 km/s. ¿Cuál es la diferencia? En el primer ejemplo no se está considerando efecto alguno fuera de la temperatura del gas, mientras que en el caso de Orión se sabe que existen otros fenómenos que ensanchan la línea, por ejemplo la turbulencia del gas.

Con base en los ejemplos anteriores se puede considerar lo siguiente: los máseres no se encuentran en el equilibrio termodinámico local y la emisión térmica de una molécula puede presentar anchos de línea más grandes al que se podría esperar para la temperatura del gas. Para el ejemplo inicial, el ensanchamiento Doppler calculado no es ensanchamiento térmico. Respecto a estas últimas, las líneas térmicas son supersónicas en el medio interestelar, y pueden presentar velocidades altas. Se hace notoria la necesidad de otra forma de caracterizar la emisión máser.

Existen otros fenómenos que pueden sumarse al ensanchamiento Doppler, primero efectos no térmicos como lo mencionado anteriormente, los movimientos macroscópicos del gas en la región observada, separación por efecto Zeeman, efecto de dilución del haz y efectos de instrumentación, así como la turbulencia, donde a la ecuación 1.12 se le suma un término de turbulencia a la raíz cuadrada:

$$\Delta v_D = \frac{v_0}{c} \left[\frac{2kT_K}{m} + \xi^2 \right]^{1/2}. \quad (1.12)$$

Por tanto, si el ensanchamiento que se observa corresponde a una temperatura mayor a la que puede presentar el gas en la región, y no existe algún cambio en el ensanchamiento debido a la turbulencia, entonces se puede considerar que existe emisión máser.

Ensanchamiento natural: Se da a nivel atómico generado por el principio de incertidumbre de Heisenberg. Este fenómeno es poco importante en radioastronomía por su pequeña magnitud.

1.2.3. Máseres saturados y no saturados

Al existir la emisión máser la población de niveles metaestables se reduce rápidamente, considerando que su tiempo de vida promedio es de 10^{-3} s. Para que se mantenga la constante emisión se requiere de diferentes *mecanismos de bombeo* los cuales se encargan de mantener los niveles metaestables poblados. La razón por la cual los niveles superiores se encuentran poblados es la inversión de población, la cual se puede definir de la siguiente forma

$$\Delta n = (n_2 + n_1) \frac{\Delta R}{R} \frac{\Gamma}{\Gamma + 2BI(\Omega/4\pi)} \quad (1.13)$$

en donde R y ΔR son la suma y diferencia de la tasa de bombeo, Ω es el ángulo sólido de la emisión, Γ es la tasa a la cual la población puede redistribuirse durante los ciclos de bombeo, y B es el coeficiente de Einstein para emisión estimulada. De la ecuación 1.13 se puede observar que si $2BI(\Omega/4\pi)$ supera a Γ la inversión de población se reduce por emisión estimulada (Reid and Moran, 1981). Un máser se considera saturado cuando la emisión estimulada por R supera la tasa a la cual la población puede redistribuirse (Dall'Olio et al., 2020a). En un máser insaturado la emisión estimulada es menor a la tasa a la cual se pueden repoblar los niveles.

Reid and Moran (1981) encuentran una relación para calcular la temperatura de brillo a la cual el máser se satura

$$T_s = \frac{h\nu\Gamma 4\pi}{2kA\Omega}, \quad (1.14)$$

donde A es el coeficiente de emisión espontánea de Einstein. Conforme aumenta la saturación, la inversión de población se reduce inversamente proporcional a la tasa de emisión estimulada $\Delta n = \Delta n_0 \Gamma (2BI\Omega/4\pi)^{-1}$, donde Δn_0 es la diferencia de población insaturada. Si la emisión estimulada es grande, también lo será la diferencia de insaturación. Cambios, incluso pequeños, en el mecanismo de bombeo pueden ser notorios en un máser insaturado, mientras que para un máser altamente saturado pequeños cambios deben ser poco notorios. Se considera que el estado de saturación de un máser se puede inferir con la variación tem-

poral de los máseres.

La emisión de líneas se ve afectada por la saturación del máser, pero en general se espera que la línea se estreche. El estrechamiento de línea se da cuando la emisión del máser se torna más coherente, con un intervalo de frecuencias igualmente más estrecho. Al aumentar la saturación en un máser el efecto de estrechamiento se hace más notorio. El aumento en la saturación implica una amplificación más fuerte, lo cual permite que la emisión coherente domine dando como resultado una línea más estrecha. Una vez alcanzada la saturación del máser, se ha alcanzado el punto en el cual una mayor inyección de energía no implica mayor inversión de población ni de amplificación. Con esto, el crecimiento en intensidad en el centro de la línea disminuye. Sin embargo, en los lóbulos laterales a la línea, la intensidad puede crecer aún exponencialmente, dando lugar a un posible ensanchamiento de línea tras la saturación (Reid and Moran, 1981).

1.3. Mecanismos de bombeo

Para que el fenómeno de emisión máser suceda se debe contar con un proceso de inversión de población continuo. Para ello se requiere suministrar energía a las moléculas con el fin de alcanzar niveles superiores y posteriores niveles metaestables. A este proceso de suministrar energía se conoce como *mecanismo de bombeo*.

Se pueden considerar dos condiciones para que un esquema de bombeo pueda ser considerado como tal: que lleve consigo a una inversión de población y que pueda generar la luminosidad observada del máser. La primer condición es importante ya que un mecanismo de bombeo es aquel sin el cual la inversión de población desaparece. El bombeo se puede considerar indirecto ya que los niveles que generan emisión máser han sido poblados por moléculas en niveles superiores que decayeron a un nivel metaestable, entonces la naturaleza del bombeo radica en lo que llevó las moléculas inicialmente al nivel de energía superior. Existen diferentes modelos para el bombeo, siendo los más aceptados los colisionales y radiativos.

La segunda condición implica que la cantidad de eventos de bombeo debe exceder la cantidad de fotones emitidos por el máser por unidad de tiempo.

1.3.1. Bombeo radiativo

La mayoría de los mecanismos de bombeo radiativo requieren de al menos un fotón de bombeo por cada fotón del máser. La cantidad de fotones de bombeo por segundo es proporcional a la densidad de flujo de la fuente de bombeo. Cuando esta densidad de flujo no puede ser medida por intervención del polvo, se puede expresar en términos de la luminosidad de la fuente de bombeo.

En el proceso de bombeo radiativo se tienen tres puntos claves, estos se presentan como un ejemplo sencillo en la figura 1.4.

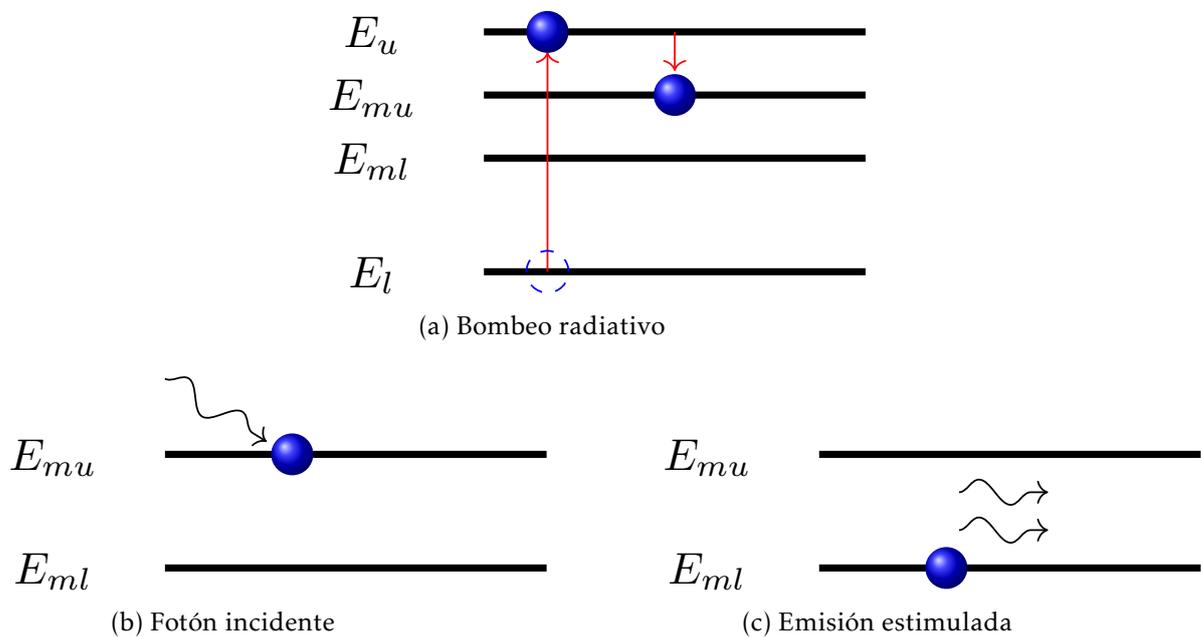


Figura 1.4: a) La molécula alcanza un nivel superior u debido al mecanismo de bombeo radiativo. b) La molécula se encuentra en un nivel superior metaestable mu . c) La molécula interactúa con un fotón cuya diferencia de energía corresponde a la diferencia entre niveles metaestables superior e inferior $mu - ml$. Este diagrama de energía no corresponde a alguna molécula real.

El punto inicial y más importante es llevar la molécula a un nivel superior u , donde no se encontrará por mucho tiempo ya que decaerá hacia un nivel metaestable de menor energía, mu , pero con mayor energía a otros niveles metaestables, ml . Cuando un fotón cuya energía

corresponde a la diferencia de energía entre los niveles $mu - ml$ incide en la molécula ésta disminuye su energía, emitiendo dos fotones, el incidente y otro coherente con éste. En resumen, es importante la existencia de niveles superiores y niveles metaestables, siendo el mecanismo de bombeo radiativo el encargado de llevar la molécula a un estado superior para que esta alcance posteriormente un nivel metaestable.

Entonces, ¿qué tipo de radiación es necesaria para excitar a la molécula? Considerando que las moléculas reales presentan una cantidad considerable de niveles energéticos, varios de estos metaestables, se requiere de un campo radiativo que permita alcanzar dichos niveles. Por ejemplo considere una fuente que produce fotones en el ultravioleta, como una estrella tipo O. Si estos fotones fueron los que generan el bombeo para la emisión máser en las moléculas de H_2O próximas a la estrella, se tendría una disociación de las moléculas debido a la energía del campo pero, se puede considerar a los fotones menos energéticos, como infrarrojo, como aquellos que pueden proporcionar una solución adecuada.

1.3.2. Bombeo Colisional

En el bombeo colisional, la inversión de población se consigue a través de colisiones entre átomos o moléculas. A diferencia del bombeo radiativo que depende de alguna fuente externa de radiación, el bombeo por colisiones depende de la transferencia de energía cinética durante las colisiones en el medio. La tasa de bombeo por colisiones se encuentra con la ecuación

$$P = C_p n_0, \quad (1.15)$$

donde C_p es la tasa de colisiones, n_0 es la población en el nivel cero (Elitzur, 1982). Se encuentra que la tasa de bombeo por colisiones es igual al número de fotones emitidos³ por unidad de tiempo. El mecanismo de bombeo por colisión necesita de cierta temperatura mínima para poder darse, con ello una fuente que emita esa cantidad de energía.

³Entre los niveles metaestables superior e inferior.

Este fenómeno se da en entornos de densidad alta, donde los niveles superiores han sido poblados debido a colisiones y existen mayor cantidad de decaimiento entre niveles altos que hacia el nivel más bajo. En este proceso, la inversión de población se mantiene siempre y cuando los fotones⁴ escapen del gas o sean absorbidos por el polvo.

1.3.3. Relación de mecanismos al ambiente astronómico

La emisión máser se observa a lo largo de diferentes etapas de la vida de las estrellas. En las estrellas tardías se puede encontrar emisión máser de moléculas como OH, H₂O y SiO, donde la emisión generada por estas especies se encuentra ubicada a diferentes distancias de la estrella central. Los másers de SiO requieren de condiciones extremas para que se alcancen los niveles energéticos altos de sus transiciones rotacionales junto excitaciones vibracionales. Por su parte, los másers de OH y H₂O al partir del estado base requieren un entorno menos extremo, es por ello que los másers SiO se encuentran en la proximidad de la estrella mientras que los másers de agua y OH se pueden encontrar en las regiones donde el viento estelar se expande, estando más cerca los másers de agua que los de OH.

Los mecanismos de bombeo pueden encontrarse presentes en la región y ambos generar inversión de población o puede dominar un mecanismo. Por ejemplo, se ha encontrado que los másers de OH alrededor de estrellas tardías presentan mecanismos de bombeo por radiación infrarroja que proviene de la emisión del polvo que permea el viento estelar (Kemball, 2007)

La molécula de agua para las transiciones $J_u - J_l = 1$ y $\Delta K_A = +1$ puede presentar inversión de población. La transición $6_{16} - 5_{23}$ a 22 GHz presenta fuerte emisión máser (Van Dishoeck et al., 2013). La transición a 22 GHz es generada por mecanismo de bombeo colisional. Sin embargo, si una fuente de emisión térmica, como el polvo, logra emitir la suficiente energía para generar emisión de agua, también puede tener lugar el bombeo radiativo (Gray et al., 2022).

⁴Los generados entre los niveles metaestables.

1.3.3.1. Un ambiente astronómico de interés: regiones de formación estelar

Las estrellas se forman a partir de nubes moleculares, donde una pequeña fracción en masa de estas se destina a la formación estelar. Las nubes han sido estudiadas a través de su emisión de CO, en el espectro del radio, así como su relación con regiones HII.

En el caso de estrellas de alta masa, estas presentan efectos notorios en su entorno: en regiones próximas a la estrella presentan una enorme cantidad de emisión de fotones UV (alrededor de 1000 veces mayor que lo observado en el vecindario solar), además de presentar vientos supersónicos. Un ejemplo es la nube molecular de Orión en la cual se han gestado estrellas masivas tipo OB durante los últimos 10^7 años. En esta nube se ha encontrado la presencia de moléculas de hidrógeno, y emisión en submilimétrico de CO, OH, NH₃ y H₂O que requieren de temperaturas altas (100-1000 K) (Kylafis, 1991; Lada and Kylafis, 2012).

Las estrellas durante su formación se conocen como *objetos estelares jóvenes* o YSOs por sus siglas en inglés, y generan flujos, a partir de ahora mencionados como *outflows*, de gas durante este proceso. Estos outflows pueden durar periodos de 10^3 a 10^5 años y se coliman en lóbulos en dirección contraria que generan cavidades en el gas que rodea al YSO. Esta estructura lobular de los outflows permite diferenciar gas con redshift y blueshift, dependiendo de su localización y han sido ubicados en YSOs de todas las masas y luminosidades, desde $0.2 L_{\odot}$ hasta $10^6 L_{\odot}$. Los outflows presentan gran variedad de tamaños, desde 0.1 pc hasta 5 pc con masas desde $0.1 M_{\odot}$ hasta masas mayores a las $100 M_{\odot}$. Se cree que estos outflows se producen en la etapa más temprana de la formación estelar y coincide con la etapa de acreción del objeto protoestelar.

Los outflows, entonces, se desarrollan en etapas muy tempranas de la formación estelar masiva generando regiones en las cuales el ambiente del gas puede ser propicio para los mecanismos de bombeo por colisiones. En las etapas evolutivas para la formación de estrellas de alta masa donde pueden apreciarse los outflows moleculares se pueden encontrar máseseres de agua como trazadores de estos. Por otra parte, la presencia de máseseres de metanol de

clase II igual podría estar relacionada con los outflows pero de manera indirecta, atendiendo estos más bien a la etapa temprana de la formación estelar (Codella et al., 2004).

Otro fenómeno resultado de la formación estelar es el disco de acreción. Los modelos de formación estelar indican que el sistema disco-outflow se encuentra ligado, y considerando que los outflows son más grandes y visibles, es normal que se estudien estos últimos para inferir propiedades de los discos (Moscadelli et al., 2019).

Existen formas de trazar un disco, por ejemplo observaciones a 6.7 GHz de máseres de metanol han demostrado que la emisión se encuentra asociada con una estructura alargada de ~ 2000 au, además de encontrar emisión máser de agua en la nube molecular caliente circundante resultado de choque de gas próxima a un jet de radio (Moscadelli et al., 2019).

1.4. Máseres de metanol

Como se ha ido mencionando, alrededor de regiones de formación estelar se pueden encontrar diferentes especies moleculares, las cuales pueden presentar emisión máser. Según la energía requerida para que se den los cambios entre niveles será la ubicación del máser. Entre las especies que presentan emisión máser para este trabajo son de interés las moléculas de agua y metanol.

El metanol por su parte se volvió una excelente forma de trazar el gas, ya que su abundancia puede variar en las nubes moleculares, tanto gigantes, calientes, transparentes y densas.

Algunas características generales de estos máseres son:

- Se encuentran principalmente asociados a estrellas en formación de alta masa ($> 8M_{\odot}$), pero no son exclusivos de estas regiones⁵.

⁵A excepción de los MMCII que solo se han encontrado en dichas regiones.

- Presentan una luminosidad alta, que los hace observables a grandes distancias⁶. Son sensibles a choques de gas y outflows, lo cual puede proporcionar información sobre el entorno en el cual se encuentran.
- Tienen una distribución espacial compacta⁷ la cual puede trazar las zonas mas densas de una región de formación estelar.
- Su variabilidad es sustancial⁸. El monitoreo de estos máseres puede proporcionar información acerca de cambios en la región.

Antes de detallar las diferencias entre los MMCI y los MMCII se mencionarán algunas evidencias de su capacidad como trazador.

Transiciones como $5_1 \rightarrow 6_0$ a 6.7 GHz surgen en presencia de radiación de infrarrojo lejano, proveniente de polvo caliente mayor a los 100 K y gas de alta densidad entre $10^5 - 10^8 \text{cm}^{-3}$, lo cual es una señal de formación estelar masiva.

La variabilidad de objetos estelares jovenes masivos (MYSOs) puede proporcionar información acerca de sus discos y outflows. Los MMCII se encuentran asociados con esta clase de objetos, presentando tamaños de cientos de au y mecanismos de bombeo por radiación (Uchiyama et al., 2022). Los *flares*⁹ de metanol pueden servir para medir cambios en la tasa de acreción, Kobak et al. (2023).

La polarización de los máseres de metanol permiten inferir propiedades tales como morfología y fuerza de los campos magnéticos en regiones de formación estelar. Se ha encontrado dependencia entre la polarización y la fuerza del campo en la estructura hiperfina, para polarización lineal y circular (Dall’Olio et al., 2020b).

Se puede conocer la evolución del medio y de la protoestrella a partir de la emisión

⁶Para nubes que generan emisión máser se ha encontrado que pueden tener luminosidades superiores a los 3.88×10^{25} erg/s. Bartkiewicz et al. (2014)

⁷Entre 10-20 AU Leurini and Menten (2017), Johnston et al. (1997)

⁸La variabilidad depende del tipo de máser de metanol ya que estos pueden variar de días a meses, incluso años. Esto se explica con mayor detalle más adelante.

⁹Emisión muy fuerte y de poco tiempo, escala de días a semanas. Se consideran flares de periodo largo aquellos que alcanzan los 6 meses.

máser, considerando que la emisión máser se encuentra en MYSOs previos a la destrucción de las moléculas de metanol. Los MMCI son adecuados para aislar poblaciones de protoestrellas en cierto estado de evolución y proporcionar información acerca de la protoestrella masiva (Jones et al., 2020).

1.4.1. Máseres de metanol clase I

Los MMCI presentan mecanismos de bombeo colisional y suelen encontrarse separados de las regiones de formación estelar, por lo que tienen lugar en el medio interestelar donde hay choques de gas. Se les ha encontrado en objetos estelares jóvenes masivos (Kurtz et al., 2004a), y de baja masa, así como en zonas donde interactúan remanentes de supernovas (Pihlström et al., 2014), con nubes moleculares (Salii et al., 2002; ?) colisiones de nubes moleculares y durante la expansión de regiones HII en las zonas donde interactúan con su entorno (Voronkov et al., 2010), y como trazadores de gas en colisión por ejemplo en los flujos bipolares o regiones HII en expansión (Nesterenok, 2021).

Los MMCI, han sido encontrados desde regiones de formación de estrellas masivas antes de la formación de regiones HII ultracompactas y en regiones más evolucionadas, donde se encuentran regiones HII ultra compactas (Kurtz et al., 2004a). También se pueden encontrar alejados de otras especies de máseres como OH y H₂O.

En regiones de formación estelar masiva se suele encontrar luminosidades de $10^{-5} - 10^{-6}L_{\odot}$ para los MMCI (Leurini and Menten, 2017). Además, la transición $7_0 \rightarrow 6_1 -A^+$ con emisión a 44 GHz es ligeramente más fuerte que las otras transiciones. Pero en remanentes de supernovas es la transición $4_{-1} \rightarrow 3_0 -E$ a 36 GHz la de mayor fuerza (Leurini and Menten, 2017).

La transición más encontrada para esta clase de máseres en la Vía Láctea es la de 44 GHz (Yang et al., 2020). En 1985 se descubrió esta nueva línea de emisión, considerándola diferente de otras líneas de emisión debido a que esta era angosta, fuerte y espacialmente

extendida (Morimoto et al., 1985), además concluyen que estos máseres no requieren estar relacionados con regiones de formación estelar o envolventes estelares y que sus mecanismos de bombeo no necesitan de radiación para darse. Estos máseres también pueden darse en regiones más grandes, tales como remanentes de supernovas y el centro Galáctico (Chen et al., 2022).

La presencia de polarización circular en MMCI a 36 y 44 GHz, y polarización lineal para la emisión a 95 GHz, puede resultar en un importante trazador del campo magnético en choques de gas (Kang et al., 2016; Leurini et al., 2016).

La presencia de MMCI puede ser un indicador importante de la densidad del medio. Leurini et al. (2016), proponen separar los MMCI en tres clases: serie $E (J + 1)_{-1} \rightarrow J_0$, serie $-A (J + 1)_0 \rightarrow J_1$ y la serie a 25 GHz $J_2 \rightarrow J_1$, además menciona que la emisión a 25 GHz no se espera a bajas densidades por lo cual la detección de las tres familias en el mismo máser puede ser un indicador de densidades altas (mayores a 10^6 cm^{-3}). Mientras que la detección de emisión a 36 y 44 GHz y la no detección a 25 GHz, sería un indicador de densidades menores a 10^6 cm^{-3} .

Por último, existen varias transiciones que pueden dar origen a los MMCI, estas transiciones corresponden a las frecuencias 36, 84, 44 y 95 GHz siendo éstos los más comunes. Por otra parte, la emisión a 9.9, 23.4, 25 y 104 GHz resulta menos frecuente de encontrar, pero corresponde choques energéticos (Voronkov et al., 2012).

1.4.2. Máseres de metanol clase II

Los MMCI son un caso particular, ya que estos han sido encontrado exclusivamente al rededor de regiones de formación estelar de alta masa, encontrándose en la cercanía de estos objetos. La emisión más fuerte de estos máseres es la transición $5_1 \rightarrow 6_0 A^+$ con emisión a 6.7 GHz, seguida por la transición $2_0 \rightarrow 3_{-1} E$ con emisión a 12.18 GHz. Los primeros estudios de estos máseres encontraron que la inversión de población se dará cuando la temperatura de brillo supere a la temperatura cinética del gas (Leurini and Menten, 2017).

Los máseres de MMCII resultan útiles al complementar la información proporcionada por otras especies que generan emisión máser, tales como el agua y el OH, además de presentar estructuras más sencillas que las de las especies antes mencionadas, como estructuras lineales (Norris et al., 1998).

Los MMCII mas brillantes y utilizados para obtener información sobre la fase de evolución de la formación estelar masiva son aquellos que se observan a 6.7 GHz. Por ejemplo en Paulson and Pandian (2020) encuentran que en la mayoría de los MMCII observados la temperatura del polvo es de 22 K, incluso de hasta 44 K, siendo esto un proceso más evolucionado que una nube oscura infrarroja. Además, en el 90% de sus observaciones, los MMCII cumplen con los criterios para estar alrededor de regiones de formación estelar de alta masa. También se encontró que no existe correlación entre la abundancia molecular y la temperatura del polvo, lo cual puede ser un indicador de que las abundancias moleculares no evolucionan mucho durante la etapa evolutiva en la que se encuentran los MMCII (Paulson and Pandian, 2022).

La variabilidad de los MMCII hace referencia a cambios en su intensidad, forma espectral e incluso su posición. Estos cambios se pueden ver influenciados por fenómenos físicos en la región donde se encuentran. Los MMCII pueden presentar variabilidad que va de meses a algunos años indicando que existen fluctuaciones en los procesos de bombeo, tal vez radiativos (Durjasz et al., 2022). Esto se da por fenómenos que incrementan la tasa de bombeo, por ejemplo aumentos en la luminosidad de la fuente. Aumentos en la fluctuación y distribución de energía de los fotones de bombeo pueden ocasionar variaciones. Además, las protoestrellas pasan por cambios físicos durante su evolución alterando los mecanismos de bombeo. Si se llega a la saturación debido a estos cambios, la variabilidad del máser se puede ver afectada ya que se encuentra a lo máximo que puede emitir.

Los alrededores de la regiones de formación estelar masiva son dinámicos, lo cual puede generar interacciones físicas de los componentes en el medio. En Yang et al. (2019) sugie-

ren diferentes interacciones que pueden dar para producir la variabilidad: pulsaciones en el objeto estelar, choques de material caliente y denso provenientes del disco de acreción, acreción periódica, viento que colisiona generado por un sistema binario y un eclipsamiento binario.

1.5. Máseres de agua

Los máseres de agua, a una frecuencia de 22.235077 GHz, se suelen encontrar próximos a los YSOs de baja masa y son buenos trazadores de jets cercanos a protoestrellas, distancias menores a 100 AU (Furuya et al., 2003). Estos máseres pueden presentar variabilidad de días a meses. Si se considera que la emisión en continuo de radio que se observa en las protoestrellas se da por emisión libre-libre de choques de gas ionizado generado por jets protoestelares, entonces los máseres de agua son buenos rastreadores para esta clase de fenómenos.

Un contraste entre los MMCI que pueden ayudar a delimitar los flujos moleculares que provienen de regiones de formación estelar, con lo máseres de agua es su tiempo de variabilidad. Los primeros presentan escalas de años para variar mientras que los de agua cambian en cuestión de días, lo cual puede ser indicador de fenómenos en la región tales como propagación de ondas de choque, turbulencia o efectos de la geometría de la región (Ladeyschikov et al., 2022).

La importancia de los máseres de agua no solo radica en la rastreo de jets, sino que también se considera que el movimiento propio de los máseres rastrea el movimiento propio del gas y que no existe aceleración en los máseres de agua (Vorster et al., 2022). Para estos máseres se entiende que el mecanismo de bombeo se da por colisiones, sin embargo existen propuestas de que puede darse por radiación, por ejemplo a temperaturas de polvo de ~ 1400 K, con densidades de 10^{4-5}cm^{-3} y temperatura cinética del hidrógeno mayor a los 500 K (Vorster et al., 2022).

2

Antecedentes

Resumen

Las regiones de formación estelar de alta masa se encuentran embebidas en nubes moleculares. Debido a las altas temperaturas de estas estrellas ionizan el hidrógeno atómico circundante; las regiones donde se da este fenómeno son conocidas como regiones ultracompactas HII. Estas regiones son detectables en radiofrecuencias y resultan más sencillas de observar que los objetos estelares jóvenes que aún no ionizan sus alrededores. Para localizar regiones de formación estelar existen diferentes trazadores. Uno de ellos es la emisión máser por lo cual se han llevado a cabo diferentes mapeos de la Vía Láctea para ubicar a estos objetos. En 2007 Pandian et al. (2007), realizaron el mapeo del plano de la Vía Láctea encontrando 48 nuevos másers de metanol. Algunos de esos másers no cumplen con los requisitos para que se les considere relacionados a una región de formación estelar, dando pie a la posibilidad de estar ante una nueva especie de másers de metanol o estrellas jóvenes masivas en una etapa muy temprana.

Los máseres astrofísicos detectados en la Vía Láctea se han encontrado en diferentes componentes de la misma, tales como el medio interestelar y alrededor de estrellas. De igual forma, han sido observados en otras galaxias. Los máseres son por sí mismos un fenómeno interesante ya que, a diferencia de lo que se espera en las moléculas de un gas, para que se pueda dar esta emisión la cantidad de moléculas en niveles energéticos superiores debe exceder a las moléculas en niveles energéticos inferiores. Esto se conoce como *inversión de población* y es un requisito básico para que se genere emisión máser. En la inversión de población las moléculas alcanzan un nivel superior de energía para descender a un nivel metaestable de energía mayor a la basal. En este nivel un fotón cuya frecuencia corresponde a la diferencia entre dos niveles metaestables, estimula la generación de un segundo fotón idéntico para pasar del nivel superior al inferior. Entonces, ¿dónde se puede encontrar la emisión máser? Una respuesta breve sería en donde existan moléculas y donde se puedan dar los mecanismos necesarios para mantener la emisión estimulada. Estos últimos se conocen como mecanismos de bombeo y son responsables de mantener el proceso de inversión de población.

La emisión máser se ha observado en varias moléculas, partiendo desde moléculas simples como el hidróxido (OH) hasta moléculas más complejas como el metanol (CH₃OH). Además, existe emisión máser de diferentes transiciones por molécula, lo cual aumenta la cantidad de líneas de emisión que pueden ser observadas. Entonces pueden ser utilizados como trazadores de moléculas, y con ello ayudar a entender las características de su entorno.

Lo mencionado hasta este punto son algunos ejemplos sobre la importancia de los máseres. Los máseres astrofísicos proporcionan información importante sobre fuentes que no pueden ser resueltas u observadas directamente. Una de sus aplicaciones más conocidas es la búsqueda de regiones de formación estelar masiva, ya que en estas regiones es común encontrar emisión máser de metanol. También se pueden encontrar en las envolturas estelares de estrellas que pertenecen a la rama asintótica gigante (AGB). Se pueden utilizar para conocer más sobre la morfología de la Vía Láctea. Por ejemplo, Brunthaler et al. (2011) mediante observación de interferometría de base larga (VLBI por sus siglas en inglés) observó

másers para mapear la estructura espiral de la Galaxia, determinar la velocidad de rotación, la curva de rotación y la distancia al centro Galáctico. Los másers también pueden ser útiles para encontrar regiones donde se dan choques de gas. En el trabajo de Pihlström et al. (2008) se observaron másers para encontrar regiones donde las remanentes de supernova colisionan con nubes moleculares. También se han utilizado para encontrar moléculas en la Vía Láctea y resultan importantes para encontrar moléculas de manera extragaláctica. Por ello, como menciona Henkel et al. (2017) las mejoras en la resolución de diferentes telescopios permitirá buscar emisión máser de diferentes moléculas en otras galaxias.

En este trabajo se reporta el resultado de observación de diez fuentes en la Vía Láctea. Estas fuentes fueron observadas a frecuencias de 6.6 GHz, 22 GHz y 44 GHz con el objetivo de detectar emisión máser correspondiente a moléculas de metanol y agua. Los resultados buscan complementar la posible relación que existe entre las diferentes especies moleculares y las regiones de formación de estrellas masivas.

2.1. The Arecibo Methanol Maser Galactic Plane Survey

En Pandian et al. (2007) presentaron un mapeo de una zona limitada del plano de la Vía Láctea cuyo objetivo era detectar emisión máser de metanol clase II a una frecuencia de reposo de 6668.518 MHz. Estos másers se encuentran asociados a la formación estelar, principalmente a estrellas masivas. Se piensa que estos másers son bombeados por radiación debida a fuentes infrarrojas (Beuther et al., 2002; Caswell, 1997). Existen muchos estudios dirigidos hacia trazadores de objetos estelares jóvenes donde se espera observar este tipo de emisión máser. Al ser tan específicos este tipo de estudios, es probable que existan muchas fuentes que se estén pasando por alto. En respuesta de ello, Pandian et al. (2007) realizaron un mapeo *a ciegas* en búsqueda de fuentes no observadas anteriormente.

Uno de los objetivos principales de la investigación de Pandian et al. (2007) es proporcionar los datos suficientes para encontrar cuál es la relación entre los másers a 6.7 GHz y las regiones de formación estelar de estrellas masivas. El mapeo de dicha investigación presenta sensibilidad alta con el objetivo de encontrar másers tenues que fueran pasados por

alto previamente. Estos máseres tenues son interesantes ya que al no haber sido observados previamente resulta de interés encontrar si sus propiedades son similares a los máseres brillantes. Por ejemplo Szymczak et al. (2002) encontraron que los máseres débiles asociados a alguna fuente detectada por el *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS), no cumplen con criterios previamente considerados para regiones HII ultracompactas.

La búsqueda de fuentes se llevó a cabo en un intervalo de longitudes galácticas de $35^\circ \leq l \leq 55^\circ$ y de latitud $|b| \leq 0.4^\circ$, dividido en 100 subregiones. Las observaciones fueron realizadas entre junio del 2004 y marzo del 2006. Para realizar dicho trabajo se utilizó el telescopio de Arecibo al cual le fue adaptado un receptor de bajo ruido que pudiera detectar ondas de radio entre los 6 y 8 GHz. A estas frecuencias la resolución del telescopio presenta en promedio una *anchura a media altura* (FWHM)¹ de 40". Se utilizaron 2048 canales en cada una de las dos polarizaciones lineal-lineal y un ancho de banda de 3.125 MHz. Tiene una cobertura de velocidad de +110 a - 70 km/s con una resolución espectral de 0.14 km/s.

En Pandian et al. (2007) se dividió el intervalo de longitud y latitud galáctica en 100 subregiones donde cada una de ellas se mapeó en una red rectangular en la cual la separación entre los puntos de la red es de 15" en ascensión recta y 20" en declinación, obteniendo 780000 posiciones en el cielo. Inicialmente se utilizó el telescopio en *drift mode* con un tiempo de integración de 1 segundo por punto de red, encontrando un ruido promedio de ~ 70 mJy en cada canal espectral. Durante el año 2004 se reajustaron las superficies reflectoras lo que mejoró el desempeño del telescopio. Tras esto, el tiempo de integración por punto fue de 0.5 segundos obteniendo un ruido promedio de ~ 85 mJy. Los datos fueron extraídos con los procedimientos marcados por el mismo observatorio, reduciendo los datos de cada subregión para obtener un cubo de datos. A partir de la obtención de los cubos se probó un algoritmo que ayudó a calcular la relación señal-ruido a la cual podría existir emisión. Para esto, se obtuvo valores ruido de fondo, *rms*, no mayores a 0.09 Jy y utilizando la relación señal-ruido mayor a 3.0 se consideró que habrá detección a los 0.27 Jy. Las fuentes obtenidas por este método posteriormente fueron observadas durante un minuto, centradas en la velocidad de la fuente. Para fuentes con emisión menor a 0.5 Jy la observación fue de dos

¹Por sus siglas en inglés.

minutos.

En Pandian et al. (2007) se detectaron 86 fuentes de las cuales 48 eran nuevas. Las coordenadas de las fuentes encontradas por Pandian et al. (2007) fueron revisadas en este trabajo, en el catálogo del IRAS considerando un radio de un minuto de arco. Los resultados de esta búsqueda se muestran en la Tabla 2.1. Adicional a la búsqueda en IRAS se realizó, bajo el mismo criterio, una revisión del catálogo en *SIMBAD*. Los números que aparecen entre paréntesis son la distancia en arcosegundos entre la fuente de Pandian et al. (2007) y el objeto señalado. Los acrónimos son los mismos que se manejan en *SIMBAD*: Cl = cúmulo estelar, SFR = región de formación estelar, COR = núcleo denso, YSO = objeto estelar joven, Rad = fuente de radio, MoC = nube molecular, smm = fuente submilimétrica, HII = región HII, SNR = remanente de supernova, Mas = máser, NIR = objeto de infrarrojo cercano, DNe = nebulosa oscura, * = estrella, cm = fuente centrimétrica y bub = burbuja. Las cruces (×) en la Tabla 2.1 pueden indicar dos cosas: que no se trata de una detección nueva o que no existe un objeto IRAS asociado.

Fuente ²	Detección nueva (?)	Objeto IRAS	Otros Objetos
34.82+0.35	✓	18511+0146 (12.09)	Cl (3.38), NIR (4.83)
35.03+0.35	×	18515+0157 (17.64)	SFR (3.58), COR (13.66)
35.25-0.24	✓	18539+0153 (18.97)	COR (8.89), YSO (14.98)
35.39+0.02	✓	18533+0208 (46.8)	Rad (6.85), MoC (8.44)
35.40+0.03	✓	18533+0208 (7.88)	smm (14.84), COR (16.11)
35.59+0.06	✓	×	MoC (2.28), smm (9.24)
35.79-0.17	×	18547+0223 (7.56)	MoC (7.04), MoC (12.46)
36.02-0.20	✓	×	MoC (27.0), YSO (27.39)
36.64-0.21	✓	×	smm (34.77)
36.70+0.09	×	18554+0319 (12.49)	MIR (11.45), Mas (17.94)
36.84-0.02	✓	18561+0323 (18.63)	COR (7.28), COR (8.05)
36.90-0.41	✓	×	COR (0.76), smm (3.75), SNR (3.86)

²Usando las etiquetas de Pandian et al. (2007)

36.92+0.48	✓	18544+0341 (29.49)	HII (7.65), smm (8.03)
37.02-0.03	×	×	Mas (17.93), COR (51.19)
37.38-0.09	✓	×	NIR (10.04), HII (10.79)
37.47-0.11	×	×	Mas (14.20), HII (20.71) 1
37.53-0.11	×	18577+0358 (26.92)	Mas (10.83), SNR (30.57)
37.55+0.19	×	18566+0408 (23.18)	Mas (22.43), DNe (31.88)
37.60+0.42	×	18559+0416 (14.29)	Mas (11.33), IR (15.35)
37.74-0.12	✓	×	Rad (8.47), MIR (15.82)
37.76-0.19	✓	18585+0407 (42.48)	smm (20.77), smm (21.87)
37.77-0.22	✓	×	Rad (8.36), Rad (18.38)
38.03-0.30	×	18593+0419 (7.63)	Mas (6.54), Mas (27.10)
38.08-0.27	✓	18592+0422 (34.77)	MoC (7.39), * (24.73)
38.12-0.24	×	18592+0426 (35.20)	Mas (17.25), MoC (28.78)
38.20-0.08	×	×	NIR (12.92), MoC (22.70)
38.26-0.08	×	18589+0437 (16.09) 18590+0437 (52.2)	smm (17.72), Mas (17.78) =
38.26-0.20	✓	18594+0434 (6.66)	MoC (7.58), smm (16.22)
38.56+0.15	✓	×	smm (39.39), * (44.88)
38.60-0.21	✓	×	smm (12.96), smm (13.40)
38.66+0.08	✓	18591+0503 (25.09)	Rad (33.30), HII (37.18)
38.92-0.36	×	19012+0505 (64.08)	YSO (14.62), YSO (19.02)
39.39-0.14	✓	19012+0536 (2.73)	COR (8.53), cm (8.68)
39.54-0.38	✓	×	smm (31.38), YSO (48.64)
40.28-0.22	×	×	MIR (6.28), Mas (7.01)
40.61-0.14	×	19035+0641 (18.68)	Mas (42.36), Mas (43.38)
40.94-0.04	✓	×	MoC (29.83), DNe (33.40)
41.08-0.13	✓	×	YSO (8.50), COR (20.57)
41.12-0.11	✓	19044+0709 (10.18)	COR (3.94), smm (6.95)
41.12-0.22	×	×	MIR (6.59), smm (8.07)

41.16-0.20	✓	×	Mas (14.78), smm (22.32)
41.23-0.20	×	19049+01712 (22.89)	bub (7.95), smm (11.79)
41.27+0.37	✓	×	YSO (11.25), MoC (16.78)
41.34-0.14	×	1049+0720 (29.26)	MoC (23.85), Mas (25.21)
41.58+0.04	✓	×	MoC (20.77), YSO (20.81)
41.87-0.10	✓	×	YSO (21.86), YSO(44.02)
42.03+0.19	×	19050+0806 (16.92)	YSO (15.31), Mas (15.95)
42.30-0.30	✓	19072+0806 (26.77)	COR (13.40), smm (14.86)
42.43-0.26	✓	×	MoC (0.02), YSO (10.21)
42.70-0.15	✓	19075+0832 (5.47)	IR (5.13), YSO (10.03)
43.04-0.46	×	19092+0841 (35.35)	YSO (16.22), COR (21.28)
43.08-0.08	✓	×	YSO (10.55), YSO (19.96)
43.15+0.02	×	×	XRay (13.02), Mas (16.07)
43.16+0.02	×	×	smm (16.06), smm (17.14)
43.17+0.01	×	19078+0901 (14.54)	HII (1.64), Rad (2.82)
43.17-0.00	×	19078+0901 (38.16)	Rad (2.28), smm (2.58)
43.18-0.01	✓	×	MoC (6.70), smm (12.62)
43.80-0.13	×	19095+0930 (23.18)	Mas (0.40), MoC (1.54)
44.31+0.04	✓	19098+1002 (56.51)	HII (3.64), YSO (3.87)
44.64-0.52	✓	×	bub (106.08)
45.07+0.13	×	19110+1045 (12.38)	smm (5.57), MoC (6.56)
45.44+0.07	×	×	Mas (10.45), Rad (12.43)
45.47+0.05	×	×	smm (4.81), smm (9.77)
45.47+0.13	×	19117+1107 (6.49)	smm (5.87), smm (14.86)
45.49+0.13	×	19117+1107 (70.56)	smm (9.54), smm (10.62)
45.57-0.12	✓	19128+1104 (42.84)	YSO (5.62), MIR (13.24)
45.81-0.36	✓	19141+1110 (8.35)	YSO (5.62), MIR (13.24)
46.07+0.22	✓	×	bub (0.18), smm (3.59)
46.12+0.38	✓	×	MoC (34.46), bub (35.90)

48.89-0.17	✓	×	YSO (17.22), YSO (18.11)
48.90-0.27	✓	×	YSO (1.82), YSO (2.61)
48.99-0.30	✓	19021+1400 (4.42)	YSO (3.86), COR (4.13)
49.27+0.31	✓	19184+1432 (15.62)	YSO (4.94), YSO (7.52)
49.35+0.41	✓	×	YSO (9.58), MIR (17.54)
49.41+0.33	×	19186+1440 (29.26)	IR (6.75), Mas (9.07)
49.47-0.37	×	19213+1424 (59.04)	YSO (2.85), Mas (3.03)
49.48-0.40	✓	×	Mas (5.13), mm (6.09)
49.49-0.37	×	19213+1424 (195.12)	smm (1.13), IR (1.42)
49.49-0.39	×	×	Mas (0.21), COR (5.10)
49.60-0.25	×	19211+1434 (11.44)	YSO (2.82), HII (4.50)
49.62-0.36	✓	×	YSO (5.45), smm (8.03)
50.78+0.15	✓	19220+1548 (27.68)	HII (2.22), HII (7.32)
52.92+0.41	✓	19253+1748 (12.96)	COR (15.04)
53.04+0.11	×	19266+1745 (25.48)	COR (6.10), YSO (12.90)
53.14+0.07	×	19270+1750 (5.14)	Rad (4.21), YSO (4.43)
53.62+0.04	×	×	YSO (4.36), MIR (9.72)

Tabla 2.1: 86 fuentes encontradas por Pandian et al. (2007). La primer columna utiliza las coordenadas tal como las señala Pandian et al. (2007) en su trabajo, la segunda columna denota si se trata de una detección nueva, éstas son 48 en total. La tercer columna indica si existe una fuente IRAS y la distancia en arcsecs. Por último, la cuarta columna son los objetos cercanos encontrados con SIMBAD. Se han marcado con color azul aquellas fuentes que no presentan contraparte en IRAS.

En regiones previamente mapeadas, por ejemplo aquellas a $l \leq 40^\circ$, se encontraron 21 máseres nuevos donde hay fuentes que presentan flujos menores o iguales a los 2 Jy. También, algunas de las nuevas detecciones presentan emisión fuerte con picos de hasta 11.3 Jy. Debido a los flujos que estas nuevas fuentes presentan, Pandian et al. (2007) sugiere que deberían haber sido detectados previamente por algún survey en infrarrojo. El no haber sido detectados podría ser un indicador de que no presentan alguna fuente infrarroja próxima. También Pandian and Goldsmith (2007) indican que su observación se encuentra completamente muestreada para $35.2^\circ \leq l \leq 53.7^\circ$ y $|b| \leq 0.41$. La cantidad de máseres posteriores a la

longitud de 50° decae debido a que es el punto tangente del brazo espiral Carina-Sagitario, mientras que la cantidad de máseres aumenta en las partes más centrales debido al anillo molecular de la Galaxia.

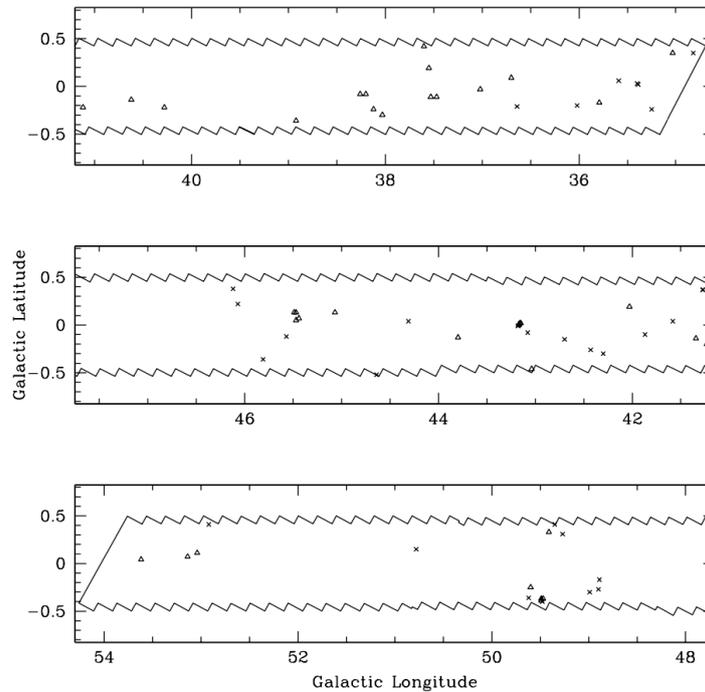


Figura 2.1: Distribución de máseres encontrados por Pandian. Imagen tomada de Pandian and Goldsmith (2007)

Pandian and Goldsmith (2007) en una investigación más profunda de las fuentes buscó contrapartes en otras longitudes de onda, esto lo hizo revisando los catálogos **2MASS**³, **GLIMPSE**⁴, **MSX**⁵, **IRAS**⁶ y **NVSS**⁷. El objetivo de esto es encontrar la posible fuente que provee el mecanismo de bombeo para la existencia de la emisión máser detectada. La separación física con esta posible contraparte está determinada por la separación angular, la cual se encuentra altamente relacionada con la distancia hacia la fuente. Al desconocer la distancia real hacia los máseres, es necesario hacer algunas consideraciones. Por ejemplo, si la distancia a una estrella masiva es de 3 kpc, una separación angular de $5''$ con el máser se torna en una separación física de 15000 AU ⁸, considerando este como un valor límite

³1.235, 1.662 y $2.159 \mu\text{m}$.

⁴3.6, 4.5, 5.8 y $8.0 \mu\text{m}$.

⁵8.28, 12.13, 14.65 y $21.3 \mu\text{m}$.

⁶12, 25, 60 y $100 \mu\text{m}$.

⁷Continuo a 1.4 GHz.

⁸AU es abreviación para unidad astronómica en inglés.

para que el mecanismo de bombeo⁹ por polvo caliente pueda alimentar al máser. Adicional a esto, se tiene el error en la posición detectada del máser, el cual para el telescopio de Arecibo era de $\sim 5''$. Pandian and Goldsmith (2007) calcularon un radio de búsqueda con un 95% de certeza en $18''$, y considerando el error del telescopio consideró finalmente un radio de $23''$ como límite superior para encontrar alguna contraparte. Una consideración importante se da con las fuentes en IRAS ya que investigaciones previas muestran que, estadísticamente, son pocos los máseres de metanol con contrapartes IRAS dentro de los $30''$, como encontró Ellingsen (2005), y la mayoría presenta fuentes alrededor de $1'$, encontrado por Pandian et al. (2007). Ellingsen (2005), realizaron un mapeo a ciegas en búsqueda de máseres de metanol encontrando que, estadísticamente, los máseres de metanol presentaban una fuente IRAS y MSX alrededor de $30''$, mientras que hay fuentes 2MASS al rededor de $5''$. En el caso de Szymczak et al. (2002), encontraron una relación entre el flujo de la fuente y la posición de la contraparte infrarroja: para flujos de 10 Jy la fuente podría estar a $30''$, además considerando el error de la antena podrían tratarse como contrapartes aquellas dentro de un radio menor a $1'$. Como menciona Pandian and Goldsmith (2007) la cantidad de fuentes IRAS va disminuyendo conforme se encuentra con mayor precisión la posición de los máseres de metanol, reduciendo con esto el radio de búsqueda de fuentes infrarrojas. El uso de fuentes IRAS, como fuentes asociadas a regiones de formación estelar, ayudan a determinar regiones dónde pueden darse los mecanismos de bombeo necesarios para la emisión máser. Ubicadas estas regiones, se pueden realizar observaciones más precisas. Por otra parte, Condon et al. (1998) detectaron pocas fuentes NVSS alrededor de los $23''$ de los máseres de metanol, sugiriendo esto que los máseres se dan durante las fases de formación estelar previas al nacimiento de regiones HII ultracompactas. Por lo tanto, se puede resumir que fuentes alejadas a más $23''$ de máseres de metanol son poco probable de estar relacionadas con regiones de formación estelar.

De las fuentes que no presentan trazadores en un radio de $1'$ es probable que no formen parte de alguna región de formación estelar de alta masa, ya que debido a la luminosidad que debería presentar una protoestrella de este tipo, dicho objeto ya debería haber sido lo-

⁹Para que exista emisión máser de metanol se requiere un mecanismo de bombeo radiativo, se ha establecido que los máseres de esta especie se suelen encontrar $\sim 10^{-2}$ parsecs Beuther et al. (2002)

Fuentes	IRAS Separación angular (segundos de arco)	MSX Separación angular (segundos de arco)	NVSS Separación angular (segundos de arco)	CORNISH Separación angular (segundos de arco)	THOR Separación angular (segundos de arco)
36.84-0.02	18.63	×	×	×	×
38.60-0.21	×	47.82	×	×	×
40.94-0.04	×	×	×	×	×
41.08-0.13	×	59.32	×	×	×
41.58+0.04	×	48.87	×	×	×
43.08-0.08	×	×	×	×	×
44.64-0.52	×	42.19	×	×	×
46.12+0.38	×	×	×	×	×
49.35+0.41	×	51.83	×	×	×
49.62-0.36	×	31.62	×	×	×

Tabla 2.2: Fuentes seleccionadas para ser observadas con el VLA, en configuración B. Se muestra la separación angular que existe entre las fuentes detectadas por Pandian et al. (2007) y sus respectivas contrapartes en los diferentes surveys. Los signos de × indican que no existe observación asociada por los Surveys con la fuente de interés.

calizado por algún mapeo. Esto puede ser indicador de que se trata de máseres de metanol *anormales*, podría tratarse de algún nuevo entorno para su formación o de objetos protoestelares en una etapa muy temprana. Entre las 48 fuentes nuevas detectadas por Pandian et al. (2007), 17 no han sido reportadas a ninguna longitud de onda en la literatura. Estas fuentes probablemente no sean regiones de formación estelar masiva. Para el momento en el cuál una región de formación masiva presenta emisión máser de metanol, el objeto protoestelar debe generar una luminosidad $\sim 10^3 L_{\odot}$ y un objeto con ese brillo debió haber sido detectado por IRAS y/o MSX, por lo cual, la ausencia de esta detección puede ser una señal de algún entorno diferente en el cuál se está dando la emisión máser de metanol. Considerando lo antes mencionado, se seleccionaron 10 de las 17 fuentes para ser observadas con el VLA. En la Tabla 2.2 se muestran los objetos seleccionados así como la separación angular con los objetos IRAS, MSC, NVSS, CORNISH y THOR¹⁰ en un radio de 1'.

Por último, es importante señalar que las fuentes seleccionadas tampoco se encuentran a una distancia menor de 1' respecto a otros trazadores de formación estelar tales como máseres de OH, H₂O o incluso algún otro máser de metanol¹¹.

¹⁰Las fuentes cercanas de THOR se encuentran a separaciones angulares de cientos de arcsecs.

¹¹Esto se estable después de revisar las posiciones de las fuentes en la base de datos de SIMBAD y corroborar que no existen fuentes reportadas en las posiciones de los objetos seleccionados.

3

Metodología

Resumen

Las 10 fuentes seleccionadas a partir de la investigación de Pandian et al. (2007), fueron observadas con el telescopio *Very Large Array* el 23 de noviembre del año 2007, en tres diferentes bandas: C, K y Q. Las observaciones tienen como objetivo observar la presencia de emisión máser de metanol clases I y II y/o emisión máser de agua, además de encontrar en qué entorno se genera esta emisión. Los datos obtenidos del VLA fueron tratados con el software para procesamiento de imágenes astronómicas **AIPS**, desarrollado por el **NRAO**.

3.1. Configuración VLA

El telescopio VLA (*Very Large Array*) por sus siglas en inglés, es un interferómetro conformado por 28 antenas en configuración Y, 27 útiles y una de repuesto, las cuales tienen un plato de 25 metros de diámetro y 8 receptores embebidos en él. El VLA cuenta con tres brazos de 21 km en forma de Y sobre los cuales las antenas pueden ser acomodadas en diferentes posiciones, lo cual proporciona una variedad de configuraciones disponibles para este telescopio. Con este arreglo se aprecian las imágenes astronómicas en los cuatro parámetros de Stokes con una resolución máxima de 1.4 arcsecs a 1.4 GHz y 40 marcsecs a 50 GHz (Perley et al., 2011).

Se han establecido 4 diferentes configuraciones para el VLA las cuales proporcionan diferentes resoluciones y sensibilidades de brillo superficial. A continuación se muestran estas configuraciones así como las distancias mínima y máxima para las líneas de base:

Configuración	Longitud máxima km	Longitud mínima km
A	36.4	0.68
B	11.1	0.21
C	3.4	0.035
D	1.03	0.035

Tabla 3.1: Distancias entre las antenas del VLA para diferentes configuraciones.

La configuración que se utilizará depende del objetivo a observar, ya que la resolución varía según la configuración utilizada. La resolución necesaria para poder observar longitudes de ondas largas, requiere de telescopios que tengan una superficie grande (de algunos kilómetros) para captar los respectivos fotones. La solución radica en utilizar la síntesis de apertura, donde el arreglo de varias antenas funciona como un solo telescopio. Cada antena recopila fotones y posteriormente los datos de todas las antenas se unen, donde entre cada dos antenas se da interferencia de luz, con lo cual el resultado total de cada par de antenas constituye al haz sintetizado. La distancia a la cual se encuentran las diferentes antenas es importante ya que se puede conocer la máxima escala angular a la cual una fuente se encuentra resuelta, en otras palabras, una fuente esta resuelta si su tamaño angular es mayor

que λ/B_{min} , donde B_{min} es la menor separación entre las antenas. Entonces, el haz sintetizado θ_{HPBW} nos dará la resolución de la observación tal que $\sim \lambda/B_{max}$ con B_{max} siendo la mayor línea de base y, la escala angular mayor θ_{LAS} delimita el tamaño de la estructura que se puede observar. La resolución angular se puede encontrar mediante la ecuación 3.1,

$$\theta_{arcsecs} = 206265 \frac{\lambda}{D}. \quad (3.1)$$

La ecuación 3.1 proviene del límite de difracción, donde $\theta_{arcsecs}$ es la resolución en segundos de arco, D es el diámetro de la antena que se está utilizando y λ es la longitud de onda observada. Cuando se trabaja con un interferómetro no se utiliza solamente una antena, sino un conjunto de antenas separadas por una cierta distancia. En este caso la distancia mayor entre dos antenas, es decir la línea de base más larga, y la variable D será sustituida por una variable B.

Por otro lado, se puede conocer la temperatura de brillo promedio a partir del haz sintetizado de un arreglo,

$$T_B = \frac{S \lambda^2}{2k_B \Omega}, \quad (3.2)$$

donde Ω es el haz sintetizado del telescopio, k_B es la constante de Boltzmann y S es la intensidad específica de una fuente, expresada en Jy/haz. De las ecuaciones 3.1 y 3.2 se puede resaltar que se trabaja con la misma longitud de onda, aquella que es observada por la antena, y lo que varía en realidad es el parámetro D. Para el caso donde se está trabajando con un interferómetro¹ son el parámetro B y Ω aquellos de gran importancia y que pueden variar. La configuración a utilizar dependerá de la fuente observada. Por ejemplo, en Bridle (1986) se menciona que para las fuentes puntuales, e.g. másers, todas las configuraciones del VLA son igual de sensibles y en el caso de fuentes extendidas el uso de un haz pequeño (mayor resolución) carece de sentido si las características interesantes de la fuente se encuentran cerca o por debajo del ruido **r.m.s**, concluyendo que las fuentes puntuales se pueden reconocer mejor con alta resolución. Otro aspecto importante, como se menciona en

¹El haz sintetizado es propio de arreglos de antenas, para una sola antena la resolución depende solo de la apertura de su plato.

Kurtz et al. (2004b), es que observaciones con alta resolución angular son importantes para trazar la presencia de gas tanto molecular como ionizado, regiones donde puede darse la formación estelar masiva; con esto, considerando que los máseres astronómicos son objetos compactos una mejor resolución aportará mayor información en comparación con la sensibilidad de brillo superficial.

Entonces, el uso de las líneas de base de un radiointerferómetro dependerá del objetivo de trabajo, ya que se pueden usar líneas de base largas para aumentar la resolución pero a la par la temperatura de brillo promedio medible puede ser mayor si se disminuye el uso de líneas de base largas y aumentando el tamaño del haz, sacrificando resolución en el proceso. Con base en lo anterior, se puede considerar que la configuración A presenta la mayor línea de base y con ello la mayor resolución angular, mientras que la configuración D tiene la menor línea de base pero mayor sensibilidad al alto brillo.

3.1.1. Observaciones realizadas

Las fuentes seleccionadas para ser observadas fueron señaladas en el capítulo 2. En la Tabla 3.2 se muestran las fuentes encontradas por Pandian et al. (2007), junto a sus coordenadas en ascensión recta y declinación. Para este trabajo se les ha asignado un nombre a cada fuente con base en sus coordenadas galácticas.

Estas diez fuentes fueron seleccionadas ya que la mayoría no presentan alguna contraparte en infrarrojo en un radio de un arcmin. Las fuentes fueron observadas con el VLA en configuración B. Las fuentes seleccionadas fueron observadas en tres diferentes bandas, **C**, **K** y **Q**, con el objetivo de comparar con los datos de Pandian et al. (2007), además de buscar emisión MMCI y emisión máser de agua. Para esta configuración y las tres respectivas bandas, se presenta en la Tabla 3.3 sus correspondientes valores de θ_{HPBW} y θ_{LAS} :

Fuentes de Pandian et al. (2007) (l,b) Grados	α (J2000.0) h/m/s	δ (J2000.0) g/m/S	Este trabajo
36.84-0.02	18 59 39.3	03 27 55	G36.8
38.66+0.08	19 01 36.7	05 07 42	G38.6
40.94-0.04	19 06 16.1	07 06 00	G40.9
41.08-0.13	19 06 49.3	07 11 01	G41.0
41.58+0.04	19 07 09.4	07 42 19	G41.5
43.08-0.08	19 10 22.4	08 59 01	G43.0
44.64-0.52	19 14 54.6	10 10 02	G44.6
46.12+0.38	19 14 26.4	11 53 24	G46.9
49.35+0.41	19 20 33.2	14 45 48	G49.3
49.62-0.36	19 23 52.8	14 38 10	G49.6

Tabla 3.2: Fuentes detectadas por Pandian et al. (2007). La última columna corresponde al nombre que se le proporcionó a dichas fuentes en esta investigación.

Banda	θ_{HPBW} arcsec	θ_{LAS} arcsec
C (6.6 GHz)	1.0	29
K (22 GHz)	0.28	7.9
Q (44 GHz)	0.14	3.9

Tabla 3.3: Datos para las diferentes bandas en configuración B del VLA.

3.1.2. Bandas C, K & Q

Como se ha mencionado previamente, existen diferentes trazadores para regiones de formación estelar masiva. En estas regiones puede existir emisión máser de metanol a diferentes frecuencias, emisión máser de metanol clase I a 44 GHz, emisión máser de metanol clase II a 6 GHz (Fontani et al., 2010), así como emisión máser de agua a 22 GHz. Cada banda presenta diferente resolución en configuración B: la banda C con resolución de 1.0", la banda K con resolución de 0.28" y la banda Q con resolución de 0.14".

En la Tabla 3.4 los másers de MMCI con transición $5_1 - 6_0A^+$ se encuentran centrados a 6.667 GHz, los MMCI con transición $7_0 - 6_1A^+$ se encuentran centrados a 44.060 GHz y los másers de agua con transición $5_1 - 6_0A^+$ a 22.233 GHz.

Banda	Frecuencia(ν_0) (GHz)	Ancho de banda (kHz)	Canales	Resolución espectral (km/s)	Haz primario (arcsec)	Haz sintetizado (arcsec)
C	6.667	781.2501	511	0.068	540	1.0
K	22.233	3125.0002	127	0.332	120	0.28
Q	44.060	781.2501	511	0.010	60	0.14

Tabla 3.4: Tabla con datos correspondientes a las observaciones.

La selección de canales y ancho de banda a utilizar es importante, y se debe considerar aquello que se quiere observar. En la Tabla 3.4 se resalta que para la emisión máser de metanol (ambas clases) se tiene el mismo ancho de banda. Por otro lado las observaciones realizadas para los másers de agua presentan una mayor cantidad de canales a comparación de las observaciones para los másers de agua. El ancho de banda delimita qué tanto se quiere extender uno de la frecuencia de reposo. Si el máser presenta picos muy angostos, no se requiere un ancho de banda muy grande, por otro lado si el fenómeno presenta picos más amplios o/y subestructuras, un ancho de banda mayor será importante. En conjunto a esto, la cantidad de canales proporciona información espectral sobre el fenómeno y su entorno. Por ejemplo, la diferencia entre la banda C y K radica en sus frecuencias de reposo, ancho de banda y cantidad de canales, esto es importante ya que para la banda C, cada canal detectará información en un intervalo de $\sim 1,5 \times 10^3$ kHz, mientras que en la banda K cada canal recolecta información en un intervalo de $\sim 24 \times 10^3$ kHz. Entonces, cada canal de la banda K cubre una mayor región del espectro de emisión a comparación de la banda C. Esta selección toma en cuenta que la emisión máser de metanol presenta líneas más angostas y por lo tanto pueden ser captadas en un intervalo más pequeño de frecuencias, mientras que la emisión máser de agua suele presentar subestructuras, por ello requiere de intervalos más grandes para no perder información sobre la emisión del máser. Aunado a todo lo anterior, se debe considerar el tiempo de cómputo. Una mayor cantidad de canales puede implicar que se obtendrá una una mejor resolución espectral, pero el tiempo de cómputo y la cantidad de información recopilada crecerá de manera considerable.

Cada banda observada utiliza diferentes antenas, la banda C utiliza 12 antenas, la banda K utiliza 26 antenas y la banda Q utiliza 13 antenas. Las antenas utilizadas por cada banda se presentan en la figura 3.3.

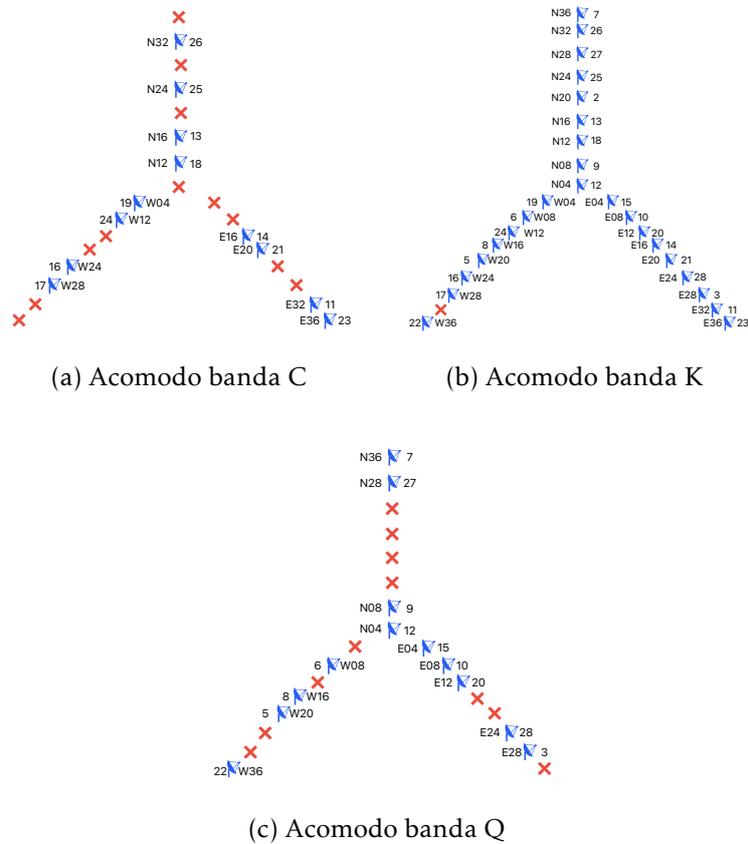


Figura 3.1: Acomodo de antenas para las diferentes bandas en configuración B. Las cruces rojas indican aquellas antenas que no se encuentran en uso para la configuración señalada, mientras que las antenas azules indican las que sí. Las antenas se encuentran etiquetadas de dos maneras: la primera por un numero general, y la segunda según el brazo en el cual se encuentran (norte, oeste y este).

El proceso de observación para las fuentes consiste en la observación inicial de un calibrador y observación de fuente(s). El uso de calibradores es importante ya que son fuentes puntuales que presentan flujos y fases que han sido determinados con precisión. Este proceso se repite con diferentes calibradores ya que las fuentes se van desplazando en el plano celeste y por ello es necesario observar calibradores de los cuales se conozcan bien sus densidades de flujo.

Entonces, las observaciones se pueden resumir de la siguiente manera:

- En la banda C a 6 cm, se espera observar emisión máser de metanol clase II centrada a 6.667 GHz, con una resolución espectral de 0.068 km s^{-1} , un ancho de banda de 35.1 km s^{-1} utilizando 511 canales. Esta banda fue observada por un periodo de 4h54m aproximadamente, con tiempos de observación de entre 9 y 12 minutos para cada fuente.

- En la banda K a 1.3 cm, se espera observar emisión máser de agua centrada a 22.233 GHz, con una resolución espectral de 0.332 km s^{-1} usando 127 canales. Esta banda fue observada durante 56m06s, con tiempos de observación de 2 minutos para cada fuente.
- Por último, para la banda Q a 0.7 cm se busca observar emisión máser de metanol clase I centrada a 44.060 GHz con una resolución espectral de 0.010 km s^{-1} usando 511 canales. La banda se observó por un periodo de 04h54m41s, con observaciones de ≈ 3 minutos para todas las fuentes. Esta banda no se calibró.

Las observaciones realizadas en la configuración B con una resolución de ~ 1.2 arcsecs a 6.7 GHz presentan una resolución treinta y tres veces mejor que la resolución angular del telescopio Arecibo, permitiendo una localización precisa de los másers en el campo de visión.

3.2. Obtención de imágenes

3.2.1. Calibración

Los datos para este trabajo fueron obtenidos del archivo perteneciente al NRAO, en el cual se encuentran los datos públicos de las observaciones realizadas con el VLA. Los datos se pueden encontrar con el archivo **Legacy ID: AK680**. Para obtener imágenes a partir de los datos de la observación, se utilizó el software *Astronomical Processing System* o **AIPS** por sus siglas. Este software pertenece al *National Radio Astronomy Observatory* o **NRAO**, y se utiliza para el procesamiento de imágenes de radio. Se recomienda la lectura² de Greisen (2003) si se desea conocer más sobre la historia de este software. De manera resumida AIPS funciona de la siguiente forma:

²<https://link.springer.com/chapter/10.1007/0-306-48080-8-7>

1. AIPS almacena los datos en archivos con Tablas. Todo tipo de archivo extraído o generado con AIPS cuenta con diferentes Tablas. Estas Tablas contienen datos importantes por ejemplo de los procesos de calibración y las soluciones encontradas.
2. AIPS organiza estos archivos en *discos*. Estos discos no son discos físicos es la forma en la cual el programa archiva set de datos, por ejemplo datos u, v o imágenes.
3. Las soluciones para la calibración se guarda en un archivo conocido como Tabla SN³. Sobre estas Tablas trabajan los diferentes procedimientos que puede ejercer el software. Al tener estas Tablas es posible escribir nueva información en ellas. También es algo práctico ya que, mientras no se borre la Tabla original, se puede regresar al principio de algún proceso sin comprometer la información.
4. Las Tablas SN se aplican a la calibración y el resultado de esto se escribe en un archivo, denominado Tabla CL⁴.
5. Se aplican las Tablas CL a los datos y se escriben nuevos archivos de datos calibrados.

El proceso de calibración es de gran importancia al trabajar con datos de radioastronomía. Durante la calibración los datos crudos obtenidos por el telescopio pasan a tener sentido físico, como valores de densidad de flujo o temperatura de brillo, además los datos terminan estandarizados de tal forma que puedan ser comparables y reproducibles por otros radiotelescopios. También, se corrigen errores generados por los instrumentos o por el medio ambiente. Debido a la complejidad propia de un radiotelescopio es normal que puedan presentar errores sistemáticos o que su entorno se vea afectado por cuestiones ambientales. Con la calibración estos errores son identificados y minimizados para que los datos recibidos correspondan únicamente a la fuente observada. A la par, se puede eliminar interferencia generada por humanos, considerando la gran cantidad de radiofrecuencias que son generadas en todas partes por labores humanas.

Al trabajar con fuentes débiles y lejanas, es necesario mejorar la calidad de los datos. Esto se puede lograr con la observación de calibradores cuya densidad de flujo y distancia

³SN viene de *SolutioN*.

⁴CL viene de *CaLibration*.

son bien conocidos. Estos calibradores, idealmente, se deben encontrar cercanos al objeto de estudio. Se puede distinguir entre dos tipos de calibradores, de flujo y de fase.

Los calibradores de flujo son fuentes brillantes y compactas que presentan densidad de flujo estable y bien conocida. Al observar algún objeto astronómico su densidad de flujo puede determinarse al ser comparada con el flujo ya conocido del calibrador. Los calibradores de fase son fuentes brillantes y compactas que se consideran en posición fija, las cuales ayudan a corregir errores de fase generados por la atmósfera terrestre y por el mismo telescopio. Al ingresar a la atmósfera, las señales emitidas por las fuentes lejanas sufren fluctuaciones de fase las cuales pueden ser determinadas y corregidas con las observaciones del calibrador de fase.

La calibración se llevó a cabo corrigiendo las fases y amplitudes de las observaciones; para esto se utilizaron diferentes calibradores de flujo y fase. Los calibradores se pueden ver en la Tabla 3.5 así como las fuentes observadas con cada calibrador.

En la Tabla 3.5 se han enlistado los calibradores de amplitud (flujo), calibradores de fase y las fuentes que fueron observadas con cada calibrador de fase.

La densidad de flujos para los calibradores de flujo 0137+331(3C48) y 1331+305 (3C286) se calculan con la relación

$$\log S = a + b \cdot \log \nu + c \cdot \log^2 \nu, \quad (3.3)$$

donde S es el flujo en Jy y ν es la frecuencia en MHz. Los parámetros a , b y c varían para cada calibrador. En el caso de 3C48, los parámetros son $a = 2,345 \pm 0,030$, $b = +0,071 \pm 0,001$ y $c = -0,138 \pm 0,001$; son reportados en Baars et al. (1977) específicamente para dicha fuente. El intervalo de frecuencia se pueda extender a los 22 GHz con un error pequeño, pero desconocido⁵. Este calibrador puede ser usado para la banda a 6 cm (C) en todo el intervalo u, v con todas las antenas en configuración B.

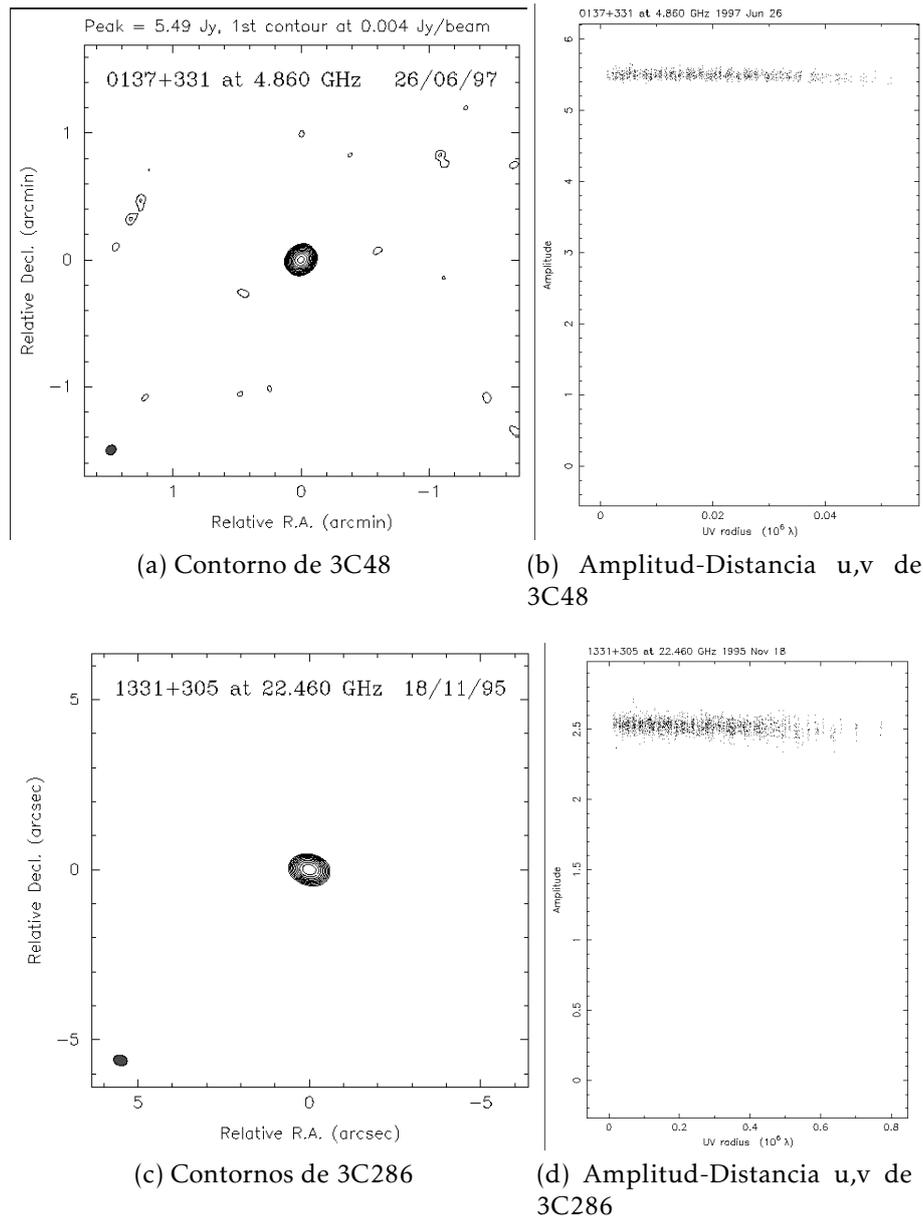
⁵Dato de la lista de calibradores (VLA)

	Calibrador	Flujo (Jy)	Fuentes observadas
Banda C	0137+331 (A)	3.9615	
	1851+005 (F)	0.96312 ± 0.05898	G36.8, G38.6, G40.9, G41.0, G41.5, G43.0
	1925+211 (F)	2.92758 ± 0.14169	G44.6, G46.1, G49.3, G49.6
Banda K	1331+305 (A)	2.5243	
	1851+005 (F)	0.92299 ± 0.01505	G36.8, G38.6, G40.9, G41.0, G41.5, G43.0
	1925+211 (F)	2.35743 ± 0.04709	G44.6, G46.1, G49.3, G49.6
Banda Q	0137+331 (A)	×	
	1851+005 (F)	×	G36.8, G38.6, G40.9, G41.0, G41.5, G43.0
	1925+211 (F)	×	G44.6, G46.1, G49.3, G49.6

Tabla 3.5: Calibradores utilizados y sus respectivos flujos calculados. Las letras A y F indican amplitud y fase. Las cruces × indican la ausencia de datos. Esto debido a que no fue posible calibrar la banda Q.

Para la fuente 3C286 sus parámetros son $a = 1,480 \pm 0,018$, $b = +0,292 \pm 0,006$ y $c = -0,124 \pm 0,001$. Este calibrador puede ser usado para la banda a 1.3 cm (K) en todo el intervalo u, v , usando solamente 7 antenas en cada brazo, hacia el interior del arreglo en la configuración B. Esto se debe a que al no estar calibrando con los modelos disponibles, se deben limitar los intervalos u, v así como la cantidad de antenas de tal forma que el calibrador sea una fuente puntual. La razón de que se utilicen las antenas interiores de los brazos se debe a que si alguna antena presenta pocas líneas de base, las soluciones obtenidas serán poco precisas.

En el caso de la banda a 0.7 cm (Q) no existe información sobre calibradores de flujo, se utilizó el calibrador 3C48, sin embargo la calibración fue imposible desde sus primeros pasos. La función para determinar los datos de calibración indicaba que no existían soluciones válidas para el calibrador de flujo. Esto puede ser debido a un error en el calibrador utilizado, ya que para 0137+331 (3C48) en la banda Q, actualmente, no existe gran cantidad de información disponible. Por ejemplo, los calibradores de flujo utilizados en la banda C y K presentan la siguiente estructura y flujos:



(a) Contorno de 3C48

(b) Amplitud-Distancia u,v de 3C48

(c) Contornos de 3C286

(d) Amplitud-Distancia u,v de 3C286

Figura 3.2: Contornos y gráficas para amplitud contra distancia u,v . a) y b) pertenecer al calibrador de flujo 0137+331(3C48) en la banda C, con un flujo de 5.48 Jy, mientras que c) y d) corresponden al calibrador de flujo 1331+305(3C286) en la banda K con un flujo de 2.59 Jy.

A partir del proceso de calibración se procedió a generar los cubos de datos, encontrar el canal y posición de la máxima emisión en todo el cubo, generar una caja de limpieza de 40x40 pixeles alrededor de esta región y deconvolucionar el cubo utilizando un valor umbral de 5σ . Tras este proceso se obtuvieron los cubos limpios y a partir de estos, se obtuvo la imagen final del máser.

Antes de obtener los primeros resultado de este trabajo, espectros y posiciones, es importante mencionar que estos fueron generados para todas las fuentes en ambas bandas.

Los primeros espectros obtenidos se obtuvieron de los cubos previos a la deconvolución, si el espectro de la fuente mostraba el perfil característico de un máser, de agua o metanol, se procedió a realizar la deconvolución del cubo.

En la banda Q, el calibrador 0137+331(3C48) presenta un flujo de 0.64 Jy, el flujo más pequeño en todas las bandas para este calibrador. También se debe mencionar que no hay un mapa de contornos disponible, así como no hay alguna gráfica de amplitud-distancia. Ante estos datos (o falta de datos, pudiera haber sido utilizado en su lugar 1331+305(3C286) ya que su flujo en la banda K es de 1.45 Jy además de presentar una estructura uniforme y un patrón plano en la gráfica de amplitud vs distancia u,v . Entonces, considerando esto, 3C286 parece una buena propuesta para observar las fuentes en la banda Q.

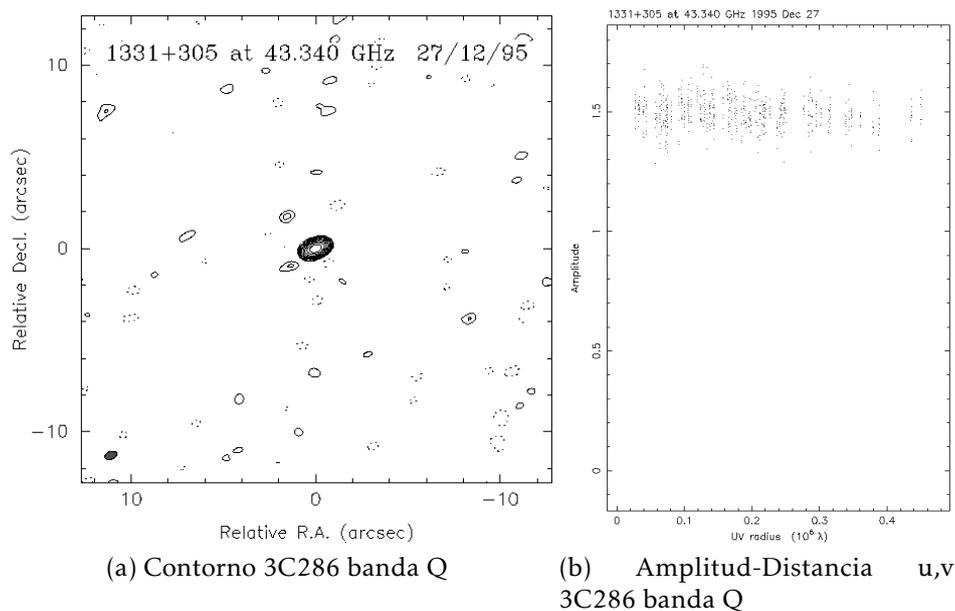


Figura 3.3: Contornos y gráficas para amplitud contra distancia u,v para el calibrador 3C286 en la banda K. Este calibrador parece una buena propuesta en caso de requerir volver a hacer las observaciones en la banda Q.

3.2.2. Cubos de datos

Con los datos calibrados se obtuvieron los primeros cubos de datos. Para este paso se utilizó la función IMAGR de AIPS, en la cual, si no se establece una *caja de limpieza* genera una

imagen del campo observado. A partir de este cubo *sucio* se encontró el canal con el pixel que presenta mayor emisión así como la coordenada de dicho pixel. Este procedimiento se hizo para cada fuente en cada una de las bandas calibradas. Se tomaron los valores máximos de emisión por cada canal y se generaron gráficas con el espectro de cada fuente. Existen casos donde el pico de emisión es prominente y notorio, pero otros donde los picos se encuentran ligeramente por encima del ruido de fondo, por ello se realizaron nuevos espectros con AIPS a través de la función POSSM. Para una mejor comprensión de las diferentes, y extensas, funciones de AIPS se recomienda revisar el *Aips Cookbook*⁶.

El siguiente paso fue limpiar los cubos, para ello se tomaron en cuenta solo aquellas fuentes que presentan emisión. Para realizar la limpieza primero se buscó un valor del ruido de fondo, σ . Para la limpieza de la imagen se consideró un valor de 5σ y una caja de limpieza de 40×40 pixeles. La caja se formó a partir de las coordenadas del pixel de mayor emisión en todo el cubo, con lo cual se obtiene finalmente el cubo de datos limpio. Del nuevo cubo se sacó un espectro donde se pasó de frecuencia a velocidad.

Las imágenes obtenidas a partir del cubo limpio permiten obtener la posición final del máser, igual como su densidad de flujo, rango de velocidades de emisión, etc.

El procedimiento para obtener las imágenes finales se puede entender del esquema en la figura 3.4.

Cada paso se puede resumir así:

1. Extracción de datos: se obtienen los datos crudos de las observaciones. En este punto se obtiene la información del arreglo de las antenas.
2. Inspección de datos: se obtiene el escaneo de las fuentes, dónde se encuentran datos cómo los horarios en los cuales fueron observadas las fuentes y los calibradores, las frecuencias para cada fuente así como su velocidad. También en este punto se puede comenzar a editar los datos para los calibradores de flujo y fase. Para editarlos se pueden

⁶<http://www.aips.nrao.edu/cook.html>

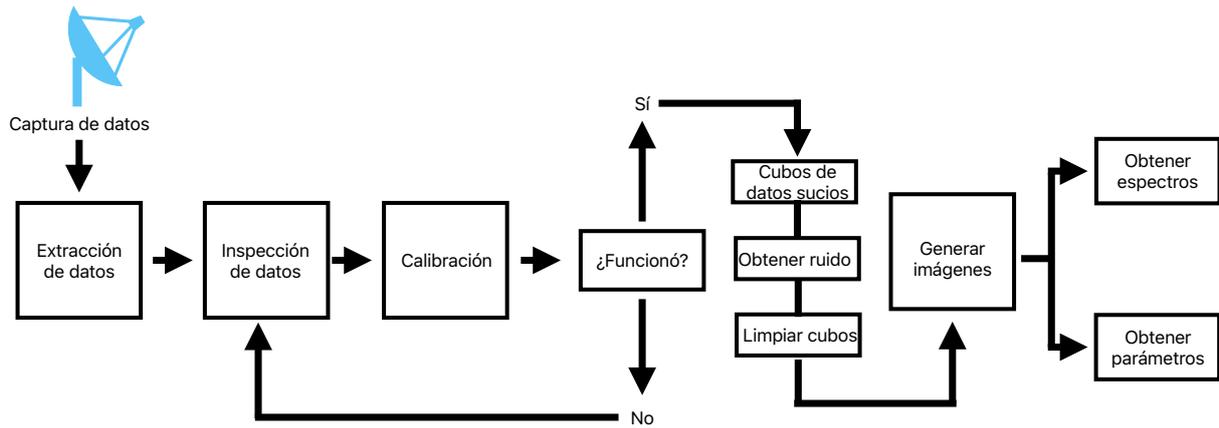


Figura 3.4: Esquema sintetizado del procesamiento de datos del VLA con AIPS.

revisar las amplitudes y manualmente quitar valores anómalos.

3. **Calibración:** una vez revisada la información de los calibradores se pueden aplicar sus datos al resto de fuentes. Se obtiene la densidad de flujo de los calibradores y Tablas con amplitudes y fases de los calibradores con lo cual se interpolan las soluciones para las fuentes. Aquí pueden existir dos resultados: si lo que se obtiene es incorrecto, se regresa al punto 2 y se vuelven a inspeccionar los datos. Si funciona se puede pasar a generar las imágenes.
4. **Generar imágenes:** con los datos ya calibrados se generan los cubos de datos. De los cubos de datos se busca el canal de mayor emisión para a partir de sus datos comenzar la limpieza de imagen, se ha considerado para el ruido un valor de $5 \times \sigma$. Con las imágenes limpias de pueden observar las fuentes y encontrar su posición.
5. **Obtener espectros:** de la imagen final se generan los espectros de emisión. Se espera encontrar picos que correspondan a emisión máser.
6. **Obtener parámetros:** posición, flujo del pico, flujo integrado, ancho de línea.

4

Resultados y discusión

Resumen

De las observaciones realizadas, se encontró emisión en tres fuentes para la banca C y en tres fuentes para la banda K. La banda Q no pudo ser calibrada, por ello no se generaron imágenes de ésta. Las tres fuentes encontradas para la banda C presentan coincidencias con las fuentes encontradas por Pandian et al. (2007). De las tres fuentes encontradas para la banda K se tiene coincidencia en solo 1 con la banda C, las demás no se encuentran relacionadas a emisión a 6.6 GHz.

4.1. Bandas C y K

Se encontró que existen 3 fuentes con emisión máser de metanol en la banda C y 3 fuentes con emisión máser de agua en la banda K. De este total de 6 fuentes solamente 1 comparte emisión de ambas especies, metanol y agua, G43.0.

Lo primero que se puede observar de estos resultados es que la emisión de metanol presenta picos más estrechos, con Δv de 0.75 a 2.46 km/s. Mientras que aquellos que corresponden a emisión máser de agua presentan anchos de Δv entre 1.69 hasta 8.56 km/s. Por otro lado, los flujos correspondientes a los picos de emisión son variados, pero al menos un máser de metanol y un máser de agua presentan valores altos de ~ 10 y ~ 11 Jy respectivamente.

G38.6 y G43.0 para la emisión de agua presentan múltiples componentes entre 48 a 70 km/s para la primer fuente y entre 0 a 19 km/s para la segunda. La presencia de estas líneas multicomponentes puede ser generada por diferentes fenómenos como diferencias de velocidades en la línea de visión, presencia de un campo magnético fuerte que genere desdoblamiento por efecto Zeeman o la naturaleza misma del máser que amplifica alguna emisión de baja intensidad.

La posición del máser se obtuvo tras todo el procedimiento de limpieza de la imagen a través de un modelo de ajuste Gaussiano, esta posición se encuentra en la Tabla 4.2. Se encontró que los resultados obtenidos tras el ajuste variaron poco respecto a los resultados del cubo limpio. Los datos más importantes de los espectros se encuentran en la Tabla 4.2. Se identificó la velocidad LSR del pico de emisión y se reporta el ancho de la línea de emisión. Se presentan dos flujos importantes, el valor del flujo correspondiente al pico de emisión S_p y con el fin de medir la emisión total de la fuente, se presenta el flujo integrado de la línea S_i . En las Tablas 4.1 y 4.2, los resultados de la banda C corresponde a los máseres de metanol y los de la banda K a los máseres de agua.

Las distancias fueron encontradas con la calculadora del mapeo **BESSEL**¹.

¹<http://bessel.vlbi-astrometry.org/node/378>

Banda	Fuente	Ascensión recta (J2000.0) h/m/s	Declinación (J2000.0) d/m/s
C	G40.9	19 06 15.3981 ± 0.0009	07 05 54.6295±0.0170
	G43.0	19 10 22.0506±0.0001	08 58 51.5351±0.0032
	G49.3	19 20 32.6624±0.0004	14 45 44.7385±0.0034
K	G38.6	19 02 34.3115±0.0002	04 55 46.5997±0.0017
	G43.0	19 10 19.1663±0.0015	08 58 30.2731±0.0265
	G49.6	19 23 51.5728±0.0001	14 38 01.0353±0.0016

Tabla 4.1: Se reportan la ascensión recta y declinación de las fuentes que presentaron emisión máser en las bandas C y K. El resto de parámetros encontrados se presentan en la Tabla 4.2

Banda	Fuente	Δv km/s	v_p km/s	S_p Jy	S_i Jy	Distancia kpc	T_b K
C	G40.9	0.75	36.6685	3.646 ± 0.051	1.340 ± 0.014	1.92±0.07	60311± 2278
	G43.0	1.31	10.2685	9.757± 0.042	4.594±0.016	11.05±0.35	254742 ± 2014
	G49.3	2.46	68.0685	10.031 ± 0.052	9.091 ± 0.037	5.05 ± 0.97	167279± 2377.
K	G38.6	4.61	54.3706	1.068± 0.002	1.589 ± 0.004	8.92±0.48	29102± 606
	G43.0	8.56	7.5666	11.849±0.007	51.049 ± 0.030	11.09±0.38	81692 ± 2319
	G49.6	1.64	48.9708	0.637± 0.001	0.489 ± 0.004	5.47±0.34	21719± 588

Tabla 4.2: Complementando los resultados de la Tabla 4.1 se presenta el ancho de la línea de emisión, velocidad y flujo correspondientes al pico de emisión, el flujo integrado de la fuente. Las distancias fueron encontradas utilizando la calculadora de paralaje desarrollada por Reid et al. (2016). Los máseres de agua G38.6 y G49.6 presentan multicomponentes en sus espectros, se ha considerado el pico más angosto para los cálculos aquí presentados.

Los intervalos de velocidades para los picos son estrechos, de algunos km/s siendo el menor de estos intervalos de ~ 0.75 km/s para la fuente de metanol G40.9, y el mayor intervalo de ~ 8.5 km/s para la fuente de agua G43.0. La razón de esto último se debe a que él máser de agua presenta multicomponentes que deben ser considerados al momento de obtener el flujo integrado.

Es importante mencionar que debido a los diferentes tamaños del haz en cada configuración, las imágenes abarcan diferentes tamaños del plano en el cielo. Para la banda C, se tiene 0.2 arcsecs/pixel para generar una imagen de 409.6 x 409.6 arcsecs, por otro lado la banda K presenta 0.056 arcsecs/pixel generando una imagen de 114.6 x 114.6 arcsecs.

4.2. Banda C

4.2.1. Comparación con el AMGPS

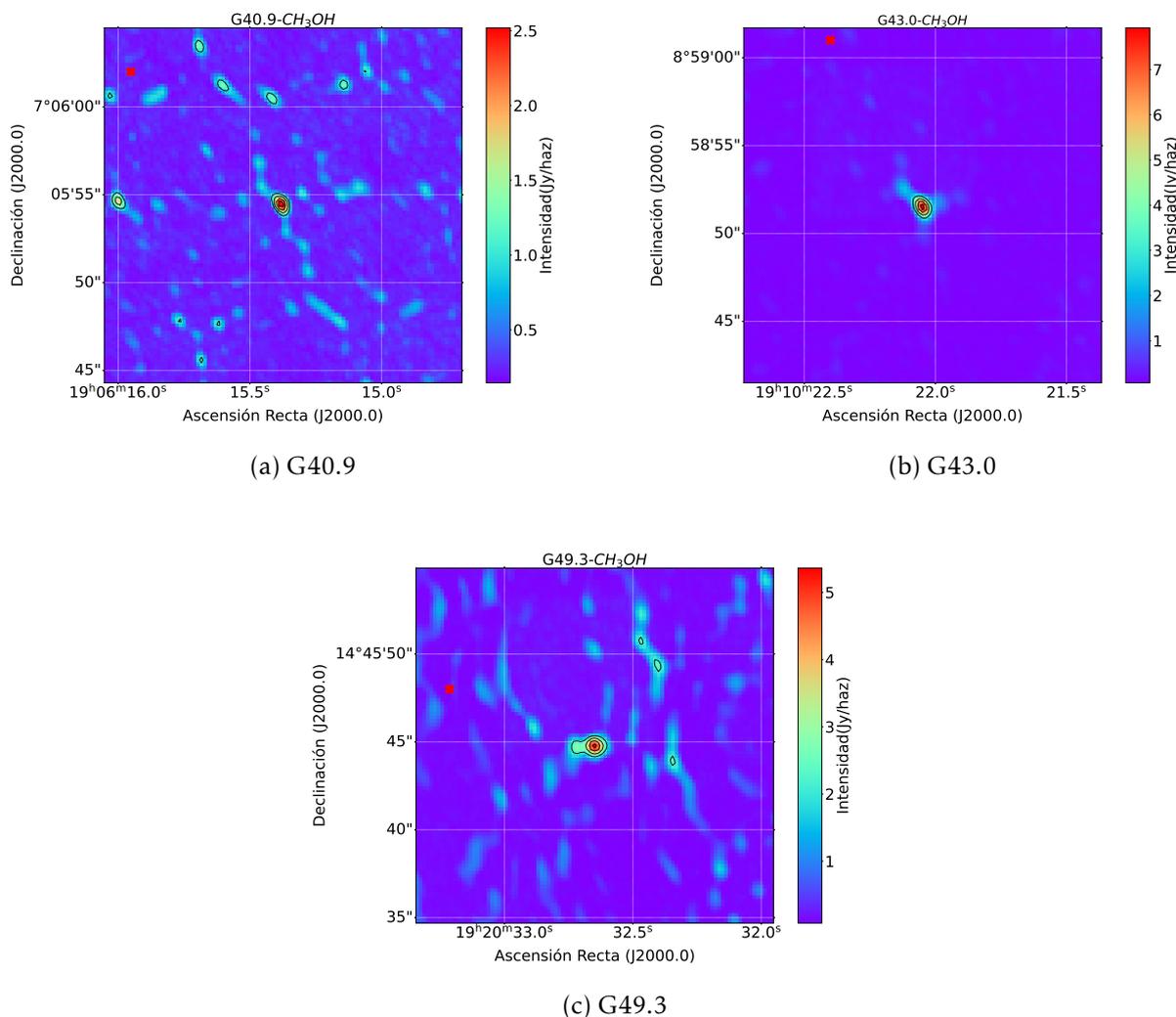


Figura 4.1: Máseres de metanol encontrados en la banda C. En las tres figuras la cruz de color rojo indica la posición del máser reportada por Pandian et al. (2007).

Es importante señalar que para todas las imágenes que corresponden a los máseres² encontrados en este trabajo, los contornos que se muestran en toda imagen corresponden al 40, 60, 80 y 90% de la máxima intensidad de cada fuente.

Las fuentes que presentaron emisión máser de metanol presentan similitudes con el trabajo de Pandian et al. (2007), la comparación se puede observar en la Tabla 4.3. En dicha Tabla se ha marcado con una **P** los resultados correspondientes a Pandian et al. (2007), mientras que se utiliza una **T** para los resultados en este trabajo.

²De ambas especies, metanol y agua.

Fuente	Trabajo	α (J2000.0) h/m/s	δ (J2000.0) d/m/s	v_p km/s	S_p Jy	S_i Jy km/s
G40.9	P	19 06 16.1	07 06 00	36.6	2.35	1.50
	T	19 06 15.3	07 05 54.4	36.6	3.64	1.34
G43.0	P	19 10 22.4	08 59 01	10.2	9.20	4.11
	T	19 10 22.0	08 58 51.6	10.26	9.75	4.59
G49.3	P	19 20 33.2	14 45 48	68	7.00	6.72
	T	19 20 32.6	14 45 44.8	68.06	10.03	9.09

Tabla 4.3: Comparación entre los resultados de Pandian et al. (2007) y este trabajo. Se ha utilizado la letra **P** para indicar los resultados de Pandian y la letra **T** para indicar los resultados de este trabajo.

o

En la investigación de Pandian et al. (2007) se menciona que el error de la Antena de Arecibo es de 7", y reporta solamente la posición obtenida. Para mantener la misma estructura de resultados y sea sencillo compararlos, en este trabajo en la Tabla 4.3 se presentan los resultados obtenidos de manera similar.

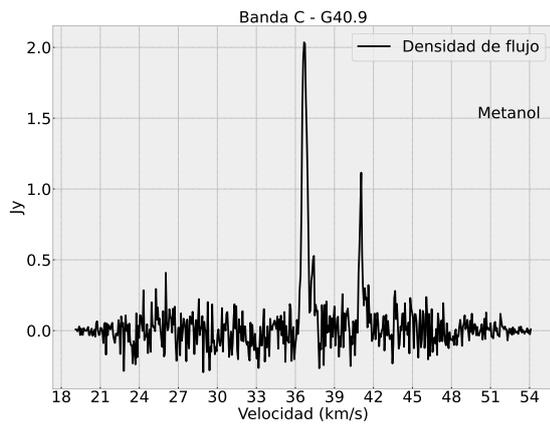
Debido a la similitud encontrada entre los resultados de Pandian et al. (2007) y este trabajo, se puede inferir que ambas fuentes se encuentran a la distancia señalada en la Tabla 4.2, con ello se puede entonces calcular la distancia entre ambas fuentes. Esta distancia presenta en la Tabla 4.4.

Fuente	Distancia (pc)
G40.9	0.109 ± 0.009
G43.0	0.576 ± 0.023
G49.3	0.242 ± 0.042

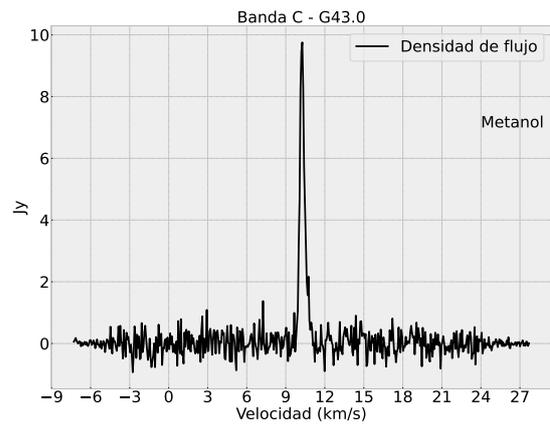
Tabla 4.4: Distancia entre las fuentes detectadas en la banda C para este trabajo y el trabajo de Pandian et al. (2007).

El objetivo de la investigación de Pandian et al. (2007) consistió en catalogar una cantidad grande fuentes de emisión máser de metanol, y se puede considerar que no requería de una gran resolución para lograr su objetivo. Al comparar los parámetros de observación de Pandian et al. (2007), 2048 canales con ancho de banda de 3.125 MHz y resolución de 0.14 km/s, con los de este trabajo en la banda C, 511 canales con ancho de banda de 0.7812 MHz y resolución de 0.0687 km/s. A partir de esto se puede considerar que en este trabajo

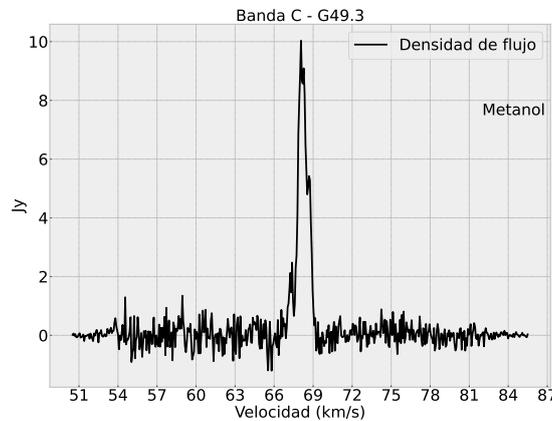
se ha encontrado con mayor precisión la posición de las fuentes. Incluso al revisar la Tabla 4.3 la velocidad del máximo de emisión son consistentes, mientras que los flujos de emisión encontrados en este trabajo varían ligeramente, siendo mayores los valores de este trabajo. Los flujos integrados se ven determinados por la diferencia de valores encontrados en ambos trabajos, sin embargo no presentan variaciones muy grandes.



(a) Espectro G40.9



(b) Espectro G43.0



(c) Espectro G49.3

Figura 4.2: Espectros de las tres fuentes detectadas en la banda C.

4.2.2. Notas sobre las fuentes encontradas en la banda C

Como se ha mencionado anteriormente, la presencia de máseres de metanol es un claro indicador de regiones de formación estelar de alta masa. Sin embargo, existen otros trazadores de este tipo de regiones. De acuerdo con Zinnecker and Yorke (2007) para la formación

de estrellas de alta masa se pueden encontrar 4 pasos claves: formación de nubes oscuras infrarrojas, formación de núcleos calientes, formación de regiones HII ultra compactas y formación de regiones HII. Los dos primeros pasos son de interés para este trabajo ya que se cuenta con alta densidad de gas, tal que se puede iniciar la formación del objeto estelar joven y, se tiene presencia de gas caliente y molecular que se ha evaporado de los granos de polvo. Las nubes oscuras infrarrojas pueden ser observadas como siluetas contra el plano galáctico en el infrarrojo medio de acuerdo con Pillai et al. (2006), donde menciona que esto es principalmente observado en los surveys 2MASS, MSX e IRAS, siendo en MSX dónde son mejor identificables. También en regiones de formación estelar se encuentra la presencia de polvo y gas, y como menciona Evans II (1999) el polvo atenúa la emisión desde el ultravioleta hasta el infrarrojo cercano y la re-emite en infrarrojo lejano hasta el submilimétrico. Además, Furlan et al. (2016) menciona que en las protoestrellas el envoltorio y el disco realizan una función similar, dónde los fotones de menor longitud de onda son absorbidos y re-emitidos en longitudes más largas como el infrarrojo medio y el lejano. Ante esto, resulta importante revisar la posible presencia de contrapartes que emitan entre el infrarrojo medio y el lejano en la cercanía de la fuente con emisión máser detectada.

La fuente G40.9 no presenta contrapartes detectadas en los surveys IRAS, MSX, NVSS, CORNISH y THOR. Por otra parte se encuentra que presenta una fuente en el survey GLIMPSE a ~ 1877 au. Esta fuente es SSTSL2 J190615.33+070554.7, cuyos datos se pueden observar en la Tabla 4.5. El survey GLIMPSE presenta información de flujos captados por diferentes instrumentos a distintas longitudes de onda. Para este trabajo se han considerado importantes los resultados que van de medio infrarrojo al lejano (IRAC y MIPS) así como información respecto al infrarrojo cercano (2MASS). La presencia de emisión detectada por IRAC puede ser una buena señal de un objeto estelar joven, de hecho Allen et al. (2004) realizaron una clasificación de estos objetos de acuerdo a la banda en la que se observa el pico de emisión. Gutermuth et al. (2008) indica que se puede tener un objeto embebido profundamente cuando no se tienen datos de IRAC, pero se cuenta con detección brillante en MIPS. Los errores de posición para los surveys son: 7% para IRAC, $\sim 2.5\%$ en MIPS y entre 3-7% para 2MASS.

En la Tabla 4.5, y Tablas posteriores del mismo tipo, la columna *separación* indica dicho parámetro³ entre la posición de la fuente detectada en este trabajo con las posibles fuentes cercanas detectadas por los diferentes instrumentos.

Id	Separación pc	I-C1 (3.552 μm) μJy	I-C2 (4.493 μm) μJy	I-C3 (5.730 μm) μJy	I-C4 (7.873 μm) μJy	M-C1 (24 μm) μJy	2M-J (1.235 μm) μJy	2M-H (1.662 μm) μJy	2M-K (2.159 μm) μJy
SSTSL2 J190615.33+070554.7	0.009	-	-	1.523×10^2	3.606×10^2	8.683×10^4	-	-	-

Tabla 4.5: En la Tabla se presentan los valores de flujo detectados por los diferentes instrumentos de GLIMPSE: I-C es el instrumento IRAC en el canal correspondiente, M-C1 es el instrumento MIPS en el canal 1, 2M-J,K,H es el instrumento 2MASS en las bandas J,K y H.

Un posible criterio para detectar regiones donde se pueden encontrar las regiones de formación estelar es el que propone Megeath et al. (2009). En su trabajo realizaron un muestro para la detección de objetos estelares jóvenes, dividiendo estos en dos categorías: protoestrellas y estrellas jóvenes con disco. En su investigación, Megeath et al. (2009), indican que la combinación de datos de infrarrojo cercano e infrarrojo medio no son suficientes por si solos para identificar objetos estelares jóvenes, pero la adición de emisión a 24 μm ayuda a identificar este tipo de objetos. De acuerdo a su evidencia, la mejor forma de detectar objetos estelares jóvenes es con emisión infrarroja a 3.6, 4.5 y 24 μm , además de establecer que la magnitud de la emisión a 24 micrómetros debe ser menor a 9. En general las protoestrellas no se encuentran a 5.8 μm ni en el infrarrojo cercano. Son clasificados como estrellas jóvenes con disco aquellos cuya diferencia entre la magnitud a 8 μm menos la magnitud a 24 μm sea mayor a 1. Las magnitudes pueden conocerse mediante $m = -2.5 \log_{10}(f) + 8.9$, donde f es el flujo en Jy.

Este objeto se encuentra relativamente cercano y al revisar los criterios, se encuentra los criterios para ser una protoestrella no se cumplen ya que no presenta emisión a 3.6 y 4.5 μm . Por otro lado, la diferencias de magnitudes a 8 y 24 micrómetros es de 6, por lo cual el criterio para ser una estrella joven con disco se cumple. ¿Esto indica que se trata de una región de formación estelar? Esto es difícil de asegurar. Si se trata de una estrella joven con disco de acreción, el polvo del disco puede ser el que proporcione el mecanismo de bombeo correspondiente para que se dé la emisión máser de metanol a 6.7 GHz. El problema para

³Para esto se ha considerado que se encuentran a la misma distancia radial que el respectivo máser.

confirmar esto, es que un objeto que puede tener emisión máser de metanol debería ser lo suficientemente brillante para ser detectado por los otros surveys antes mencionados.

Otro elemento para considerar que este máser de metanol no se encuentra asociado a alguna región de formación estelar es la distancia entre el objeto GLIMPSE y G40.9. De acuerdo a Caswell (1997) los máseres de este tipo se pueden encontrar entre 0.01 y 0.03 parsecs de distancia con el objeto protoestelar. También Bartkiewicz et al. (2008) encontró que se encuentran en promedio a 0.0021 parsec de distancia de su fuente. Con esto, la distancia del objeto GLIMPSE con el máser esta a más del doble de distancia de lo que se ha encontrado regularmente.

La fuente G40.9 presenta una relación señal ruido de 35 así como una temperatura de brillo $\sim 6 \times 10^4$ K. Según los modelos realizados por Cragg et al. (2005) se esperan temperaturas superiores a los 10^4 K para esta especie de máseres. También en los modelos de Sobolev et al. (1997) se encuentra este comportamiento además de reportar temperaturas $> 10^6$ K, lo cual proporciona un intervalo grande para este tipo de máseres.

La fuente G49.3 tiene una relación emisión/ruido ~ 45 y una temperatura de brillo de 1.6×10^5 K y no presenta detección alguna en ninguno de los surveys antes mencionados y la fuente más cercana detectada por GLIMPSE se encuentra a $\sim 36''$, lo cuál alcanza a salir del radio de búsqueda para fuentes que puedan proporcionar un mecanismo de bombeo para el máser. Además, solo se detectó emisión por debajo de los $10 \mu\text{m}$. Respecto a esto último, Chambers et al. (2011) propone que el exceso⁴ de emisión a $4.5 \mu\text{m}$ es un indicador de región de formación estelar de alta masa. Este criterio tampoco se cumple.

4.2.3. Notas sobre las fuentes encontradas en la banda K

Para la banda K, se encontraron 3 fuentes con emisión máser: G38.6, G 43.0 y G49.6.

El máser encontrado en la región G38.6 se encuentra centrado en la parte inferior del

⁴Con exceso hace referencia a que el flujo a esta longitud de onda es superior al flujo a 3.6 y $5.8 \mu\text{m}$.

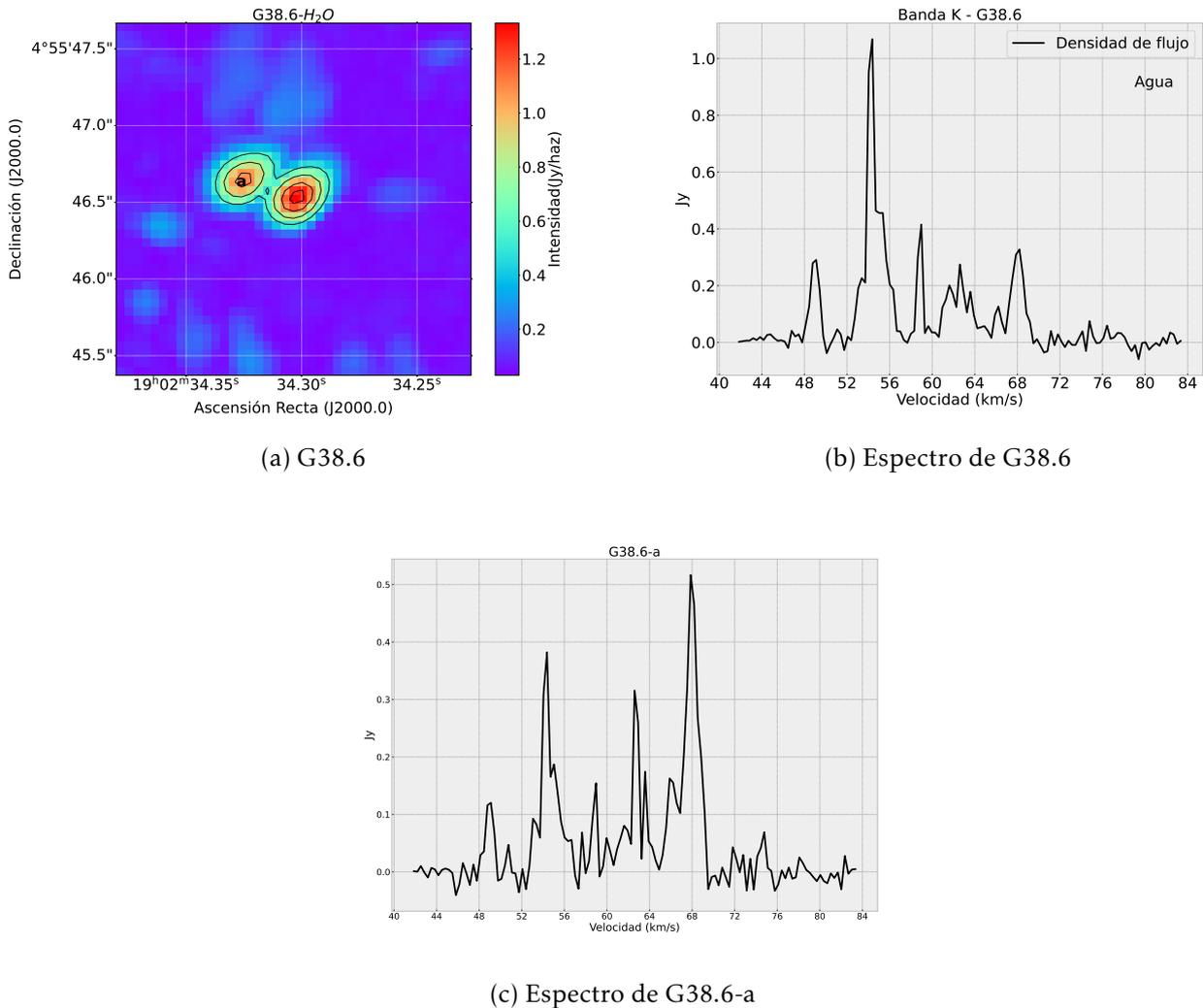


Figura 4.3: Imagen del máser encontrado en G38.6. Se ha marcado la región del lado izquierdo del máser como G38.6-a.

campo de observación. Presenta su pico de emisión a una velocidad LSR de 54.37 km/s con una intensidad de 1.06 Jy y una temperatura de brillo 29×10^3 K. En la figura 4.3 se puede observar que el máser presenta una especie de estructura doble. El uso de los contornos permite diferenciar entre ambas fuentes. En la figura 4.3 el máser principal es aquel que muestra la mayor emisión, el color rojo que corresponde a la escala de la gráfica. Al lado derecho de esta región se puede apreciar como existen otros contornos que indican la presencia de niveles de emisión constantes. La mayor emisión se encuentra en el objeto del lado derecho (el máser), se ha etiquetado al segundo objeto como G38.6-a.

Al realizar el espectro de esta región se ha encontrado la presencia de picos que pueden indicar la presencia de mas másers de agua, de hecho los espectros de G38.6 y G38.6a pre-

sentan picos de emisión parecidos. En la figura 4.3 se muestran los espectros para el máser y para la región del lado izquierdo. Los espectros resultan similares, ambos presentan picos que sobresalen del ruido. Para la estructura central que corresponde al máser detectado, se encuentra una relación s/n es ~ 45.15 . Por otro lado, el objeto G38.6-a presenta una relación s/n de 6.21. A pesar de que la emisión en el pico del máser G38.6 es aproximadamente dos veces el valor máximo de flujo en el pico de G38-6a, su temperatura de brillo es $\sim 19 \times 10^3 \text{K}$.

Si bien las temperaturas de brillo entre G38.6 y G38.6a son diferentes, ambas presentan temperaturas de brillo que pueden ser representativas de emisión máser. Es conocido que las temperaturas de brillo de los máseres de agua pueden ir de los 10^6 hasta 10^{13} K, cómo mencionan Hollenbach et al. (2013) y Vlemmings and van Langevelde (2005). Si bien las temperaturas de brillo encontradas para los máseres de agua no son tan elevadas, lo cierto es que son temperaturas altas que pueden indicar procesos no térmicos. Entonces, no se puede descartar que ambas fuentes son máseres y se encuentran cercanos. Una observación con mayor resolución podría determinar esto con mayor precisión y posiblemente descubrir una región rica en emisión máser de agua. La posición de la fuente con mayor emisión, en ascensión recta (h/m/s) y declinación (g/m/s) es α : 19 02 34.31, δ : 04 55 46.59

Los máseres de agua, como se ha mencionado antes, son útiles como trazadores de regiones de formación estelar masiva. Si se encuentran asociados a una de estas regiones se esperaría, entonces, encontrar una contraparte infrarroja en los surveys IRAS, MSX, NVSS, CORNISH y THOR. Sin embargo, ninguno de los máseres de agua encontrados presentó una contraparte en estos diferentes surveys. De hecho, siendo más estrictos, solo el máser de agua en G43.0 se encuentra asociado con otro posible trazador de regiones de formación estelar masiva, un máser de metanol. Este caso particular será discutido más adelante.

El survey GLIMPSE detecta una fuente dentro del radio de búsqueda de interés. Los datos de esta fuente se encuentran en 4.6

Los datos encontrados por GLIMPSE presentan algo que resalta a primera vista: no hay

Id	Separación pc	I-C1 (3.552 μm) μJy	I-C2 (4.493 μm) μJy	I-C3 (5.730 μm) μJy	I-C4 (7.873 μm) μJy	M-C1 (24 μm) μJy	2M-J (1.235 μm) μJy	2M-H (1.662 μm) μJy	2M-K (2.159 μm) μJy
SSTSL2 J190234.23+045605.8	0.81	-	3.068×10^1	-	2.900×10^2	-	9.315×10^1	4.554×10^2	9.179×10^2

Tabla 4.6: Datos del survey GLIMPSE para objetos cercanos al máser de agua G38.6. Este objeto no presenta emisión a 24 micrómetros.

emisión a 24 μm . Bajo los criterios utilizados anteriormente, Megeath et al. (2009), con esto se podría descartar alguna región de formación estelar. Si se considera el criterio de exceso de emisión infrarroja a 4.5 μm podría ser posible considerar alguna región de formación estelar. El problema es la distancia del objeto con el máser de agua, ya que este se encuentra a 0.9 parsecs de distancia al objeto detectado por GLIMPSE. Considerando evidencia como la mostrada por Richards et al. (1999) los máseres de agua se encuentran generalmente entre 10^{-2} y 10^{-3} parsecs. Incluso Goddi et al. (2011) señala que se pueden encontrar, los máseres de agua, a $\sim 10^{-4}$ parsecs del objeto protoestelar. Con esto en consideración, no se puede considerar que el máser de agua se encuentre asociado a alguna región de formación estelar.

Sin embargo, es posible que este máser se encuentre relacionado con el choque de gas en una nube molecular. De acuerdo con el catálogo Simbad, en la proximidad del objeto detectado por el survey GLIMPSE, hay una nube molecular identificada por el survey CHIMPS (Rigby et al., 2016), a 22". Podría tratarse entonces de una región en la cual la nube molecular interactúa con su entorno generando las condiciones necesarias para detectar la presencia del máser de agua. El problema es que esto no puede ser corroborado, ya que revisando los datos públicos de CHIMPS resulta imposible encontrar la posición de la fuente de GLIMPSE, ya que las coordenadas se encuentran fuera de la observación.

La fuente G49.6 se encuentra al centro del campo de observación, este será denominado como *máser central* para este caso. Junto al máser se pueden observar otros posibles objetos, estos presentan contornos a intensidades bajas. Se han etiquetado como G49.6-a y G49.6-b a los objetos que aparecen a ambos lados del máser. El espectro del máser presenta un pico de emisión que sobresale del ruido de fondo, con una relación señal a ruido de 15.58, presenta su valor máximo de emisión, 0.6375 Jy, a una velocidad LSR de 48.97 km/s y una temperatura de brillo aproximada de 21×10^3 K. Este es el máser con la emisión más débil de todos los encontrados en este trabajo.

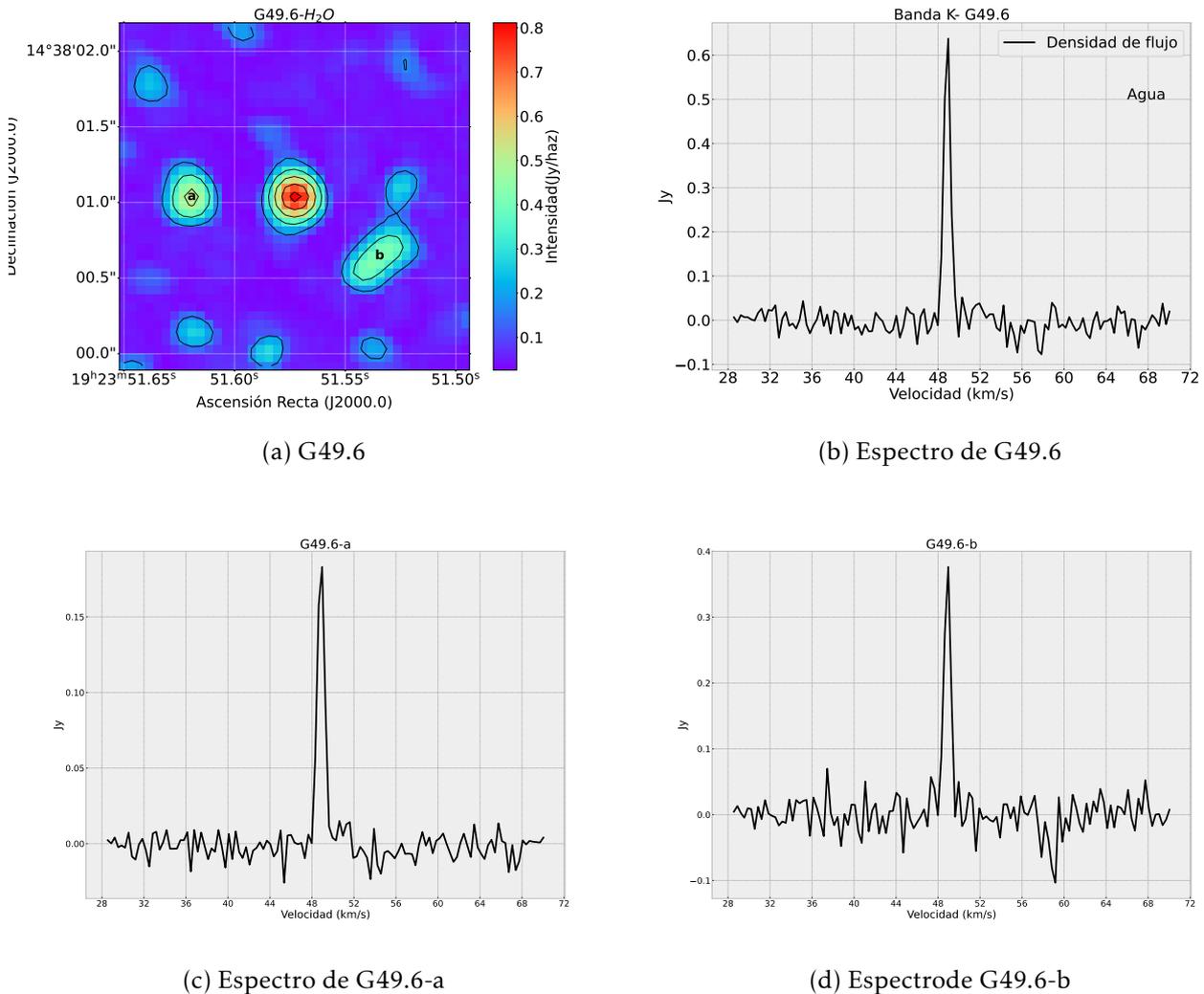


Figura 4.4: Imagen del máser encontrado en G49.6. Se han marcado la regiones que aparecen a los lados derecho e izquierdo como G49.6-a y G49.6-b.

En la figura 4.4 se presentan los espectros correspondiente a los objetos G49.6-a y G49.6-b. Estos espectros resultan muy similares al del máser G49.6, dado que se trata del canal con mayor emisión, las velocidades de los objetos son las mismas. Estas posibles fuentes alternas presentan picos de emisión de poca intensidad, sin embargo, las relaciones señal ruido son similares al del máser central: para G49.6-a se tiene un valor señal ruido de ~ 14 y para G49.6-b se tiene una señal ruido ~ 12 .

Otro detalle de interés de estas posibles fuentes alternas es su temperatura de brillo. Para G49.6-a se encontró una temperatura de brillo $\sim 12 \times 10^3$ K, mientras que para G49.6-b se tiene una temperatura de brillo $\sim 10.5 \times 10^3$ K. Las temperaturas de brillo indican tempera-

turas superiores a las de una nube molecular o una región HII (York, 2003), por lo cual se puede considerar que se tiene emisión máser para las tres fuentes señaladas.

Entonces ¿son G49.6-a y G49.6-b máseres de agua? En este caso resulta un poco más difícil de determinar esto, principalmente por el proceso de deconvolución de la imagen. El proceso utilizado para la deconvolución de esta fuente fue igual al del resto señalado en la metodología. El problema fue que la fuente de mayor emisión aparecía en el borde de la imagen además de diversas fuentes de emisión similar en diferentes puntos de la imagen. Esto fue considerado poco satisfactorio así que la imagen fue pasada por un proceso adicional de limpieza con lo cual se encontró el máser en una posición más centrada. Las características de las fuentes alternas son muy parecidas a la del máser central, pero no son iguales. Finalmente se ha considerado que estas fuentes son en realidad un error al momento de deconvolucionar la imagen y el máser real es el que se encuentra en el centro.

En lo relacionado a la búsqueda de posibles regiones de formación estelar de alta masa ningún survey presenta alguna fuente infrarroja cercana. Por otro lado GLIMPSE encuentra una fuente próxima a $26.20''$. Los datos importantes de esta fuente se encuentran en la Tabla 4.7:

Id	Separación pc	I-C1 (3.552 μm) μJy	I-C2 (4.493 μm) μJy	I-C3 (5.730 μm) μJy	I-C4 (7.873 μm) μJy	M-C1 (24 μm) μJy	2M-J (1.235 μm) μJy	2M-H (1.662 μm) μJy	2M-K (2.159 μm) μJy
SSTSL2 J192350.31+143741.9	0.65	4.988×10^3	5.152×10^3	3.445×10^2	3.395×10^2	-	9.103×10^2	4.337×10^3	7.298×10^3

Tabla 4.7: Datos de la fuente GLIMPSE próximas a G49.6. No se observó emisión a 24 μm .

En general se puede observar que existe emisión infrarroja, débil, de polvo, pero al no existir emisión detectada a 24 micrómetros, el criterio de Megeath et al. (2009) no se cumple y se puede descartar la posibilidad de que este polvo pertenezca a una región de formación estelar de alta masa. Por otra parte, el criterio de exceso de emisión infrarroja a 4.5 micrómetros parece cumplirse, pero nuevamente la posible región de formación estelar se encuentra muy lejos del máser de agua como para estar relacionado.

Buscando en otro catálogo, de acuerdo con SIMBAD, las coordenadas de esta fuente podría tratarse de un objeto estelar joven, pero la posición del objeto GLIMPSE como tal

no es mencionada en el artículo.

4.3. Máser de metanol y máser de agua en la región G43.0

La única región en donde se encontraron dos diferentes especies de máseres característicos de regiones de formación estelar de alta masa: un máser de metanol clase II y un máser de agua. Un máser clase de metanol clase II comúnmente se le encuentra relacionado con la región de acreción, donde el polvo caliente proporciona el mecanismo de bombeo necesario para la existencia de emisión máser de este tipo. Por otro lado, el máser de agua se suele encontrar relacionado con regiones donde exista choque de gas, dicha región, en el contexto de una región de formación estelar de alta masa, podría ser en los flujos moleculares. Considerando lo anterior, este par de máseres deberían encontrarse en una etapa temprana de la formación estelar de una estrella de alta masa.

En la figura 4.5 se presenta la posición de ambos máseres en la región G43.0. Para realizar esta imagen se utilizó como base la imagen correspondiente al máser de metanol, recortando de tal forma que entrara la posición del máser de agua. Debido a que las intensidades de ambos máseres son diferentes, se optó por marcar con contornos la posición del máser de agua.

En la imagen: el máser de metanol se encuentra en la parte superior izquierda, mientras que en la parte inferior derecha se ha marcado con sus respectivos contornos la posición del máser de agua. De acuerdo a las distancias reportadas en la Tabla 4.2, se puede considerar que ambos máseres se encuentran a una distancia ~ 11 kpc. Bajo esta condición, se ha encontrado que la separación entre ambos máseres es de 2.38 pc.

En la figura 4.6 se presentan los máseres de metanol y agua, así como sus respectivos espectros. El máser de metanol presenta un espectro cuyo pico de emisión se encuentra a una velocidad de 10.2685 km/s y presenta su valor máximo de emisión a 9.7574 Jy. La relación emisión/ruido para esta fuente es ~ 91 . Además de presentar una temperatura de brillo

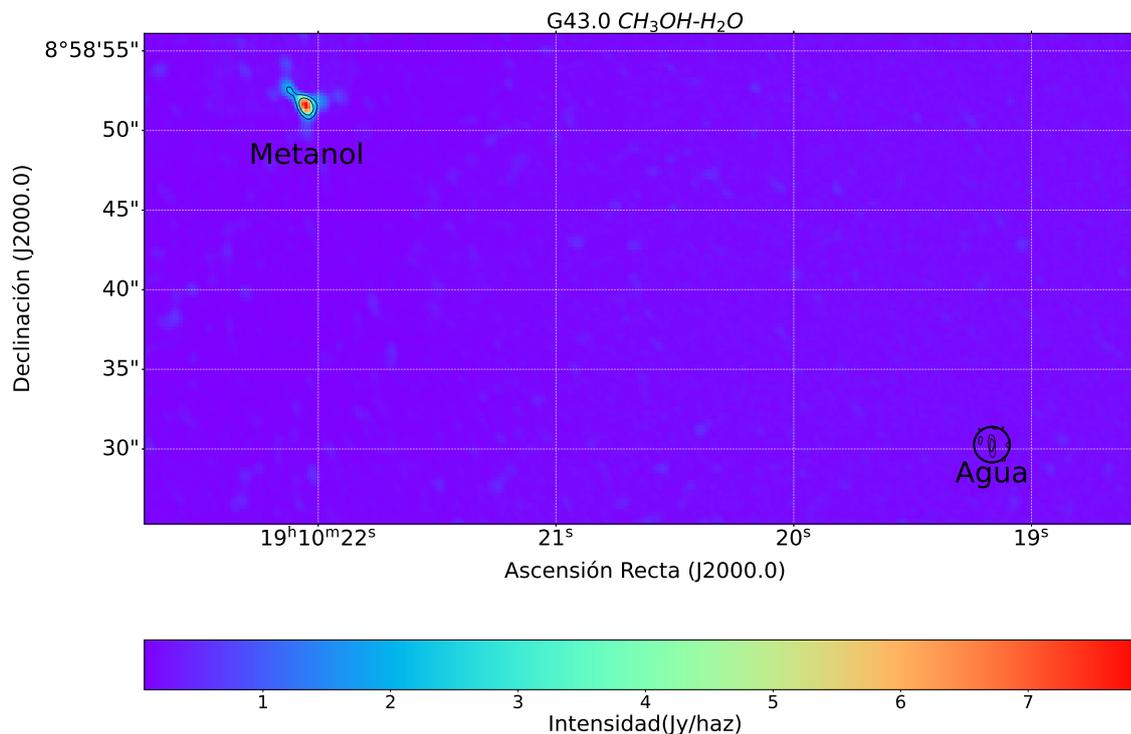


Figura 4.5: Máser de agua y máser de metanol en la región denominada G43.0. El máser de metanol se encuentra en colores y con contornos, mientras que el máser de agua se encuentra solamente marcado con contornos. Se ha utilizado como base la imagen correspondiente al máser de metanol.

$\sim 254 \times 10^3$ K. La posición de este máser en ascensión recta (h/m/s) y declinación (g/m/s) es α : 19 10 22.0, δ : 08 58 51.5.

El máser de agua en G43.0 presenta su pico de emisión a una velocidad de 7.56 km/s con un valor de intensidad de 11.84 Jy, que corresponde al mayor valor encontrado para los máseres de este trabajo. La relación señal/ruido para este máser es ~ 30 . Presenta lo que en apariencia es un posible objeto alterno, etiquetado con la letra a en la figura 4.6b. Una revisión más a profundidad encontró que este objeto es en realidad un error en la deconvolución de la imagen⁵, por ello no se ha incluido más información al respecto. La posición del máser de agua en ascensión recta y declinación es α : 19 10 19.1, δ : 08 58 30.3.

⁵Situación similar a la reportada para el máser G49.6.

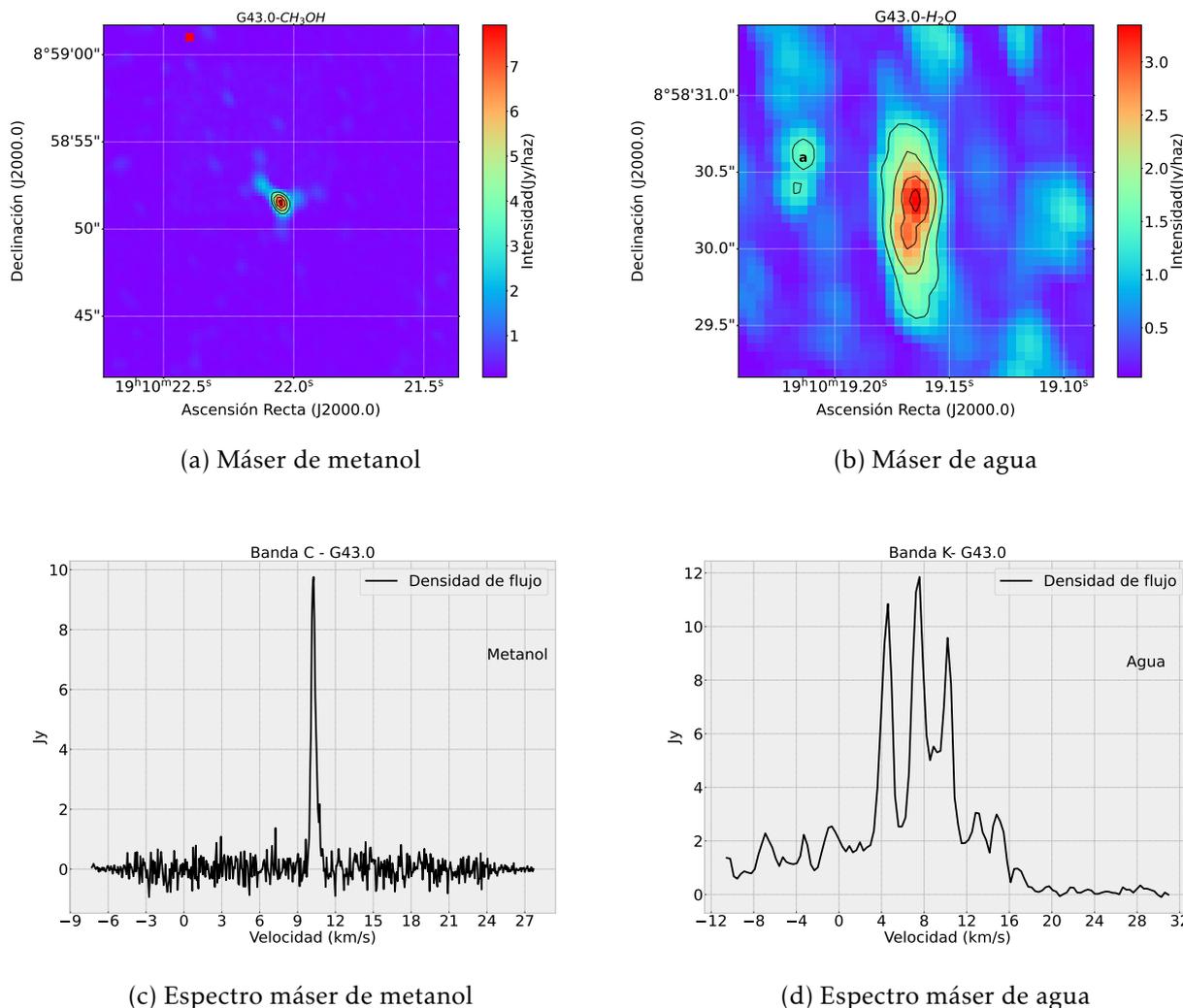


Figura 4.6: Resultados de G43.0

Revisando los espectros de ambos máseres en la figura 4.6c y 4.6d, es notorio que presentan una emisión considerable. El espectro del máser de metanol presenta una línea de emisión bastante estrecha (1.31 km/s), mientras que el espectro del máser de agua presenta varias subestructuras además de líneas un poco más anchas (8.56 km/s). Considerando que la emisión máser de agua se da por mecanismos de bombeo colisionales, y con la información observada con el espectro, es posible que el máser de agua se encuentre en alguna región con turbulencia.

4.3.1. ¿Son estos dos máseres trazadores de una región de formación estelar?

Como ya se mencionó anteriormente, es en una etapa muy temprana de la formación estelar masiva donde se puede encontrar a este par de especies de máseres relacionados. Ya que en esta fase podría presentar outflows, disco de acreción y una luminosidad alta (en infrarrojo). El análisis más profundo de las fuentes encuentra varias restricciones para poder relacionar los máseres con alguna región de formación estelar de alta masa.

Lo primero que se observa es la gran distancia que existe entre el máser de metanol y el máser de agua para la región G43.0. Por ejemplo, el survey de máseres de metanol y agua realizado por Beuther et al. (2002) encuentran que la distancia promedio entre máseres de agua y metanol es ~ 0.024 parsecs. También señalan que la distancia de los máseres de metanol con las fuentes infrarrojas suele ser de 10^{-2} parsecs. Por su parte, la distancia de los máseres de agua con las fuentes infrarrojas suelen ser igual en su mayoría a 10^{-2} parsecs. Si bien se les suele asociar a los máseres de agua con los flujos moleculares también se ha encontrado que la rotación del disco de acreción puede generar los mecanismos de bombeo necesarios para que se de emisión máser de esta especie, de acuerdo con Garay and Lizano (1999).

En el survey GLIMPSE, se encuentran varias fuentes cercanas: 11 para el máser de metanol y 10 para el máser de agua. Estas fuentes se encuentran en la Tabla 4.8.

La Tabla 4.8 muestra una mayor cantidad objetos detectados por los instrumentos de GLIMPSE. Sin embargo, bajos los criterios utilizados para encontrar posibles regiones de formación estelar masiva, no hay ningún candidato aceptable para ello. Es importante notar algo, debido a la distancia entre los máseres de agua y metanol, los objetos detectados por GLIMPSE son diferentes, entonces se deben aplicar los criterios de búsqueda para cada especie de máser.

Primero, para las fuentes cercanas al máser de metanol se encuentra que ninguna pre-

Máser de metanol									
Id	Separación pc	I-C1	I-C2	I-C3	I-C4	M-C1	2M-J	2M-H	2M-K
		(3.552 μm) μJy	(4.493 μm) μJy	(5.730 μm) μJy	(7.873 μm) μJy	(24 μm) μJy	(1.235 μm) μJy	(1.662 μm) μJy	(2.159 μm) μJy
SSTSL2 J191022.18+085855.9	0.25	-	-	-	2.853E+3	-	-	-	-
SSTSL2 J191022.47+085855.1	0.38	3.778 $\times 10^3$	1.014 $\times 10^4$	1.516 $\times 10^4$	1.588 $\times 10^4$	-	-	-	-
SSTSL2 J191022.64+085848.0	0.50	1.511 $\times 10^3$	2.954 $\times 10^3$	-	1.834 $\times 10^3$	-	-	-	-
SSTSL2 J191022.38+085903.4	0.68	1.061 $\times 10^3$	9.253 $\times 10^2$	-	5.092 $\times 10^2$	-	2.667 $\times 10^2$	5.506 $\times 10^2$	1.082 $\times 10^3$
SSTSL2 J191021.26+085857.7	0.70	3.125 $\times 10^3$	2.656 $\times 10^3$	-	-	-	3.345 $\times 10^3$	5.287 $\times 10^3$	4.980 $\times 10^3$
SSTSL2 J191022.08+085906.7	0.80	2.327 $\times 10^3$	1.858 $\times 10^3$	-	3.437 $\times 10^3$	-	2.025 $\times 10^2$	9.350 $\times 10^2$	2.247 $\times 10^3$
SSTSL2 J191022.92+085859.9	0.82	8.675 $\times 10^3$	6.133 $\times 10^3$	-	-	-	2.623 $\times 10^4$	2.372 $\times 10^4$	1.920 $\times 10^4$
SSTSL2 J191020.86+085902.6	1.11	-	8.857 $\times 10^2$	1.995 $\times 10^3$	4.580 $\times 10^3$	-	-	-	-
SSTSL2 J191023.46+085845.7	1.15	2.522 $\times 10^3$	2.258 $\times 10^3$	-	-	-	2.542 $\times 10^2$	1.027 $\times 10^3$	2.780 $\times 10^3$
SSTSL2 J191022.95+085908.8	1.16	-	-	6.392 $\times 10^3$	9.285 $\times 10^3$	-	-	-	-
SSTSL2 J191023.18+085836.1	1.21	8.902 $\times 10^3$	6.333 $\times 10^3$	-	2.237 $\times 10^3$	-	1.509 $\times 10^3$	7.138 $\times 10^3$	1.122 $\times 10^4$
Máser de agua									
SSTSL2 J191019.17+085820.0	0.54	5.399 $\times 10^3$	4.177 $\times 10^3$	-	1.576 $\times 10^3$	4.364 $\times 10^2$	1.730 $\times 10^2$	1.727 $\times 10^3$	4.410 $\times 10^3$
SSTSL2 J191018.71+085844.1	0.82	7.074 $\times 10^2$	-	4.101 $\times 10^2$	2.977 $\times 10^3$	6.356 $\times 10^2$	2.140 $\times 10^2$	5.460 $\times 10^2$	6.823 $\times 10^2$
SSTSL2 J191018.08+085830.6	0.85	9.316 $\times 10^2$	9.043 $\times 10^2$	-	1.881 $\times 10^2$	-	7.537 $\times 10^1$	4.063 $\times 10^2$	6.350 $\times 10^2$
SSTSL2 J191019.44+085845.8	0.86	1.101 $\times 10^3$	9.420 $\times 10^2$	-	-	-	2.084 $\times 10^2$	5.536 $\times 10^1$	1.023 $\times 10^3$
SSTSL2 J191018.61+085815.9	0.88	1.724 $\times 10^4$	1.195 $\times 10^4$	9.052 $\times 10^3$	7.168 $\times 10^3$	-	1.566 $\times 10^3$	1.023 $\times 10^4$	1.886 $\times 10^4$
SSTSL2 J191018.97+085847.9	0.95	1.164 $\times 10^3$	1.568 $\times 10^3$	-	6.333 $\times 10^3$	-	-	-	-
SSTSL2 J191018.23+085818.6	0.97	6.702 $\times 10^3$	4.711 $\times 10^3$	-	-	-	2.164 $\times 10^3$	6.263 $\times 10^3$	8.464 $\times 10^3$
SSTSL2 J191019.34+085811.4	1.01	-	-	-	3.408 $\times 10^2$	-	4.550 $\times 10^3$	1.032 $\times 10^3$	2.200 $\times 10^3$
SSTSL2 J191020.35+085821.7	1.04	1.242 $\times 10^3$	1.063 $\times 10^3$	-	5.940 $\times 10^2$	-	-	-	-
SSTSL2 J191019.08+085808.2	1.17	9.216 $\times 10^3$	6.184 $\times 10^3$	-	3.678 $\times 10^3$	-	2.957 $\times 10^4$	2.468 $\times 10^4$	1.975 $\times 10^4$

Tabla 4.8: Datos de las fuentes detectadas por GLIMPSE, cercanas a los máseres de metanol y agua en la región G43.0

senta emisión a 24 μm . En este primer paso se puede descartar la posibilidad de que alguno sea un objeto estelar joven. Considerando el exceso de emisión infrarroja a 4.5 μm , se debe considerar que el flujo a esta longitud de onda debe ser superior a la emisión a 3.5 y 6 micrómetros. En general los datos se encuentran incompletos y en su mayoría los datos correspondientes a emisión diferente a 4.5 μm suele ser superior. En los casos donde no se llega a cumplir esto último es la distancia el factor decisivo, ya que la fuente de emisión se encuentra más lejos de lo habitual para un máser de metanol clase II.

En el caso de las fuentes detectadas próximas al máser de agua, se pueden observar dos que cuentan con emisión a 24 μm . Aplicando los criterios de Megeath et al. (2009) ninguno cumple con ellos y pueden ser descartados como posibles objetos estelares jóvenes. Además no cumplen con el criterio de exceso de emisión infrarroja. Esto último aplica igual para el resto de fuentes, sumando además la gran distancia entre el máser y el posible objeto.

Un último intento de tratar de localizar alguna región de formación estelar de alta masa en G43.0 podría ser revisar la banda Q, aún sin estar calibrada. Sin embargo, la banda Q no mostró posible emisión máser en esta región. Considerando la información encontrada hasta este punto, los datos sugieren que en la región G43.0 podría no haber alguna región de formación estelar de alta masa.

4.4. Banda Q

A partir del proceso de calibración se encontró que las observaciones captaron emisión másica en dos bandas, la banda C y K. La banda Q no pudo ser estudiada a profundidad debido a que falló en el proceso inicial la calibración de los calibradores. Inicialmente los calibradores aparentaban una lectura similar a la de las otras bandas, previas a ser calibradas, pero conforme se avanzaba en este proceso era notorio que no iba a ser posible completar la calibración. Las razones por las cuales se da este problema son variadas pero pueden deberse a errores en los datos iniciales. Por ejemplo algunos errores son: una configuración inicial errónea, posición de las antenas, condiciones atmosféricas no óptimas o una muy baja relación señal-ruido.

El problema principal para proceder con la calibración de la banda Q se encontró en los datos obtenidos para los calibradores. En la figura 4.7 se muestran los resultados para los calibradores 0137+331 y 1851+005 contra el tiempo.

Recordando el acomodo de las antenas como se mostró en la metodología 3.3 estas antenas se encuentran cercanas una de la otra, es decir se trata de una línea de base corta. En la misma figura, se presentan los datos obtenidos para la línea de base 22-7 en el calibrador de fase 1851+005. Podemos confirmar que para ambos calibradores las lecturas obtenidas son inestables, es decir los datos de la fase se encuentran totalmente dispersos lo cual hace que el proceso de interferometría resulte imposible.

Por otra parte, se revisaron los espectros sin calibrar de las fuentes en esta banda. Los resultados de esto muestran que había posibilidad de observar picos de emisión estrechos en al menos 2 fuentes, mientras que otro par de fuentes podrían haber presentado emisión más débil. En la figura 4.8 se encuentran los espectros de potencia cruzada con promedio escalar, para todas las fuentes de la banda Q. Con el objetivo de que las gráficas en la figura 4.8 fueran apreciables, esta figura se separó en dos partes.

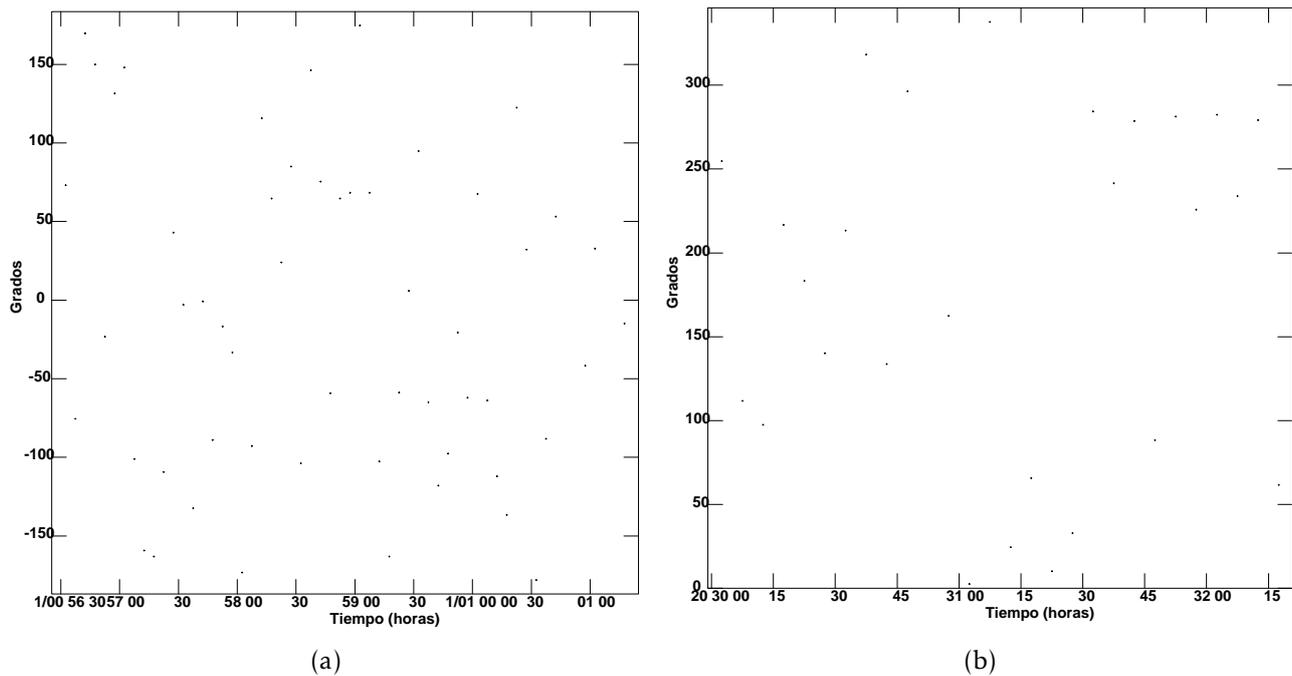
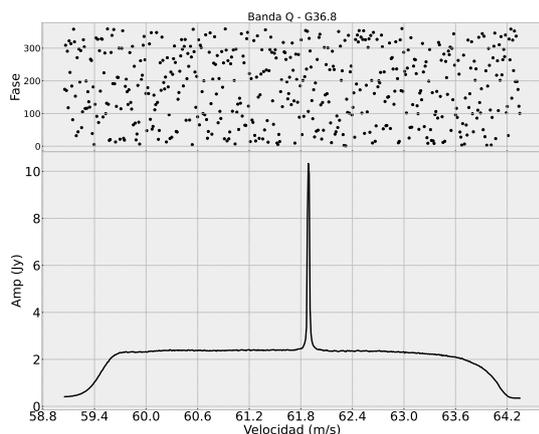


Figura 4.7: a) Resultado de la fase para el calibrador de flujo 01337+331 para línea de base entre las antenas 12 y 9 en la banda Q. Los resultados muestran todo el escaneo del calibrador, los datos recabados muestran en su totalidad una dispersión en la fase, no hay acomodo alguno. b) Resultado para la línea de base más larga 22-7 en el calibrador de fase 1851+005 para un solo escaneo. Existe igualmente una dispersión en los datos de la fase.

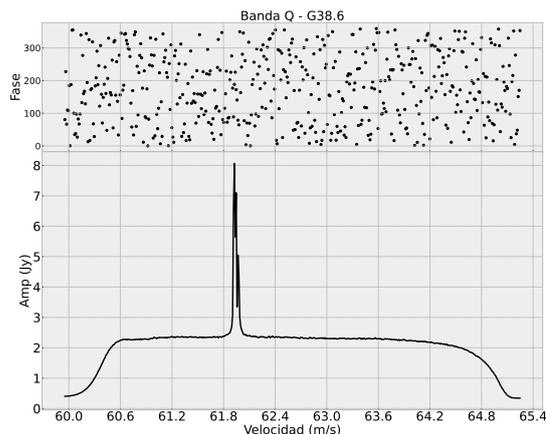
En las gráficas de la figura 4.8 se puede apreciar la emisión y fase detectadas para cada fuente, contra su respectiva velocidad. A primera vista, pareciera ser que existe emisión máser para al menos 4 fuentes, dos de ellas presentan pico muy notorios, mientras las otras dos presentan picos de baja intensidad. Pero revisando con mayor profundidad las gráficas resulta notorio que ninguna fuente presenta una fase que pudiera indicar la presencia de emisión, es decir, en todas las velocidades la fase se encuentra sumamente dispersa. No es sencillo corroborar la existencia de emisión máser en esta banda ya que debido a la falta de calibración los datos presentados son poco confiables.

4.5. Fuentes sin emisión

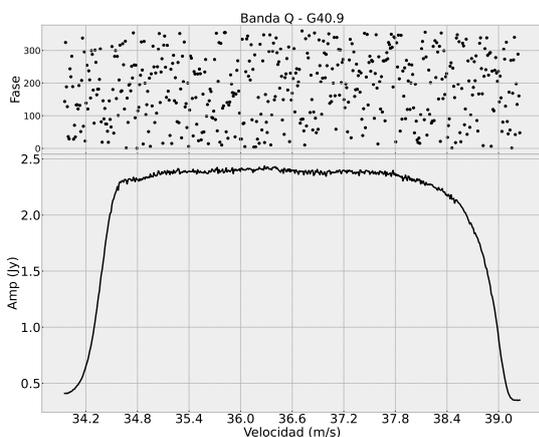
En este trabajo se encontró emisión máser para algunas fuentes. Fuentes como G36.8, G41.0, G41.5, G44.6 y G46.1 no presentaron emisión máser en ninguna fuente calibrada. Si se considera la posibilidad emisión en la banda Q, las fuentes se reducen a G41.5 , G44.6 y



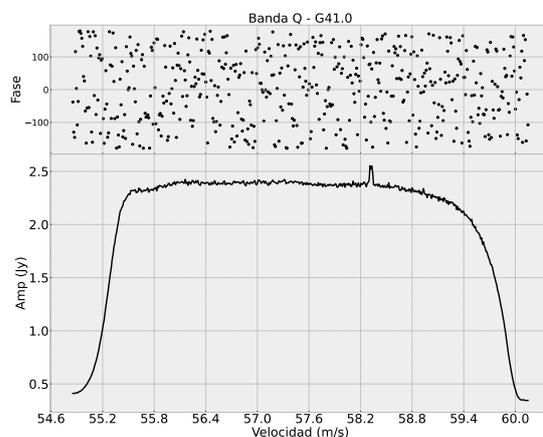
(a) Fuente G36.8



(b) Fuente G38.6



(c) Fuente G40.9

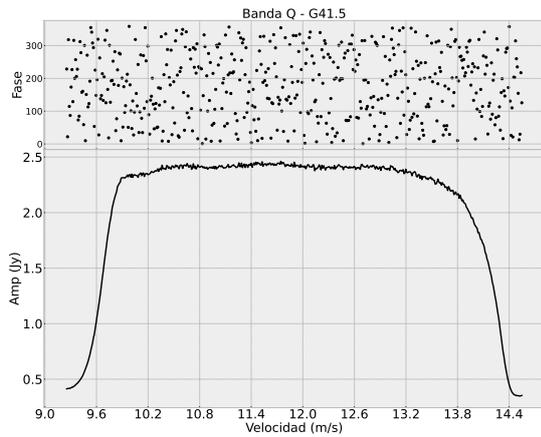


(d) Fuente G41.0

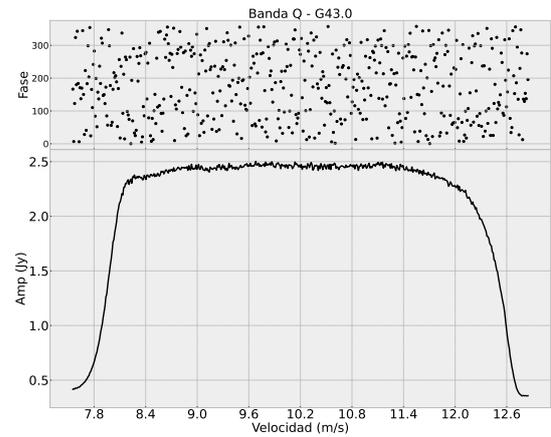
Figura 4.8: Espectros de potencia cruzada para las fuentes no calibradas en la banda Q. La parte superior de cada gráfica muestra el comportamiento de la fase con respecto a las velocidades.

G46.1, dónde se podría afirmar que no existe ningún tipo de emisión máser.

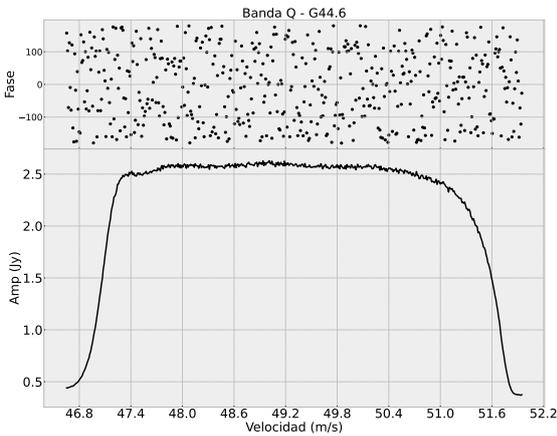
Considerando el trabajo de Pandian et al. (2007) y los máseres de metanol detectados en este trabajo, hay varios máseres que no se pudieron detectar. Las fuentes detectadas por Pandian et al. (2007) que también fueron observadas en este trabajo, presentan claros picos de emisión máser, algunos incluso con emisión fuerte. ¿Qué sucedió? No existe una respuesta certera al respecto, sin embargo es probable que la no detección de los máseres se debe a la variabilidad de los mismos. Como se mencionó anteriormente, dado que los máseres de metanol clase II pueden presentar variaciones desde meses hasta años, el entorno en el cual se observaron por Pandian et al. (2007) estos máseres puede haber cambiado en cualquier



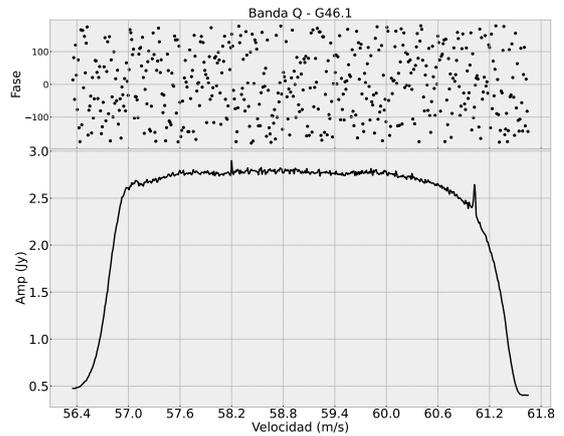
(e) Fuente G41.5



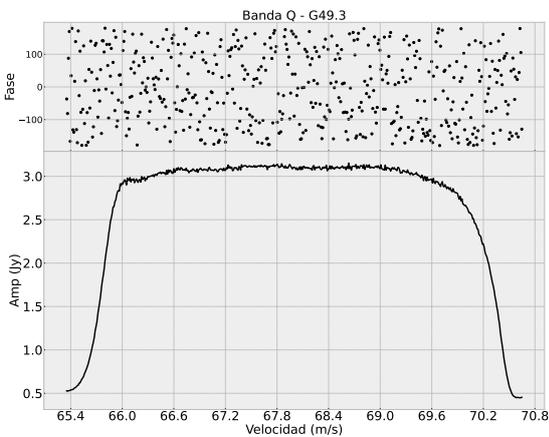
(f) Fuente G43.0



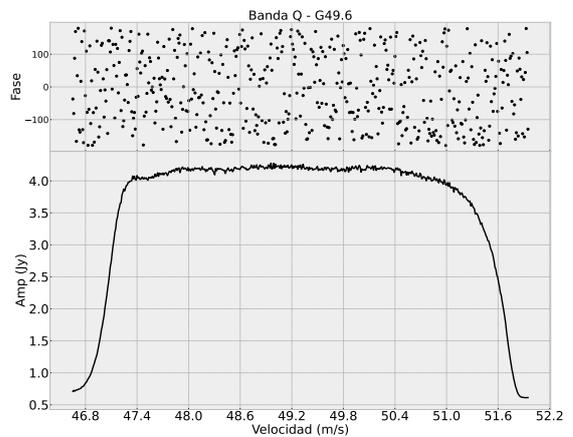
(g) Fuente G44.6



(h) Fuente G46.1



(i) Fuente G49.3



(j) Fuente G49.6

Figura 4.8: (Continuación) Espectros de potencia cruzada para las fuentes no calibradas en la banda Q. La parte superior de cada gráfica muestra el comportamiento de la fase con respecto a las velocidades.

momento. Dado que no se realizó un análisis profundo de las posiciones de los máseres no encontrados es difícil determinar si hay o no una región de formación estelar joven, sin embargo lo que este generando la radiación infrarroja que alimenta el máser podría estar pasando por un periodo de cambios que se reflejó en la no detección de los máseres. Es decir, estos máseres varían con su entorno debido a la naturaleza de su mecanismo de bombeo. Lo interesante en este caso es que estos máseres de metanol no detectados, en apariencia, tampoco se encuentran relacionados con alguna región de formación estelar de alta masa, lo cual quiere decir que sea lo que sea que genera la emisión máser de este tipo ha pasado por cambios físicos en su entorno de tal forma que los máseres, al menos durante el periodo de observación, ya no fueron detectables.

5

Conclusiones y trabajo a futuro

Este trabajo se vió inspirado por la información obtenida por Pandian et al. (2007). El trabajo de Pandian et al. (2007) fue titulado como **The Arecibo Methanol Galactic Plane Survey**. Pandian et al. (2007) detectaron 84 fuentes de emisión máser de metanol observando longitudes galácticas de los 35° a los 55° y una latitud de entre los -0.4° a los 0.4° , esto con la antena del Telescopio de Arecibo con una resolución espectral de 0.14 km/s. De las fuentes detectadas 48 eran fuentes nuevas, y 17 no habían sido reportadas en la literatura a ninguna longitud de onda y no presentan una contraparte en infrarrojo en un radio de $1'$, por lo cual se creía que podrían no estar relacionados con alguna región de formación estelar. Esto es importante ya que para el momento en que la emisión máser de metanol se hace presente en una región de formación estelar de alta masa, dicha región debería presentar una luminosidad tal que debería haber sido detectada por algún survey previo en el infrarrojo.

Partiendo de esto fueron seleccionadas 10 fuentes para ser observadas con el telescopio

VLA. Estas fuentes fueron seleccionadas ya que en el trabajo de Pandian et al. (2007) no presentaban alguna fuente infrarroja cercana que pudiera indicar la presencia de una región de formación estelar de alta masa, y además estas fuentes no se encontraban reportadas en la literatura. En las regiones de formación estelar se pueden encontrar diferentes especies de máseres dependiendo de los mecanismos de bombeo presentes. Considerando esto, se realizaron observaciones en las banda C, K y Q con la configuración B del VLA. El objetivo de esto es detectar la posible presencia de otras especies de moléculas que generen emisión máser y se encuentren relacionadas con regiones de formación estelar de estrellas masivas. En la banda C se encontró emisión máser de metanol a 6.6 GHz, correspondiente con aquella detectada inicialmente por Pandian et al. (2007). La emisión máser correspondiente a la banda C se ve generada por mecanismos de bombeo por radiación infrarroja, estos son conocidos como máseres de metanol de clase II. En la banda K se detectó emisión máser a 22 GHz, correspondiente a moléculas de agua. Este tipo de emisión se puede encontrar en regiones donde existen choques de gas y sirven como trazadores de jets pertenecientes a protoestrellas. En la banda Q se buscaba detección de moléculas de metanol a 44 GHz, que son máseres de metanol clase I. Esta emisión se genera por medio de mecanismos de bombeo colisional, en regiones donde hay choques de gas. Los datos para esta última banda resultaron imposibles de calibrar y corroborar la presencia de emisión máser de metanol de clase I.

En la Tabla 5.1 se muestra de manera general aquellas fuentes que presentaron emisión máser de algún tipo.

Fuentes	Máser de metanol MMCII	Máser de agua	Máser de metanol MMCI
G36.8	×	×	?
G38.6	×	✓	?
G40.9	✓	×	×
G41.0	×	×	?
G41.5	×	×	×

G43.0	✓	✓	×
G44.6	×	×	×
G46.1	×	×	?
G49.3	✓	×	×
G49.6	×	✓	×

Tabla 5.1: Fuentes detectadas en este trabajo y el tipo de emisión máser que presentan. Los máseres de metanol de clase I corresponden a aquellos buscados con la banda Q, los cuales no pudieron ser calibrados. Se ha marcado con color verde las fuentes que presentaron emisión máser. Además, se ha señalado con color amarillo las posibles fuentes de emisión. Para estas últimas se debe considerar que no pudieron ser calibradas.

Si se considera la posibilidad de emisión máser en la banda Q, no existe una sola fuente que cuente con los tres tipos de emisión máser. No obstante, G38.6 presenta emisión máser de agua y de metanol clase I, siendo ambos trazadores no solo de regiones de formación estelar masiva, sino de regiones de choques de gas. Debido a que no fue posible calibrar la banda Q, los resultados de esta son poco fiables. Sin embargo, el máser G38.6 de agua se encontraba, aparentemente, en los alrededores de una nube molecular detectada por CHIMPS. Si el máser de metanol de la banda Q se encontrara relativamente cerca del máser de agua, se podría considerar que estos son producto de la interacción del gas molecular con su medio. Esto último no se puede corroborar con la información que se tiene a mano, ya que al menos la posición del máser de agua no se encuentra dentro del survey de CHIMPS y no se conoce la posición real del máser de metanol clase I.

El punto importante de este trabajo es el siguiente: debido a la mayor resolución con la cual fueron realizadas las observaciones para este trabajo se ha encontrado que no existe evidencia de que las fuentes detectadas, máseres de metanol y máseres agua, se encuentre relacionada directamente con alguna región de formación estelar de alta masa. Esto es, por menos, interesante ya que los máseres de metanol de clase II se encuentran únicamente asociados con regiones de formación estelar. Debido a que en este trabajo se encontró una posición más precisa de los máseres de ambas especies, y al comparar las posiciones de los máseres con las observaciones realizadas por otros surveys resulta claro que nada había sido

detectado en tal posición y, aquellos que encontraban fuentes con emisión infrarroja cercanas al máser, son demasiado débiles para corresponder a regiones de formación estelar de alta masa. Se encontró que existen objetos detectados por surveys como GLIMPSE, pero tras una revisión más profunda estas fuentes no cumplen con los criterios revisados para la detección de regiones de formación de alta masa, tales como emisión a $24 \mu\text{m}$ o exceso de emisión infrarroja a $4.5 \mu\text{m}$, aunado a la gran distancia que separa los máseres de las fuentes con emisión infrarroja.

La formación de estrellas de alta masa sigue sin ser del todo comprendida. Se sabe que parten de un *núcleo caliente* el cual conforme evoluciona comienza a acretar materia y generar flujos moleculares. Es en esta fase donde se puede encontrar la emisión máser. Pero, parte del problema es que no es del todo conocido como se llega inicialmente a esta fase de núcleo caliente. Una propuesta es que surgen de *nubes oscuras infrarrojas* (Rathborne et al., 2006). Se pensaba que estos objetos carecerían de emisión en el infrarrojo pero observaciones con MSX y el instrumento IRAC de GLIMPSE encontraron emisión que no había sido detectada previamente en el infrarrojo medio en algunos núcleos dentro las nubes infrarrojas oscuras. Como encontraron Chambers et al. (2009) la detección de estos objetos es importante a los $4.5 \mu\text{m}$ ya que esta emisión se aprecia como *verde borroso*¹ y, esta emisión además se encuentra asociada a regiones de formación estelar. Sumado a esto si se presenta emisión a $24 \mu\text{m}$, se puede considerar que se tiene la presencia de una protoestrella con disco de acreción. Chambers et al. (2009) realizaron observaciones en búsqueda de nubes infrarrojas oscuras y clasificaron como núcleo activo a aquel núcleo dentro de una nube oscura molecular que tenga emisión a $24 \mu\text{m}$ y se observe el verde borroso. Encontraron, Chambers et al. (2009), que estos núcleos activos son pequeños y densos y pueden presentar emisión máser de metanol y agua.

Entonces, es posible que los máseres encontrados se encuentren en regiones donde existan varias nubes oscuras infrarrojas que de alguna forma, por ejemplo la cantidad de estas, puedan generar la inyección de energía necesaria para el mecanismo de bombeo por radiación que requiere el máser de metanol. Esto considerando que no existe emisión a $24 \mu\text{m}$

¹Traducido del inglés Green Fuzzy.

para varias de las fuentes detectadas. La presencia de los máseres de agua se podrían deber a que la observación de verde borroso se encuentra asociada a choques de gas, lo cual puede propiciar el mecanismo de bombeo necesario para la emisión máser de agua. Sin embargo, lo mencionado anteriormente no se puede corroborar con lo encontrado en este trabajo. Entonces, una propuesta para trabajo a futuro es que se deben realizar nuevas observaciones enfocadas en encontrar este tipo de nubes oscuras infrarrojas en las regiones donde se encontró emisión máser de metanol y emisión máser de agua. Las observaciones realizadas deben enfocarse en el medio infrarrojo, tal como la observada en los cuatro canales del instrumento IRAC y a 24 micrómetros como el instrumento MIPS. Actualmente no se ha profundizado en los requerimientos para llevar a cabo esta observación.

En conclusión, los máseres de metanol encontrados durante este trabajo corresponden con aquellos encontrados por Pandian et al. (2007), debido a la mayor resolución del VLA se proporciona una posición más precisa de los máseres y de igual manera se confirma que estos máseres seleccionados no presentan relación aparente con regiones de formación estelar de alta masa. La presencia de otros trazadores de este tipo de regiones, como máseres de agua y de metanol clase I, se puede considerar circunstancial para este trabajo, ya que las emisiones detectadas para objetos en infrarrojo no cumplen con los diferentes criterios para indicar la presencia de regiones de formación estelar de alta masa. Además la presencia de este tipo de trazadores se debe a la diversa cantidad de fenómenos que ocurren en estas regiones, por lo cual no existe una relación directa entre la presencia de los diferentes trazadores.

Bibliografía

- Allen, L. E., Calvet, N., D'Alessio, P., Merin, B., Hartmann, L., Megeath, S. T., Gutermuth, R. A., Muzerolle, J., Pipher, J. L., Myers, P. C., et al. (2004). Infrared array camera (irac) colors of young stellar objects. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154(1):363.
- Baars, J., Genzel, R., Pauliny-Toth, I., and Witzel, A. (1977). The absolute spectrum of cas a—an accurate flux density scale and a set of secondary calibrators. *Astronomy and Astrophysics*, vol. 61, no. 1, Oct. 1977, p. 99-106., 61:99–106.
- Ball, J. A., Gottlieb, C. A., Lilley, A., and Radford, H. (1970). Detection of methyl alcohol in sagittarius. *Astrophysical Journal*, vol. 162, p. L203, 162:L203.
- Barrett, A., Schwartz, P., and Waters, J. (1971). Detection of methyl alcohol in orion at a wavelength of ~ 1 centimeter. *Astrophysical Journal*, vol. 168, p. L101, 168:L101.
- Bartkiewicz, A., Brunthaler, A., Szymczak, M., van Langevelde, H., and Reid, M. (2008). The nature of the methanol maser ring g23. 657-00.127-i. the distance through trigonometric parallax measurements. *Astronomy & Astrophysics*, 490(2):787–792.
- Bartkiewicz, A., Szymczak, M., and van Langevelde, H. J. (2014). European vlbi network observations of 6.7 ghz methanol masers in clusters of massive young stellar objects. *Astronomy & Astrophysics*, 564:A110.
- Batrla, W., Matthews, H., Menten, K., and Walmsley, C. (1987). Detection of strong methanol masers towards galactic h ii regions. *Nature*, 326(6108):49–51.
- Beuther, H., Walsh, A., Schilke, P., Sridharan, T., Menten, K., and Wyrowski, F. (2002). Ch3oh and h2o masers in high-mass star-forming regions. *Astronomy & Astrophysics*, 390(1):289–298.

- Bridle, A. (1986). Vla observing strategies. In *Synthesis Imaging*, pages 253–278.
- Brunthaler, A., Menten, K., Dzib, S., Cotton, W., Wyrowski, F., Dokara, R., Gong, Y., Medina, S.-N., Müller, P., Nguyen, H., et al. (2021). A global view on star formation: The glostar galactic plane survey-i. overview and first results for the galactic longitude range 28° – 36° . *Astronomy & Astrophysics*, 651:A85.
- Caswell, J. (1997). Coincidence of maser emission from oh at 6.035 ghz and methanol at 6.668 ghz. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 289(1):203–224.
- Caswell, J., Vaile, R., Ellingsen, S., Whiteoak, J., and Norris, R. (1995). Galactic methanol masers at 6.6 ghz. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 272(1):96–138.
- Chambers, E. T., Jackson, J., Rathborne, J., and Simon, R. (2009). Star formation activity of cores within infrared dark clouds. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 181(2):360.
- Chambers, E. T., Yusef-Zadeh, F., and Roberts, D. (2011). Methanol maser emission from galactic center sources with excess $4.5 \mu\text{m}$ emission. *The Astrophysical Journal*, 733(1):42.
- Chen, X., Yang, T., Ellingsen, S. P., McCarthy, T. P., and Ren, Z.-Y. (2022). Class i methanol masers related to shocks induced by bar rotation in the nearby starburst galaxy maffei 2. *The Astrophysical Journal*, 926(1):48.
- Cheung, A., Rank, D. M., Townes, C., Thornton, D. D., and Welch, W. (1969). Detection of water in interstellar regions by its microwave radiation. *Nature*, 221(5181):626–628.
- Chui, M., Cheung, A., Matsakis, D., Townes, C., and Cardasmenos, A. (1974). The methanol source in orion at 1.2 centimeters. *Astrophysical Journal*, vol. 187, p. L19, 187:L19.
- Codella, C., Lorenzani, A., Gallego, A., Cesaroni, R., and Moscadelli, L. (2004). The association between masers and outflows in massive star forming regions. *Astronomy & Astrophysics*, 417(2):615–624.
- Condon, J. J., Cotton, W., Greisen, E., Yin, Q., Perley, R. A., Taylor, G., and Broderick, J. (1998). The nrao vla sky survey. *The Astronomical Journal*, 115(5):1693.

- Cragg, D. M., Sobolev, A., and Godfrey, P. D. (2005). Models of class ii methanol masers based on improved molecular data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 360(2):533–545.
- Dall’Olio, D., Vlemmings, W., Lankhaar, B., and Surcis, G. (2020a). Polarisation properties of methanol masers. *Astronomy & Astrophysics*, 644:A122.
- Dall’Olio, D., Vlemmings, W., Lankhaar, B., and Surcis, G. (2020b). Polarisation properties of methanol masers. *Astronomy & Astrophysics*, 644:A122.
- de Jong, T. (1973). Water masers in a protostellar gas cloud. *Astronomy and Astrophysics, Vol. 26, p. 297 (1973)*, 26:297.
- Durjasz, M., Szymczak, M., Olech, M., and Bartkiewicz, A. (2022). Discovery of recurrent flares of 6.7 ghz methanol maser emission in cepheus a hw2. *Astronomy & Astrophysics*, 663:A123.
- Elitzur, M. (1982). Physical characteristics of astronomical masers. *Reviews of Modern Physics*, 54(4):1225.
- Elitzur, M. (1992). Astronomical masers. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 30(1):75–112.
- Ellingsen, S. (2005). The relationship between class i and class ii methanol masers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 359(4):1498–1516.
- Ellingsen, S., Sobolev, A., Cragg, D. M., and Godfrey, P. D. (2012). Discovery of two new class ii methanol maser transitions in g 345.01+ 1.79. *The Astrophysical Journal Letters*, 759(1):L5.
- Evans II, N. J. (1999). Physical conditions in regions of star formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37(1):311–362.
- Felli, M., Brand, J., Cesaroni, R., Codella, C., Comoretto, G., Di Franco, S., Massi, F., Moscadelli, L., Nesti, R., Olmi, L., et al. (2007). Water maser variability over 20 years in a large sample of star-forming regions: the complete database. *Astronomy & Astrophysics*, 476(1):373–664.

- Fontani, F., Cesaroni, R., and Furuya, R. (2010). Class i and class ii methanol masers in high-mass star-forming regions. *Astronomy & Astrophysics*, 517:A56.
- Furlan, E., Fischer, W., Ali, B., Stutz, A., Stanke, T., Tobin, J., Megeath, S., Osorio, M., Hartmann, L., Calvet, N., et al. (2016). The herschel orion protostar survey: spectral energy distributions and fits using a grid of protostellar models. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 224(1):5.
- Furuya, R. S., Kitamura, Y., Wootten, A., Claussen, M. J., and Kawabe, R. (2003). Water maser survey toward low-mass young stellar objects in the northern sky with the nobeyama 45 meter telescope and the very large array. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 144(1):71.
- Garay, G. and Lizano, S. (1999). Massive stars: their environment and formation. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111(763):1049.
- Garay, G., Moran, J., and Haschick, A. (1989). The orion-kl super water maser. *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, vol. 338, March 1, 1989, p. 244-261., 338:244–261.
- Gargaud, M. and Amils, R. (2011). *Encyclopedia of astrobiology*, volume 1. Springer Science & Business Media.
- Goddi, C., Moscadelli, L., and Sanna, A. (2011). Infall and outflow within 400 au from a high-mass protostar-3d velocity fields from methanol and water masers in aflg 5142. *Astronomy & Astrophysics*, 535:L8.
- Gray, M., Baudry, A., Richards, A., Humphreys, E., Sobolev, A., and Yates, J. (2016). The physics of water masers observable with alma and sofia: model predictions for evolved stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456(1):374–404.
- Gray, M., Etoke, S., Richards, A., and Pimpanuwat, B. (2022). Collisional and radiative pumping in 22-ghz water masers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 513(1):1354–1364.
- Greisen, E. W. (2003). Aips, the vla, and the vlba. In *Information Handling in Astronomy-Historical Vistas*, pages 109–125. Springer.

- Gutermuth, R., Myers, P., Megeath, S., Allen, L., Pipher, J., Muzerolle, J., Porras, A., Winston, E., and Fazio, G. (2008). Spitzer observations of ngc 1333: A study of structure and evolution in a nearby embedded cluster. *The Astrophysical Journal*, 674(1):336.
- Hänninen, V. and Halonen, L. (2003). Calculation of spectroscopic parameters and vibrational overtones of methanol. *Molecular Physics*, 101(18):2907–2916.
- Henkel, C., Greene, J.-E., and Kamali, F. (2017). Extragalactic maser surveys. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 13(S336):69–79.
- Heuvel, J. and Dymanus, A. (1973). Hyperfine structure of ch₃oh. *Journal of Molecular Spectroscopy*, 45(2):282–292.
- Hollenbach, D., Elitzur, M., and McKee, C. F. (2013). Interstellar h₂o masers from j shocks. *The Astrophysical Journal*, 773(1):70.
- Johnston, K., Gaume, R., Wilson, T., Nguyen, H., and Nedoluha, G. (1997). The apparent sizes of the 62-61 e-type methanol masers in omc-1. *The Astrophysical Journal*, 490(2):758.
- Jones, B., Fuller, G., Breen, S., Avison, A., Green, J., Traficante, A., Elia, D., Ellingsen, S., Voronkov, M., Merello, M., et al. (2020). The evolutionary status of protostellar clumps hosting class ii methanol masers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 493(2):2015–2041.
- Kang, J.-h., Byun, D.-Y., Kim, K.-T., Kim, J., Lyo, A.-R., and Vlemmings, W. (2016). Linear polarization of class i methanol masers in massive star-forming regions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 227(2):17.
- Kemball, A. J. (2007). Stellar masers, circumstellar envelopes and supernova remnants. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 3(S242):236–245.
- Kobak, A., Bartkiewicz, A., Szymczak, M., Olech, M., Durjasz, M., Wolak, P., Chibueze, J., Hirota, T., Eislöffel, J., Stecklum, B., et al. (2023). Multi-frequency vlbi observations of maser lines during the 6.7 ghz maser flare in the high-mass young stellar object g24. 33+0.14. *Astronomy & Astrophysics*, 671:A135.

- Kurtz, S., Hofner, P., and Alvarez, C. V. (2004a). A catalog of CH_3OH 70-61 a+ maser sources in massive star-forming regions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 155(1):149.
- Kurtz, S., Hofner, P., and Alvarez, C. V. (2004b). A catalog of CH_3OH 70-61 a+ maser sources in massive star-forming regions. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 155(1):149.
- Kylafis, N. D. (1991). *Masers and Star Formation*, pages 269–286. Springer Netherlands.
- Lada, C. J. and Kylafis, N. D. (2012). *The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution*, volume 342. Springer Science & Business Media.
- Ladeyschikov, D. A., Bayandina, O. S., and Sobolev, A. M. (2019). Online database of class I methanol masers. *The Astronomical Journal*, 158(6):233.
- Ladeyschikov, D. A., Gong, Y., Sobolev, A. M., Menten, K. M., Urquhart, J. S., Breen, S. L., Shakhvorostova, N. N., Bayandina, O. S., and Tsivilev, A. P. (2022). Water masers as an early tracer of star formation. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 261(2):14.
- Leurini, S., Menten, K., and Walmsley, C. (2016). Physical characteristics of bright class I methanol masers. *Astronomy & Astrophysics*, 592:A31.
- Leurini, S. and Menten, K. M. (2017). Physical properties of class I methanol masers. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 13(S336):17–22.
- Mauersberger, R., Henkel, C., Wilson, T., and Walmsley, C. (1986). Hot ammonia in the galaxy. *Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361)*, vol. 162, no. 1-2, July 1986, p. 199-210., 162:199–210.
- Megeath, S., Allgaier, E., Young, E., Allen, T., Pipher, J., and Wilson, T. (2009). Detection of star formation in the unusually cold giant molecular cloud G216-2.5. *The Astronomical Journal*, 137(4):4072.
- Menten, K., Walmsley, C., Henkel, C., and Wilson, T. (1986). The centimeter transitions of e-type methanol. *Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361)*, vol. 157, no. 2, March 1986, p. 318-328., 157:318–328.
- Menten, K. M. (1991). The discovery of a new, very strong, and widespread interstellar methanol maser line. *The Astrophysical Journal*, 380:L75–L78.
-

- Moran, J., Burke, B., Barrett, A., Rogers, A., Ball, J., Carter, J., and Cudaback, D. (1968). The structure of the oh source in w3. *Astrophysical Journal*, vol. 152, p. L97, 152:L97.
- Morimoto, M., Ohishi, M., and Kanzawa, T. (1985). New maser lines of methanol. *The Astrophysical Journal*, 288:L11–L15.
- Moscadelli, L., Sanna, A., Cesaroni, R., Rivilla, V., Goddi, C., and Rygl, K. L. J. (2019). A 10-m yso with a keplerian disk and a nonthermal radio jet. *Astronomy & Astrophysics*, 622:A206.
- Nesterenok, A. (2021). The candidates for class i methanol masers. In *Journal of Physics: Conference Series*, volume 2103, page 012012. IOP Publishing.
- Norris, R., Byleveld, S., Diamond, P., Ellingsen, S., Ferris, R., Gough, R., Kesteven, M., McCulloch, P., Phillips, C., Reynolds, J., et al. (1998). Methanol masers as tracers of circumstellar disks. *The Astrophysical Journal*, 508(1):275.
- Pandian, J. D. and Goldsmith, P. F. (2007). The arecibo methanol maser galactic plane survey. ii. statistical and multiwavelength counterpart analysis. *The Astrophysical Journal*, 669(1):435.
- Pandian, J. D., Goldsmith, P. F., and Deshpande, A. A. (2007). The arecibo methanol maser galactic plane survey. i. data. *The Astrophysical Journal*, 656(1):255.
- Pardo, J., Alcolea, J., Bujarrabal, V., Colomer, F., and de Vicente, P. (2004). Sio $v=1$ and $v=2, j=1-0$ maser variability in evolved stars. eleven years of short spaced monitoring. *Astronomy & Astrophysics*, 424(1):145–156.
- Paulson, S. T. and Pandian, J. D. (2020). Probing the early phases of high-mass star formation with 6.7 ghz methanol masers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 492(1):1335–1347.
- Paulson, S. T. and Pandian, J. D. (2022). Chemical environments of 6.7 ghz methanol maser sources. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 509(3):3677–3692.
- Perley, R., Chandler, C., Butler, B., and Wrobel, J. (2011). The expanded very large array: a new telescope for new science. *The Astrophysical Journal Letters*, 739(1):L1.
-

- Pihlström, Y., Sjouwerman, L., Frail, D., Claussen, M., Mesler, R., and McEwen, B. (2014). Detection of class i methanol (ch₃oh) maser candidates in supernova remnants. *The Astronomical Journal*, 147(4):73.
- Pihlström, Y. M., Fish, V. L., Sjouwerman, L. O., Zschaechner, L. K., Lockett, P. B., and Elitzur, M. (2008). Excited-state oh masers and supernova remnants. *The Astrophysical Journal*, 676(1):371.
- Pillai, T., Wyrowski, F., Carey, S. J., and Menten, K. M. (2006). Ammonia in infrared dark clouds. *Astronomy & Astrophysics*, 450(2):569–583.
- Plambeck, R. and Wright, M. (1988). A 95 ghz methanol maser in orion-kl. *Astrophysical Journal, Part 2-Letters (ISSN 0004-637X)*, vol. 330, July 1, 1988, p. L61-L65., 330:L61–L65.
- Putaud, T., Michaut, X., Le Petit, F., Roueff, E., and Lis, D. (2019). The water line emission and ortho-to-para ratio in the orion bar photon-dominated region. *Astronomy & Astrophysics*, 632:A8.
- Rathborne, J. M., Jackson, J., and Simon, R. (2006). Infrared dark clouds: precursors to star clusters. *The Astrophysical Journal*, 641(1):389.
- Reid, M., Dame, T., Menten, K., and Brunthaler, A. (2016). A parallax-based distance estimator for spiral arm sources. *The Astrophysical Journal*, 823(2):77.
- Reid, M. J. (2002). Masers, from protostars to black holes: conference summary. In *Symposium-International Astronomical Union*, volume 206, pages 506–519. Cambridge University Press.
- Reid, M. J. and Moran, J. M. (1981). Masers. *Annual review of astronomy and astrophysics*, 19(1):231–276.
- Richards, A., Yates, J., and Cohen, R. (1999). Maser mapping of small-scale structure in the circumstellar envelope of s persei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 306(4):954–974.
- Rigby, A., Moore, T., Plume, R., Eden, D., Urquhart, J., Thompson, M., Mottram, J., Brunt, C., Butner, H., Dempsey, J., et al. (2016). Chimps: the 13co/c18o (j= 3→ 2) heterodyne inner
-

- milky way plane survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456(3):2885–2899.
- Robinson, B. and McGee, R. (1967). Oh molecules in the interstellar medium. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 5(1):183–212.
- Salii, S., Sobolev, A., and Kalinina, N. (2002). Shock tracers in the molecular cloud g1. 6-0.025. *Astronomy Reports*, 46:955–968.
- Snell, R. L., Kurtz, S., and Marr, J. (2019). *Fundamentals of radio astronomy: astrophysics*. CRC Press.
- Snyder, L. and Buhl, D. (1974). Detection of possible maser emission near 3.48 millimeters from an unidentified molecular species in orion. *The Astrophysical Journal*, 189:L31–L33.
- Sobolev, A., Cragg, D. M., and Godfrey, P. D. (1997). Class ii methanol maser candidates. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 288(2):L39–L43.
- Solomon, P. (1968). Formation and chemical pumping of oh molecules. *Nature*, 217(5126):334–336.
- Szymczak, M., Kus, A., Hrynek, G., Kepa, A., and Pazderski, E. (2002). 6.7 ghz methanol masers at sites of star formation—a blind survey of the galactic plane between 20° 40° and 052. *Astronomy & Astrophysics*, 392(1):277–286.
- Szymczak, M., Wolak, P., Gérard, E., and Richards, A. (2010). Outburst oh maser activity in the envelopes of s persei and vx sagittarii. *Astronomy & Astrophysics*, 524:A99.
- Trinidad, M., Rojas, V., Plascencia, J., Ricalde, A., Curiel, S., and Rodríguez, L. F. (2003). A study of the variability of water maser emission in a sample of young stellar objects. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 39(2):311–330.
- Uchiyama, M., Ichikawa, K., Sugiyama, K., Tanabe, Y., and Yonekura, Y. (2022). Mid-infrared and maser flux variability correlation in massive young stellar object g036. 70+ 00.09. *The Astrophysical Journal*, 936(1):31.
- van der Walt, D. and Mfulwane, L. (2022). Revisiting the formaldehyde masers. *Astronomy & Astrophysics*, 657:A63.

- Van Dishoeck, E. F., Herbst, E., and Neufeld, D. A. (2013). Interstellar water chemistry: From laboratory to observations. *Chemical Reviews*, 113(12):9043–9085.
- Vlemmings, W., Diamond, P., and Van Langevelde, H. (2002). Circular polarization of water masers in the circumstellar envelopes of late type stars. *Astronomy & Astrophysics*, 394(2):589–602.
- Vlemmings, W., Diamond, P., Van Langevelde, H., and Torrelles, J. (2006a). The magnetic field in the star-forming region cepheus a-from h₂o maser polarization observations. *Astronomy & Astrophysics*, 448(2):597–611.
- Vlemmings, W. and van Langevelde, H. J. (2005). Astrophysical water masers: Line profiles analysis. *Astronomy & Astrophysics*, 434(3):1021–1028.
- Vlemmings, W. H., Diamond, P. J., and Imai, H. (2006b). A magnetically collimated jet from an evolved star. *Nature*, 440(7080):58–60.
- Voronkov, M., Caswell, J., Ellingsen, S., Breen, S., Britton, T., Green, J., Sobolev, A., and Walsh, A. (2012). New class i methanol masers. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 8(S287):433–440.
- Voronkov, M., Caswell, J., Ellingsen, S., and Sobolev, A. (2010). New 9.9-ghz methanol masers. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405(4):2471–2484.
- Vorster, J. M., Chibueze, J. O., Hirota, T., and MacLeod, G. C. (2022). Tracing water masers at their smallest scale with vlbi. *arXiv preprint arXiv:2212.04174*.
- Weaver, H., Williams, D. R., Dieter, N., and Lum, W. (1965). Observations of a strong unidentified microwave line and of emission from the oh molecule. *Nature*, 208(5005):29–31.
- Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L., and Henry, J. C. (1979). Radio observations of oh in the interstellar medium. In *A Source Book in Astronomy and Astrophysics, 1900–1975*, pages 666–670. Harvard University Press.
- Weinreb, S., Meeks, M., Carter, J., Barrett, A., and Rogers, A. (1965). Observations of polarized oh emission. *Nature*, 208(5009):440–441.

- Wiese, W. L. (2001). Transition probabilities and atomic lifetimes. *McGraw-Hill Encyclopedia of Science and Technology*.
- Wilson, T., Walmsley, C., Menten, K., and Hermsen, W. (1985). The discovery of a new masing transition of interstellar methanol. *Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361)*, vol. 147, no. 1, June 1985, p. L19-L22., 147:L19–L22.
- Yang, K., Chen, X., Shen, Z.-Q., Li, X.-Q., Wang, J.-Z., Jiang, D.-R., Li, J., Dong, J., Wu, Y.-J., and Qiao, H.-H. (2019). A 6.7 ghz methanol maser survey. ii. low galactic latitudes. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 241(2):18.
- Yang, W., Xu, Y., Choi, Y. K., Ellingsen, S. P., Sobolev, A. M., Chen, X., Li, J., and Lu, D. (2020). 44 ghz methanol masers: Observations toward 95 ghz methanol masers. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 248(1):18.
- York, D. G. (2003). Interstellar matter. In Meyers, R. A., editor, *Encyclopedia of Physical Science and Technology (Third Edition)*, pages 45–54. Academic Press, New York, third edition edition.
- Zinnecker, H. and Yorke, H. W. (2007). Toward understanding massive star formation. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 45:481–563.