

UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO  
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA



MÁSERES DE METANOL CLASE I EN OBJETOS  
PROTOESTELARES DE ALTA MASA.

T E S I S  
que para obtener el grado de  
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)  
p r e s e n t a

ARTURO IVÁN GÓMEZ RUIZ

bajo la dirección de  
Dr. Stanley E. Kurtz Smith.

Agosto de 2008



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.

# Índice general

<b>Introducción</b>	<b>3</b>
<b>1. Máseres Interestelares</b>	<b>9</b>
1.1. Máseres de Agua ( $\text{H}_2\text{O}$ ) . . . . .	9
1.2. Máseres de Hidroxilo ( $\text{OH}$ ) . . . . .	12
1.3. Máseres de Monóxido de Silicio ( $\text{SiO}$ ) . . . . .	14
1.4. Máseres de Metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ) . . . . .	17
<b>2. Excitación máser del <math>\text{CH}_3\text{OH}</math></b>	<b>23</b>
2.1. Conceptos básicos . . . . .	23
2.2. La molécula de $\text{CH}_3\text{OH}$ . . . . .	26
2.3. Bombeo máser de $\text{CH}_3\text{OH}$ . . . . .	30
<b>3. Observaciones y Reducción de datos</b>	<b>33</b>
<b>4. Máseres de metanol clase I en Objetos Protoestelares de Alta Masa</b>	<b>41</b>
<b>5. Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>49</b>
5.1. Conclusiones . . . . .	49
5.2. Trabajo futuro . . . . .	51
<b>6. Class I methanol maser emission in a sample of High Mass Protostellar Objects</b>	<b>55</b>
6.1. Introduction . . . . .	55
6.2. Observations and data reduction . . . . .	57
6.3. Results . . . . .	60
6.3.1. General Results . . . . .	60
6.3.2. Comments on selected sources . . . . .	64

6.4.	Discussion . . . . .	66
6.4.1.	44 GHz methanol masers in HMPO's and UC HII regions	66
6.4.2.	Colour-colour analysis . . . . .	75
6.4.3.	Line properties . . . . .	77
6.4.4.	Relation with molecular outflows . . . . .	81
6.4.5.	Quasi-thermal 44 GHz methanol emission? . . . . .	83
6.4.6.	Comparison with SPITZER observations . . . . .	88
6.4.7.	Maser luminosity, IRAS properties and outflow parameters . . . . .	97
6.5.	Conclusions . . . . .	106

PARTE I  
Máseres de Metanol

# Introducción

El proceso de formación estelar es considerado uno de los problemas principales de la astronomía. Observaciones de regiones donde se cree están formándose nuevas estrellas muestran diversos fenómenos. Sin embargo la conexión entre estos fenómenos y su papel en el proceso general de formación no es del todo bien entendido. Existe suficiente información para aseverar que las estrellas se forman en acumulaciones de gas y polvo presentes en las galaxias, a las que llamamos nubes moleculares. En los interiores de las nubes moleculares encontramos condensaciones más densas y pequeñas llamadas núcleos moleculares, que se cree son objetos de cuyo colapso se formarán estrellas.

La mayor parte de la masa molecular de la Galaxia se encuentra en las Nubes Moleculares Gigantes (NMG), las cuales presentan masas entre  $10^5 - 10^6 M_{\odot}$ , y en cuyos núcleos densos parecen formarse las estrellas masivas (Estalella y Anglada, 1996). Por otro lado, las Nubes Moleculares Pequeñas (NMP), con masas  $\lesssim 10^4 M_{\odot}$ , contienen núcleos poco masivos en los que se forman las estrellas de baja masa (Estalella y Anglada, 1996). Además de los núcleos moleculares, otros fenómenos que señalan sitios de la formación estelar son las regiones HII, flujos moleculares, discos de acreción y la emisión máser de diversas moléculas.

El proceso que lleva a la formación de estrellas de baja masa ha sido bien descrito teóricamente y ha encontrado apoyo en las observaciones (Shu *et al.*, 1987). Las estrellas de baja masa se forman del colapso de las NMP formando núcleos calientes, que a su vez se contraen para formar una protoestrella. La acumulación de material de la envoltura molecular hasta el núcleo protoestelar se realiza por la acreción de material a través de los llamados discos de acreción. La formación del disco de acreción es la consecuencia de que el co-

lapso no es esférico, debido al momento angular de la nube madre. La pérdida de masa es importante pues libera momento angular de la protoestrella y del disco, sin lo cual el aumento de material sobre la protoestrella no ocurriría. Observaciones de discos de acreción y flujos bipolares a distintas escalas son la evidencia de este esquema de formación para estrellas de baja masa.

Sin embargo, en el caso de las estrellas masivas el panorama no es tan claro. Esto debido principalmente a que las estrellas masivas se forman en cúmulos (que incluyen estrellas menos masivas) que en promedio se encuentran a mayor distancia comparados a los sitios donde se forman las estrellas de baja masa. El resultado es que las observaciones de estas fuentes masivas son por lo común de baja resolución espacial, y también que exista confusión entre los fenómenos (por ejemplo, flujos moleculares) de cada integrante que forma al grupo de protoestrellas. Es importante mencionar que las observaciones en radio han sido relevantes en el estudio del gas denso y caliente en las partes más internas de las regiones masivas en formación. Para esto, diversos trazadores moleculares han mostrado su utilidad, en particular, la emisión máser de varias moléculas que se presenta en tales ambientes.

El fenómeno de emisión máser (ver capítulo 2) fue propuesto por Litvak *et al.* (1966) y Perkins *et al.* (1966) para explicar la emisión anómala de la molécula de Hidroxilo (OH) observada por Weaver *et al.* (1965) y Gundersmann *et al.* (1965). Los espectros observados no podían ser explicados en términos del equilibrio termodinámico y sólo una explicación basada en la amplificación máser pudo caracterizar la emisión observada del OH. Observaciones posteriores en alta resolución angular mostraron que la emisión provenía de pequeñas regiones (tamaños de algunos milisegundos de arco) con temperaturas de brillo correspondientes de hasta  $10^4$  K (Moran, 1968). Poco después, la emisión máser de OH fue encontrada en muchas regiones HII y estrellas evolucionadas en su fase de gigante roja (Wilson y Barrett, 1968). Entonces, para antes de 1970 era conocido que el fenómeno de emisión máser estaba asociado tanto a fases tempranas como a fases evolucionadas de la evolución estelar (Reid y Moran, 1981).

La segunda especie máser identificada fue la molécula de agua ( $H_2O$ ) (Cheung *et al.*, 1969) la cual, al igual que el OH, se encontró relacionada a regiones de formación estelar. Sin embargo, ahora también es sabido que la emisión máser de esta molécula se encuentra presente en objetos evolucionados.

dos como gigantes rojas y nebulosas planetarias. Por otro lado, los máseres de agua son de los más intensos de las especies máser encontrados en el medio interestelar. En particular, se ha reportado la transición a 22 GHz con temperaturas de brillo de hasta  $10^{12}$  K. Adicionalmente se han encontrado muchas transiciones en el rango mm/sub-mm que presentan emisión máser de esta molécula (Menten, 1996).

Otras dos moléculas importantes que presentan emisión máser son el Monóxido de Silicio (SiO) y el Metanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ). La emisión máser de SiO fue descubierta por Snyder y Buhl (1974) en la nube molecular de Orión, que es conocida como una región activa de formación estelar. Sin embargo, búsquedas posteriores en otras regiones de formación estelar sólo han mostrado otras dos regiones con la emisión máser de esta molécula: W51N y SgB2 (Hasegawa *et al.*, 1986; Morita *et al.*, 1992). En contraste, búsquedas observacionales revelan que los máseres de SiO son más comunes en regiones evolucionadas, asociados en general con envoltantes en expansión (Jewell *et al.*, 1984). Por otro lado, la emisión máser de  $\text{CH}_3\text{OH}$  se encontró también en la nebulosa de Orión, en su transición a 1.2 cm, por Barrett *et al.* (1971). Desde entonces muchas otras líneas se han observado en emisión máser (Elitzur, 1992a), todas en las cercanías de objetos protoestelares. Las transiciones máser de esta molécula se han dividido en clases I y II, de acuerdo a diversos criterios. Muestreos iniciales parecían demostrar que los máseres de metanol sólo estaban presentes en regiones de formación de estrellas masivas, hasta que recientemente se encontraron algunas regiones de baja masa que presentan la emisión (Kalenskii *et al.*, 2006). Sin embargo, algunas transiciones de  $\text{CH}_3\text{OH}$  sólo se han observado en protoestrellas masivas, convirtiendo a esta molécula en un importante indicador de regiones con estrellas masivas en formación.

Adicionalmente a los bien estudiados máseres de OH,  $\text{H}_2\text{O}$ , SiO y  $\text{CH}_3\text{OH}$ , algunas otras moléculas se han observado en emisión máser. Entre las más importantes encontramos al radical CH, HCN,  $\text{H}_2\text{CO}$  y  $\text{NH}_3$  (Elitzur, 1992a). El radical de CH fue detectado por vez primera por Rydbeck *et al.* (1973), aunque en la mayoría de las veces en que fue detectado, la emisión presentaba un débil efecto máser. Por otro lado, la emisión máser de HCN, descubierta por Guilloteau *et al.* (1987), presenta similitudes con la emisión máser de SiO en cuanto a que ocurre en la transición rotacional  $J = 1 - 0$  en estado vibracional excitado ( $v = 1$ ). Estos máseres se han encontrado en estrellas



evolucionadas ricas en carbono (Lucas y Cernicharo, 1989). Finalmente, a mediados de la década de 1980, un número de líneas máser de  $\text{NH}_3$  fueron descubiertas en regiones de formación estelar, siendo la más prominente la transición de inversión  $(J,K) = (9,6)$  a 18.5 GHz reportada por Madden *et al.* (1988) en la región W51.

La detección de  $\text{H}_2\text{CO}$  en su transición a 6 cm en la región de formación estelar NGC 7538 por Downes y Wilson (1974) fue interpretada por Forster *et al.* (1980) como emisión máser. Subsecuentes observaciones de estos máseres confirmaron las detecciones iniciales (Baan *et al.*, 1986). A la fecha, es interesante notar que estos máseres de  $\text{H}_2\text{CO}$  se han encontrado en un número reducido de fuentes galácticas. Hasta ahora sólo 7 máseres de  $\text{H}_2\text{CO}$  han sido reportados, todos ellos en regiones de formación de estrellas masivas (Araya *et al.*, 2007). Sin embargo, no obstante su carácter débil, el hecho de que sólo se encuentren en estrellas masivas, esta especie máser resulta un trazador interesante.

En general, la actividad máser ocurre en regiones donde la densidad es considerablemente alta ( $10^5$  a  $10^{11}$   $\text{cm}^{-3}$ ), comparada a la que presentan las NMG (Reid y Moran, 1981). También es necesaria una fuente de alta luminosidad ( $> 10^4 L_\odot$ ) que pueda bombear al máser. Estos requisitos los podemos encontrar en regiones de formación estelar, pero también en objetos evolucionados. Aquellos máseres encontrados en condensaciones de material interestelar, en las vecindades de objetos luminosos, son llamados *máseres interestelares*, y en esta categoría encontramos a todos los máseres presentes en regiones de formación estelar (p. ej.:  $\text{H}_2\text{O}$ , OH,  $\text{CH}_3\text{OH}$ , SiO,  $\text{NH}_3$ ,  $\text{H}_2\text{CO}$ ). Por otro lado, máseres relacionados a estrellas IR, gigantes rojas tipo M o supergigantes, y que provienen de la región por arriba de la fotosfera turbulenta o de la envoltura circunestelar en expansión, son referidos como *máseres estelares (o circunestelares)* (p. ej.: SiO, OH,  $\text{H}_2\text{O}$ ).

En el intento de encontrar Objetos Protoestelares de Alta Masa (HMPO, por las siglas en inglés de High Mass Protoestelar Objects), se han propuesto diversas muestras de objetos candidatos a presentar fases previas a la formación de regiones HII Ultracompactas (HII UC). Los criterios de selección se han basado principalmente en características de los colores en el lejano Infrarrojo (FIR). Aplicando tales criterios al catálogo de fuentes puntuales de IRAS (IRAS-PSC) dos muestras principales han aparecido en la literatura,

estas son las muestras de Molinari *et al.* (1996) (M96) y de Sridharan *et al.* (2002) (S02).

M96 seleccionó su muestra del catálogo de 260 fuentes estudiadas por Pala *et al.* (1991) (de aquí en adelante P91) en máseres de agua. Estas últimas fueron fuentes IRAS brillantes con colores similares a regiones asociadas con nubes moleculares compactas ( $0.61 \leq [60-25] \leq 1.74$ ,  $0.087 \leq [100-60] \leq 0.52$ ). Cerca de la mitad de ellas (125) tuvieron colores IRAS  $[25-12] \geq 0.57$  y  $[60-12] \geq 1.3$ , típicos de regiones HII UC de acuerdo a los criterios de Wood y Churchwell (1989). Esta sub-muestra fue referida por P91 como *High*, mientras que las 135 fuentes restantes fueron llamadas *Low* (esto debido a su posición en el diagrama  $[25-12]$  vs  $[60-12]$ ). La sub-muestra de P91 elegida por M96 consistió en 163 fuentes, incluyendo todas las fuentes con detección de máseres de agua. En ella, 83 fueron fuentes *Low* y 80 fuentes *High*. M96 incluyó las fuentes *High* como fuentes de comparación (pues está compuesta de objetos en estados evolutivos conocidos). El objetivo de las observaciones de M96 fue estudiar la emisión de  $\text{NH}_3$  en estos objetos. En un estudio posterior Molinari *et al.* (1998) mapeó la emisión a 2 y 6 centímetros con el VLA (Very Large Array) en una sub-muestra de 67 objetos (todos con detección de  $\text{NH}_3$ ) de las 163 fuentes de M96. De nuevo Molinari incluyó en esta sub-muestra a fuentes *High* para comparación. Finalmente, una muestra de 69 objetos masivos apareció en la literatura, en un estudio de flujos moleculares por Zhang *et al.* (2001,2005). Estos fueron los 67 objetos de Molinari *et al.* (1998) más dos fuentes *High* extra. Esta sub-muestra de 69 objetos (con 37 fuentes *Low* y 32 fuentes *High*), extraídos de M96, ha mostrado contener una gran fracción de protoestrellas en etapas muy tempranas de su evolución, de acuerdo con las observaciones ya mencionadas.

Por otro lado, la muestra de S02 fue seleccionada en base a los criterios de Ramesh y Sridharan (1997), los cuales tuvieron como objetivo identificar regiones HII UC. Tales criterios toman en cuenta la existencia, en regiones masivas, de la emisión de CS, que es un trazador de regiones de alta densidad. El segundo criterio asegura que estas fuentes sean brillantes en el lejano infrarrojo ( $F_{60} > 90$  Jy y  $F_{100} > 500$  Jy). Un tercer criterio aseguró que los candidatos a HMPO fueran aislados, en el sentido de que no tuvieran regiones HII UC u objetos más evolucionados en su vecindad. De esta manera, S02 obtuvo una muestra consistente en 69 objetos candidatos a HMPO. S02 encontraron que la emisión centimétrica que ellos mapearon con el VLA no

estaba presente en una gran fracción de su muestra. Por otro lado, también mostraron evidencia de la presencia de flujos, así como la existencia de moléculas trazadoras de núcleos calientes en una gran parte de la muestra. Estudios posteriores han confirmado el estado de evolución muy temprana en las fuentes de la muestra de S02. En particular, se ha detectado emisión de continuo de polvo (Beuther *et al.*, 2002a; Williams *et al.*, 2004, 2005; Sridharan *et al.*, 2005), lo que revela la presencia de muchas sub-estructuras. Máseres de metanol (6.7 GHz) y de agua fueron encontrados por (Beuther *et al.*, 2002b), los cuales están relacionados con fuentes milimétricas. En cuanto a la emisión de  $\text{HCO}^+$ ,  $\text{H}_2\text{CO}$ ,  $\text{H}^{13}\text{CO}^+$ ,  $\text{N}_2\text{H}^+$ , en algunos casos éstas proporcionan evidencia de colapso (Fuller *et al.*, 2005).

El presente trabajo pretende proveer información observacional con alta resolución angular de la transición clase I de metanol a 44GHz, mediante observaciones con el VLA. El estudio de máseres clase I aun no ha sido analizado en estos candidatos a objetos protoestelares jóvenes masivos, así que el propósito principal de esta investigación es mostrar cómo es la ocurrencia de esta clase de máser de metanol en estos objetos. Para esto hemos seleccionado la muestra de 69 fuentes provenientes de M96. Es de especial importancia la comparación de nuestras observaciones con otras pocas que ya han sido realizadas a suficiente resolución angular. En particular, la comparación con las observaciones hechas con el VLA del gas ionizado reportado por Molinari *et al.* (1998). Además, dado que los máseres de metanol clase I han sido asociados a regiones de gas chocado en flujos moleculares, es importante comparar las posiciones de los máseres con observaciones en alta resolución angular de estos flujos. Algunas de las 69 fuentes de esta muestra han sido observadas en máseres de  $\text{H}_2\text{O}$  con alta resolución angular, lo que permite una comparación directa con los máseres clase I. Adicionalmente, la relación de las propiedades de los máseres con la información del FIR permite establecer algún tipo de asociación entre ambos tipos de emisión. Finalmente, cabe mencionar que debido que la muestra de M96 contiene tanto objetos con regiones HII desarrolladas como objetos en los que aún no se ha ionizado el gas, las diferencias en la localización de los máseres en estos dos diferentes tipos de medios es importante, pues podría ayudar en el entendimiento de la emisión de esta especie máser y, en particular, de esta clase de máser de metanol.

# Capítulo 1

## Másers Interestelares

### 1.1. Másers de Agua ( $\text{H}_2\text{O}$ )

La emisión máser de la molécula de agua es conocida por estar asociada frecuentemente a regiones de formación estelar, en particular a protoestrellas de alta masa. Por ello, la detección de másers de agua es una indicación de la formación de estrellas masivas. Por otro lado, observaciones han mostrado una buena correlación entre los másers de agua, regiones HII compactas, la presencia de flujos moleculares y se ha argumentado que también discos de acreción.

Estudios detallados han mostrado que la emisión máser de agua se encuentra trazando (en la gran mayoría de los casos) movimientos de alta velocidad relacionados a la eyección bipolar de material proveniente de las protoestrellas, tanto de alta como de baja masa (Fish, 2007). En todos los casos donde existen observaciones de emisión térmica de gas en flujos moleculares y másers de agua, ambos tipos de emisión muestran estar presentes en la misma región. Por lo tanto, la emisión máser de agua y la emisión térmica en varias transiciones moleculares forman parte del mismo fenómeno de eyección bipolar de material por los objetos jóvenes. La morfología de la emisión observada puede ir desde estructuras lineales hasta distribuciones en forma de "V" o "X", estas últimas comúnmente asociadas con flujos bipolares (Norris *et al.*, 1998; Minier *et al.*, 2000). Sin embargo, cabe mencionar que existen sugerencias de que los másers de agua también se encuentran trazando estructuras de disco, en cuyo caso modelos cinemáticos concuerdan

con esta idea (Fiebig *et al.*, 1996; Seth *et al.*, 2002).

Se han propuesto mecanismos de bombeo basados en la presencia de choques para explicar la emisión máser de H<sub>2</sub>O. Los máseres de agua son creados localmente y bombeados por la interacción de flujos de material supersónicos con grumos o inhomogeneidades en la nube ambiente. La energía para el bombeo del máser proviene de la disipación de la energía cinética relativa entre el gas chocado y el no chocado (Elitzur, 1992b). Las altas temperaturas en los choques (del orden de 10<sup>3</sup> K) inducen reacciones químicas que producen H<sub>2</sub>O. Parámetros típicos de estos máseres son: diámetro de  $\sim 10^{13}$  cm, densidad  $\sim 10^9$  cm<sup>-3</sup> y temperatura de brillo  $\sim 10^{12}$  K (Elitzur, 1992a).

Para ejemplificar lo anterior, una evidencia contundente de región con máseres de agua relacionados con un flujo bipolar es el caso de W49N. En la figura 1.1 se muestran las posiciones y movimientos propios de la emisión máser de H<sub>2</sub>O en dicha región. Los máseres en la figura se encuentran localizados en los vértices de los conos, los cuales indican el probable movimiento de los máseres en los 150 años posteriores a la observación (Gwinn *et al.*, 1992). Los máseres se encuentran trazando una estructura bipolar con un ángulo de apertura de 60° y una inclinación de 40° respecto a la línea de visión. La expansión de los puntos de emisión máser es constante a una velocidad de 18 km s<sup>-1</sup> dentro de un radio de 0.1 pc, más allá del cual la velocidad del flujo se incrementa a velocidades por arriba de 200 km s<sup>-1</sup>. Otros ejemplos interesantes de máseres de agua trazando estructuras bipolares en expansión son las regiones AFGL5142 (Goddi y Moscadelli, 2006), W51 (Genzel, 1986), NGC2071 (Seth *et al.*, 2002; Torrelles *et al.*, 1998), entre otras.

Por mucho tiempo la línea máser a 22 GHz de la molécula de agua fue la única transición detectada de esta especie, principalmente debido a la absorción de la atmósfera terrestre que impedía detectar algunas otras líneas más débiles. Fue sólo con la ayuda del Kuiper Airborne Observatory que fue posible detectar otras dos transiciones en emisión máser de esta molécula. Estas líneas fueron la 4<sub>14</sub> → 3<sub>21</sub> a 380 GHz (Phillips *et al.*, 1980) y la línea para-H<sub>2</sub>O 3<sub>12</sub> → 2<sub>20</sub> a 180 GHz. Posteriormente, varias otras líneas fueron detectadas a longitudes de onda sub-milimétrica, entre ellas la transición a 321 GHz de la línea 10<sub>29</sub> → 9<sub>36</sub> (Menten *et al.*, 1990a), la línea a 183 GHz, y la transición 5<sub>15</sub> → 4<sub>22</sub> cerca de 325 GHz (Menten *et al.*, 1990b). Todas estas

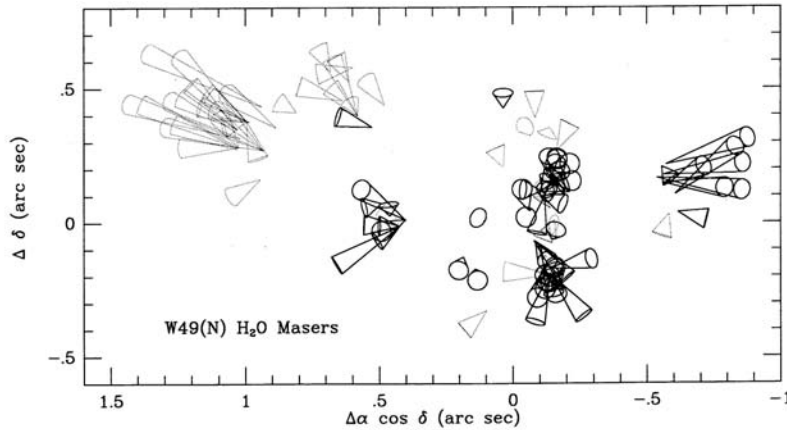


Figura 1.1: Posiciones y velocidades de las 105 fuentes de emisión máser de  $\text{H}_2\text{O}$  en la región de formación estelar W49N. Los máseres están localizados en las puntas de los conos. La inclinación y longitud de los conos muestran el posible camino que pueden tomar las fuentes máser en los próximos 150 años. Los conos de líneas punteadas se refieren a las fuentes máser corridas al rojo, mientras que los conos de líneas continuas muestran los máseres con corrimiento al azul (Gwinn *et al.*, 1992).

transiciones máser fueron detectadas tanto en regiones de formación estelar como en estrellas evolucionadas. Algunas otras transiciones en el rango milimétrico/sub-milimétrico fueron predichas por modelos teóricos en los que muchas otras líneas, además de las ya descubiertas, parecían estar favorecidas por la inversión (Elitzur, 1992b). Con la llegada de observatorios en tales longitudes de onda se comprobó la existencia de tales líneas.

En conclusión, donde hay máseres de agua comúnmente existen flujos bipolares. Los máseres trazan las partes internas y externas de los flujos, y probablemente también la interfase jet/disco. Estos máseres se encuentran en regiones de formación de estrellas de alta y baja masa, relacionados a los mismos fenómenos de eyección de material.

## 1.2. Máseres de Hidroxilo (OH)

El radical OH fue la primera molécula detectada a frecuencias de radio (Weinreb *et al.*, 1963) y el primer máser astronómico descubierto (Weaver *et al.*, 1965). La emisión más fuerte proviene de las transiciones del estado base ( ${}^2\Pi_{3-2}$ ,  $J = 3/2$ ). Existen dos transiciones de línea principal, la transición  $F = 1 - 1$  a 1665.402 MHz y la transición  $F = 2 - 2$  a 1667.359 MHz, y dos transiciones de línea satélite, la transición  $F = 1 - 2$  a 1612.231 MHz y la transición  $F = 2 - 1$  a 1720.530 MHz. Una clasificación morfológica basada en las características espectrales de las fuentes de OH dividió a estos máseres en dos tipos, con fuentes tipo I presentando emisión más fuerte en transiciones de línea principal, mientras que los tipo II con emisión fuerte en transiciones de línea satélite (Turner, 1970). Las fuentes tipo I están usualmente asociadas con regiones de formación estelar y son comúnmente fuertes en la transición a 1665 MHz. Las fuentes tipo II son dominantes en las transiciones 1720 MHz y 1612 MHz, esta última asociada con estrellas IR (Reid y Moran, 1981). También los remanentes de supernova son otro medio en el que se ha observado a los máseres de OH. Estudios subsecuentes han demostrado que la presencia de la emisión máser de OH a 1720 MHz sin la inversión de otras transiciones del estado base a 1667, 1665 y 1612 MHz trazan las orillas de grumos moleculares chocados por la expansión de un remanente de supernova (Hewitt *et al.*, 2008).

Después del descubrimiento de los máseres de OH, pronto se sugirió que algunos de estos podrían estar asociados con regiones HII, que son comunes en regiones de formación estelar (Zuckerman *et al.*, 1965). En concreto, Cook (1966) sugirió que estos máseres deberían de estar localizados en la superficie de las regiones HII. Estas propuestas fueron confirmadas hasta que pudieron realizarse observaciones con suficiente resolución angular. Esta asociación con las orillas de las regiones HII fueron confirmadas por las observaciones de Ho *et al.* (1983), Baart y Cohen (1985), Garay *et al.* (1985) y Gaume y Mutel (1987). La figura 1.2 muestra la región W3(OH) como ilustración de la asociación de región HII con máseres de OH. En la figura se muestran los máseres de OH, en transición a 1665 MHz, superpuestos a la emisión de continuo a 23 GHz. Como puede notarse, los máseres se encuentran proyectados sobre y alrededor de la emisión de continuo.

Por otro lado, los censos indicaron que regiones HII con dimensiones com-

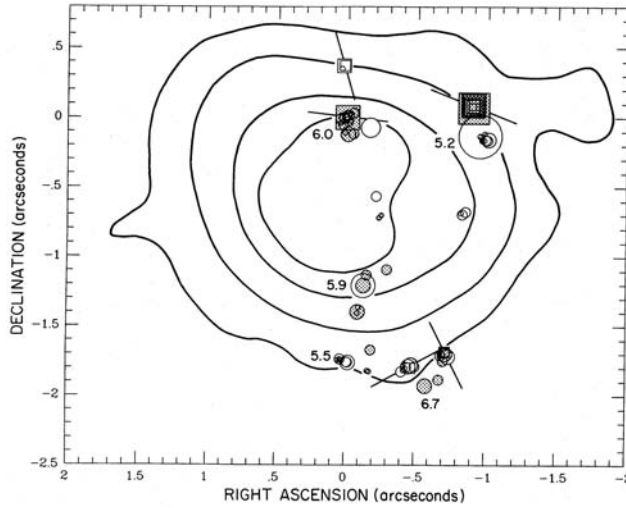


Figura 1.2: Máseres de OH en W3(OH) (García-Barreto *et al.*, 1988). Líneas sólidas indican emisión de continuo a 23 GHz en contornos al 1, 10, 40 y 70% del pico. Los círculos indican máseres con polarización circular, mientras que los cuadros indican máseres con polarización elíptica. Los números denotan la intensidad del campo magnético

pactas,  $\lesssim 5 \times 10^{17}$  cm, podrían ser siempre coincidentes con fuentes de emisión máser (Habing *et al.*, 1974; Matthews *et al.*, 1977; Turner, 1982). Entonces se estableció la asociación con regiones HII, y de ahí la denominación de región HII/OH. Considerando la expansión hidrodinámica de la región HII, posterior a su etapa inicial de formación que es muy rápida comparada con la vida total de la región, si la velocidad de expansión de la región HII es del orden de  $10 \text{ km s}^{-1}$  (velocidad del sonido en el medio ionizado), le tomaría  $\sim 10^4$  años para que su radio alcance  $\sim 10^{17}$  cm. Entonces, se ha supuesto que la emisión máser de OH tiene una fase de vida corta en la evolución de una región HII densa (Elitzur, 1992b).

Un ambiente de alta densidad alrededor de una región HII puede crearse en la capa comprimida entre un choque y el frente de ionización (tipo D), lugar donde podrían estar localizados los máseres de OH. Siguiendo la química del material detrás del choque, Elitzur y de Jong (1978) mostraron que todo el oxígeno podría ser canalizado a OH en una considerable fracción de



la capa comprimida. Sin embargo, este resultado depende críticamente de la fotodisociación por el campo de radiación de la estrella central, sin el cual todo el oxígeno se iría en formar  $\text{H}_2\text{O}$ . Con estos cálculos se propuso que los máseres de OH se forman en una capa comprimida en expansión alrededor de las regiones HII compactas. Cuando la región HII se expande más allá de  $\sim 5 \times 10^{17}$  cm el choque disminuye, resultando en una menor temperatura post-choque y una pequeña fracción de oxígeno depositada en  $\text{H}_2\text{O}$ . Adicionalmente, a más distancia de la estrella, menor es la tasa de fotodisociación del  $\text{H}_2\text{O}$ , reduciendo la abundancia del OH y deteniendo la emisión máser. Sin embargo, la estructura y evolución de las regiones HII están lejos de estar del todo entendidas, y son necesarios cálculos que tomen en cuenta la interacción de la estrella con el material fuera de ella, que da origen a morfologías particulares como los relacionados a flujos de champaña y estructuras cometarias; de igual manera el rol importante que podrían tener los campos magnéticos en la estructura y química de las ondas de choque (Draine, 1980; Hollenbach y McKee, 1989).

En resumen, los máseres de OH están comúnmente relacionados a regiones HII UC, aunque también se han observado algunos casos en los que aparecen en regiones menos evolucionadas (Edris *et al.*, 2007). En objetos evolucionados estos se encuentran delante de los frentes de ionización, trazando el gas neutro chocado (Fish y Reid, 2006). En algunos casos estos máseres parecen trazar un disco o toro molecular (i.e. Edris *et al.* (2005)), o también morfologías lineales y de arcos (Cohen *et al.*, 2006). En regiones de formación de estrellas masivas los máseres de OH se encuentran comúnmente asociados con máseres de metanol y de agua. También han sido particularmente útiles en la determinación del campo magnético, a través del efecto Zeeman.

### 1.3. Máseres de Monóxido de Silicio (SiO)

La molécula de monóxido de silicio (SiO) fue descubierta en el medio interestelar (MIE) en la década de 1970 por Wilson, Penzias, Jefferts, Kutner y Thaddeus (Wilson *et al.*, 1971). En 1974 Snyder y Buhl reportaron la posible detección de emisión máser de SiO cerca de los 3.48 mm (86245 MHz), en la nebulosa de Orión (Snyder y Buhl, 1974). Snyder y Buhl encontraron que la frecuencia en reposo de la línea, a diferentes velocidades Doppler, concordaba al de la transición  $J = 2 - 1$  de la molécula de SiO en su primer estado vi-

bracional excitado ( $v=1$ ). Poco después, observaciones de Davis *et al.* (1974) de la transición  $J = 3 - 2$  de SiO a  $v = 1$  y de Thaddeus *et al.* (1974) a  $J = 1 - 0$  de SiO  $v = 1$ , confirmaron la identificación del máser de SiO en la nube molecular de Orión. Posteriormente, las detecciones se extendieron a estados vibracionales más excitados,  $v = 2, 3$  y  $4$ , principalmente hacia estrellas evolucionadas (Buhl *et al.*, 1974; Jewell *et al.*, 1987, 1991; Cernicharo *et al.*, 1993).

Como Orión era la única región de formación estelar en la que se había encontrado emisión máser de SiO, Genzel *et al.* (1980) realizaron una búsqueda de regiones que como Orión presentaran la emisión, y así poder determinar que tan común era ésta en aquellas fuentes. De su muestra de 27 regiones de formación estelar, ninguna presentó emisión de SiO. Estudios parecidos fueron hechos por Spencer *et al.* (1977) y Jewell *et al.* (1984, 1985), con los mismos resultados. Fue hasta 1986 que Hasegawa *et al.* (Hasegawa *et al.*, 1986; Morita *et al.*, 1992) reportan la detección de máseres de SiO en otras dos regiones de formación estelar, una en W51 IRS2 (SiO  $v = 2, J = 1 - 0$ ) y otra en Sgr B2 MD5 (SiO  $v = 1, J = 1 - 0$ ).

En el caso de Orión, observaciones de Genzel y Downes (1977) y Genzel *et al.* (1981) mostraban que los máseres de agua se estaban moviendo con respecto a la posición de la fuente IRc2, en la nebulosa Kleinmann-Low (KL). Debido a la similitud del espectro de la emisión máser del SiO con el de los máseres de agua, se pensó que las líneas de SiO también provenían de la fuente infrarroja en KL (Genzel y Downes, 1977; Genzel *et al.*, 1979). A esta fuente infrarroja se le estimó una luminosidad de  $10^4 L_{\odot}$ , y por comparación con la región W49, parecía corresponder a una proto-estrella masiva. La conclusión fue que, de los movimientos de los máseres a distintas velocidades radiales y la presencia de alas de alta velocidad en emisión térmica (Wright *et al.*, 1983), parecía que la fuente IRc2 era una estrella masiva que impulsaba un flujo de material molecular (del cual forman parte los máseres) por la acción de sus fuertes vientos estelares. Observaciones recientes a más alta resolución de los máseres de SiO parecen favorecer esta explicación. Estas observaciones muestran grupos de maseres con morfología "X", los cuales participan en el movimiento del flujo bipolar (ver figura 1.3).

Dada su relación con flujos moleculares, el bombeo máser de SiO en regiones de formación estelar ha sido propuesto como bombeo colisional. Un

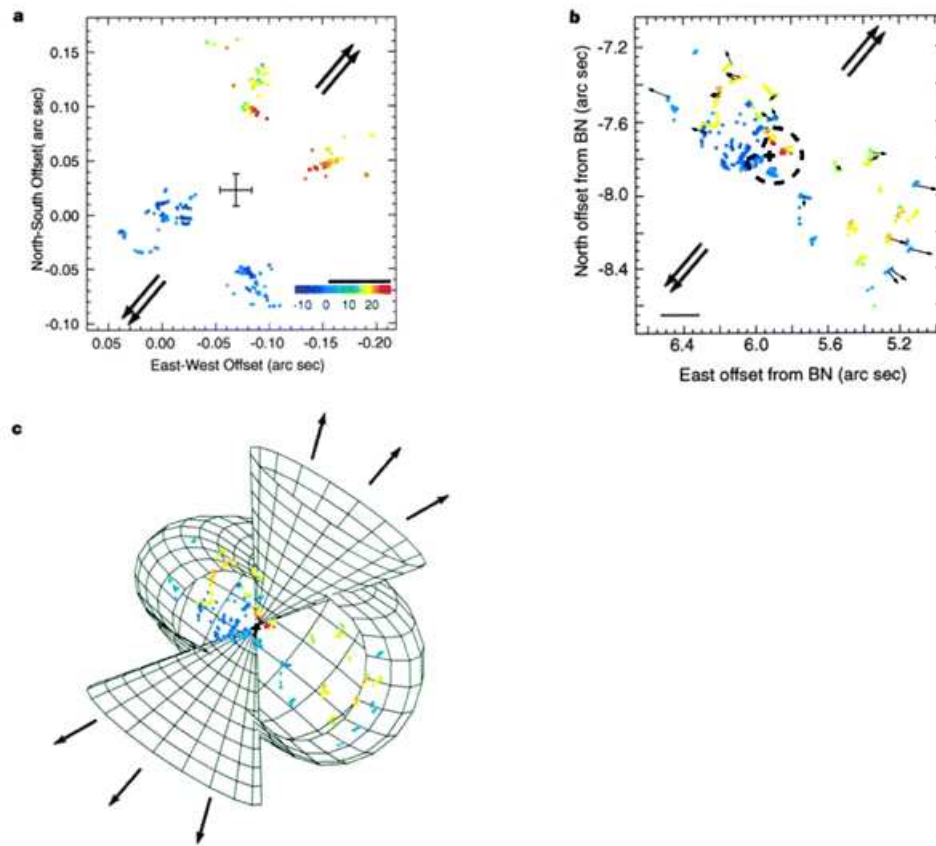


Figura 1.3: Máseres de SiO y H<sub>2</sub>O en Orión IRC2 (Greenhill *et al.*, 1998). **a**: Distribución de SiO  $v = 1, J = 1 - 0$  en BN/KL obtenido con el VLBA. La cruz indica el centroide y la incertidumbre en la posición de la fuente I. Las flechas dobles indican la dirección del flujo de alta velocidad propuesto. Los colores indican la velocidad Doppler respecto del LSR del sistema. **b**: Distribución de los máseres de H<sub>2</sub>O. Flechas dobles igual que a). Circulo en línea discontinua indica región con máseres de SiO de figura en a). Flechas simples indicando los movimientos propios de los máseres de agua. La cruz en el centro indica la posición de la fuente I. **c**: Modelo propuesto para la región que rodea a la fuente I. Los flujos de alta velocidad están indicados por los conos. El flujo de baja velocidad está representado por el toroide. Los máseres de SiO y H<sub>2</sub>O se encuentran superpuestos en la imagen del modelo.

mecanismo de bombeo viable debe de ser capaz de producir la emisión observada, típicamente luminosidad isotrópica de fotones de  $10^{43} - 10^{44} \text{ s}^{-1}$ , para condensaciones o celdas de gas caracterizadas por estos parámetros a radios de  $\sim 2 - 6R_*$  (Elitzur, 1992b). Un requisito para la inversión de poblaciones es que las transiciones vibracionales sean óptimamente gruesas, lo que implica columnas de densidad de SiO excediendo  $\sim 10^{18} - 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ . Dimensiones típicas de las celdas de emisión son de algunos  $10^{13} \text{ cm}$ , de modo que la densidad del SiO es del orden de  $10^5 \text{ cm}^{-3}$ . El bombeo colisional reproduce las observaciones con los parámetros físicos típicos, por lo que es considerado un mecanismo viable para el bombeo de los máseres de SiO. Para que opere esta clase de bombeo se requiere de temperaturas  $\gtrsim 1200 \text{ K}$  en las celdas máser. Esta es aproximadamente la temperatura debajo de la cual los granos de polvo se condensan, de modo que la desaparición de la emisión de SiO a radios más grandes puede ser atribuida en parte a la desaparición del Silicio en fase gaseosa, debido a que se incorpora al material de los granos de polvo (Elitzur, 1992b).

En síntesis, los máseres de SiO son raros en regiones de formación estelar, mientras que en estrellas evolucionadas son muy comunes. En las tres fuentes masivas en las que han sido encontrados, los máseres de SiO están asociados a flujos bipolares. Estas tres fuentes son Orion A (Buhl *et al.*, 1974), W51N y Sgr B2 (Hasegawa *et al.*, 1986; Morita *et al.*, 1992). En estos flujos, los máseres de SiO se encuentran más cercanos a la fuente excitadora que los máseres de H<sub>2</sub>O. Hasta ahora no se sabe bien el por qué la baja tasa de detección de estos máseres en regiones masivas de formación estelar.

## 1.4. Máseres de Metanol (CH<sub>3</sub>OH)

La primera detección de la emisión máser de Metanol (CH<sub>3</sub>OH) provino de las series  $J_{k=2} \rightarrow J_{k=1}$  de la especie E, descubierta por Barrett *et al.* (1971) en Orión a la longitud de onda de  $\sim 1 \text{ cm}$  (la nomenclatura del metanol se discutirá en mayor detalle en el capítulo 2). Posteriormente se descubrió la línea a 23 GHz por Wilson *et al.* (1984), seguido de una serie de nuevas detecciones en varias transiciones a longitudes de onda cm y mm (Morimoto *et al.*, 1985; Menten *et al.*, 1986). Fue de notable importancia la detección de la fuerte emisión máser en la transición  $5_1 \rightarrow 6_0A^+$  a 6.6 GHz (Menten, 1991b). Su emisión se encontró tan fuerte que sólo es superada por la emisión máser

de agua en su transición a 22 GHz.

Seguido a toda esta serie de descubrimientos, Batrla *et al.* (1987) propuso un esquema de clasificación para acomodar apropiadamente a todas las transiciones encontradas a esas fechas. Este sistema de clasificación fue refinado por Menten y Batrla (1989), Haschick *et al.* (1989), Plambeck y Menten (1990), y Menten (1991a). La clasificación se basó en diferentes factores que incluyeron la ausencia o presencia de la emisión en cierta transición, si ésta se encontraba en emisión o absorción, la complejidad del espectro, y también otros fenómenos de la formación estelar que estuvieran relacionados con la presencia de la emisión máser. De esta forma se dividió la emisión máser de metanol en dos tipos o clases.

Los máseres de metanol clase I fueron caracterizados por encontrarse desplazados de regiones HII compactas hasta por  $\sim 1$  pc, y de fuentes de emisión máser de OH y H<sub>2</sub>O. Además, a diferencia de los máseres de agua que presentan numerosas componentes de velocidad a lo largo de varios km s<sup>-1</sup>, estos máseres presentan espectros simples, en la mayoría de los casos con una sola componente, y confinados en un intervalo de velocidad de menos de 1 km s<sup>-1</sup>, con su centroide de velocidad cercano a la velocidad sistémica de la nube. La figura 1.4 presenta el prototipo de región con emisión máser de CH<sub>3</sub>OH clase I, DR21/DR21(OH). El panel izquierdo de la figura muestra los espectros obtenidos en varias transiciones de CH<sub>3</sub>OH, en los cuales es de resaltar que los perfiles muestran una sola componente de velocidad y además la absorción en la transición de 12.2 GHz, la cual (como veremos más adelante) se muestra en emisión en fuentes clase II. Usualmente los máseres de metanol clase I se encuentran localizados en flujos de alta velocidad y regiones donde ocurre la colisión nube/nube (colisión entre nubes moleculares) (Menten, 1996). Por esta razón es que el bombeo colisional ha sido propuesto para la creación de estos máseres.

Los máseres de metanol clase II, por otro lado, se localizaron cerca de regiones HII compactas, en una asociación similar al caso de los máseres de OH. Sus espectros son más complejos que los presentados por los máseres clase I (en algunos casos comparable a la complejidad de los máseres de H<sub>2</sub>O), y de hecho muestra varias componentes de velocidad distribuidas a lo largo de algunos km s<sup>-1</sup>, con intervalos de velocidad comparable al caso de los máseres de OH y la emisión térmica de varias moléculas (Menten, 1991a). La figura

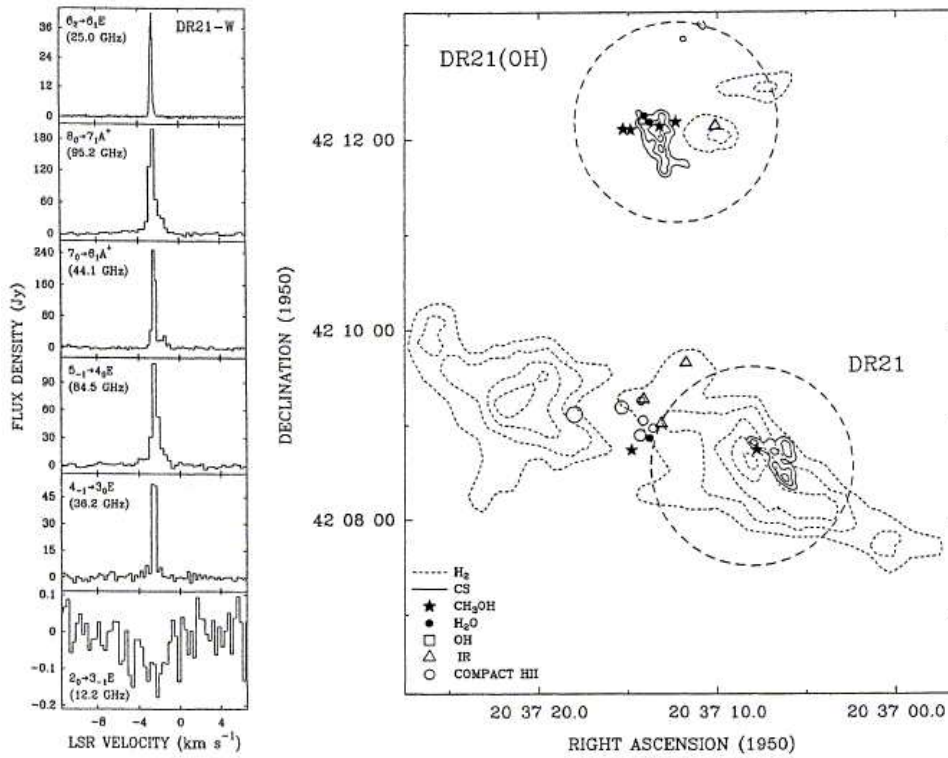


Figura 1.4: Prototipo clase I (Menten, 1991a). Panel izquierdo muestra los espectros de diferentes transiciones clase I en la posición DR21-W, la cual se indica en la figura como la zona dentro del círculo de línea discontinua en la parte sur.

1.5 muestra el prototipo de fuente clase II, la región W3(OH). La emisión de las distintas transiciones clase II proviene del mismo intervalo de velocidad, aunque la apariencia de los espectros no es similar de una transición a otra (ver panel izquierdo de fig. 1.5), como en el caso de las transiciones clase I. Los máseres clase II en W3(OH) se observan proyectados sobre la región HII, al igual que los máseres de OH, y más aun existe una clara correspondencia espacial entre ambas especies máser. Dada esta asociación, se propuso que el bombeo radiativo es el responsable de la emisión máser clase II del  $\text{CH}_3\text{OH}$ .

En Tabla 1 y Tabla 2 reproducimos la información presentada por Menten (1991a) de cada una de las transiciones en las que se constituyeron las clases

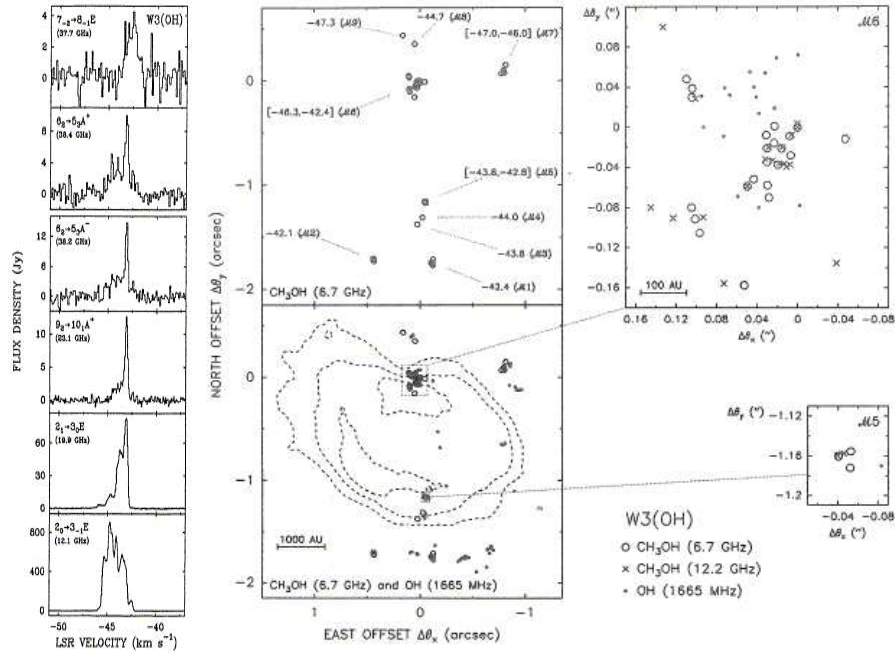


Figura 1.5: Prototipo clase II (Menten, 1991a). Panel izquierdo muestra los espectros de distintas transiciones clase II en la misma región W3(OH). Los contornos muestran la emisión de continuo centimétrico.

I y II de la emisión máser de metanol. Hay que notar que en este esquema de clasificación ninguna fuente máser de metanol clase I muestra emisión en una línea máser clase II y viceversa (Menten, 1991a). De hecho en la mejor fuente clase II estudiada, W3(OH), la transición clase I a 25 GHz es observada en absorción (Menten *et al.*, 1986), mientras que la transición a 12 GHz es vista en absorción en varias fuentes clase I. Sin embargo, la diferencia fundamental entre los máseres de metanol clase I y II es que estos últimos, como los máseres de OH, se localizan en la vecindad de las regiones HII UC y fuentes del FIR, mientras que los máseres clase I se encuentran generalmente en regiones muy distintas (Menten, 1991a). Por otro lado, como es notado en las Tablas de Menten (1991a), este esquema se basó mayormente en observaciones a baja resolución angular y en muestras poco significativas de fuentes (en algunos casos muestras no homogéneas).

Observaciones recientes a más alta resolución angular de la transición

TABLE I Observed Class I Methanol Maser Transitions

Transition	Frequency <sup>a</sup> (MHz)	$E_l/k^b$ (K)	Nr. <sup>c</sup> known	Nr. <sup>d</sup> Intfy.	Orion-KL <sup>e</sup>	DR21-W <sup>e</sup>	Ref.
$9_{-2} \rightarrow 8_{-1} E$	9936.20	102	1	0	-	-	1
$J_2 \rightarrow J_1 E^f$	25018.12	62	7	2	M	M	2-6
$4_{-1} \rightarrow 3_0 E$	36169.24	19	12	0	E	M	7-10
$7_0 \rightarrow 6_1 A^+$	44069.43	63	36	0	M	M	7,9,11
$5_{-1} \rightarrow 4_0 E$	84521.18	28	6	2	E	M	12,13,14
$8_0 \rightarrow 7_1 A^+$	95169.49	79	7	3	M	M	14,15,16
$9_0 \rightarrow 8_1 A^+$	146618.82	97	2	0	M	-	14

Figura 1.6: Tabla 1 de Menten (1991a). De importancia aquí son las columnas 4 y 5, las cuales indican el numero de fuentes conocidas en aquel momento y cuales de ellas tenían observaciones interferométricas, respectivamente. Para más información de la tabla ver Menten (1991a).

TABLE II Observed Class II Methanol Maser Transitions

Transition	Frequency <sup>a</sup> (MHz)	$E_l/k^b$ (K)	Nr. <sup>c</sup> known	Nr. <sup>d</sup> Intfy.	Ref.
$2_0 \rightarrow 3_{-1} E$	12178.595	12	> 50	10	1-7
$2_1 \rightarrow 3_0 E$	19967.396	19	3	0	8,9
$9_2 \rightarrow 10_1 A^+$	23121.024	141	3	2	9,10,11
$7_{-2} \rightarrow 8_{-1} E$	37703.729	81	5	0	12
$6_2 \rightarrow 5_3 A^-$	38293.306	85	2	0	12
$6_2 \rightarrow 5_3 A^+$	38452.662	85	2	0	12

Figura 1.7: Tabla 2 de Menten (1991a). De importancia aquí son las columnas 4 y 5, las cuales indican el numero de fuentes conocidas en aquel momento y cuales de ellas tenían observaciones interferométricas, respectivamente. Para más información de la tabla ver Menten (1991a).

clase I a 44 GHz han sugerido una revisión al esquema de clasificación de los máseres de metanol. Slysh *et al.* (1994) en un censo hacia 250 fuentes encontraron que los máseres a 44 GHz correspondían espacialmente con la emisión máser de OH, H<sub>2</sub>O y CH<sub>3</sub>OH clase II (6.7 GHz), sugiriendo un traslape entre los máseres clase I y clase II. Entonces se propuso una clasificación basada en las transiciones de emisión, más que en su relación con otros fenómenos de la formación estelar. Kurtz *et al.* (2004) dieron soporte a este punto de vista notando que para una muestra de 22 regiones HII UC la mayoría de



los máseres a 44 GHz se encontraron a distancias menores que 0.5 pc de las regiones HII UC, con una separación media de 0.2 pc. Ellos también encontraron algunos casos en los que existía una correspondencia espacial entre los máseres a 44 GHz y la emisión clase II a 6.7 GHz de metanol o máseres de agua, lo cual contradice el esquema de clasificación previamente propuesto.

# Capítulo 2

## Excitación máser del CH<sub>3</sub>OH

### 2.1. Conceptos básicos

El efecto máser (acrónimo de Microwave Amplification by Stimulated Emission of Radiation) se produce cuando hay una inversión de las poblaciones de los niveles de una transición. Para entender el principio de emisión máser primero recordemos lo que ocurre cuando un gas está en equilibrio termodinámico. En tal caso, las ecuaciones de Boltzmann y Maxwell son las que rigen el comportamiento del gas. Entonces, de la ecuación de Boltzmann tenemos que las poblaciones, para el caso de dos niveles, están regidas por

$$\frac{n_2}{n_1} = \frac{g_2}{g_1} e^{-h\nu/kT_{ex}}$$

donde  $n_1$ ,  $n_2$ ,  $g_1$ ,  $g_2$  son las densidades de las partículas y pesos estadísticos en el nivel 1 y 2, respectivamente.  $\nu$  es la frecuencia correspondiente a la transición entre los estados 1 y 2.  $T_{ex}$  es la temperatura de excitación, que es la temperatura que describe la distribución de las poblaciones de partículas entre los niveles como una distribución de Boltzmann.

Entonces, para la emisión térmica los valores de  $T_{ex}$  quedan limitados a temperaturas mayores que cero ( $T_{ex} > 0$ ). El cociente de pesos estadísticos es típicamente del orden de 1,  $e^{-h\nu/kT_{ex}} \leq 1$ , lo cual implica que  $n_2/n_1 \leq 1$ , es decir

$$n_2 \leq n_1$$

Como  $n_2 < n_1$  entonces se cumple que  $\frac{n_2 g_1}{n_1 g_2} < 1$ , y de los coeficientes de Einstein tenemos que  $\frac{n_2 B_{21}}{n_1 B_{12}} < 1$ , entonces  $0 < n_1 B_{12} - n_2 B_{21}$ , es decir

$$(n_1 B_{12} - n_2 B_{21}) \frac{h\nu}{4\pi} > 0$$

por lo tanto, como  $k_\nu = (n_1 B_{12} - n_2 B_{21}) \frac{h\nu}{4\pi}$  y  $d\tau_\nu = k_\nu dl$ , entonces

$$k_\nu > 0 \quad \tau_\nu > 0.$$

Si  $\tau_\nu \simeq 0$ ,  $e^{-\tau_\nu} \simeq 1$ , de la ecuación de transporte

$$T_B = T_{bg} e^{-\tau_\nu} + T_{ex} (1 - e^{-\tau_\nu}),$$

$$T_B \simeq T_{bg}$$

Por otro lado, si  $\tau_\nu \gg 1$ , entonces  $e^{-\tau_\nu} \simeq 0$  y

$$T_B \simeq T_{ex}$$

Por lo que  $T_B$  está acotada entre la temperatura de fondo y la temperatura de excitación.

En cambio, para que exista emisión estimulada se requiere que  $n_2 > n_1$ , entonces, de la ecuación de Boltzmann  $e^{-h\nu/kT_{ex}} > 1$ , por lo que

$$T_{ex} < 0$$

La inversión de las poblaciones implica que la temperatura de excitación es negativa. Que la temperatura de excitación sea negativa no significa que existan realmente temperaturas negativas. La temperatura de excitación es sólo un parámetro para medir  $n_2/n_1$ . En el modelo de dos niveles vemos que la temperatura de excitación está comprendida entre la temperatura de

fondo y la temperatura de excitación (o cinética, cuando hay equilibrio termodinámico), por lo que no es posible que la temperatura de excitación sea negativa.

Siguiendo un análisis similar al hecho para la emisión térmica, se puede deducir que la profundidad óptica también es negativa.

Entonces, si la profundidad óptica es negativa,  $e^{-\tau_\nu} > 1$ , es decir

$$T_B = T_{bg}e^{|\tau_\nu|}$$

$T_B$  no está acotada, y una amplificación exponencial de la radiación es producida.

Por otro lado, si  $T_{bg} = 0$ , entonces  $T_B = T_{ex}(1 - e^{-\tau_\nu})$ , y como  $1 - e^{-\tau_\nu} < 0$ ,  $T_{ex} < 0$ , nuevamente obtenemos que  $T_B$  no está acotada.

Como resultado tenemos que en la emisión máser la temperatura de brillo no está acotada. Sin embargo, aún cuando la temperatura de la línea máser puede ser muy alta, las regiones de emisión son muy pequeñas, por lo que la temperatura de antena o densidad de flujo observados pueden ser moderadamente bajos (Estalella y Anglada, 1996).

Para que el efecto máser pueda existir es imprescindible tener transiciones hacia y desde otro nivel metaestable. A estas transiciones se les llama de *bombeo*, por que son las que se encargan de mantener la inversión de poblaciones. Los mecanismos de bombeo no son conocidos con precisión, pero son necesarias densidades y temperaturas elevadas. El bombeo puede ser básicamente de dos tipos, radiativo o colisional, pues estas son las dos maneras en las que un sistema de partículas puede excitarse a niveles más altos. En el contexto astronómico, el bombeo radiativo es producido por una fuente de fotones externa, por ejemplo la radiación IR de una estrella luminosa. Por otro lado, el bombeo colisional puede darse cerca de las regiones donde existen estrellas tempranas O-B, en las cuales la agitación del medio circundante inducida por la eyección de material desde estas produce regiones chocadas, donde las colisiones de partículas son comunes. (Estalella y Anglada, 1996).

## 2.2. La molécula de CH<sub>3</sub>OH

Las moléculas pueden presentar un gran número de tipos de movimiento: rotación de la molécula entera, vibración, rotación interna, entre otros. Estos movimientos también están relacionados a configuraciones energéticas en las que podemos encontrar a estas moléculas, entre las cuales pueden haber transiciones.

El metanol es una de las moléculas más simples y ligeras que puede presentar movimientos de rotación interna (Hughes *et al.*, 1951). En esta molécula, el grupo hidroxilo (OH) rota alrededor del eje del grupo metilo (CH<sub>3</sub>) (ver figura 2.1). El movimiento torsional del grupo hidroxilo respecto del grupo metilo es una de las 12 vibraciones fundamentales del metanol. Este movimiento torsional ha sido frecuentemente llamado rotación "hindered" (Burkhard y Dennison, 1951), porque ocurre cuando el hidrógeno del grupo OH pasa por arriba de un hidrógeno del CH<sub>3</sub>, este encuentra una barrera de potencial que le "estorba" (hinder). Este último fenómeno es el llamado efecto túnel de la mecánica cuántica y depende de la energía del H respecto de la barrera. Dado a la configuración de los espines de los átomos de hidrógeno, se da una división de cada nivel torsional en subniveles llamados, no degenerado (especie A) y degenerado (especie E), dependiendo de si los espines son paralelos o antiparalelos. Los eigenestados del metanol son denotados por el número cuántico rotacional del momento angular,  $J$ . También es usada la letra  $K$  (número positivo) como la proyección de  $J$  sobre el eje de simetría. Comúnmente se utiliza la letra minúscula  $k$  para denotar a  $K$  como un número con signo (negativo o positivo). La especie E,  $-J \leq k \leq J$ , es doblemente degenerado vibracionalmente: E<sub>1</sub> con  $k \geq 0$  y E<sub>2</sub> con  $k \leq 0$ . En la especie A,  $0 \leq K \leq J$ , para  $K \geq 0$  tenemos dobletes desdoblados por la asimetría, los cuales son denotados como A<sup>+</sup> y A<sup>-</sup> (Lees y Baker, 1968).

Asociado a cada subnivel torsional, se tiene un grupo de niveles de energía que provienen de la rotación general de la molécula entera. Debido a la interacción de la rotación general con la rotación interna, el espaciamiento entre los niveles rotacionales generales son diferentes en los diferentes estados torsionales. Entonces una transición rotacional dada aparece como un número de líneas espectrales correspondientes a las transiciones en diferentes estados torsionales (Lin y Swalen, 1959).

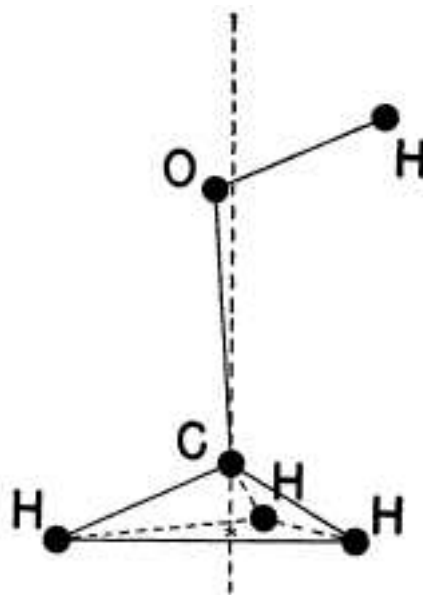


Figura 2.1: Estructura general de la molécula de metanol (Burkhard y Dennison, 1951).

Para entender el problema de la rotación interna y estudiar sus efectos es necesario conocer el Hamiltoniano aproximado del sistema. Como la forma de la barrera de potencial no es del todo entendido, el único requisito que se impone a la función potencial es que sea periódica en un ángulo relativo  $\alpha$  entre las dos partes de la molécula. Para el  $\text{CH}_3\text{OH}$  la simetría de la molécula es tal que la función potencial puede ser expresada como una función par del ángulo  $\alpha$ . La energía potencial puede ser expandida como una serie de cosenos.

El uso de esta simple función potencial lleva a soluciones para la ecuación de onda torsional en términos de la función de Mathieu (Lin y Swalen, 1959). En caso de que se desee más exactitud, se debe incluir términos de más alto orden y las correcciones en los niveles de energía se calculan por métodos de perturbación.

Por otro lado, con el objetivo de derivar la energía cinética, se emplea

un modelo consistente en dos grupos rígidos conectados por una ligadura. Al menos uno de estos grupos es un trompo simétrico (en nuestro caso el CH<sub>3</sub>). Por conveniencia el grupo simétrico es referido como internamente rotante en la ligadura con respecto al otro grupo el cual es tomado como el marco de referencia (aquí el OH). La molécula entera está también rotando en el espacio. El método de solución es entonces fijado por la forma funcional del Hamiltoniano el cual depende del marco de referencia empleado. En la literatura existen dos métodos de solución que corresponden a dos diferentes marcos de referencia: El Método de los Ejes Principales (PAM) y el Método de Eje Interno (IAM) (Lin y Swalen, 1959).

La función Hamiltoniana consiste de tres términos. El primero se reconoce como la energía del sistema rotante del rotor rígido. El segundo corresponde al Hamiltoniano de un rotor simple "hindered" con un grado de libertad. El tercer término aparece como el producto del momento angular de la rotación general y el momento angular asociado con el movimiento de rotación interna del trompo simétrico. Este último término representa la interacción de las dos formas de rotación. En la solución, los primeros dos términos son tomados como sistemas no perturbados, y el término cruzado (el tercero), es tratado como una perturbación.

Cada miembro de las series de soluciones degeneradas y no degeneradas son marcados con el índice  $v$ , con  $v = 0$  para el valor característico más bajo. A barreras muy altas el espaciamiento entre los niveles de energía degenerado y no degenerado de la ecuación torsional asociada a una  $v$  dada son mucho más pequeños que aquellos niveles con diferente  $v$ . Por esta razón, el índice  $v$  es llamado el número cuántico torsional y los diferentes niveles de energía asociados a un  $v$  dado son los niveles torsionales pertenecientes a un mismo estado torsional. Los subniveles se distinguen por el índice  $\sigma$ , con  $\sigma = 0$  para los niveles no degenerados (especies A) y  $\sigma = \pm 1$  para las especie E ( $E_1: \sigma = +1, E_2 = -1$ ).

Las reglas de selección son idénticas a aquellas del trompo simétrico rígido ( $\Delta J = \pm 1, \Delta K = 0$ ) con la restricción adicional de  $\Delta \sigma = 0$ , dado que el momento dipolar es independiente del ángulo  $\alpha$ . El espectro más intenso proviene de las moléculas en el estado torsional más bajo,  $v = 0$ . Para cada transición rotacional se encuentran dos líneas; una originada de los niveles rotacionales asociados con los niveles torsionales no degenerados otra de

los niveles E degenerados. La principal característica del espectro es que los dobletes ocurren en lugar de líneas simples como en el caso de las moléculas rígidas. Las líneas que pertenecen a las especies A siguen un espectro pseudo rígido a segundo orden y las líneas E pueden o no seguir un Hamiltoniano pseudo rígido dependiendo de la altura de la barrera de potencial y de la asimetría de la molécula.

Como ejemplo de transiciones de metanol, en figura 2.2 mostramos el esquema de niveles de energía para la especie torsional E.

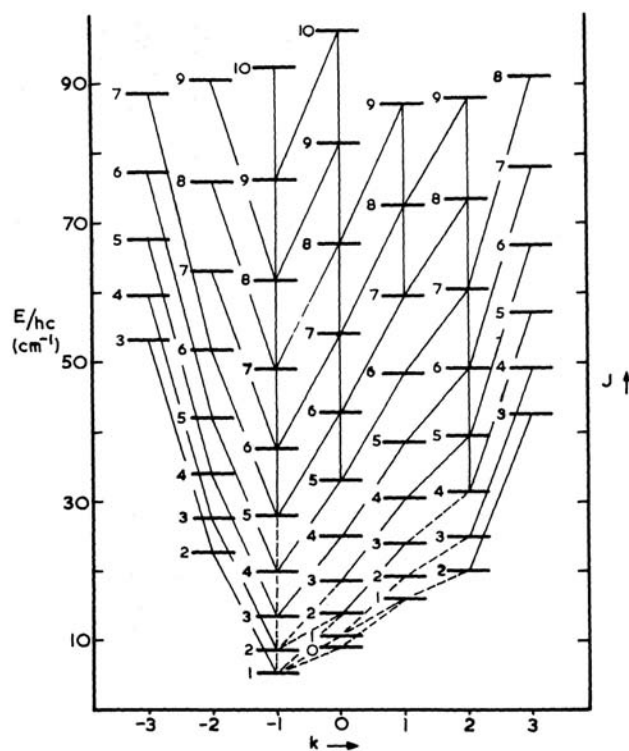


Figura 2.2: Diagrama de niveles de energía para la especie torsional E de metanol ( $v=0$ ) (Lees, 1973).



### 2.3. Bombeo máser de CH<sub>3</sub>OH

Los mecanismos de bombeo para las clases I y II de la emisión máser de metanol no han sido trabajados en gran detalle hasta ahora (Cragg *et al.*, 1992, 2005). Sin embargo, debido a su relación con regiones de gas chocado en flujos moleculares, el bombeo colisional ha sido sugerido como el mecanismo que accionada a la emisión máser clase I. Por otro lado, la cercana relación de los máseres clase II con regiones HII UC y fuentes IR ha hecho que el bombeo radiativo sea invocado como el agente que causa la emisión de esta clase de máser de metanol.

Algunos argumentos simples han sido propuestos para explicar algunas de las características observadas mediante la excitación colisional de algunas transiciones de las especies E en fuentes clase I (ver, por ejemplo, Walmsley *et al.*, 1988). Tomemos como ejemplo los estados bajos de la especie E de metanol con estado base en  $J=1, K=-1$ . Las colisiones a temperaturas moderadas tienden a sobrepoblar la escalera  $k=-1$ , de modo que los estados  $k$  vecinos son invertidos. Entonces se espera inversión de poblaciones para  $J_{-1} \rightarrow (J-1)_0$ . Las primeras dos transiciones posibles con inversión son la  $4_{-1} \rightarrow 3_0$  a 36 GHz y la  $5_{-1} \rightarrow 4_0$  a 84 GHz, las cuales son de hecho observadas como máseres en fuentes clase I. Por otro lado, la transición  $2_0 \rightarrow 3_{-1}$  a 12 GHz es anti invertida, explicando la absorción incrementada de esta transición en fuentes clase I (Elitzur, 1992b). Los cálculos numéricos de Walmsley *et al.* (1988) confirman este análisis simple. Sin embargo, no hacen un análisis extensivo de las condiciones de inversión máser.

Un estudio algo más completo de la emisión máser de metanol en sus transiciones clase I y II ha sido presentado por Cragg *et al.* (1992). Ellos realizaron cálculos de equilibrio estadístico de las especies A y E del metanol usando el método LVG (Large Velocity Gradient). El modelo considera a las especies por separado pero de iguales abundancias, procesos radiativos de absorción y emisión espontánea y estimulada.  $T_C < T_K$  y  $T_C > T_K$  fueron considerados los criterios para separar las transiciones máser, donde  $T_C$  es la temperatura de una fuente de continuo y  $T_K$  la temperatura cinética. En de cada uno de estos criterios se encontraron las dos diferentes clases de metanol que se han observado, con sus transiciones características y sus peculiaridades espectrales como absorción en transiciones clase II en el régimen clase I, y viceversa. Los máseres clase I aparecen para la temperatura de la fuente de

continuo menor que la temperatura cinética,  $T_C < T_K$ ; mientras que los máseres clase II aparecen para  $T_C > T_K$ , sobre un intervalo intermedio de densidad.

La importancia de los modelos descritos arriba es que ellos describen muy bien cualitativamente las características observadas de ambas clases de máser de metanol. Sin embargo, aún se carece de cálculos más detallados en los cuales las cantidades observadas puedan ser contrastadas con los modelos. Modelos futuros más realistas deberán de incluir los efectos de la geometría, las propiedades del polvo y mejores modelos de la colisión CH<sub>3</sub>OH–H<sub>2</sub>, además de incluir estados torsionalmente excitados (Cragg *et al.*, 1992). Lo importante aquí es que los modelos que tratan de explicar el bombeo de ambas clases de máser de metanol envuelven por si mismos cálculos en muchas transiciones de esta molécula. Reproducir las peculiaridades de la emisión observada lleva implícito la obtención de información de las propiedades físicas del gas que presenta esta emisión, proporcionando con ello datos útiles acerca del ambiente en el que se da la formación de las estrellas masivas.

## Capítulo 3

# Observaciones y Reducción de datos

Las observaciones fueron realizadas con el VLA (Very Large Array) del NRAO (National Radioastronomy Observatory) en la configuración D en cinco temporadas, en Marzo 22 y 30, y Abril 2, 20 y 30 del 2007. La configuración D es la más compacta que puede tener el VLA y por lo tanto la que tiene la resolución angular más baja. La separación máxima entre dos antenas en esta configuración es de  $\sim 1$  km y el haz sintetizado a 7 mm es de  $\sim 1.5$  arcsec. En estas condiciones claramente la emisión máser no está resuelta, pero consideramos que las observaciones en configuración D son óptimas para nuestro principal objetivo que es detectar y localizar las fuentes de emisión máser, con respecto a los HMPO y otros objetos en el campo.

El correlador se configuró en modo de doble IF (modo 2AD) en la banda Q a 7mm, con un IF centrado en la transición de  $\text{CH}_3\text{OH}$  ( $7_0 - 6_1$ ) a 44.069430 GHz. Para la línea de metanol, se escogió un total de 128 canales con un ancho de banda de 3.13 MHz, dando una resolución espectral de 0.17  $\text{km s}^{-1}$  y una cobertura en velocidad de 21  $\text{km s}^{-1}$ . El centro de apuntado fue la posición de las fuentes IRAS y la velocidad central  $V_{LSR}$  fue tomada de las observaciones de amoniaco de M96. El modo de observación fue fast-switching, con un tiempo típico sobre la fuente de entre 8 y 10 minutos. El apuntado de referencia fue hecho aproximadamente cada hora o cuando se cambió a un nuevo calibrador de fase. No aplicamos calibración de banda.

El segundo IF, de 25 MHz de ancho de banda, fue desplazado 50 MHz más abajo en frecuencia. Este IF fue utilizado para observar el pseudo-continuo. Sin embargo, este IF no fue analizado para esta tesis, pues nuestro objetivo para ella es sólo estudiar la emisión maser. Por otro lado, cabe mencionar que debido a la decisión inicial de utilizar las antenas del E-VLA, no usamos Doppler tracking en las observaciones. Así que por esto último nos ayudamos del programa *DOPSET* para calcular la frecuencia del cielo a observar. Sin embargo, al final, las antenas del E-VLA no fueron utilizadas, algunas por que no estaban habilitadas en el arreglo para nuestras observaciones, o por los altos desfazamientos presentados por las observaciones. De todas maneras fue necesario corregir las frecuencias después de las observaciones, modificando las cabeceras de los archivos de las observaciones, a través de la tarea *PUTHEAD* del paquete *AIPS*.

La calibración y la realización de imágenes fueron hechas con el paquete *AIPS*. Primeramente aplicamos la técnica estándar de corrección de amplitudes y fases. Para esto, usamos diferentes calibradores de flujo y de fase. Los calibradores de fase fueron seleccionados de acuerdo a su cercanía a las fuentes a observar. Una lista de los calibradores de flujo y de fase con sus flujos respectivos y las fuentes sobre las cuales se utilizó como calibrador son dados en las Tablas 3.1 a 3.5 (para cada una de las temporadas). En esta primera etapa, la calibración fue hecha sobre el pseudo-continuo. Posteriormente, las soluciones de la calibración fueron copiadas al cubo de la línea.

El segundo paso fue aplicar la técnica de autocalibración a fuentes con suficiente señal a ruido. Esta técnica consiste en usar la misma fuente objetivo de la observación para realizar la calibración. Con este método lo que se propone es producir un modelo de distribución de brillo de la fuente a partir de la cual se obtienen visibilidades que deben de ser iguales a las visibilidades medidas multiplicadas por las ganancias adecuadas. La manera de hacer concordar el modelo y las mediciones es minimizar la suma de las diferencias entre estas dos. De esta manera se obtuvieron parámetros para todo el periodo de observación, los cuales están relacionados con la corrupción de la fase. Entonces, en la practica lo que se realiza es: tomar un modelo que es un primer mapa limpio con las visibilidades corrompidas de un canal de la línea, después se convierte la fuente en una fuente puntual, se minimiza y resuelve para las ganancias, y se calcula la visibilidad corregida.

En el caso de cumplir con el requerimiento de suficiente señal a ruido (en la práctica resultó en fuentes con  $S/N \geq 60$ ), la fuente máser más fuerte y aislada fue seleccionada como modelo para la autocalibración en fase. Para esto, se hizo una previa inspección del cubo de velocidades, y con la tarea ISPEC se observó el espectro en la posición del máser y se determinó el canal pico de la emisión. En los casos en los que los máseres fueron lo suficientemente intensos, una segunda iteración de autocalibración fue hecha en amplitud y fase.

Después de auto-calibrados los datos, se hizo un cubo de imágenes tomando las visibilidades ya auto-calibradas, estableciendo cajas de CLEAN alrededor de cada máser. Los mapas iniciales para buscar los máseres fueron hechos con  $imsiz = 512$  ( $512 \times 512$  pixeles) y  $cellsize = 0.3$  (arcsec). Entonces estos cubos fueron inspeccionados para encontrar máseres extras, a los cuales, si encontrados, se les asignaron cajas de CLEAN. El cubo final se realizó poniendo cajas de CLEAN en todas las componente máser y limpiado hasta cuatro veces el nivel de ruido teórico. Estos mapas finales fueron hechos con  $imsiz = 256$  ( $256 \times 256$  pixeles) y  $cellsize = 0.3$  (arcsec). Aquellas fuentes con señal a ruido bajo ( $S/N < 60$ , las cuales no fueron autocalibradas), fueron limpiadas de la misma manera.

La receta es entonces la siguiente:

1. Hacer mapa sucio.
2. Identificar el canal con el máser más fuerte.
3. Hacer un mapa limpio de ese canal.
4. Usar este mapa como modelo para la auto-calibración en fase.
5. Repetir 3 y 4 o hacer auto-calibración en amplitud y fase.
6. Cuando se está satisfecho se hace todo el cubo.

En la Tabla 6.1 del capítulo 6 se listan las 69 fuentes objeto de este estudio. La tabla da las designaciones de Molinari y los número IRAS (en coordenadas J2000), la velocidad central de la observación, el haz sintetizado alcanzado, y el rms del mapa por canal.

Tabla 3.1: Calibradores y fuentes Temporada 1

1331+305 <sup>1</sup>	1.4344 Jy	
19260+21064 <sup>2</sup>	2.1303 ± 0.10630 Jy	
		19282+1814 (104)
		19368+2239 (108)
		19374+2352 (109)
		19388+2357 (110)
20233+31530 <sup>2</sup>	1.1616 ± 0.06974 Jy	
		20050+2720 (114)
20155+37110 <sup>2</sup>	2.0743 ± 0.10602 Jy	
		20056+3350 (115)
		20062+3550 (116)
		20286+4105 (126)
		20333+4102 (129)
20386+51192 <sup>2</sup>	2.1187 ± 0.12756 Jy	
		20444+4629 (131)
		21078+5211 (133)
21370+51016 <sup>2</sup>	<sup>3</sup>	
		21307+5049 (136)
		21391+5802 (138)
		21519+5613 (139)

(1) Calibrador de flujo; (2) Calibrador de fase; (3) No calibrado

Tabla 3.2: Calibradores y fuentes Temporada 2

1331+305 <sup>1</sup>	1.4344 Jy	
20155+37110 <sup>2</sup>	1.7449 ± 0.09084 Jy	
		20099+3640 (117)
		20106+3545 (118)
		20126+4104 (119)
		20188+3928 (121)
		20217+3947 (122)
		20220+3728 (123)
		20278+3521 (125)
18518+00355 <sup>2</sup>	0.6909 ± 0.01901 Jy	
		19012+0505 (91)
		19043+0726 (93)
19247+15407 <sup>2</sup>	0.6517 ± 0.02676 Jy	
		19088+0902 (97)
		19092+0841 (98)
		19094+0944 (99)
19260+21064 <sup>2</sup>	2.0230 ± 0.09182 Jy	
		19198+1423 (102)
		19213+1723 (103)

(1) Calibrador de flujo; (2) Calibrador de fase

Tabla 3.3: Calibradores y fuentes Temporada 3

0542+498 <sup>1</sup>	0.8975 Jy	
00148+61177 <sup>2</sup>	0.0700 Jy	
		23026+5948 (154)
		23140+6121 (155)
		23314+6033 (158)
		23385+6053 (160)
01028+58242 <sup>2</sup>	$3.2913 \pm 0.16173$ Jy	
		00117+6412 (2)
		00420+5530 (5)
04239+41500 <sup>2</sup>	$1.2230 \pm 0.06579$ Jy	
		04579+4703 (7)
05555+39488 <sup>2</sup>	$1.7146 \pm 0.08239$ Jy	
		05137+3919 (8)
		05168+3634 (9)
		05274+3345 (10)
		05345+3157 (11)
05397+14338 <sup>2</sup>	0.0800 Jy	
		05373+2349 (12)
		06056+2131 (15)
06504-16377 <sup>2</sup>	$1.6681 \pm 0.07100$ Jy	
		06584-0852 (28)

(1) Calibrador de flujo; (2) Calibrador de fase



Tabla 3.4: Calibradores y fuentes Temporada 4

1331+305 <sup>1</sup>	1.4344 Jy	
17444-31166 <sup>2</sup>	0.5138 ± 0.00954 Jy	
		17450–2742 (30)
		18014–2428 (36)
		18018–2426 (37)
		18024–2119 (38)
		18024–2231 (39)
18323-10352 <sup>2</sup>	0.5896 ± 0.01041 Jy	
		18144–1723 (45)
		18162–1612 (50)
		18256–0742 (57)
		18278–1009 (59)
		18288–0158 (60)
		18363–0554 (66)
18518+00355 <sup>2</sup>	0.6515 ± 0.01433 Jy	
		18396–0431 (68)
		18424–0329 (70)
		18507+0121 (74)

(1) Calibrador de flujo; (2) Calibrador de fase

Tabla 3.5: Calibradores y fuentes Temporada 5

1331+305 <sup>1</sup>	1.4342Jy	
18518+00355 <sup>2</sup>	0.6724 ± 0.01324 Jy	
		18511+0146 (75)
		18517+0437 (76)
		18527+0301 (77)
		18532+0047 (78)
		18551+0302 (81)
		18565+0349 (82)
		18567+0700 (84)
		18571+0349 (86)
		18586+0106 (87)
22507+55502 <sup>2</sup>	0.2987 ± 0.00529 Jy	
		22172+5549 (143)
		22198+6336 (145)
		22305+5803 (148)
		22506+5944 (151)

(1) Calibrador de flujo; (2) Calibrador de fase

## Capítulo 4

# Másers de metanol clase I en Objetos Protoestelares de Alta Masa

*Basado en el artículo "Class I Methanol Maser Emission in a Sample of High Mass Protostellar Objects" Gómez-Ruiz et al. (2008) que será enviado para su publicación al ApJS (ver parte II).*

Se presenta un estudio de la emisión de metanol clase I en una muestra de 69 fuentes candidatas a Objetos Protoestelares de Alta Masa. El objetivo principal del estudio fue determinar la ocurrencia de esta clase de máser de metanol en HMPOs. La muestra de 69 fuentes incluye también regiones que ya han sido ionizadas (regiones HII UC) y, por lo tanto, son las regiones más evolucionadas de la muestra. La lista completa de la muestra se encuentra en Tabla 6.1 del capítulo 6.

La transición clase I a 44 GHz fue observada con el VLA en la configuración D. El haz sintetizado en esta configuración a esta frecuencia es de  $\sim 1.5$  arcsec. Se usaron un total de 128 canales en un ancho de banda de 3.13 MHz, lo que da una resolución espectral de  $0.17 \text{ km s}^{-1}$  y una cobertura en velocidad de  $21 \text{ km s}^{-1}$ . El RMS típico fue de 55 mJy por canal.

Detectamos másers de metanol a 44 GHz en 29 de las 69 fuentes de la muestra, es decir una tasa de detección del 40%. Un total de 95 componentes máser fueron encontradas, 10 de estas presentan múltiples componentes es-

pectrales que no pudieron ser separadas espacial o espectralmente. Seis de ellas estuvieron mezcladas en espacio pero separadas en velocidad; las otras cuatro estuvieron mezcladas en espacio y en velocidad.

En la muestra, dividida en dos grupos llamados *High* y *Low*, se observó que la mayor tasa de detección (59%) fue hacia el grupo *High*, mientras que el grupo *Low* muestra una tasa de detección menor (27%). El grupo *High* cumple con los criterios de Wood y Churchwell (1989) para regiones HII UC, y estudios de Palla *et al.* (1991) indican que las fuentes en este grupo son más evolucionadas que las fuentes en el grupo *Low*. Sin embargo, Molinari *et al.* (1998) encontró que algunas fuentes en el grupo *Low* ya han desarrollado regiones HII UC. Para diferenciar las regiones en estados evolutivos diferentes en la muestra de 69 fuentes, hemos dividido a esta en regiones que contienen regiones HII UC y candidatos a HMPO.

Encontramos que los máseres de metanol clase I son más comunes donde existen regiones HII UC (tasa de detección de 59%) que hacia los HMPO (tasa de detección de 35%). En las regiones HII UC donde fueron detectados los máseres, estos fueron encontrados a distancias entre 0.05 y 0.6 pc del pico de la emisión centimétrica (ver figura 4.1), y por tanto muy cercanos al gas ionizado, en algunos casos proyectados sobre la región HII UC. Comparando la separación entre los máseres y las fuentes IRAS asociadas a las regiones HII UC y a los candidatos a HMPO, no encontramos una diferencia significativa en la distribución de la separación en ambos tipos de regiones (figura 4.2).

Haciendo uso de los diagramas color-color encontramos que, en el plano [25-12] versus [60-12], la tasa de detección se incrementa hacia colores más rojos, o equivalentemente para fuentes con flujo a 12 micras relativamente débil (figura 4.3). Resultados similares han sido encontrados en estudios previos de máseres de OH, H<sub>2</sub>O y CH<sub>3</sub>OH (clase II), por lo que se da sustento a los indicios de que las condiciones físicas requeridas para la emisión máser aparecen en objetos con índices de colores específicos.

Comparando con observaciones de flujos moleculares en el mm/sub-mm y mediano infrarrojo, se muestra evidencia de que los máseres de metanol están localizados en la interfase entre el flujo molecular y el núcleo molecular circundante. Las componentes máser se encontraron localizadas en zonas que presentan un exceso de emisión en la banda de [4.5]  $\mu\text{m}$  comparada a las

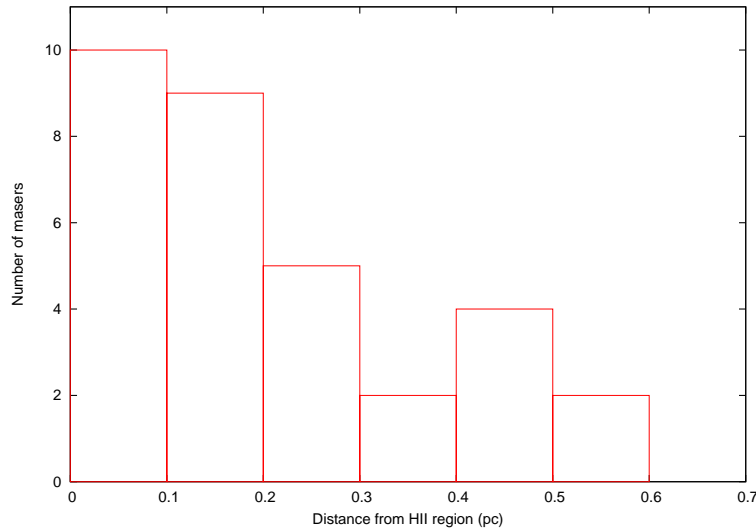


Figura 4.1: Histograma de la distancia proyectada entre las componentes máser y las regiones HII UC.

bandas a  $[5.8] \mu\text{m}$  y  $[8.0] \mu\text{m}$ . Dicho exceso es comúnmente relacionado a la presencia de gas chocado en flujos moleculares (Shepherd et al. 2007). Las imágenes 6.13 a 6.27 en capítulo 6 muestran las posiciones de los máseres a 44 GHz respecto de la emisión de  $4.5 \mu\text{m}$ . En estas imágenes es claro que los máseres se encuentran rodeando a las nebulosidades de  $4.5 \mu\text{m}$ . En algunos casos tuvimos a estos flujos moleculares mapeados en CO (1-0) y SiO (5-4), en cuyo caso también se comprobó la relación del flujo molecular con los máseres (ver figura 4.4).

Adicionalmente, encontramos componentes de emisión que sugieren emisión térmica de metanol, que posiblemente está relacionada al flujo molecular. La emisión térmica es sugerida por los perfiles de la emisión y las temperaturas de brillo correspondientes. Perfiles asimétricos son esperados en la emisión de varias moléculas, cuyas abundancias son afectadas por el paso de ondas de choque en flujos de material interestelar. El ejemplo más típico es la molécula de SiO, la cual muestra perfiles cuya intensidad disminuye gradualmente hacia la velocidad de la nube, pero que tiene una caída abrupta hacia velocidades más altas (Schilke et al. 1997). Este tipo de espectro también ha sido observado en la emisión térmica de metanol, asociado a zonas de gas chocado en flujos moleculares (Bachiller et al. 1995; Van der Tak et al. 2000). En

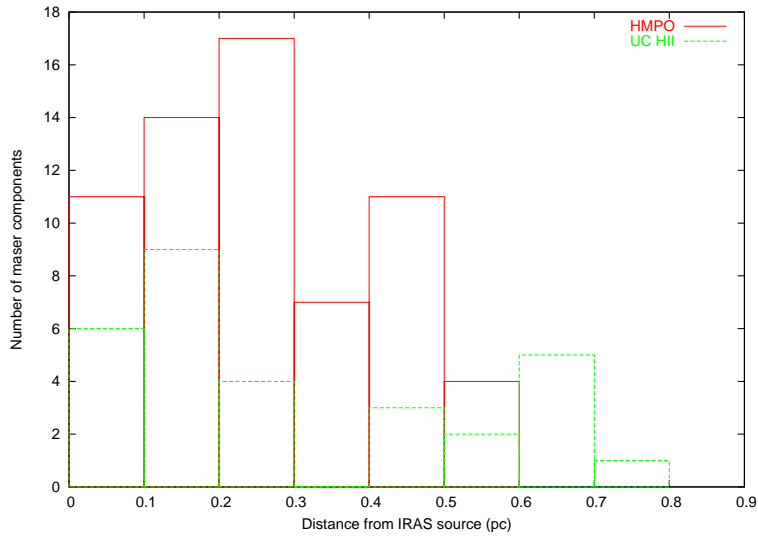


Figura 4.2: Histograma de la distancia proyectada entre las componentes máser y las fuentes IRAS para HMPO y regiones HII UC.

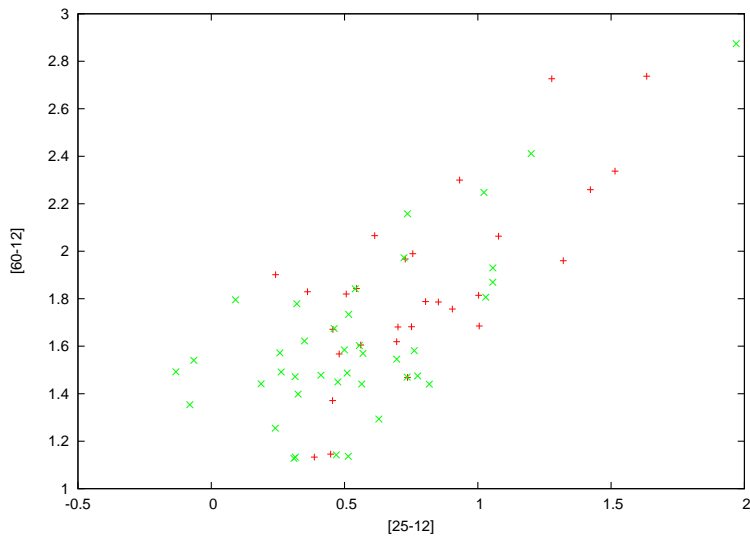


Figura 4.3: Diagrama [25-12] vs [60-12]. Indicadas con símbolos de más rojos son las fuentes con dirección, mientras que las no detecciones se muestran con cruces verdes.

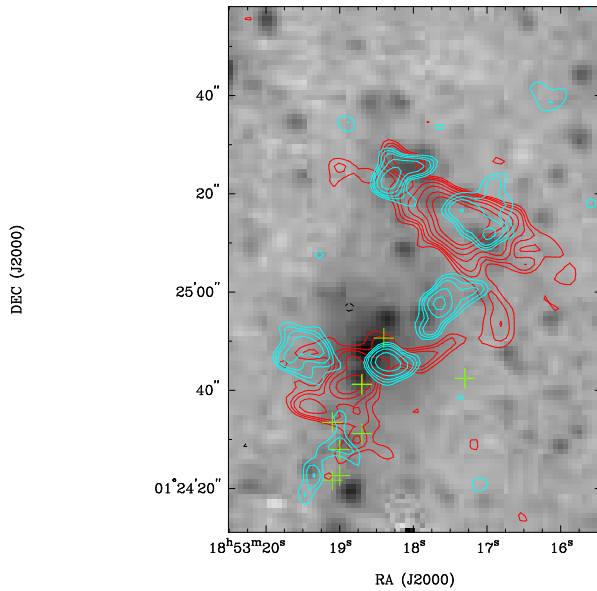


Figura 4.4: Sobreposición de la emisión de alta velocidad de CO (contornos azul y rojo), tomado de Shepherd et al. (2007), sobre la emisión de  $[4.5] \mu\text{m}$  (escala de grises) de IRAS 18507+0121. Las cruces verdes muestran las posiciones de los máseres a 44 GHz.

nuestras observaciones encontramos dos componentes que sugieren estos perfiles asimétricos (ver figuras 4.5 y 4.6). La diferencia aquí es que se observa la posible convivencia de emisión máser con la posible emisión térmica, lo cual implicaría una relación entre ambos procesos. Sin embargo, no descartamos la posibilidad de que esta componente más débil sea la sobreposición de máseres débiles. Observaciones a más alta resolución espacial podrían aclarar este punto, pues con estas sería posible separar estos máseres débiles, de encontrarse a posiciones ligeramente distintas del pico de emisión principal.

En cuanto a la velocidad radial de los máseres, estos se encontraron en un intervalo de velocidad  $\leq 7.6 \text{ km s}^{-1}$ , lo que implica que estos son de baja velocidad comparados con los máseres de metanol clase II o los máseres de agua. Es importante notar que esta baja velocidad contrasta con la velocidad típica de los flujos moleculares ( $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$ ), que es más alta. Por otro parte, Los máseres de  $\text{CH}_3\text{OH}$  clase II presentan intervalos de velocidad de alrededor de  $18 \text{ km s}^{-1}$  (Szymczak y Kus, 2000), por lo que la diferencia en este intervalo, comparado al caso de los clase I reportados aquí, podría

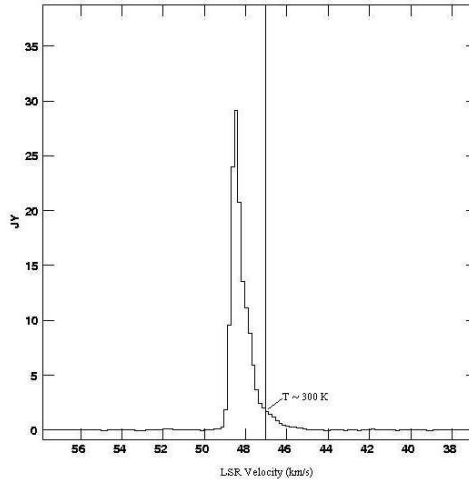


Figura 4.5: Espectro de componente 10 en Mol 45. Este perfil sugiere emisión térmica mezclada con un pico máser. La componente térmica sugerida es indicada por la temperatura de brillo de 300 K. El eje Y es densidad de flujo (Jy) y la línea vertical representa la velocidad de la nube.

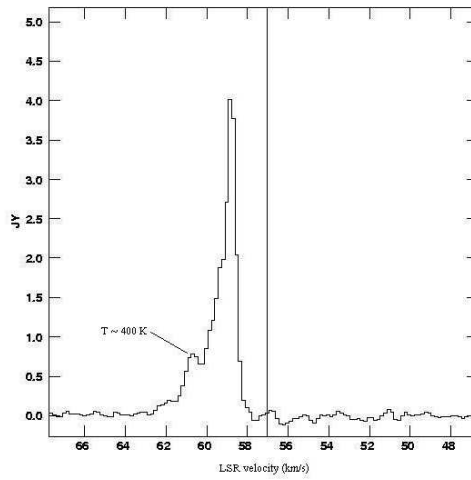


Figura 4.6: Espectro de componente 4 en Mol 74. Este perfil sugiere emisión térmica mezclada con un pico máser. La componente térmica sugerida es indicada por la temperatura de brillo de 400 K. El eje Y es densidad de flujo (Jy) y la línea vertical representa la velocidad de la nube.



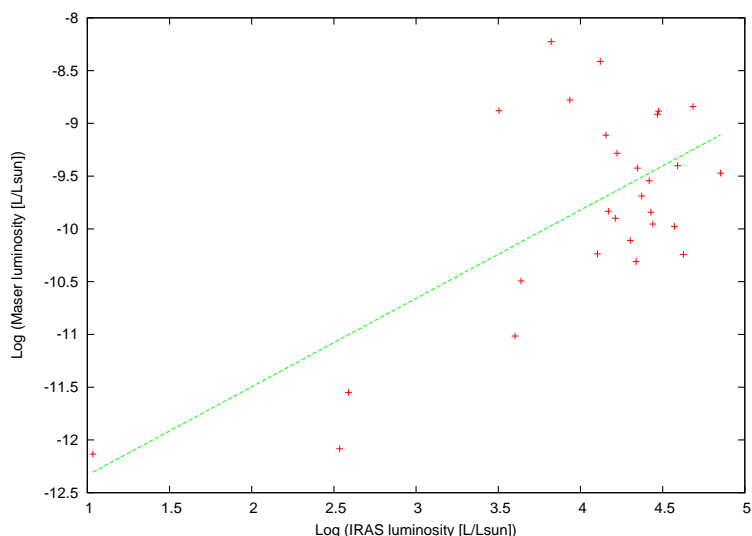


Figura 4.7: Luminosidad IRAS vs luminosidad máser isotrópica. La línea discontinua indica el ajuste lineal por mínimos cuadrados a los datos.

indicar un mecanismo físico de emisión diferente para ambas clases de maser.

Por otro lado, se observa una correlación entre la luminosidad isotrópica de los máseres y la luminosidad de las fuentes IRAS (figura 4.5). Esta relación nos dice que las fuentes IRAS más luminosas son las que excitan más la emisión máser. También encontramos indicios de una relación entre la energía cinética de los flujos moleculares y la luminosidad de los máseres, siendo más luminosos los máseres mientras más energético es el flujo.

En conclusión, el resultado principal del presente trabajo es la relativa baja ocurrencia de máseres de metanol clase I en HMPO comparada a la encontrada en regiones HII UC. Cuando el gas ionizado estuvo presente, los máseres se encontraron en sus cercanías. Por otro lado, los máseres fueron localizados en las inmediaciones del gas chocado por los flujos moleculares, dando soporte a la idea de que estos son generados por la interacción de los flujos con el medio circundante. La aparición simultánea de perfiles térmicos con perfiles máser en el espectro también podría ser un indicio de la relación entre el gas chocado en los flujos y la emisión máser. Curiosamente, aun con su relación con los flujos moleculares, los máseres de metanol clase I fueron

observados a baja velocidad comparados con los másers de metanol clase II y los másers de agua. La baja tasa de detección de másers en objetos candidatos a HMPO también podría ser un indicio de la juventud de estas fuentes, las cuales aún no han desarrollado las condiciones necesarias para la aparición de la emisión máser de cualquiera de las especies vistas en regiones masivas en formación.

# Capítulo 5

## Conclusiones y trabajo futuro

### 5.1. Conclusiones

El resultado principal del presente trabajo fue dar a conocer que tan frecuente es la emisión de la línea de metanol clase I a 44 GHz en una muestra consistente de objetos proto-estelares jóvenes masivos (HMPO's) y regiones HII Ultracompactas (HII UC). Encontramos que esta clase de máser de metanol es más común en regiones HII UC que en HMPO's. Esto último es concordante con las observaciones de otras especies máser, como  $\text{H}_2\text{O}$ , OH y  $\text{CH}_3\text{OH}$  clase II, los que también son mas frecuentes en regiones HII UC. En algunos pocos casos comprobamos la coexistencia de los máseres clase I con máseres de agua. En este sentido el mapeo a alta resolución angular de las fuentes estudiadas en las otras especies máser es necesaria para tener una idea más clara de la relación entre todas estas especies máser que se encuentran en regiones masivas en formación, y saber cual es su rol en la evolución de estas.

Los máseres relacionados con regiones HII UC se encontraron muy cercanos a estas y en algunas ocasiones proyectados sobre el gas ionizado. Sin embargo, no existe evidencia de que la asociación de máseres clase I sea tan estrecha como en el caso de los máseres de metanol clase II y máseres de OH. Es decir, los máseres clase I no son creados por la interacción del gas ionizado con el medio circundante donde se expande este gas. Varias de las fuentes máser fueron detectadas en la ausencia de gas ionizado (23 % de las fuentes muestra), así que la asociación con estas regiones ionizadas no es del

todo relevante, en el sentido de que la aparición de un fenómeno no implica la aparición del otro. Los máseres asociados a estas regiones HII podrían más bien estar localizados en los flujos (O remanentes de estos) que aun se encuentran en la etapa en la que ya se desarrollo la región HII.

Del análisis de los colores encontramos que, al igual que las otras especies máser, los máseres de metanol clase I aparecen en fuentes con índices de color específicos. Confirmamos la importancia del diagrama [25-12] vs [60-12] en los criterios de selección de fuentes con emisión máser.

Encontramos una correlación entre la luminosidad de las fuentes IRAS y la luminosidad isotrópica de los máseres. Esta relación indica que fuentes IRAS más luminosas excitan más a los máseres. Sin embargo, no descartamos que la relación encontrada sea un efecto producido por el inverso cuadrado de la distancia.

En fuentes con estudios a suficiente resolución angular fue posible comprobar la relación de los máseres de metanol clase I con regiones de gas chocado en flujos moleculares. Los máseres parecen estar localizados en los bordes de las regiones de choque, posiblemente trazando la interacción del flujo molecular con el material molecular circundante. Para confirmar la relación con el gas chocado, las imágenes en la banda de 4.5 micras de la cámara IRAC del observatorio Spitzer fueron de particular importancia. Los máseres se encontraron coincidentes con nebulosidades las cuales presentan un exceso de emisión en la banda de 4.5 micras, comparada con las bandas a 5.8 y 8.0 micras. Estudios más detallados de la emisión en el mediano infrarrojo serían importantes para caracterizar las regiones de gas chocado y saber cómo se comparan sus propiedades con las condiciones de emisión máser.

Otro punto importante de la tesis es nuestra propuesta de la relación entre los perfiles de emisión térmica relacionados a choques con los perfiles de emisión máser clase I. Aunque pocas son las componentes con estos perfiles característicos, parecen encajar bien en la explicación del incremento de las abundancias producidas por los choques y por medio de ello la aparición de las condiciones necesarias para el efecto máser. Resulta un tanto intrigante que sean tan pocos los ejemplos de estos perfiles si el bombeo colisional es el responsable de la inversión de poblaciones que produce la emisión de los máseres de metanol clase I. Se requieren modelos teóricos para aclarar estos

puntos.

## 5.2. Trabajo futuro

El trabajo futuro consiste en la reducción y análisis de la otra mitad de los datos de las observaciones, la cual contiene los canales libres de la emisión de línea. El mapeo del continuo a 7 mm podría revelar estructuras relacionadas a discos o también regiones de gas ionizado que no han sido reveladas por las observaciones previas. Otro paso obvio en la continuación de este trabajo de investigación es la observación a más alta resolución angular, con el VLA en configuraciones más extendidas, de fuentes selectas que mostraron la emisión máser. En particular, aquellas fuentes en las que creemos existen componentes máser mezcladas con emisión térmica. La observación de esta misma transición máser de metanol en las 69 fuentes de S02 serían de mucha utilidad para mejorar la estadística en los análisis, por ejemplo los concernientes a los índice de colores o flujos del mediano infrarrojo. También dichas observaciones nos darían la oportunidad de comparar las posiciones de los másers clase I con los de clase II y másers de agua que ya fueron observados interferométricamente por Beuther et al.(2002) en esta muestra. Observaciones interferométricas de másers de agua y metanol clase II serían también importantes en la muestra de M96, y de esta manera tener completamente muestreados las principales especies máser en ambas muestras de objetos protoestelares jóvenes masivos.

# Capítulo 6

## Class I methanol maser emission in a sample of High Mass Protostellar Objects

### 6.1. Introduction

Massive star formation begins with cold massive gas cores and ends with the ionization of the circumstellar gas by the newly formed massive star (e.g. Beuther *et al.* (2007)). Hot molecular cores (HMCs), molecular outflows and maser emission of different molecular species are common phenomena during the early stages, which are characterized by the so-called High Mass Protostellar Objects (HMPOs), typically defined as a stage prior to the formation of ionized regions (Hypercompact (HC)/ or Ultracompact (UC) HII regions).

Owing to its internal structure, the methanol ( $\text{CH}_3\text{OH}$ ) molecule presents a particularly rich microwave spectrum. Both thermal and maser emission have been detected, and the latter has been classified into two types. The original classification scheme was based strongly on the association of maser emission with other star formation phenomena and also spectral characteristics, such as the presence or absence of a certain transition, if it is in emission or absorption, and the spectral complexity (Menten, 1991a). Class I methanol masers are usually observed offset from UC HII regions (up to  $\sim 1$  pc), OH and  $\text{H}_2\text{O}$  masers, and FIR sources. Class I methanol masers usually occur in high-velocity outflows and cloud-cloud collisions, and collisional excita-

tion has been proposed as the pumping mechanism (Menten, 1996). Class II methanol masers are usually found in close proximity to massive protostars suggesting radiative excitation as the pumping mechanism (Menten, 1991a; Cragg *et al.*, 1992). Class I masers are distributed over a narrower velocity range than H<sub>2</sub>O masers, while class II methanol masers have a velocity range similar to that of OH masers and the complexity of their spectra is similar to those of H<sub>2</sub>O (Menten, 1991a).

The most widespread and strongest emission of the class I methanol masers is the  $7_0 \rightarrow 6_1 A^+$  transition at 44 GHz (Bachiller *et al.*, 1990; Haschick *et al.*, 1990). Recent surveys of the 44 GHz line have suggested modifications to the original criteria by which class I masers were typified. Slysh *et al.* (1994) searched a sample of 250 sources and found that the 44 GHz maser emission sometimes coincides with H<sub>2</sub>O, OH and 6.7 GHz (class II) CH<sub>3</sub>OH masers, suggesting an overlap between Class I and Class II masers. They proposed a classification based only on the emitting transitions, and not on the relation with the type of astronomical object. Kurtz *et al.* (2004) support this view, noting that for 22 compact HII regions in their sample, most of the 44 GHz masers were less than 0.5 pc distant, with 0.2 pc as the median separation. Additionally, they found in some cases a spatial coincidence of 44 GHz masers with water and 6.67 GHz (class II) methanol masers, at odds with the original classification scheme.

Searching for candidates of pre-ultracompact HII regions, which have not yet ionized the surrounding medium, several authors have developed samples of candidate HMPOs. Principal among these are the Molinari sample (Molinari *et al.* (1996); hereafter M96) and the Sridharan sample (Sridharan *et al.* (2002); hereafter S02). Both samples were selected to avoid star forming regions that have already developed UC HII regions. These authors selected the HMPOs candidates applying different selection criteria to the IRAS Point Source Catalog (IRAS-PSC). M96 selected their sample from the catalog of 260 sources of Palla *et al.* (1991) (P91) which have IRAS colors typical of compact molecular clouds. About a half of the 260 have colors typical of UC HII regions according to the (Wood & Churchwell, 1989) criteria, and they were termed as the *High* sub-sample. The remaining sources were called *Low* sources. M96 choose 163 sources from P91 including *High* and *Low* sources. The S02 sample consist of 69 sources all of which meet the Wood & Churchwell (1989) criteria for UC HII regions. In addition they were detected in CS

(Bronfman *et al.*, 1996) and they are bright at FIR wavelengths ( $F_{60} > 90$  Jy and  $F_{100} > 500$  Jy).

Zhang *et al.* (2001, 2005) searched for CO outflows in a sub-sample of 69 sources from M96. In this paper we present Very Large Array observations of the 44 GHz maser line of the Zhang *et al.* sub-sample of 69 sources from Molinari *et al.* (1996). The primary aim of this work is to determine the occurrence of this maser in a homogeneous sample of HMPOs. An additional aim is to provide precise (sub-arcsecond) positions for the masers to assist in further studies of their place in the high-mass star formation process.

## 6.2. Observations and data reduction

Observations were made with the VLA of the NRAO<sup>1</sup> in the D configuration in five observing runs on 2007 March 22 and 30, and 2007 April 2, 20 and 30. The correlator was configured in a dual IF mode. One IF was centered on the CH<sub>3</sub>OH (7<sub>0</sub>-6<sub>1</sub>) transition ( $\nu_0 = 44.069430$  GHz). A total of 128 channels were used in a 3.13 MHz bandwidth for the methanol line, giving a resolution of 0.17 km s<sup>-1</sup> and a velocity coverage of 21 km s<sup>-1</sup>. The pointing center for each source was the position of the IRAS source and the band center velocity taken from the ammonia observations of M96 (see table 6.1). The observation mode was fast-switching, with a typical time on source of 8–10 min. Reference pointing was performed approximately every hour or when changing to a new phase calibrator. No band pass calibration was applied.

The second IF, of 25 MHz bandwidth, was centered 50 MHz lower in frequency. This IF was used to observe the pseudo-continuum. These data are not presented in this paper. In order to use the E-VLA antennas, we did not apply on-line Doppler tracking, rather, we used absolute sky frequencies. The corresponding LSR velocities were inserted into the data headers after observations, using the PUTHEAD verb in AIPS.

The data were calibrated and imaged using the AIPS package. Self-calibration was performed for sources with sufficient signal-to-noise ratio.

---

<sup>1</sup>The National Radio Astronomy Observatory is operated by Associated Universities, Inc., under contract with the National Science Foundation



For each source the strongest and most-isolated maser was selected as the model for the phase self-calibration. When appropriate, a second iteration in phase and amplitude was performed. Using the self-calibrated data, an initial image cube was made with CLEAN boxes around each maser, with imsize of 512 and cellsize of 0.3 arcsec. These cubes were inspected for additional (weaker) masers, which, if found, were assigned CLEAN boxes. The final cube was made by setting CLEAN boxes for all maser components and CLEANed to a flux cutoff of four times the theoretical noise level. These final images were made with imsize of 256 and cellsize of 0.3 arcsec. The average synthesized beam achieved was  $\sim 2.0 \times 1.5$  arcsec. Sources with low signal-to-noise (which were not self-calibrated) were imaged in the same way.

Table 6.1 lists the 69 sources observed. The table gives the Molinari and IRAS designations, the J2000 coordinates of the IRAS source, the central velocity observed, and channel map rms noise. Mol 136, Mol 139 and Mol 139 were not calibrated because phase calibrator was too weak.

Tabla 6.1: Observed Source List

Mol Num	IRAS Num	$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "	Central Vel km s <sup>-1</sup>	Channel Map rms mJy beam <sup>-1</sup>
2	00117+6412	00 14 27.7	+64 28 46	-36.3	56
3	00420+5530	00 44 57.6	+55 47 18	-51.2	46
7	04579+4703	05 01 39.7	+47 07 23	-16.5	53
8	05137+3919	05 17 13.3	+39 22 14	-25.4	48
9	05168+3634	05 20 16.2	+36 37 21	-15.1	54
10	05274+3345	05 30 45.6	+33 47 52	-3.8	52
11	05345+3157	05 37 47.8	+31 59 24	-18.4	58
12	05373+2349	05 40 24.4	+23 50 54	+2.3	52
15	06056+2131	06 08 41.0	+21 31 01	+2.6	60
28	06584-0852	07 00 51.5	-08 56 29	+41.3	62
30	17450-2742	17 48 09.3	-27 43 21	-16.6	82
36	18014-2428	18 04 29.6	-24 28 47	+13.0	75
37	18018-2426	18 04 53.9	-24 26 41	+10.7	96
38	18024-2119	18 05 25.4	-21 19 41	+0.5	58
39	18024-2231	18 05 30.6	-22 31 36	+16.1	67
45	18144-1723	18 17 24.5	-17 22 13	+47.3	54

Tabla 6.1 – continue

Mol Num	IRAS Num	$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "	Central Vel km s <sup>-1</sup>	Channel Map rms mJy beam <sup>-1</sup>
50	18162-1612	18 19 07.5	-16 11 21	+61.7	53
57	18256-0742	18 28 20.5	-07 40 22	+36.7	48
59	18278-1009	18 30 35.2	-10 07 12	+97.7	44
60	18288-0158	18 31 26.7	-01 56 35	+3.8	41
66	18363-0554	18 39 03.7	-05 52 15	+65.2	44
68	18396-0431	18 42 18.8	-04 28 37	+97.4	48
70	18424-0329	18 45 03.3	-03 26 49	+47.9	44
74	18507+0121	18 53 17.4	+01 24 55	+57.2	45
75	18511+0146	18 53 38.1	+01 50 27	+56.5	39
76	18517+0437	18 54 13.8	+04 41 32	+43.7	35
77	18527+0301	18 55 16.5	+03 05 07	+75.8	46
78	18532+0047	18 55 50.7	+00 51 22	+58.4	36
81	18551+0302	18 57 42.1	+03 06 04	+57.0	41
82	18565+0349	18 59 03.4	+03 53 22	+91.5	37
84	18567+0700	18 59 13.6	+07 04 47	+29.4	42
86	18571+0349	18 59 40.0	+03 53 35	+56.2	38
87	18586+0106	19 01 10.6	+01 11 16	+38.0	44
91	19012+0505	19 03 43.5	+05 09 49	+40.4	46
93	19043+0726	19 06 47.7	+07 31 38	+58.9	61
97	19088+0902	19 11 15.9	+09 07 27	+59.6	59
98	19092+0841	19 11 37.4	+08 46 30	+58.0	58
99	19094+0944	19 11 52.0	+09 49 46	+65.3	65
102	19198+1423	19 22 07.7	+14 29 20	+58.9	36
103	19213+1723	19 23 37.0	+17 28 59	+41.7	44
104	19282+1814	19 30 28.0	+18 20 53	+24.1	171
108	19368+2239	19 38 58.1	+22 46 32	+36.4	80
109	19374+2352	19 39 33.2	+23 59 55	+36.9	84
110	19388+2357	19 40 59.4	+24 04 39	+34.6	113
114	20050+2720	20 07 06.7	+27 28 53	+6.4	89
115	20056+3350	20 07 31.5	+33 59 39	+9.4	83
116	20062+3550	20 08 09.8	+35 59 20	+0.6	113
117	20099+3640	20 11 46.4	+36 49 37	-36.4	49
118	20106+3545	20 12 31.3	+35 54 46	+7.8	51
119	20126+4104	20 14 26.0	+41 13 32	-3.9	43

**Tabla 6.1 – continue**

Mol Num	IRAS Num	$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "	Central Vel km s <sup>-1</sup>	Channel Map rms mJy beam <sup>-1</sup>
121	20188+3928	20 20 39.3	+39 37 52	+1.5	40
122	20217+3947	20 23 31.7	+39 57 23	-0.9	43
123	20220+3728	20 23 55.7	+37 38 10	-2.7	46
125	20278+3521	20 29 46.9	+35 31 39	-4.5	42
126	20286+4105	20 30 27.9	+41 15 48	-3.8	111
129	20333+4102	20 35 09.5	+41 13 18	+8.4	217
131	20444+4629	20 46 08.3	+46 40 41	-4.1	165
133	21078+5211	21 09 25.2	+52 23 44	-6.1	151
136	21307+5049	21 32 31.5	+51 02 22	-46.7	a
138	21391+5802	21 40 42.4	+58 16 10	+0.4	a
139	21519+5613	21 53 39.2	+56 27 46	-63.2	a
143	22172+5549	22 19 09.0	+56 04 45	-43.8	43
145	22198+6336	22 21 27.6	+63 51 42	-11.3	49
148	22305+5803	22 32 24.3	+58 18 58	-51.9	37
151	22506+5944	22 52 38.6	+60 00 56	-51.4	39
154	23026+5948	23 04 45.7	+60 04 35	-51.1	84
155	23140+6121	23 16 11.7	+61 37 45	-51.5	60
158	23314+6033	23 33 44.4	+60 50 30	-45.4	61
160	23385+6053	23 40 53.2	+61 10 21	-50.0	59

a- No calibrado

## 6.3. Results

### 6.3.1. General Results

We detected 44 GHz methanol masers in 29 of the 69 sources of the sample, or a 40% detection rate. A total of 95 maser components were found in the survey. The parameters of these masers are presented in Table 6.2. Column (1) gives the Molinari designation of the field, column (2) specifies the number of the maser component assigned in order of increasing right ascension, columns (3) and (4) are the positions of the component in RA(J2000) and DEC(J2000), respectively, obtained by a two-dimensional Gaussian fit, column (5) is the  $V_{LSR}$  of the peak channel, column (6) gives the flux density of a Gaussian fit to the peak channel, and column (7) is the full width at

zero intensity (FWZI) of the maser line (at a  $4\sigma$  level). When multiple velocity components are found at the same position, we give the total velocity range. Column (8) gives the velocity integrated flux of each maser component.

Ten of the 95 masers present multiple components that could not be separated spatially and/or spectrally. Six of these were blended spatially but were separated in velocity; the other four were blended in space and velocity. The median FWZI is  $1.0 \text{ km s}^{-1}$ , with a maximum value of  $3.15 \text{ km s}^{-1}$  and  $0.16 \text{ km s}^{-1}$  (the channel width) as the minimum. The strongest maser detected has a flux density of 579 Jy.

Tabla 6.2: 44 GHz Masers

Source #	Mol	Maser Num	Maser Peak Position		$v_{LSR}$ km s $^{-1}$	$S_{\text{m}\acute{a}\text{x}}$ Jy	$\Delta v$ km s $^{-1}$	$\int Sdv$ Jy km s $^{-1}$	Note
			$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "					
10		1	05 30 47.17	+33 47 58.1	-3.0	0.61	0.83	0.28	
		2	05 30 47.53	+33 47 56.1	-2.8	2.00	1.83	1.18	
		3	05 30 47.62	+33 47 52.2	-3.5	2.93	1.16	0.84	a
		4	05 30 47.68	+33 47 56.5	-3.1	0.53	1.49	0.27	a
		5	05 30 47.80	+33 47 55.3	-2.8	0.49	0.66	0.15	
		6	05 30 47.98	+33 47 56.3	-3.0	0.40	0.83	0.22	
37		1	18 04 53.01	-24 26 40.5	+10.9	579.41	1.16	329.51	
38		1	18 05 24.94	-21 19 15.4	-1.0	0.69	1.00	0.42	
		2	18 05 25.39	-21 19 16.9	0	11.19	1.49	6.44	
		3	18 05 25.86	-21 19 24.8	-0.3	2.67	1.83	0.57	
		4	18 05 25.86	-21 19 24.8	+1.8	0.36	0.17	0.01	
		5	18 05 25.89	-21 19 23.6	-0.8	2.79	0.66	1.01	a
		6	18 05 26.10	-21 19 27.2	+2.5	0.56	0.50	0.19	
45		1	18 17 22.93	-17 22 13.5	+48.3	6.82	2.99	5.55	
		2	18 17 23.09	-17 22 14.4	+49.0	5.27	1.33	1.05	a
		3	18 17 23.09	-17 22 17.8	+48.6	0.28	1.99	0.33	
		4	18 17 23.10	-17 22 17.4	+47.5	0.59			
		5	18 17 23.22	-17 22 14.7	+47.6	1.05	3.15	1.48	
		6	18 17 23.43	-17 22 10.9	+46.6	0.39			
		7	18 17 23.34	-17 22 11.3	+47.3	9.37	1.99	3.64	
		8	18 17 23.34	-17 22 11.3	+46.0	1.28			
		9	18 17 24.07	-17 22 13.8	+48.5	45.14	2.66	16.31	

**Tabla 6.2 – continue**

Source #	Mol	Maser Num	Maser Peak Position			$v_{LSR}$ km s <sup>-1</sup>	$S_{\text{máx}}$ Jy	$\Delta v$ km s <sup>-1</sup>	$\int S dv$ Jy km s <sup>-1</sup>	Note
			$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "						
		10	18 17 24.06	-17 22 13.8	+48.0	14.34				
50		1	18 19 07.60	-16 11 24.6	+64.0	1.09	0.66	0.46		
		2	18 19 07.63	-16 11 25.4	+62.2	11.19	1.16	6.82		
68		1	18 42 17.91	-04 28 56.5	+97.4	0.34	0.83	0.52		
		2	18 42 17.88	-04 28 55.6	+97.1	0.34				
74		1	18 53 17.30	+01 24 42.4	+54.9	1.40	1.66	0.98		
		2	18 53 17.30	+01 24 42.4	+55.5	0.82				
		3	18 53 18.46	+01 24 50.6	+58.2	1.33	1.16	0.51		
		4	18 53 18.68	+01 24 41.2	+60.2	21.12	2.66	7.76		
		5	18 53 18.69	+01 24 41.2	+59.7	6.85				
		6	18 53 18.73	+01 24 31.1	+58.9	5.69	3.15	4.55		
		7	18 53 19.07	+01 24 22.6	+57.5	0.69	0.33	0.15		
		8	18 53 19.05	+01 24 27.9	+57.7	2.65	0.50	0.75	a	
		9	18 53 19.06	+01 24 33.4	+59.7	3.42	1.33	2.05		
		10	18 53 19.13	+01 24 21.7	+58.7	0.42	0.33	0.08		
75		1	18 53 37.71	+01 50 25.5	+56.3	1.14	0.50	0.39		
76		1	18 54 13.81	+04 41 34.0	+42.2	0.33	0.33	0.09		
		2	18 54 14.46	+04 41 44.5	+44.2	1.28	1.83	1.05	a	
		3	18 54 14.73	+04 41 42.9	+43.5	3.32	1.00	2.30		
77		1	18 55 16.77	+03 05 06.9	+75.5	1.00	0.33	0.27		
78		1	18 55 51.18	+00 51 12.3	+56.9	0.66	0.33	0.20		
		2	18 55 51.34	+00 51 26.4	+60.6	0.81	1.33	0.66	b	
		3	18 55 51.35	+00 51 26.4	+62.2	0.37	0.83	0.24	b	
81		1	18 57 41.57	+03 06 02.9	+56.0	0.71	0.50	0.24		
		2	18 57 41.81	+03 06 02.7	+56.0	2.88	0.83	1.17	b	
		3	18 57 41.81	+03 06 02.7	+54.7	0.91	1.00	0.58	b	
		4	18 57 41.87	+03 06 09.2	+56.3	0.54	0.50	0.19	b	
		5	18 57 41.87	+03 06 09.6	+55.3	0.41	0.50	0.16	b	
82		1	18 59 03.73	+03 53 42.8	+90.2	1.37	1.00	0.74		
93		1	19 06 47.84	+07 31 41.9	+58.2	8.92	1.66	0.12		
97		1	19 11 17.34	+09 07 33.1	+58.1	12.91	1.83	5.13	a	
98		1	19 11 38.76	+08 46 37.9	+58.0	5.68	0.50	1.71	b	
		2	19 11 38.78	+08 46 38.1	+57.5	0.49	0.66	0.32	b, a	

Tabla 6.2 – continue

Source # Mol	Maser Num	Maser Peak Position		$v_{LSR}$ km s <sup>-1</sup>	$S_{\text{máx}}$ Jy	$\Delta v$ km s <sup>-1</sup>	$\int S dv$ Jy km s <sup>-1</sup>	Note
		$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "					
	3	19 11 38.77	+08 46 33.1	+57.3	1.24	1.00	0.65	
	5	19 11 39.08	+08 46 34.2	+57.3	0.30	0.33	0.07	
	4	19 11 39.12	+08 46 30.7	+56.2	0.53	0.66	0.23	
99	1	19 11 51.47	+09 49 41.7	+66.0	0.62	0.83	0.28	
102	1	19 22 08.10	+14 29 17.2	+57.2	0.35	0.33	0.09	
108	1	19 38 56.31	+22 46 29.3	+38.6	1.56	2.0	3.03	
	2	19 38 56.30	+22 46 29.4	+36.7	1.23	3.0	3.03	
	3	19 38 56.74	+22 46 31.3	+36.1	5.64	1.16	1.92	
	4	19 38 56.82	+22 46 33.1	+37.9	18.55	1.00	7.56	
	5	19 38 57.24	+22 46 34.8	+36.6	0.73	1.49	0.70	
	6	19 38 57.34	+22 46 37.3	+35.1	0.71	0.33	0.13	
	7	19 38 57.45	+22 46 37.7	+36.9	0.56	0.66	0.20	
	8	19 38 57.47	+22 46 35.8	+35.6	0.58	0.16	0.07	
	9	19 38 57.58	+22 46 38.0	+43.5	0.46	0.50	0.15	
	10	19 38 57.74	+22 46 35.7	+35.9	1.33	0.66	0.45	
	11	19 38 57.85	+22 46 36.9	+37.2	0.48	0.50	0.15	
	12	19 38 58.14	+22 46 37.3	+38.2	0.67	0.50	0.23	
	13	19 38 59.18	+22 46 46.0	+36.1	1.30	0.16	0.19	
109	1	19 39 35.10	+23 59 43.1	+34.2	1.32	0.66	0.58	
	2	19 39 35.17	+23 59 39.1	+34.6	0.53	0.33	0.13	
110	1	19 40 59.04	+24 04 44.2	+35.1	1.77	1.33	1.53	
	2	19 40 59.06	+24 04 44.5	+34.4	0.61			
114	1	20 07 06.20	+27 28 58.5	+7.4	1.16	0.16	0.17	
115	1	20 07 31.51	+33 59 46.9	+8.9	0.76	0.33	0.19	
	2	20 07 31.60	+33 59 44.7	+10.1	0.51	0.33	0.14	
116	1	20 08 10.23	+35 59 29.0	+0.20	12.04	1.33	7.42	
	2	20 08 10.33	+35 59 23.5	-0.30	1.29	0.50	0.35	
119	1	20 14 25.18	+41 13 36.1	-2.4	2.47	2.16	1.75	
	2	20 14 25.22	+41 13 34.9	-2.4	2.16	1.33	1.14	
	3	20 14 25.31	+41 13 40.6	-3.1	1.14	0.33	0.30	
	4	20 14 25.42	+41 13 37.7	-3.2	4.24	1.49	2.36	
	5	20 14 26.72	+41 13 29.7	-4.4	2.84	0.83	1.20	
121	1	20 20 39.79	+39 38 15.3	+2.3	1.88	1.33	1.23	

**Tabla 6.2 – continue**

Source #	Maser Mol	Maser Peak Position		$v_{LSR}$ km s <sup>-1</sup>	$S_{\text{máx}}$ Jy	$\Delta v$ km s <sup>-1</sup>	$\int S dv$ Jy km s <sup>-1</sup>	Note
		$\alpha$ (J2000) h m s	$\delta$ (J2000) ° ' "					
126	1	20 30 28.98	+41 15 47.2	-3.5	1.07	0.16	0.13	
	2	20 30 29.16	+41 15 49.5	-4.0	6.29	1.00	2.67	
151	1	22 52 37.94	+60 00 46.6	-51.2	0.52	0.33	0.12	
	2	22 52 38.13	+60 00 40.0	-50.7	0.59	1.16	0.38	a
	3	22 52 38.34	+60 00 47.2	-51.1	1.37	0.83	0.50	
	4	22 52 38.83	+60 00 44.1	-52.6	1.03	0.33	0.33	b
	5	22 52 39.66	+60 00 44.0	-52.2	0.54	0.50	0.09	
	6	22 52 39.86	+60 00 41.7	-51.7	2.54	1.49	1.69	
160	1	23 40 54.59	+61 10 29.4	-52.0	0.75	0.33	0.49	

Notas: (a) Componentes multiples; (b) componentes mezcladas

### 6.3.2. Comments on selected sources

#### IRAS 05274+3345 (Mol 10)

Mol 10 does not present a high level of star formation activity: its IRAS luminosity is  $3 \times 10^3 L_{\odot}$ , but molecular emission is very weak (Estalella *et al.*, 1993). Toward the east of the IRAS source, centimeter and millimeter continuum emission reveal a cluster of five protostars (the AFGL 5142 region: Zhang *et al.* (2007); Hunter *et al.* (1995, 1999)). Associated with the continuum cores there exist at least four bipolar outflows. The main outflow (named outflow A by Zhang *et al.* 2007) was reported by Hunter *et al.* (1999) in a north-south direction in SiO emission, but recent mm/submm observations show that at least another three outflows are present in different directions (Zhang *et al.* 2007). Water masers and IR emission are coincident with shocked regions within the outflow lobes (Zhang *et al.* 2007; Hunter *et al.* 1995, 1999).

Our VLA observations do not show maser emission near the IRAS source, but masers are found in the southern part of the outflow region AFGL 5142 (the northern part was not covered by the VLA primary beam). The positions of the maser components in AFGL 5142 confirm their relation with shocked molecular gas along the outflow lobes, as shown in figure 6.1. One of the maser spots is located close to the IR knot toward the southern lobe of outflow A.

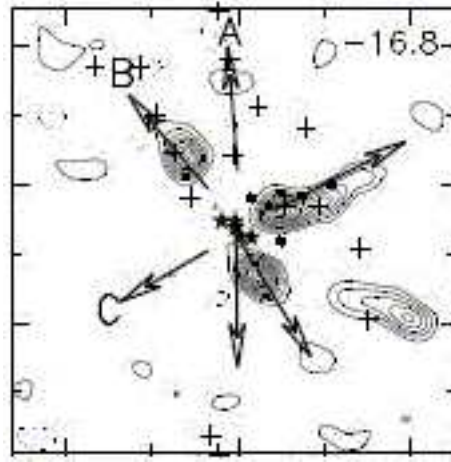


Figura 6.1: Multiple outflows in the AFGL5142 region. Image shows channel  $-16.8 \text{ km s}^{-1}$  of the CO(2-1) emission in contours from Zhang *et al.* (2007). Stars denote millimeter continuum sources while plus symbols the near infrared H<sub>2</sub> emission. Our 44 GHz methanol masers are indicated by filled circles. Arrows show the direction of the bipolar outflows labeled A, B and C.

The remaining maser components are associated with the western lobe of outflow C, some of them surrounding the IR knots.

### IRAS 18507+0121 (Mol 74)

This massive star forming region is located in an infrared dark cloud (IRDC) which consists of nine millimeter cores (Shepherd *et al.*, 2007). The millimeter core MM2 is associated with the IRAS source which has already developed an UC HII region (Miralles *et al.*, 1994; Molinari *et al.*, 1998). Centimeter continuum flux is consistent with a ZAMS B0 star (Shepherd *et al.*, 2004). VLA observations show H<sub>2</sub>O masers toward MM1, MM3 and MM4 (Wang *et al.*, 2006). These cores present bolometric luminosities of  $3.2 \times 10^4$ ,  $9.0 \times 10^3$ , and  $1.2 \times 10^4 L_{\odot}$ , respectively (Rathborne *et al.*, 2005), suggesting that they are high-mass protostars.

Shepherd *et al.* (2007) report three outflows centered on, or near the UC HII region (G34.4+0.23), and two other outflows from the millimeter



core G34.4+0.23 MM (MM3). Figure 6.2 presents CO high-velocity emission tracing the molecular outflows overlaid with the 44 GHz maser positions. All the maser spots are located around the UC HII region, and some of them are coincident with the outflow lobes. It is interesting to note that no maser emission was found toward the outflows from MM3. On the other hand, two methanol masers are closely related with water masers in MM1 and MM4.

### IRAS 20126+4104 (Mol 119)

This well-known massive star formation region contains a luminous ( $L_{bol} = 10^4 L_{\odot}$ ) central source driving a bipolar outflow in the SE-NW direction (Cesaroni *et al.*, 1997, 1999). At a scale of  $10''$  shocked gas is traced by the emission of SiO and H<sub>2</sub> (Cesaroni *et al.*, 1997). Molinari *et al.* (1998) report a non-detection (at a rms of 0.15 mJy) of 6 cm continuum emission, which indicates that this protostar has not developed an UC HII region and hence is in a very early evolutionary phase.

We find 44 GHz methanol masers located around the outflow region and coincident with the shocked regions, consistent with the observations of Kurtz *et al.* (2004). As shown in their figure 19, components 1 to 4 are located along the edge of the NW SiO knot, and component 5 is seen at the edge of the SE SiO knot. We also show in figure 6.27 that methanol masers surround the 4.5 micron emission, which likely traces shocked regions. Thus the positions of the masers with respect to the other tracers suggest that these masers originate in the interface between the shocked molecular gas and the surrounding core.

## 6.4. Discussion

### 6.4.1. 44 GHz methanol masers in HMPO's and UC HII regions

#### Methanol masers in *Low* and *High* sources

M96 chose their sample to include two groups: the “*High*” group has sources with colors similar to UC HII regions according to the Wood & Churchwell (1989) criteria ( $[25-12] \geq 0.57$  and  $[60-12] \geq 1.3$ ), while the remaining sources were termed the “*Low*” group. Based on colors, Palla *et al.*

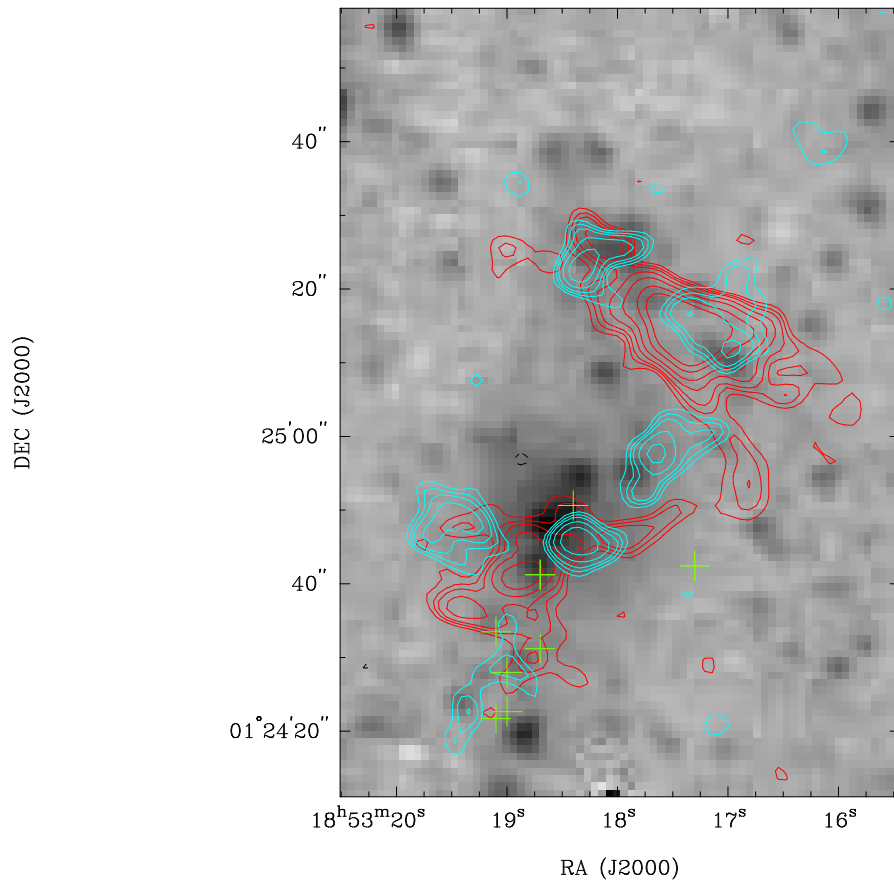


Figura 6.2: Overlay of CO high-velocity emission (red and blue contours) from Shepherd et al. (2007) on the [4.5] micron emission (grey scale) toward IRAS 18507+0121. The green plus symbols show the 44 GHz methanol maser positions.

(1991) suggested that *Low* sources are in an earlier evolutionary stage than *High* sources. This suggestion was confirmed by Molinari *et al.* (1996, 1998, 2000, 2002). In the sample of 69 sources that we observed there are 37 *Low* sources and 32 *High* sources. In 10 of the 37 *Low* sources ( $\sim 27\%$ ) we detect methanol maser emission; while 19 of the 32 *High* sources ( $\sim 59\%$ ) present methanol masers. Hence, we find a two times higher maser detection rate within the *High* sources. This results also holds for the other three maser types observed in the sample. Water masers present a higher detection rate toward *High* sources (46%), while the highest detections rates of 25% and 26% were found toward the *High* sub-sample for class II CH<sub>3</sub>OH and OH masers, respectively (Edris *et al.*, 2007).

As indicated by M96, *Low* group contains objects in two different evolutionary stages: one with and one without UC HII regions. This presents a problem if we want to use *Low* and *High* sources to compare the properties of the maser emission in HMPO's and UC HII regions. In the following section we distinguish between masers associated with UC HII regions and masers associated with HMPOs. We consider important to distinguish these two different populations of methanol masers in the analysis of the maser emission. Considering UCHII regions and HMPO's separately (using Tables 3 and 4) we found a similar tendency in the detection rate. For UCHII regions 13 of 22 sources (59%) present class I methanol maser emission, while 16 of 45 HMPOs (35%) show masers. Thus, the contamination of UC HII regions in the *Low* sources does not modify the result that class I methanol masers are more common in the more evolved regions of the sample.

### **Association with IRAS sources and UC HII regions**

Molinari *et al.* (1998) observed all but two of the 69 sources in our sample, using the VLA at 6 and 2 cm to search for continuum emission. Although continuum emission was found in 37 fields, in only 22 cases was it within 40'' of the IRAS sources (the distance criterion of Molinari *et al.* 1998 to relate the continuum emission with the IRAS sources). In Table 6.3 we list the 22 IRAS sources with nearby UC HII regions and in Table 6.4 we list the 47 sources with no (or distant) continuum emission. Because Molinari *et al.* (1998) did not detect centimeter continuum emission in these 47 fields or if detected it was  $> 40''$  from IRAS source, these 47 are deemed to be HMPO candidates. For the IRAS-associated UCHII regions we found that 13 of 29

(45 %) show maser emission.

Tabla 6.3: IRAS-related UC HII regions

Mol Name	IRAS Name	44 GHz maser detection
37	18018-2426	Yes
50	18162-1612	Yes
68	18396-0431	Yes
74	18507+0121	Yes
78	18532+0047	Yes
81	18551+0302	Yes
82	18565+0349	Yes
84	18567+0700	No
91	19012+0505	No
93	19043+0726	Yes
97	19088+0902	Yes
102	19198+1423	Yes
103	19213+1723	No
109	19374+2352	Yes
110	19388+2357	Yes
117	20099+3640	No
121	20188+3928	Yes
123	20220+3728	No
129	20333+4102	No
131	20444+4629	No
133	21078+5211	No
155	23140+6121	No

Note- Mol 2 and 15 match the Wood  
and Churchwell criteria for UC HII  
regions, but they were not observed  
by Molinari et al.(1998) and then  
not considered here.

Tabla 6.4: HMPO Candidates

Mol Name	IRAS Name	44 GHz maser detection
3	00420+5530	No
7	04579+4703	No
8	05137+3919	No
9	05168+3634	No
10	05274+3345	Yes
11	05345+3157	No
12	05373+2349	No
28	06584-0852	No
30	17450-2742	No
36	18014-2428	No
38	18024-2119	Yes
39	18024-2231	No
45	18144-1723	Yes
57	18256-0742	No
59	18278-1009	No
60	18288-0158	No
66	18363-0554	No
70	18424-0329	No
75	18511+0146	Yes
76	18517+0437	Yes
77	18527+0301	Yes
86	18571+0349	No
87	18586+0106	No
98	19092+0841	Yes
99	19094+0944	Yes
104	19282+1814	No
108	19368+2239	Yes
114	20050+2720	Yes
115	20056+3350	Yes
116	20062+3550	Yes
118	20106+3545	No
119	20126+4104	Yes
122	20217+3947	No
125	20278+3521	No

**Tabla 6.4 – continue**

Mol Name	IRAS Name	44 GHz maser detection
126	20286+4105	Yes
136	21307+5049	No
138	21391+5802	No
139	21519+5613	No
143	22172+5549	No
145	22198+6336	No
148	22305+5803	No
151	22506+5944	Yes
154	23026+5948	No
158	23314+6033	No
160	23385+6053	Yes

In figure 6.3 we show a histogram of the distance between the masers and the IRAS sources for the UC HII and HMPO samples. There is no significant difference between the two cases (i.e. the peak of the distribution is almost at the same distance for both and median values are 0.20 pc and 0.26 pc for UC HII and HMPO, respectively), but in the UC HII case we found some masers at larger distances compared with the HMPO regions. The largest distance measured is about 0.9 pc which may indicate that all masers are related with the IRAS sources if we think that they are created in shocked regions in outflows (outflows can extend up to 1 pc from its central source, thus this distance could work as a criterion to relate masers with IRAS sources).

For the 13 sources with both continuum and maser emission, we measure the projected distance from each maser component to the peak position of the continuum emission. For this purpose we used the kinematic distances to the IRAS sources reported by M96 and the 6 cm peaks from Molinari et al. (1998). The resulting projected distances are shown in figure 6.4. The shortest separation measured is 0.005 pc and the largest is 0.6 pc. In four sources some maser components are projected against the centimeter emission. This result is consistent with that of Kurtz et al. (2004) that class I methanol masers are also found in the immediate vicinity of UC HII regions.

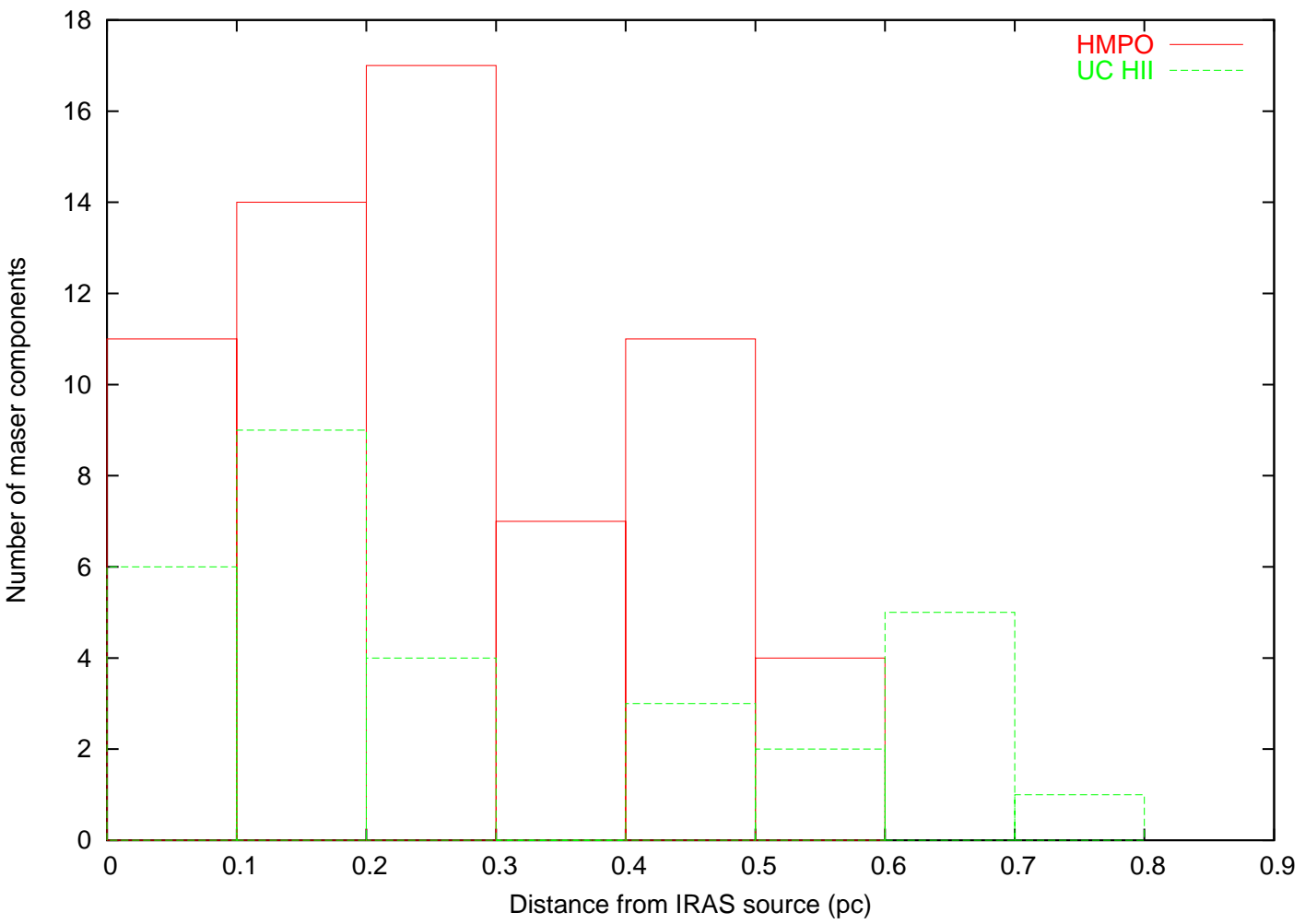


Figure 6.3: Histogram of the projected distance of maser components from IRAS source for HMPO and UC HII regions.



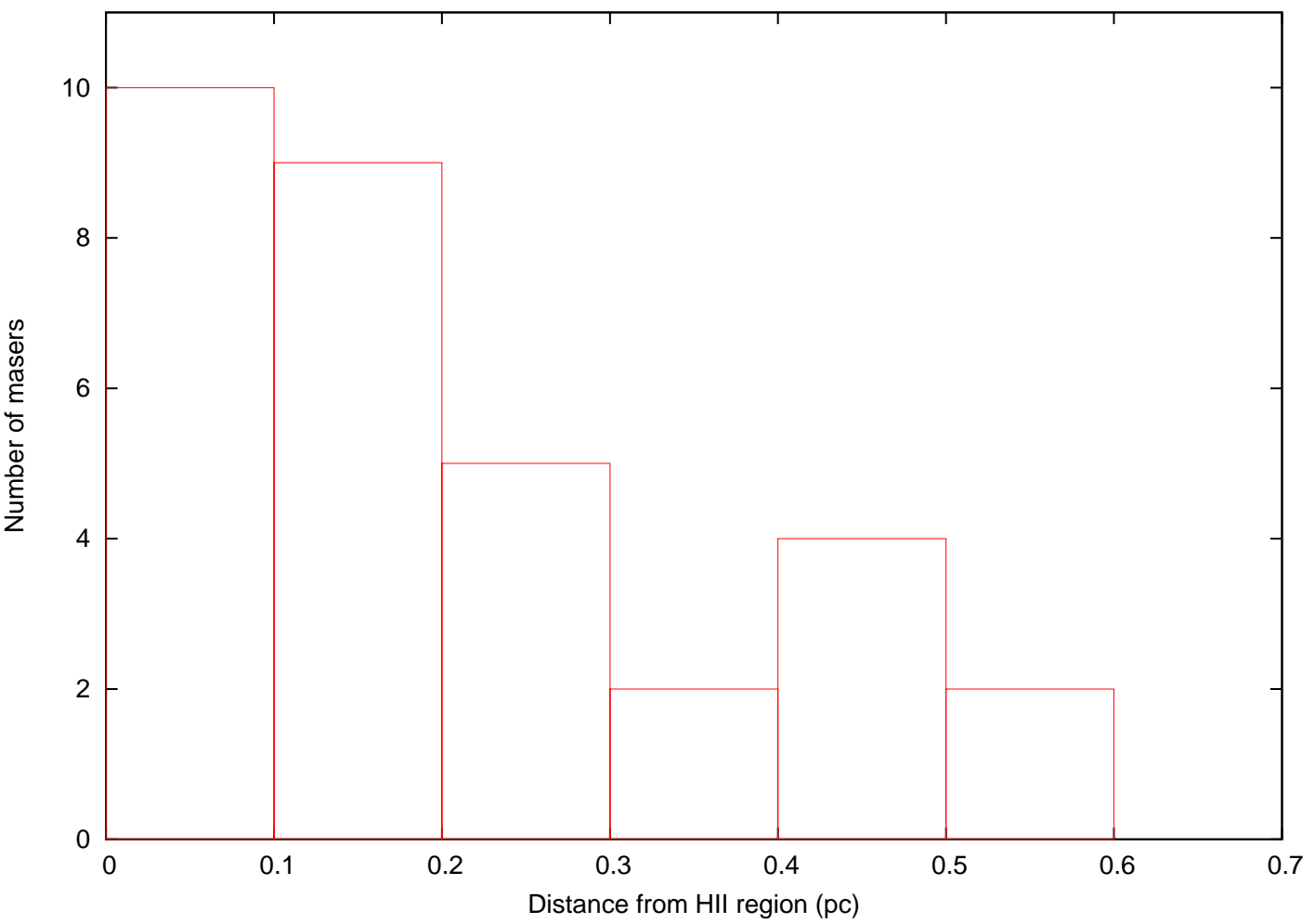


Figure 6.4: Histogram of the projected distance of maser components from UC HII regions.

### 6.4.2. Colour-colour analysis

Colour-colour diagrams applied to different maser species have proven to be useful to search for trends of maser and far-IR properties (H<sub>2</sub>O: Palla et al., 1991; class II CH<sub>3</sub>OH: Szymczak y Kus (2000); OH: Edris, Fuller and Cohen, 2007). In figure 6.5 we present three different color planes. Of particular interest is the [25-12] versus [60-12] plane in which the limits of *Low* and *High* sources are indicated. As seen from the plot, most of our maser detections fall in the *High* region. The detection rate increases as one moves to the redder corner of the box. Maser sources dominate over non-maser sources for [25-12] > 0.90 and [60-12] > 1.99 (70 % detection rate). We also note that maser emission is less frequent for sources with [25-12] < 0,64, consistent with the result that class I methanol masers are less common in *Low* sources.

Palla et al.(1991), using a much larger sample, found that water masers are common in sources meeting the WC criteria. Their water maser detections were bounded by [25-12] ≥ 0.1 and [60-12] ≥ 1.1. They found that lowering the [25-12] index to ≥ 0.50 did not affect the detection rate, and they concluded that a [25-12] index larger than 0.5 represents a reliable criterion for FIR sources associated with H<sub>2</sub>O maser emission. They found a 50 % detection rate for H<sub>2</sub>O masers when [60-12] > 1,8 and [25-12] > 0,9. For OH masers, Edris et al.(2007) combined the M96 and S02 samples, and report masers for color indices [25-12] ≥ 0.23 and [60-12] ≥ 1.1, and they are more common in High sources + S02 sources. Also, sources with OH masers dominate over non-maser sources for regions with [25-12] > 1.2 and [60-12] > 2.2. In the case of class II CH<sub>3</sub>OH masers Szymczak et al.(2000) show that the highest detection rates are for intermediate colors. The maximum detection rate was found near 0,8 < [25-12] < 1,0 for [60-25] < 0,8.

From figure 6.5a, it is also seen that the maser detection rate increases for relatively faint of the IRAS sources at 12 microns compared to the fluxes at longer wavelengths. This effect was also seen for OH masers by Edris et al.(2007). Another way to see a correlation with the 12 micron fluxes is to compare against the flux densities at other wavelengths (Figure 6.6). As we can see from figure 6.6, a difference is evident in the panels which include the 12 micron fluxes; here the detections are well-separated from non-detections. This difference was also observed for OH masers by Edris et al. (2007). But Palla et al. (1991) also found that the [60-12] colour index is a stronger se-

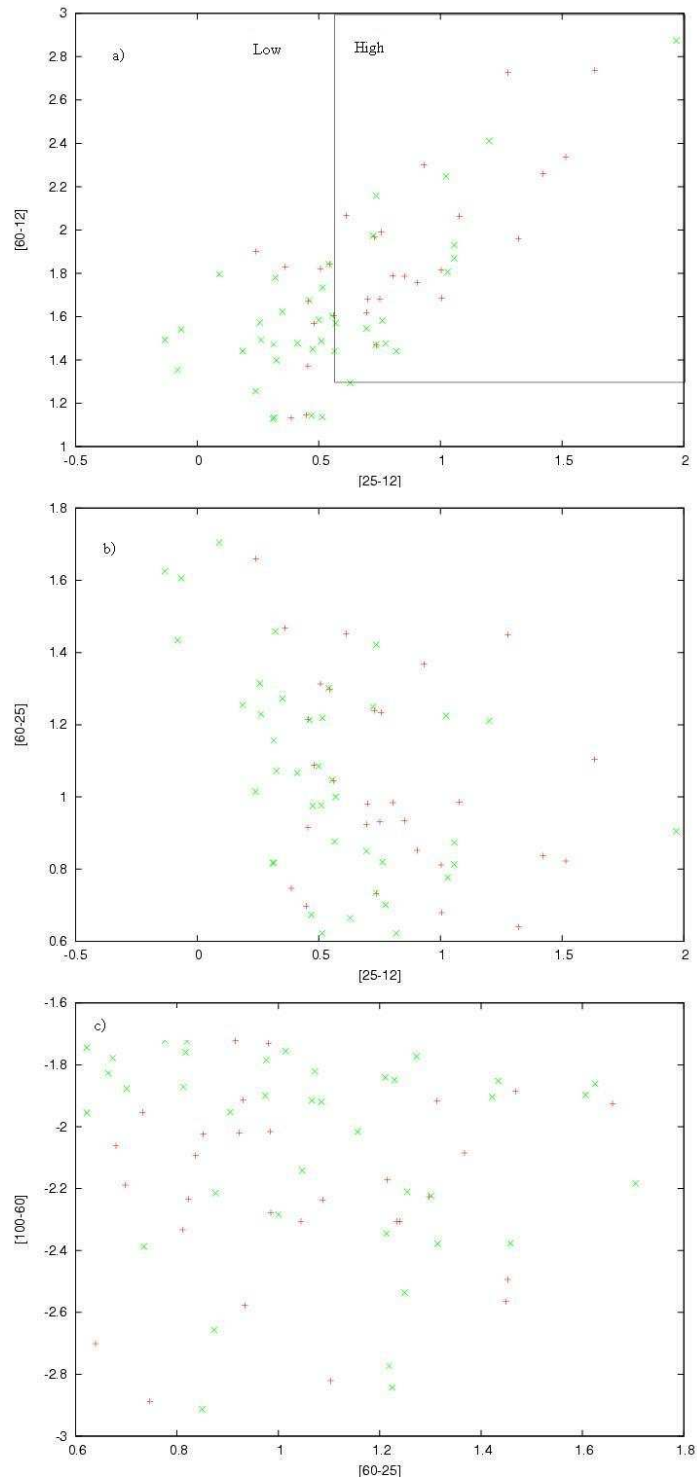


Figure 6.5: Colour-colour diagrams. a)  $[25-12]$  vs  $[60-12]$ , b)  $[25-12]$  vs  $[60-25]$ , c)  $[60-25]$  vs  $[100-60]$ . Maser detections are indicated by red plus symbols, while non-detections by green crosses. Wood and Churchwell box for UCHII regions is represented in plane a).

lection criterion than the 60 micron flux density alone. They observed that the probability to detect masers increased for higher [60-12] colour index for *High* sources, but not for *Low* sources. In figure 6.7 we plot the 60 micron flux density versus [60-12] colour index, and we find a similar trend: a higher probability to detect masers at higher color index for *High* sources.

The conclusion is that based on previous studies of OH, H<sub>2</sub>O and class II CH<sub>3</sub>OH masers, and our results for class I CH<sub>3</sub>OH masers, we support the finding that maser conditions appear in objects of specific color indices (see also the discussion in the references for each maser type).

### 6.4.3. Line properties

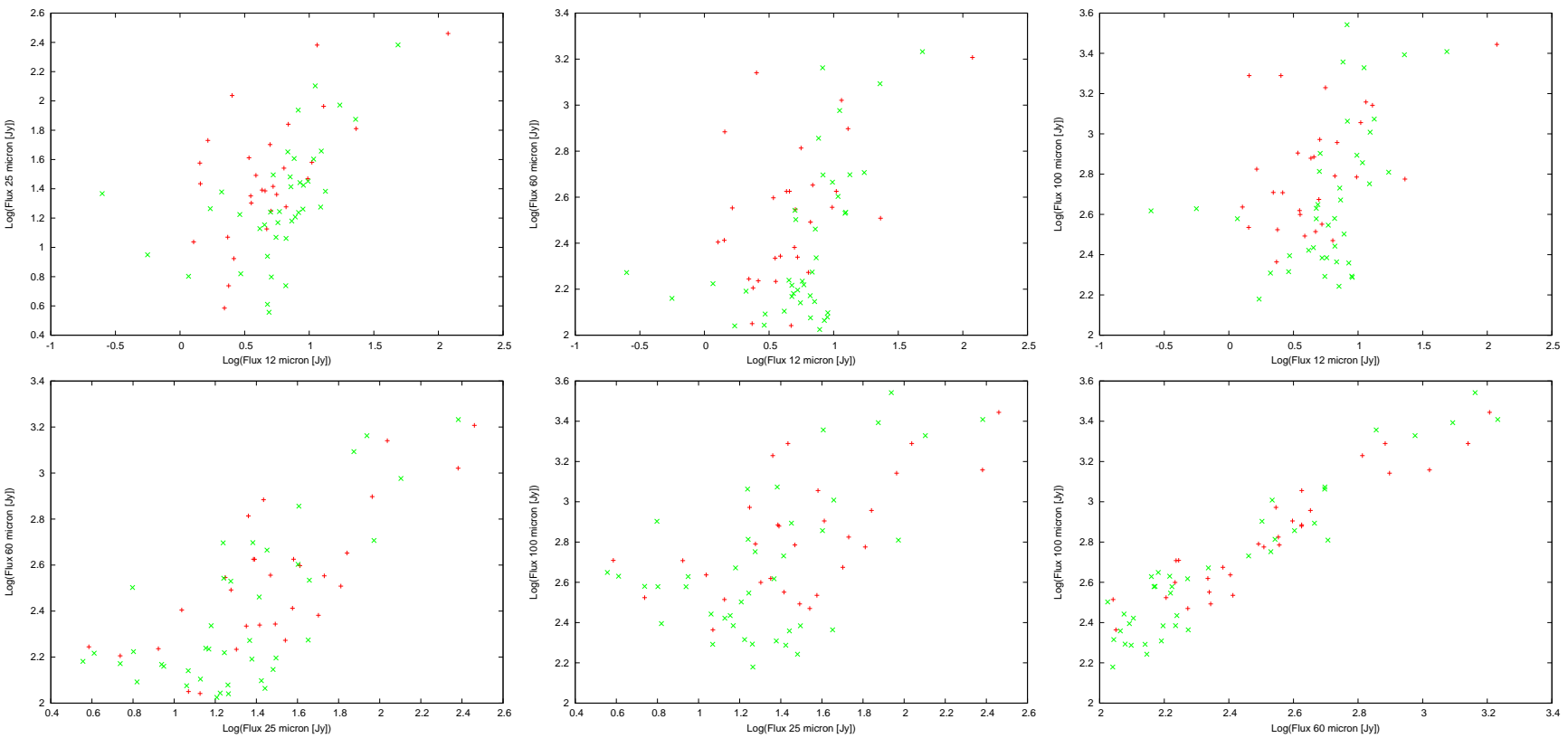
#### Linewidths

Linewidths give us information about the nature of the emission, i.e., if it has a thermal or non-thermal behavior. As described in § 6.3.1, the linewidths of the methanol masers we detected range from 0.16 km s<sup>-1</sup> (the lower limit of our spectral resolution) to 3.15 km s<sup>-1</sup>. Masers from both the HMPO and UC HII region groups have velocities covering nearly this full range; i.e., there is essentially no difference in the linewidths between the two groups. It is important to note that considering isolated maser components (with no blended features), linewidths range from 0.16 to 2.99 km s<sup>-1</sup>. The broad linewidth of some maser components may indicate a quasi-thermal emission. In addition, some components show an asymmetric profile, which also indicate a thermal nature, may be related to outflowing gas (see §6.4.5).

Figure 6.8 show the distribution of linewidths of the whole sample. The peak of the distribution is at 0.3-0.4 km s<sup>-1</sup>, and the median value is 1.0 km s<sup>-1</sup>. Menten (1991) reports a range of 0.3 to 0.7 km s<sup>-1</sup> in linewidths of several class I methanol maser transitions, observed toward three star-forming regions.

#### Relative Velocity distribution

The relative velocity distribution of the methanol masers is shown in the histogram of figure 6.9. Here we have plotted the relative velocity between



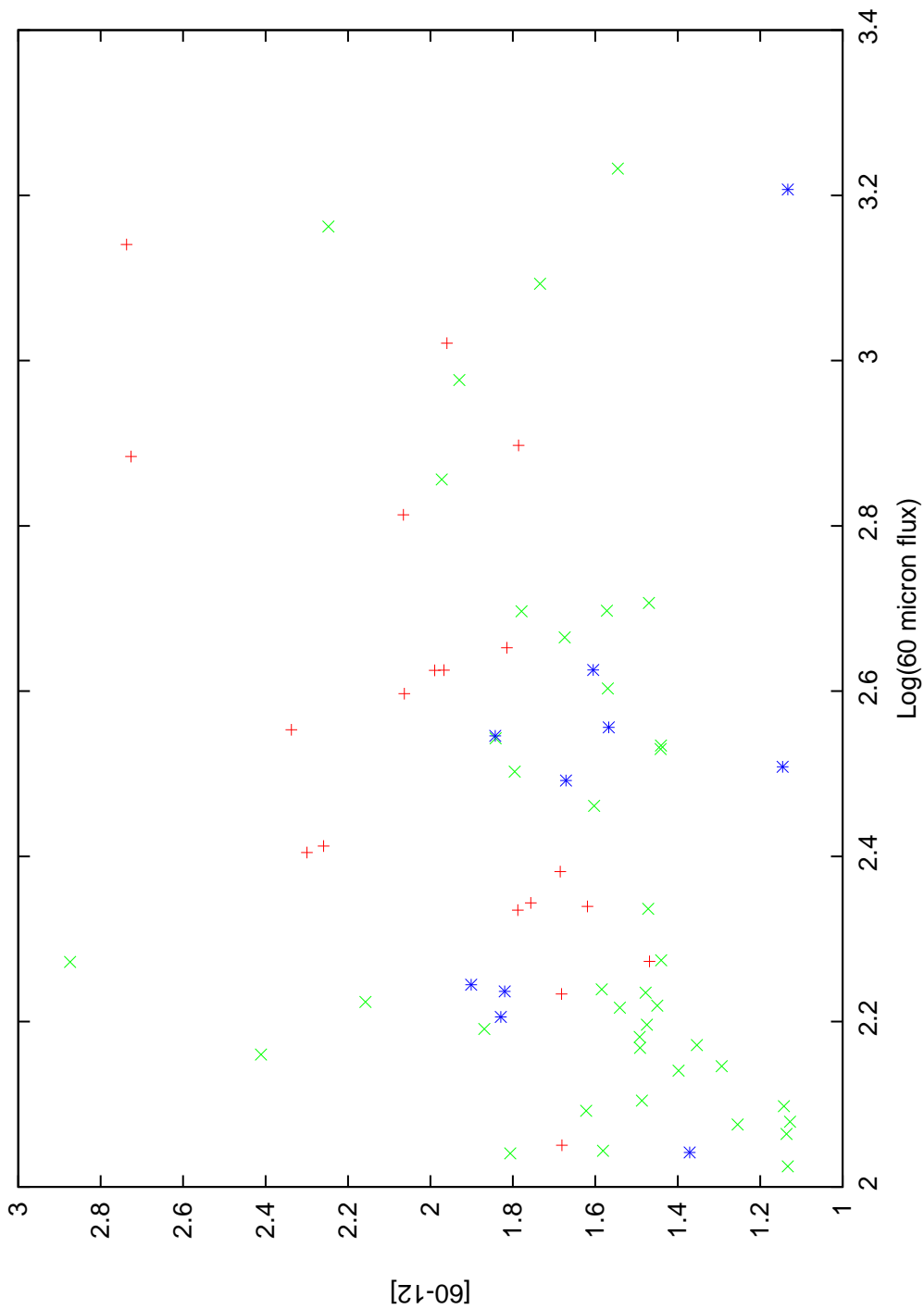


Figure 6.7: Distribution of the color index  $[60-12]$  as a function of the flux at 60 microns. Maser detections are indicated by red plus symbols for *High* sources and asterisks for *Low* sources. Non-detections are denoted by green crosses.

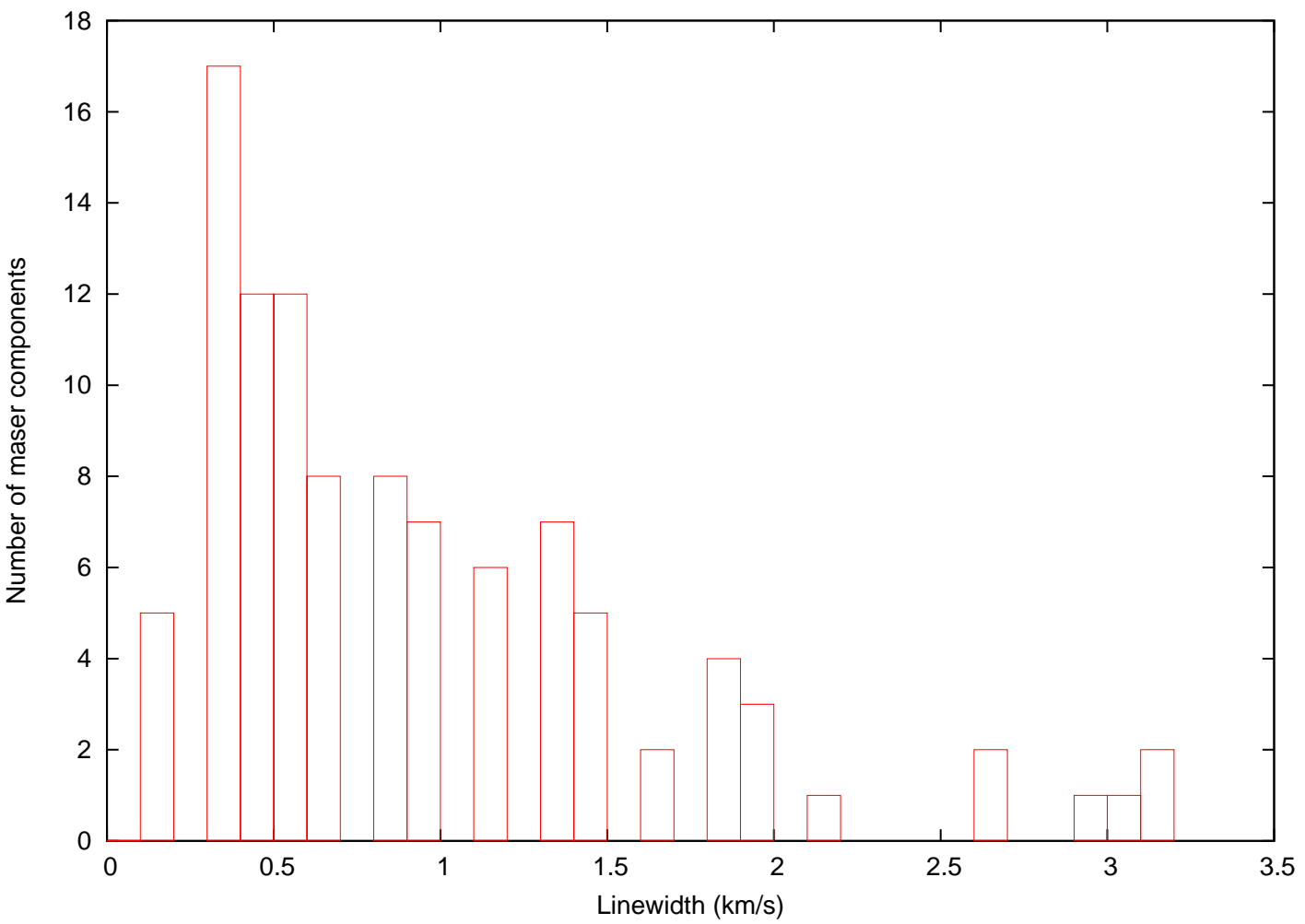


Figura 6.8: Distribution of maser linewidths for the whole sample.

the maser and the surroundings, as indicated by the ammonia velocity from M96. As we can note, methanol masers spread in a velocity range from  $-7.6$  to  $+2.7$   $\text{km s}^{-1}$ . In contrast, Menten (1991) reports that methanol emission is confined in a velocity interval less than  $1$   $\text{km s}^{-1}$  for class I methanol masers. On the other hand, Szymczak and Kus (2000) present for a survey of  $6.7$  GHz (class II) methanol masers toward IRAS sources a velocity interval from  $0.5$  to  $18.2$   $\text{km s}^{-1}$ . According to our results,  $44$  GHz class I methanol masers are confined to velocities within  $8$   $\text{km s}^{-1}$  of the cloud velocity, in contrast to class II methanol masers which span velocities of around  $18$   $\text{km s}^{-1}$ . This difference in the velocity interval between these two classes of methanol maser may indicate a different physical mechanism related to the emission of the two classes of maser emission.

It is important to note that class I methanol masers display a radial velocity interval (up to  $7.6$   $\text{km s}^{-1}$ ) lower than the typical velocity of molecular outflows ( $\sim 20$   $\text{km s}^{-1}$ ). It is noteworthy that some authors argued that this low velocity of the maser components supports the idea that class I methanol masers reside in the interface region between outflows and cores (see Voronkov *et al.*, 2006).

#### 6.4.4. Relation with molecular outflows

A relation between class I methanol masers and molecular outflows was proposed by Plambeck *et al.* (1990) based on interferometric observations of the  $95$  GHz transition in DR21. They found that the maser positions coincided with  $\text{H}_2$  emission from shocked gas regions along the outflow lobes. Other observations have confirmed this tendency in several star forming regions (Johnston *et al.*, 1992; Kurtz *et al.*, 2004; Voronkov *et al.*, 2006).

Given our precision in the location of the masers ( $\sim 0.1$  arcsec), we can provide a similar analysis in sources for which interferometric maps of molecular gas are available. It is also possible to give a general trend of the occurrence frequency of molecular outflows and class I methanol masers through a comparison with the CO survey of Zhang *et al.* (2005).

Zhang *et al.* reported outflows in 39 of the 69 sources (60% detection rate). We found maser emission in 15 of the 39 outflow sources (40% detection rate). We detected methanol masers in 13 sources with no outflows



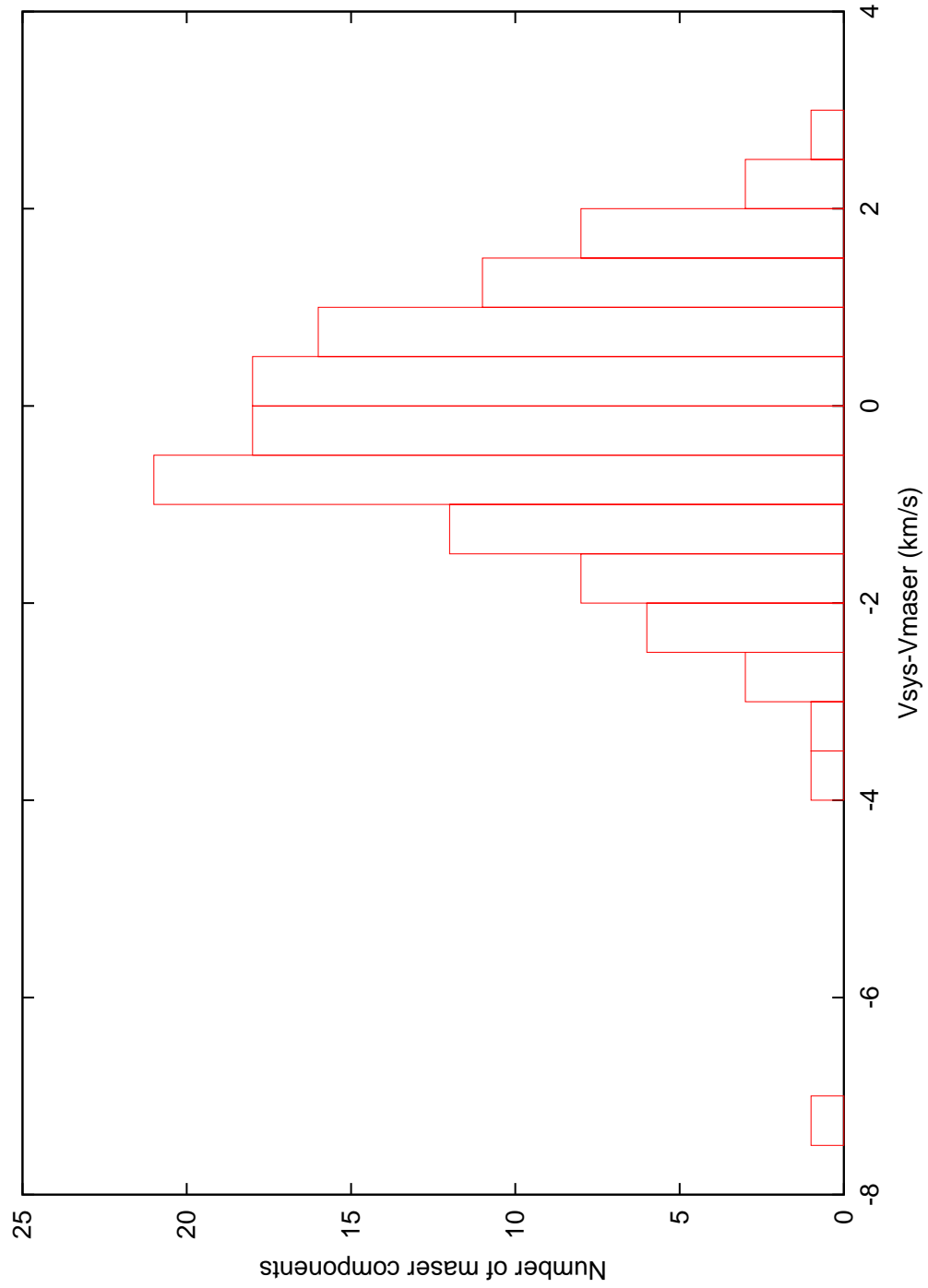


Figura 6.9: Velocity distribution of the detected masers.

reported by Zhang et al. At first glance, it would appear that methanol masers are not pre-disposed to occur in outflow regions. We caution, however, that most the 13 are in the range  $0 < l < 50$ . Zhang et al. report outflows in 3 out of 29 sources at this  $l$  range. In the same range we detect masers in 17 out of the 29. Zhang et al. argue that the low detection rate in this Galactic longitude range results from the CO spectra showing multiple velocity components for which it is difficult to discern the outflow signatures. Thus, there is no reliable outflow association at this  $l$  range. Hence, the 40% detection rate of class I methanol masers in outflow sources may not be a representative value in the relation maser/outflows in this sample.

On the other hand, examples of outflows with correlated methanol maser emission are IRAS 20126+4104 (Mol 119), IRAS 18507+0121 (Mol 74) and IRAS 05274+3345 (Mol 10). IRAS 20126 shows a bipolar outflow in which class I methanol masers are related with the shock tracers SiO and H<sub>2</sub> (see Figure 19 of Kurtz et al. 2004 and our figure 6.27). Maser emission is located between the edges of the shocked knots traced by SiO and the surrounding material. In the case of IRAS 18507+0121 most of the masers are close to the multiple outflow lobes present in the region and indeed they seem to surround the bipolar molecular material. IRAS 05274+3345 (Mol 10) is also multi-outflow region in which methanol masers are coincident with the shocked gas tracer H<sub>2</sub>, and surrounding some of the outflow lobes.

Another important indicator of shocked regions in outflows is the Mid-Infrared emission from CO and H<sub>2</sub> transitions. We discuss the relation of this emission with methanol masers separately (§ 6.4.6). Here, we merely note that methanol masers are well-related with regions of 4.5  $\mu\text{m}$  excess, which likely indicates shocked gas emitting in the CO bandhead. We thus conclude that mm (CO and SiO transitions) and Mid-IR (CO bandhead and H<sub>2</sub> transitions) observations of molecular outflows and shocked regions compared with the maser spots detected by us, confirm the suggestions that class I methanol masers are created at and located within the interface between the outflows and the surrounding molecular core.

#### 6.4.5. Cuasi-thermal 44 GHz methanol emission?

Two of the 95 maser components detected suggest thermal emission because of their line profiles and brightness temperatures. These sources are

Mol 45 and Mol 74 (spectra shown in figures 6.10 and 6.11). The profiles in Mol 45 and Mol 74 have both a maser component and a blue wing (M45; figure 6.10) or a red wing (M74; figure 6.11). The wings have brightness temperatures of 300- 400 K and the total linewidth (wing + maser) of  $\sim 3$  km s<sup>-1</sup>. The combination of the broad profile with the low brightness temperature suggests thermal emission. On the other hand, spatial distribution of the emitting region does not exceed two or three beams, which indicate that the emission is not too extended (see channel maps in figure 6.12).

It is interesting to note that these thermal components have line profiles very similar to those observed in shock molecular tracers, such as SiO and NH<sub>3</sub>. The SiO molecule in shocked molecular gas along outflows presents asymmetric line profiles, with a gradual decrease of the intensity at velocities lower than the line emission peak and with a sharp decrease at higher velocities (Schilke *et al.*, 1997; Nisini *et al.*, 2007). The asymmetric profiles have been modeled by numerical calculation and they seem to be produced by the increment of the fractional abundance of the SiO within the shock (Schilke *et al.*, 1997). This characteristic shock profile has also been observed in NH<sub>3</sub> and thermal CH<sub>3</sub>OH lines (other than the 44 GHz line) in outflows (Bachiller *et al.*, 1993, 1998; van der Tak *et al.*, 2000). Although some variation in the profile is expected depending on the geometry (Hartigan *et al.*, 1987), this feature of the line profile is considered a signature of shocked molecular gas in molecular outflows.

We have two cases in which maser emission seems to be blended with a thermal component. Mol 45 is the clearest case in which a shock profile seems to be mixed with the maser emission (see figure 6.10). The maser peak is at higher velocity than the proposed thermal component, the latter showing a secondary peak and decreasing gradually in intensity toward the systemic velocity of +47.3 km s<sup>-1</sup> (as seen in ammonia by M96). Mol 74 shows an inverse profile, i.e., the maser component is at a lower velocity than the thermal emission (Figure 6.11). In the context of shocked thermal emission, the latter situation is expected as a geometrical effect (see as an example the low-mass outflow L1157: Nisini *et al.*, 2007; Zhang *et al.* (2000)). The importance of this spectral appearance is that the combination of a maser and a shock profile in the same spectrum may relate both processes, as we describe bellow. Although, we can not discard the possibility that weak maser components are present in the spectrum. Higher angular resolution observations could help

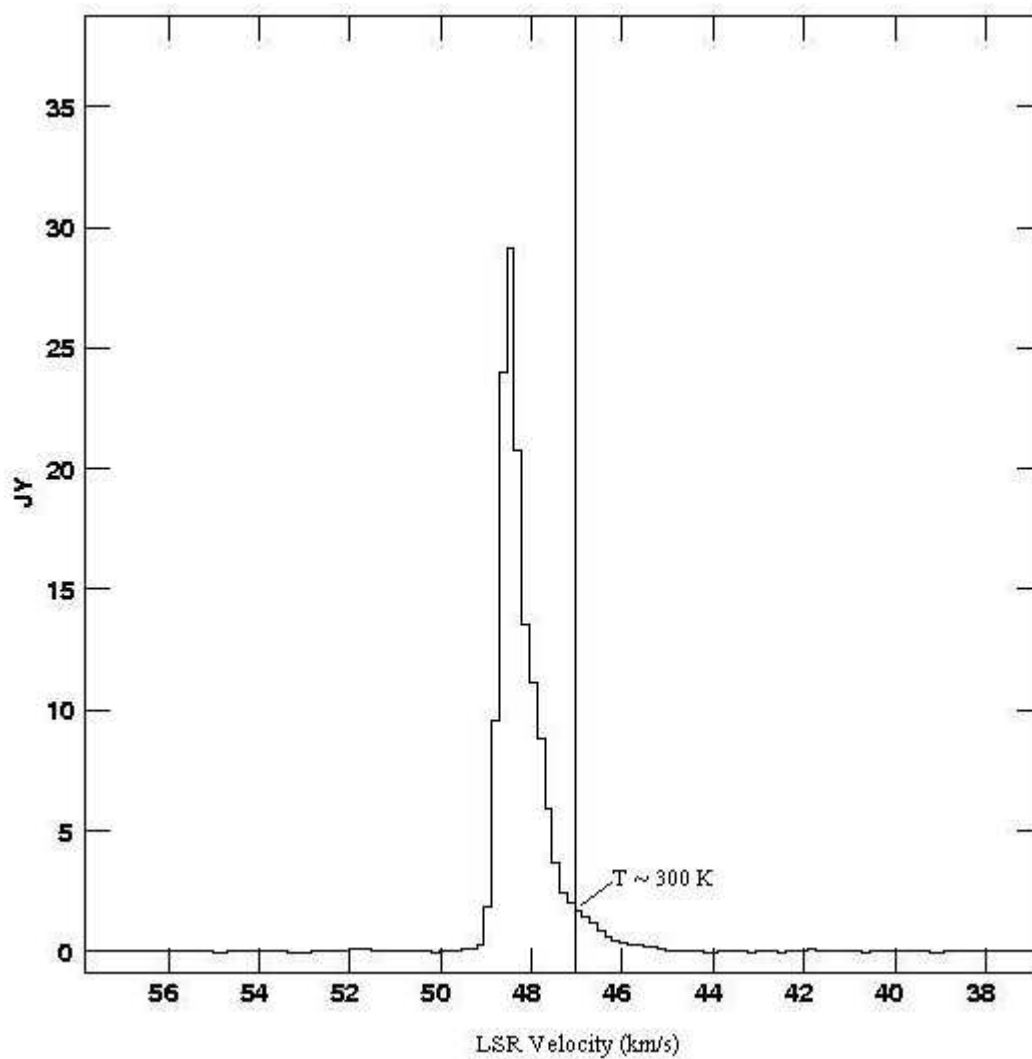


Figura 6.10: 44 GHz spectrum of maser component 10 in Mol 45. This profile suggests thermal emission mixed with a maser peak. The suggested thermal component is indicated by its brightness temperature of 300 K. Y-axis is flux density (Jy) and vertical line represents the cloud velocity.

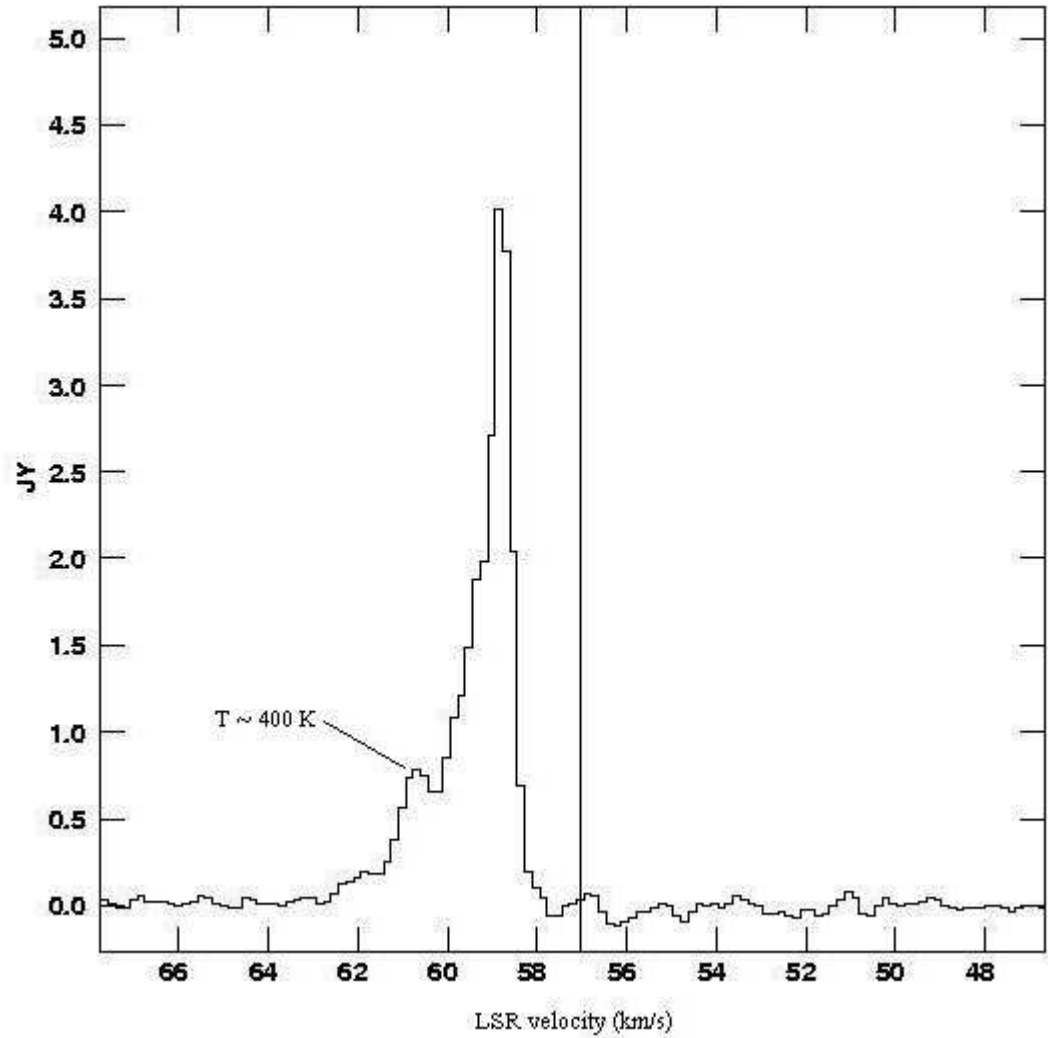


Figure 6.11: 44 GHz spectrum of maser component 4 in Mol 74. This profile suggests thermal emission mixed with a maser peak. The suggested thermal component is indicated by its brightness temperature of 400 K. Y-axis is flux density (Jy) and vertical line represents the cloud velocity.

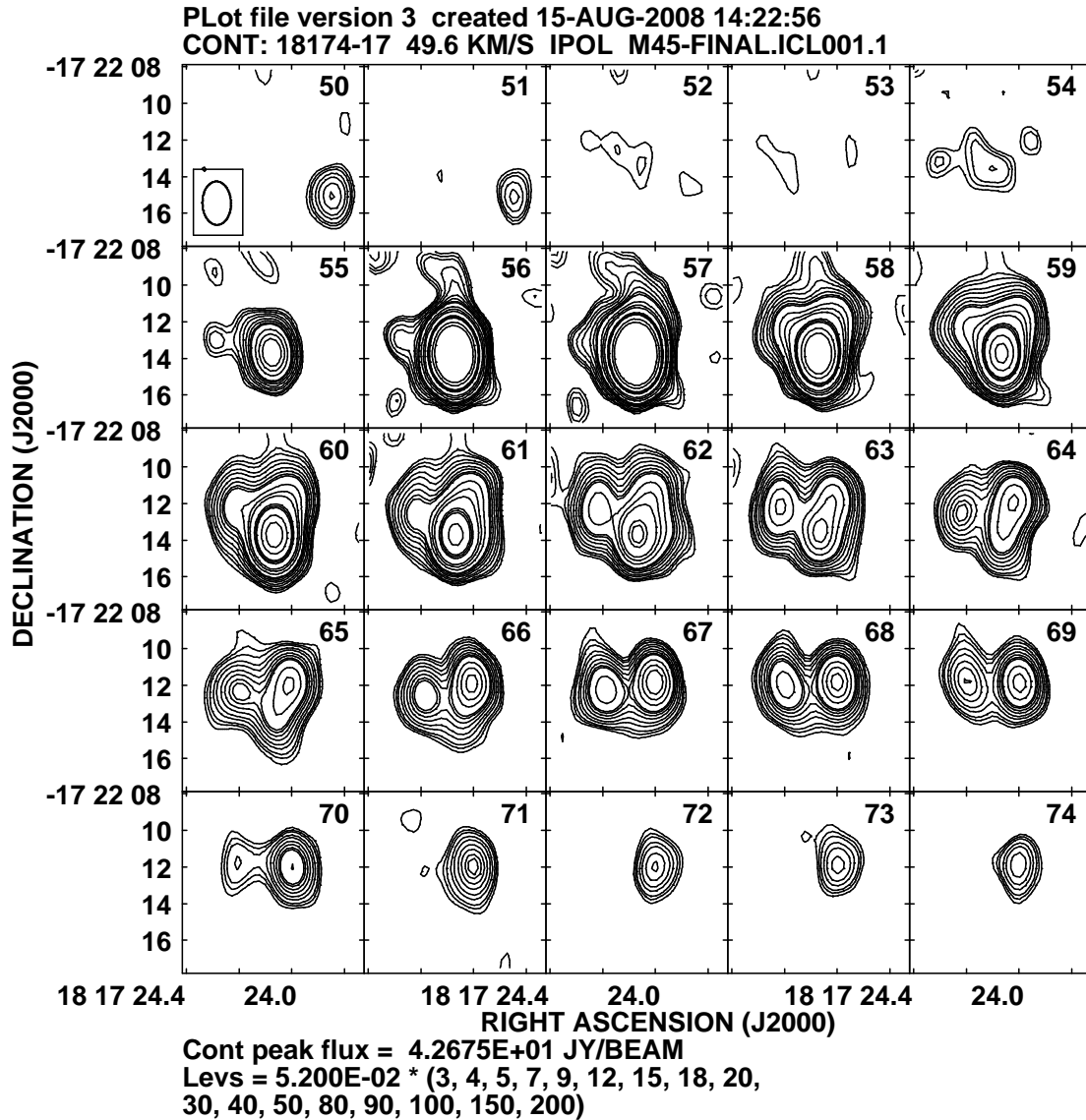


Figura 6.12: Channel maps of the methanol emission in Mol 45. Three peaks are seen in channel maps, but spectrum of figure 6.10 is taken at the position of the peak seen in channel 58.

to separate these components if they are actually separate in space from the maser peak.

SiO, NH<sub>3</sub>, and CH<sub>3</sub>OH thermal emission have proven to be good tracers of the outflow structure in low mass sources (Bachiller et al. 1993, 1995, 1998; Martín-Pintado et al. 1992). SiO is proposed to form by the sputtering of Si-bearing particles from dust grains (Schilke et al. 1997). Dust processing by shocks can cause an enhancement of silicon and sulfur-bearing species by several orders of magnitude (Martín-Pintado *et al.*, 1992; Schilke *et al.*, 1997). Methanol is thought to be abundant in interstellar ice mantles (Millar *et al.*, 1991; Charnley *et al.*, 1992), so it is plausible that its abundance might be enhanced in a similar way to SiO, i.e., desorbed from grains by shocks. Indeed, such an enhancement of methanol abundances has been observed toward low-mass outflows (Bachiller *et al.*, 1995, 1998). The point here is that enhancement of the methanol abundance could promote the maser emission at the sites where a shock has passed (Menten, 1996). Hence, the detection of thermal lines (with the line profile characteristic of a shock) blended with maser emission may indicate a physical relation between the two processes, with the shock inducing the density enhancement and the excitation necessary to pump the masers. The low number of examples we encountered may indicate that this process is not particularly significant. Alternatively, it may indicate a short lifetime during which the shock signature is present.

#### 6.4.6. Comparison with SPITZER observations

Mid-IR images from the Infrared Array Camera (IRAC; Fazio *et al.* (2004)) aboard the Spitzer observatory were used to compare the 4.5, 5.8 and 8.0  $\mu\text{m}$  emission with the masers. The [4.5] band contains lines from the HI Br $\alpha$ , CO(J=1-0) P(8) fundamental band head, several H<sub>2</sub> lines and some molecular forbidden lines, but notably no PAH emission is found in this band. Thus, the [4.5] band mostly traces shocked and/or ionized gas (Shepherd et al., 2007). Although all four IRAC bands contain H<sub>2</sub> emission lines, they are narrow, and only extremely bright emission lines could cause a brightness enhancement in the band. On the other hand, CO(J=1-0)P(8) bandhead emission presents a broad emission feature through the entire [4.5] band, and thus is brighter when shocked molecular gas is present. Since there is no significant CO bandhead emission in the other IRAC bands, an excess in the [4.5] band, with respect to bands [5.8] and [8.0], is an indication of

---

shocked molecular gas emitting in the CO band head.

Figures 6.13 to 6.27 show overlays of 4.5  $\mu\text{m}$  and maser emission for the sources with available mid-IR observations. A clear spatial relation of the maser spots and the mid-IR emission is seen in most of the sources. For some sources it is confirmed the relation of 4.5  $\mu\text{m}$  emission with molecular outflows (e.g. IRAS 18507+0121, IRAS 20126+4104), and in those cases the maser spots are coincident with the outflowing gas and shock regions, likely tracing the interface between the outflows and the surrounding molecular core. To confirm that the 4.5  $\mu\text{m}$  emission is related to shock regions we have compared the 4.5, 5.8 and 8.0  $\mu\text{m}$  emission and found that in most cases there is 4.5  $\mu\text{m}$  excess.



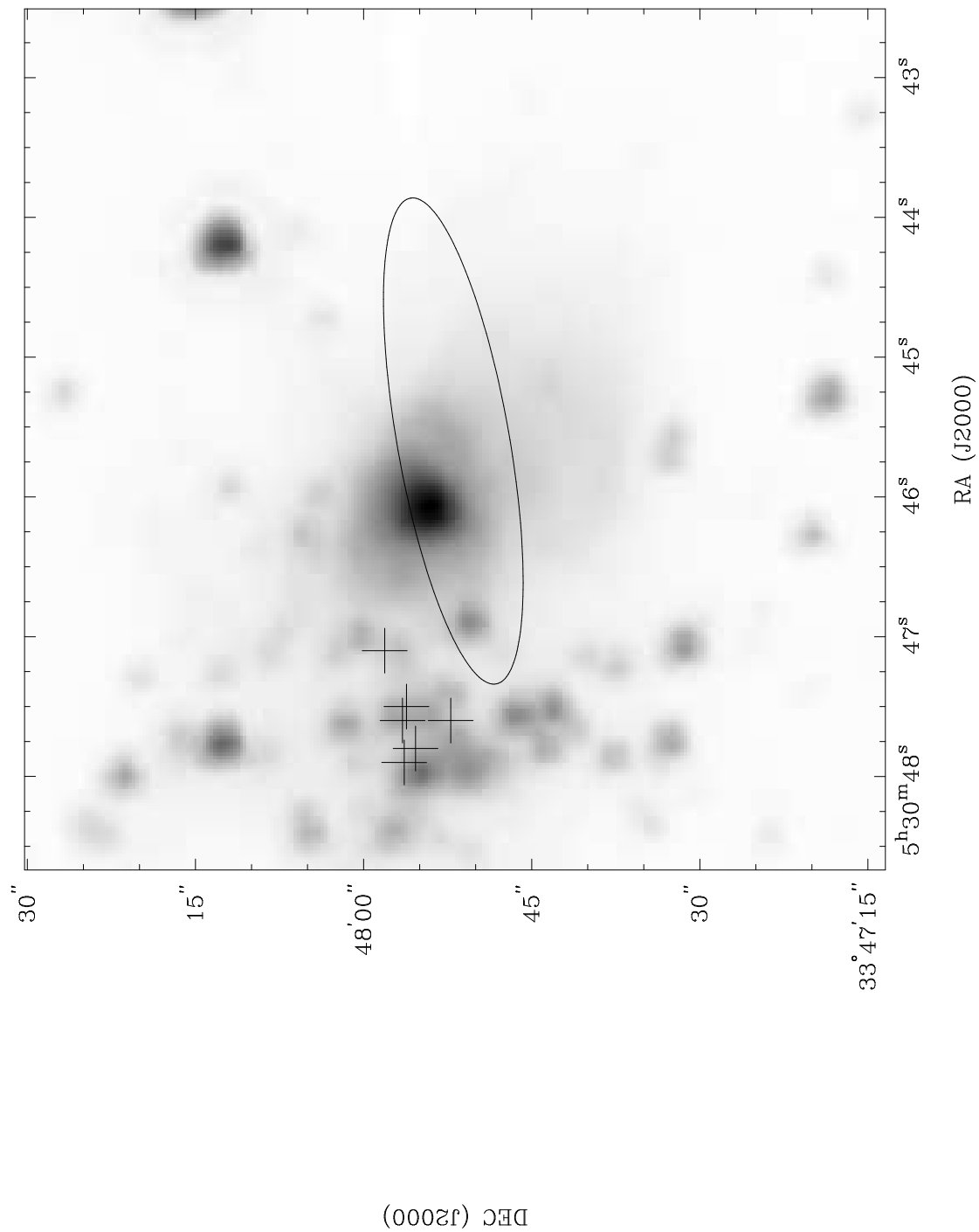
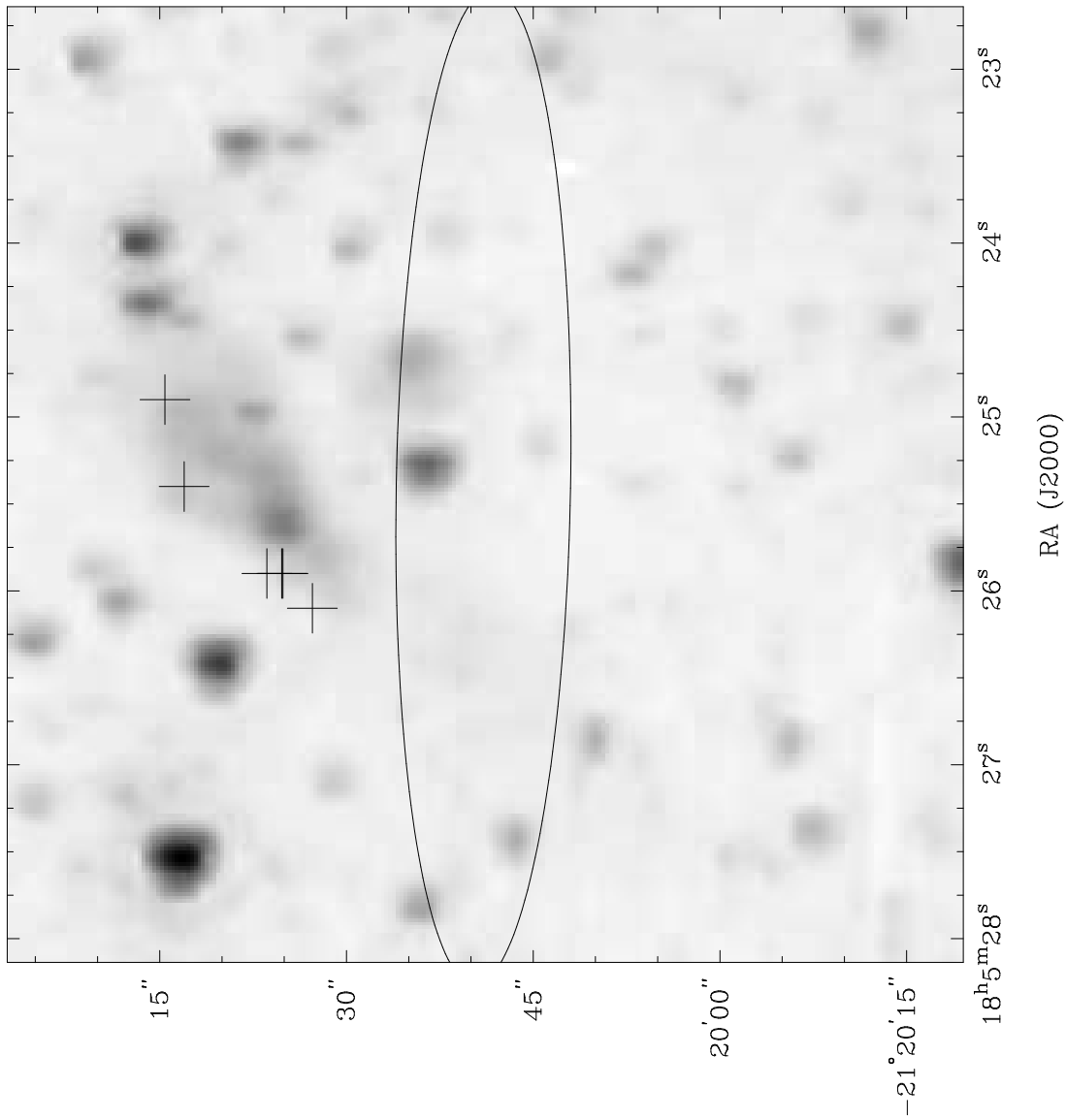


Figura 6.13: IRAS 05274+3345 (Mol 10). 44 GHz methanol masers are represented by plus symbols, while IRAS source is indicated by the ellipse. Grey scale: 4.5 micron emission (in units of  $10^9 \text{ Jy Sr}^{-1}$ ).



DEC (J2000)

Figura 6.14: IRAS 18024–2119 (Mol 38). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

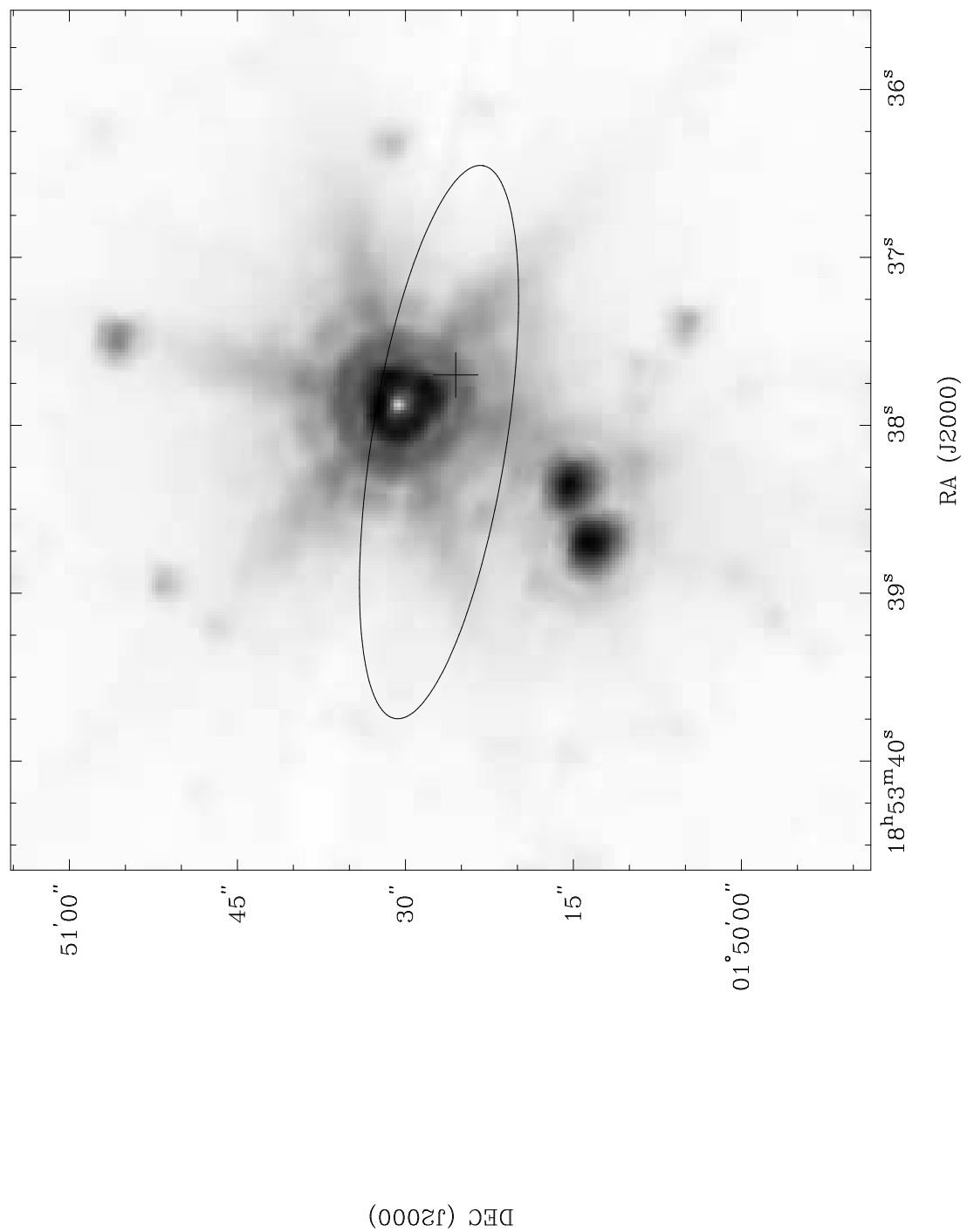


Figura 6.15: IRAS 18511+0146 (Mol 75). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

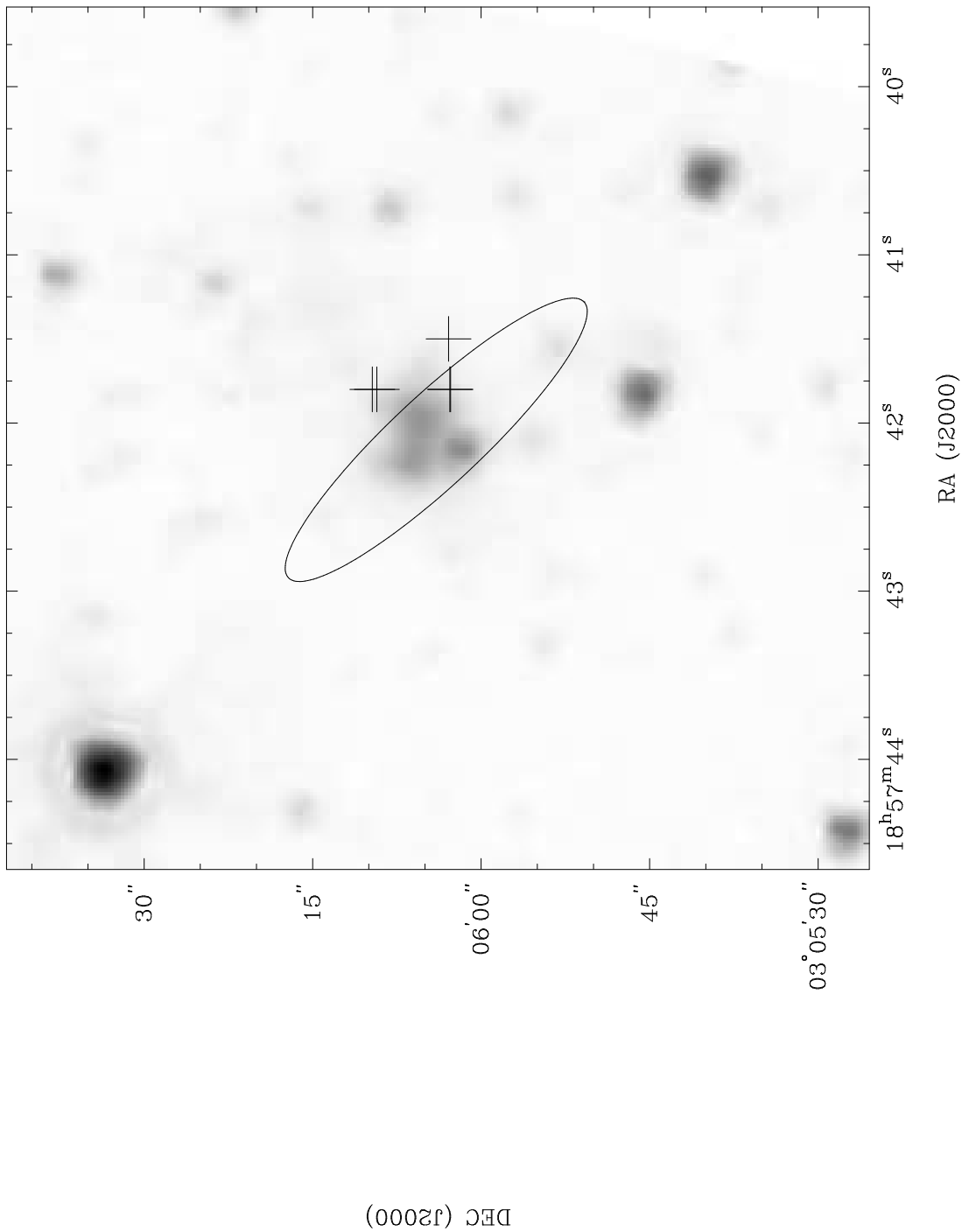


Figura 6.16: IRAS 18551+0302 (Mol 81). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

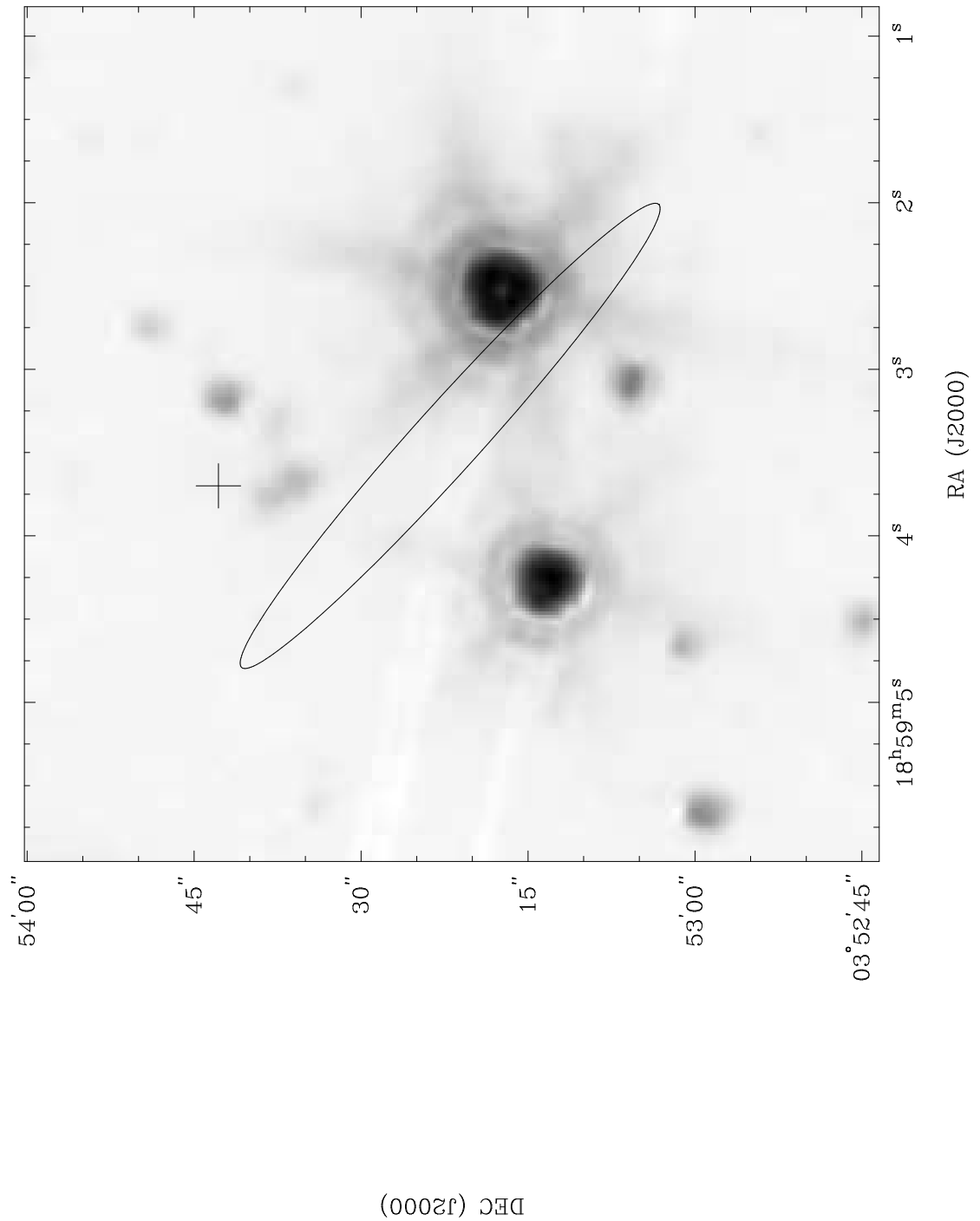


Figura 6.17: IRAS 18565+0349 (Mol 82). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

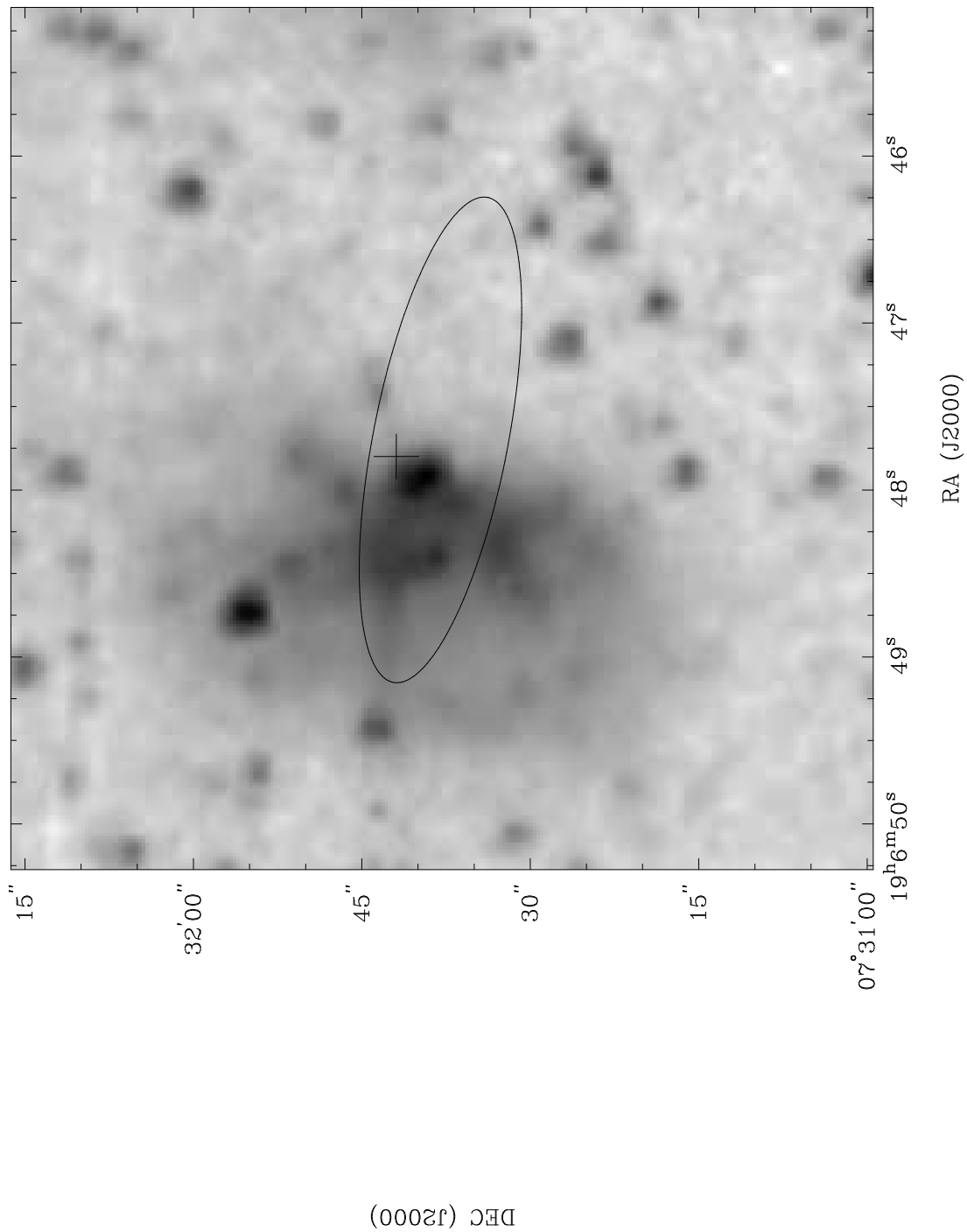


Figura 6.18: IRAS 19043+0726 (Mol 93). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

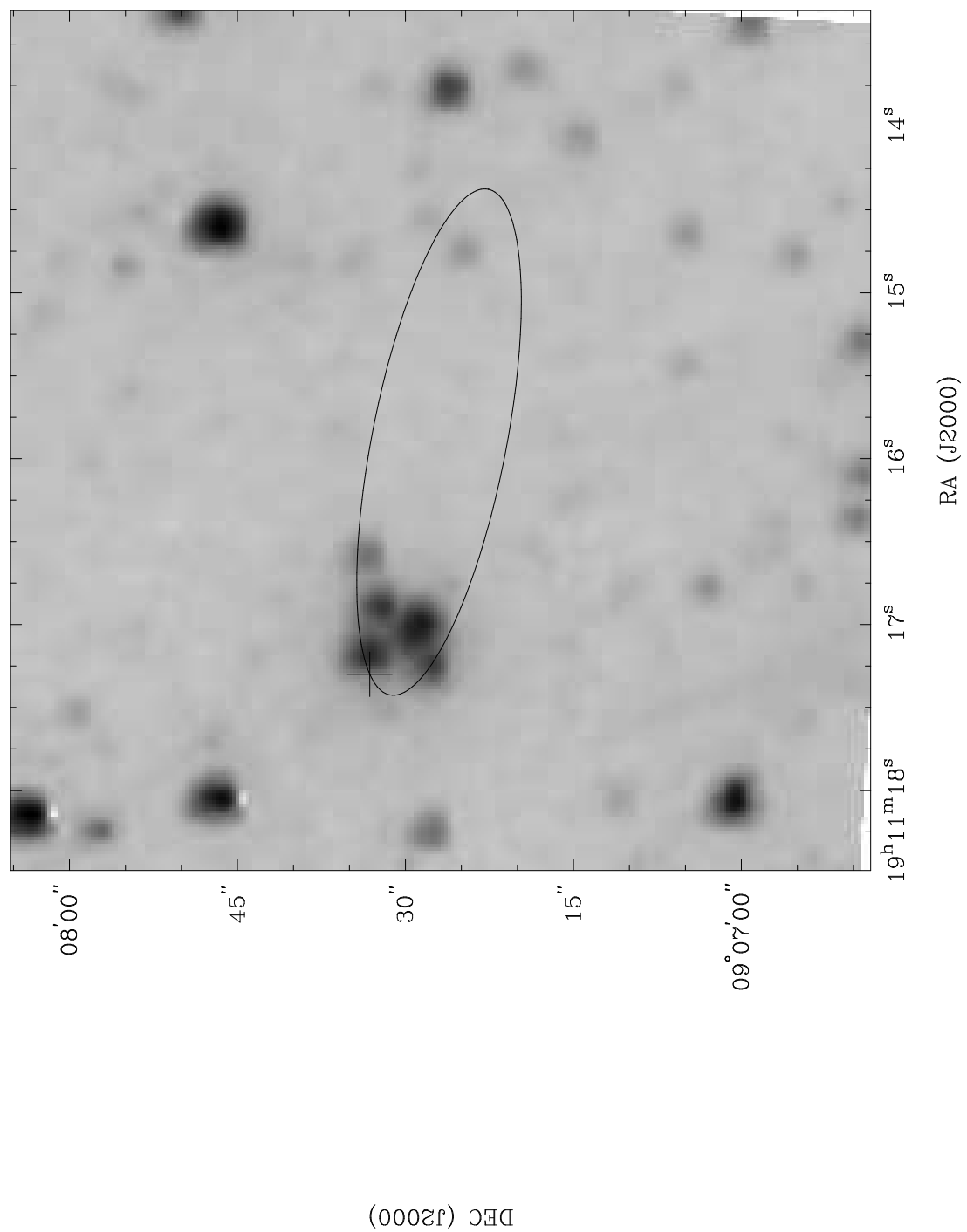


Figura 6.19: IRAS 19088+0902 (Mol 97). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

### 6.4.7. Maser luminosity, IRAS properties and outflow parameters

To discern the relation of maser emission with other star formation processes, we looked for correlations between the isotropic maser luminosity and parameters of the protostar and outflows. Figure 6.28 shows a plot of isotropic maser luminosity vs IRAS luminosity. The IRAS source distances used to calculate the luminosities were taken from Molinari et al. (1996). As seen in the plot, there is a tendency toward higher maser luminosity as the IRAS luminosity increases, with a relation  $\log L_{maser} = 0,92 \log L_{IRAS} - 14,1$  (corr. coeff of 0.73).

A correlation between IRAS and maser luminosity is also found for H<sub>2</sub>O masers. Felli et al. (1994) report the relation  $L_{H_2O} = 1,07 \log L_{FIR} - 10,32$  (corr coeff of 0.72) for star forming regions, while Palla et al. (1991) show  $L_{H_2O} = 0,72 \log L_{FIR} - 8,04$ . Because a correlation between IRAS and maser integrated flux was not found by Palla et al. for H<sub>2</sub>O masers, this correlation between luminosities was unexpected. Far-Infrared luminosities include dust emission from larger regions than those involved with the water maser emission (Palla et al., 1991), hence IRAS and maser properties are not necessarily correlated. They suggest that the improved correlation of the luminosity may be an effect of a scale expansion introduced by the distance squared effect. Consequently, accordingly with the suggestion of Wouterloot and Walmsley (1986), correlations between luminosities may only imply that more energetic stars will be able to excite more powerful masers, without there being a direct physical connection (Palla et al., 1991). These arguments could also be applicable to methanol masers, for which we found a strong correlation.

If methanol maser emission is related with shocked gas in outflows we would expect a correlation between the outflow properties and the maser properties. Zhang et al (2005) present physical parameters (outflow luminosity, momentum, energy,  $F_{outflow}$ , etc) inferred from CO observations, but only the outflow energy has a statistical significant number of sources to search for a correlation. We present a plot of isotropic maser luminosity vs outflow energy in figure 6.29. The plot shows a slight correlation, with  $\log L_{maser} = 0,64 \log L_{IRAS} - 10,8$  (corr. coeff of 0.78). However, given the small number of sources with outflow parameters reported, this relation is not conclusive to establish a physical connection with the outflowing gas. High



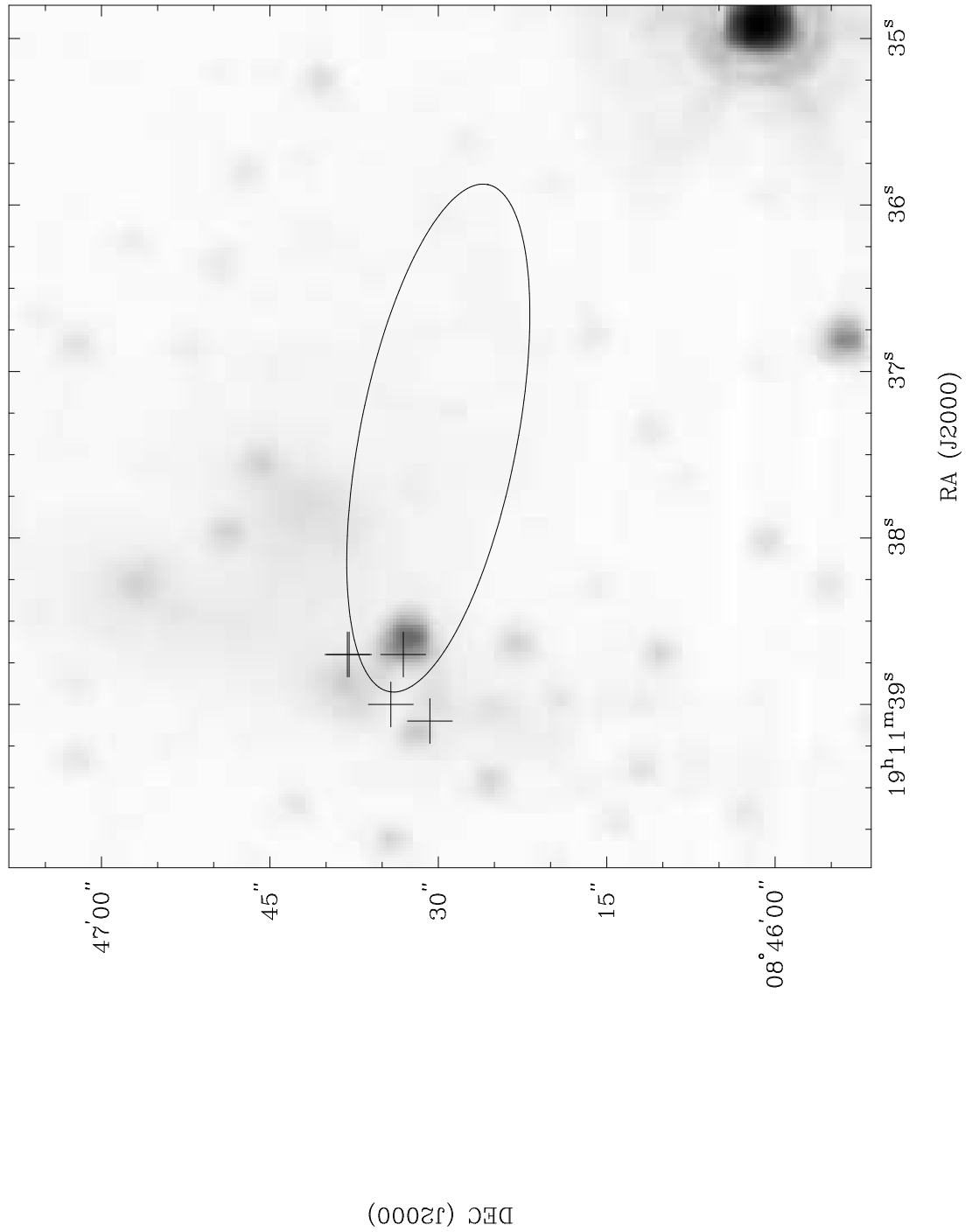


Figura 6.20: IRAS 19092+0841 (Mol 98). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

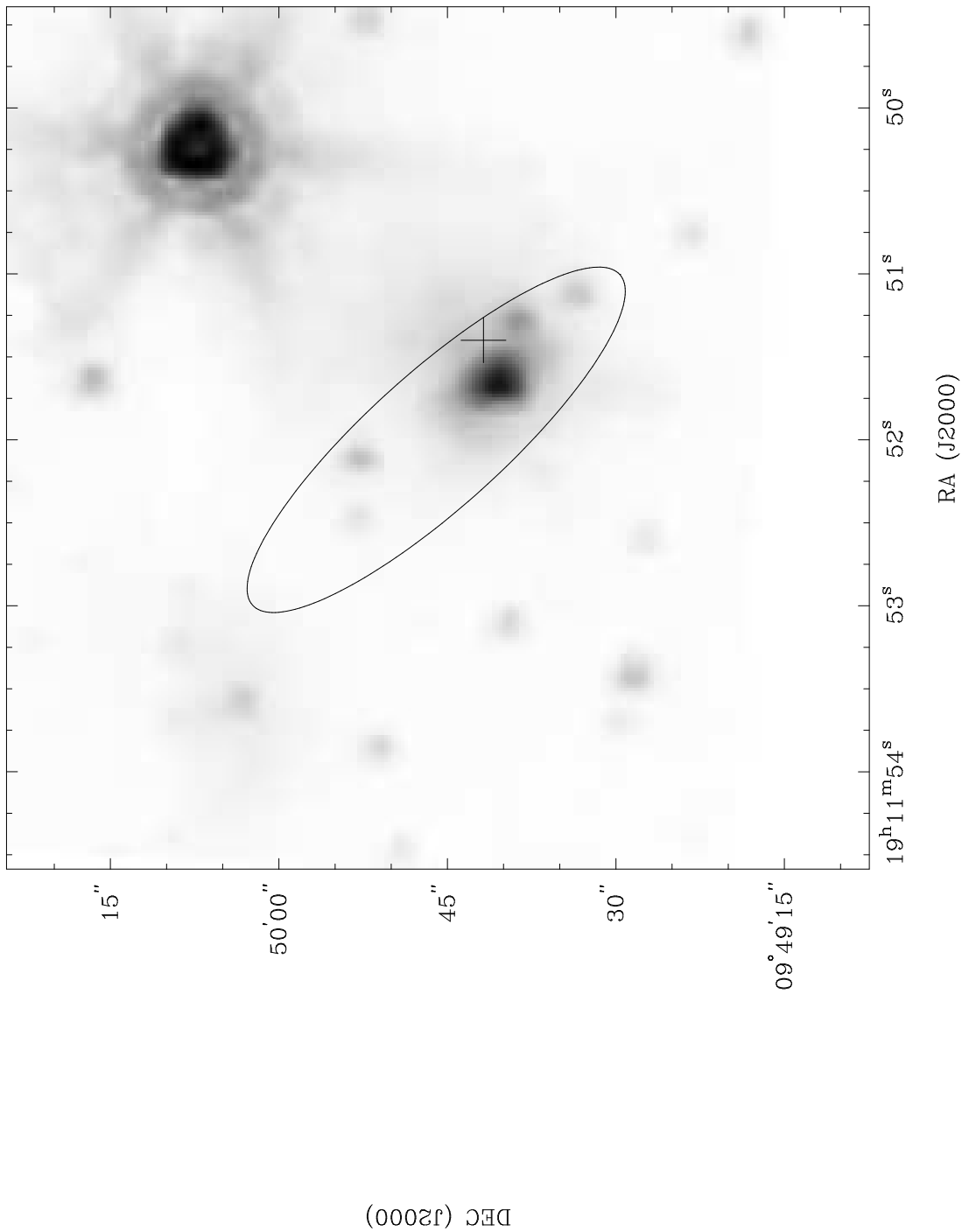


Figura 6.21: IRAS 19094+0944 (Mol 99). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

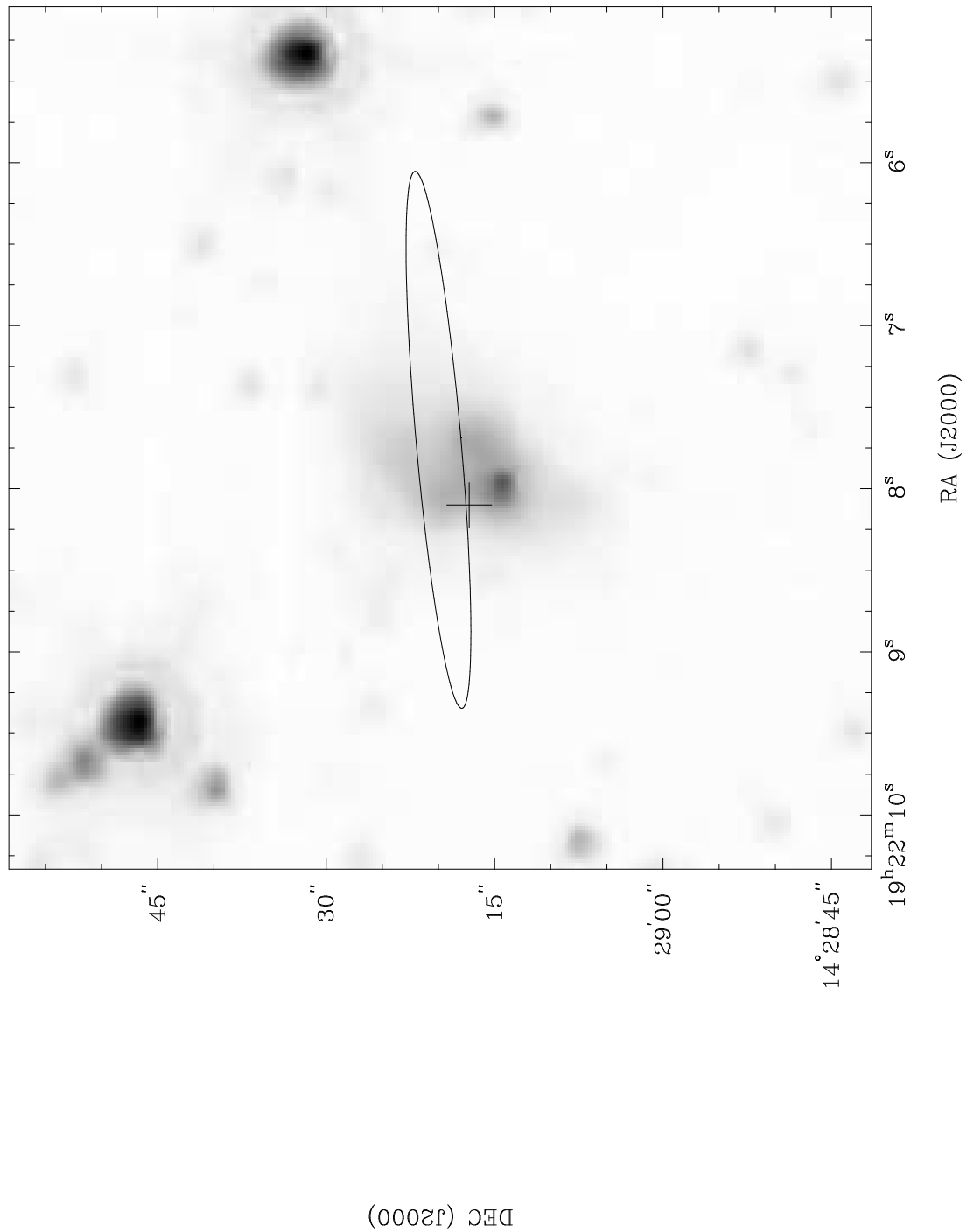


Figura 6.22: IRAS 19198+1423 (Mol 102). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.



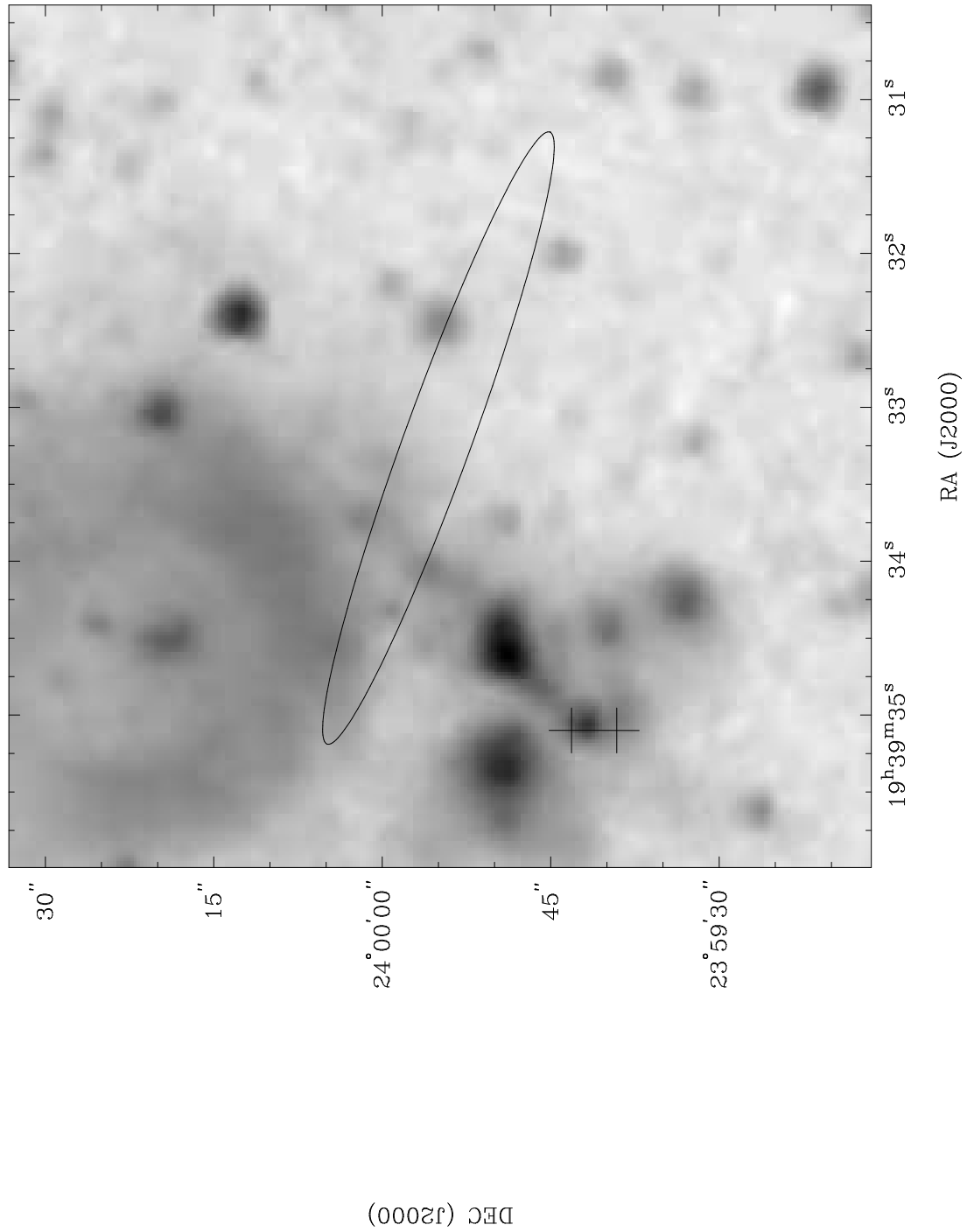


Figura 6.24: IRAS 19374+2352 (Mol 109). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

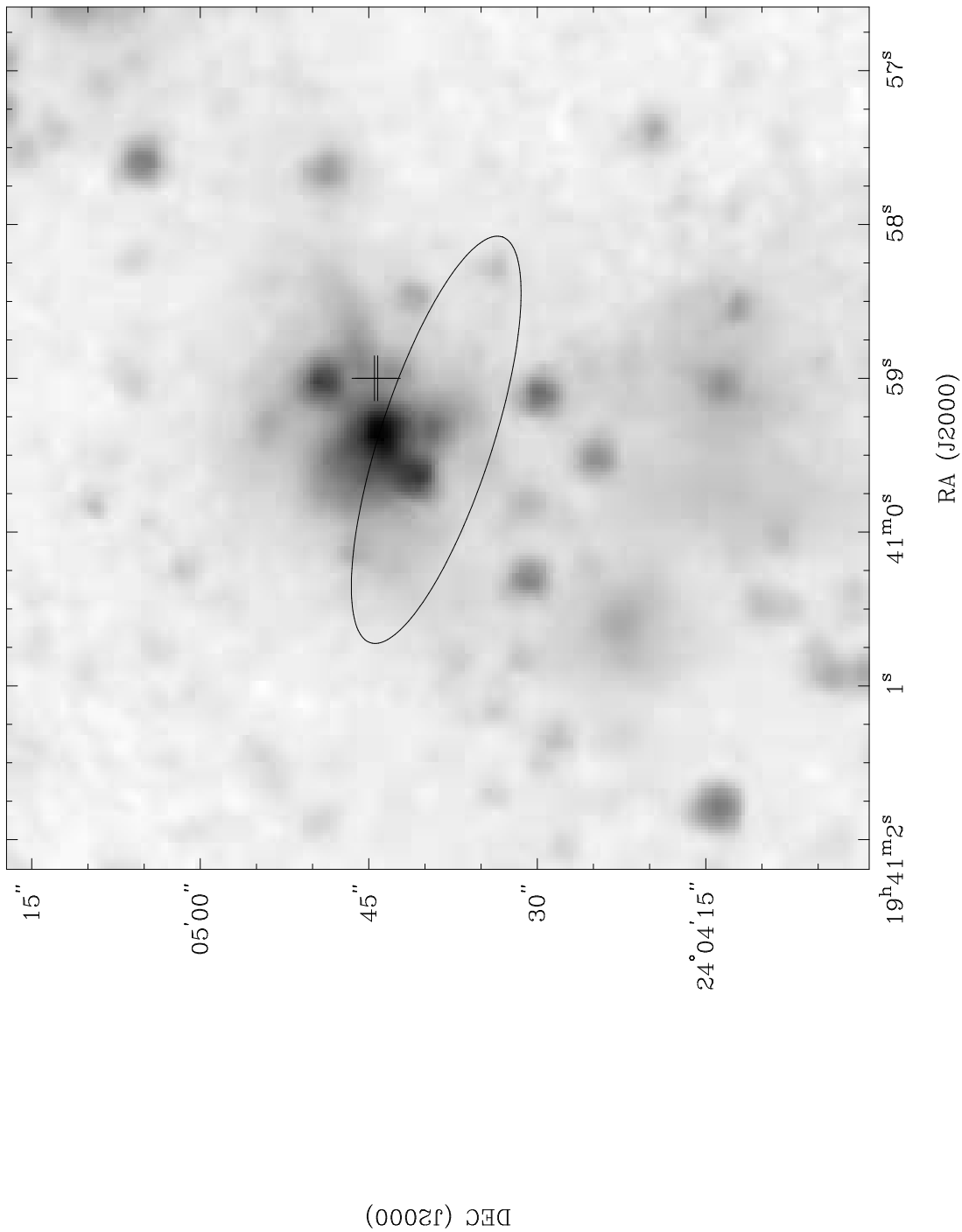


Figura 6.25: IRAS 19388+2357 (Mol 110). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13.

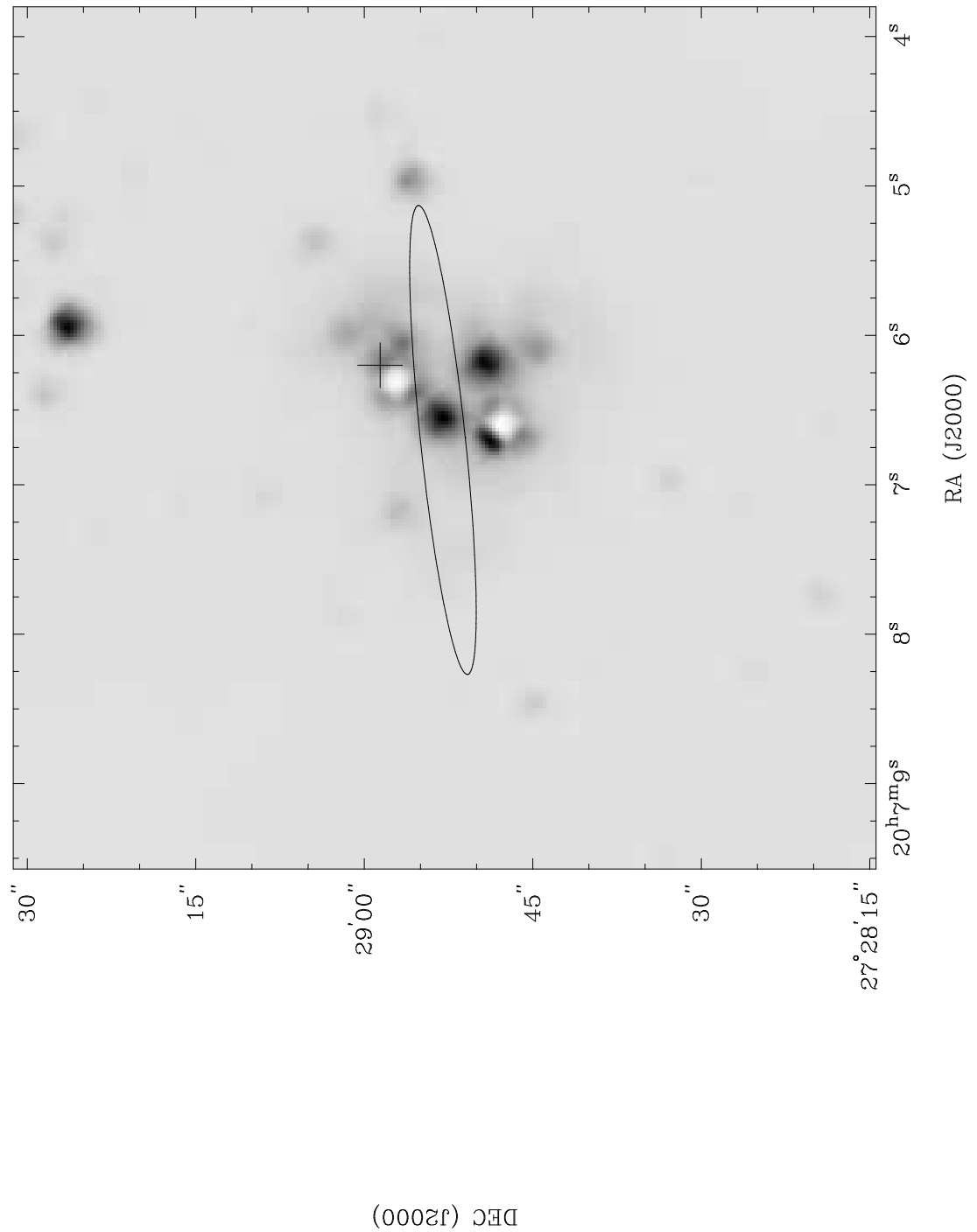


Figura 6.26: IRAS 20050+2720 (Mol 114). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13. Saturated pixels are seen in some regions of the map.

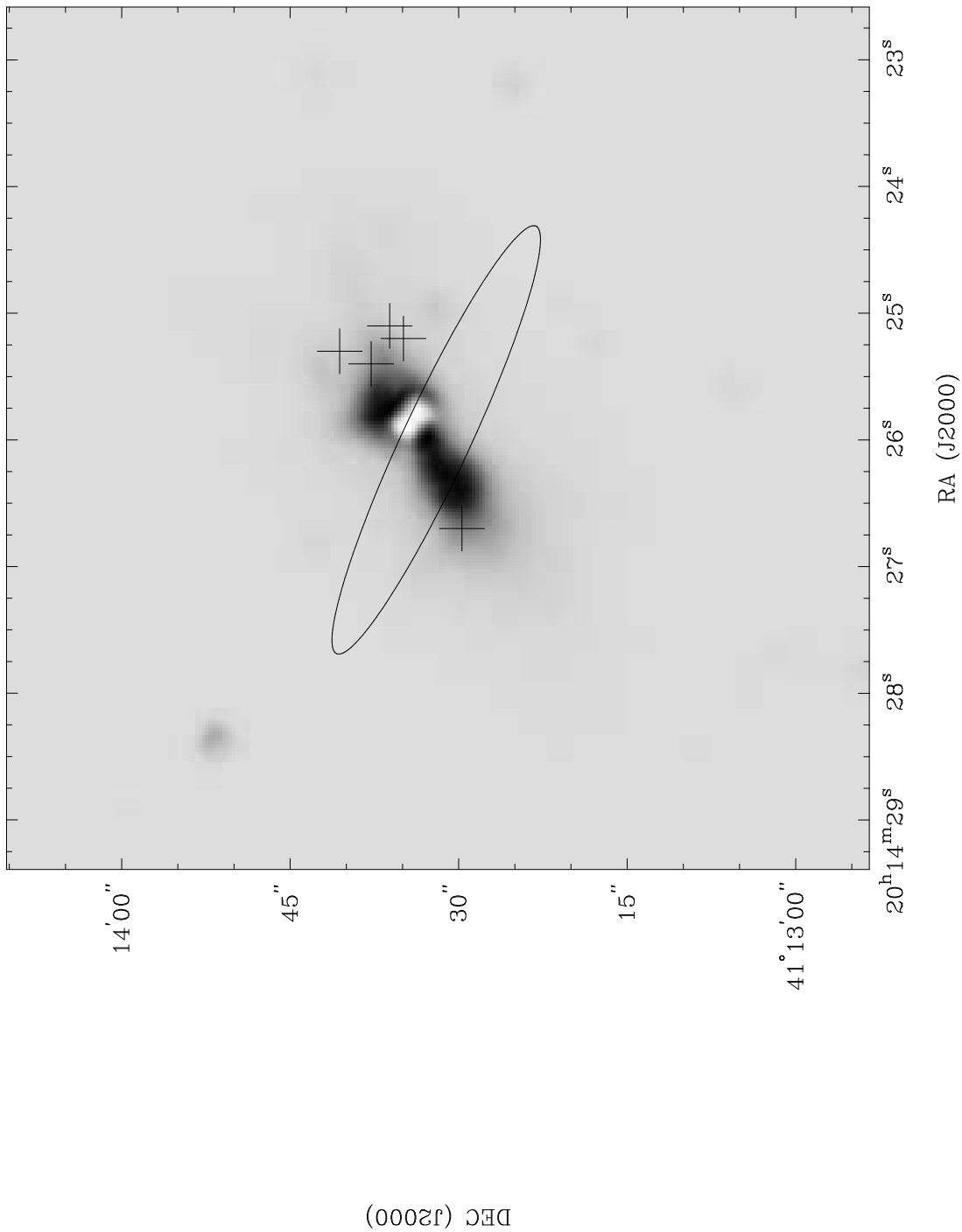


Figura 6.27: IRAS 20126+4104 (Mol 119). IRAS position, maser symbols and grey scale as in Fig 6.13. Saturated pixels are seen in the center of the region.



angular resolution observations of molecular outflows are necessary to give reliable parameters of the outflows to be compared with.

## 6.5. Conclusions

In the following we summarize the principal results achieved in this survey of 44 GHz class I methanol masers.

We found a 40% detection rate of class I methanol maser in a sample of HMPO's candidates and UCHII regions. Toward HMPO's the detection rate is 35%, while for UCHII regions a 59% detection rate was found. Thus class I methanol maser emission was found to be more common in the more evolved regions of the sample. The low detection rate in HMPO's may indicate the very early phase of evolution of these sources, which have not yet developed the necessary conditions to stimulate the maser emission ( $n \sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$  and  $T \sim 100 \text{ K}$ ). The low detection rate in these sources is also observed in the case of  $\text{H}_2\text{O}$ , OH and class II methanol masers, which support our conclusion regarding the young stage of those sources.

The distances measured from the maser spots to the UCHII regions support the evidence from Kurtz et al. (2004) that class I methanol masers are also found in the immediate vicinity of ionized regions. Indeed, we found three cases in which methanol masers are projected against the UCHII region. However, we did not find evidence of a correlation with ionized regions as is the case for class II and OH masers, in the sense that they are produced by the interaction between the HII region and the surrounding material.

We confirm in several sources that class I methanol masers are located in the interface between the bipolar outflows and the surrounding core. Maser spots were found coincident with regions of an excess in the [4.5] IRAC band, which likely indicates the presence of strong shocks in outflows. Shock processes in outflows are then linked to the maser phenomenon because of the spatial coincidence. Additionally, we found two examples in which thermal components, with a characteristic shock profile, are blended with maser features, which suggests a relation between these two processes. Even when the number of such examples with this characteristic profile is small, they

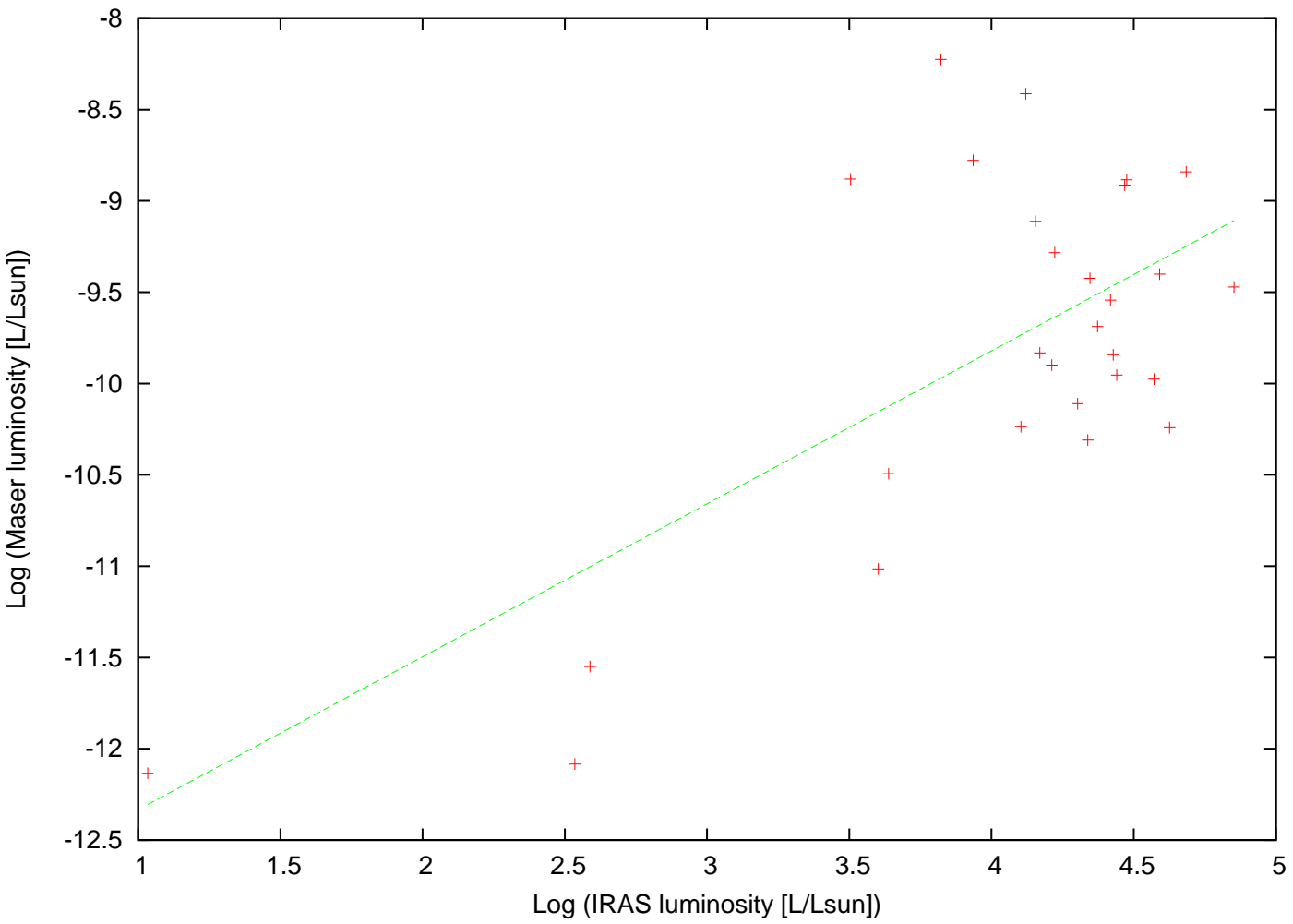


Figura 6.28: Plot of IRAS luminosity vs maser isotropic luminosity. Dashed line indicates the least square fit to the data.

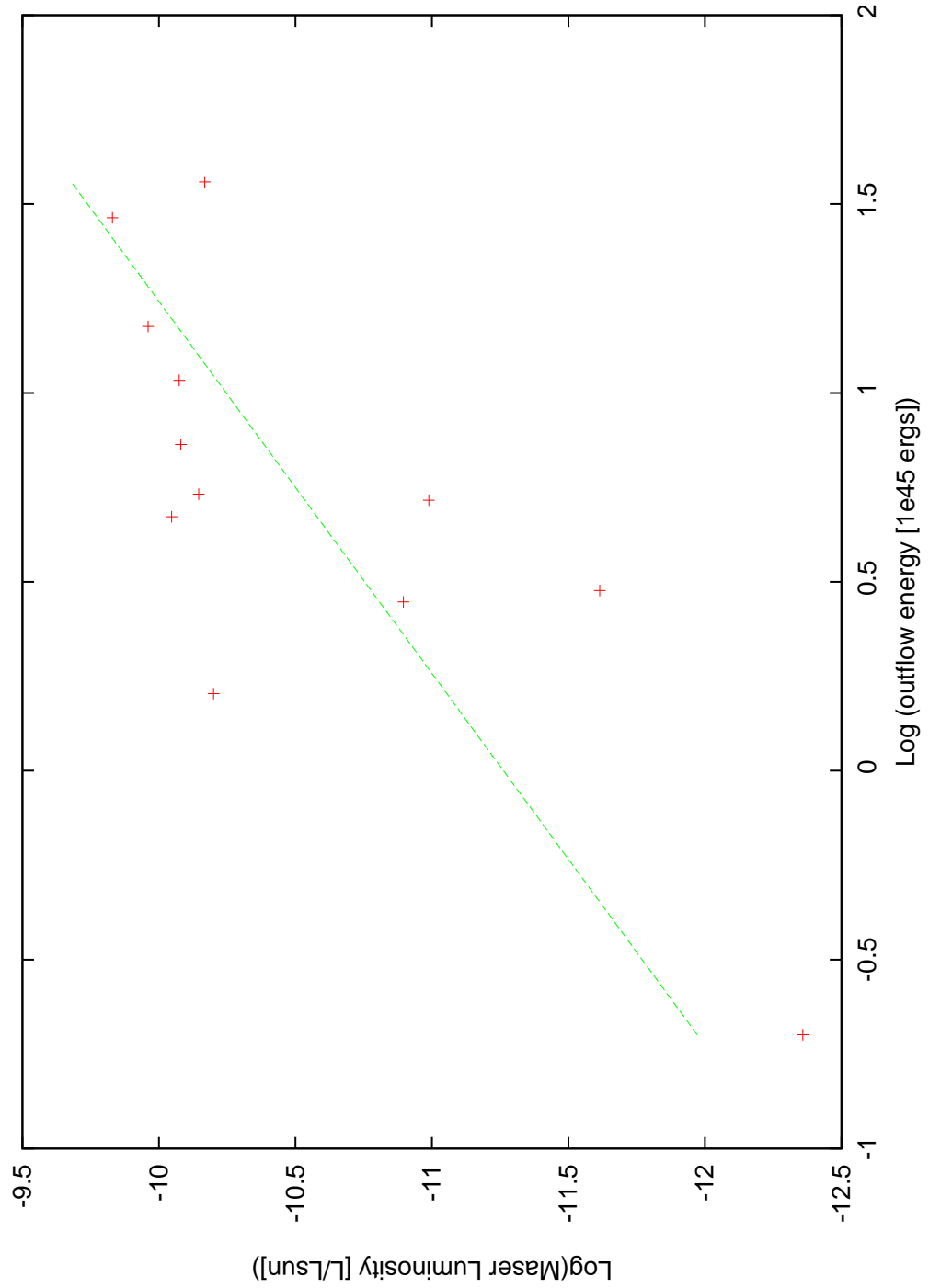


Figura 6.29: Plot of outflow energy vs maser isotropic luminosity. Dashed line indicates the least square fit to the data.

might explain the maser emission through the CH<sub>3</sub>OH enhancement during the shock process.



# Bibliografía

- Araya, E., Hofner, P. y Goss, W. M. 2007, A review of H<sub>2</sub>CO 6cm masers in the Galaxy, en *IAU Symposium*, vol. 242 de *IAU Symposium*, pp. 110–119.
- Baan, W. A., Guesten, R. y Haschick, A. D. 1986, Formaldehyde absorption and maser emission in galaxies, *ApJ* **305**, 830.
- Baart, E. E. y Cohen, R. J. 1985, OH masers associated with compact H II regions in the G45.1 + 0.1 complex, *MNRAS* **213**, 641.
- Bachiller, R., Codella, C., Colomer, F., Liechti, S. *et al.* 1998, Methanol in protostellar outflows. Single-dish and interferometric maps of NGC 1333/IRAS 2, *A&A* **335**, 266.
- Bachiller, R., Liechti, S., Walmsley, C. M. y Colomer, F. 1995, Methanol enhancement in young bipolar outflows., *A&A* **295**, L51+.
- Bachiller, R., Martin-Pintado, J. y Fuente, A. 1993, High-Velocity Hot Ammonia in Bipolar Outflows, *ApJL* **417**, L45+.
- Bachiller, R., Martin-Pintado, J., Tafalla, M., Cernicharo, J. *et al.* 1990, High-velocity molecular bullets in a fast bipolar outflow near L1448/IRS3, *A&A* **231**, 174.
- Barrett, A. H., Schwartz, P. R. y Waters, J. W. 1971, Detection of Methyl Alcohol in Orion at a Wavelength of  $\sim 1$  Centimeter, *ApJL* **168**, L101+.
- Batra, W., Matthews, H. E., Menten, K. M. y Walmsley, C. M. 1987, Detection of strong methanol masers towards galactic H II regions, *Nature* **326**, 49.

- Beuther, H., Churchwell, E. B., McKee, C. F. y Tan, J. C. 2007, The Formation of Massive Stars, en B. Reipurth, D. Jewitt y K. Keil (editores), *Protostars and Planets V*, pp. 165–180.
- Beuther, H., Schilke, P., Menten, K. M., Motte, F. *et al.* 2002a, High-Mass Protostellar Candidates. II. Density Structure from Dust Continuum and CS Emission, *ApJ* **566**, 945.
- Beuther, H., Schilke, P., Sridharan, T. K., Menten, K. M. *et al.* 2002b, Massive molecular outflows, *A&A* **383**, 892.
- Bronfman, L., Nyman, L.-A. y May, J. 1996, A CS(2-1) survey of IRAS point sources with color characteristics of ultra-compact HII regions., *A&AS* **115**, 81.
- Buhl, D., Snyder, L. E., Lovas, F. J. y Johnson, D. R. 1974, Silicon Monoxide: Detection of Maser Emission from the Second Vibrationally Excited State, *ApJL* **192**, L97+.
- Burkhard, D. G. y Dennison, D. M. 1951, The Molecular Structure of Methyl Alcohol, *Physical Review* **84**, 408.
- Cernicharo, J., Bujarrabal, V. y Santaren, J. L. 1993, High-excitation SiO maser emission in VY Canis Majoris - Detection of the  $V = 4$   $J = 5-4$  transition, *ApJL* **407**, L33.
- Cesaroni, R., Felli, M., Jenness, T., Neri, R. *et al.* 1999, Unveiling the disk-jet system in the massive (proto)star IRAS 20126+4104, *A&A* **345**, 949.
- Cesaroni, R., Felli, M., Testi, L., Walmsley, C. M. *et al.* 1997, The disk-outflow system around the high-mass (proto)star IRAS 20126+4104., *A&A* **325**, 725.
- Charnley, S. B., Tielens, A. G. G. M. y Millar, T. J. 1992, On the molecular complexity of the hot cores in Orion A - Grain surface chemistry as 'The last refuge of the scoundrel', *ApJL* **399**, L71.
- Cheung, A. C., Rank, D. M., Townes, C. H., Thornton, D. D. *et al.* 1969, Delection of Water in Interstellar Regions by its Microwave Radiation, *Nature* **221**, 626.

- Cohen, R. J., Gasprong, N., Meaburn, J. y Graham, M. F. 2006, Hydroxyl maser disc and outflow in the Orion-BN/KL region, *MNRAS* **367**, 541.
- Cook, A. H. 1966, A Search for Variations in the Flux of the Quasi-Stellar Source CTA 102, *Nature* **210**, 611.
- Cragg, D. M., Johns, K. P., Godfrey, P. D. y Brown, R. D. 1992, Pumping the interstellar methanol masers, *MNRAS* **259**, 203.
- Cragg, D. M., Sobolev, A. M. y Godfrey, P. D. 2005, Models of class II methanol masers based on improved molecular data, *MNRAS* **360**, 533.
- Davis, J. H., Blair, G.Ñ., van Till, H. y Thaddeus, P. 1974, Vibrationally Excited Silicon Monoxide in the Orion Nebula, *ApJL* **190**, L117+.
- Downes, D. y Wilson, T. L. 1974, Formaldehyde Line Emission at 4.8 GHz Near NGC 7538, *ApJL* **191**, L77+.
- Draine, B. T. 1980, Interstellar shock waves with magnetic precursors, *ApJ* **241**, 1021.
- Edris, K. A., Fuller, G. A. y Cohen, R. J. 2007, A survey of OH masers towards high mass protostellar objects, *A&A* **465**, 865.
- Edris, K. A., Fuller, G. A., Cohen, R. J. y Etoke, S. 2005, The masers towards IRAS 20126 + 4104, *A&A* **434**, 213.
- Elitzur, M. 1992a, Astronomical masers, *Annual Review of Astron and Astrophys* **30**, 75.
- Elitzur, M. (editor) 1992b, *Astronomical masers*, vol. 170 de *Astrophysics and Space Science Library*.
- Elitzur, M. y de Jong, T. 1978, A model for the maser sources associated with H II regions, *A&A* **67**, 323.
- Estalella, R. y Anglada, G. 1996, *Introducción a la Física del Medio Interestelar*, Barcelona: Edicions de la Universitat de Barcelona.
- Estalella, R., Mauersberger, R., Torrelles, J. M., Anglada, G. *et al.* 1993, The Molecular Cores in the L1287, AFGL 5142, and IRAS 20126+4104 Regions, *ApJ* **419**, 698.



- Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., Ashby, M. L.Ñ. *et al.* 2004, The Infrared Array Camera (IRAC) for the Spitzer Space Telescope, *ApJS* **154**, 10.
- Fiebig, D., Duschl, W. J., Menten, K. M. y Tscharnuter, W. M. 1996, The masing environment of star forming object IRAS00338+6312: Disk, outflow, or both ?, *A&A* **310**, 199.
- Fish, V. L. 2007, Masers and star formation, en *IAU Symposium*, vol. 242 de *IAU Symposium*, pp. 71–80.
- Fish, V. L. y Reid, M. J. 2006, Full-Polarization Observations of OH Masers in Massive Star-forming Regions. II. Maser Properties and the Interpretation of Polarization, *ApJS* **164**, 99.
- Forster, J. R., Goss, W. M., Wilson, T. L., Downes, D. *et al.* 1980, A formaldehyde maser in NGC 7538, *A&A* **84**, L1.
- Fuller, G. A., Williams, S. J. y Sridharan, T. K. 2005, The circumstellar environment of high mass protostellar objects. III. Evidence of infall?, *A&A* **442**, 949.
- Garay, G., Reid, M. J. y Moran, J. M. 1985, Compact H II regions - Hydrogen recombination and OH maser lines, *ApJ* **289**, 681.
- Garcia-Barreto, J. A., Burke, B. F., Reid, M. J., Moran, J. M. *et al.* 1988, Magnetic field structure of the star-forming region W3(OH) - VLBI spectral line results, *ApJ* **326**, 954.
- Gaume, R. A. y Mutel, R. L. 1987, A study of the ground-state hydroxyl maser emission associated with 11 regions of star formation, *ApJS* **65**, 193.
- Genzel, R. 1986, Strong Interstellar Masers, en *Masers, Molecules, and Mass Outflows in Star Formation Regions*, pp. 233–+.
- Genzel, R. y Downes, D. 1977, H<sub>2</sub>O in Orion - Outflow of matter in the last stages of star formation, *A&A* **61**, 117.
- Genzel, R., Downes, D., Pankonin, V., Baars, J. W. M. *et al.* 1980, SiO emission in Orion-KL - an evolved star in a region of star formation or a unique object in the Galaxy, *ApJ* **239**, 519.

- Genzel, R., Moran, J. M., Lane, A. P., Predmore, C. R. *et al.* 1979, VLBI observations of the SiO maser in Orion, *ApJL* **231**, L73.
- Genzel, R., Reid, M. J., Moran, J. M. y Downes, D. 1981, Proper motions and distances of H<sub>2</sub>O maser sources. I - The outflow in Orion-KL, *ApJ* **244**, 884.
- Goddi, C. y Moscadelli, L. 2006, Tracing the base of protostellar wind(s) towards the high-mass star forming region AFGL 5142: VLA continuum and VLBA H<sub>2</sub>O maser observations, *A&A* **447**, 577.
- Greenhill, L. J., Gwinn, C. R., Schwartz, C., Moran, J. M. *et al.* 1998, Coexisting conical bipolar and equatorial outflows from a high-mass protostar, *Nature* **396**, 650.
- Guilloteau, S., Omont, A. y Lucas, R. 1987, A new strong maser - HCN, *A&A* **176**, L24.
- Gundermann, E. J., Goldstein, Jr., S. J. y Lilley, A. E. 1965, Microwave Spectra of OH in the Direction of the Galactic Center., *AJ* **70**, 321.
- Gwinn, C. R., Moran, J. M. y Reid, M. J. 1992, Distance and kinematics of the W49N H<sub>2</sub>O maser outflow, *ApJ* **393**, 149.
- Habing, H. J., Goss, W. M., Matthews, H. E. y Winnberg, A. 1974, Identification of type I OH masers with very small H II regions, *A&A* **35**, 1.
- Hartigan, P., Raymond, J. y Hartmann, L. 1987, Radiative bow shock models of Herbig-Haro objects, *ApJ* **316**, 323.
- Haschick, A. D., Baan, W. A. y Menten, K. M. 1989, Detection of three new methanol maser transitions toward star-forming regions, *ApJ* **346**, 330.
- Haschick, A. D., Menten, K. M. y Baan, W. A. 1990, Detection of widespread strong methanol masers at 44 GHz, *ApJ* **354**, 556.
- Hasegawa, T., Morita, K., Okumura, S., Kaifu, N. *et al.* 1986, New SIO Masers in Star Forming Regions W:51 IRS:2 and SAGITTARIUS-B2 MD:5, en *Masers, Molecules, and Mass Outflows in Star Formation Regions*, pp. 275–+.

- Hewitt, J. W., Yusef-Zadeh, F. y Wardle, M. 2008, A Survey of Hydroxyl Toward Supernova Remnants: Evidence for Extended 1720 MHz Maser Emission, *ArXiv e-prints* **802**.
- Ho, P. T. P., Vogel, S.Ñ., Wright, M. C. H. y Haschick, A. D. 1983, Formation of OB clusters - OH maser observations, *ApJ* **265**, 295.
- Hollenbach, D. y McKee, C. F. 1989, Molecule formation and infrared emission in fast interstellar shocks. III - Results for J shocks in molecular clouds, *ApJ* **342**, 306.
- Hughes, R. H., Good, W. E. y Coles, D. K. 1951, Microwave Spectrum of Methyl Alcohol, *Physical Review* **84**, 418.
- Hunter, T. R., Testi, L., Taylor, G. B., Tofani, G. *et al.* 1995, A multiwavelength picture of the AFGL 5142 star-forming region., *A&A* **302**, 249.
- Hunter, T. R., Testi, L., Zhang, Q. y Sridharan, T. K. 1999, Molecular Jets and H<sub>2</sub>O Masers in the AFGL 5142 Hot Core, *AJ* **118**, 477.
- Jewell, P. R., Batrla, W., Walmsley, C. M. y Wilson, T. L. 1984, SiO maser emission from OH/IR stars and a search for Orion-like SiO masers, *A&A* **130**, L1.
- Jewell, P. R., Dickinson, D. F., Snyder, L. E. y Clemens, D. P. 1987, High-excitation SiO masers in evolved stars, *ApJ* **323**, 749.
- Jewell, P. R., Snyder, L. E., Walmsley, C. M., Wilson, T. L. *et al.* 1991, Observational properties of V = 1, J = 1 - 0 SiO masers, *A&A* **242**, 211.
- Jewell, P. R., Walmsley, C. M., Wilson, T. L. y Snyder, L. E. 1985, New detections of maser and thermal SiO emission, *ApJL* **298**, L55.
- Johnston, K. J., Gaume, R., Stolovy, S., Wilson, T. L. *et al.* 1992, The distribution of the 6(2)-6(1) and 5(2)-5(1) E-type methanol masers in OMC-1, *ApJ* **385**, 232.
- Kalenskii, S. V., Promyslov, V. G., Slysh, V. I., Bergman, P. *et al.* 2006, The detection of class I methanol masers towards regions of low-mass star formation, *Astronomy Reports* **50**, 289.

- Kurtz, S., Hofner, P. y Álvarez, C. V. 2004, A Catalog of CH<sub>3</sub>OH 7<sub>0</sub> – 6<sub>1</sub> A<sup>+</sup> Maser Sources in Massive Star-forming Regions, *ApJS* **155**, 149.
- Lees, R. M. 1973, On the E1-E2 Labeling of Energy Levels and the Anomalous Excitation of Interstellar Methanol, *ApJ* **184**, 763.
- Lees, R. M. y Baker, J. G. 1968, Torsion-Vibration-Rotation Interactions in Methanol. I. Millimeter Wave Spectrum, *J. Chem. Phys.* **48**, 5299.
- Lin, C. C. y Swalen, J. D. 1959, Internal Rotation and Microwave Spectroscopy, *Reviews of Modern Physics* **31**, 841.
- Litvak, M. M., McWhorter, A. L., Meeks, M. L. y Zeiger, H. J. 1966, Maser Model for Interstellar OH Microwave Emission, *Physical Review Letters* **17**, 821.
- Lucas, R. y Cernicharo, J. 1989, Discovery of strong maser emission from HCN in IRC+10216, *A&A* **218**, L20.
- Madden, S. C., Friberg, P., Brown, R. y Godfrey, P. 1988, Ammonia Maser Flare in W51, *IAU Circ.* **4537**, 1.
- Martin-Pintado, J., Bachiller, R. y Fuente, A. 1992, SIO Emission as a Tracer of Shocked Gas in Molecular Outflows, *A&A* **254**, 315.
- Matthews, H. E., Goss, W. M., Winnberg, A. y Habing, H. J. 1977, Compact H II regions near Type I OH maser sources. IV, *A&A* **61**, 261.
- Menten, K. 1991a, Methanol Masers and Submillimeter Wavelength Water Masers in Star-Forming Regions, en A. D. Haschick y P. T. P. Ho (editores), *Atoms, Ions and Molecules: New Results in Spectral Line Astrophysics*, vol. 16 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pp. 119–+.
- Menten, K. M. 1991b, The discovery of a new, very strong, and widespread interstellar methanol maser line, *ApJL* **380**, L75.
- Menten, K. M. 1996, Masers as chemical probes of star-forming regions, en E. F. van Dishoeck (editor), *Molecules in Astrophysics: Probes & Processes*, vol. 178 de *IAU Symposium*, pp. 163–+.

- Menten, K. M. y Batrla, W. 1989, Observations of various methanol maser transitions toward the NGC 6334 region, *ApJ* **341**, 839.
- Menten, K. M., Melnick, G. J. y Phillips, T. G. 1990a, Submillimeter water masers, *ApJL* **350**, L41.
- Menten, K. M., Melnick, G. J., Phillips, T. G. y Neufeld, D. A. 1990b, A new submillimeter water maser transition at 325 GHz, *ApJL* **363**, L27.
- Menten, K. M., Walmsley, C. M., Henkel, C. y Wilson, T. L. 1986, The centimeter transitions of E-type methanol, *A&A* **157**, 318.
- Millar, T. J., Herbst, E. y Charnley, S. B. 1991, The formation of oxygen-containing organic molecules in the Orion compact ridge, *ApJ* **369**, 147.
- Minier, V., Booth, R. S. y Conway, J. E. 2000, VLBI observations of 6.7 and 12.2 GHz methanol masers toward high mass star-forming regions. I. Observational results: protostellar disks or outflows?, *A&A* **362**, 1093.
- Miralles, M. P., Rodríguez, L. F. y Scalise, E. 1994, Radio continuum, ammonia, and water maser observations of bright, unassociated IRAS point sources, *ApJS* **92**, 173.
- Molinari, S., Brand, J., Cesaroni, R. y Palla, F. 1996, A search for precursors of ultracompact HII regions in a sample of luminous IRAS sources. I. Association with ammonia cores., *A&A* **308**, 573.
- Molinari, S., Brand, J., Cesaroni, R. y Palla, F. 2000, A search for precursors of Ultracompact Hii regions in a sample of luminous IRAS sources. III. Circumstellar dust properties, *A&A* **355**, 617.
- Molinari, S., Testi, L., Brand, J., Cesaroni, R. *et al.* 1998, IRAS 23385+6053: A Prototype Massive Class 0 Object, *ApJL* **505**, L39+.
- Molinari, S., Testi, L., Rodríguez, L. F. y Zhang, Q. 2002, The Formation of Massive Stars. I. High-Resolution Millimeter and Radio Studies of High-Mass Protostellar Candidates, *ApJ* **570**, 758.
- Moran, J. M. 1968, Tesis de doctorado, MASS. INST. TECHNOL, Cambridge, Mass.

- Morimoto, M., Kanzawa, T. y Ohishi, M. 1985, New maser lines of methanol, *ApJL* **288**, L11.
- Morita, K.-I., Hasegawa, T., Ukita, N., Okumura, S. K. *et al.* 1992, Accurate positions of SiO masers in active star-forming regions - Orion-KL, W51-IRS2, and Sagittarius-B2 MD5, *Publications of the ASJ* **44**, 373.
- Nisini, B., Codella, C., Giannini, T., Santiago Garcia, J. *et al.* 2007, Warm SiO gas in molecular bullets associated with protostellar outflows, *A&A* **462**, 163.
- Norris, R. P., Byleveld, S. E., Diamond, P. J., Ellingsen, S. P. *et al.* 1998, Methanol Masers as Tracers of Circumstellar Disks, *ApJ* **508**, 275.
- Palla, F., Brand, J., Comoretto, G., Felli, M. *et al.* 1991, Water masers associated with dense molecular clouds and ultracompact H II regions, *A&A* **246**, 249.
- Perkins, F., Gold, T. y Salpeter, E. E. 1966, Maser Action in Interstellar OH, *ApJ* **145**, 361.
- Phillips, T. G., Kwan, J. y Huggins, P. J. 1980, Detection of submillimeter lines of CO /0.65 mm/ and H<sub>2</sub>O /0.79 mm/, en B. H. Andrew (editor), *Interstellar Molecules*, vol. 87 de *IAU Symposium*, pp. 21–24.
- Plambeck, R. L. y Menten, K. M. 1990, 95 GHz methanol masers near DR 21 and DR 21(OH), *ApJ* **364**, 555.
- Plambeck, R. L., Wright, M. C. H. y Carlstrom, J. E. 1990, Velocity structure of the Orion-IRc2 SiO maser - Evidence for an 80 AU diameter circumstellar disk, *ApJL* **348**, L65.
- Ramesh, B. y Sridharan, T. K. 1997, Reliable Galaxy-wide identification of ultracompact H II regions, *MNRAS* **284**, 1001.
- Rathborne, J. M., Jackson, J. M., Chambers, E. T., Simon, R. *et al.* 2005, Massive Protostars in the Infrared Dark Cloud MSXDC G034.43+00.24, *ApJL* **630**, L181.
- Reid, M. J. y Moran, J. M. 1981, Masers, *Annual Review of Astron and Astrophys* **19**, 231.

- Rydbeck, O. E. A., Ellder, I. y Irvine, W. M. 1973, Radio Detection of Interstellar CH, *Nature* **246**, 466.
- Schilke, P., Walmsley, C. M., Pineau des Forets, G. y Flower, D. R. 1997, SiO production in interstellar shocks., *A&A* **321**, 293.
- Seth, A. C., Greenhill, L. J. y Holder, B. P. 2002, Water Masers as Tracers of Protostellar Disks and Outflows in the Intermediate-Mass Star-forming Region NGC 2071, *ApJ* **581**, 325.
- Shepherd, D. S., Nürnberger, D. E. A. y Bronfman, L. 2004, Discovery of a Massive Protostar near IRAS 18507+0121, *ApJ* **602**, 850.
- Shepherd, D. S., Povich, M. S., Whitney, B. A., Robitaille, T. P. *et al.* 2007, Molecular Outflows and a Mid-Infrared Census of the Massive Star Formation Region Associated with IRAS 18507+0121, *ApJ* **669**, 464.
- Shu, F. H., Adams, F. C. y Lizano, S. 1987, Star formation in molecular clouds - Observation and theory, *Annual Review of Astron and Astrophys* **25**, 23.
- Slysh, V. I., Kalenskii, S. V., Valts, I. E. y Otrupcek, R. 1994, The Parkes Survey of Methanol Masers at 44.07-GHz, *MNRAS* **268**, 464.
- Snyder, L. E. y Buhl, D. 1974, Detection of Possible Maser Emission Near 3.48 Millimeters from an Unidentified Molecular Species in Orion, *ApJL* **189**, L31+.
- Spencer, J. H., Schwartz, P. R., Waak, J. A. y Bologna, J. M. 1977, Observations of 7-mm SiO sources, *AJ* **82**, 706.
- Sridharan, T. K., Beuther, H., Saito, M., Wyrowski, F. *et al.* 2005, High-Mass Starless Cores, *ApJL* **634**, L57.
- Sridharan, T. K., Beuther, H., Schilke, P., Menten, K. M. *et al.* 2002, High-Mass Protostellar Candidates. I. The Sample and Initial Results, *ApJ* **566**, 931.
- Szymczak, M. y Kus, A. J. 2000, A survey of the 6.7 GHz methanol maser emission from IRAS sources — II. Statistical analysis, *A&A* **360**, 311.

- Thaddeus, P., Mather, J., Davis, J. H. y Blair, G.Ñ. 1974, Detection of the J=1 - 0 Rotational Transition of Vibrationally Excited Silicon Monoxide, *ApJL* **192**, L33+.
- Torrelles, J. M., Gómez, J. F., Rodríguez, L. F., Curiel, S. *et al.* 1998, Radio Continuum-H<sub>2</sub>O Maser Systems in NGC 2071: H<sub>2</sub>O Masers Tracing a Jet (IRS 1) and a Rotating Proto-planetary Disk of Radius 20 AU (IRS 3), *ApJ* **505**, 756.
- Turner, B. E. 1970, Anomalous Emission from Interstellar Hydroxyl and Water (to be concluded), *Journal of the Royal Astron. Soc. of Canada* **64**, 221.
- Turner, B. E. 1982, VLA observations of OH masers and associated ultra-compact continuum sources, en R. S. Roger y P. E. Dewdney (editores), *Regions of Recent Star Formation*, vol. 93 de *Astrophysics and Space Science Library*, pp. 425–431.
- van der Tak, F. F. S., van Dishoeck, E. F. y Caselli, P. 2000, Abundance profiles of CH<sub>3</sub>OH and H<sub>2</sub>CO toward massive young stars as tests of gas-grain chemical models, *A&A* **361**, 327.
- Voronkov, M. A., Brooks, K. J., Sobolev, A. M., Ellingsen, S. P. *et al.* 2006, Class I methanol masers in the outflow of IRAS16547-4247, *MNRAS* **373**, 411.
- Walmsley, C. M., Menten, K. M., Batrla, W. y Matthews, H. E. 1988, Anti-inversion of the 12.1 GHz methanol line towards dark clouds, *A&A* **197**, 271.
- Wang, Y., Zhang, Q., Rathborne, J. M., Jackson, J. *et al.* 2006, Water Masers Associated with Infrared Dark Cloud Cores, *ApJL* **651**, L125.
- Weaver, H., Williams, D. R. W., Dieter, N. H. y Lum, W. T. 1965, Observations of a Strong Unidentified Microwave Line and of Emission from the OH Molecule., *Nature* **208**, 29.
- Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L. y Henry, J. C. 1963, Radio Observations of OH in the Interstellar Medium, *Nature* **200**, 829.



- Williams, S. J., Fuller, G. A. y Sridharan, T. K. 2004, The circumstellar environments of high-mass protostellar objects. I. Submillimetre continuum emission, *A&A* **417**, 115.
- Williams, S. J., Fuller, G. A. y Sridharan, T. K. 2005, The circumstellar environments of high-mass protostellar objects. II. Dust continuum models, *A&A* **434**, 257.
- Wilson, R. W., Penzias, A. A., Jefferts, K. B., Kutner, M. *et al.* 1971, Discovery of Interstellar Silicon Monoxide, *ApJL* **167**, L97+.
- Wilson, T. L., Walmsley, C. M., Jewell, P. R. y Snyder, L. E. 1984, Detection of a new type of methanol maser, *A&A* **134**, L7.
- Wilson, W. J. y Barrett, A. H. 1968, Discovery of Hydroxyl Radio Emission from Infrared Stars, *Science* **161**, 778.
- Wood, D. O. S. y Churchwell, E. 1989, The morphologies and physical properties of ultracompact H II regions, *ApJS* **69**, 831.
- Wright, M. C. H., Plambeck, R. L., Vogel, S.Ñ., Ho, P. T. P. *et al.* 1983, Source of the high-velocity molecular flow in Orion, *ApJL* **267**, L41.
- Zhang, Q., Ho, P. T. P. y Wright, M. C. H. 2000, The SIO and CS Emission in the Molecular Outflow toward L1157, *AJ* **119**, 1345.
- Zhang, Q., Hunter, T. R., Beuther, H., Sridharan, T. K. *et al.* 2007, Multiple Jets from the High-Mass (Proto)stellar Cluster AFGL 5142, *ApJ* **658**, 1152.
- Zhang, Q., Hunter, T. R., Brand, J., Sridharan, T. K. *et al.* 2005, Search for CO Outflows toward a Sample of 69 High-Mass Protostellar Candidates. II. Outflow Properties, *ApJ* **625**, 864.
- Zhang, Q., Hunter, T. R., Brand, J., Sridharan, T. K. *et al.* 2001, Search for CO Outflows toward a Sample of 69 High-Mass Protostellar Candidates: Frequency of Occurrence, *ApJL* **552**, L167.
- Zuckerman, B., Lilley, A. E. y Penfield, H. 1965, OH Emission in the Direction of Radio Source W49, *Nature* **208**, 441.