

**Observaciones astronómicas con la antena de 40m
en el contexto del curso de funcionario de 2017**

M. Querejeta,
M. Santander-García,
B. Tercero

Informe Técnico IT-CDT 2017-11

Historial de revisiones

Versión	Fecha	Autor	Actualizaciones
1.0	08-06-2017	Autores	Primer borrador
1.1	09-06-2017	Autores	Correcciones

Índice

1. Introducción	3
1.1. Contexto de las observaciones	3
1.2. El radiotelescopio de 40m de Yebes	3
2. Observaciones extragalácticas: NGC 253	4
2.1. NGC 253 y el interés de observar la línea CS(1-0)	4
2.2. Configuración de las observaciones	4
2.3. Resultados	6
3. Observación de diferentes transiciones máser de SiO en RX Boo	8
3.1. Contexto	8
3.2. Observaciones	9
3.3. Resultados	9
3.3.1. Discrepancia en velocidad	10
3.3.2. Discrepancia de eficiencias a 45 GHz con y sin 22 GHz	10
3.3.3. Evolución de la sensibilidad con el tiempo de integración	13
4. Observaciones de L1544	14
4.1. Resultados	17
4.1.1. Errores en la velocidad radial	19
5. Conclusiones globales	21

1. Introducción

1.1. Contexto de las observaciones

Este informe recoge observaciones realizadas con el telescopio de 40m del Centro Astronómico de Yebes entre los días 24 y 26 de mayo de 2017. Dichas observaciones se enmarcan en el contexto de las prácticas del curso selectivo para el acceso al Cuerpo de Astrónomos del Estado, llevadas a cabo por los tres candidatos que han superado la fase oposición y que han sido nombrados funcionarios en prácticas. Se consideró oportuno que las prácticas constaran de una fase de preparación de las observaciones, para la cual los candidatos se desplazaron al centro astronómico de Yebes, programando *in situ* las observaciones y las correspondientes macros; una segunda fase de observación, durante los días indicados; y una tercera fase de análisis de datos y preparación del presente informe.

El objetivo de estas prácticas era doble: por un lado, familiarizarse con el manejo del telescopio y sus capacidades, y, por otro lado, comprobar la viabilidad de distintos tipos de observaciones astronómicas con dicho telescopio. Para ello, se eligieron fuentes de naturaleza muy distinta: desde estrellas evolucionadas en fase AGN, como RX Boo, o nubes de formación estelar de la Vía Láctea, hasta una fuente extragaláctica, la galaxia espiral NGC 253. Al mismo tiempo, con el objetivo de cubrir distintas bandas y una amplia variedad de configuraciones de los receptores, se decidió observar distintas líneas de emisión: NH_3 , CS y máseres de SiO. Tras una introducción sobre las características generales del telescopio de 40m, el informe se divide en tres grandes secciones, correspondientes a los tres grupos de fuentes observadas. En cada una de estas secciones se detallan la configuración de los receptores, se proporcionan detalles de la observación y se incluye un breve análisis de los resultados. Cerramos el informe con unas conclusiones globales.

1.2. El radiotelescopio de 40m de Yebes

La antena de 40m de Yebes consiste en un reflector parabólico con óptica Nasmyth-Cassegrain, es decir, que cuenta con un subreflector hiperbólico y un espejo terciario plano situado a 45° para desplazar el eje óptico lateralmente en función de los receptores a utilizar. La relación foco primario-diámetro del sistema Cassegrain es de 7.9, y la montura alt-azimutal. El diseño sigue los principios de homología con el fin de mantener la forma paraboloide a diferentes elevaciones, y la precisión de la superficie, mejorada mediante técnicas de holografía, ronda las 150-200 μm . El telescopio puede operarse con un viento de hasta 15 m s^{-1} .

El uso de la antena es doble, tanto para geodesia, con su participación en observaciones de VLBI geodésico, como para astronomía, ya sea observando de manera coordinada como parte de VLBI, o como antena única. En el contexto astrofísico, la principal baza de la antena de 40m es el amplio rango de frecuencias que es capaz de cubrir, que abarca de 2.2 GHz (13.6 cm) a 115 GHz (2.6 mm), aunque las observaciones a esta última están fuertemente limitadas por la baja eficiencia de apertura a frecuencias tan altas y por la presencia significativa de vapor de agua a la altitud del observatorio donde está situada (989 m en el geoide WGS84). En el presente informe se recogen datos y análisis concernientes a las bandas K y Q, centradas en 22 y 45 GHz respectivamente.

El telescopio cuenta actualmente con varios back-ends: seis para ser utilizados en observaciones interferométricas (dos DBBC2 y cuatro RDBEG), y otros dos para observaciones como antena única, IRAM-Detector (IDET) para continuo, y *Fast Fourier Transform Spectrometer* (FFTS), para observaciones de líneas espectrales. Estos últimos cuentan en la actualidad con 65536 canales distribuidos en un ancho de banda de 2.5 GHz.

2. Observaciones extragalácticas: NGC 253

2.1. NGC 253 y el interés de observar la línea CS(1-0)

Uno de los retos fundamentales de la astrofísica moderna es comprender el proceso de formación estelar y los mecanismos dinámicos que lo regulan. En este sentido, el estudio de galaxias próximas puede resultar muy iluminador, puesto que permite analizar variaciones en el medio interestelar bajo diferentes condiciones estructurales, químicas y dinámicas. La mayoría de estudios extragalácticos han recurrido a líneas de CO para estudiar la distribución y cinemática del gas molecular, pero hoy parece claro que es la fase más densa del gas la que guarda una relación más directa con la formación estelar (p. ej. Gao & Solomon 2004). Para detectar este gas denso se ha recurrido a líneas como HCN, HCO⁺ o HNC, aunque a menudo resulta incierto asociar a estas líneas un factor de conversión a masa gaseosa de forma unívoca, entre otras razones, porque puede haber variaciones en las abundancias relativas de estas moléculas y parte de la emisión puede venir excitada por bombeo infrarrojo. En este contexto, la búsqueda de otros trazadores complementarios de gas denso es importante, y la molécula de CS, frecuentemente utilizada en estudios galácticos, es una de las opciones más prometedoras. Se trata de una molécula dipolar cuya transición rotacional menos energética, CS(1-0), tiene una frecuencia de 48.991 GHz y corresponde a una densidad crítica de $\sim 6 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$.

La transición CS(1-0) ha sido observada con éxito en algunas fuentes extragalácticas. En particular, Paglione et al. (1995) observaron la línea de CS(1-0) con el telescopio de Nobeyama de 45m en la galaxia NGC 253, así como algunas otras galaxias cercanas. Aquí nos proponemos reproducir las observaciones de CS(1-0) en NGC 253 con el telescopio de 40m del Centro Astronómico de Yebes, con el fin de comprobar la viabilidad de observaciones extragalácticas desde el mismo.

NGC 253 es una galaxia espiral con un alto contenido de gas molecular e intensa formación estelar ($4.3 M_{\odot}/\text{yr}$). Dada su proximidad (3.5 Mpc), es una de las galaxias de tipo *starburst* mejor estudiadas. Con el telescopio de Nobeyama de 45m, Paglione et al. (1995) detectaron una línea de CS(1-0) muy ancha ($\Delta v = 170 \text{ km s}^{-1}$), y un flujo integrado de 21.8 K km s^{-1} , que probablemente se debe a la superposición de diferentes componentes cinemáticos dentro del haz principal (FWHM $\sim 34''$).

2.2. Configuración de las observaciones

- *Front-end y back-end:* Para estas observaciones usamos la banda Q de NANOCOSMOS (41-49 GHz), con la combinación frontend-backend HET45-XFFTS. En particular, para cubrir la línea de CS(1-0) a 48.991 GHz utilizamos las secciones 9 y 13 del mismo (que corresponden a

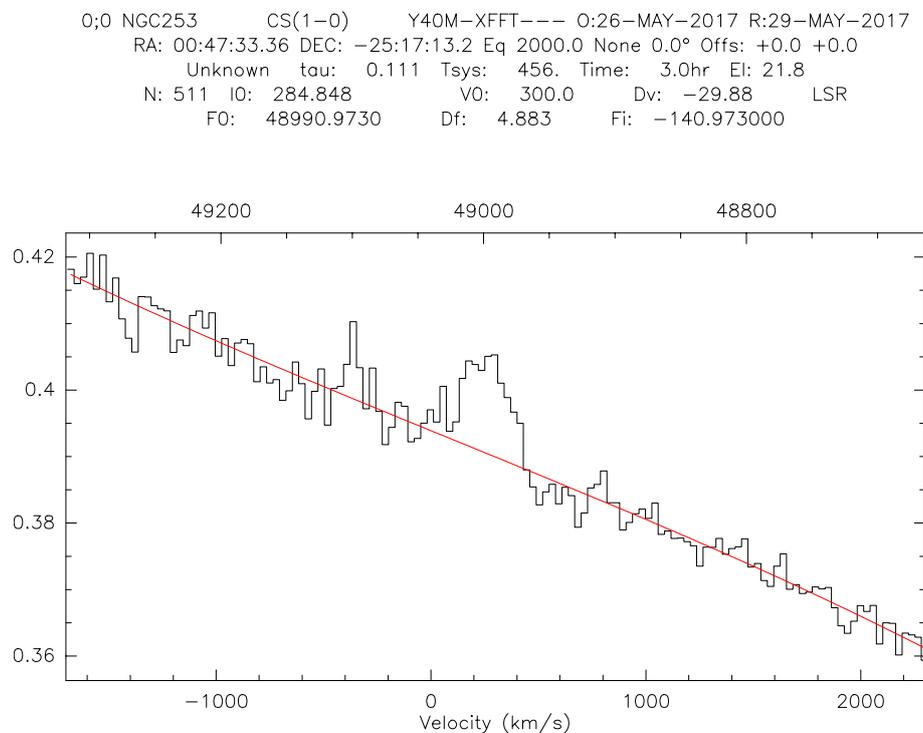


Figura 1: Espectro de NGC 253 antes de sustraer la línea de base. Se muestra el ajuste de línea de base mediante un polinomio de orden 3.

las polarizaciones H y V, respectivamente). Sintonizamos el oscilador local a una frecuencia de 37.64 GHz para centrar la línea CS(1-0) en la banda disponible, dando lugar a una frecuencia intermedia $\nu_{IF}=11.35$ GHz. El ancho banda es de 2.5 GHz y disponemos de 38 kHz de resolución espectral (0.25 km s^{-1}).

- *Fuente:* Como fuente a observar decidimos apuntar al núcleo de NGC 253, con coordenadas 0h 47m 33.4s, $-25^\circ 17' 14''$ (J2000.0), y una velocidad de recesión aproximada $v_{LSR}=300 \text{ km s}^{-1}$.

- *Calibración:* Al igual que Paglione et al. (1995), utilizamos un máser de SiO para calibración de foco y puntería, en la fuente IRC+10011; el punto central (entre las componentes v_1 y v_2 del máser) corresponde a 44.17 GHz, por lo que utilizamos las secciones 3 y 7 del receptor y sintonizamos el oscilador local con un offset de -780 Hz. Para la calibración de la temperatura del sistema se utiliza el método del *factor Y*, alternando una carga fría (el cielo) y una carga caliente que se coloca ante la bocina del receptor.

- *Distribución del tiempo de observación:* Las observaciones se han llevado a cabo en conmutación de posición. En total, se invirtieron unas ocho horas de observación en este proyecto, repartidas en dos sesiones de 4h cada una entre los días 25 y 26 de mayo de 2017 (entre las 6:30 y las 10:30 UT). Esto proporciona un total de 3h de tiempo de integración sobre la fuente.

La separación de la posición OFF (*throw*) es de $424''$ respecto al centro de la galaxia, en la dirección NW: en particular, el punto de referencia elegido respecto a la fuente es $(-300'', 300'')$ en ascensión recta y declinación, ya que la galaxia que queremos observar está más bien de canto y se extiende en la dirección NE-SW. De ahí que eligiendo la posición del OFF en la dirección NE respecto al centro consigamos evitar toda posible emisión de la galaxia sin tener

que desplazarnos demasiado, lo que podría conllevar variaciones de emisión de la atmósfera.

Se siguió el siguiente esquema de observación: 15 ciclos ON-OFF (30s en ON, 30s en OFF), seguidos de una calibración con carga fría-caliente cada 20min. Dada la baja elevación de la fuente (máxima elevación de $\sim 25^\circ$), decidimos hacer calibración de puntería y foco cada 1h (cada tres ciclos de 20min). La experiencia parece haber demostrado que se consiguen mejores resultados configurando la calibración como puntería-foco-puntería (es decir, repetir la calibración de puntería después del foco), y esto es lo que hicimos cada tres ciclos (es decir, cada hora, aproximadamente).

- *Temperatura del sistema:* La temperatura del sistema osciló entre $T_{\text{sys}} = 260$ y 290 K en la polarización circular a derechas (RCP), y entre $T_{\text{sys}} = 320$ y 350 K para la polarización circular a izquierdas (LCP). Estas temperaturas elevadas de sistema se explican por la baja altitud de la fuente (alcanzando un máximo de 24.2° y un mínimo de 18°).

2.3. Resultados

Hemos importado los resultados de las observaciones con el telescopio de 40m a CLASS. Tras construir un fichero que incluye las observaciones de los dos días (excluyendo el scan 11768, corrupto por un problema eléctrico), hemos utilizado la tarea `average` para promediar los datos y obtener un único espectro a partir de todo el tiempo de integración. Mediante `smooth` hemos disminuido la resolución espectral desde la resolución nativa de 0.23 km s^{-1} a 29.88 km s^{-1} (un factor 2^7). La Fig.1 muestra el resultado directo del espectro observado con la línea de base ajustada (polinomio de orden 3); la Fig.2 muestra el resultado de sustraer la línea de base. Utilizamos un rango total de $v \pm 1800 \text{ km s}^{-1}$, excluyendo el intervalo $150\text{--}450 \text{ km s}^{-1}$.

La línea se detecta claramente, centrada entorno a 250 km s^{-1} y con una anchura de unos 200 km s^{-1} , comparable con los resultados de Paglione et al. (1995). Para asegurarnos de que la detección es robusta, también hemos seguido un proceso análogo al descrito en el párrafo anterior con los datos de cada uno de los días de observación por separado, y en ambos es visible la línea, entorno a la misma posición y con una anchura similar.

Además, la Fig.3 muestra el ajuste de una Gaussiana a la línea CS(1-0). Ajustamos la Gaussiana en el intervalo de 150 a 450 km s^{-1} , tomando como parámetros iniciales para la minimización 0.015 K (pico de la línea), 240 km s^{-1} (centroide), 200 km s^{-1} (anchura FWHM de la línea). Hemos comprobado que los resultados no son demasiado sensibles a la elección de estos parámetros iniciales, y que son robustos también ante la elección de un rango mayor o menor de velocidades para la línea de base (desde un mínimo de 1600 km s^{-1} , hasta un ancho total de 6000 km s^{-1}).

Integrando el área de esta Gaussiana, obtenemos un flujo de $(4.25 \pm 0.39) \text{ K km s}^{-1}$, un centroide en velocidad de $(258 \pm 12) \text{ km s}^{-1}$, y una anchura FWHM de $(241 \pm 23) \text{ km s}^{-1}$.

No podemos comparar directamente estos resultados con los de Nobeyama porque están en temperatura de antena, T_A^* , y la fuente es extensa. Sin embargo, los haces son similares (dado que los reflectores parabólicos de Nobeyama y Yebes tienen un tamaño comparable: 45m frente a 40m), y esto nos permite, de manera aproximada, estimar la temperatura de brillo equivalente corrigiendo simplemente un factor $(45/40)^2 = 0.8$.

Paglione et al. (1995) citan un flujo integrado de 21.8 K km s^{-1} , con una eficiencia $\eta = 0.71$. Para los datos de Yebes, asumiendo una eficiencia $\eta = 0.25$, tendríamos un flujo equivalente

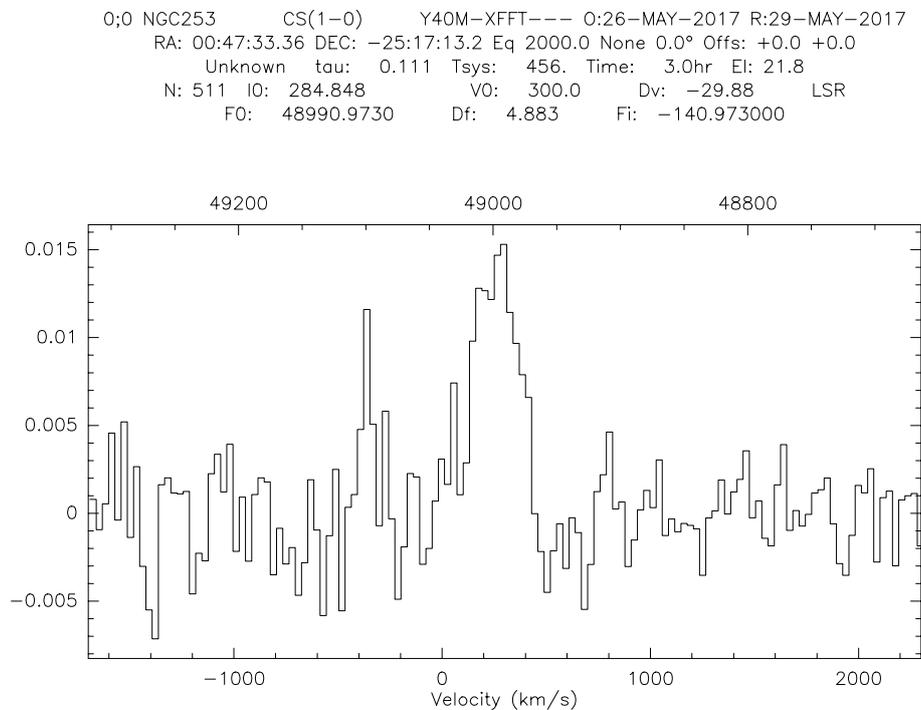


Figura 2: Espectro de NGC 253 tras sustraer la línea de base ajustada en la Fig.1

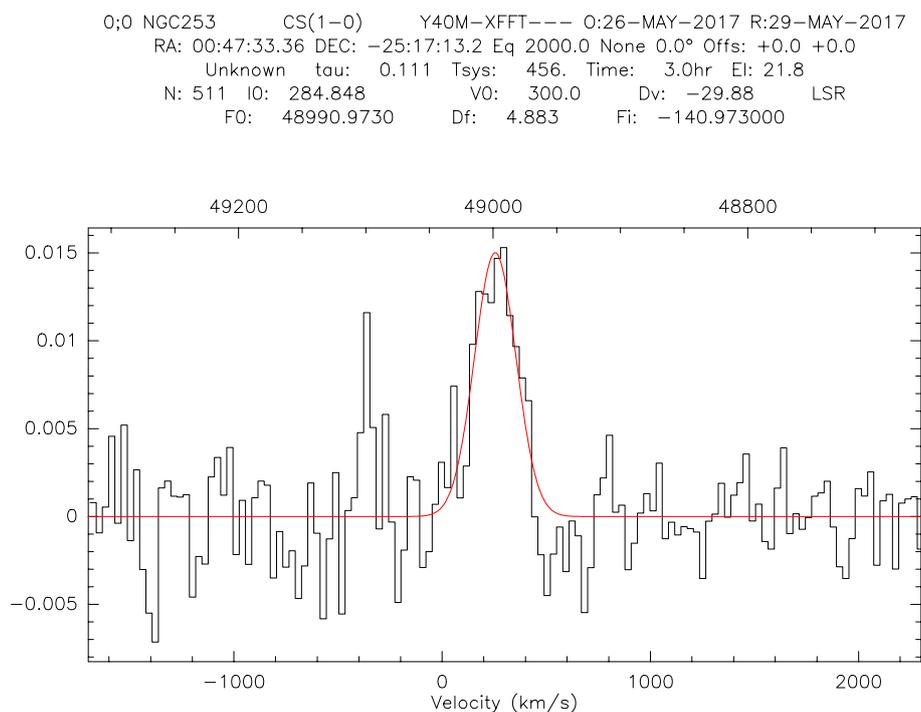


Figura 3: Ajuste de una gaussiana a la línea CS(1-0). El ajuste proporciona un flujo de (4.25 ± 0.39) $K \text{ km s}^{-1}$, un centroide en velocidad de (258 ± 12) km s^{-1} , y una anchura FWHM de (241 ± 23) km s^{-1} .

de $4.25 / 0.25 / 0.8 = 21.2 \text{ K km s}^{-1}$, en perfecto acuerdo con los datos de Nobeyama. Como conclusión adicional, esto parece confirmar que la eficiencia del telescopio de Yebes a estas frecuencias ronda el 25 % actualmente.

Otro experimento interesante que podemos hacer con nuestros datos es comprobar cómo disminuye el ruido al aumentar el tiempo de integración. Podríamos preguntarnos si con 3h de integración para NGC 253 hemos alcanzado un régimen en el que el ruido ya no mejora al añadir más tiempo de observación, pero parece que no es el caso: tomando un cuarto del tiempo de integración (45min), el ruido rms ronda los 5 mK (con pequeñas desviaciones en función de qué cuarto elijamos, naturalmente); con la mitad del tiempo de integración (1h30), el ruido disminuye a 3.6 mK, lo que supone aproximadamente un factor $\sqrt{2}$, como es esperable; finalmente, sumando todo el tiempo de integración disponible (3h), el ruido baja hasta 2.7 mK, de nuevo prácticamente un factor $\sqrt{2}$. En definitiva, esto viene a confirmar que el comportamiento del telescopio sigue la ecuación del radiómetro ideal, estando dominado por el ruido gaussiano, y no ha alcanzado aún un régimen en el que efectos sistemáticos impidan mejorar sustancialmente las observaciones a base de prolongar el tiempo de observación.

3. Observación de diferentes transiciones máser de SiO en RX Boo

3.1. Contexto

Las estrellas evolucionadas en la rama asintótica de las gigantes (Asymptotic Giant Branch, AGB) presentan a menudo líneas de emisión rotacional de diferentes isotómeros de SiO. Aunque la presencia de estas líneas es independiente de si la química en la envoltura de la estrella es rica en oxígeno o en carbono, la intensidad de la emisión máser en las oxigenadas es con frecuencia sustancialmente mayor (p.ej. Bujarrabal et al. 1987; Alcolea et al. 1990; Cho & Kim 2012). Los perfiles espectrales son altamente variables, con uno o más picos estrechos a velocidades que difieren de la sistémica en unos pocos km s^{-1} . La región en la que se produce la emisión máser es necesariamente pequeña, del orden de unos pocos radios estelares, y ocurre en diferentes puntos de una región de tipo anular centrada en la estrella (p.ej. Desmurs et al. 2014), siendo amplificada fundamentalmente a lo largo de la línea de visión. La variabilidad temporal de la emisión máser de estos objetos es muy alta, y en algunos casos, como en las estrellas pulsantes regulares, sigue la variación periódica de luminosidad en el infrarrojo (p.ej. Pardo et al. 2004), lo que induce a pensar que el mecanismo de bombeo de los másers de SiO está relacionado con el recubrimiento infrarrojo en la envoltura de la estrella y determinadas transiciones de H_2O (p.ej. Pardo et al. 1998).

RX Boo es una estrella pulsante semi-regular de tipo espectral M7.5. La química en su envoltura resulta ser rica en oxígeno. La estrella presenta emisión máser en diferentes transiciones de SiO, ^{29}SiO , ^{30}SiO con $J=1-0$ y diferentes valores de v . Su emisión máser es de naturaleza variable en tiempos característicos de pocos días y ha sido estudiada con la antena de 40m de Yebes (de Vicente et al. 2016). Actualmente su evolución a medio y largo plazo está siendo monitorizada y será objeto de un trabajo de tesis (Gómez-Garrido, en preparación).

3.2. Observaciones

Se realizaron observaciones de RX Boo con la antena de 40m de Yebes los días 25 y 26 de mayo de 2017. El rango de elevación cubierto fue de 20° a 75° , elevación a la que culmina el objeto. Se utilizaron los front-end de 22 y 45 GHz simultáneamente, con objeto de estudiar discrepancias en la eficiencia a 45 GHz en comparación con observaciones a dicha frecuencia únicamente. Los backend utilizados fueron los de transformada rápida de Fourier, XFFTS, con un ancho de banda de 2.5 GHz (a 45 GHz). El oscilador local para esta banda se sintonizó de modo que el rango espectral cubierto resultara de 41.5 a 44 GHz.

La estrategia de observación consistió en la realización de secuencias de puntería, foco, puntería y observación, repitiéndose todo el conjunto aproximadamente cada hora. La puntería y el foco se realizaron en la misma fuente, RX Boo, usando el modo de pseudocontinuo entre los canales en los que presenta emisión máser, en dos transiciones de SiO. Los valores de ajuste de foco oscilaron en un rango de unos 4 mm, mientras que las correcciones de puntería propuestas por el sistema oscilaron en un rango de ~ 14 arcsec en azimut y ~ 10 arcsec en elevación. Cada observación se llevó a cabo en conmutación de posición. Consistió en tres ciclos de unos 20 minutos, en los que se realizaba una calibración seguida de la observación de la fuente trazando un patrón de 5 puntos (centrado en RX Boo) durante 30 segundos cada uno, con objeto de muestrear adecuadamente el haz primario, a lo que seguía una observación de cielo alejada de la fuente con una duración de $30\sqrt{5}$ segundos, con objeto de ser combinada adecuadamente durante la posterior reducción de los datos.

El tiempo total de exposición en la fuente y en la posición de cielo (ON+OFF) fue de 4.4 horas. Las condiciones atmosféricas fueron estables, con ausencia de nubosidad apreciable.

3.3. Resultados

Los datos fueron reducidos con CLASS. Para cada grupo de 5 puntos, se ajustó el flujo de una transición en las diferentes posiciones de acuerdo a una gaussiana 2D de anchura a media altura (FWHM) igual a la anchura a media potencia del haz principal a la frecuencia estudiada (HPBW). Una vez encontrada la gaussiana, se ajustaron consecuentemente los niveles de las 5 posiciones —de modo que las observaciones fueran equivalentes—, se promediaron los 5 puntos y se sustrajo la posición OFF. Este proceso se repitió tantas veces como grupos de 5 puntos, y todas las observaciones resultantes fueron promediadas hasta obtener el espectro definitivo.

En la presente sección se muestran los resultados de las transiciones de SiO detectadas y no detectadas en la banda (véase Tabla 1), y se comparan con observaciones de la misma fuente tomadas 6 días antes, en las que se aprecia la evolución de la emisión máser (véase Figuras 4 a 8). Además, se realiza una serie de estimaciones sobre la discrepancia de sensibilidad al usar los frontends de 22 y 45 GHz o usar solo el de 45 GHz, la sensibilidad de la antena o el offset en la velocidad de las líneas.

Tabla 1: Transiciones de SiO en RX Boo

Transición	ν reposo (MHz)	T_A^* pico (K)	Flujo (K km s ⁻¹)	V_{LSR} centroide (km s ⁻¹)	Notas
<i>Transiciones detectadas</i>					
²⁸ SiO $J=1-0$ $v=0$	43423.853	0.17±0.01	2.051±0.002	0.56	Transición térmica
²⁸ SiO $J=1-0$ $v=1$	43122.075	2.64±0.01	7.862±0.004	0.87	Máser
²⁸ SiO $J=1-0$ $v=2$	42820.586	2.25±0.01	8.154±0.004	0.72	Máser
²⁹ SiO $J=1-0$ $v=0$	42879.947	0.022±0.007	0.416±0.002	2.80	Transición térmica
³⁰ SiO $J=1-0$ $v=0$	42373.340	0.023±0.011	0.238±0.003	-0.57	Transición térmica
<i>Transiciones no detectadas</i>					
²⁸ SiO $J=1-0$ $v=3$	42519.383				
²⁸ SiO $J=1-0$ $v=4$	42218.454				
²⁹ SiO $J=1-0$ $v=1$	42082.546				
³⁰ SiO $J=1-0$ $v=1$	42583.829				

Cuadro 1: Transiciones de diferentes isotopómeros de SiO en la región espectral observada en RX Boo, entre 41.5 y 44 GHz. Las intensidades están expresadas en T_A^* . El centroide de velocidad es la velocidad correspondiente al baricentro de la emisión entre los extremos de la ventana definida en cada caso (véase Figuras 4 a 8).

3.3.1. Discrepancia en velocidad

Observaciones recientes (véase Sección 4) suscitaron dudas sobre un posible desplazamiento de los espectros finales de aproximadamente 1 km s⁻¹ a 22 GHz, y de 0.5 km s⁻¹ a 45 GHz, en ambos casos hacia el azul.

Las presentes observaciones no son capaces de arrojar mucha luz al respecto, debido a que la única transición observada con suficiente S/N y que no es de naturaleza máser (es decir, variable tanto en flujo como en la velocidad de sus picos), la línea térmica de ²⁸SiO $J=1-0$ $v=0$, se trata de una emisión relativamente ancha. En cualquier caso, como puede verse en el baricentro hallado para la velocidad de la emisión en la Tabla 1, 0.56 km s⁻¹, resulta desplazada 0.5 km s⁻¹ de la velocidad de RX Boo en el marco estándar de reposo ($v_{LSR}=1$ km s⁻¹), lo que podría deberse a la existencia de este problema.

3.3.2. Discrepancia de eficiencias a 45 GHz con y sin 22 GHz

En observaciones recientes surgieron indicios de una posible pérdida de eficiencia del sistema a 45 GHz al observar conjuntamente con el dicróico para 22 GHz, respecto a la observación a 45 GHz sin dicróico. Con objeto de evaluar si este es el caso, las observaciones de RX Boo para este informe se realizaron con dicróico, observando simultáneamente a 22 y 45 GHz, aprovechando la existencia de una serie de observaciones anteriores de la misma fuente solo a 45 GHz.

La Figura 4 muestra la línea térmica de ²⁸SiO $J=1-0$ $v=0$ en RX Boo, el 26 de mayo de 2017 (en negro, observación a 22 y 45 GHz) y 6 días antes (en rojo, solo a 45 GHz). La diferencia en el nivel de la emisión es inapreciable, como cabría esperar al realizarse la calibración con la misma configuración, en cada caso. En cuanto al ruido, sin embargo, el nivel de sensibilidad alcanzado en las 4.4 horas de las observaciones a 22 y 45 GHz es de 13.8 mK, que no se corresponde con

3 OBSERVACIÓN DE DIFERENTES TRANSICIONES MÁSER DE SiO EN RX BOO 11

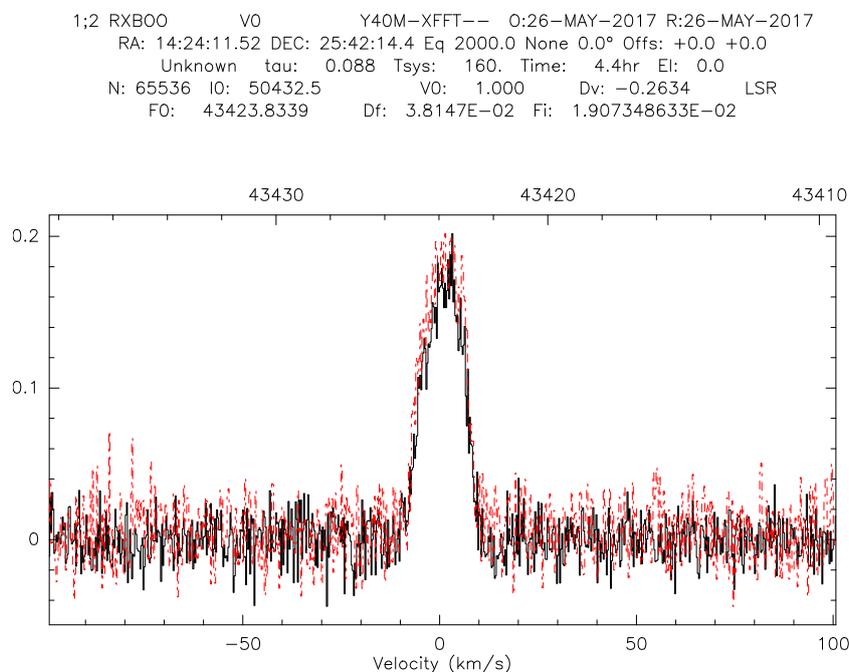


Figura 4: Emisión térmica de $^{28}\text{SiO } J=1-0 v=0$ en RX Boo el 26 de mayo (en negro) y el 20 de mayo (en rojo) de 2017. La variación temporal es inapreciable más allá del mayor ruido del espectro del 20 de mayo.

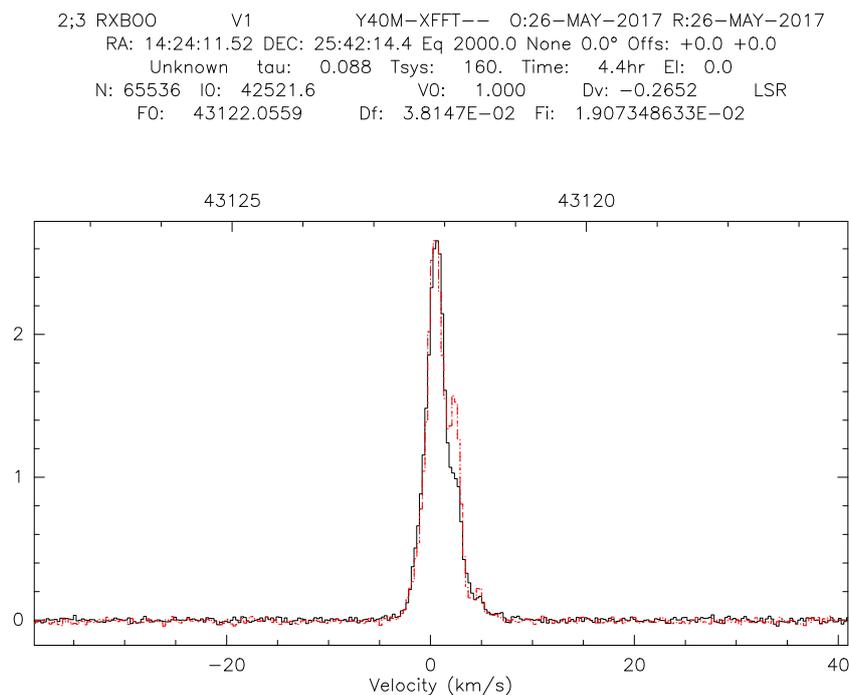


Figura 5: Emisión máser de $^{28}\text{SiO } J=1-0 v=1$ en RX Boo el 26 de mayo (en negro) y el 20 de mayo (en rojo) de 2017. Nótese la desaparición del pico a $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ en el curso de 6 días.

3 OBSERVACIÓN DE DIFERENTES TRANSICIONES MÁSER DE SiO EN RX BOO 12

3;4 RXBOO V2 Y40M-XFFT-- 0:26-MAY-2017 R:26-MAY-2017
 RA: 14:24:11.52 DEC: 25:42:14.4 Eq 2000.0 None 0.0° Offs: +0.0 +0.0
 Unknown tau: 0.088 Tsys: 160. Time: 4.4hr El: 0.0
 N: 65536 IO: 34618.4 VO: 1.000 Dv: -0.2671 LSR
 FO: 42820.5669 Df: 3.8147E-02 Fi: 1.907348633E-02

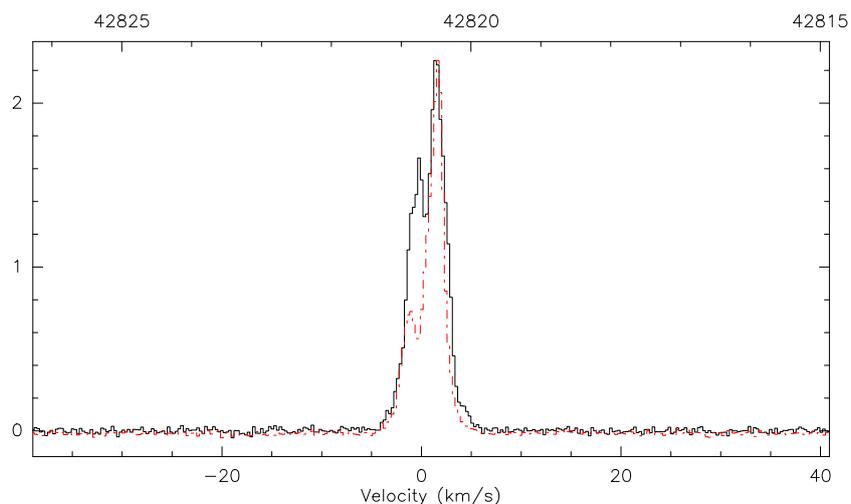


Figura 6: Emisión máser de $^{28}\text{SiO } J=1-0 v=2$ en RX Boo el 26 de mayo (en negro) y el 20 de mayo (en rojo) de 2017. Nótese la caída del pico a $\sim 0 \text{ km s}^{-1}$ en el curso de 6 días.

6;7 RXBOO 29V0 Y40M-XFFT-- 0:26-MAY-2017 R:26-MAY-2017
 RA: 14:24:11.52 DEC: 25:42:14.4 Eq 2000.0 None 0.0° Offs: +0.0 +0.0
 Unknown tau: 0.088 Tsys: 160. Time: 4.4hr El: 0.0
 N: 16383 IO: 9043.61 VO: 1.000 Dv: -1.067 LSR
 FO: 42879.9274 Df: 0.1526 Fi: 1.907348633E-02

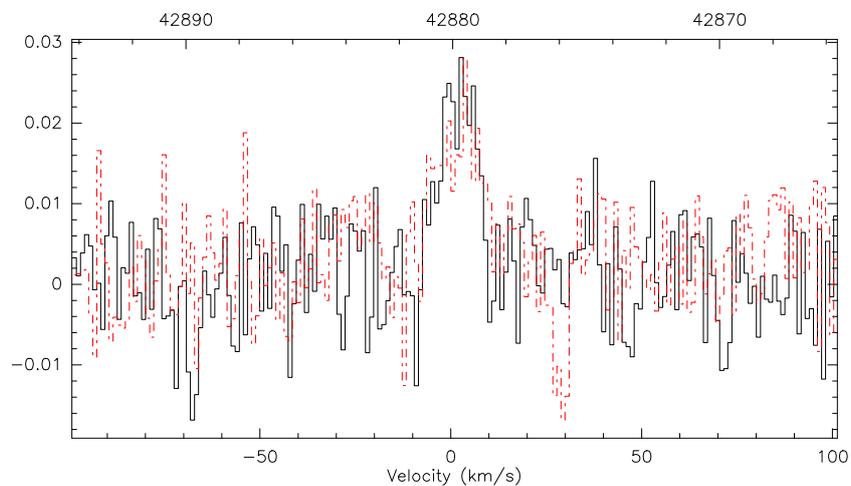


Figura 7: Emisión térmica de $^{29}\text{SiO } J=1-0 v=0$ en RX Boo el 26 de mayo (en negro) y el 20 de mayo (en rojo) de 2017. La variación temporal es inapreciable más allá del mayor ruido del espectro del 20 de mayo.

3 OBSERVACIÓN DE DIFERENTES TRANSICIONES MÁSER DE SiO EN RX BOO 13

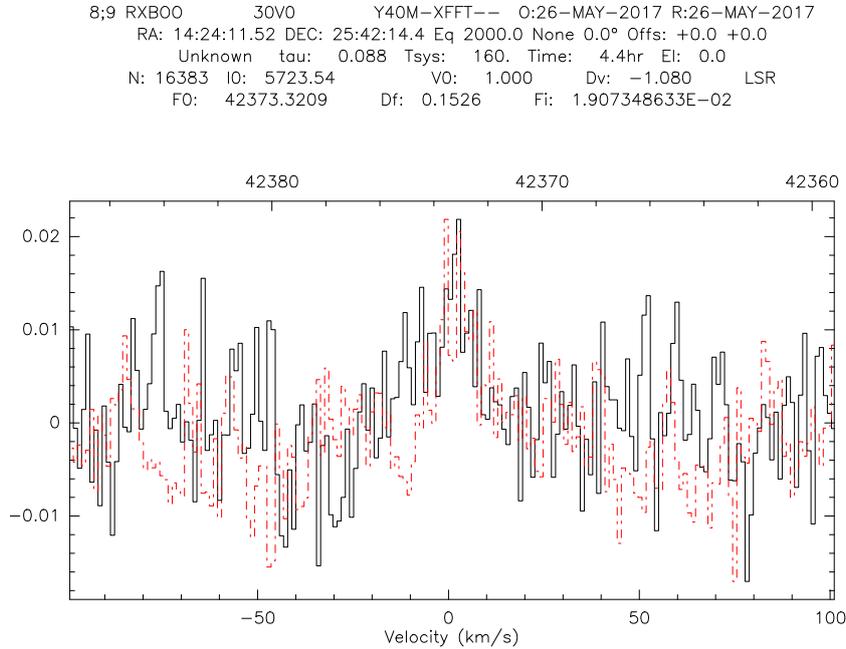


Figura 8: Emisión térmica de $^{30}\text{SiO } J=1-0 v=0$ en RX Boo el 26 de mayo (en negro) y el 20 de mayo (en rojo) de 2017. La variación temporal es inapreciable más allá del mayor ruido del espectro del 20 de mayo.

el ruido de 16.6 mK que se alcanzó 6 días antes observando únicamente a 45 GHz durante 1.9 horas, ya que la relación de ruidos tendría que ir con la raíz cuadrada de la fracción de tiempos, a igualdad de temperatura de sistema. La pequeña diferencia en las temperaturas de sistema característica de ambos días (136 K el 20 de mayo, frente a 160 K el 26 de mayo), que influye linealmente en la sensibilidad, tampoco basta para explicar semejante discrepancia, aunque se acerca: el ruido observando a 45 GHz y 22 GHz fue de 13.8 mK, cuando debería haber sido de 12.8 mK.

En conclusión, la sensibilidad alcanzada al usar el dicroico podría en efecto ser algo menor ($\sim 10\%$) que al no hacerlo. Según se ha observado recientemente, este problema podría proceder de un error en el software que estima la opacidad, que se corrigió mientras se elaboraba este informe (Rodríguez et al. 2017). En cualquier caso, este problema debería ser investigado en mayor profundidad realizando una serie de observaciones secuenciales en un modo y en otro.

3.3.3. Evolución de la sensibilidad con el tiempo de integración

Dado que las observaciones acumularon 4.4 horas de exposición (ON+OFF), se ha estudiado el comportamiento del ruido alrededor de la transición de $^{28}\text{SiO } J=1-0 v=0$ y su variación con el tiempo acumulado de exposición (véase Figura 9). Los datos se ajustaron a un modelo de la forma $a\sqrt{\frac{b}{t}}$. El mejor ajuste (en rojo en la figura) se obtuvo para los valores $a=0.1269$ K y $b=89$ s. El ajuste a los datos es bueno, indicando que el ruido cae aproximadamente con la raíz cuadrada del tiempo, de acuerdo con la teoría; sin embargo, el ruido real se mantiene prácticamente en todo momento por encima del ruido teórico del ajuste, aunque dicha diferencia se va haciendo

más pequeña a medida que transcurre el tiempo.

Es necesario tener en cuenta también que las observaciones transcurrieron a lo largo de un intervalo temporal de más de 8 horas, con los consiguientes cambios en la elevación, en la bondad de los ajustes de foco y puntería en diferentes direcciones, y con las posibles variaciones en las condiciones atmosféricas.

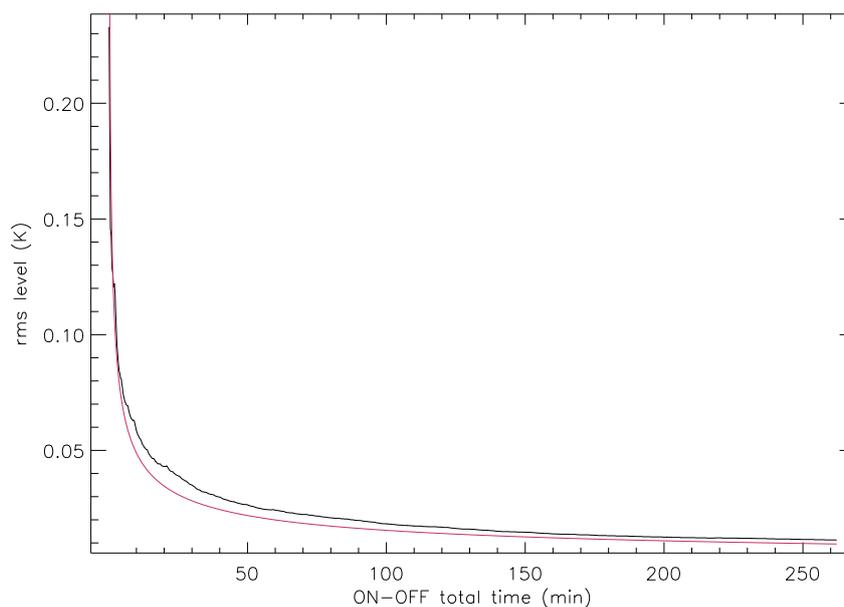


Figura 9: Evolución del ruido alrededor de la transición de $^{28}\text{SiO } J=1-0 v=0$ en RX Boo con el tiempo acumulado de exposición (en negro); modelo de caída de ruido con la raíz cuadrada del tiempo (en rojo).

4. Observaciones de L1544

Para la realización de esta práctica, decidimos observar un objeto cuya emisión estuviera bien caracterizada en alguna de las frecuencias en las que opera el telescopio de Yebes de 40m.

L1544 es un núcleo pre-estelar en el complejo de Tauro a unos 140 pc de distancia (Elias 1978) que muestra signos de colapso gravitacional (Tafalla et al. 1998; Caselli et al. 2012). Se caracteriza por una elevada densidad central ($\sim 10^6 \text{ cm}^{-3}$), una baja temperatura ($\sim 7 \text{ K}$) y una fuerte depleción de CO hacia el centro (Tafalla et al. 2002). Precisamente, esta depleción ocurre debido a las condiciones de densidad y temperatura antes mencionadas que favorecen la incorporación de ciertas especies que forman parte del gas a los mantos de hielo del polvo.

En este escenario, la molécula de CO no puede ser utilizada como trazador de la densidad de la región. Sin embargo, una de las moléculas más abundantes en regiones densas, el amoníaco (NH_3), no sufre este efecto y se perfila como un excelente indicador tanto de las condiciones físicas como de la cinemática de las partes centrales del núcleo pre-estelar. En la Fig. 10 se muestra la distribución espacial de la emisión del continuo a 1.2 mm y de distintas especies en L1544. Podemos observar que mientras el máximo de la emisión de amoníaco aparece en la

parte central del núcleo y apreciamos una emisión concentrada, la emisión de los isotopólogos de CO es más extensa y sin un máximo definido debido a la depleción de estas especies.

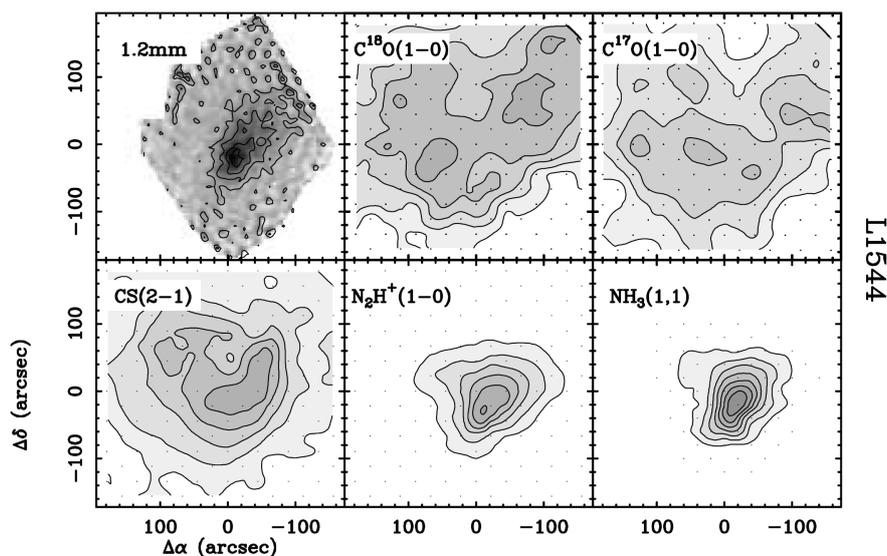


Figura 10: Detalle de la Figura 1 de Tafalla et al. (2002). Se muestran mapas de la emisión de polvo a 1.2mm (de Ward-Thompson et al. 1999), $C^{18}O(1-0)$, $C^{17}O(1-0)$, $CS(2-1)$, $N_2H^+(1-0)$ (datos del telescopio FCRAO) y de $NH_3(1,1)$ (datos del telescopio de Effelsberg de 100m) para L1544. Para más detalles sobre la magnitud de intensidad integrada de los contornos y el haz del telescopio de cada observación ver Tafalla et al. (2002).

Con el fin de comparar nuevas observaciones de NH_3 en L1544 con aquellas de Tafalla et al. (2002) y para probar la versatilidad de los receptores del 40m decidimos observar simultáneamente en las bandas K (22.3 GHz) y Q (45.5 GHz). Las observaciones tuvieron lugar los días 25 y 26 de mayo de 2017. Los backends utilizados fueron de transformada rápida de Fourier y nos proporcionaban 2.5 GHz de banda instantánea por cada polarización con una resolución espectral de 38 kHz (equivalente a 0.50 km s^{-1} en banda K y a 0.25 km s^{-1} en banda Q). Los receptores fueron sintonizados a la frecuencia de reposo del $CS J=1-0$ (48990.957 MHz) en banda Q y a 24375.0 MHz en banda K. Esta última frecuencia fue elegida de manera que dentro de los 2.5 GHz de ancho de banda se pudieran observar líneas de NH_3 pertenecientes a distintas transiciones simultáneamente. La anchura del haz del telescopio a la mitad de la potencia (HPBW) para estas frecuencias es de $40''$ (banda Q) y $80''$ (banda K).

La emisión en el milimétrico de L1544 se caracteriza por líneas moleculares estrechas cuyas anchuras a mitad de la potencia máxima son del orden de 1.0 km s^{-1} . Además, debido a la baja temperatura de la región, solo los niveles menos energéticos de las moléculas son poblados y, por tanto, la densidad de líneas del espectro no es muy elevada. Por estas razones, el método de observación más eficiente sería utilizar la conmutación en frecuencia: por una lado, no se pierde tiempo de integración en la fuente por no tener que desplazarse a una posición de referencia (como en el caso de la conmutación en posición) y, por otro, es improbable que perdamos información sobre las líneas espectrales al realizar la resta de los espectros separados una cierta frecuencia.

Sin embargo, ya que queríamos observar líneas intensas y debido a que teníamos en mente la realización de barridos *on-the-fly* en una determinada dirección, decidimos realizar la observación utilizando conmutación de posición ya que era el método optimizado para este tipo de barridos. Para ello, elegimos la posición de referencia a $(-300'',0)$ con respecto a las coordenadas centrales, una zona donde no se detecta emisión apreciable en $C^{18}O$ (1-0) según los mapas de Tafalla et al. (1998). Las coordenadas de referencia de la posición (0,0) fueron: $\alpha_{2000,0} = 5^h 04^m 17^s.3$, $\delta_{2000,0} = 25^\circ 10' 44''.4$.

Los barridos *on-the-fly* consisten en observar constantemente mientras la antena se mueve en una determinada dirección. Esto permite promediar las observaciones en diferentes intervalos de posición y realizar cartografiados de la región. Tras algunos intentos comprobamos que las observaciones utilizando *on-the-fly* no llegaban a guardarse correctamente por algún error en el software, por lo que se decidió observar la región con otra técnica. En un primer momento pensamos en utilizar el comando *raster*, con el cual la antena también realiza barridos de la fuente en una determinada dirección pero no observa de manera continua sino que se detiene en ciertos puntos de esa dirección y realiza una observación. Al igual que con el *on-the-fly*, comprobamos que este modo de observación no estaba implementado en el software. Finalmente, se decidió observar distintas posiciones de la fuente: la posición (0,0) central más otras 16 posiciones (ver Fig. 11).

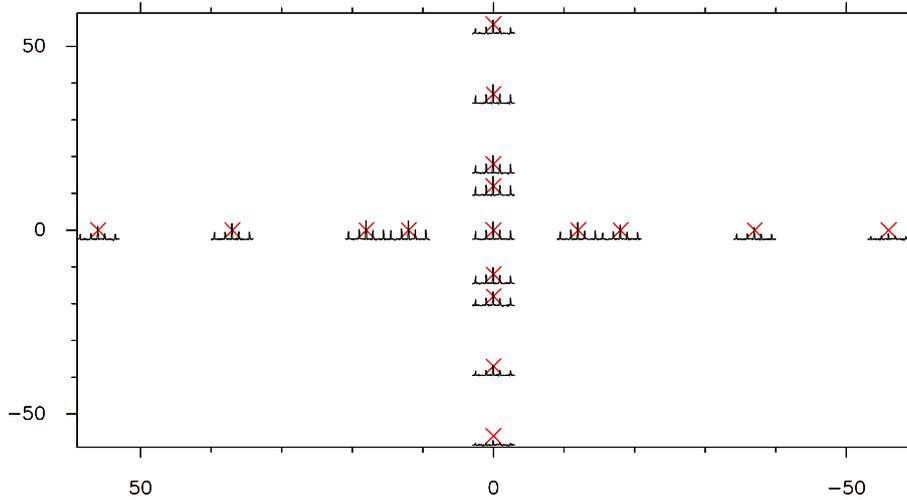


Figura 11: Posiciones observadas de L1544 con la antena de Yebes 40m (cruces en rojo). El eje abcisas y de ordenadas corresponden con $\Delta\alpha$ y $\Delta\delta$, respectivamente, ambos en unidades de $''$. En negro se muestran las líneas de NH_3 (1,1) observadas para cada posición. Estos espectros conservan la misma escala en el eje x (de -17 a 30 km s^{-1} en v_{LSR}) y en el eje y (de -0.14 a 1.4 K en T_A^*).

La calibración de los espectros se realizaba mediante el método de factor Y con la observación de una carga fría (el cielo) y una caliente (absorbente). Los valores típicos de la temperatura del sistema durante las observaciones fueron $\sim 100 \text{ K}$ en la polarización circular a derechas y $\sim 130 \text{ K}$ en la polarización circular a izquierdas para la banda K y $\sim 220 \text{ K}$ (polarización derecha) y $\sim 280 \text{ K}$ (polarización izquierda) en la banda Q. La puntería y el foco se realizaban cada hora y media en pseudo-continuo observando los máseres de SiO $v=1,2$ en IKTAU. Es interesante destacar que nuestra fuente estaba próxima al Sol durante los días de estas observaciones.

Esto se traduce en que la antena (desde las 11:00 h hasta las 16:00 h UTC) estaba apuntando en una dirección en la que la radiación solar incidía de lleno sobre la superficie de la parábola, siendo, además, unos días calurosos donde se alcanzaron temperaturas del orden de 30 grados centígrados. La influencia de este calentamiento de la superficie se reflejaba de manera importante en la calidad de las medidas de la posición de foco y de los errores de puntería. En estas observaciones no se descartó ninguna de las medidas pero se apreciaba una degradación de la calidad de los espectros obtenidos en pseudo-continuo. Este efecto se ha observado en otras ocasiones durante observaciones con el 40m en periodo estival (ver Fig. 12).

```

1;2 IKTAU      SIOPOINT      Y40M-XFFT7R  O:25-MAY-2017 R:25-MAY-2017
RA: 03:53:28.80 DEC: 11:24:21.6 Eq 2000.0 None 0.0° Offs: +0.0 +0.0
Unknown tau: 0.095 Tsys: 120. Time: 30.0sec El: 60.5
N: 67 I0: 29.00      A0: 0.000      Dα: 7.016
FO: 42970.0000      Df: 2.5000E+09 Pos. Ang. : 0.00 Eq

```

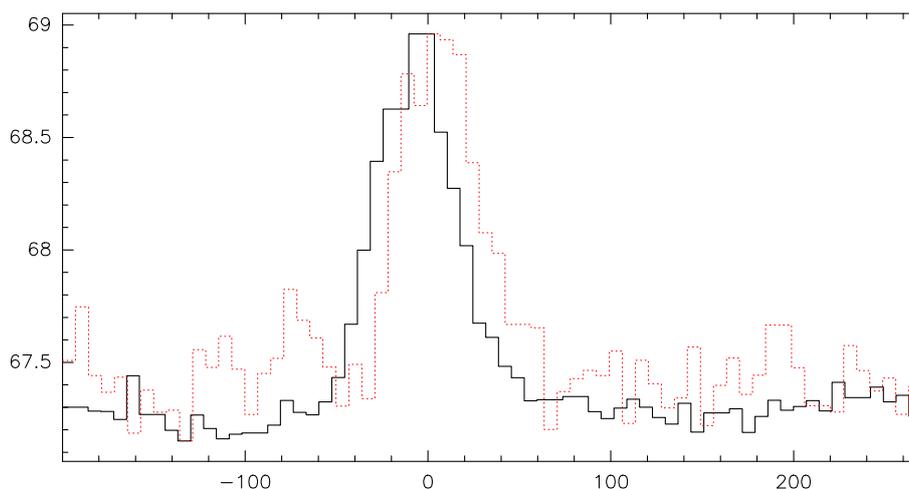


Figura 12: Espectros obtenidos en las observaciones de pseudo-continuo para medir los errores de apuntado. En negro es la medida realizada en torno a las 11:00 h UTC mientras que en rojo se observa la medida sobre las 13:00 UTC. Se puede apreciar una degradación en la calidad de la segunda medida tanto en la forma de la gaussiana como en el ruido de la línea de base.

4.1. Resultados

Durante la toma de datos, lo primero que nos llamó la atención son el gran número de interferencias que se recogen en los datos de la banda K. En la Fig. 13 podemos observar el efecto de las mismas. En el caso de las observaciones que nos ocupan estas interferencias no afectaban a las líneas de interés pues aparecían a frecuencias (o canales) diferentes. Sin embargo, no hay que descartar que este tipo de señales puedan falsear los resultados de una observación: bien porque aparecen justo en la posición de las líneas de estudio, bien porque puedan ser confundidas con emisión (absorción) procedente de la fuente. Por ello, siempre es recomendable revisar los espectros individualmente para detectar estas señales espúreas.

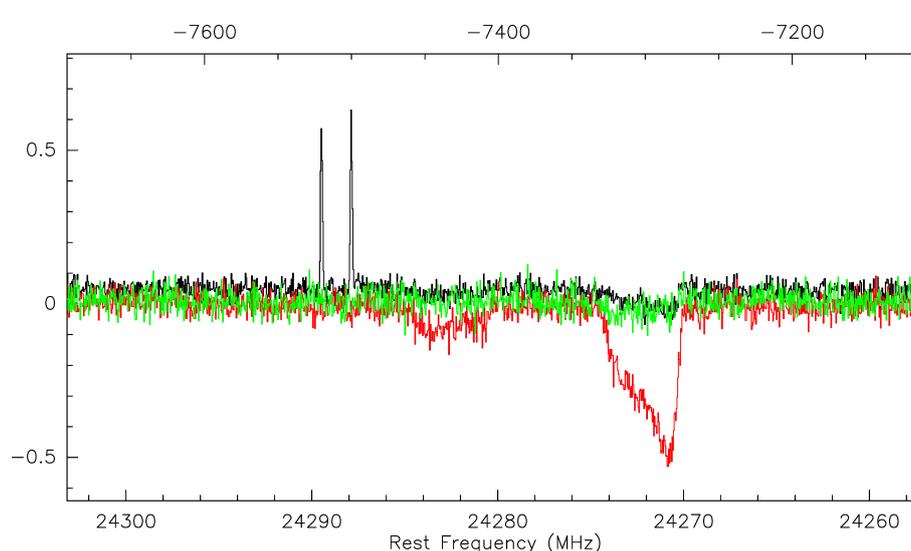


Figura 13: Ejemplo de interferencias recogidas durante las observaciones de L1544. Los espectros muestran el promedio de distintas posiciones a lo largo de toda la observación: en negro la posición (0,0), en rojo la posición (0,12) y en verde la posición (0,18). Las diferencias en estos promedios son debidas a señales espúreas.

En la posición (0,0) y en 21 minutos de tiempo de integración se han identificado líneas pertenecientes a NH_3 (1,1) y NH_3 (2,2) en la banda K y CS (1-0), C^{34}S (1-0), HC_5N (18-17) y CH_3OH (1-0) en la banda Q. En el resto de posiciones se detectan todas estas líneas salvo en las cuatro a $\Delta\alpha$ y $\Delta\delta$ a $\pm 56''$. En estas posiciones se espera que la intensidad de las líneas sea significativamente menor que en la zona central donde la extinción es máxima. En la posición (-56,0) con 18.5 minutos de tiempo de integración se ha llegado a un rms de 30 mK (en unidades de T_A^*), con lo que no se descarta poder detectar las líneas de estas especies con un mayor tiempo de integración sobre la fuente.

En la Tabla 2 se recoge la información sobre los parámetros observacionales de las líneas detectadas en la posición (0,0). Estos parámetros han sido obtenidos con CLASS, programa que pertenece al software GILDAS¹ desarrollado por el Instituto de Radioastronomía Milimétrica (IRAM). Para las líneas de amoníaco se ha utilizado el método de ajuste contenido en CLASS ("method nh3(1,1)" "method nh3(2,2)") que ajusta todas las componentes de estructura hiperfina de la transición simultáneamente y calcula la opacidad. Para el resto de las especies se ha ajustado la línea a una gaussiana ("method gauss"). Para el cálculo de la velocidad radial hemos introducido las frecuencias en reposo de las transiciones involucradas que se pueden encontrar en los catálogos de espectroscopía molecular².

¹<https://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS/>

²Ver, por ejemplo, <http://www.cv.nrao.edu/php/splat/> que recoge la información de varios catálogos.

Especie	Transición $J''-J'$	Frecuencia reposito [MHz]	v_{LSR} [km s ⁻¹]	v_{FWHM} [km s ⁻¹]	Área línea [K km s ⁻¹]	Opacidad	Notas
NH ₃	1-1	23694.495	6.33	0.80	–	2.05	(1)
Effelsberg			7.22	0.82	–	2.94	(1)
NH ₃	2-2	23722.633	6.34±0.06	0.80±0.09	–	0.1±0.8	(2)
Effelsberg			7.23	0.32	–	1.84	(3)
CS	1-0	48990.957	6.88±0.02	0.36±0.04	0.27±0.02	–	
C ³⁴ S	1-0	48206.942	6.96±0.02	0.3±0.2	0.095±0.013	–	
HC ₅ N	18-17	47927.274	6.95±0.02	0.234±0.009	0.28±0.02	–	
CH ₃ OH	1-0	48372.460	6.96±0.03	0.41±0.06	0.13±0.02	–	

Cuadro 2: (1): Debido al ajuste simultáneo de todas las componentes de estructura hiperfina y apareciendo todas ellas con una S/N elevada, el error estadístico del ajuste aportado por class es menor que la última cifra significativa del valor por lo que presentamos el resultado sin error.

(2): Solo una componente está por encima de 3σ .

(3): Ajuste realizado con datos de una resolución espectral de 0.05 km s^{-1} .

4.1.1. Errores en la velocidad radial

En este primer análisis lo primero que nos llamó la atención fueron las velocidades radiales a las que aparecían los centroides de las líneas. L1544 es una fuente con líneas muy estrechas y la v_{LSR} a la que aparecen las líneas de ciertas moléculas, como en el caso de NH₃, está muy bien definida y corresponde con 7.2 km s^{-1} . Según este valor se observa una discrepancia en las líneas de amoníaco de alrededor de 0.9 km s^{-1} . Además, las observaciones del 40m pueden ser comparadas con aquellas realizadas con el radiotelescopio de Effelsberg por Tafalla et al. (2002). Para comparar la posición del centroide de las líneas hemos tomado las observaciones de la posición más cercana a nuestra posición (0,0) disponibles con este telescopio y hemos degradado la resolución espectral de estos datos hasta obtener 39 kHz de resolución (no se pierde información sobre la v_{LSR}). La diferencia en posiciones es menor de $3''$ en ambas direcciones, de manera que teniendo en cuenta que el haz del 100m a la frecuencia del NH₃ es en torno a $40''$, la diferencia que se encuentra en v_{LSR} no puede ser debida a distintas componentes del gas. En la Fig. 14 se muestra el resultado de esta comparación.

El ajuste de las líneas de NH₃ de los datos de Effelsberg realizado con el software CLASS se muestra en la Tabla 2. Observamos la misma discrepancia en velocidad para la línea (2,2) de amoníaco. Con esta comparación comprobamos cómo existe un pequeño error en el cálculo de la velocidad radial en el procesamiento de datos al menos en banda K.

Los resultados de los ajustes gaussianos muestran que en banda Q el error en la velocidad radial puede ser del orden de 0.2 o 0.3 km s^{-1} . Sin embargo, no disponemos de datos con los que comparar estas observaciones y el resultado es más incierto. En Tafalla et al. (2002) se muestra una línea de CS $J=2-1$ que aparece autoabsorbida. Comparando esta emisión con nuestras observaciones de CS y C³⁴S $J=1-0$, encontramos que la transición 1-0 de CS y C³⁴ observadas con el 40m aparecen en la posición de una de las “componentes” de la línea de CS 2-1 observada con el FCRAO (ver Fig. 15).

Observaciones de H₂CO recogidas en Tafalla et al. (1998) muestran cómo en ciertas es-

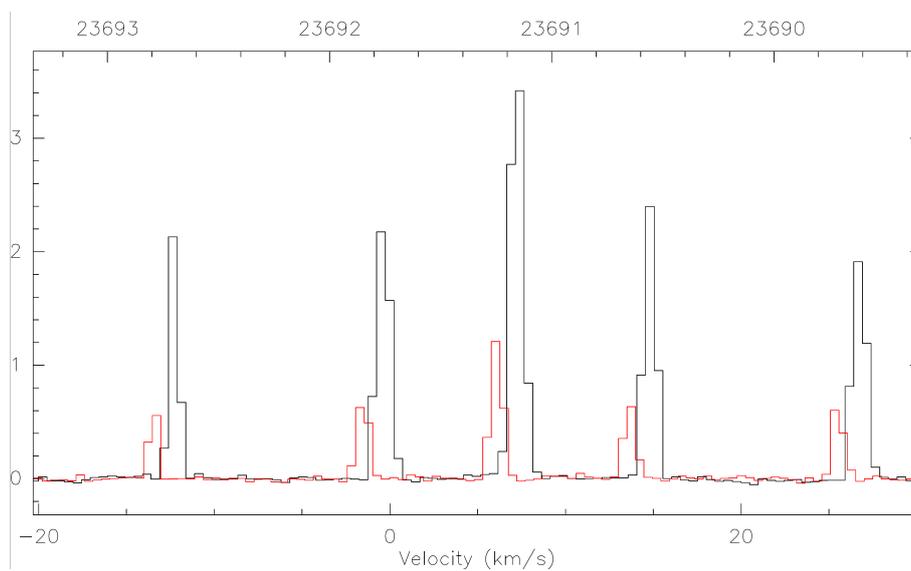


Figura 14: Observaciones de NH_3 (1,1) obtenidas con el radiotelescopio de Effelsberg de 100m (en negro, escala de intensidades de T_{MB}) y con el radiotelescopio de Yebes de 40m (en rojo, escala de intensidades de T_A^*).

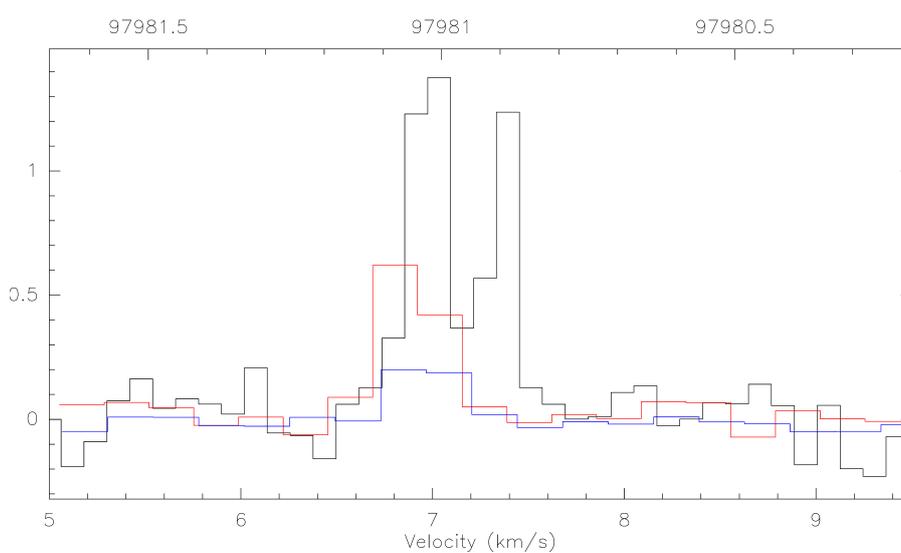


Figura 15: Observaciones de CS (2-1) obtenidas con el FCRAO (en negro, escala de intensidades de T_{MB}), de CS (1-0) con el radiotelescopio de Yebes de 40m (en rojo, escala de intensidades de T_A^*) y de C^{34}S (1-0) con el radiotelescopio de Yebes de 40m (en azul, escala de intensidades de T_A^*).

pecies es posible que la autoabsorción llegue a ser tan intensa que una de las “componentes” desaparezca y solo veamos una línea. Este podría ser el caso de CS (1-0) pues se espera que las líneas de esta transición sean muy opacas. Sin embargo, no es probable que esto también fuera observado con el C³⁴S. En conclusión, si bien el error de velocidad en banda Q puede ser incierto, la uniformidad de v_{LSR} obtenidas para las distintas líneas observadas en esta banda sugiere que el procesamiento de datos del 40m arroja un error de 0.2 o 0.3 km s⁻¹ en las velocidades radiales en banda Q.

Este análisis nos indica que este error encontrado es dependiente de la frecuencia de observación. Hemos pensado que un buen test sería observar NNH⁺ a 3 mm (93173.39865 MHz) pues se pueden comparar los resultados con los mapas obtenidos con el radiotelescopio de IRAM de 30m de Tafalla et al. (2002). Además, comprobaríamos si al subir en frecuencia este error sigue variando. De manera adicional, otras pruebas serían interesantes para poder encontrar los motivos de esta discrepancia, como por ejemplo observar las líneas del amoníaco (1,1) centradas en la banda y sin centrar.

5. Conclusiones globales

Estas observaciones nos han dado la oportunidad de familiarizarnos con el radiotelescopio de Yebes de 40m. En primer lugar, nos gustaría destacar su versatilidad en diferentes frentes: por un lado, la antena es capaz de observar una amplia gama de frecuencias y, por otro, además de poder realizar observaciones de VLBI se ha demostrado el potencial del telescopio para observaciones de antena única. Las observaciones de fuentes diversas planeadas durante estas prácticas han sido realizadas con éxito.

En esta primera toma de contacto podemos destacar diversas conclusiones y resultados. Algunos de ellos se plantean como puntos en los que trabajar en el futuro:

- Una vez demostrada la capacidad de la antena para detectar líneas intensas en un escaso tiempo de integración, surge la necesidad de implementar observaciones *on-the-fly* para la realización de mapas a gran escala de diversas fuentes galácticas. Esta implementación se llevará a cabo próximamente.
- Plantear la pérdida de eficiencia de la antena en observaciones diurnas durante el periodo estival y optimizar las observaciones en estas fechas.
- Realización de pruebas que arrojen luz sobre el error detectado en el cálculo de la velocidad radial durante el procesamiento de datos.
- Uno de los resultados más interesantes de cara al futuro es que se ha demostrado la posibilidad de observaciones extragalácticas.
- En este trabajo se ha estimado la eficiencia a 45 GHz en torno al 25 %. Esto coincide con medidas actuales realizadas por M. Rodríguez, P. de Vicente, y M. Gómez-Garrido. Este es uno de los puntos más débiles observados del telescopio. En estas frecuencias se espera eficiencias de al menos el 50 %. Esta degradación de la eficiencia supone un serio problema a la hora de realizar observaciones que requieran llegar a niveles de ruido muy bajos.

- Se ha estimado, mediante la comparación con observaciones previas, una caída de sensibilidad de $\sim 10\%$ al usar simultáneamente los front-ends de 22 y 45 GHz frente a observar únicamente a 45 GHz. Este problema puede proceder de un error en el software que estima la opacidad cuando se realizan observaciones simultáneas y podría haber sido corregido, a fecha de este informe (Rodríguez et al. 2017).
- Se ha comprobado que el ruido de la señal disminuye con el cuadrado del tiempo de integración. Esto demuestra el buen comportamiento del telescopio, sin haber hallado efectos sistemáticos que impidan mejorar sustancialmente las observaciones a base de prolongar el tiempo de observación.
- El radiotelescopio de 40m permite la observación de fuentes galácticas intensas (estrellas evolucionadas y nubes moleculares) de manera eficiente y en amplios rangos de frecuencia. Con la próxima mejora de los espectrógrafos, estas observaciones serán las que haya que explotar en mayor medida de cara al futuro.

Referencias

- [1] Alcolea, J., Bujarrabal, V. & Gómez-González, J., 1990, *A&A*, 231, 431
- [2] Bujarrabal, V., et al., Planesas, P., & del Romero, A., 1987, *A&A*, 175, 164
- [3] Caselli, P., Keto, E., Bergin, E. A. et al., 2012, *ApJL*, 759, L37
- [4] Cho, S. H., & Kim, J., 2012, *Astronomical Journal*, 144, 129
- [5] Desmurs, J.-F., Bujarrabal, V., Lindqvist, M., et al., 2014, *A&A*, 565, 127
- [6] de Vicente, P., Bujarrabal, V., Díaz-Pulido, A., et al., 2016, *A&A*, 589, 74
- [7] Elias, J. H., 1978, *ApJ*, 224, 857
- [8] Gao, Y., Solomon, P. M., 2004, *APJSS*, vol. 152
- [9] Paglione, T. A. D., Tosaki, T., Jackson, J. M., 1995, *ApJ*, vol. 454
- [10] Pardo, J. R., Cernicharo, J., Gonzalez-Alfonso, E., & Bujarrabal, V., 1998, *A&A*, 329, 219
- [11] Pardo, J. R., Alcolea, J., Bujarrabal, V., et al. 2004, *A&A*, 424, 145
- [12] Rodríguez, M., Gómez-Garrido, M., & de Vicente, P., 2017, IT -CDT/OAN 2017-12
- [13] Tafalla, M., Mardones, D., Myers, P. C., et al., 1998, *ApJ*, 504, 900
- [14] Tafalla, M., Myers, C. P., Caselli, P., et al., 2002, *ApJ*, 596, 815
- [15] Ward-Thompson, D., Motte, F., & André, P. 1999, *MNRAS*, 305, 143